XIV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ

31 Ağustos - 4 Eylül 2004 KAYSERİ

ERCİYES ÜNİVERSİTESİ
FEN-EDEBİYAT FAKÜLTESİ
ASTRONOMİ ve UZAY BİLİMLERİ BÖLÜMÜ

Bilim Kurulu

Berahitdin ALBAYRAK, Osman DEMİRCAN,
Cafer İBANOĞLU, Adnan ÖKTEN,
Ferhat Fikri ÖZEREN

Düzenleme Kurulu

İnci AKKAYA, İbrahim KÜÇÜK,
Ferhat Fikri ÖZEREN, İsmail YUSİFOV

KayseriNet.Com

http://astronomi.erciyes.edu.tr/ulusast.html

uak2004@erciyes.edu.tr

III. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

4 Eylül 2004 KAYSERİ

ERCİYES ÜNİVERSİTESİ ASTRONOMİ KULÜBÜ

ASTER

Bilim Kurulu

Berahitdin ALBAYRAK, Osman DEMİRCAN,
Cafer İBANOĞLU, Adnan ÖKTEN,
Ferhat Fikri ÖZEREN

Düzenleme Kurulu

Nazlı D.DAĞTEKİN, Göktuğ MUSAOĞLU,
Tuğbanur SÖNMEZ, İsmail A.YANAR, Mustafa K. YILDIZ
İnci AKKAYA, İbrahim KÜÇÜK

KayseriNet.Com

http://aster.erciyes.edu.tr/kongre.html

aster@erciyes.edu.tr

YAYIN YILI ve YERİ: 2007 KAYSERİ

ÖNSÖZ

2002 yılında yapılan XIII. Ulusal Astronomi Kongresi'nin son gününde, geleneksel olarak yaptığımız, tüm katılımcıların isteği ve oyu ile XIV. Ulusal Astronomi ve III. Ulusal Öğrenci Kongresi'nin gerçekleştirilmesi görevi bizlere verilmişti.

Bu bizim için oldukça onurlandırıcı ancak, itiraf etmeliyiz ki, aynı zamanda biraz da zor bir görev oldu. Bölümümüz 1999 yılında kurulmuş ve 2002 yılında olmamıza rağmen henüz öğretim elemanı kadromuz çok eksikti ve öğrenci alınmamış, eğitim öğretime başlamamıştık. Ama yine de bize layık görülen bu görevi büyük bir içtenlikle, küçük bir ürperti eşliğinde, kabul ettik. Önümüzde iki yıl gibi bir süre vardı ve hazırlanabilirdik. Bizde çalışmaya başladık.

Bu kongremizi başarılı kılan, birbiri ile ayrıymış gibi gözüken ancak kesinlikle son anına kadar işlerin düzenli bir şekilde yürümesini sağlayan çok çeşitli unsurlar olmuştur. Onları bu önsözde ayrı ayrı belirtmek istiyoruz.

Kanımızca, her ne kadar bir kongre veya herhangi bir bilimsel toplantının genel yapısı ve konuları belli olsa bile, toplantı anına kadar yapılması gereken ve katılımcılar tarafından pek de fark edilmeyen pek çok süreç vardır. Ancak hemen belirtmemiz gerekir ki bu konuda da oldukça güzel destekler aldık.

Her şeyden önce, bilim komisyonu üyelerinin verimli bir şekilde çalışabilmesi toplantının bilimsel akışı ve düzeyi ile yakından ilgiliydi. Bu yüzden bilim komisyonu üyelerine burada ayrı ayrı teşekkür ederiz.

Kongremizi gerçekleştirme anına kadar ve daha sonra da katılımcıları her an bilgilendirmek için iyi bir iletişim ağı kurmak gerekti. Bunu hem e-mektup ve hem de klasik posta yöntemi ile eş zamanlı olarak yapmaya çalıştık.

Bu noktada ise şansımız kongre tarihinden yaklaşık bir yıl önce bizlere katılan birinci sınıf öğrencilerimiz oldu. Kongre başlamadan önceki öğretim döneminde, tüm derslerde yeri geldikçe ne tür bir kongre düzenleyeceğimizi kendilerine anlatıp, yardımlarını istedik. Bunu istememizin pek çok nedeni vardı. Her şeyden önce, astronomi gibi özel bir alanda aldıkları ilk eğitim yılının sonunda, eğitim görecekleri alanda çalışan profesyonel düzeyde bir grup ve diğer üniversitelerden gelecek olan öğrenciler ile karşılaşacaklardı. Bu herkesin de takdir edeceği gibi, onlar için büyük bir fırsat olacaktı. Bunu onların yol göstericileri olarak, onların mesleki eğitimlerinin bir parçası olarak düşündük. Ama itiraf etmeliyiz ki, iyi ve nitelikli hizmet gücüne de ihtiyacımız vardı ve kongre süresince inanılmaz bir şekilde çalıştılar. Misafirlerimizin kayıtları, onların sorunları ile ilgilenmeleri, sunumların zamanında ve yerinde gerçekleştirilmesi ve benzeri pek çok teknik olayın aşılması henüz astronominin "A" sını öğrenmeye başlayan öğrencilerimiz tarafından başarıldı. Hatta diğer bölümlerde yüksek lisans yapan birkaç arkadaşımız da bizlere katıldı.

Aşmamız gereken diğer önemli sorunlardan biri ise ikramların ve gerekli salon hizmetlerinin zamanında yapılması olmuştur. Ama bu konuda da oldukça büyük bir destek aldık. Üniversitemizin ve özellikle Fen Edebiyat Fakültemizin elemanlarının hemen her konudaki destekleri kongremizin başarısında önemli bir rol oynamıştır. Bu yüzden, Dekanımız Prof.Dr. Coşkun ÖNEM'e en içten dileklerimiz ile teşekkür ederiz.

Kongremizin son hazırlık aşamaları üniversitemizde rektörlük seçim zamanlarına ve rektörlük devir teslim anına denk gelmiştir. Ancak bu durumda da yine çok fazla güçlük çekmedik diyebiliriz. Çünkü daha önceki sayın Rektörümüz Prof.Dr. Zeki YILMAZ ve şimdiki sayın Rektörümüz Prof.Dr. Cengiz UTAŞ bizlerin çalışmalarını en içten ve olması gerektiği gibi desteklediler; her iki rektörümüze de teşekkürlerimizi sunarız.

Tüm kongrenin baştan sona düzenli gidebilmesini sağlamak için yapılan her türlü ön çalışmada görünmeyen, ama bize maddi ve manevi desteği ile güç katan, bilim komitesine, çağrılı konuşmacılarımızı destekleyen, ön çalışmalarda gereken tüm maddi harcamaları sağlayan OPTRONİK firmasına sayın Engin KALINYAZGAN nezdinde teşekkürlerimizi bir borç biliriz. Eğer onların hiçbir beklenti ve maddi kazançları olmadan yaptıkları önemli destek olmasa idi, kesinlikle bu kongrenin bilimsel alt yapı çalışmalarını bu denli özgüven ve nitelik ile başaramazdık. Diğer alt yapı olanakları olmasına rağmen, OPTRONİK firmasının bu desteği sayesinde kongrenin bu denli düzenli gitmesi için gerekli ilk şartlar ortaya çıkmıştır.

Kongremizin her günü belirli hocalarımızın anısına ithaf edilmiştir. 1 Eylül 2004 Çarşamba günü Prof.Dr. Nüzhet GÖKDOĞAN, 2 Eylül 2004 Perşembe günü Dr. Janet Mattei AKYÜZ ve 3 Eylül 2007 Cuma günü ise Prof.Dr. Adnan KIRAL hocalarımızın anısına adanmıştır.

Kongre kitabında hem ulusal kongremizin hem de öğrenci kongremizin bildiri ve posterleri sunulmuştur. Bildirilerin kitapdaki sunum sırası kongrede sunum sırasını izlemektedir. Sergilenen ama sunumu yapılmayan ve bize ulaştırılan posterler ise kitabın sonuna eklenmiştir.

Kongrenin bu denli başarılı olmasının en önemli unsuru ise siz değerli katılımcıların olağanüstü katılımı olmuştur. Henüz yeni kurulmuş bir bölüm olmamıza rağmen, böylesine bir katılım ile bizleri varlığınız ile onurlandırdınız ve güçlendirdiniz.

Çok teşekkür ederiz.

Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN
Dr. İbrahim KÜÇÜK

Kayseri 2007

Katılımcının SOYADI	ADI	KURUMU
AK	Hasan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AK	Serap	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AK	Tansel	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri,
AKAN	M. Can	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKARSU	Özgür	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKBABA	Ülkü	Ege Üniversitesi, FenFakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKBAŞ	Ebru	Ege Üniversitesi, FenFakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKBULUT	Pınar	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKKAYA	İnci	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKSAKER	Nazım	Çukurova Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
AKSU	Ozan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AKYÜZ	Aysun	Çukurova Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
ALBAYRAK	Berahitdin	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ALİŞ	Sinan	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ALPAR	M. Ali	Sabancı Üniversitesi, Doğa ve Yaşam Bilimleri Fakültesi
ASLAN	Zeki	Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi)
ATAÇ	Tamer	Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi
ATAMER	Hakkı Barış	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AVCI	Ahmet	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AYDIN	Cemal	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
AYDIN	Emre	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü - ASART
AYKUTALP	Ayçin	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
BAKIŞ	Hicran	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
BAKIŞ	Volkan	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
BALOĞLU	Ali Rıza	İstanbul Büyükşehir Belediyesi Projeler Daire Başkanlığı
BAŞAL	Mevlana	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
BAŞTÜRK	Özgür	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
BENCAN	Çınar	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
BİLİR	Selçuk	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
BÖCEK	Gamze	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
BOSTANCI	Z. Funda	Istanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
BOZKURT	Zeynep	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
BULUT	İbrahim	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
ÇAKIROĞLU	Yasin	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÇALIŞKAN	Şeyma	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÇALOĞLU	Burcu	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÇAVUŞ	Hüseyin	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
ÇAY	İpek H.	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÇAY	M. Taşkın	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÇETİN	Hülya	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri
ÇETİNTAŞ	Cem	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÇİFTÇİ	Nilva	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
CİVELEK	Erbil	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
ÇOLAK	Tolga	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DAĞTEKİN	Nazlı Derya	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DAL	Hasan Ali	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölmü
DANIŞAN	Gaye	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DEĞİRMENCİ	Ömer Lütfi	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DEMİRCAN	Osman	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
DEMİRCAN	Yahya	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Katılımcının SOYADI	ADI	KURUMU
DERVİŞOĞLU	Ahmet	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DEVLEN	Ahmet	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DOĞAN	Suzan	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
DOĞAN	Tuncay	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EKER	Zeki	King Saund University Physics and Astronomy
EKMEKÇİ	Fehmi	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ELMASLI	Aslı	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EMANET	Nazlı	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EMİNOĞLU	Fatma Başak	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EMİR	İlknur	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EMREM	Yılmaz	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ENGİN	Mehmet Fatih	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ERDEMLİ	Yıldız	Çukurova Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
ERDEVE	Işıl	İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ERGENÇOĞLU	Tahir	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ESENOĞLU	Hasan	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EVREN	Serdar	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
EZBER	İrem	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
FİLİZ	Nurten	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GENÇOĞLU	Gülizar	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GİRGİN	Can Buğra	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÖĞÜŞ	Ersin	Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi
GÖK	Fatma	Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
GÖKAY	H. Gökhan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÖKÇE	Deniz Birol	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜÇSAV	Burak Bülent	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
GÜLMEN	Ömür	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜLNAZ	Gülhan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜLSEÇEN	Hulusi	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜLTEKİN	Asuman	Istanbul Üniversitesi, FenBilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜLTEKİN	Özgür	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜN	Gülnur Ikis	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
GÜNALTAY	Büşra	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜNGÖR	Can	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜREL	Zeynep	Marmara Üniversitesi, Atatürk Eğitim Fakültesi, Fizik Eğitimi Ana Bilim Dalı
GÜROL	Birol	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
GÜVER	Tolga	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
HARMANLIO	Havva	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
İBANOĞLU	Cafer	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
İLTER	Uğur	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
İNALÖZ	Ayşe	Telekomunikasyon Kurumu Uluslar Arasi Iliskiler AB ile Koordinasyon
IŞIK	Emre	Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
KABADAYI	Özge	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
KALAYCIOĞULLARI	İnan	Ankara Üniversitesi, Bilim Tarihi Anabilimdalı
KALKANCI	İmir	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KALOMENİ	Belinda	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KANDEMİR	Gülçin	İstanbul Teknik Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
KARA	Arzu	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KARAALİ	Salih	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KARATAŞ	Yüksel	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Katılımcının SOYADI	ADI	KURUMU
KAYA	Funda	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KESKİN	Mehmet Mustafa	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KESKİN	Varol	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KİLERCİ	Ece	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KILINÇ	Can Battal	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KIRAN	Evrim	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KIRBIYIK	Halil	Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
KIZILOĞLU	Ümit	Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
KOÇAK	Murat	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Elektronik-Ar-ge
KOÇAK	Serdar	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KOÇER	Dursun	Istanbul Kültür Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
KÖSEMEN	Serdal	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
KUMDAKCI	Filiz	Deniz Lisesi Komutanlığı Fen Dersleri Bölüm Başkanlığı
KUMDAKÇI	Mustafa	Deniz Lisesi Komutanlığı Fen Dersleri Bölüm Başkanlığı
KURU	Ersan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
KÜÇÜK	İbrahim	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
MUSAOĞLU	Göktuğ	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
MÜYESSEROĞLU	Zekeriya	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
NURANOĞLU	F. Hassan	Çukurova Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
ÖKE	Ozan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi veUzay Bilimleri Bölümü
OKLAY	Nilda	İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
OKTAY	Taylan	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi veUzay Bilimleri Bölümü
ÖKTEN	Adnan	Istanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖNAL	Özgecan	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZAVCI	İbrahim	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZBEK	Esin Esra	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZBEK	Nalan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZDARCAN	Orkun	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümleri
ÖZEL	Nesibe	Orta Dogu Teknik Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
ÖZEREN	Ferhat Fikri	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZIŞIK	Tuncay	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
ÖZKAN	Deniz	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZKAN	M. Türker	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ÖZKAN	Volkan	Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
ÖZKARDEŞ	Burcu	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
ÖZTÜRKMEN	Halil Özgür	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
PEKEROĞLU	Elif	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
PEKÜNLÜ	Esat Rennan	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ŞAHAN	Muhittin	Çukurova Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
ŞAHİN	Özlem	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SARIKAYA	Mikail	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ŞAŞMAZ	Sinem	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SAYGAÇ	A. Talat	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SELAM	Selim O.	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri
ŞENAVCI	Hakan Volkan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ŞENER	H. Tuğça	Ankara Üniveristesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SEVGİN	Mehmet	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SEZER	Cengiz	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SİPAHİ	Esin	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SIRMA	Melihat	Istanbul Üniveristesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Katılımcının SOYADI	ADI	KURUMU
SONBAŞ	Eda	Çukurova Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
SÖNMEZ	Tuğba Nur	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
SÖZEN	M.Engin	Boğaziçi Üniverstesi Kandilli Rasathanesi
TAGAY	Orhan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TANRIVER	Mehmet	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TANRIVERDİ	Taner	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TAŞ	Günay	Ege Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi veUzay Bilimleri Bölümü
TEKER	Aysegül F.	Istanbul Kültür Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü
TELLİ	Nurcan	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TIĞRAK	Esra	EgeÜniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TOPÇU	A. Türker	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TOPSAKAL	Erdinç	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TUNÇ	Tuğba	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TUNCA	Zeynel	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi)
TUNÇEL	Sabiha	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
TURHANOĞLU	Barkın	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
ULUSOY	Ceren	Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ULUYAZI	Cem	İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
UNAT	Yavuz	Ankara Üniversitesi, Bilim Tarihi Anabilimdalı
ÜNAL	Burcu	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
YAKUT	Kadri	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YANAR	İsmail Ayvaz	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YELKENCİ	Korhan	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü-ASART
YENER	Emine Ece	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YEŞİLYAPRAK	Hülya	Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü, Astronomi Bölümü
YİĞEN	Serhan	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YILDIZ	Devrim	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YILDIZ	Mustafa Kürşat	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YILDIZ	Mutlu	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YILDIZ	Umut	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YILMAZ	Melek	Kadir Has Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Fizik Bölümü
YILMAZ	Mesut	Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YÜCE	Kutluay	Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YÜCEER	Ayşe Yadikar	Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
YURDAKUL	Süreya	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
YUSİFOV	İsmail	Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ZENGİN	Dicle	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Kongre Programı

31 AĞUSTOS 2004 Salı

08:00-09:00 Kayıt

09:00-10:00 Açılış

10:00-10:30 ÇAY ARASI

I. Oturum (Güneş ve Yıldızlar Bilgisi)

Oturum Başkanı : Prof. Dr. Osman DEMİRCAN

10:30-11:30 ÇAĞRILI BİLDİRİ
Güneş için Bulut Fakula Modelleri
Zeki EKER 19
11:30-11:50 Beyaz Işık Spekl Yönteminin Uygulanması
Asuman GÜLTEKİN 26
11:50-12:10 Güneş'in Kromosfer Tabakasında H_α Spektral Çizgisinde Gözlenen İnce Yapıların Fiziği
Nurol AL (Fu*nda BOSTANCI* tarafından sunumu yapılmıştır.*)* 30
12:10-12:30 Güneş Çevrimi Etkinliğine Genel Bakış
Tamer ATAÇ 35
12:30-12:50 Fotosferik Hareketlerin Tayfsal Yansımaları
Mevlana BAŞAL 43

12:50-14:00 YEMEK ARASI

Oturum Başkanı : Prof.Dr. Zeki ASLAN

14:00-14:20 Yıldız Astrofiziğine Yeni Bir Kavram Önerisi – Etkin Kütle
Mutlu YILDIZ 50
14:20-14:35 LO Pegasi'nin Yüzey Özelliklerindeki Hızlı Değişimler
Hasan Ali DAL 54
14:35-14:50 V2109 Yıldızının Salınımları
Nesibe ÖZEL 58
14:50-15:10 Yıldızlarda Kütle Çekim Potansiyel Tedirginliğinde Çapsal ve Çapsal Olmayan Salınımlar
Nesibe ÖZEL
15:10-15:30 Yarı Düzenli Değişen (SR) Yıldızlarının Periyod-Parlaklık Bağıntıları ve Eğim-Dalgaboyu Bağıntısı
Cahit YEŞİLYAPRAK (Zeki ASLAN tarafından sunumu yapılmıştır.*)* 62

15:30-16:00 ÇAY ARASI

16:00-16:20 Küçük Kütleli Yıldızları Sentetik Fotometrisi
İnci AKKAYA 68
16:20-16:40 Hidrojenin Helyuma Dönüşme Fazı Süresince Opal Hal Denklemi ile Güneşin İç Yapısı ve Evrimi
Ayşen DURMUŞ
16:40-17:00 Atarcaların Sentetik Işınım Gücü Fonksiyonu
İsmail YUSİFOV 72
17:00-17:15 Güneş Zonklamaları ve Manyetik Alanın Zonklama Frekanslarına Etkisi
Hüseyin ÇAVUŞ 78

17:15-17:35 ÇAY ARASI

17:35-17:50 Deneb'in Tayfsal Atlası
Berahitdin ALBAYRAK 83
17:50-18:05 Geç B / Erken A Türü Süper Dev Yıldızları: 4 Lacertae ve Nu Cephei 'nin Tayfsal Analizleri
Kutluay YÜCE 87
18:05-18:20 95 Leo Yıldızının Tayfsal Analizi
Ayşegül TEKER 92

20:00 KONGRE KOKTEYLİ
Akademik ve Personel Yemekhanesi Önü Havuz Başı

1 EYLÜL 2004 Çarşamba (Prof.Dr. Nüzhet GÖKDOĞAN Anısına)

II. Oturum (Bilim Tarihi)
Oturum Başkanı : Prof.Dr. Halil KIRBIYIK

09:00-09:30 Cumhuriyet Döneminde Astronomi Çalışmaları
Yavuz UNAT 97
09:30-09:50 Evrenin Oluşumu ile İlgili Düşünce Modellerinin Araştırılması
Zeynep GÜREL 125
09:50-10:05 Kopernik Kuramının Türkiye'deki Yansımaları
İnan KALAYCIOĞULLARI 130
10:05-10:25 1933-2003 Arası Türkiye'de Astronominin Gelişimi
M.Türker ÖZKAN 141

10:25-10:45 ÇAY ARASI

III. Oturum (Galaktik Yapı ve Kozmoloji)
Oturum Başkanı : Prof.Dr. Salih KARAALİ

10:45-11:45 ÇAĞRILI BİLDİRİ
Aktif Kromosferli Ayrık Çift Yıldızların Kinematiği ve Çift Yıldızların Evriminde Periyot Azalmasının Delilleri
Yüksel KARATAŞ 146
11:45-12:05 W UMa Kinematiği ve İki Oluşum Senaryosu
Selçuk BİLİR 156
12:05-12:20 Galaksi Merkezine Zıt Doğrultuda Galaktik Yapı Parametreleri
Serap AK 162
12:20-12:35 Seyfert Galaksilerinin Merkezi Bölgeleri
Uğur İLTER 167
12:35-12:50 Astrofizikte Çözülmemiş Temel Problemlerden G ve Λ'nın Değişimi
Özgür AKARSU 172

12:50-14:00 YEMEK ARASI

III. Oturumun Devamı
Oturum Başkanı : Doç.Dr. Berahitdin ALBAYRAK

14:00-14:20 Sloan Fotometrisine ait Yeni Dönüşüm Formülleri ve Geliştirilmiş Metallilik Kalibrasyonu ile Fotometrik Paralaks Denklemleri
Salih KARAALİ 178
14:20-14:40 TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde S-DIMM ile Gündüz Görüş Gözlemleri : İlk Sonuçlar
Tansel AK 183
14:40-15:00 DEFPOS Kullanılarak Galaktik ve Atmosferik Balmer-Alfa Işınımın Ölçülmesi
Muhittin ŞAHAN 188
15:00-15:20 TUG 1.5 m'lik Teleskopu ile Yakın Sarmal Galaksilerde Süpernova Kalıntılarının Araştırılması
Aysun AKYÜZ 193
15:20-15:35 Yer'e Yakın Yörünge Uyduları ve BİLSAT
Ayşe İNALÖZ 198
15:35-15:50 DEFPOS Verilerinin Parlaklık Ayarlaması
Nazım AKSEKER 205
15:50-16:05 ERT-5 Radyo Teleskopunun Teknik Özellikleri
İsmail YUSİFOV
16:05-16:20 Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde Yürütülen Bilimsel Araştırmalar
Funda KAYA 210

16:20-16:50 ÇAY ARASI

IV. Oturum (Gözlemevi Çalışmaları)
Oturum Başkanı : Prof.Dr. Dursun KOÇER

16:50-18:10 *TUG'da Son Gelişmeler
Zeki ASLAN 213
*TUG RTT-150 Teleskopu Kubbesinin Otomasyonu
Varol KESKİN 217
*TUG Meteoroloji Sistemi
Murat KOÇAK 220
*TUG Gözlem Koşulları İstatistiği
Zeki ASLAN 224
*TUG RTT-150 Coude Echelle Tayfçekeri ile Yapılan Deneme Gözlemlerinin Niteliği
Emre IŞIK 228

2 EYLÜL 2004 Perşembe (Dr. Janet Mattei AKYÜZ anısına)

V. Oturum (Yakın Çift Yıldızlar)
Oturum Başkanı : Prof.Dr. Cafer İBANOĞLU

09:00-10:00 ÇAĞRILI BİLDİRİ
Aktif Çift Yıldızlar
Sedar EVREN 234

10:00-10:20 HIPPARCOS Keşfi: W UMa Değen Çiftlerin Anahtar Parametreleri
Selim Osman SELAM 243

10:20-10:35 V776 Cas ve V842 Her Değen Çift Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizi
H. Volkan ŞENAVCI 249

10:35-11:00 ÇAY ARASI

11:00-11:15 AR Aur ve UV Leo Çift Sistemlerinin Dönem Değişimi
Aslı ELMASLI 254

11:15-11:30 NN Vir ve V351 Peg'in Fotometrik Analizi
Mesut YILMAZ 259

11:30-11:45 LO And'ın İlk Işık Eğrisi ve Dönem Analizi
Birol GÜROL 264

11:45-12:00 SW Lac'ın Üç Yıllık Işık Eğrisi Değişimi
Taner TANRIVERDİ 269

12:00-12:15 EE Cet Değen Dizgesinin Salt Ögeleri
C. Muzaffer ÇAMURDAN 274

12:15-12:30 CK Bootes'in 28 Yıllık Öyküsü
Rahşan KALCI 278

13:00-14:00 YEMEK ARASI

14:00-23:00 KAPADOKYA GEZİSİ ve KONGRE YEMEĞİ

3 EYLÜL 2004 Cuma (Prof. Dr. Adnan KIRAL Anısına)

V. Oturumun Devamı (Yakın Çift Yıldızlar)
Oturum Başkanı : Prof.Dr. Ömür GÜLMEN

08:55-09:15 Güner Omay PAŞA'ya plaket takdimi

09:15-09:30 Çoklu Sistem XY Leonis'in Astrometrik Çözümü
Volkan BAKIŞ.....285

09:30-09:45 Aşırı Değen Çift Yıldız V829 Hercules
Ahmet ERDEM(*Burcu ÖZKARDEŞ* tarafından sunulmuştur).....288

09:45-10:05 Değen Çiftlerin Gözlenen Özellikleri
Zekeriya MÜYESSEROĞLU

10:05-10:25 Değen Çift Yıldızların Yapısı ve Evrimi I: Geri Tür Değen Sistemler
Kadri YAKUT.....294

10:25-10:45 Değen Dizgelerin Parametreleri Arasındaki İlişki
Dicle ZENGİN.....299

10:45-11:05 V401 Lacertae'nın Işık Eğrisi ve Eksen Dönmesi Analizi
İbrahim BULUT.....305

11:05-11:30 ÇAY ARASI

11:30-11:45 DM UMa Lekesiz Parlaklığına mı Ulaştı?
Günay TAŞ.....309

11:45-12:00 HD 95595 Yıldızının YEC Işıkölçümü
Ahmet DEVLEN

12:00-12:15 Beta Cephei Türü Değişen BW Vul'un Işık Ölçümü
Ceren ULUSOY.....315

12:15-12:35 Beyaz Cüce Bileşenli V471 Tauri'nin 30 Yıllık Gözlemleri
Cafer İBANOĞLU.....320

12:35-12:55 Sıcak Altcüce Bileşenli FF Aquari'nin 2002-2003 UBVR Işık Ölçümü
Esin SİPAHİ.....324

12:55-14:00 YEMEK ARASI

V. Oturumun Devamı
Oturum Başkanı : Prof. Dr. Rennan PEKÜNLÜ

14:00-14:15 AM Leo ve TX Her Çift Sistemlerinin Dönem Değişimi
İbrahim ÖZAVCI.....329

14:15-14:35 Toplanma Disklerinde Manyetik Dönme Kararsızlığı Üzerindeki Sonlu Larmor Yarıçapı Etkisi
Ebru AKBAŞ.....333

14:35-14:50 YY Gem Çift Yıldız Dizgesinin Flare Davranışı
Esra TIĞRAK.....337

14:50-15:10 Eksen Dönmesi Gösteren Çiftlerde Bazı Gözlemsel İlişkiler
Ömer Lütfü DEĞİRMENCİ.....341

15:10-15:25 HS Her Örten Çift Sisteminin UBV Fotometrisi ve Dönem Analizi
Zeynep BOZKURT.....347

15:25-16:00 ÇAY ARASI

16:00-16:15 AM Herculis Sisteminde Flickering
Belinda KALOMENİ.....352
16:15-16:35 Z Cam Türü Cüce Novaların Duraksama Özellikleri
Sinan ALİŞ.....357
16:35-16:50 U Gem'in Yığılma Diski Özellikleri
Cem ULUYAZI 362
16:50-17:10 XTE J1908+094 Adlı Kara Delik Adayı Sistemin X-Işını Tayf ve Zamanlama Özellikleri
Ersin GÖGÜŞ.....367
17:10-17:25 Klasik Nova XX Tau'nun Zarf Gözlemleri
Hasan H. ESENOĞLU 372

4 EYLÜL 2004 Cumartesi

VI. Oturum (Poster Sunumları)

Oturum Başkanı : Prof.Dr. Adnan ÖKTEN

09:00-09:05 ROTSE Projesindeki Son Durum ve ROTSE'nin Türk Astronomlarına Tanıtılması
Ersin GÖĞÜŞ.....377

09:05-09:10 BB Peg Sisteminin Dönem ve Işık Eğrisi Analizi
Cem ÇETİNTAŞ.....378

09:10-09:15 UX Her ve CO Lac Çift Sistemlerinin Dönem Değişimi
Ozan AKSU.....381

09:15-09:20 Hyades'in Çift Yıldızları Üzerine Kuramsal Bir Çalışma: Konvektif Parametrenin Yıldız Kütlesine Olan Bağımlılığı
Mutlu YILDIZ

09:20-09:25 UX Ari'nin 1991-1994 Fotoelektrik Gözlemleri
Fehmi EKMEKÇİ.....383

09:25-09:30 AB Dra, BC UMa ve YY Dra Cüce Novalaarının X-Işın Uydu Verilerinin Analizi
Işıl ERDEVE.....390

09:30-09:35 Epsilon Orionis Süperdev Yıldızının Morötesi Çizgi Tanısı
Serdar KOÇAK.....394

09:35-09:40 2006 Güneş Tutulması'nda Kozmik Işın Şiddet Değişimi
Melek YILMAZ.....399

09:40-09:45 HS Herculis'in Dönem Analizi
Tolga ÇOLAK.....402

9:45-10:15 ÇAY ARASI

VII. Oturum (Öğrenci Bildiri ve Posterleri)

Oturum Başkanı : Yrd.Doç.Dr. İbrahim KÜÇÜK

10:15-10:35 V1123 Tau'nun UBVR Işık Ölçümü
Orkun ÖZDARCAN.....406

10:35-10:55 Ankara Üniversitesi Astronomi Araştırma Topluluğu ASART ve Etkinlikleri
Özgür BAŞTÜRK

10:55-11:15 2004 Venüs Geçişi
İmir KALKANCI.....410

11:15-11:20 RW Tau'nun Işık Eğrileri ve Analizi
Serhan YİĞEN.....414

11:20-11:25 NSV 10892'nin Işık Eğrisi Analizi
Can GÜNGÖR.....419

11:25-11:30 Mira (Omicron Ceti)'nın Işık Eğrisi Analizi
Birol Deniz GÖKÇE.....424

11:30-11:35 CF Tau Çift Yıldızının Dönem Değişimi
Arzu KARA.....429

11:35-11:40 V1388 Ori'nin UBV Işık Ölçümü
Süreyya YURDAKUL

11:40-11:45 ET Boo'nun BV Işıkölçümü
A.Türker TOPÇU

11:45-11:50 SZ Herculis'in Dönem Değişimi
Tuğba TUNÇ

11:50-11:55 RT Per ve BO Vul'a ait Dönem Değişim Analizi
Hülya ÇETİN

11:55-12:00 Kırmızı Kaymalar ve Evrenin Genişlemesi
Yılmaz EMREM.....431

12:00-12:15 KAPANIŞ

Kongre Değerlendirmesi ve Kapanış Konuşması
Prof. Dr. *Cafer İBANOĞL*

POSTER

Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü Mars Gözlemi ve Sonuçları
Metin ALTAN 437

Güneş Gözlemlerinde 2-Boyutlu Spektroskopik Verilere Spekl Rekonstrüksiyon Yönteminin Uygulanması
Zahide Funda Bostancı....442

1.3 ve 1.5$M_{\odot}$ Kütleli Zonklayan Yıldızların Kuramsal Evrim Modelleri
Şeyma ÇALIŞKAN....443

CCD İle Bölgesel Gökyüzü Parlaklığı Ölçümleri Üzerine Bir Deneme
Hasan H. Esenoğlu....449

Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanında Bilişimli Türkçe Konu Başlıkları: Makale Temelli Kişisel Kütüphaneye Bir Uygulama Denemesi
Hasan H. Esenoğlu....453

1RXS J105010 Rosat Kaynağinin Fotometrik İncelenmesi
Fatma Gök....459

Hubble Uzay Teleskopu ile Alınan Tayfların İndirgenmesi
H.Gökhan GÖKAY....463

Türkiye'de Bilim Gazeteciliği ve Amatörlere Yönelik Bir Gökbilim Dergisi
Özgür GÜLTEKİN 466

MHD Dalgalarının Güneştacını Isıtma ve Güneş Rüzgarını İvmelendirmedeki Rolü
Özgür GÜLTEKİN 471

Güneştacı Deliğinin Manyetik Ses Dalgalarıyla Isıtılması
Mehmet Mustafa KESKİN....476

2006: Gün Ortasında Karanlık
Nilda OKLAY....481

UV Lyncis Sisteminin Dönem Problemi
Nalan ÖZBEK....484

TUG-DIMM: TUG yerleşkesi bağımsız görüş sistemi.
Tuncay ÖZIŞIK 488

Gezegensel Halkalar
Özgecan ÖNAL 491

Yarı Düzenli Değişen Yıldızların (SR) Uzun ve Kısa Dönemli Işık Değişimleri ile Periyot Analizleri
Timur ŞAHİN 496

Sıradışı Delta Scuti Türü Değişen: V2129 CYG
Timur ŞAHİN 498

EQ Tauri Örten Çift Sisteminin Dönem Analizi
Gonca SALMAN 500

Gama Işın Patlamaları
Eda SONBAŞ....503

Doppler Görüntüleme Tekniği
Sinem ŞAŞMAZ....508

RW Tauri'nin Işık Eğrileri ve Analizi
Serhan YİĞEN....512

Radyo Emisyon Kaynakları
Tülay ÖZÇAMDALLI....516

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

GÜNEŞ İÇİN BULUT FAKULA MODELLERİ

Zeki Eker
ekerz@yahoo.com

Özet: Güneş diski üstünde lekelerin aksine fotosfere göre parlak bölgeler olarak görünen Güneş fakulaları için önerilmiş kuyu, tepe ve klasik bulut modellerinin özellikleri gözden geçirilmiş ve fakula kontrast ölçümlerini açıklamaktaki yetersizlikleri anlatılmıştır. Fotosferin üstünde paralel düzlem yapılar olarak tasarlanan klasik bulut modeline radyasyon transferi hesabında yüzey yansımaları ilave edilerek, fotosfere göre sıcak veya soğuk, optik olarak ince veya kalın, yüzey yansımalı veya yansımasız gibi yaklaşımlar ile yeni bulut modelleri üretilmiştir. Bu modeller ile hesaplanan disk merkezinden kenarına kadar teorik kontrast egrileri, Frazier (1971) ve Taylor ve ark. (1998) nin kontrast ölçümleri ile karşılaştırılmıştır. Yüzey yansımalı geliştirilmiş bulut modellerinin fiziksel ve fiziksel olmayan şimdiye kadar bilinen bütün fakula modellerine göre bu calışmada kullanılan gözlem verilerini en iyi açıkladığı gösterilmiştir. En iyi uyumu veren modele göre Güneş fakulalarını fotosferden 230 ºK daha sıcak, optik derinliği 0.4283 dir ve yüzey yansımaları ile fotosferden gelen arka fon ışınımın %11 kadarını görüş doğrultusundan uzaklaştıran bu model, klasik blut modellerinde eleştirilen disk merkezindeki fazla emisyon problemini de çözmüştür.

Anahtar kelimeler: Güneş: aktivite – kromosfer – fakula ve plajlar

Abstract: Assuming the clouds as plane parallel structures above the photosphere, center-to-limb contrast variations of various cloud models for solar faculae with approximations such as optically thin or thick, hot or cold, and with or without surface reflections, have been investigated. It has been found that the observed facular contrast data from Frazier (1971) and Taylor et al. (1998) at the 525 nm continuum is best represented by a cloud which is 230 ^{o}K hotter than the undisturbed photosphere, with an optical depth $\tau = 0.4283$, and with isotropic surface reflections causing 11% of the background photons to be lost before penetrating into the cloud. This model and some other cloud models are shown to provide a fit better than the other physical and non-physical facular models presented previously.

Key words: Sun: activity – chromosphere – faculae and plages

1. Giriş

Güneş görüntülerinde lekeler civarında lekerin aksine parlak bölgeler olarak görünen fakulalar için fiziksel yaklaşımları farklı birbirleriyle rekabet eden fakula modelleri önerilmiştir. Spruit (1976) tarafından önerilen "hot wall" yani "sıcak duvar" modeline göre, fotosfere dik manyetik alan tüpleri fotosferde kuyular oluşturur. Belkide bu yüzden bu modele "KUYU" modeli demek daha doğrudur. Tüp içindeki gaz basıncı tüp dışındaki gaz basıncına göre azdır. Bu durum, tüp içi absorpsiyon katsayısının göreceli olarak az olmasını gerektirir. Böylece, fotosfere dik doğrultuda bakan kişi, kuyunun daha soğuk tabanını görür. Ama, uygun açıda bakan kişi, açığa çıkmış fotosferin alt katmanlarını, yani kuyunun sıcak duvarını görür. Bu modele göre fakulalar disk merkezinde negatif kontrast gösterir. Disk merkezinden uzaklaştıkca sıcak duvarın görünümüne bağlı olarak kontrast değeri artar ve positif değerlerde bir maksimuma ulaşır. Diskin kenarına doğru gittikce, sıcak duvar yavaş, yavaş örtülür, geomeri gereği disk kenarında görünmez olur, yani kontrast değeri maksimumdan sonra azalır, disk kenarında sıfır olur. Manyetik akı tüplerinin dinamiği ve modelin gerektirdiği merkezden kenara fakulaların kontrast değişimi çok çalışılmış bir konudur (Stellmacher ve Wiehr 1979, 1991; Caccin ve Severino 1979; Chapman 1979; Chapman ve Gingel 1984; Deinzer ve ark. 1984a, 1984b; Schussler ve Solanki 1988; Knolker ve ark. 1988; del Toro Iniesta ve ark. 1990).

Knölker ve Schüssler (1988) e göre, 500 km veya daha küçük çaplı akı tüpleri disk merkezinde karanlık ama disk kenarına yakın yerlerde parlak görünür. Eğer tüpler yeterince küçükse, duvarlardan sızan yatay ısı akısı nedeni ile tüp içi ısınır, tüp boyunca dik enerji transferi artar ve tüpler disk merkezinde bile parlak görülebilir (Topka ve ark. 1997).

Disk kenarında pozitif kontrast üretemiyen "KUYU" modeline alternatif "TEPE" modelini Schatten ve ark. (1986) önermiştir. Bu modele göre leke civarındaki sıcak gazların yükselmesi fotosferde tepecikler oluşturur. Bu tepeciklerin disk merkezine bakan yüzü o bölgedeki fotosfere göre bakış dogrultusuna daha dik oldugu için daha

Çağrılı Bildiri tam metni için: Zeki EKER
e-mektup: ekerz@yahoo.com

parlak görünür. Yüzeye daha dik bakmak demek, fotosferin daha derinlerinden gelen fotonları görebilmek demektir. Bu olay disk üstünde görünen kenar kararması (CLV) olayının fiziksel temelidir. Tepenin merkeze değil dışa yani kenara bakan yüzü ise karanlıktır, ama geomeri gereği, parlak yüzün alanı karanlık yüzden büyük olduğu için tepciklerin net etkisi, o bölgedeki parlak fakulaları ortaya çıkarır. Nishikawa ve Hirayama (1990) ya göre tepe modeli kuyu modelinin diskin kenarındaki sıfır kontrastına alternatif pozitif kontrast üretebilmek için tasarlanmıştır.

Aslında, güneş fakulaları çok olaylı bir fenomendir ve sürekli ışınım (beyaz ışık) yapan fotosferik fakula fenomenin sadece bir parçasındır. Fakula emisyonuna sebeb olan manyetik alan tüpleri güneş atmosferi içinde yükseldikçe genişler. Sürekli ışınımın yerini çizgi ışınımı (plaj bölgeleri) almaya başlar. Birçok araştırmacı (Chapman ve Meyer 1986; Chapman 1987; Vrsnak ve ark. 1991; Chapman ve ark. 1992; Pap ve ark. 1994; Steinegger ve ark. 1996a-b) Ca H ve K çizgisinde gözlenen ekses (fazla) emisyonu bir proksi olarak alıp, fotosferdeki beyaz ışık fakulalarına ekstrapolasyon hesabında kullanmıştır. Manyetik alanın rolu büyüktür. Manyetik alan ve plaj yapıları koronaya kadar uzanır ve orada radyo plajları veya manyetik fakula olarak gözlenebilir (Schatten ve ark. 1986).

Fakulanın varlık gosterdiği bu çok tabakalı yapının karakterine uygun, emisyonunu sadece fotosferde değil daha üst tabakalarda da üreten bir başka grup fakula modelleri, model atmosfer hesapları ile elde edilmistir. En iyi örnek, fotosfer, kromosfer ve kromosfer - korona geçis bölgesini kapsayan, radyasyon trasferi, non-LTE ve istatistik denge çözümleri kullanan, farklı yüzey yapıları için atmosferden çıkan enerjiyi veren, Vernazza ve ark. (1973, 1976) nın A, C, F ve P modelleridir. Bu modeler için A: network hücresi içindeki sönük alanlar, C: sakin güneş ortalama parlaklık alanları, F: parlak fakula bölgeleri, P: plaj bölgeleri.

Yer atmosferinde asılı duran bulutlar gibi, manyetik alanlar ile fotosferin yukarısına konfine edilmiş, fıskırmış maddelerden oluşan sıcak bulut modelinin fakula emisyonunu üretebilecek ilk akla gelen model olması beklenirdi. Ancak, literatürde sıcak bulut modelinden bahseden makale ancak birkac tane olup yetersizdir. Klasik yarı empirik, parallel düzlem atmosferik modeller (mesela HSRA model) den farklı olarak fakula emisyonu üreten bölgenin altında sıcaklık minimumu olması nedeni ile önce, Muller (1975) kendi modelini sıcak bulut modeli olarak açıkladı. Sonra, Deinzer ve ark. (1984b), ürettikleri manyetik akı tüpü modellerinin üst sınır sıcaklığını serbest ısıtma ile modifiye etmeleriyle oluşan sıcak bulut modelini açıkladılar. Son olarak da, Schatten ve ark. (1986) nin kısaca bahsettiği, optikce ince sonlu parallel düzlemden oluşan bir sıcak bulut modeli vardır.

Yukarıda özetlediğimiz fiziksel modellerin hiç biri yeterli bulunmamıştır. Fakula kontrastının disk kenarında sıfır olduğuna inanmayan güneş fizikçileri kuyu modelini, disk merkezinde fakula kontrastının çok küçük ama negatif olduğuna inananlar da diğer modelleri (tepe, sıcak bulut ve model atmosfer modellerini) yetersiz görürler. Sıcak bulut ve model atmosfer modellerinin disk merkezinde gereğinden fazla ekses emisyon üretme problemi vardir bu yüzden disk merkezinde sıfır veya negatif kontrast bu modelleri yanlışlamış olur. Model atmosfer modellerinin bir başka yetersiz tarafı da hesaplanmasındaki zorluk ve merkezden uzak bölgelerde arka fondaki modelin ışığının karışma problemidir. İste bu gibi nedenler ile, ACRIM ve SOHO verilerini kullanıp güneşteki aktif bölgelerin güneş ışığının değişimine katkısını inceleyen güneş fizikçileri, fiziksel modelleri yeterli görmedikleri için, fakulanın katkısı hesabında, kontrast için fiziksel olmayan modelleri tercih ettiler. Fakulaların disk merkezine yakın yerlerdeki alan ve parlaklıklarını da Ca H veya K proksileri ile hesapladılar.

Doğru ve geçerli fakula modelinin araştırılması güneş fakulalarının fiziksel yapısını anlayabilmek için olduğu kadar proksi hesabı olmadan doğrudan doğruya fakuların güneşin ışık değisimine katkısını hesaplayabilmek için de çok gerekli olduğu ortadadır. Sadece güneşteki değişimlerin modellenmesi değil, yıldız leke modellerinin geliştirilmesi için de bu çalısma faydalı olacaktır. İşte bu motivasyon ile bulut modelinin detayları incelenip, geliştirilmesi amaçlanmıştır. Üretilen modellerinin detayları Eker (2003) de verilmiştir. Bu bildiri o modellerin bir özetidir.

2. Veriler

Bakış doğrultusu ile yüzey normali arasındaki açının kosinüsü μ nün, yani $\mu = \cos\theta$, nin bir fonksiyonu olarak fakula kontrastı fakula modelleri için gözlemlerle denetlenebilen bir parametredir. Ama, fakula gözlemlerinin pratik zorlukları vardır. Mesela, morötesinden görünen dalga boylarına kadar disk merkezinde çok küçük, %1 veya daha az, (Worden 1975; Hirayama ve ark. 1985; Lawrence 1988; Lawrence ve ark. 1988; Foukal ve ark. 1989, 1990; Nishikawa ve Hirayama 1990; Moran ve ark. 1992) pozitif veya (Lawrence ve arrk. 1993; Topka ve ark. 1992; del Toro Iniesta ve ark. 1990) negatif kontrastı ölçebilmek için özel tasrımlı yüksek duyarlılıklı aletlere ihtiyaç vardır. Öte yanda, fakulaları disk kenarında gözleyebil-

mek için Chapman ve Oseas (1988) özel kenar fotometresi kullanmışlardır. Bu yüzden μ nün bütün değerleri için tek bir aletle gözlenmiş kullanılabilir duyarlılıkta kontrast verileri bulmak çok zordur.

Unruh ve ark. (1999) kendi model atmosfer fakula modellerini karşılastırmak için farklı dalga boylarında, farklı gözlemlerle elde edilmiş var olan bütün kontrast verilerini toplamışlardır. Unruh ve ark. (1999) nın topladığı veriler arasından disk merkezine yakın bölgeler için Frazier (1971) in dört ölçümü, ve μ = 0.1383 (θ = 82°) ye kadar ulaşan merkez dışı bölgeler için ise Taylor ve ark. (1998) nin beş verisi bu çalışmada kullanmak üzere en uygun ölçümler olarak seçilmiştir. Taylor ve ark. (1998) nın verileri mutlak değil serbest relatif (arbitrary) skalada ölçülmüştür ama, Unruh ve ark. (1999) kendi çalışmaları için bu verilerileri Frazier (1977) nin ölçümlerine normalize etmişlerdir. Merkezden disk kenarına kadar farklı μ değerlerini temsil eden, çalışmamıza uygun kontrast verileri Tablo 1 de verilmiştir. Band genişliği verilmeyen, bu veriler 525 nm de farklı μ değerleri için fakula süreklilik (continuum) kontrastını temsil ederler.

Tablo 1. Merkezden kenara kontrast ölçümleri. μ = cos θ. Burada θ, yüzey normali ile bakış doğrultusu arasındaki açıdır.

μ	Kontrast (Frazier 1971)	Kontrast (Taylor ve ark. 1998)
1.000	0.014	…
0.750	0.018	…
0.055	0.045	0.045
0.380	…	0.100
0.300	0.132	…
0.278	…	0.139
0.200	…	0.167
0.1383	…	0.180

3. Bulut Modelinin Geliştirilmesi

3.1. Teorik temel

Paralel düzlem tabaka için çözülmüş trasfer denklemi

$$I_\lambda(0,\theta) = I_\lambda(\tau,\theta)e^{-\tau/\mu} + \int_0^{\tau/\mu} S_\lambda(\tau)e^{-\tau/\mu}\frac{d\tau}{\mu} \quad (1)$$

dir ve tabakadan çıkan ışık şiddetini I_λ (0, θ), tabakanın dik doğrultudaki optik derinliğine (τ) ve bakış doğrultusuna (θ) bagli olarak verir. θ bakış doğrultusu ile tabakanın yüzey normali arasındaki açıdır ve μ = cos θ olarak tarif edilmiştir. S_λ da tabaka içindeki kaynak fonksiyonudur ve τ ya bağlı olarak değişebilir. Eşitliğin sağ tarafındaki birinci terime sönükleşme terimi denir ve arka fondan tabakaya giren ışık şiddetinin tabaka içinden geçerken ne kadar sönükleştiğinin bir ifadesidir. Eğer τ >> 1 ise, birinci terim çok küçüktür ve ihmal edilebilir. Integral sembollü ikinci terim ise kaynak fonksiyonu terimidir ve tabakanın ışınıma kendi katkısıdır.

Güneş fakulalarını bulut, ve bulutları da sınırlı parallel düzlem tabaka olarak düşünürsek, (1) denklemindeki I_λ (0, θ) terimini I_f olarak, yani fakulalarda gozlenen ışık şiddeti olarak değiştirebiliriz. Tabaka içindeki kaynak fonksiyonu sabit olursa, (1) denklemi

$$I_f = I_b e^{-\tau/\mu} + S(1-e^{-\tau/\mu}) \quad (2)$$

şeklini alir. Bu durumda birinci terim fotosferden gelip fakula katmanından geçen ışınımın ne kadar sönükleştiğini verecektir. I_b kenar kararması yasasına göre güneş diskinin her noktası için belirlenebilir. İkinci terim de fakulanın gözlenen ışınıma, kendi kendini soğurması düzeltilmis, katkısıdır. Eğer fakula, sıcaklığa bağlı bir ışınım yapıyorsa, öyle ki sıcak bulut ifadesinin anlamı budur, S yi fakula sıcaklığını belirleyen bir Plank fonksiyonu ile ifade edebiliriz. $I_f - I_b$ fakula katmanının ışınıma katkısıdır. Bu katkının I_b ye oranı fakula kontrastı demektir ve Tablo 1 de ki veriler ile denetlenebilir. Bu durumda, sıcak bulut modelinin kontrastını μ nün fonksiyonu olarak veren formül

$$C(\mu) = (\frac{S}{I_b} - 1)(1 - e^{-\tau/\mu}) \quad (3)$$

dür. Fakulanın renk sıcaklığı (T_f), fotosferin renk sıcaklığınından (T_0) büyük ise, S/I_b terimi birden büyük olacağı için, diskin merkezi dahil her yerinde, kontrastın pozitif olacağı (3) denkleminde açıkça görülmektedir. Disk merkezinde C(μ) nün sıfır olması τ nun sıfır olmasıyla mümkündür, ama bu durum C(μ) yü diskin her yerinde sıfır yapar. Bu da sıcak bulut modelinde eleştirilen disk merkezinde fazla emisyon probleminin ta kendisidir. (3) denklemine göre, kontrast merkezden kenara iki sebeble artar. 1) μ değerleri küçülür ($1 - e^{-\tau/\mu}$) terimi büyür. Bu da fizik olarak tabaka içinden geçen ışık yolunun büyümesi ve S nin daha fazla ışınım üretmesi demektir. Ancak bu durum optikce kalın (τ ~ 1) olmayan fakulalar için geçerlidir. τ >>1 olursa $e^{-\tau/\mu}$ ~ 0 olur ve S nin katkısı diskin her yerinde aynı demektir. 2) τ >>1 olsa bile, (fakula optikce kalın), kontrast yine de artar çünkü kenar kararması sebebi ile fotosferden fakulaya gelen I_b azalır, S/I_b oranı büyür.

3.2. Klasik Sıcak Bulut Modelleri

S, I_b ve τ dalga boyuna bağlı olduğu için, (3) denkleminde belirtilmemesine ragmen, $C(\mu)$ nün de dalga boyunun bir fonksiyonu olduğunu unutmamalıyız. Bu yuzden, uygulamada μ ile değişen I_b yi hesaplarken, $I_b = I_0\, f(\mu)$ bağıntısını kullandım. Bu bağıntıda $f(\mu)$ kenar kararma yasası ve I_0 da sakin güneşin disk merkezindeki ışık şiddetidir. Neckel ve Labs (1994) beşinci derece polinom olarak kenar kararması yasasının katsayılarını güneş tayfının sürekliliğinde Tablo 1 deki verilerin dalga boyuna çok yakın yani 520 nm dalga boyunda ölçmüş gözlemlerle belirlemiştir. Yani, $f(\mu)$ fonksiyonu bellidir. Aynı dalga boyu için disk merkezinde güneşin renk sıcaklığı T_0 da (T_0 = 6180 ºK, Landolt-Bornstein 1981) bellidir. Bu durumda, klasik sıcak bulut modeli için bilinmeyen sadece iki parametre vardır, onlar da S yi belirleyen fakula sıcaklığı (T_f) ve parallel düzlemin optik derinligi τ dur. Bu ikiparametre de Tablo 1 deki kontrast verilerine fit eden teorik egriden belirlenebilir. Elde edilen parameter değerlerin fiziksel olarak anlamlı olmasına ve teorik eğrinin verilere uymuna bakılarak da modelin geçerliliği hakkında karar verilebilir.

Schatten ve ark. (1986) optikce ince sıcak bulut modelinin konrast formülünü

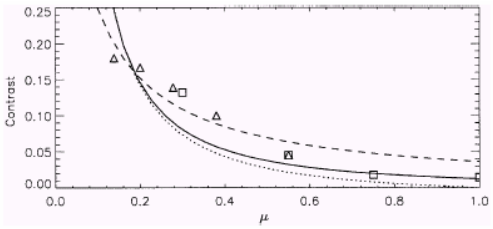
$$C(\mu) = K_1\left(\frac{K_2}{\mu LD(\mu)} - 1\right) \qquad (4)$$

olarak vermistir. K_1 ve K_2 belirlenmesi gereken sabitlerdir. Bizim formülmüze göre $K_1 = \tau/\mu$ ve $K_2 = S/I_0$ dir. Schatten ve ark. (1986), K_1 i μ den bağımsız sabit olarak (K_1 = 1) almış sadece K_2 yi belirlemiştir. Formüldeki $LD(\mu)$ kenar kararma yasasıdır.

Bir başka yaklaşım da S/I_b yi S/I_0 olarak almak, yani fakula-fotosfer intensite oranını, yıldız leke modellerindeki gibi μ den bağımsız olarak almaktır. İste bu üç sıcak bulut modelinin iterasyonlarla belirlenen teorik konrast eğrileri Şekil 1 de gözlem verileri ile birlikte gösterilmiştir. Sıcak bulut modellerinin pek de başarılı olduğu söylenemez.

3.3. Yansımalı Sıcak Bulut Modelleri

Yer atmosferindeki bulutlardan güneş ışığının yansıdığını herkes bilir. Yansıma su taneciklerinin yüzeyinde gerçekleşir. Güneş atmosferinde su tanecikleri yoktur. Bu nedenle bu olaya saçılma demek daha doğru olabilir. Ben yinede yansıma kelimesini kullanmayı iki sebeble tercih ediyorum. 1) Güneş benzeri yakın çift yıldızlarda da su zerrecikleri yoktur ama, ışık eğrilerindeki yansıma etkisi astronomlarca iyi bilinen bir olaydır. Benzer bir olayın Güneş atmosferinde gerçekleşmediğini söyleyemeyiz. 2) Fotosferden gelen I_b nin fakula yüzeylerinde saçılmasını yüzey yansımaları ile formüle etmek daha kolay ve pratiktir.



Şekil 1. Klasik sıcak bulut modelleri; (——) model A, (·····) optikce ince model ve (- - -) model B. Kareler and üçgenler Frazier (1971) ve Taylor ve ark. (1998) nın ölçümleridir.

Fotosferden gelen fotonların hepsi yansımaz. Bir kısmı fakula içinde yoluna devam eder, bir kısmı da absoplanır. Yansıyıp fakula emisyonuna katkıda bulunan ışınım enerjisinin I_0 ile orantılı olduğunu söyleyebiliriz çünkü yansımanın gerçekleştiği zerrecik veya yüzeye gelen fotonların enerjisi I_0 ile orantıldır. Eğer q bakış doğrultusuna yansıyan fotonları belirleyen bir orantı parametresi ise, "ışık şiddeti cinsinden yansımanın katkısı q I_0 dır" diyebiliriz. Bu terimi (2) bağıntısına eklemek dumundayız. Ama, bir duzeltme daha gereklidir. Yüzey yansımaları nedeni ile buluta giren foton miktarı artik I_b değil daha azdır. Bakış doğrultusu dışında bütün yönlere dağılan fotonların orantı parametresine de r dersek, (2) bağıntısındaki eşitliğin sağındaki birinci terimi $(1–r)I_b\, e^{-\tau/\mu}$ olarak değiştirmemiz gerekir. Yani, yansımalı sıcak bulut modeli için fakula ışık şiddetini veren formül

$$I_f = (1-r)I_b e^{-\tau/\mu} + S(1-e^{-\tau/\mu}) + qI_0 \qquad (5)$$

olacaktır. Kontrast fonksiyonu da

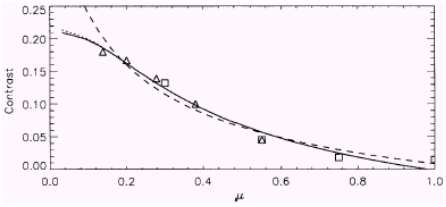
$$C(\mu) = \left(\frac{S}{I_b} - 1 + r\right)(1 - e^{-\tau/\mu}) + \frac{q}{f(\mu)} - r \qquad (6)$$

olarak değişir. İlk adımda q ve r bağımsız bırakılıp model A ve model B üretildi. A modelinde $I_b = I_0\, f(\mu)$, B modelinde $I_b = I_0$ dır. B modeli daha iyi fit ve daha anlamlı parametreler üretmiştir. Bu modelde q nun r den yaklaşık 12 defa küçük bulunması yansımaların izotropik olduğunu ima ediyordu. İzotropik saçılma durumunda q ve r bağımsız olamaz, aralarında

$$rI_0 + qI_0 = 4\pi qI_0 \qquad (7)$$

bağıntısı olmalıdır. Bu bağıntı Model C de kullanıldı. Böylece yansımalı modellede bilinmeyen sayısı dörtten üçe düşmüş oldu.

Yansıma terimlerinin modele eklenmesi ile bulut modelinin çok geliştiği Şekil 2 de açıkça görülmektedir. $\tau << 1$ (optikce ince), S/I_b için μ ye bağımlı veya bağımsız, q için ihmal edilebilir veya edilemez gibi seçeneklerle daha bir çok model üretildi ve en iyi model araştırıldı. Bu modellerin detaylarını merak edenler Eker (2003) e bakabilirler. En iyi modele (Şekil 2 de C modeli) göre, fakula sıcaklığı T_f = 6410 ºK ve τ = 0.4283 olarak bulundu. Yansımalar yüzünden I_b deki ışık kaybı ise %11.1 dir.



Şekil 2. Yansımali sıcak bulut modelleri; (- - -) model A, (·····) model B ve (——) model C. Kareler and üçgenler Frazier (1971) ve Taylor ve ark. (1998) nın ölçümleridir.

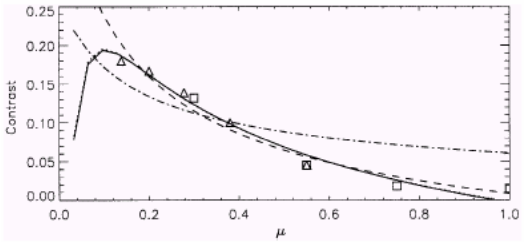
3.4. Egzotik Modeler (Soğuk Bulut)

Sadece deneme olsun diye ihtimal dışı gibi görünen yaklaşımlar da kullanabiliriz. Örneğin, bulut soğuk olabilir mi? ve bu yüzden kaynak fonksiyonu içindeki termal teriminin küçük ve saçılma teriminin ışınımda hakim olduğunu düşünebilir miyiz? S içindeki termal terim ihmal edilirse, S nin I_0 ile orantılı olduğunu söyleyebiliriz. Bu yaklaşımla üretilmiş, soğuk bulut modeli, sıcak bulut modeli ile ayni eğriyi vermiş, ama anlamsız parametreler üretmiştir. Ancak, bu soğuk bulut modeline yüzey yansımaları ilave edilince anlamlı parametreler ile maksimumu olan ilginç bir kontrast eğrisi ortaya çıkmıştır. Saçılma temelli kaynak fonksiyonunun etkisinin çok az olduğu görülünce, S=0 kabul eden yeni bir model de denenmiştir. S=0 modeli de bir önceki modelin üretiği hemen hemen aynı kontrast eğrisini benzer parametreler ile üretebilmiştir. Bu iki modelin kontrast eğrileri Şekil 3 de A ve B modeli ile gösterilmiştir.

S=0 modelinin başarılı eğri üretmesi, acaba τ = 0 olursa ne olur sorusunu akla getirir. S ve τ yu ihmal eden modelin kontrast formülü aşağıdaki gibi kısa ve basittir:

$$C(\mu) = \frac{q}{f(\mu)} - r \qquad (8)$$

Ancak bu durum, bulutun maddesi yok, (τ yok, madde yok demektir) ama yüzey yansımaları var anlamına gelir. Bu da fiziksel olarak anlamsızdır. Olmayan maddenin yüzeyi de olmaz. Ama, yine de (8) deki parametreleri fiziksel olarak anlamlandırmak mümkündür. Bulut içinde sabit bir kaynak olduğunu düşünelim. Bu kaynağın şiddeti $I_f = qI_0$ olarak ifade edilebilir. Bu durumda q bir yansıma parametresi değil, "I_f/I_0"ı ifade eden bir orantı parametresidir. Bulut yarı şeffaf ise arka fon ışınımının etkisi de vardır. Böylece bulutun görünen ışık şiddeti $I_f = qI_0 + (1-r)\ I_b$ olur ki, r yarı şeffaf ortamdan geçemeyen fotonların yüzdesini ifade eder. Kontrast tarifinde bu I_f kullanılırsa (8) denklemi elde edilir ki, fiziksel olarak anlamdır. Aslında, $I_f = qI_0 + (1-r)\ I_b$, S ve τ olmadan en basit şekilde ifade edilmiş bir tranfer denklemidir. (8) denklemi ile elde edilen model Şekil 3 de basit model adı ile gösterilmiştir. Basit modelin optikce ince olması demek, r nin sıfır a yaklaşması demektir. Optikce ince basit model de Şekil 3 de gösterilmiştir ama basit model kadar başarılı olduğunu söylemek mümkün değildir. Basit modelde r = 1 olursa, optikce kalın basit model elde edilir. Bu model optikce ince basit modelden de kötü bir fit üretmiştir ki şeklini bile çizmeye gerek duyulmamıştır.



Şekil 3. Egzotik modeller : (——) soğuk A, (·····) soğuk B, (——) basit model,(– · – · –) optice ince basit model.

3.5. Modellerin Karşılaştırılması

Sıcak veya soğuk, optikce ince veya kalın, yansımalı veya yansımasız gibi yaklaşımlarla 14 tane bulut modelinin kontrast eğrileri Tablo 1 deki verilerle birlikte çizilmiş, kontrast formülleri, verilerin rms (root mean square) sapmaları ve elde edilen parametrelerin değerleri bir tablo halinde Eker (2003) de listelenmistir. Bulut modelleri icinde en başarili modelin Şekil 2 de model C ismi ile gösterilen model olduğunu belirtmiştik. Şekil 3 deki soğuk B modeli de ayni derecede başarılı sayılabilir ki, kontrast eğrisinin şekli, kuyu modelindeki gibi maximum göstermesi bakımından ilginçtir. Eker (2003) de fiziksel ve fiziksel

olmayan diğer fakula modellerinin kontrast eğrileri de üretilmiş, basarılı bulut modelleri ile karşılaştırılmıştır. Fiziksel olmayan, qudaratik yasayı kullanan, fakula modeli hariç, hiç bir modelin Tablo 1 deki gözlem verilerini bulut modeli kadar başarılı açıklayamadığı gösterilmistir. Quadratik yasayı kullanan fiziksel olmayan model, bulut modelinden biraz daha küçük rms üretebilmiştir ama, merkezden kenara monotonic artan bir türev (slop) göstermesi, yani kontrastın artma hızının azalmasını gösterememesi bakımından eleştrilmiş, bulut modeli kadar başarılı olamayacağı anlatılmıştır.

Soğuk bulut modeli (Şekil 3 deki soğuk B modeli) ilk bakışta anlamsızmış izlenimi vermektedir. Bir soğuk bulut nasıl olur da pozitif kontrast üretebilir? Bu soruya bu modelin ürettiği parametre değerleri analiz edilerek cevap verilebilir. Tablo 1 deki verilere en iyi fit eden eğriye göre, bu modelin parametreleri $\tau = 0.0297$, $q = 0.211$, ve $r = 0.1897$ dir. İlk bakışta, q ve r yi yansıma parametreleri olarak düşünürsek, q nun r den büyük olması nedeni ile modelin fiziksel olarak amlamsız parametre ürettiği söylenebilir. Sanki, bakış doğrultusuna yansıyan foton sayısı, yansımalarla diğer yönlere giden fotonların sayısından fazlaymış görüntüsü vardır. Oysa, bunun tersi beklenir ve yansımaların izotropik olması durumunda, q nun r den yaklaşık $1/4\pi$ çarpanı kadar küçük olması gerekir. Ama unutmayalım ki bu modelde kaynak fonksiyonu S ihmal edilmiştir ve kontrast formülünde pozitif değer üretebilecek tek parametre de q dur. Yansımaları izotropik kabul edelim, yansıma parametresi (q_1 diyelim) nin 0.02 gibi bir değeri olmalıdır. Bu değeri modelin ürettigi 0.211 değerinden çıkarırsak, $q_2 = 0.19$, yani $q_2 I_0$ kadar bir ışınım enerjisi üreten yansımalardan ayrı bir kaynağın bulutta var olduğunu kabul etmek zorundayız. Böylece $q = q_1 + q_2 = 0.211$ olur. Umra ışık şiddetinin fotosfer ışık şiddetinden yaklaşık 5 defa daha az olduğunu biliyorum (Eker ve ark. 2003). Yani, $q_2 I_0$ değeri umra ışık şiddetine çok yakın bir değerdir. Sıcaklığı umra sıcaklığına eşit bir termal kaynak kendini q parametresi içinde göstermiş olmalıdır. Aksi halde, sadece izotropik yansımalar ile, bu modelin pozitif kontrast üretmesi imkansızdır. Manyetik alan tüplerinin lekelerden çıkıp kromosfere uzandığını biliyoruz. Manyetik alan tüpleri ile sınırlanan maddenin, fakula bulutlarını oluşturabileceğini zaten daha önce söylemiştik. Tüp içindeki bulut maddesinin sıcaklığı umra sıcaklığına eşit bulunması, pek de tesadüf gibi görünmüyor. Tüp dışı fotosferden izole edilen, tüp içi maddenin manyetik alan yoluyle temas halinde olduğu umra maddesiyle aynı veya yakın sıcaklıkta olması beklenen bir durum olmalıdır. Bu yorumu destekleyen bir q parametre değerlerinin fiziksel olmağını söylemek mümkün değildir.

4. Sonuçlar ve Beklentiler

4.1. Sonuçlar

1. Klasik sıcak bulut modeline q ve r yansıma terimleinin ilave edilmesi, modeli geliştirmiş ve klasik modelde eleştirilen disk merkezinde fazla emisyon üretme problemini çözmüştür.

2. Fakulaların, 525 nm continuum da ölçülmüş, disk merkezinden, disk kenarına doğru artan kontrast değişimi (Tablo 1 deki veriler), sıcak veya soğuk yansımalı bulut modelleri ile ayni derecede açıklanabilir bulunmuştur. Bu iki modelin belirgin ayrılığı disk kenarı yakınında, μ değerlerinin 0.1 den küçük olduğu bölgede gerçekleşmektedir. Bu bölgede ölçülmüş kontrast değeri olmadığı için mevcut veriler doğru modeli belirlemede yetersizdir.

3. Başarılı bulut modelleri diğer fakula modelleri ile karşlaştırılmış, mevcut veriler için diğer fiziksel olan veya olmayan bütün fakula modellerinden daha iyi fit eden eğri, ve fizikce anlamlı parametreler üretmişlerdir.

4. En basit bulut modeli bile $C(\mu) = q/f(\mu) - r$, Tablo 1 deki verilere Chapman'in Hyperbolic formülünden çok daha iyi uyan teorik eğriyi üretebilmektedir.

4.2. Beklentiler

1. Tek dalga boyunda üretilen bu modellerin diğer dalga boylarındaki fakula kontrast olçümleri veya SOHO/VIRGO verileri ile test edilmesi ve en iyi modelin belirlenmesi.

2. En iyi modelin yıldız leke modellerinde kullanılması. Yani leke modellerine fakula etkisinin eklenmesi ile yıldız leke modellenin geliştirilmesi.

5. Kaynaklar

Caccin, B. ve Severino, G., 1979, ApJ, 232, 297

Chapman, G. A., 1987, Ann. Rev. Astron. Asrophys, 25, 633

Chapman, G. A., 1979, ApJ, 232, 923

Chapman, G. A. ve Gingel, T.W., 1984, Sol. Phy., 91, 243.

Chapman, G. A., Herzog, A. D., Lawrence, J. K., ve Walton, S. R., 1992, Journal of Geophy. Research, vol.97, no:A6,p.8211-8219.

Chapman, G. A. ve Oseas, J. M., 1988, Sol. Phy. 116, 215.

Chapman, G. A. ve Meyer, A. D., 1986, Sol. Phy., 103, 21.

Deinzer,W., Hensler, G., Schussler, M. ve Weissaar, E., 1984a, A&A, 139, 429
Deinzer, W., Hensler, G., Schussler, M., ve Weissaar, E., 1984b, A&A, 139, 435
del Toro Iniesta, J. C., Collados, M., Sanchez Almeida, J., Martinez Pillet,V., Ruiz Cobo, B., 1990, A&A, 233, 570
Eker, Z., 2003, Sol. Phy., 212, 277
Eker, Z., Brandt, P., N., Hanslmeier, A., Otruba, W., ve Wehrli, C., 2003, A&A, 404, 1107
Foukal, P., Little, R., ve Mooney, J., 1989, ApJ, 336, L33
Foukal, P., Little, R., Graves, J., Rabin, D., ve Lynch, D., 1990, ApJ, 353, 712
Frazier, E. N., 1971, Sol. Phy., 21, 42
Hirayama, T., Hamana, S., ve Mizugaki, K., 1985, Sol. Phy., 99, 43
Knolker, M., ve Schussler, M., 1988, A&A, 202, 275
Knolker, M., Schussler, M., ve Weisshaar, E., 1988, A&A, 194, 257
Lawrence, J. K., 1988, Sol. Phy., 116, 17
Lawrence, J. K. ve Chapman, G. A., 1988, ApJ, 335, 996
Lawrence, J. K., Chapman, G. A., ve Herzog, A. D., 1988, ApJ, 324, 1184
Lawrence, J. K., Topka, K, P., ve Jones, H. P., 1993, Journal of Jeophysics Research, Vol.98, s.1891
Londolt-Börnstein, 1981, in Astronomy and Astrophysics, vol.2a, ed. K. Schaifers & H. H. Voigt, Springer-Verlag, Berlin, 90
Moran, T., Foukal, P., ve Rabin, D., 1992, Sol. Phy. 142, 35
Muller, R., 1975, Sol. Phy., 45, 105
Nishikawa, J., ve Hirayama, T. 1990, Sol. Phy., 127, 211
Pap, J. M., Wilson, R. C., Frohlich, C., Donnelly, R. F. ve Puga, L., 1994, Sol. Phy., 152, 13
Schatten, K. H., Mayr, H. G., Omidvar, K. ve Maier, E., 1986, ApJ, 311, 460
Schussler, M., ve Solanki, S. K., 1988, A&A, 192, 338
Spruit, H.C., 1976, Sol. Phy., 50, 269
Steinegger, M., Brandt, P. N., ve Haupt, H. F., 1996a, A&A, 310, 635
Steinegger, M., Vazquez, M., Bonet, J. A. ve Brandt, P. N., 1996b, ApJ, 461, 478
Stellmacher, G., ve Wiehr, E. 1979, A&A, 75, 263
Stellmacher, G., ve Wiehr, E. 1991, A&A, 248, 227
Taylor, S. F., Varsik, J. R., Woodard, M. F., Libbrecht, K.G. 1998, Sol. Phy., 178, 1
Title, A. M., Topka, K. P., ve Tarbell, T. D., 1987, ApJ, 317, 892
Topka, K. P., Tarbell, T. D. ve Title, A. M., 1992, ApJ, 396, 351
Topka, K. P., Tarbell, T. D. ve Title, A. M., 1997, ApJ, 484, 479
Unruh, Y. C., Solanki, S. K. ve Fligge, M., 1999, A&A, 345, 635
Vernazza, J. E., Avrett, E. H. ve Loeser, R., 1973, ApJ, 184, 605
Vernazza, J. E., Avrett, E. H. ve Loeser, R., 1976, ApJ Suppl, 30, 1
Vrsnak, B., Placko, D. ve Ruzdjack,V., 1991, Sol. Phy., 133, 205
Worden, P., 1975, Sol. Phys., 45, 521

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Beyaz Işık Gözlemlerine Spekl Yönteminin Uygulanması

Asuman Gültekin[1], Adnan Ökten[1]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, Üniversite/Beyazıt/İstanbul
asumangultekin@hotmail.com, aokten@istanbul.edu.tr,

Özet: Bu çalışmada Kanarya adalarından biri olan Tenerife adasındaki Vakum Kule Teleskopu'yla, Güneş'in disk merkezine yakın bir bölgede 30 ms'lik poz süreleri ile alınan 144 adet granülasyon görüntüsüne spekl yöntemi uygulanmıştır. Yeniden oluşturma işlemlerinin sonunda Arz atmosferinin bozucu etkilerinin uzaklaştırıldığı tek bir görüntü elde edilmiştir.

Anahtar kelimeler: Güneş: fotosfer– teknik: görüntü işleme

Abstract: In this work, speckle technique has been applied to 144 images of solar granulation in a region near solar disc center, which were observed with the Vacuum Tower Telescope at Tenerife, Canary Islands. Exposure time was 30 ms. In the end of the reconstruction processes, one image from which deleterious effects of the Earth's atmosphere were eliminated has been obtained.

Key words: The Sun: Photosphere – technique: image processing

1. Giriş

Güneş fotosferindeki küçük ölçekli yapıları yüksek uzaysal ayırma gücü ile gözlemek önemlidir. Büyük açıklıklı güneş teleskopları teorik olarak yüksek ayırma gücüne sahip olsa da, Arz atmosferi, istenilen çözünürlükte görüntü elde etmeye engel olur. Spekl yöntemi ile Arz atmosferinin görüntüler üzerindeki bozucu etkisi uzaklaştırılabilmektedir. Spekl interferometrisi ilk olarak Antonie Labeyrie (1970) tarafından ortaya konmuş daha sonra Güneş gözlemlerine uygulanarak sürekli geliştirilmiştir.

Spekl yönteminde, atmosferik değişiklikler için geçerli olan zaman aralığından daha kısa poz süresiyle (görünür bölgede $\leq$ 20 milisaniye) alınmış, art arda çok sayıda (100'den fazla) görüntü çeşitli görüntü işleme tekniklerinden geçirilir. Poz süresinin bu kadar kısa tutulmasıyla atmosferik değişiklikler dondurulmuş olur. Spekl yönteminde atmosferik çalkantıdan dolayı birbirinden farklı olan ardışık görüntülerden Fourier uzayında çeşitli ortalamalar kullanılarak tek bir görüntü elde edilir.

2. Spekl Yöntemi

Gözlemle elde edilen bir görüntünün şiddet dağılımının Fourier dönüşümü, ideal bir teleskopla gözlenen kaynağın, atmosferin bozucu etkisinin olmadığı durumdaki gerçek görüntüsünün şiddet dağılımın Fourier dönüşümü ile atmosfer ve teleskoptan oluşan sisteminin optik transfer fonksiyonunun çarpımıdır. Bu çarpım aşağıdaki gibi verilir;

$$F_i(\vec{s}) = F_o(\vec{s}) S_i(\vec{s}) \qquad (1)$$

$\vec{s}$, iki boyutlu uzaysal frekanstır. $F_i(\vec{s})$, N tane görüntüden oluşan bir serinin i. görüntüsünün şiddet dağılımının Fourier dönüşümü, $F_o(\vec{s})$ ise gerçek görüntünün şiddet dağılımının Fourier dönüşümüdür. $S_i(\vec{s})$, i. görüntünün alındığı anda atmosfer ve teleskoptan oluşan görüntüleme sisteminin nokta dağılım fonksiyonunun Fourier dönüşümü, başka bir deyişle anlık optik transfer fonksiyonudur (OTF). OTF, kaynağın orijinal şiddet dağılımıyla karşılaştırıldığında odak düzlemindeki bir görüntüdeki bilgi kaybını belirler. $F_o(\vec{s})$ yani Fourier genliklerinin tespiti için N adet görüntüden oluşan serinin ortalama güç spektrumu hesaplanır. Güç spektrumlarının ortalaması yani Fourier dönüşümlerin mutlak değerlerinin karelerinin ortalaması aşağıdaki gibidir;

$$\frac{1}{N}\sum_{i=1}^{N}\left|F_i(\vec{s})\right|^2 = \left|F_o(\vec{s})\right|^2 \frac{1}{N}\sum_{i=1}^{N}\left|S_i(\vec{s})\right|^2 \qquad (2)$$

ya da

$$\left\langle \left|F(\vec{s})\right|^2 \right\rangle = \left|F_o(\vec{s})\right|^2 \left\langle \left|S(\vec{s})\right|^2 \right\rangle \qquad (3)$$

Bildiri tam metni için : Asuman GÜLTEKİN
e-mektup: asumangultekin@hotmail.com

şeklinde verilir. Buradaki açılı parantezler ortalamayı gösterir. $\frac{1}{N}\sum|S_i(\vec{s})|^2$ terimine, yani anlık optik transfer fonksiyonunun güç spektrumuna, spekl transfer fonksiyonu (STF) denir. Spekl transfer fonksiyonu bilindiği taktirde ortalama güç spektrumu ve Fourier genliği ($F_o(\vec{s})$) elde edilebilir. Spekl transfer fonksiyonunun belirlenmesi için öncelikle Fried parametresinin hesaplanması gerekir. Fried parametresi (r_o), yüksek açısal frekanslardaki bilginin spekl interferometrisi ve spekl görüntüleme teknikleriyle tekrar kazanılması için önemlidir. Fried parametresini hesaplamak için spektrel oran tekniği (Sanchez ve ark., 1992) kullanılır. Bu tekniğin esası, bir serideki görüntülerin Fourier dönüşümlerinin ortalamasının mutlak değerinin karesi ile görüntülerin güç spektrumlarının ortalamasının oranına dayanır. Bu iki niceliği oranlarsak,

$$\text{Spektrel Oran} = \varepsilon = \frac{\left|\frac{1}{N}\sum_{i=1}^{N}F_i(\vec{s})\right|^2}{\frac{1}{N}\sum_{i=1}^{N}\left|F_i(\vec{s})\right|^2} \qquad (4)$$

$$= \frac{|F_0(\vec{s})|^2\left|\langle S_i(\vec{s})\rangle\right|^2}{|F_0(\vec{s})|^2\left\langle\left|S_i(\vec{s})\right|^2\right\rangle} = \frac{\left|\langle S_i(\vec{s})\rangle\right|^2}{\left\langle\left|S_i(\vec{s})\right|^2\right\rangle} \qquad (5)$$

elde edilir. Bu oran gözlenen cisimden bağımsız ve sadece atmosferik değişimlerin istatistiklerine bağlıdır. Spektrel orandan yola çıkarak r_o (cm),

$$r_o = As^B D \qquad (6)$$

bağıntısından hesaplanır. s, spektrel oranın (ε) 0.5, 0.3, 0.2 ve 0.1 değerlerini aldığı dalga sayısıdır. A ve B, spekrel oranın değerine bağlı sabitlerdir. D, teleskopun açıklığıdır. Spektrel oranın verilen bu dört farklı değeri için dört farklı s, A, B ve r_o değeri elde edilir. Buradaki A ve B sabitleri, de Boer (1993)'un verdiği modellerden alınmıştır.

Tablo.1. Spektrel oranının dört farklı değerine karşılık gelen A ve B sabitleri.

ε	A	B
0.5	1.030	1.063
0.3	0.753	0.992
0.2	0.626	0.939
0.1	0.492	0.873

r_o, atmosferden kaynaklanan Fourier genliklerindeki azalmanın telafi edilip, genliklerin yeniden oluşturulması için gerekli uygun bir STF modelinin bilgisayarda hesaplanmasında kullanılır. Hesaplamalar sırasında genellikle r_o yerine,

$$\alpha = r_o / D = As^B \qquad (7)$$

yani görüş parametresi kullanılır.

Bir cismin gerçek görüntüsünü elde etmek için Fourier genlikleri ile beraber Fourier fazlarını da belirlemek gerekir. Atmosferin bozucu etkisi altındaki görüntülerin fazlarını yeniden oluşturmak için spekl maskeleme yöntemi kullanılır (Pehlemann, E ve ark., 1989, De Boer, C.R., 1996).

3. Gözlemler

Bu çalışmada kullanılan gözlemler 2 Mayıs 2002 tarihinde, Kanarya adalarından biri olan Tenerife'de, açıklığı 70cm olan Vakum Kule Teleskopu'yla yapılmıştır. Görüntüler Güneş'in disk merkezine yakın ve kromosfer tabakasında zayıf bir aktivite gösteren bir bölgeden alınmıştır. Gözlem süresince yarı şiddetteki tam genişliği 50 Å ve merkezi dalgaboyu 6563 Å olan bir girişim filtresi ile 30 ms poz süresi kullanılarak toplam 144 adet beyaz ışık görüntüsü (bir seri) alınmıştır. Görüntülerin bilgisayarın geçici hafızasına kaydedilmesi ve oradan da sabit diske aktarılması 49 saniyede gerçekleşmiştir. Ayrıca indirgemelerde kullanılmak üzere 20 adet 30 ms 'lik poz süresi ile kara akım görüntüsü ve 144 adet düz alan görüntüsü alınmıştır. Görüntülerin alınmasında bir CCD kamera kullanılmıştır. CCD'nin boyutları 384x286 pikseldir. Piksel başına 0".1 'lik çözünürlükten dolayı CCD'nin görüş alanı 38".4x28".6'dir.

4. İndirgemeler

4.1. Ön İşlemler

Spekl yönteminin bir seriye uygulanmasından önce bütün görüntüler için kara akım ve düz alan düzeltmeleri yapılır. Öncelikle ortalama kara akım görüntüsü ve ortalama düz alan görüntüsü oluşturulur. Ortalama kara akım görüntüsü, tek tek her bir beyaz ışık görüntüsünden çıkarılır. Daha sonra görüntüler, ortalama düz alan görüntüsü ile elde edilen bir kazanç tablosu görüntüsüne bölünür.

Kara akım ve düz alan düzeltmeleri ile beyaz ışık görüntüleri, CCD 'nin, üzerine hiç ışık düşmediği zaman ürettiği sahte sinyallerden yani elektronik gürültüden ve optik parçalar ile CCD üzerindeki kir, toz vs. gibi Güneş'e ait olmayan istenmeyen yapılardan arındırıldıktan sonra görüntü hareketi için düzeltme yapılır.

Bir seri içindeki görüntüler art arda ekrana getirilip izlendiğinde sağa sola, yukarı aşağı bir görüntü hareketinin olduğu görülür. Seri içindeki görüntülerin birbirlerine göre bu şekildeki

hareketleri, rüzgarın sebep olduğu ayna sarsıntılarından kaynaklanmaktadır. Spekl yönteminin uygulanabilmesi için serideki görüntüler içinde bir referans görüntünün belirlenmesi ve diğerlerinin referans görüntüye göre ne kadar kaydığının diğer bir deyişle hareket miktarının hesaplanması gerekir. Görüntülerdeki kaymaların düzeltilmesiyle bütün görüntülerin aynı görüş alanına sahip olmaları sağlanır. Her bir görüntünün referans görüntüye göre kayma miktarının hesaplanması, görüntülerin referans görüntüyle çapraz korelasyonuna dayanır. Çapraz korelasyonun maksimum olduğu yerin koordinatları referans görüntü ile işleme alınan görüntü arasındaki kaymayı verir. Bir serideki referans görüntü, o taramada kontrastı en büyük olan görüntüdür.

4.2. Görüntülerin Bölünmesi

Spekl yönteminin Güneş gibi yüzey gösteren kaynaklara uygulanması sırasında eş düzlem olmama (anisoplanatism) sorunuyla karşılaşılır. Bu sorunun kaynağı atmosferdeki çalkantıdır. Eş düzlemde bulunmama sorununun üstesinden gelmek için bir serideki bütün görüntüler, Arz atmosferinde kırılma indisinin aynı olduğu bölgenin boyutuna eşit boyutlardaki alt alanlara bölünürler.

Bütün görüntüler, her biri 64×64 piksel boyutlarında, yatay eksende 8, dikey eksende 6 adet olacak şekilde 48 parçaya bölünür. Daha sonra Güneş'in aynı bölgesini gören 144 adet alt alan görüntüsü bir dosyaya kaydedilir. Böylece her birinde 144 alt alan içeren 48 alt alan serisi olmuş olur. Bundan sonraki adımlarda bu alt alanlar ayrı ayrı spekl görüntüleme işlemlerden geçirilir. Bütün işlemler sonucunda her bir alt alan serisinden tek bir alt alan görüntüsü elde edilir ve bu şekilde spekl yöntemiyle yeniden oluşturulmuş alt alanlar birleştirilerek tek bir görüntü elde edilir.

4.3. Spekl Transfer Fonksiyonunun Belirlenmesi

Bölüm 4.2'de anlatıldığı şekilde kaydedilen her bir alt alan serisi için bir spektrel oran hesaplanır. Ancak, spektrel oran için kullanılan ortalamaları hesaplamadan önce, görüntülerin Fourier dönüşümlerinde istenmeyen suni yapıları yok etmek için, bütün alt alan görüntülerinin kenarları Hanning pencere fonksiyonu ile maskelenerek sıfıra yaklaştırılır.

48 adet alt alan serisi için spektrel oran hesaplandıktan sonra bu oranların ortalamaları alınır. Ortalama spektrel oran kullanılarak görüş parametresi, yani teleskopun D açıklığı biriminde verilmiş Fried parametresi olan α, (7) bağıntısından hesaplanır. Bu α değerine karşılık gelen spekl transfer fonksiyonu, daha önce kaydedilmiş teorik spekl transfer fonksiyonları içinden okutulur.

4.4. Gürültü Düzeltmesi Yapılmış Güç Spektrumu

Foton gürültüsünü beyaz ışık görüntülerinden arındırmak için gürültü düzeltmesi yapılmış güç spektrumu hesaplanır ve (3) eşitliğinde $\left\langle \left|F(s)\right|^2 \right\rangle$ yerine bu güç spektrumu yazılır. Gürültü düzeltmesi yapılmış güç spektrumu için önce gürültü güç spektrumu hesaplanır. Bunun için düz alan görüntüleri kullanılır. Ham düz alan görüntüleri, daha önce beyaz ışık görüntülerinde olduğu gibi kara akım ve düz alan düzeltmelerinden geçirilirler. Bundan sonra her bir düz alan görüntüsü, beyaz ışık görüntülerinin alt alanlara bölünmesinde olduğu gibi 64x64 piksel boyutlu alt alanlara ayrılır. Alt alanların her birinin Fourier dönüşümleri, ardından da dönüşümlerin mutlak değerlerinin karesi yani güç spektrumları hesaplanır. Bu şekilde 144 adet düz alan görüntüsünün alt alanlarının Fourier dönüşümlerinin mutlak değerlerinin karesi toplanıp 144'e bölünerek ortalama bir güç spektrumu yani, $\frac{1}{144}\sum_{i=1}^{144}\left|R_i\right|^2$ elde edilir. Ortalama gürültü güç spektrumları, beyaz ışık görüntülerinin alt alanlarının ortalama güç spektrumlarından çıkarılarak, her bir alt alan serisi için gürültü düzeltmesi yapılmış güç spektrumları elde edilir.

$$O(\vec{s}) = \frac{1}{144}\sum_{i=1}^{144}\left|F_i(\vec{s})\right|^2 - \frac{1}{144}\sum_{i=1}^{144}\left|R_i(\vec{s})\right|^2 \qquad (8)$$

Burada, $F_i(\vec{s})$, 144 görüntüden oluşan bir beyaz ışık alt alan serisinin i. görüntüsünün Fourier dönüşümü, $R_i(\vec{s})$, düz alan görüntüsünün alt alan serisindeki i. görüntünün Fourier dönüşümü ve $O(\vec{s})$, bir alt alanın gürültü düzeltmesi yapılmış ortalama güç spektrumudur. Gürültü düzeltmesi yapılmış ortalama güç spektrumu $O(\vec{s})$, ele alınan seri için belirlenen STF'ye oranlanarak, atmosferin bozucu etkileri altındaki güç spektrumları düzeltilmiş ve yeniden yapılandırılmış olur.

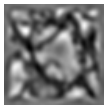
5. Gürültü Filtresi

$O(\vec{s})$, Fourier uzayındaki yüksek sinyal-gürültü oranına sahip bölgeler için bir filtre yapılmasında da kullanılır. Bu filtrenin yapılmasındaki amaç, gürültü düzeltmesi yapılmış ortalama güç spektrumundaki fazlalıkları bastırmaktır. Gürültü filtresi,

$$\frac{O(\vec{s})}{\frac{1}{144}\sum_{i=1}^{144}\left|F_i(\vec{s})\right|^2} \qquad (9)$$

den bulunur.

Spekl maskeleme yöntemi (Gültekin, A., 2004) ile Fourier fazları ve fazlar için bir faz filtresi de tespit edildikten sonra yeniden oluşturulan Fourier genliği, Gürültü filtresi ile çarpılır. Çarpıma ters Fourier dönüşümü uygulandığında yeniden oluşturulmuş alt alan görüntüsü elde edilir. Şekil 1'de birinci alt alan serisinden yeniden oluşturulmuş birinci alt alan gösterilmektedir.

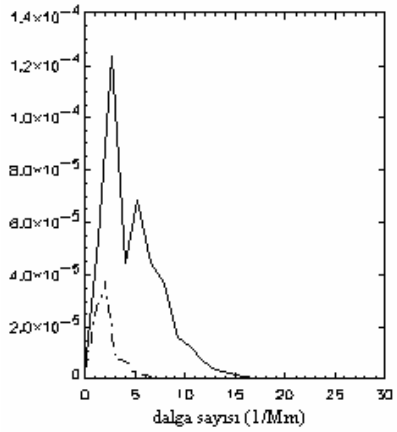


Şekil 1. Birinci alt alan

Diğer alt alanlar için de benzer işlemler yapıldıktan sonra bütün alt alanlar tekrar birleştirilerek tek bir görüntü oluşturulur.

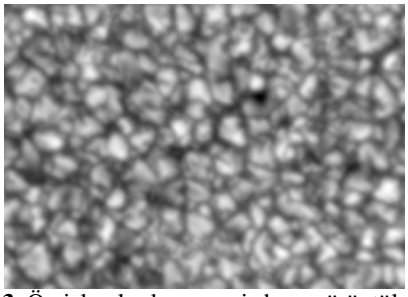
6. Sonuçlar

Şekil 2'de birinci alt alan için hesaplanan gürültü düzeltmesi yapılmış ortalama güç spektrumu $O(\vec{s})$ ve bu güç spektrumunun ele alınan seri için belirlenen STF'ye oranlanmasıyla elde edilen ortalama güç spektrumu karşılaştırılmaktadır.

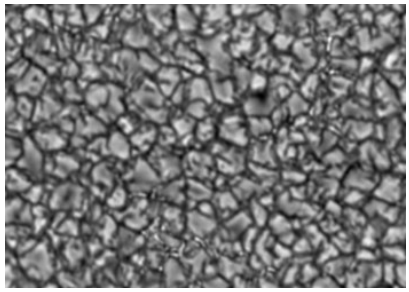


Şekil 2. Düz çizgi STF düzeltmesi yapılmış ortalama güç spektrumunun, kesikli çizgi $O(\vec{s})$'nin ortalamasını göstermektedir.

Şekil 3, Şekil 4'te sırasıyla bir taramada ön işlemlerden geçmiş ham görüntülerinin ortalaması ve spekl yöntemi sonucunda 144 görüntüden elde edilen son görüntü görülmektedir. Ham görüntülerin boyutları 384×286 piksel iken, spekl yöntemleri sonucunda yeniden oluşturulan görüntünün boyutu 350×249 pikseldir.



Şekil 3. Ön işlemlerden geçmiş ham görüntülerinin ortalaması



Şekil 4. 144 adet beyaz ışık görüntüsü içeren bir seriye ait spekl yöntemi sonucunda elde edilen tek bir görüntü.

Bu seriye ait Fried parametresi, 17.1 cm olarak bulunmuştur. Buna karşılık gelen astronomik görüş, 0".78'dir.

7. Kaynaklar

De Boer, C.R., 1993, Speckle-Interferometrie und ihre Anwendungen auf die Sonnenbeobachtung, Doktora, der Mathematisch-Natuwissenschaftlichen Fakultaten, der Georg-August- Universtat zu Göttingen

De Boer, C.R., 1996, Noise Filtering in Solar Speckle Masking Reconstructions, Astronomy and Astrophysics, 120, 374-390.

Gültekin, A., 2004, Beyaz ışık Güneş Gözlemlerine Spekl Yönteminin Uygulanması, Yüksek Lisans Tezi, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü.

Labeyrie, A., 1970, Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analysing Speckle Patterns in Star Images, Astronomy and Astrophysics, 6, 85-87.

Pehlemann, E., Von Der Lühe, O., 1989, Technical Aspects of the Speckle Masking Phase Reconstruction Algorithm, Astronomy and Astrophysics, 216, 337-346.

Sanchez, F., Colados, M., Vazquez, M., 1992, Solar Observations: Techniques and Interpretation, Syndicate of the University of Cambridge, Cambridge University, 0 521 40251 4.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Güneş'in Kromosfer Tabakasında Hα Spektrel Çizgisinde Gözlenen İnce Yapıların Özellikleri

Nurol Al[1], Zahide Funda Bostancı[2]
[1]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi, 34119 Üniversite, İstanbul
al@istanbul.edu.tr

[2]İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul
bostanci@istanbul.edu.tr

Özet: Mayıs 2002 tarihinde Güneş'in kromosfer tabakası del Teide Gözlemevi' nde (Tenerife) kurulu Vakum Kule Güneş Teleskobu' ndaki 'İki Boyutlu Spektrometre' ile Hα çizgisinde gözlenmiştir. Gözlem süresince sözkonusu çizgi taranarak her bir tarama noktasında eşzamanlı geniş-bant ve dar-bant görüntüler elde edilmiştir. Görüntülerin işlenmesinden sonra beyaz-ışık görüntülerine 'spektrel oran' ve 'spekl masking' metodları, dar-bant görüntülerine ise 'spekl rekonstrüksiyon' tekniği uygulanarak, Arz atmosferinin görüntüler üzerindeki bozucu etkileri yok edilmiştir. Bu çalışmada tek bir tarama setine 'lambdametre' yönteminin ve Bulut Modeli' nin uygulanması ile elde edilen ve orta kromosferde gözlenen ince yapıların özelliklerine dair sonuçlar sunulmuştur.

Anahtar kelimeler: güneş: kromosfer: ince yapı

Abstract: In May 2002, the solar chromosphere was observed in the Hα line with the two-dimensional spectrometer which is mounted in the Vacuum Tower Telescope at the Observatory del Teide/Tenerife. During the observation, the spectral line was scanned and broad-band and narrow-band images were taken simultaneously. After image processing, the 'spectral ratio' and 'speckle masking' methods were applied to the broad-band images for compensation for the effects of the earth's atmosphere, while 'speckle reconstruction' was used with the narrow-band images. In this paper, we will present results concerning the chromospheric fine structure which were obtained by applying the 'lambdameter' method and the so-called cloud model.

Key words: sun: chromosphere: fine structure

1. Giriş

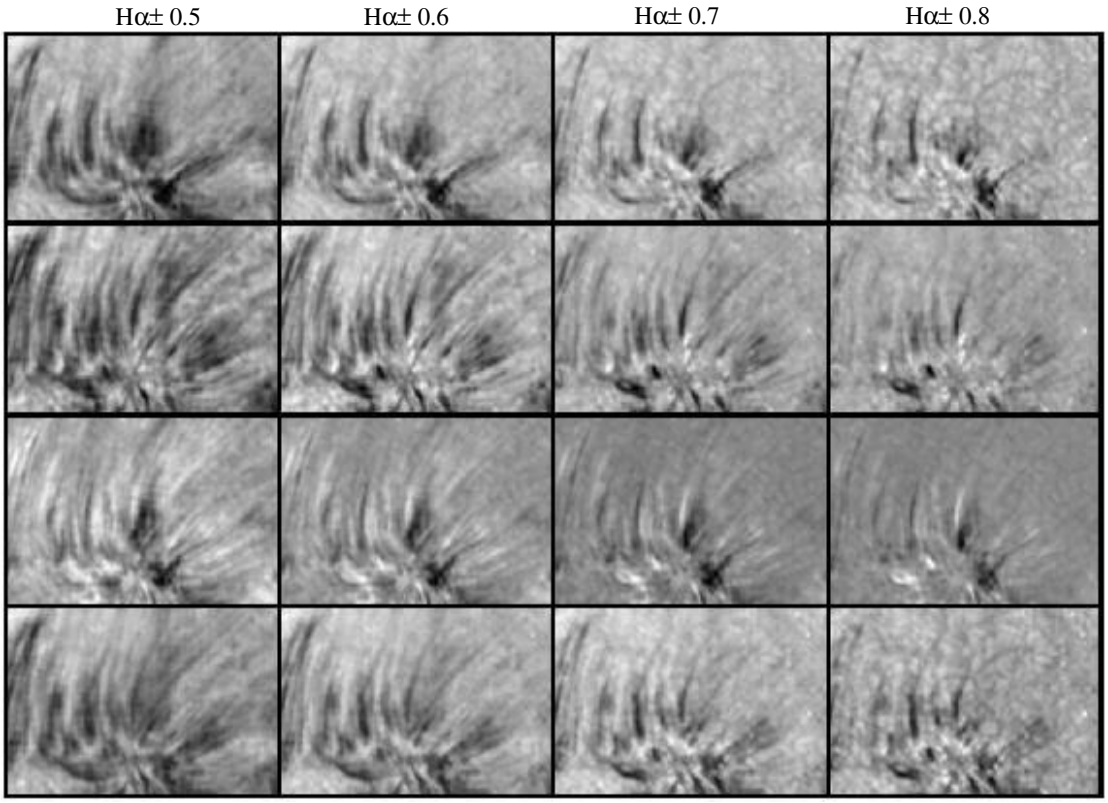
Güneş diski üzerinde kromosfer tabakasında Hα spektrel çizgisinin kanat bölgesinde gözlenen en belirgin yapılar beneklerdir (mottles). Süpergranül hücrelerinin sınırlarında yer alan ve manyetik alan çizgileri boyunca uzanan bu jet tipi yapılar 'rozet' veya 'benek zinciri' olarak isimlendirilen gruplar halinde gözlenirler. Rozetler en az üç süpergranül hücresinin bir araya geldiği bölgelerde oluşurlar. Literatürde genellikle koyu ve parlak benekler arasında ayırım yapılır (Zachariades ve ark. 2001). Bunların aynı bölgede fakat farklı yüksekliklerde yer aldığı ifade edilmektedir. Parlak beneklerin çizgi profilleri, kanatlarda absorbsiyon merkezde emisyon gösterirken, koyu benekler geniş bir U-şeklini andıran düşük merkezi şiddetli profillere sahiptirler (Tsiropoula ve ark. 1994).

Bu çalışmada bu yapılara ait, 'lambdametre' (Tsiropoula ve ark. 1993) ve Beckers' in (1964) 'Bulut Modeli' gibi değişik metotlarla elde edilen sonuçlar sunulmuştur.

2. Gözlemlerin Gerçekleştirilmesi ve Verilen İndirgenmesi

Kullanılan veriler Mayıs 2002 tarihinde del Teide Gözlemevi' nde (Tenerife) kurulu Vakum Kule Güneş Teleskobu' ndaki 'İki Boyutlu Spektrometre' (Koschinsky ve ark. 2001) ile Hα çizgisinde gözlem yapılarak alınmıştır. Gözlem süresince söz konusu çizgi 125 mÅ' luk adımlarla taranarak her bir tarama noktasında eşzamanlı kısa poz süreli 8 adet geniş-bant ve dar-bant görüntüleri ($\Delta\lambda$=72 mÅ) elde edilmiştir. Piksel başına düşen ayırma gücü 0″.1 olup, gözlenen görüş alanı 38″.4×28″.6 boyutlarındadır. 144 görüntüden oluşan tarama setlerinden başka, düz alan ve kara akım görüntüleri de alınmıştır.

Bildiri (Poster) tam metni için : Nurol Al
e-mail: al@istanbul.edu.tr



Şekil 1. Farklı Hα±Δλ değerlerine tekabül eden kontrast, Doppler ve şiddet görüntüleri.

Kara akım, düz alan ve görüntü kaymasına ilişkin düzeltmeler yapıldıktan sonra, geniş-bant görüntüleri 'spektrel oran' (von der Lühe 1984) ve 'spekl masking' (Weigelt 1977) yöntemleri yardımıyla restore edilerek Arz atmosferinin bozucu etkilerinden arındırılmıştır. Bu restorasyondan elde edilen 'Optik Transfer Fonksiyon' daha sonra Hirzberger ve ark. (2001)' nın çalışmasında açıklandığı gibi indirgenen dar-bant görüntülere uygulanarak yeniden oluşturulmuştur (Bostancı 2004 ve tezdeki referanslar).

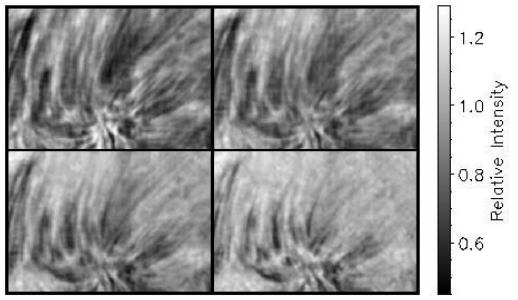
3. İnce Yapıların Özelliklerinin Ortaya Konmasında Kullanılan Yöntemler

Kromosfer tabakasında gözlenen ince yapıların gerek morfolojik gerekse fiziksel özelliklerinin ortaya konması için Doppler ve şiddet görüntülerine ihtiyaç vardır. Bu görüntüler ise farklı yöntemlerle oluşturulur. En basit yöntem çizgi profilinin merkezi dalga boyundan eşit Δλ uzaklıkta profilin kırmızı ve mavi kanadında alınan görüntülerin birbirinden çıkarılması ve toplanmasıdır. Birinci işlem Doppler görüntüsünü, ikincisi ise şiddet görüntüsünü verir. Ancak belirli bir $\lambda_0 \pm \Delta\lambda$ için oluşturulan Doppler veya şiddet görüntülerinden yapıların evrimini görüntüler arasındaki kontrast farklılığından dolayı izlemek zordur. Bu nedenle görüş alanı içerisindeki her bir piksel için aşağıdaki bağıntıda tanımlandığı gibi (I_0 küçük sakin bir bölgenin ortalama şiddeti olmak üzere) kontrast değerleri hesaplanarak kontrast görüntüleri oluşturulur ve bu yeni görüntülerden Doppler ve şiddet görüntülerine geçilir (Suematsu ve ark. 1995).

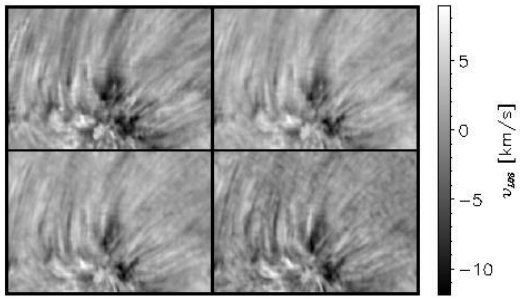
$$C = \frac{(I - I_0)}{I_0} \qquad (1)$$

Şekil 1' de 1., 2., 3. ve 4. sütunda sırasıyla Hα±0.5 Å, Hα±0.6 Å, Hα±0.7 Å ve Hα±0.8 Å için oluşturulan kırmızı ve mavi kanattaki kontrast görüntüleri ile bunlardan elde edilen Doppler ve şiddet görüntüleri görülmektedir. Doppler görüntüsündeki koyu ve açık tonlar sırasıyla aşağı ve yukarı hareketlerin olduğu bölgeleri göstermektedir. Yay şeklindeki ince ipliksi yapıların genişlikleri 0″.5-1″.0 arasında değişirken uzunluk-ları farklı atmosferik yüksekliklerde farklı değerler göstermektedir. Bu yöntemin dezavantajı Doppler görüntüsünün mevcut hız değerlerine ait hiçbir sayısal bilgi vermemesidir. Bu nedenle

Tsiropoula ve ark.'ın (1993) çalışmasında da açıklanan 'lambdametre' yöntemi yardımıyla yeniden şiddet ve Doppler görüntüleri oluşturulmuştur. Yöntem incelenen bölgeye ait çizgi profilindeki belirli çizgi genişliğinin referans çizgi profilinde aynı çizgi genişliğine göre gösterdiği yer değiştirme miktarının tespitine dayanmaktadır. Dikkate alınan çizgi genişliği için bulunan kayma miktarı Doppler formülü yardımıyla hızı, çizgi genişliğin derinliği ise şiddeti vermektedir.



Şekil 2. 0.510 Å, 0.765 Å, 1.020 Å ve 1.275 Å çizgi genişlikleri için oluşturulan şiddet görüntüleri.



Şekil 3. 0.510 Å, 0.765 Å, 1.020 Å ve 1.275 Å çizgi genişlikleri için oluşturulan Doppler görüntüleri.

Şekil 2 ve Şekil 3' de lambdametre yöntemi ile sırasıyla 0.510 Å, 0.765 Å, 1.020 Å ve 1.275 Å çizgi genişlikleri için oluşturulan şiddet ve Doppler görüntüleri verilmiştir. Sonuçta her iki Şekilde de sol üstte ve sağ altta yer alan görüntüler Güneş'in kromosfer tabakasında en yüksek ve en alt atmosferik bölgelere tekabül etmektedir.

Gerek şiddet gerekse Doppler görüntüleri Hα çizgisinde yapılan kromosfer gözlemlerinde görünen filamenter yapılar göstermektedir. Şekil 3'deki hız görüntülerinde ortaya çıkan en büyük ve en küçük hız değerleri sırasıyla 8.9 ve –10.7 km/s, 7.4 ve –11.9 km/s, 6.4 ve –10.2 km/s ile 6.9 ve –7.9km/s' dir.

Bu yapılara ait hız, kaynak fonksiyonu, optik derinlik ve Doppler genişlemesi gibi fiziksel parametrelerin elde edilmesinde özellikle Beckers'in (1964) 'Bulut Modeli' kullanılmaktadır. Modelin uygulanabilmesi için incelenen yapıların Hα spektrel çizgisinin kor bölgesinin oluşum yüksekliğinin üzerinde yer almaları, diğer bir ifade ile sakin atmosfer üzerinde 'bulut' olarak dikkate alınabiliyor olmaları gerekir. Bu modele göre böyle bir yapı içerisindeki bir elemanın kontrastı;

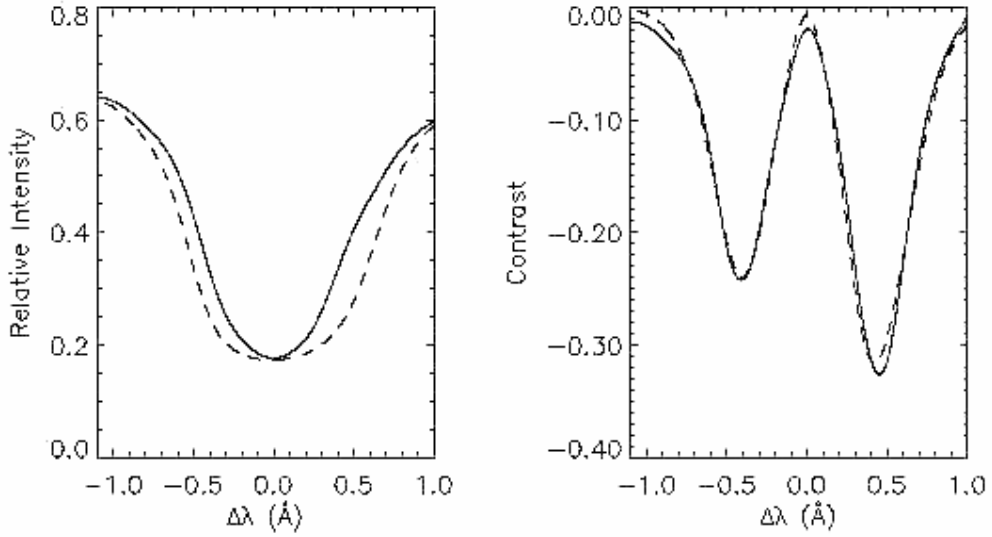
$$C(\lambda) = \frac{I(\lambda) - I_0(\lambda)}{I_0(\lambda)} = \left(\frac{S}{I_0(\lambda)} - 1 \right) \cdot \left(1 - e^{-\tau(\lambda)} \right) \quad (2)$$

bağıntısı ile verilmektedir. Burada $I_0(\lambda)$ hiç bir yapı içermeyen sakin bir bölgeden alınan referans çizgi profilini, s kaynak fonksiyonunu, $\tau(\lambda)$ ise, (3) bağıntısında verildiği gibi, optik kalınlığın dalgaboyuna bağlılığını ifade etmektedir. Son bağıntıda, τ_0 merkezi dalgaboyundaki optik derinliği, $\Delta\lambda_D$ Doppler genişlemesini ve λ_C ise incelenen yapıya ait spektrel çizginin merkezi dalgaboyunu göstermektedir.

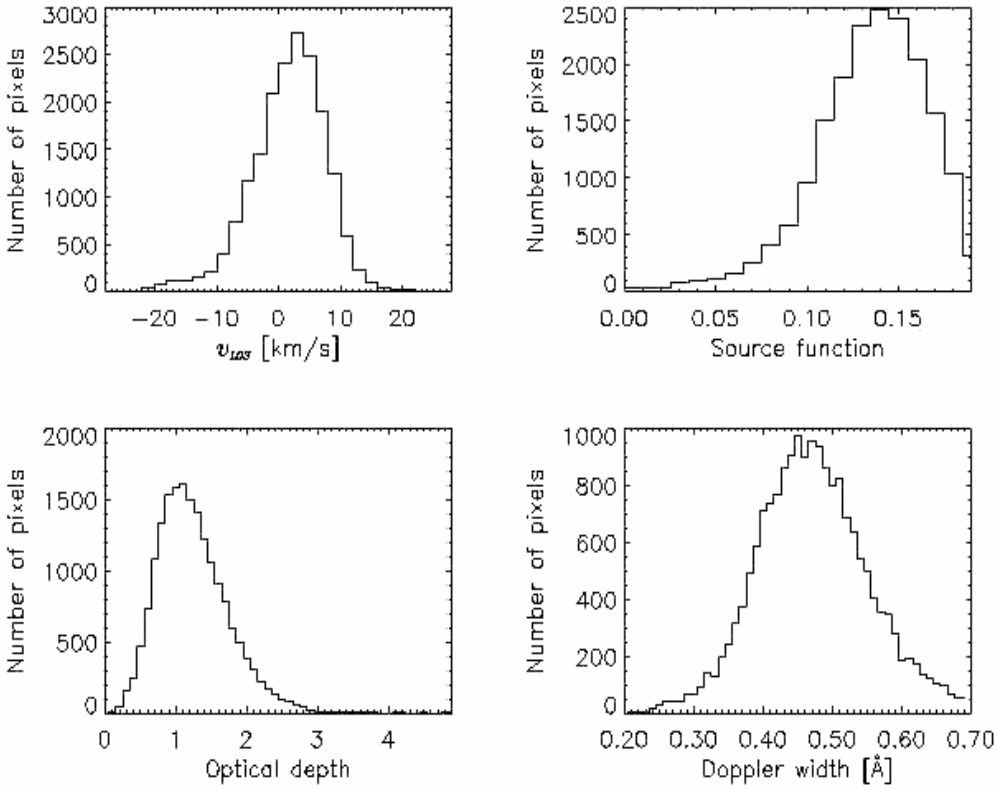
$$\tau(\lambda) = \tau_0 \cdot e^{-\left(\frac{\lambda - \lambda_c}{\Delta\lambda_D} \right)} \quad (3)$$

Modelin uygulanmasında hızın, Doppler genişlemesinin ve kaynak fonksiyonunun yapı içerisinde bakış doğrultusu boyunca sabit olduğu kabul edilmektedir (Klasik Bulut Modeli). Çözüme gözlemlerden hesaplanan ve en büyük kontrast değeri 0.1'den küçük olan kontrast profillerine lineer olmayan fonksiyonlar için uygulanan en küçük kareler fiti uygulanarak ve en iyi uyumu veren s, τ_0, $\Delta\lambda_D$, λ_C parametre seti bulunarak gidilmiştir. Bu işlemlerin sonunda toplam 72450 piksel içerisinden kaynak fonksiyonu 0.2'den ve optik derinliği 5'den küçük olan sadece 18339 piksel bir sonraki incelemeler için dikkate alınmıştır.

Şekil 4'ün solunda bir koyu beneğe ait spektrel çizgi profili ile referans çizgi profili sunulmuştur. Aynı şekilde sağda ise incelenen profil için (1) bağıntısına göre hesaplanan gözlemsel kontrast profili ile 'Bulut Model' inden elde edilen teorik kontrast profili verilmiştir. Bu profili veren υ (bulut hızı), s, τ_0, ve $\Delta\lambda_D$ değerleri sırasıyla −2.35 km/s, 0.17 I_C (I_C süreklilik şiddeti olmak üzere), 1.96 ve 0.45 Å olarak bulunmuştur.

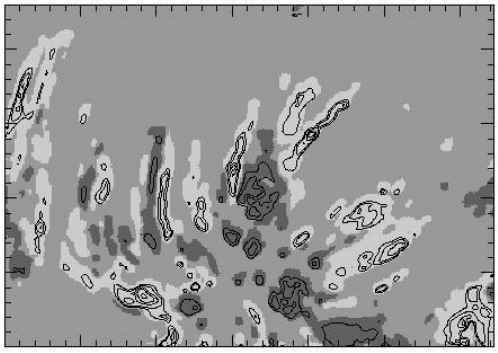


Şekil 4. Solda bir koyu beneğe ait spektrel çizgi profili (kesik çizgi) ile referans çizgi profili, sağda ise aynı profil için hesaplanan kontrast profili (kesik çizgi) ile Bulut Modeli' nden elde edilen kontrast profili (düz çizgi) görülmektedir.



Şekil 5. Bulut Modeli'nden elde edilen hız, kaynak fonksiyonu, optik derinlik ve Doppler genişlemesine ait değerlerin histogramları.

Şekil 5'de Bulut Modeli'nden elde edilen parametrelerin histogramları verilmiştir. Hesaplanan hız değerleri 27.9 ile −24.7 km/s arasında kalırken, yığılma 2 - 4 km/s aralığındadır. Burada sunulan dağılımlar için elde edilen ortalama değerler sırasıyla 1.55 km/s, 0.14 I_C, 1.29 ve 0.48 Å'dur. Tsiropoula ve ark. (1993) inceledikleri koyu beneklere ait parametrelerin ortalama değerleri için −0.26 km/s, 0.163 I_C, 1.8 ve 0.37 Å vermişlerdir. Lee ve ark. (2000) da koyu benekleri incelemiş, yapılar içerisinde −15 ile +10 km/s arasında kalan hız değerleri bulmuşlardır.



Şekil 6. Bulut Modeli'nden elde edilen hız değerlerine ait bir kontür haritası.

Şekil 6'da Bulut Modeli'nden elde edilen hız değerlerine ait bir kontür haritası verilmiştir. Şekilde en açık ton hızın 1 km/s'den büyük olan bölgeleri, en koyu olan ise hızın –1 km/s'den küçük olan bölgeleri göstermektedir. Arada kalan bölgede hız değerleri ya sıfıra yakındır yada Bulut Modeli bu bölgelerde uygulanamamıştır.

Optik derinliğin ve Doppler genişlemesinin ortalama değerlerinden itibaren aşağıdaki bağıntı yardımıyla elektronu ikinci seviyede bulunan H'nin sayı yoğunluğu N_2 ile incelenen yapının geometrik genişliği olan L'nin çarpımını bulmak mümkündür.

$$N_2 L = \frac{1}{0.135 \cdot 10^{-20}} \left(\tau_0 \cdot \Delta\lambda_D \right) \qquad (4)$$

Yukarıda verilen τ_0 ve $\Delta\lambda_D$'nin ortalama değerleri ile N_2L için ~4.58×10^{12} cm^{-2} elde edilmiştir. L için 700 km (≈ 1″) alınırsa, N_2 için ~6.5×10^{4} cm^{-3} bulunur. Bu değer Vernazza ve ark.'nın (1981) çalışmasında verilen ağyapı bölgesi için geçerli olan atmosfer modelindeki parametrelerle karşılaştırılırsa, yapılara ait N_e elektron yoğunluğunu ve sıcaklığı tespit etmek mümkündür. Sonuç itibariyle her iki büyüklük için sırasıyla ~5.7×10^{10} cm^{-3} ve 6830° K bulunmuştur.

4. Sonuçlar

Bu çalışmada Güneş'in kromosfer tabakasında gözlenen bir 'rozet' bölgesinin yüksek uzaysal ayırma güçlü görüntülerine 'lambdametre' metodu uygulanarak farklı çizgi genişlikleri (dolayısıyla farklı atmosferik yükseklikler) için ince yapıların yüksekliğe bağlı morfolojik değişimlerini de yansıtan şiddet ve Doppler görüntüleri oluşturulmuştur. Kendilerini özellikle H$\alpha\pm$0.6 Å ve H$\alpha\pm$0.7 Å için oluşturulan kontrast görüntülerinde belli eden koyu beneklerin fiziksel özellikleri ise Bulut Model'i yardımıyla incelenmiştir. Bulut hızına ilişkin değerler 27.9 ile −24.7 km/s arasında kalırken, yığılma 2-4 km/s aralığındadır. Bu, Şekil 6'dan da görülebileceği gibi yapılar içerisindeki madde hareketinin yukarıya (gözlemciye) doğru ağırlıklı olduğuna işaret etmektedir. Optik derinlik için bulunan ortalama değer 1.29 civarında olup, beneklerin optik olarak ince olduğunu göstermektedir. İncelenen yapıların sıcaklığı için ise 6830° K bulunmuştur. Bu değer Tsiropoula ve Schmieder'in (1997) verdiği sıcaklık değerleri arasında kalıp, Tziotziou'nun (2003) da bulduğu sıcaklık değerinden (11 000° K) küçüktür.

Çalışmanın bundan sonraki aşamasında bu çalışmada incelenen tarama setinin ait olduğu zaman serisi ele alınacak ve beneklerin dinamiğine ilişkin sonuçlara gidilmeye çalışılacaktır.

5. Kaynaklar

Beckers, J. M. 1964, Doktora Tezi, Utrecht

Bostancı, Z. F. 2004, Yüksek Lisans Tezi, İ. Ü. Fen Bilimleri

Hirzberger, J., Koschinsky, M., Kneer, F. ve Ritter, C. 2001, A&A, 367, 1011

Koschinsky, M., Kneer, F. ve Hirzberger, J. 2001, A&A, 365, 588

Lee, C. Y., Chae, J. ve Wang, H. 2000, ApJ, 545, 1124

Suematsu, Y., Wang, H. ve Zirin, H. 1995, ApJ, 450, 411

Tsiropoula, G., Alissandrakis, C. ve Schmieder, B. 1993, A&A, 271, 574

Tsiropoula, G. ve Schmieder, B. 1997, A&A, 324, 1183

Tziotziou, K., Tsiropoula, G. ve Mein, P. 2003, A&A, 402, 361

Vernazza, J. E., Avrett, E. H. ve Loeser, R. 1981, ApJS, 45, 635

von der Lühe, O. 1984, J. Opt. Soc. Am., A1, 510

Weigelt, G. P. 1977, Optics Comm., 21, 55

Zachariadis, Th. G., Dara, H. C. , Alissandrakis, C. E., Koutchmy, S. ve Contikakis, C. 2001, Sol. Phys., 202,41

23. Güneş Çevrimi Etkinliğine Genel Bakış

Tamer Ataç, Atila Özgüç, Engin Sözen ve Hülya Yeşilyaprak

Boğaziçi Üniversitesi , Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü, Çengelköy, 34685, İstanbul
atac@boun.edu.tr, ozguc@boun.edu.tr, sozenm@boun.edu.tr, yesilyap@boun.edu.tr

Özet: Güneş etkinliği güneş atmosferinin her katmanında saniye, dakika, gün ve ay mertebesinde süren kısa dönemli değişimlerin yanı sıra 11 veya 22 yıl süren uzun dönemli etkinlik çevrimleriyle tanımlanmaktadır. Çevrimlerin maksimum evresinde güneş etkinliği gezegenlerarası ortamda çok değişken koşulların oluşmasına yol açmaktadır. Yakın uzay çevremizde gelişen olayları, gezegenimizin uzay hava durumundaki (Space Weather) değişimleri güneş etkinliği ile karşılaştırabilmek için bu etkinliği tanımlayabilecek indekslere ihtiyacımız vardır. Dünya-Güneş etkileşmesinde rol oynayan en önemli olaylardan birisi de güneş patlamalarıdır. Güneş patlamaları indeksinin hesaplanması 1986 yılından bu yana Kandilli rasathanesinde sürdürülmektedir. Güneş patlamaları indeksi güneşin kuzey ve güney yarıküreleri için ayrı ayrı hesaplanmaktadır.Bu çalışmada benzer etkinlik indekslerinin 23. çevrimdeki durumu önceki çevrimle karşılaştırılmış ve çevrimin özellikleri tartışılmıştır. Koronal kütle atımlarının, güneş lekeleri ve patlamalarının kuzey-güney asimetrisi çalışılmıştır. 23. çevrimin maksimum evresinde (1999-2002) her yarıküre ve bütün yüzey için gözlenen günlük değerlere uygulanan Fourier analizi bu evrede 64, 83 ve 125 günlük dönemlerin etkin olduğunu göstermiştir.

Anahtar kelimeler: Güneş: güneş etkinliği: güneş çevrimleri: güneş etkinliği indeksleri

Abstract. Solar activity covers a range of phenomena at all levels in the solar atmosphere and time - scales ranging from seconds and minutes, through months, to the 11 or 22-year solar activity cycle. Highly variable conditions in the geospace environment and those on the Sun persist throughout the maximum phase of solar activity. Expressing aspects of that activity in terms of single indices is useful in investigating its role as a driver for various space and terrestrial phenomena. Many studies in the solar-terrestrial field classified solar flares as one of the most important solar events affecting the Earth. To describe that aspect of activity for the Sun as a whole, the authors continue to compile the daily flare index for solar cycle 23 using the tables of solar flares from the National Geophysical Data Center (NGDC). A brief description and final results of the flare index of solar activity for cycle 23 up to 31 December 2002 are given. The patterns of similar activity indices that arise under different physical conditions during cycle 23 were compared with the flare index. The north-south asymmetry of CMEs, sunspot number, sunspot area and flare index were studied. The intermediate-term periodicities in the daily flare index data for the northern and southern hemisphere and for the full disk were calculated using the Fourier transform, and it was found that 64, 83, 125 days periodicities are in operation during the maximum phase of solar cycle 23.

Key words: Sun, solar activity: solar cycles: solar activity indices

1. Giriş

Güneş etkinliğindeki değişimler sırasında Güneş birkaç kHz'lik radyo frekansından en şiddetli gama ışınımına uzanan elektromanyetik ışınımın yanı sıra yüksek enerjili parçacık yayınımında da bulunmaktadır. Herhangi bir dönem için güneş etkinliğinden söz ettiğimizde o sırada Güneş plazmasına ait manyetik alanın tavrından ve özelliklerindeki değişimlerden bahsettiğimiz anlaşılmalıdır. Kutuplar doğrultusundaki büyük plazma akıntıları sonucu oluşan poloidal manyetik alan Güneş'in dönme hareketi sonucu toroidal manyetik alanı oluşturmak üzere ekvator boyunca sarılmaya başlar. Bunun nedeni dönme hareketinin kutuplara doğru azalan bir açısal hızla olmasıdır. Toroidal manyetik alana ait manyetik akı tüpleri konveksiyon bölgesinin tabanında zamanla kararsız duruma geçebilmektedir. Çevresindeki plazmadan daha hafif olan bu manyetik akı tüpleri konveksiyon bölgesinin içine taşınmakta ve yüzmeye başlayarak Güneş atmosferinin üst katmanlarına doğru yükselmektedir. En dış katmanlar fotosfer, kromosfer ve koronada gözlenen güneş olaylarına neden olan etkin merkezler yüzeye taşınan bu manyetik akı tüplerinden oluşmaktadır. Güneş etkinliğini oluşturan bu olaylar; birkaç dakikadan birkaç saate kadar süren güneş patlamaları ve koronal kütle atımları (KKA), gelişimleri aylar süren etkinlik merkezleri ve nihayet yıllar süren 11 yıllık leke veya 22 yıl süren manyetik etkinlik çevrimleridir ve

Bildiri tam metni için : Tamer ATAÇ
e-mektup: atac@boun.edu.tr

bunlar farklı zaman ölçeklerinde gelişmektedir. Güneş sisteminde bilinen en şiddetli patlamalar olan Güneş patlamaları ve koronal kütle atımları gezegenimizin manyetik alanı ve atmosferin üst katmanları olan termosfer ve iyonosferde istenmeyen etkilere yol açmaktadır. Gelişen teknolojiyle haberleşme ve yeryüzünde konum belirleme sistemlerimizin neredeyse tamamı uydular aracılığı ile yapılmaktadır. Güneş çevrimleri süresince değişen etkinliğinin yakın uzay çevremizde yarattığı koşullar sonucu ortaya çıkan uzay hava durumundaki değişimlerden bütün bu sistemlerin etkilendiği artık bilinen bir gerçektir (Lambour ve diğ., 2003).

2. Çalışmanın Amacı ve Çalışmada Kullanılan Veriler

Bu çalışmada Güneş atmosferinin farklı katmanlarındaki değişimleri temsil eden etkinlik indeksleri kullanılarak sırasıyla 23. çevrimin özellikleri ve güneş etkinliğinin genliği, kuzey-güney asimetrisi, kuzey ve güney yarıküreler için çevrimin maksimum evresinde hangi kısa dönemli değişimlerin gözlendiği Fourier analizi kullanılarak araştırılmıştır.Yakın uzay çevremizi ve manyetosfer - iyonosfer-termosfer sistemimizi etkileyen güneş etkinliğini çalışabilmek için etkinliğin çeşitli görünümlerini değişik indekslerle tanımlamak bize uzun dönemli değişimleri karşılaştırabilme olanağı sunmuştur. Bu çalışmada kullanılan etkinlik indeksleri aşağıda verilmiştir;

1) (**FI,** Flare Index) Güneş Patlamaları İndeksi NGDC (National Geophysical Data Center) veri merkezinin toplayıp yayınladığı en son Güneş patlamaları listesinden günlük gözlem süreleri de hesaplanarak 1986 yılından bu yana Kandilli Rasathanesi'nde hazırlanmaktadır. **(http://www.koeri.boun.edu.tr/astronomy/findex.html)**

2) (**MMF**, Mean Solar Magnetic Field) Stanford Üniversitesi, Wilcox Güneş gözlemevinde mikroteslas cinsinden ölçülen ortalama manyetik alan şiddeti. Gözlemler 1975 yılından bu yana sürdürülmektedir. (Scherrer ve diğerleri, 1977). **(http://quake.stanford.edu./ ~wso/wso.html)**

3) (**CI**, Coronal Index) Güneş'in görünen yüzeyinden koronanın yeşil bölgede yaydığı toplam ışınım ölçülmektedir. İndeksin hazırlanmasıyla ilgili ayrıntılı bilgi Rybansky (1975) tarafından verilmiştir. **(http://www.astro.ucla.edu/~obs/150_data.html)**

4) (**TSA**, Total Area of Sunspot Groups) Mount Wilson Gözlemevinde gözlenen leke gruplarının düzeltilmiş alanları (http://science.msfc.nasa.gov/ssl/pad/solar/greenwich.html)

5) (**RSN**, Relative Sunspot Number) Güneş Lekesi Sayıları Belçika' daki Dünya Veri Merkezi'nde dünya üzerindeki 40'a yakın gözlemevinin katkılarıyla hazırlanmaktadır. **(http://sidc.oma.be/index.php3)**

6) (**IR**, Sun's Total Irradiance) Uydulara yerleştirilmiş 5 ışınımölçerin bağımsız olarak ölçtüğü toplam güneş ışınımı ölçümleri 1978 yılından bu yana sürdürülmektedir. Bu ölçümlerden itibaren hazırlanan indeksin ayrıntıları Fröhlich ve Lean (1998)' in yayınında bulunabilir. Çalışmamızda indeksin son versiyonu olan 23. versiyonu kullanılmıştır. **(ftp://ftp.pmodwrc.ch/data/irradiance/composite)**

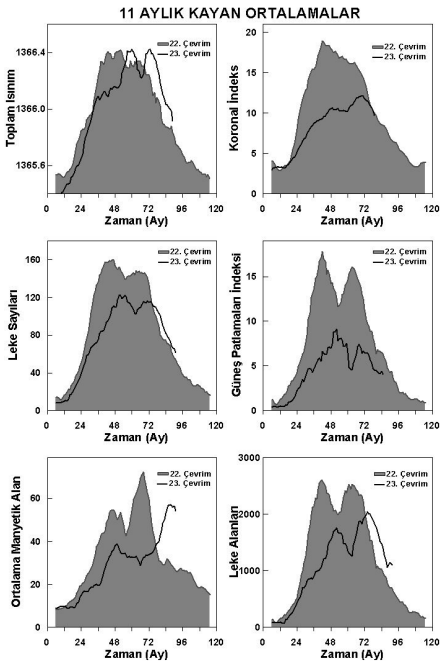
7) (**CME**, Coronal Mass Ejection) Koronal kütle atımları (**KKA**), genellikle güneş leke gruplarının üzerinde gelişen olaylarla birdenbire açık duruma geçen kapalı manyetik alanlardan şiddetle ivmelenmiş güneş maddesi gezegenler arası ortama gönderilir. Büyük koronal kütle atımları sırasında atılan güneş maddesi 10^{16} gr mertebesindedir. Koronal kütle atımları 1995 yılından bu yana SOHO uydusunun 11 aletinden biri olan geniş açılı spektrometrik koronograf (LASCO) aletiyle takip edilmektedir. Çalışmamızda bu grubun hazırladığı koronal kütle atımı listelerinden yararlanılmıştır.
(http://lasco-www.nrl.navy.mil/cmelist.html)

3. 23. Çevrimin Genliği ve Diğer Özellikleri

Çalışmada kullandığımız etkinlik indekslerinin aylık ortalama değerlerinin zamana göre değişimini gösteren grafik Şekil 1'de verilmiştir. Bu şekilden görüleceği üzere bir önceki çevrimin etkinlik değerleriyle 23. çevrimin değerleri karşılaştırıldığında Güneş'in toplam ışınımı dışında bütün etkinlik indekslerinde etkinliğin bu çevrimde beklenenden çok daha zayıf sürdüğü görülmektedir. 22. ve 23. çevrimin minimum ve maksimum evresindeki ortalama değerler bütün etkinlik indeksleri için aşağıdaki Çizelge 1'de görülmektedir. Çizelgenin son kolonunda çevrimler arasındaki etkinlik farkını göstermek için minimum ve maksimum evreler arasındaki artış farkı hesaplanarak her etkinlik indeksi için bu değerler oranlanmıştır.

Güneş lekesi sayıları istatistiksel anlamda etkinlik indeksi olarak kullanılırsa Gnevyshev – Ohl (1948) kuralına göre çift numaralı 11 yıllık çevrimi izleyen tek numaralı 11 yıllık çevrimde etkinliğin genliği daha büyük olmalıdır. Geçtiğimiz 150 yıl boyunca bu düzenin sürmesine rağmen (Şekil 2), bu çevrimin çıkış kolunda ve maksimum evredeki genliğin şiddeti bu kuralın bozulduğuna işaret etmektedir. Oysa 22. çevrimin genliğine bakıldığında 23. çevrimin genliğinin çok şiddetli olması gerekir ancak durum bunun tersini

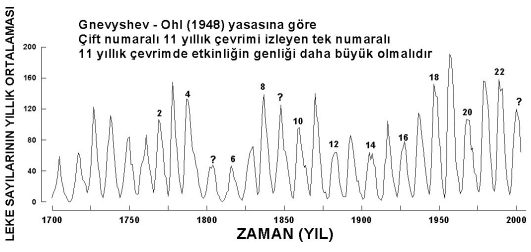
göstermektedir. Geçmişteki çevrimler göz önüne alındığında bu çevrimlerden 4-5 ve 8-9 çiftlerinde de benzer bir durumun olduğu görülmektedir. 4. ve 8. çevrimlerde de etkinliğin genliği 22. çevrimde olduğu gibi çok yüksektir. Komitov ve Bonev (2001) çalışmalarında genliği çok yüksek çift sayılı 11 yıllık çevrimlerden sonra daha düşük genlikli tek sayılı 11 yıllık çevrimlerin gelebileceğine dikkat çekmişlerdir. Ayrıca Bonev ve arkadaşları (2004) radyokarbon (C^{14}) ölçümlerini, çevrimlerin genliğini ve leke gruplarının sayısını temsil eden Schove ve Hoyt-Schatten serilerini kullanarak yaptıkları çok yeni bir çalışmada yaşadığımız evrenin Güneş etkinliğinde uzun sürebilecek yeni bir "**minimum**"'un başlangıcına işaret ettiğini göstermişlerdir. Bu çevrimin diğer önemli özelliklerinden biri çevrimlerin maksimum evresinde görülen çift maksimumun çok belirgin olmasıdır. Şekil 1'de farklı etkinlik indekslerinin aylık ortalamalarına 11 aylık kayan ortalama uygulanmıştır. Bütün etkinlik indekslerinin maksimum evresinde iki maksimum arasında 1-2 yıl süren daha sakin bir dönem görülmektedir. Bu durum ilk kez 1960'lı yıllarda Gnevyshev'in (1963, 1967) 11 yıllık çevrimlerin farklı fiziksel özellikler taşıyan iki etkinlik dalgası barındırdığını, bu nedenle maksimum evrelerinin



Şekil 1. 22. ve 23. çevrimlerin karşılaştırılması

ÇİZELGE 1

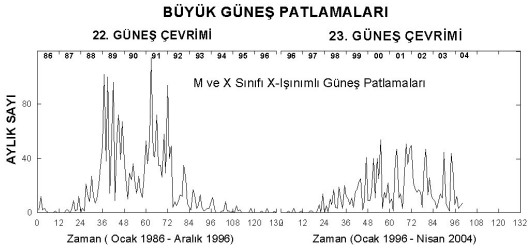
Etkinlik İndeksleri 22 ve 23. Çevrimler	**1986** Minimum	**1989-1991** Maksimum	**1996** Minimum	**2000-2002** Maksimum	**22. Çevrim / 23.Çevrim** $(Max - Min)_{22.Ç}/(Max - Min)_{23.Ç}$
Ortalama Manyetik Alan	8.4	55.9	9.1	35.5	1.79
Leke Alanları	124.7	2366.0	81.9	1716.8	1.37
Leke Sayıları	13.4	148.6	8.6	111.5	1.31
Güneş patlamaları indeksi	1.2	14.9	0.4	6.3	2.32
Toplam ışınım	1365.538	1366.336	1365.432	1366.277	0.945
Koronal indeks	4.1	17.1	0.9	10.7	1.32



Şekil 2. Gnevyshev-Ohl kuralı

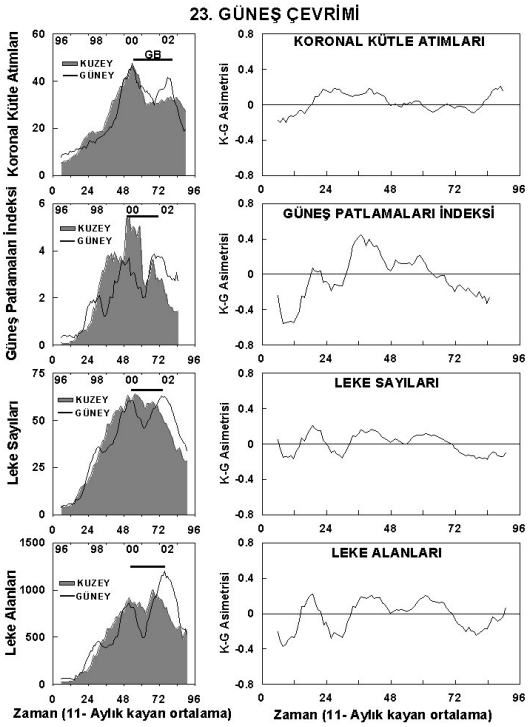
karmaşık bir yapıya sahip olduğunu göstermesiyle gündeme gelmiştir. Çevrimlerin maksimumları sırasında görülen iki maksimum arasındaki boşluk bu nedenle Rus astronomu Gnevyshev'in adı ile Gnevyshev boşluğu (GB) olarak bilinmektedir. 21 ve 22. çevrimlerin maksimum evreleriyle ilgili yapılan önceki çalışmalarda Gnevyshev boşluğunun Güneş'in farklı yarıkürelerinde farklı zamanlarda tek bir maksimumun ortaya çıkmasıyla meydana gelen faz farkının yarattığı bir görüntü olmadığı gösterilmiştir (Gnevyshev, 1967, 1977; Feminella ve Storini, 1997; Bazilevskaya ve diğerleri). Bizim

çalışmamızda bu görüşü doğrulamaktadır. Şekil 4'ün sol paneline bakılırsa farklı etkinlik indekslerinde Güneş'in kuzey ve güney yarıkürelerinde maksimum evrenin hemen hemen eş zamanlı olan iki ayrı maksimum gösterdiği görülmektedir. Maksimumların genliği farklı yarıkürelerde farklı şiddetlerdedir. Gnevyshev boşluğunun neden meydana geldiği ile ilgili ayrıntılı fiziksel bir açıklamanın henüz yapılamamasına rağmen Güneş'in kutuplarının bu boşluğun meydana geldiği süre boyunca işaret değiştirdiği gözlemlerle kanıtlanmıştır. Bu dönemde Güneş manyetik enerjisinin önemli bir bölümünü kutupların işaret değiştirme işlemi için harcamış olmalıdır (Alania ve diğerleri, 1999). 23. çevrimde bu işlem çevrimin başında daha etkin olan kuzey yarımkürede 2000 yılının sonunda, güney yarıkürede de 2001 yılında tamamlanmıştır (Wang ve diğerleri, 2004). Bu gözlemsel sonuç farklı etkinlik indekslerini kullandığımız Şekil 4 den de açıkça görülmektedir.



Şekil 3. Büyük güneş patlamaları

M ve X sınıfı X ışınımlı güneş patlamalarının önceki çevriminkilerle karşılaştırılması Şekil 3'de görülmektedir. 23. çevrimin başka bir özelliği de güneş patlamaları etkinliğinin bu çevrimde çok zayıf sürmesidir. Her iki çevrimde minimum senelerinin Ocak ayından itibaren geçen 72 aylık süre dikkate alındığında 22. çevrimde 72. aydan sonra büyük Güneş patlamaları etkinliği en düşük düzeyine inmiştir. Oysa 23. çevrime baktığımızda çevrimin maksimum evresinde ulaşılan düzeye eşit bir etkinlik hiç beklenmedik bir biçimde 2003 yılında da sürmüşdür. Genliğin bu kadar düşük olduğu bu çevrimde büyük güneş patlamalarının sayısının az olması etkin bölgelerin daha kararlı bir manyetik yapıya sahip olduğuna işaret etmektedir. Bu da konveksiyon bölgesindeki plazma akıntılarının daha yavaş geliştiğini bu nedenle çevrimin düşük genlikli olmasına karşılık önceki çevrime göre daha uzun dönemli olabileceğine işaret etmektedir. Alışılmadık bir biçimde 2003 yılının sonunda gelişen etkinlikteki artışın ayrıntısına gelince; 2003 Ekim ayının son haftasıyla Kasım ayının ilk haftası boyunca Güneş etkinliğinde önemli bir artma görülmüştür. Aynı dönemi önceki çevrimle karşılaştırdığımızda bu durumun hiç beklenmeyen bir görüntü sergilediği gözlemlenmektedir. İki hafta boyunca üç ayrı etkin bölge 11 tane çok şiddetli X ışınımlı X-sınıfı güneş patlamasına yol açmıştır. Güneş patlamaları ile birlikte gözlenen koronal kütle atımlarının en hızlılıları 22, 28 ve 29 Ekim günleri arasında olanlardır ve bunların hepsi Dünyaya doğru yönelmişlerdir. 28 ve 29 Ekim (X17, X20) günleri meydana gelen olayların etkileri Dünya'ya sadece 19 saat sonra ulaşmıştır. Seri güneş patlamalarının en şiddetlisi (X28) 4 Kasım'da olmuştur ve ölçülen X-ışınım şiddeti bugüne kadar ölçülmüş en şiddetli değerdir. Patlamanın olduğu, bölge o sırada Güneş'in arka yüzüne dönmek üzere olduğu için patlamanın etkileri Dünya'ya yönelmemiştir. Fırtınalı dönem süresince uzaydaki kötü hava durumundan uydular, yüksek enlemlerde uçan uçaklar ve yerdeki bazı sistemler etkilenmiştir. Dünya çevresinde dolaşan veya araştırma amaçlı gezegenlerarası ortamda yol alan uyduların 28 tanesi ile ilgili gözlenen anormallikler Webb ve Allen (2004) tarafından rapor edilmiştir.



Şekil 4. 23. çevrimde kuzey-güney asimetrisi

4. 23. Çevrimde Benzer Etkinlik İndekslerinde Kuzey-Güney Asimetrisi

Aynı süre içinde güneş etkinliğine farklı yarıküreler göz önüne alınarak bakıldığında etkinliğin her yarıkürede farklı biçimde geliştiği uzun yıllardır

bilinmektedir. Farklı etkinlik indeksleri kullanan birçok araştırmacı araştırmalarını yaptıkları dönemde kuzey-güney asimetrisine dikkat çekmişlerdir (Roy, 1977; Knoška, 1985; Swinson, Kyoma, ve Saito, 1986; Verma, 1987; Vizoso ve Ballester, 1990; Carbonell, Oliver, ve Ballester, 1993; Oliver ve Ballester, 1994; Joshi, 1995; Watari, 1996; Ataç ve Özgüç, 1996; Li, Schmieder, ve Li, 1998; Li ve Gu, 2000; Temmer ve dig., 2002; Li ve dig., 2003; Gigolashvili ve dig., 2003). Bu indekslere ait zaman serileri kullanılarak yapılan asimetri analizlerinde bu olayın rastgele gelişmediği istatistiksel olarak anlamlı olduğu gösterilmiştir (Joshi, 1995; Li ve dig.,1998; Temmer ve dig., 2002).
Benzer etkinlik indeksleri için kuzey- güney asimetrisi asagidaki bağıntı ile hesaplanmaktadır

$$\text{Asimetri} = (K_N - G_N) / (K_N + G_N) \qquad (1)$$

Burada K_N, kuzey yarıküreye, G_N de güney yarıküreye ait etkinliğin aylık ortalamasını temsil etmektedir. 23. çevrimin güneş patlamaları indeksine ait zaman serilerinde asimetrinin gerçekliğini göstermek için Gleissberg'in (1947) geliştirdiği yöntem uygulanmıştır. Bu yönteme göre bir zaman serisindeki değişimlerin şans eseri olup olmadığının olasılığı aşağıdaki bağıntıdan hesaplanabilmektedir.

$$p = 1 - \text{erf}(x) \qquad (2)$$

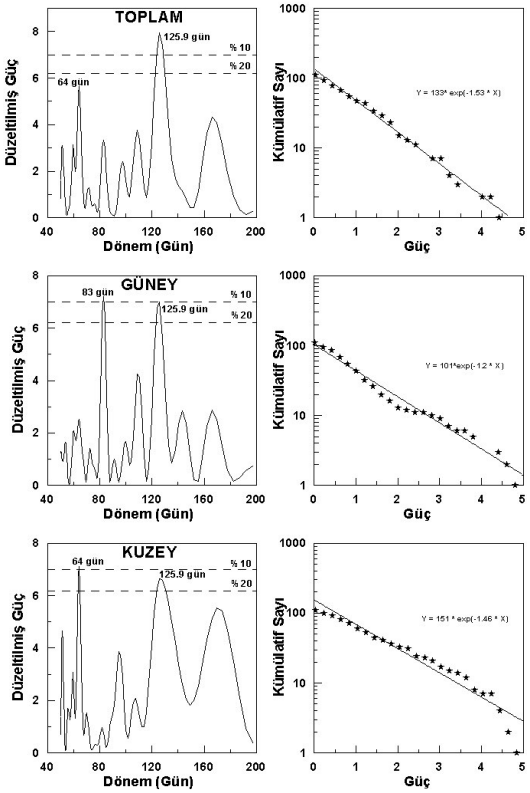
Burada "erf" hata fonksiyonu olup hesaplanmasının ayrıntıları Ballı (1955) tarafından verilmiştir. Hesaplar sonucu eğer $p \cong 1$ çıkarsa zaman serisindeki değişimin şans eseri olduğu, $p \ll 1$ çıkarsa değişimin istatistiksel olarak anlamlı olduğuna karar verilir. 23 çevrimde asimetrinin oldukça belirgin bir olay olduğunu Şekil 4 de gösterilmiştir. Şeklin sol panelinde benzer etkinlik indekslerinin aylık ortalamalarına 11 aylık yumuşatma uygulanmıştır. Kuzey ve güney yarıküreler için elde edilen zaman serilerinin değişimi ayrı grafiklerde gösterilmiştir. Güneş patlamaları indeksi ve leke alanlarının değişimi her iki yarıkürede farklı şiddetlerde gelişmiştir. Bunun sonucu farklı yarıkürelerde maksimumlar farklı zaman ve şiddette görülmektedir. Yarıküreler ayrı ayrı ele alındığında Gnevyshev boşluğu daha belirgin olarak ortaya çıkmaktadır. Bu da bize manyetik etkinliğin kuzey ve güney yarıkürelerde büyük ölçüde birbirinden bağımsız geliştiğine işaret etmektedir (Temmer ve dig., 2002). Asimetri indekslerinin aylık ortalamalarına 11 aylık kayan ortalama uygulayarak Şekil 4'ün sağ panelinde çevrim boyunca zamana göre değişimlerinin grafiği verilmiştir. Güneş patlamaları indeksi ve leke alanlarının asimetri indeksi değişiminde Kuzey-güney asimetrisi daha belirgindir. Bütün etkinlik indekslerinin asimetri eğrilerinde etkinliğin çevrimin başında güney yarıkürede baskın olduğu, çıkış kolunda her iki yarıkürede zaman zaman arttığı, maksimum evrede ise asimetrinin neredeyse sıfırlandığı görülmektedir. Yarıkürelerdeki etkinliğin hemen hemen birbirine eşit olduğu bu dönem, yine kutupların işaret değiştirdiği süreye denk gelmektedir. Kutuplar işaret değiştirdikten sonra etkinlik bütün etkinlik indekslerinde güney yarıkürenin lehine artmıştır.

5. 23. Güneş Çevriminin Maksimum Evresinde Kısa Dönemli Değişimler

Güneş etkinliğinde Rieger ve arkadaşlarının (1984) ilk kez gama ışınımlı güneş patlamalarına ait zaman serilerinden 153 günlük kısa dönemli değişimleri bulmasının ardından farklı etkinlik indekslerini kullanan birçok araştırmacı bu konuyla ilgili araştırmalar yapmıştır. Yapılan bütün bu çalışmalarda varılan ortak sonuç söz konusu kısa dönemlerin farklı güneş çevrimlerinin maksimum evreleri sırasında bir süre devreye girdikleri yolundadır (Bai ve Sturrock, 1991, 1993). Bu dönemler zaman zaman ortaya çıkma özelliklerinden ötürü gidip gelen dönemler olarak anılmaktadırlar. 23. çevrimin maksimum evresini tamamladığımız için 1999-2002 yıllarını kapsayan 1461 gün içinde kısa dönemli değişimleri araştırmak üzere güneş patlamaları indeksinin kuzey, güney yarıküreleri ve toplam yüzeyine ait zaman serilerine Fourier analizi uygulanmıştır. Şekil 5'de bu zaman serilerinin normalize edilmiş güç spektrumları görülmektedir. Güç spektrumlarındaki güç dağılımının üstel bir dağılım gösterdiğini Horne ve Baliunas (1986) göstermiştir. Bu durumda güç spektrumlarında belli bir frekans için gözlenen yüksek bir güç değerinin herhangi bir K değerinden rastlantı sonucu büyük çıkmasının ihtimali aşağıdaki denklemle verilmiştir.

$$P(Z>K) = \exp(-K/\sigma^2) \qquad (3)$$

Öte yandan Bai ve Cliver (1990) güç spektrumlarını normalize edebilmenin en uygun yolunun güç dağılımına (3) denklemiyle verilen eğriyi uydurmak olduğunu göstermiştir. Bu eğriler Şekil 5'de sağdaki kolonda görülmektedir. Güç spektrumları 58-231 nHz (50-200 gün) aralığında 1.12 nHz'lik adımlar için hesaplanmıştır. Aşağıdaki Çizelge 2'den görüldüğü gibi güç spektrumlarında gözlenen en belirgin dönemler 125, 83 ve 64 günlük dönemlerdir.



Şekil 5. Güneş patlamaları indeksi güç spektrumu

Güç spektrumlarında gözlenen en yüksek değerlerin bu değeri rastlantı sonucu geçip geçmediğini belirlemek için yanlış alarm olasılığını hesaplama (**FAP**, false alarm-probability) yöntemi kullanılmaktadır. Bu olasılık aşağıdaki bağıntı ile hesaplanmaktadır.

$$FAP = 1 - [\ 1 - \exp(-Z_m)\ ]^N \qquad (4)$$

Burada Z_m düzeltilmiş güç spektrumunda gözlenen en yüksek değerleri, N'de bağımsız frekansların sayısını temsil etmektedir (Scargle, 1982; Horne ve Baliunas, 1986). Bu yöntemle rasgele değişen bir sayı dizisi kullanarak N tane bağımsız frekansın her biri için güç değerinin belirlendiği bir güç spektrumunda, frekans değerlerinin yüzde kaç olasılıkla Z_m değerini rastlantı sonucu geçtiği belirlenmektedir. Bunun hesaplanabilmesi için güç spektrumunda çalışılan pencere ve bağımsız frekansların sayısı göz önünde tutulmaktadır. Bağımsız frekansların sayısı $\Delta f_{ifs} = 1/\tau$ bağıntısıyla bulunmaktadır, burada τ çalışılan zaman aralığıdır

ÇİZELGE 2

Kuzey yarıküre		Güney yarıküre		Toplam yüzey	
Dönem (gün)	**FAP**	**Dönem (gün)**	**FAP**	**Dönem (gün)**	**FAP**
64	0.09	83	0.08	64	0.34
125.9*	0.14	125.9	0.10	125.9	0.04

* Güç spektrumunda görülen 125.9 günlük dönem %84 olasılıkla gerçek bir değerdir.

(Scargle, 1982). Buradan Δ_{ifs} = 7.91 nHz bağımsız frekansların sayısı da 22 olarak hesaplanmıştır.

Örnek sayısını çoğaltmak için çalışılan pencerede 151 frekans bulunduğundan N=151 olarak seçilmiştir. Şekil 3'de görülen grafiklerdeki en yüksek güç değerlerinin hangi yüzdelik bir değerle bu yüksek değeri tesadüfen geçtiğini belirlemek için yanlış alarm olasılıklarının (FAP) mertebeleri yüzde olarak kesikli çizgilerle gösterilmiştir. 23. çevrimin maksimum evresinde yukarıdaki analiz kuzey, güney yarıkürelerle toplam yüzeye ayrı ayrı uygulandığında 125 günlük dönemin istatistiksel olarak en anlamlı sonuç olduğu görülmektedir. Henüz çevrimlerin maksimum evresinde gözlenen bu dönemlerin nedenlerini açıklayabilmek oldukça zordur. Lou ve arkadaşlarının (2003) koronal kütle atımlarını, büyük güneş patlamalarını ve A_p indeksini kullanarak yaptıkları çok yeni bir araştırma 1999-2003 yıllarını kapsamaktadır. Bu çalışmada güneş etkinliğinde zaman zaman gözlenen kısa dönemli değişimlerin nedenleri için aşağıdaki senaryo önerilmişdir. Güneş ekvatoruna paralel kuşaklarda gözlenen etkin bölgelerde büyük güneş patlamalarının sayısı çevrimlerin maksimum evresinde artmaktadır. Patlamaların olması için manyetik etkinlik bakımından karmaşık ve kuvvetli etkin bölge yeni manyetik akıyla beslenmeli ve daha karmaşık bir yapıya bürünmelidir. Büyük güneş patlamalarının meydana gelmesi fotosferi sürekli hareketlendirerek Rossby (Lou, 2000) dalgalarını kuvvetlendirmektedir. Böylece güneş etkinliğinde kendi kendini besleyen bir süreç başlamaktadır. Bu hareketlenmenin sonucu fotosferin altından etkin bölgelere tekrar yeni manyetik akı taşınmaktadır. Sürekli yenilenen böyle bir döngüyü başlatabilecek enerji düzeyinin başlangıçta bir eşik değeri olması gerekmektedir.

Her çevrimde o çevrime özgü değişik fiziksel özelliklerden ötürü bu eşik değerin mertebesi farklı büyüklüktedir. Lou ve arkadaşları her çevrimin maksimum evresinde farklı kısa dönemli değişimlerin gözlenmesinin işte bu nedenden ötürü olduğunu öne sürmektedirler. Öte yandan Bai (2003) 1999-2001 yılları arasında gözlenen X-ışınımlı büyük güneş patlamalarında kısa dönemli değişimleri araştırmıştır. Bu evrede bizim çalışmamızda da bulduğumuz gibi 129 ve 33.5 günlük dönemlerin devrede olduğunu göstermiştir. Bai araştırmasında, 125 gün civarında bulduğu dönemin gerçekte güneş etkinliğinde temel olan 25.5 günlük kısa dönemin bir üst uyumculu olduğuna işaret etmektedir. Bu temel dönemin bir üst uyumculu halinde devreye giren dönemin çevrimlerin maksimum evresinde kendini 5 ile 9 kez arasında tekrarladığına da dikkat çekmektedir.

6. Sonuçlar ve Tartışma

Gelişen teknolojinin sağladığı olanaklarla 23. çevrimde gerek yerden gerek uydulardan yapılan gözlemlerin niteliği çok yüksek olmuştur. Bu ayrıntılı gözlemlerden elde edilen etkinlik indekslerine uygulanan analizler, güneş etkinliğinin yaşadığımız çevrimde beklenenden çok daha zayıf sürdüğünü göstermektedir. Çalışmamızda da vurguladığımız gibi manyetik etkinliğin çok düşük olduğunu gösteren çok fazla kanıt gözlenmiştir. Güneş etkinliğinde gözlenen uzun dönemli değişimlerle ilgili araştırmalar bu çevrimin Gleissberg çevrimine benzer yeni bir 100 yıllık çevrimin minimum evresinin başı olduğunu göstermektedir (Bonev ve dig., 2004). Bu nedenle 24. çevrimin de manyetik etkinlik bakımından bu çevrimden daha zayıf olabileceğini bekleyebiliriz. Çalışmanın yazarlarından Ataç ve Özgüç (1996) 23. çevrimde Güneş'in güney yarıküresinin etkinlik bakımından daha etkin olacağını öngörmüşlerdir. Bütün etkinlik indeksleri kutupların işaret değiştirmesinin ardından iniş koluyla birlikte etkinliğin güney yarıküre lehine döndüğüne işaret etmektedir. Kutupların işaret değiştirdiği evreyi asimetri eğrilerimizden 23. çevrimin maksimum evresinde asimetrinin kaybolduğu bölge şeklinde görmek olanaklıdır.

Helyosismoloji gözlemlerini temel alan yeni bir çalışmada Hathaway ve arkadaşları (2003) çevrimlerin özelliğinin belirlenmesinde ekvatordan kutuplara doğru meridyen boyunca hareket eden plazma akıntılarının hızının çevrimin özelliklerinin oluşmasında çok önemli olduğunu hatta bir sonraki çevrimin genliğinin öngörülmesinde belirleyici bir rolü olduğunu açıklamışlardır. 23. çevrimin genliğinin bu kadar düşük olmasına bir başka fiziksel açıklamada Schatten (2003) tarafından getirilmiştir. Güneş dinamosunu açıklayan Babcock modelinin yeni yorumuna göre çevrimlerin minimum evresinde poloidal manyetik alan diferansiyel dönme sonucu toroidal manyetik alana dönüşmektedir. Bu yeni alan çevrimlerin ilerleyen evresinde etkin bölgeler olarak güneş yüzeyine taşınmaktadır ve gözlediğimiz etkinlik değişimini oluşturmaktadır. Her 11 yıllık çevrimin sonunda üretilen yeni poloidal manyetik alanın gücü aynı olmamaktadır. Schatten bu durumu göz önüne alarak Güneş'in genel manyetik alanının bir ölçütü olan yeni bir indeks oluşturarak 22. çevrimde 23. çevrimin toroidal manyetik alanını oluşturacak poloidal manyetik alanın zayıf olduğunu göstermiştir. Görüldüğü gibi çevrimlerin genliğinin oluşmasında poloidal manyetik alanın gücü ve meridyen boyunca olan büyük plazma akıntılarının hızı belirleyici bir rol oynamaktadır. Bunların yanısıra farklı çevrimlerde konveksiyon bölgesindeki türbülans hareketlerinin büyüklüğü ve diferansiyel dönme hızının mertebesindeki değişimler farklı miktarda manyetik alanın yüzeye taşınmasına neden olmaktadır. Bütün bu mekanizmalar çevrimlerin maksimum evresinde gözlenen farklı kısa dönemli değişimler gibi her çevrimin kendi tavrını oluşturan iç dinamikleri harekete geçirmektedir.

7. Kaynaklar

Alania,M.V., Baranov, M.I., Tyasto, M.I., ve Vernova, E.S.: 1999 Proc. 26th ICRC, 7, 131-134.

Ataç, T., ve Özgüç, A.: 1996, Solar Phys. **166**, 201.

Ballı, E.: 1955, Ann. Astrophys. **18**, 118.

Bai, T, ve Sturrock, P. A.: 1991, Nature, **350**, 141.

Bai, T, ve Sturrock, P. A.: 1993, Astrophys. J., **409**, 476

Bai, T, ve Cliver E. W.: 1990, Astrophys. J., **363**, 299.

Bai, T.: 2003, Astrophys. J., **591**, 406.

Bazilevskaya, G. A.; Krainev, M. B.; Makhmutov, V. S.; Flückiger, E. O.; Sladkova, A. I., ve Storini, M: 2000, Solar Phys. **197**, 157-174.

Bonev, B. P., Penev, K. M., ve Sello, S.: 2004 Astrophys. J. **605**, L81-L84.

Carbonell, M., Oliver, R., ve Ballester, J.L.: 1993, Astron. Astrophys. **274**, 497.

Feminella, F., ve Storini, M.: 1997, Astron. Astrophys. **322**, 311.

Fröhlich, C., ve Lean, J.: 1998, Geophys. Res. Lett. **25**, No. 23, 4377.

Gigolashvili, M. Sh., Mdzinarishvili, T. G., Japaridze, D. R., ve Chargeishvili, B. B.: 2003 New Astronomy, **8**, Issue 6, p. 529.

Gleissberg, W.: 1947, Publ. Istanbul University Observatory, No. **31**.

Gnevyshev, M. N., ve Ohl, A.I.: 1948, Astron. Zh. **25**,18.

Gnevyshev, M. N.: 1963, Soviet Astronomy **7**, 311.
Gnevyshev, M. N.: 1967, Solar Phys. **1**, 107.
Gnevyshev, M. N.:1977, Solar Phys. **51**, 175.
Hathaway, D. H., Nandy, D., Wilson, R. M., ve Reichmann, E. J.: 2003 Astrophys J. **589**, 665.
Horne, J. H., ve Baliunas, S. L.: 1986, Astrophys. J. **302**, 757.
Joshi, A.: 1995, Solar Phys. **157**, 315.
Komitov, B. J., ve Bonev, B.: 2001, Astrophys. J. **554**, L119.
Knoška, S.: 1985, Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso **13**, 217.
Lambour, R. L.; Coster, A. J.; Clouser, R.; Thornton, L. E.; Sharma, J.; Cott, T. A.: 2003 Geophys. Res. Lett. **30**, Issue 3, 36-1.
Li, J. K., Schmieder, B., ve Li, Sh. Q.: 1998, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. **131**, 99.
Li, J. K. ve Gu M. X.: 2000, Astron. Astrophys. **353**, 396.
Li, K. J., Liu, X. H., Zhan, L. S., Liang, H. F., Zhao, H. J., ve Zhong, S. H.: 2003 New Astronomy, **8**, Issue 7, 655.
Lou, Y.Q.: 2000, Astrophys. J. **540**, 1102.
Lou, Y.Q., Wang Y.M., Fan, Z., Wang, S., ve Wang,J.X.: 2003, Monthly Notices Royal. Astron. Soc. **345**, 809.
Oliver, R., ve Ballester J. L.: 1994, Solar Phys. **152**, 481.
Roy, J. R.: 1977, Solar Phys. **52**, 53.
Rybansky, M.: 1975, Bull. Astron. Inst. of Czechosl. **26**, 367.
Rieger, E., Share G. H., Forrest D. J., Kanbach G., Reppin C., ve Chupp E. L.: 1984 Nature, **312**, 623– 635.
Scargle, J. D.: 1982, Astrophys. J. **263**, 835.
Scherrer, H. P.,Wilcox, M. J., Svalgaard, L., Duvall, L. T., Dittmer, H. P., ve Gustafson, E. K.: 1977, Solar Phys. **54**, 353.
Schatten, K.H.: 2003, Adv. Space Res. **32**, No.4, 451.
Swinson, D. B., Kyoma, H., ve Saito, T.: 1986, Solar Phys. **106**, 35.
Temmer, M., Veronig, A.,ve Hanslmeier, A.: 2002, Astron. Astrophys. **390**, 707.
Verma, V. K.: 1987, Solar Phys. **114**, 185.
Vizoso, G. ve Ballester, J. L.: 1990, Astron. Astrophys. **229**, 540.
Wang, Y.M., Sheeley Jr. N.R., ve Andrews, M.D.: 2002, J. Geophys Res. **107**, No. A12, 1465
Watari, S.: 1996, Solar Phys. **163**, 259.
Webb, D.F. ve Allen, J. H.: 2004, Space Weather, Vol. 1, No: 3.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Fotosferik Hareketlerin Tayfsal Yansımaları

Mevlana Başal

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, Bayezit/İstanbul
mbasal@istanbul.edu.tr

Özet: Güneş ışınımına katkıda bulunan maddenin radyal bileşene sahip her hareketi çizgi asimetrisi, genişlemesi veya kayması olarak bir yada birkaç şekilde spektruma yansır. Dolayısıyla, spektrel çizgi profillerini analiz etmek suretiyle atmosferik yapı ve dinamikler hakkında çok önemli bilgiler edinilebilir. Çalışmamızın amacı, spektrel çizgi profil asimetrilerini tüm profil için çizgi şiddeti cinsinden ve güvenilir nicelikler olarak tanımlayan, bu sayede onların çeşitli atomik ve atmosferik parametrelerle ilişkilerinin incelenmesine imkan tanıyan alternatif bir asimetri tayin metodu kullanarak, atmosferik yapı ve dinamiklerin anlaşılmasına katkıda bulunmaktır.

Anahtar Kelimeler: Güneş: fotosfer: Fraunhofer çizgi asimetrisi: granüler konveksiyon.

Abstract: Every movement having a radial component, of material supporting solar radiance, is reflected to the spectrum in one or more ways as line asymmetry, line broadening or line shifting. Therefore, it is possible to gain very important information about atmospheric structure and dynamics by analyzing spectral line profile. The aim of the study is to contribute to the understanding of atmospheric structure and dynamics using an alternative method of establishing asymmetries which identifies spectral line profile asymmetries in terms of line strength and in reliable quantities, thus makes the study of their relationships to various atomic and tmospheric parameters possible.

Key words: Sun: photosphere: Fraunhofer line asymmetry: granular convection.

1. Giriş

Güneş, kendisini konu alan çalışmalar dışında, diğer yıldızlara ilişkin araştırmalar için de rakipsiz bir başvuru kaynağıdır. Oluşumları doğrudan gözlenemeyen, fakat spektroskopik ve/veyâ fotometrik çalışmalarla bir şekilde varlıklarından haberdar olunan yıldız olaylarının açıklanmasına yönelik ilk adım, çoğu zaman benzerlerinin Güneş'te aranması suretiyle atılır. Örneğin yıldızsal çizgi profillerinde asimetriler gözlendiğinde, bunların sebeplerini ortaya koyabilmek umuduyla; Güneş'teki konvektif akışlar, türbülans, çevrimsel değişimler, dalgalar araştırılabilir. Veyâ tersine, Güneş'te gözlenen çizgi asimetrilerinden itibâren, bunlara sebep olabilecek benzer olayların diğer yıldızlarda da cereyân edip-etmediği konu edilebilir. Asimetriler bir yandan konvektif akışlarla açıklanmaya çalışılırken, bir yandan da alternatif mekanizmalar aranmaktadır. Çok küçük niceliklerin (mÅ mertebesinde) konu edildiği spektrel çizgi asimetrisi çalışmalarında gözlemsel verinin kalitesi çok önemlidir. Kullandığımız Liege Atlası (Elde edildiği yere atfen Jungfraujoch veyâ kısaca JJ Atlası olarak da anılır), müstesnâ özellikleri sâyesinde, uzaysal olarak ayrılmamış spektrumlarla yapılabilecek bu türlü çalışmalar için çok uygun bir veri kaynağıdır (Ayrıntı için bkz. Delbouille ve ark., 1973).

Bildiri tam metni için : Mevlana BAŞAL
e-mektup: mbasal@istanbul.edu.tr

2. Fotosfer

Güneş'in en alt atmosfer tabakası olan fotosfer, enerji taşınımında konveksiyonun önemli bir yer tuttuğu geç tip yıldızlara uygun tanımı itibâriyle; yıldız enerjisinin, neredeyse tamâmen konveksiyonla yüzeye taşındıktan sonra, radyasyon formunda yayınlandığı katmanlardan oluşmaktadır. Konumuzla ilişkilendirilmek suretiyle; ayrıntısıyla incelediğimiz Fraunhofer çizgilerinin meydana getirildiği ve asimetri sebebi dinamiklerin barındırıldığı, diğer atmosfer tabakalarına kıyasla çok daha ince ve yoğun olan, "görünen" Güneş'i ve atmosfere geçişi belirleyen sınır tabaka olarak da tanımlanabilir. Dıştan içe doğru gidildikçe Güneş gazı özelliklerinin neredeyse tamâmen geçirgenlikten tamâmen opaklığa kadar değiştiği (Stix, 1989) kalınlığı bir kaç yüz kilometreyi geçmeyen bu en alt atmosfer tabakası (yaygın olarak kabul edilen kalınlık ≈ 500 km'dir), Güneş'ten kaydedilen ışınımın hemen hemen tamamına kaynaklık etmektedir. Yapısına

h (km)	τ_{5000}	T (°K)	n_e (cm^{-3})	P_{top} (dyn cm^{-2})	ρ (g cm^{-3})
528	$2.537x10^{-4}$	4400	$2.445x10^{11}$	$1.406x10^{3}$	$4.897x10^{-9}$
503	$3.763x10^{-4}$	4400	$3.040x10^{11}$	$7.785x10^{3}$	$6.220x10^{-9}$
478	$5.704x10^{-4}$	4410	$3.793x10^{11}$	$2.266x10^{3}$	$7.883x10^{-9}$
453	$8.682x10^{-4}$	4460	$4.714x10^{11}$	$2.870x10^{3}$	$9.882x10^{-9}$
428	$1.318x10^{-3}$	4510	$5.886x10^{11}$	$3.628x10^{3}$	$1.236x10^{-8}$
403	$1.997x10^{-3}$	4560	$7.337x10^{11}$	$4.575x10^{3}$	$1.542x10^{-8}$
378	$3.015x10^{-3}$	4610	$9.128x10^{11}$	$5.755x10^{3}$	$1.918x10^{-8}$
352	$4.533x10^{-3}$	4660	$1.133x10^{12}$	$7.223x10^{3}$	$2.381x10^{-8}$
301	$1.008x10^{-2}$	4770	$1.733x10^{12}$	$1.132x10^{4}$	$3.645x10^{-8}$
250	$2.197x10^{-2}$	4880	$2.642x10^{12}$	$1.752x10^{4}$	$5.507x10^{-8}$
200	$4.712x10^{-2}$	4990	$3.997x10^{12}$	$2.679x10^{4}$	$8.205x10^{-8}$
175	$6.851x10^{-2}$	5060	$4.939x10^{12}$	$3.294x10^{4}$	$9.926x10^{-8}$
150	$9.897x10^{-2}$	5150	$6.142x10^{12}$	$4.038x10^{4}$	$1.192x10^{-7}$
125	$1.418x10^{-1}$	5270	$7.751x10^{12}$	$4.928x10^{4}$	$1.418x10^{-7}$
100	$2.018x10^{-1}$	5410	$1.001x10^{13}$	$5.982x10^{4}$	$1.672x10^{-7}$
75	$2.872x10^{-1}$	5580	$1.352x10^{13}$	$7.221x10^{4}$	$1.951x10^{-7}$
50	$4.130x10^{-1}$	5790	$1.977x10^{13}$	$8.659x10^{4}$	$2.249x10^{-7}$
35	$5.217x10^{-1}$	5980	$2.772x10^{13}$	$9.616x10^{4}$	$2.415x10^{-7}$
20	$6.744x10^{-1}$	6180	$4.052x10^{13}$	$1.064x10^{5}$	$2.582x10^{-7}$
10	$8.137x10^{-1}$	6340	$5.484x10^{13}$	$1.136x10^{5}$	$2.685x10^{-7}$
0	$9.994x10^{-1}$	6520	$7.676x10^{13}$	$1.211x10^{5}$	$2.780x10^{-7}$

Tablo 1. Maltby ve ark.'nın (1986) referans fotosfer modelindeki belli-başlı parametrelerin yükseklikle değişimi.

hâkim elementler çok büyük oranda nötral haldedir. Daha aşağıda (konveksiyon bölgesinde) ve 2000 km kadar yukarıda (üst kromosferde) iyonize maddenin etkinliği sözkonusu iken, fotosferde, Fe, Mg, Si gibi metallerin devreye girmesiyle, iyonize haldeki maddenin toplam maddeye oranı 10^{-4} 'e düşer (Priest, 1984). Yaygın kabul gören sınırlar dâhilinde, Maltby ve ark.'nın (1986) Sâkin Güneş için olan referans fo-tosfer modelinden alındığı üzere, önemli ortalama özellikler Tablo 1'de verilmektedir. Fotosfer tabanı-nın sıfır seviyesi alındığı bir ölçekte yüksekliğe gö-re olan diğer parametreler, öncesindeki ve sonrasın-daki gidişâtın belirlenebilmesi maksadıyla, fotos-ferin hemen altındaki üst konvektif bölge ve üzerin-deki alt kromosfere âit birtakım değerlerle birlikte, dıştan içe doğru kaydedilmişlerdir. Fotosfer boyun-ca enerji kaybına eşlik eden düzenli sıcaklık azal-ması, henüz tam olarak anlaşılamamış enerji giri-şinin (bilinmeyen ısıtma mekanizmalarının) hâkim olmaya başladığı yüksekliğe kadar, yaklaşık 500 km boyunca devâm etmektedir (Zirin, 1992).

Sözkonusu model hesaplamalarından görüldüğü gibi, hepsi de azalma yönünde olmak üzere, tabanından ($\tau_{5000} = 1$: h = 0 km) üst sınırı olan sıcaklık minimumuna kadar (T_{min}= 4400 °K: h = 528 km) fotosfer boyunca sıcaklığın 6520°K'den 4400°K'e %67'lik tedrici değişimine karşılık, toplam basınç (P_{top}), elektron yoğunluğu (n_e) ve madde yoğunluğu (ρ) yaklaşık 10^2 mertebesinde, optik derinlik ise (τ_{5000}) 10^3 mertebesinde bir değişim göstermektedir. Bu değişimlerin çeşitli fotosferik dinamikleri doğurdukları ve bu suretle spektrel çizgi profil asimetrilerine gebe oldukları açıktır.

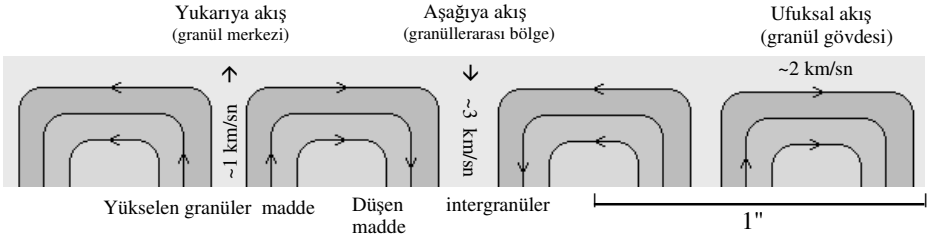
Güneş'in iç yapısı radyatif dengede iken, daha dışarıdaki fotosfer altı zarfta başlıca nötral helyum (HeI) ve hidrojenden (HI) kaynaklanan opasite radyatif transferi engeller ve böylece konveksiyonun etkinliği başlar. Bu iletim tarzı, yarıçapın, radyatif bölgenin üst sınırından dışarıya doğru olan yaklaşık %30'luk kısmında hâkimdir. Konveksiyonun, Güneş yüzeyinde gözlenen birçok olay gibi, spektrel çizgi asimetrisinin de asli sebebi olduğu düşünülmekle birlikte (Koch ve ark., 1979; Dravins ve ark., 1981; Livingston, 1986; Hanslmeier ve ark. 1990; Bonet ve ark. 1991; Wilson, 1994), çalışmamız, konvektif akışların hakimiyetindeki alt fotosferden kaynaklanan zayıf çizgiler hâriç, bunun bütünüyle fotosferi kapsayan doyurucu bir açıklama olmadığını göstermektedir. Bu cümleden olarak, yukarı fotosfer tabakalarından katkılar taşıyan daha şiddetli çizgiler için, asimetri sebepleri arasında turbulans ve dalgalar gibi granüler konveksiyona ilâve mekanizmalar da sayılmalıdır.

Başlıca sebep ister günümüzde yaygın olarak kabul edildiği gibi konvektif akışlar olsun, isterse dalgalar, türbülent girdaplar (Nesis ve ark., 1993) veyâ bir başka şey, spektrel çizgi profil biçimlerinin yansıttığı atmosferik şartlar ve oluşumlarla bunların etkinliklerini tespit edebilmek için, öncelikle tüm çizgiye ilişkin güvenilir bir asimetri ölçüsünün tanımlanmasına ihtiyaç vardır. Bu tanımın nicel sonuçlar vermesi, asimetrinin çeşitli atomik ve atmosferik parametrelerle ilişkilerinin araştırılabilmesi bakımından büyük önem taşır. Daha önce teklif ettiğimiz (Kuli-Zade ve Başal.,1994; Başal., 1998) ve çalışmamızda sonuçlarını kullandığımız metod bu ihtiyâcı gereğince karşılamaktadır.

3. Granülasyon ve Asimetri

Fotosfer altı Güneş akısının yüzeye taşınımında çok farklı büyüklüklerde olabilen hücresel konveksiyonun rolü önemlidir. Görsel diski oluşturan sınır tabaka etkin bir granüler konveksiyon halindedir. Yüzeyde konvektif enerji nakli görüş sınırına ulaşabilen ve uzaya kaçabilen fotonlarla, yâni radyatif iletimle yer değiştirmektedir (Zirin, 1992). Sâkin fotosferin en belirgin özelliği olan ve birçoklarınca spektrel çizgi asimetrisinin asli sebebi olarak görülen granülasyon, tüm Güneş yüzeyini kaplayan ve %20 dolaylarındaki parlaklık kontrastı sâyesinde kolayca farkedilebilen (Anderson ve Avrett, 1991), ortalama büyüklükleri 1000km (~1".35) ve ömürleri 10-15 dakika kadar olan, düzensiz çokgen yapılı irili-ufaklı konvektif hücrelerden oluşan bulgurlanmadır (Dravins ve ark., 1981). Fotosferin içine

nüfuz edebilen bu yapıların üst konvektif bölgenin yüzeydeki temsilcileri oldukları düşünülmektedir. Granüller, ~1 km/sn tipik hızlı merkezi yükselmeye eşlik eden sürekli enerji kaybıyla soğuyan sıcak maddenin, hücre sınırlarına doğru ~2 km/sn hızlı ufuksal akış sonrasında, ~3 km/sn'lik daha büyük bir hızla aşağıya aktığı ~300 km eninde dar ve koyu oluklarla birbirlerinden ayrılırlar (Yükselme ve ufuksal akış hızları Anderson ve Avrett'ten (1991); aşağıya akış hızı Dravins ve ark.'dan (1981); oluk genişliği ise Zirin'den (1992) alınmıştır).

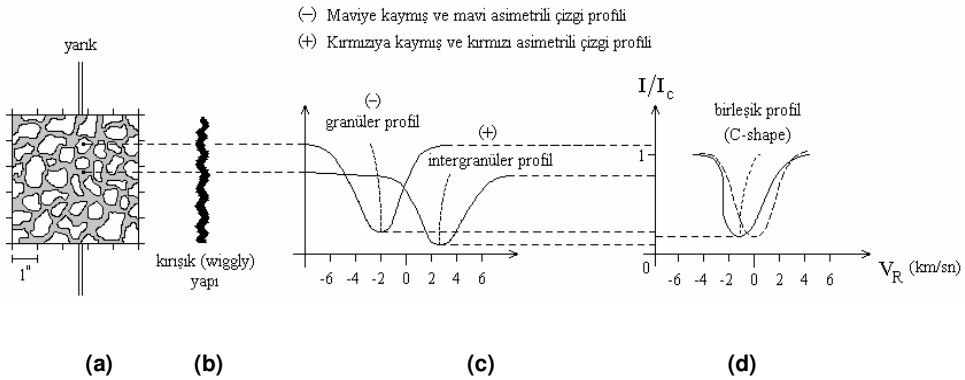


Şekil 1. Yükselen, alçalan ve ufuksal akan materyal ile bunların hızlarını gösteren bir granülasyon tasviri.

Şekil 1'de ölçekli bir çizimle ortalama granüler büyüklüklere ve akış hızlarına işaret edilmiştir. Görüldüğü gibi, herhangi bir anda irili-ufaklı bir milyon kadar benzer konvektif hücre barındıran sâkin fotosfer tekdüze olmaktan çok uzaktır. Granülasyon fotosferik dinamizmin en bâriz ve konumuz bakımından önemli göstergesidir. Öyle ki, Güneş fotosferi konvektif olarak sürüklenen ve granül adı verilen bu plâzma hareketleriyle karakterize edil mektedir (Hanslmeier ve Nesis, 1994).

Granülasyon basınç karışıklıklarının da bir kaynağı olmalıdır. Bu durum granüler gazın sıcaklık geçmişinden görülebilir: Yüzeye doğru yükselen gaz 50 ila 100km'lik bir mesafede rayasyon kayıpları sonucu 5000 ^{o}K kadar (≈ %50) soğutulmakta ve yaklaşık 20 sn içerisinde tersine döndürülmektedir. Alçalmayla orantılı ve eş zamanlı olarak tekrar ısıtılan gaz, bu şekilde çevrimine devam eder gider (Nordlund, 1982).

Granülasyonun konvektif hücresel karakteri üzerinde genel bir mutabakat olmakla birlikte, buna aykırı görüşler de vardır. Granüllerin sınırları şiddetli tubulans bölgeleriyle tanımlı turbulent girdaplar olabilecekleri fikri bunlardan biridir. (Roudier ve ark., 1991; Nesis ve ark., 1993). Zirin (1992) ise granülasyonu, sıcak ve parlak maddenin kolonlar halinde yüzeye yükselmesi ve soğuyarak kenarlardan aşağıya düşmesi şeklinde tanımlar.



Şekil 2. Elemanları uzaysal olarak ayrılmış ve ayrılmamış granüler alanlardan alınan spektrumlar itibâriyle, konveksiyonun çizgi asimetrilerine ve dalgaboyu kaymalarına nasıl sebep olduğunu gösteren bu seride; **(a)** yüksek ayırmalı temsili bir granülasyon görüntüsünü, **(b)** yukarıya (~1 km/sn) ve aşağıya (~3 km/sn) akış örneklerinin sebep olduğu zıt yönlü Doppler kaymalarının spektrel çizgiye abartılı yansımasını (wiggly yapıyı), **(c)** yüksek şiddet ve sıcaklıklı yukarıya akış örnekleriyle daha düşük şiddet ve sıcaklıklı fakat daha hızlı aşağıya akış örneklerinin tek başlarına meydana getirecekleri monoton asimetrili ve dalgaboyları kaymış spektrel çizgi profilleri ile bunların bisektörlerini, **(d)** aynı çizginin her iki akış örneğinden katkılar taşıyan birleşik spektrumda sahip olacağı profili ve klâsik C-biçimli bisektörünü temsil etmektedir. Kesikli çizim hayali durağan bir atmosfere ait simetrik profili göstermektedir (Dravins ve ark.,1981'den uyarlamayla)

Radyal hareketlerin en belirgin olduğu disk merkezinde uzaysal ortalamayla alınan spektrumlar, hem yükselen sıcak ve parlak elemanları (granülleri) hem de bunları çevreleyen alçalan daha soğuk ve koyu bölgeleri (granüllerarası olukları) içerirler. Bu nedenle, herbiri kendine has bir derinlik aralığında meydana getirilen ve farklı kısımları farklı hızlı Doppler kaymalarına mâruz kalan spektrel çizgi profillerinin asimetrik olmaları beklenir (Şekil 2). Nitekim modeller de bu sonucu vermektedir (Bkz.ör. Dravins ve ark.,1981).

Netice olarak fotosferik homojensizliklerin göstergesi kabul edilen profil asimetrileri, derinliğe bağlı hareketlerin radyal yansımaları olarak düşünülmektedir. Bir başka deyişle, Fraunhofer çizgi asimetrileri fotosferik hız-derinlik ilişkisinin bir sonucudur.

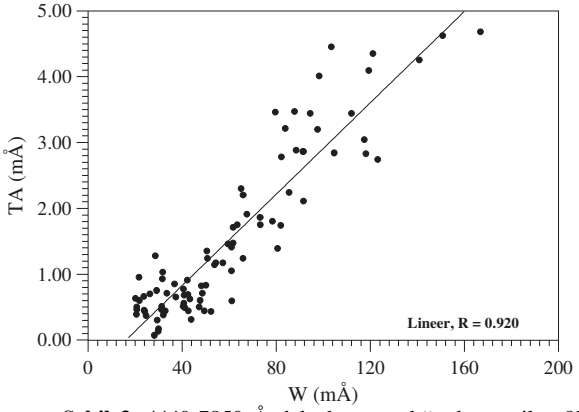
4. Çizgilerin Seçimi

Bu tür çalışmalarda hedef, meydana geliş şartları dışındaki unsurlara bağlı olmaksızın, çizgi oluşumundan gelen doğal asimetrileri ortaya koymaktır. Spektrel çizgilerin biçimlenmesine katkıda bulunan atmosferik dinamiklerin çizgi asimetrisiyle temsili ancak bu şekilde mümkün, çeşitli atomik ve atmosferik göstergelerle olan asimetri bağlılıkları ancak bu durumda anlamlıdır. Dolayısıyla çizgilerin temiz olması, bağlı olarak çizgi seçimi, bu gibi çalışmalarda özel bir önemi hâizdir. Tablo 2, 4400 ilâ 7800 Å dalgaboyu aralığından seçerek değerlendirmeye aldığımız 87 adet optik bölge çizgisinin spektrel tür ve iyonizasyon durumu itibâriyle dağılımını göstermektedir.

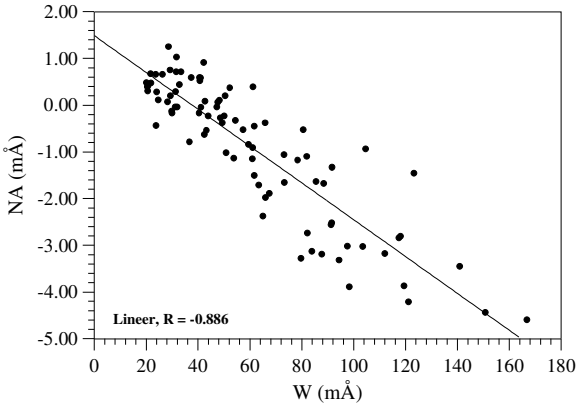
Tablo 2. Tüm çizgi örneğinin spektrel tür ve iyonizasyon durumuna göre dağılımı.

Spektrel Tür	Sayı	Spektrel Tür	Sayı
FeI	54	TiI	5
FeII	6	TiII	1
NiI	9	CaI	3
CrI	6	CeI	1
CrII	1	CoI	1

Daha önce sunulan yeni bir metodla her bir çizgi için eşdeğer genişlik (W), Yarı maksimundaki tam genişlik (Fwhm), merkezi derinlik (R_o), toplam asimetri (TA), net asimetri (NA) ve 3 özel profil derinliğindeki lineer asimetriler (LA) hesaplanmışlardır (Seçim kriterleri, çizgi listesi, kullanılan metod, hesaplanan değerler, diğer bağlılıklar ve sair ayrıntı için bkz. Başal, M., 1998).



Şekil 3. 4440-7850 Å dalgaboyu aralığından seçilen 87 çizgi için toplam asimetri-eşdeğer genişlik ilişkisi.

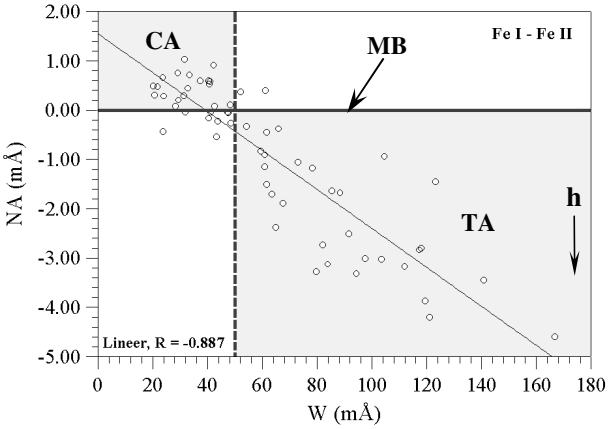


Şekil 4. Değişik elementlere ait 87 çizgilik örneğimiz için net asimetri-eşdeğer genişlik ilişkisi.

5. Asimetri-Şiddet İlişkileri

Çalışılan 87 çizgi için toplam asimetri-eşdeğer genişlik ilişkisinin sergilendiği Şekil 3'ten, asimetrinin çizgi şiddetiyle lineer temsile uygun bir artış sergilediği görülmektedir. Şiddetli çizgilerin daha kalın bir atmosfer aralığından katkılar taşımaları, dolayısıyla oluşumlarında farklı dinamiklerin de rol alabilecek olması sebebiyle, beklenen de budur. Ni-tekim granüler akışlar fotosferin tabanından itibâren yaklaşık 170 km'de etkinliğini kaybetmekte (Kneer, 1992; Hanslmeier ve Nesis, 1994), daha yukarı ta-bakalarda asimetriler farklı dinamiklerin katkısıyla oluşmaktadır. İlişki katsayısının yüksekliği dikkat çekicidir. Aynı bağlılık tarafımızdan çizgi şiddetinin diğer temsilcileri olan merkezi profil derinliği ve profilin yarı derinliğindeki tam genişliği ile de araştırılmış, yine güçlü ilişkiler bulunmuştur. En az toplam çizgi asimetrisi kadar önemli olan ve radyal bileşenli fotosferik hareketlerin etkinliklerine dâir çarpıcı sonuçlar veren bir başka tanımlamamız, çizgi profilinde hangi asimetrinin ne kadar hâkim olduğunu gösteren net asimetridir. NA < 0 olduğu

mâvi asimetri hâkimiyetinde bir çizginin daha çok yükselen materyalin katkısıyla oluştuğunu söylemek mümkün iken, NA > 0 olduğu kırmızı hâkimiyetinde bir çizgi için yorum tersinedir. Böylece, çizgilerin takribi oluşum derinliklerinden itibâren, çeşitli fotosferik yükseklikle-rde hangi tür hareketlerin daha etkili olduğuna dair fikir edinilebilir. Şekil 4'ten görüldüğü gibi net asimetriyle şiddet arasında da tartışmasız bir ilişki vardır ve bu ilişki çok mânidardır. Buna göre; çoğu yüksek eksitas-yonlu (alt fotosfere ait) nispeten zayıf çizgiler için küçük ve pozitif değerler alabilen net asimetri, daha kuvvetli olanlara doğru hızla mâviye dönmekte ve giderek daha büyük negatif değerler almaktadır. Bir başka deyişle, asimetri hâkimiyeti şiddet artışıyla çok bâriz bir şekilde mâviye kaymaktadır. Genel kanı bunun tersinedir. Örneğin Dravins ve ark. (1981), granülasyonu başlıca asimetri sebebi kabul ederek; daha büyük alanlar kaplayan parlak, sıcak ve yükselen granüler bölgelerden gelen mâviye kaymış fotonların çizgi oluşumuna katkısının, daha küçük alanlar kaplayan sönük, nispeten soğuk ve alçalan granüllerarası oluklardan kaynaklanan-lardan daha fazla olduğu fikrinden hareketle, her iki bölgeyi de içeren uzaysal olarak ayrılmamış spektrumardaki çizgi profillerinin net mâvi asimetriler göstermeleri gerektiği sonucuna varmışlardır. Oysa, daha önce arzettiğimiz gibi, zayıf çizgiler için durum bunun aksinedir ve yukarıya doğru hareketlerin fotosferik yükseklikle giderek belirginleşen hâkimiyetine işâret etmektedir. Bizce mesele; granülasyonun yegâne asimetri sebebi olmamasının yanısıra, sıcak ve yükselen granüler bölgelere atfedilen alanların gerçeğinden büyük, ufuksal akışlara atfedilenlerin ise gerçeğinden küçük olmasından kaynaklanmaktadır. Fotosfer'in tabanından itibâren (τ_{5000}=1'den T_{min} bölgesine kadar) sıcaklık yükseklikle giderek daha hızlı azaldığı halde (Bkz. Tablo 1), nasıl olup da yükselme hareketlerinin etkinliği üst fotosfere doğru giderek artabilmektedir? Bu sonuç kon-veksiyon hârici dinamiklerin çizgi biçimlenmesine katkıları bakımından artan yükseklikle giderek önem kazandıklarını düşündürmektedir. Bu anlam-da granüler etkinliğin kalmadığı yüksek fotosfer tabakalarında asimetriye net katkısı ihmal edilen düzensiz hareketlerin (turbulansın) yeni bir bakış açısıyla tekrar ele alınması, bunun yanısıra dalgasal taşınımın da ihmâl edilmemesi yerinde olacaktır. Konveksiyon tabakası orijinli çeşitli periyotlu dalgalar belki orta ve üst fotosferdeki hareketleri tetikleyen mekanizmalar olarak düşünülebilirler (Başal, 1991). NA-W ilişkisinin fotosferik şartların en iyi gös-tergesi olan Fe çizgileri için araştırıldığı Şekil 5'teki durum da aynıdır. Buraya kadar verilen bilgiler ışığında yapılacak dikkatli bir yorumla, Fraunhofer çizgilerinin şiddet ve net asimetrilerine



Şekil 5. Örneğimizdeki Fe çizgileri için net asimetrinin eşdeğer genişliğe bağlılığı.

göre farklı özellikli fotosfer tabakalarının temsilcileri olarak sınıflanabilecekleri görülmektedir. Bunun için net asimetrinin işâretinin (dolayısıyla asimetriyi doğuran radyal hareketlerin rölatif etkinliklerinin) değiştiği 0 mÅ ve onun dağılım üzerindeki yaklaşık şiddet tekâbülü olan 50 mÅ değerleri uygundur. Grafik, yazarın adını da çağrıştırır şekilde adına "Karışım Sınırı" (**M**ixing **B**oundary) **MB** diyeceğimiz bu noktadan geçen temsili bir sınırla ikiye ayrılabilir. Tanımladığımız karışım sınırı yalnızca hâkim asimetrinin değil, aynı zamanda bu asimetrileri doğuran etkenlerin de değişimine işâret etmektedir. Alt fotosferde granüler akışların hâkimiyetinde şekillenen çoğunlukla yüksek eksitasyonlu zayıf çizgilerin genellikle küçük kırmızı asimetriler sergiledikleri dikkâte alındığında, MB'nin granüler konveksiyonun etkinliğini yitirdiği ve asimetrinin karakterini değiştirdiği sınıra karşılık geldiği görülür. NA'nın giderek büyüyen negatif değerlerine tekâbül eden bundan yukarısı için artık turbulans ve/veyâ dalgalar gibi farklı asimetri mekanizmaları akla gelmelidir. Dolayısıyla; etkin oluşum yükseklikleri fotosferin tabanıyla (0 km) granülasyon sınırı (≈170 km) arasında kalan ve eşdeğer genişlikleri 50 mÅ'a kadar olup yalnızca küçük kırmızı asimetriler gösteren çizgilerin yer aldığı MB'nin üstündeki kısım Konvektif Alan (**C**onvective **A**rea: **CA**), 50 mÅ'dan daha büyük eşdeğer genişliklere ve şiddetle giderek artan negatif net asimetrilere sâhip çizgilerin yer aldığı MB'nin altında kalan kısım ise Turbulent ve/veyâ Dalgasal Alan (Ör. **T**urbulent **A**rea: **TA**) olarak isimlendirilebilir. Üst fotosferin hakim dinamikleri güvenilir bir şekilde belirlenmeden bu bölge için nihâi isimlendirmede bulunmak makul görünmemektedir. NA'nın sıfır seviyesine istinâden granülasyon

sınırında olduğu düşünülen MB'nin, aynı zamanda ≈180 km'lik fotosferik basınç ölçek yüksekliğinin de (Zirin, 1992) yakınında olması kayda değerdir. Basınç ve yoğunluk bu yükseklikle sıcaklığın fonksiyonları olarak üst fotosfere doğru çok hızlı bir şekilde düşmektedir. Granüler akışların etkinliğini yitirdiği konveksiyon sınırına yerleştirdiğimiz MB civârında artık hücresel taşınım sonlanmakta, granüler enerji boşalımı ile muhtemelen daha üst tabakanın dinamiklerine katkıda bulunulmaktadır. Dolayısıyla MB, üst fotosfere geçişi tanımlayan özel fiziksel şartlara sâhip çok dar bir sınır bölge olarak düşünülmelidir.

Sonuç olarak, keyfi kalınlıklı yatay dilimlere ayırdığımız absorbsiyon çizgi profilinin her bir dilimi için hesapladığımız diferansiyel asimetrilerin işaretli toplamıyla tanımladığımız "net asimetri" kavramı kullanılarak, takribi çizgi oluşum derinlikleri itibâriyle alçak ve yüksek fotosfer tabakalarında etkin hareketlerin şiddet ve karakterleri hakkında bilgi edinilebilmektedir.

6. Kaynaklar

ANDERSON, L.S., AVRETT, E.H. 1991, The Photosphere as a Radiative Boundary, Solar Interior and Atmosphere, The University of Arizona Press, ISBN 0-8165-1229-9, 670-687

BAŞAL, M. 1991, Gözlemler ve Teoriler Işığında Yıldız Kromosferleri, Korona ve Rüzgârları, Yük. Lisans Tezi, İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü, İstanbul

BAŞAL,M. 1998, Güneş Spektrumundaki Fraunhofer Çizgilerinin Asimetrisi Problemi, Doktora Tezi, İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü, İstanbul

BONET, J.A., MARQUEZ, I., VAZQUEZ, M. 1991, Asymmetries and Shifts of the Solar KI λ7699 Å Line and Possible Evidence for Gravity Waves in the Solar Photosphere, A&A, Vol.244, 492-500

DELBOUILLE, N., ROLAND, G., NEVEN, L. 1973, Photometric Atlas of the Solar Spectrum from λ3000 to λ10000, Institut d'Astrophysique de L'Universite de Liege, Belgium,

DRAVINS, D., LINDEGREN, L., NORDLUND, A. 1981, Solar Granulation: Influence of Convection on Spectral Line Asymmetries and Wavelength Shifths, A&A, Vol.96, 345-364

HANSLMEIER, A., MATTIG, W., NESIS, A. 1990, High Spatial Resolution Observations of Some Solar Photospheric Line Profiles, A&A , Vol.238, 354-362

HANSLMEIER, A., NESIS, A. 1994, Non Linear Dynamics of the Solar Granulation (A first Approach), A&A, Vol.286, 263-268

KNEER, F. 1992, Small-Scale Waves and Motions in Photosphere and Chromophere of the Sun, Annales Geophysicae, Vol.10, 47-53

KOCH, A., KUVELER, G., SCHROTER, E.H. 1979, On Depth-Dependence of Photospheric Oscillations, Solar Physics, Vol. 64, 13-25

KULİ-ZADE, D.M., BAŞAL, M. 1994, The Quantitative Method for Line Asymmetry Determination, Tr. J. of Physics, Vol.18, 926-929

LIVINGSTON, W.C. 1986, The Role of Fine Scale Magnetic Fields on the Structure of the Solar Atmosphere, Cambridge University Press, ISBN 0-521-342813

MALTBY, P., AVRETT, E.H., CARLSON, M. 1986 , A New Sunspot Umbral Model and its Variation with the Solar Cycle, Ap. J., Vol.306, 284-303

NESIS, A., HANSLMEIER, A., HAMMER, R. 1993, Dynamics of the Solar Granulation: (II. Quantitative Approach), A&A, Vol.279, 599-609

NORDLUND, A. 1982, Numerical Simulations of the Solar Granulation, A&A, Vol.107, 1-10

PRIEST, E.R. 1984, Solar Magnetohydrodynamics, Reprinted with Corrections, Kluwer Academic Publishers, Netherlands, ISBN 90-277-1374-X

ROUDİER, T., MULLER, R., MEİN, P. 1991, Dynamics of Solar Granulation: II. Statistical Analysis, A&A,Vol.248, 245-255

STIX, M. 1989, The Sun, Springer Verlag, Berlin, Germany, ISBN 3-540-50081-2

WILSON, P.R. 1994, Solar and Stellar Activity Cycles, Cambr. Univ. Press, Cambridge, ISBN 0-521-43081-X

ZIRIN, H. 1992, The Sun: A Laboratory for Astrophysics, NATO ASI Series, Series C. Mathematical and Physical Sciences-Vol.373, Kluwer Academic Publ., Netherlands, ISBN 0-7923-1811-0

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Yıldız Astrofiziğine Yeni Bir Kavram Önerisi – Etkin Kütle

Mutlu Yıldız

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100 İzmir
yildiz@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Erken tip yıldızların iç dönmelerinin ihmal edilemeyecek kadar oldukları durumda ışınımgüçleri kütlelerine göre çok düşük kalacak, sanki yıldız daha küçük bir kütleye sahipmiş gibi bir izlenim verecektir. Çift-çizgili örten çift yıldız sistemi PV Cas'ın bileşenleri için yapılan, farklı dönme özelliklerine sahip modellerden, ortalama iç dönmenin $(\overline{\Lambda})$ bir fonksiyonu (aynı zamanda bir ölçütü) olan etkin kütle kavramını, yıldız iç yapı ve evrimini daha iyi anlayabilmek için, öneriyoruz. Etkin kütlenin $M_{etk}(\overline{\Lambda}) \equiv M(1-\overline{\Lambda})^{1.75}$ şeklinde ifade edilebileceğini tespit ettik. Gerçekte, ışınımgücünü, gerçek kütle yerine, etkin kütle belirlemektedir. Bazı çift yıldızlar için kütle-ışınımgücü bağıntısı için (gerçek kütlenin kullanılmasından dolayı) çok küçük değerler bulunmasının nedeni de bu olabilir. Öte yandan, etkin kütle, kimyasal olarak tuhaf olan yıldızlar için de ayırd edici bir özellik olabilir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: dönme – yıldızlar: iç yapı– yıldızlar: evrim – yıldızlar: erken-tip

Abstract: In the case that internal rotation of the early-type stars is not negligible, their luminosity are very low according to their mass, as if their masses are somewhat lower than their real masses. From models with a rich variety of rotational properties for the components of the double-lined eclipsing binary PV Cas, we introduce *effective mass* concept for better understanding of stellar structure and evolution, and derive an expression for it as a fuction of mean rotational parameter $\overline{\Lambda}$: $M_{eff}(\overline{\Lambda}) \equiv M(1-\overline{\Lambda})^{1.75}$. In fact, luminosity of a star is determined by its *effective mass* rather than its real mass. This may be reason of why values found for mass-luminosity relation are very low for some binaries. On the other hand, *effective mass* can also be a discriminating property for chemically peculiar stars.

Key words: stars: rotation – stars: interiors – stars: evolution – stars: early-type

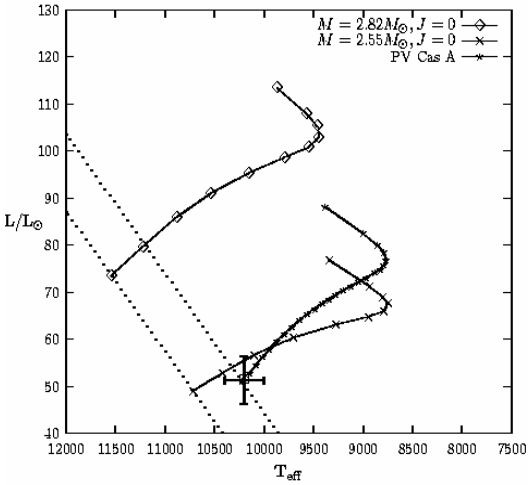
1. Giriş

Yıldızların iç yapısını ve evrimini anlamamız için geleneksel kavramsal araçlar A-tipi yıldızların bir çok önemli gözlemsel özelliklerini açıklamakta yetersiz kalmaktadır. Bu bakımdan, dönmenin yok sayıldığı veya katı cisim gibi olduğu varsayımları belki de standart modellerin en önemli eksik yanıdır. Aslında, derinliğe bağlı diferansiyel dönme, en azından bir süre için, çökmenin doğal bir sonucu olarak beklenmelidir, yeterki yıldız içyapı koşullarında açısal momentum aktarımı anlık bir işlem olmasın. Bu durumda, yıldızların yoğun merkezi kısımları daha seyrek dış kısımlara göre çok daha hızlı dönmelidir. Böyle bir diferansiyel dönmenin zamanla evrimi katman katman açısal momentum aktarımına bağlıdır. Her ne kadar, günümüzde, bu aktarım işlemi hakkında kesin bir bilgimiz yoksa da, A- ve B-tipi yıldızların iç kısımlarının dış kısımlarına göre çok daha hızlı döndüğüne ilişkin çok güçlü kanıtlar var (bakınız, Yıldız 2004a).

Bu çalışmada, dönmenin model özellikleri üzerindeki etkisini biraz daha ayrıntılı irdeliyor ve *etkin kütle* kavramını ilk kez kullanarak, iç kısımların hızlı dönmesinden dolayı ortaya çıkan bazı temel düzensizlikleri açıklamaya çalışıyoruz. Bunu yapmamızdaki başlıca motivasyon PV Cas A (Barembaum ve Etzel 1995) için yapılan diferansiyel dönen model ile 2.55M⊙ kütleli dönmeyen modelin kıyaslanmasından gelmektedir. Şekil 1'de bu modeller (metalce zengin) HR diyagramına çizilmiştir: Bunlardan ilki ★ ile gösterilirken, ikincisinin evrimsel izi x ile gösterilmektedir. Daha açık bir kıyaslama için 2.82M⊙ lik dönmeyen model de bu şekilde gösterilmiştir (◊). Bu çeşit bir diferansiyel dönme 2.82M⊙ lik PV Cas A'nın yapısını ve evrimini 2.55M⊙ lik dönmeyen bir modelinkine çok yakın olmasına yol açmaktadır. Böylece, belirli bir kütleye sahip diferansiyel dönen bir modelin yapısı ve evrimi sanki daha küçük kütleli bir yıldızmış gibi gerçekleşmektedir.

Bildiri tam metni için : Mutlu YILDIZ
e-mektup: yildiz@astronomy.sci.ege.edu.tr

Bu şekilde, iki sıfır-yaş-ana-kol (SYAK) çizgisinin (birisi dönmeyen diğeri de PV Cas A'nınki gibi diferansiyel dönen modeller için) arasındaki etkin sıcaklık farkına da dikkat edelim; verilen bir ışınımgücü için, bu fark Hubrig ve *ark.* (2000) tarafından manyetik Ap ve *normal* yıldızların etkin sıcaklıkları arasındaki farkla aynıdır.



Şekil 1. PV Cas A'nın gözlenen ışınımgücü, kütlesine göre o kadar düşük ki, 2.82 M⊙ kütleli modelinkinden (◊) ziyade, 2.55M⊙ kütleli dönmeyen bir modelinkiyle (x) aynı düzeydedir. PV Cas A'nın modelini gözlemlere uyarlamak için diferansiyel dönmeye gereksinim duyulmaktadır (★). Noktalı iki koşut çizgi, dönmeyen (alttaki) ve diferansiyel dönen modeller (üstteki) için SYAK çizgilerini temsil etmektedir.

Bu çalışmanın sonuçları esas olarak PV Cas'ın baş yıldızının kütlesine sahip ve dönme özellikleri bakımından çok çeşitli olan modellere dayanmaktadır (Yıldız 2004b). Bildirinin geriye kalanı şu şekilde düzenlenmiştir: Bölüm 2'de dönmenin temel etkileri irdelenmekte ve dönmeyen modellerle katı bir cisim gibi dönen modellerin nicelikleri arasındaki bazı ilişkiler sunulmaktadır. Homojen kütle dağılımı olduğu durumda etkin kütle için analitik bir açıklama Bölüm 3'te türetilirken, daha gerçekci bir durum için benzer bir açıklama Bölüm 4'te elde edilmektedir. Son olarak, sonuçlar Bölüm 5'te yorumlanmaktadır.

2. Dönmenin Temel Etkileri

Dönmenin hidrostatik denge üzerindeki ortalama etkisi, dönme parametresi Λ_r cinsinden,

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r\rho}{r^2}(1-\Lambda_r) \qquad (1)$$

şeklinde verilebilir (Kippenhahn ve *ark.* 1970). Dönme parametresi,

$$\Lambda_r \equiv \frac{2}{3}\frac{\Omega^2 r^3}{GM_r} \qquad (2)$$

olarak tanımlanmıştır.

Çekimsel kuvvete ters yöndeki merkez kaç kuvvetinin radyal bileşeninden ötürü, dönen bir yıldızın merkezi bölgeleri üst katmanların kütlesini olduğundan daha az hissedecektir. Bunun sonucu olarak, dönen bir modelin merkez sıcaklığı dönmeyen eşleniğininkinden daima daha az ve bu nedenle de ilki sonrakinden her zaman daha sönük olacaktır. Katı-cisim gibi dönme durumunda, örneğin, dönen modelin ışınımgücünün (L) dönmeyen modelin ışınımgücü (L_o) ve dönme parametresinin yüzeydeki değeri (Λ_s) cinsinden

$$L = \frac{L_o}{(1+\Lambda_s)^{0.25}} \qquad (3)$$

biçiminde ifade edebiliriz. Benzer şekilde, yarıçap için de,

$$R = R_o(1+\Lambda_s)^{0.45} \qquad (4)$$

buluyoruz.

Amacımız benzer ilişkileri acaba diferansiyel dönen modellerin ışınımgücü ve yarıçapı için de bulabilirmiyiz sorusuna yanıt bulmaktır. Ancak, yarıçapın, ışınımgücüne göre, dönme profilinin daha karmaşık fonksiyonu olduğunu hemen belirtelim ve bir modelin merkez koşulları ile toplam kütlesi ve dönme özellikleri arasında nasıl bir ilişki olduğunu görelim.

3. Homojen Kütle Dağılımı Durumunda Etkin Kütle

Bütün üst katmanlar merkez bölgeler üzerinde baskı uygularken, dönme bu baskının derecesini bir ölçüde azaltır: merkezdeki fiziksel koşullar sanki üst katmanların kütlesi gerçek kütleden daha azmış gibi şekillenir. Merkezdeki bu fiziksel koşullar ile toplam kütle (M) arasında bir ilişki ve bu ilişkinin dönme tarafından nasıl etkilendiğini saptamak için, homojen bir kütle dağılımının olduğunu varsayalım. Kütlenin sürekliliği denklemini kullanarak , Denk. 1'i merkezden yüzeye integre edersek,

$$\frac{P_c}{c\rho_o^{4/3}} = \frac{\Re}{\mu}\frac{T_c}{c\rho_c^{1/3}} = \frac{3}{2}M^{2/3}(1-\overline{\Lambda}) \qquad (5)$$

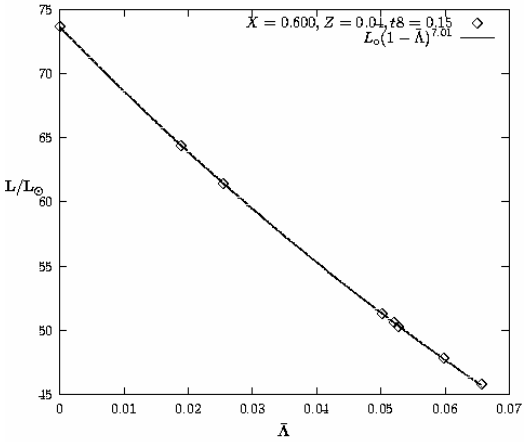
sonucunu buluruz. Yukarıdaki denklemde ortalama dönme parametresi $\overline{\Lambda}$

$$\overline{\Lambda} \equiv \frac{2}{3M^{2/3}} \int_0^M \frac{dM_r}{M_r^{1/3}} \Lambda_r \qquad (6)$$

şeklinde tanımlanmıştır. Basit olsun diye, sadece gaz basıncını gözönünde tuttuk. Aslında, Denk. 5 örtük bir şekilde, dönmenin olduğu bir durumda, kütle-ışınımgücü ilişkisini ifade etmektedir: nükleer tepkimelerin gerçekleştiği merkezdeki fiziksel koşullar toplam kütle ve dönme parametresi tarafından belirlenmektedir (verilen bir kimyasal kompozisyon için). Dahası, bu koşullar, kütleleri birbirinden çok farklı iki yıldız için çok benzer olabilir, yeterki her birinin toplam kütle ve dönme parametreleri Denk. 5'in sağ tarafı için aynı değeri versin. Bu bağlamda, *etkin kütle*yi (M_{etk})

$$M_{etk} \equiv M(1-\overline{\Lambda})^{3/2} \qquad (7)$$

şeklinde tanımlayabiliriz. Bu demektir ki, M kütleli ve $\overline{\Lambda} = 0.63$ olan bir modelin merkez fiziksel koşulları $M/2$ kütleli dönmeyen bir modelinkiyle aynıdır.



Şekil 2. Çeşitli dönme özelliklerine sahip 2.82 M⊙ kütleli modellerin t=15 My'daki ışınımgücünün ortalama dönme parametresine göre değişimi.

4. PV Cas A'nın Etkin Kütlesi

Homojen kütle dağılımının ifade ettiğinden daha gerçekçi bir durum için, çeşitli dönme özelliklerine sahip 2.82 M⊙ kütleli modeller oluşturalım. Şekil 2'de bu modellerin $t = 15$ My'daki ışınımgüçleri ortalama dönme parametresine ($\overline{\Lambda}$) göre çizilmiştir (◊). Şekildeki çizgi $L = L_o(1-\overline{\Lambda})^{7.01}$ uyarlama formülünü göstermektedir, L_o dönmeyen modelin ışınımgücü olmak üzere. İstisnasız bütün noktalar bu eğri üzerinde yer almaktadır.

Etkin kütle için açıklama bulabilmek için, 2.82 M⊙ ve 2.55 M⊙ kütleli, metalce zengin, dönmeyen modeller kullanılarak elde edilen kütle-ışınımgücü ilişkisinden yararlanabiliriz; $L = cM^4$. O zaman,

$$M_{etk}(\overline{\Lambda}) \equiv M(1-\overline{\Lambda})^{7.01/4} . \qquad (8)$$

Metalce zengin kimyasal kompozisyonlu diferansiyel dönen modelin etkin kütlesini, yukarıdaki denklemi kullanarak, 2.58 M⊙ olarak buluyoruz. Benzer bir şekilde, Güneş kompozisyonu ile PV Cas A için elde edilen modelin etkin kütlesini de 2.60 M⊙ olarak buluruz. Her iki kimyasal kompozisyon için de bulduğumuz etkin kütle hemen hemen aynıdır.

Yukarıda vurgulandığı gibi, etkin kütle yıldızların yapısını olduğu kadar evrimini de belirler. Modellerin ana-kol ömürlerini kıyaslarsak bunu açık bir şekilde görebiliriz: 2.82 M⊙ kütleli dönmeyen modelin anakol ömrü 280 My iken, 2.57 M⊙ kütleli dönmeyen modelin ömrü 2.82 M⊙ kütleli diferansiyel dönen modelinki (etkin kütlesi 2.58 M⊙) 370 My olmaktadır.

Etkin kütlenin kullanımı PV Cas sistemi için gözlenen kütle ışınımgücü ilişkisinin neden bu kadar düşük olduğunu da açıklayabilir:

$$\frac{\Delta \log L}{\Delta \log M} = 2.3 . \qquad (9)$$

PV Cas A ve B'nin modellerinden bu ilişki için elde edilen en küçük değer 4'tür. Eğer gerçek kütlelerin yerine etkin kütleleri kullanırsak, kuramsal değere çok yakın olan 3.6 buluyoruz.

5. Sonuç

Son zamanlarda, bazı erken tip yıldızların (eğer hepsinin değilse) iç kısımlarının çok hızlı döndüğüne ilişkin güçlü kanıtlar ortaya konmaktadır. Böyle bir dönmenin yıldız yapı ve evrimine etkilerini daha yalın ve ayrıntılı anlayabilmek için etkin kütle kavramını önerdik ve işlevselliğini vurgulamaya çalıştık. PV Cas A'nın kalibre edilmiş modellerinden bulduğumuz sonuçlara göre, diferansiyel dönmenin bir sonucu olarak, yıldızın etkin kütlesi gerçek kütlesinden %10 daha azdır. Yıldız evrimi açısından ilginç olan diğer bir sonuç ise, diferansiyel dönen bir modelin

ana-kol ömrünün de etkin kütlesi tarafından belirlenmesidir.

PV Cas çift yıldız sisteminin ışıkeğrisinde Ap benzeri değişimlerin gözlenmesi, acaba, bazı (ya da bütün) Ap yıldızlarının benzer bir dönme özelliği gösterip göstermediği sorusunu akla getirmektedir. Bu bakımdan, belki, Ap yıldızlarının etkin kütlesinin gerçek kütlesine oranı diğer yıldızlara göre daha düşüktür.

Etkin kütle kavramı, bazı örten çift yıldız sistemlerinde neden kütle-ışınımgücü ilişkisi için çok küçük değerlerin gözlendiğini de açıklamaktadır. Ayrıca, bu kavramın kozmolojik sonuçları da olabilir.

6. Kaynaklar

Barembaum, M.J. ve Etzel, P.B. 1995,AJ 109, 2680

Hubrig, S., North, P. ve Mathys, G. 2000, ApJ 539, 352

Kippenhahn, R., Meyer-Hofmeister, E. ve Thomas, H.-C. 1970, A&A 5, 155

Yıldız, M. 2004a, The A-Star Puzzle, IAUS No:224, Ed. J. Zverko vd., Cambridge University Press, baskıda.

Yıldız, M. 2004b, A&A, gönderildi

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

LO Pegasi'nin Yüzey Özelliklerindeki Hızlı Değişimler

Hasan Ali Dal[1], Günay Taş[1], Serdar Evren[1], Esin Sipahi[1]

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
alidal@astronomy.sci.ege.edu.tr, tas@astronomy.sci.ege.edu.tr, sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr
sipahi@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, bir ultra hızlı dönücü olan LO Peg'in 2003 ve 2004 yılına ait fotometrik gözlemleri sunulmuş ve literatürdeki verilerle yeni gözlemler birleştirilerek; bu genç, tek, ultra hızlı dönücünün kısa ve uzun dönemli yüzey aktivite değişimleri ortaya konmuştur. Buna göre, LO Peg'in ışık eğrisinin biçimi ve genliği bir gözlem sezonu içinde hızla değişmektedir. 2003 – 2004 yılları arasında genlikte sürekli bir artma görülürken, sistemin minimum parlaklığı azalmaktadır. Minimum ve maksimum parlaklıklar eş yönlü bir değişim göstermektedir. Yıldızın yüzeyindeki aktif boylam içindeki yapılar ~150 günde bir tamamen evrimleşmektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: ultra hızlı dönücüler: – yıldızlar: güneş benzeri aktivite – yıldızlar : LO Peg

Abstract: In this study, 2003 and 2004 observations of LO Peg that is an ultrafast rotator are reported. Its observations in literature are combined with the new ones, and short and long term variations of this single young ultrafast rotator are shown. For instance, the shape and amplitude of light curves vary. The amplitude perpetually increas between 2003 and 2004 while the minimum magnitude of star decreas. Minimum and maximum magnitudes vary in the same way. Features in active longitude on star surface completely evolved during nearly 150 days.

Key Words: star: variable star: ultrafast rotators – stars: solar like activity – stars: LO Peg

1. Giriş

Geri tür yıldızlarda görülen yüzey manyetik aktivitesinin düzeyi, doğrudan yıldızın dönme hızı ve yaşı ile ilişkilidir. Skumanich (1972) tarafından verilen $F_{Ca\ II} \alpha v_{dönme} \alpha t^{-1/2}$ yasası, bu ilişkiyi basitçe ifade etmekle beraber gözlemlerle de genel bir uyum içindedir. Ancak, 1980'lerin ilk yarısından itibaren genç açık kümelerde bu ilişkiye uymayan ve tayf türüne göre çok hızlı dönen aktif, tek yıldızlar bulunmuştur. Bu yıldızlara, *ultra hızlı dönücüler* adı verilmiştir. Son yıllarda alan yıldızları arasında da bu tür yıldızlar keşfedilmiştir.

Bu yıldızlardan biri olan LO Pegasi, Bowyer vd. (1995) tarafından $9^m.25$'lik görsel parlaklığa sahip bir K8 cücesi olarak kataloglanmıştır. Jeffries vd. (1994a), yıldızın dönme hızını vsini = 69 kms^{-1} olarak belirlemiş ve onun ultra hızlı dönücü olduğunu ifade etmişlerdir. Jeffries ve Jewell (1994), LO Peg'in uzay hareketini gözönüne alarak onun *Yerel Grup* üyesi olduğunu öne sürmüşlerdir. Buna göre, LO Peg 20 ile 300 milyon yıl arasında bir yaştadır. Jeffries vd. (1994b) tarafından yapılan Li çalışması da bu sonucu desteklemektedir.

Bildiri tam metni için : Hasan Ali DAL
e-mektup: alidal@astronomy.sci.ege.edu.tr

LO Peg, ~$10^{sa}.15$'lik bir dönme dönemine sahiptir (Dal vd. 2002). Literatürde yıldıza ilişkin Hα, Ca II H,K (Eibe vd. 1999) gibi pek çok olmasına rağmen, fotometrik çalışmalar azdır.

LO Peg'in ilk fotometrik gözlemi, Jeffries ve ark (1994)'e aittir. Yıldıza ilişkin ikinci fotometrik çalışma, Robb ve Cardinal (1995) tarafından yapılmıştır. Literatürdeki en kapsamlı ve uzun süreli fotometrik çalışma Dal ve Taş (2003) tarafından yayımlanmıştır.

2. Gözlemler

LO Pegasi, 2003 ve 2004 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 48 cm'lik Cassegrain türü teleskop ve üç kanallı hızlı fotometre ile U, B, V, R süzgeçleri kullanılarak gözlenmiştir. Gözlemler için BD +22° 4417 (G0, $V=9^m.03$) mukayese yıldızı ve BD +22° 4377 (K0, $V=8^m.27$) ise denet yıldızı olarak seçilmiştir. Gözlem noktaları, atmosferik sönükleştirme etkisinden arındırılmış ve gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir. Elde edilen diferansiyel parlaklıkların (Değişen-Mukayese) evre hesabı, Jeffries vd. (1994a) tarafından verilen aşağıdaki ışık öğeleri kullanılarak yapılmıştır;

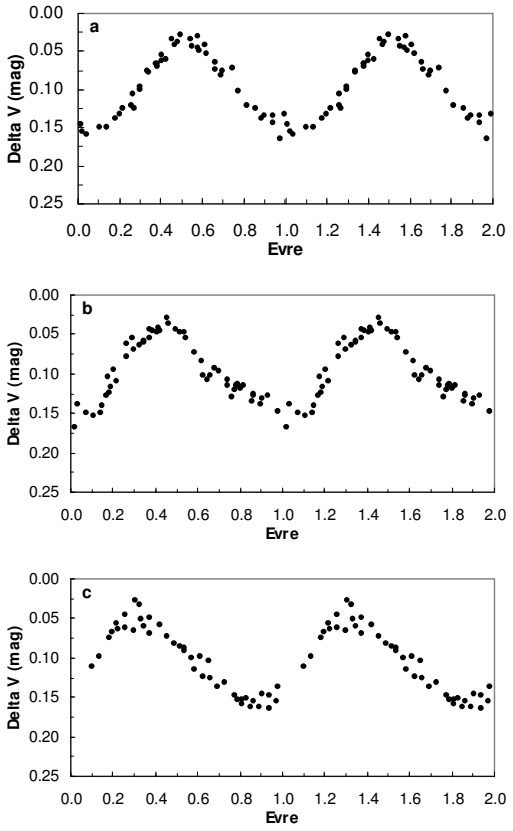
$$HJD = 24\ 48870.0+0^g.42375xE \quad (1)$$

Şekil 1 ve 2'de sırasıyla 2003 ve 2004 yıllarına ilişkin V süzgeciyle elde edilmiş gözlemler gösterilmektedir. Yıldızın bir gözlem sezonu içinde yüzey özelliklerini hızlı bir şekilde değiştirmesinden dolayı, 2003 gözlem sezonuna ilişkin değişimler farklı alt gruplara ayrılarak gösterilmiştir.

Tablo 1: LO Peg'in 2002, 2003 ve 2004 yıllarında elde edilen ışık eğrilerinden hesaplanan parametreler.

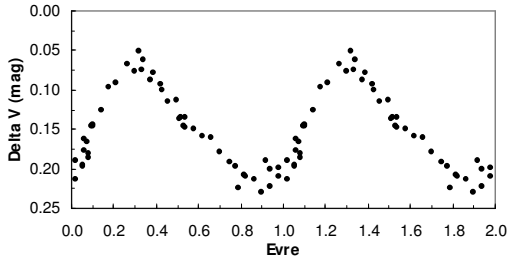
Yıl	Theta (min)	Vmax (mag)	Vmin (mag)	A (mag)	K
2002.57	0.780	0.091	0.167	0.076	1
2002.62	0.770	0.089	0.157	0.068	1
2002.64	0.640	0.074	0.180	0.106	1
2002.71	0.470	0.090	0.170	0.080	1
2003.68	1.120	0.036	0.154	0.118	2
2003.75	1.060	0.026	0.162	0.136	2
2003.77	0.890	0.032	0.166	0.134	2
2004.63	0.920	0.056	0.234	0.178	2

1: Dal (2003); 2: Bu çalışma.



Şekil 1: LO Peg'in 2003 yılında elde edilen 3 gruba ilişkin, V süzgecindeki ışık eğrileri. Her bir grubun JD aralığı sırasıyla şu şekildedir: **a)** 24 52851-867, **b)** 24 52869-900, **c)** 24 52905-909.

Şekil 1 ve 2'den görüleceği gibi bir gözlem sezonu içinde hem ışık eğrisinin biçimi hem de genliği değişebilmektedir. Kuvvetli asimetri ikinci bir leke ya da leke grubunun varlığını göstermektedir. Bu çalışmada, yalnız parlaklıkta en büyük sönmeye neden olan leke ya da leke gruplarının parametreleri göz önüne alınmıştır.

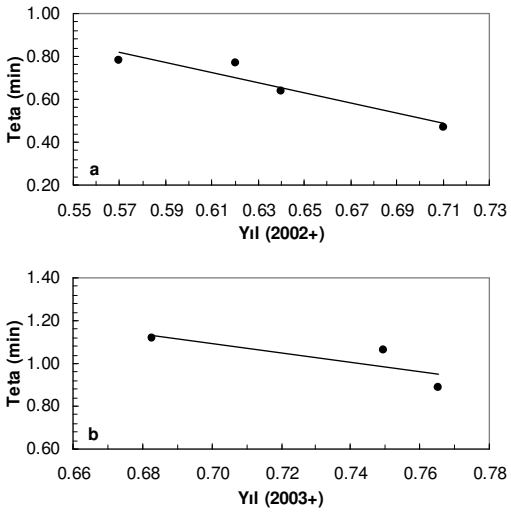


Şekil 2: LO Peg'in 2004 yılında, 24 53196-212 JD aralığında, V süzgecinde elde edilen ışık eğrisi.

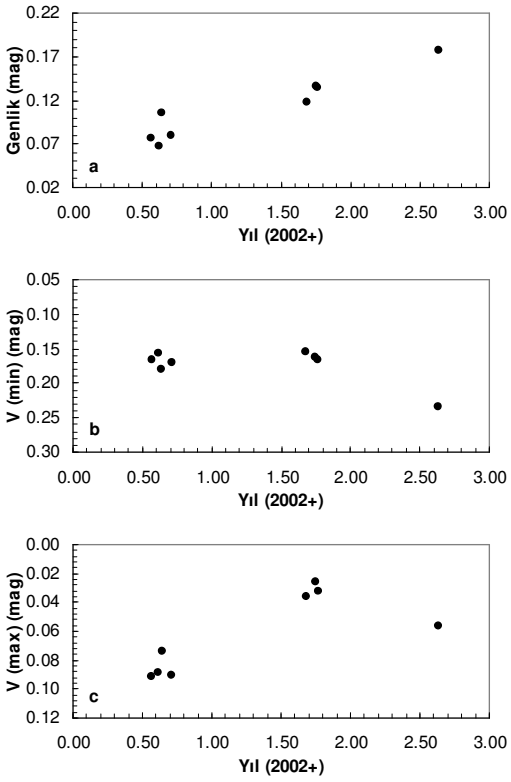
Her bir yıl ve o yıla ilişkin alt gruplardan elde edilen ışık değişimlerine ait leke minimum evresi, genlik, maksimum ve minimum parlaklıklar ise Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelge 1'de ilk kolon gözlem yılını, ikinci kolon leke minimum evresini, üçüncü ve dördüncü kolon maksimum ve minimum parlaklıkları gösterirken, son iki kolon genlik ve kaynağı vermektedir. Şekil 3'den de görüleceği gibi, bir gözlem sezonu içinde elde edilen ışık eğrileri üzerinden belirlenen leke minimum evreleri incelendiği zaman azalan evrelere doğru bir kayma olduğu görülmektedir.

Işık eğrileri tek tek incelendiği zaman, genelde eğrilerin asimetrik olduğu; fakat belirgin bir ikinci leke minimumu göstermediği görülür. Bu da bizi üç yıllık gözlem sezonu boyunca yıldızın yüzeyinde ya tek leke ya da birbirine 90^{o}'den daha fazla olmayan boylamsal ayrıklığa sahip iki lekenin varolduğu düşüncesine götürmektedir. Diğer yandan, i açısı da bu görüntü üzerinde etkin olabilir. Ancak, LO Peg için i açısı bilinmemektedir.

Kısa gözlem aralığında bir göç dönemi söylemek mümkün değildir. Ancak, her gözlem sezonundan elde edilen leke minimum evrelerinin zaman içindeki yer değiştirmesi gözönüne alındığında yıldızın yüzeyi üzerindeki aktivite yapılarının ortalama 150 günde bir tamamen evrimleştiği sonucuna ulaşılmaktadır.



Şekil 3: LO Peg'in 2002 ve 2003 yılına ait leke minimum evrelerinin zamanla hareketi: **a)** 2002 yılına, **b)** 2003 yılına ait leke minimum evrelerinin, zamanla hareketi.



Şekil 4: LO Peg'in 2002, 2003 ve 2004 yıllarında elde edilen ışık eğrilerinin a) genlik, b) minimum parlaklık düzeyi ve c) maksimum parlaklık düzeyleri.

Fotometrik dönem ile dönme dönemi arasındaki fark nedeniyle ~15 günde bir ışık eğrisinin biçimi değişmekte ve leke minimum evresi azalan evrelere doğru kaymaktadır.

Şekil 4'de yıldızın yıllar içindeki genlik, minimum ve maksimum parlaklık değişimi gösterilmektedir. Şekilden görüleceği gibi minimum ve maksimum parlaklıklar eş yönlü değişmektedir. LO Peg gözlendiği üç yılın sonunda, 2004 yılında, en sönük hale gelmiştir. Genlik değişimine baktığımızda ise sürekli bir artma görmekteyiz. Parlaklıklar azalırken genliğin sürekli artması, yıldızın yüzeyini kaplayan leke ya da leke gruplarının daha etkin hale geldiğini göstermektedir. Parlaklıklardaki ve genlikteki değişime bakıldığında, eğer bir aktivite çevrimine sahipse, LO Peg için 3 yıldan kısa olmayan bir aktivite çevrimi olması gerektiği ortaya çıkmaktadır.

3. Sonuçlar

Burada sunulan, genç ultra hızlı dönücü LO Peg'in literatürdeki ilk uzun süreli fotometrik çalışmasıyla ortaya çıkan sonuçlar şöyle özetlenebilir:

1. Bir gözlem sezonu içinde LO Peg'in ışık eğrisinin biçimi ve genliği hızlı bir şekilde değişmektedir. Gözlenen sinüs benzeri değişimin nedeni; geri tür yıldızlarda dinamo sonucu oluşturulduğu varsayılan Güneş benzeri aktivite yapılarıdır. Işık eğrilerindeki bozulma bazen simetrik iken; çoğu zaman asimetriktir. Işık eğrisindeki asimetri ikinci bir lekenin varlığını göstermektedir. LO Peg için bugüne kadar belirgin bir ikinci leke minimumunun görülmemiş olması ve ışık eğrilerindeki kuvvetli asimetri birbirine 90^o boylamsal ayrıklık içinde yerleşmiş iki leke grubunun varlığının göstergesi olabileceği kadar, eğiklik açısı i ile ilişkili de olabilir.

2. Leke minimumu evreleri azalan evrelere doğru kaymaktadır. Bu, lekelerin eşleğe doğru hareket ettiğinin göstergesidir. Her bir yıl için minimum evrelerinin değişimi bir doğru ile temsil edildiğinde, ortalama 150 günlük bir zaman aralığı içinde aktivite merkezi olan boylam içindeki lekelerin evrimleştiği bulunmuştur. Aktif boylamın ömrü ise gözlem verisinin henüz yetersiz olması nedeniyle söylenememektedir.

3. Yıldızın minimum ve maksimum parlaklığı 2002 – 2004 arasındaki gözlem yılları içinde eş yönlü değişmiş ve her iki parlaklık 2004 yılında minimum değere inmiştir. Bu yıllar içinde genlik ise sürekli artmıştır. Bu üç farklı değişim gözönüne alındığında LO Peg'in yüzey aktivitesinin kısa ve uzun dönemli değişiminde soğuk ve karanlık yapıların baskın olduğu

söylenebilir. Genlikteki sürekli artış, yıllar içinde lekelerin etkinliğinin arttığını göstermektedir.

4. LO Peg'in minimum ve maksimum parlaklığında ve genliğinde görülen değişim, onun 3 yıldan az olamayacak şekilde uzun dönemli bir aktivite çevrimine sahip olabileceğini göstermektedir. Bu öngörünün doğru olup olmadığını gelecek yıllarda yapılacak gözlemler belirleyecektir.

4. Kaynaklar:

Bowyer, S., Lampton, M., Lewis, J., Wu, X., Jelinsky, P., Saba, V., Drake, J.J., Lieu, R., Malina, R.F., 1995, ApJS, 96, 461.

Dal, H. A., Taş, G., Evren, S., 2002, XIII. Ulusal Satronomi Kongresi, ed. Z. Aslan (Antalya), p.366.

Dal, H. A. ve Taş, G., 2003, IBVS, No. 5390.

Dal, H. A., 2003, Yüksek Lisans Tezi *"Çok Hızlı Dönen, Tek Yıldız: LO Peg"*, Ege Üniversitesi., Fen Bilimleri Enstitüsü, İzmir, Türkiye.

Eibe, M.T., Byrne, P.B., Jeffries, R.D., Gunn, A.G., 1999, A&A, 341, 527.

Jeffries, R.D., Byrne, P.B., Doyle, J.G., Anders, G.J., James, D.J., Lanzafame, A.C., 1994b, MNRAS, 270, 153.

Jeffries, R.D., James, D.J., Bromage, G.E., 1994a, MNRAS, 271, 476.

Jeffries, R.D., Jewell, S.J., 1993, MNRAS, 264, 106.

Robb, R.M., Cardinal, R.D., 1995, IBVS, No. 4221.

Skumanich, A., 1972, ApJ, 171, 565.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

V2109 Cyg Yıldızının Salınım Özellikleri

Nesibe Özel, Halil Kırbıyık, R. Civelek , N. Kızıloglu

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara
nozel@photon.physics.metu.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, Hipparkos uydusunun keşfettiği, salınım yapan ve delta scuti yıldızı olan V2109 Cyg'nin modellemesi yapılmıştır. Salınım denklemlerinin elde edilmesinde çekimsel potansiyel enerjinin pertürbasyonu da dahil edilmiştir. Uygun sınır koşulları kullanılarak çözümler elde edilmiştir. Gözlenen frekanslar (5,3745 /gün ve 5,8332 /gün) makul hassasiyet aralığında bulunmuştur. Radyal salınımlarda, küçük harmoniklerden büyük harmoniklere doğru gidildikçe Cowling yaklaşıklığının daha çok hata verdiği bulundu. Benzer gidişat radyal olmayan titreşimlerde de gözlenmiştir. Çalışma, başka iki kütleye daha uygulanmış ve çekimsel potansiyel enerjideki pertürbasyonun kütlelere göre değişim gösterip göstermediği de araştırılmıştır.

1. Giriş

V2109 (V= $7^m.5$, F0) yıldızı salınım yapan bir yıldızdır. Hipparcos uydusu (ESA 1997) keşfetmiş ve kısa dönemli RRc değişken yıldızı olarak sınıflandırılmıştır. İlk kez fotometrik ölçümleri Kiss ve diğ. (1999) tarafından yapılmıştır. Yıldızla ilgili parametreler şöyledir: M_{bol} = 0.73± 0.43 kadir, < T_e>=6800±200 K, log g = 2.7±0.2, R = 4.6 ± 0.9 R_o, M = 0.5 ± 0.3 M_o. V2109 un belki de ikinci "overtone" da salınım yaptığını önermişlerdir. Diğer yandan, Kazarovets ve diğ. (1999) delta scuti olarak sınıflamış ve Rodriguez ve diğ. (2000) de aynı yıldızı kataloglarında δ Scuti diye adalandırmıştır. Bu bulgularını Hauck ve Mermilliod (1998) un gözlemlerine dayandırmıştır. Daha yenide ise Rodriguez ve diğ. (2000) tekrar delta scuti türü değişken olarak sınıflamışlardır. Yıldızın salınım peryodu için, Hiparkos verileri $0^g.1860656$ ve Kiss ve diğ. de $0^g.186049$ vermektedir. Gomez-Forrellad (2003) ise aynı yıldız için $0^g.18606637$ peryodunun bulmuştur.

V2109 Cyg ile ilgili tür tartışmalarına açıklık getirmek amacıyla Rodriguez ve diğ. (2003) yeni fotometrik ve spektroskopik gözlemler yaptılar. Bu çalışmaları sonucu V2109 yıldızı için $0^g.1860652$ dönemini buldular. Bu değerin Hiparkos uydusunun öngördüğü peryotla uyuştuğunu ve Kiss ve arkadaşlarının (1999) ileri sürdüğü gibi döneminde herhangi bir değişkenliğin söz konusu olmadığı sonucuna varmışlardır. Rodriguez ve diğ. (2003) yıldız için salınım frekansları tayin etmiş ve temel frekans olarak f_1 = 5.3745 /g ve ikinci bir frekans olarak da 5.8332 /g bulmuşlardır (bak Tablo 1). Söz konusu frekans veya peryotların oranlarına bakıldığında ($P_2/P_1 = f_1/f_2$ = 0.92), frekanslardan birisinin radyal olmayan tipte olduğu anlaşılmaktadır. Sonuç olarak, f_1 frekansının temel ve f_2 frekansının da radyal olmayan frekans olduklarını önermişlerdir.

Tablo 1. V2109 Cyg yıldızının gözlenen salınım frekansları

Frekans (/g)	V deki genlik (mkad)
$f_{1= 5.3745}$	83.91
$2f_{1 = 10.7490}$	11.07
$f_{2 = 5.8332}$	10.01

Rodriguez ve arkadaşları V2109 Cyg yıldızının fiziksel parametrelerini tekrar elde etmiş ve Kiss ve arkadaşlarından biraz farklı değerler bulmuştur. Buldukları parametreler $M_{bol} = 1^m.15 \pm 0.3$ kad, T_e = 7080±110 K and log g = 3.67±0.3; ve kütlesi de 2.09 and 2.00 M_o olarak önerilmiştir. Bulunan değerlerden, yıldızın öbek I δ scuti tipi değişken olduğu, anakoldan biraz ileriye evrimleştiği, 5.3745/g ve 5.8332/g frekanslarında salınım yaptığı ve bu frekanslardan birinin radyal olmayan titreşime karşı geldiği sonucunu çıkarmışlardır.

Bu çalışmada V2109 Cyg yıldızının, çekimsel potansiyel enerjideki pertürbasyonu da dikkate alarak, salınım özellikleri incelenmiştir.

2. Model

Bu çalışmada Yıldız & Kızıloğlu (1997) ve Ezer'in evrim kodu kullanılmıştır (Ezer & Cameron 1967). OPAL opsite tabloları (Iglesias et al. 1992) ve hal denklemi için MHD kullanılmıştır (Mihalas et al. 1990).

Bildiri tam metni için : Nesibe ÖZEL
e-mektup: nozel@photon.physics.metu.edu.tr

$1.9M_o$ – $2.2M_o$ kütleleri arasında bir dizi evrim modelleri hazırlanmıştır. Modellerin evriminde Güneş kimyasal bolluğu ((X,Z) = (0.7, 0.02)) kullanılmış ve karışma parametresi olarak da α = 1.75 alınmıştır. Bu modeller arasında, V2109 Cyg ile uyum sağlayan en iyi modelin 2.1 Mo olduğu gözlenmiştir. Bu modelin özellikleri Tablo II de verilmiştir.

Tablo II. V2109 modelinin özellikleri

M (M_o)	L (L_o)	R (R_o)	T_e (K)	ρ_c / <ρ>
2.10	35.96	4.05	7031.9	$7.26x10^4$

3. Çapsal ve çapsal olmayan salınımlar

Çapsal adyabatik salınımları idare eden çizgisel denklemleri elde etmek için klasik lineer teori kullanılmıştır (Ledoux & Walraven 1958). Yıldızın yapısını tanımlayan temel denklemler; kütle, momentum ve nerji korunumu denklemleridir. Bu denklemler ve Poisson denklemi lineer hale getirilmiştir. Bunu yaparken tüm fiziksel büyüklükler aşağıdaki gibi yazılmıştır (pertürbasyonun yazılış şekli);

$$f'(r,\theta,\phi;t) = f'(r)\, Y_l^m(\theta,\phi)\, e^{i\sigma t}$$

Burada $Y_l^m(\theta,\phi)$ küresel harmonik fonksiyonunu göstermektedir.l küresel harmonik derecesi, m dönmeye bağlı açısal parametre ve σ da salınımların açısal frekansıdır. Tüm salınımlar adyabatik olarak ele alınmıştır. Çapsal denklemler ikiye indirilerek (Hansen & Kawaler 1995) ve çapsal olmayan denklemler de birinci dereceden 4 denklem olarak (Cox 1980) belli sınır şartlarına tabi olarak çözülmüştür. Lineer denklemlerin çözümünde her zamnki iterasyon tekniği kullanılmıştır. Başlangıç olarak salınım frekansı için bir değer alınmış ve kendi içinde tutarlı bir çözüm buluncaya kadar iterasyona devam edilmiştir (Al-Murad & Kırbıyık 1995).

4. Sonuçlar ve Tartışma

Öncelikle V2109 un belki de ikinci harmonikte salınım yapıyor olabileceği üzerinde duruldu (Kiss ve diğ. 1999). Verilen ışınım gücü ve etkin sıcaklık aralığında $0^g.18603$ peryodu birinci veya ikinci harmonik frekans olamaz. Bu frekans birinci harmonik olarak $1.5M_o$ den daha küçük kütlelerde elde edilebilir ki bu da gözlemlerle çelişmektedir.

Tablo II de özellikleri verilen model Cowling yaklaşıklığı kullanılmadan çapsal ve çapsal olmayan salınımlar için incelenmiştir. İki durumu karşılaştırmak için Cowling yaklaşıklığı kullanılarak da hesaplamalar yapılmıştır.

ϕ'(çekimsel enerjideki pertürbasyon) dahil iken ve dahil değil iken çapsal salınım frekansları hesaplanmış ve Tablo III de verilmiştir. Benzer şekilde çapsal olmayan salınım frekansları için yapılmış ve Tablo IV de verilmiştir.

Tablo III: V2109 yıldızının çapsal salınım frekansları (l= 0).. C ve NC Cowling yaklaşıklığının olduğu ve olmadığı durumu göstermektedir. Hesaplamalar 2.1 güneş kütlesi içindir.

Mod	N_p	N_g	fgöz	$f_C(\phi'=0)$ g^{-1}	$f_{NC}(\phi'\neq 0)$ g^{-1}	$\lvert(f_{NC}-f_C)/f_C\rvert$
F	0	0	5.3745	5.3741	5.3710	0.001
P_1	1	0		6.9920	6.9830	0.001
P_2	2	0		8.7650	8.7491	0.002
P_3	3	0		10.5824	10.5497	0.003
P_4	4	0		12.3645	12.2903	0.006

Bu çalışmada iki şey amaçlanmıştır. Birincisi, V2109 yıldızının, $\phi' \neq 0$ durumunda modellenerek gözlenen frekanslarının elde edilmesi. Daha önce verildiği gibi bu yıldızda gözlenen sadece iki frekans mevcuttur. Bunlar 5.3745 /g (çapsal mod) ve 5.8332 /g (çapsal olmayan mod. Tablo I ve III de görüldüğü gibi söz edilen modelimizde çapsal temel frekans olarak 5.3710 /g elde edildi. Gözlenenle karşılaştırıldığında bindebirlik hata sınırı içinde olduğu görülür. Diğer yandan küçük l değerleri için yapılan çapsal olmayan hesaplamalarda (bak Tablo IV) da gözlenen frekanslar belli duyarlılıkta elde edilmiştir. Çapsal olmayan frekans olarak tanımlanan 5.8332 /g lük frekans tüm l değerlerinde bulunmuştur. Ancak gözlenen bir salınım olduğu için en iyi seçim belki de l = 1 de N_p = 1, N_g =20 veya l = 2 de N_p = 1, N_g = 21 dir (bak Tablo IV).

Tablo IV: l = 1,2,3 için çapsal olmayan salınım frekansları (ϕ' ve ϕ' yok iken). C ve NC Cowling yaklaşıklığının olduğu ve olmadığı durumu göstermektedir. Hesaplamalar 2.1 güneş kütlesi içindir.

l	N_p	Ng	$F_{göz}$ g^{-1}	$f_C(\phi'=0)$ g^{-1}	$\lvert(f_C-f_{göz})\rvert$ g^{-1}	$f_{NC}(\phi'\neq0)$ g^{-1}	$\lvert(f_{NC}-f_{göz})\rvert$ g^{-1}	$\lvert(f_{NC}-f_C)\rvert/f_C$
1	0	21	5.3745	5.454	0.0795	5.409	0.0345	0.020
	1	20	5.8332	5.839	0.0058	5.737	0.0962	0.017
	4	9		12.229		12.204		0.002
	4	8		12.760		12.728		0.003
	5	8		13.863		13.792		0.005
	5	7		14.407		14.545		0.009
	6	7		15.609		15.935		0.021
	6	6		16.465		16.438		0.002
	7	6		17.431		18.150		0.041
	8	6		19.094		18.799		0.015
	8	5		19.629		20.268		0.030
2	0	22	5.3745	5.443	0.0682	5.368	0.0065	0.014
	1	21	5.8332	5.893	0.0598	5.810	0.0232	0.014
	4	9		12.349		12.211		0.011
	4	8		13.063		12.950		0.009
	5	8		13.976		13.642		0.024
	5	7		14.737		14.811		0.005
	6	7		15.749		15.415		0.021
	6	6		16.406		16.826		0.026
	7	6		17.855		17.688		0.009
	7	5		18.344		18.844		0.027
	8	5		19.861		20.519		0.033
3	0	21	5.3745	5.318	0.0565	5.356	0.0185	0.007
	0	19	5.8332	5.725	0.1082	5.788	0.0452	0.011

Bu çalışmanın ikinci bir amacı da çekimsel enerjideki pertürbasyonun etkisini görmekti. Çapsal hesaplamalarda, düşük harmoniklerden büyüklere doğru gidildikçe ϕ' lü ve ϕ' süz sonuçlar arasındaki fark büyümektedir (bak Tablo III , son kolon). Çıkarılacak sonuç; eğer büyük harmoniklerdeki frekanslar sözkonusu ise Cowling yaklaşıklığının tam sonuç vermediğidir, ϕ' hesaba katılmalıdır. Bununla beraber, Cowling yaklaşıklığının, çapsal temel frekans için yüksek duyarlılıkta sonuç verdiğini vurgulamak gerekir.

Çapsal olmayan hesaplamalarda da, düşük frekanslardan yüksek frekanslara gidildikçe göreli olarak farklar artmaktadır. Başka bir deyişle büyük frekanslar söz konusu ise Cowling yaklaşıklığı yetersizdir diyebiliriz.

Bunlardan başka kütlenin de etkisini görmek istedik ve değişik kütleler üzerinde aynı incelemeyi sürdürdük. V2109 dan başka iki kütle daha denedik, 1.8 ve 2.6 güneş kütleli modeller. Özellikleri Tablo V de verilmiştir. Kütle seçiminde dikkat edilen husus tümünün delta scuti bandı içine düşüyor olmasıdır. Yeni modellerin etkin sıcaklıklarını V2109 unki ile hemen hemen aynı aldık. Bunlarla ilgili çapsal salınım hesaplamalarının sonuçları Tablo VI da verilmiştir (l = 0 için). Görüldüğü gibi sonuçlar V2109 un sonuçlarıyla paralellik taşımaktadır.

Çapsal salınımlarda, benzer modların frekansları karşılaştırıldığında, kütle arttıkça, buna karşı gelen frekans daha düşük değerde oluşmaktadır. Örneğin, 7.931 g^{-1}, 5.371 g^{-1} ve 3.229 g^{-1} frekansları sırayla 1.8, 2.1 ve 2.6 güneş kütlelerine karşı gelmektedir. Çapsal olmayan frekanslarda da durum buna benzemektedir.

Sonuç olarak, çekimsel enerjideki pertürbasyonun hesaplamalara dahil edilmesinin problemin tam çözümü ve yüksek duyarlılık için gerekli olduğunu söyleyebiliriz. Ancak, bizm modellerimizin kapsamı içerisinde çok önemli omayabileceğini de söylememiz gerekir.

Tablo V : Model yıldızların özellikleri. Tüm modeller merkezlerindeki hidrojeni yakmıştır.

M (M_o)	L (L_o)	R (R_o)	T_e (K)	ρ_c / <ρ>
1.8	19.50	2.98	7032.8	$1.54x10^4$
2.1	35.96	4.05	7031.9	$7.26x10^4$
2.6	80.36	6.04	7034.0	$2.10x10^5$

Tablo VI : 1.8, 2.1 ve 2.6 güneş kütleleri için çapsal salınım frekansları (l =0). C ve NC Cowling yaklaşıklığı olduğu ve olmadığı durumu göstermektedir.

Kütle		F	P_1	P_2	P_3	P_4
1.8	$F_C(\dot{\phi} = 0)$	7.943	10.302	12.891	15.527	18.118
	$F_{NC}(\dot{\phi}\neq 0)$	7.931	10.291	12.875	15.509	18.084
	$\lvert F_{NC} - F_C \rvert / F_C$ x100	0.15	0.11	0.12	0.12	0.19
2.1	$F_C(\dot{\phi} = 0)$	5.379	6.992	8.765	10.582	12.365
	$F_{NC}(\dot{\phi}\neq 0)$	5.371	6.983	8.749	10.550	12.290
	$\lvert F_{NC} - F_C \rvert / F_C$ x100	0.15	0.13	0.18	0.30	0.60
2.6	$F_C(\dot{\phi} = 0)$	3.234	4.230	5.306	6.388	7.446
	$F_{NC}(\dot{\phi}\neq 0)$	3.229	4.225	5.297	6.375	7.420
	$\lvert F_{NC} - F_C \rvert / F_C$ x100	0.15	0.12	0.17	0.20	0.35

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Yarı Düzenli Değişen (SR) Yıldızların Periyot - Parlaklık Bağıntıları ve Eğim - Dalgaboyu Bağıntısı

Cahit Yeşilyaprak[1], Zeki Aslan[1,2]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fen -Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü , 07058, Yerleşke, Antalya
cahity@akdeniz.edu.tr, aslan@akdeniz.edu.tr
[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr

Özet: Hipparcos göreli paralaks hataları %10'dan iyi olan oksijence zengin (M tayf türü) yarı düzenli değişen (SR) yıldızların farklı dalgaboylarında periyot – parlaklık bağıntıları incelenmiştir. Bu yıldızların periyotları ile Hp, U, B, V, R, I_C, J, H, K, L, M, N, [12], [25], [60], [100] dalgaboylarındaki mutlak parlaklıkları arasında belirgin bağıntılar olduğu ve bulunan bu doğrusal M_λ - Log P bağıntılarının eğimleri ile dalgaboyu arasında da bir ilişki olduğu ilk defa gösterilmiştir. Bu bağıntı, bolometrik mutlak parlaklığın periyodun bir fonksiyonu olarak elde edilebileceğinin de ifadesidir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: SR – yıldızlar: parlaklık – yıldızlar : periyot

Abstract: We have studied the period - luminosity relationships of oxygen rich semiregular (SR) variables at several wavelength bands using Hipparcos parallaxes with an accuracy better than 10 %. We have shown for the first time that there is a clear dependence on period of absolute magnitudes at Hp, U, B, V, R, I_C, J, H, K, L, M, N, [12], [25], [60], and [100] bands and that the slope of the linear M_λ - Log P relation is a smooth function of wavelength. We point out that this relation can in principle be used to derive absolute bolometric magnitude as a function of period.

Key words: stars: variable stars: SR – stars: magnitude – stars: period

1. Giriş

Yarı düzenli (SR) değişen yıldızlar, Wood'un (2000) kırmızı dev yıldızlar için kullandığı "… bütün değişen yıldızlar içinde belki de en az anlaşılan, zonklama kipleri hala tartışmalı olan yıldızlardır…" açıklamalarına fazlasıyla uymaktadırlar. Genel Değişen Yıldızlar Kataloğu (GCVS) SR yıldızlarını, yaklaşık 20^g ile 2000^g veya daha uzun periyoda sahip, fazla düzenli olmayan ışık değişimleri gösteren orta veya geç tayf türünde dev veya üst dev yıldızlar olarak tanımlar (Kholopov vd. 1988). Işık değişimleri bazen düzensiz bazen de sabit olabilmektedir. Görünür bölgede ışık değişimindeki genlikleri yaklaşık 2.5^m'den daha küçüktür. SR yıldızları homojen bir grup değildir ve sınırları kesin olmamakla beraber 4 alt gruba ayrılırlar. SRa değişenleri daha belirgin periyodik değişim gösteren geç tip dev (M, C, S) yıldızlardır. Mira tipi değişenlerden, daha küçük ışınım genlikleri ile ayrılırlar. Kerschbaum ve Hron'a (1992,1994) göre; SRa yıldızları ayrı bir grup yıldız değil, belki de SRb ve Mira tipi değişen yıldızların bir karışımıdır. SRb yıldızları, değişimleri daha az periyodiklik gösteren geç tip dev (M, C, S) yıldızlardır (Kholopov vd. 1988). Bu grup yıldızlar birden fazla periyoda sahip SR yıldızlarıdır (Mattei vd. 1998, Kiss vd. 1999). SRc yıldızları geç tip (M, C, S) kırmızı üst devlerden oluşurken, SRd yıldızları orta tip (F, G, K) dev ve üst dev yıldızlarıdır (Kholopov vd. 1988). Bu 2 grup SR yıldızının fiziksel (Querci 1986) ve kinematik özellikleri (Aslan 1973), SRa ve SRb yıldızlarından farklıdır. Bu çalışmada sadece SRa ve SRb tipi değişenler incelenmiştir. GCVS'de SR yıldızlarının çoğu alt grubu belirtilmeksizin sadece SR olarak gösterilmiştir. Bunun nedeni, hem bilgi noksanlığı hem de bu tip yıldızların değişim özelliklerinden dolayı yeterince gözlenmiş olmamasıdır. Hipparcos Kataloğu'nda (ESA 1997) da yeni keşfedilen ve bilinen hiç bir değişen yıldız sınıflamasına uymayan yıldızlar, tayf türüne bakılmaksızın SR olarak sınıflandırılmıştır. M tayf türünden birkaç SR yıldızı için 10^g'den daha küçük periyotlar bulunmuştur (Percy vd. 1996). Benzer sonuçlara OGLE ve SLOAN araştırmalarında da rastlanılmıştır (Udalski vd. 1992, Fukugita 1996, Lenz 1998, Udalski vd 2002).

SR yıldızları zonklayan, Mira tipi değişenlerle H-R diyagramında yaklaşık aynı bölgede bulunan ve Asimtotik Dev Kolu'nun (AGB) üstünde yer

Bildiri tam metni için : Cahit YEŞİLYAPRAK
e-mektup: cahity@akdeniz.edu.tr

aldıklarına inanılan yıldızlardır. Evrimleri hala çok açık değildir. Bir iddiaya göre (Aslan 1981) evrim sıralaması Lb (düzensiz değişenler) → SR (salma göstermeyen) → SR (salma gösteren) → Mira şeklindedir. Kerschbaum vd. (1996) ile Ivezić ve Knapp'a (1999) göre; SR yıldızları Mira ve SR fazları arasında zonklama yapan yıldızlardır.

Bu çalışmanın amacı; Güneş komşuluğundaki M tipi SR yıldızlarının iyi Hipparcos paralaksları (ESA 1997) kullanılarak, farklı dalgaboylarında Periyot – Parlaklık (PL) bağıntılarını incelemek ve bu bağıntıların eğimlerinin dalgaboyu ile ilişkisine bakmaktır.

SR yıldızlarının mutlak parlaklıkları konusunda şimdiye kadar yapılan bazı çalışmalar şunlardır: İstatistik paralakslardan mutlak parlaklıkların elde edilmesinde Wilson (1942) ve Aslan (1973, 1976), kümelerdeki SR yıldızlarının mutlak parlaklıkları konusunda Whitelock (1986), Hipparcos Projesi'nden (ESA 1997) sonra uzun periyotlu yıldızların ve SR yıldızların PL bağıntıları üzerine son yıllarda Bedding ve Zijlstra (1998), Barthès vd. (1999), Aslan ve Yeşilyaprak (2000), Whitelock ve Feast (2000) ve Yeşilyaprak'ın (2003) çalışmalarıdır.

2. Yıldız Seçimi

2.1. Tayf Türü

Hipparcos Kataloğu'nda (ESA 1997) bulunan ve SR olarak sınıflanan bütün değişen yıldızların 2 renk diyagramı ($V - I_C$ / $B - V$), M tipi SR yıldızlarının diğer SR yıldızlarından belirgin bir şekilde ayrıldığını göstermektedir. Bu nedenle sadece tayf türü M ve değişim tipi SR, SRa ve SRb olan (GCVS, Kholopov vd. 1988) yıldızlar üzerine çalışılmıştır. Bu gruba giren ve periyodu bulunan toplam SR yıldızı sayısı 1131'dir.

2.2. Johnson ve IRAS Parlaklıkları

Hipparcos'un (ESA 1997) verdiği parlaklık değerleri, GCVS'nin (Kholopov vd 1988) verdiği parlaklık değerlerinden çok daha homojen ve kalibre edilmiş değerlerdir (van Leeuwen vd. 1997). B, V, I_C (Cousins I) ve Hp parlaklıkları Hipparcos Kataloğu'ndan (ESA 1997), U, R, J, H, K, L, M, N parlaklıkları ise SIMBAD veri tabanından alınmıştır. Bu parlaklıklardan U, B, V, R, I, J, H, K, L, M ve N Johnson Sistemi (JP11, Johnson 1965) olarak bilinir. Hp, daha geniş bir bant genişliğine sahip Hipparcos Projesi'nde (ESA 1997) tanımlanmış bir sistemdir.

IRAS'a ait kırmızıötesi akı değerleri SIMBAD veri tabanından alınmış ve [12], [25], [60], [100] ile gösterilen parlaklık değerleri IRAS-PSC (1988) ile Walker ve Cohen'de (1988) verilen eşitlikler ile hesaplanmıştır.

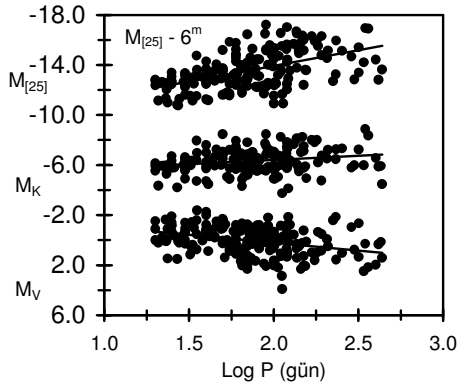
2.3. Periyot ve Paralaks

SR yıldızlarının periyotları öncelikli olarak; yeni periyot değerleri veren Hipparcos Kataloğu'ndan (ESA 1997) alınmıştır. Bunun dışındaki temel periyot kaynağı GCVS (Kholopov vd. 1988) ve SIMBAD veri tabanıdır. Ayrıca literatürden son zamanlarda belirlenen periyotlar da toplanmış ve kaynakları ile birlikte Tablo 1'de verilmiştir. Periyot sınırı olarak 20 günden büyük ve 500 günden küçük periyotlar incelemeye alınmıştır. Bunun nedeni, 20 günden kısa periyotların kaynağının bu yıldızlarda hala tartışmalı olması (Bedding vd. 1998, Mattei vd. 1998, Koen ve Laney 2000, Percy vd. 2001, Hinkle vd. 2002) ve 500 günden büyük periyotların ise SR türü zonklama dışındaki değişimlerle karışmış olabileceğidir (Bedding vd. 1998, Knapp vd. 1999, Kiss vd. 2000, Wood 2000).

SR yıldızlarının PL bağıntılarını incelerken dikkate aldığımız önemli bir kriter de göreli paralaks hatasıdır (ε_π/π). İncelediğimiz yıldızlarda, PL bağıntısı için genel eğilimi ve yıldız sayısı arttığında bu bağıntıların olup olmadığını görebilmek amacıyla göreli paralaks hatası 0.50 olan yıldızlar seçilmiştir. Daha sonra Lutz-Kelker yanlılığından (Lutz ve Kelker 1973) etkilenmemesi için bu kriter 0.10'e düşürülmüş ve en iyi paralaksa sahip yıldızlar için PL bağıntıları bulunmuştur. Bu çalışmada esas amaç; SR yıldızları için evrensel bir PL bağıntısı bulmaktan çok, bu tür bir bağıntı varsa bunu ortaya çıkarmak ve dalgaboyu ile ilişkisini göstermektir.

3. Periyot – Parlaklık (PL) Bağıntıları

$\varepsilon_\pi/\pi \leq 0.50$ olan SR yıldızları için V, K ve [25] bantlarında bulduğumuz örnek PL bağıntıları Şekil 1'de verilmiştir; düz çizgiler en küçük kareler yöntemi ile hesaplanmıştır. Arenou vd. (1992) 'nin yıldızlararası sönümleme modeli kullanılmıştır. Bulduğumuz sönümleme değerleri, bu çalışmanın amacı ve seçilen yıldızların da yakın oldukları düşünüldüğünde, oldukça küçüktür ve bu nedenle parlaklık değerlerinde bir düzeltme yapılmamıştır. Kırmızı yıldızlarda, özellikle kırmızı ve kırmızı ötesi bölgede yıldızlararası sönümlemenin oldukça küçük olduğu da bilinmektedir (Kerschbaum ve Hron 1994, Alard vd. 2001).



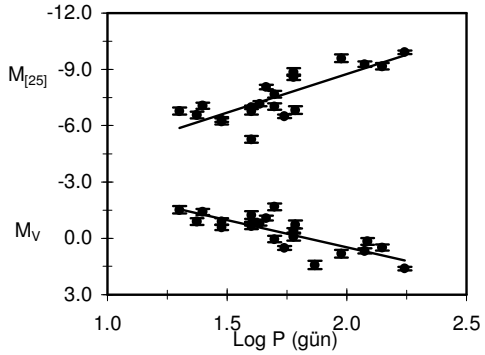
Şekil 1. $\varepsilon_\pi/\pi \le 0.50$ olan SR yıldızları için V, K ve [25] bantlarında PL bağıntıları.

Şekil 1'de verilen ve benzer diğer bantlarda bulduğumuz bağıntılardaki saçılmanın nedenleri şöyle sıralabilir: (i) gözlenen paralakslardaki hatalar ($\varepsilon_\pi/\pi \le 0.50$ için $\varepsilon_M \approx \pm 1.09^m$ ve ($\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$ için $\varepsilon_M \approx \pm 0.22^m$), (ii) verilen bir periyotta mutlak parlaklıktaki gerçek saçılma, (iii) verilen bir mutlak parlaklıkta periyottaki gerçek saçılma (zonklama kiplerinin karışımı, çoklu periyot ve periyotların yarı düzenli doğası gibi), (iv) parlaklıktaki gözlemsel hatalar, (v) tam bir çevrim boyunca gözlenemeyen yıldızların ortalama görünen parlaklıklarındaki belirsizlik, (vi) yıldızlararası sönümlemedeki belirsizlikler, (vii) renge bağlılık.

3.1. SR yıldızlarının ($\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$) PL Bağıntıları

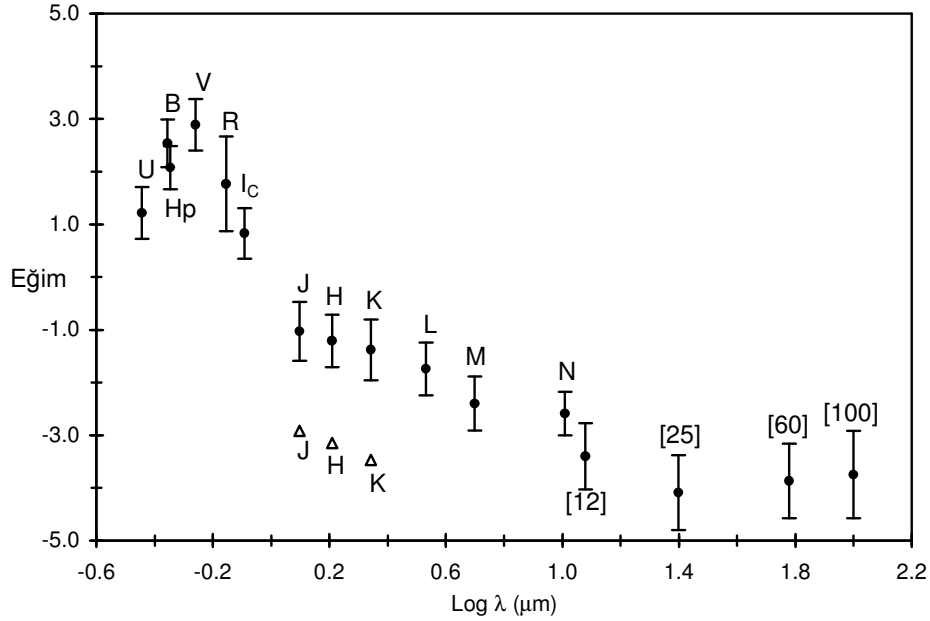
İyi paralaksa ($\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$) sahip ve $P \ge 20^g$ olan SR yıldızları için, en küçük kareler yöntemi ile (düz çizgiler), V ve [25] bantlarında bulduğumuz PL bağıntıları Şekil 2'de, K bandında bulduğumuz PL bağıntısı ise Şekil 4'de verilmiştir. Bu bağıntılarda kullanılan yıldızlar ve bilgileri Tablo 1'de listelenmiştir. Diğer dalgaboylarında bulduğumuz benzer bağıntıların şekilleri Yeşilyaprak'ın (2003) çalışmasında ayrıntılı olarak sunulmuştur.

Farklı dalgaboylarında (Hp, U, B, V, R, I_C, J, H, K, L, M, N, [12], [25], [60], [100]), en küçük kareler yöntemi ile bulduğumuz PL bağıntılarının ($M = \alpha$ Log P + β) eğimleri, yıldız sayıları (N) ve korelasyon katsayıları (ρ), Tablo 2'de verilmiştir. Şekil 2'den görüldüğü gibi, periyot ile mutlak parlaklık arasında belirgin çizgisel bağıntılar vardır. Şekil 4'de ise K bandında belirgin bir bağıntıdan söz etmek zordur. Bunun nedeni, farklı dalgaboylarında bulduğumuz PL bağıntılarının eğimlerinin yaklaşık 1 μm civarında neredeyse düz bir hale gelmesidir. Şekil 4'de K bandında bulduğumuz bağıntı (bkz. Tablo 2) ile Knapp vd.'nin (Eşt. 3, 2003) indirgenmiş paralaks yöntemi ile galaksi SR yıldızları için bulduğu bağıntıya oldukça benzerdir. Şekil 4'de isimleri verilen yıldızlardan 69 Dra (ayrılık > 4σ) hesaplamalara katılmazken, L_2 Pup ve 106 Her (ayrılık < 2σ) dahil edilmiştir. 69 Dra ve R Dor yıldızlarının 2 bileşeni, L_2 Pup yıldızının ise 1 bileşeni vardır (ESA 1997). Ayrıca 69 Dra ve L_2 Pup yıldızlarının evrimsel olarak farklı olabileceği kinematic olarak, Yeşilyaprak'ın (2003) uzay hız dağılımlarını incelediği çalışmasında irdelenmiştir.

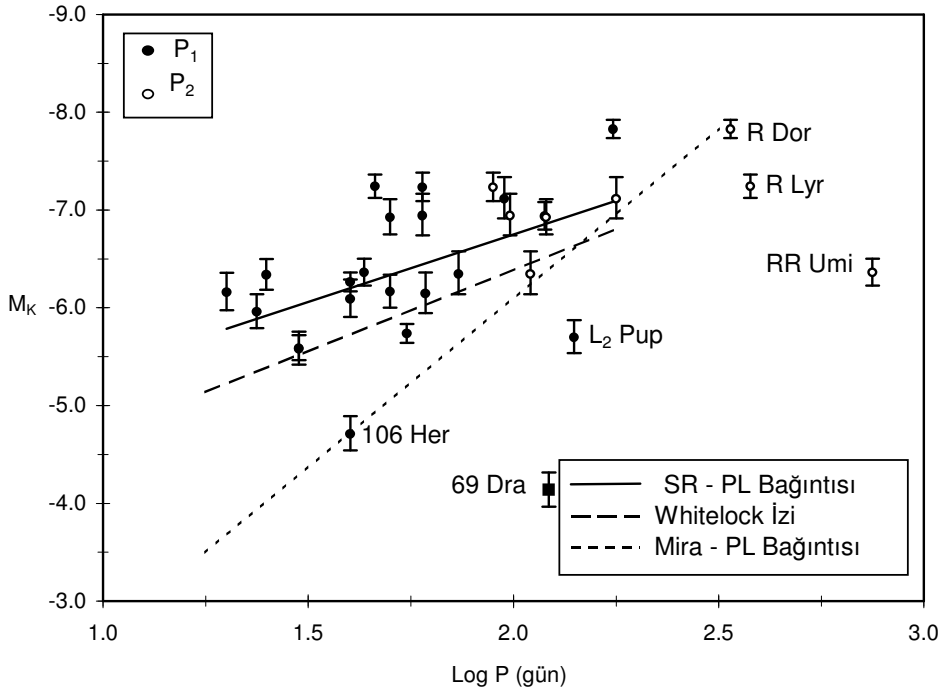


Şekil 2. $\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$ ve $P \ge 20^g$ olan SR yıldızları için V ve [25] bantlarında PL bağıntıları.

Tablo 2 ve Şekil 3'den görülebildiği gibi, farklı dalgaboylarında bulduğumuz PL bağıntılarının eğimleri, dalgaboyunun bir fonksiyonudur. Kısa dalgaboylarında mutlak parlaklık, uzun periyotlar için sönükleşirken; yaklaşık 1 μm civarında eğim değişimi neredeyse azalmakta, daha sonra periyot arttıkça parlaklık da artmaktadır. Şekil 3'de Mira tipi değişen yıldızlar için J, H, K ortalama değerleri (Kanbur vd. 1997) (üçgenler) gösterilmiştir. Mira tipi yıldızların, SR yıldızlarının gösterdiği bağıntıya (bkz. Şekil 3) benzer bir bağıntı sergilediğini, bu kadar az veri ile söylemek oldukça zordur. Şekil 3'de M_λ - Log P bağıntılarının eğimleri ile dalgaboyları arasında da bir ilişki olduğu ilk defa gösterilmiştir ve bu bağıntı, bolometrik mutlak parlaklığın periyodun bir fonksiyonu olarak elde edilebileceğinin de ifadesidir. Şekil 3'de görülen bağıntı ile M tipi yıldızlar için enerji akısının değişimini gösteren bağıntı da (bkz. HD 86663 yıldızının akı dağılımı, Fluks vd. 1994) birbirine çok benzemektedir. Şekil 4'de, K bandında bulunan PL bağıntısı ile Mira tipi yıldızların bilinen PL bağıntısı (noktalı çizgi) (Whitelock ve Feast 2000) ve Whitelock evrim izi olarak bilinen bağıntı kesikli çizgi) (Bedding ve Zijlstra 1998) birlikte gösterilmiştir.



Şekil 3 $\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$ ve $P \ge 20^g$ olan SR yıldızları için bulduğumuz PL bağıntılarının eğimlerinin dalgaboyuna göre değişimi. Mira tipi değişenler için bilinen ortalama değerler (Kanbur vd. 1997) üçgenler ile gösterilmiştir.



Şekil 4 $\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$ ve $P \ge 20^g$ olan SR yıldızlarının PL (K) bağıntısı ve 2. periyotlar. Mira PL bağıntısı (Whitelock ve Feast 2000) noktalı, Whitelock evrim izi (Bedding ve Zijlstra 1998) kesikli çizgi ile gösterilmiştir.

Tablo 1. $\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$ ve $P \ge 20^g$ olan SR yıldızları

Yıldız Adı	Tayf Türü	Değ. Tipi	V (m)	K (m)	P_1 (g)	P_2 (g)	P_3 (g)	π (mas)	M_V (m)	M_K (m)	Periyot Kaynak
θ Aps	M7 III	SRb	5.7	-1.9	119.0	-	-	9.93	0.7	-6.9	1
VZ Cam	M4 III	SR	4.9	-0.2	23.7	-	-	6.89	-0.9	-6.0	1
V1070 Cyg	M7 III	SRb	7.1	-0.7	73.5	110.0	470.0	7.29	1.4	-6.4	1,2,2
R Dor	M8e III	SRb	5.6	-3.9	175.0	338.0	-	16.00	1.6	-7.8	3,1
WZ Dor	M3 III	SRb	5.2	0.3	40.0	-	-	5.20	-1.2	-6.1	1
69 Dra	M3 III	SRb	6.2	1.9	122.0	-	-	6.21	0.2	-4.1	1
DM Eri	M4 III	SRb	4.3	-0.4	30.0	-	-	9.03	-0.9	-5.6	1
g Her	M6 III	SRb	4.8	-2.0	60.0	89.2	888.9	9.03	-0.4	-7.2	4,1,5
X Her	M6e	SRb	6.5	-1.4	95.0	178.0	746.0	7.26	0.8	-7.1	1,6,7
106 Her	M1 III	SR	4.9	0.9	40.0	-	-	7.66	-0.7	-4.7	1
II Hya	M4 III	SRb	5.1	-0.3	61.0	-	-	6.84	-0.7	-6.2	1
RX Lep	M6 III	SRb	5.6	-1.3	60.0	98.0	-	7.30	-0.1	-6.9	1,8
σ Lib	M3 III	SRb	3.3	-1.4	20.0	-	-	11.17	-1.5	-6.2	1
R Lyr	M5 III	SRb	4.1	-2.1	46.0	378.0	1000.0	9.33	-1.1	-7.2	1,9,10
ε Mus	M5 III	SRb	4.1	-1.4	40.0	-	-	10.80	-0.8	-6.3	1
ε Oct	M6 III	SRb	5.1	-1.2	55.0	-	-	12.15	0.5	-5.7	1
SX Pav	M7 III	SRb	5.5	-0.7	50.0	-	-	8.23	0.1	-6.2	1
ρ Per	M4 III	SRb	3.3	-1.9	50.0	120.0	250.0	10.03	-1.7	-6.9	1,10,10
ψ Phe	M4 III	SR	4.4	-0.6	30.0	-	-	10.15	-0.6	-5.6	1
L_2 Pup	M5e III	SRb	4.4	-1.8	140.6	-	-	16.46	0.5	-5.7	1
γ Ret	M4 III	SR	4.5	-0.5	25.0	-	-	6.65	-1.4	-6.3	1
RR UMi	M5 III	SRb	4.6	-0.9	43.3	748.9	-	8.20	-0.8	-6.4	1,11

Periyot Kaynakları: 1 – GCVS, Kholopov vd. (1988); 2 – Percy vd. (2001); 3 – Bedding vd. (1998); 4 – Percy ve Parkes (1998); 5 – Mattei vd. (1998); 6 – Kiss vd. (1999); 7 – Houk (1963); 8 – Bedding ve Zijlstra (1998); 9 – Whitelock ve Feast (2000); 10 – Percy vd. (1996); 11 – Hinkle vd. (2002).

Tablo 2. $\varepsilon_\pi/\pi \le 0.10$ ve $P \ge 20^g$ olan SR yıldızlarının farklı dalgaboylarında bulduğumuz PL bağıntıları ($M = \alpha \text{ Log } P + \beta$)

Filitre Sistemi	Filitre Adı	Dalgaboyu* λo (μm)	$\alpha \pm \varepsilon_\alpha$ (Eğim)	$\beta \pm \varepsilon_\beta$	N	ρ
Hipparcos	Hp	0.45	2.08 ± 0.42	-4.09 ± 0.72	22	0.75
Johnson ve Cousins	U	0.36	1.22 ± 0.49	0.52 ± 0.81	15	0.56
	B	0.44	2.54 ± 0.45	-3.23 ± 0.79	22	0.78
	V	0.55	2.89 ± 0.49	-5.30 ± 0.85	22	0.80
	R	0.70	1.77 ± 0.90	-5.17 ± 1.52	17	0.45
	I_C	0.81	0.83 ± 0.48	-4.79 ± 0.85	22	0.36
	J	1.25	-1.03 ± 0.56	-3.47 ± 0.98	19	-0.41
	H	1.62	-1.21 ± 0.50	-4.04 ± 0.88	18	-0.52
	K	2.20	-1.38 ± 0.58	-3.99 ± 1.00	21	-0.48
	L	3.40	-1.74 ± 0.50	-3.72 ± 0.88	19	-0.64
	M	5.00	-2.40 ± 0.51	-2.28 ± 0.90	14	-0.80
	N	10.20	-2.59 ± 0.41	-2.65 ± 0.73	4	-0.98
IRAS	[12]	12.00	-3.40 ± 0.63	-1.53 ± 1.08	20	-0.79
	[25]	25.00	-4.09 ± 0.71	-0.57 ± 1.22	20	-0.80
	[60]	60.00	-3.87 ± 0.71	-0.84 ± 1.23	20	-0.79
	[100]	100.00	-3.75 ± 0.83	-1.06 ± 1.46	16	-0.77

∗ Moro ve Munari (2000)

Ayrıca Şekil 4'de 2. periyotların da nasıl dağılım sergilediği gösterilmiştir. SR yıldızlarının 2. periyotlarının (içi boş daireler) bazıları, bulduğumuz SR PL bağıntısına ve Whitelock evrim izine uyarken, bazıları Mira PL bağıntısının bile ardına düşmektedir. Hem Mira hem de SR olarak davrandığı bilinen R Dor yıldızının uzun periyodunun (2. periyot) Mira ve kısa periyodunun (1. periyot) SR PL bağıntılarına uyduğu açıkça görülmektedir. R Lyr yıldızının da benzer davrandığı, Şekil 4'den görülebilmektedir. SR yıldızlarının 2. periyotlarının özellikle SR ve Mira PL bağıntılarının kesiştiği bölgede toplanması da oldukça dikkat çekicidir ve SR yıldızlarının uzun periyotlarda Mira, kısa periyotlarda ise SR yıldızları gibi davrandığına kanıt sayılabilir.

4. Sonuç

M tipi SR yıldızlarının iyi Hipparcos paralaksları kullanılarak farklı dalgaboylarında PL bağıntıları bulunmuş ve bu bağıntıların eğimleri ile dalgaboyu arasında bir ilişki olduğu da ilk defa sunulmuştur. Bu bağıntı, bolometrik mutlak parlaklığın periyodun bir fonksiyonu olarak elde edilebileceğinin de ifadesidir.

Ayrıca K bandında bulunan SR yıldızlarının PL bağıntısı hem Mira tipi yıldızların PL bağıntısı ile hem de Whitelock evrim izi ile karşılaştırılmış ve 2. periyotların (uzun periyotlar) dağılımı tartışılmıştır.

5. Kaynaklar

Alard, C., Blommaert, J. A. D. L., Cesarsky, C., vd. 2001, ApJ, 552, 289

Arenou, F., Grenon, M., Gómez, A. 1992, A&A, 258, 104

Aslan, Z. 1973, MNRAS, 165, 337

Aslan, Z. 1976, Observatory, 96, 149

Aslan, Z. 1981, MNRAS, 195, 31

Aslan, Z. ve Yeşilyaprak, C. 2000, Variable Stars as Essential Astrophysical Tools, Edt. C. İbanoğlu, NATO-ASI, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, Ser. C, Vol. 544, ss. 503 - 510

Barthès, D., Luri, X., Alvarez, R., vd. 1999, A&AS, 140, 55

Bedding, T. R. ve Zijlstra, A. A. 1998, ApJ, 506, L47

Bedding, T. R., Zijlstra, A. A., Jones, A., vd. 1998, MNRAS, 301, 1073

ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue (HIP), ESA – SP 1200

Fukugita, M. 1996, AJ, 111, 1748

Hinkle, K. H., Lebzelter, T., Joyce, R. R., vd. 2002, AJ, 123, 1002

IRAS-PSC, 1988, Joint IRAS Science Working Group, IRAS Catalogs and Atlases, Vol. 2-6: The Point Source Catalog, NASA – RP 1190

Ivezić, Ž. ve Knapp, G. R. 1999, Link between Mass-Loss and Variability Type for AGB Stars, IAU Symposium 191, AGB Stars, PASP Pub., USA, ss. 395 - 400

Johnson, H. L. 1965, ApJ, 141, 923

Kerschbaum, F. ve Hron, J. 1992, A&A, 263, 97

Kerschbaum, F. ve Hron, J. 1994, A&AS, 106, 397

Kerschbaum, F., Olofsson, H., Hron, J. 1996, A&A, 311, 273

Kholopov, P. N., Samus, N. N., Frolov, M. S., vd. 1988, General Catalogues of Variable Stars (GCVS), 4.th Edt., Nauka Pub. House, Moscow

Kiss, L. L., Szatmáry, K., Cadmus, J. R. R., vd. 1999, A&A, 346, 542

Kiss, L. L., Szatmáry, K., Szabo, G., vd. 2000, A&AS, 145, 283

Knapp, G. R., Dobrovolsky, S. I., Ivezić, Ž., vd. 1999, A&A, 351, 97

Koen, C. ve Laney, D. 2000, MNRAS, 311, 636

Lenz, D. 1998, ApJS, 119, 121

Lutz, T. E. ve Kelker, D. H. 1973, PASP, 85, 573

Mattei, J. A., Foster, G., Hurwitz, L. A., vd. 1998, Classification of Red Variables, The Proceedings of The ESA Symposium, Hipparcos-Venice'97, ESA – SP 402, ss. 269 - 274

Percy, J. R., Desjardins, A., Yu, L., vd. 1996, PASP, 108, 139

Percy, J. R., Dunlop, H., Kassim, L., vd. 2001, IBVS 5041

Querci, M. 1986, The M Type Stars, Edt. H. R. Johnson ve F. Querci, NASA SP – 492, s. 475

Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., vd. 1992, Acta Astron., 42, 253

Udalski, A., Zebrun, K., Szymanski, M., vd. 2002, Acta Astron., 52, 115

van Leeuwen, F., Feast, M. W., Whitelock, P. A., vd. 1997, MNRAS, 287, 955

Walker, H. J. ve Cohen, M. 1988, AJ, 95, 1801

Whitelock, P. A. 1986, MNRAS, 219, 525

Whitelock, P. A. ve Feast, M. 2000, MNRAS, 319, 759

Wilson, R. E. 1942, ApJ, 96, 371

Wood, P. R. 2000, PASA, 17, 18

Yeşilyaprak, C. 2003, Doktora Tezi, Akdeniz Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü (Abstract in Coolnews, 2004, 98, 7)

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Küçük Kütleli yıldızların Sentetik Renk-Kadir Diyagramı ve Dönüşüm Tablolarının Etkinliği

İnci Akkaya ve İbrahim KÜÇÜK
Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri
iakkaya@erciyes.edu.tr, kucuk@erciyes.edu.tr,

Özet Uygun renk-kadir dönüşümleri, küçük kütleli yıldızların evrim modellerinin açık yıldız kümelerinin renk-kadir diyagramlarıyla karşılaştırılması için önemlidir. Burada bize ait küçük kütleli evrim modellerimiz, farklı dönüşümler kullanılarak, M_v:B-V den oluşan sentetik Hertzsprung-Russell (H-R) diyagramını elde etmek üzere kullanıldı. Bizim amacımız bu sentetik diyagramları kullanarak bazı açık yıldız kümelerinin yaşını tespit etmek ve farkları göstermektir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: küçük kütleli yıldızlar: – yıldızlar::H-R Diyagramı – yıldızlar: Renk-Kadir Diyagramı – yıldızlar: açık yıldız kümeleri

Abstract: Accurate temperature-color transformations are necessary for theoretical evolutionary models of low mass stars to be compared with observed color-magnitude diagrams of open clusters. Our low mass evolutionary models are used to generate synthetic Hertzsprung-Russel (H-R) diagram in Mv:B-V plane by using different ransformations. We propose to use these synthetic diagrams t oto obtain he ages of some open clusters (and to show the difference).

Key words: stars: low mass stars: – stars: H-R Diagram – stars: Color-Magnitude Diagram – stars: open clusters

1 Giriş

Teorik evrim modellerinden elde edilen teorik yaş çizgileri, T_{eff} : B-V gözlemleriyle karşılaştırılmada kullanılır. Bu çalışmada bu amaçla, yıldızın yüzey sıcaklığı, rengi ve bolometrik düzeltmesi arasında ilişkiyi veren dönüşümler kullanıldı. Bu dönüşümler bizi, teorik modellerimizin ışıma gücü ve yüzey sıcaklıklarından yola çıkarak mutlak kadire ulaşmamızı sağladı. Benzer şekilde yine modellerimizin sıcaklık değerlerinin kullanılmasıyla B-V renkleri elde edildi. Kuramsal H-R diyagramlarından (HRD), gözlemsel renk-kadir diyagramlarına (CMD) dönüşümlerde, T_{eff} :BC ve T_{eff} :B-V değerlerinin farklı dönüşümler için farklılıklar gösterdiği bulundu.

Bu çalışmada, özellikle küçük kütleli yıldızlar için, M_v:B-V ilişkilerini veren farklı dönüşüm tabloları Flower(1977,1996), Kenyon ve Hartmann(1995), Siess ve arkadaşları(1997) kullanıldı bu tabloların etkinlikleri tartışıldı. Buradaki amacımız, kütle limiti 0.3-1.5 M_{sun} olan ve döteryum yanması ilave edilerek elde edilen kuramsal evrim yollarını M_v:B-V ortamına dönüştürerek Sentetik Renk-Kadir Diyagramı (SCMD) elde etmek (burada kullandığımız modele ait hesaplamalar ve fiziksel içerikleri Küçük ve arkadaşları, 1998 (bundan sonra PAPI) tarafından yapılmıştır) ve elde edilen kuramsal yaş çizgilerini tüm dönüşümler için seçilen açık yıldız kümeleriyle karşılaştırmak ve onların yaşlarındaki saçılmayı incelemektir.

Renk dönüşümlerinde kullandığımız çalışmaların bazı özellikleri aşağıda kısaca verilmiştir.

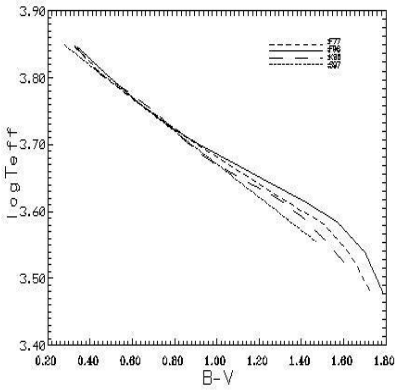
Flower, P. J., 1977 (F77): Güneşten daha sıcak anakol yıldızlarına benzer devler ve süperdevler için T_{eff}: B-V: BC değerleri verilmiştir. V,III ve I lüminosite sınıfları için T_{eff}: B-V ilişkisi bulunmuştur. Flower bu çalışmasında yine güneşten daha sıcak yıldızlar ve M-tipi devler ve süper devler için, yeni sıcaklık, renk ve bolometrik düzeltmeleri ilave etmiştir. G ve K süperdevleri için sıcaklık-renk ilişkisi verilmiştir. Flower, P. J., 1996 (F96): Sıcaklık-bolometrik düzeltme ve sıcaklık-B-V arasında sayısal ilişkiyi verebilmek için toplam 335 yıldız için, sıcaklık-bolometrik düzeltme değerleri toplanmıştır. Buradaki ışıma gücü aralığı anakol yıldızlarıyla(V), süperdevler(I) arasında olup sıcaklık aralığı ise 2900-52500 K aralığındadır. Kenyon and Hartmann 1995 (K95): 0.1-2.5 M_{sun} arasındaki anakol öncesi yıldızlar için, D'Antona & Mazzitelli(1994) yıldız evrim modelleri kullanılmıştır. K95 çalışmasında küçük kütleli yıldızlara yer vermiştir. Çünkü onların H-R diyagramları Taurus-Auriga için oldukça uygundur. Yüzey sıcaklığı, bolometrik düzeltme ve geniş band aralıklı renkleri kullanarak, evrim

Bildiri tma metni için : İnci AKKAYA
e-mektup : iakkaya@erciyes.edu.tr

yolları için $-M_J$, M_K, ve M_{bol}- mutlak kadirlerini tabule etmiştir (Tablo A5, Kenyon ve ark, 1995).Siess et all., 1997 (S97): Üç farklı metal bolluğu için anakol öncesi yıldızların ($0.4M_{sun} \leq M \leq 5\ M_{sun}$) yeni evrim modelleri verildi. Sentetik diyagramları yeniden gözden geçirildi.

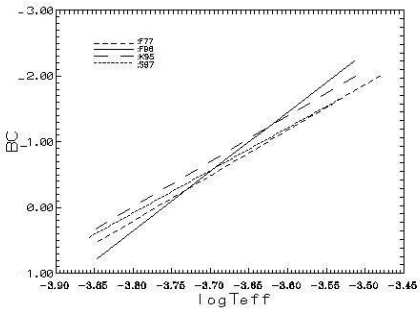
2. Dönüşümler

T_{eff} -B-V Scales Modellerimize ait sıcaklık aralığı $3500 \leq T_{eff} \leq 6500$ olduğundan hesaplarımızda lüminosite sınıfı V olan T_{eff}: B-V: BC değerleri kullanıldı. Şekil 1, 2 ve 3, F77, F96, K95, S97'e ait verilerin dağılımlarını göstermektedir. Bu grafiklerden elde edilen fitler ise aşağıdadır.



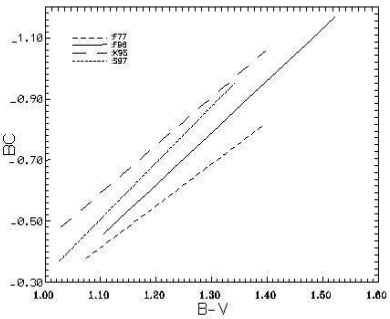
Şekil 1: F77, F96, K95, S97 dönüşümlerine ait log T_{eff} -$(B-V)_0$ dağılımları

F77: $\log T_{eff} = -0.234292(B-V)_0 + 3.9155$ (1)
F96: $\log T_{eff} = -0.2095(B-V)_0 + 3.900$ (2)
K95: $\log T_{eff} = -0.239373(B-V)_0 + 3.91706$ (3)
S97: $\log T_{eff} = -0.247014(B-V)_0 + 3.91805$ (4)



Şekil 2: F77, F96, K95, S97 dönüşümlerine ait BC-log T_{eff} dağılımı

F77: $BC = 6.92148 \log T_{eff} - 26.0942$ (5)
F96: $BC = 9.04927 \log T_{eff} - 34.0295$ (6)
K95: $BC = 6.92697 \log T_{eff} - 26.3326$ (7)
S97: $BC = 6.46905 \log T_{eff} - 24.5017$ (8)



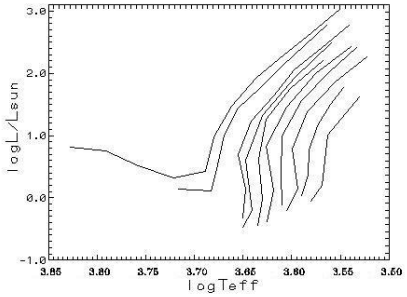
Şekil 3: F77, F96, K95, S97 dönüşümlerine ait BC-(B-V) dağılımı

F77: $BC = -1.36426(B-V)_0 + 1.08688$ (9)
F96: $BC = -1.70626(B-V)_0 + 1.42864$ (10)
K95: $BC = -1.56619(B-V)_0 + 1.1307$ (11)
S97: $BC = -1.84676(B-V)_0 + 1.52474$ (12)

Şekil1'de gösterildiği gibi sıcaklık arttıkça modellerin birbirleriyle olan uyumları da artmaktadır.

3. Kuramsal Evrim Modelleri

Daha önce belirtildiği gibi 0.3 to 1.5 M_{sun} kütle aralığında, anakol öncesi(PMS) ve anakol (MS) yıldızlara ait model hesaplamaları PAPI'den alınmıştır.Bu modellere ait evrim yolları ise Şekil 4'te verilmiştir.

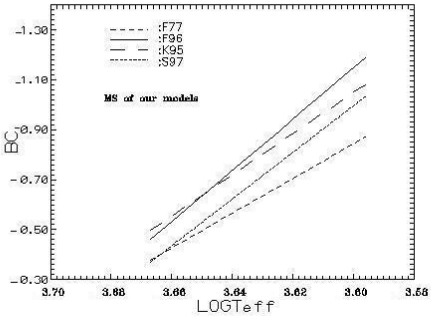


Şekil4: Kuramsal Evrim Modelleri

Yukarıdaki şekil modellerimize ait teorik evrim yolları (0.3, 0.4, 0.5, 0.6, 0.7, 0.8, 0.9, 1.0, 1.3, 1.5 M_{sun} için) ve yaş çizgilerini (10^3, 10^4, 10^5, $5x10^5$, 10^6, 10^7 yıl için) içine almaktadır. Bu veriler için kullanılan fiziksel girdi verileri, kimyasal kompozisyonu X=0.699, Z=0.019 ve karışım uzunluğu α=1.74'dır.

4. Dönüşüm Tablolarının Karşılaştırılması

Kuramsal Evrim Modellerimizin kapsadığı sıcaklık aralıkları için, farklı dönüşüm tablolarından alınan BC:T_{eff} değerlerinin karşılaştırılması Şekil 5'te verilmiştir.

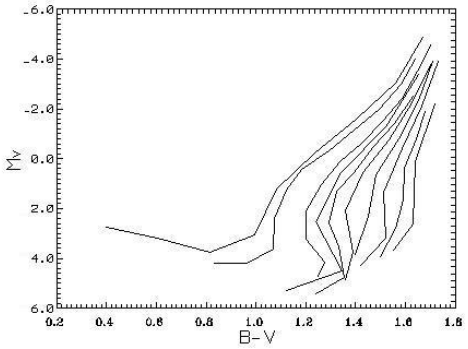


Şekil 5 : Kuramsal Modellerin sıcaklık-BC dönüşüm sonuçlarının karşılaştırılması

Bu dönüşümlere ait elde ettiğimiz fitler ise aşağıdadır.

F77: BC= 6.9585 log T_{eff} -25.8939 (13)
F96: BC= 10.2156 log T_{eff} -37.9228 (14)
K95:BC= 8.26456 log T_{eff} -30.8026 (15)
S97: BC= 9.35125 log T_{eff} -34.6609 (16)

Daha sonra tüm dönüşüm tabloları için (F77, F96, K95 ve S97) SCMD elde edildi. F96 dönüşümü kullanılarak elde edilen evrim yollarına ait SCMD'ı Şekil 6 da gösterilmiştir.

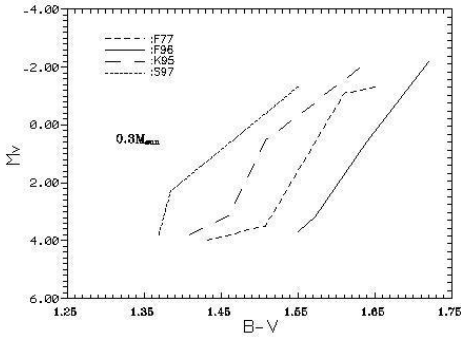


Şekil 6: F96 dönüşüm tablosundan elde edilen SCMD.

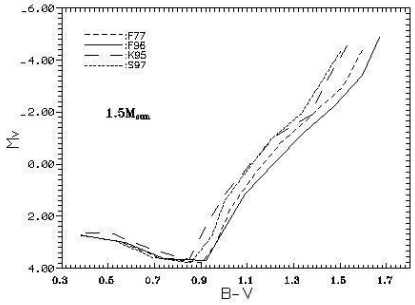
Bu şekilden de görüldüğü gibi renk ve kadir değerleri arasında

$M_v=0.0351306(B-V)_0-0.136085$ (17)

Şeklinde bir lineer fit elde edilmektedir. Bu modeller karşılaştırıldığında verilen bir M_v değerinde K95 modellerinin F96 modellerine göre %10 daha sıcak olduğu sonucuna varılmıştır.



Şekil 7: 0.3 M_{sun} için dönüşümlerin karşılaştırılması.



Şekil 8: 1.5 M_{sun} için dönüşümlerin karşılaştırılması

0.3M_{sun} ve 1.5M_{sun} evrim yollarına ait karşılaştırma Tablo 1 ve Tablo 2 de verilmiştir.

Tablo 1: 0.3M_{sun} için(B-V) rengi karşılaştırması

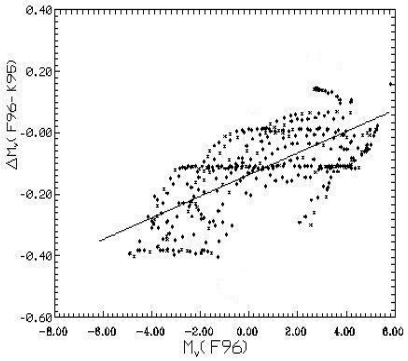
Farklar	(B-V)(mag)
F96 ve F77	0.06
F96 ve K95	0.12
F96 ve S97	0.20

Tablo 2: 1.5M_{sun} için(B-V) rengi karşılaştırması

Farklar	(B-V)(mag)
F96 ve F77	0.04
F96 ve K95	0.08
F96 ve S97	0.06

5. Kuramsal Yaş Çizgileri ve Açık Yıldız Kümeleri

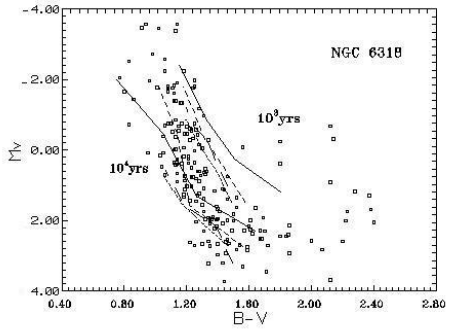
Şekil14 ve 15'te PAPI' den alınan modellerin yukarıda bahsedilen dönüşümlere göre elde edilen kuramsal yaş çizgilerinin, NGC 6318 ve Trapezium açık yıldız kümeleriyle karşılaştırılması görülmektedir. Bu yıldızlara ait bazı önemli fiziksel parametreler ise Tablo 3'te verilmiştir. Bu karşılaştırmalar sonucunda dönüşümler arasında önemli farkların olduğu gözlenmiştir.



Şekil 9: F96 ve K95 SCMD farkı

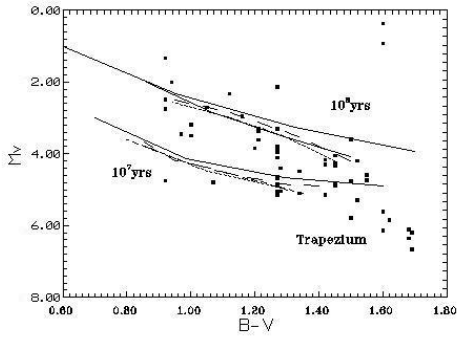
Tablo 3: Açık yıldız kümelerinin bazı parametreleri

		NGC6318	Trapezium
Sağ Açıklık(2000)		18 18 48	
Dik Açıklık(2000)		-13 48 24	
Uzaklık (pc)		1749	
Kızarma(mag)		0.782	10.62
Uzaklık Modülü(mag)		13.64	6(10^6)
Log yaş	Webda	6.884 ($7.65x10^6$)	(Pap3) 6(10^6)
	PAPI	5.699 ($5x10^5$)	



Şekil 10: Farklı dönüşümler için 10^3 ve 10^4 yıl yaş çizgileri ve NGC 6318 açık yıldız kümesi

Şekil 10'da her dönüşüm için elde edilen 10^6 ve 10^7 yıl yaş çizgileri Trapezium açık yıldız kümesiyle birlikte gösterilmiştir. Bu şekilden şöyle bir sonuç çıkartılabilir: Trapezium açık yıldız kümesi F77 yaş çizgileriyle karşılaştırıldığında, bu kümedeki yıldızların %90'ının yaşı 10^7 den daha küçükken; F96'ya göre %70'i olmaktadır.



Şekil 11: Farklı dönüşümler için 10^6 ve 10^7 yıl yaş çizgileri ve Trapezium açık yıldız kümesi

6. Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada küçük kütleli (0.3-1.5M_{sun}) yıldızların kuramsal evrim modellerinin sentetik renk-kadir diyagramına dönüşümü ve bu dönüşüm için kullanılan tabloların etkinlikleri karşılaştırılmıştır. Yine küçük kütleli yıldızların kuramsal evrim yolları kullanılarak elde edilen kuramsal yaş çizgileri F77, F96, K95 ve S97 dönüşümleri kullanılarak SCMD elde edilmiş ve NGC6318 ve Trapezium Açık Yıldız Kümesi ile karşılaştırılarak bu kümelerin yaşlarının farklı dönüşümler için saçılma oranları ve yeni yaşları elde edilmiştir. Buna göre: NGC 6318 in yıldızlarının %80'i 10^4 yılından daha küçük yaşa sahiptir. Bu oran F96 için %60 K95 için %50 olmaktadır. Trapezium açık yıldız kümesi F77 yaş çizgileriyle karşılaştırıldığında, bu kümedeki yıldızların %90'ının yaşı 10^7 den daha küçükken; F96'ya göre %70'i olmaktadır.

7.Kaynaklar

Flower, P.J.:1977, A&A, 54,31.
Flower, P.J.:1996, ApJ, 469, 355.
Kenyon, and Hartmann :1995
Siess, L., Forestini, M. And Dougados, C.:1997, A&A, 324, 556.
Weiss, A., and Salaris, M.:1999, A&A, 346, 897.
Flower, P.J.:1984, ApJ, 278, 582.
Buser, R., and Karataş, Y.:2000, A&A, 357, 988.
Malagnini, M.I., Morossi, C., Rossi, I., and Kurucz, R.I.:1986, A&A, 162, 140.
Straizys, V.:1996, Baltic Ast., 5, 459.
Weisz, L., and Bell, R.A.:1989, The Observatory, 109, No 1088.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Atarcaların Sentetik Işınım Gücü Fonksiyonu

İ. Yusifov[1,2] ve İ. Küçük[1]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, TÜRKİYE,
yusifov@erciyes.edu.tr , kucuk@erciyes.edu.tr
[2] Azerbaycan Bilimler Akademisi, Fizik Enstitüsü, Bakü 370143, AZERBAYCAN

Özet: Bu araştırmada, en son atarca taramaları göz önüne alınarak, farklı ışınım bölgelerine en uygun şekilde farklı hacimler seçilerek atarcaların yerel yoğunluğu yeniden değerlendirilmiş ve 'normal' atarcaların sentetik ışınım gücü fonksiyonu (IGF) oluşturulmuştur. IGF'nin en yüksek ve en düşük ışınım gücü (bundan sonra IG) bölgeleri detaylı incelenmiş ve sonuç olarak, 1400 MHz'te ışınım gücünün 0.1 mJy kpc^2'dan büyük değerleri için IGF'nin, parametreleri *logLo*=-1.0, *log* σ = 1.05 ± 0.02 ve genliği 52.5 ± 5 olan bir Log-Normal dağılımla ifade edilmesinin mümkün olduğu gösterilmiştir. Bu verilere dayanarak gözlenen atarcaların yerel yoğunluğu ve oluşum hızı 45 ± 5 psr kpc^{-2} ve 4.5 ± 0.5 psr kpc^{-2} Myr^{-1} olarak değerlendirilmiştir. Alınan değerler biraz büyük olsa da, daha önceki araştırma sonuçlarıyla (Lyne vd. 1998) uyum sağlamaktadır

Anahtar kelimeler: Atarcalar: istatistik; atarcalar: ışıma gücü fonksiyonu; Galaksi: yapısı (structure)

Abstract. Using the high sensitive Parkes multi beam pulsar surveys, we estimated the local surface density of pulsars in various luminosity intervals at the frequencies 1400 MHz. Carefully selecting different volumes for different luminosity intervals we have constructed synthetic luminosity function (LF) for "normal" pulsars. To estimate the distances to pulsars we used the new NE2001 Galactic electron density model. It was shown that for the luminosities ≥0.1 mJy kps^2, LF may be described with the Log-Normal distribution in the following manner:

$$\Phi(L) = \frac{d\sigma}{d\ln L} = \frac{A}{\sigma'\sqrt{2\pi}} \exp\left[-\frac{1}{2}\left(\frac{\lg L - \mu}{\sigma'}\right)^2\right]$$

where A=52.5±5, σ'=1.05±0.02 and μ= -1.0. On the basis of these data we estimated the local surface density and birth rate of pulsars as 45 ± 5 psr kpc^{-2} and 4.5 ± 0.5 psr kpc^{-2} Myr^{-1} correspondingly. Within the limits of errors, these results are in agreement with the previous studies of Lyne et al. 1998.

Key words: Pulsars – statistics, pulsars – luminosity function, Galaxy – structure.

1. Giriş

Atarcaların IGF'si, önceki düşük frekans (400 MHz) tarama sonuçlarına dayanarak bir çok kez incelenmiştir (bkz Lyne vd. 1985, Guseinov & Yusifov 1986, Lyne vd. 1998, Cordes & Chernoff 1997 ve oradaki referanslar). 400 MHz frekanslarda IG 1 mJy kpc^2 den büyük ışımalarda genel olarak IGF *dN/dL* ~ L^{-2} gibi kabul edilmektedir. Daha düşük IG'lerde, istatistik yetersizlik nedeniyle IGF belirsizdir.

Yüksek frekanslı hassas Parkes ve Swinborn çok yön diyagramlı (multi beam) atarca taramaları (Parkes Multibeam Puslar Surveys, kısaca PMPS), gözlenen atarcaların sayısını 2 kat artırmıştır. Araştırma sonucu, sadece Galaksinin uzak ve yakın bölgelerinden değil, aynı zamanda IG'nin çok küçük olduğu bölgelerde de çok sayıda yeni atarca bulunmuştur. Evrim teorisi açısından, bu atarcaların, IGF'nin formuna etkisinin incelenmesi büyük önem taşımaktadır. Diğer taraftan, son zamanlarda, atarcaların mesafelerini değerlendirmek için eski TC93 (Taylor & Cordes 1993) modeli yerine Galakside elektron dağılımının yeni NE2001 (Cordes & Lazio 2002) modeli de önerilmektedir.

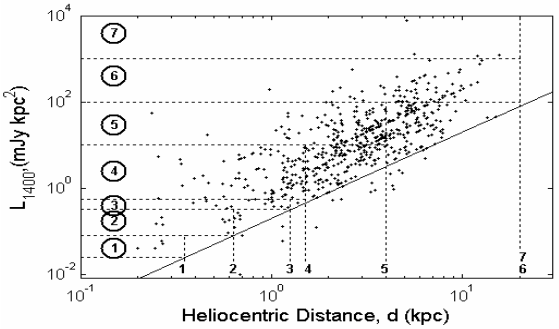
Bu araştırmada, problemin güncelliğini ve yukarıda anılanları da göz önüne alarak atarcaların 1400 MHz frekanstaki IGF'si oluşturulmuştur. Diğer taraftan, bazı araştırmalarda (Guseynov vd., 2002), atarcaların IGF'sine yanlış yaklaşım ve yorumlamalar bulunduğu için burada, bazı temellerin de açıklanmasıyla birlikte, bu problem daha detaylı incelenmektedir.

Bu araştırmada, atarcaların tüm gözlemsel IG aralığı (10^{-2} – 10^4) orta büyüklükteki alt aralıklara (farklı örnek aralıklarına) ayrılır. Her örnek aralık için, Güneşin yöresinde öyle bir hacim seçilir ki, o hacimde atarcalar için yaklaşık hacimle sınırlanmış örnek (volume limited sample, bundan sonra VLS) oluşturulur ve bu da atarcaların yerel yoğunluğunun doğru değerlendirilmesine olanak sağlamaktadır.

Bildiri tam metni için : İ.YUSİFOV
e-mail: yusifov@erciyes.edu.tr

2. Seçilen Örnekler ve Varsayımlar

ATNF Atarca Katalogu (ATNF Pulsar Catalogue, Manchester vd. 2002) PMPS ile Swinburn atarca tarama sonuçlarını (Edwards vd (2001) ve şimdiye kadar yapılmış tüm atarca gözlem sonuçlarını kapsamakta ve istatistik incelemeler için kapsamlı bir veritabanı oluşturmaktadır. Bu makale hazırlanırken, bilinen tüm atarcaların sayısı 1400 civarındaydı. Bunlardan 600'den fazlası PMPS taramasında bulunmuştur.



Şekil 1. PMPS taramasından önce bilinen 'normal' atarcaların 1400 MHz'teki ışınım güçlerinin güneşten olan mesafeye göre dağılımı. İncelenen farklı IG bölgeleri (örnekleri) noktalı çizgilerle ayrılmıştır. Atarcaların yüzey yoğunluğunun hesaplandığı her bölgeye uygun sınır mesafesi de uygun noktalı çizgilerle gösterilmiştir. Bu bölgelerin her birinde ayrı-ayrılıkta atarcaların VLS oluşturduğunu kabul edebiliriz. Kalan detaylar metinde açıklanmaktadır.

'Normal' atarcaların IGF'ni oluşturmak için anılan veri tabanını kullandık ve onun içinden çift sistemlerde, Galaksi dışında ve periyot türevi dP/dt < 10^{-17} s/s olan atarcaları dışladık. Seçilen atarcaların toplam sayısı 1254'tür ve bunlardan 1043'ü PMPS tarama bölgesi olan Galaksinin $|b| \le 15^o$ enlem ve $-100^o \le l \le 50^o$ boylam koordinatları arasında yerleşmiştir.

Atarcalar çok zayıf kaynaklardır ve onların bulunması farklı seçim koşullarıyla engellenmektedir. Bu nedenle onların IGF'si oluşturulan zaman seçim koşullarını gidermek için farklı, mürekkep algoritmalar kullanılmaktadır (bkz Lyne vd. 1985, Guseinov & Yusifov 1986, Lyne vd 1998, Cordes & Chernoff 1997 ve oradaki referanslar). Bu araştırmada, IGF'ni oluşturmak için basit ama özenli bir yöntem ele alınmıştır.

Kullanılan yöntem Şekil 1 ve Tablo 1'de anlatılmaktadır. Şekil 1'de PMPS taramasından önce bilinen 'normal' atarcaların 1400 MHz'teki IG'nin güneşten olan mesafeye göre dağılımı verilmiştir. Şekilde gözüktüğü gibi, atarcalar ışınım akısıyla sınırlanmış örnek (flux limited sample, bundan sonra FLS) oluşturmaktadır. Yani, güneşten olan herhangi *d*(kpc) uzaklıkta biz genel olarak IG

$$L \approx S_o d^2 \qquad (1)$$

'den büyük olan atarcaları görürüz. Burada S_o, mJy ölçeğinde teleskopun hassasiyetine ve seçim koşullarına bağlı bir en küçük ışınım akısıdır. Şekil 1'den S_o için ~0.2 mJy bulunmuş ve (1) denklemine uygun çizgi bir düz çizgiyle gösterilmiştir. Aynı grafik PMPS taramasından sonra bilinen atarcalar için kurulacak olsa, S_o için ~0.1 mJy buluruz. Bu atarcalar için, hatasız, ideal koşullarda ve *d* atarcalara kadar olan gerçek uzaklık olsaydı, Şekil 1'de S_o, PMPS taramasının sınır hassasiyeti olan $S_{min} \approx 0.2$ mJy eşit olurdu. Yıldız, kuasar vs gibi kaynakların diferansiyel IGF'si, birim hacimde ve birim ışıma gücü aralığında olan kaynakların sayısı gibi değerlendirilmektedir. Genel olarak yoğunluk hesaplanırken, birim ışıma gücü aralığı yerine, IG logaritmasının birim aralığı dikkate alınmaktadır.

Eğer atarcaların yüzey yoğunluğunu

$$\sigma = \int_{L_{min}}^{L_\infty} \frac{d^2N}{dLdS} dL = \int_{L_{min}}^{L_\infty} \frac{d\sigma}{dL} dL = \int_{\ln L_{min}}^{\ln L_\infty} \frac{d\sigma}{d\ln L} d\ln L =$$

$$= \int_{\ln L_{min}}^{\ln L_\infty} \Phi(L) d\ln L = \int_{\lg L_{min}}^{\lg L_\infty} \frac{d\sigma}{d\lg L} d\lg L, \qquad (2)$$

gibi tanımlarsak, IGF'ni aşağıdaki gibi değerlendire biliriz

$$\Phi(L) = \frac{d\sigma}{d\ln L} = \frac{d^2N}{d\ln L dS} \approx \frac{\Delta N}{\Delta \ln L \Delta S} = \frac{\Delta N}{\ln 10 \Delta \lg L \Delta S} \qquad (3)$$

Eğer incelenen kaynaklar VLS oluştursaydı, IGF'nin değerlendirilmesi, kaynakların basitçe sayılması anlamına gelirdi. Fakat, şekil 1'den gözüktüğü gibi, genel olarak atarcalar FLS oluşturmaktadır. Ama farklı IG aralıklarındaki atarcalara özel olarak öylesine bir hacim seçebiliriz ki, bu atarcaları VLS olan bir örnek olarak kabul edebiliriz. Bu nedenle biz bu araştırmada, atarcaları Şekil 1'deki gibi yedi IG alt aralığına (örneğe) böldük ve her birine uygun olarak farklı hacimler seçerek bu hacimlerdeki atarcaları VLS gibi kabul ederek onların yoğunluklarını değerlendirdik. Yoğunlukları değerlendirmek için, Tablo 1'de 3. ve 4. satırlardan da gözüktüğü gibi, atarcaların IG'leri daha küçük alt aralıklarına (ΔL=0.25) bölünmüştür. Sadece, en küçük ve en büyük IG'de (istatistiğin az olan yerlerinde) alt aralıklar 2 kez büyük alınmıştır. Yoğunluklara uygun düzeltmeler yapılarak her alt aralık için ayrı ayrılıkta IGF değeri hesaplandı ve sonunda da bunları bir araya getirerek sentetik IGF oluşturduk. Farklı IG'ye uygun seçilmiş hacimlerin özellikleri ve yapılan düzeltmeler Tablo 1'de verilmiş ve bölüm 3'de anlatılmaktadır.

Tablo 1. Atarcaların farklı ışıma gücü örnekleri, onlara uygun hacimler ve IGF değerleri

1	Ls1÷Ls2	0.02÷0.08	0.08÷0.32	0.32÷0.56	0,56 ÷ 10					10 ÷ 100				100 ÷ 1000				L > 1000	
2	Sample	**1**	**2**	**3**	**4**					**5**				**6**				**7**	
3	logLi2	-1,1	-0,5	-0,25	0	0,25	0,5	0,75	1	1,25	1,5	1,75	2	2,25	2,5	2,75	3	3,5	4
4	logLi1	-1,6	-1,1	-0,5	-0,25	0	0,25	0,5	0,75	1	1,25	1,5	1,75	2	2,25	2,5	2,75	3	3,5
5	Di (kpc)	0,35	0,63	1,26	1,68	2,2	3,0	4,0	5,3	7,1	9,4	12,6	16,8	22,4	29,8	39,8	53,0	70,7	125,7
6	R (kpc)																	15 ±5	
7	r (kpc)				<= 1.5					<= 4.0				<= 17.5±2.5					
8	|z| (kpc)				<= 1.0					<= 1.0									
9	d (kpc)	< 0,35	< 0,63	< 1,26															
10	l (°)													-100 <= l <= 50					
11	Hz (kpc)	1±0.5	1±0.5	1±0.5	0.5 ± 0.1					0.5 ± 0.1									
12	ni1	2	3	3	2	6	7	8	4	33	33	18	10	25	19	7	4	2	1
13	ni2	3	5	4	5	6	8	10	4	50	40	19	11	34	24	7	4	2	1
14	ΔNi1	4,2	8	14	20	27	17	18	13	49	42	26	12						
15	ΔNi2	6,3	13,3	18,7	50,0	27,0	19,4	22,5	13,0	74,2	50,9	27,4	13,2	34,0	24,0	7,0	4,0	3,0	1,0
16	*dσ/dlnL*	70,16	23,20	11,87	14,21	7,67	5,52	6,40	3,69	2,97	2,03	1,10	0,53	0,15	0,10	0,03	0,017	0,005	0,001
17	LFerror	41,19	11,60	4,99	2,63	1,74	1,40	1,54	1,08	0,48	0,37	0,25	0,15	0,04	0,03	0,012	0,008	0,002	9e-4

1. ve 2. satırda, Şekil 1'de farklı VLS oluşturan ışıma gücü aralıkları ve bu örneklere uygun numaralar verilmiştir. 3 ve 4. satırlarda IG alt aralığının üst ve alt sınırın logaritmaları, 5. satırda ise, So= 0.2 mJy'lerde alt aralığın alt sınırı için (1) formülü ile hesaplanmış güneşten olan uzaklığı verilmiştir. Farklı örneklere uygun hacimleri sınırlayan koşullar 6. – 11. satırlarda verilmiştir: 6, 7, 8 ve 9. satırlarda uygun olarak Galaksinin merkezinden, Galaksinin düzleminde güneşten, Galaksinin düzleminden ve güneşten olan uzaklık sınırları verilmiştir. 10. satırda Galaktik boylamdaki sınırlar, 11. satırda ise incelenen örneğe uygun yükseklik ölçeği verilmiştir. Diğer detaylar metinde verilmektedir.

3. Düzeltme Metotları

IGF, birim hacimde ve IG'nin logaritmasının birim aralığında olan atarcaların sayısı gibi değerlendirilmektedir. IGF'ni doğru değerlendirmek için, seçilmiş örneğe uygun hacmi ve o hacimde olan atarcaların sayısını doğru değerlendirmek gerekmektedir.

Tablo 1'de 1., 2. ve 3. örnekler için hacim küre olarak kabul edilmiştir. Kürenin yarıçapı, Tablo 1 ve Şekil 1a'dan görüldüğü gibi, incelenen IG alt aralığının (Li1 – Li2) alt sınırı ile belirlenmekte ve S_o=0.2 mJy değerinde (1) ifadesinden bulunmaktadır. Hacım, bu şekilde seçildiğinde, Tablo1, satır 3 ve 4'e uygun Li1 – Li2 alt aralıklardaki atarcalar, bu hacimde VLS oluşturmaktadırlar.

Eski, düşük frekanstaki (400 MHz) taramalar, farklı hassasiyetlerle yaklaşık tüm gök yüzünü taramış ve incelenen hacimdeki atarcaların büyük bir kısmı bulunmuş ve bu sayılar Tablo 1, 14. satırda verilmiştir. PMPS taraması bu hacmin $|b| \le 15^o$ enlem ve $-100^o \le l \le 50^o$ boylam Galaktik koordinatları arasındaki bölümünde yapılmıştır. Bu bölümde, PMPS taramasından önce ve sonra bulunan tüm atarcalar *ni1* ve *ni2* gibi işaretlenmiş ve Tablo 1, 12. ve 13. satırlarda verilmiştir.

Eğer, PMPS gibi atarca taraması tüm gök yüzünde yapılsaydı, o zaman, incelenen hacimde bulunabilecek tüm atarcaların sayısını

$$\frac{n_{i2}}{n_{i1}} = \frac{\Delta N_{i2}}{\Delta N_{i1}} \qquad (4)$$

oranından değerlendirebiliriz. Bu değerler Tablo 1, 15. satırda verilmiştir. Burada N_{i1}, incelenen hacimde PMPS taramasından önce Li1 ve Li2 aralığında olan tüm atarcaların sayısı, N_{i2} ise tüm gök yüzünde PMPS'e benzer tarama yapılsaydı, bu hacimde bulabileceğimiz atarcaların sayısıdır. Ni2'nin beklenen değerini bulmak için atarcaların Galaksinin düzlemine dik yönde yoğunluk dağılımının

$$\rho(z) = \rho_o \exp(-\tfrac{|z|}{h_z}) \qquad (5)$$

gibi olduğunu kabul ederek bulabiliriz. Bulunan Ni2 ve (3) ifadesinden IGF için

$$\Phi(L_i) = \frac{Ni2}{\ln 10 \Delta \lg L \Delta S} f(h_z) \qquad (6)$$

formülünü buluruz. Burada ΔlgL = 0.25, ΔS-incelenen hacime uygun alan, $f(h_z)$ ise, incelenen hacimdeki atarcaların sayısına ((5)'in integrellenmesinden alınan) yapılan düzeltmedir.

$f(h_z)$, farklı hacimler için farklı fonksiyondur ve hesaplama detayları makalenin tam metninde verilmiştir (Yusifov & Küçük, 2004b). Alınan IGF ve uygun hata değerleri Tablo 1, 16 ve 17. satırlarda verilmiştir. IGF ve hatalar hesaplananda kullanılan tüm parametreler Tablo1'de verilmişir.

Burada onu da belirtelim ki, eğer atarcaların Galakside dağılımı monoton (uniform) olsaydı, 6 No'lu örnek için, (6) formülündeki ΔS'ni sadece geometrik alan olan $k\cdot\pi r_i^2$ gibi hesaplamak yeterli olabilirdi (burada k = 150/360). Fakat, atarcaların Galakside dağılımı monoton olmadığı için geometrik alan yerine efektif alan hesaplamak gerekmektedir. Bunun için atarcaların Galakside dağılımının son modelinden yararlandık (bkz, Yusifov & Küçük, 2004a):

$$\rho(R) = A\left(\frac{X}{X_\odot}\right)^a \exp\left(-b\,\frac{X-X_\odot}{X_\odot}\right) \qquad (7)$$

Burada X=R-R_1 ve $X_\odot$=R-$R_\odot$, A= 37.6, a= 1.64, b= 4.0 ve R_1 =0.55 kpc'tir. Örnek olarak gösterelim ki, 6. örnek hacim için, r_i'nin 15 ve 20 kpc değerleri için geometrik alan 297 ve 528 kpc^2 ise, (7)'in integrellenmesinden alınan efektif alan 344 ve 446 kpc^2 olur.

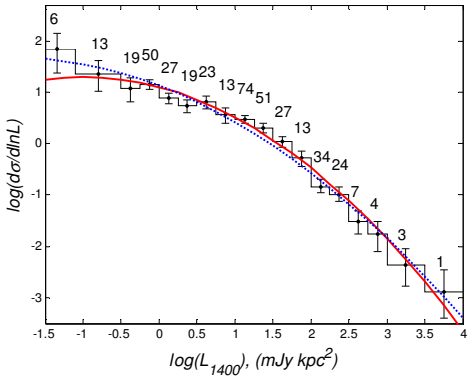
7 No'lu örnek, IG 1000'den büyük olan atarcalardır. Bu atarcalar Galaksinin her yerinden gözüktüğünden, onlar için örnek hacim tüm Galaksidir. (6) formülü ile IGF hesaplandığında $z_i=\infty$ ve 6 No'lu örnekte olduğu gibi (7) formülünden efektif alan hesaplanmıştır. IGF'nin en büyük ve en küçük değerini daha güvenilir hesaplamak için R_i'nin değeri 15± 5 kpc kabul olunmuştur. R_i'nin bu değerleri için geometrik alan 314 ve 1257 kpc^2 olurken, uygun efektif alan 469 ve 630 kpc^2 olmaktadır.

4. Işıma gücü fonksiyonu ve atarcaların yerel yoğunluğu

Gözüken atacaların IGF'si, Tablo 1, 16 ve 17. satırlara dayanarak oluşturuldu ve Şekil 2'de histogram şeklinde verilmiştir. Bu verilere aşağıdaki gibi Log-Normal dağılımla fit yapıldı:

$$\Phi(L) = \frac{d\sigma}{d\ln L} = \frac{A}{\sigma'\sqrt{2\pi}}\exp[-\tfrac{1}{2}(\tfrac{\lg L-\mu}{\sigma'})^2] \qquad (8)$$

Şekil 2'den gözüktüğü gibi, Log-Normal dağılımın maksimum noktasını belirlemek zordur ve sadece sağ tarafı kullanılır. Bu nedenle, IGF için maksimum (μ) noktalarına, pratik değerlendirmelerde de kolaylık sağlayacak sabit bir değer vererek fit yapıldı ve aşağıdaki gibi iki takım parametre aldık:



Şekil 2. Gözlenen atarcaların 1400 frekansta ışıma gücü fonksiyonu. Merdiven ve hata değerleri Tablo 1, 16 ve 17. satırlarda verilmiştir. Her IG aralığına değerlendirilmiş (düzeltilmiş) atarca sayısı rakam olarak verilmiştir. (8) denklemle yapılan fitler, sürekli ve kesik çizgilerle gösterilmiştir. Diğer detaylar metinde anlatılmaktadır.

i. A = 52.5 ± 5 , σ' = 1.05 ± 0.02, μ = -1, hataları hesaba katmakla ve
ii. A = 152 ± 22 , σ' = 1.24 ± 0.02, μ = -2, hataları göz ardı etmekle.
IGF'nun (i) ve (ii) parametrelerine uygun yaklaşımlar Şekil 2'de sürekli ve kesik çizgilerle verilmiştir. Bulunan IGF'ye dayanarak (2) entegrelinden atarcaların yerel yoğunluklarını değerlendirmek mümkündür.

Entegrallemede L_∞ = 10^4, ve farklı yaklaşımları karşılaştırmak için ise σ'nın değeri L_{min}'un üç farklı değerinde hesaplanmıştır. Bu yaklaşımlara uygun hesaplanmış yerel yoğunluklar Tablo 2'de verilmiştir. $logL_{min}$ değerleri 1. kolonda, gözlemsel veriler ise 2. kolonda verilmiştir. (i) ve (ii) takım parametrelere uygun IGF'nin integrelinden alınan değerler ise uygun olarak 3. ve 4. kolonlarda ve 1 - 3 satırlarda verilmiştir. 4. satırda, Lyne vb., 1998'in, 5. satırda ise Lorimer'in (Lorimer 2003) aldığı değerler verilmiştir.

Giriş bölümünde belirtildiği gibi, bu araştırmada, atarcalara kadar olan uzaklık Galakside elektron dağılımının daha önce geniş kullanılmakta olan TC93 değil, yeni NE2001 modeline dayanarak hesaplanmıştır. İncelemeler (Kramer vb. 2002 ve Yusifov & Küçük, 2004a) gösterir ki, NE2001 modeli, atarcalara sistematik olarak daha düşük mesafeler vermektedir. Mesafelerin küçültülmesi ise, atarcaların yerel yoğunluğunu artırmaktadır. Atarcaların gerçek uzaklıkların neredeyse TC93 ile NE2001 modellerinin verdiği mesafeler arasında olduğunu kabul etsek, yukarıda alınmış değerlere

dayanarak atarcaların yerel yoğunluğunun gerçek değerini tahmin edebiliriz.

Tablo 2. Atarcaların IGF'den (8) değerlendirilmiş yerel yoğunluğu (PSR / kpc^2)

Log L_{min}	Gözlenen	Model-i	Model-ii
-1.5	146 ± 80	82 ± 8	120 ± 18
-1.0	64 ± 27	60 ± 6	74 ± 11
-0.5	32 ± 9	38 ± 4	40 ± 6
~-1.0		**30 ± 6**	
-0.5		**25 ± 2**	

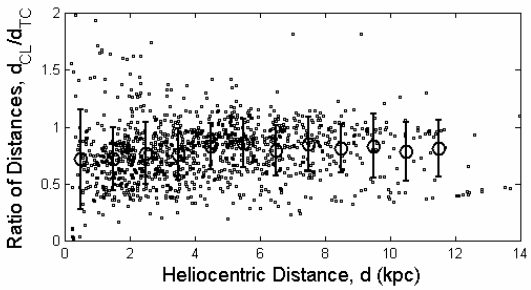
Bu tahmini yapmak için Şekil 3'e bakalım. Şekilden göründüğü gibi, iki modelin verdiği mesafelerin oranı yaklaşık $< d_{CL}/d_{TC} > = 0.75$'tir.

Eğer gerçek uzaklıkların (d_j), bu iki modelin verdiği mesafeler arasında olduğunu kabul etsek, bu oran yaklaşık $< d_{CL}/d_j > = 0.86$ olur. O zaman, atarcaların yerel yoğunluğunun gerçek değerini tahmin etmek için, Tablo 2'de 1, 2 ve 3. satırlardaki değerleri, ölçek faktör (scale factor, SF) $s_f = (0.86)^2 \cong 0.74$'e çarpmak gerekmektedir.

Eğer gözüken atarcaların yaşam sürecinin ortalama 10^7 yıl olduğunu kabul etsek, bulunan yoğunluklar, onların yerel oluşma hızını değerlendirmeğe olanak sağlamaktadır. Tablo 2'den yararlanarak ve yukarıda anılan SF'ı da göz önüne alarak hesaplanan atarcaların yerel oluşma hızları Tablo 3'te verilmiştir.

5. Sonuçlar ve Tartışmalar

PMPS'den önceki verilerin detaylı incelenmesi Lyne vb. 1998 tarafından yapılmıştır. Onlar, 400 MHz frekanstaki IG >1 olan atarcaların yerel yoğunluk ve oluşma hızlarını değerlendirmişler ve sonuçları Tablo 2 ve 3, satır 4'te verilmiştir. Atarcaların spektrumu genel olarak $S \sim \nu^{\alpha}$ gibi yazılmaktadır (burada S, mJy'lerle atarcalardan gelen ışınım akısı, ν gözlem frekansı ve $< \alpha > = -1.7$ (Sieber 2002)). Bu durumda, 400 MHz'teki 1 IG'ne, 1400 MHz'te $L_{1400} = 0.1$ uygun olur. Buna uygun değerler Tablo 2 ve 3, satır 2'de verilmiştir. Bu değerler Lyne vb. 1989 değerlerinden bir az fazla olsa da, yukarıda anılan SF de göz önüne alındığında, hesaplama hataları çerçevesinde uyuşma sağlanmaktadır



Şekil 3. Atarcaların NE2001 ve TC93 modeli ile hesaplanmış mesafe oranlarının güneşten olan uzaklıklara karşılık dağılımı. Şekilde, güneşten her 0.5 kpc aralığında olan atarcaların verilerinin orta değeri ve standart sapması gösterilmiştir.

Tablo 3. Atarcaların IGF'den (8) değerlendirilmiş ve SF'e göre düzeltilmiş yerel oluşma hızı (PSR/kpc^2/Myr)

Log L_{min}	Gözlenen	Model-i	Model-ii
-1.5	10.8 ± 5.9	6.1 ± 0.6	8.9 ± 1.3
-1.0	4.7 ± 2.0	4.5 ± 0.4	5.5 ± 0.8
-0.5	2.4 ± 0.7	2.8 ± 0.3	3.0 ± 0.4
~ -1.0		**2.8 ± 1.7**	
-0.5		**2.5 ± 0.2**	

Bu araştırmada varılan önemli sonuçlar:

Galakside elektron dağılımının son modeline dayanarak atarcaların uzaklık ve uygun IG değerlendirilmiş ve onların sentetik IGF oluşturulmuştur. Önceki araştırmalardan farklı olarak, IGF'nun Log-Normal dağılımla fit yapılmasının daha doğru olduğu görülmektedir.

Atarcaların yerel yoğunluğu ve oluşma hızı daha önceki değerlendirmelere rağmen bir az fazla olsa da, hesaplama hataları çerçevesinde uyuşma sağlanmaktadır. Ama bu değerler, Tablo 2'den de görüldüğü gibi, IGF'nun nereden integrellenmesine (L_{min} değerine) bağlıdır. Daha önceki araştırmaları da göz önüne alarak, yerel yoğunluk ve oluşma hızlarının ortalama değerlerinin 1400 MHz'te L_{min} =0.1 için alınan değerlere yakın olduğunu tahmin etmekteyiz. Bu değerlerin uygun olarak 45 ±5 PSR/kpc^2 ve 4.5 ± 0.5 PSR/kpc^2 olduğunu düşünmekteyiz.

6. Kaynaklar

Cordes, J.M. & Lazio, T.J.W., 2002, preprint[astro-ph/0207156]
Cordes, J.M. & Chernoff, D.F., 1997, ApJ,482, 971
Gonthier, P.L., Guilder,R.V. & Harding, A.K., 2001, preprint[astro-ph/0312565]
Guseinov, O.H. & Yusifov, I.M., 1986, Sov. Astron., 30, 47
Guseinov, O.H., vd. 2002, preprint[astro-ph/0206030]

.

Kramer, M., Bell, J.F., Manchester, R.N., vd., 2003, preprint[astro-ph/0303473]
Lorimer, D.R., 2003, preprint[astro-ph/0308501]
Lyne, A.G., vd. 1985, MNRAS, 213, 613
Lyne, A.G., vd. 1998, MNRAS, 295, 743
Manchester, R.N., vd., 2002, ATNF Pulsar Catalogue, http://www.atnf.csiro.au/research/pulsar
Sun, X.H. & Han, J.L., 2004, MNRAS, 350, 232
Taylor, T.M. & Cordes, J.M.,1993, ApJ, 411, 674
Yusifov, I.M. & Küçük, İ, 2004a, A&A, 422,545.
Yusifov, I.M. & Küçük, İ, 2004b, (hazırlanmakta)

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Güneş Zonklamaları ve Manyetik Alanın Zonklama Frekanslarına Etkisi

Hüseyin Çavuş, Aysel İbrahim Karafistan

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
h_cavus@comu.edu.tr, akarafistan@comu.edu.tr

Özet: Dönme ve manyetik alan yıldızlardaki zonklama frekanslarındaki simetriyi bozabilmektedir. Bu çalışmada iki amaç güdülmektedir: Birincisi, sıkıştırılamaz akışkan tanımını kullanarak Güneşin kabuğunun dıştaki %30'luk kısmını oluşturan konvektif bölgesindeki fiziksel parametrelerin belli bir zonklama sürecinde nasıl etkilendiğine bakılmasıdır. İkinci amaç ise, küresel harmonikler cinsinden, düşük l dereceli 5 dakika periyotlu p kiplerinin frekanslarında manyetik alanın oluşturacağı kaymaların hesaplanmasıdır. Manyetik alanda, dönme ve manyetik alan içermeyen Standart Güneş Modelindeki (Christensen-Dalsgaard ve ark., 1996) *yoğunluk*, *basınç* ve *sıcaklık* gibi fiziksel parametrelerdeki küçük pertürbasyonlar ve frekanslardaki kaymaların analitik olarak hesaplanmasında, birinci mertebe pertürbasyon yaklaşımı uygulanmıştır.

Anahtar kelimeler: Güneş: manyetik alan; manyetohidrodinamik; zonklamalar – Yöntem: analitik

Abstract: Rotation and magnetic field are able to split the observed frequencies of the stellar pulsations. Thus this work had two purposes: the first one was to investigate the variation of the physical parameters in the 30 % outermost convective solar layer, during a pulsation period. Here the Sun was assumed to be an incompressible fluid. The second purpose was to calculate, by means of the spherical harmonics, the shifts on the low-l solar five-minute p-mode frequencies which could be caused by the presence of the magnetic field. The first order perturbation approximation was used in order to calculate analytically the resulting frequency shifts and the small perturbations on magnetic field, the physical parameters, such as *density, pressure and temperature*, of Standard Solar Model excluding either rotation or magnetic field (Christensen Dalsgaard et. al, 1996).

Keywords: Sun: magnetic fields; magnetohydrodynamics; oscillations – Method: analytic

1. Giriş

Güneş zonklamaları üzerine yapılan çalışmalar, Leighton ve arkadaşlarının (1962) altmışlı yıllarda gözlemledikleri periyodu yaklaşık beş dakikaya eşit olan dik zonklamalarla başlanmıştır. Yetmişli yılların başından itibaren ivme kazanan bu çalışmalar bugüne kadar çalışıla gelmiştir. Bu sayede güneşin iç yapısına ilişkin hiçbir yoldan elde edilemeyecek bilgiler, helio-sismik yöntemlerle elde edilmiştir. Klasik yöntemlerle yapılan gözlemlerde sadece yıldızın yüzeyi görünürken, helio-sismoloji sayesinde yıldızın içi de görülmeye başlanmıştır (Karafistan ve Denis, 1984). Güneşin dış kısmına ait bilgiler taşıyan p-kip frekansları 10^{-5}'lik bir hata payıyla bilinebilen parametrelerdir (Libbrecht ve ark., 1990). Gözlenen ve hesaplanan frekanslar arasında bazı farklar olduğu bilinmektedir. Bu farkların temel nedenleri, hesaplamalarda manyetik alanın, türbülansın ve dönmenin dikkate alınmamasıdır.

Bildiri tam metni için : Hüseyin ÇAVUŞ
e-mektup: h_cavus@comu.edu.tr

Bu üç etkinin birlikte dikkate alınması durumunda ise ortaya çıkan denklemlerin analitik çözümlerini elde etmek oldukça zordur. Türbülansın (Gabriel, 1996 ve 2000; Bi ve Li, 1998; Bi ve Xu, 2000) ve dönmenin (Cowling ve Newing, 1949; Simon, 1965; Gough ve Thompson, 1990; Monteiro ve ark., 2000) kip frekansları üzerindeki etkisi bir çok bilim adamı tarafından çalışılmıştır. Son yıllardaki SOHO ve diğer uydularla elde edilen gözlemler manyetik alanın da dikkate alınması gerektiğini ortaya koymuştur.

Bu çalışmada, sıkıştırılamaz ideal bir akışkan olarak kabul edilen bir Güneş modelindeki manyeto-hidrodinamik (MHD) etkileşimler küresel koordinatlarda yazılmıştır. İkinci bölümde MHD denklemleri lineerleştirildikten sonra çözümler aranmıştır. Standart Güneş Modelinde (SGM) (Christensen-Dalsgaard ve ark., 1996) bulunan fiziksel parametrelerden yoğunluk, basınç, sıcaklık yanında manyetik alanda bir zonklama sürecinde oluşan pertürbasyonların analitik ifadeleri elde edilmiştir. Düşük l değerine sahip kipler için pertürbasyonların grafikleri çizilmiştir. Manyetik

alandan dolayı kip frekanslarında meydana gelen kaymalar üçüncü bölümde anlatılmıştır. Dördüncü bölüm ise yorumlar ve sonuçlar için ayrılmıştır.

2. Temel Formülasyon

2.1. Denklemlerin Lineerleştirilmesi

Güneş içerisinde oluşan türbülansın ve dönmenin dikkate alınmadığı durumlar için geçerli olan ideal MHD denklemleri; Unno ve ark. 1989; Chritensen-Dalsgaard 2003; Jackson 1962; Landau 1966 gibi kaynaklarda verilmektedir Bunlara ek olarak sıkıştırılamaz akışkan tanımını ($\vec{\nabla}.\vec{v}=0$) da ekleyerek ve küçük pertürbasyon varsayımından hareket ederek lineerleştirildikten sonra, denge durumunu eşitliklerden çıkardığımız zaman aşağıdaki ifadeler elde edilebilir :

$$\frac{\partial \rho_1}{\partial t} = -(\vec{v}_1.\vec{\nabla})\rho_0 \tag{1}$$

$$\rho_0 \frac{\partial \vec{v}_1}{\partial t} = -\vec{\nabla}p_1 + \frac{1}{4\pi}[(\vec{\nabla}\times\vec{B}_0)\times\vec{B}_1 + (\vec{\nabla}\times\vec{B}_1)\times\vec{B}_0] + \rho_1\vec{g} \tag{2}$$

$$\frac{\partial \vec{B}_1}{\partial t} = (B_0.\vec{\nabla})\vec{v}_1 - (\vec{v}_1.\vec{\nabla})\vec{B}_0 \tag{3}$$

$$\vec{\nabla}.\vec{B}_1 = 0 \tag{4}$$

$$\frac{\partial p_1}{\partial t} = -(\vec{v}_1.\vec{\nabla})p_0 \tag{5}$$

Yukarıdaki eşitliklerde bulunan $\rho, \vec{g}, p, \vec{v}$ ve $\vec{B}$ sırasıyla yoğunluk, çekim ivmesi, basınç, hız ve manyetik alanı göstermektedir. Alt-indis 0 denge, alt-indis 1 ise pertürbasyon durumuna karşılık gelmektedir. Cowling ve Newing, (1949) yaklaşımını kullanarak, çekim ivmesinde oluşabilecek pertürbasyonlarihmal edilmiş ve denge durumunda akışkan durağan ($\vec{v}_0 = 0$) kabul edilmiştir. Enerji transferinin ise "adiyabatik" olduğu düşünülmüştür.

2.2. Pertürbasyonlar

Standart Güneş modellerinde (SGM) genellikle, hidrodinamik (HD) denklemler dikkate alınarak yoğunluk, basınç ve sıcaklık gibi fiziksel parametrelerin değişimleri yarıçapa bağlı olarak verilmiştir. Hız, yer değiştirmenin zamansal türevi ($\vec{v}_1 = \partial\vec{\xi}/\partial t$) olarak yazılarak gerekli sadeleştirmeler yapılırsa, yoğunluk ve basınca ait pertürbasyon ifadeleri aşağıdaki gibi elde edilir.

$$\rho_1 = -\xi_r \frac{d\rho_0}{dr} \tag{6}$$

$$p_1 = -\xi_r \frac{dp_0}{dr} \tag{7}$$

Sıcaklıkta meydana gelen pertürbasyonu bulmak için: Enerji transfer denklemi sıcaklık ve basınç cinsinden yazılırsa sıcaklıkta oluşan pertürbasyon aşağıdaki gibi elde edilir.

$$T_1 = -\xi_r \frac{dT_0}{dr} \tag{8}$$

Manyetik alana ait pertürbasyonu bulmak için ise önce denge durumundaki manyetik alanın verilmesi gerekmektedir. Kleeorin ve arkadaşları (1996) denge durumundaki manyetik alanın bileşenleri arasında, $B_{0\phi} >> B_{0\theta}, B_{0r}$ şeklinde bir ilişki olduğunu düşünmüşlerdir. Burada, denge konumundaki manyetik alan şekli olarak Gough ve Thompson (1990) makalesinde verilen toroidal manyetik alan kullanılmıştır.

$$B_0 = a(r)\frac{dP_k}{d\theta}(\cos\theta)e_\phi \tag{9}$$

$$a(r) = \begin{cases} B(1-(\frac{r-r_0}{d})^2) & |r-r_0| \le d \\ 0 & \text{diğer yerlerde} \end{cases} \tag{10}$$

Son iki eşitlikte P_k *k derecesindeki* bir Legendre polinomu, d incelenen katmanın kalınlığı, r_0 katmanın ortalama konumu, B ise manyetik alanın o noktadaki değerini gösterir. Manyetik alandaki pertürbasyonlar da (3) denklemi yardımıyla şu şekilde bulunabilir.

$$B_{1r} = \frac{B_o}{r\sin\theta}\frac{d\xi_r}{d\phi} \tag{11}$$

$$B_{1\theta} = \frac{B_o}{r\sin\theta}\frac{d\xi_\theta}{d\phi} \tag{12}$$

$$B_{1\phi} \approx \frac{B_o}{r\sin\theta}\frac{d\xi_\phi}{d\phi} \tag{13}$$

Son denklemlerde kullanılan ξ_r, ξ_θ ve ξ_ϕ yer değiştirmenin küresel koordinatlardaki bileşenleridir. En genel ifadeleri,

$$\xi_r(r,\theta,\phi,t) = \sqrt{4\pi}\chi(r)Y_l^m \exp(-i\omega t) \tag{14}$$

$$\xi_\theta(r,\theta,\phi,t) = \sqrt{4\pi}\eta(r)\frac{\partial}{\partial\theta}Y_l^m \exp(-i\omega t) \tag{15}$$

$$\xi_\phi(r,\theta,\phi,t) = \sqrt{4\pi}\frac{\eta(r)}{\sin\theta}\frac{\partial}{\partial\phi}Y_l^m \exp(-i\omega t) \tag{16}$$

şeklinde yazılır (Unno ve ark., 1989). Bu denklemlerde kullanılan Y_l^m küresel harmonikleri asosiye Legendre polinomları (P_l^m) cinsinden en genel ifadesi (Jackson, 1962)

$$Y_l^m(\theta,\phi) = (-1)^m C_{lm} P_l^m(\cos\theta)\exp(im\phi) \quad (17)$$

şeklindedir. C_{lm} normalizasyon sabiti

$$C_{lm}^2 = \frac{(2l+1)(l-m)!}{4\pi(l+m)!} \quad (18)$$

olarak tanımlanır. $\chi(r)$ ve $\eta(r)$ genlik fonksiyonlarıdır. $\chi(r)$, Gough ve Thompson (1990), Unno ve arkadaşlarının (1989) verdikleri tanımların yardımıyla aşağıdaki gibi ifade edilebilir.

$$\chi(r)=(r/R_\odot)^{l-1} \quad (19)$$

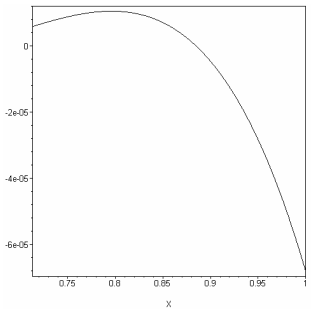
Buna bağlı olarak $\chi(r)$ ve lineerleştirilmiş hareket denklemi yardımıyla $\eta(r)$'ın değeri,

$$\eta(r) = \frac{(r/R_\Theta)^{l-1}}{r\omega^2}\exp(-0.54\times10^{-8}r) \quad (20)$$

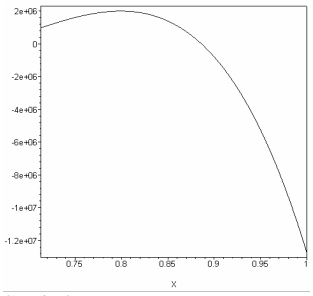
olarak bulunur.

(6)-(20) eşitliklerini kullanarak yoğunluk, basınç, sıcaklık ve manyetik alanda meydana gelen pertürbasyonların belirli enlemlerdeki değişimleri göreli yarıçapın ($r/R_\odot$) veya zamanın fonksiyonu olarak çizilebilir.

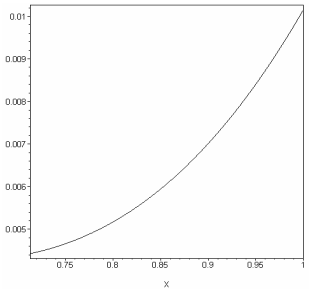
Şekil 1 – Şekil 3'te, yoğunluk, basınç ve sıcaklıkta oluşan pertürbasyonların t=5 dakika, l=m=2, θ=π/6 ve ϕ=π/3 için göreli yarıçapa (X) göre değişimleri gösterilmektedir. Şekil 4 – Şekil 6'da ise Manyetik alanın bileşenlerinde oluşan pertürbasyonların t=5 dakika, l=m=2, , θ=π/6 ve ϕ=π/3, $r_0=0.713R_\odot$, , B=10 T (Rempel ve ark. 2000), $d=0.02R_\odot$ ve k=2 için göreli yarıçapa göre değişimleri temsil edilmektedir.



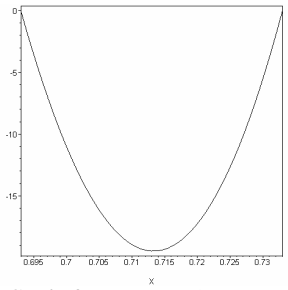
Şekil 1. Yoğunluk pertürbasyonu



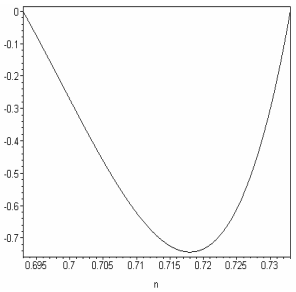
Şekil 2. Basınç pertürbasyonu



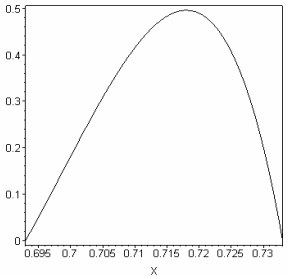
Şekil 3. Sıcaklık pertürbasyonu



Şekil 4. B_{1r} pertürbasyonu

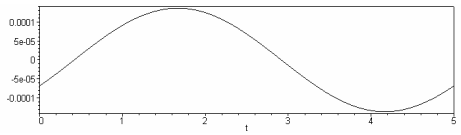


Şekil 5. $B_{1\theta}$ pertürbasyonu

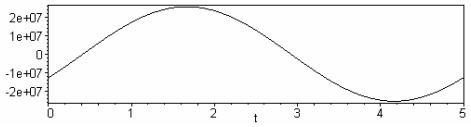


Şekil 6. $B_{1\phi}$ pertürbasyonu

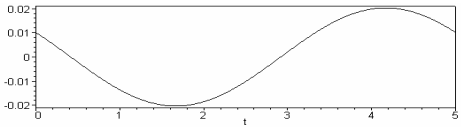
Şekil 7 – Şekil 9'da yoğunluk, basınç ve sıcaklıkta oluşan pertürbasyonların $r=R_\odot$, $l=m=2$, $\theta=\pi/6$ ve $\phi=\pi/3$ için zamana (dakika cinsinden) göre değişimleri gösterilmiştir.



Şekil 7. Yoğunluk pertürbasyonu

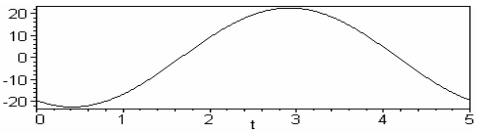


Şekil 8. Basınç pertürbasyonu

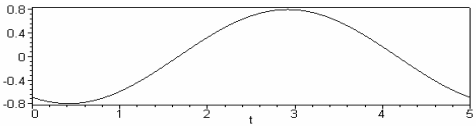


Şekil 9. Sıcaklık pertürbasyonu

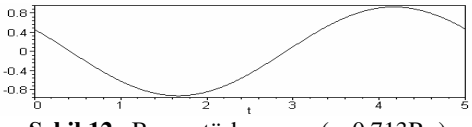
Şekil 10 – Şekil 15 manyetik alanın bileşenlerinde oluşan pertürbasyonların, $l=m=2$, $\theta=\pi/6$ ve $\phi=\pi/3$, $r_0=0.713R_\odot$, , B=10 T (Rempel ve ark. (2000), $d=0.02R_\odot$ ve $k=2$ için zamana (dakika cinsinden) göre değişimleri gözlenmektedir.



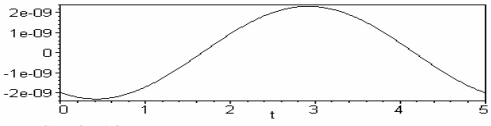
Şekil 10. B_{1r} pertürbasyonu ($r=0.713R_\odot$)



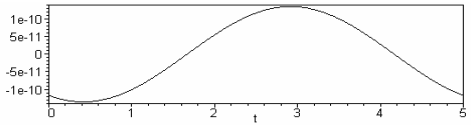
Şekil 11. $B_{1\theta}$ pertürbasyonu ($r=0.713R_\odot$)



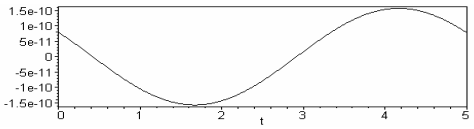
Şekil 12. $B_{1\phi}$ pertürbasyonu ($r=0.713R_\odot$)



Şekil 13. B_{1r} pertürbasyonu ($r=0.733R_\odot$)



Şekil 14. $B_{1\theta}$ pertürbasyonu ($r=0.733R_\odot$)



Şekil 15. $B_{1\phi}$ pertürbasyonu ($r=0.733R_\odot$)

3. Manyetik Alanın Kip Frekanslarına Etkisi

Manyetik alanın kip frekansları üzerindeki etkisini görmek için (2) eşitliği aşağıdaki gibi yeniden yazılabilir.

$$-\rho_0\omega^2\vec{\xi} = \vec{\nabla}(\xi_r \frac{dp_0}{dr}) - \vec{g}\xi_r \frac{d\rho_0}{dr} + \frac{1}{4\pi}[(\vec{\nabla}\times\vec{B}_0)\times\vec{B}_1 + (\vec{\nabla}\times\vec{B}_1)\times\vec{B}_0] \tag{21}$$

Son eşitlik adiyabatik kısım ve manyetik alanın etkisini gösteren kısım olarak yazılabilir.

$$\omega^2\vec{\xi} = \vec{\Re}_{ad}(\xi) + \vec{\Re}_B(\xi) \tag{22}$$

$$\vec{\Re}_{ad}(\xi) = -\frac{1}{\rho_0}\vec{\nabla}(\xi_r \frac{dp_0}{dr}) + \frac{\vec{g}}{\rho_0}\xi_r \frac{d\rho_0}{dr} \tag{23}$$

$$\vec{\Re}_B(\xi) = -\frac{1}{4\pi\rho_0}[(\vec{\nabla}\times\vec{B}_0)\times\vec{B}_1 + (\vec{\nabla}\times\vec{B}_1)\times\vec{B}_0] \tag{24}$$

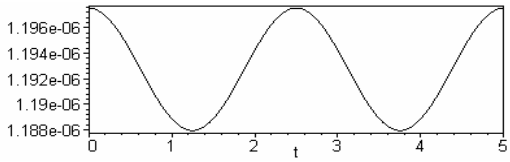
Frekanslardaki küçük değişimleri bulmak için aşağıdaki eşitlik kullanılır (Unno ve ark., 1989).

$$\omega = \omega^{(0)} + \omega^{(1)} \tag{25}$$

Bu durumda manyetik alanın frekanslarda oluşturduğu kayma miktarı

$$\nu^{(1)} = \frac{\omega^{(1)}}{2\pi} = \frac{1}{8\pi\omega^{(0)}} \frac{\int \vec{\Re}_B.\vec{\xi}^* dM_r}{\int |\xi|^2 dM_r} \tag{26}$$

birinci merteben bir pertürbasyon olarak bulunur. Aşağıdaki şekil (Şekil 16), manyetik alanın 5-dakika periyotlu kip frekanslarında oluşturduğu kaymanın zaman içinde periyodik, yani salınımlı olarak değiştiğini göstermektedir.



Şekil 16. Manyetik alanın 5-dakika periyotlu kip frekanslarına etkisi

4. Yorumlar ve Sonuçlar

Bu çalışmada ilk olarak Güneş kabuğunun dıştaki % 30'luk kısmı için SGM'deki bazı fiziksel parametrelerin (*yoğunluk*, *basınç* ve *sıcaklık*) ve manyetik alanın, düşük *l* ve *m* derecesine sahip beş dakika periyotlu zonklama sürecinde nasıl değiştiğine bakılmıştır. Bunun için de birinci mertebe pertürbasyon yaklaşımı ve sıkıştırılamaz akışkan tanımı kullanılmıştır.

Elde edilen sonuçlardan beş dakika periyotlu Güneş zonklamaları ve fiziksel parametrelerin manyetik alan etkisiyle nasıl değişebileceği belirlenmiştir. Yoğunluk, basınç ve sıcaklıkta meydana gelen pertürbasyonları denge değerlerine oranladığımızda yaklaşık 10^{-6} gibi bir değer bulunmuştur. Bu sonuç, birinci mertebe yaklaşımının kullanılabileceğini göstermiştir. Yoğunluk ve basınçta meydana gelen pertürbasyonlar belli değerlerden başlamakta ve $0.88R_\odot$ ile $0.89R_\odot$ arasında sıfır olmaktadır. Her iki pertürbasyonun çapsal değişimleri benzer şekilde davranmaktadırlar. Bu durumun temel nedeni enerji transferinin adiyabatik olmasıdır. Sıcaklık pertürbasyonunun değeri ise konvektif bölgenin dış kısımlarına gidildikçe artmaktadır. Fakat bu artış denge durumuna kıyasla oldukça küçük olduğu için herhangi bir anormallik oluşturmamaktadır. $\hat{e}_\varphi$ yönünde kabul edilen denge durumu manyetik alanı, konvektif bölgenin tabanında $0.04\ R_\odot$'lik bir bölge içinde tanımlıdır. Manyetik alanın bileşenlerinde oluşan pertürbasyonlar incelediğinde çok ilginç sonuçlar elde edilmiştir. $r=0.713R_\odot$ için, pertürbasyonun $\hat{e}_r$ yönündeki bileşeninin diğer iki yöndeki bileşenlere göre oldukça büyük olduğu görülmüştür. Bu durumun temel nedeni Güneş içerisindeki manyetik alanın karmaşık bir geometriye sahip olmasıdır. Diğer iki yönde oluşan pertürbasyonların büyüklüklerinin birbirlerine çok yakın oldukları görülmüştür. Konvektif bölgenin tabanından dışa doğru gidildikçe pertürbasyonun her üç bileşeni de sıfıra yaklaşmakta, $r=0.733R_\odot$ değerinde sıfır olmaktadır. Bu sonuç denge durumu manyetik alanı ile paralellik göstermektedir. Fiziksel parametrelerde ve manyetik alanda meydana gelen pertürbasyonların davranışları, zamansal değişimleri gösteren grafiklerden de (Şekil 7 – Şekil 15) açıkça görülmektedir. Yoğunluk ve basınçta meydana gelen pertürbasyonlar arasında herhangi bir faz farkı oluşmazken, sıcaklık ile bu iki parametre arasında yaklaşık 2.5 dakikalık bir faz farkı saptanmıştır. Manyetik alan bileşenlerinde ise; B_{1r} ve $B_{1\theta}$ arasında faz farkı görülmezken, bu iki bileşenle $B_{1\phi}$ bileşeni arasında 1.25 dakikalık bir faz farkı oluşmaktadır.

Son olarak, Güneşin beş dakika periyotlu ($\nu \approx 3$ milihertz) zonklama frekanslarında manyetik alandan kaynaklanan kaymaların zamansal değişimi incelenmiştir. Zaman içerisinde oluşan frekans kaymasının, salınımlı ve maksimum değerinin ise 1.2 mikrohertz mertebesinde olduğu bulunmuştur. Bu sonuç, Bi ve arkadaşlarının (2003) ve Gough ve Thompson'un (1990) çalışmalarında buldukları sonuçlarla uyum içerisindedir. Bu iki çalışmada da kayma mikrohertz mertebesinde bulunulmuştur. Bi ve arkadaşları oluşan kaymayı 2 mikrohertz, Gough ve Thompson ise 3 mikrohertz civarında bulmuşlardır.

Görüldüğü gibi sıkıştırılamaz akışkan yaklaşımı kaba bir yaklaşım olmasına rağmen literatürdeki diğer sonuçlarla uyumlu sonuçlar vermektedir.

5. Kaynaklar

Antia, H.M., Chitre S.M., ve Thompson, M.J., 2000, A&A, 21.

Bi, S. ve Li, R., 1998, A&A, 335.

Bi, S. ve Xu, H.Y., 2000, A&SS, 279.

Bi, S., Liao, Y. ve Wang, X., 2003, A&A, 397.

Christensen-Dalsgaard, J., ve ark., 1996, Science, 272 .

Christensen-Dalsgaard, J., 2003, Lecture Notes On Stellar Oscillations, Aarhus University.

Cowling, T.G. ve Newing, R.A., 1949, ApJ., 109.

Gough, D.O. ve Thompson, M. J., 1990, Mon. Not. R Astr. Soc , 242.

Gabriel, M., 1996, Bull. Astr. Soc. India, 24.

Gabriel, M., 2000, A&A, 353.

Jackson, W.D., 1962, Classical Electrodynamics, John Wiley and Sons Incorporations.

Karafistan A.İ. ve Denis, C., 1984, Proc. Of The 25th Liege Astrophysical Coloquium.

Kleeorin, N., Mond, M. ve Rogachevskii, I., 1996, A&A, 307.

Landau, L.D. ve Lifshitz, E.M., 1966, Fluid Mechanics, Pergamon Press.

Leighton, R.B., Noıyes, R.W. ve Simon, G. W., 1962, A&A, 341.

Libbrecht, K.G., Woodard, M.F. ve Kaufman, J.M., 1990, ApJS, 74.

Rempel, M., Schüssler, M. ve Toth, G., 2000, A&A, ___.

Simon, R., Annales D'Astrophysique, 1965, 28.

Unno, W., Osaki, Y., Ando H. ve Shibashi, H., 1989, Nonradial Oscillations Of Stars, TokyoPress.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Deneb'in Tayf Atlası

Berahitdin Albayrak[1], Austin F. Gulliver[2], Saul J. Adelman[3], Cemal Aydın[1] ve Dursun Koçer[4]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara
albayrak@astro1.science.ankara.edu.tr
[2]Brandon Üniversitesi, Fizik ve Astronomi Bölümü, Brandon, MB, R7A 6A9, Kanada
[3]The Citadel, Fizik Bölümü, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, USA
[4]İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Matematik Bölümü, 34510, Şirinevler, İstanbul

Özet: Bu çalışmada, A2 tayf türünden bir süperdev olan Deneb'in, DAO'da CCD ve Reticon dedektörler kullanılarak 1.22 m'lik teleskop ile alınmış tayflarından oluşturulan bir atlas sunuldu. Kullanılan verinin dalgaboyu aralığı 3826-5212 Å, dispersiyonu 2.4 Åmm^{-1} ve resolasyonu 0.072 Å dır. Süreklilikte ortalama sinyal-gürültü oranı (S/N) 1030 dır. Tayfta varlığı belirlenebilen her bir çizginin laboratuvar dalgaboyu, eşdeğer genişliği ve hangi elemente ait olduğu verilmektedir. Bu atlas, benzer tayf türünden diğer yıldızların tayfsal çalışmaları için oldukça kullanışlı bir kaynaktır. Atlas, gözlenen ve üretilen tayf ve çizgi tanımlaması birlikte olmak üzere http://www.brandonu.ca/physics/gulliver/atlasses.html edresinden online olarak kullanılabilir veya B. Albayrak'tan temin edilinebilir.

Anahtar kelimeler: tayfsal atlaslar – yıldızlar: erken tür – yıldızlar: Deneb – yıldızlar : süperdevler

Abstract: We present a spectroscopic atlas of Deneb (A2 Iae) obtained with the long camera of the 1.22-m telescope of the Dominion Astrophysical Observatory using Reticon and CCD detectors. For λλ3826-5212 the inverse dispersion is 2.4 Å mm^{-1} with a resolution of 0.072 Å. At the continuum the mean signal-to-noise ratio is 1030. The wavelengths in the laboratory frame, the equivalent widths, and the identifications of the various spectral features are given. This atlas should provide useful guidance for studies of other stars with similar spectral types. The stellar and synthetic spectra with their corresponding line identifications can be examined at http://www. brandonu.ca/physics/gulliver/atlases.html or requested to B. Albayrak.

Keywords: spectral atlases – stars: early type – stars : individual : Deneb – stars : supergiants

1. Giriş

Deneb (α Cygni, 50 Cygni, HR 7924, HD 197345, BD+44° 3541, GC, 28846, SAO 49941, ADS 14172, FK4 777, GCVR 12971, HIC 102098) göreli olarak keskin çizgili ve kızarmamış erken A türü süperdevlerin bir temsilcisidir. Bu türden süperdevler Samanyolu gökadasının ve diğer sipiral gökadaların en parlak yıldızlarıdır. Tayf türü A2 olup H_α'da sahip olduğu emisyon, tayf türüne eklenen "e" harfi ile temsil edilir.

Bu çalışmanın dayandırıldığı gözlemsel materyal Albayrak (1999, 2000) tarafından ayrıntılı olarak tanıtılmış ve de analiz edilmiştir.

2. Çizgi Tanısı

Yıldızlarda çizgi tanısı çalışmaları, tayf çizgilerinin dalgaboyları ile birlikte şiddetleri de göz önünde bulundurularak yapılır. Dalgaboyuna bağlı şiddetler laboratuvar çalışmalarından belirlenir. Eğer, bir yıldızın tayfında kuvvetli çizgiler yok ise zayıf çizgilerin doğru olarak tanımlanması zorlaşır. Tayf çizgilerinin tanımlanmasına gürültü ve diğer çizgiler tarafından etkilenmemiş (blend olmayan) çizgilerle başlanır. Sonrasında izlenen geleneksel yöntem; gözlenen ve laboratuvar çizgi şiddet ve dalgaboylarının karşılaştırılması şeklindedir. Bir elementin her hangi bir multipletine ait uygun şiddette bir çizginin varlığı tayfta belirlendikten hemen sonra, aynı multipletin benzer eksitasyon potansiyeline ve laboratuvar şiddetine sahip diğer çizgilerinin varlığı araştırılır. Yıldız çizgi tanısı için kullanılan en genel kaynaklar "A Multiplet Table of Astrophysical Interest" (Moore 1945) ve "Wavelengths and Transition Probabilites for Atoms and Atomic Ions, Part 1" (Reader ve Corliss 1980)'dır. Bu amaçla diğer güncel kaynaklar da kullanıldı.

Çizgi tanısı sonuçları, γ Gem (AO IV) (Adelman vd. 2000), σ Boo (F2 V), θ Cyg (F4 V), ι Psc (F7 V), 15 Vul (A4 III) ve 32 Aqr (A5m) (Adelman et al. 1997), 2 Lyn (A2 V), ω UMa (G5 IIIa) ve φ Aql

Bildiri tam metni için: Berahitdin ALBAYRAK
e-mektup: albayrak@astro1.science.ankara.edu.tr

(A1 IV) (Çalışkan ve Adelman 1997) yıldızları için yayınlanmış benzer çalışmalarla karşılaştırıldı. Ayrıca, daha önce Buscombe (1951), Chadeau (1955), Huang ve Struve (1955), Groth (1961), Taffara (1966) ve Zverko (1971) tarafından Deneb için yapılmış çizgi tanısı çalışmaları da dikkate alındı. Ancak, Deneb'in hem keskin çizgili bir tayfa sahip olması hem de bu çalışmada kullanılan gözlemsel veriye ilişkin sinyal-gürültü oranının daha büyük olması, çizgi tanısının önceki çalışmalara göre daha doğru olarak yapılmasını olanaklı kıldı. Diğer bir önemli faktör ise elementlerin son tanı listelerinin kullanılmış olmasıdır. Buna rağmen zayıf ve ayrıca kuvvetli çizgilerin genişlemiş kanatlarındaki oluşumların tanımlanması büyük dikkat ve tecrübe gerektirir.

Daha önce Deneb'in çizgi tanısı λλ3308 - 4666 Å bölgesi için Buscombe (1951), λλ3997 - 6456 Å bölgesi için Chadeau (1955), λλ3736 - 4541 Å bölgesi için Huang ve Struve (1955), λλ3076 - 8728 Å bölgesi için Groth (1961), λλ3783 - 4923 Å bölgesi için Taffara (1966) ve λλ3693 - 4635 Å bölgesi için de Zverko (1971) tarafından yapılmış. Her ne kadar Groth (1961)'in çalışması diğerlerine göre daha ayrıntılı ise de atomik verinin eksikliğinden ve incelenen gözlemsel verinin kalitesinden dolaylı optik bölgede tanımlanamamış çok sayıda çizgi vardır. Çizgi tanısı bakımından bizim bu çalışmamız ile diğerleri arasındaki en önemli fark, daha önce Deneb'in optik bölge tayfında belirlenememiş çok sayıda zayıf çizginin artık doğru bir şekilde tanımlanmış olmasıdır. Bu çalışmada tanımlanan toplam 980 tayf çizgisinden 515'nin eşdeğer genişliği 10 mÅ'dan ve 329'nın da eşdeğer genişliği 6 mÅ'dan daha küçüktür. Gerçekte yıldızın tayfında mevcut olan bu çizgiler diğer araştırmacıların yayınladıkları listelerde bulunmamaktadır. Ayrıca, azda olsa bazı kuvvetli çizgiler de önceki çalışmalarda farklı biçimde tanımlanmıştır. Daha da önemlisi Deneb'in tayfında aynı dalgaboyu bölgesinde Groth (1961), Taffara (1966) ve Zverko (1971) tarafından var olduğu ileri sürülen bazı elementlere ait atom ve iyonlar bu çalışmada belirlenemedi. Aynı dalgaboyu aralığı için diğer araştırmacıların gözlemsel verilerine kıyasla DAO gözlemlerine dayalı tanımlanmış çizgi sayısı çok daha fazladır. Bu çalışma ile yayınlanmış diğer çizgi tanıları arasındaki farklılıklar şu şekilde sıralanabilir:

1- Buscombe (1951), sadece iki Zr II (λ3391.96 ve λ3438.23) ve birer tane olmak üzere Y II (λ3600.74) ve Co II (λ3501.73) çizgilerini belirlemiş. Bu çizgiler bizim çalıştığımız dalgaboyu sınırları (λλ3830-5212 Å) dışındadır. Buscombe'nin incelediği gözlem verileri (λλ3308 - 4666 Å) ile bizim verilerimizin 836 Å'lık dalgaboyu bölgesi örtüşmektedir. Bu örtüşen dalgaboyu bölgesinde biz, onbir tanesi blend olmak üzere yirmiyedi Zr II çizgisi, üç tanesi blend olmak üzere altı Y II çizgisi ve iki Co II çizgisi belirledik.

2- Huang ve Struve (1955) inceledikleri λλ3736-4541 Å dalgaboyu aralığında V II iyonunun sadece λ3778.357 çizgisini belirlediler. Bu çizgi bizim verilerimizin dalgaboyu sınırları dışındadır. Bizim verilerimiz, Huang ve Struve (1955)'nin analiz ettikleri tayfların 711 Å'lık bölgesini kapsamaktadır. Bu örtüşen dalgaboyu aralığında biz, onaltı tanesi blend olmak üzere toplam kırkdört V II çizgisi belirledik.

3- Chadeau (1955) tarafından belirlenen Al II λ4585.820 çizgisi bu çalışmada incelenen tayflarda mevcut değildir. Chadeau'nın belirlediği Al II λ4307.20 çizgisi, daha iyi bir alternatifi olacak olan ve Doworetsky (1971) tarafından verilen Cr II λ4306.93 olarak tanımlandı. Ayrıca, Chadeau sadece bir C II çizgisi, λ4003.27, tesbit etmişti. Ancak bu çizgi Moore (1945)'de yer almaz.

4- Deneb'in tayfında Ar I'nın λ4181.8838 ve λ4333.5612 (Taffara 1966, Zverko. 1971), λ4044.4182 ve λ4596.0970 (Taffara 1966) ve λ4200.6751 (Zverko (1971) çizgilerinin bulunduğu ileri sürülmüştü. Ancak, bu çalışma göstermektedir ki λ4181.8833 çizgisi Fe I'in λ4181.7547 ve λ4181.938 çizgileri tarafından meydana getirilmiştir. λ4333.5612 çizgisi ise incelediğimiz tayflarda görülmemektedir. Diğer taraftan λ4044.4182 ve λ4596.0370 çizgilerini sırasıyla Fe I λ4044,6092 ve Fe I λ4586.0605 olarak tanımladı. λ4200.6571 çizgisi ise daha iyi bir tanımlama olarak Si II λ4200.657,.898 çizgisi olabilir. Böylece, bu çalışmada incelenen dalgaboyu aralığında Ar I'in hiç bir gözlenmiş çizgisi belirlenemedi.

5- Cl II λ4291.76, λ4307.42, λ4336.26 ve λ4343.62 (Taffara 1966, Zverko 1971), λ4896.77 ve λ4904.74 (Taffara 1966), λ4224.92 ve λ4497.30 (Zverko 1971) çizgilerinin var olabileceği ileri sürülmüştü. Bunlardan λ4336.26, λ4896.77 ve λ4904.76 çizgileri, bu çalışmada incelenen tayflarda mevcut değildir. λ4224.92, λ4291.76 ve λ4497.30 çizgileri ise yanlış tanımlandı. Bu çalışmada, Cr II λ4306.93 (Doworetsky 1971) ve Fe II λ4343.28 (Doworetsky 1971) çizgileri λ4307.42 ve λ4343.62 çizgilerinin alternatifleri olarak belirlendi. Böylece, söz konusu dalgaboyu aralığında Cl II ye ait çizgilerin var olabileceği düşünülmemektedir. Bu iyonun daha çok multiplet 1 çizgilerinin (λλλ4794.54, 4810.06 ve 4819.46) olması beklenir (Adelman 1988).

6- Pr II λ4487.821 (Groth 1961 ve Taffara 1966), λ4118.353 (Groth 1961 ve Zverko 1971), λ4206.7391 (Groth 1961 ve Taffara 1966 ve Zverko 1991), λ4243.528 ve λ4272.271 (Zverko 1971)

çizgilerinin Deneb'in optik bölge tayfında var olabileceğini belirtilmiş. Fakat, tayftaki bu çizgilerin Fe I λ4118.5450, Fe I λ44206.6967 ve Fe II λ4487.53 (Doworetsky 1971) olarak tanımlanması daha gerçekçidir (Adelman 1988). Daha da önemlisi, Pr II λ4243.528 ve λ4272.271 olarak daha önceki araştırmacılar tarafından tanımlanan çizgiler incelediğimiz tayflarda tespit edilemedi. Böylece, bu çalışmada analiz edilen tayfsal verinin kapsadığı dalgaboyu bölgesi için bu yıldızın atmosferinde Pr II'nin varlığını gösterir açık bir belirteç yoktur.

7- Zverko (1971) Ce II λ3808.124, λ3876.974 ve λ4560.959 çizgilerinin var olabileceğini belirtmiş. Bu çizgilerden ilki, dalgaboyu olarak bu çalışmada incelenen dalgaboyu sınırları dışında kalmaktadır. Diğer iki çizgi ise, analiz edilen verilerde onların dalgaboylarında veya yakınında çizgi olarak tanımlanabilecek tayfsal bir oluşum yoktur. Böylece, bu çalışmada Ce II'ye ait her hangi bir çizgi tanımlanamadı.

8- Zverko (1971) tarafından Si III λ4338.52 olarak verilmiş çizgi gerçekte Ti II λ4337.876 dır. Diğer taraftan Zverko'nun Gd II λ3997.764 olarak tanımlamış olduğu çizgi dalgaboyu olarak bu çalışmanın dışındadır. Yine, Zverko'nun varlığından şüphelendiği Hf II λ4570.70 çizgisi tespit edilemedi. Böylece bu çalışmada, Si III, Gd II ve Hf II ait olabilecek her hangi bir çizgi tanımlanamadı.

9- Ayrıca, Zverko (1971) Fe III λ3980.14'nin Deneb'in tayfında olabileceğini ileri sürmüş. Bu dalgaboyunda oluşan bir çizgi belirlenemedi. Söz konusu iyona ait λ4419.599 çizgisinin var olabileceği tespit edildi. Genellikle demir elementinin bu iyonu için öncelikle λ4419.599 ve λ4382.511 çizgileri tanımlanabilir (Adelman 1988).

10- Sadece birer çizgi olarak S II λ7256.96 ve Y II λ3710.30 iyonları Groth (1961) tarafından bulunmuş. Her iki çizgi de dalgaboyu olarak bu çalışmanın dışında kalır. Groth (1961)'un incelediği gözlemsel veriler (λλ3076-8728 Å) dalgaboyu olarak bizim verilerimizi içerir. Biz bu çalışmada, yedi tanesi blend olmak üzere yirmidört S II çizgisi ve dört tanesi blend dokuz Y II çizgisi belirledik.

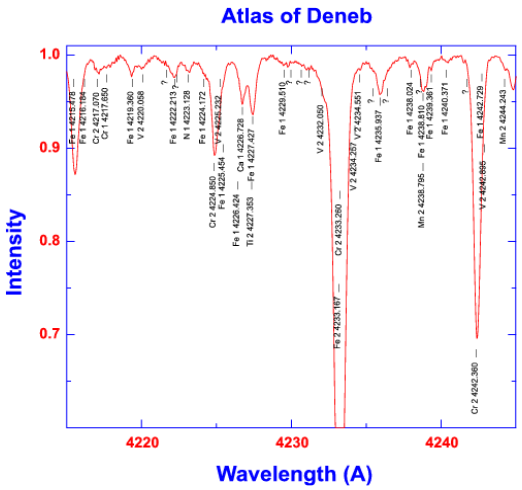
Sonuç olarak, C I, N II, Si I, Fe III, Ba II ve La II atom ve iyonlarına ait çizgilerinin Deneb'in tayfında bulunduğu ilk kez bu çalışmayla tespit edildi. Diğer taraftan Ar I (Taffara, Zverko 1971), Si III, Ce II, Gd II, ve Hf II (Zverko (1971), Pr II (Groth 1961, Taffara 1966 ve Zverko 1971) ve Cl II (Taffara 1966, Zverko 1971) atom ve iyonlarının varlığını gösterir bir kanıt bulunamadı. Co II'nin iki çizgisini bulduk. Bu element daha önce Buscombe (1951) ve Groth (1961) tarafından belirlenmiş.

3. Atlas

Deneb için yapılmış tüm diğer çizgi tanılarına ilişkin sonuçlar, gözlenen dalgaboyu, laboratuvar dalgaboyu, çizginin ait olduğu atomik tür, vb. biçimde ve sadece liste olarak verilmiş. Aynı olgu diğer yıldızlar için yapılmış benzer çalışmalarda da geçerlidir. Oysa bu çalışmada Deneb'in incelenen dalgaboyu aralığı tüm tanılarla birlikte bir JAVA uygulaması olarakta sunuldu. Böylece ulaştığımız sonuçlar, benzer tayf türünden bir yıldızın benzer bir çalışmasında görsel olarak kolay bir karşılaştırma yapma imkanı sunmaktadır. Ayrıca JAVA uygulaması Deneb için Albayrak (1999, 2000) tarafından üretilen sentetik tayfı da içermektedir.

Bir örnek olması bakımından 4245 Å bölgesine ilişkin çizgi tanısı Şekil'1'deki gibi oluşturuldu. Çizgi tanısı listesi (excel file olarak) ve hazırlanmış JAVA uygulamasına http://www.brandonu.ca/physics/gulliver/atlasses.html adresinden ulaşılabilinir veya B. Albayrak'tan temin edilebilir.

Bu çalışma Türkiye Bilimler Akademisi (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) tarafından desteklenmiştir.



Şekil 1. Deneb'in atlasının 4245 Å bölgesi

4. Kaynaklar

Adelman, S. J., 1988, "Some Comments on the Measurement of Spectrograms in Elemental Abundance analyses", eds. S.J. Adelman and T. Lanz, p.117, IAU Workshop on Abundance Analyses, Lausanne, Switzerland

Adelman, S. J., Çalışkan, H., Koçer D. ve Bolcal, Ç., 1997, MNRAS, 288, 470

Adelman, S.J., Gulliver, A.F., Loden, L.O., 2000, A&A, 353, 335

Albayrak, B., 1999, Doktora Tezi, Ankara

Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü
Albayrak, B., 2000, A&A, 364, 237
Buscombe, W., 1951, ApJ, 114, 73
Chadeau, C., 1955, Ann. Astrophys., 18, 100
Çalışkan, H. ve Adelman, S. J., 1997, MNRAS, 288, 501
Dworetsky, M. M. 1971, Ph.D. Thesis University of California Los Angeles, Source: Dissertation Abstracts International, Volume: 32-10, Section: B, p: 5594
Groth, H. G., 1961, Astrophys., 51, 206
Huang, S.-S. ve Struve, O. 1955, ApJ, 121, 84
Moore, C. E., 1945, A Multiplet Table Astrophysical Interest, Princeton University Observatory
Reader, J. and Corliss, C. H., 1980. NSRDS-NBS 68, Part 1, US Government Printing Office, Washington, DC.
Taffara, N. S., 1966, Mem. Soc.Astron. Ital., 37, 401
Zverko, J., 1971, Bull. Astron. Inst. Czech., 22, 49

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Geç B/Erken A Tayf Türü Süperdev Yıldızlarından 4 Lacertae ve ν Cephei'nin Tayfsal Analizleri

Kutluay Yüce

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan, Ankara
kyuce@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, 4 Lac (B9 Iab) ve ν Cep (A2 Ia) yıldızlarının Dominion Astrofizik Gözlemevi'ndeki (DAO) 1.2 metrelik teleskoba bağlı Reticon ve CCD dedektörlerle alınmış yüksek ayırma güçlü tayfları kullanılarak atmosfer parametreleri ile element bollukları belirlenmiştir. Tayflar, REDUCE ve VLINE programları (Hill & Fisher 1986) ile ölçülerek her bir tayf çizgisinin gözlenen dalgaboyu, eşdeğer genişliği, çizgi derinliği ve yarı-maksimumdaki tam genişliği bulunmuştur. Atmosfer analizi, ATLAS9 (Kurucz 1993) ve onun ilgili programları kullanılarak gerçekleştirildi. İlk kez bu çalışma ile 4 Lac ve ν Cep yıldızlarının atmosfer parametreleri, gözlemsel Hβ ve Hγ çizgilerinin kuramsal profillerle karşılaştırılmasından ve elementlerin iyonizasyon dengelerinden yararlanılarak tespit edildi. Mikrotürbülans hızı, 4 Lac için 2.7 km s^{-1} ν Cep için 5.2 km s^{-1} olduğu saptandı. SYNTHE (Kurucz & Avrett 1981) programı yardımıyla ile üretilen sentetik tayfın gözlemler profillerle karşılaştırılmasından her iki süperdev yıldızın dönme ve makrotürbülans hızları bulundu. 4 Lac ve ν Cep'in detaylı bir model atmosfer bolluk analizleri tayfsal çalışması bu yıldızların evrim durumlarının belirlenmesine imkan sağlamıştır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: 4 Lac – yıldızlar: ν Cep, yıldızlar: süperdev yıldızlar, yıldzılar: atmosfer parametreleri

Abstract: In this study the stellar parameters and elemental abundances of 4 Lac (B9 Iab) and ν Cep (A2 Ia) stars were determined using high quality spectral data obtained with Reticon and CCD dedectors of the 1.2-m telescope at the Dominion Astrophysical Observatory (DAO). The spectra were measured using programs REDUCE and VLINE (Hill & Fisher 1986), and the stellar wavelength, equivalent width, the line depth, and the line width were determined for each line. The atmosphere analysis was performed using the model atmospheres code ATLAS9 (Kurucz 1993) and its associated programs. This study is first to derive the atmosphere parameters of 4 Lac and ν Cep from comparing observed (Hβ, Hγ) profiles with theoretical profiles and ionization equilibria of the elements. The microturbulent velocity was calculated as 2.7 km s^{-1} for 4 Lac, and as 5.2 km s^{-1} for ν Cep. The rotational and macroturbulent velocities were found using program SYNTHE (Kurucz & Avrett 1981). The detailed model atmosphere abundance analyses of 4 Lac and ν Cep allow to determine the evolutionary status of these supergiants.

Key words: stars: individual: 4 Lac – stars: individual: ν Cep – stars: supergiants – stars: atmosfer parametreleri

1. GİRİŞ

4 Lacertae ve ν Cephei yıldızları Morgan & Roman (1950), Slettebak (1954) ve Stock (1956) tarafından B9 Iab ve A2 Ia tayf türünden yıldızlar olarak sınıflandırılmıştır. ν Cep yıldızı, Cep OB2 yıldız oymağının bir üyesidir (Humphreys 1978). Hill vd. (1986), 4 Lac yıldızını Lac OB1 yıldız oymağının bir üyesi olarak belirtseler de bu şüphelidir. Yaptıkları çalışmada 4 Lac, LAC OB1 için elde edilen H_γ çizgilerinin eşdeğer genişliği ile M_v mutlak parlaklık değerleri arasındaki bağıntıya uymamaktadır. 4 Lac yıldızı, Humphreys (1978)'in çalışmasında bu oymağın bir üyesi olarak yer almamaktadır.

Bildiri tam metni için : Kutluay YÜCE
e-mektup: kyuce@astro1.science.ankara.edu.tr

Literatürde 4 Lac (B9 Iab)'ın fotosferik kimyasal bileşimiyle ilgili herhangi bir çalışma bulunmazken, ν Cep (A2 Ia)'in kimyasal bolluk analizi Takeda & Takada (1995, 1998, 2000) tarafından yapılmıştır. Verdugo vd. (1999) 4 Lac yıldızının atmosfer parametrelerini, Balmer çizgilerine atmosferin yerel termodinamik dengede olduğunu kabul eden YTD atmosfer modeliyle hesaplanan kuramsal profillerle karşılaştırarak (T_e=10000 K, log g = 1.5) olarak bulmuşlardır.

2. TAYFSAL GÖZLEMLER

4 Lac ve ν Cep'in bu çalışmada incelenen tayfsal verileri; 1999, 2000 ve 2001 yıllarında Dr. Saul J. Adelman ve Dr. Austin F. Gulliver tarafından DAO'daki 1.2 metrelik teleskoba bağlı Reticon ve CCD dedektörlerle alınmıştır. 2.4 $Åmm^{-1}$'lik ayırma gücüne sahip tayfların dalgaboyu genişlikleri 63 Å

veya 147 Å olup, her tayfın sonu bir sonrakinin yaklaşık 5 Å'luk kısmıyla çakışmaktadır. Tayflar λλ3830-4950 dalgaboyu aralığında olup, sinyal-gürültü oranı (S/N) > 250 dir.

3. GÖZLEMLERİN ANALİZİ

Tayfların sürekliliği, çok amaçlı bir paket program olan REDUCE (Hill & Fisher 1986) ile belirlendi. Sürekliliği belirlenen her tayf VLINE programı ile ölçülmüştür. Yaklaşık 8 Å'luk bölgeler seçilerek, o bölgedeki çizgi profillerine kuramsal profiller çakıştırılarak en iyi uyum elde edilmeye çalışıldı. Seçilen bölgedeki profillere aynı anda en fazla 12 adet Gauss, Lorentzian veya Rotational fiti yapabilen program, en fazla 38 bilinmeyenli karmaşık fonksiyonların çözümünü yapan CURFIT (Bevington 1969)'i kullanmaktadır. Böylece seçilen dalgaboyu aralığında belirlenen çizgilerin eşdeğer genişliği (EW), merkezi dalgaboyu (λ), çizgi derinliği ve yarı-maksimumdaki tam genişliği (FWHM) tespit edilmektedir.

3.1. Radyal Hız Ölçümleri

4 Lac ve ν Cep'in her tayfı için temiz (blend olmayan) çizgiler seçilerek, o tayf bölgesi için ortalama radyal hız değeri ve onun standart hatası bulundu. Çizginin gözlenen dalgaboyu λ_0 ve laboratuvar dalgaboyu λ_L ise o çizgiden hesaplanan radyal hız değeri (c ışık hızı olmak üzere) Doppler bağıntısı ile bulundu.

$$V_R = [(\lambda_0 - \lambda_L) / \lambda_L] . c \qquad (1)$$

Blend olmayan ve temiz en az beş adet tayf çizgisinin laboratuvar dalgaboyları gözlemsel değerleri ile karşılaştırılarak o tayf için radyal hız değeri hesaplandı. Daha sonra bu değer o bölgedeki tüm çizgilere aynı oranda uygulanarak, tüm çizgilerin hesaplanan dalgaboyu değerleri bulundu.

Bu çalışma ile 4 Lac'ın mevcut tayflarından bulunan radyal hız değişim genliği 13.3 km sn^{-1}, ortalama radyal hız değeri -21.9±5.1 km sn^{-1} dir. ν Cep için bu değerler sırasıyla 14.8 km sn^{-1} ve -20.1±5.0 km sn^{-1} olup, literatürde yer alan ortalama radyal hız değerleriyle uyumludur. Fotosferik çizgilerden belirlenen radyal hızlardaki değişimin nedenini anlayabilmek için erken tayf türünden süperdev yıldızların eşzamanlı fotometrik ve tayfsal gözlemlerine ihtiyaç vardır.

3.2. Çizgi Tanıları

4 Lac'ın görsel bölge tayflarından yapılan çizgi tanısında; H I, He I, C II, N II, O I, O II, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Al III, Si II, Si III, S II, A II, Ca I Ca II, Sc II, Ti II, V II, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Ni II, Sr II, Y II, Zr II ve Ba II atom ve iyonlarına ait çizgiler belirlenmiştir.

ν Cep'in çizgi tanısında ise; H I, He I, C I, C II, N I, N II, O I, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Si I, Si II, S II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Ni I, Ni II, Sr II, Y II, Zr II, Ba II ve Eu II atom ve iyonları tanımlandı. 4 Lac ve ν Cep'in tayf atlasları literatürde ilk kez yer alacaktır (Yüce 2004b).

4. ATMOSFER ANALİZLERİ

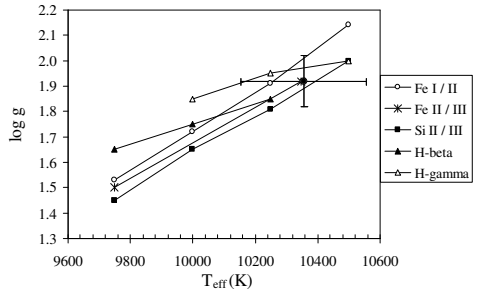
4.1. Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

Bir yıldızın iki önemli atmosfer parametresi olan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi, o yıldızın yüzeyindeki kimyasal element bolluklarını bulurken kullanıldıkları için bu iki parametrenin doğru olarak belirlenmesi önemlidir. Atmosfer parametrelerine ait güvenilir değerler tayfsal analizlerden tayin edilmektedir. 4 Lac ve ν Cep'e ait bu parametreler literatürde çok fazla yer almamaktadır.

Bu çalışmada 4 Lac ve ν Cep'in atmosfer parametreleri çeşitli ölçütlerle belirlenmiştir. Bunlar, yıldızın gözlemsel ve kuramsal Balmer çizgi profillerinin karşılaştırılmasını ve elementlerin iyonizasyon dengesini içerir. Bu ölçütlerle belirlenen parametre çiftleri, "Kiel Diyagramı" olarak adlandırılan T_e - log g diyagramına yerleştirilerek en olası etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değeri elde edilmiştir.

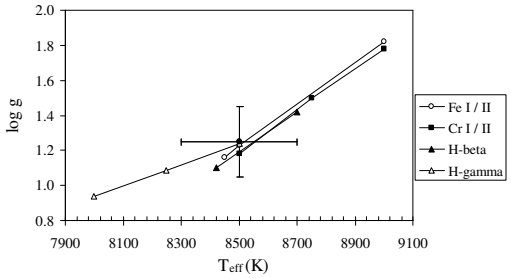
Bu çalışmada atmosfer parametrelerini ilk olarak, gözlemsel ve kuramsal H_β ve H_γ çizgilerini karşılaştırarak belirledik. Kuramsal profil, YTD varsayımlı paralel düzlem geometrili ATLAS9 model atmosferini kullanan SYNTHE (Kurucz & Avrett 1981) programı ile üretildi. Gözlemsel ve kuramsal Balmer profilleri arasında en iyi uyumu veren (T_e, log g) değerleri Şekil 1'de görülmektedir.

Tayfsal analizlerle etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesinin belirlenmesinde kullanılan diğer yöntem, iyonizasyon dengesidir. Bu yöntemde 4 Lac yıldızı için Fe I/II ve Si II/III iyonizasyon dengelerinden yararlanıldı. Demirin iyonizasyon dengesinden (log ε(Fe I) = log ε(Fe II)), silisyumun iyonizasyon dengesinden (log ε(Si II) = log ε(Si III)) ve gözlemsel ve kuramsal H_β ve Hγ profillerinin uyumundan belirlenen atmosfer parametreleri, x ekseninde etkin sıcaklık değerleri y ekseninde yüzey gravitesi olmak üzere grafiğe yerleştirildi (Şekil 1). Diğer bir ifade ile, 4 Lac'ın dört farklı ölçütle hesaplanan atmosfer parametrelerinden Kiel diyagramı oluşturuldu. Bu diyagramdan yıldızın en olası etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi; T_e = 10350 K ve log g = 1.92 olarak belirlenmiştir.



Şekil 1. 4 Lac'ın Kiel Kiagramı

ν Cep için demir ve kromun iyonizasyon dengelerinden ve Balmer çizgi profillerinden belirlenen atmosfer parametreleri ile oluşturulan Kiel diyagramı Şekil 2'de görülmektedir. Buna göre diyagramdan belirlenen yıldızın en olası etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi; T_e = 8500 K ve log g = 1.25 dir. 4 Lac ve ν Cep'in model atmosfer hesaplarında kullanılan mikrotürbülans hızları sırasıyla 2 km sn^{-1} ve 4 km sn^{-1} dir.



Şekil 2. ν Cep'in Kiel Kiagramı

4.2. Mikrotürbülans Hızının Belirlenmesi

4 Lac ve ν Cep yıldızlarının atmosferlerindeki element bollukları, ilk olarak çeşitli mikrotürbülans değerleri kullanılarak WIDTH9 (Kurucz 1993) programı yardımıyla çizgilerin eşdeğer genişliklerinden hesaplandı. Bolluklar arasında eşdeğer genişliğe bağlılığın bulunmadığı veya en az olduğu dağılımı veren mikrotürbülans değeri, o element için mikrotürbülans hızı (ξ) olarak kabul edildi. Microtürbülans hızlarına ilişkin sonuçlar Tablo1'de verilmektedir. Burada ξ_1 eğimin en küçük olduğu, ξ_2 ise saçılmanın en az olduğu dağılımı veren değerlerdir. 4 Lac için 2.8 km sn^{-1} ve ν Cep için 5.2 km sn^{-1}olarak belirlenen mikrotürbülans hızları, her iki yıldızın diğer atom ve iyonlarına ait bolluk hesaplarında da kullanılmıştır.

Tablo 1. Mikrobürbülans Hızları (km sn^{-1})

	İyon	n	ξ_1	log N/N_T	ξ_2	log N/N_T
4 Lac	Fe II	71	2.5	-4.8±0.2	2.8	-4.8±0.2
			ξ = 2.7 km s^{-1}			
ν Cep	Cr II	30	5.2	-6.4±0.2	5.1	-6.4±0.2
	Ti II	39	5.5	-7.4±0.2	5.5	-7.4±0.2
	Fe II	61	4.8	-4.5±0.2	5.5	-4.5±0.2
			ξ = 5.2 km s^{-1}			

4.3. Bolluk Analizi

4 Lac ve ν Cep'in atmosferlerindeki Helyum bolluğu SYNSPEC (Hubeny vd. 1994), diğer element bollukları WIDTH9 (Kurucz 1993) programları ile hesaplanmıştır. Element bollukları hesaplanırken kullanılan etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve mikrotürbülans hızlarına ilişkin değerler sırasıyla aşağıdaki gibidir:

4 Lac: T_e = 10350 K, log g = 1.92, ξ = 2.7 km sn^{-1}

ν Cep: T_e = 8500 K, log g = 1.25, ξ = 5.2 km sn^{-1}.

4.3.1. He/H oranı

Helyum bolluğunu belirlemek için, her iki yıldızın tayfında blend olmayan He I çizgileri seçilmiştir. Gözlemsel helyum profillerine kuramsal olarak üretilen profillerle çakıştırmalar yapılarak en iyi uyum elde edilmeye çalışıldı. Karşılaştırmalarla belirlenen He/H değerleri Tablo 2'de verilmektedir. Güneş'in helyum bolluğu log (He/H) = -1.00 olduğuna göre 4 Lac ve ν Cep'in atmosferinde helyum, Güneş'e göre 0.18 dex ve 0.13 dex daha fazladır.

Tablo 2. He/H oranları

	λ (Å)	**He / H**
4 Lac	3867	0.13
	4009	0.15
	4026	0.16
	4168	0.13
	4387	0.16
	4437	0.13
	4471	0.17
	4713	0.18
	4920	0.18
		0.154 ± 0.021
	Ortalama =	
ν Cep	4009	0.13
	4026	0.14
	4120	0.13
	4471	0.14
	4713	0.14
		0.136 ± 0.005
	Ortalama =	

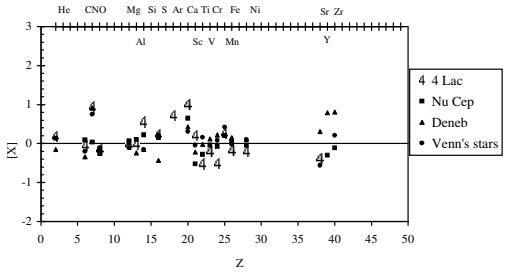
4.3.2. Diğer Element Bollukları

WIDTH9 programı yardımıyla diğer element bollukları hesaplanırken, blend olmayan ve eşdeğer genişlikleri ≥ 5 mÅ olan çizgiler kullanıldı. 4 Lac ve ν Cep'in bu çalışmayla bulunan element bollukları ve bollukların Güneş'in değerleriyle karşılaştırılması Yüce (2004a, Tablo 5)'de detaylı bir şekilde verilmektedir.

4 Lac, hafif element bakımından (Mg, Al, Si, S, Ar, Ca) ν Cep yıldızından daha zengindir. Demir grubu elementleri olarak adlandırılan Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe ve Ni bollukları, bir yıldızın genellikle metal miktarını gösterir. 4 Lac metal bakımından ν Cep'ten daha fakirdir. Her iki yıldızın metal bollukları genel olarak Güneş'inkinden daha azdır.

Ağır elementlerden stronsiyum bolluğunu, 4 Lac için Sr II4077, 4215 Å çizgilerinden hesaplandı. Bu iyona ait çizgiler ν Cep'te bulunmamaktadır.

Her iki süperdev yıldızın He, C, N, O ve hafif element bollukları Güneş'teki değerlere sahip veya daha zengin, demir grubu elementler ile ağır elementlerin bollukları genellikle yine Güneş'teki değerlere sahip veya daha fakirdir.



Şekil 3. 4 Lac, ν Cep ve bazı süperdev yıldızların Güneş'e göre YTD bolluklarının atom numarasının bir fonksiyonu olarak gösterimi.

Şekil 3, bir alan yıldızı olan Deneb ve çok azı küme yıldızı olan Venn (1995a, b)'in incelediği A türü süperdev yıldızların bolluk değerlerini de içermektedir. 4 Lac ve ν Cep'in demir grubu elementlere kadar olan bollukları, diğer yıldızlarınkinden genellikle daha yüksektir ve demir grubu elementlerin bollukları ise diğer yıldızlarınkinden daha düşüktür. Ayrıca 4 Lac ve Venn'in sıcak yıldızları düşük stronsiyum bolluğuna sahiptir. Bu yıldızlardan daha soğuk olan Deneb ve Venn'in bazı yıldızlarında görülen yitrium ve zirkonyum bolluğu ν Cep'in değerleri ile uyumlu değildir. Bir oymak yıldızı olan ν Cep, ağır elementler bakımından bu yıldızlardan daha fakirdir.

4.4. Makrotürbülans ve Dönme Hızları

Bu çalışmada 4 Lac ve ν Cep'in dönme hızlarının gerçek değerlerini bulabilmek için ilk olarak VLINE programı ile tahmini dönme hızı değeri belirlendi. Bazı temiz tayf çizgilerinden (Fe II, Mg II, S II vb) tahmini dönme hızı, 4 Lac için 16 km s^{-1}, ν Cep için 21 km s^{-1} dir. Seçilen bu zayıf çizgilerin mikrotürbülans, makrotürbülans gibi çizgi genişleme mekanizmalarından çok fazla etkilenmedikleri düşünülmektedir.

Daha sonra SYNTHE (Kurucz & Avrett 1981) programı ile kuramsal tayf üretildi. 4 Lac ve ν Cep yıldızlarının tayflarında kuvvetli ve temiz metal çizgileri λλ4480-4650Å dalgaboyu aralığında bulunmaktadır. Bu bölge için kuramsal tayfı üretirken, serbest girdi parametreleri olarak yıldızın tahmini dönme hızı ve olası makrotürbülans hız değerleri ile yıldızın mikrotürbülans hızı kullanılmaktadır. Üretilen kuramsal tayf, gözlemsel tayftaki Fe II 4508.283, 4515.337, 4520.225, 4522.634 Å çizgileri ile çakıştırıldı. Gözlemsel çizgi profilleriyle en iyi uyum elde edilinceye kadar serbest girdi parametreleri olarak kabul edilen makrotürbülans ve dönme hızları değiştirildi. Böylece 4 Lac yıldızı için belirlenen en iyi değerler, makrotürbülans hızı için $\zeta=15 \pm 2$ km s^{-1} ve dönme hızı için $\nu \sin i=14 \pm 2$ km s^{-1}'dir. Benzer şekilde ν Cep yıldızı için sırasıyla 12 ± 2 km s^{-1} ve 26 ± 2 km s^{-1} olarak bulunmuştur.

5. 4 Lac ve ν Cep'in Evrim Durumları

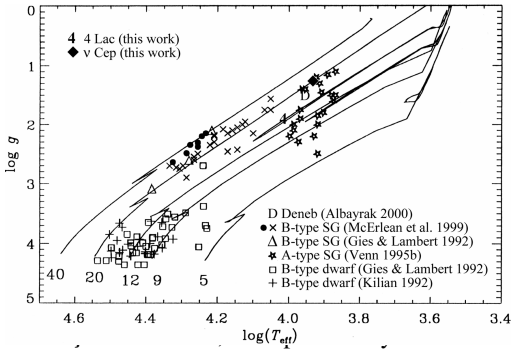
4 Lac ve ν Cep, geç B ve erken A-tayf türünden $M > 10M_{\odot}$ kütleli süperdev yıldızlardır.

Bu iki süperdev yıldızın kimyasal bollukları, büyük kütleli yıldızların evrimlerinin anlaşılmasına yardım edecektir. Büyük kütleli yıldızların ($5\text{-}20M_{\odot}$) atmosferlerine ait C, N ve O bollukları ile ilgili evrim senaryoları mevcutur. Bu modeller, atmosferdeki kimyasal bollukların, çekirdekte CNO süreciyle oluşan ve katalizör görevi gören maddenin fotosfere taşınıp taşınmadığını göstermesine bağlıdır. Büyük kütleli yıldızların CNO analizleri Venn (1995b) tarafından A türü süperdev yıldızlar için, McErlean vd. (1999) tarafından B-türü süperdev yıldızlar için ve Albayrak (2000) tarafından Deneb yıldızı için yapılmıştır.

Bu çalışmaya göre 4 Lac, Güneş'in yakın C, zengin N ve bir miktar fakir O bolluğuna sahiptir. Bu ise CNO süreci ile çekirdekte oluşmuş materyalin bir iç karışım süreci ile yıldızın fotosferine taşındığını göstermektedir (detay için bkz. Yüce 2003, 2004a). ν Cep'in atmosferi ise, Güneş'inkine yakın C ve N bolluğuna sahiptir. Bu bolluk değerleri kimyasal reaksiyonlara uğramış materyalin derin bir iç karışımla yüzeye taşınmamış olduğunu gösterir.

4 Lac ve ν Cep'in bu çalışma ile belirlenen atmosfer parametreleri T_e-log g diyagramına yerleştirildi ve benzer tür yıldızların konumlarıyla beraber teorik evrim yolları ile karşılaştırıldı (Şekil

4). Diyagramda yıldızların ZAMS kütleleri ile beraber Schaller vd. (1992)'in teorik evrim yolları da görülmektedir. Atmosfer parametrelerine göre 4 Lac yıldızı Venn'in incelediği A-türü süperdev yıldızların yakınındaki 12 $M_\odot$ kütleli evrim yolu üzerinde yer alır. Bu kütle değeri literatürde verilen (10-11 $M_\odot$) değerlere uygundur. B tayf türü anakol yıldızları (örneğin; Kilian 1992 ve Gies & Lambert 1992), 4 Lac'ın ataları gibi görünmektedir. ν Cep'in atmosfer parametreleri, yıldızı 20$M_\odot$ kütleli evrim yolunun üzerine koymaktadır. Bu değer Lamers (1995)'nin değerinden (16 $M_\odot$) biraz büyüktür. Bu yıldız diyagramda, Venn tarafından incelenen A-türü süperdevlerin çoğunun üst tarafında bulunmaktadır. Diyagramda McErlean vd. (1999)'nin incelediği karışmamış "moderate/normal processed" B-türü süperdevler ile uyuşmaktadır. ν Cep'in atası O tayf türünden anakol yıldızıdır. Karbon ve azot bollukları da bir iç karışımın olmadığı sonucuna götürmüştü.



T_e-log g diyagramındaki konumları.

4 Lac ve Cep yıldızlarının Schaller vd. (1992)'nin (log L - log T_e) teorik evrim yolları üzerindeki yerlerine bakıldı (detay için bkz Yüce 2004a). Toplam ışınım gücü $L=4.\pi.R^2.\sigma.T^4$ olmak üzere,

i) 4 Lac yıldızının R = 60$R_\odot$ (literatür) ve bçalışma ile bulunan T_e = 10350 K değerleri, yıldızı 12$M_\odot$ kütleli bir yıldızın teorik evrim yolu üzerine koymaktadır. Yıldız kırmızı dev bölgesine evrimleştikten sonra dönerek mavi süperdev durumuna gelmiştir. Aynı sonuca CN bollukları da götürmüştü. 4 Lac'ın bu konumu, bulduğumuz atmosfer parametrelerinin (T_e, log g) gösterdiği Şekil 3'deki konumu ile aynıdır. Schaller vd. (1992)'e göre 12$M_\odot$ kütleli bir yıldızın bu noktaya evrimleşmesi için geçen süre $16.5x10^6$ yıldır. Bu, Meynet & Maeder (2003)'in 12$M_\odot$ li yıldız modeli ile uyumludur. Ayrıca bulunan bu yaş, Lac OB1 oymağının yaşı ile de uyumludur ($16\text{-}25x10^6$ yıl, Blaauw 1958). Bu ise 4 Lac yıldızının Lac OB1 oymağının bir üyesi olması ihtimalini artırmaktadır.

ii) Cep yıldızının atmosfer parametrelerine göre, bu yıldız 20$M_\odot$ kütleli yıldızın evrim yolu üzerinde bulunmaktadır (Şekil 4). Schaller vd.'nin. teorik hesaplarına göre, 20$M_\odot$ kütleli bir yıldızın bu noktaya evrimleşmesi için geçen süre $8x10^6$ yıl dır. Bu, Meynet&Maeder (2003) ile uyum içindedir. Ayrıca bu yaş da CEP OB2 oymağının yaşına uygundur ($3\text{-}7x10^6$ yıl, Simonson ve Someren Greve 1976).

6. Kaynaklar

Albayrak, B. 2000, A&A, 364, 237

Bevington, P.R. 1969, Data reduction and error analysis for the physical sciences (McGraw-Hill: New York)

Blaauw, A. 1958. AJ, 63, 186

Gies, D. R. & Lambert, D. L. 1992, ApJ, 387, 673

Hill, G. & Fisher, W.A. 1986, Publ. Dominion Astrophys. Obs., 16, 13

Hill, G. M., Walker, G. A. H. & Yang, S. 1986, PASP, 98, 1186

Hubeny, I., Lanz, T. & Jeffery, C.S. 1994, TLUSTY & SYNSPEC-A brief Description. Daresbury Lab. New. Anal. Astron. Spectra, No. 20; 30.

Humphreys, R.M. 1978, ApJS, 38, 309

Kilian, J. 1992, A&A, 262, 171

Kurucz, R.L. 1993, Kurucz CD-ROM No. 13, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid (Cambridge, SAO).

Kurucz, R.L. & Avrett, E.H. 1981, Smithsonian Astrophys. Obs. Spec. Rep., 391

McErlean, N.D., Lennon, D.J. & Dufton, P.L. 1999, A&A, 349, 553

Meynet G. & Maeder A. 2003, A&A, 404, 975

Morgan, W. W. & Roman, N. G. 1950, ApJ, 112, 362

Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. &
Maeder, A. 1992, A&ASS, 96; 269

Simonson, S.C., & van Someren Greve, H.W. 1976, A&A, 49; 343

Slettebak, A. 1954, ApJ, 119, 146

Stock, J. 1956, ApJ, 123, 253

Takeda, Y. & Takada-Hidai, M. 1995, PASJ, 47, 169

Takeda, Y. & Takada-Hidai, M. 1998, PASJ, 50, 629

Takeda, Y. & Takada-Hidai, M. 2000, PASJ, 52, 113

Venn, K.M. 1995a, ApJS., 99; 659

Venn, K.M. 1995b, ApJ, 449, 839

Verdugo, E., Talavera, A. & Gómez de Castro, A, A&A, 346, 819

Yüce, K. 2003, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi, Ankara

Yüce, K. 2004a, Baltic Astronomy, basımda

Yüce, K. 2004b, yayın aşamasında.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

95 Leo (A3V) Yıldızının Tayfsal Analizi

Ayşegül Teker[1], Dursun Koçer[12], Saul J. Adelman[34]

[1]İstanbul Kültür Üniversitesi, Fizik Bölümü,Fen-Edebiyat Fakültesi, E5 Karayolu Üzeri, Şirinevler, 34191, İstanbul
a.teker@iku.edu.tr, d.kocer@iku.edu.tr,
[2]TUBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
[3]Department of Physics, The Citadel, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, USA
adelman@citadel.edu
[4]Misafir Gözlemci,
Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institute of Astrophysics,
5071 West Saanich Road, Victoria, BC,
V9E 2E7, Canada

Özet: Bu çalışmada keskin çizgili 95 Leo (A3V) yıldızı model atmosfer tekniği ile spektroskopik olarak incelenmiştir. DAO'daki (Dominion Astrophyisical Observatory) 1.22 m'lik teleskopla yapılan gözlemlerde, CCD dedektörlerle λλ3830-6710 spektrel aralığında 2.4 Å/mm çözünürlüklü spektrogramlar alınmıştır. Sinyal-gürültü oranı ≥ 200 dür. Spektrogramlar interaktif bilgisayar grafik programı REDUCE ile indirgenmiş ve ölçülmüştür. Spektrum VLINE alt programı ile ölçülürken, metalik çizgi blendlerini ayırmak ve zayıf çizgileri ölçebilmek için 'fix parameter' özelliği kullanılmıştır. Spektrofotometri ve H-gamma profili yöntemleri kullanılarak, etkin sıcaklık ve yüzey çekimi değerleri sırasıyla 8300 K ve 3.65 olarak verilmektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: özel yıldızlar – yıldızlar: yıldız atmosferleri: bolluk analizi – yıldızlar: dönme: radyal hız

Abstract: We've started an analysis of the sharp-lined superficially normal A3V star 95 Leo. We are using 2.4 Å/mm spectrograms covering λλ 3830-6710 obtained with the 1.22-m telescope of the DAO using CCD detectors. Their mean signal-to-noise ratios are ≥ 200. The spectrograms are rectified and measured with the interactive computer graphics program REDUCE. In measuring the spectrum with the VLINE routine, we use the fixed parameter feature to deconvolute metallic line blends and to measure weak lines. Effective temperature and surface gravity estimates based on spectrophotometry and H-gamma profile fitting were given in the literature as 8300 K and 3.65 respectively.

Key words: stars: peculiar stars — stars: stellar atmospheres: abundance analysis – stars: rotation: radial velocity

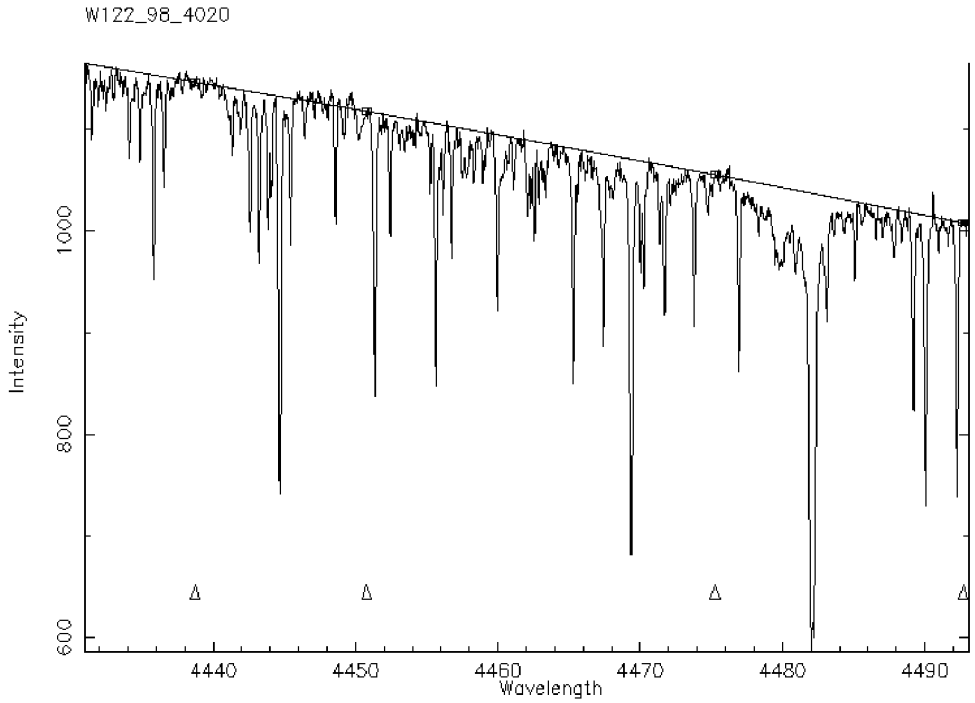
1. Giriş

Bu çalışmamızda A3V türünden bir yıldız olan 95 Loe nun atmosfer bolluk analizine başlanmıştır. 95 Leo yıldızı (HD 103578, BD+16°2319, GC 16311, HR 4564, HIP 58159) göreli olarak yavaş dönen A tipi bir tayfsal çift yıldızdır. Yıldızın tayf türü Abt&Morell (1995) tarafından A3Ivp olarak verilirken ve Royer ve ark.(2002) tarafından SB2 çifti olarak tanımlanmıştır. Adelman ve ark. (1980) UBV ve ubvy fotometrilerini kullanarak 95 Leo yıldızını incelemiş ve etkin sıcaklık için sırasıyla 8650 K ve 8350 K değerlerini elde etmiştir. Adelman ve ark. (2002) uvbyβ fotometrisi ile T_{eff} = 8331 K, log g = 4.14 değerlerini bulurken spektrofotometri ve Hγ profilini kullanarak T_{eff} = 8300 K, log g = 3.65 değerlerini bulmuşlardır.

Bildiri tam metni için : Ayşegül TEKER
e-mektup: a.teker@iku.edu.tr

2. Gözlemler ve Yöntem

95 Leo yıldızının Dominion Astrophysical Observatory'de 1.22 m'lik teleskopla yapılan gözlemlerinde CCD dedektörlerle 2.4 Å/mm çözünürlüklü 19 spektrogram alınmıştır. Sinyal-gürültü oranı ≥ 200 olup spektrogramların kapsadığı dalgaboyu aralığı 63 Å ve 144 Å dur. Hβ ve Hγ bölgelerini kapsayan 18 spektrogram λλ3830-4934 spektrel aralığında, biri ise Hα bölgesini içerecek şekilde alınmıştır.



Şekil-1: 95 Leo yıldızının λ 4461 Å bölgesinin REDUCE programı ile normalizasyonu.

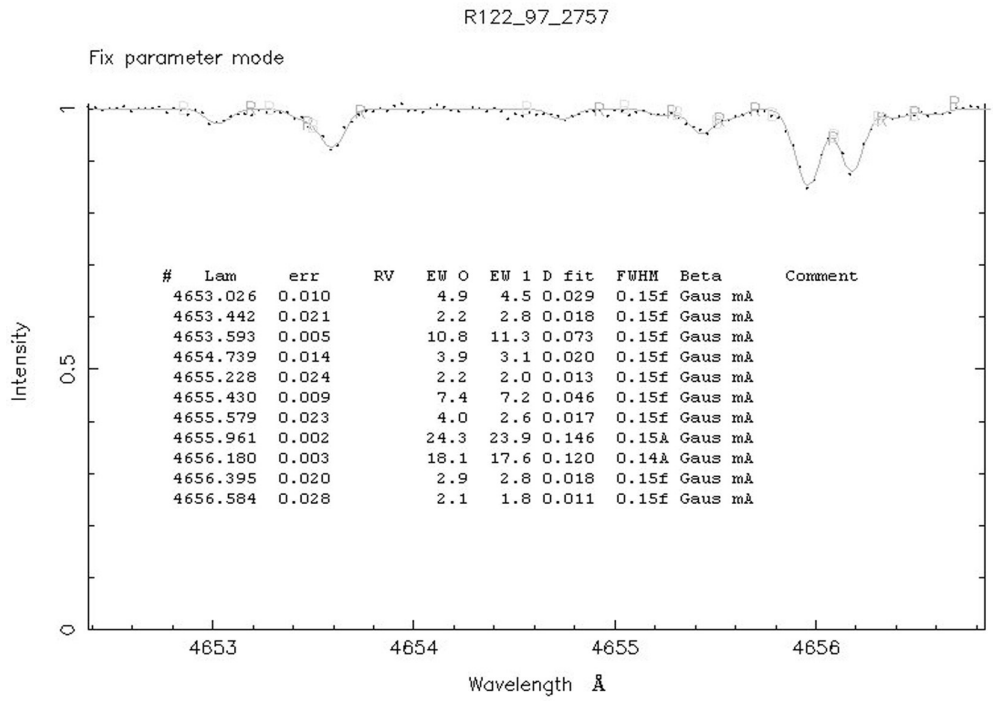
Gözlemler interaktif bilgisayar grafik programı REDUCE (Hill&Fisher 1986) ile indirgenmiş ve dispersiyon yönünde saçılan ışık için %3.5 luk bir düzeltme uygulanmıştır (Gulliver,Hill&Adelman 1996). REDUCE programının bir gösterimi olmak üzere Şekil-1; λλ4430-4493 spektrel aralığını kapsayan spektrogramın normalizasyon aşamasını göstermektedir.

Yıldızın radyal hızı, Yer'in yörünge hızı için düzeltme yapıldıktan sonra, yıldız ve laboratuar dalgaboylarının karşılaştırılması sonucu bulunmuştur. Ölçülen bir spektrumun radyal hızı için -65.88±0.2 kms^{-1} lik bir değer bulunmuştur. Bununla birlikte literatürde Evans (1979) yıldızın radyal hızını -21.4±0.9 kms^{-1} olarak vermiştir.

95 Leo'nun tayfında her bir çizginin ölçümünde VLINE (HillFisher 1986) programı kullanılarak, eşdeğer genişlik, merkezi dalgaboyu, çizgi derinliği ve geçirilen profilin FWHM değeri elde edilmektedir. Tayfdaki çizgilerden eşdeğer genişliği 20 mÅ'dan büyük olanlar kuramsal Gauss profili ile çakıştırılmıştır. VLINE ile tayfın ölçümü esnasında, özellikle çizgi genişlikleri için programın "fix parameter" özelliği kullanılarak blend haldeki yakın çizgilere daha iyi profil geçirilmesi sağlanmıştır. Bu işlemlere örnek oluşturması için Şekil-2, 95 Leo'nun bir tayf bölgesinin ölçüm aşamasını göstermektedir.

λ 4481 Å yakınındaki blend halde olamayan, temiz, tek ve orta şiddetli çizgilerden ilk dönme hızı varsayımız 95 Leo için 4.7 kms^{-1} dir. Eşdeğer genişliği 12 mÅ civarındaki bu gibi çizgiler atomik çizgi genişlemesi, mikrotürbülans ve makrotürbülanstan etkilenmemek için çok zayıflardır ve büyüme eğrisinin lineer kolu üzerindelerdir. Kıyaslama açısından literatürde Abt&Morell (1995) 95 Leo'nun dönme hızı için vsini = 10 kms^{-1} değerini vermiştir.

Çizgiler genel olarak "A Multiplet Table for Astrophysical Interest" (Moore 1945) ve "Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions, Part I" (Reader&Corliss 1980) çizelgelerinden tanımlanmıştır. Bunların yanında; Ti II için Huldt ve ark. (1982), Mn II için Iglesias&Valesco (1964), Fe I için Nave ve ark. (1994) ve Fe II için Johansson (1978) katalogları kullanılmıştır. Çizgi tanısı için bir örnek Tablo-1'de verilmektedir. 95 Leo'nun tayfında şimdiye kadar ölçülen bir bölgede Mg I, Al II, Ca I, Sc I, Sc II, Ti



Şekil-2: 95 Leo yıldızına ait bir tayf bölgesinin VLINE programı ile ölçümü.

I, Ti II, VI, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Co I, Ni I, Ni II, Zn I, Sr II, Y I, Zr I, Zr II, Cd I, La II, Pr II, Nd II ve Sm II çizgileri bulunmuştur.

3. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışma keskin çizgili A3V yıldızı olan 95 Leoiçin bir ön analiz niteliğinde olup yıldızın tayfının henüz bir kısmı için çizgi tanısı yapılmıştır. Diğer tayf bölgelerinin de indirgenmesi ve çizgi tanısı yapıldıktan sonra bolluk tayini elde edilecektir.

4.Kaynaklar

Adelman, S. J., Pyper, D.M., ve White, R. 1980, ApJS, 43, 491.

Adelman, S.J., Pintado, O.I.,Nieva, F., Rayle, K.E.,ve Sanders, Jr., S.E. 2002, A\&A, 392, 1031.

Abt, H.A.,ve Morrell, N. I. 1995, ApJS, 99, 135.

Evans, D.S. 1979, The Revision of The General Catalogue of Radial Velocities, IAU Symp., 30, 57.

Gulliver, A. F., Hill, G., ve Adelman, S. J. 1996, in Model Atmospheres and Spectrum Synthesis, edt. S. J. Adelman, F. Kupka, ve W. W. Weiss, ASP Conf. Ser., 108, sf. 232.

Hill, G., ve Fisher, W. A. 1986, Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria, 16, No. 13.

Hoffleit, D. 1982, The Bright Star Catalogue, 4th revised edition, Yale University Observatory, New Haven, CT.

Huldt, S., Johansson, S., Litzen, U., ve Wyart J.-F. 1982, Phys.Scripta, 25, 401.

Iglesias, L., ve Valesco, R. 1964, Publ. Inst. Opt. Madrid, No.23.

Johansson, S. 1978, Phys. Scripta, 18, 217.

Moore, C. E. 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Princeton University Observatory.

Nave, G., Johansson, S., Learner, R.C.M., Thorne, A.P., ve Brault, J.W. 1994, ApJS, 94, 221.

Reader, J., \& Corliss C. H. 1980, NSRDS-NBS 68, Part 1, US Government Printing Office, Washington, DC.

Royer, F., Grenier, S., Baylac, M.-O., Gomez, A.E., \& Zorec, J. 2002, A\&A, 393, 897.

Tablo-1: 95 Leo yıldızının λλ4650-4713 tayf bölgesi için çizgi tanısı.

Gözlenen λ(Å)	W_{λ} (mÅ)	Derinlik	Genişlik (FWHM)(Å)	Laboratuvar λ(Å)	Çizgi Tanısı
4653.026	4.5	0.029	0.146	4654.048	
4653.442	2.8	0.018	0.146	4654.464	Fe I (39)4654.501(5)
4653.593	11.3	0.073	0.146	4654.615	Fe I (554,821)4654.6050,.6286(3)
4654.739	3.1	0.020	0.146	4655.761	Ti II (38)4655.7771(5)
4655.228	2.0	0.013	0.146	4656.250	
4655.430	7.2	0.046	0.146	4656.452	Ti I (6)4656.468(25)
4655.579	2.6	0.017	0.146	4656.601	
4655.961	23.9	0.146	0.154	4656.983	Fe II (43)4656.974(1)
4656.180	17.6	0.120	0.138	4657.203	Ti II (59)4657.2005(33)
4656.395	2.8	0.018	0.146	4657.418	Co I (156)4657.390((1)
4656.584	1.8	0.011	0.146	4657.607	(Fe I (346)4657.598((1)))
4657.828	5.0	0.032	0.146	4658.851	
4658.020	3.0	0.020	0.146	4659.043	
4660.752	2.6	0.016	0.146	4661.776	Zr II (129)4661.78(5)
4662.030	8.0	0.052	0.146	4663.054	Al II (2)4663.054(0)
4662.372	3.0	0.019	0.146	4663.396	Cr I (186)4663.328(40); Co I (156)4663.403(12)
4662.681	14.8	0.095	0.146	4663.705	Fe II (44)4663.700(0)
4662.825	2.7	0.017	0.146	4663.849	Cr I (186)4663.832(55)
4663.319	1.8	0.011	0.146	4664.343	(Ni I (147)4664.32( ))
4663.770	3.1	0.020	0.146	4664.794	Cr I (186)4664.80(60)
4664.275	2.7	0.017	0.146	4665.299	(Fe I (1115)4665.24(¤))
4664.556	7.8	0.050	0.146	4665.580	Ni II (KX)4665.548(p)
4664.781	4.2	0.027	0.146	4665.805	Fe II (26)4665.80(p)
4664.980	2.3	0.015	0.146	4666.004	
4665.234	2.1	0.013	0.146	4666.259	Cr I (99)4666.215(25)
4665.545	6.6	0.043	0.146	4666.570	Cr I (186)4666.512(55)
4665.726	37.6	0.236	0.150	4666.751	Fe II (38)4666.750(2)
4665.971	4.4	0.029	0.146	4666.996	Ni I (146)4666.994(2)
4666.205	4.5	0.029	0.146	4667.230	Cr I (99)4667.181(30))
4666.423	15.7	0.101	0.146	4667.448	Fe I (822)4667.4531(6)
4666.653	4.6	0.030	0.146	4667.678	(Ti I (6)4667.585(25))
4666.797	4.5	0.029	0.146	4667.822	Ni I (163)4667.766(3)
4667.105	12.7	0.082	0.146	4668.130	Fe I (554)4668.1344(6)
4667.423	4.0	0.025	0.146	4668.448	Ti I (77)4668.357(2)
4667.619	9.1	0.058	0.146	4668.644	
4667.890	4.5	0.029	0.146	4668.915	(La II (76)4668.91(250))
4668.147	8.9	0.057	0.146	4669.172	Fe I (821)4669.1711((4))
4668.334	7.9	0.051	0.146	4669.359	(Sm II(7)4669.396(500)); Cr I (186)4669.336(50)

Cumhuriyet Türkiye'sinin ilk kadın gökbilimcisi ilk kadın dekanı Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan (16 Ağustos 1910 - 23 Nisan 2003)

14 Ağustos 1910' da İstanbul'da dünyaya geldi. Babasının adı Zihni'dir. İlk öğrenimini Bezm-i Alem ve Sisli Terakki Lisesinde orta öğrenimini Erenköy Kız Lisesi Fen Şubesinde tamamladıktan sonra 1928 yılında bir Devlet bursu kazanarak Matematik - Fizik lisansı yapmak üzere Fransa'ya gönderilmiştir. Lyon kız lisesinde Fransızca öğrenip Erkek lisesinde "Mathématiques Spéciales" sınıflarını okuduktan sonra 1932 yılında Lyon Üniversitesinde Matematik lisansını tamamlamış 1933-1934 ders yılında da Paris Üniversitesinde "Diplóme D'études Supérieures" sertifikasını almış ve Paris rasathanesinde staj görmüştür.

1933 Üniversite Reformu ile birlikte 29 Eylül 1934 tarihinde, bir yabancı profesör ve iki yabancı yardımcı ile İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesinde kurulan Astronomi Enstitüsünde ilk Türk doçenti olarak tayin edilmiş ve 1937 yılında Kürsü profesörü Ord. Prof. Dr. F. Freundlich'in yanında doktora tezini hazırlayarak Fen Doktoru unvanını almıştır. Bu tez I.Ü. Fen Fakültesi'nin kayıtlarındaki "Bir numaralı" doktora tezidir.

Prof. Dr. Gökdoğan Mayıs 1940 tarihinde doçentlik tezini vermiştir. 1936 -1946 yılları arasında İstanbul Teknik Üniversitesi'nde Matematik Doçent'i olarak ek görev yapmıştır. 1 Aralık 1948 yılında Fen Fakültesinin teklifi ile İstanbul Üniversitesi Senatosu tarafından Profesörlüğe yükseltilmiş ve ardından Fakülteyi temsilen Senatörlüğe ve 1954 yılında da Dekanlığa seçilmiştir. İki yıl bu görevi yürüten Prof. Dr. N. Gökdoğan böylece Türkiye'de, Üniversitelerimizde ilk kadın senatör ve ilk kadın dekan olmak şerefine ulaşmış ve senatörlük görevini uzun yıllar sürdürmüştür. 1958 yılında Astronomi Kürsüsü'nü yönetmeye başlayan Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan 22 yıl Kürsü ve Bölüm başkanlığı görevini yürütmüş ve 1980 yılında ikinci kez Dekan ve Bölüm Başkanlığı görevlerini sürdürürken yaş sınırı nedeniyle emekli olmuştur.

Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Astronomi Bölümüne 46 yıl hizmet etmiş, 11 adet doktora tezi danışmanlığı yapmış, 9 adet ders kitabi (altısı tercüme), yedisi yurtiçi ve altısı yurtdışı olmak üzere toplam 13 makele yazmıştır. Bölüm Başkanlığı süresince Fransa'da Meudon ve Nice, Isviçre'de Basel, Italya'da Asiago Rasathaneleri ile ortak araştırma programları geliştirmiştir. 1954 yılında kurulan Türk Astronomi Derneği'nin kurucularından olan Prof. Dr. N. Gökdoğan 20 yıl kadar bu derneğin başkanlık görevini yürütmüştür. Kendisi Uluslararası Astronomi Birliğinin (IAU) Türkiye temsilcisi ve Güneş Fiziği ile Spektroskopi komisyonlarına üye seçilmiştir. Üniversiteli Kadınlar Derneğinin de kurucu üyelerinden olan Prof. Dr. Gökdoğan, çeşitli dönemlerde bu Derneğin Başkanlığında bulunmuştur. Aralık 1971 de Astronomi Kürsüsünde Türk ve Balkan astronomlarının iştirak ettiği "Kepler Sempozyumunu", Eylül 1978 de de Silivri de Türk ve bazı yabancı davetli astronomların katıldığı II. Ulusal Astronomi Kongresi'ni düzenlemiştir. Bu Kongre, bugün kurulmuş olan Ulusal Gözlemevi fikrinin gündeme geldiği ve tartışılmaya başlandığı çok önemli bir toplantı olmuştur. Prof.Gökdoğan ayrıca Üniversiteli Kadınlar Derneğinin Başkanı olarak, UNESCO'nun düzenlediği okuma yazma yılı nedeni ile, 1970 yılında Ortadoğu ülkeleri ve Yunanistan'ın katıldığı bir sempozyumu gerçekleştirmiştir.

Fransızca, İngilizce, Almanca ve Rumca dillerini çok iyi bilen Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan, merhum Prof. Dr. Mukbil Gökdoğan'la evli olup, İstanbul Üniversitesi Konservatuarı'dan 2001 de emekli olan Prof. Dr. Gönül Gökdoğan ve Cerrahpaşa Tip Fakültesi, öğretim üyesi Prof. Dr. Can Gökdoğan'ın annesidir.

(Tanıtım yazısı IU Astronomi Bölümünden alınmıştır)

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Cumhuriyet Dönemi'nde Astronomi Çalışmaları

Doç. Dr. Yavuz Unat[1], İnan Kalaycıoğulları[1]

[1] Ankara Üniversitesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, 06100, Ankara
unat@humanity.ankara.edu.tr, inankalaycioglullari@mynet.com

Özet: Cumhuriyet tarihinin ilk üniversite reform hareketi olan 1933 Üniversite Reformu'yla İstanbul Darülfununu lağv edilerek İstanbul Üniversitesi, 1944 yılında da Ankara Üniversitesi Astronomi Enstitüsü ve 1963'te enstitünün araştırma merkezi olarak Ahlatlıbel Gözlemevi kurulmuştur. İstanbul ve Ankara Üniversiteleri'nin öncülük ettiği çağdaş astronomi çalışmalarına paralel çalışmalar, daha sonraları diğer üniversitelerin bünyesinde de sürdürülmeye başlanmıştır. Günümüzde astronomi çalışmaları, ODTÜ, İnönü Üniversitesi, Ege Üniversitesi, Ankara Üniversitesi, Erciyes Üniversitesi'nde bölüm olarak astronomi çalışmalarına katkı sağlayabilecek düzeyde devam etmektedir. Bu çalışmada, Türkiye'deki çağdaş astronomi eğitimi ve araştırmalarının tarihsel bir dökümü yapılacak ve Türkiye'de astronomi biliminin kurumsallaşmasına öncülük eden ve katkı sağlayan bilim adamlarının çalışmaları değerlendirilecektir.

Anahtar kelimeler: astronomi: astronomi tarihi: Türkiye'de astronomi.

Abstract: The first university in Republic of Turkey was Istanbul University founded in 1933. After that, this institute followed another institutes such as the astronomy institute in Ankara University in 1944, department of astronomy in Ege University in 1962-63. Also, observatories founded in Turkey such as Istanbul University Observatory in 1935, Ahlatlıbel Observatory in 1963, and lastly TUBITAK National Observatory in 1997. In this article, working on astronomy will be put on paper in Turkey from 1923 to 2004 and studies and contributions of astronomers will be given.

Key words: astronomy: history of astronomy: astronomy in Turkey.

1. Giriş

Osmanlı İmparatorluğu, 1912 Balkan Savaşı ve ardından da 1914-1918 yılları arasındaki Birinci Dünya Savaşı sonucunda adeta tükenmişti. Böyle bir dönemde eğitim, öğretim ve bilimsel etkinliklerin aksaması doğaldır. Ancak bu aksaklık, 29 Ekim 1923'te Cumhuriyet'in ilanında sonra Atatürk'ün çabalarıyla giderilmiş ve çağdaş uygarlıklar seviyesine ulaşmak amaç olmuştur.

Atatürk, ülkeye bir yol gösterici olarak bilimi kabul etmiş ve bunu da "*Hayatta en hakiki mürşit ilimdir*." sözü ile belirtmiştir. Atatürk'e göre, memleketin korunması için alınacak en önemli önlem ve hatta bir ülkenin özgür ve bağımsız olması için gerekenler bilim ve irfandır. Cumhuriyet'in ilanından sonra da Atatürk, bu düşüncesini hızla uygulamaya geçirmek istemiş ve bu düşüncesine dayalı olarak 1924 yılında İstanbul Darülfünûn'u İstanbul Üniversitesi olarak yeniden şekillenmiştir. Atatürk burada ısrarla üniversite ve alt birimler olarak fakülte adının kullanılmasını istemiştir. Böylece 1933 yılında üniversite reformuyla üniversitelerde yeni bir yapılanma olmuş ve bu reformun gerçekleştiği yıllarda yurt dışından bilim adamları getirilerek özellikle İstanbul Üniversitesi'nde görev almışlardır.

Üniversitede başlatılan yenilik hareketinin bir devamı olarak, daha sonraki yıllarda önce Ankara Üniversitesi, daha sonra Hacettepe Üniversitesi, İzmir'de Ege Üniversitesi ve Erzurum'da Atatürk Üniversitesi ve yine Ankara'da Orta Doğu Teknik Üniversitesi kurulmuştur. Bu üniversitelerde çalışan elemanlar hemen her alanda verimli çalışmalar yapmışlardır.

Türkiye'de astronomi araştırmaları 1933 üniversite reformuyla, ilk önce İstanbul Üniversitesi'nde yabancı bilim adamları tarafından başlatılmıştır. Yabancı uyruklu bilim adamları, çalışmalarına ve katkılarına 1967 yılına kadar devam etmişlerdir. Türk astronomları ise, ilkin tez çalışmalarıyla bu alanda çalışmaya başlamışlar ve ilk yurt dışı bilimsel makale 1935 yılında yayımlanmıştır.

Astronomi çalışmaları, günümüzde birkaç üniversite ve bu üniversitelere bağlı olarak devam etmektedir. 1933 yılında İ.Ü. Fen Fakültesi bünyesinde Astronomi Enstitüsü ve 1936 yılında da bu enstitü için Üniversite bahçesine küçük bir gözlemevi kurulmuştur. 1944 yılında Okyay Kabakçıoğlu'nun gayretleriyle Ankara Üniversitesi'nde Astronomi Enstitüsü açılmış ve 1963 yılında da bu enstitüye bağlı Ahlatlıbel

Bildiri tam metni için : Yavuz UNAT
e-mektup: unat@humanity.ankara.edu.tr

Gözlemevi hizmete girmiştir. Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü ise 1962 yılında kurulmuş, Ege Üniversitesi Gözlemevi de Abdullah Kızılırmak tarafından 1965 yılında tamamlanmıştır. Yine 1962 yılında Bedri Süer tarafından Orta Doğu Teknik Üniversitesi'nde astronomi dersleri verilmeye başlanmış ve sonraki yıllarda Dilhan Eryurt ve Hakkı Ögelman'ın çabalarıyla Fizik Bölümü içerisinde Astrofizik Anabilim Dalı kurulmuştur. 1987'de İnönü Üniversitesi'ne Zeki Aslan'ın atanmasıyla burada astronomi dersleri verilmeye başlanmış ve küçük bir de gözlem istasyonu kurulmuştur.
Cumhuriyet Dönemi'nde Türkiye'deki astronomi çalışmalarını dört bölümde incelemek mümkündür.

2. 1933-1943 Başlangıç Dönemi, Birinci Kuşak Çalışmalar, İstanbul Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nün Kuruluşu ve İlk Dönem Astronomi Çalışmaları

Başlangıç Dönemi olarak adlandırdığımız I. Dönem'deki çalışmalar 1933-1944 yıları arasını kapsamaktadır. 1933 öncesine baktığımızda astronomi ile çalışmaların yok denecek kadar az olduğunu söyleyebiliriz. 1867 yılında, Fransız mühendisi Coumbary'nin girişimleriyle bir gözlemevi kurulmuş, 1910 yılında gözlemevi Mehmed Fatin Gökmen tarafından yeniden yapılanmış ve 1911 yılında Kandilli Gözlemevi adıyla çalışmalarına başlamıştı. Cumhuriyet'in ilk yıllarında astronomi faaliyetleri sürdürülmesine karşın, Cumhuriyet Türkiye'sinde astronomi çalışmaları 1933 üniversite reformundan sonra başlamıştır.

Cumhuriyet döneminde ilk büyük atılım, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsü'nün kurulmasıyla başlamıştır. Bugün Beyazıt'ta İstanbul Üniversitesi'nde yer alan Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 1933 yılında İ.Ü. Fen Fakültesi bünyesinde Astronomi Enstitüsü adıyla Berlin Postdam Gözlemevi'nde çalışmış olan Ord. Prof. Dr. Erwin Finlay Freundlich tarafından kurulmuştur. Enstitüde, 1 Ocak 1934'de Ord. Prof. Dr. W. Gleissberg göreve başlamış, 24 Eylül 1934 yılında Nüzhet Toydemir (Gökdoğan), 1935 yılında Dr. Tevfik Okyay Kabakçıoğlu ve Paris Pişmiş çalışmalara katılmışlardır. Aynı yıl, Alman astronom Freundlinch tarafından İstanbul Üniversitesi'nde İstanbul Üniversitesi Gözlemevi (IUO) kurulmuştur. 1 Eylül 1938'de de fotometri konusunda dünyaca ünlü Ord. Prof. Dr. H. Rosenberg göreve başlamış ancak kısa süre sonra vefat etmiştir.
Enstitü 1933-1935 yılları arasını, Zeynep Hanım Konağı'nda çalışmalarını sürdürmüş, 1936-1937 ders yılından itibaren de İ.Ü. Merkez bahçesinde yer alan ve Prof. Dr. Arif Hikmet Holtan tarafından planı çizilip, Ekrem Hakkı Ayverdi tarafından yaptırılan bugünkü binalarına taşınmıştır. 1958 yılında Prof. Nüzhet Gökdoğan bölüm başkanı olduğunda bölümün ikinci binası bitirilmiştir.
1958'den sonraki yıllarda Astronomi Enstitüsü Bölüm haline gelmiş ve YÖK'ün fakültelerdeki bölümler üzerinde yaptığı düzenlemeler sonucu 1982'de Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü adını almıştır.

3. 1944-1962 Olgunlaşma Dönemi, İkinci Kuşak Çalışmalar, Ankara Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nün Kuruluşu ve Astronomi Çalışmalarının Olgunlaşması

İstanbul Üniversitesi'nde Astronomi Enstitüsü'nün açılmasından 11 sene sonra Cumhuriyet Türkiyesi'nde Astronomi alanında ikinci önemli gelişme Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Astronomi Enstitüsü'nün kurulmasıdır. Astronomi Enstitüsü 1944 yılında Okyay Kabakçıoğlu'nun çabalarıyla kurulmuştur. Enstitü'nün ilk asistanı Dilhan Eryurt'dur. 1954 yılında Enstitünün başına E. A. Kreiken getirilmiştir. 1958 yılında da Ahlatlıbel Köyü yakınlarında gözlemevi kurma çalışmaları Kreiken'in girişimleriyle başlamış ve 26 Ağustos 1963'te NATO ve ARGE tarafından düzenlenen Yıldız Sistemlerinin Yapısı adlı Uluslararası bir sempozyumla Ahlatlıbel Gözlemevi hizmete açılmıştır. Gözlemevi 1964'te bağımsız bir araştırma enstitüsü olmuştur.
Böylece ilk kuşak astronomları diyebileceğimiz Nüzhet Gökdoğan, Tevfik Kabakçıoğlu, Paris Pişmiş, Metin Hotinli ve Edibe Ballı'nın ardından, Ankara Üniversitesi'nde Astronomi Kürsüsü'nün açılmasıyla Dilhan Eryurt, Bedri Süer, Abdullah Kızılırmak, Rümeysa Kızılırmak gibi ikinci kuşak astronomlarının yetişmeye başladığına tanık oluyoruz.

4. 1963-1981 Yaygınlaşma Dönemi, Üçüncü Kuşak Çalışmaları, Ege ve ODTÜ Astronomi Bölümlerinin Kuruluşu ve Astronomi Çalışmalarının Yaygınlaşması

Cumhuriyet Türkiyesi'nde Astronomi alanında diğer önemli gelişme Ege ve ODTÜ astronomi bölümlerinin kuruluşu ile yaşanmıştır. Böylece astronomi bölümleri yaygınlaşmaya başlamış ve bilimsel çalışmalar yoğunlaşmıştır.

1955-1956 öğretim yılında Tıp ve Ziraat fakülteleri kurulan Ege Üniversitesinin üçüncü fakültesi 1961-1962 öğretim yılında kurulmuş olan Fen Fakültesi'dir. Bu fakültenin Astronomi Kürsüsü, 1962-1963 öğretim yılında Matematik Kürsüsü'nün

yönetiminde kurulmuş ve öğretim faaliyetine geçmiştir.

Başlangıçta diğer üniversite öğretim elemanları burada ders vermişler, 15 Ekim 1962-11 Ocak 1963 tarihleri arasında Dr. Flecktenstein, yabancı uzman olarak kürsüde çalışmaya başlamıştır. 8 Ocak 1963 tarihinde Astronomi Kürsüsü'ne Doç. Dr. Abdullah Kızılırmak ve As. Dr. Rümeysa Kızılırmak atanmışlar ve böylece Astronomi Kürsüsü bağımsız şeklini almıştır. 1 Kasım 1965'de de Batı Almanya uyruklu Prof. Dr. Hans Kienle, kürsüdeki görevine başlamış ve 1969-1970 öğretim yıllarında Amerikalı Prof. Dr. T. L. Swihart, 1971-1972 ve 1972-1973 öğretim yıllarında ise Prof. Dr. R. H. Wilson sözleşmeli öğretim üyesi olarak bu kürsüde görev almışlardır.

Ege Üniversitesi Astronomi Kürsüsü kurulurken, okutulan astronomi derslerinin uygulamalarını yapmak, astronomi eğitimine yardımcı olmak, gökbilimcilere yetişme olanaklarını sağlamak, bilimsel araştırmaları yapmak, ulusal ve uluslararası gözlemevleriyle bilimsel işbirliği kurmak, halkın astronomiye merakını giderecek faaliyetlerde bulunmak amaçlarını gerçekleştirmek için bir gözlemevi kurma çabalarına girilmiş ve başlangıçta küçük bir gözlemevi kurulmuştur.

Gözlemevi için bölgenin seçimi, Doç.Dr. Abdullah Kızılırmak, Doç.Dr. Recep Egemen ve yabancı uzman Dr. Fleckenstein'dan kurulu bir komisyonca yapılmış ve en uygun yer olarak Bornova'nın güney doğusuna rastlayan Kemalpaşa dağlarının eteğinde Kurudağ Tepesi seçilmiştir.

Gözlemevi'nde ilk gözlem, Doç Dr. Abdullah Kızılırmak, Dr. Rümeysa Kızılırmak, Sezai Hazer, Ünal Akyol ve Şükrü Bozkurt'un 22 Haziran 1965 gecesi "değişen yıldız" gözlemi olmuş ve Gözlemevi, 1967 yılında Fen Fakültesine bağlı "Ege Üniversitesi Rasathanesi" adıyla tüzel kişilik kazanmıştır.1982 yılında ise gözlemevi, Fen Fakültesine bağlı Ege Üniveristesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi şekline dönüştürülmüştür.

1962 yılında diğer bir gelişme ODTÜ'de yaşanmıştır. Bedri Süer tarafından ODTÜ'de astronomi dersleri verilmeye başlanmış ve daha sonra bu üniversitede 1968 yılında, Dilhan Eryurt ve Hakkı Ögelman'ın gayretleriyle Fizik Bölümü içerisinde Astrofizik Anabilim Dalı kurulmuştur. 1969 yılında da bu kadroda Paris Pişmiş katılır. 1990 yılında da kuramsal çalışmalar yanında gözlemsel çalışmaları da yürütebilmek için ODTÜ Fizik Bölümü Gözlemevi faaliyete geçti.

5. 1982-2004 Gelişme Dönemi, Dördüncü Kuşak Çalışmaları, Kandilli Gözlemevi'nin Boğaziçi'ne Bağlanması, TUG'un Kuruluşu ve Gözlemevi Bağlantılı Çalışmaların Artması

Bir kurum olarak gözlemevleri ilk defa İslâm Dünyası'nda ortaya çıkmıştır. Astronomi tarihinde oldukça önemli olan bu gelişme sayesinde gözlem yapmanın önemi anlaşılmış ve bu amaçla hükümdarların desteğiyle büyük gözlemevleri kurulmuştur.

Osmanlı İmparatorluğu'nda III. Murat döneminde İstanbul'da Tophane sırtlarında 1575 yılında Takîyüddîn tarafından İstanbul'da bir gözlemevi kurulmuştu. Bu gözlemevinde 16. yüzyılın en mükemmel gözlem araçları inşa edilmişti. Ancak 1577 yılında bir kuyruklu yıldız görülmesini ve 1578'de de veba salgını başlamasını fırsat bilenler, bir gözlemevinin kurulduğu her yerde felâketlerin birbirini kovaladığını, Uluğ Bey'in ölümünü de örnek göstererek kanıtlamaya çalışmışlar, Padişah da bu baskılar sonucunda gözlemevinin yıkılmasını emretmişti. 1580 yılında da Kaptan-ı Derya Kılıç Ali Paşa bütün gözlem araçlarıyla birlikte bir gecede gözlemevini yerle bir etmişti. Bu olay Osmanlılarda genellikle bilimsel çalışmaları, özellikle astronomi çalışmalarını olumsuz yönde etkilemişti.

Takîyüddîn'in İstanbul'da kurmuş olduğu İstanbul Gözlemevi'nden yaklaşık 300 sene sonra, 1867 yılında, İstanbul Beyoğlu'nda Parmakkapı'daki bir handa, Fransa'dan demiryolu yapımı için gelen Fransız mühendisi Coumbary'nin girişimleriyle bir gözlemevi kuruldu ve müdürlüğüne Coumbary getirildi; bugünkü Kandilli Gözlemevi'nin temelini oluşturan ve Rasadhâne-i Âmire adıyla tanınan bu gözlemevi, 1873'te Viyana'da toplanan uluslararası meteoroloji ve astronomi kongresine Osmanlı delegesi olarak Coumbary'yi gönderdi ve burada alınan kararlar uyarınca Avrupa gözlemevleri ile resmî bağlantılar kuruldu; her yıl hava tahmin özetleri ile Osmanlı topraklarındaki depremlere ve etkilerine ilişkin raporlar yayımlandı ve 1887 yılında 20 senelik meteorolojik gözlem sonuçlarını derleyen *Dersaadet Rasadhâne-i Âmire'sinin Cevv-i Havaya Dâir 20 Senelik Tarassudâtı Neticesi (1868-1887)* adlı bir kitap çıkarıldı. Diğer taraftan, bu gözlemevi, namaz vakitlerinin belirlenmesi ve duyurulması, Ay ve Güneş tutulması vakitlerinin saptanması, Tophâne ve Dolmabahçe'deki kulelerin saatlerinin ayarlanması, her sabah, İstanbul'un hava durumunun Paris, Roma, Petersburg, Viyana, Odesa, Atina, Sofya ve Belgrad gözlemevlerine duyurulması ve oralardan gönderilen bilgilerin işlenerek değerlendirilmesi görevlerini de yürüttü.

Coumbary'den sonra gözlemevinin müdürlüğüne, tahminen 1896'da Sâlih Zeki Bey getirildi; 1906 yılı sonlarına doğru Sâlih Zeki Bey, bu görevi bırakarak

Dârü'l-Fünûn müdürlüğüne geçti. Rasadhâne-i Âmire, II. Meşrutiyet'in ilanından sonra (1908) Maçka Kışlası'nın karşısına taşındı. 1909 yılına kadar aralıksız olarak özellikle meteorolojik gözlemlere yönelik etkinliklerini yürüten Rasadhâne-i Âmire, bu tarihte patlak veren 31 Mart Olayları esnasında binası ve âletleri tahrip edildiği için çalışmalarını kısa bir süre durdurmak zorunda kaldı.

1910'da dönemin Maarif Nâzırı Emrullah Efendi tarafından 1868'den beri görev yapmakta olan ve Rasadhâne-i Âmire'nin müdürlüğüne atanan Mehmed Fatin Gökmen (1877-1955), yeniden kurulması istenen gözlemevinin yeri için incelemeler yapmış ve bugünkü İcadiye Tepesi'nde, Fransız Meteoroloji Birliği aracılığıyla getirtilen ve birinci sınıf bir meteoroloji istasyonunda kullanılan âletlerle 1 Temmuz 1911 tarihinden itibâren sürekli ve düzenli bir biçimde meteorolojik unsurların ölçüm ve kayıtlarını başlatmıştır.

Fatin Gökmen, Türkiye Cumhuriyeti'nin kurulmasının ardından (1923), hükümete verdiği bir öneride, gözlemevinden ayrı bir meteoroloji teşkilâtı oluşturulmasının gerekli olduğuna değinmiş ve gözlemevinin Belçika'daki Uccle Kraliyet Gözlemevi gibi bir astronomi ve jeofizik gözlemevi olması için gerekli binaları yaptırmış ve âletleri satın aldırmıştır; böylece bugün de faaliyet hâlinde bulunan Kandilli Gözlemevi'nin temelleri atılmıştır.

Fatin Gökmen'in on beş yıllık bir çabayla Almanya'dan getirterek 1935 yılında monte ettirdiği 20 milimetrelik Zeiss marka teleskop ile ömrü boyunca topladığı matematik ve astronomi ile ilgili yazma ve basma eserlerden oluşan kitaplık, bugün de büyük bir önem taşımakta ve araştırmacılar tarafından kullanılmaktadır. 1982 yılında Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi'ne bağlanmış ve ismi Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Gözlemevi (BUKOERI) olmuştur.

Türkiye Cumhuriyeti'nde ise bilimsel astronomi ve astrofizik çalışmalarının yapıldığı ilk gözlemevi, 1935 yılında, Alman astronom E. F. Freundlinch tarafından İstanbul Üniversitesi'nde açılmıştır. Buradaki çalışmaları, 1963'de Ankara Üniversitesi Gözlemevi'ndeki, 1965'de Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki, 1982'de Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Gözlemevi'ndeki ve 1991 yılında ise Ortadoğu Teknik Üniversitesi Gözlemevi'ndeki çalışmalar izlemiştir. 1997 yılında da özel Eyüboğlu Eğitim Kurumları Gözlemevi hizmete girmiştir.

Bu üniversitelerdeki gözlemevlerinde çok sayıda araştırmacı yetişmiş ve uluslararası düzey yakalanmaya çalışılmıştır. Ancak burada kullanılan teleskopların görece küçük çaplı olması ve bu gözlemevlerinin kuruldukları yerlerde iklim koşullarının gözleme elverişli bulunmaması nedeniyle yeni bir gözlemevine duyulan ihtiyaç zaman içerisinde artmıştır. Bu nedenle, uygun bir yerde ulusal bir gözlemevinin kurulması düşüncesi gündeme gelmiş ve 1965'ten bu yana bu düşünce astronomlar tarafından geliştirilmiştir. Bu amaç doğrultusunda, Antalya'nın Saklıkent ilçesinde bulunan, Bakırlıtepe'de ulusal gözlemevinin inşasına başlanmış ve 5 Eylül 1997'de TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi adı ile hizmete açılmıştır.

Türkiye'de bir ulusal gözlemevinin kurulması düşüncesi 1960'larda oluşmuş ve ilk önemli adım TÜBİTAK bünyesinde 1979 yılında "Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi" adı altında bir birimin kurulmasıyla atılmıştır. 1983 yılında bu birim, Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Güdümlü Projesi'ne dönüşmüş ve böylece uzun süreli bir çalışma başlamıştır.

Proje çerçevesinde ilk aşamada on yedi dağ belirlenmiş, bunlardan dördünde eş zamanlı olarak çeşitli astronomi gözlemleri yapılmış ve 1992 yılında TÜBİTAK ve DPT'nin işbirliği ile Ulusal Gözlemevi'nin kuruluş çalışmaları resmen başlamıştır.

1993 yılında 1900 metre yükseklikteki Saklıkent'ten 2550 metre yükseklikteki Bakırlıtepe'ye kadar 6.5 km'lik yol ile merkez binası ve 1995 yılında da 40 santimetrelik teleskop binasının yapımına başlanmıştır. Teleskopun montajı Ağustos 1996'da tamamlanmış ve ilk gözlem 17/18 Ocak 1997 gecesi yapılmıştır. 1998 yılı sonlarında teleskopun kalan mekanik ve optik parçalarının montajı da tamamlanmış ve bunu ince optik ayarlar izlemiştir.

TUG, TÜBİTAK Başkanlığı'na doğrudan bağlı bir "enstitü" statüsünde çalışmalarını sürdürmektedir ve Yönetim Merkezi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi'ndedir.

Bugün bu gözlemevlerinin faaliyetleri dışında, İnönü Üniversitesi Astrolab İstasyonu (IUAS), Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi'ndeki çalışmalarını da eklemek gerekir.

Bu dönemde, astronomi çalışmaları çeşitli üniversitelerde astronomi araştırma merkezleri sayesinde oldukça yoğunlaşmıştır. 1979-1980 yıllarında Çukurova Üniversitesi'nde Hakkı Ögelman önderliğinde Güneş Evi inşa edilmiş ancak atıl durumda bırakılmıştır; 1991 yılında Mehmet Emin Özel başkanlığında Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER) olarak yeniden faaliyetlerine başlamıştır. 1989 yılında, Zeki Aslan tarafından İnönü Üniversitesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi açılmış ve biri astrofizik, diğeri de astrometri olmak üzere iki istasyon kurulmuştur. 1992 yılında ise Paris Gözlemevi ile yapılan bir anlaşma çerçevesinde, Güneş, yıldız ve gezegen gözlemlerinin yapıldığı Danjon Astrolabı İstasyonu kurulmuştur. Bu istasyon 1998'de sökülmüş ve

Antalya'ya taşınmıştır. 1-2 Kasım 1997 tarihinde yapılan "Orta Öğretimde Temel Bilimler Sempozyumu" ile Eyüboğlu Eğitim Kurumları Gözlemevi hizmete girmiş ve öğrencilerin fen ve matematik bilimlerine yeni bir bakış açısı kazanmalarını sağlamıştır. İkinci Eyüboğlu Gözlemevi ise 1999-2000 öğretim yılında Çamlıca İlköğretim Okulu'nda açılmıştır. 1990 yılında ise Ankara'da DPT'nin isteği ile, TÜBİTAK'ın bünyesinde TÜBİTAK - Mam Uzay Bilimi ve Teknolojileri Bölümü Ubitek kurulmuş, 1991 yılında Gebze'ye taşınmış ve bir Uzay Bilimleri Bölümü'ne dönüştürülmüştür. 1993 yılında ise Anadolu Üniversitesi'nde Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü kurulmuştur. 1994 yılında da Kayseri Erciyes Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü içerisinde İbrahim KÜÇÜK tarafından astrofizik çalışmaları başlatılmış olup daha sonra 1999 yılında aynı fakültede yine Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü açılmıştır.

2001 yılında ise Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi bünyesinde Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM) ve Ulupınar Astrofizik Gözlemevi kurulmuş (ÇUAG) ve 2002'de faaliyetlerine başlamıştır. Bu kurumlar dışında Türkiye'de uzaya yönelik faaliyetleri gerçekleştirmek için de Türk Uzay Kurumu (TUK) ve Uzay Araştırmaları Çalışma Grubu (SPACETURK, 1999) kurulması yönünde girişimlere başlanmıştır.

Türkiye'de astronomi sevdirmek ve amatör astronominin yaygınlaşması için astronomi toplulukları da bulunmaktadır. Günümüzde faaliyet gösteren sekiz astronomi derneği mevcuttur.

1. TAD, Türk Astronomi Derneği; 1954 yılında kurulmuştur.
2. ASART, Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Astronomi Araştırma Topluluğu
3. METU Astrofizik Grubu
4. EÜAT, Ege Üniversitesi Astronomi Topluluğu: 1992 yılında, üniversitenin Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü akademik çalışanları ve öğrencileri tarafından kurulmuştur.
5. AMAD, Amatör Astronomi Topluluğu
6. AAT, ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu: ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu 1986 yılında kurulmuş ve bugüne kadar gökbilim alanında bir çok çalışma yapmıştır. Esas amacı, gökbilim seven insanları bir araya getirmek, onlara gözlem yapma fırsatı vermek amatör olarak gökbilim üzerine gözlemsel çalışmalar yapmaktır.
7. Bilkent Üniversitesi Astronomi Topluluğu
8. AKAT, Ali Kuşçu Amatör Astronomi Topluluğu: Ali Kuşçu Astronomi Topluluğu (AKAT), 1997'de İstanbul'da, birkaç astronomi meraklısının bir araya gelmesiyle oluşmuştur. Bir amatör astronomi topluluğu olan AKAT, İstanbul'da ve Türkiye çapında amatör astronomiye ilgi duyan insanları bir araya getirmek, çaba ve çalışmalarında kendilerini geliştirebilecekleri ve yardımlaşabilecekleri bir platform sunmaktır. Topluluk'un üye sayısı 30'un üzerindedir.

6. Sonuç

Türkiye'de astronomi alanındaki bilimsle çalışmalar 1933 yılı Üniversite Reformuyla önce İstanbul Üniversitesi'nde başladığını görüyoruz. Bilimsel araştırmalar öncelikle tez çalışmalarıyla ortaya çıkmış ve gözlemevlerinin kuruluşuyla Türk astronomlarının araştırma alanları genişlemiştir. Bu tarihten günümüze kadar hangi konular, hangi oranlarda, hangi yıllarda yapılmıştır? Bu tür soruların yanıtları astronomi tarihi için önemlidir. Bu yüzden Türk astronomların hangi konularda öncelikli olarak çalıştıklarının ipuçlarını veren ve 1982 yılına kadar olan çalışmaları kapsayan *Türkiye'de Astronomi Çalışmaları, 1923-1982* adlı eser Türk astronomi tarihi açısından büyük önem taşımaktadır. Çalışmamızı hazırlarken 1982 sonrası astronomi çalışmalarını veren bir döküme ulaşamadık. Bilim tarihi çalışmalarında bir takım sonuçlara ulaşmak öncelikle yayımlanan eserlerin tanınmasından geçmektedir. Maalesef ki Cumhuriyet Türkiyesi'nin bilim dökümü henüz tam olarak çıkarılamamıştır. Türk astronomlarının astronomi bilimine katkılarını ortaya çıkarabilmek için öncelikle bu tür dökümlerin yapılması elzemdir.

Aşağıdaki tablolarda görüldüğü üzere 1933-1982 yılları arasında 440'ı Türk araştırmacılar, 77'si yabancı araştırmacılar, 150'si ortak olmak üzere toplam 667 yayın vardır. Takım çalışmasını gerektiren çalışmalar ve bunların sonuçlarının ortak yayınlarda verilmesi 1955 yılından sonra başlamış ve bu türden ortak yayınlar giderek artmıştır. Bu artışın en öneml nedenleri koordineli gözlemlerin artması, astronomlar arası iletişimin çoğalması ve daha sık yapılan bilimsel toplantılardır.

1983-1993 yılları arasında ise 50'si kitap, 178'i makale olmak üzere toplam 228 yayın yapıldığı tespit edilmiştir. Ne var ki, 178 makalenin çoğu Bilim ve Teknik benzeri popüler bilim dergilerinde yayınlandığı düşünülürse, bu dönemde alana katkı yapan yayınların bir önceki döneme göre az olduğu anlaşılmaktadır. Ancak şunu da söylemek gerekir ki, 1983-1993 yılları arasındaki yayınların tam listesi elimizde mevcut değildir.

Türk astronomlarının astronomi bilimine katkılarını verebilmek için yayınların Source Index (SI) ve Citation Index (CI) taramaları 1975-1989 yılları için Osman Demircan tarafından yapılmış ve 35 astronomun 120 makalesinin SI'e girdiğini ve 40 astronomun 681'nin başvuru aldığını belirlemiştir. Aynı türde bir araştırma da Ethem Derman tarafından yapılmıştır. Derman Türk

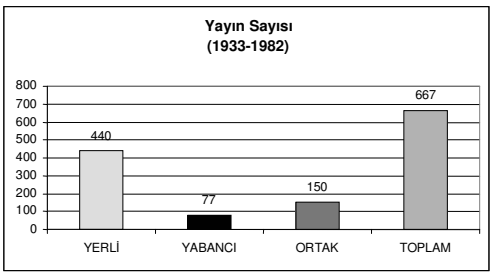
astronomlarının % 95'inin kaliteli yayın yapamadıkları sonucuna ulaşmıştır.

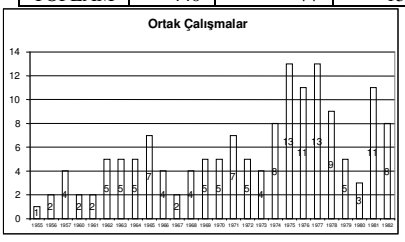
Öyleyse Cumhuriyet'in kuruluşundan günümüze kadar astronomi çalışmalarını incelediğimizde şunları görmekteyiz:

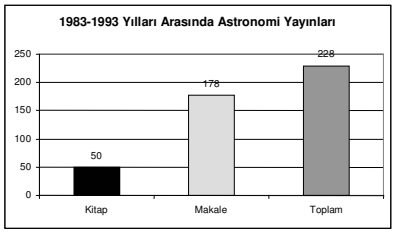
1. Genel olarak kabul edilen görüşe göre ülkemizde astronomi çalışmaları 1933 Üniversite Reformu'yla başlamış ve Cumhuriyet Dönemi'nde astronomi bilimine gereken önem verilerek bu tür çalışmalar desteklenmiştir.
2. Bu destek çerçevesinde, Türkiye'de 1933'ten itibaren uluslararası düzeyde astronom yetişmiş ve giderek artan bir sayıda da yetişmeye devam etmektedir. Ancak Demircan ve Derman'ın çalışmalarından astronomi alanında uluslararası katkılar oldukça düşük düzeyde görünmektedir.
3. 1933 sonrasında kurulan astronomi bölümleriyle başta astronomlarımız kuramsal astronomi konusunda yoğunlaşmışlar ancak bu kuramsal çalışmaların gözlemsel çalışmalarla desteklenmesi gerektiği bilindiğinden bu konuya önem giderek artmış ve kısa sürede üniversitelere bağlı gözlemevleri açılmıştır. Gözlemevleri konusundaki en önemli gelişme TUG'un kurulması ve bu çalışmaların hem devlet destekli ulusal bir program haline gelmesi ve hem de uluslararası bir boyuta taşınmasıdır.

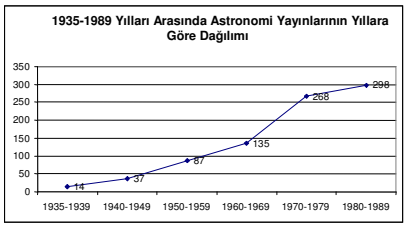
Tablo 1. 1933-1982 Yılları Arasındaki Astronomi Çalışmaları

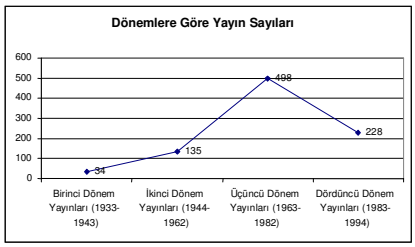
YIL	YERLİ	YABANCI	ORTAK	TOPLAM
1935	1	4	-	5
1936	1	4	-	5
1937	1	1	-	2
1938	1	1	-	2
1940	1	4	-	5
1941	2	5	-	7
1942	-	3	-	3
1943	1	4	-	5
1944	1	3	-	4
1945	-	1	-	1
1946	-	2	-	2
1947	-	1	-	1
1948	3	3	-	6
1949	1	2	-	3
1950	5	-	-	5
1951	6	1	-	7
1952	4	-	-	4
1953	4	1	-	5
1954	7	5	-	12
1955	5	4	1	10
1956	7	6	2	15
1957	5	5	4	14
1958	5	-	-	5
1959	8	2	-	10
1960	2	-	2	4
1961	9	3	2	14
1962	7	1	5	13
1963	7	2	5	14
1964	6	2	5	13
1965	7	1	7	15
1966	8	1	4	13
1967	7	-	2	9
1968	16	-	4	20
1969	15	-	5	20
1970	6	-	5	11
1971	16	-	7	23
1972	22	2	5	29
1973	18	-	4	22
1974	13	-	8	21
1975	17	-	13	30
1976	24	-	11	35
1977	17	-	13	30
1978	24	-	10	34
1979	27	1	5	33
1980	25	1	2	28
1981	36	1	11	48
1982	42	-	8	50
TOPLAM	440	77	150	667











Tablo 2. 1983-1993 Yılları Arasındaki Astronomi Çalışmaları

YIL	Kitap	Makale	Toplam
1983	8	23	31
1984	4	26	30
1985	7	14	21
1986	7	23	30
1987	5	16	21
1988	3	3	6
1989	5	28	33
1990	-	21	21
1991	7	3	10
1992	3	11	14
1993	1	10	11
TOPLAM	50	178	228

Türkiye Cumhuriyeti'nde Astronomi Tarihi Araştırmaları[2]

1. Bilim Tarihi

Bilim tarihi, bilginin hangi aşamalardan geçerek, bugün bilim dediğimiz bilgi türünün oluştuğunu, bilime ne gibi ve ne zamanlar katkılar yapıldığını, bu katkılar yapılıyorken bilim adamlarının nasıl bir uğraş verdiklerini, kullandıkları yöntemleri, araç ve gereçleri konu edinen bir disiplindir.[3]

Bilim tarihi alanının ortaya çıkışında iki önemli gelişmenin etkili olduğu görülmektedir:

1. On altıncı yüzyıldan sonra bilimsel bilgi birikiminin artmasıyla bilimler büyük bir hızla gelişmiş ve on sekizinci yüzyılın başlarından itibaren insanoğlunun yaşantısını büyük bir ölçüde değiştirmeye başlamıştır. Böylece, bilimsel etkinliğin doğru bir biçimde anlaşılabilmesi ve bilimsel süreçlerin daha yakından tanınabilmesi için bilim tarihine olan gereksinim artmıştır.
2. Aydınlanma Çağı olarak adlandırılan on sekizinci yüzyılda, akla çok büyük bir değer verilmiş ve tarih, insan aklının gelişim evrelerini anlamaya çalışan bir etkinlik veya bir soruşturma olarak görülmüştür. Bu yaklaşımı benimseyen düşünürlere göre, bilim üreten akıl en gelişmiş akıldır ve bu aklın niteliklerinin kavranabilmesi için, bilim öncesi dönemle bilim sonrası dönemi karşılaştıracak bir tarih alanına gereksinim vardır ve bu alan bilim tarihi olmalıdır.[4]

Bilim tarihini akademik bir disiplin hüviyetini, Auguste Comte (1798-1857), Paul Tannery (1843-1904), Henri Poincaré (1854-1912) ve Pierre Duhem (1861-1916) gibi bilim tarihçilerinin ve bilim felsefecilerinin etkisi ile bilim tarihi araştırmalarına yönelmiş olan George Sarton'ın (1884-1956) 1936 yılında Harvard Üniversitesi'nde bilim tarihi doktora programını kurmasıyla kazanmıştır. Sarton'a göre bilim tarihi bir keşifler hikayesi değildir; keşifler geçicidir; bir süre sonra eski keşiflerin yerini yenileri alır; bir bilim tarihçisinin asıl görevi keşifleri kaydetmek değil, bilimsel düşüncenin gelişimini, yani insan bilincinin gelişimini açıklamaktır. Ancak açıklamanın mükemmel olabilmesi bilimle bağlantılı olan din ve felsefedeki gelişmelerin de ihmal edilmemesini, din tarihi ile felsefe tarihinden sağlanacak verilerin de değerlendirmelere eklenmesini gerektirmektedir.

2. Türkiye'de Bilim Tarihi Araştırmaları

Türk bilim tarihi yazıcılığı, on dokuzuncu yüzyılın ikinci yarısı ile yirminci yüzyılın birinci yarısı arasındaki yaklaşık yüz yıllık uyanış sürecinde, Batı'dan aktarılan düşünsel etkinliklerden birisi olarak gelişmiştir.[5] Türkiye'deki bilim tarihi yazıcılığını dört döneme ayırmak mümkündür:

1. Taşköprülüzâde Ahmed Efendi'nin (1495-1561), Yahyâ Nev'î Efendi'nin (1533-1599), Kâtib Çelebi'nin (1609-1657) ve "Saçaklızâde" lâkabıyla tanınan, Muhammed ibn Ebî Bekr el-Mar'aşî'nin (1679-1732) temsil ettiği Türk bilim tarihinin temel kaynaklarının hazırlandığı dönem.
2. Gazeteci Mehmed Mansur, Ahmed Cevdet Paşa (1823-1895), Nâmık Kemâl (1840 - 1888), Kırımlı Aziz Bey (1840-1878), Ebüzziyâ Mehmed Tevfik Bey (1849-1913), Şemseddin Sâmî Bey (1850-1904), Ahmed Rızâ Bey (1858-1930), Subhi Edhem Bey (? - 1922?), Bursalı Mehmed Tâhir Bey (1861-1925), Corcî Zeydân (1861-1914), Fatma Aliyye Hanım (1862-1936) ve Mehmed Ali Aynî (1869-1945) tarafından temsil edilen, savunma ve Batı'da yazılan bilim tarihi eserlerinin kullanılmaya başlandığı dönem.
3. Sâlih Zeki Bey (1864-1921), Mehmed Fatin Gökmen (1877-1955), Abdülhak Adnan Adıvar (1882-1955), Şemseddin Günaltay (1883-1961), Osman Ergin (1883-1961), Franz Taeschner (1888-1967), Osman Şevki Bey (1889-1964) ve Ahmet Süheyl Ünver'in (1898-1986) katkılarının bulunduğu Türk bilim tarihi yazıcılığı dönemi.
4. Aydın Sayılı (1913-1993) ile bilim tarihçiliğinin Türkiye'de kurumlaşması.[6]

Türkiye'de bilim tarihi araştırmalarının geçmişi on dokuzuncu yüzyılın sonu ile yirminci yüzyılın başlarına kadar geri gitmekle birlikte, Sâlih Zeki Bey (1864-1921) ile Adnan Adıvar (1882-1955) gibi bilginlerin yapmış oldukları çalışmalar sonucunda, yavaş yavaş tanınmaya ve sevilmeye başlamıştır; üniversite içine girmesi ve öğretimin bir parçası olması içinse, Aydın Sayılı'yı (1913-1993) beklemek gerekmiştir.[7] Sayılı, Sarton'ın yetiştirdiği en büyük bilginlerden birisidir;

---

[2] Bu yazı "Cumhuriyet Dönemi'nde Astronomi Tarihi" başlıklı çalışmadan ayrı bir çalışmadır. Ancak, XIV. Astronomi Kongresi basım koşulları nedeniyle birleştirilerek sunulmuş ve basıma verilmiştir.

[3] *Bilim Tarihi,* Sevim Tekeli, Esin Kâhya, Melek Dosay, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir ve Yavuz Unat, Birinci Baskı, Doruk, Ankara 1997, s. 4.

[4] *Bilim Tarihine Giriş,* Sevim Tekeli, Esin Kâhya, Melek Dosay, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir, Yavuz Unat ve Ayten Koç Aydın, İkinci Baskı, Nobel, Ankara 2001, s. 434-435.

[5] Remzi Demir, "Türkiye'de Bilim Tarihi Araştırmalarının Gelişimine Genel Bir Bakış", *Türkiye'de Bilim Tarihi Araştırmalarının Dünü ve Bugünü, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Bilim Tarihi Anabilim Dalı'nda Yapılan Çalışmalar,* Esin Kâhya, Melek Dosay Gökdoğan, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir ve Yavuz Unat, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Yayınları: 975-482, Ankara 2003, s. 9.

[6] Demir, 2003, s. 9-71.

[7] Demir, 2003, s. 1.

ülkemize çağdaş bilim tarihi anlayışını getirmiş ve araştırmalarıyla bu alanın kurumlaşmasını sağlamıştır.[8]

Bilindiği üzere, Türkiye Cumhuriyeti'nin kurucusu Ulu Önder Mustafa Kemal Atatürk, Türkiye'de çağdaş bilimlerin yanında, bilim tarihinin de gelişebilmesi için Sayılı'yı, Amerika Birleşik Devletleri'ne göndermiş ve onun, bilim tarihi alanında dönemin en büyük bilim tarihçisi olan George Sarton'ın denetiminde doktora yapmasını sağlamıştır. Bu doktora, bilindiği kadarıyla, Dünya üniversitelerinde verilen ilk doktoradır. Daha sonra Sayılı, Türkiye'ye dönmüş ve 1955 yılında, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi'nde, Bilim Tarihi Kürsüsü'nü kurarak, bu alanda dersler vermeye ve araştırmalar yapmaya başlamıştır.[9]

İstanbul'da ise bilim tarihi araştırmaları yapan ve eğitimini veren ilk kürsü, 1984 yılında İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi Felsefe Bölümü bünyesinde Prof. Dr. Ekmeledddin İhsanoğlu başkanlığında kurulan Bilim Tarihi Anabilim Dalı'dır. 1989 yılında Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Bilim Tarihi Bölümü'ne dönüştürülmüş ve Türkiye üniversitelerindeki ilk Bilim Tarihi Bölümü unvanını almıştır. Ancak, 1999'da lisans programı durdurularak 2000'de yeniden Bilim Tarihi Anabilim Dalı'na dönüştürülmüş ve Felsefe Bölümü'ne bağlanmıştır.[10]

Türkiye'de bilim tarihi araştırmalarında, 1989 tarihinde Türk Bilim Tarihi Kurumu'nun kurulması ile kurumsallaşma yolunda önemli bir adım atılmış, böylece Türkiye'de bilim tarihi alanında çalışan araştırmacıların bir araya toplanması sağlanmıştır.[11]

3. Türkiye'de Astronomi Tarihi Araştırmaları

Astronominin ilk uygarlıklardan günümüze gelişimini ele alan astronomi tarihi çalışmaları 19. yüzyıl sonlarına kadar gitmekle birlikte ülkemizde bu alandaki çalışmalar henüz yenidir.

1900'den itibaren astronomi tarihi alanında tespit edebildiğimiz ilk eser, 1913 yılında yayımlanan Sâlih Zeki'nin *Âsâr-ı Bâkiye*'sidir (*Ölmez Eserler*, 2 Cilt, İstanbul 1913).[12] Türk ve İslâm bilim tarihi açısından çok önemli olduğu halde, ancak iki cildi yayımlanabilen ve bugün de değerinden çok şey kaybetmeyen bu muhteşem eserde Müslüman bilginlerin, matematik ve astronomi alanlarındaki mevcut birikime yapmış oldukları katkılarının boyutları tartışılmaktadır. *Âsâr-ı Bâkıye*'nin basılmamış üçüncü cildi ise astronomi tarihine ilişkindir.[13] Ancak bu eser hakkında şimdiye kadar çalışma yapılmamıştır. Bunun dışında, Sâlih Zeki'nin *Yeni Kozmoğrafya* (1915) ve *Muhtasar Kozmoğrafya* (1916) adlı eserleri de astronomi tarihiyle alakalı olarak sayılabilir.

Astronomi tarihine ilişkin erken yazılardan diğerleri ise, M. Şemseddin'in "Müessesatı İlmiyeden: Makatip ve Medaris Rasathaneler" (*Sebîürreşad,* Cilt 10, Sayı 53, İstanbul 1913, s. 195-196) ve Mehmed Fatin Gökmen'in, "Takvim ve Tarihi," (*Darülfünun Fen Fakültesi Mecmuası,* Cilt I, 1916, s. 164-174) adlı makaleleridir. 1920-1929 yılları arasında ise konuya ilişkin olarak tek bir makale yayımlanmıştır (Gökmen, Mehmed Fatin, "Râsıd Takiyüddin – Keşfettiği Bir Saat" *Cumhuriyet Gazetesi*, (I) 14

---

[8] *Bilim Tarihine Giriş,* s. 435-436.

[9] Demir, 2003, s. 2; 1982'den 2004 yılına kadar, Felsefe Bölümü'nde yer alan Felsefe Tarihi, Sistematik Felsefe ve Bilim Tarihi Anabilim dallarında zorunlu dersler 11'er adet olmak üzere eşit paylaştırılmış ve sınırlama olmaksızın seçmeli ders açılması ilkesi benimsenmişti. 2004 yılında Felsefe Bölümü Akademik Kurulu toplanarak, Socrates-Erasmus programlarına ve AB'de uygulanan ECTS kredilerine uymadığı gerekçesiyle bu ilkeden vazgeçildi ve bölüm içerisinde bulunan 6 öğretim üyesinin demokratik olarak kabulüyle (!) zorunlu derslerin eşit sayıda dağıtılması uygulamasından vazgeçildi. Böylece Bilim Tarihi Anabilim Dalı'nın 11 zorunlu dersi 4'de indirildi ve tüm seçmeli dersleri kaldırıldı. Kaldırılan dersler içerisinde bu anabilim dalında yapılan bütün çalışmaların öğrencilere aktarıldığı Osmanlı Bilim Tarihi dersi de bulunuyordu. Zira, AB ülkelerinde, örneğin Fransa'da Fransa Bilim Tarihi dersi yoktu; öyleyse Türkiye'de de Osmanlı Bilim Tarihi gibi özel dersler olmamalıydı.

[10] Ayrıntılı bilgi için bkz.; Aykut Kazancıgil, "Türkiye'de Bilim Tarihi ve Prof. Dr. Ekmeleddin İhsanoğlu", *Tıp Tarihi Araştırmaları,* 12, İstanbul 2004, s. 77-125; Feza Günergun, "İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi Bilim Tarihi Bölümü'nün Kuruluşu ve 1984-94 Yılları Arasındaki Faaliyeti", *Osmanlı Bilimi Araştırmaları,* Editör: Feza Günergun, İ.Ü. Edebiyat Fakültesi Yayınları, İstanbul 1995, s. 1-18; Mustafa Kaçar, "Cumhuriyet'in 75. Kuruluş Yıldönümünde İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi Bilim Tarihi Bölümü", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998),* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 43-79; Zeynep Durukal, "Kuruluşundan Bugüne Kadar IRCICA'nın Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998),* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 107-121; *Türkiye'de Bilim Tarihi Araştırmalarının Dünü ve Bugünü, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Bilim Tarihi Anabilim Dalı'nda Yapılan Çalışmalar,* Esin Kâhya, Melek Dosay Gökdoğan, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir ve Yavuz Unat, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Yayınları: 975-482, Ankara 2003, s. 118-171.

[11] Gaye Şahinbaş Erginöz, "Kuruluşunun 10. Yılına Yaklaşırken Türk Bilim Tarihi Kurumu", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998),* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 89-121.

[12] *Asâr-ı Bâkıye*, dört cilt olarak tasarlandığı ve hazırlandığı halde maalesef iki cildi yayımlanabilmiştir. Bu eserin basılmış olan bu iki cildi, Remzi Demir, Yavuz Unat ve Melek Dosay Gökdoğan tarafından yalınlaştırılmıştır; Sâlih Zeki, *Âsâr-ı Bâkiye (Ortaçağ İslâm Dünyası'nda Trigonometri)*, Cilt 1, Yayına Hazırlayanlar: Remzi Demir ve Yavuz Unat, Ankara 2003; Sâlih Zeki, *Âsâr-ı Bâkiye (Ortaçağ İslâm Dünyası'nda Hesap ve Cebir)*, Cilt 2, Yayına Hazırlayan: Melek Dosay Gökdoğan, Ankara 2003.

[13] Üçüncü cilt hakkında ayrıntılı bilgi için bkz. Celâl Saraç, *Salih Zeki Bey, Hayatı ve Eserleri,* İstanbul 2001, s. 106-132.

Nisan 1341 (1925); (II) 17 Mayıs 1341 (1925); (III) 24 Mayıs 1341 (1925); (IV) 4-6 Haziran 1341 (1925).

Türkiye'de genel anlamıyla astronomi tarihine ilişkin tek telif eser Unat tarafından yazılan *İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi*'dir (Ankara 2001). Özel konulara baktığımızda, çeviriler hariç tutulursa, bunların içerisinde en önemlileri, Sayılı tarafından yazılan ve eski uygarlıklardaki bilimsel çalışmaların yanında astronomi çalışmalarını da ele alan *Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp* (Ankara 1966), yine Sayılı tarafından İngilizce yazılan ve İslâm Dünyası'ndaki gözlemevlerine ilişkin bilgiler veren *The Observatory in Islam* (Ankara 1960) en önemli çalışmalardandır. *The Observatory in Islam*, İslâm Dünyası'nda kurulmuş olan gözlemevleri hakkında şimdiye kadar yazılmış en kapsamlı eserdir. Yine Sayılı tarafından hazırlanan diğer bir kitap da *Copernicus and His Monumental Work*'dur (Sayılı, Ankara 1973). Eserde Copernicus'un devrim yaratan Güneş Merkezli Evren Kuramı'na ilişkin önemli ipuçları verilmekte, etkileri tartışılmaktadır. Ünver'in *İstanbul Rasathanesi* (Ankara 1969) adlı kitap ise, 1575'te kurulan ve 1580'de yıkılan İstanbul Gözlemevi hakkında ayrıntılı bilgiler içermektedir. Bunlar dışında, kendi tarihimizde önemli olan bazı bilim adamlarının yazdığı eserler de çevrilmiş ve yayımlanmıştır. Bunlar arasında, Takîyüddîn'in, İslâm Dünyası'nda mekanik saatlere ve saat yapımına ilişkin bilinen ilk kuramsal eseri olan ve cep, duvar, masa saatlerinin yanında astronomik saatlerle gözlem saatlerini anlattığı *El-Kevâkib el-Düriyye fî Bengâmât el-Devriyye* (Mekanik Saat Konstrüksiyonuna Dair En Parlak Yıldızlar) adlı eserinin incelendiği *On Altıncı Asırda Osmanlılar'da Saat ve Takîyüddîn'in "Mekanik Saat Konstrüksüyonuna Dair En Parlak Yıldızlar" Adlı Eseri* (Hazırlayan: Tekeli, Ankara 1966), Ortaçağ İslâm Dönemi'nde astronomi çalışmalarına ışık tutan ve Fergânî'nin Doğu ve Batı'da el kitabı olarak kullanılmış eserinin Türkçesi olan Unat'ın, *El-Fergânî'nin The Elements of Astronomy* (Harvard University, Harvard 1998) ve Osmanlılarda son dönem astronomi bilgisinin düzeyinin ele alındığı *Seyyid Ali Paşa, Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi* (Ankara 2001) adlı eserleri, Dizer'in *Takiyüddin* (Ankara 1990) ve Gencan'la ortak hazırladıkları *Muhtasar fi 'İlm el-Tencim ve Ma'rifet el-Takvim (Risale-i Si Fasıl), Nasir el-Din el-Tusi,* (İstanbul 1984) adlı eserleri, Dilgan'ın *Büyük Türk Alimi Nasîrüddîn Tûsî* (İstanbul 1956) adlı eseri, Demir'in Unat ile ortak hazırladığı *Ahmed Cevdet Paşa, Takvîmü'l-Edvâr (Takvimler)* (Ankara 1996) adlı eseri ve yine Demir'in *Takiyüddîn'de Matematik ve Astronomi*, (Ankara 2000) adlı eseri sayılabilir. Tüm bu önemli araştırmalara karşın, İhsanoğlu, Şeşen, İzgi, Akpınar ve Fazlıoğlu tarafından hazırlanan ve Osmanlı astronomları ve yazdıkları eserlerin yurtiçi ve yurtdışında bulunan yazmaları hakkında geniş bilgi veren *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi* (2 Cilt, İstanbul 1997) hariç tutulursa Türkiye'de özel olarak Osmanlı astronomisi, İslâm astronomisi ve Türk astronomisi gibi geniş çaplı bir eser henüz yazılamamıştır.

1900-1909 yılları arasında astronomi tarihine ilişkin olarak hiçbir eser tespit edemedik. 1910-1919 yılları arasında 3 kitap 2 makale, 1920-1929 yılları arasında da sadece 1 makale yayımlanmıştır. Tablo 1 ve Grafik 1'den görüldüğü üzere, astronomi tarihine ilişkin yayınlar, 1930 yılında sonra artış göstermiş ve bu konudaki yayınların sayısındaki asıl artış ise, bilim tarihinin kurumsallaşmasından sonra (1960'lardan sonra) gerçekleşmiştir. 1990-1999 yılında ise yayın sayısı, bir önceki dönemin neredeyse iki katına ulaşmıştır.

Tablo 2 ve Grafik 2 astronomi tarihine ilişkin yazılmış olan yazıların ne kadarının kitap ne kadarının makale olduğuna ilişkindir. Bu alana ilişkin 423 eserin 50'si kitap, 373'ü makaledir. Toplam yayının % 16'sı, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Bilim Tarihi Anabilim Dalı'nda yapılan çalışmalardır. Bu çalışmaların % 34'ü Sayılı'ya (toplam yayının % 6'sı), % 27'si Tekeli'ye (toplam yayının % 6'sı), % 26'sı Unat'a (toplam yayının % 3,5'i), % 12'si Demir'e (toplam yayının % 2'si) ve % 1'i Kâhya'ya (toplam yayının % 0,2'si) aittir. Bunlar dışında en çok yayın yapanlara gelince, toplam yayının % 7'si Dizer'e, % 4'ü Bir'e, % 3'ü Bir ve Kayral'a, % 2'si Süheyl Ünver'e ve % 1'i Fatin Gökmen'e aittir.

Astronomi tarihine ilişkin yayınların ne kadarının metne dayalı oldukları ve hangi dilde yazıldıklarına ilişkin bilgiler ise Tablo 3, Grafik 3 ve Tablo 4, Grafik 4'de verilmiştir. Toplam 423 yayının % 24'ü Eski Türkçe ve Arapça başta olmak üzere klâsik dillerden biriyle yazılmış olan bilimsel metinlere dayalı olarak hazırlanmıştır. Yine toplam 423 yayının % 12 gibi düşük bir miktarının İngilizce yazıldığını görmekteyiz. Türkiye'de bu alanda gerçekleştirilen bilimsel çalışmaların sonuçlarını, tüm Dünya'da daha iyi bir biçimde duyurabilmek ve ülkemizdeki bilim tarihi etkinliğini ulusal düzeyden uluslararası düzeye çıkarabilmek için, yabancı dillerden biriyle ve özellikle de İngilizce ile yayın yapma çalışmalarına daha fazla ağırlık vermenin gerekli olduğu açıktır.

Astronomi tarihi literatürü incelendiğinde dikkati çeken bir başka nokta ise, toplam 101 adet metin neşrine dayalı çalışmanın % 56,4'ünün Ankara Üniversitesi Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Bilim

Tarihi Anabilim Dalı öğretim üyelerince yapılmış olmasıdır. Metin neşrine dayanan bu eserlerden bazıları şunlardır: İstanbul Gözlemevi ve burada yapılan çalışmaların anlatıldığı "Alâuddin Mansûr'un İstanbul Rasathanesi Hakkındaki Şiirleri" (Sayılı, *Belleten*, Cilt 20, 1956, s. 411-484); ünlü bilgin Hâzinî'nin yaptığı gözlem araçlarının incelendiği "Hâzinî'nin Rasat Âletleri Üzerine Risâlesi" (Sayılı, *Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 14, 1956, s. 15-19); İstanbul Gözlemevi'nde kullanılan gözlem araçlarının tasvirlerinin verildiği "Meçhul Bir Yazarın İstanbul Rasathanesinin Âletlerinin Tasvirini Veren 'Âlât-ı Rasadiye li Zîc-i Şehinşâhiye Adlı Makalesi" (Tekeli, *Araştırma,* Cilt 1, 1963, s. 71-122); Nasîrüddin el-Tûsî, Takîyüddîn ve Tycho Brahe'nin gözlem araçlarının mukayese edildiği "Nasîrüddin, Takiyüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi" (Tekeli, *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi,* Cilt 16, Sayı 3-4, 1958, s. 301-393); ünlü astronom Takîyüddîn'in matematik ve astronomi çalışmalarının ayrıntılı olarak verildiği *Takiyüddîn'de Matematik ve Astronomi* (Demir, Ankara 2000); Ahmed Cevdet Paşa'nın *Takvîmü'l-Edvâr*'ının günümüz Türkçe'sine aktarımı olan *Takvîmü'l-Edvâr-Takvimler* (Demir ve Unat, Ankara 1996); Ali Kuşçu'nun *el-Muhammediyye*, *el-Fethiyye* ve *Risâle fî Hall Eşkâl el-Mu'addil li'l-Mesîr* adlı eserlerinin incelendiği "Ali Kuşçu ve *el-Muhammediyye*, *el-Fethiyye* ve *Risâle fî Hall Eşkâl el-Mu'addil li'l-Mesîr* Adlı Eserlerinin Türk Bilim Tarihindeki Yeri" (Demir ve Unat, *Düşünen Siyaset*, Sayı 16, Ankara 2002, s. 231-255); ünlü astronom Fergânî'nin Ortaçağ döneminde Batı'da ve Doğu'da el kitabı olarak kullanılan astronomi eserinin Türkçe'ye çevirisi olan *El-Fergânî, The Elements of Astronomy* (Unat, Harvard 1998); Seyyid Ali Paşa'nın *Miratü'l-Alem* adlı eserinin günümüz Türkçe'sine aktarımı olan *Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası)* (Unat, Ankara 2001) ve ilk defa hazırlanan ve eskiden kullanılan astronomi terimlerinin günümüz karşılıklarının verildiği ve tanımlandığı "Eski Astronomi Metinlerinde Karşılaşılan Astronomi Terimlerine İlişkin Bir Sözlük Denemesi" (Unat, *Ankara Üniversitesi, Osmanlı Tarihi Araştırma ve Uygulama Merkezi Dergisi, OTAM,* Sayı 11, Ankara 2001, s. 633-696) sayılabilir.

1900-2004 yılları arasında yayımlanmış astronomi tarihine ilişkin eserlerin % 28,9'u astronomi bilginleri, % 13,6 zaman hesapları, % 12,2'si gözlem araçları, % 7,6'sı gözlemevleri, % 4,3'ü kozmoloji, % 2,3'ü astroloji, % 1,5'i muvakkithaneler, % 1,5'i kataloglar, % 0,9'u astronomik terimler ve % 27,2'si ise genel konulara ilişkindir (Tablo 5, Grafik 5). Genel konular bir tarafa bırakılacak olursa, en fazla yayınlar astronomlar, zaman hesapları ve gözlem araçları üzerine yapılmıştır. Bu üç konu, toplam yayının % 57,7'sini oluşturmaktadır.

Astronomi tarihi üzerine yapılan araştırmaların % 24,6'sı Osmanlı, % 17,7'si Batı, % 16,9'u Osmanlı Öncesi Türk, % 13,3'ü İslâm, % 7,2'si Cumhuriyet, % 3,6'sı Eski Çağ, % 2,4'ü Antik Çağ dönemlerine aittir (Tablo 6, Grafik 6). Öyleyse bu konudaki çalışmalarının % 48,7'si Türklere ilişkindir ki bu oldukça yüksek bir değerdir. Türk astronomi tarihi çalışmalarının genel bilim tarihi çalışmaları arasındaki yerini belirleyebilmek için Batı astronomi çalışmalarını da yaygınlaştırmak gerektiği açıktır. Bu alandaki çalışmalar da % 17,7 gibi iyi bir değerdedir. Buna karşın, Cumhuriyet Dönemi astronomi çalışmaları bu değerler arasıda % 7,2 gibi düşük bir değere sahiptir. Bunun en büyük nedeni Cumhuriyet'imizin 80 yıllık geçmişi olması ve bu dönem içerisinde bilimsel olayların henüz tamamlanmaması ve bilim tarihçilerinin ilgisi dahiline henüz girememesidir.

Astronomi tarihine ilişkin tüm yayınların % 54,3'ü popüler dergiler dışında ulusal ve uluslararası tebliğ dergileri, *Ankara Üniversitesi - Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi, Belleten, Bilim ve Felsefe Metinleri, DTCF Araştırma Dergisi, Erdem, Osmanlı, Osmanlı Bilimi Araştırmaları, OTAM* ve *Türkler* gibi bilimsel dergilerde yayınlanmıştır ve astronomi tarihi alanına katkı sağlamış yayınlardır (Tablo 7, Grafik 7). Bunların % 20,3'ü kitap, % 79,7'si makaledir. Astronomi tarihine katkı sağlamış bu tür yayınların % 33'ü Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Bilim Tarihi Anabilim Dalı çalışanlarınca yapılmıştır.

4. Sonuç

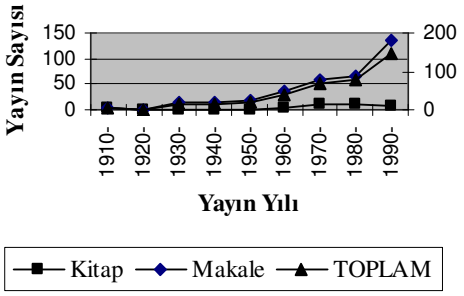
Tüm bu belirlemelerin ışığı altında,

1. Türkiye'de astronomi tarihi çalışmalarının bilim tarihi çalışmaları içerisinde önemli bir yer tuttuğunu anlaşılmaktadır.
2. Astronomi Tarihi araştırmalarının % 24,6'sı Osmanlı, % 16,9'u Osmanlı Öncesi Türk, % 7,2'si Cumhuriyet Dönemi'ne ilişkindir. Yani tüm araştırmaların % 48,7'si Türk astronomi tarihine ilişkindir. Kendi tarihimizi öğrenmek açısından bu oldukça önemli bir değerdir.
3. Ne var ki, Cumhuriyet Dönemi tüm araştırma içerisinde % 7,2'dir. Yine de bu bir eksiklik olarak görülmemelidir. Türkiye Cumhuriyeti'nin 80 yıllık bir geçmişi vardır ve daha yeni yeni bilim tarihi araştırmalarının konusu haline gelmeye başlamıştır.
4. Astronomi tarihine ilişkin tüm yayınların sadece % 12'si İngilizce yazılmıştır. Bu düşük rakamın yükseltilmesi gereklidir. Zira Türkiye'de yapılan astronomi tarihi çalışmalarının sonuçlarının tüm dünyaya duyurulması ve bu etkinliğin ulusal düzeyden uluslar arası düzeye taşınması gereklidir.

Tablo 1. Yayınların Yılları

Yıllar	Kitap		Makale		TOPLAM	
	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde
10-19	3	6	2	0,5	5	1,2
20-29	-	-	1	2,6	1	0,5
30-39	1	2	14	3,8	15	3,6
40-49	1	2	16	4,4	17	4
50-59	1	2	20	5,4	21	5
60-69	5	10	35	9,5	40	9,6
70-79	11	22	58	15,7	69	16,5
80-89	11	22	66	18	77	18,4
90-99	9	18	136	34,4	145	34,2
00-04	8	16	25	5,7	33	7

Grafik 1
Yayınların Yıllara Göre Dağılım Grafiği

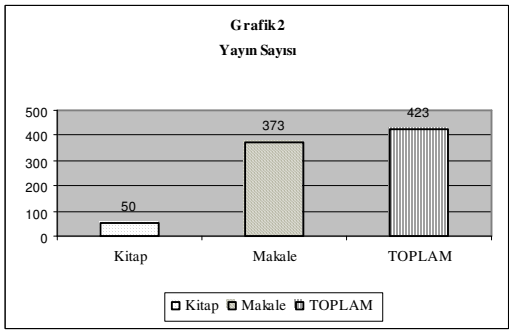


Yayın Sayısı

Kitap		Makale		TOPLAM
Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	423
50	12	373	88	

Tablo 2

Grafik 2
Yayın Sayısı



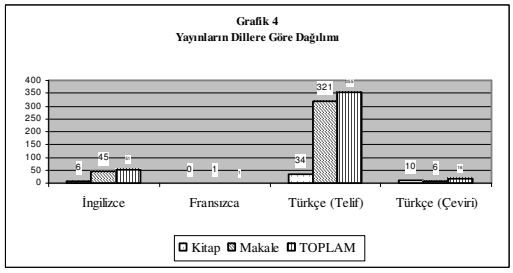
Tablo 3. Metin İncelemesine Dayalı Çalışmalar

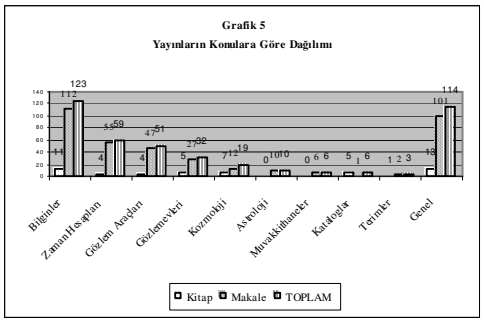
	Kitap		Makale		TOPLAM	
	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde
Metne Dayalı Çalışmalar	7	14	94	25	101	24
Metne Dayalı Olamayan Çalışmalar	43	86	279	75	322	76

Tablo 4. Yayınların Dilleri

Diller		Kitap		Makale		TOPLAM	
		Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde
Yabancı Dilde	İngilizce	6	12	45	12	51	12
	Fransızca	-	-	1	0,6	1	0,2
Türkçe	Telif	34	68	321	85,8	355	83
	Çeviri	10	20	6	1,6	16	4,8

Grafik 4
Yayınların Dillere Göre Dağılımı



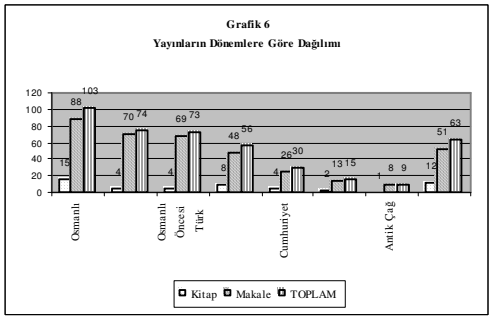


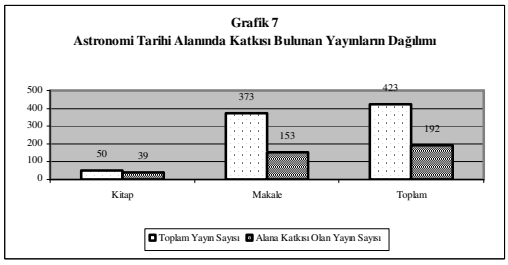
Tablo 7. Türkiye'de Astronomi Tarihi Alanına Katkıda Bulunan Kitaplar ve Bilimsel Dergilerdeki Yayınlar

Kitap		Makale		Toplam
Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	Adet
39	20,3	153	79,7	192

Tablo 5. Yayınların Konuları

Konular	Kitap		Makale		TOPLAM	
	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde
Astronomlar	11	22	112	29,8	123	28,9
Zaman Hesapları	4	4	55	14,9	59	13,6
Gözlem Araçları	4	8	47	12,7	51	12,2
Gözlemevleri	5	10	27	7,3	32	7,6
Kozmoloji	7	12	12	3,2	19	4,3
Astroloji	-	-	10	2,7	10	2,3
Muvakkithaneler	-	-	6	1,6	6	1,5
Kataloglar	5	10	1	0,5	6	1,5
Terimler	1	2	2	0,7	3	0,9
Genel Konular	13	32	101	26,6	114	27,2





Tablo 6. Yayınların Dönemleri

Dönemler	Kitap		Makale		TOPLAM	
	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde	Adet	Yüzde
Osmanlı Dönemi	15	30	88	23,9	103	24,6
Batı	4	8	70	19	74	17,7
Osmanlı Öncesi Türk Dönemi	4	8	69	18,2	73	16,9
İslâm Dönemi	8	16	48	13	56	13,3
Cumhuriyet Dönemi	4	8	26	7	30	7,2
Eski Çağ Dönemi	2	4	13	3,5	15	3,6
Antik Çağ Dönemi	1	2	8	2,4	9	2,4
Diğerleri	12	24	51	13	63	14,3

5. Kaynaklar

A. Kitaplar ve Makaleler

Adıvar, Adnan, *Osmanlı Türklerinde İlim,* İstanbul 1982.

Astronomi Magazin, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Yayınları, 1992-2004.

Bilim Tarihi, İstanbul 1991-1994; *Bilim ve Felsefe Metinleri,* Ankara 1992 (iki sayı).

Bilim ve Teknik, TÜBİTAK Yayınları, 1973-2004.

Cumhuriyet Dönemi Makaleler Bibliyografyası (1923-1999), T.C. Kültür Bakanlığı Milli Kütüphane Başkanlığı Yayınları, Pusula Yayıncılık ve İletişim Ltd., Ankara 2001.

Demircan, Osman, "Türkiye Cumhuriyeti'nin 75. Yılında Astronomi Çalışmaları", *Türkiye Cumhuriyeti'nin 75. Yılında Bilim "Bilanço 1923-1988" Ukusal Toplantısı,* II. Kitap, I. Cilt, Ankara 1999, s.145-157.

Demircan, Osman, "Türkiye'de Astronomi Çalışmaları", *Cumhuriyetin 70. Yılında Türkiye'de Bilim, II, Bilim ve Teknik,* Ankara 1993, s.100-107.

Dizer, Muammer ve Atila Özgüç, *Türkiye'de Astronomi Çalışmaları, 1923-1982,* İstanbul 1983.

Dizer, Muammer, "Osmanlıda Rasathaneler," *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, 7 Ekim 1993, İstanbul 1994.

Erzurumlu İbrahim Hakkı, *Mârifetnâme*, İstanbul 1330/1912.

Eski Harfli Türkçe Basma Eserler Bibliyografyası (Arap, Ermeni ve Yunan Harfleriyle) 1584-1986, T.C. Kültür Bakanlığı Milli Kütüphane Başkanlığı Yayınları, Pusula Yayıncılık ve İletişim Ltd., Ankara 2001.

Günergun, Feza (Editör), *Osmanlı Bilimi Araştırmaları,* İstanbul 1995-2002.

Günergun, Feza (Editör), *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998)*, Ankara 2000.

Hoca İshak Efendi, *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*, İstanbul 1261.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, *Büyük Cihad'dan Frenk Fodulluğuna*, İstanbul 1996.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, Ramazan Şeşen, Cevat İzgi, Cemil Akpınar, İhsan Fazlıoğlu, *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi (OALT),* 2 Cilt, İstanbul 1997.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, Ramazan Şeşen, M. Serdar Bekar, Gülcan Gündüz, A. Hamdi Furat, *Osmanlı Coğrafya Literatürü Tarihi (OCLT),* 2 Cilt, İstanbul 2000.

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Fizik Dergisi, 1989-1996.

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Mecmuası, 1935-1981.

Kâhya, Esin, "Cumhuriyetin Yetmişbeşinci Yılında Bilimin Getirdikleri", *Felsefe Dünyası,* Sayı: 28, Aralık 1998-2, Ankara 1998, s. 23-32.

Kazancıgil, Aykut ve Vural Solok, *Türkiye Bilim Tarihi Bibliyografyası (1850-1981),* İstanbul 1981.

Kekeç, Dilek, *Türkiye Astronomi Bibliyografyası (1929-1994),* Yayınlanmamış Lisans Tezi, Tez Danışmanı; Melek Dosay, Ankara 1999.

Kırbıyık, Halil, "Cumhuriyet Türkiyesi'nde Astronomi ve Uzay Bilimleri Gelişimi", *Yeni Türkiye*, Sayı 23-24, Ankara 1998, s. 2312-2317.

Koçer, Dursun, "Cumhuriyet Türkiyesinde Astronomi Biliminin 75 Yılı ve Yeni Ufuklar", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998), Türkiye Cumhuriyet'inin Kuruluşunun 75. Yılı Münasebetiyle Düzenlenen " Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998): Son 25 Yılın Değerlendirilmesi ve Yeni Ufuklar" Sempozyumu'nun (İstanbul, 19-20 Ekim 1998) Yeni Yayınlar ile Güncelleştirilmiş Bildiri Kitabı,* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 165-184.

Seyyid Ali Paşa, *Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi,* Hazırlayan: Yavuz Unat, Kültür Bakanlığı Yayınları, Ankara 2001.

Tekeli, Sevim, "Osmanlıların Astronomi Tarihindeki En Önemli Yüzyılı," *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, 7 Ekim 1993, İstanbul 1994, s. 69-85.

Tekeli, Sevim, Esin Kâhya, Melek Dosay, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir, Yavuz Unat ve Ayten Aydın Koç, *Bilim Tarihine Giriş,* Nobel, Ankara 2001.

Türkiye Bibliyografyası, T.C. Kültür Bakanlığı Milli Kütüphane Başkanlığı Yayınları (Ocak 1989-Mart 1993).

Türkiye Makaleler Bibliyografyası, T.C. Kültür Bakanlığı Milli Kütüphane Başkanlığı Yayınları (Ocak 1989-Mart 1993).

*Türkiye'de Bilim Tarihi Araştırmalarının Dünü ve Bugünü, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-*Kâhya, Esin, Melek Dosay Gökdoğan, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir ve Yavuz Unat, Ankara Üniversitesi, *Coğrafya Fakültesi, Bilim Tarihi Anabilim Dalı'nda Yapılan Çalışmalar,* Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Yayınları: 975-482, Ankara 2003.

Unat, Yavuz, "Osmanlı Astronomisine Genel Bir Bakış", *Osmanlı,* Cilt 8, Yeni Türkiye Yayınları, Editör: Güler Eren, Ankara 1999, s. 411-420.

Unat, Yavuz, *İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi*, Nobel, Ankara 2001.

B. Web Siteleri

http://194.27.28.21/asart
http://alpha.sci.ege.edu.tr
http://astron.physics.metu.edu.tr
http://astronomy.sci.ege.edu.tr
http://fen.bilkent.edu.tr.
http://fenedebiyat.erciyes.edu.tr
http://newton.physics.metu.edu.tr
http://tad.org
http://www.akad.org
http://www.ankara.edu.tr
http://www.astronomi.org
http://www.bilimtarihi.gen.tr
http://www.boun.edu.tr
http://www.ege.edu.tr
http://www.eyuboglu.com
http://www.istanbul.edu.tr
http://www.koeri.boun.edu.tr
http://www.metu.edu.tr
http://www.mkutup.gov.tr
http://www.tug.tubitak.gen.tr

EK :

Türkiye Astronomi Tarihi Bibliyografyası

1. Kitaplar

Ahmed Cevdet Paşa, *Takvîmü'l-Edvâr (Takvimler),* Hazırlayanlar: Remzi Demir ve Yavuz Unat, Ankara 1996.

Aristoteles, *Gökyüzü Üzerine,* Çeviren: Saffet Babür, Ankara 1997.

Bixby, William, *Galileo ve Newton'un Evreni,* Çeviren; Nermi Arık, Ankara 1997.

Demir, Remzi, *Takiyüddîn'de Matematik ve Astronomi*, Ankara 2000.

Dilgan, Hamit, *Büyük Türk Alimi Nasîrüddîn Tûsî,* İstanbul 1956.

Dizer, Muammer, *Cumhuriyetin 50. yılımda Türk Rasathaneleri*, Kandilli Rasathanesi 50. Yıl Yay., No: 3, İstanbul 1973.

Dizer, Muammer*, Kandilli Rasathanesi Kitaplığı*, Yazma Eserler Katalogu l, Kandilli Rasathanesi Bilim Tarihi Yay., No: 6, İstanbul 1973.

Dizer, Muammer, *Kandilli Rasathanesi,* Kandili Rasathanesi 50. Yıl Yay., No: 2, İstanbul 1973.

Dizer, Muammer ve Atilla Özgüç *Kandilli Rasathanesi Kitaplığı Takvim Katalogu,* Kandilli Rasathanesi Bilim Tarihi Yay., No: 7, İstanbul 1973.

Dizer, Muammer, Selâhattin Beyazıt ve Atilla Özgüç, *Türkiye'de Astronomi Çalışmaları (1935-1971),* Kandilli Rasathanesi 50. Yıl Yay., No: 1 İstanbul 1973.

Dizer, Muammer, *İslâm'da Rasathaneler*, İstanbul 1980.

Dizer, Muammer, *The Relation of Islam to Astronomy*, İstanbul 1980.

Dizer, Muammer (Editör), *International Symposium On The Observatory in Islam (İstanbul, 19-23 September 1977), İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980.

Dizer, Muammer ve Atilla Özgüç, *Türkiye'de Astronomi Çalışmaları (1923-1982), Bibliyografya,* Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi Yayınları, İstanbul 1983.

Dizer, Muammer, *Kandilli Rasathanesi Tarihçesi, Cumhuriyet Döneminde Astronomi Çalışmaları Sempozyumu, 26 Aralık 1983,* Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi Yayınları, İstanbul 1983.

Dizer, Muammer ve T. N. Gencan, *Muhtasar fi 'İlm El-Tencim ve Ma'rifet el-Takvim (Risale-i Si Fasıl), Nasir el-Din el-Tusi,* (Türkçe'ye Çeviren: Ahmed-i Dai), Bugünkü Türkçe'ye Çeviren: T. N. Gencan ve M. Dizer, Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi Yayınları, İstanbul 1984.

Dizer, Muammer, *Astronomi Hazineleri,* Boğaziçi Üniversitesi Yayınları, No: 4, İstanbul 1986.

Dizer, Muammer, *Rubu Tahtası,* Boğaziçi Üniversitesi Yayınlan, İstanbul 1987.

Dizer, Muammer, *Quadrant, Rub'al-Mujayyab,* İstanbul 1988.

Dizer, Muammer, *Kandilli Rasathanesi (1868-1988) Yazma Eserler Katalogu,* Boğaziçi Üniversitesi Yayınları, İstanbul 1989.

Dizer, Muammer, *Early Scientifıc Instruments (Astrolabes, Guadrants, Globes, Sundials, Topographical Instruments, Astronomical Compendia, Astronomical Instruments, Miscellaneous),* Kandilli Rasathanesi'nde Mevcut Tarihi Aletlerin Açıklanması ve Katalogu, İstanbul 1990.

Dizer, Muammer, *Takiyüddin,* Kültür Bakanlığı Yayınları, 1000 Temel Eser, No: 148, Ankara 1990.

El-Fergânî, *The Elements of Astronomy,* Textual Analysis, Translation, Critical Edition & Facsimile by Yavuz Unat, (Türkçe), Edited by Şinasi and Gönül Alpay Tekin, Harvard University, Harvard 1998.

Gamow, George, *Dünyamızın Hayat Hikayesi*, Çeviren: Avni Yakalıoğlu, İstanbul 1979.

Gökmen, Mehmed Fatin, *Eski Hitay Takvimi*, İstanbul 1936.

Gökmen, Mehmed Fatin, *Rubu Tahtası Nazariyâtı ve Tersîmi,* İstanbul 1948.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, Ramazan Şeşen, Cevat İzgi, Cemil Akpınar, İhsan Fazlıoğlu, *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi,* 2 Cilt, İstanbul 1997.

Kant, Immanuel, *Evrensel Doğa Tarihi ve Gökler Kuramı*, Çeviren: Seçkin Selvi, İstanbul, 2002.

Kırbıyık, Halil, *Babillilerden Günümüze Kozmoloji*, Ankara 2001.

Kızılırmak, Abdullah, *Gökbilim Terimleri Sözlüğü,* T.D.K. Yayınları, Ankara 1969.

Moore, Patrick, *Gezegenler Kılavuzu,* Çeviren: Özlem Özbal, Ankara 1996.

Nasr, Seyyid Hüseyin, *İslâm Kozmoloji Öğretilerine Giriş*, Çeviren: Nazife Şişman, İstanbul 1985.

Richet, Pascal, *Dünya'nın Yaşı Bir Bilimsel Sorunun Serüveni*, Çeviren: Ercüment Akat, İstanbul 2002.

Rosenferld, B.A. ve E. İhsanoğlu, *Mathematicians, Astronomers & Other Scholars of Islamic Civilisation and Their Works (7th-9th c.),* İstanbul 2003.

Said, Muhammed, *Manzum Küre Tarifnamesi,* Çeviren: Tahir Nejat Gencan, Kandilli

Rasathanesi Bilim Tarihi Yayınları, No: 9, İstanbul 1973.
Sayılı, Aydın, *The Observatory in Islam*, Ankara 1960.
Sayılı, Aydın, *Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp*, Ankara 1966.
Sayılı, Aydın, *Copernicus and His Monumental Work*, Ankara 1973.
Seven, Rıfkı, *Kandilli Rasathanesi Kitaplığı Yazma Yapıtlar Katalogu I*, Kandilli Rasathanesi Bilim Tarihi Yayınları, No: 7, İstanbul 1977.
Seyyid Ali Paşa, *Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi,* Hazırlayan: Yavuz Unat, Kültür Bakanlığı Yayınları: 2696, Kültür Eserleri Dizisi: 314, Ankara 2001.
Şerbetçi, Muzaffer, *İlk Çağlardan Günümüze Kadar Yerin Biçimi ve Büyüklüğü*, Trabzon 1979.
Tekeli, Sevim, *On Altıncı Asırda Osmanlılar'da Saat ve Takîyüddîn'in "Mekanik Saat Konstrüksüyonuna Dair En Parlak Yıldızlar" Adlı Eseri*, Ankara 1966.
Ulansey, David, *Mitras Gizlerinin Kökeni – Antik Dünyada Kozmoloji ve Din,* Çeviren: Hüsnü Ovacık, İstanbul 1998.
Unat, Yavuz, *İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi,* Ankara 2001.
Ünver, Süheyl, *İstanbul Rasathanesi,* Türk Tarih Kurumu yayınları, VII. Seri, Sayı 54, Ankara 1969.
Ünver, Süheyl, *İki Yüzyıl Önceki Göksel Bir Belirti,* Kandilli Rasathanesi Bilim Tarihi Yayınları, No: 5, İstanbul 1973.
Voelker, James. R., *Kepler, Yeni Gökbilim,* Çeviren: Nur Özlük, Ankara 2002.
Zeki, Salih, *Âsâr-ı Bâkiye,* 1913.
Zeki, Salih, *Yeni Kozmoğrafya,* 1915.
Zeki, Salih, *Muhtasar Kozmoğrafya*, 1916.

2. Makaleler

Akçura,Gökhan, "Takvimler", *Arkitekt Yaşama Sanatı,* İstanbul 1993, s. 58-62.
Akgül, Urangu, "Osmanlının Uzaya Bakan Gözü Takiyüddin ve İstanbul Rasathanesi", *Bilim ve Teknik,* Cilt 31, Sayı 351, 1997, s. 34.
Akgür, Necati, "Göktürklerin Hayvan Takvimi", *Yıllarboyu Tarih,* Mart 1981.
Akgür, Necati, "Hayvanlı Takvimden Miladi Takvime", *Yıllarboyu Tarih,* Nisan 1981.
Akgür, A. Necati, "Gnomon ve Güneş 1-3", *Tarih ve Toplum*, Sayı 4, İstanbul 1984, s. 61-64.
Akgür, Necati, "Güneş Saati", *Tarih ve Toplum,* Cilt I, Sayı 6, Haziran 1984, s. 12-15.
Akgür, Necati, "Yeryüzü Bir Daire Şeklindeydi", *Cumhuriyet Bilim ve Teknik,* Sayı 10, 25 Nisan 1987.
Akgür, Necati, "Celali Takvim", *Türk Dünyası Araştırmaları,* Sayı 61, Ağustos 1989.
Akgür, Necati, "Oniki Hayvanlı Türk takvimi", *Türk Dünyası Araştırmaları,* Sayı 64, Şubat 1990.
Akgür, Necati, "Rumi-Miladi ve Hicri Takvimlerde Gün Adı Belirleme Meselesi", *Türk Dünyası Araştırmaları,* Sayı 71, Nisan 1991, s. 9-108.
Akgür, A. Necati, "Tarih Boyunca Türklerin Kullanmış Oldukları Takvimler, Eski Mısır Takvimi ile Bundan Alınan Kıpti Takvimi Eski Fars ya da Yezdicürd Takvimi", *Türk Dünyası Araştırmaları*, Sayı 74, İstanbul 1991, s. 157-194.
Akgür, Necati, "Kuramsal Hicri Takvimde Artıklama Meselesi", *Türk Dünyası Araştırmaları,* Sayı 78, Haziran 1992.
Akgür, Necati, "Güneş Takvimleri", *Bilim Tarihi,* Cilt I, Sayı 10, Ağustos 1992, 6-25.
Akgür, A. Necati, "Uluğ Bey Dönemi Takvimciliği", *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri,* Ankara 1996, s. 25-54.
Akgür, A. Necati, "Gerçek Hicri Takvim," *Toplumsal Tarih*, Cilt 8, Sayı 43, İstanbul 1997, s. 55-66.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler, 3", *Toplumsal Tarih*, Cilt 11, Sayı 61, İstanbul 1999, s. 47-55.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler, 4", *Toplumsal Tarih*, Cilt 11, Sayı 62, İstanbul 1999, s. 35-40.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler, 5", *Toplumsal Tarih*, Cilt 11, Sayı 63, İstanbul 1999, s. 54-58.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler" *Toplumsal Tarih*, Cilt 11, Sayı 64, İstanbul 1999, s. 49-53.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler", *Toplumsal Tarih*, Cilt 11, Sayı 65, İstanbul 1999, s. 54-57.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler", *Toplumsal Tarih*, Cilt 11, Sayı 66, İstanbul 1999, s. 57-61.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler", *Toplumsal Tarih*, Cilt 12, Sayı 67, İstanbul 1999, s. 49-55.
Akgür, A. Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler", *Toplumsal Tarih*, Cilt 12, Sayı 68, İstanbul 1999, s. 53-57.
Akgür, A Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler", *Toplumsal Tarih*, Cilt 12, Sayı 69, İstanbul 1999, s. 57-60.

Akgür, A, Necati, "Rumi ve Miladi Takvimler", *Toplumsal Tarih*, Cilt 12, Sayı 70, İstanbul 1999, s. 52 – 56.

Akoğlu, Alp, "Dilhan Eryurt", *Bilim ve Teknik*, Kasım 1997, s. 74-80.

Akoğlu, Alp, "Hipparchos ve Evrenin Yaşı," *Bilim ve Teknik,* Cilt 34, Sayı 364, 1998, s. 24-26.

Akoğlu, Alp, "Gökcisimlerinin Adları", *Bilim ve Teknik*, Cilt 31, Sayı 368, 1998, s. 22-24.

Alpaslan, Mete, "Galileo Projesi", *Uçantürk,* Cilt 36, Sayı 340, Eylül 1990, s. 3-8.

Altınok, Bilgi, "Takvimlerin Gelişimi", *Antik Dekor,* Sayı 12, 1991, s. 108-110.

Ansari, Razaullah, "Astronomical Activity in Mediaeval Indiana", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 166-167.

Ansari, Razaullah, "Modern Astronomy in Indo-Persian Sources", *Transfer of Modern Sciences and Technology to the Müslim World (İstanbul, 2-4 Eylül 1987),* Editör: E. İnsanoğlu, İslam Tarih, Sanat ve Araştırma Merkezi Yayınlar, İstanbul 1992, s.121-144.

Arat, Reşit Rahmeti, "Türklerde Zaman ve Vakit Tespiti", *Türk Tarih Kongresi*, Ankara, 1952, s. 94-108

Arın, M., "Uzayı Gözlemlemede Yeniçağ", *Araştırma,* Cilt 2, Sayı 20, Ağustos 1990, s. 24-25.

Aslan, Zeki, "Türkiye'de Astronominin Bugünü", *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, İstanbul 1994, s. 87-93.

Atam, Sedef, "Evrendeki Bilinmeyenin Peşinde Bir Türk Adamı Behçet Alpat", *Liderler*, Sayı 7, 1998, s. 52-56.

Ateş, Ahmet, "Fatih Adına Tercüme Edilen Falname Münasebeti İle", *Tarih Hazinesi*, Sayı 11, İstanbul 1951, s. 539-548.

Aydan, Sadi, "Paris 1937 Sergisinde Astronomi Şubesi", *Harita Dergisi*, Sayı 19, Ankara 1938, s. 107-112.

Aydıngöz, Üstün, "İnsanoğlunun Ay'a Gidişinin 20. Yıldönümü: Küçük Dev Adım," *Bilim ve Teknik,* Cilt 22, Sayı 261, 1989, s. 13.

Aydıngöz, Üstün, "Kepler aldattı mı?" *Bilim ve Teknik,* Cilt 23, Sayı 268, 1990, s. 40-42.

Aydüz, Salim, "15. Asrın En Büyük Astronomu Uluğ Bey ve Zîci", *Yeni Ümit,* Sayı 26, 1994, s. 43-45.

Aydüz, Salim, "Osmanlı Devleti'nde Müneccimbaşılık," *Osmanlı Bilimi Araştırmaları,* Editör: Feza Günergun, İ.Ü. Edebiyat Fakültesi Yayınları, İstanbul 1995, s. 159-207.

Aydüz, Salim, "Calendars and Almanacs in Islamıc Culture", *Art and Culture Magazin, Time in Art,* Winter 2004/Issue 11, s. 72-85 ("İslâm Uygarlığında Takvim", *P – Sanat, Kültür, Antika Dergisi, Zaman ve Sanat,* Sayı 28, Kış 2003, s. 66-79).

Aydüz, Salim, "Uluğ Bey Zîci'nin Osmanlı Astronomi Çalışmalarındaki Yeri ve Önemi", *Bilig*, Sayı 25, Bahar 2003, s. 139-170.

Aygün, Abdurrahman, "Takvimi Daimi", *Harita Dergisi*, Sayı 18, Ankara 1938, s. 71-79.

Aygün, Abdurrahman, "Takvimler, Dinî ve Siyasî Değil, Insanî ve Heyî Esaslar Üzerine Kurulmalıdır", *Harita Dergisi*, Sayı 12, Ankara 1936, s. 74-83.

Aytan, A Sadi, "Ömer Hayyam", Bilgi Yurdu, Sayı 5, İstanbul 1938, s. 549-553.

Aytan, A. Sadi, "Giordono Bruno", *Bilgi Yurdu*, Sayı 9, İstanbul 1939, s. 656-660.

Aytan, Sadi, "Fransa Astronomi Cemiyetinin 50. Yıl Dönümü", *Harita Dergisi*, Sayı 20, Ankara 1938, s. 54-59.

Ballı, Edibe, "Astronomları Tanıyalım", *Gökyüzü*, Cilt 1, Sayı 2, İstanbul 1960, s. 14-18.

Ballı, Edibe, "Kepler", *Gökyüzü*, Cilt 1, Sayı 3-4, 1960, s. 9-13.

Baloch, N.A., "Al-Beruni's Ghurrat Al-Zijat, Gurretu'z-Zicat", Çeviren: Melek Dosay, *Erdem,* Cilt VI, Sayı 18, Eylül 1990, s. 749-841.

Bairer, Walter, "Astronomi: Einstein Haklıydı," *Bilim ve Teknik,* Cilt 9, Sayı 97, 1975, s. 4-8.

Baltacıoğlu, İ. H., "Kozmoloji", *Yeni Adam*, Cilt 4, Sayı 165, İstanbul 1937, s. 14.

Baş, Reşit, "Uluğ Bey Kimdir?", *Pınar*, Sayı 3, İstanbul 1972, s. 22-23.

Baykara, Tuncay, "Türklerde Gökyüzü İnceleme Merakı ve Uluğ Bey", *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri,* Ankara 1996, s. 61-66.

Baylav, Naşit, "Eski Elyazması Kitaplarda Burç," *Farmakolog,* Cilt 18, Sayı 3, 1948, s. 89-90.

Bayram, Sadi, "İstanbul Rasathanesi (1577-1977) 400. Yılı", *Milletlerarası İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu, Milli Kültür,* Cilt I, Sayı 10, 1978, s. 74-77.

Belger, Ayten, "Roketler ve Feza Araştırmaları", *Gökyüzü*, Cilt 1, Sayı 1, İstanbul 1960, s. 15-20.

Ben-Zaken, Avner, "Osmanlı İmparatorluğu'nda Kopernik Sistemi", *Türkler,* Cilt 11, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 289-302.

Bir**,** Atilla, "Kıblenüma", *Otomasyon 26* - Ağustos 1994, s. 64-67.

Bir**,** Atilla, "Zamanı Belirlemeye Yarayan Aletler", *Osmanlı İmparatorluğunun Doruğu, 16. Yüzyıl, Teknolojisi*, Editör

Kazım Çeçen, İSKİ, İstanbul 1999, s. 231-271.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Türk Kadran Usturlabının Prensibi ve Kullanımı", *I. Uluslararası 16. Yüzyıl Türk ve İslam Bilim ve Teknoloji Sempozyumu, İ.T.Ü., Bildiriler*, Cilt 1, 1986, s. 21-32.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Yere Dik Bir Çubuktan (Gnomon'dan) Yararlanarak Yön ve Zaman Tayini", *Otomasyon 13* - Temmuz 93, s. 66-67.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Osmanlılarda Zaman, Saat ve Takvim", *Otomasyon 18* - Aralık 93, s. 94-97.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Arabi Takvimin 100 Senesi", *Otomasyon 19* - Ocak 94, s. 75-78.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Biruni'nin Kıble Yönünü Belirlemek İçin Önerdiği Bir Yöntem", *Otomasyon 28* - Ekim 94, s. 84-87.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Biruni'nin, Yatay Güneş Saatlerinde Tek Ölçüm Yaparak Bulunan Yere Ait Meridyen Yönünü Belirlemek İçin Verdiği Yöntem", *Otomasyon 29* - Kasım 94, s. 68-69.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Bir XVI. Asır Kozmografyası", *Otomasyon 33* - Mart 95, s. 74-78.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Rub-ul Müceyyeb", *Otomasyon 38* - Ağustos 95, s. 76-80.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Osmanlılarda Takvim", *Otomasyon 42* - Aralık 95, s. 64-66.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Biruni Tarafından Verilmiş Olan Güneş ve Ay Hareketlerini Temsil Eden Mekanik Bir Düzen", *Otomasyon 44* - Şubat 96, s. 100-102.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Usturlab ve Stereometrik İzdüşüm", *Otomasyon 45* - Mart 96, s. 154-157.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Roketle Uçan Türk: Lagarı Hasan Çelebi", *Otomasyon 47* - Mayıs 96, s.142-145.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Usturlab Dairelerinin Çizimi", *Otomasyon 49* - Temmuz 96, s. 112-117.

Bir, Atilla ve Mahmut Kayral, "Usturlab ve Rubu Tahtası İle Gerçeklenen Ölçümler", *Otomasyon 50* -Ağustos 96, s. 96-102.

Biran, Lûtfi, "Astronomide Terakki", *Fen ve Teknik*, Cilt 2, Sayı 14, İstanbul 1941, s. 104-114.

Brogüe, Louisde, "Neptün Yıldızının Bulunması ve Modern İlim", Çeviren: Halil Vehbi Eralp, *İstanbul*, Cilt 2, Sayı 8, 1947, s. 93-95.

Buğdaycı, İlhamı, "İlk Teleskoplar", *Bilim ve Teknik,* Cilt 18, Sayı 330, 1995.

Buğdaycı, İlhamı, "Otuz Yıllık Serüven, Ulusal Gözlemevi", *Bilim ve Teknik,* Cilt 30, Sayı 346, 1996, s. 20-25.

Cunbur, Müjgan, "İlk Türk Ansiklopedisi 'Murad – Name'de Astroloji 'İlm-i Nücum' Maddesi", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 91-102.

Çağatay, N., "Eski Zamanlardan Bu Yana Zaman Oluşumu ve Takvim", *A.Ü. İlahiyat Fakültesi Dergisi,* Sayı 22, 1978, s. 105-138.

Çağırgan, G., "Three More Dublicates to Astrolabe", *Belleten,* Cilt XLVIII, Sayı 191-192, 1984, s. 399-416.

Çaktır, Nurtaç, "Eski Astronomlara Göre Gezegen Hareketleri ve Yer Merkezli Evren Teorisi", *Astronomi Magazin,* Cilt II, Sayı 15, Haziran 1993, s. 86-87.

Çaktır, Nurtaç, "Kopernik'in Güneş Merkezli Evren Teorisi", *Astronomi Magazin,* Cilt II, Sayı 15, Haziran 1993, s. 88-90.

Çay, M. Abdulhalûk, "Türk Takvimi", *Belgelerle Türk Tarihi Dergisi (Dün/Bugün/Yarın),* Sayı 15, İstanbul 1986, s. 33-36.

Çeçen, Kazım, "Üniversitemizde Tarihi Değeri Çok Büyük Bir Astronomi Aleti (Hicri 613, Miladi 1216 Yılında Yapılmış Bir Usturlab)", *İTÜ'den Haberler Dergisi,* Sayı 4, 1979, s. 26-28.

Çeçen, Kazım, "Astrolab", *Lale Dergisi,* Sayı 2, 1984.

Çetinçelik, Muammer, "Galileo Galilei (1564-642)", *Gökyüzü*, Cilt 1, Sayı 3-4, İstanbul 1960, s. 5-15.

Çoban, Yıldız, "Concept of Time in Mayan and Aztec Art", *Art and Culture Magazin, Time in Art,* Winter 2004/Issue 11, s. 28-37 ("Maya ve Aztek Takvimlerinde Zaman", *P – Sanat, Kültür, Antika Dergisi, Zaman ve Sanat,* Sayı 28, Kış 2003, s. 22-31).

Darkot, Besim, "Sema Hareketleri ve Doğu Alemi", *İ.Ü. Coğrafya Enstitüsü Dergisi,* Sayı 9, 1958, s. 1-10.

Darkot, Besim, "Kâtip Çelebi – İbrahim Müteferrika ve Sema Hareketleri", *İ.Ü. Coğrafya Enstitüsü Neşriyatı,* Sayı 21, 1958, s. 5-18.

Demir, Remzi, "Takiyüddin'in Ağabeyi Necmüddin ibn Maruf ve Onun 'Cedâvilu li-Ma'rifeti Ru'yeti Ehilleti'ş-Şuhûr' Adlı Risâlesi", *Bilim ve Felsefe Metinleri*, Cilt 1, Sayı 1, Ankara 1992, s. 9-29.

Demir, Remzi, "Eski Bir Hesap Aleti: Rubu'l-Müceyyeb ve Takiyüddin ibn Maruf'un 'Rubu'l-Müceyyeble Yapılan İşlemler Manzûmesi' Adlı Risâlesi", *Bilim ve Felsefe Metinleri*, Cilt 1, Sayı 1, Ankara 1992, s. 29-55.

Demir, Remzi, "Bedreddin Sıbt el-Mârdini'nin "Mukaddime fi Hisâbi'l-Mesâi'li'l-Ceybiyye ve'l-A'mali'l-Felekiyye" Adlı Risalesi," *Bilim ve Felsefe Metinleri,* Cilt I, Sayı l, Nisan 1992, s. 55-66.

Demir, Remzi, "İstanbul Rasathanesi'nde Yapılmış Olan Gözlemler", *Belleten*, Cilt LVII, Sayı 218, Ankara 1993, s. 161-172.

Demir, Remzi, "Takiyüddin'in Ondalık Kesirleri Trigonometri ve Astronomiye Uygulaması", *Osmanlı Bilimi Araştırmaları,* II, Ed. Feza Günergun, İ.Ü. Edebiyat Fakültesi Yayınları, İstanbul 1998, s. 187-209.

Demir, Remzi, "Takîyüddîn'in *Cerîde el-Dürer ve Harîde el-Fiker* Adlı Yapıtında Bulunan Onluk Trigonometrik Cetveller (Düzenleniş ve Kullanılışları)", *Osmanlı*, Cilt 8, Editör: Güler Eren, Ankara 1999, s. 399-410.

Demir, Remzi ve Yavuz Unat, "Ali Kuşçu ve *el-Muhammediyye*, *el-Fethiyye* ve *Risâle fî Hall Eşkâl el-Mu'addil li'l-Mesîr* Adlı Eserlerinin Türk Bilim Tarihindeki Yeri", *Düşünen Siyaset*, Sayı 16, Ankara 2002, s. 231-255.

Demircan, Osman, "Astroloji (Falcılık) Bilim midir?", *Bilim ve Teknik,* Cilt 15, Sayı 175, 1982, s. 37-39.

Demircan, Osman, "Kullandığımız Takvimin Sorunları ve Bir Takvim Önerisi", *Bilim ve Teknik,* Cilt 25, Sayı 300, 1992, s. 50-51.

Demircan, Osman, "Türk-İslâm Medeniyetinde Astronomi Çalışmaları, MS 8.-16. Yüzyıllar", *Bilim ve Teknik*, Cilt 26, Sayı 306, 1993, s. 366-368.

Demircan, Osman, "Bir Astronomi Yasasının Öyküsü, 2", *Fizik Dergisi*, Sayı 3, Ankara 1993, s. 10-12

Demircan, Osman, "Türkiye'de Astronomi Çalışmaları" *Cumhuriyetin 70. yılında Türkiye'de Bilim – II,* Bilim ve Teknik Dergisi'nin (Cilt 26, Sayı 312, Kasım 1993) Özel Eki, s. 100-107.

Demircan, Osman, "Yedi Katlı Gök Kavramı ve Evrenin Düzeni Üzerine Çalışmalar", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998),* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 185-200.

Denker, Hasan ve Muammer Dizer, "Rub'ul Müceyyeb'in Hesap Cetveli Olarak Kullanılması", *Türk-İslâm Bilim ve Teknoloji Tarihi Kongresi 1*, İstanbul 1981, s. 91-103.

Dereli, Tekin, "Relativistik Kozmoloji Modelleri", *Bilim ve Teknik,* Cilt 23, Sayı 278, Eylül 1990, s. 40-41.

Derman, İ. Ethem, "Astronomide En Son Buluşlar", *Bilim ve Teknik*, Cilt 26, Sayı 187, 1983, s. 39-42.

Dilgan, Hamit, "Takvimler Tarihi Vakaların Yıldönümleri", *İTÜ Dergisi,* Cilt 9, Sayı 1, 1951, s. 11-14.

Dilgan, Hamit, "Antalyalı Apollinius", *İ. T. Ü. Dergisi,* Cilt 9, Sayı 1-2, 1953, 1-4.

Dilgan, Hamit, "Galileo Galiei", *İ.T.Ü. Dergisi,* Cilt 22, Sayı 5, 1964, s. 1-4.

Dizer, Muammer, "İlk Rasathaneler ve Türklerde Rasathaneler", *Bilim ve Teknik* Cilt 2, Sayı 22, 1969, s. 23-25.

Dizer, Muammer ve Erdal İnönü, "1923-1966 Döneminde Astronomi Dalındaki Araştırmalara Türklerin Katkısını Gösteren Bir Bibliyografya ve Bazı Gözlemler", *TÜBİTAK IV. Bilim Kongresi,* Tutanak, Ankara 1973.

Dizer, Muammer, "Büyük Türk Düşünürü Ali Kuşçu'nun Astronomiye Katkısı", *Bilim ve Teknik* Cilt 10, Sayı 115, 1977, s. 13 -15.

Dizer, Muammer, "The Da'irat Al-Muaddal in Kandilli Observatory and Some Remarks on the Earliest Recorded Islamic Values of The Magnetic Declination", *J. Hist. Of Arabic Science* Vol. I, No. 2, November 1977.

Dizer, Muammer ve W. Meyer, "The Celestial Globe of Kandilli Made by Ja'far Ibn Dawlatshah Al-Kirmani", *History And Philosophy Of Science,* s.14-21, Islamabad 1979.

Dizer, Muammer, "The Astrolabe of Taqi Al-Din at Kandilli Observatory", *International Symposium For The History Ofarabic Science University Ofaleppo,* April 1979.

Dizer, Muammer, "İslam Dininin Astronomi İle İlişkisi", *Diyanet Dergisi,* Cilt 18, Sayı 2, 1979.

Dizer, Muammer, "Osmanlı Türklerinde Astronomi ve Rasathaneler: İstanbul Rasathanesinde Sarkaçlı Saat Kullanıldı mı?", *TÜBİTAK, VII. Bilim Kong. BAYG Grubu*, 1980.

Dizer, Muammer ve H. Denker, "Rubu Tahtası", *I. Uluslararası Türk-İslam Bilim ve Teknoloji Tarihi Kongresi,* İTÜ, 1 Eylül 1981, s. 9-13.

Dizer, Muammer, "İslam'da ve Osmanlılarda Saat", *Bilim-Birlik-Başarı* (İzmir), Cilt 12, Sayı 45, 1986.

Dizer, Muammer, "Rasathane-i Amire", *Bilim Tarihi,* Cilt II, Sayı 16, Şubat 1993, s. 3-10.

Dizer, Muammer, "Osmanlıda Rasathaneler", *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, İstanbul 1994, s. 27-68.

Dizer, Muammer, "Kuruluşunun 125. Yılında Kandilli Rasathanesi 1868-1993", *Tarih ve Toplum*, Cilt 22, Sayı 122, 1994, s. 27-31.

Duru, Orhan, "Usturlab ve Başkaları", *Milliyet Sanat Dergisi*, Sayı 77, İstanbul 1983, s. 24-26

Eddy, J.A., "Historical Observations of the Sun from Islam", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 123.

Emiroğlu, Kudret, "Ay Adları Tarihçesi", *Tarih ve Toplum*, Sayı 7, İstanbul 1984, s. 40-45.

Ergin, A Muhlis, "Usturlab", *Deniz Kuvvetleri Dergisi*, Sayı 563, Ankara 1995, s. 37-40.

Ergin, Muhlis, "Usturlab", *Tarih ve Toplum*, Cilt 23, Sayı 138, İstanbul 1995, s. 20-23.

Erninsoy, Cavit, "Eski ve Yeni Kozmoloji", *Yeni Sabah*, Cilt 13, Sayı 5039, İstanbul 1952, s. 2.

Ersoy, Nuri ve Efe Özgür, "Kopernik Devrimi", *Bilim ve Mühendislik,* Sayı 2, Haziran 1990, s. 26-28.

Esin, Emel, "The Figurative Astral Representations of the Uygur Turks", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 53-89.

Gevgilili, Ali, "Ay, Uzay, Teknolojik Devrim ve Türkiye", *Teknisyenlerin Sesi*, Ankara, Sayı 243, 1969, s. 5-11.

Gleissberg, W., "Cycle Research at the Observatories in Turkey", *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 105-109.

Gökdoğan, Nüzhet, "Türk Astronomi Tarihine Bir Bakış", *Tanzimat Kitabı,* İstanbul 1940, s. 469-477.

Gökdoğan, N., "Astronominin İnkişafı", *Gökyüzü*, Cilt 2, Sayı 1-2, 1961, s. 1-5.

Gökdoğan, Nüzhet, "Kepler'den Önce ve Sonra Astronomide Gelişmeler", *İ.Ü. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* İstanbul 1972.

Gökdoğan, Nüzhet, "Cumhuriyetin 50. Yılında Türkiye'de Astronomi", *Bilim ve Teknik,* Cilt VI, Sayı 72, 1973, s. 2-6.

Gökdoğan, Nüzhet, "Takvim Sorunu ve Osmanlı'larda Takvim", *Uluslararası Türk-İslâm Bilim ve Teknoloji Tarihi Kongresi,* İstanbul 1981, s. 87-93.

Gökdoğan, Nüzhet, "1933 Üniversite Reformu ve Astronomiye Getirdikleri", *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, İstanbul 1994, s. 1-15.

Göker, Lütfi, "Takiyüddin Er-Rasıd ve İstanbul Rasathanesi", *Milli Kültür,* Cilt 1, Sayı 11, 1977, s. 48-56.

Göker, Lütfi, "İslâm Medeniyetinin Mahsulü: Astronomi", *Diyanet Dergisi*, Cilt 16, Sayı 1, Ankara 1977, s. 38-45.

Göker, Lütfi, "Ölümünün 703. Yıldönümü Vesilesiyle Nasîrüddin-i Tûsi ve Merağa Rasadhanesi", *Millî Kültür*, Cilt 1, Sayı 6, Ankara 1977, s. 66-69.

Gökmen, Mehmed Fatin, "Takvim ve Tarihi," *Darülfünun Fen Fakültesi Mecmuası,* Cilt I, 1916, s. 164-174.

Gökmen, Mehmed Fatin, "Râsıd Takiyüddin", *Cumhuriyet Gazetesi*, (I) 14 Nisan 1341 (1925); (II) 17 Mayıs 1341 (1925); (III) 24 Mayıs 1341 (1925); (IV) 4-6 Haziran 1341 (1925).

Gökmen, Mehmed Fatin, "Türk Takvimi Hakkında Tez", *Türk Tarihi Ana Hatları,* Seri III, No: 5, İstanbul 1936.

Gökmen, Mehmed Fatin, "Yıldızların Gece Görünüp de Gündüz Görülmemesi Hakkında Şeyhü'r-Re'îs İbn-i 'Ali Sînâ'nın Makalesi", *Büyük Türk Filozofu ve Tıp Üstadı İbni Sina ,* Bölüm V, İstanbul 1937.

Gökmen, Mehmed Fatin, "İbn Sînâ'nın Riyâziye ve Hey'et Cephesi", *Büyük Türk Filozofu ve Tıp Üstadı İbni Sina ,* Bölüm III, İstanbul 1937, s. 1-25.

Gökmen, Mehmed Fatin, "Eski Türkler'de Hey'et ve Takvim", *II. Türk Tarih Kongresi Tutanakları, 1937,* İstanbul 1943, s. 833-841.

Göktürk, Halil, "Galileo", *Bilim ve Teknik,* Cilt 11, Sayı 123, 1978, s. 9.

Göktürk, Halil, "Copernicus", *Bilim ve Teknik,* Cilt 11, Sayı 124, 1978, s. 2.

Gölbaşı, Orhan, "Astronomide Önemli Bir Gelişme: Malatya Danjon Astrolabı İstasyonu", *Bilim* ve *Teknik,* Cilt 25, Sayı 301, 1992, s. 14-17.

Gönenç, Güney, "Uzayın Öncüleri", *Bilim ve Sanat*, Sayı 4, Ankara 1981, s. 16-17.

Güdür, Necdet, "Ay Üzerinde Türk İsimleri", *Fen Dergisi*, İzmir, Cilt 6, Sayı 5, 1970, s. 129-131.

Gündüz, İrhan, "Marifet-Nameye Göre Ay'ın Yeryüzündeki Tesirleri",

Günergun, Feza ve Ekmeleddin İhsanoğlu "Osmanlı Türkiye'sinde Alaturka Saat'ten Alafranga Saate Geçiş", *X. Ulusal Astronomi Kongresi* (İstanbul, 2-6 Eylül 1996), İstanbul 1996, s. 434-441.

Günergun, Feza, "Prof. Dr. Muammer Dizer (1924-1993) Passed Away", *Studies in the Histoty of Medicine and Science,* New Series, Cilt 13, Sayı 1, 1994, s. 132.

Güneş, Turan, "Yıkılan Rasathane", *İklim Kültür Dergisi*, İstanbul, Sayı 1, 1944, s. 13.

Günkut, Nurdan, "18 Şubat 1993: 165. Doğum Yıldönümünde Jules Verne (1828-1905)", *Astronomi Magazin,* Sayı 11, Şubat 1993, s. 12.

Günkut, Hoskin, M., "Theological Dimensions in European Astronomy Since the Renaissance", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 133-139.

Gürdilek, Raşit, "Hakkı Ögelman ve Türkiye'de Bilim", *Bilim ve Teknik*, Sayı 406, 2001, s. 62.

Hürmeriç, Behiç Fahir, "Feza Çağının Kronolojisi", *Sivil Savunma Dergisi*, Cilt 10, Sayı 31, Ankara 1968, s. 23-35.

Nurdan, "Galileo'nun Teleskopu Gökyüzüne Yöneltmesiyle Gökbilime Sağlanan Üçlü Bir Destek", *Astronomi Magazin,* Cilt III, Sayı 33, Aralık 1994, s. 258-262.

Gür, Hanaslı, "Geçmiş Zamanlara Yolculuk", *Araştırma,* Cilt II, Sayı 20, Ağustos 1990, s. 26-28.

Hazer, S., "Kepler ve Mars Gözlemleri", *İ. Ü. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972.

Haznedar, Ülker, "Batlamyus", Çeviri, *Bilim ve Teknik,* Cilt 3, Sayı 36, 1970, s. 43-48.

Haznedar, Ülker, "Nicolaus Copernicus", Çeviri, *Bilim ve Teknik,* Cilt 4, Sayı 38, 1970, s. 45-46.

Haznedar, Ülker, "Tycho Brahe (1546-1601)", Çeviri, *Bilim ve Teknik,* Cilt 4, Sayı 40, 1971, s. 40-44.

Haznedar, Ülker, "Johannes Kepler (1571-1630)", Çeviri, *Bilim ve Teknik,* Cilt 4, Sayı 41, 1971, s. 36-41.

Herbster, R., "A Lost System of Chinise Astronomy in the Book HUAI-NAN-ZI", *İslam'da Rasathaneler Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 235-241.

Hızlı, Ömür, "19 Şubat 1993: 520. Doğum Yıldönümünde Nikola Kopernik (1473-1543)", *Astronomi Magazin,* Sayı 11, Şubat 1993, s. 13.

İbanoglu, Cafer, "Astronomi ve Masalca Zengin Bir Yıldız Kümesi: Hyades", *Astronomi Magazin,* 8, Kasım 1992, s. 8-12.

İbnu'l-Heysem, Ebû Ali el-Hasen Ibnu'l-Hasen, "Kitâb fî Hey'eti'l-Alem", *İslam İlimleri Enstitüsü Dergisi*, Sayı 4, Ankara 1980, s. 219-223.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, "Batı Bilimi ve Osmanlı Dünyası: Bir İnceleme Örneği Olarak Modern Astronomi'nin Osmanlı'ya Girişi (1660-1860)", *Belleten,* Cilt 51, Sayı 217, Aralık 1992, s. 727-774.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, "Introduction of Western Science to the Ottoman World: A Case Study of Modern Astronomy (1660-1860)", *Transfer of Modern Science and Technology to the Müslim World,* International Symposium on Modern Science and the Müslim World, (İstanbul, 2-4 Eylül 1987), İslam Tarih, Sanat ve Kültür Araştırma Merkezi Yayınları, İstanbul 1992, s. 67-120.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, "Osmanlı Döneminde Astronomi Tarihi Literatürü Tarihi", *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, İstanbul 1994, s. 17-25

İlhami, Durmuş, "Eski Türklerde Zaman ve Takvimler", *Türk Dünyası, Nevruz Ansiklopedisi,* Atatürk Kültür Merkezi Başkanlığı Yayınları, Editör: Öcal Oğuz, Ankara 2004, s. 1-15.

İnönü, Erdal ve Muammer Dizer, "1923-1966 Döneminde Astronomi Dalındaki Araştırmalara Türklerin Katkısını Gösteren Bir Bibliyografya ve Bazı Gözlemler", *TÜBİTAK IV. Bilim Kongresi, Bilim Adamı Yetiştirme Grubu Tebliğler Kitabı,* Ankara 1973.

İnönü, Erdal ve O. Birgül, S. Gürsey, "Türkiye Kökenli Araştırmacıların Matematik, Mekanik, Astronomi, Fizik, Jeofizik ve Kimya Dallarındaki Makaleleri İçinde 1961 ve 1963-1971 "Citation Index" Yıllıklarına Göre 9 veya Daha Fazla Referans Almış Olanların Listesi", *TÜBİTAK IV. Bilim Kongresi, Bilim Adamı Yetiştirme Grubu Tebliğler Kitabı,* Ankara 1973.

İshakoğlu, Sevtap, "1900-1946 Yılları Arasında Darülfünun ve İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Matematik ve Fen Bilimleri Eğitimi," *Osmanlı Bilimi Araştırmaları,* Ed. Feza Günergun, İ.Ü. Edebiyat Fakültesi Yayınları, İstanbul 1995, s. 227-283.

Kâhya, Esin, "On İkinci Yüzyıla Kadar Çin Kozmolojisi ve Tıp Felsefesiyle İlgili Bazı Bilgiler", *Belleten*, Cilt 60, Sayı 228, 1996, s. 255-269.

Kamar, J., "Relationship of Early Modern European Observatories to Those of Medieval Islam", *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 141-142.

Kanbay, C, "Türkiye Cumhuriyetinde Fotoğrametri İşleri ve 1937 Senesi Nihayetinde Vaziyeti", *Harita Dergisi*, Sayı 19, Ankara 1938, s. 83-86.

Karali, Salih, "Olbers Paradoksu Çözüldü", *Bilim ve Teknik*, Cilt 23, Sayı 270, 1990, s. 69-70.

Kaufmann, William, "Dünyayı Dehşete Düşüren Astronom: Halton C. Arp", *Bilim ve Teknik,* Cilt 15, Sayı 180, 1982, s. 21-25.

Kazancıgil, Aykut, "Muammmer Dizer", *Bilim Tarihi,* Cilt 11, Sayı 16, Şubat 1993, s. 20-22.

Kennedy, Edward S., "The Heritage of Ulugh Beg", *Science in Islamic Civilisation,* Proceedings of the İnternational Symposia Science İn Islamic Civilisation & Science And Technology in The Turkish and Islamic World, Ed. E. İhsanoğlu & F. Günergun, İslam Tarih Sanat ve Kültür Araştırma Merkezi (IRCICA) Yay., İstanbul 2000, s. 97-109.

Kerametli, Can, "Türk ve İslâm Eserleri Müzesinde İslâm Üsturlapları", *Türk*

Etnografya Dergisi, Sayı 12, Ankara 1969, s. 73-82.

Keskinoğlu, Osman, "İsmail Gelenbevi (1143-1205 H) (1730-1791) ve Subut-u Hilal Meselesi", *A.Ü. İlahiyat Fakültesi Dergisi,* Sayı 13, 1965, s. 4-30.

Kıral, A., "Kepler ile 400 Yıl", *İ.Ü. Fen Fak. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972.

Kızılırmak, Abdullah, "Amerikan Rasathaneleri", *Fen Dergisi*, Cilt 40, Sayı 1, İzmir 1968, s. 13-17,

Kızılırmak, Abdullah, "Uluğ Bey'in Yıldız Katalogu Üstüne", *İÜ. Fen Fak. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972.

Kızılırmak, Abdullah, "Bilim Tarihimizden", *Yeni Ayna*, Cilt 1, Sayı 3, İstanbul 1982, s. 28-30.

Kızılırmak, Abdullah, "Tanrılar ve Yıldızlar", *Astronomi Magazin,* Cilt 3, Sayı 33, Aralık 1993, s. 248-250

Kienle, H., "Johannes Kepler 1571-1630", *İÜ. Fen Fak. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972.

King, David, "Astronomical Timekeeping in Otoman Turkey", *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 254-269.

King, David, "The Categories of Islamic Astronomical Literature and the Present State of Research on the Manuscript Sources," *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 169-180.

King, David, "The Monumental Syrian Astrolabe in the Maritime Museum, İstanbul", *Erdem,* Türk Tarih Kurumu Basımevi, Cilt 9, Sayı 26, 1996, s. 737-742.

Koçer, Dursun, "Cumhuriyet Türkiyesi'nde Astronomi Biliminin 75 Yılı ve Yeni Ufuklar", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998),* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 165-184.

Koçin, Abdülhakim, "Çağını Aşanlar: Uluğ Bey", *Bilim ve Teknik,* Cilt 22, Sayı 261, 1989, s. 46-48.

Koçin, Abdülhakim, "Çağını Aşanlar: Ekliptik Meyli Keşfeden Bilgin Ahmed Fergani", *Bilim ve Teknik,* Cilt 23, Sayı 274, 1990, s. 50-51.

Koçin, Abdülhakim, "Çağını Aşanlar: Onüçüncü Yüzyılın Ünlü Matematik ve Astronomi Bilgini Nasirüddin Tusi", *Bilim ve Teknik,* Cilt 23, Sayı 277, 1990, s. 48-49.

Koçin, Abdülhakim, "Çağını Aşanlar: Onbeşinci Yüzyılın Ünlü Astronom ve Matematik Bilgini Ali Kuşçu", *Bilim ve Teknik,* Cilt 24, Sayı 282, 1991.

Koçin, Abdülhakim, "Çağını Aşanlar: Çağının En Ünlü Astronomi ve Matematik Bilgini el-Battani", *Bilim ve Teknik,* Cilt 25, Sayı 290, 1992, s. 54-55.

Konyalı, H. I., "Fatih'in Küresi", *Tarih Hazinesi*, Sayı 7, İstanbul 1951, s. 324-327.

Köprülü, Mehmet Fuat, "XIII. Asırda Maraga Rasathanesi Hakkında Bazı Raporlar", *Belleten*, Cilt 6, Sayı 23-24, 1942, s. 207-277.

Krisciunas, Kevin, "A More Complete Analysis of the Errors in Ulugh Beg's Star Catalogue", *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri,* Ankara 1996, s. 209-224.

Kuran, Temel, "Türklerin Kullandığı Takvimler ve Batı Takviminin Kabulü", *Belgelerle Türk Tarihi Dergisi,* Sayı 50, 1971, s. 14-22.

Kurtuluş, Özgür, "Galileo ve Jüpiter", *Bilim ve Teknik,* Cilt 34, Sayı 363, 1998, s. 20-25.

Kurtuluş, Özgür, "Galileo'nun Gözlem Anılarından...Teleskoptan İlk Bakış", *Bilim ve Teknik,* Cilt 34, Sayı 363, 1998, s. 26-27.

Küken, Gülnihal, "Doğu Ortaçağında Zaman Kavramı", *Cogito*, Sayı 11, İstanbul 1997. s. 181-190.

Küyel, Mübahat Türker, "Kindî'nin Sanılan Küçük Bir Yıldız Bakım Kitabı", *DTCF Araştırma,* Sayı IX, 1972, s. 1-18.

Lorch, Richard Paul**,** "Al-Biruni and the Melon Astrolabe", Çeviren: Esin Kahya, *International Symposium on Ibn Türk, Khwarezmi, Farabi, Beyruni and Ibn Sina,* (Ankara, 9-12 Eylül 1985), 1990, s. 303-307.

Menteşe, H. Hüseyin**,** "Ünlü Astronom Uluğ Bey", *Astronomi Magazin,* Cilt 5, Sayı 55, Ekim 1996, s. 16-17.

Meyer Wolfgang, "Sundials of the Osmanic Era in İstanbul", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 93-202.

Meyer, Wolfgang, "Namaz Zamanlarının Belirlenmesinde Kullanılan Aletler", *Uluslararası Türk-İslâm Bilim ve Teknoloji Tarihi Kongresi*, İstanbul 1981, s. 127-244.

Miroğlu, İsmet, "İstanbul Rasathanesine Ait Belgeler", *İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi Tarih Enstitüsü Dergisi,* Sayı 3, 1972, 63-74.

Muratçayeva, Feride, "Tarihte ve Türk Astro-Linguistiğinin Gelişiminde Uluğbey'in 'Yıldızı'", *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri,* Ankara 1996, s. 237-244.

Nakayama, Shigeru, "The Emergence of the Third Paradigm for Expressing Astronomical Parameters: Algebreic Functions", *Erdem,* VI/18, 1990, s. 877-879 ("Astronomik Parametrelerin İfade Edilmesine İlişkin Üçüncü Yöntemin

(Paradigmanın) Ortaya Çıkışı: Cebirsel Fonksiyon", *Erdem,* Çeviren: Elmas Kılıç, Cilt VII, Sayı 18, 1990, s. 881-884).

Needham Joseph, Ling, Wang ve Price, Derek J., "Heavenly Clockwork the Great Astronomical Clocks of Medieval China - a Missing Link in Horological History", *Araştırma*, Sayı 5, Ankara 1967, s. 201-293.

Ranieri, Marcello, "Possible Astrophysical Use of the Ulug Beg's Observations", *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri (Ankara 30 Mayıs - 1 Haziran 1994),* Yayına Hazırlayan: Songül Boybeyi, Ankara 1996, s. 253-268.

Ongun, Cemil Sena, "Fîsagorizmde Kozmoloji", *Bilgi Yurdu*, Sayı 31, İstanbul 1940, s. 949-952.

Oralalp, Füsun, "Paris Pişmiş", *Bilim ve Teknik,* Eylül 1995, s. 38-47.

Orhon, Hasan Samit, "Astronomi ve Devrimler", *Astronomi Magazin,* Cilt 5, Sayı 58, Ocak 1997, s. 8-13.

Otman, Cahit, "Takvimler Hakkında Genel Bilgiler", *Birlik*, Cilt 5, Sayı 52, Ankara 1988, s. 24 - 27.

Ouamar, J., "Relationship of Early Modern European Observatories to Those of Medieval Islam", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul, 1980, s. 141-142.

Ögelman, H., "Kepler'in Süpernovası", *İ.Ü. Fen Fak Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972.

Ömer, Beygua, "Abhazlarda Zaman ve Takvim", *Kafkasya*, Cilt 4, Sayı 16, Ankara 1967, s. 29-35.

Özalp, Tamer, "Türkiye'de Havacılık ve Uzay Çalışmaları", *Bilim ve Teknik,* Sayı 396, 2000, s. 42.

Özel, Mehmet Emin, " Türkiye'de Radyo Astronomi", *Bilim ve Teknik* Cilt 27, Sayı 315, 1994, s. 20-21.

Özemre, K., "Kepler Kanunları ve Arz-Güneş Uzaklığının Tayini", *İ. Ü. Fen Fak. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972.

Özemre, Ahmet Yüksel, "Kepler'de Pitagorcu Düşüncenin Evrimi", *İ.Ü. Fen Fak. Astronomi Kürsüsü Kepler Sempozyumu Tebliğleri,* 1972 (*Felsefe Arkivi,* Sayı 21, İstanbul 1977, s. 55-67).

Parmaksızoğlu, İsmet, "Manisalı Bir Astronom (Mahmud Al Mağnısavi)", *Gediz*, Cilt 9, Sayı 99-100, Manisa 1947, s. 6.

Pekol, Selahattin, "Amerika Birleşik Devletlerinin Sun'i Uydusu: Öncü V", *Gökyüzü,* Cilt 1, Sayı 2, İstanbul 1960, s. 20-23.

Pekünlü, Rennan, "Astrolojik Esintiler", *Astronomi Magazin,* Cilt 4, Sayı 38, Mayıs 1995, s. 64-68.

Pekünlü, Rennan, "Büyü-Tören, Babil ve Mısır'da Astroloji", *Astronomi Magazin,* Cilt 6, Sayı 66, Mart-Nisan 1998, s. 29-33.

Pekünlü, Rennan, "Astroloji: Denklik İlkesi", *Astronomi Magazin,* Cilt 7, Sayı 67, Mayıs-Haziran 1998, s. 52-57.

Pekünlü, Rennan, "Astroloji: Yunan Astroloji, Roma Astroloji", *Astronomi Magazin,* Cilt 7, Sayı 68, Temmuz-Ağustos 1998, s. 29-35.

Pekünlü, Rennan, "Astroloji: Kepler ve Astrolojinin Çöküşü, Büyü ve Astrolojinin *Psünolojisi", Astronomi Magazin,* Cilt 7, Sayı 70, Kasım-Aralık 1998, s. 30-39.

Pekünlü, Rennan, "Kopernik Gökbilimin Özümsenmesi", *Bilim ve Ütopya*, Sayı 59, 1999, s. 71-73.

Pırtar, Cahit, "Türk Müsbet İlim Tarihinin Değerli Siması", *Yeni Selamet,* Sayı 57, İstanbul 1948, s. 10-15.

Qaisar, A. Jan, "Response of Turkey and Other Asian Countries to Clocks and Watches During 16th and 17th Centunes: Comparative Study", *Uluslararası Türk-İslâm Bilim ve Teknoloji Tarihi Kongresi 1*, İstanbul 1981, s. 9-16.

Renda, Günsel, "Amasya II. Beyazıt Külliyesindeki Muvakkithane", *Sanat Tarihi Yıllığı*, Sayı 6, 1974-75, s. 181-206.

Rohr, R.R.J., "A Review on Sundials", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 225-233.

Rosenfeld, Boris, "The History of The Seven-Day Week", *Erdem,* Türk Tarih Kurumu Basımevi, IX, 26, Eylül 1996, s. 749-758.

Rossum, Gerhard Dohrn van, "Time Experienced Time Measured", *Art and Culture Magazin, Time in Art,* Winter 2004/Issue 11, s. 2-17 ("Yaşanan Zaman Ölçülen Zaman", *P – Sanat, Kültür, Antika Dergisi, Zaman ve Sanat,* Sayı 28, Kış 2003, s. 6-21).

Saad, A.S., "Astronomy Work in Egypt", *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 117-121.

Saad, A.S., "Arab Work for Determining of Beginning of Lunar Month", *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 125-129.

Said, Hakim Mohammed, "The History of The Islamic Calender in The Light of Hijra", *Erdem,* Cilt IX, Sayı 26, Eylül 1996, s. 759-768.

Said, Hakim Mohammed., "Centre of Advanced Study in Astronomy at Osmania University", *İslam'da Rasathaneler Sempozyumu, Kandilli - İstanbul 1977,* M.E.B. Yayınları, Ankara 1980, s. 111-116.

Sakman, Erdoğan, "Batlamyus (Claudius Ptolemaeıs) 75-? Mısırlı Gökbilimci", *Bilim ve Teknik*, Cilt 17, Sayı 186, Ankara 1984, s. 42-44.

Sakman, Erdoğan, "Brahe, Tycho (1546-1601) Danimarkalı Gökbilimci", *Bilim ve Teknik*, Cilt 19, Sayı 218, Ankara 1986, s. 36-37.

Sakman, Erdoğan, "Kepler, Johan 1571-1630 Alman Gökbilimci", *Bilim ve Teknik*, Cilt 18, Sayı 212, Ankara 1985, s. 38.

Sakman, Erdoğan, Fergani (Ebu'l Abbas Ahmed İbn Muhammed Ibn Katir El) 810-895 Müslüman Gökbilimci", *Bilim ve Teknik*, Cilt 17, Sayı 200, Ankara 1984, s. 42.

Sakman, Erdoğan, "Regiomontanus (Johann Müller) 1436-1476 Alman Gökbilimci". *Bilim ve Teknik*, Cilt 17, Sayı 204, Ankara 1984, s. 44.

Sakman, Erdoğan, "Galilei, Galileo (1564-1642) İtalyan Gökbilimci ve Fizikçi", *Bilim ve Teknik*, Cilt 19, Sayı 219, Ankara 1986, s. 38-39.

Sakman, Erdoğan, "Uluğ Bey 1393-1449 Türk Gökbilimci" *Bilim ve Teknik*, Cilt 17, Sayı 201, Ankara 1984, s. 42.

Sakman, Erdoğan, "Çağlar Boyu Bilim ve Teknik Adamları (Apollonius, Batlamyus, Van Der Moal, Perkin)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 17, Sayı 196, 1984, s. 42-45.

Sakman, Erdoğan, "Çağlar Boyu Bilim ve Teknik Adamları (Kopernicus, Planck, Sabatier, Einthoven)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 17, Sayı 203, 1984, s. 42-45.

Sakman, Erdoğan, "Çağlar Boyu Bilim ve Teknik Adamlan (Sumner, Wieland, Dale, Macheod, Boray, Stark, Kepler)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 17, Sayı 212, 1985, s. 36-38.

Sakman, Erdoğan, "Çağlar Boyu Bilim ve Teknik Adamları (Brahe, Napier, Stevin, Schrödinger)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 19, Sayı 218, 1986, s. 36-38.

Sakman, Erdoğan, "Çağlar Boyu Bilim ve Teknik Adamları (Bacon, Harvey, Descartes, Galilei, Carrel)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 19, Sayı 219, 1986, s. 36-39.

Salâhattin, "Yeni Keşfedilen Bir Seyyare «Pluto»", *Deniz Mecmuası*, Sayı 324, İstanbul 1932, s. 506-510.

Salıba, George, "Copernican Astronomy in the Arab East: Theories of The Earth's Motion in The Nineteenth Century", *Transfer Of Modern Sciences And Technology to the Müslim World (İstanbul, 2-4 Eylül 1987),* Ed. E. İhsanoğlu, İslam Tarih, Sanat ve Araştırma Merkezi Yayınları, İstanbul 1992, s. 145-155.

Sanyel, Didem, "Astronomi Tarihinden" *Bilim ve Teknik,* Cilt 18, Sayı 334, 1995, s. 48-49.

Saraç, Celâl, "Asar-ı Bâkiye'nin Üçüncü Cildi Hakkında Kısa Bilgi", *Bilim Tarihi*, Sayı 30, İstanbul 1994, s. 7-12.

Savcı, S. Galip, "Galilei Galileo", *Aylık Ansiklopedi,* 1944, s. 452.

Sayılı, Aydın, "Gâzan Han Rasathanesi", *Belleten*, Cilt 10, 1946, s. 625-640.

Sayılı, Aydın, "Vâcidiye Medresesi, Kütahya'da Bir Ortaçağ Rasathanesi," *Belleten*, Cilt 12, 1948, s. 655-657.

Sayılı, Aydın, "Rasathane Konusu İle İlgili Olarak Tire'de Kısa Bir Araştırma", *Belleten*, Cilt 12, 1948, s.683-689.

Sayılı, Aydın, "Bîrûnî", *Belleten*, Cilt 13, 1948, s. 53-89.

Sayılı, Aydın, "The Observation Well", *Ankara Üniversitesi Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 11, 1953, s. 146-159.

Sayılı, Aydın, "Reviş-i İlmî-i Ebû Alî Sînâ", *Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 12, 1954, s. 145-152.

Sayılı, Aydın, "Habeş el-Hâsib'in "El-Dimişkî" Adıyla Mârûf Zîc'inin Mukaddemesi", *Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 13, 1955, s. 133-151.

Sayılı, Aydın, "Khâce Nasîr-i Tûsî ve Rasathane-i Merâgha, Yâdnâme-i Khâce Nasîr-i Tûsî", *Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 14, 1956, s. 1-13.

Sayılı, Aydın, "Hâzinî'nin Rasat Âletleri Üzerine Risâlesi", *Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 14, 1956, s. 15-19.

Sayılı, Aydın, "Alâuddin Mansûr'un İstanbul Rasathanesi Hakkındaki Şiirleri, *Belleten*, Cilt 20, 1956, s. 411-484.

Sayılı, Aydın, "Tycho Brahe Sistemi Hakkında XVII. Asır Başlarına Ait Farsça Bir Yazma", *Anatolia*, Cilt 3, 1958, s. 79-87.

Sayılı, Aydın, "Kâsiyun Rasathanesi Hakkında Bazı Bilgiler", *Beşinci Türk Tarih Kongresi Tebliğleri*, Ankara 1960, s. 252-257.

Sayılı, Aydın, "Üçüncü Murad'ın İstanbul Rasathanesindeki Mücessem Yer Küresi ve Avrupa ile Kültürel Temaslar", *Belleten*, Cilt 25, 1961, s. 397-445.

Sayılı, Aydın, "İslâm Dünyası'nda Rasathane", Ordinaryüs Profesör Dr. A.Süheyl Ünver'in *İstanbul Rasathanesi* Adlı Kitabına Giriş, Ankara 1969, s. 11-15.

Sayılı, Aydın, "Kopernik ve Anıtsal Yapıtı", *Nikola Kopernik, 1473-1973*, Ankara 1973, s. 27-131.

Sayılı, Aydın, "Doğumunun 1000'inci Yılında Beyrûnî", *Beyrûnî'ye Armağan*, Ankara 1974, s. 1-40.

Sayılı, Aydın, "Ebû Nasr Mansûr'un Sinüs Kanununun Tanıtı Üzerine Beyrûnî'nin Mektubu", *Beyrûnî'ye Armağan*, Ankara 1974, s. 169-207.

Sayılı, Aydın, "Astronomy Yesterday and Today", *Araştırma*, Cilt 11, 1979, s. 5-11.

Sayılı, Aydın, "The Importance of the Turkish-Islamic World in the History of the Observatory", *Araştırma*, Cilt 11, 1979, s. 19-28 ("The Importance of the Turkish-

lslamic World in the History of the Observatory", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 21-32).

Sayılı, Aydın, "Eski Uygarlıkları Uzaylılara Bağlamak Saçma", *Bilim Dergisi*, Yıl 2, Sayı 1, 1983, s. 50-70.

Sayılı, Aydın, "İbn-i Sînâ'da Astronomi ve Astroloji", *İbn-i Sînâ Doğumunun Bininci Yılı Armağanı*, 1984, s. 161-201.

Seemungal Lionel A., "Mişel Margulies Sezar, Takvimler ve Kargaşa", *Mimar Sinan* Sayı 63, İstanbul 1987, s. 40-44.

Seyhan, Muvaffak, "Uzay Çağının Lideri: Wernher Von Braun", *Meydan Dergisi,* Haziran 1977.

Sharma, S. D. "'Hayata' an Arabic Astronomical Text in Sanskrit", *Türk-İslâm ve Teknoloji Tarihi Kongresi* 1, İstanbul 1981, s. 49-53.

Sokulluoğlu, Tamilla, "Cumhuriyet Dönemi Astronomi Tarihi Yayınları: Bir Bibliyografya Denemesi (1923-1999)", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998),* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 201-220.

Sterrenburg, F, A, S., "Astroloji ve Tıp", *Organorarna*, Cilt 16, Sayı 1, İstanbul 1980, s. 23-26.

Sümer, Faruk, "Tarihte Kullanılmış Başlıca Takvimler", *Resimli Tarih Mecmuası*, Cilt 5, Sayı 60, İstanbul. 1954, 3541-3542.

Şapolyo, Enver Behman, "Muvakkithaneler", *Önasya*, Cilt 4, Sayı 43, Ankara 1969, s. 10-11.

Şapolyo, Enver Behnan, "Rasathaneler", *Önasya*, Cilt 5, Sayı 49, Ankara 1969, s. 10-11.

Şeker, Mehmet, "İslam'da Astronomi ve Rasathaneler", *Diyanet Dergisi*, Cilt 18, Sayı 4, Ankara1979, s. 243-248.

Şemseddin, M., "Müessesatı İlmiyeden: Makatip ve Medaris Rasathaneler", *Sebîürreşad,* Cilt 10, Sayı 53, (247), İstanbul 1913, s. 195-196.

Şengör, Celal, "İlk Bilimsel Eleştiri, İlk Dünya Haritası, İlk Kozmoloji, İlk Evrim Teorisi ve İlk Doğabilim Kitabı. İşte Size Bizim Miletli Anaksimander", *Cumhuriyet Bilim ve Teknik,* No: 258, 22 Şubat 1992, s. 12-13.

Şengör, Celal, "Osmanlı Astronomide Neydi ve Ne Değildi?", *Milliyet,* 49. Yıl, No: 18223, 8 Ağustos 1998, s. 20.

Şeşen, Ramazan, "Meşhur Osmanlı Astronomu Takiyüddin El-Râşid'in Soyu Üzerine", (Surla Genealogie de L'illustre Astronome Ottoman Takîyundîn Al-Râşid), *Erdem*, Atatürk Kültür Merkezi Dergisi, Cilt 4, Sayı 10, Ankara 1988, s. 165-180.

Taburoğlu, Özgür, "Dünyevi Yaratılış Öyküleri: Bilimsel Devrimlerin Kozmik Arkaplanı", *Düşünen Siyaset*, Sayı 16, Ankara 2002, s. 75-81.

Tan, Kadri, "Prof. Fatin Gökmen <Fatin Hoca>", *Silâhlı Kuvvetler Dergisi*, Sayı 89, Ankara 1970, s. 51-52.

Tanaka, Yasuo, "Japonya'da Astronomi Çalışmaları", Çeviren: Ergin Korur, *Bilim ve Teknik,* Cilt 26, Sayı 307, Ankara 1993, s. 423.

Tandoğan, Yusuf Ali, "İbni Sina'nın Matematik ve Astronomi Cephesi", *İbni Sina Kongresi (Kayseri 14.03.1984),* Kayseri 1986, s. 334-346.

Taner, Sönmez, "Galileo Galilei", *Bilim ve Teknik,* Cilt I, Sayı 9, 1968, s. 24-30.

Taş, Günay, "Astronomi Lincoln'e Kazandırdı", *Astronomi Magazin,* Cilt 4, Sayı 45, Aralık 1995, s. 483-484.

Tekeli, Sevim, "Nasîrüddin, Takiyüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi", *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi,* Cilt 16, Sayı 3-4, 1958, s. 301-393.

Tekeli, Sevim, "İzzüddin b. Muhammed al-Vefâ'î'nin 'Ekvator Halkası Adlı Makalesi' ve Torquetum", *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi,* Cilt 18, Sayı 3-4, 1960, s. 224-259.

Tekeli, Sevim, "Takiyüddin Sidretü'l-Müntehasında Aletler Bahsi", *Belleten* XXV, 98, 1961, s. 213-238.

Tekeli, Sevim, "Solar Parameters and Certain Observational Methods of Taqi-Al-Din and Tycho Brahe", *Ithaca-26,* VIII-2, IX, 1962 (Hermann-Paris), *International Congress Ofhistory Of Science,* 1962.

Tekeli, Sevim, "Birûnî'de Güneş Parametreleri Hesabı", *Belleten,* Cilt 27, 1963, s. 25-33.

Tekeli, Sevim, "Meçhul Bir Yazarın İstanbul Rasathanesinin Âletlerinin Tasvirini Veren 'Âlât-ı Rasadiye li Zîc-i Şehinşâhiye Adlı Makalesi", *Araştırma,* Cilt 1, 1963, s. 71-122.

Tekeli, Sevim, "Takiyüddin'de Kiriş 2° ve Sin 1°'nin Hesabı", *DTCF Araştırma Dergisi,* 1965, s. 123-132.

Tekeli, Sevim, "İslam Dünyasında Güneş Parametrelerinin Hesabı", *DTCF Araştırma,* V, 1967, s. 1-45.

Tekeli, Sevim, "Takiyüddin'de Güneş Parametrelerinin Hesabı", *Necati Lugal Armağanı,* Türk Tarih Kurumu Yayınlan, Ankara 1969, s. 703-710.

Tekeli, Sevim, "Al-Urdî'nin '*Risaletün fî Keyfiyeti'l-Ersâd*'ı", *Araştırma,* Cilt 8, 1972, s. 1-171.

Tekeli, Sevim, "Nicola Copernic", *Nikola Kopernik 1473-1973,* Ankara 1973, s. 135-180.

Tekeli, Sevim, "İstanbul Rasathanesinin Gözlem Araçları," *Araştırma*, Cilt 11, 1979, s. 29-44.

Tekeli, Sevim, "The Observational Instruments of Istanbul Observatory", *İslâm'da Rasathaneler Sempozyumu*, İstanbul 1980, s. 33-44.

Tekeli, Sevim, "Copernicus'un Arapça Çevirisi", *Araştırma,* Cilt 12, 1981, s. 35-36.

Tekeli, Sevim, "16. Yüzyılda Osmanlılar'ın Astronomi Alanında Yapmış Oldukları Bazı Katkılar", *Ulusal Astronomi Kongresi 1986,* Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, 24-26 Eylül 1986.

Tekeli, Sevim, "Onaltıncı Yüzyıl Trigonometri Çalışmaları Üzerine Bir Araştırma, Copernicus ve Takiyüddin", *Erdem,* Cilt 2, Sayı 4, 1986, s. 219-272.

Tekeli, Sevim, "Copernicus And Taqi Al Din's Wiews on The Inadequacy of The Assumptions of The Ptolemaic System", *Bilim ve Felsefe Metinleri,* Cilt I, Sayı 2, Ekim 1992, s. 19-24.

Tekeli, Sevim, "Osmanlıların Astronomi Tarihindeki En Önemli Yüzyılı," *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, İstanbul 1994, s. 69-85.

Temelkuran, Tevfik, "Türklerin Kullandığı Takvimler ve Batı <Miladi> Takvimin Kabulü", *Belgelerle Türk Tarihi Dergisi*, Cilt 9, Sayı 51, Ankara 1971, s. 26-29.

Temelkuran, Tevfik, "Türklerin Kullandıkları Takvim Çeşitleri", *Türkler,* Cilt 3, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 434-440.

Tevfik, Abdülfeyyaz, "Gök Bilgisinin İlk Kaynağı", *Yeni Adam,* Cilt 2, Sayı 67, İstanbul 1935, s. 5.

Togan, Zeki Velidi, "Al-Birûnî ve Hareket-i Arz", *İslâm Tetkikleri Enstitüsü Dergisi,* Cilt 1, Sayı 1-4, 1953, s. 90-94.

Topuzoğlu, Saadettin, "Ay Üzerindeki Engebelerde Türk Adları", *Türk Dünyası*, Cilt 10, Sayı 39, İstanbul 1975, s. 37-39,

Tunca, Zeynel, "Ay'a İlk İniş", *Astronomi Magazin,* Cilt 3, Sayı 28, Temmuz 1994, s. 142-143.

Tunca, Zeynel, "Johannes Hevelius Kimdir?", *Astronomi Magazin,* Cilt 3, Sayı 34, Ocak 1995, s. 299-302.

Tuzcular, A., "Early Clock and Watcher in the Topkapı Sarayı", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 203-223.

Unat, Yavuz, "İhvân-ı Safâ'nın Astronomi Risalesi," *Bilim ve Felsefe Metinleri*, Cilt 1, Sayı 2, 1992, s. 129-144.

Unat, Yavuz ve Remzi Demir, "Ahmed Cevdet Paşa'nın Önerdiği Yeni bir Takvim", *Belleten,* (Remzi Demir ile birlikte), Cilt 61, Sayı 230, 1997, s. 111-120.

Unat, Yavuz, "Ali Kuşçu ve Fethiye*", Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri,* Ankara 1996, s. 323-331.

Unat, Yavuz, "Fergânî'nin '*Astronominin Özeti ve Göğün Hareketlerinin Esasları'* Adlı Astronomi Eseri", *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 38, Sayı 1-2, 1998, s. 405-423.

Unat, Yavuz, "Osmanlı Astronomisine Genel Bir Bakış", *Osmanlı,* Cilt 8, Editör: Güler Eren, Ankara 1999, s. 411-420.

Unat, Yavuz, "Eski Astronomi Metinlerinde Karşılaşılan Astronomi Terimlerine İlişkin Bir Sözlük Denemesi", *Ankara Üniversitesi, Osmanlı Tarihi Araştırma ve Uygulama Merkezi Dergisi, OTAM,* Sayı 11, Ankara 2001, s. 633-696.

Unat, Yavuz, "Fatih Dönemi Astronomisine Genel Bir Bakış", *Bilim ve Ütopya,* Sayı 96, 2002, s. 40-42.

Unat, Yavuz, "Tâkiyüddîn ve İstanbul Gözlemevi (Rasathanesi)", *Türkler,* Cilt 11, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 277-288.

Unat, Yavuz, "Çağdaş Astronominin Türkiye'ye Girişi", *Türkler,* Cilt 14, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 906-914.

Unat, Yavuz, "Cumhuriyet Dönemi'nde Türkiye'de Astronomi Çalışmaları", *Türkler,* Cilt 17, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 901-910.

Unat, Yavuz, "Yer'in Küresel Olduğuna İlişkin Görüşün Tarihsel Gelişimi", *Bilim ve Ütopya*, Sayı 95, 2002, s. 8-13.

Unat, Yavuz, "Time in The Sky of İstanbul, Taqî al Dîn al-Râsid's Observatory", *Art and Culture Magazin, Time in Art,* Winter 2004/Issue 11, s. 86-103 ("Takîyüddîn el-Râsıd'ın Gözlemleriyle İstanbul Semalarında Zaman", *P – Sanat, Kültür, Antika Dergisi, Zaman ve Sanat,* Sayı 28, Kış 2003, s. 80-97).

Unat, Yavuz, "Ortaçağ İslam Dünyası'nda Astronomi Çalışmaları ve Batı'ya Etkileri", *Bilim ve Ütopya,* Nisan 2003, Sayı 106, İstanbul 2003, s. 48-53.

Unat, Yavuz, "İslâm'da ve Türklerde Zaman ve Takvim", *Türk Dünyası, Nevruz Ansiklopedisi,* Atatürk Kültür Merkezi Başkanlığı Yayınları, Editör: Öcal Oğuz, Ankara 2004, s. 15-24.

Unat, Yavuz ve Remzi Demir, "Ahmed Cevdet Paşa'nın önerdiği Yeni bir Takvim", *X. Ulusal Astronomi Kongresi Bildirileri, 2-6 Eylül,* İstanbul 1996, s. 455-462.

Uzun, Ali, "Türk Astrofizik ve Astronomları için Bir Performans Değerlendirmesi ve Astronomi Araştırmalarında Türkiye'nin Yeri", *Çağdaş Fizik*, Sayı 16, İstanbul 1984, s. 24-27.

Ülken, Hilmi Ziya, "Türk Kozmogonisi", *Türk Tarihi Ana Hatları Eserinin Müsveddeleri,* No: 41, 1936.

Ünver, Süheyl, "İstanbul Muvakkithanelerindeki Levhalar", *Halk Bilg. Hab.,* No: 125, 1947.

Ünver, Süheyl, "Râsıd Takiyüddin'in Çalışmalarında Galata Kulesinin Vazifesi", *Gökyüzü,* No: 1, 1960.

Ünver, A. Süheyl, "İki Asır Önce Semavî Bir Alâmet", *Gökyüzü*, Cilt 2, Sayı 1-2, 1961, s. 5-7.

Ünver, A. Süheyl, "Tarihimizde İcadiye Tepesi ve Rasadhane", *Türkiye Turing ve Otomobil Kurumu Belleteni*, Sayı 240, İstanbul 1962, s. 7-8.

Ünver, Süheyl, "Usturlablar", *Fen Dergisi,* Sayı: 7, İzmir 1966.

Ünver, A Süheyl, "1577'de İstanbul Semalarında Bir Kuyruklu Yıldız", *Fen Dergisi*, Cilt 4, Sayı 2, İzmir 1968, s. 33-36.

Ünver, Süheyl, "Osmanlı Türkleri İlim Tarihinde Muvakkithaneler", *Atatürk Konferansları V. Tutanak,* 1971-72, 1975, s. 217-257.

Ünver, Süheyl, "İstanbul Muvakkithanelerinin İlmi ve Kültürel Değerleri Üzerine, *İslam'da Rasathaneler Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 45-51.

Ünver, Süheyl, "Orta Şark'ta ve Türkiye'de Kuyruklu Yıldız Kronolojisi ve Kuyruklu Yıldızlar Hakkında Bir Yorum", *V. Bilim Kong.,* İzmir 1975.

Varjavand, P., "La Découverte Archéologique du Complexe Scientifique de Maragé", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 143-163.

Vasilyev, Yuriv, "Saha (Yakut) Türklerinin Gök Cisimleri Hakkındaki Bilgiler", *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri,* Ankara 1996, s. 331-335.

Wendt, Gerald, "Cihanşümul Takvim", Çeviren: Fehmi Yazıcı, *Kültür Dünyası*, Sayı 13-14, Ankara 1955, s. 19-22.

Whorf, Benjamin Lee, "Amerika Yerlilerinin Bir Evren Modeli", *Cogito*, Çeviren: Alp Tümertekin, İstanbul 1997 s. 101-107.

Yalçın, Hayri, "Isaac Nevton <1642-1727>", *Hürses*, Cilt 2, Sayı 444, Ankara 1952, s. 2.

Yalman, İsmail (Derleyen), "Astronotik İlminin Gelişmesi ve İlk Sun'i Peykler, 5", *Teknik Öğretim*, Cilt 11, Sayı 124, Ankara 1963, s. 43-48.

Yıldırım, Cemal, "Bilimin Öncüleri: Kopernik (1473-1543)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 25, Sayı 300, 1992, s. 37-38.

Yıldırım, Cemal, "Bilimin Öncüleri: Galileo (1564-1642)", *Bilim ve Teknik,* Cilt 25, Sayı 301, 1992, s. 24-25.

Yıldırım, Cemal, "Eratosthenes (M Ö. 273-192)", *Bilim ve Teknik*, Cilt 27, Sayı 325, 1994, s. 84.

Yılmaz, Faruk, "Evrenin Oluşumuna ilişkin Çağdaş Teoriler", *Niğde Üniversitesi Fen Bilimleri Dergisi*, Niğde 1996, s. 17-30.

Yuldashbaev, T.S., "Mirza Ulugh Beg and Modern Astronomy in Uzbekistan", *Science in Islamic Civilisation,* Proceedings of The İnternational Symposia Science in Islamic Civilisation & Science and Technology in The Turkish and Islamic World", Ed. E. İhsanoğlu & F. Günergun, İslam Tarih Sanat ve Kültür Araştırma Merkezi (IRCICA) Yay., İstanbul 2000, s. 139-141.

Zeki, Eker, "Günlük Yaşam ve Astronomi", *Astronomi Magazin,* Cilt 4, Sayı 37, Nisan 1995, s. 20-22.

Zeki, Salih, "Riyaziye Nazarında Feza", *Resimli Gazete,* No: 224.

Zick-Nissen, J, "Astrolabes and Artistic Outlining of the Spider", *İslam'da Rasathane Sempozyumu,* Kandilli 1977, İstanbul 1980, s. 181-191.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Evrenin Oluşumu ile İlgili Düşünce Modellerinin Araştırılması

Zeynep Gürel[1]

[1]Marmara Üniversitesi, Atatürk Eğitim Fakültesi Fizik Eğitimi Anabilim dalı, 81040, İstanbul
zgurel@marmara.edu.tr,

Özet: Araştırmanın verileri öğrenimleri boyunca ağırlıklı olarak fizik, kimya ve biyoloji derslerini almış/almakta olan üniversite 2. sınıf öğrencilerine bir dönem/ haftada iki saat verilen astronomi kursundan elde edilmiştir. Araştırmada tümevarımsal analiz tekniği kullanmıştır. Araştırma sadece evrenin oluşumu konusuyla sınırlandırılıp, kurs öncesi öğrencilerin hangi ön kavramlara sahip olduğunu ortaya koymak amaçlanmıştır. Sonuçlar ön fikirlerin belirli görüşlerde yoğunlaştığını göstermiştir. Ön fikirlerin tespit edilmesindeki amaç doğru ya da yanlış cevapların yüzdeliklerini bulmak değil, öğrenci merkezli bir kurs modelinde bilimsel bilgi edinme süreçlerine yönelik kavramsal değişimlere zemin hazırlayabilmektir. Araştırmadan elde edilen veriler bu amaçlara yönelik olarak değerlendirilmiştir.

Anahtar kelimeler: astronomi eğitimi, yapılandırmacılık, düşünce modelleri, evrenin oluşumu

Abstract: The data in the study was collected from a one semester long, two-hour-a-week astronomy course taken by 2nd year university students who had taken /were taking physics, chemistry and biology heavily throughout their studies. The inductive analysis method was used in the study. The study was limited to the subject of the formation of the universe, and aimed to find out what pre-concepts the students had before the course. The results show that students have certain common pre-conceptions. The purpose in determining pre-conceptions is not to find the percentage of correct or wrong answers, but to establish a foundation for conceptual change towards a scientific learning process in a learner-centered course model. The data obtained from the study have been evaluated for this purpose.

Keywords: astronomy education, constructivism, thinking models, formation of the universe.

1. Giriş

Son yıllarda fen ve fizik eğitiminde yapılan araştırmalarda kavram öğretimi, kavram yanılgılarının nedenleri ve kavramsal değişimin yapılandırılması gibi konuların önemine sıkça değinilmektedir. Yapılandırmacı öğretim tekniğine göre öğrencilerin okul içinde veya dışında günlük yaşamından ve önceki deneyimlerinden elde ettikleri bilgiler, daha sonra öğrenecekleri bilgiler üzerinde ciddi etkiler yapmak tadır. Posner ve ark.(1982) yaptıkları çalışmalarda kavramsal değişmenin gereçekleşebilmesi için dört koşuldan bahsetmektedir: bunlar eski bilgiye karşı tatminsizlik, yeni kavramın anlaşılabilirliği, akla uygunluğu ve verimliliği şeklinde özetlenebilir. Bu koşullar sağlandığında mevcut kavramların yerini yeni fikirlerin almaya başlayacağı savunulmaktadır. Kavramsal değişme, çok boyutlu bir sistem olarak düşünülmekte ve ontoloji, epistomoloji ve sosyal etki persfektifleri ile ele alınmaktadır(Zirbel, 2004). Öğrencilerin bir çoğu muhakeme ederken kendi içinde tutarlı bir bilgi ve mantık unsuru kullanmaktadırlar. Öğrenciler bu bilgiyi genellikle okul dışında edindikleri görsel tecrübelerden edinirler. Öğrencilerin bu bilgileri sezgiseldir ve fizik veya fen dersleri açısından çoğunlukla yanlıştır. Fen derslerinde bu öğrenci düşünceleri gündeme getirilmez, ikna edilmez ve doğru düşünce modellenmezse bu hatalar sabitleşir ve düzeltilmesi mümkün olmaz. Okul bilgisi okulda kalmakta, sokağa çıktıldığında da hiç okula gitmemiş ve fen dersi görmemiş gibi davranılmaktadır. Bu nedenle fen derslerinde öğrencilerin ilgisini çeken konular, günlük deneyimler, popüler konular, bilim kurgu hikayeleri uygun bir materyal haline getirilip sınıf içinde uygulanabilir(Acar, 2003). Bilinen en eski bilimlerden biri olan astronomi gerek araştırma yöntemleri ile, gerekse toplumun ilgisini çekmesi açısından öğretmenlere sınıf içi diyaloğun sağlanmasında katkı sağlayablir. Bu nedenlerle fen bilgisi 6. sınıf müfredatında uzay ile konulara yer verilmektedir. Ancak bu konuların müfredatta yer alması kadar nasıl öğretileceği ve kozmoloji konuusnda uzman olmayan öğretmenlerinin sınıfta

Bildiri tam metni için : Zeynep Gürel
e-mektup: zgurel@marmara.edu.tr

hangi öğrenme stilini yansıttıkları da önemlidir. Fen bilgisi kitabında yer alan *Uzayı Keşfediyoruz* konusunun başlıkları şöyledir (Güngör ve ark, 2002):

A. Uzayda Neler Var?
B. Uzaya Bakıyoruz.
C. Evren Nasıl Oluştu?
D. Uzay Teknolojisi
E. Uzay Araştırmaları

*Ayda İlk Adımlar
*Uzayda Yaşamak
*Uzayda Kirlilik

Astronomi ile ilgili konuların sadeceilköğretim müfredatında bir bölüm olarak yer alması yeterli değildir. Koçer 2003, tarafından belirtildiği gibi astronomi geniş bir bakış açısı ile ögrenciye bir yandan temel bilimlerin diger alanlarının ara kesitlerini gösterirken, öte yandan da felsefi düşünme potansiyeli ve özgürlügünü sağlar. Uzay çağının her yönüyle günlük yaşamamıza giren kavramları astronomi kültürünü vazgeçilmez bir konuma getirmiştir.

2. Araştırmanın Yöntemi

Öğrencilerin önceden okul içi , okul dışı veya doğuştan gelen tecrübelerden edindikleri ve kendi kendilerine kurguladıkları dünya görüşleri vardır Bu araştırmada öğrencilerin,

- Evren ve evrenin oluşumu ile ilgili ön fikirlerinin,
- Bilim doğasına yönelik yaklaşımların,
- Yeni bilgi oluşturulurken öğretme ile ilgili hangi zorlukların ortaya çıkabileceği,
- Branşlaşmanın öğrenci yaklaşımlara etkisin olup olmadığı araştırılmıştır.

Bu amaç doğrultusunda kozmoloji ile ilgili bilimsel bilgi nasıl oluşturulmalı sorusuna bir cevap aranmıştır.

Günümüzde eğitici metotlar anektod olmasının ötesinde, güçlü araştırma desenleri ve istatistik analizlerle sistematik olarak test edilebilmektedir Eğitim yöntem ve tekniklerinin etkinliğinin test edebilmesi için araştırma verilerinin elde edilmesine ihtiyacımız vardır Bu araştırma fen eğitiminde yapılandırmacı (constructivist) görüşe göre hazırlanmış bir nitel araştırmadır. .Araştırma, İstanbul'da temel fen ağırlıklı eğitim almakta olan 94 Üniversite 2. sınıf öğrencisinin, 2004 yaz dönemi boyunca katıldıkları bir astronomi kursunda yapılmıştır. Aynı test sonuçlar arasında bir karşılaştırma yapabilmek için fizik bölümü mezunu tezsiz yüksek lisans öğrencilerine de uygulandı. Araştırmanın devamında her iki grubu temsilen gönüllü 20 öğrenci ile yarı-yapılandırılmış görüşmeler yapıldı. Nitel araştırmalarda araştırmaya katılan öğrencinin gönüllü olması büyük önem taşımaktadır. Araştırma başlamadan önce fen bilgisi grubundaki öğrencilerle informal gözlemler yapıldı. Öğrencilerin başlangıç seviyesi olarak fizik, matematik, biyoloji ve kimya hakkında temel dersleri gördükleri kabul edilmiştir. Öğrencilerin bu derslerle ilgili başarı durumları ise bu çalışmada yer almamıştır. Astronomi kursun ilk haftasında bizden çok daha büyük olan kozmik sürecin bir parçası olduğumuzu fark ettirmek üzereevrenin boyutlandırılması ile ilgili çalışmalar yapıldı. Öğrencilerin mikro hacimler ile makro hacimler arasındaki sayı skalasını yorumlamakta ve büyük ve küçük objeleri kıyaslamada bazı sorunlar ortaya çıktı. Bu kısmında elde edilen veriler, astronomi konuların sayı bilgisini kullanmada etkili bir araç olabileceğini göstermiştir (Gürel ve Şengül, 2004).

Bu araştırmada elde edilen veriler kursun son iki haftasında kozmoloji ile ilgili dersin işlenmesinden önce elde edilmiştir. Bu kursun çeşitli konularını kapsayan açık uçlu yazılı Astonomi Eğitimi Kavram Testi (AET) çok boyutta hazırlanan bir pilot çalışmadır. Bu araştırmada sadece bu testin kozmoloji ile ilgili kısmı AET-K (Astronomi Eğitim Testi–Kozmoloji) kısmını değerlendirilmiştir.

Yarı yapılandırılmış görüşmelerde yazılı testteki sorular kullanılmıştır. Böylelikle verilerin değerlendirilmesi aşamasında öğrencililerin anlık cevaplarındaki fikirleri daha derinlemesine ortaya koymak mümkün olabilmiştir.

Aynı test daha sonra bir sene önce üniversitede kozmoloji ile ilgili konuları içeren fizik derslerini tamamlamış olan fizik mezunlarına da uygulanmıştır. Bu testte öğrencilerden,

•Big Bang'den(Büyük patlama) haberleri olup olmadıkları ve haberleri var ise onu tanımlamaları ,
•Evrenin merkezinin olup olmadığı,
•Evren hakkında verilecek kurstan öğrenmek istedikleri, isim yazmadan rahat bir ortamda yazmaları istendi.

Öğrencilerin açık uçlu sorulara verdikleri cevaplar defalarca okunup, not alınmıştır.

- Not alınan cevaplar temelde aynı şeyi ifade edecek şekilde gruplara ayrılmıştır.
- Hiçbir gruba uymayan ya da yeterli olmayan açıklamalar "diğer" grubu altında toplanmıştır.
- Açıklama yapmayan öğrenciler için de bir grup oluşturulmuştur.

- Her gruba kaç öğrenci girdiği ve bu öğrencilerin sayısının toplam sayıya göre yüzdesi hesaplanmıştır.

Değerlendirmeye alınacak olan öğrenci grubu belirlendikten sonra kodlamalar yapılmıştır. Kategoriler, ilgili konularda öğrencilerin genel durumlarını yansıtacak şekilde oluşturulmuştur. Daha sonra bu kategoriler kavramların benzerliklerine göre sınıflandırılıp temalar belirlenmiştir.

Her bir sorunun sonuçlarının yüzdelik değerlerine göre tablo 1 de yerleştirilmiştir.Bu yöntemle öğrencilerin anket sorularına verdikleri cevaplar analiz edilerek öğrenci zihinsel modelleri oluşturulmuştur.

3.Bulgular

Araştırmaya katılan bütün öğrenciler başalangıç sorusuna cevap olarak büyük patlamayı daha önce duyduklarını belirtmişlerdir.

Öğrencilerin gerek fizik grubunda gerekse fen bilgisi grubundaki büyük çoğunluğu evrenin oluşumunu önceden var olan bir maddenin organizasyonu olarak düşünmüşlerdir. Genelde farklı ülkelerde yapılan araştırmalar kültür ya da eğitim biçimine göre farklı sonuçlar vermesine rağmen bu durum Prather ve ark 2003'de yaptıkları bir çalışmaya oldukça benzerlik göstermektedir Tablo 1 de öğrencilerin büyük patlama(big bang) nedir sorusuna verdikleri cevap kategorileri gösterilmektedir.

Tablo 1 de öğrencilerin büyük patlama ile ya evrenin oluşumunu ya da güneş sisteminin oluşumunu anladıkları görülmektedir. Evrenin oluşumu ile ilgili verilen cevaplar incelendiğinde % 40 dan fazla öğrenci, bu oluşumu tıpkı güneş ve yıldız sisteminin oluşumunu açıklar gibi açıklamışlardır. Öğrenciler açıklamalarda yeni başlayanların (navigator) yaptıkları gibi bölük pörçük bilgiler kullanmışlardır. Bu genelde yanlış sonuçlar verse de eğitimciler açısından öğrenmede bir aşamya işaret etmektedir. Öğrenciler soruları cevaplarken okul bilgisini kullanmakta, ancak doğal olarak henüz işlenmemiş bir konuda bilginin organizasyonu zorlaşmaktadır. Eğitimin amacı bu acemilik süresini mümkün mertebe kısaltarak onların uzman düşünce biçimlerine yaklaşımı sağlamaktır. Açıklama yaparken sentetik (okul bilgisi ile başlangıç durumu arasında) açıklama yapan bir A öğrencisinin gaz ve toz bulutu ile ilgili açıklaması aşağıda verilmiştir. Öğrenci cevapları (mümkün olan imla hataları da dahil olmak üzere) hiç bir değişikliğe uğratılmadan aktarılmıştır.

Tablo 1 "Büyük patlama nedir ?" sorusunun cevap kategorileri

Önceden var olan bir maddenin organizasyonu ile ilgili kategoriler	Evrenin oluşumu %		Güneş sistemi veya dünya %	
	Fizik N=14	Fen N= 94	Fizik N=14	Fen N= 94
Çok büyük hacimli gaz ve toz bulutu gaz topu,gaz patlaması	42	45	6	16
Henüz tanımlanmayan atom altı bir parçacık	2	-	-	-
Evrendeki bütün maddenin yada elementlerin atom boyunda sıkışması ,basınç	43	41	-	-
Çok büüyk potansiyel enerjili fakat iğne ucu kadar küçük bir maddenin patlaması	4	2	-	-
Böyle bir patlama olmamıştır	-	1	-	-

A:"Evrenin oluşumunu sağlayan bir patlama vardı. Gaz ve toz bulutu büyük bir sıkışma ile patlıyor. Patladıktan sonra patlayan gaz ve toz bulutu kenara itiliyor ve ortada bir boşluk kalıyor. Kenara itilen gaz ve toz bulutları, kümeler halinde kendi etrafında dönüyor ve bunlardan bir kısmı daha ilerki yıllarda güneşi oluşturuyor. Bu patlama çok hızlı olduğundan, ortada kalan boşluk dahi, bir dönme oluşturuyor ve başka kuvvet etkilemediğinden sonsuza dek sürüyor. "

Yine bir başka B öğrencisi benzer düşünceyi ifade ederken, geçmişdeki fizik derslerinde öğretmenlerin onlara aslında merkezkaç diye bir kuvvetin olmadığını söylediklerini hatırladığını belirmiştir. Öğrenci hatırladığı bu bilgiyi evrenin oluşumu ile ilgili soruyla ilişkillendirerek merkezkaç kuvvetinin kaynağının büyük patlama olacağı görüşünü ileri sürmüştür. Merkezkaç kuvveti ile ilgili sabitlemiş yanılgıların bulunduğuna dair bir çok çalışma mevcuttur(Gürel ve Acar, 2003) .Burda farklı bir içerik olan astronomi konusunda, aynı kavram öğrencinin zihinde geçmişte fizik dersinde oluşan kargaşayı gidermeye yönelik olarak ortaya çıkmaktadır. Öğrenci bu kargaşayı kendi kendine

gidermeye çalıştığı için hatalı bir metin ortaya çıkmıştır.

Büyük patlamadan önce madde olmadığını söyleyen çok az sayıdaki öğrenci de bunu nedenleri açıklarken fizik derslerinden bazı kavram hataları yaptılar. Bir C öğrencisi şu açıklamayı yapmıştır.

C:*"Bigbangten hemen önce elekriksel kuvvetler vardı. Bu kuvvetlerin etkileşim sonuncunda büyük patlama oldu."*
Öğrenci ile yapılan görüşmede elektriksel kuvveti meydana getiren bir durgun bir q yükü olduğunu kitaplara bakarak hatırlamıştır. Bu bilgi fizik dersleri dışında tekrarlanmadığı için etkili olmamıştır.Öğrenci bir patlama varsa bunu meydana getiren bir kuvvet olması gerektiğini düşünmüş ve pozitif bir q yükünün elektriksel alan çizgilerini zihninde bir resim olarak büyük patlamaya benzetmiştir. Gerçekten de görsel algılamalar çoğunlukla eğitimden geriye kalan bir unsur olmaktadır(Gürel ve Acar 2003).

Gelen cevaplar arasında bilimsel yaklaşıma en uyan cevabı D öğrencisinin verdiği cevap olarak görülmektedir. Ancak bu cevap da evrenin oluşumundaki süreçleri göz ardı etmektedir. Büyük patlama terimindeki patlama kelimesi öğrencilerin cevaplarını büyük ölçüde etkilediği anlaşılmaktadır. Öğrenci D'nin cevabı şu şekildedir.
D: "Bigbang gerçekleşmeden önce hiçbir madde yoktu.Sadece sıfır hacimde ve sonsuz yoğunlukta bir nokta vardı Nokta patlayarak etrafa maddeler ve diğer cisimler yayılmaya başladı"

Evrenin Merkezi Var mıdır ? Sorusuna ise;
Evet vardır diyen öğrenciler şu nedenleri ileri sürdüler:

- Karadelik
- kürenin merkezi olmalı
- nasıl samanyolunun merkezi varsa, güneş nasılsa
- herşeyin merkezi varsa
- bigbang olduğu yer evrenin merkezidir.
- Patlamının olduğu yerdir.
- Evrenin merkezi olmasaydı herşey düzen içinde döner miydi (yaratıcı düzen içinde yarattı , herşeyin yönetim yeri var)
- balon gibi şişiyor, balonun ortası olmalı.
- Merkezkaç kuvvetinin kaynağıdır.

Bu soruda öğrenciler cevap verirken tahmin yaptılar. Ancak tahmin yaparken bilim doğası ile ilgi sorgulama yöntemlerini pek kullanmadıkları görülmektedir. Bu soruda kendi sosyal anlayışları ile sonuç çıkaran öğrencilerimiz olduğu görülmüştür. Bu yaklaşım tarzı fen bilimleri veya sosyal bilimlerde aşırı genelleştirme eğilimi yansıtmaktadır. Halbuki fen dersleri bizlere genelleştirme yapmanın hangi sınırlarda olabileceğini, bilimsel bilginin nasıl elde edildiğinin, rakip teoriler arasında seçimin nasıl yapıldığının bilgisini de içeren bir yöntem sunar.

Yine aynı soruda evrenin merkezi yoktur diyen öğrenciler,

- olsada ölçemeyiz
- Sonsuz ise olmaz,
- sınırlarını çizemediğimiz bir şeyin merkezi olmaz
- öyle olduğunu duydum
- tamamı keşfedilmediği için henüz yok
- boşluğun merkezi hesaplanmaz

şeklinde cevaplar vermişlerdir

4.Sonuçlar ve Öneriler

Öğrencilerin çoğu bu soruları yanıtlarken kendi içinde tutarlı bir bilgi ve mantık unsuru kullanmaktadırlar(bu düşünce çoğu zaman phenomenological primitive, ya da p-prim olarak adlandırılır). Bu bakış, "hiçbirşeyin yoktan varedilemeyeceği" görüşüyle tutarlıdır Bu sonuçlar, üniversite öğrencilerinin önceden sahip oldukları ve zihinlerinde önceden var olan nosyonların, onların çağdaş fizik ve astronomi konularında bir kursta engel oluşturabilmektedir. Bu araştırma sonuçlarında ,

- Fen grubundaki öğrencilerle fizik bölümünü bitirmiş öğrencileri arasında dikate değer bir fark çıkmamıştır.
- Fizik ile ilgli kavramlarda, ya da kavramlar arası ilişkilerin kurulmasında hatalar ortaya çıktı

Evrenin merkezi var mıdır, sorusunda atomun terbiyecisi kim ? Herşeyde var olan ahnenkli düzen evren için de geçerlidir ? şeklinde yaklaşımları sergileyen cevaplar da verildi. Bu yaklaşım big bang'ten önce ne vardı sorusunda ortaya çıkmayan, daha çok kültürel yaklaşımlara dayalı görüşleri ortaya çıkarmıştır.

Öğrenciler astronomi kursundan beklentilerini yazarlarken kozmoloji ile ilgili konularda bilimsel bilgi nasıl elde ediliyor sorusunu netleştiremediler. Bu sonuçlar astronomi kursunun sahte(yalancı) bilim ile bilim arasındaki ayrımın fark edilmesinde önemli bir etkisi olabileceğini göstermektedir. Öğrenciler verdikleri cevaplarda en çok başka dünya benzeri akıllı varlıkların yaşayıp yaşamadığı sorusuna cevap aradıklarını belirtmişlerdir. Bu da

eğitimcilerin astro-biyoloji gibi yeni uzmanlık alanlarını astronomi kurslarına ilave edebileceklerini göstermektedir.

Öğrencilerin çoğunluğu bilimin evrenin birgün net bir hatitasını çıkaracağına inandığını söylerken , Öğrencilerin % 40 kadarı bunun asla olmayacağını belirtmişlerdir.Ön kavram araştırmalarında öğrenciler daha önceden duydukları veya kavramsal bakımdan zor olan sorulara açıklamalar getirirlerÖğrencilerin kavramsal ve mantıksal zorluklarla karşılaşıp onları çözmelerine yardımcı olmak için kullandığımız tekniklerden biri, onlara, (McDermott ve Shaffer 1998)'in çalışmaları model alınarak hazırlanan hayali bir "öğrenci tartışması" metni sunmaktır. Öğrencilerden, öğrencilerin kendi ifadelerini kullanarak doğal diliyle, yaygın naïf fikirleri ifade eden bu "öğrenci tartışması"nı eleştirel olarak incelemeleri istenir. Daha sonra hangi hayali "öğrenci ifadeleri" ile aynı fikirde, hangilerine karşı olduklarını ve neden böyle düşündüklerini açıklamaları istenir. Pedagojik perspektiften bakınca, öğrencilerin kendi yanlış kavramları ile yüzleşmelerinin sağlanması, bilişsel çatışma sürecinin bir parçasıdır. Bu araştırmanın devamında bu kursun kavram yapılandırılması ve öğrenci merkezli eğitim modeline yönelik veriler elde edilmiştir. Bu araştırma sonuçlarının kurs sonrası araştırırma sonuçlarıyla karşılaştırılması ve nicel araştırmalarla desteklenmesi gerekmektedir.

5. Kaynaklar

Acar, H.," Fizik Eğitiminde Bilimkurgu Hikayelerinin Kullanılması" Yüksek lisans Tezi Marmara Üniversitesi, 2003

Gurel, Z., ve Acar, H. (2003). Research into students' views about basic physicsprinciples in a weightless environment. *Astronomy Education Review,2*(1),65-81. http://aer.noao.edu/figures/Issue3/3-2-4.pdf

Gürel Z,. Sengül S.,2004. "The evaluation of science students' ability to use astronomical scale in terms of number sense components" 18 th International Conference on Chemical Education Chemistry Education for the Modern World" Reference No:0202

Güngör,B.,Yıldıran F., Baş,Z 2002. İlk Öğretim Ders Kitabı Fen Bilgisi 6,Mili Eğitim Basımevi. Isbn975-11-2228-7

Koçer, D.2002, "Türkiyede Astronomi Eğitim-Öğretimin Önemi ve Yapılabilecekler" (UFBMEK-5) Orta Doğu Teknik Üniv. (http://www.fedu.metu.edu.tr/ufbmek5/b_kitabi/PF/Astronomi/panel/t1-1d.pdf

McDermott, L. C.,ve Shaffer, P. S. 1998, Tutorials in Introductory Physics, Preliminary Ed., Upper Saddle River, NJ: Prentice Hall

Prather,E.,Slater T.,Offerdahl,G. 2002, Hints of a Fundamental Misconception in Cosmology The Astronomy Education Review, Issue 2, Volume 1:28-34.

Posner, G. J., Strike, K. A., Hewson, P. W., ve Gertzog, W. A. 1982, "Accommodation of a Scientific Conception: Toward a Theory of Conceptual Change," Science Education, 66, 211.

Zirbel,E. 2004,Framework for Conceptual Change The Astronomy Education Review, Issue 1, Volume 3 http://aer.noao.edu/AERArticle.php?issue=5&section=2&article=6

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Kopernik Kuramı'nın Türkiye'deki Yansımaları

İnan Kalaycıoğulları[1], Doç. Dr. Yavuz Unat[2]

[1] Ankara Üniversitesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, 06100, Ankara
inankalaycioglullari@mynet.com

[2] Ankara Üniversitesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı,Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, 06100, Ankara
unat@humanity.ankara.edu.tr

Özet: Osmanlı Türkleri'nin modern astronomi ile ilk temasları 17. yüzyıl ortalarında başlamıştır. Bu yüzyılda modern astronominin Osmanlılara girişini sağlayan ilk eserler, genellikle zîc ve coğrafya tercümeleridir. Yeni astronomiye ilişkin bu temaslar, 18. yüzyılda Batı coğrafya literatürünün, 18. yüzyılın ikinci yarısında ise Fransız zîclerinin çevrilmesiyle devam etmiştir. Kopernik Kuramı'nın gerçek anlamda Osmanlı kültürüne girmesinin ise İbrahim Müteferrika'nın, Kâtib Çelebi'nin *Cihânnümâ* adlı eserine yaptığı eklerle gerçekleştiğini söyleyebiliriz. Bu çalışmada, modern astronominin Türkiye'ye hangi eserlerle girdiği ve ne şekilde değerlendirilerek kabul gördüğüne ilişkin süreç değerlendirilecek ve yeni bulgular ışığı altında bu bilgiler yorumlanmaya çalışılacaktır.

Anahtar kelimeler: Astronomi tarihi: Osmanlı astronomisi Kopernik: Müteferrika: Katip Çelebi: Cihannüma.

Abstract: The first contact with modern astronomy of Ottoman Turks had started in middle of 17th century. The books in this time were in generally translations of astronomical tables and geographical books. During second half of 18th century, French astronomical tables translated in Turkish. In fact, the Copernican theory had come into Ottoman with *Djihannuma*'s (The Book of Universal Geography) supplements by Ibrahim Mutafarrika. So he transferred new astronomical knowledges with new physical supports from west to Ottoman. The last book about this theory was *Macmûa-i Ulum-ı Riyâziya* (Collection of Mathematical Sciences) by Ishâk Efendi in 1834.

Key words: History of astronomy: Ottoman astronomy: Copernicus: Muteferrika: Katip Chelebi: Djihannuma.

Osmanlı Türkleri'nin modern astronomi ile ilk temasları 17. yüzyıl ortalarında başlamıştır. Bu yüzyılda modern astronominin Osmanlılara girişini sağlayan ilk eserler, genellikle zîc ve coğrafya tercümeleridir. Yeni astronomiye ilişkin bu temaslar, 18. yüzyılda Batı coğrafya literatürünün, 18. yüzyılın ikinci yarısında ise Fransız zîclerinin çevrilmesiyle devam etmiştir.[14]

Kopernik sisteminden bahseden bugüne değin tesbit edilebilen ilk eser, Tezkireci Köse İbrahim[15] Efendi'nin, 1660-1664 yıllarında *Secencel el-Eflâk fî Gâyet el-İdrâk* (Feleklerin Aynası ve İdrâkin Gâyesi) adıyla çevirdiği Fransız astronom Noel Durret'nin zîcinin çevirisidir. Bu eser, astronomi cetvelleri konusunda Avrupa dillerinden nakledilen ilk eser olarak kabul edilmektedir.

Tezkireci Köse İbrahim Efendi, Durret'nin zîcini ilk önce Arapça'ya çevirmiştir. Daha sonra Kazasker Ünsî Efendi'nin teşvikiyle eseri yeniden gözden geçirerek, birtakım düzeltmeler yapmış ve bazı dostlarının isteği üzerine eserin giriş kısmını Arapça'dan Türkçe'ye çevirmiştir. Burada, Batlamyus ve İbn el-Zerkâlî'nin çalışmalarından ve *Alphonso Tabloları*'ndan bahseden Tezkireci Köse İbrahim Efendi şöyle söyler:

> *"1461 yılında Alman bilginlerinden Peurbach ve Regiomontanus, Alfonso Zîci'nin yanlışlarını tespit ettiler. Regiomontanus, Zîc'i düzeltmek için gözlemlere başladıysa da ömrü yetmediği için çalışmasını bitiremedi. Birkaç yıl sonra daha başarılı ve üstün olan Nikola Kopernik, Alfonso Zîci'nin yanlışlarını bulup temelinden sakat olduğunu anlayarak 1525 yılında yeni bir yol ortaya çıkardı... Sonra Kopernik yeni bir temel kurup Yer'in hareketli olduğunu varsayıp küçük bir zîc yaptı. Bu zîc kendisinden sonra Tycho Brahe zamanına kadar 60 yıl kullanıldı. Daha sonra Reine kıyılarında Tycho Brahe çok sayıda mükemmel*

[14] Ekmeleddin İhsanoğlu, *Büyük Cihad'dan Frenk Fodulluğuna*, İstanbul 1996, s. 141.

[15] Tezkireci Köse İbrahim Efendi'nin doğum tarihi ve eğitimi hakkında bilgi yoktur. Aslen Zigetvarlı olup, İstanbul'a yerleşmiştir. Sadrazam Köprülü Fazıl Ahmed Paşa'nın hizmetinde çalışmış ve onunla Uyvar seferine katılmıştır (1663). Bkz. Salim Aydüz, "İbrahim Efendi (Tezkireci Köse)", *Yaşamları ve Yapıtlarıyla Osmanlılar Ansiklopedisi*, Cilt I, İstanbul 1999, s. 624.

Bildiri tam metni için:
e-mektup: inankalaycioglullari@mynet.com

aletlerle gözlemlerde bulunup Kopernik zîcinin gerçeğe uymadığını gördü. Bundan dolayı Kopernik zîcini düzeltmeye çalıştı... Ancak Bohemya Seferi çıktı. Zîcin müsveddelerini bastırmak istedi. Ömrü yetmediğinden başaramadı. Sonunda çağdaşı olan Daina şehrinden Longomontanus Tycho'nun zîcine yakın, yanlışı çok olmayan bir zîc meydana getirdi. Bundan sonra İspanya Kralı Rudolph'un yanında çalışan Kepler adlı bilgin Tycho'nun gözlemlerine dayanarak bütün yıldızların hareketi ile ilgili bir zîc tertipliyerek Rudolph Zîci diye adlandırdı. Kendisinin de dediği gibi bu zîc yapılan gözlemlere bütünüyle uymuyordu. Çünkü Batlamyus'un gözlediği yıldızların yerleriyle bu zîcinki birbirini tutmuyordu. Güneş ile ay tutulmaları da bu zîce uyum göstermiyordu. Sonunda Duret adlı bilginin Lansberge'nin zîcine dayanarak 30 yıl gözlemle meydana getirdiği zîcini Tezkireci diye tanınan ben İbrâhim el-Zigetvarî getirtip tercüme ettim."[16]

Modern astronomiden bahseden ikinci eser Ebû Bekr ibn Behrâm ibn Abdullah el-Hanefî el-Dimaşkî'nin[17] Janszoon Blaeu'nun kısaca *Atlas Major* olarak tanınan Latince eserinden *Nusret el-İslâm ve'l-Sürûr fî Tahrîr Atlas Mayor* adı ile hazırladığı eserdir.[18]

Ebû Bekr ibn Behrâm, matematik, coğrafya ve Latince bilmesi nedeniyle padişah IV. Mehmed tarafından Blaeu'nun *Atlas Major seu Cosmographia Blaeuiana Qua Solum, Coleum Accuratissime Describuntur* adlı kitabının çevrilmesiyle görevlendirilmiştir.

1668 yılında bu eserin bir nüshası Hollanda'nın İstanbul'daki elçisi Justin Collier tarafından padişaha sunulmuş ve 1675-1685 yılları arasında altı cilt olarak, Ebû Bekr ibn Behrâm tarafından, *Nusret el-İslâm ve'l-Sürûr fî Tahrîr Atlas Mayor* adıyla Türkçe'ye çevrilmiştir. Ebû Bekr ibn Behrâm, bu eseri çevirirken bazı bölümleri kısaltmakla beraber Osmanlı coğrafyasıyla ilgili bazı ekler de yapmıştır. Bir süre sonra da eserin *Muhtasar Nusret el-İslâm ve'l-Sürûr* adıyla bir özetini yayımlamıştır.

***Secencel el-Eflâk'*da Kopernik, Batlamyus ve Tycho Brahe Sistemleri**

Atlas Major çevirisinin Topkapı Sarayı Müzesi Kütüphanesi'nde bulunan 9 ciltlik nüshasının birinci cildi genel coğrafya ve kozmografya bilgilerini içerir; 2-5. ciltler Avrupa ülkeleri, 6. cilt Afrika kıtası, 7. cilt İtalya, 8. cilt Çin, 9. cilt Amerika ve adalardan bahseder.[19]

***Secencel el-Eflâk'*da Kopernik, Batlamyus ve Tycho Brahe Sistemleri**

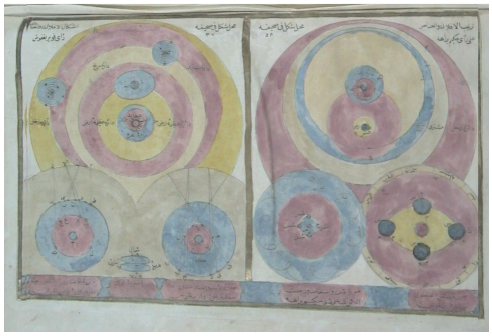
Eserin girişinde, astronomi biliminin önemine değinilir ve astronomide İslâm Dünyası'nın durumu verilir. Ebû Bekr ibn Behrâm, Avrupalılarca ileri sürülen "*Müslümanlarda astronomi biliminin Nasirüddîn-i Tûsî, Fahr-i Râzî, Nizâm ve Ali Kuşçu ile bittiği*"ne dair iddiaları kabul etmez ve İslâm

[16] İhsanoğlu, 1996, s.144-147.

[17] Ebû Bekr ibn Behrâm'ın (?–1691) hayatının ilk dönemleri hakkında yeterli bilgi yoktur. Muhtemelen Türk asıllı bir ailedendir. Daha Şam beylerbeyliği yıllarında Köprülü Fazıl Ahmed Paşa'nın hizmetine girmiş ve onunla birlikte Avusturya seferine katılmıştır. İstanbul'a gittikten sonra paşanın da himayesiyle geniş bir çevre edinmiş, onun ölümünden sonra ise Merzifonlu Kara Mustafa Paşa'nın hizmetine girmiştir. İstanbul'da İzzetî Şeyh Mehmed Efendî'den mülazım olduktan sonra 40 akçeli bir medresede, Süleymaniye Medresesi'nde ve değişik medreselerde müderris olmuştur. Son atandığı Halep kadılığı (1690) görevinden bir yıl sonra alınmış, birkaç ay sonra da ölmüştür. Bkz. Mahmut Ak, "Ebubekir Dımeşkî", *Yaşamları ve Yapıtlarıyla Osmanlılar Ansiklopedisi*, Cilt I, İstanbul 1999, s. 386.

[18] İhsanoğlu, 1996, s. 153-154.

Dünyası'nda astronomi bilimini bilen bilginlerin çok olduğunu söyler. Ancak, bunlar daha çok astronominin kuramsal yönü ile ilgilenmekte ve uygulamayı bilmemektedirler. Daha sonra, Ebû Bekr ibn Behrâm, Katip Çelebi'nin bu bilimle ilgilense de tam bir eser ortaya koyamadığını ve bu nedenden dolayı padişahın kendisine bu konuda bir



***Cihannüma*'da Kopernik ve Tycho Brahe'nin Sistemleri**

eser hazırlamasını emrettiğini söyler.

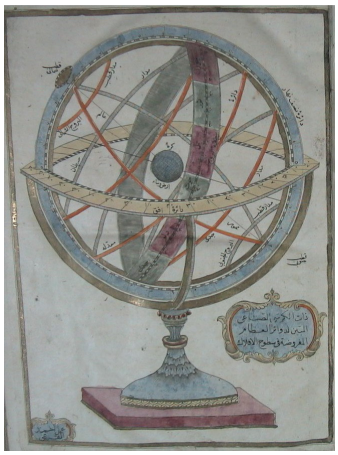
Çevirinin "Evrenin Merkezi" başlıklı bölümünde Batlamyus, Kopernik, Tycho Brahe ve Andreas Argoli'nin sistemleri çok kısa olarak tanıtılır. Bu kısım eserin Latince orijinalinden kısadır. Blaue, Yer merkezli sistemin doğru ve *Kitâb-ı Mukaddes*'e aykırı olan diğer sistemlerin ise yanlış olduğunu belirtir. Ebû Bekr ibn Behrâm, eserin Latince aslında Batlamyus, Kopernik ve Tycho Brahe'ye ait üç sistemle ilgili üç sayfalık bilgileri bir paragraf halinde özetlemiş, ancak burada yalnızca Pythagoras ile Batlamyus'un isimlerini zikretmiştir. Ebû Bekr ibn Behrâm, bu bölüme şöyle devam etmiştir:

> *"Evrenin merkezi konusunda çok ihtilâf edilmiştir. Şöyle ki: Eski ve yeni âlimlerin çoğu 'Evrenin merkezi Yer'dir, durağandır, hareketli değildir; diğer unsurlar ve gezegenler ise Yer'in çevresindedir' der. Tevrat'ta böyle yazılmıştır. Pythagoras, Batlamyus ve takipçileri bu görüşe inanmışlardır. Bazıları, 'Evren'in merkezi Güneş'tir, durağandır, hareketli değildir. Diğer unsurlar ve gezegenler hareketlidir' görüşünü savunmuşlardır. Bir görüşe göre de Yer merkezdedir, Güneş, Ay ve diğer gezegenler başka bir şekildedir. Bir başka görüşe göre de derler ki: 'Yer merkezdedir, sonra Atlas Feleği, sonra sabit yıldızlar, daha sonra da Satürn, Jüpiter, Mars, Ay, Hava, Su ve Ateş gelir. Güneş, Merkür ve Venüs başka şekildedir'. Kısacası, bu görüşlerin en doğrusu birinci görüştür. Öbürleri yanlıştır. Zira bunlar Tevrat'a aykırıdır."*[20]

Yukarıda içeriklerini kısaca verdiğimiz bu iki eserden sonra gelen eser Müteferrika'nın *Cihânnümâ* baskısıdır.

Müteferrika, Cihânnümâ'ya yaptığı en kapsamlı Ek'in[21] başında feleklerin ve unsurlarının durumlarını özet bir biçimde ele aldıktan sonra, Evren Küresi'nin yapısını betimleyen çeşitli bilim ve düşün adamlarının düşüncelerini ele alarak, Yer ya da Güneş merkezli bir evren modeli tasarlamanın bütünüyle bilimsel bir konu olduğunu, din ya da inanç konularına girmediğini belirtmiştir. Daha sonra, Aristoteles'ten başlayarak, Kopernik'e kadar gelen süreci, Kopernik'in görüşlerini, Kopernik'ten kendi dönemine gelinceye kadar astrononomi alanında ortaya atılmış yeni kuramlar ile bu kuramlardan bazılarının kabul edilmesini kolaylaştıran yeni gözlemler ve deneyleri, yedi gezegeni ve bu gezegenlere ilişkin problemleri tartışmıştır.

Bu bilgiler ışığında Müteferrika'nın yaptığı eklemeleri ele aldığımızda, çok büyük ölçüde yeni



***Cihannüma*'da Zât el-Kürsî**

bilgi aktardığını ve bu bilim dalında ortaya çıkmış olan gelişmeleri yakın bir biçimde izlediği izlenimi elde edilmektedir. Müteferrika'nın bu bölümdeki katkılarını sıralamadan önce şunu söylememiz gerekir: Müteferrika, astronomiye ilişkin eklerinde,

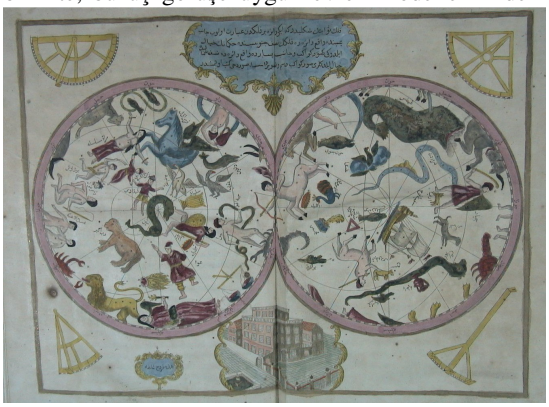
[20] İhsanoğlu, 1996, s. 156-157.

[21] İbrahim Müteferrika'nın *Cihânnümâ*'ya yaptığı ekleri üç başlık altında toplamak olanaklıdır: 1) Coğrafya, geometri, astronomi ve kozmografyaya ilişkin olanlar, 2) Kâtip Çelebi'nin Van eyâleti civarında bıraktığı memleket tasvirlerinin, Anadolu'da Üsküdar sahillerine kadar uzatılması, 3) Kâtip Çelebi'nin harita ve şekillerinin tamamlanması ve yenilerinin eklenmesi (bkz. Fikret Sarıcaoğlu, "Cihânnümâ ve Ebûbekir b. Behrâm ed-Dımeşkî – İbrahim Müteferrika", *Bekir Kütükoğlu'na Armağan*, İstanbul 1991, s. 140).

eski astronomiyi tanıtırken geleneksel İslâm yapıtlarından bahsetmemiştir. Osmanlılar'da bütün astronomi çalışmalarında *Zîc-i Uluğ Bey*'in kaynak olarak kullanılmasına karşın Müteferrika bu eserden yararlanmamıştır.

Müteferrika, Evren'in içiçe olan aynı merkezli kürelerden oluştuğu konusunda astronomlar ile filozofların hemfikir olduklarını ancak Evren'in şeklinin ayrıntılı açıklanmasında farklı yaklaşımları olduğunu belirterek, bu yaklaşımları üçe ayırmıştır. Birinci görüşün Aristoteles ve Batlamyus'a, ikincisinin Pythagoras, Platon ve Kopernik'e, üçüncüsünün ise Brahe'ye ait olduğunu söyleyen Müteferrika, Latin bilginlerin ilk görüşü "Eski Astronomi", ikinci ve üçüncü görüşleri ise "Yeni Astronomi" olarak nitelendirdiklerini de belirtmiştir. Müteferrika, bu üç görüşü açıklamaya başlamadan önce, evrenin merkezinde Yer'in ya da Güneş'in olduğuna inanmanın din ile bir ilgisi olmadığına da dikkat çekmiştir. Ona göre, önemli olan Tanrı'nın evreni yarattığına inanmaktır.

Müteferrika, üç görüşün açıklanmasının faydalı olacağını düşündüğünden, *Cihânnümâ* gibi bir esere, bu görüşlere ilişkin ek yapılmasının uygun düşeceğini söylemiştir. Bir başka deyişle, evrende herkesin bildiğini, gördüğünü bilmek ve işitmek isteyenlere ve bilgi peşinde koşanlara gerekli gördüğü için üç görüşü de açıklamıştır. Bununla birlikte, bu üç görüşe uygun evren modellerini de



Takım Yıldız Haritası (*Cihannüma*'dan)

ekleyerek, konunun daha iyi anlaşılmasını sağlamıştır.

Müteferrika, her bir görüşü teker teker anlatmaya başlamadan önce bazı konularda anlaşmazlık olduğunu söylemiş ve bu anlaşmazlıkları şöyle sıralamıştır:

1) Bazı feleklerin konumları ve dizilişlerindeki anlaşmazlıklar.
2) Feleklerin sayılarındaki anlaşmazlıklar.
3) Evren'de boşluk ve doluluğun olup olmadığı konusundaki anlaşmazlıklar.

Müteferrika, yukarıdaki anlaşmazlıkları kısaca ele aldıktan sonra, feleklerin sayılarını dokuz olarak kabul eden görüşün rağbet gördüğünü söylemiş ve Müslüman düşünürlerin çoğunun da bu görüşe bağlı olduğunu belirterek, bu görüşü betimlemeye başlamıştır. Batlamyus'un görüşü olan bu sistemi betimlerken, astronomi bilimini öğrenmek isteyenlere kolaylık sağlaması ve Katip Çelebi'nin feleklerle ilgili ifadeleriyle uyum içinde olmaları amacıyla da felekleri en üstten aşağıya doğru şu şekilde sıralamıştır: Atlas Feleği, Sabit Yıldızlar Feleği, Satürn, Jüpiter, Mars, Güneş, Venüs, Merkür, Ay.

Müteferrika, Atlas feleğini kısaca anlattıktan sonra, sabit yıldızlar feleği ile burada bulunan burçlardan bahsetmiştir. Daha sonra, Müteferrika, Amerika'nın keşfinden sonra yapılan ticari ve coğrafi amaçlı geziler sırasında yapılan gözlemlerle, takımyıldızlarının sayılarının bilinenden daha fazla olduğunun ortaya çıktığını söylemiş ve bu yeni takımyıldızlarının isimlerinin zîclere eklenmesi gerektiğini belirterek, bunları sıralamıştır. Böylece, yeni takımyıldızlarının isimleri, Osmanlı astronomi literatürüne ilk defa Müteferrika'yla girmiştir. Ayrıca, Müteferrika, yeni takımyıldızlarının bulunduğu bir şekli de eklemiştir. Böylece, yeni takımyıldızlarını öğrenmek ve hatırlamak kolaylaşmıştır.

Müteferrika, üst ve alt felekleri anlatmaya başlamadan önce bunlara verilen isimlerden de bahsetmiştir. Daha sonra, bu beş feleğe "Şaşkın Beşler" denildiğini söylemiştir. Ayrıca, Müteferrika, Güneş'e "Büyük Işık", Ay'a ise "Küçük Işık" denildiğini de aktarmıştır.

Astronomların Satürn için üç tane küre (Ortakmerkezli küre, Taşıyıcı küre, Episikl) ispat ettiklerini söyleyen Müteferrika, bunların isimlerini ve niteliklerini vermiş, aynı zamanda bu kürelerin, Jüpiter, Mars ve Venüs için de söz konusu olduklarını söylemiştir. Bununla birlikte, bu kürelerin gerçek kısımlarının algılanamayacağını ve görünüşte bile bilinemeyeceklerini söyleyerek, okuyucuları uyarmıştır. Satürn ile diğer feleklerin biçimleri arasında bir uyumsuzluk olmadığından, Müteferrika, dördünün durumlarının kolaylıkla anlaşılabilmesi için yalnızca bir feleğin şeklini eklemiştir. Görülmektedir ki, Müteferrika, ele aldığı konuları özetlemesine rağmen şekillerle anlatma yolunu seçerek, okuyucuların konulara daha kolay hakim olmalarını sağlamaktadır.

Yukarıda söylediğimiz dört feleğin niteliklerini belirttikten sonra Müteferrika, Güneş feleğini anlatmaya başlamış ve Güneş'in iki küresi (Ortakmerkezli küre, Dışmerkezli küre) olduğunu belirtmiştir. Güneş'in altında ise Venüs'ün olduğunun sağlam kanıtlarla ispatlandığını söyleyen

Müteferrika, bu feleğin kürelerinin, üst feleklerinkilerle aynı olduğunu bir kez daha tekrarlayarak, ayrıntısını vermemiştir. Venüs'ten sonra gelen Merkür'ün göksel konumunun diğer feleklerden farklılık göstermesi dolayısıyla ayrıntılı bir biçimde açıklanacağını söyleyen Müteferrika, astronomlar ile düşünürlerin bu felek için 4 tane küre kabul ettiklerini belirtmiştir. Bu kürelerin (Ortakmerkezli küre, Müdîr, İki Dışmerkezli küre) anlaşılmasını kolaylaştırmak için Müteferrika, bir şekil eklemiştir. Daha sonra, Ay'ın kürelerinden (Ortakmerkezli küre, Eğimli küre, Taşıyıcı küre, episikl) bahseden Müteferrika, buraya da şekil ekleyerek, konuyu daha iyi açıklama özelliğinden vazgeçmemiştir.

Müteferrika, daha sonra, Batlamyus astronomisinin matematiksel çizgisini takip eden astronomlarla, Aristoteles'in görüşünü benimseyen astronomlardan da bahsederek ve bunların feleklerin hareketlerini açıklamaya yönelik belirledikleri küre sayıları ile isimlerini verip, farklılıklarını da gözler önüne sererek, gerektiğinde detaylara da yer verebileceğini göstermiştir. Ayrıca bazı konulardaki anlaşmazlıkları ve bunların çözümlenmesine yönelik farklı görüşleri de dile getirmiştir. Bu ve diğer bazı detayları dile getirmesi, onun konuya hakim olduğunu ortaya çıkarmaktadır.

Yukarıda kısaca sıraladığımız bütün bu açıklamalarından sonra, Müteferrika bir kez daha, bu konuların dinle bir ilgisinin olmadığını tekrarlamış ve yeni görüşü anlatmaya başlamıştır. Müteferrika, öncelikle, bir istekte bulunarak konuya başlamış ve şunları söylemiştir: *"İlim sahipleri anlatacaklarıma karşı çıkacaklarsa, kuvvetli kanıtlar ortaya koysunlar ve bu kanıtları, kitabın kenarında, satırların dışındaki yerlere yazsınlar... Böylece, birinci görüşün şöhretini arttırıp, güçlendirsinler ve bu yolla eseri süslesinler*" Aslında, Müteferrika, Güneş Merkezli Kurama yönelik anlatacaklarının ve özellikle Descartes ve Galilei ile ilgili olan bilgilerin ilk defa kendisinin yaptığı eklerle, Osmanlıların gündemine gireceğinin farkındadır. Dolayısıyla, anlatacaklarının aleyhine kuvvetli bir delil gelmeyeceğini bilmekte ve yumuşak bir üslûp kullanarak, bir nevi meydan okumaktadır. Çünkü hangi üslûbu kullanırsa kullansın, Güneş Merkezli Kuram üzerinde fazla ısrar etmesi ve onun lehine ve aleyhine kanıtları uzun uzun sıralaması, kendi düşüncelerinin ne tarafa olduğunu açıkça ortaya koymaktadır.Daha sonra Müteferrika, Müslüman bilginlerin de bu yeni görüşü vaktiyle eleştirdiklerini ve bu eleştirilerin neler olduklarının astronomi kitaplarında yazılı olduğunu belirtmekte, ancak bu bilginlerin kimler olduğunu söylememektedir. Bununla birlikte, bu yeni görüşün her dönemde savunulduğunu ve kollandığını belirten Müteferrika, bu görüşü desteklemek amacıyla ve kuvvetlendirmek düşüncesiyle, kitaplar ve risalelerin yazıldığını aktararak, bu görüş üzerindeki bilgisinin derinliğini ortaya koymaktadır.

Kopernik'in Güneş Merkezli Kuramı'nı Fransa'nın ilk Kartezyen profesörlerinden Edmund Pourchot'un[22] kitabına dayanarak açıklayan Müteferrika,[23] en eski dönemlerden beri bu kuramın taraftarlarının olduğuna işaret etmiş ve bunlar arasında öncelikle Pythagoras ve Pythagorcuların bulunduğunu söylemiştir. Müteferrika'nın anlatımına göre, bunlar ateş biçiminde olan Güneş'in ortada olduğunu düşünmekte ve Yer ile diğer feleklerin, Güneş'in etrafında dolandıklarını kabul etmektedirler. Ayrıca, Aristarkhos'un da bu düşünceyi benimsediğini söyleyen Müteferrika, Platon'un bile hayatının son dönemlerinde bu düşünceye katıldığını belirtmiştir.

Bundan sonra, Müteferrika, yakın dönemlerde araştırma ve incelemelerin artması sayesinde bu

[22] Fransa'nın ilk Kartezyen profesörlerden olan Pourchot, 1651'de Poilly'de doğmuş ve 1734'de Paris'te ölmüştür. 1677'de Grassinsler'in kolejine felsefe öğretmeni olarak atanmıştır. Belli bir süre sonra da Quatre-Nations Koleji'ne atanmıştır. Büyük bir ilgiyle takip edilen felsefe derslerinde ne fiziksel bilimleri ne de matematiksel bilimleri ihmal etmiştir. Derslerinde Descartes'tan esinlenmiş ve dönemin mekteplerinde güçlü olan yalancı (sahte) peripatetizme karşı çıkmıştır. Yeni felsefenin bütün taraftarları gibi, o da Üniversite'de hedef haline gelmiştir. Şöhreti ve konuşmasının sıcaklığı, ona birçok arkadaş kazandırmıştır ki bunlar arasında Racine, Boileau, Mabillon, du Pin, Baillet, Montfaucon, Santeuil, Fénelon da bulunmaktadır. Kendisini en büyük süslerinden biri olarak gören Paris Üniversitesi, Pourchot'yu 7 defa rektör olarak atamıştır. Pourchot, aynı zamanda 40 sene boyunca sendika başkanlığı yapmıştır. Hayatının sonlarına doğru, arkadaşı Masclef'nin yöntemine göre, İbranice'yi öğrenmeye başlamış ve onun *Grammaire hébraïque chaldaïque et samaritaine* (Paris 1731, 2 Cilt) adlı eserini yazmasına yardımcı olmuştur. Aynı zamanda 1718 ve 1719 yıllarında Sainte-Barbe Koleji'nde İbranice dersleri vermiştir. Hayatının sonlarına doğru kör olan Pourchot'un çeşitli nutukları, iddianâmeleri ve Paris Üniversitesi'ndeki hatırat dışında, 1695'de yayımlanmış olan *Institutiones philosophicae* adlı eseri de günümüze ulaşmıştır (bkz. G. –H. Luquet, "Pourchot" (Edme), *La Grande Encyclopédie*, 27. Cilt, Paris (yayın tarihi yok), s. 514).

[23] İbrahim Müteferrika'nın gerek *Cihânnümâ*'ya yaptığı eklerin astronomi ve fiziğe ilişkin olanları ve gerekse *Füyûzât-ı Mıknatısiye* adlı çevirisi incelenip, satır araları dikkatli okunduğunda, Kartezyen olma ihtimalinin ağır bastığı görülmektedir. Ayrıca, Müteferrika'nın mekanik evren görüşünü Osmanlılara tanıtmayı ve bu görüşün Osmanlılar arasında yaygınlaşmasını amaçladığı da anlaşılmaktadır. Müteferrika'nın bu amacının birinci aşamasında yani tanıtmada başarılı olduğu ve dönemin bilimsel bilgi düzeyini ayrıntılı aktardığı görülmektedir (ayrıntılı bilgi için bkz. İnan Kalaycıoğulları, *Kâtip Çelebi'nin Cihânnümâ Adlı Eserine İbrahim Müteferrika'nın Yaptığı Ekler Doğrultusunda Çağdaş Bilimlerin Türkiye'ye Girişi,* Yayımlanmamış Yüksek Lisans Tezi, Ankara Üniversitesi, Sosyal Bilimler Enstitüsü, Ankara 2003).

görüşün değer kazandığını belirtmekte ve ünlü bilginlerden biri olarak kabul edilen Kardinal Nicolaus Cusa'nın da bu görüşü benimsediğini bildirmektedir. Sözlerine Kopernik'in kim olduğuna dair bilgiler vererek, devam eden Müteferrika, onun bu yeni görüşe yaptığı katkılardan dolayı, söz konusu görüşün "Kopernik Astronomisi" olarak adlandırıldığını ve Avrupa ülkelerinde bulunan düşünürlerin çoğunun da bu görüşü kabul ettiğini belirtmektedir. Daha sonra, Müteferrika, Descartes adlı düşünürün, yeni felsefesinde ortaya koyduğu bazı yeni kurallarla bu görüşü kuvvetlendirdiğini bildirmektedir.Güneş Merkezli Kuram üzerine verdiği bu tarihçeden sonra Müteferrika, bu kuramı ayrıntıya girmeden kolaylıkla anlaşılmasını sağlayacak bir biçimde, ana hatlarıyla ele almıştır. Öncelikle, Müteferrika, Güneş'in sanki sabit bir yıldız olarak, evrenin ortasında bulunduğunu belirtmiştir. Daha sonra, feleklerin Güneş'in etrafındaki dolanımlarının sürelerini vermiştir: Buna göre, Merkür üç ayda, Venüs sekiz ayda, Yer bir yılda, Mars iki yıla yakın bir zamanda, Jüpiter 12 yılda ve Satürn ise 30 yılda Güneş etrafındaki dolanımlarını tamamlamaktadırlar. Müteferrika, feleklerle ilgili bu bilgileri verdikten sonra, Jüpiter'in 4 ve Satürn'ün 5 uydusundan bahsetmiştir. Son dönemlerde yapılan gözlemlerle ortaya çıkarılmış olan ve "Aycıklar" olarak adlandırılan bu uydulardan bahsetmesi, onun Galilei'den itibaren teleskopla yapılan gözlemlerden de haberdar olduğunu bize göstermektedir. Müteferrika, daha sonra Yer'in hareketlerini anlatmaya başlamış ve Yer'in Güneş'in çevresindeki batıdan doğuya olan yıllık hareketinden başka, kendi ekseni çevresinde bir hareketi olduğunu, bu suretle Yer'in batıdan doğuya, ekseni çevresinde dönmesi neticesinde, Güneş'in ve bütün feleklerin doğudan batıya hareket ediyorlarmış gibi göründüklerini belirtmiştir. Daha sonra, Müteferrika, Yer'in, 12 burç ile Güneş arasında, bu burçlardan birinin hizasına gelince, Güneş'in ona karşılık gelen burçta göründüğünü anlatmış ve bu hareket sırasında Yer'in ekseninin Burçlar dairesinin eksenine 23.5º eğik olduğunu söyleyerek, mevsimlerin birbiri ardına sıralanması ile gece gündüz süresinde yıl içinde görülen farkların nedeninin bundan kaynaklandığını şekille açıklamıştır. Müteferrika, Yer'in hareket etmesini mümkün görmeyip, bunu kabul etmek istemeyenlere, Batlamyus'un Yer Merkezli Kuramı'nda bundan daha akıl almaz bir çok konular olduğunu söylemiştir. Müteferrika'nın bu konuda verdiği örneklerden biri, Atlas feleği ile diğer feleklerin kendilerine kıyasla bir nokta kadar olan Yer'in çevresinde dolanmalarıdır.Müteferrika, bundan başka, sabit varsayılan Yer ekseninin gerçekte kutup noktası çevresinde ağır bir hareketi bulunduğunu, eksenin ucunun sarmaşık bir daire meydana getirdiğini de söylemiştir. Feleklerin hareketlerinde görülen düzensizliklerin Kopernik Astronomisi'ne göre, Batlamyus'un kuramında varsayılmak zorunda kalınan karmakarışık dairelere muhtaç olunmadan, gayet kolaylıkla anlaşılıp, hayal edilebileceğini de söyleyen Müteferrika, eğer güneş üzerinde bulunsaydık, bu türlü düzensizlikleri görmeyeceğimizi de şekille açıklama yoluna gitmiştir. Böylece okuyanların akıllarında oluşabilecek kuşkuları gidermeye çalışmış ve bu yeni kurama daha kolay uyum sağlamalarına öncülük etmiştir.Müteferrika, Güneş Merkezli Kurama yapılan itirazlarla, bunların cevaplarını verdikten sonra da üçüncü görüş olarak Brahe'nin görüşlerini aktarmıştır. Müteferrika'nın anlatımına göre, Brahe, Batlamyus astronomisinin kanıtlar ve gözlemlere uygun olmadığını düşündüğünden ve Kopernik astronomisinin ise işin aslına aykırı olduğunu varsaydığından, ikisini birden ele alarak, yeni bir kuram oluşturmuştur. Öncelikle, Batlamyus'a uygun olarak, Yer'i evrenin merkezinde durağan varsaymıştır. İkinci olarak, Kopernik'in yolundan giderek, bütün feleklerin Güneş'in çevresinde dolandıklarını kabul etmiştir. Ancak Ay'ı bunlardan ayrı tutmuş ve onun Yer'in çevresinde dolandığını belirtmiştir. Bu kurama göre, Ay, Yer'in çevresindeki dolanımını bir ayda, Güneş bir yılda ve sabit yıldızlar feleği ise 25000 yılda tamamlarlar. Beş felek ise, Güneş'in çevresinde farklı hızlarla dolanırlar ve Güneş, yıllık hareketi sırasında felekleri de beraberinde götürür.

Bu bilgileri verdikten sonra Müteferrika, Brahe'nin günlük hareketin nedenlerini bir türlü anlatmadığını, dolayısıyla onun görüşünü benimseyenlerin sabit yıldızlar feleğinin yukarısında, günlük bir hareketle evrenin yapısını doğudan batıya idare edecek bir hareket ettirici ispatına muhtaç olduklarını söylemiştir. Ayrıca, Müteferrika, bu görüşü benimseyenlerin, feleklerden beşinin kendilerine özgü hareketlerin dışında Güneş'e bağlı olarak, burçların düzenine uygun bir biçimde batıdan doğuya hareket ettiklerini varsaydıklarını da anlatmıştır.Feleklerin maddelerinde düşünürlerin çoğunun anlaşmazlığa düştüğünü belirten Müteferrika, üç görüşe göre feleklerin doğasını da ele almıştır. Batlamyus'un görüşünü benimseyenlere göre, eterin durağan bir cisim olduğunu ve hacim, katılık, saflık ve saydamlık gibi özelliklere sahip olduğunu aktaran Müteferrika, buna karşılık, Kopernik ve Brahe'nin görüşlerini benimseyenlerin, göksel maddelerden hacim ve katılığı kaldırdıklarını ve feleklerin doğasını akıcı, yumuşak ve yanıcı kütle olarak kabul ettiklerini belirtmiştir.Brahe 1577'de gözlemlediği kuyruklu yıldızın, Dünya ile Ay arasındaki uzaklığın en altı katı kadar uzakta olan bir yerden geldiği sonucuna varmıştır. Oysa

Aristoteles ve onun ekolüne göre kuyruklu yıldızlar, yerküreden çıkan dumanların atmosferin üst kesiminde toplanıp tutuşmasıyla oluşmaktaydı ve bunlar meteorolojik cisimlerdi. Brahe, bu gözlemiyle kuyruklu yıldızların da Ay ve diğer felekler gibi göksel cisimler olduğunu belirlemiştir. Brahe'nin bu gözleminden bahseden Müteferrika da, böylece kuyruklu yıldızlara ilişkin geleneksel düşüncenin yanlışlığını ortaya koymuş ve 155 yıl sonra da olsa kuyruklu yıldızlarının gerçek konumlarının ne olduğu hakkındaki yeni bilgiyi Osmanlılara aktarmıştır. Yukarıda verdiğimiz bu bilgiler ışığında, Kopernik Kuramı'nın gerçek anlamda Osmanlı kültüründe tanınmasının Müteferrika'yla gerçekleştiğini söyleyebiliriz. Müteferrika'nın kaynakları tarih itibariyle, Kopernik Kuramı'nın fiziksel olarak değerlendirildiği döneme denk gelmektedir. Bir başka deyişle, Müteferrika, Kopernik Kuramı'nı ve kuramı destekleyen yeni fiziği birlikte ilk defa Osmanlılara aktarmıştır.

Müteferrika, Kopernik'in Güneş Merkezli Kuramı'nı anlattıktan sonra, bu kurama yönelik itirazları sıralarken fiziksel itirazları da vermiştir. Aristoteles fiziğinin doğal yer kavramına göre belirlenmiş hareket anlayışına ve ağır cisimlerin hareket edip etmediğine dair, Kopernik'in doyurucu bir açıklama yapamayışı, kuramının yalnızca alternatif bir kuram olarak görülmesine ve belli çevreler dışında yaygınlaşamamasına yol açmıştır. Ancak Galilei ve Descartes'ın, Kopernik'i destekleyen görüşler geliştirmeleri ve onun açıklayamadığı olguları açıklayabilmeleriyle, Güneş Merkezli Kuramın olguları açıklamada kullanılma yaygınlığı ve etkinliği artmıştır. Müteferrika, Güneş Merkezli Kurama yöneltilen fiziksel itirazlara karşılık Galilei ve Descartes'ın argümanlarıyla birlikte, Yer'in hareket etmesinin bir sorun yaratmayacağını kanıtlayan deneylere yer vermiştir.

Müteferrika'nın fiziğe yaptığı eklemeleri ele aldığımızda, onun astronomiye olduğu kadar fiziğe de hakim olduğu ortaya çıkmaktadır. Yer'in hareketi problemine yönelik çeşitli itirazlar ile bunlara karşı argümanlar geliştiren Galilei ve Descartes'ın söylemlerine yer vermesi, onun hareket konusunda da yeterli bir donanıma sahip olduğunu ve konuyu gerektiğinde etraflı bir şekilde ele alabileceğini bize göstermektedir.

Müteferrika, Güneş Merkezli Kuramı anlattıktan sonra, bu kurama karşı ileri sürülmüş olan başlıca itirazları sıralamış ve bu itirazlara verilen cevapları da takdire değer bir tarafsızlıkla ele almıştır. İtirazlardan biri, yeni görüşün kutsal kitaplardaki ifadelere muhalif olduğudur. Müteferrika, bunlara cevap olmak üzere, örneğin "*Yer daima durağandır*" hükmünde gerçek anlamın "*Yer daima kendisiyle aynı kalıp, bütünüyle değişmezdir*" olması lazım geleceğini ileri sürmüştür.

Bundan sonra, Müteferrika, eski astronomi mensuplarının itirazlarını ele almıştır. Örneğin, Yer, evrenin merkezinden uzak ve kendi yörüngesi üzerinde hareket halinde ise, nasıl olup ta kuzey kutbunun yüksekliği sabit kalmakta ve daima göğün aynı yarısının görüldüğü sorularına, optik ve geometri kurallarını hatırlatarak, cevap vermiş ve bu değişmezliğin gerçekte yeryüzünde aynı konumdan ayrılmamak şartıyla geçerli olduğunu, eğer kuzeye ve güneye doğru yer değiştirilecek olursa, kutup yüksekliğinin de, göğün görünen yarısının da değişeceğini söylemiştir. Sabit yıldızların uzaklığına göre, Yer'in yörüngesinin bir noktadan ibaret bulunduğunu ve Yer'in ekseninin Evren'in eksenine daima paralel kaldığını da belirtmiştir.

Daha sonra, Müteferrika, doğa kanunlarına başvurularak, oluşturulan itirazların da olduğunu söylemiş ve bunları şu şekilde sıralamıştır:

> "*Mekanlar arasında en aşağıda olanı, evrenin merkezidir ve burada cisimlerin en ağırı olarak bulunan Yer'in hareketsiz durması gerekir. Eğer, Yer hareket etseydi, bu elbette algılanırdı ve binalar ile ağaçlar yıkılıp baş aşağı olurlardı. Ayrıca, ağır cisimler, yukarıdan aşağıya dikey olarak düşemezlerdi (düşecekleri yer, Yer'in yüzeyi ile beraber hareket ettiği için!). Yine aynı sebepten, batıya doğru atılan bir güllenin hızı, doğuya atılan gülleninkinden fazla olurdu. Çünkü batıya doğru giderken, batıdan doğuya gelen Yer'in yüzeyi ona karşı geldiği için, gülle çok daha fazla mesafe almış olurdu! Son olarak, havada uçan kuşlar, tekrar yere inince, Yer ile beraber doğuya sürüklenmiş olan yuvalarını bulamazlardı*."

Müteferrika, yukarıdaki itirazların cevaplarını, Aristoteles'i eleştiren Galilei'yi de şahit göstererek, birer birer şu şekilde vermiştir:

> "*Yer'in diğer feleklerden ağır olduğu henüz kanıtlanmamıştır. Dolayısıyla, bazı cisimlerin ulvî ya da suflî olmaları bize kıyasladır. Gerçi büyük taşlar gibi bazı cisimler yerden kaldırılıp, bırakılınca yine yere düşerler ama, bundan, bütün yerküresinin ağır bir cisim gibi kımıldamaması anlamı çıkmaz. Yer, Descartes'ın bahsettiği "yumuşak madde" ile kuşatıldığından, hareket halindeki su içinde bulunan bir cisim gibi, Yer'in hareketini hissetmeyiz. Ev ve ağaçların yıkılmaması da bundandır. Yukarıdan aşağıya düşen her cisim, bu düşme sırasında, Yer'in etrafındaki maddenin hareketine de katılır*."

Müteferrika, burada, hareket halinde bulunan bir gemi direğinin tepesinden bırakılan taşın düşerken direğe paralel bir yol izlemesini örnek olarak verir. Müteferrika'nın açıklamalarına devam etmeden önce bu konuyla ilgili söylememiz gereken şeyler vardır.

Müteferrika, bu konunun deneyle ispatlandığını söylemekte ancak deneyi gerçekleştirenin ismini vermemektedir. Bu deneyi gerçekleştiren kişi Pierre Gassendi'dir (1592-1655). Fransız donanmasından ödünç bir kadırga (dönemin en hızlı ulaşım aracı) alan Gassendi, 1640'ta durgun Akdeniz'de bir

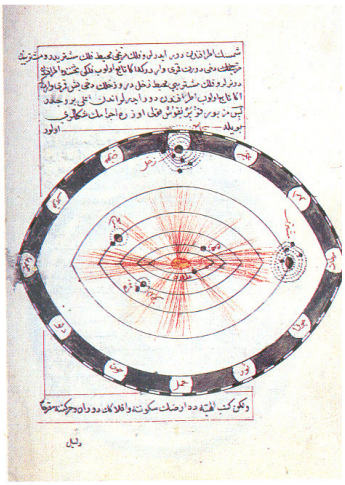
***Kitâb-ı Coğrafya*'da Gezegenlerin Küreleri**

taraftan öbür tarafa kürek çektirirken, bir dizi topu gemi direğinin tepesinden güverteye bırakmış ve her top direğin dibine düşmüştür. Hiçbiri kadırganın hareketinden dolayı geride kalmamıştır. Müteferrika'nın, Kopernik'e karşı olanların belli başlı kanıtlarını bir daha gündeme gelmemek üzere ortadan kaldıran Gassendi'nin deneyine yer vermesi, onun hareket konusundaki gelişmeleri de yakından takip ettiğini gözler önüne sermektedir. Öte yandan burada dikkatimizi çeken bir başka konu da Gassendi'nin mekanik evren görüşünü benimsemiş bir kişi olmasıdır.

Yaptığımız bu açıklamadan sonra, Müteferrika'nın Güneş Merkezli Kurama yapılan itirazlara verdiği cevapları sıralamaya devam edebiliriz:

> *"Denizdeki balıklar nasıl suyun hareketine katılıyorsa, kuşlar da havanın hareketinden hissedâr oldukları için, uçarken yuvalarından uzaklaşmış olmazlar ve batıya doğru atılan bir gülle de doğuya doğru atılan gülleden daha hızlı olmaz. Çünkü, gülle de Yer'in hareketine katılmaktadır."*

Müteferrika, yukarıdaki açıklamalarla, Güneş Merkezli Kurama yapılan itirazları cevapladıktan sonra Brahe'nin kuramını anlatmaya başlayarak, astronomiye ilişkin eklerine devam etmiştir.



***Kitâb-ı Coğrafya*'da Güneş'e İlişkin Açıklamalar**

Müteferrika, bu eklerinde, Evren'in yapısına ve işleyişine ilişkin mekanik bir açıklama getiren Descartes'ın çevrimler kuramını da anlatmış ve böylece Descartes'ın kuramının yaklaşık 100 yıl sonra, Osmanlılar arasında tanınmasını sağlamıştır. Böylece doğayı mekanik açıdan inceleyen bir sistemin bir bölümüne ilişkin bilgiler, özet olarak da olsa kitapta yerlerini almışlar ve okuyucuların ilgisine sunulmuşlardır.

Müteferrika, ayrıca, ilk defa Galilei'nin yeni fiziğini Osmanlılara aktararak, Galilei'nin Osmanlılar arasında tanınmasını sağlamıştır.

Müteferrika, *Cihânnümâ*'ya yaptığı eklerden sonra *Mecmû'a-i Hey'et el-Kadîm ve el-Cedîd* adlı eseri yayımlamıştır. Andreas Cellarius'un *Atlas Coelestis* adlı Latince astronomi eserini, III. Ahmed'in emriyle *Mecmû'a-i Hey'et el-Kadîm ve el-Cedîd* adıyla çevirmiş ve böylece eski ve yeni astronomiyi ele alan bağımsız bir eser Osmanlı literatürüne girmiştir. Müteferrika, bu çevirideki amacının eserin içeriğini mümkün olduğu kadar açıklamak, eserdeki Latince kelimeleri Türkçe'ye çevirmek ve astronomi bilginlerinin evren yapısı hakkındaki görüşlerini özetlemek olduğunu da belirtmiştir.

Yeni astronomi konularında bilgi veren diğer bir eser, Osman ibn 'Abdulmannân'ın *Tercüme-i Kitâb-ı Coğrafya* (Coğrafya Kitabı Tercümesi, 1751) adlı yapıtıdır. 'Abdulmannân, Köprülüzâde Hacı Ahmed Paşa'nın emriyle, fiziki coğrafyanın öncülerinden Bernhard Varenius'un *Geographia Generalis in Qua Affectionnes Generalles Telluris Explicantur* adlı eserini Türkçe'ye *Tercüme-i*

Kitâb-ı Coğrafya adı ile özetleyerek, çevirmiştir. Kısaca *Geographia Generalis* olarak bilinen Varenius'un bu eseri, Batlamyus sisteminin doğruluğunu kabul eden bir eserdir.

Tercüme-i Kitâb-ı Coğrafya bir önsöz, altı bölüm ve bir sonuç olarak düzenlenmiştir. Sonuç bölümünde, Yer'in yuvarlaklığına ilişkin kanıtlar verilmiş ve Batlamyus ile Kopernik sistemleri ele alınmıştır. Burada Kopernik sisteminin akla daha yakın, ancak semavî dinlere göre Yer'in merkez olduğundan söz edilmektedir. Bununla birlikte, 'Abdulmannân, Yer'in Güneş etrafında dolanmasının daha makul olduğunu şu benzetmeyle açıklamaya çalışır:

> "*Eğer bir kimse kebap pişirmek isteyip bir şişe et taksa, makul ve münasip olan, kebabı ateşin etrafında döndürmektir; yoksa ateşi kebabın etrafında döndürmek değil*".[24]

Kopernik astronomisinden bahseden bir başka yapıt, Erzurumlu İbrahim Hakkı'nın 1757 yılında tamamladığı ve ilk defa 1825'de basılan *Mârifetnâme*'sidir. Burada, evren anlayışı, Ay ve Güneş tutulmaları ve doğa olayları açıklanırken üç kaynak kullanılmıştır.

1) Kur'ân-ı Kerîm, hadisler ve dinî referansları içine alan dinî kaynaklar.
2) Katip Çelebi'nin Müteferrika'nın yeni eklemelerini içeren Cihânnümâ'sı gibi bilimsel eserler.
3) Suyûtî'nin eseri gibi çeşitli efsaneleri ve hurafeleri içeren halk inançları.

Mârifetnâme, bir önsöz, üç fen ve bir sonsöz olarak düzenlenmiştir. Önsözde, İslâm astronomisi başlığı altında evrenin yaratılış düzeniyle ilgili ayetler verilmiş, evrendeki varlıkların yaratılışları hakkındak kozmolojik bilgiler, adları verilmeyen tefsir ve hadis kitaplarından aktarılmıştır.

Birinci fende, cevherler, ârazlar ve unsurlardan söz edilmiş ve astronomi bilimi için gerekli olan aritmetik ve geometri bilgileri verilmiştir. Ayrıca evrenin küre biçiminde olmasının kanıtları ile gezegenler hakkındaki bilgiler de bu kısımda yer almaktadır.

Kitapta, yeni astronomiye ilişkin bilgiler, birinci fennin sonlarına doğru verilmiştir. Burada Erzurumlu İbrâhim Hakkı, yeni astronomi kavramlarının din ile ilişkisini de ele almıştır. Ona göre evrenin merkezinde, Yer ya da Güneş'in olduğuna inanmanın din ile bir ilgisi yoktur. Önemli olan evrenin, yüce yaratıcının bir eseri olduğuna inanmaktır. Ona göre, harekete daha elverişli olan küçük kütleli Yer'in, Güneş etrafında senede bir kere dönmesi daha kolay, işin gereğine uygun ve akla daha yakındır.

İbrâhim Hakkı'nın, bu paragraftaki düşüncelerinin ve yeni astronomiye ilişkin bilgilerinin kaynağı, neredeyse satır satır aktardığı İbrahim Müteferrika'nın *Cihânnümâ* baskısıdır. Bununla birlikte, eski astronomiyi anlatırken de Müteferrika'nın *Cihânnümâ* baskısından yararlanmış ve pek çok yerde neredeyse birebir aktarmalarda bulunmuştur. Örneğin: 41. sayfa'da 6. ve 15. satırlar arası; 49. sayfa 32. satır ve 50. sayfa 1.satır arası, 50. sayfa'da 6. ve 14. satırlar arası, 52. sayfa'da 25. ve 30. satırlar arası, 58. sayfa'da 24. ve 30. satırlar arası, 58. sayfa'da 30. ve 39. satırlar arası, 59. sayfa'da 3. ve 15. satırlar arası gibi.[25]

Böylece, İbrâhim Hakkı'nın gerekli gördüğü yerlerde Müteferrika'nın *Cihânnümâ* baskısından yararlandığını ancak onun eserini bir bütün olarak değerlendiremediğinden dolayı da Müteferrika'nın eklerinin getirdiği yeni evren anlayışını kavrayamadığı ve kitabında çelişkili ifadelere yer verdiği görülmektedir. Müteferrika'nın eklerine sadece yeni bilgiler olarak bakmış ve aktarmış ve bu bilgilerin arkasındaki Mekanik Evren Kuramı'nı anlayamamıştır. Öte yandan Adnan Adıvar, *Osmanlı Türklerinde İlim* adlı kitabının 186. sayfasında, İbrâhim Hakkı'nın Kopernik sistemine ilişkin bilgileri, Müteferrika'dan almış olmakla birlikte, ondan çok cesurca ve daha akla uygun kanıtlarla bu yeni astronomiye taraftar olduğunu söylemiş ve örnekler vermiştir. Oysa bu örnekler de birebir Müteferrika'nın Cihânnümâ baskısından alınmıştır. Dolayısıyla Müteferrika'nın Güneş Merkezli Kuram lehine verdiği kanıtları, İbrâhim Hakkı sadece tekrarlamıştır. Bu yüzden, daha akla uygun kanıtlar verdiği gibi bir ifade de geçersiz kalmaktadır.

[24] İhsanoğlu, 1996, s. 165-167.

[25] Erzurumlu İbrâhim Hakkı, *Mârifetnâme*, İstanbul 1310 / 1892.

İbrâhim Hakkı, İslâm astronomisi başlıklı kısımda ise**,** yukarıdaki düşüncelerine ters bir görüş öne sürmüş ve Kur'ân ayetleri ve peygamber hadisleri uyarınca evrenin şeklini burada açıklamanın yeterli olduğunu söyleyerek, çelişkiye düşmüştür.[26]

***Tercüme-i Zîc-i Kasînî*'de Ay Tutulması**

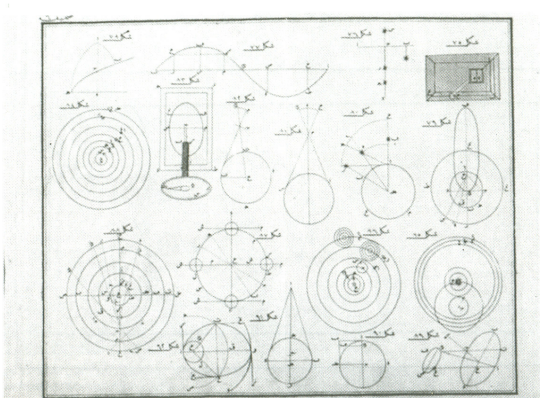
Bu arada yapılan çeşitli zîc tercümeleri ile de, Osmanlı astronomlarının Batı astronomisi literatürünü takip ettiği görülmektedir. Çevirilen zîcler arasında Cassini'nin zîci de bulunmaktadır. 1772'de Kalfazâde İsmail Çınarî, bu zîci Türkçe'ye çevirmiş ve daha sonra III. Selim'in emriyle takvimler, buna göre düzenlenmeye başlamıştır.

1773'te Mühendishâne-i Bahrî-i Hümâyun ve 1793'te Mühendishâne-i Berrî Hümâyun'un kurulmasıyla astronomi dersleri devlet eliyle öğretilmeye başlanmıştır. Öte yandan, Mühendishâne-i Berrî Hümâyun'a 1817'de başhoca olan Seyyid Ali Paşa zamanında klâsik İslâm Dünyası'na yönelik eserler çevrilmiştir ki, bunlar arasında 15. yüzyılın önemli astronomlarından Ali Kuşçu'nun el-*Fethiyye* adlı eseri de bulunmaktadır. Seyyid Ali Paşa, bu eseri *Mir'ât-ı 'Âlem* (Evren'in Aynası, 1824) adıyla çevirerek, İstanbul'da yayımlamıştır. Eserin önsözünde, astronomi bilimini, matematiksel bilimlerin içine yerleştiren Seyyid Ali Paşa, bu bilimde üç önemli görüşün bulunduğunu söylemiştir. Bunlar, Batlamyus'un Yer Merkezli Kuramı, Pythagoras ve Kopernik'in Güneş Merkezli Kuramı ile Brahe'nin hem Yer'i hem de Güneş'i merkeze alan kuramıdır. Seyyid Ali Paşa, Yer Merkezli Kuramın İslâm ülkelerinde yaygın olduğunu, takvim yapmak için hazırlanan zîclerin bu görüşe dayandıklarını, dolayısıyla da bu görüşün kabul edildiğini söylemektedir.[27]

Seyyid Ali Paşa'dan sonra Mühendishâne'nin başhocalığına getirilmiş olan Hoca İshâk Efendi ise,

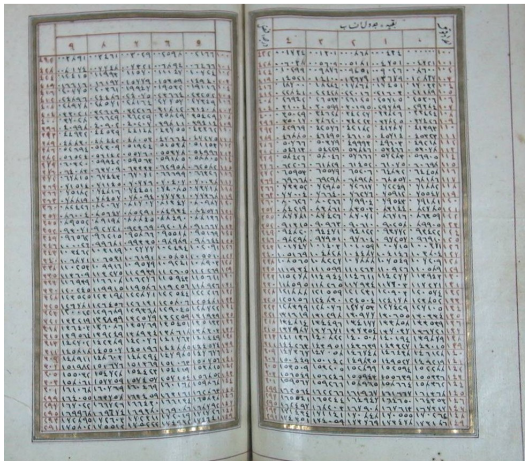
[26] İhsanoğlu, 1996, s. 168-174.

[27] Seyyid Ali Paşa, *Mir'âtü'l-'Âlem* (*Evrenin Aynası*), Hazırlayan: Yavuz Unat, Ankara 2001, s. 17.



***Mecmûa-i 'Ulûm-ı Riyâziyye*'de Kopernik Batlamyus ve Tycho Brahe'nin Sistemleri**

en önemli eseri olan *Mecmûa-i 'Ulûm-ı Riyâziyye*'nin (Matematiksel Bilimler Derlemesi,



***Tercüme-i Zîc-i Kasînî*'de Logaritma Cetvelleri**

1831-1834) dördüncü cildini astronomiye ayırmış ve burada Kopernik Kuramı'nı ayrıntılı bir biçimde tanıtmıştır. Bu kuramın ilm-i hikmete daha uygun olduğunu belirtmekle birlikte, değerlendirmesinin başına "hata olması muhtemel ise de" kaydını düşmüştür.

Bu belirlemeler ışığı altında, Müteferrika'nın 1732 yılında yayımladığı *Cihânnümâ*'dan 100 yıl sonra bile, Osmanlıların en saygın eğitim kurumlarından biri olan Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyûn'da hâlâ Batlamyus kuramının üstünlüğünü savunan *Mir'ât-ı 'Âlem*'in okutulması, hem geçmiş bilgilerin en üst noktasını temsil eden ve hem de Newton'la tamamlanan Bilimsel Devrim'in anlaşılmasını kolaylaştırabilecek bir yapıt olan Müteferrika'nın *Cihânnümâ* baskısının yeterince benimsenmediğine ve anlaşılmadığına açık bir kanıttır. Son bir kez tekrarlamamız gerekirse, Kopernik kitabını, kuramını destekleyen yeni bir fizik olmaksızın,

1543'te yazmıştır. Müteferrika ise Güneş Merkezli Kuramı ve onu destekleyen yeni fiziği anlattığı *Cihânnümâ*'yı 1732'de yayımlamıştır. Ve 19. yüzyılın birinci yarısında Osmanlılar'da Yer Merkezli Kuramı savunan kitaplar, hâlâ ders kitapları işlevini görmeye devam etmektedirler. Oysa, aynı dönemde Batı'da bilimsel bilgi birikimi çok gelişmiş ve Newton kuramı rakipsiz bir hale gelmiştir.

Kaynaklar

Adıvar, Adnan, *Osmanlı Türklerinde İlim,* İstanbul 1982.

Ak, Mahmut, "Ebubekir Dımeşkî", *Yaşamları ve Yapıtlarıyla Osmanlılar Ansiklopedisi*, Cilt I, İstanbul 1999, s. 386.

Aydüz, Salim, "İbrahim Efendi (Tezkireci Köse)", *Yaşamları ve Yapıtlarıyla Osmanlılar Ansiklopedisi*, Cilt I, İstanbul 1999, s. 624.

Demircan, Osman, "Türkiye'de Astronomi Çalışmaları", *Cumhuriyetin 70. Yılında Türkiye'de Bilim, II, Bilim ve Teknik,* Ankara 1993, s.100-107.

Dizer, Muammer, "Osmanlıda Rasathaneler," *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, 7 Ekim 1993, İstanbul 1994.

Erzurumlu İbrâhim Hakkı, *Mârifetnâme*, İstanbul 1310/1892.

Hoca İshak Efendi, *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*, İstanbul 1261.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, *Büyük Cihad'dan Frenk Fodulluğuna*, İstanbul 1996.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, Ramazan Şeşen, Cevat İzgi, Cemil Akpınar, İhsan Fazlıoğlu, *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi (OALT),* 2 Cilt, İstanbul 1997.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, Ramazan Şeşen, M. Serdar Bekar, Gülcan Gündüz, A. Hamdi Furat, *Osmanlı Coğrafya Literatürü Tarihi (OCLT),* 2 Cilt, İstanbul 2000.

Kâhya, Esin, "Cumhuriyetin Yetmişbeşinci Yılında Bilimin Getirdikleri", *Felsefe Dünyası,* Sayı: 28, Aralık 1998-2, Ankara 1998, s. 23-32.

Kalaycıoğulları, İnan, *Kâtip Çelebi'nin Cihânnümâ Adlı Eserine İbrahim Müteferrika'nın Yaptığı Ekler Doğrultusunda Çağdaş Bilimlerin Türkiye'ye Girişi,* Yayımlanmamış Yüksek Lisans Tezi, Ankara Üniversitesi, Sosyal Bilimler Enstitüsü, Ankara 2003.

Koçer, Dursun, "Cumhuriyet Türkiyesinde Astronomi Biliminin 75 Yılı ve Yeni Ufuklar", *Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998), Türkiye Cumhuriyet'inin Kuruluşunun 75. Yılı Münasebetiyle Düzenlenen " Türkiye'de Bilim, Teknoloji ve Tıp Tarihi Çalışmaları (1973-1998): Son 25 Yılın Değerlendirilmesi ve Yeni Ufuklar" Sempozyumu'nun (İstanbul, 19-20 Ekim 1998) Yeni Yayınlar ile Güncelleştirilmiş Bildiri Kitabı,* Editör: Feza Günergun, Ankara 2000, s. 165-184.

Sarıcaoğlu, Fikret, "Cihânnümâ ve Ebûbekir b. Behrâm ed-Dımeşkî – İbrahim Müteferrika", *Bekir Kütükoğlu'na Armağan*, İstanbul 1991.

Seyyid Ali Paşa, *Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi,* Hazırlayan: Yavuz Unat, Kültür Bakanlığı Yayınları, Ankara 2001.

Tekeli, Sevim, "Osmanlıların Astronomi Tarihindeki En Önemli Yüzyılı," *Fatih'ten Günümüze Astronomi*, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Sempozyumu, 7 Ekim 1993, İstanbul 1994, s. 69-85.

Tekeli, Sevim, Esin Kâhya, Melek Dosay, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir, Yavuz Unat ve Ayten Aydın Koç, *Bilim Tarihine Giriş,* Nobel, Ankara 2001.

Unat, Yavuz, "Çağdaş Astronominin Türkiye'ye Girişi", *Türkler,* Cilt 14, Yeni Türkiye Yayınları, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 906-914.

Unat, Yavuz, "Cumhuriyet Döneminde Türkiye'de Astronomi Çalışmaları", *Türkler,* Cilt 17, Yeni Türkiye Yayınları, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 901-910.

Unat, Yavuz, "Osmanlı Astronomisine Genel Bir Bakış", *Osmanlı,* Cilt 8, Yeni Türkiye Yayınları, Editör: Güler Eren, Ankara 1999, s. 411-420.

Unat, Yavuz, *İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi*, Nobel, Ankara 2001

.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

1933 – 2003 ARASI TÜRKİYE DE ASTRONOMİNİN GELİŞİMİ

M. Türker ÖZKAN[1]
[1]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi
ve
İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
ozkant@istanbul.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, 1933 - 2003 döneminde Türkiye de astronomideki gelişmeleri ile ilgili olarak, kurumlara ait ders programlarını, yüksek lisans ve doktora tezlerini ve bilimsel makaleleri içerecek şekilde tartışılmaktadır. Yurt dışı yayınların sayısının, beklendiği gibi, artan kurum ve yazar sayısı ile arttığı görüldü. Diğer taraftan, yazar başına düşen yayın oranı 70 yıllık dönem içinde azalmaktadır.

Anahtar kelimeler: ders programları, tezler, yayınlar, kurumlar, atıf

Abstract: In this work, we study advances associated with course programs of a baccalaureate level, Master and Ph.D. theses and scientific papers made in astronomy for various institutions in Turkey for the period 1933 - 2003. It is noticed that, as expected, the number of papers published in abroad journals rises with increasing institution and author. On the other hand, the ratio of papers per author decreases in the period of 70 years.

Key words: course programs, theses, publications, institutions, citation

1. Giriş

Bilindiği gibi, Türkiye'de ilk astronomi çalışmaları yani eğitim-öğretim ve/veya bilimsel çalışmalar, 1933 yılında Türkiye Büyük Meclisi tarafından çıkarılan Üniversite Reform Yasası ile hizmete giren İstanbul Üniversitesi, Astronomi Kürsüsü tarafından başlatılmıştır. Bu kanun 1946 yılında yürürlükten kaldırılarak 4936 sayılı kanun, daha sonra da 1960 yılında 115, 119 ve 1973 yılında 1750 sayılı kanunlar çıkarılmıştır. Yükseköğretim kurumları ile ilgili son kanun 6 Kasım 1981 tarihinde Resmi Gazetede yayınlanarak yürürlüğe giren 2547 sayılı Yükseköğrenim Kanunu (YÖK) dur.

İstanbul Üniversitesi Astronomi Kürsüsünün kuruluşundan sonra 1911 yılında Kandilli Rasathanesi, 1945 yılında Ankara Üniversitesi Astronomi Bölümü ve 1963 yılında ise Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü kurulmuştur (Dizer, 1973). Ayrıca ODTÜ'deki astronomi çalışmalarının da 1962 yılında başladığı görülmektedir. 1970'li yılların sonlarından başlayarak 1990'lı yıllar itibariyle de Marmara Araştırma Merkezi (MAM), İstanbul Teknik Üniversitesi, Çukurova Üniversitesi, Boğaziçi Üniversitesi, İnönü Üniversitesi, Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümlerinde astronomi çalışmaları başlatılmıştır. Son olarak bu kurumlara 1997 yılında kurulan TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, 1998 yılında açılan Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ve 2001 de faaliyete geçen Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fizik Bölümü Ulupınar Astrofizik Araştırma Merkezi ve Astrofizik Gözlemevi (ÇAAM) ve Eskişehir Anadolu Üniversitesi Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü ilave olmuştur. Ancak bu arada Devlet üniversitelerinden ayrılan veya emekli olan öğretim üyelerinin halen aktif üniversite çalışmalarını sürdürdükleri İstanbul Kültür Üniversitesi ve İstanbul Sabancı Üniversitesini de bu listeye ilave etmek gerekir. Yine son yıllarda bazı özel kolejlerinde şehir içinde olsa bile teleskoplar alarak gözlemevi kurduklarını ve buralarda astronomi mezunlarının çalıştıklarını görmekteyiz. Kurum sayısındaki bu artışlara paralel olarak çalışan ve doktora yapan astronomların (veya astrofizikçiler) sayısı da artmıştır. 1933 de başlayan bilimsel yayınları, önce Ülkemizdeki üniversitelerdeki yabancı bilim adamları yapmış, daha sonra yetişen Türk araştırıcılar devam ettirmişlerdir. Doğal olarak bunun sonucu 70 yıllık uzun bir zaman diliminde Türk astronomlarının ve kurumların hem yayın sayılarını ve hem de bu yayınların kalitesini görmek, şimdi ve önümüzdeki zaman sürecinde Ülkemiz içindeki etkinliğimizi ortaya koyabilir. Türk astronomlarının kısa süreler

Bildiri tam metni için : Türker ÖZKAN
e-mektup: ozkant@istanbul.edu.tr

için yaptıkları bilimsel araştırmaların verim ve kalitesi açısından incelenmesi daha önce 3 araştırıcı tarafından (Demircan, 1989; Derman, 1990; Uzun, 1996) yapılmıştır. Demircan (1989) çalışmasında 1975-1984 arasındaki "Source Index" ve "Citation Index" 'i tarayarak Türk astronomları için elde edilen istatistik sonuçları yorumlamıştır. Derman (1990) da 5 yıllık ek bir süreyi de alarak Demircan'ın çalışmasını devam ettirmiştir. Uzun (1996) ise 1985-1994 arasındaki "SCI Index" 'ni tarayarak benzer bir çalışmayı yapmıştır. Bu çalışmada ise temel olarak 1933-2003 arası 70 yıllık bir dönemdeki Türkiye de yapılan astronomi çalışmalarını - eğitim-öğretim ve bilimsel araştırmalar şeklinde düşünerek - gerek kurumlar açısından gerekse kişiler açısından verim ve kalitesi araştırılmaktadır.

2. Kullanılan Veriler ve Metod

Bu çalışmada kullanılan veriler kurumların web sayfalarından, makale adreslerinden ve o kurumlarda çalışan arkadaşlarımdan elde edildi. Verilerin doğrulanması durumunda NASA (ADS) sitesi ve atıflar için de ISI Web of Science sitesi kullanıldı. Ancak belirtelim ki, buradaki sonuçlar elimizdeki veriye göre yapıldı. Ama biliyoruz ki, bazı araştırıcılar çeşitli kurumlarda (örneğin MAM, Çukurova, İTÜ, YTÜ vb.) en azından bir dönem için çalışmışlardır. O dönemlere ait veriler elimizde yok. Diğer bir durumda, bir araştırıcının çeşitli kuruluşlarda çalışma dönemlerini ayırmada da sorunların olduğunu ve bunun söz konusu kurumların istatistiğini etkilediğini belirtmeliyiz. Çok dikkat edilmesi gereken bir husus da, atıf sayılarını oluşturulmasında aynı isimli birden fazla kişi olabileceği, bunların fen alanlarındaki dergilerin kısaltmalarının bazen birbirine benzemeleri ve atıfları olduğu halde sitede görülmeme durumlarının olabileceğidir. Kurumlar veya makale bazında yerli ve yabancı araştırıcı sayılarını çıkartırken de tekrarlamalara çok dikkat edildi.

3. Lisans Ders Programları

Bugün itibariyle Ülkemizdeki 4 Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde okutulan ders programlarına baktığımızda bazı farklılıklar görülmektedir. İstanbul Astronomi Bölümünde Astronomi ve Fizik ağırlıklı iki küme olurken her iki küme içinde Matematik ağırlığı yüksektir. Ankara Astronomi Bölümünde Astronomi, Fizik, ve Matematik ağırlıklı olmak üzere 3 farklı küme ve Ege ile Erciyes Astronomi Bölümünde ise ağırlıkları seçimlik dersler belirlemektedir.

Bölümlerin kredi saatleri açısından bir karşılaştırması Tablo 1a., 1b, 1c de verilmektedir. Bu Tablodan görüldüğü üzere tüm Bölümlerdeki ders programlarının esas amacı öğrencinin mezun olduktan sonra gerek akademik kariyerine, gerekse Matematik veya Fizik öğretmenliğine uygun olmasıdır.

Tablo 1a. Kredi saatleri açısından 4 Bölümün Astronomi ağırlıklı ders programlarının karşılaştırması

	Astronomi	Fizik	Matematik
İstanbul	58.5	24	42
Ankara	76	24	24
Ege	74	29.5	19
Erciyes	79	23	23

Tablo 1b. Kredi saatleri açısından 4 Bölümün Fizik ağırlıklı ders programlarının karşılaştırması

	Astronomi	Fizik	Matematik
İstanbul	47	36	42
Ankara	55	45	24
Ege	53	48.5	22.5
Erciyes	50	41	32

Tablo 1c. Kredi saatleri açısından 4 Bölümün Matematik ağırlıklı ders programlarının karşılaştırması

	Astronomi	Fizik	Matematik
İstanbul	47	36	42
Ankara	55	24	45
Ege	53	38	33
Erciyes	50	32	43

4. Lisansüstü Çalışmaları

1933-2003 arasındaki astronomi çalışmalarındaki gelişmeleri araştırırken öncelikle üniversitelerde yapılan lisansüstü tezlerine bakmak gerekir. Çünkü çoğu tez tamamlandıktan sonra yayın olarak değerlendirilmektedir. İlk dikkati çeken husus, özellikle İstanbul ve Ankara Astronomi Bölümlerinin ilk yıllarında yabancı hocalar tarafından yürütülen doktora çalışmalarıdır. Ülkemizde doktoralarını 1937 yılında tamamlayan ilk Türk araştırıcılar Nüzhet Gökdoğan ve Paris Pişmiş'tir. Tablo 2a. ve Tablo 2b. de üniversitelerimizden astronomi veya astrofizik alanlarında yüksek lisans ve doktoralarını alanların YÖK öncesi ve YÖK sonrası (1982-2003) sayıları verilmektedir. Türk araştırıcılardan en çok doktora yaptıranlar Nüzhet Gökdoğan ve Abdullah Kızılırmak'tır.

Tablo 2a. YÖK öncesi üniversitelerin yüksek lisans ve doktora sayıları.

	Yüksek lisans	Doktora
İstanbul	11	21
Ankara	2	10

Ege	25	11

Tablo 2b. YÖK sonrası (1982-2003 arası) Üniversitelerden mezun olan yüksek lisans ve doktora sayıları.

	Yüksek lisans	Doktora
İstanbul*	30	19
Ankara*	27	10
Ege*	40	15
Akdeniz**	5	1
Boğaziçi**	5	3
Anadolu***	-	1

* : Astronomi Bölümü
** : Fizik Bölümü
*** :Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü

Bu listelere elimizde verileri olmayan ODTÜ, Çukurova ve Çanakkale Onsekiz Mart üniversiteleri Fizik Bölümlerinde yapılan lisansüstü çalışmaları dahil değildir.

5. Yurtdışı Bilimsel Çalışmalar

Bu çalışmanın en önemli bileşenlerinden biri yurt dışı bilimsel makalelerin 1933-2003 dönemindeki gelişiminin gerek sayı bakımından gerekse aldıkları atıf sayıları bakımından incelenmesidir.

Tablo 3. Yurt dışı makalelerin kurumlara göre YÖK öncesi ve sonrası sayıları

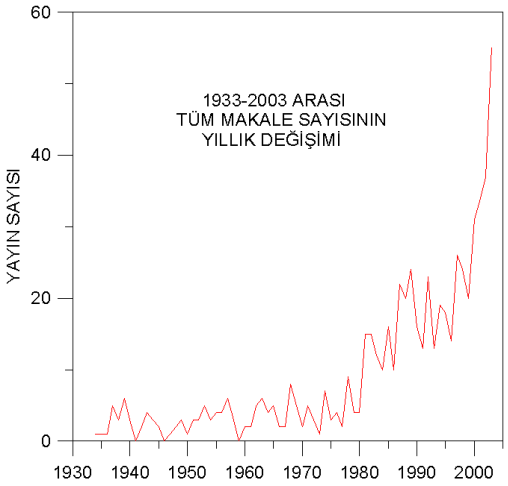
	YÖK öncesi	YÖK sonrası
İstanbul	85	80
Ankara	49	63
Ege	24	108
ODTÜ	-	119
Kandilli+Boğaziçi	8	63
Akdeniz	-	7
Çanakkale	-	27
İTÜ	1	10
Erciyes	-	5
Toplam	166	482

Bu çerçevede çalışmaların yıllara göre değişimi, Türk ve yabancı araştırıcıların makale başına sayıları, kurumların durumları, atıfların da kurumlar ve kişiler bakımından istatistik çalışması bizi bazı sonuçlara götürebilecektir.
Tablo 3. de kurumların yurt dışı makale sayılarının YÖK öncesi ve sonrası sayıları verilmektedir. Tablo 4. ise bu yayınları yapan Türk ve yabancı araştırıcıların sayıları kurumlara göre listelenmiştir. Her iki Tablodan görülmektedir ki, YÖK sonrası yayınlar YÖK öncesine göre araştırıcı sayılarıyla birlikte hızla büyümüştür.

Ancak gerek Tablo 3. ve Şekil 1. de ki makale sayılarındaki artış bizleri yanıltmasın. Zaten kurum ve araştırıcı sayısı da arttığı için bu olağan bir gelişmedir. Bunun daha gerçekçi bir yaklaşımla kişi başına düşen makale sayısına (Şekil 2.) baktığımızda, bu sayının giderek azaldığını görmekteyiz. Bu durumu biraz düşünmek gerekir.

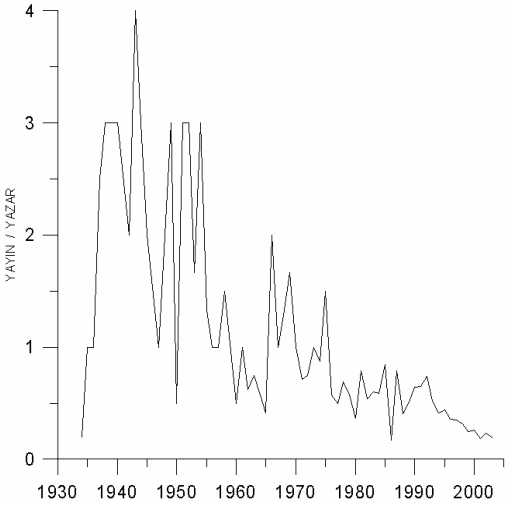
Tablo 4. Kurumlara göre yayınları yapan Türk ve yabancı araştırıcıların YÖK öncesi ve sonrası sayıları.

	YÖK öncesi		YÖK sonrası	
	Türk Araşt.	Yabancı Araşt.	Türk Araşt.	Yabancı Araşt.
İstanbul	25	34	144	111
Ankara	37	29	118	50
Ege	35	8	191	254
ODTÜ	-		155	145
Kandilli + Boğaziçi	7	1	56	30
Akdeniz			14	91
Çanakkale			40	36
İTÜ	1	-	5	3
Erciyes			11	11
Toplam	105	72	734	731

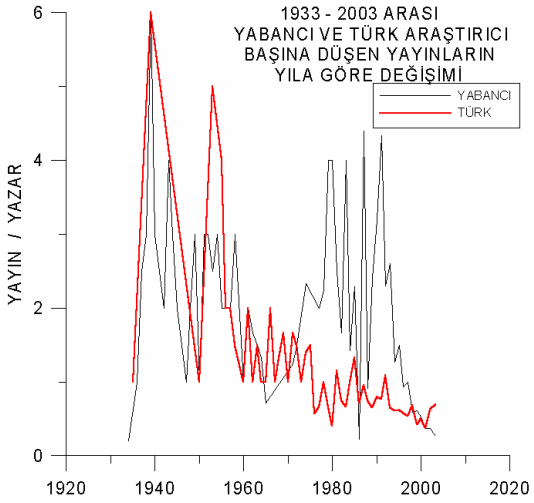


Şekil 1. 70 yıllık dönemde yurt dışı yayınların yıllara göre değişimi.

Benzer dağılım Şekil 3. de karşılaştırma amacı ile Türk ve yabancı araştırıcılar için birlikte çizilmiştir

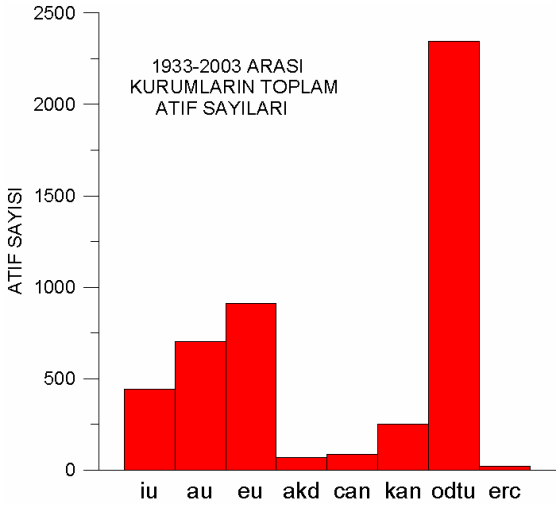


Şekil 2. Yazar başına düşen yayınların yıllara göre değişimi.

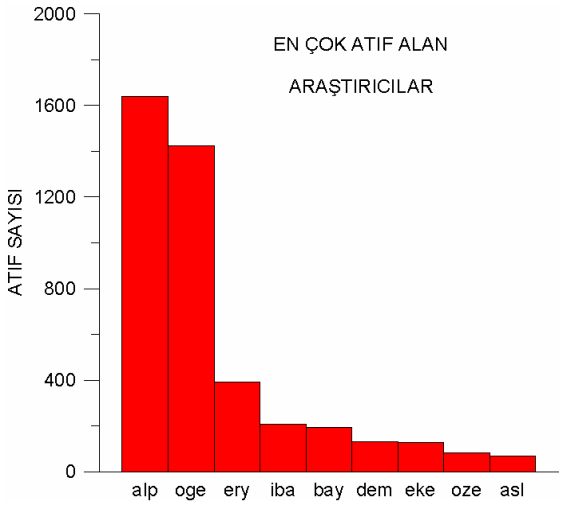


Şekil 3. Yazar başına düşen yayınların Türk ve yabancı araştırıcılara göre 70 yıldaki değişimi.

Bu şekil az önceki sonucu daha açık olarak doğrulamaktadır. Ayrıca buradan yabancıların etkisini de görmekteyiz. Yani yayınlarda yabancı yazarların sayısı daha az olurken yerli araştırıcıların sayısı çok daha fazla olmaktadır. Yine bu çalışmada dergilerin kalitesine yani "impact factor" üne bakılmadı. Sadece yurtdışında herhangi bir yerde yayınlanması esas alındı.



Şekil 4. Kurumların toplam atıflarının karşılaştırılması. (**iü:**İstanbul Üniversitesi Astronomi Bölümü, **au:** Ankara Üniversitesi Astronomi Bölümü, **eu:** Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü, **akd:** Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü ve TUG, **can :** Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi ÇAAM, **kan:** Kandilli Gözlemevi, **odtu:** Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fizik Bölümü, **erc:** Erciyes Üniversitesi Astronomi Bölümü)



Şekil 5. Türkiye de en çok atıf alan astronom ve astrofizikçiler. (**alp:** M. Ali Alpar, **oge:** Hakkı Ögelman, **ery:** Dilhan Eryurt, **iba:** Cafer İbanoğlu, **bay:** Altan Baykal, **dem:** Osman Demircan, **eke:** Zeki Eker, **oze:** M. Emin Özel, **asl:** Zeki Aslan)

Yayınların bilimsel ve teknolojik yararlılığının bir ölçüsünü ortaya koyabilmek için bu yayınlara yapılan başvuru sayılarına bakmak gerekir. Ancak burada dikkat edilmesi gerekli husus yayını yapan yazarın veya yazarların kendi yayınlarına verilen atıfları almamak gerekir. Ancak biz burada taranan astronom sayısının çok olması ve 70 yıllık gibi uzun bir süre de olduğundan bu ayırımı yapmadık. O yüzden sayılar biraz büyük çıkmış olabilir. Aynı sebepten başvuru sayılarının yıllık dağılımlarını da almadık. Şimdilik sadece toplam başvuru sayılarına ve en çok atıf alan bazı astronomların başvuru sayılarını karşılaştırdık.

Kurumlara göre atıfların dağılımı Şekil 4. de verilmiştir. Diğer yandan 70 yıllık dönemde en çok başvuru alan araştırıcıların bir karşılaştırması da Şekil 5. de görülmektedir. Kurumlar arasında ODTÜ deki fark esas itibariyle, Şekil 5. den de görülebileceği gibi, Alpar, Eryurt, Baykal'ın çalışmalarından gelmektedir.

6.Tartışma ve Sonuç

Özellikle Astronomi Bölümlerinde okutulan ders programlarının son yıllarda değiştirilerek astronominin yanısıra daha çok fizik ve matematik derslerinin konması, öğrencilerin öğretim kalitesini yükseltmesi ve mezuniyetten sonra ilgili alanlarda çalışmasını daha kolay hale getirmesi beklenmektedir.

Astronomi ile ilgili kurumların giderek artması sonucu yüksek lisans ve doktora tezlerinin sayısının YÖK öncesi ve sonrası karşılaştırmasına göre arttığı görülmektedir. Doktora tezlerinde, yıl başına düşen tez sayısına baktığımızda en büyük artış İstanbul Üniversitesi Astronomi de sonra Ankara Üniversitesi Astronomi de olmuştur. Mevcut veriye göre ülkemizdeki kurumlarda yaptırılan toplam doktoralı Türk astronomlarının sayısı 2003 yılı sonu itibariyle 91'dır.

Bilimsel yayınların toplamda 70 yıllık periyot içinde arttığı anlaşılmaktadır. Ancak yazar başına düşen makale sayıları açısından ise bir düşüş söz konusudur. 1933-2003 döneminde - bazı eksik bilgilerin olabileceğini göz önünde bulundurarak - elde edilen toplam makale sayısını son verilere göre 648 olarak hesapladık. Bu dönemdeki yazar sayısı 1642 olurken, bunların 839'u Türk ve 803' de yabancı araştırıcıdır. Böylece yazar başına düşen yayın sayısı 0.39 olmaktadır ki, önceki çalışmalarda bu oran 0.34 (Demircan, 1989) ve 0.33 (Derman, 1990) bulunmuştur. Dikkati çeken bir husus da yabancı araştırıcıların sayısının çok olmasıdır. Toplam makale sayısı açısından İstanbul Üniversitesi ve Ege Üniversitesi kurumlar arasında ilk iki sırayı paylaşırken, makalelere yapılan atıf sayılarında ODTÜ ve Ege Üniversitesi ilk iki sıradadır.

Teşekkür

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliği tarafından desteklenmiştir. Proje No: 1316/050599.

7.Kaynaklar

Demircan, O. :1989, VI. Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri , 14-16 Eylül 1988, ed. İ. Yavuz, İzmir p. 431.

Derman, E.: 1990, VII Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri , 10-15 Eylül 1991, ed. K. Avcıoğlu, İstanbul p. 207.

Dizer, M. 1973, "Cumhuriyetin 50. Yılında Rürk Rasathaneleri", M.E.B. Kandilli Rasathanesi 50. Yıl Yayınları, No. 3.

Uzun, A.: 1996, X. Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri , 2-6 Eylül 1996, İstanbul p. 188.

http://adswww.harvard.edu/

http://atlas.ulakbim.gov.tr/cgi-isi/CIW.cgi

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Aktif Kromosferli Ayrık Çift Yıldızların Kinematiği ve Çift Yıldız Evriminde Peryot Azalmasının Delilleri

Yüksel Karataş[1], Selçuk Bilir[1], Zeki Eker[2], Osman Demircan[3]

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, İstanbul
karatas@istanbul.edu.tr, sbilir@istanbul.edu.tr,

[2] ekerz@yahoo.com

[3]Çanakkale 18 Mart Üniversitesi, Çanakkale 18 Mart Üniversitesi Gözlemevi, 17100, Çanakkale
demircan@comu.edu.tr

Özet: Bu çalışmada 237 aktif kromosferli çift yıldızın (CAB) kinematiği üzerinde çalışılmıştır. Kinematik kriterlere göre hareketli gruplara üye olarak sınıflandırılan genç (0.95 Gyr) 95 CAB sistemi, daha yaşlı (3.86 Gyr) 142 alan CAB sistemi ile karşılaştırıldığında, çift yıldızların evrimine ait gözlemsel ipuçları elde edilmiştir. Genç ve yaşlı alt sistemlerin yörüngesel peryot histogramları karşılaştırıldığında, CAB ların kütle (açısal momentum) kaybettiği ve kısa peryodlu sistemlere doğru evrimleştiğine dair gözlemsel bir delil elde edildi. Bu bulgu Demircan (1999) a ait delili desteklemektedir. Kütle kaybına ait elde ettiğimiz delil, genç (N = 53) ve yaşlı alt sistemlerin (N = 66) toplam kütle (M_h+M_c) histogramlarının karşılaştırılmasında da görülmüştür. Yaşlı ayrık sistemlerin $\log P \leq 0.8$, $0.8 < \log P \leq 1.7$ ve $1.7 < \log P \leq 3$ peryot aralıkları için elde edilen 6.69, 5.19 ve 3.02 Gyr kinematik yaş değerleri, çift yıldız evrimi süresince yörüngesel peryot azalmasını açıkça göstermektedir.

Anahtar kelimeler: Yıldızlar: aktivite – yıldızlar: çift - yıldızlar : spektroskopik - yıldızlar: evrim - yıldızlar: kinematik

Abstract: In this work, the kinematics of 237 chromospherically active binaries (CABs) were studied. The kinematically young (0.95 Gyr) sub sample, which is formed according to the kinematical criteria of moving groups, was compared with the rest (N = 142) of the sample (3.86 Gyr.) to investigate any observational clues of binary evolution. Comparing the orbital period histograms between the younger and older subsamples, evidence was found supporting the finding of Demircan that the CABs lose mass (and angular momentum) and evolve towards shorter orbital periods. The evidence of mass loss is noticeable on the histograms of the total mass (M_h+M_c), which is compared between the younger (only N = 53 systems available) and older sub samples (only N = 66 systems available). The orbital period decrease during binary evolution is found to be clearly indicated by the kinematical ages of 6.69, 5.19 and 3.02 Gyr which were found in the sub samples according to the period ranges $\log P \leq 0.8$, $0.8 < \log P \leq 1.7$ ve $1.7 < \log P \leq 3$, respectively among the binaries in the older subsample.

Key words: stars: activity – stars: stars: binaries – stars: spectroscopic - stars: kinematic – stars : evolution

1. Giriş

Aktif kromosferli çift sistemler (CAB) kuvvetli bir kromosfer, geçiş bölgesi ve koronal aktivite ile karakterize edilen F den daha geç spektrel tiplere sahip ayrık çift sistemlerdir. Ca II H ve K çizgilerinin emisyon korları ve bazan de Balmer H_α çizgi emisyonu kromosferik aktivitenin temel göstergesidir. Strassmeier ve ark. (1988) tarafından yayınlanan ilk katalok, Hall (1976) tarafından tanımlanan RS CVn sistemleri ile Bopp ve Fekel (1977) tarafından tanımlanan BY Draconis tipi sistemleri kapsamakta olup, sayıları 206 ya ulaşmıştır (Strassmeier ve ark. 1993).

Üçüncü katalok henüz yayınlanmamakla birlikte, Eker'in yayınlanmamış kataloğunda bu sistemlerin sayısı 280 dir.

Örneğimizdeki CAB lar, gerek F-M anakol ile G-K altdev ve dev bileşenleri içermesi bakımından gerekse evrimleşmemiş anakol ile dev-alt dev içeren evrimleşmiş çift yıldızlar arasında kinematik olarak genç ve yaşlı sistemlerin bulunması bakımından heterojen bir örnektir.

Hipparcos verileri (Perryman ve ark. 1997) Eker'in ilk örneğinde mevcut değildi. Aslan ve ark. (1999) 178 CAB a ait Hipparcos öz hareket ve paralaks verilerini kullanmalarına rağmen, RS CVn sistemleri arasında önemli farklılıklara ait ip uçları

Bildiri tam metni için : Yüksel KARATAŞ
e-mektup: karatas@istanbul.edu.tr

bulamadılar. Oysa küçük hız dispersiyonlarına sahip anakol RS CVn sistemlerinin genç yaş değerlerini gösterdiğine dair işaretler vardır.

U,V,W uzay hız ve dispersiyonları elde edilir edilmez, (U,V) diyagramında LSR'nin kon umu civarında fark edilen γ şekilli yoğunlaşmaya hareketli gruplara üye CAB ların neden olduğu anlaşılmıştır.

Hareketli gruplar ortak bir orijini paylaşan yıldızlardan ibaret kinematik olarak koherent gruplardır. Eggen (1994) çekimsel olarak bağlı olmayan fakat galaksimizde geniş bölgeleri işgal eden aynı kinematik özelliklere sahip yıldız gruplarını süperküme olarak tanımlamıştır. Bu yüzden çok iyi bilinen açık kümenin tersine bir MG hareketli grubu tüm gökyüzünde gözlenebilir. Çift sistemler ve tek yıldızlar arasında MG lere olası üyenin tespiti, Eggen (1958a, b), Montes ve ark. (2001a) ve King ve ark. (2003) tarafından yapılmıştır.

Hipparcos astrometri verilerinden itibaren Eker (1992) in çalışmasına benzer bir tarzda motivasyonumuz değişmiştir. Tüm örnek iki gruba ayrılmıştır; ilki Eggen (1958a,b, 1989, 1995) tarafından tanımlanan kinematik kriterlere göre seçilen olası MG üyeleri, ikincisi de örneğin geri kalanı. Genç olduğu bilinen tüm CAB lara ait olası MG üyeleri belirlendikten sonra kinematik olarak genç ve yaşlı örneği oluşturmak mümkün olmuştur. İki örnek arasında peryot, toplam kütle, kütle oranı, yörüngesel eksentrite parametrelerinin bir karşılaş-tırılması yapılmıştır. Ayrık CAB ların kütle ve açısal momentum kaybettiğini doğrulayan çift sistemlerin evrimine gözlemsel ipuçları elde edilmiştir. Açısal momentum kaybı ve peryot azalması, gelgit etkisi ile kilitlenmiş kısa peryodlu sistemler için öngörülmüştür (Demircan, 1999). Kilitlenmemiş uzun peryodlu sistemler arasında da yörüngesel açısal momentum kaybı ile çift sistemin evrimi olmaktadır.

2. Veriler

Eker'in yayınlanmamış kataloğundaki 280 CAB yıldızından, güneşe göre uzay hızlarının hesabına olanak sağlayan Hipparcos özhareket bileşenleri, paralaks ve radyal hız verileri mevcut olan 237 sistem seçilmiştir. Verilere, yayınlanan çalışmada ulaşılabilir (2004, MNRAS, 349, 1069).

2.1. Paralaks ve Özhareket verileri

Paralaks ve öz hareket verileri Hipparcos ve Tycho kataloklarından alınmıştır (ESA 1997, Hog ve ark. 1998). 237 sistemden 15 tanesinin Hipparcos paralaksı yoktur. Örneğimizdeki Hipparcos paralakslarının çoğunluğunun rölatif hataları, $\sigma_\pi/\pi << 0.50$ dir. Listemizdeki 14 sistemin rölatif hataları $\sigma_\pi/\pi > 0.50$ dir. Hipparcos'un 2σ limitinden ($\sigma = 0.97$) (Perryman, 1997) daha küçük paralakslara sahip 5 CAB ın (IN Com, HD122767, RT Crb, V832 Her, AT Cap) Hipparcos paralaksları kullanılmamıştır..

$\sigma_\pi/\pi > 0.50$ olan 9 sistemin Hipparcos paralaksları tespit limitinden büyük olduğu için kullanılmıştır.

Trigonometrik paralaksları olmayan sistemlerin paralaks değerleri literatürden alınmıştır. 6 yıldızın yayınlanmış paralaksı bulunmadığından, spektrel tip ve parlaklık sınıfından itibaren spektroskopik paralaks bulunmuştur.

Mevcut olmayan Hipparcos özhareket bileşenlerinin hataları, iyimser bir yaklaşımla, $\mu_\alpha \cos\delta$ da 0.88 mas yr^{-1} , μ_δ da ise 0.74 mas yr^{-1} değerleri ortalama belirsizlik olarak alınmıştır.

HP Aur için öz hareket bileşenleri ve belirsizliği, Nesterov ve ark. (1995) dan, ξ UMA B ve CM Dra sistemleri için ise Bakos ve ark. (2002) dan alınmıştır.

Spektroskopik paralaks değerleri ile yayınlanmış fotometrik paralaks değerlerinin hataları, Sparke ve Gallagher (2000) ın verdiği bir kurala göre hesaplanmıştır. Bu kurala göre, anakol yıldızlarının luminositeleri % 10 içerisinde tespit edilebilir, bu da uzaklıkta % 5 bir belirsizliğe yol açmaktadır. Dev kolu dik olduğundan mutlak kadir tespiti 0.5 kadire kadar tespit edilebilir. Bu da uzaklıkta % 25 bir belirsizliğe yol açar. Altdev yıldızlar için belir sizlik hesabı devlerdeki gibi yapılmıştır.

Örneğimizdeki 237 sistemin ortalama paralaks belirsizliği $\sigma_\pi/\pi < 0.15$ olup, ortalama özhareket bileşenlerinin belirsizlikleri sırasıyle, $\mu_\alpha \cos\delta$ da 0.62 mas yr^{-1} , μ_δ da ise 0.43 mas yr^{-1} dir.

2.2. Radyal hızlar

Kütle merkezinin radyal hızı ve belirsizliği literatürden toplanmıştır. CAB lar çok popüler sistemler olduklarından literatürde bunların yörünge parametrelerine ulaşılabilmektedir. Örneğimizde çift oldukları bilinen fakat yörünge elemanları olmayan 21 sistemin radyal hız ölçümlerinin matematiksel ortalaması kütle merkezinin radyal hızı olarak kabul edilmiştir. Ortalamadan standart sapma ise hata olarak alınmıştır. Birbirinden bağımsız olarak tespit edilen yörünge parametrelerine sahip sistemlerin radyal hız ve belirsizliği için ağırlıklı ortalama alınmıştır. Farklı yazarlar farklı belirsizlikler verdiğinden, bu türden belirsizlikler standart hatalara dönüştürülmüştür.

3. Galaktik Uzay Hız Bileşenleri

Galaktik uzay hız bileşenleri (U, V, W) ve hataları Johnson ve Soderblom (1987) a ait algoritma kullanılarak, öz hareket bileşenleri (μ_α, μ_δ), koordinatları (α , δ), radyal hızları (γ) ve paralaks (π) verileri olan 237 CAB için hesaplanmıştır. J2000 epoğu koordinatları

Hipparcos ve Tycho kataloklarına ait ICRS de tanımlandığı gibi kabul edilmiştir. U, V, W uzay hızları güneşe göre bir yıldızın uzay hız vektörünün bileşenleridirler. U, V, W bileşenleri güneşe göre bir yıldızın hız vektörünün bileşenleridir. U galaksi merkezine (l = 0, b = 0) yönlenmiştir. V galaksinin dönme doğrultusundaki (l = 90, b = 0) bileşenidir. W ise galaktik kutba (b = 90) doğrudur. Hesaplanan belirsizlikler küçük ve ortalamaları $\delta U = \pm 3.43$, $\delta V = \pm 2.92$, $\delta W = \pm 2.42$ kms^{-1} dır. Uzay hızı belirsizliği $\pm$ 15 kms^{-1} den büyük olan 18 sistem dikkate alınmadığında, bileşenlerin ortalama belirsizlikleri $\delta U = \pm 2.4$, $\delta V = \pm 2.0$, $\delta W = \pm 1.8$ km s^{-1} değerine azalma gösterir. CAB ların çoğu, hesaplanan dispersiyonlardan çok daha küçük olan belirsizliklere sahiptir.

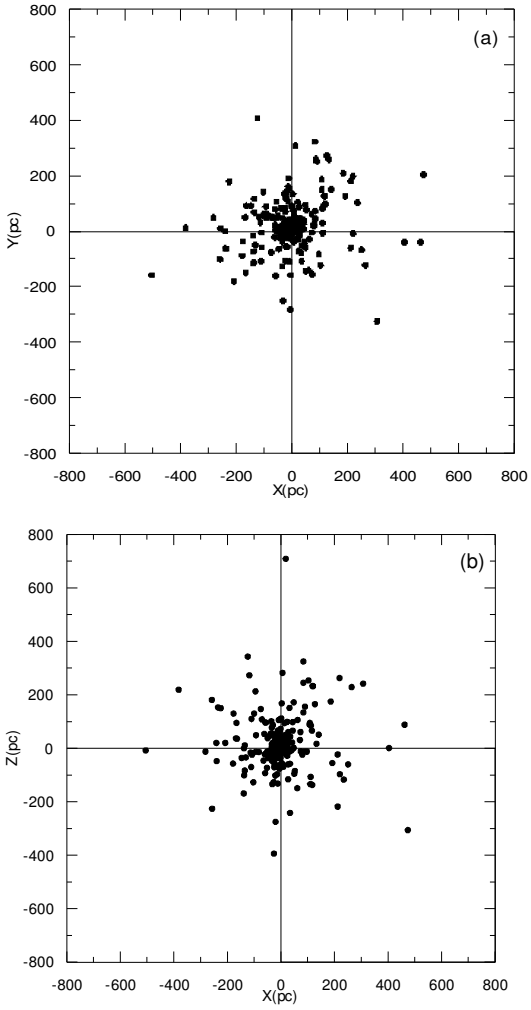
3.1. Uzay Dağılımı

Güneş merkezli (X,Y,Z) galaktik koordinatlar Şekil 1 de verilmiştir. Şekil 1, 98 pc lik bir medyan uzaklığı ile CAB sistemlerinin, nispeten yakın sistemler olduğunu ve galaktik disk içerisinde yer aldığını göstermektedir. Güneşten bakıldığında CAB ların tüm doğrultularda hemen hemen homojen olarak dağıldıkları görülmektedir.

3.2. Galaktik Diferansiyel Dönme Düzeltmesi.

Galaktik diferansiyel dönmenin etkisi galaksi düzleminde güneşten itibaren yıldızların uzaklıkları ile orantılıdır.

Verilerdeki en büyük belirsizlik paralaks ölçümlerinde olduğundan, uzaklıktaki belirsizlik U, V, W deki belirsizliklere yansımaktadır. Hipparcos astrometrik verileri 500 pc. ğe kadar güvenilir olduğundan, U, V, W de ki belirsizlikler büyük oranda azalacaktır. U bileşenindeki belirsizliği kendi değerinden büyük olan 128 CAB yıldızı vardır. Bir başka ifade ile, dU/U_{hata} oranı büyük olan 128 yıldız ile dV/V_{hata} oranı büyük olan 3 yıldız için diferansiyel dönme etkisi önemli olmakla birlikte, diferansiyel dönmenin etkisi tüm CAB yıldızlarının U, V hızlarına uygulanmıştır.



Şekil 1 a ve b. Galaktik düzlemde CAB ların uzay dağılımı. X, Y, Z , galaksi merkezi, galaksinin dönme ve kuzey galaksi kutbu doğrultusuna doğru yönlenmiştir.

3.3. Kalın disk ve halo CAB ları.

Örneğimizdeki metalce fakir CAB ların sayısı, Grenon (1987) ve Bartkevicius ve ark. (1999) ca önerilen $f = 1/300\ (u^2 + v^2 + w^2)^{1/2}$ kinematik parametresi ile belirlenmiştir. (u, v, w) hızları, güneşe göre (U, V, W) hız değerlerine LSR ye göre güneşin $(U, V, W)_{\odot} = (9, 12, 7)$ km s^{-1} (Mihalas ve Binney 1981) hızları ilave edilerek elde edilmiştir.

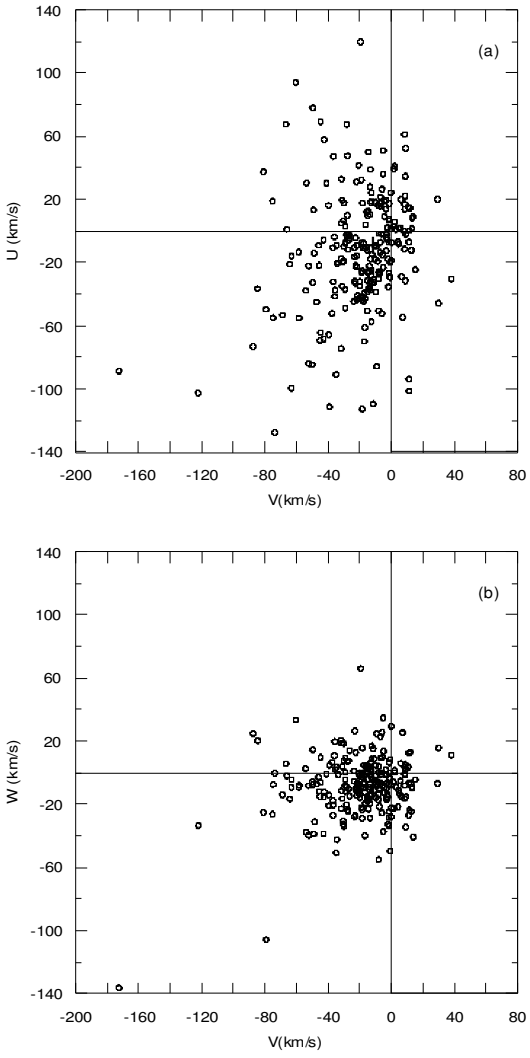
İstatistiksel olarak $f \leq 0.35$ olan yıldızlar ince diske, $0.35 < f \leq 1.00$ olan yıldızlar kalın diske ve $f > 1$ olan yıldızlar haloya aittirler. Örneğimizdeki CAB ların % 92 si ince disk, yaklaşık % 7 si kalın disk yıldızlarıdır.

Kalın disk popülasyonun Siegel ve ark .(2002) ve Buser ve ark. (1999) ca verilen güneş civarındaki

% 6 normalizasyon değeri, CAB lar için elde edilen % 7 değeri ile uyumludur.

HD 149414 CAB yıldızı kinematik hız değerlerine bakıldığında halo yıldızıdır. Bu yıldızın Latham ve ark. (1988) ca verilen [M/H] = -1.4 dex spektroskopik metal bolluğu değeri, kinematik kritere göre sınıflandırmayı doğrulamaktadır. Bu yıldız 48 pc bir uzaklık değeri ile güneş civarında bir halo CAB yıldızıdır.

4. Tartışma ve Sonuç



Şekil 2. CAB ların (a) U, V düzleminde, (b) W, V düzleminde hız dağılımları. Hızlar helyosentriktir. LSR nin konumu + ile gösterilmiştir.

Diferansiyel dönme düzeltmesi uygulanmış (U, V) ve (W, V) diyagramları Şekil 2 de gösterilmiştir. İlk bakışta U, V diagramının genel görünüşü Eker (1992) deki U, V diagramının genel özelliklerine benzemektedir. Bu çalışmadaki CAB ların güneşe göre ortalama hareketi (U, V, W) = (-13.5, -19.7, -8.1) km s^{-1} , LSR ye göre hız dispersiyonu da (37.3, 26.0, 19.4) km s^{-1} dir. Bu değerler Eker (1992) e ait değerlere yakındır. Aslan ve ark. (1999), Hipparcos astrometrik verilerinden elde ettiği güneşe göre hareketi (U, V, W) = (-11.8, -20.5, -6.4) km s^{-1} , LSR ye göre hız dispersiyonu da (35.8, 22.4, 18.2) km s^{-1} olarak vermektedir.

Diğer çalışmalarda verilen ortalama hız, dispersiyon değerleri ve (U, V) hız dağılımının bu çalışma ile olan uyumluluğu bir avantaj sağlamamaktadır. Şekil 2a daki (U, V) hız diagramında LSR civarında γ biçimindeki yoğunlaşma belirgin olup, dikkati çekmektedir. (W, V) diagramında ise bu dağılım küresel biçimde dikkati çekmektedir. Böyle bir dağılım Eker (1992) ve Aslan ve ark. (1999) da görülememiştir. CAB lar, evrimleşmiş altdev-dev ile anakol bileşenleri içermesi ile oldukça heterojen olup yörünge peryodları 1ila 300 gün aralığındadır. Bu, örneğimizdeki CAB ların arasında farklı yaşları gösteren farklı evrimsel yollar (Plavec 1968, Thomas 1977) olabileceği anlamına gelir.

Hız uzayında kinematik olarak genç ve yaşlı popülasyonları ayırt etmek zordur. Dispersiyonlar yaş ile arttığından dolayı, LSR civarındaki yıldızları ayırmak ve onlardan ibaret kinematik olarak genç grubu oluşturmak güvenilir değildir.

Şekil 2a da (U, V) =(17, -8), (-4, -26), (-37, -14) ve (0, 0) km s^{-1} civarındaki yoğunlaşmalar, güneş civarında hareketli grupların (MG lerin) varlığını gösterebilir. Kinematik özellikleri iyi bilinen hareketli gruplar Local Association, Ursa Major, Castor, IC2391 ve Hyades tir (Eggen , 1958a,b, 1989, 1995; Montes ve ark. 2001a).

Şekil 2a da, (U,V) diyagramında yoğunlaşmalara neden olan bu MG lere üye olası CAB lardır. Bu yüzden olası kinematik altgrupları araştırmadan önce ilk adım olarak örneğimize ait olası MG üyelerinin belirlenmesi gerekmektedir.

4.2. MG lere Üye CAB lar

Eggen (1958a,b, 1989, 1995) tarafından tanımlanan kinematik kriterler MG lere üye olası CAB ları belirlemede kullanılmıştır. Bunlar (a) Öz hareket kriteri:

$$\frac{\tau}{\upsilon} < \frac{0.1}{\sin\lambda} \qquad (1)$$

τ/υ, yıldızın hedef noktasından ne kadar uzaklaştığının bir ölçüsüdür. Burada τ ve υ yıldızın öz hareket bileşenlerinin ortogonal değerleridir. υ hedef noktası doğrultusundaki bileşen, τ ise υ ye dik doğrultudaki bileşendir. μ yıldızın öz

hareketidir. λ hedef noktası ile yıldız arasındaki açıdır. π ise paralaksdır.
b) Radyal hız kriteri: Eggen tarafından öngörülen radyal hız bağıntısı (2) bağıntısı ile verilmiştir.

$$\rho_c = V_T \cos\lambda \qquad (2)$$

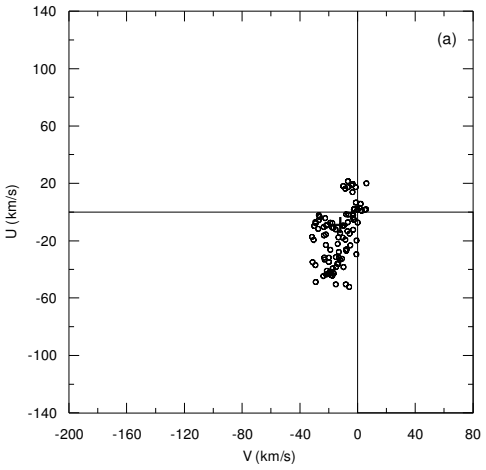
Gözlemsel radyal hız, γ kütle merkezine göre radyal hızdır. V_T , (3) nolu bağıntı ile elde edilir.

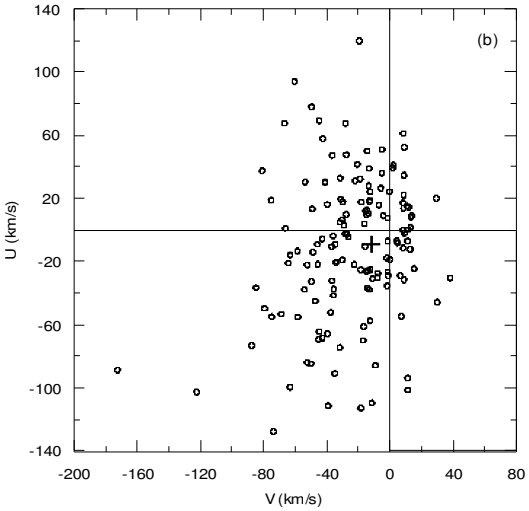
$$V_T = (U^2 + V^2 + W^2)^{1/2} \qquad (3)$$

Kriter, yıldızın gözlenen radyal hızı ile öngörülen radyal hızının karşılaştırılmasına dayanır. Bu iki hız farkı MG lere üye CAB ların radyal hızlarının dispersiyonlarından az ise CAB yıldızı bu MG lere üyedir. Örneğimizdeki CAB ların hesaplanan ile gözlemsel radyal hız farkları, her hareketli gruba ait olası üye yıldızlar için, dispersiyonları 5.5 – 10 km s^{-1} değerlerinde vermiştir. Bu aralık, Eggen'in 4 – 8 km s^{-1} değeri ile uyumludur.

Kriterlerden birinin sağlanması test yıldızını olası üye yapmaktadır. Her iki kriterinde sağlanması üyeliği garanti etmemektedir. Bunun nedeni de aynı hız uzayının, MG lere üye ve üye olmayanlarca işgal edilmeleri olasılığının her zaman olmasıdır. 237 CAB dan 95 inin kriterlerden en az birini sağlayarak, MG lere üye olduğu bulunmuştur.

Örneğimiz, MG lere olası üye ve üye olmayan (alan) CAB lar olacak şekilde iki gruba ayrılmıştır. Bu grupların (U, V) diyagramları Şekil 3 te gösterilmiştir.

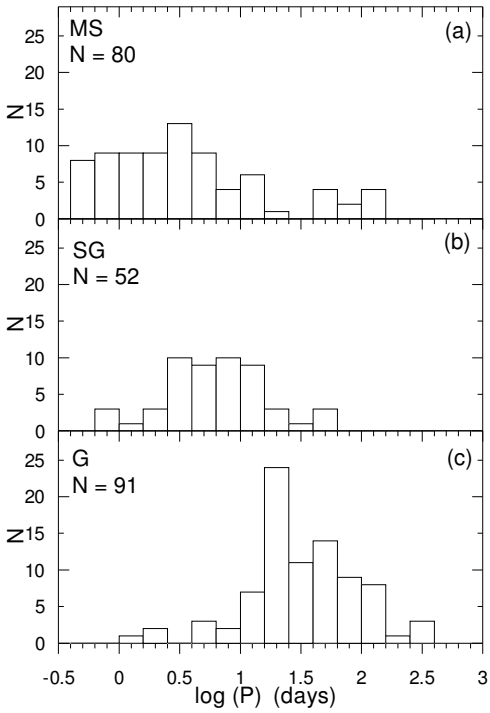




Şekil 3. (a) MG ve (b) alan CAB larının (U, V) diyagramındaki dağılımı.

Şekil 2a da görülen γ biçimindeki yoğunlaşma, Şekil 3a da kendini daha açık olarak göstermektedir. MG lere üye CAB ların güneşe göre ortalama hareketleri (U,V,W) = (-16.9, -13.5, -7.6) km s^{-1}, hız dispersiyonları ise (σ_U, σ_V , σ_W) = (20.6, 9.8, 12.8) km s^{-1} dir. Alan yıldızlarının güneşe göre ortalama hareketleri (U,V,W) = (-11.2, -24.0, -8.4) km s^{-1}, hız dispersiyonları ise (σ_U, σ_V , σ_W) = (45.4, 32.9, 22.9) km s^{-1} dir.

Wielen (1977) yaş formülüne göre, MG lere üye CAB ların (σ_U, σ_V , σ_W) = (20.6, 9.8, 12.8) km s^{-1} hız dispersiyonları, 950 Myr değerinde bir kinematik yaş vermektedir. Bu yaş değeri MG lerin bilinen yaş değerlerinden biraz büyük bir değerdir. Bunun nedeni de yıldızların dispersiyon larının LSR ye göre hesaplanmasından dolayıdır. Bazı olası üyelerin gerçekten de üye olamayacağı göz önünde bulundurulursa, bu değere bir üst limit olarak bakılmalıdır. Alan yıldızları içerisinde 950 Myr dan genç CAB lar olabilir. Alan yıldızları için hesaplanan toplam hız dispersiyonu 3.86 Gyr bir yaş değeri vermektedir

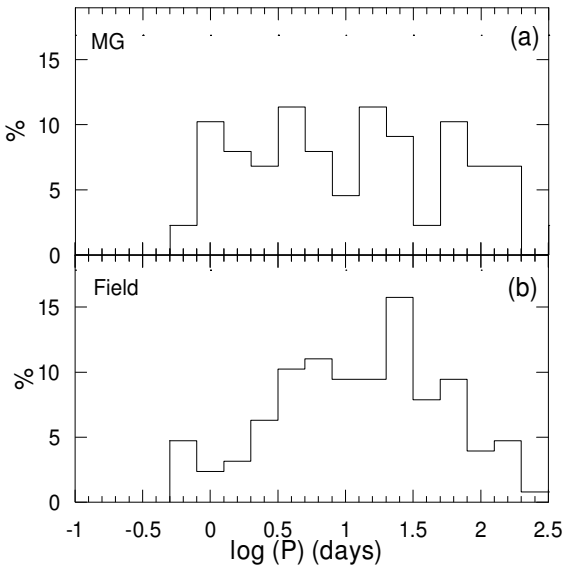


Şekil 4. MS, SG, G grupları içeren CAB ların peryot dağılımları.

4.3 MG ve Alan CAB larının Karşılaştırılması

CAB bileşenlerinin bilinen evrimsel aşamalarına göre, en az bir bileşeni alt dev ve dev olan CAB lar 'SG' ve 'G' grubu ile, (bunların yarıçapları sırası ile güneş yarıçapının iki ve altı katı kadardır), her iki bileşeni anakol olan lar ise 'MS' olacak şekilde tüm örnek gruplara ayrılmıştır. Bu grupların peryot dağılımlarının karşılaştırılması Şekil 4 te verilmiştir. SG grubu P = 6 gün peryodu ile normal bir dağılım göstermekte ve peryot aralığı 0.79 ila 50 gün arasındadır. G grubu kütleli sistemleri tercih etmekle birlikte daha uzun yörüngesel peryodlara sahiptirler. Şekil 4 e göre, dev yıldız içeren sistemler 10 gün veya daha uzun bir yörüngesel peryoda ve az da olsa kısa peryot değerlerine sahiptirler.

G grubunda kısa peryodlu CAB larda keskin bir azalma dikkati çekmektedir. MS sistemleri çoğunlukla 10 günden küçük peryot değerlerine sahiptirler. CAB lar ayrık sistemler olduklarından örneğimizde çok sayıda kısa peryodlu sistemler yoktur. Çok kısa peryot değerine sahip sistemler kontakt (WUMa) ve yarı kontakt (β-Lyrae) sistemler arasında yaygındır. Tercihen G sistemlerinin bulunduğu uzun peryodlara doğru düzgün bir azalma gösteren anakol (MS) sistemleri nin uzun peryot değerlerine sahip olması ilginçtir. Bu azalma seçim etkisinden dolayı olabilir. Uzun peryodlu anakol sistemlerinin sayısı bir bileşeni veya iki bileşeni dev olan uzun peryodlu CAB lardan daha azdır. Bununla birlikte kısa peryodlara doğru G sistemlerindeki azalma, bir seçim etkisi ile açıklanamaz.



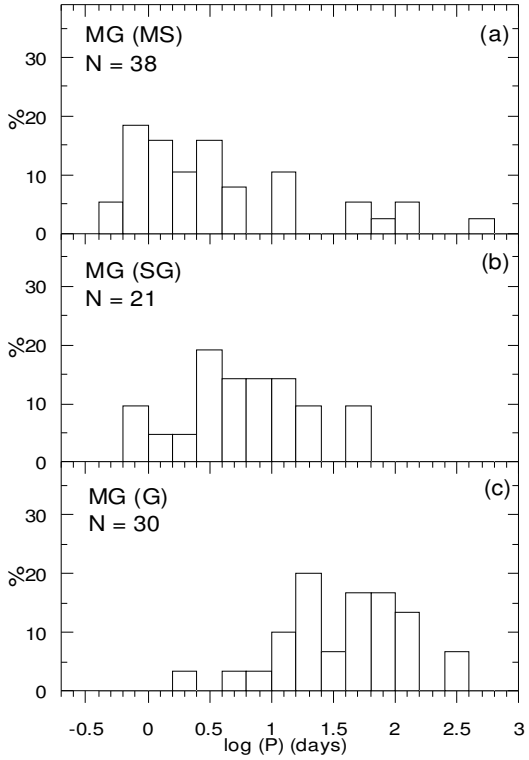
Şekil 5. (a) MG ve (b) alan CAB larının peryot histogramlarının karşılaştırılması

Kinematik olarak genç (MG) ile yaşlı alan CAB popülasyonları arasındaki yörüngesel peryot dağılımlarının karşılaştırılması Şekil 5 de verilmiştir. Her iki grubun yörünge peryot aralığı aynıdır. Bununla birlikte daha genç olan MG grubu bir peak göstermemekte ve düz bir dağılıma sahiptir. Daha yaşlı popülasyon ise 11.3 peryot (log P = 1.05) değerinde bir gauss peak göstermektedir. Her iki grupta G, SG ve MS sistemlerinin bileşimlerine bakıldığında, genç popülasyonda 88 sistemin olduğu, bunun % 34 ünün G, % 24 ünün SG ve % 42 sinin MS olduğu görülmüştür. Daha yaşlı popülasyonda ise 127 CAB olup, % 43 nün G, %25 nin SG ve % 32 sinin ise MS sisteminden ibaret olduğu anlaşılmıştır. Buradan iki popülasyonun altgruplarının dağılımı arasında fark olmadığı anlaşılmıştır.

Şekil 5a-b de görülen peryot dağılımında, alan CAB popülasyonunda uzun ve kısa peryodlu sistemlerin sayısındaki azalma çift yıldız evrimini etkilemektedir.

Demircan (1999) a göre, bir çift sistemden kütle kaybı, yörüngenin yarı büyük eksen uzunluğunda bir azalmaya neden olan açısal momentum kaybı ile ilişkilidir. Yörüngenin büzülmesi yörüngesel peryodu azalmaya zorlar. Şekil 5 bu senaryoyu desteklemektedir. Alan CAB ları genç oldukları

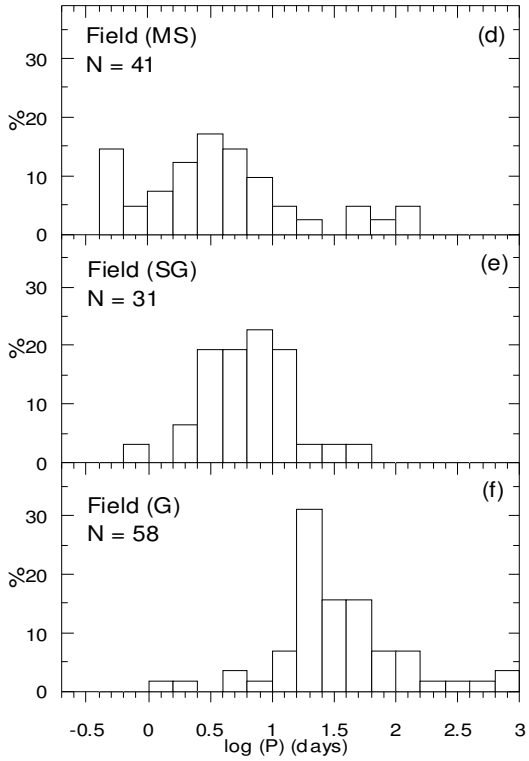
dönemde başlangıçta MG ler ile aynı peryot dağılımına sahip idi. Daha uzun peryodlu sistemlerdeki azalma yukarıdaki öngörüye göre yorumlanabilir. Bununla birlikte azalma gösteren kısa peryodlu sistemlerin sayısının bu senaryo ile çeliştiği görülmektedir. Eğer yörünge peryodu çift yıldız evriminde azalırsa, normalde yaşlı CAB lar arasında kısa peryodlara sahip daha çok sistem beklenirdi. Örneğimizdeki CAB ların hepsinin ayrık sistemler oldukları unutulmamalıdır. CAB ların peryodları küçülmek suretiyle kısa peryodlu kontakt veya yarı-kontakt sistemlere evrimleşmişlerdir ve artık örneğimizde görülmemektedirler. Bunların sayıları orijinal popülasyona göre azalmıştır. Şekil 5b de görülen kısa peryodlu sistemlerdeki azalma, çift yıldız evriminde ki peryot azalmasının öngörünümünü desteklemektedir.



Şekil 6 a-c. MG CAB alt gruplarının peryot histogramları

MG ler ile alan CAB ları arasında G, SG, MS sistemlerinin peryot histogramları karşılaştırıldığında, çift sistemlerin evrimi süresince yörünge peryodunun azaldığı Şekil 6 a-c ve Şekil 6d-f den görülmektedir. Alan CAB ları için G sistemlerinin histogramı P = 20 gün (log P = 1.3) değerinde belirgin bir peak ve kısa peryodlara doğru keskin bir azalma göstermektedir. Keskin bir azalma MG lere ait G sisteminde görülmemektedir. Bu keskin azalmaya, histogramda artık bulunmayan eksik sistemler neden olabilir. Çünkü, bu sistemler kontakt veya yarı kontakt sistemlere evrimleşmişlerdir.

Alan ve MG lere ait G grupları hatta SG grupları karşılaştırıldığında, kısa peryodlara doğru normal dağılımın peakinin belirgin bir şekilde kayması yörünge peryodunun azalmasına delildir. Bununla birlikte alan MS sistemlerinin dağılımının peakinin MG lere ait MS sistemlerinin peakine göre daha uzun peryodlarda olduğu görülmektedir. Kontakt veya yarı kontakt konfigürasyonlara doğru evrimleşmenin, kısa peryodlu MS sistemleri arasında G sistemlerinden daha olası olduğu gözönünde bulundurulursa, MS sistemlerinde daha uzun peryodlara doğru peakin hareket ettiğini görmek normal olabilir. MG grubunda P = 1 gün civarında bir peak gösteren MS sistemleri kontakt veya yarı kontakt sistemlere doğru evrimleşmişlerdir ve alan CAB grubunda bu sistemlerin sayısının az olduğu görülmektedir. Bu yüzden de alan MS sistemlerinde peakin uzun peryodlara doğru kaymış olduğu görülmektedir.



Şekil 6 d-f. Alan CAB alt gruplarının peryot histogramları.

Alan popülasyonuna ait G sistemlerinin histogramında, eğer kontakt sisteme evrimleşmenin P = 10 güne kadar etkili olduğu kabul edilirse, alan MS sistemlerinin peakinin alan G sistemlerinin

peakinden daha kısa bir peryot göstermesinin nedeni merak edilebilir. İstatistiksel olarak olası MG üyeleri arasında yaşlı CAB lar olabileceği gibi alan CAB ları arasında da pek çok genç CAB olabilir. Buna rağmen, CAB lardaki peryodun kısalma etkisi histogramlarda fark edilmektedir. Yörünge peryodunun yaş ile azalması kinematik veriler ile de doğrulanmış olup, sonuçlar Tablo 1 de verilmiştir.

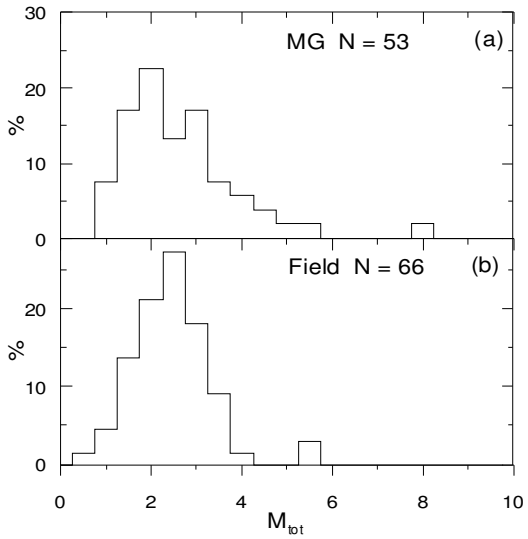
Tablo 1. Alan CAB larının peryot alt gruplarının kinematik yaşları

log P (gün)	**N**	**σ_t (km s^{-1})**	**Yaş (Gyr)**
(0.0 – 0.8]	48	61.38	6.69
(0.8 – 1.7]	59	53.15	5.19
(1.7 – 3.0]	23	40.99	3.02

Hız dispersiyonlarındaki artışın kısa peryodlara doğru daha yaşlı değerler verdiği ve peryot histogramlarını desteklediği Tablo 1 den de görülmektedir. Bir başka ifade ile yörünge peryodunun azalması bu sistemlerin evrimi süresince meydana gelmiş olmalıdır.

Açısal momentumdan dolayı peryot azalması CAB ların toplam kütlesinin, manyetik alan etkisi ile bileşenlerden hareketlenen rüzgarlar ile azalmakta olduğunu gerektirir (Demircan 1999).

MG ve alan popülasyonunda toplam kütleye göre (M_h+M_c) CAB ların dağılımı Şekil 7 de karşılaştırılmıştır.

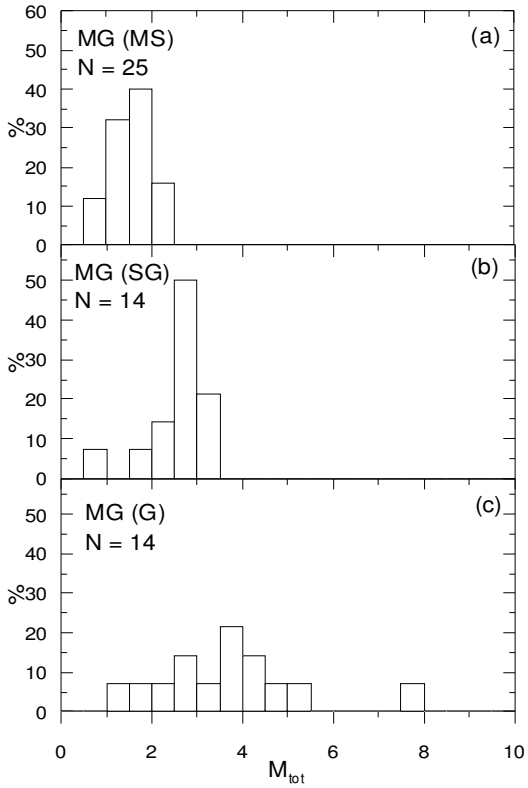


Şekil 7. Toplam kütle (M_h+M_c) histogramının (a) MG ve (b) alan CAB ları için karşılaştırılması

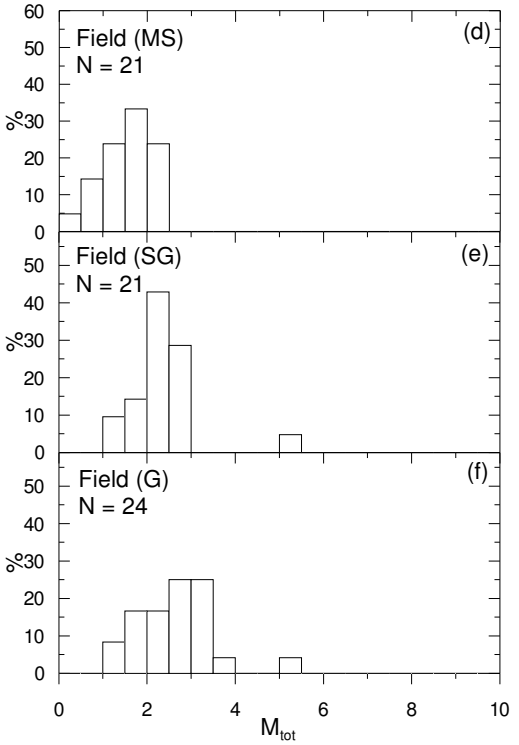
Beklenti, daha yaşlı grubun peakinin genç grubun peakine göre daha küçük değerlere doğru kaydığını görebilmekti. Ne var ki, histogramda bunun tersi görülmektedir. Peak noktalarından ziyade, histogramların kanatları CAB larda toplam kütle azalması öngörünümünü desteklemektedir. Benzer şekilde, küçük kütleli sistemlere doğru genç popülasyonun (MG) keskin azalması yaşlı popülasyonda (alan) oldukça tedrici bir azalmaya dönüşmüştür. Her iki delilde CAB ların evriminde kütlede bir azalmayı göstermektedir

Kütleli sistemlere doğru genç MG sistemlerinde kuyruğun tedrici azalması, alan CAB larında keskin bir azalmaya dönüşmüştür. Genç MG popülasyonunda büyük kütleli sistemler yaşlı popülasyonda küçük kütleli sistemlere doğru dönüşmüşlerdir.

Alan ve MG popülasyonuna ait MS, SG ve MS sistemlerinin toplam kütle histogramlarının karşılaştırılması Şekil 8 de verilmiştir.

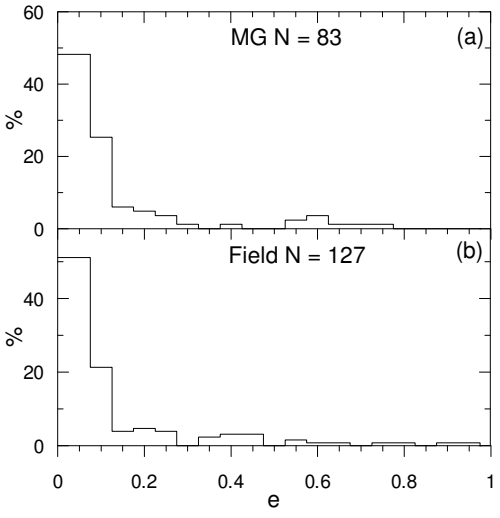


Şekil 8 a-c. MG popülasyon alt gruplarının toplam kütle histogramlarının karşılaştırılması



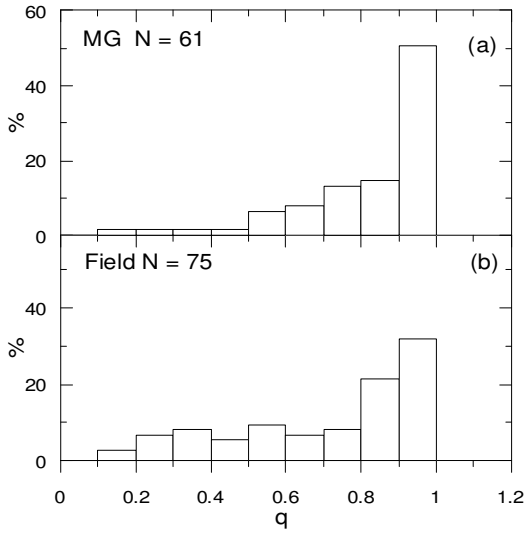
Şekil 8 d-f. Alan popülasyon alt gruplarının toplam kütle histogramlarının karşılaştırılması.

G ve SG sistemlerinin karşılaştırıldığında, toplam kütlenin azaldığı ve küçük kütlelere doğru peakin kaydığı fark edilmektedir. Ne var ki, MS sistemlerinde bu durum çok belirgin değildir. Alan popülasyonunda MS sistemlerinin küçük kütleli kuyruğunun, MG lerin MS sistemlerine ait kuyrukla karşılaştırıldığında biraz daha uzun olduğunu belirtmeliyiz.



Şekil 9. MG ler ile alan popülasyonu arasında eksentrite histogramlarının karşılaştırılması.

MG ler ile alan CAB larının eksentrite histogramlarının karşılaştırılması Şekil 9 da verilmiştir. e = 0 da alan CAB ları birazcık daha büyük bir peak değerine sahip olmak ile beraber büyük eksentriteli yörüngeler her iki popülasyonda da vardır. Bu sistemlerin yörüngelerinin daireselleşmesinin kısa peryodlu yörüngelerde daha hızlı olduğu beklenmektedir. Her iki grup uzun peryodlu yörüngeleri içerdiğinden, her iki grupta da eksentrik yörüngeleri görmek normaldir. Şekil 9 da, alan CAB larında e ~ 0.1 da eksentrik yörüngelerin sayısındaki rölatif azalmanın görülmesi ilginçtir



Şekil 10. MG ler ile alan popülasyonu arasında kütle oranı histogramlarının karşılaştırılması.

MG ler ile alan CAB larının kütle oranlarının karşılaştırılması Şekil 10 da verilmiştir. $q = M_2/M_1$ kütle oranında, M_1 birincil bileşenin, M_2 ise ikincil bileşenin kütlesidir. Alan popülasyonunda q = 1 de peakin azalması ve küçük kütle oranlarına sahip CAB ların artması beklenen bir durum olup, CAB ların evrimi süresince q = 1 kütle oranının daha küçük değerlere doğru azalmasından kaynaklanmaktadır.

M_2/M_1 veya M_h/Mc kütle oranlarının tanımı ve de CAB ların evrimi süresince bileşenlerin değişen rolünden (MS deki sıcak bileşen alt dev ve dev e doğru evrimleştiğinde daha soğuk bileşen olabilmektedir) dolayı, Şekil 10 un yorumlanmasında bu durum göz önünde bulundurulmalıdır. Bundan dolayı, sadece MG lerden alan CAB larına doğru evrim yolu ile kütle oranının olası azalması üzerinde durulmuştur.

5. Kaynaklar

Aslan, Z., Özdemir, T., Yeşilyaprak, C., ve İskender, A. 1999, Tr. J. of Physics, 23, 445

Bakos, G.A., Sahu, K.C., ve Nemeth, P. 2002, ApJS, 141, 187

Bartkevicius, A., Lazauskaite, R., ve Bartasiute, S. 1999, Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-Hipparcos Era, ASP Conference Series, vol. 167. Ed. D. Egret ve A.Heck. ISBN: 1-886733- 88-0, 1999, p. 247-250

Bopp, B. W., Fekel, F. 1977, AJ, 82, 490

Buser, R., Rong, J., ve Karaali, S. 1999, A&A, 348, 98

Demircan, O. 1999, Tr. J. of Physics, 23, 425

Eggen, O.J. 1958a, MNRAS, 118, 65

Eggen, O.J. 1958b, MNRAS, 118, 154

Eggen, O.J. 1989, PASP, 101, 366

Eggen, O.J. 1994, in Morrison L.V., Gilmore G., eds, Galactic and Solar System Optical Astrometry. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 191

Eggen, O.J. 1995, AJ, 110, 2862

Eker, Z. 1992, ApJS, 79, 481

ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200

Grenon, M. 1987, JA&Ap, 8, 123

Hall, D.S. 1976, Multiple Periodic Variable Stars, Edt. by W. S. Fitch. D. Reidel Publishers, p.287

Hog, E., Kuzmin, A., Bastian, U., Fabricius, C., Kuimov, K., Lindegren, L., Makarov, V.V., ve Roeser, S. 1998, A&A, 335, L65

Johnson, D.R.H., ve Soderblom, D.R. 1987, AJ, 93, 864

King, J.R., Villarreal, A.R., Soderblom, D.R., Gulliver, A.F., ve Adelman, S.J., 2003, AJ, 125, 1980

Latham, D., Mazeh, T., Carney, B., McCrosky, R.E., Stefanik, R.P., ve Davis, R.J. 1988, AJ, 96, 567.

Mayor, M., Turon, C. 1982, A&A, 110, 241

Mihalas, G., Binney, J. 1981, Galactic Astronomy: Structure and Kinematics

Montes, D, Lopez-Santiago, J., Galvez, M.C., Fernandez-Figueroa, M.J., De Castro, E., ve Cornide, M. 2001a, MNRAS, 328, 45

Montes, D., Fernandez-Figueroa, M.J., De Castro, E., Cornide, M., & Latorre, A. 2001b, 11th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, ASP Conference Proceedings, Vol. 223. Edited by Ramon J. Garcia Lopez, Rafael Rebolo, and Maria Rosa Zapaterio Osorio. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381- 055-2, p.1477

Nesterov, V., Ashimbaeva., N.T., Volchkov, A., Röser, S., ve Bastian, U. 1995, A&A, 110, 367

Perryman, M.A.C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P.L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., van Leeuwen, F., ve 9 ortak yazar. 1997, A&A, 323, 49

Plavec, M. 1968, Adv. Astron. Astrophys., 6, 201

Siegel, M.H., Majewski, S.R., Reid, I.N., ve Thompson, I.B. 2002, ApJ, 578, 151

Sparke, L.S., Gallagher, J.S. 2000, Galaxies in the Universe. An Introduction, Cambridge University Press.

Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., ve Fekel, F.C. 1988, A&AS, 72, 291

Strassmeier, K.G., Hall, D. S., Fekel, F.C., ve Scheck, M. 1993, A&AS, 100, 173

Thomas, H.S. 1977, ARA&A, 15, 127

Wielen, R. 1977, A&A, 60, 263.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

W UMa Yıldızlarının Kinematiği ve İki Oluşum Senaryosu

Selçuk Bilir[1], Yüksel Karataş[1], Osman Demircan[2], Zeki Eker[3]

[1]İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34119, Üniversite, İstanbul
sbilir@istanbul.edu.tr, karatas@istanbul.edu.tr

[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, 17100, Çanakkale
demircan@comu.edu.tr

[3]Ziyaretçi Astronom, İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34119, Üniversite, İstanbul ekerz@yahoo.com

Özet: Bu çalışmada, 129 W UMa yıldızının galaktik kinematiği incelenerek değen çift sistemlerin evrimi üzerine konulan sınırlamalar tartışılmıştır. Eggen kriterleri yardımıyla hareketli gruplara üye olası genç (MG) sistemler belirlenmiştir. Değen sistemlerin spektrel tip, (A/W) tipi, kütle oranı (q), doluluk oranı (f), yörünge peryodu (P) ve toplam kütleleri (M_{top}), alt gruplara ayrılarak kinematik yaşları tespit edilmiştir. Genç (MG) ve yaşlı grup (FCB) değen çiftlerin fiziksel parametreleri karşılaştırılmıştır. FCB sistemlerinin yörüngesel peryodları ve toplam kütleleri dikkate alındığında, kısa peryodlu ve küçük kütleli sistemlerin hız dispersiyonlarının, uzun peryodlu ve büyük kütleli sistemlere göre daha büyük değerlerde olduğu görülmüştür. W UMa FCB sistemlerinin, değen sistemlerin ataları olan aktif kromosferli ayrık çiftlere (CAB) göre tahminen 1.61 Gyr daha yaşlı olduğu bulunmuştur. Peryodlarına göre alt gruplara ayrılan FCB lerin 3.21 ve 8.89 Gyr yaş değerlerine sahip olduğu görülmüştür. MG olarak ayrılan genç örnek (0.5 Gyr) FCB ler ile aynı toplam kütle, peryot ve spektrel sınıf aralığını kapsamaktadır. Bu grubun en genç üyeleri, ya anakolun başlangıcında veya anakol öncesi büzülme safhası süresinde ya da fisyon prosesi ile (Roxburgh 1966) veya hızla bileşenlerin yaklaşıp tek zarf içine girmesi ile oluştular.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: tutulmalı yıldızlar – yıldızlar: spektroskopik çiftler – yıldızlar: kinematik

Abstract: The kinematics of 129 W UMa binaries is studied and its implications on the contact binary evolution is discussed. The sample is found to be heterogeneous in the velocity space that kinematically younger and older contact binaries exist in our sample. Various sub groups are formed according to spectral types, binary type (A or W), mass ratio, and over-contact parameter f, orbital period and total mass. Only after selecting out a kinematically young (0.5 Gyr) sub-sample (MG), which is formed according to the kinematical criteria of moving groups, the kinematically distinct sub groups of the field contact binaries (FCB) are displayed best by the sub groups according to the orbital period and total mass in a sense that shorter period and less massive systems show larger velocity dispersions than longer period more massive systems. FCB found to be 1.61 Gyr older than the field chromospherically active binaries (CAB), presumably detached binary progenitors of the contact systems. Assuming an equilibrium in the formation and destruction of CAB and W UMa systems in the Galaxy, this age difference is treated as empirically deduced lifetime of the W UMa binaries. FCB are much older than the deduced lifetime, e.g. the youngest and oldest sub groups have kinematical ages of 3.21 and 8.89 Gyr respectively. Therefore, pre-contact stages of FCB appear to be more important in producing the observed space velocity dispersions. The kinematically youngest (0.5 Gyr) sub sample, MG group covers the sametotal mass, period and spectral ranges as the field contact binaries. The very young age of this group does not leave enough room for pre-contact stages, thus it is most likely that those systems are formed in the beginning of the main-sequence or during the pre-main-sequence contraction phase, either by a fission process (Roxburgh 1966) or most probably by fast spiraling in of two components in a common envelope.

Keywords: stars: eclipsing binary – stars: spectroscopic binary – stars: kinematics

1. Giriş

Değen çift yıldızlar olarak bilinen W UMa yıldızları ışık eğrilerinin şeklinden kolaylıkla tanımlanabilir. Bir günden daha küçük yörünge peryodlu bu sistemler Roche loblarını doldurmuşlar ve iç Langrange noktasında birbirine değerler. W UMa sistemleri, geç A ile orta K spektrel tip arasında anakolda veya anakolun hemen üstünde bulunurlar. Kuvvetli çekim ve gel git etkisinden dolayı yıldızların dönme peryodları yörünge peryodları ile senkronize olmuştur. Hızlı dönme ve konvektif atmosferler yıldızlarda gözlemlenen kromosferik ve koronal emisyonların ve yıldız yüzeyindeki lekelerin oluşumuna ve de kuvvetli manyetik aktiviteye sebep olurlar.

Bildiri tam metni için: Selçuk BİLİR
e-mektup: sbilir@istanbul.edu.tr

W UMa sistemlerindeki hızlı dönme ve radyal hızdaki çabuk değişim, oldukça genişlemiş ve blend olan spektrel çizgilerden güvenilir radyal hız tayinini güçleştirir. Bu yüzden, ışık eğrisi gözlenmiş her W UMa sisteminin radyal hız ölçümü olmaz. Olanlar da ayrık çift yıldızlardaki kadar duyarlı değildir. Değişen Yıldızların Genel Kataloğunun (GCVS) 4. sürümünde yer alan 751 W UMa türü yıldızından ancak 129 tanesinin radyal hız gözlemleri yapılmış ve bu çalışmada yer almıştır. Guinan ve Bradstreet (1988), 34 W UMa yıldızı için düşük duyarlılıkta verilerden hesaplamış oldukları kinematik yaşı 8 ila 10 Gyr olarak vermektedir. Öngörülen bu yaş, RS CVn ve BY Dra sistemlerinden (Eker 1992) oluşan Kromosferik Aktif Çiftler (CAB) için bulunmuş kinematik yaşdan (5 Gyr) iki kat büyüktür. W UMa sistemleri için öne sürülen bu yaş, P < 5 gün peryodlara sahip RS CVn türü yıldızların açısal momentum kaybetmesiyle peryot küçülmesi ve W UMa olmaya doğru evrimleştiği düşüncesi ile uyum içerisindedir (Huang 1967). Guinan ve Bradstreet (1988), değme öncesi bu evrimin 17 Gyr kadar sürebileceğini söyler. Değen sistemlerde çekimsel kuvvet daha etkili olmasıyla açısal momentum kaybı hızlanır ve $0.1 < t < 1$ Gyr kadar bir zamanda yıldız tek yıldız haline gelir.

W UMa sistemlerinin oluşumunda önerilen başka bir senaryo da (Roxburgh 1966), anakol öncesi büzülme evresinin sonunda nükleer fisyon işlevleri ile değen çiftlerin oluşumuna ait senaryodur. Hangi modelin geçerli olduğunun belirlenmesi açısal momentum korunumu prensibinin gerçekten var olup olmamasına bağlıdır. Bu nedenle, W UMa sistemlerinin kinematik özellik ve yaşlarının belirlenmesi hangi evrim senaryosunun geçerli olduğu hakkında bilgi vermesi beklenir. Bu motivasyonla, W UMa yıldızlarının paralaks, öz hareket ve radyal hız verileri toplanmış ve uzay hızları hesaplanıp W UMa ların kinematiği çalışılmıştır.

2. Veriler

GCVS nin geliştirilmiş 4. kataloğunda 751 W UMa yıldızı listelenmiştir. Ancak, 129 nun radyal hız verisi bulunabilmiştir. Sistemlere ait trigonometrik paralaks ve öz hareketler Hipparcos ve Tycho Kataloğu (ESA 1997) ve Tycho referans kataloğu (Hog ve ark. 1998) dan alınmıştır. W UMa sistemlerine ait şimdiki örnek daha önceki örneklere göre (Guinan ve Bradstreet 1988, Aslan ve ark. 1999) dört kat büyüktür. Çalışmada kullanılan radyal hız verileri sistemlerin kütle merkezlerine ait hız ve hatadan oluşur.

3. Galaktik Uzay Hız Bileşenleri

Galaktik uzay hız bileşenleri (U, V, W) ve belirsizlikleri Johnson ve Soderblom (1987) e ait algoritma kullanılarak, öz hareket bileşenleri (μ_α, μ_δ), koordinatları (α, δ), radyal hızları (γ) ve paralaks (π) verileri olan 129 W UMa yıldızı için hesaplanmıştır. J2000 epoğu koordinatları Hipparcos ve Tycho kataloklarına ait ICRS de tanımlandığı gibi kabul edilmiştir. U, V, W uzay hızları Güneş'e göre bir yıldızın uzay hız vektörünün bileşenleridir. U Galaksi merkezine (l = 0, b = 0), V Galaksinin dönme doğrultusuna (l = 90, b = 0) ve W ise Galaktik kutuba (b = 0) doğru yönelmiş bileşendir. Hesaplanan belirsizliklerin ortalamaları $\delta U = \pm 5.52$, $\delta V = \pm 4.67$, $\delta W = \pm 3.75$ km s^{-1} dir. Uzay hızı belirsizliği $\pm$ 20 km s^{-1} den büyük olan 11 sistem (%8.5) dikkate alınmadığında, bileşenlerin ortalama belirsizlikleri $\delta U = \pm 4.04$, $\delta V = \pm 3.12$, $\delta W = \pm 2.68$ km s^{-1} oluyor. Gerçekten, W UMa ların bu belirsizlikleri, CAB ların uzay hızı belirsizliklerinden ($\delta U = \pm 3.43$, $\delta V = \pm 2.92$, $\delta W = \pm 2.42$ km s^{-1} daha büyüktür (Karataş ve ark. 2004).

3.1. Uzay dağılımları

129 yıldızdan oluşan W UMa örneğimizin Güneş merkezli Galaktik koordinatlarda medyan dağılımı 137 pc olup yıldızlar Galaktik ince disk içinde yer alır. Tayf gözlemleri genellikle kuzey yarımkürede yapılması nedeni ile ekvatoral koordinatlarda dağılım homojen değildir.

3.2. Kalın disk W UMa yıldızları

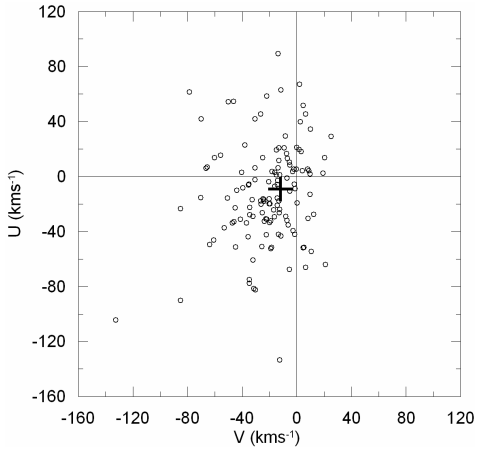
Grenon (1987) ve Bartkevicius ve ark. (1999) nın yıldızların popülasyon tiplerinin ayırt edilmesinde kullandıkları kinematik parametre $f_k = (1/300)(1.0u^2 + 2.5v^2 + 3.5w^2)^{1/2}$, bu çalışmada W UMa yıldızlarının popülasyon tiplerinin belirlenmesinde kullanılmıştır. u, v, w parametreleri LSR ye göre hesaplanmış uzay hızlarını gösterir. LSR in değeri (9, 12, 7) km s^{-1} olup, Mihalas ve Binney (1981) den alınmıştır. İstatistikel olarak $f_k \leq 0.35$, $0.35 < f_k \leq 1$ ve $f_k > 1$ değerleri, sırası ile, ince disk, kalın disk ve halo popülasyonunu ifade eder. f_k analizine göre örneğin büyük bir kısmı (%93) ince disk, geriye kalan kısmı ise (%7) kalın disk popülasyonuna aittir. Güneş civarındaki kalın disk popülasyonu için son zamanlarda fotometrik gökyüzü taramalarından elde edilen yoğunluk değeri, yapılan bu kinematik çalışma ile uyum içerisinde olduğu görülmüştür (Buser ve ark. 1999).

4. Tartışma

4.1. Değen çiftlerin kinematiği

W UMa yıldızlarının U-V hızlarına ait Bottlinger diyagramı Şekil 1 de gösterilmiştir. U, V, W hız

bileşenlerinin dispersiyonları, sırası ile, 36.5, 26.2, ve 13.5 km s^{-1} olarak hesaplanmıştır. Wielen (1977) e ait kinematik yaş formülüne göre bütün örneğin kinematik yaşı 4.43 Gyr olarak bulunmuştur. Hesaplanan bu yaş ortalama bir yaştır. Sistemler içinde daha genç veya daha yaşlı yıldızlar bulunabilir. Genç sistemlerin ayıklanmasında objektif yol olarak, Karataş ve ark. (2004) ın CAB örneği içinde olası açık küme üyelerinin belirleme metodu uygulanmıştır.



Şekil 1. U – V diyagramı üzerindeki W UMa örneği. Hızlar Güneş merkezlidir. (+) LSR in yerini gösteriyor.

129 W UMa yıldızının fiziksel parametreleri, yıldız sayıları eşit olacak şekilde farklı kriterler ile alt grublara ayrılarak U-V diyagramlarındaki dağılımları incelenmiştir. Kriter olarak 1) erken ve geç spektrel tipler, 2) A ve W tipleri, 3) kütle oranı $q < 0.32$ ve $q > 0.32$ ve son olarakta, 4) f doluluk oranı $f < 0.20$ ve $f > 0.20$ seçilmiştir. U-V diyagramları üzerinde dağılımların hiç birinde, kriterlerin alt grupları arasında iyi bir kinematik ayırım görülmemiştir (Tablo 1). En iyi kinematik ayırım, yıldızların peryot kriterine göre yapılan ayırımında görülmüştür. Küçük peryodlu W UMa ların büyük peryodlu W UMa lardan U-V diyagramı üzerinde daha büyük bir dağılım gösterdikleri için daha yaşlı sistemler olduğu bulunmuştur. Benzer ilişki, yıldızların toplam kütle kriterinde de küçük kütleli yıldızların daha yaşlı olduğu şeklinde kendini göstermektedir. Bunun da sebebi, küçük peryodlu W UMa ların daha küçük olan Roch lobları içindeki kütle miktarı ile doğrudan ilişkisidir.

4.2. W UMa sistemleri içinde olası MG adayları

Yıldız alanlarında MG adaylarının belirlenmesinde kullanılan yöntemler bu bildiri kitapçığında Karataş ve ark. (2004) na ait çalışmada anlatılmıştır. Karataş ve ark. (2004) ın CAB örneği için uygulamış olduğu Eggen kriterleri W UMa yıldızlarına uygulanarak, örnek içinde 28 olası MG adayı belirlenmiştir. Bu adaylardan biri (QX And) NGC 752 açık kümesinin fiziksel üyesidir. Olası MG adayları ile alan değen çiftlerinin (FCB) U-V diyagramı üzerindeki dağılımları Şekil 2 de gösterilmiştir. Wielen (1977) in kinematik yaş formülü FCB ve MG örneği için, sırası ile, 5.47 Gyr ve 500 Myr ortalama kinematik yaş vermektedir. MG adayları için hesaplanan yaş Galaksideki MG lerin yaşları ile uyumludur.

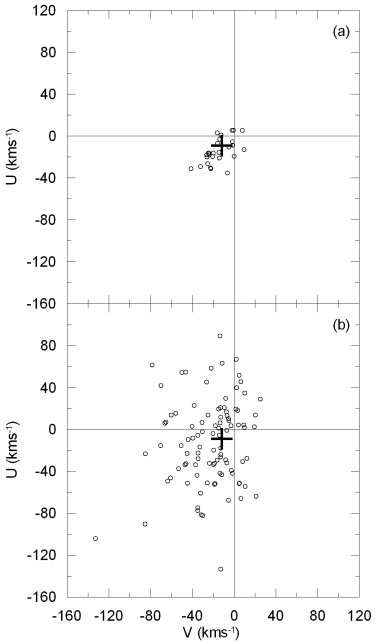
Tablo 1. W UMa yıldızlarının alt gruplarına ait dispersiyonlar ve ortalama kinematik yaşları.

Parametre	N	σ_{top} (km s^{-1})	Yaş (Gyr)
Tüm örnek	129	49.0	4.43
A2-F7	64	39.9	2.83
F8-K5	65	56.9	5.88
A Tipi	69	49.3	4.48
W Tipi	60	48.7	4.37
$q \leq 0.32$	66	55.0	5.53
$q > 0.32$	63	41.7	3.14
$f \leq 0.20$	52	47.6	4.18
$f > 0.20$	57	53.4	5.24
$0.2 < P \leq 0.4$	59	58.6	6.18
$0.4 < P \leq 0.5$	43	40.7	2.96
$P > 0.5$	27	36.6	2.30
$M_{top} < 1.60$	34	68.0	7.87
$1.60 < M_{top} \leq 1.95$	33	40.3	2.90
$1.95 > M_{top}$	35	37.0	2.38
MG	27	21.2	0.50
FCB	97	54.7	5.47

4.3. FCB ve MG arasındaki fiziksel parametrelerin karşılaştırılması

MG ve FCB lerin spektrel tip karşılaştırılması Şekil 3 de gösterilmiştir. Her iki grubun dağılımı birbirine benzemesine karşın, A spektrel tipindeki MG adaylarının yüzdesi FCB grubuna göre daha büyüktür. Benzer karşılaştırma yörünge peryodları için Şekil 4 de gösterilmiştir. MG içinde yörünge peryodu bir günden büyük bir yıldız dışında her iki grup hemen hemen aynı peryot aralığında ($0^d.2 < P < 0^d.9$) bulunmaktadır. Grupların modları $P=0^d.4$ en büyük değere ulaşmaktadır. 27 MG adayı ve 97 FCB nin ortalama yörünge peryodu, sırası ile, $<P> = 0^d.5258$ ve $<P> = 0^d.4275$ dir. Her iki histogramın karşılaştırılmasından, $P > 0^d.4$ peryodlu genç yıldızlardan (MG) $P \leq 0^d.4$ peryodlu (FCB) yıldızlara doğru gidildikçe peryodlarının azaldığı görülmektedir. FCB ler için bulunan ortalama kinematik yaş 5.47 Gyr dır. Karataş ve ark. (2004)

nın alan CAB ları için hesaplamış olduğu ortalama kinematik yaş 3.86 Gyr olup bu iki grup arasındaki yaş farkı, Demircan (1999) ın önerdiği gibi, alan CAB larının FCB lerin ataları gibi görünmesine neden olmaktadır.



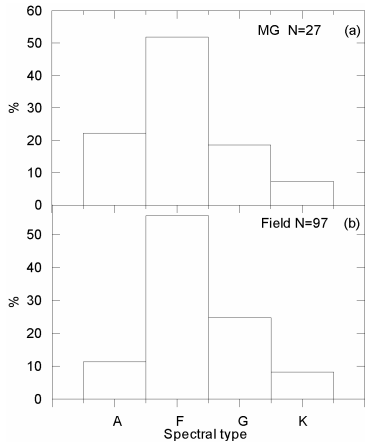
Şekil 2. (a) MG adaylarının ve (b) FCB lerin U-V diyagramı üzerindeki dağılımları.

Yarı ayrık çift sistemler ile değen çift sistemler arasındaki, Δt = 5.47 – 3.86, 1.61 Gyr yaş farkı, Guinan ve Bradstreet (1988) in bir çift sistemin birbirine değmesi için vermiş olduğu $0.1 < t_{değme} < 1$ Gyr lık süre ile çok farklı olmayıp değme süresi için bir üst sınır teşkil edebilir.

W UMa örneği içindeki MG adaylarının FCB grubunun ataları olması mümkün değildir. MG değen çiftlerinin oluşumu anakolun başlangıcında bir fisyon işlevi ile (Roxburgh 1966) ya da hızla bileşenlerin yaklaşıp tek zarf içine girmesi ile oluştular. Belki, FCB lerin bir kısmı anakol öncesi büzülme evresinde de oluşmuş olabilir.

Toplam kütle ve yörünge peryodunun azalmasının delili Tablo 2 de görülmektedir. Tablodaki FCB ler yörünge peryodu kriterine göre dört alt gruba ayrılmış olup, alt grupların yörünge peryodları azaldıkça ortalama kinematik yaşın arttığı açıkça görülmektedir. Tablo 2 den ilk bakışta, uzun peryodlu değen çift yıldızların kütle ve açısal momentum kaybederek zamanla yörünge peryodlarının azaldığı sonucu çıkartılabilir. Bu senaryo hem eksik hem de doğru değildir. Tabloda genç ve yaşlı alt gruplar arasındaki yaş farkı, değme aşaması için hesaplanan 1.61 Gyr zaman aralığı gözönünde bulundurulsa bile, değen bir sistemin uzun süre ayakta kalabilmesi için uzun bir süredir.

Kısa peryodlu W UMa sistemlerinin çok büyük dispersiyonlara sahip olmaları, bir senaryoya göre şöyle açıklanabilir; Bu sistemler sadece değme aşaması süresince oluşabilecekleri gibi değme öncesi aşamasında da oluşmuş olabilirler. Tablo 2 de en genç W UMa sisteminin kütle ve açısal momentum kaybederek t = 8.89 – 3.21 = 5.68 Gyr sonra kısa peryodlu W UMa sistemine dönüştüğü beklenmemelidir.



Şekil 3. (a) MG ve (b) FCB lerinin spektrel tip histogramlarının karşılaştırılması.

Tablo 2. Alan W UMa yıldızlarının peryot alt gruplarındaki kinematik yaşları.

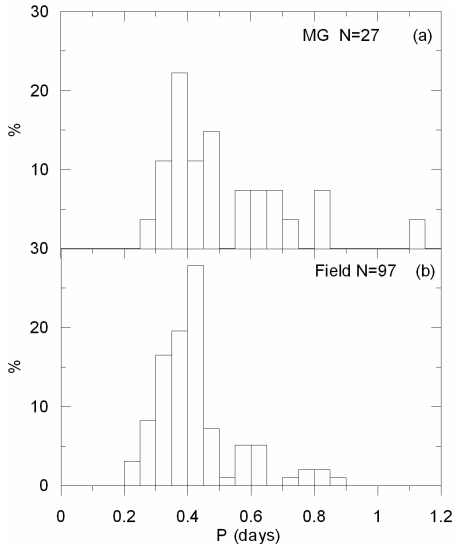
P (gün)	$\langle M_{top} \rangle$ ($M_\odot$)	<P> (gün)	N	σ_{top} (km s^{-1})	Yaş (Gyr)
(0.5-0.9]	2.200	0.669	17	42.09	3.21
(0.4-0.5]	1.900	0.434	34	43.86	3.51
(0.3-0.4]	1.618	0.353	35	63.90	7.14
(0.2-0.3]	1.171	0.270	11	73.92	8.89

Henüz kesin olmamakla birlikte, ayrık bir sistem değen bir sisteme evrimleştiğinde, açısal momentum kaybı, Guinan ve Bradstreet (1988) in tanımlandığı gibi çekimsel ışınım ile ivmelenmeye başlamaktadır. Toplam kütle sistemin Roche loblarının azalmasını gerektirirse, o zaman f değme parametresi artmaya başlar. Ayrık bir sistemin, değen çift sistemlerin gözlenen değme peryot aralığında herhangi bir zamanda değme aşamasına ulaşabilmesi çok olasıdır. Değme aşamasına gelme çok kısa sürede olduğundan, tablodaki değen çiftlerin toplam kütle ve peryot dağılımları, değme aşamadan ziyade değme öncesi aşamadan etkilenmişlerdir. Bu yüzden Tablo 2 deki veriler değme aşamadaki evrim boyunca, kütle ve açısal momentum kaybına ait delili göstermeyebilir.

Olası MG ve FCB gruplarına ait toplam kütle histogramları Şekil 5 de verilmiştir. Peryot histogramlarına benzer olarak Şekil 5 den itibaren değen çift evrimi süresince, kütle azaldığına dair bir sonuç çıkarmaya çalışılırsa anlamsız olur. Bu

yüzden, Şekil 5 e MG ve FCB arasında basit bir karşılaştırma olarak bakılmalıdır. MG ve FCB arasında kütle oranı dağılımının karşılaştırılması Şekil 6 da verilmiştir. Şekil 6 da MG grubunun alan FCB grubunun başlangıçtaki dağılımını yansıtmadığından dolayı, değme aşaması süresince kütle oranının evrimi hakkında bir sonuç çıkarılamaz. Diğer taraftan, Şekil 3-6 da verilen histogramlar W UMa sistemlerinin evrimi sonunda tek bir yıldıza birleştiğini gösteren değen çift evrimine ait deneysel bir delili göstermektedir. Aksi taktirde, A tipi uzun peryotlu, kütleli W UMa yıldızlarının FCB de sayıca az olmasının nedenini açıklayacak bir teoriye sahip olamayız.

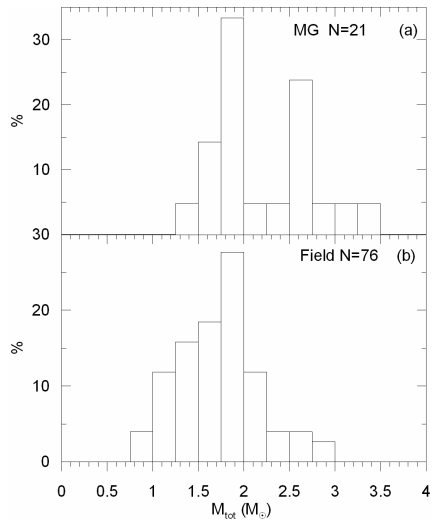
Tablo 2 de MG değen çiftler ile en genç FCB grubu arasındaki yaş farkının 1.61 Gyr dan daha büyük olması, tek yıldıza doğru birleşmenin deneysel bir delilidir. Tek yıldıza doğru birleşme yörünge peryodun azalması ile ilgilidir. Açısal momentum kaybı muhtemelen çekimsel ışınım ile ivmelenir. Tablo 2 deki veriler çok daha uzun süreli değme öncesi aşamalardan fazlaca etkilenmesine rağmen, bu veriler değme aşamasında evrim süresince kütle, açısal momentum, yörünge peryodu azalmasına dair deneysel bir delili göstermektedir. Eldeki değen çiftlere ait verilerden yörünge peryodu, kütle ve açısal momentum kaybı sonucunun çıkarılması, Tablo 2 deki verilerin dikkatli bir analizini ve yorumunu gerektirmektedir.



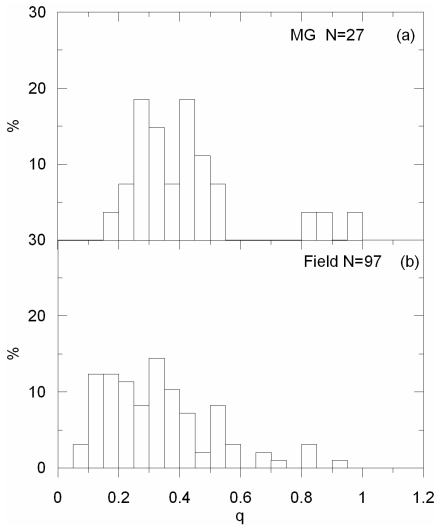
Şekil 4. (a) MG ve (b) FCB lerinin peryot histogramlarının karşılaştırılması.

5. SONUÇ

Bu çalışmada 129 W UMa çift sistemin kinematiği üzerinde çalışılmıştır. Hız uzayında kinematik olarak genç ve yaşlı çiftler olması bakımından örneğimiz heterojendir. Spektrel tip, A/W tipi, kütle oranı, f dolum kesri, yörünge peryodu ve toplam kütleye göre çeşitli alt gruplar oluşturulmuştur. Yörünge peryodu ve kütleye göre kinematik olarak alt gruplar oluşturulduğunda, kısa peryodlu ve daha az kütleli sistemlerin uzun peryodlu kütleli sistemlerden daha büyük hız dispersiyonları gösterdiği anlaşılmıştır. Alt grupların ortalama kinematik yaşları, Wielen (1977) formülü ile hız dispersiyonlarından itibaren hesaplanmıştır. Eldeki W UMa sistemleri arasında olası hareketli gruplara ait üyeler, Eggen tarafından tanımlanan kinematik kriterlere göre sınıflandırılmıştır. 28 W UMa sisteminin hareketli gruplara üye olduğu belirlenmiştir. Alan değen çift yıldızları (FCB), olası hareketli grup üyeleri ile açık kümelere üye olduğu bilinen W UMa sistemlerinden seçilerek oluşturulmuştur.



Şekil 5. (a) MG ve (b) FCB lerinin toplam kütle histogramlarının karşılaştırılması.



Şekil 6. (a) MG ve (b) FCB lerinin kütle oranı histogramlarının karşılaştırılması.

Alan değen sistemleri (FCB) için hesaplanan ortalama kinematik yaş 5.47 Gyr dır. Bu değer, CAB ların kinematik yaş değeri olan 3.86 Gyr dan 1.61 Gyr kadar yaşlıdır. Evrimsel olarak CAB ve FCB arasında kurulan sayı dengesinin olması durumunda, elde edilen yaş değeri, değme aşamanın ömrüne ait üst limitin 1.61 Gyr olduğunu gösterir. Bu üst limit, Guinan ve Bradstreet (1988) ce verilen $0.1 < t_{değme} < 1$ Gyr aralığı ile uyuşmaktadır. Değme aşama süresinin, FCB nin kinematik yaşı ile karşılaştırıldığında çok kısa olduğu görüldüğü için, olası MG yıldızlarını içeren grup, FCB nin başlangıçta sahip olacağı toplam kütle ve peryot dağılımına sahip değildi ve bu bakımdan da bir gösterge olarak kullanılamaz. Bundan dolayı da, yörünge peryot aralığına göre oluşturulan FCB alt gruplarının verileri (Tablo 2) ve yaşları, değme aşamadaki evrim süresince peryot azalması ve açısal momentum kaybının bir delilini çıkarmak için doğrudan kullanılamaz. Bununla birlikte, Tablo 2 deki veriler ve histogramlar, çift yıldız evriminde açısal momentum kaybı ve yörünge peryodunun azalması olmaksızın da açıklanamaz. Açısal momentum kaybı ve yörünge peryodunun azalmasını sadece değme öncesi aşamalarda işlediğini kabul etmek de mantığa aykırıdır. Tablo 2 ve ilgili histogramlardan itibaren doğrudan söylenemese de, MG grubuna ait 27 sistemin yanlış identifikasyonu yapıldığı kanıtlanmadıkça MG grubuna ait 27 sistemin varlığı ilginç bir bulgudur. Açısal momentum kaybı ve yörünge peryodunun azalması içeren mekanizma ile, ayrık çift sistemlerin atalarından itibaren oluşabilecek kadar yeteri bir yaşa sahip olmadığı durumu gözönünde bulundurulduğunda, 27 MG W UMa sistemleri önem kazanmaktadır.

Gerçekte en genç FCB alt grubu (3.21 Gyr) ile MG grubu (0.5 Gyr) arasındaki yaş farkı değme aşaması için hesap edilen 1.61 Gyr dan daha fazladır. Bu yüzden MG değen sistemleri, ya fisyon prosesi yolu ile (Roxburgh 1966) veya iki bileşenin ortak bir zarfta hızlı bir şekilde spiraller çizerek değme öncesi anakola büzülme süresince veya anakolun başlangıcında oluşmuş olmalıdırlar. Sonuç olarak, $P < 5$ gün peryodlu ayrık RS CVn sistemlerinin açısal momentum kaybı ve yörüngesel peryot azalmasını içeren tek bir mekanizma ile, W UMa sistemlerine doğru evrimleşmediği söylenebilir. Bu bakımdan örneğimizdeki MG yıldızlarının üyeliğinin ve yaş hesabının kontrol edilerek kanıtlanması önem kazanmaktadır. Bunların yaşları anakol öncesi ve değme aşamasındaki zamandan yeterince büyük olduğu doğrulanmalıdır. Ancak bu durumda ayrık sistemlerin atalarının W UMa sistemlerini oluşturan tek kaynak olduğu iddia edilebilir.

6. KAYNAKLAR

Aslan Z., Özdemir T., Yeşilyaprak C., İskender A., 1999, Tr. J. of Physics, 23, 45

Bartkevicius A., Lazauskaite R., Bartasiute S., 1999, ASP Conference Series, Vol. 167, p.247

Binnendijk L., 1970, Vistas in Astronomy, 12, 217

Buser R., Rong J., Karaali S., 1999, A&A, 348, 98

Demircan O., 1999, Tr. J. of Physics, 23, 425

Eker Z., 1992, ApJS, 79, 481

ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200

Grenon M., 1987, JA&Ap, 8, 123

Guinan E. F., Bradstreet D. H., 1988, felm.conf, p. 345

Hog E., Kuzmin A., ve 6 ark. 1998, 335L, 65

Huang S. S., 1967, ApJ, 150, 229

Johnson D., Soderblom D., 1987, AJ, 93, 864

Karataş Y., Bilir S., Eker Z., Demircan O., 2004, MNRAS, 349, 1069

Mihalas D., Binney J., 1981, Galactic Astronomy: Structure and Kinematics, 2nd edition

Roxburgh I. W., 1966, ApJ, 143, 111

Rucinski S. M., 2003, Extragalactic Binaries, 25th meeting of the IAU, Sydney - Australia, 13E, 7

Wielen, R., 1977, A&A, 60, 263

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Galaksi Merkezine Zıt Doğrultuda Galaktik Model Parametreleri

Serap Ak, Selçuk Bilir, Salih Karaali, Yüksel Karataş

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite-İstanbul
akserap-sbilir-karsa-karatas}@istanbul.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, Galaktik koordinatları l = 181.88°, b = –45°.19 olan 8 derece karelik bir yıldız alanı, Sloan fotometrisi ile, g'_o = 19.5 limit kadire kadar incelenerek Galaksimize ait model parametreleri tayin edilmiştir. Çalışmanın en önemli özelliği, İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde Galaktik yapı üzerinde çalışan araştırıcılar tarafından geliştirilen ve literatüre kazandırılan yeni yöntemlerin kullanılmasıdır: a) Mutlak kadirler yıldızların metal bolluğunun bir fonksiyonu olarak elde edilmiştir (Karaali ve ark. 2004a), b) Metal bolluğu yeni bir formülle tayin edilmiştir (Karaali ve ark. 2003a, 2004a), c) Yıldızların popülasyon sınıflarına ayırımında Karaali'nin (1994) uzay dağılımları yönteminin iyileştirilmiş bir şekli kullanılmıştır (Karaali ve ark. 2004b) ve d) model parametresi tayininde teorik ve gözlemsel uzay yoğunlukları her popülasyon için ve belli bir popülasyonun her mutlak kadir aralığı için ayrı ayrı karşılaştırılmıştır (Karaali ve ark. 2003b, 2004b). Bu yeni uygulama, model parametrelerinin büyük bir doğrulukla tayinine olanak verdiği gibi bunların mutlak kadirin bir fonksiyonu olduğu görüşünü de desteklemektedir. Evrimleşmemiş G tayf türündeki yıldızlardan, Galaksi diski için $d[M/H]/dz = -0.28 \pm 0.02$ dex kpc^{-1} lik bir metal gradiyenti elde edilmiştir.

Anahtar kelimeler: Galaksi: Yapı – Galaksi: Yıldız popülasyonları – Galaksi: Genel

Abstract: We estimated the Galactic model parameters by means of Sloan photometry for a given star field (l = 181.88°, b = –45°.19, 8 square-degree) down to limiting apparent magnitude g'_o = 19.5. We used several methods either new or developed ones by us in recent years: a) Absolute magnitudes were derived as a function of metallicity (Karaali et al. 2004a), b) Metallicities were determined by a new formula (Karaali et al. 2003a, 2004a), c) The seperation of stars into different population types is carried out by their spatial distribution (Karaali et al. 2004b), a developed method of Karaali (1994), and d) The Galactic model parameters were estimated by comparison of the observed and theoretical space densities for each population and for each absolute magnitude interval of the corresponding population. This process allows accurate Galactic model parameters and confirm the argument that these parameters are absolute magnitude dependent. A metallicity gradient of $d[M/H]/dz = -0.28 \pm 0.02$ dex kpc^{-1} could be revealed for the unevolved G type stars.

Key words: Galaxy: Structure – Galaxy: Stellar Populations – Galaxy: General

1. Giriş

Galaksimizin yapısının öğrenilmesinde modellerin önemli bir yeri vardır. Disk ve halo bileşeninden ibaret Galaksimize ait ilk modeli Bahcall ve Soneira (1980) oluşturdu. Günümüzde, disk ve halo bileşenlerinden başka kalın disk adını verdikleri üçüncü bir bileşeni içeren Gilmore ve Wyse'ın (1985) modeli kabul edilmektedir. Galaksi düzleminden dik doğrultuda veya Galaksi merkezinden yarıçap doğrultusunda uzaklaştıkça yıldız sayılarının veya uzay yoğunluklarının (birim hacimdeki yıldız sayısının) değişimi ile ilgili fizik kanunları bellidir. Yapılacak iş bu kanunlardaki parametrelerin tayinidir. Yaklaşık 20 yıldan beri Galaksimizin farklı doğrultularında CCD görün tüleme tekniğinin de kullanıldığı çalışmalar yapılmasına rağmen model parametrelerinin tayini ile ilgili işlemler henüz tamamlanamamıştır. Belli bir popülasyon için farklı araştırıcılar farklı değerler vermekte veya belli bir parametre için ya geniş bir değişim aralığı veya büyük bir hata vermektedirler. Bunun sebebi kullanılan yöntemlerden kaynaklanmaktadır. Örneğin, mutlak kadir tayininde bir popülasyon için, o popülasyonun temsil edildiği metal bolluğunda olan bir renk kadir diyagramı kullanılmakta ve o popülasyonda olan bütün yıldızların mutlak kadirleri bu diyagramdan tayin edilmektedir. Halbuki, Karaali ve ark. (2004a) mutlak kadirlerin bir yıldızın metal bolluğunun fonksiyonu olarak daha doğru bir şekilde hesaplanabileceğini göstermişlerdir. Çalışmamızda mutlak kadir tayini için bu yeni yöntemi kullandık. Metal bolluğu tayini için de yine Karaali ve ark.'nın (2004a) çalışmasındaki yöntem kullanıldı. Literatürde, popülasyon tiplerine ayırım belli bir renk indeksi için çizilen histograma göre

Bildiri tam metni için : Serap AK
e-mektup: akserap@istanbul.edu.tr

yapılmaktadır (Phleps ve ark. 2000, Chen ve ark. 2001). Oysa, yıldızların uzay dağılımları yöntemi (Karaali 1994) çok daha duyarlı ayırım yapmaya uygundur. Ayrıca bugün, bu yöntem iyileştirilmiş olarak kullanılmaktadır (Karaali ve ark. 2004b). Çalışmamızda popülasyon ayırımı için bu yöntemi kullandık.

Literatürde, bütün popülasyonlara (ince disk, kalın disk ve halo) ait teorik ve gözlemsel veriler karşılaştırılarak her bir popülasyona ait model parametreleri eş zamanlı olarak elde edilmektedir. Halbuki, yıldızları popülasyon tiplerine büyük bir doğrulukla ayırabildiğimize göre, model parametreleri her bir popüsyon için ayrı ayrı tayin edilebilir, Karaali ve Bilir (2002) ve Bilir'in (2002) çalışmasında olduğu gibi. Bu konuya son bir örnek olarak, sadece her bir popülasyon için model parametresi tayini ile yetinilmeyip o popülasyona ait parametrelerin mutlak kadirin bir fonksiyonu olarak da tayin edildiği Karaali ve ark.'nın (2004b) çalışmasını verebiliriz. Ayrıca, bu yöntemin çalışmamızda da başarılı bir şekilde uygulandığını belirtelim.

2. Veri ve İndirgemeler

8 derece kare büyüklüğündeki yıldız alanının merkezi koordinatları $\alpha = 3^h\ 20^m\ 00^s$, $\delta = 00°\ 00'\ 00''$; l =181°.88, b = -45°.19 (epok 2000) dır. Bu alanda $g_o' = 26$ limit kadire kadar 64213 kaynak Sloan fotometrisinin beş bandında (u', g', r', i', z') gözlenmiştir. Veriler, Sloan Dijital Gökyüzü Taraması (SDSS) nın Birinci Veri Sunumunun (Data Release 1, DR1) WEB sitesinden[28] alınmıştır. Kaynaklar kızarmadan arındırılmıştır.

Yıldız alanındaki galaksi-dışı cisimlerin belirlenmesinde, Sloan bandlarında hesaplanan "yıldızımsılık" indeksi ile Fan'a (1999) ait renk simülasyonları kullanılmıştır. Böylece, 64213 kaynağın 6230 tanesi "yıldız" olarak sınıflandırılmıştır. Yıldız örneğinin sönük uçtaki tamlık sınırı $g_o' = 19.5$ kadir olarak belirlenmiştir.

(14-19.5] görünen kadir aralığında (g'-r'), (r'-i'), (i'-z') renklerine ait hatalar ±0.03 kadir iken (u'-g') rengine ait hatalar parlak görünen kadirler-den sönük görünen kadirlere doğru (±0.03) ten (±0.13) değerine artmaktadır. Yıldızların mutlak kadir ve metal bollluğu tayini bu bildiri kitapçığının ilgili bölümünde Karaali ve ark. tarafından verilmiştir.

3. Galaktik Model Parametreleri

3.1. Farklı popülasyon ve mutlak kadirler için Galaktik model parametreleri

Yıldızların popülasyon ayırımı Karaali ve ark. (2004b) tarafından görünen ve mutlak kadirin bir fonksiyonu olarak geliştirilmiş "uzay dağılımları" yöntemine göre yapılmıştır. Bu yöntem, yıldızların galaksi düzlemine olan dik uzaklık, z = r sin(b), ve frekans sayıları arasındaki ilişkiden yıldız popülasyonlarının ayırımına olanak sağlar (Karaali 1994).

Geliştirilmiş uzay dağılımı yöntemi, Sloan fotometrisine ilk defa bu çalışmada uygulanmıştır. Yıldızların, (14-19.5] görünen kadir aralığı için (4-5], (5-6], (6-7], (7-8] ardışık mutlak kadir aralıklarında uzay dağılımlarını gösteren (N-z) diyagramları oluşturulmuş ve popülasyon tiplerine ayırımı yapılarak gözlemsel yoğunluk fonksiyonları bulunmuştur. Popülasyonlara ait teorik yoğunluk kanunları literatürde verildiği gibi hesaplanmıştır.

Teorik ve gözlemsel uzay yoğunluklarının karşılaştırılmasında χ^2 istatistiği uygulanmıştır. Şekil 1 ve 2'de, bu karşılaştırmadan bulunan model parametreleri ise Tablo 1'de verilmiştir. Halo yıldızları istatistiksel olarak sadece (4-5] mutlak kadir aralığında etkin olduğundan, buna ait şekil verilmemiştir.

Mutlak kadirin fonksiyonu olarak hesaplanan parametreler için şunlar söylenebilir:

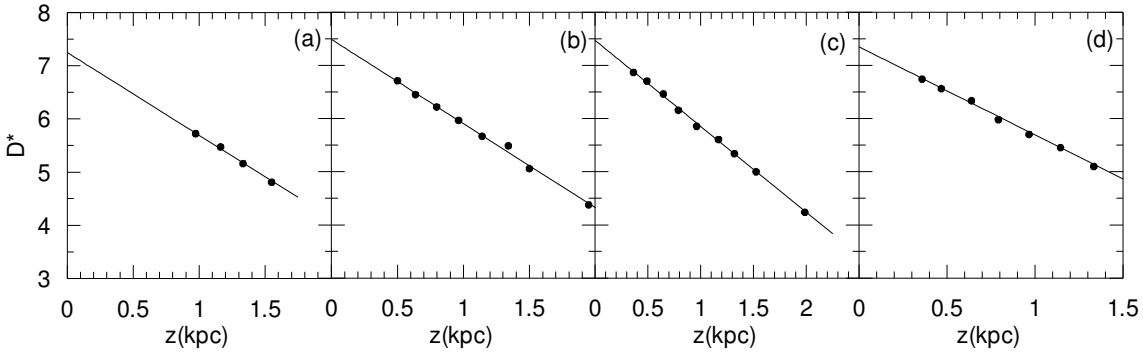
i) İnce disk yıldızlarının yükseklik ölçeği parlak mutlak kadirlere doğru artmakta olup bu artış hata sınırları içinde kalmaktadır.

ii) Yeterli sayıda kalın disk yıldızı bulunmayan (7-8] mutlak kadir aralığı hariç, kalın disk yıldızlarının yükseklik ölçeği parlak mutlak kadirlere doğru artmaktadır.

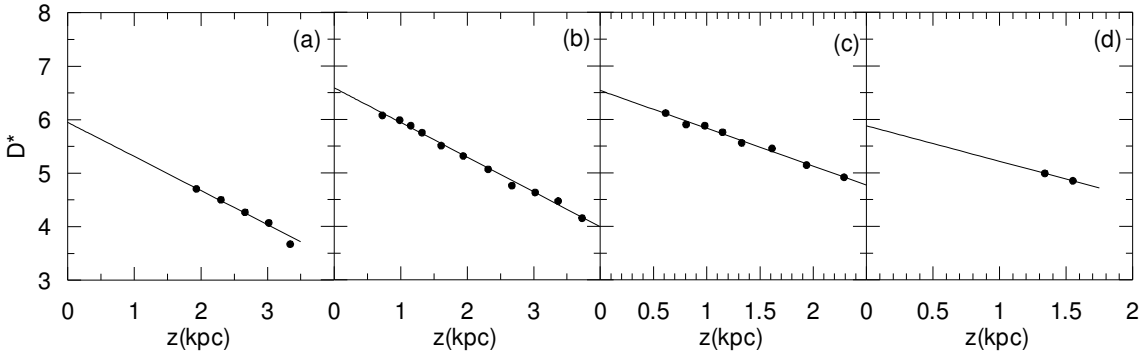
iii) Güneş civarındaki kalın disk yıldızlarının, göreceli uzay yoğunluğu (5-6] mutlak kadir aralığında %12.59 ile en büyük iken, (7-8] ve (4-5] mutlak kadir aralıklarında, sırası ile, %3.39 ve %5.01 dir. Bu bulgu popülasyonlara ait lokal uzay yoğunluklarının mutlak kadirin bir fonksiyonu olduğunu göstermektedir.

iv) (4-5] mutlak kadir aralığında halo yıldızlarının göreceli uzay yoğunluğu %0.17, literatürde verilen değerler ile uyum içerisindedir (Gilmore ve Reid 1983, Siegel ve ark. 2002). Bu çalışmada haloya ait basıklık c/a = 0.37±0.03 olup literatürde şimdiye kadar hesaplanan en küçük değerlerden biridir. Son zamanlarda, Lemon ve ark. (2004) tarafından Galaksinin halosu üzerine yapılan araştırmada basıklık c/a = 0.45±0.1 olarak verilmektedir. Görüldüğü gibi her iki çalışmaya ait değerler hata sınırları içinde yer almaktadır. Bununla birlikte bu değer görünen limit kadirin sönük olmamasından kaynaklanabilir.

[28] http://www.sdss.org/dr1/access/index.html



Şekil 1. Farklı mutlak kadir aralıkları için ince diske ait teorik ve gözlemsel logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonlarının karşılaştırılması (a) (4-5], (b) (5-6], (c) (6-7], (d) (7-8]. Katı çizgi model parametrelerinden bulunan teorik yoğunluk fonksiyonunu ve (•) gözlemsel uzay yoğunluk değerini göstermektedir.



Şekil 2. Farklı mutlak kadir aralıkları için kalın diske ait teorik ve gözlemsel logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonlarının karşılaştırılması (a) (4-5], (b) (5-6], (c) (6-7], (d) (7-8]. Semboller Şekil 1 deki gibidir.

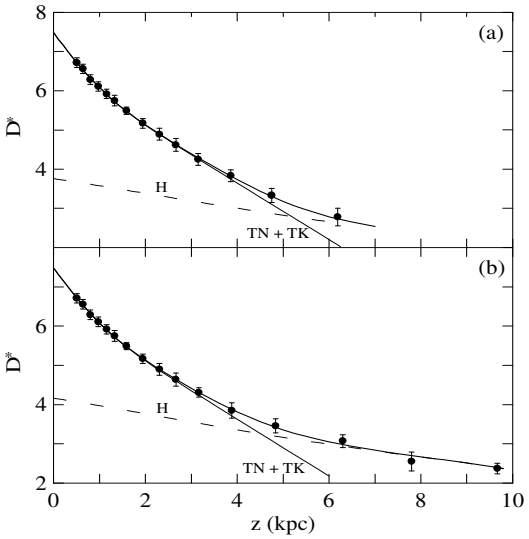
3.2. Birim mutlak kadire göre Galaktik model parametreleri

Literatürde Galaksi modellerine ait parametreler, yıldızlar popülasyon tiplerine ayrılmadan, birim mutlak kadir için hesaplanan logaritmik uzay yoğunlukları ile teorik yoğunlukların karşılaştırılmasından tayin edilir (Phleps ve ark. 2000, Siegel ve ark. 2002, Du ve ark. 2003). Ayrıca popülasyonlara ait model parametreleri eş zamanlı olarak hesaplanır. Bölüm (3.1)'de bulunan parametrelerle karşılaştırmak amacı ile çalışmamızda bu yöntemi de uyguladık. Uygulamada iki yol izlendi; birincide görünen limit kadir $g'_o = 19.5$, ikincide ise $g'_o = 21.0$ alındı. Yukarıda da belirtildiği gibi, sönük kadirlere gidildikçe parlaklıklara ait hatalar artmaktadır, iki görünen limit kadir verilmesi bundan kaynaklanmaktadır. Chen ve ark.'na (2001) göre halo bileşni $g'_o > 18.0$ kadir aralığı için etkin olduğundan, $g'_o = 21.0$ limit kadiri için halo parametrelerinin farklı olması beklenir.

(4-8] mutlak kadir aralığı için teorik ve gözlemsel logaritmik uzay yoğunluklarının karşılaştırılması Şekil 3'te yapılmış ve elde edilen parametreler Tablo 2'de gösterilmiştir. Daha fazla bilgi Bölüm (5)'te verilmiştir.

Tablo 1. Mutlak kadirin bir fonksiyonu olarak hesaplanan galaktik model parametreleri: n Güneş civarında (lokal) logaritmik uzay yoğunluğu, H yükseklik ölçeği (pc), χ^2 istatistiği (10^{-10}), n_i / n_1: popülasyonların yoğunluk oranları (%) olup (i=1, 2, 3), sırası ile, ince disk (TN), kalın disk (TK) ve haloyu (H) gösterir.

Pop	M(g')	n	H	χ^2	n_2/n_1
TN	(7-8]	$7.35^{+0.02}_{-0.04}$	262^{+06}_{-10}	57559	
TK	(7-8]	5.88	655	-	3.39
TN	(6-7]	$7.47^{+0.03}_{-0.03}$	269^{+08}_{-07}	77556	
TK	(6-7]	$6.54^{+0.04}_{-0.04}$	615^{+36}_{-29}	36624	11.75
TN	(5-6]	$7.49^{+0.03}_{-0.03}$	274^{+08}_{-06}	47851	
TK	(5-6]	$6.59^{+0.04}_{-0.04}$	670^{+32}_{-30}	33353	12.59
TN	(4-5]	$7.25^{+0.02}_{-0.02}$	279^{+04}_{-03}	2631	
TK	(4-5]	$5.95^{+0.04}_{-0.04}$	682^{+17}_{-16}	798	5.01
Pop	**M(g')**	**n**	**e**	**χ^2**	**n_3/n_1**
H	(4-5]	$4.48^{+0.06}_{-0.06}$	$0.37^{+0.04}_{-0.02}$	110	0.17



Şekil 3. (4-8] mutlak kadir aralığındaki popülasyonların birleştirilmiş gözlemsel uzay yoğunluk fonksiyonları ile teorik yoğunluk fonksiyonlarının karşılaştırılması. (a) g'_o = 19.5 ve (b) g'_o = 21.0 limit kadirine kadar.

Tablo 2. g'_o = 19.5 ve g'_o = 21.0 limit kadire kadar (4-8] mutlak kadir aralığındaki yıldızların birim mutlak kadire indirgenmiş sayılarından hesaplanan model parametreleri.

g'_o = 19.5			
Parametre	**İnce Disk**	**Kalın Disk**	**Halo**
n	$7.42^{+0.03}_{-0.04}$	$6.52^{+0.05}_{-0.05}$	$3.80^{+0.98}_{-1.00}$
H (pc)	260^{+08}_{-08}	604^{+39}_{-35}	-
n_i/n_1 (%)	-	12.59	0.02
c/a	-	-	$0.65^{+0.35}_{-0.30}$
g'_o = 21.0			
Parametre	**İnce Disk**	**Kalın Disk**	**Halo**
n	$7.42^{+0.03}_{-0.04}$	$6.52^{+0.05}_{-0.05}$	$4.20^{+0.68}_{-1.00}$
H (pc)	260^{+08}_{-08}	600^{+39}_{-37}	-
n_i/n_1 (%)	-	12.59	0.06
c/a	-	-	$0.57^{+0.35}_{-0.30}$

4. Metal Bolluğu Gradiyenti

Alan yıldızlarının metal bolluğu, Karaali ve ark.'nın (2004a) Sloan fotometrisi için vermiş olduğu bağıntıdan hesaplanmıştır.

Evrimleşmemiş G tayf sınıfına denk gelen (5-6] mutlak kadir aralığındaki yıldızların metal bolluğu dağılımı ortalama z uzaklığının bir fonksiyonu olarak elde edilmiş ve $d[M/H]/dz = -0.28 \pm 0.02$ dex kpc^{-1} lik bir metal bolluğu gradiyenti bulunmuştur.

5. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Galaktik koordinatları l = 181.88°, b = −45°.19 olan 8 derece karelik bir yıldız alanında, g'_o = 19.5 limit kadire kadar Sloan fotometrisi yardımı ile Galaksimize ait yıldız popülasyonlarının model parametreleri belirlenmiştir. Alan yıldızlarının mutlak kadir ve metal bolluğu hesabı literatüre yeni kazandırılan yöntemler ile yapılmıştır (Karaali ve ark. 2004a). Galaktik model parametreleri, (4-8] mutlak kadir aralığındaki yıldızların uzay yoğunluk fonksiyonlarından itibaren farklı iki yöntem ile incelenmiştir: İlk yöntemde farklı popülasyonlar ve farklı mutlak kadir aralıkları, ikinci yöntemde ise literatürde yapıldığı gibi, birim mutlak kadir için hesaplanmıştır.

İlk yönteme göre; disk yıldızlarının yükseklik ölçeği, parlak mutlak kadirlere doğru artmaktadır. İnce diskin yükseklik ölçeği (262-279] pc, kalın diskin yükseklik ölçeği ise (615-682] pc aralığında değişmektedir. Kalın disk yıldızlarının göreceli uzay yoğunluk oranı, mutlak kadirin bir fonksiyonu olarak % (3.39 – 12.59) arasında değişmektedir. Bu yöntemde, Galaksimizin halo bileşeni (4-5] mutlak kadir aralığında etkindir. Halonun güneş civarındaki göreceli uzay yoğunluğu son zamanlarda yapılan çalışmalar ile uyum içersindedir (Robin ve ark, 2000; Siegel ve ark. 2002). Haloya ait basıklık c/a = 0.37 (±0.04) şimdiye kadar hesaplanan en küçük değer olup, Lemon ve ark. (2004) nın Galaksimizin halosu için hesapladıkları c/a = 0.45 (±0.1) basıklık değeri ile hata sınırı içinde uyumludur. Halo için bulduğumuz c/a = 0.37 lik basıklık değeri limit kadiri g'_o = 19.5 olarak almamızdan kaynaklanmaktadır.

İkinci yönteme göre ince ve kalın diske ait yükseklik ölçekleri, sırası ile, H = 260 ve H = 604 pc ve haloya ait basıklık ise c/a = 0.65 olarak hesaplanmıştır. Kalın disk ve halo yıldızlarının göreceli uzay yoğunlukları, sırası ile, % 12.59 ve%0.02 dir. Bu yöntemle hesaplanan parametreler farklı mutlak kadir aralıkları için hesaplanan sonuçlar ile bire bir aynı değildir. g'_o = 19.5 limit kadire kadar haloya ait göreceli uzay yoğunluk değeri %0.02 olup literatür ile pek uyumlu değildir. Ancak, bunu açıklamak mümkundür: Chen ve ark. (2001) nın gösterdikleri gibi halo yıldızları $g'_o > 18$ kadirden sonra etkin olmaya başlar. Yıldızların renk hataları ve tamlık sınırı dikkate alınmaksızın, g'_o = 21 limit kadirine kadar yapılan çalışmada haloya ait göreceli uzay yoğunluğu %0.06 ve basıklık c/a=0.57 bulunmuştur. Bu yoğunluk, Robin ve ark. (2003) nın M(V) < 8 mutlak kadir için verdikleri %0.06 değeri ile bire bir aynı, halonun basıklığı ise Chen ve ark. (2001) nın c/a=0.55 değerine yakındır.

Her iki yöntemden elde edilen ışıma gücü fonksiyonu Hipparcos'dan bulunan güneş civarındaki logaritmik ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içerisindedir (Tablo 3). Ancak mutlak kadire bağlı yeni yöntemden bulunan ışıma gücü fonksiyonu Hipparcos'a ait güneş civarındaki ışıma gücü fonksiyonu ile daha uyumludur. Bu da, Galaksi model parametrelerinin mutlak kadirin bir fonksiyonu olduğunu göstermektedir.

$0.8 < z \leq 1.7$ kpc uzaklık aralığında verdiğimiz metal bolluğu gradyenti $d[M/H]/dz = -0.28 \pm 0.02$ dex kpc^{-1} dir. Metal bolluğu gradiyenti, ince disk ile kalın diskin geçiş bölgesinde ve kalın diskin etkin olduğu ortalama metal bolluğu değerinde bulunmaktadır. Örneğimize ait metal bolluğu gradiyenti, Karaali ve ark.'nın (2003b) Galaksinin hemen hemen aynı z uzaklığı için verdikleri $d[M/H]/dz = -0.28 \pm 0.05$ dex kpc^{-1} değeri ile uyumludur.

Tablo 3. Farklı iki yönteme göre hesaplanan model parametrelerinden bulunan ışıma gücü değerleri. M(g') mutlak kadir aralığı, ($\odot$) Hipparcos'dan hesaplanan Güneş civarındaki ışıma gücü, (φ^*) iki farklı yöntemden bulunan ışıma gücü değerleri, (s) yöntemlere ait standart sapma.

	Hipparcos	**Yeni yöntem**		**Literatürdeki yöntem**	
M(g')	**$\odot$**	**φ^***	**s**	**φ^***	**s**
(4-5]	7.30	7.27	0.04	7.14	0.16
(5-6]	7.47	7.54	0.03	7.65	0.05
(6-7]	7.47	7.52	0.03	7.52	0.05
(7-8]	7.47	7.36	0.03	7.17	0.12

6. Kaynaklar

Bahcall J.N., Soneira R.M., 1980, ApJS, 44, 73

Bilir, S., 2002, Doktora Tezi, İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü

Chen B., Stoughton C., Smith J. A., Uomoto A., Pier J.R., Yanny B., ve SDSS Çalışanları, 2001, ApJ, 553, 184.

Du C., Zhou X., Ma J., Bing-Chih Chen A., Yang Y., Li J., Wu H., Jiang Z., Chen J., 2003, A&A, 407, 541

Fan X., 1999, AJ, 117, 2528

Gilmore G., Reid N., 1983, MNRAS, 202, 1025

Gilmore G., Wyse R.F.G., 1985, AJ, 90, 2015

Karaali S., 1994, A&AS, 106, 107

Karaali S., Bilir S., 2002, İ.Ü. Araştırma Fonu Projesi, No : 1417/05052000

Karaali S., Bilir S., Karataş Y., Ak S.G., 2003a, PASA, 20, 165

Karaali S., Ak S.G., Bilir, S., Karataş Y., Gilmore G., 2003b, MNRAS, 343, 1013

Karaali S., Bilir S., Tunçel S., 2004a, PASA, kabul edildi

Karaali S., Bilir S., Hamzaoğlu E., 2004b, MNRAS, kabul edildi

Lemon D.J., Wyse R. F.G., Liske J., Driver S.P. Phleps S., Meisenheimer K., Fuchs B., Wolf C., 2000, A&A, 356, 10

Robin, A. C., Reylé, C., Crézé, M. 2000, A&A, 359, 103

Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., Picaud, S. 2003, A&A, 409, 523

Siegel M.H., Majewski S.R., Reid I.N., Thompson I.B., 2002, ApJ, 578, 151

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Seyfert Galaksileri'nin Merkezi Bölgeleri

Uğur İlter[1], Reynier F.Peletier[2], Cemal Aydın[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Ankara
ilter@astro1.science.ankara.edu.tr, aydin@astro1.science.ankara.edu.tr,

[2]Kapteyn Astronomical Institute , Rijksuniversiteit Groningen, PO Box 800 , 9700 AV Groningen
The Netherlands
R.F.Peletier@astro.rug.nl

Özet:
Seyfert galaksilerinin, sıcak ve soğuk toz ile farklı yaşlardaki yıldızları içeren merkezi bölgelerinin doğasını anlamak için optik ve yakın kırmızıöte ışınım bölgelerinde elde edilmiş görüntülerinden oluşturulan model ile bir çalışma yürütülmüştür. Söz konusu bu çalışmada merkezi bölgedeki ışınım tartışılmış, (R-H), (J-H) ve (H-K) renkleri incelenmiştir. Bu renkler sırasıyla; genç yıldızların oluşumu, toz sönümlemesi ve sıcak toz salmasının belirteçleri olarak kullanılmıştır. (J-H)-(H-K) renk-renk diyagramı hazırlanarak bazı galaksilerin merkezi bölgelerinin iç kısımlarında, bazılarının merkezi bölgelerinin dış kısımlarında toz sönümlemesi görülmüştür. Bir galaksi büyük miktarda toz salması gösterirken, bir galaksi hiç göstermemiştir, diğer galaksiler kısmen toz salması göstermiştir. Genç yıldız oluşumlarını belirlemek için (R-H)-(J-H) renk-renk diyagramı kullanılmıştır.

Anahtar kelimeler: gökadalar: aktif çekirdek – gökadalar: Seyfertler – gökadalar : toz içeriği – gökadalar : yıldız popülasyonları – gökadalar : galaksi fotometrisi – fotometri : açıklık – yıldızlar : genç yıldızlar

Abstract:
For understanding the nature of central regions of Seyfert galaxies consist of hot and cold dust and stars of different ages, a research has been done with a sample, which was obtained from the images of Seyfert galaxies in optical and near infrared. The luminosity of central regions was discussed and colors of (R-H), (J-H) and (H-K) were analyzed. These colors were used as the characteristic of young star formation, to find extinction by dust and to show presence of hot dust emission, respectively. By preparing the (J-H) – (H-K) color-color diagram, we have seen dust emission in the inner central region of some galaxies and in the outer central region of others. One of th galaxies has shown a vaste amount of dust emission, some others have shown partially, but one of them hasn't show any. In order to find young star formation, (R-H) – (J-H) color-color diagram has been used.

Key words: galaxies: active nuclei – galaxies : Seyferts – galaxies : dust content – galaxies : stellar populations – galaxies : galaxy photometry – photometry : aperture – stars : young stars

1. Giriş

Aktif galaktik çekirdekler (AGNs) konusunun temelinde yer alan Seyfert Galaksileri (Seyfert, 1943) genel olarak iki ana sınıfa ayrılmıştır; Seyfert-1 ve Seyfert-2. Seyfert-1 galaksileri geniş emisyon çizgilerine, Seyfert-2 galaksileri ise dar emisyon çizgilerine sahiptirler. Aktif Galaktik Çekirdekler için önerilen ve 'birleşik model' (Antonucci, 1993) adı verilen bir model, Seyfert galaksilerinin iki sınıfı arasındaki gözlenen farklılıkları açıklar. Bu modele göre bu farklılıklar; Seyfert galaksilerinin çekirdek bölgesini saran tozlu bir halka yapının bakış doğrultusu ile oluşan yönelim etkilerinden kaynaklanmaktadır. Seyfert-1 sınıfında tozlu halkanın ekseni bakış doğrultusuna yakındır, çekirdek bölgesi doğrudan gözlenir ve geniş salma çizgileri alınır. Seyfert-2 sınıfında ise tozlu halka çekirdek bölgesini örter ve doğrudan gözlenmesine izin vermez ve sonuçta dar salma çizgileri alınır. Ayrıca bu iki ana sınıfın arasında tamamen yönelim etkilerinden kaynaklanan ara sınıflar vardır; Seyfert 1.2, 1.5, 1.8 ve 1.9 gibi.

Yakın kırmızıöte ve optik bölge renk ölçekleri Seyfert galaksilerinin doğasını incelemek için kullanılırlar (Peletier vd. 1999). Yakın kırmızı öte renkleri genellikle yıldız populasyonları ve 1000 – 1300 K lik sıcak tozun bileşik etkisini içerirler (Alonso-Herrero vd. 1998). Bu sıcaklıklara ulaşmak için toz, aktif çekirdeğe yakın bir bölgede (Krolik&Begelman 1988; Lawrence 1991) veya

Bildiri tam metni için : Uğur İLTER
e-mektup: ilter@astro1.science.ankara.edu.tr

güçlü yıldız oluşum bölgesinde olmak zorundadır. Son yapılan çalışmalardan anlaşılmıştır ki Seyfert galaksilerin çekirdekleri ayrıca büyük miktarda soğuk tozu da içerirler. Bu çalışmanın amacı olan Seyfert galaksilerinin aktif çekirdeklerinin yakınlarındaki yıldız oluşum bölgeleri ile sıcak ve soğuk toz bölgelerinin saptanması için yakın kırmızıöte verileri ile birlikte yüksek duyarlılıkta elde edilmiş optik fotometre verileri de kullanılmıştır.

2. Veriler

Bu çalışmada; Center for Astrophysics (CfA) örnek galaksiler grubundan (Huchra & Burg, 1992) seçilen 11 adet Seyfert galaksisinin (tablo 1), yüksek çözünürlüğe sahip optik (*R - 0.606 μm merkezli)* ve yakın kırmızıöte (*J - 1.1 μm merkezli), (H - 1.6 μm merkezli)* ve *(K - 2.2 μm merkezli)* bölgelerinde alınmış CCD görüntüleri kullanılmıştır.

Tablo 1 Kullanılan galaksilerin özellikleri. Sütun isimleri sırasıyla; Galaksi adı, Seyfert türü (Huchra&Burg 1992), sağ açıklık ve dik açıklık (J2000) ve B bandındaki mutlak parlaklık kadir cinsinden (McLeod & Rieke 1995).

Adı	*Türü*	*SA*	*DA*	M_B
Mark270	*2*	*13 41 05.759*	*+67 40 20.32*	*-17.7*
Mark334	*1,8*	*00 03 09.622*	*+21 57 36.56*	*-20.1*
Mark573	*2*	*01 43 57.802*	*+02 20 59.65*	*-19.5*
Mark686	*2*	*14 37 22.123*	*+36 34 04.11*	*-19.1*
Ngc1144	*2*	*02 55 12.196*	*-00 11 00.81*	*-19.8*
Ngc5252	*1,9*	*13 38 15.963*	*+04 32 33.29*	*-19.5*
Ngc5674	*1,9*	*14 33 52.243*	*+05 27 29.65*	*-21.2*
Ngc5929	*2*	*15 26 06.161*	*+41 40 14.40*	*-18.1*
Ngc7469	*1*	*23 03 15.623*	*+08 52 26.39*	*-20.3*
Ngc7682	*2*	*23 29 03.928*	*+03 32 00.00*	*-19.6*
Ugc12138	*1,8*	*22 40 17.048*	*+08 03 14.09*	*-20.6*

Bu örnek galaksiler grubu birçok farklı dalgaboyunda gözlenmiştir ve AGN'lerin fiziksel özelliklerini çalışmak için çok uygundur (Peletier vd. 1999).

2.1 Optik Bölge Gözlemleri

Optik bölge gözlemsel verileri, Hubble Uzay Teleskobu (HUT) üzerinde kurulu bulunan, hem *V* hem de *R* bandını kapsayan, ortalama merkezi dalgaboyu 5940 Å ve band genişliği 1500 Å olan bir filtre ile plak eşeli 0″.046 ve görüş alanı 37″ x 37″ olan "Wide Field Planetary Camera 2 (WFPC2)" CCD algılayıcısı kullanılarak 1993 yılının Aralık ayında elde edilmiştir. Optik bölge gözlemleriyle ilgili ayrıntılar Malkan vd. (1998) de bulunabilir.

2.2 Yakın Kırmızıöte Bölge Gözlemleri

Yakın kırmızıöte bölge gözlemsel verileri, plak eşelleri sırasıyla 0″.043, 0″.075 olan, 256″x256″ lik görüş alanına sahip ve band genişlikleri 2000 A olan filtreler ile HUT üzerinde kurulu bulunan "Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer (NICMOS)" CAM1 ve CAM2 isimli iki adet CCD algılayıcısı ile 1997 yılının Şubat ayında alınmıştır. Bu gözleme ilişkin ayrıntılar Thompson (1995) un çalışmasında yer almaktadır. Yakın kırmızıöte bölgedeki *K (2.2 μm merkezli)* bandı görüntüleri ise 4.2 m'lik William Herschel Teleskobu (WHT) üzerinde kurulu bulunan, plak eşeli 0″.245 ve görüş alanı 256″x256″ olan WHIRCAM isimli CCD algılayıcısı (Hughes, Roche ve Dhillon 1996) ile 3.6 m'lik Canada-France-Hawaii Teleskobu (CFHT) üzerinde kurulu bulunan, plak eşeli 0″.242 ve görüş alanı 256″x256″ olan MONICA isimli CCD algılayıcısı (Nadeau vd. 1994) kullanılarak sırasıyla Eylül–1995, Nisan–1996 ve Şubat–1996 tarihlerinde elde edilmişlerdir. Her iki gözlem anında ortalama görüş değeri 0″.7 olarak ölçülmüştür. K bölgesi gözlemleri ile ilgili ayrıntılı bilgiler Peletier vd. (1999) da bulunabilir.

3. Veri Analizi

Yakın kırmızıöte J, H, K bandı CCD görüntülerine ve yüksek çözünürlüklü optik R bandı CCD görüntülerine açıklık fotometrisi uygulanarak, galaksilerin merkezi bölgelerinin içten dışa doğru seçilmiş olan 1″, 2″, 3″, 5″ ve 7″ lik açıklık bölgelerinin parlaklıkları elde edildi. Bunun için "Image Reduction and Analyses Facilities (IRAF)" veri indirgeme ve analiz programının DIGIPHOT/APPHOT paketi ve bu paketin altında yer alan phot, fitskypars ve photpars taskları kullanıldı. Bu uygulamada ilk olarak, görüntülerdeki arka alan katkısı sıfır olacak biçimde görüntüler üzerinde işlemler yapıldı. Her görüntü için arka alan değeri sıfıra eşitlendikten sonra, açısaniyesi birimindeki açıklık bölgeleri, piksel birimine dönüştürüldü ve bunun için CCD'lerin plak eşelleri kullanıldı. Ardından açıklık değerleri APPHOT paketi altındaki photpars taskı içinde ilgili parametreye eklendi. Phot taskı ile her görüntünün seçilen açıklıklarının aletsel parlaklık değerleri elde edildi.

Tablo 2 Renk değerleri Sütun 1; galaksi adını. Sütun 2; halka şeklindeki bölge açıklığını. Sütun 3-4-5; (J-H), (R-H) ve (H-K) renkleridir.

Ad (1)	*A(")* (2)	*$(J-H)_{HUT}$* (3)	*$(R-H)_{HUT}$* (4)	*$(H-K)_{YER}$* (5)
Mark270	*1"*	*0,838*	*2,777*	*0,217*
	2"-1"	*0,880*	*2,825*	*0,236*
	3"-2"	*0,905*	*2,755*	*0,240*
	5"-3"	*0,942*	*2,687*	*0,232*
	7"-5"	*0,995*	*2,537*	*0,222*
Mark334	*1"*	*1,155*	*3,895*	*1,657*
	2"-1"	*1,037*	*3,101*	*0,731*
	3"-2"	*1,073*	*3,092*	*0,210*
	5"-3"	*0,994*	*2,677*	*0,155*
	7"-5"	*0,881*	*2,257*	*0,233*
Mark573	*2"-1"*	*0,870*	*2,783*	*0,480*
	3"-2"	*0,868*	*2,718*	*0,371*
	5"-3"	*0,855*	*2,521*	*0,316*
	7"-5"	*0,828*	*2,493*	*0,278*
Mark686	*1"*	*0,847*	*2,851*	*0,282*
	2"-1"	*0,868*	*2,857*	*0,252*
	3"-2"	*0,884*	*2,796*	*0,241*
	5"-3"	*0,845*	*2,506*	*0,244*
	7"-5"	*0,763*	*2,026*	*0,238*
NGC1144	*1"*	*0,941*	*3,320*	*0,512*
	2"-1"	*0,936*	*3,298*	*0,337*
	3"-2"	*0,938*	*3,288*	*0,218*
	5"-3"	*0,882*	*3,053*	*0,175*
	7"-5"	*0,851*	*3,002*	*0,178*
NGC5252	*1"*	*0,964*	*3,064*	*0,667*
	2"-1"	*0,925*	*2,996*	*0,359*
	3"-2"	*0,949*	*2,951*	*0,258*
	5"-3"	*0,971*	*2,869*	*0,225*
	7"-5"	*0,964*	*2,762*	*0,227*
NGC5674	*1"*	*1,030*	*3,370*	*0,514*
	2"-1"	*0,941*	*3,188*	*0,398*
	3"-2"	*0,895*	*3,107*	*0,324*
	5"-3"	*0,801*	*2,877*	*0,281*
	7"-5"	*0,640*	*2,597*	*0,249*
NGC5929	*1"*	*0,940*	*3,264*	*0,682*
	2"-1"	*0,874*	*2,934*	*0,337*
	3"-2"	*0,884*	*2,986*	*0,177*
	5"-3"	*0,838*	*2,935*	*0,159*
	7"-5"	*0,754*	*2,833*	*0,210*
NGC7469	*3"-2"*	*0,930*	*3,247*	*0,423*
	5"-3"	*0,977*	*3,296*	*0,407*
	7"-5"	*0,995*	*3,343*	*0,307*
NGC7682	*1"*	*0,850*	*2,734*	*0,235*
	2"-1"	*0,856*	*2,832*	*0,246*
	3"-2"	*0,844*	*2,944*	*0,242*
	5"-3"	*0,803*	*2,885*	*0,237*
	7"-5"	*0,723*	*2,804*	*0,230*
UGC12138	*2"-1"*	*0,895*	*2,930*	*0,636*
	3"-2"	*0,932*	*3,074*	*0,488*
	5"-3"	*0,890*	*2,924*	*0,371*
	7"-5"	*0,813*	*2,802*	*0,310*

Yakın kırmızıöte aletsel parlaklıkları Vega kadir sistemi kullanılarak görünür parlaklıklar elde edildi. Aletsel parlaklıkları akı biriminden kadir birimine dönüştürmeyi sağlayan ve NICMOS için hazırlanan internet sayfasından (www.stsci.edu/hst/nicmos/tools/conversion_form.html) yakın kırmızıöte aletsel parlaklıkların AB kadir sistemine göre görünür parlaklıkları da elde edildi. Aynı açıklık fotometrisi işlemleri optik R bandı görüntüleri için de uygulandı ve yukarıda verilen açıklıklara karşılık gelen aletsel parlaklık değerleri R bandı için de elde edildi.

Aletsel parlaklıkların görünür parlaklıklara dönüşümü için, WFPC2 filtrelerinin performanslarının incelendiği çalışmadaki (Holtzman vd, 1995) dönüşüm bağıntısı kullanıldı. Her görüntü için yukarıda verilen açıklıklara karşılık gelen görünür parlaklıklar bulunduktan sonra her açıklık alanın parlaklığı kendinden önceki alanın parlaklık değerinden çıkarıldı ve halkasal bölge parlaklıkları elde edildi. Buradaki amaç bir önceki alanın katkısını kaldırmaktır ve en başta belirtilen amaçların gerçekleşmesini sağlayacak özelliklere ulaşmaktır. Son olarak bu parlaklıklar kullanılarak $(J-H)_{HUT}$, $(H-K)_{YER}$ ve $(R-H)_{HUT}$ renk değerleri elde edildi. Söz konusu renkler tablo 2'de gösterilmektedir.

4. Renk-Renk Diyagramları

Elde edilen J, H, K ve R kadirleri yardımıyla (J-H) - (H-K) (şekil 1) ve (R-H) - (J-H) (şekil 2) renk-renk yüzey haritaları oluşturuldu. (J-H) rengi toz sönümlemesinin varlığının belirlenmesi, (H-K) rengi sıcak toz salmasının varlığının belirlenmesi ve (R-H) rengi ise genç yıldız oluşumunun belirteci için kullanıldılar.

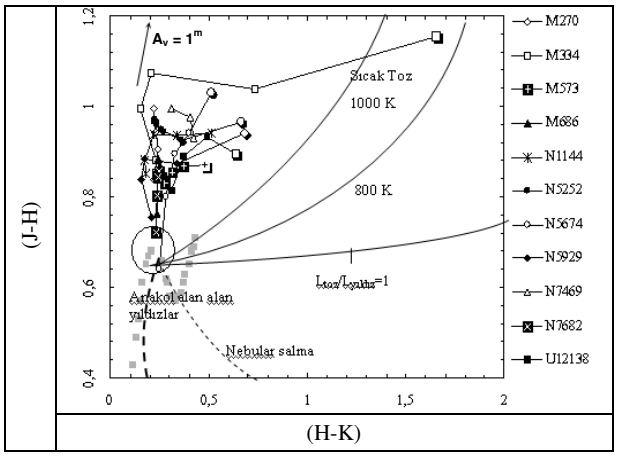
İncelenen galaksilerdeki toz salmasının ve sönümlemesinin varlığını ve karakterini belirlemek için üç ayrı model sonuçları (J-H) – (H-K) renk-renk diyagramına eklendi. Bu modeller: (1) Seyfert Galaksilerinin JHKL´ bölgelerinde yapılmış yüzey fotometri modelini içeren ve ayrıntılı kırımızıöte renk analizinin ve buna bağlı olarak ayrıntılı morfoloji incelemesinin yapıldığı çalışma (Alonso-Herrero vd. 1998). (2) Toz sönümlemesinin belirlenmesi için Rieke & Lebofsky (1985) tarafından yapılan ve galaktik sönümleme yasası olarak adlandırılan çalışma. (3) Gözlenmiş yıldız renkleri ile geçerli yıldız modellerine uygun kara cisimler arasındaki karşılaştırmanın yapıldığı çalışma (Koornneef 1983). Modellerle yapılan karşılaştırma sonucunda, toz nedeniyle hangi bölgelerde ne kadar sönümleme olduğu araştırıldı. Vazdekis vd. (1996) nin oluşturduğu ve yıldız popülasyon sentezi için geliştirilen model sonuçları da (R-H) – (J-H) renk-renk diyagramına eklendi. Böylece incelenen galaksilerin yıldız oluşum bölgelerinin belirlenmesi de olanaklı hale gelmiştir.

Vazdekis vd. (1996) tarafından yapılan çalışma, erken tür galaksileri çalışmak için geliştirilen yeni bir yıldız populasyon sentezi modelini içermektedir. Bu model tek yaş, tek metal bolluğuna göre yıldız populasyonlarını sentezleyebilir. Yani bir gradiyent gerektirmeden, seçilen belli bölgelerin metal bolluğuna göre populasyon tahminini yapmayı sağlamaktadır. Tek bir yaş ve metal bolluğu kabülü

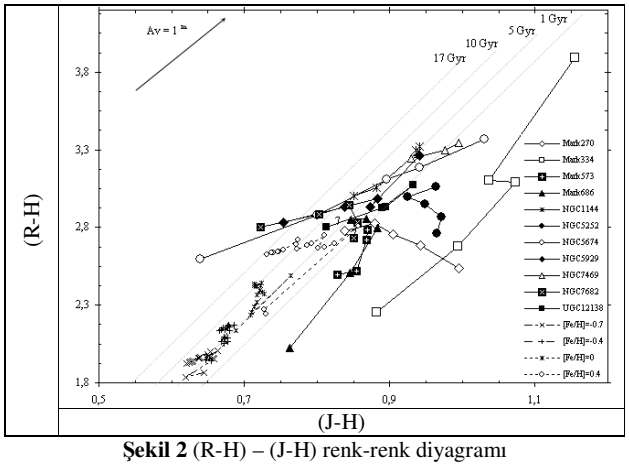
altında model, gerek duyulan izokrona göre yıldızların mevcut dağılımını hesaplar ve kabul edilen bir başlangıç kütle fonksiyonu (IMF) na sahip bu izokrondaki yıldızların ışığını ölçer (Vazdekis vd. 1996). Bu izokronlar Bertelli vd. (1994) çalışmasından sağlanmaktadır.

4.1 Renk-renk diyagramlarının Açıklaması

JHK renk-renk diyagramında (şekil 1) görülen büyük daire normal sarmal galaksilerin merkezi şişkin bölgelerinin ortalama renkleridir; J-H=0,68, H-K=0,22 (Alonso-Herrero vd. 1998). Yine, aynı diyagramda görülen içi dolu küçük daireleri ise anakol yıldızlarının ve genç yıldızlarının renkleridir (Koornneef 1983). Aynı bölgede yer alan kesikli çizgi ise nebular salma bileşenini temsil etmektedir (Alonso-Herrero vd. 1996a). Diyagram üzerindeki düz çizgiler 600,



Şekil 1 (J-H) - (H-K) renk renk diyagramı.



Şekil 2 (R-H) – (J-H) renk-renk diyagramı

800 ve 1000 K sıcaklığındaki kara cisim bileşenini ve nebular salma bileşenini temsil etmektedirler. Sol üst köşede ise galaktik soğurma yasasına (Rieke&Lebofsky 1985) göre hesap edilmiş olan kızarma eğrisi görülmektedir. (R-H) – (J-H) renk-renk diyagramında (şekil 2) gösterilen düz çizgiler, tek yaş, tek metal bolluğuna göre yani galaksilerin belli bölgelerinden seçilmiş bölgelerinin yıldız populasyonunu yorumlamayı sağlar (Vazdekis vd. 1996).

5. Sonuç

CfA örnek grubundan seçilen 11 adet Seyfert galaksisinin, optik ve yakın kırmızıöte bölgelerinde elde edilmiş görüntüleri kullanıldı. IRAF veri indirgeme ve analiz programının, açıklık fotometri paketi ve bu paket içindeki tasklar kullanılarak her bir galaksinin görüntülerinden seçilen açıklıklara göre parlaklıkları ve bu parlaklıklardan da renkleri elde edildi. Elde edilen renkler ile (J-H) - (H-K) ve (R-H) - (H-K) renk-renk diyagramları oluşturuldu. Galaksilerin merkezi bölgelerindeki genç yıldız oluşumu hakkında bilgi edinmek için (R-H) rengi, toza bağlı sönümleme miktarını belirlemek için (J-H) rengi ve sıcak toz salmasını tespit etmek için de (H-K) rengi kullanıldı.

Diğer araştırma gruplarının yakın kırmızıöte bölgede yaptıkları çalışmalar, galaksilerin merkezi bölge renklerinin evrimleşmiş yıldız populasyonu ve sıcak gaz bileşeninin bir karışımı olduğunu salma ile izah etmektedir (Alonso-Herrero 1998, Hunt vd. 1996). Bu çalışmada; JHK renk diyagramı ile galaksilerin toza bağlı sönümleme gösterdikleri, bir kısmının ise sıcak tozlardan kaynaklanan salmaya sahip olduklarından bahsetmek mümkündür. Mark334 galaksisi büyük oranda toz sönümlemesi ve büyük miktarda, sıcak tozlardan kaynaklanan salma göstermektedir.

RJH renk diyagramı ile, bazı galaksilerin sahip olduğu sönümlemenin yanında, sıcak ve genç yıldız populasyonlarından bahsedilebilir. Galaksilerin bir kısmında ise kullanılan izokronlardan yararlanarak hem yaşlı hem de genç ve sıcak yıldız populasyonlarından bahsedilebilir.

6. Kaynaklar

Alonso-Herrero,A.,et al., 1996a. Star formation history in a sample of starburst galaxies. MNRAS,278:417-436

Alonso-Herrero,A.,et al., 1996b. The near infrared continuum of Seyfert 2s-deconvolution into the stellar and non-stellar components. MNRAS,278: 902-918

Alonso-Herrero,A.,et al., 1998. A near infrared imaging study of Seyfert Galaxies with extended emission-line regions. Astronomical Journal,495: 196-221.

Anotnucci,R., 1993. Review of the unjfied model of AGNs. ARA&A,3 1,473.

Holtzman,J.D.,Burrows,C.J., Casertano,S.,Hester,J., Trauper,J.I., Watson,A.M., Worthey,G., 1995. The photometric performance and calibration of WFPC2. PASP 107:1065-1093.

Huchra,J.,Burg,R., 1992. The spatial distribution of AGN: I-The density of Seyfert Galaxies an LINERS. Astrophysical Journal, 393: 90-97.

Hunt,L.K.,et al,1997. The disks of galaxies with Seyfert and Starburst nuclei: I - Near infrared colors and color gradients. Astrop.Jour.Suppl.Series,108:229-260.

Koornneef, J.,1983. Near infrared photometry. Astronomy&Astrophysics,128:84-93.

Krolik,J.H, 1999. Active Galactic Nuclei. Princeton Universitesi Yayınlari.

Nadeau,D.,Murphy,D.C.,Doyon,R.,Rowlands,N., The Montreal near infrared camera. PASP 106:909-914

Peletier,R.F.,et al, 1999. A subarcsecond resolution near infrared study of Seyfert and 'normal' galaxies: I - Imaging data'. Astrophysical Journal Supplement, 125,363

Rieke,G.H.,Lebofsky,R.M., 1985, The extinction curve. Astrophysical Journal, 288: 618-621.

Seyfert,C.K.,1943. Nuclear Emission in spiral nebulae. Astronomical Journal,97,28

Vazdekis,A.,Casuso,E.,Peletier,R.F.,Beckman,J.E., 1996. A new chemo-evolutionary population synthesis model for early-type galaxies I. Theoretical basis. Astrophysical Journal Supplement,106,307-339.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Astrofizikte Çözülmemiş Temel Problemlerden G ve Λ'nın Değişimi

Özgür Akarsu[1], Can Battal Kılınç[2]

[1,2]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
oakarsu@astronomy.sci.ege.edu.tr[1], battalc@astronomy.sci.ege.edu.tr[2]

Özet: Kozmolojik sabitin varlığı ve yapısı ile temel fiziksel sabitlerin zamana bağlılığı astrofizikte çözülmemiş temel problemlerden ikisidir. Küçük ölçeklerde, eğer G yavaşça değişiyorsa değişim fark edilemiyor olabilir, ancak büyük ölçeklerde G'nin değişimi önemli olacaktır. Bu bakımdan G'nin gerçekten sabit olup olmadığının araştırılması gerekir. İkinci problem de kozmolojik sabit problemidir. Kozmolojik sabit evrenin bugünkü yapısının elde edilebilmesi için gereklidir. Başta geometrik bir yorum olarak değerlendirilen bu sabit, sonradan evrenin fiziksel bir içeriği olarak yorumlanmıştır. Ancak, bunun için fiziksel bir kaynak henüz tanımlanmış değildir. Sıfır noktası alan enerjisi kaynak olarak gösterilmekle beraber öngörülen değer ile ölçülen değer 10^{118} oranında bir uyuşmazlık göstermektedir. Uyuşmazlığın giderilmesi için kozmolojik sabitin evrimleştiği, sabit değil *terim* olduğu düşünülmektedir. Biz de bu problemlere değindikten sonra anizotropik ve homojen olmayan iki evren modelini dikkate alarak G ve Λ terimlerinin değişimini inceledik.

Anahtar kelimeler: kozmolojik sabit, değişen Newton sabiti, değişen kozmolojik terim.

Abstract: Existence and characteristic of the cosmological constant and time dependence of the physical constants are unsolved problems in astrophysics. At small scales, if G is slowly varying we may not notice the variation; nevertheless at large scales variation of the G would be considerable. In this respect, it must be searched if G is really varying. Cosmological constant is necessary to construct today's universe. At first, presence of the cosmological constant interpreted geometrically, later it interpreted as a physical content of the universe. However, a physical source for this can not be identified yet. Zero point field energy is pointed to be a potential source for this, but its value shows discrepancy by the factor of 10^{118} with the observed value of the energy which referred to cosmological constant. To get rid of this discrepancy one can think that cosmological constant is evolving, that is, it is not a constant it is a *term*. We mentioned the problems and then by considering the universe models other than Friedmann universe searched the variations of the G and Λ.

Key words: cosmological constant, variable Newton constant, variable cosmological term

1. Giriş

Fizikte problemler karşımıza teknik ve kavramsal diyebileceğimiz iki ana kategori altında çıkmaktadır. Teknik problemler ilkesel olarak yeni teknikler ve/veya hesaplama yöntemleri ile çözülebilirken kavramsal problemler genelde elde bulunan kavramların yeniden formüle edilmesiyle çözülebilmektedir. Günümüz astrofiziğinde de iki kategoriye ait oldukça çok problem bulunmaktadır. Bir çözüm geliştirebilmek için problemlerin iyi bir biçimde ortaya konulabilmesi oldukça önemlidir. Bu problemler bir ağ gibidir, birbirleri ile ilişkilidir. Dolayısıyla bunlardan biri ya da birkaçında geliştirilecek bir çözüm tüm diğer alanlara da yayınlan bir gelişmeye neden olabilir. Bu bağlamda, Wesson'un (2001) teorik ağrılıklı olarak verdiği bir liste şöyledir: Süper-Simetri ve Vakum Alanları, Elektromanyetik Sıfır Noktası Alanı, Kozmolojik Sabit Problemi, Hiyerarşi Problemi, Büyük Birleşik Kuram, Kuantum Kütle Çekimi, Nötrinolar, Karanlık Madde Problemi, Parçacık Özellikleri ve Nedensellik, Mikrodalga Ardalan Çevren Problemi, Temel Sabitler (G, $\hbar$, c), Büyük Patlama oldu mu?, Uzayın Topolojisi, Evrenin Kaç Boyutlu Olduğu, Mach İlkesi, Negatif Kütle, Gökadaların ve Diğer Yapıların Kökeni, Gökada dönmelerinin Kökeni, Açısal Momentum/Kütle İlişkisi, Yaşam ve Fermi-Hart Paradoksu.

Biz de, bu problemlerden Newton sabiti G'nin zamana olası bağlılığını ve kozmolojik sabit problemini ele aldık. Problemlerin neler olduğunu ve bunlar üzerine yapılan çalışmaları ve çözümleri sunduk. En son olarak zamanla değişen G ve Λ'lı ve konum ve zamanla değişen Λ'lı iki evren modeli göz önüne alarak daha önce önerilmiş çözümler doğrultusunda elde ettiğimiz çözümleri sunduk.

Bildiri tam metni için : Özgür AKARSU
e-mektup: oakarsu@astronomy.sci.ege.edu.tr

2. Newton Sabiti

Referans	Sınırlama ($yıl^{-1}$)	G.D.	Yöntem
Shapiro, 1990	$(-2\pm10)\times10^{-12}$	1σ	Gezegen uzaklık ölçümleri
Goldman, 1990	$(2.25\pm2.25)\times10^{-11}$	1σ	PSR 0655+64
Accetta ve ark., 1990	$(0\pm9)\times10^{-13}$	2σ	Büyük Patlama Çekirdek Sentezlenmesi
Müller ve ark., 1991	$(0\pm1.04)\times10^{-11}$	1σ	Ayın uzaklığının lazerle ölçülmesi
Anderson ve ark., 1992	$(0.0\pm2.0)\times10^{-12}$	1σ	Gezegen uzaklık ölçümleri
Damour ve Taylor, 1991	$(1.10\pm1.07)\times10^{-11}$	1σ	PSR 1913+16
Chandler ve ark., 1993	$(0\pm1)\times10^{-11}$	1σ	Viking uzaklık ölçümleri
Dickey ve ark., 1994	$(0\pm6)\times10^{-12}$	1σ	Ayın uzaklığının lazerle ölçülmesi
Kaspi ve ark., 1994	$(4\pm5)\times10^{-12}$	2σ	PSR B1913+16
Kaspi ve ark., 1994	$(-9\pm18)\times10^{-12}$	2σ	PSR B1855+09
Demarque ve ark., 1994	$(0\pm2)\times10^{-11}$	1σ	Helyosismoloji
Guenther ve ark., 1995	$(0\pm4.5)\times10^{-12}$	1σ	Helyosismoloji
Garcia-Berro ve ark., 1995)	$(2\pm2)\times10^{-11}$	1σ	Beyaz Cüce
Williams ve ark., 1996	$(0\pm8)\times10^{-12}$	1σ	Ayın uzaklığının lazerle ölçülmesi
Thorsett, 1996	$(-0.6\pm4.2)\times10^{-11}$	2σ	Atarca istatistiklerinden
Del'Innocenti ve ark., 1996	$(-1.4\pm2.1)\times10^{-11}$	1σ	Küresel kümeler
Guenther ve ark., 1998	$(0\pm1.6)\times10^{-12}$	1σ	Helyosismoloji

Tablo 1. Newton sabitinin zamana bağlılığının sınırlarının bir özeti. (Uzan, 2003)

Fizikteki gelişmeler, bizlerin evrende özel bir yerde yaşamadığını ve fizik yasalarının uzay-zamanda bir noktadan bir başka noktaya farklılaşmadığını söyleyen Kopernik İlkesi üzerinde yapılanmıştır. Bu ilke, yeryüzü yasaları ile gökyüzü yasalarının farklı olduğunu söyleyen Aristotelesçi İlke ile ters düşmektedir. Her iki bakış da tartışılabilirdir. Ancak, bizler için fizik yasalarının evrende bir noktadan bir başka noktaya farklılaştığını düşünmek zor olsa da "fiziksel sabitlerin" uzay-zamanda yavaşça değiştiğini düşünmek oldukça kolaydır.

Bilimin temelinde yer alan deney ve gözlemleri birbiriyle karşılaştırmak bugün yalnızca eğer fizik yasaları zamana ve uzaya bağlı değilse anlamlıdır. *Temel sabitlerin* sabit olduğu hipotezinin geçerliliği astronomi ve özellikle kozmolojide büyük ölçeklerde çalışıldığından dolayı önemli bir rol oynar. Küçük ölçeklerde bir olasılılıkla fark edemediğimiz küçük değişimler büyük ölçeklerde önemli olabilir. Eğer varsa, değişimlerin yapısı belirlenebilir ve gözlemler üzerinde düzeltmelere gidilebilir.

Temel sabitler için verilen muhafazakâr bir tanım şöyledir: Var olan fizik bilgimizle hesaplanamayan (tümdengelimsel olarak elde edemediğimiz) ölçmek durumunda olduğumuz parametrelerdir. Bu tanım çerçevesinde bugün yalnızca üç temel sabitin yeterli olduğu düşünülmektedir. Bunlar Planck sabiti, $\hbar$; ışığın boşluktaki hızı, c, Newton sabiti, G'dir.

Zamana bağlı olarak değişen temel sabitler düşüncesini ilk ortaya atan Dirac'tır (1937, 1938, 1979). Dirac, fizikteki boyutsuz evrensel sabitlerin arı matematiksel sayılar olmaması gerektiği düşüncesinden hareketle *Büyük Sayılar Hipotezi*'ni geliştirmiştir. Bu hipotezinde üç tane boyutsuz sayı tanımlar:

a) Bir proton ile elektronun arasındaki elektromanyetik kuvvetin bunlar arasındaki kütle çekimsel kuvvete oranı:

$$e^2 / Gm_p m_e \cong 10^{40}. \quad (1)$$

b) Evrenin yaşının, T, ışığın bir elektronun yarıçapı denli bir erimi geçmesi için gerekli olan süreye, t_e, oranı:

$$T / t_e \cong 10^{40}. \quad (2)$$

c) Evrendeki tüm parçacıkların sayısının, $N \sim 10^{78}$, karekökü $\sqrt{N} \sim 10^{39}$, yani 10^{40}'a çok yakın.

Dirac, bu denk gelişlerin yalnızca bir rastlantı olamayacağını, bunun doğanın temel yasalarıyla ilişkili olabileceğini düşünür.

Bu sayılardan ikincisi evrenin yaşıyla değişir. Buna göre, Dirac haklı ise, diğer iki sayının da değişmesi gerekir. N evrenin yaşının karesiyle orantılı ve e, m_e, m_p sabit ise G'nin de evrenin yaşıyla ters orantılı olarak değişmelidir: $N \propto T^2$ ve $G \propto T^{-1}$. Böylece G'nin zamana bağlılığı gündeme geldi.

Biz burada Newton sabitinin zamana bağımlılığı üzerinde duracağız. Newton'un evrensel çekim kanunu bir orantıya işaret eder, $F \propto -m_1 m_2 / d^2$. Bu

orantının bir denkliğe dönüştürülmesi için G gibi bir terim eklenmelidir:

$$\vec{F} = -Gm_1m_2 / d^2 \quad (3)$$

Ancak bu terimin değerini ölçmek gerekir. Cavendish deneyinde ölçülen değer, G_C, şöyledir:

$$G_C = (6.674 \pm 0.004) \times 10^{-8} cm^3 / g.s^2 . \quad (4)$$

Genel görelilikte G sabit alınsa da başka birçok teoride konum ve zamana bağlıdır. Örneğin, Dicke-Brans-Jordan teorisinde Cavendish deneyinin sonucu, deneyin nerede ve ne zaman yapıldığına, kullanılan m_1 ve m_2 kütlelerinin büyüklüğüne ve kütlelerin arasındaki uzaklığa, d, bağlıdır. Öyleyse, Dicke-Brans-Jordan teorisinde Cavendish sabiti evrende maddenin nasıl dağıldığına bağlıdır. Buna göre eğer evren genişliyorsa G_C değişiyor olmalıdır. G'nin çok yavaş değişiyor olması küçük zaman ölçeklerindeki değişim oranının ölçülebilmesini sınırlandırıyor olabilir. Ancak, büyük zaman ölçeklerinde, eğer değişim varsa, bu değişimin etkilerini araştırabiliriz. Örneğin, bu değişimin 4.5milyar yıllık bir zamanda dünya üzerinde saptanabilir etkilerinin olabileceğini düşünebiliriz. Bu anlayışla 1990–1998 yılları arasında yapılan gözlemsel ve ulaşılan teorik çalışmaların ve sonuçların bir listesi Tablo 1'de sunulmuştur.

Tablo 1'den görebileceğimiz üzere G'nin yıllık değişimi için belirlenen sınır değerler 10^{-11}-10^{-12} gibi oldukça küçük mertebelerdedir. G'nin bu sınırlar arasında değişmediğini söyleyemeyiz, ancak çok küçük olduğundan bu olasılık küçük ölçekli çalışmalarda göz ardı edilebilir. Diğer yandan, evrenin evrimi ile ilgilenen büyük ölçekli çalışmalarda G'nin değişimi olasılığını göz ardı edemeyiz.

Bozunma Yasası	Referans
$\Lambda \propto t^{-2}$	
$\Lambda \propto T^4$	
$\Lambda \propto T^{\beta}$	
$\Lambda \propto e^{-\beta\alpha}$	
$d\Lambda/dt \propto \Lambda^{\beta}$	
$\Lambda \propto a^{-2}$	
$\Lambda \propto a^{-4(1+\varepsilon)}$	
$\Lambda \propto a^{-m}$	
$d\Lambda/dt \propto aH^n\Lambda$	
$d\Lambda/dt \propto H^3$	
$\Lambda \propto C + \beta a^{-m}$	
$\Lambda \propto t^{l-2} + \beta t^{2(l-1)}$	
$\Lambda \propto \beta a^{-2} + H^2$	
$\Lambda \propto t^{-2} + \beta t^{-2/l}$	
$\Lambda \propto C + e^{-\beta t}$	
$\Lambda \propto C + \beta a^{-2} + H^2$	
$\Lambda \propto \beta a^{-m} + H^2$	
$\Lambda \propto H^2$	
$\Lambda \propto (1+\beta H)(H^2 + k/a^2)$	
$\Lambda \propto t^{-1}(\beta + t)^{-1}$	
$d\Lambda/dt \propto \beta\Lambda - \Lambda^2$	
$\Lambda \propto a^{-3}$	
$\Lambda \propto a^{-2} + \beta a^{-4}$	
$\Lambda \propto H^2 + \beta aH(dH/da)$	

Tablo 2. Fenomonolojik Λ bozunmalarına örnekler. T, a, t, H sırasıyla sıcaklık, ölçek çarpanı, zaman ve Hubble parametresidir. β, ε, l, m ve C birer sabittir. (Overduin, 1998)

3. Kozmolojik Sabit mi, Kozmolojik Terim mi?

Kozmolojik sabit modern kozmolojide üç kez gündeme gelmiştir. İlk olarak durağan bir evren modeli elde etmek için Einstein tarafından başvurulmuş daha sonra Bondi ve Gold ile Hoyle tarafından yaş krizini çözmek ve *kusursuz kozmolojik ilkeyi* sağlamak için ikinci kez gündeme getirilmiştir. Günümüzde enflasyon modeli bağlamında standart evren modelinin evrenin yaşı, olay ufku, yapı oluşumu gibi problemlerini çözmek üzere bazen sabit olarak bazen de uzay-zamanın bir fonksiyonu olarak karşımıza çıkmaktadır.

Kozmolojik sabit ilk kez Einstein alan denklemlerinin, sol tarafına Einstein tarafından durağan bir evren modeli oluşturabilmek için eklenmiştir. Böylece Einstein alan denklemleri şu biçimi alır:

$$R_{ik} - \frac{1}{2} g_{ik} R - \Lambda g_{ik} = 8\pi G T_{ik} . \quad (5)$$

Burada Λ geometrik bir bileşen olarak yorumlanmış olur. Daha sonraki çalışmalarda ise kozmolojik sabit Einstein alan denklemlerinin sağ tarafında karşımıza çıkmaktadır.

$$R_{ik} - \frac{1}{2} g_{ik} R = 8\pi G T_{ik} + \Lambda g_{ik} \quad (6)$$

Burada ise Λ evrenin geometrisi ile ilgili bir bileşen olarak değil evrenin içerdiği maddenin bir biçimi olarak ele alınır. Bu durumda (6) denklemi şu biçimde yazılabilir:

$$R_{ik} - \frac{1}{2} g_{ik} R = 8\pi G \tilde{T}_{ik} . \quad (7)$$

Burada *etkin enerji-momentum tensörü*, $\tilde{T}_{ik}$,

$$\tilde{T}_{ik} = T_{ik} + \frac{\Lambda}{8\pi G} g_{ik} , \quad (8)$$

dır. Yaptığımız bu düzenlemenin önemli bir sonucu vardır. Etkin enerji-momentum tensörü, $\tilde{T}_{ik}$, enerjinin korunum yasasını, $\nabla^k \tilde{T}_{ik} = 0$, sağlamak koşulu ile Λ'nın değişebileceğini ve değişmemesi için *a priori* bir nedenin olmadığını söyler.
Önce kozmolojik *sabitin* standart modeldeki yerine değinelim. Kozmik mikrodalga ardalan ışınımının gözlemlenen anizotropisinden elde edilen yoğunluk parametresi, Ω, şöyledir.

$$\Omega_{toplam} = 1.02 \pm 0.02 \,. \tag{9}$$

Burada, $\Omega_{top} = \rho_{top} / \rho_{kritik}$ 'dır. Bu değer, $\Omega_{toplam} = 1$ alınan ve büyük ölçeklerde (>100 Mpc) evrenin homojen ve izotropik olduğu varsayan Friedmann-Lemaitre evren modeli ile uyumludur. Bu modelde metrik Robertson-Walker (RW) metriği ile ifade edilebilir:

$$ds^2 = dt^2 - a(t)^2 \left[\frac{dr^2}{1+Kr^2} + r^2 (d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right] \tag{10}$$

(7) denklemini kullanırsak, genel görelilikte, ölçek çarpanının ikinci türevi aşağıdaki gibi

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4}{3}\pi G(\rho + 3p) \tag{11}$$

elde edilir. Burada *ρ(t)* evrenin ortalama yoğunluğu, *p(t)* ortalama basıncıdır ve bunlar içerisinde kozmolojik sabite atfedilen katkılar da vardır. Yerel enerji korunum yasasından

$$\dot{\rho} = -3\frac{\dot{a}}{a}(\rho + p)$$

denklemini elde ederiz. (12)

(10), (11) ve (12) denklemlerinden,

$$\dot{a}^2 = \frac{8}{3}\pi G \rho a^2 + K \,. \tag{13}$$

elde ederiz. Buradaki *K* sabiti RW metriğindeki uzayın eğriliği ile ilgili *bir* sabittir. Bu parametrelerin günümüz değerlerini belirtmek için '0' alt indisini kullanacağız. Buradaki yoğunluk şu biçimde ayrıştırılabilir:

$$\rho_{toplam0} = \rho_{m0} + \rho_{R0} + \rho_{\Lambda 0} \tag{14}$$

Burada; ρ_{m0}, relativistik olmayan maddedeki şimdiki ortalama yoğunluktur. Ana olarak baryonlar ve baryonik olmayan maddenin katkısıdır. ρ_{R0}, yaklaşık 3-K'lik kozmik ardalan ışınımının ve düşük kütleli nötrinoların katkısı. $\rho_{\Lambda 0}$ ise kozmolojik sabite atfedilen bileşendir. Böylece (13) denklemi, evrenin şimdiki zamanı $t=t_0$ için, daha kullanışlı bir biçimde ifade edilebilir:

$$\left(\dot{a}/a\right)_0^2 = H_0^2 \left[\Omega_{m0} + \Omega_{R0} + \Omega_{\Lambda 0} + \Omega_{K0} \right] \tag{15}$$

(15) denklemini,

$$1 + z = \lambda_{göz} / \lambda_{sal} = a(t_{göz}) / a(t_{sal}) \tag{16}$$

tanımından yararlanarak aşağıdaki gibi ifade edebiliriz.

$$\begin{aligned} \left(\dot{a}/a\right)^2 = H_0^2 [& \Omega_{m0}(1+z)^3 + \Omega_{R0}(1+z)^4 \\ & + \Omega_{\Lambda 0} + \Omega_{K0}(1+z)^2] \end{aligned} \tag{17}$$

Bu denklemden evrenin evrimine ilişkin bilgi edinebiliriz. Benzer bir biçimde (11) denklemini de şöyle yazabiliriz:

$$\ddot{a}/a = -H_0^2 \left[\Omega_{m0}(1+z)^3/2 + \Omega_{R0}(1+z)^4 - \Omega_{\Lambda} \right] \tag{18}$$

Dikkat edersek burada Ω_{Λ} terimi ivmelenmeye pozitif bir katkı sağlamaktadır. Bu da tip Ia Süper Nova gözlemlerinin evrenin yavaşlamadığını hızlandığını gösteren gözlemler ile aynı türden bir davranış sergilemektedir. Toplam yoğunluk parametresinin

$$\Omega_{top} = 1 = \Omega_{m0} + \Omega_{R0} + \Omega_{\Lambda 0} + \Omega_{K0} \tag{19}$$

olduğunu biliyoruz. Uzayın bugünkü eğriliğinden gelen katkı $\Omega_{K0} = 0$ alınabilir. Ayrıca, $\Omega_{R0} \cong 5 \times 10^{-5}$ 'tır. Ayrıca, kırmızıya kayma parlaklık ilişkisi, kütle çekimsel dinamikler ve zayıf mercekleme, gökada kümlerinde baryonik kütle oranı, kütlenin ve kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak küme bollukları ve büyük ölçeklerde gökada dağılımları Ω_{m0} için $0.15 \le \Omega_{m0} \le 0.4$ aralığını vermektedir. Buradan şu sonucu elde ederiz:

$$0.85 \le \Omega_{\Lambda 0} \le 0.6 \tag{20}$$

Ortada bir değeri alalım ve yoğunluk parametresini kritik yoğunluk cinsinden açıkça yazalım;

$$\Omega_{\Lambda 0} = \rho_{\Lambda 0} / \rho_{krit} \approx 0.75 \tag{21}$$

Hubble sabitinin değerini,

$$H_0 \cong 100 h kms^{-1} Mpc^{-1} = 67 \pm 7 kms^{-1} Mpc^{-1} = (15 \pm 2 Gyıl)^{-1} \tag{22}$$

alarak elde edilen kritik yoğunluk aşağıdaki gibidir.

$$\rho_{krit} \cong 10^{-29}\, g/cm^3 = 10^{-47}\, GeV^4 . \qquad (23)$$

(21) ve (23) denklemlerinden boşluğun yoğunlunu

$$\rho_\Lambda \cong 10^{-47}\, GeV^4 \qquad (24)$$

olarak elde ederiz. Burada, enerji yoğunluğu kozmolojik olarak fenomonolojik düzeyde belirlenmiş oldu. Buna fiziksel bir kaynak belirlemek gerektiğinden ve bu kaynak da gözlemlenememiş olduğundan karanlık enerji olarak anılmıştır. Bugün bu "boşluğun enerji yoğunluğu olarak da anılmaktadır ve buna kaynak olarak "elektromanyetik sıfır-noktası-alanı" önerilmektedir. Ancak bir problemle karşılaşmaktayız. Kuantum elektrodinamiğinde Genel göreliliğin Planck ölçeğinde de geçerli olduğunu düşünerek hesaplanan sıfır noktasının yoğunluğu

$$< \rho_{\Lambda KED} > \cong \frac{\left[(8\pi G)^{1/2}\right]^4}{16\pi^2} \cong 2\times 10^{71}\, GeV^4 , \qquad (25)$$

ile kozmolojiden elde edilen yoğunluk, $\rho_{\Lambda K}$, arasında çok büyük bir uyuşmazlık ortaya çıkar:

$$\frac{\rho_{\Lambda KED}}{\rho_{\Lambda K}} \cong \frac{10^{71}\, GeV^4}{10^{-47}\, GeV^4} = 10^{118} . \qquad (26)$$

En başta parçacık fizikçileri $\rho_{\Lambda KED}$'in bilinmeyen bir nedenle sıfır olduğunu varsaydılar. Ancak, kozmologlar kozmolojik verileri kozmolojik sabitin yok sayılmadığı modellerle çözümlediler. Bugün, bu uyuşmazlığın çözümü için kuantum alan teoricileri kozmolojik sabitin gerçekte dinamik bir nicelik olduğunu öne sürmektedir. Bu görüşe göre; boşluğun enerji yoğunlu ρ_Λ'ye katkıda bulunan ve $\Lambda_{boşluk} = 8\pi G \rho_{boşluk}$ aracılığıyla kozmolojik sabit gibi davranan kaynak arayışına girdiler. Böylece salınım yapan boşluk enerjisi için birçok potansiyel kaynak tanımlanmıştır. Bunlar; skaler alanlar, tensör alanları, yerel olmayan etkiler, kurt delikleri, enflasyon mekanizması ve kozmolojik tedirginliklerdir (Weinberg, 1987). Bunların her biri zamanla büyüyen bir negatif enerji yoğunluğunun oluşmasına neden olur. Böylece sıfır-noktası-enerjisinden kaynaklanan pozitif $\rho_{\Lambda KED}$ azalır ve net etki evrende bugün gözlemlenen $\rho_{\Lambda K}$ değerine kadar küçülebilir. Bu düşünce uzun zamandır bilinmekte olan kozmolojik *sabit* problemini çözmeye en güçlü aday olarak gözükmektedir.

Öyleyse ***kozmolojik sabit*** bundan sonra **kozmolojik terim** olarak anılırsa daha doğru bir ifade kullanılmış olacaktır. Λ'nın Einstein alan denklemlerinin sağ tarafına alınması Λ'nın değişebilir olduğunu söylüyordu. Diğer yandan 10^{118} katlık uyumsuzluğun çözümünde de etkin ρ_Λ bileşeninin zamanla değiştiği öne sürülmektedir. Bu problem henüz kesin bir çözüme ulaşmamış olsa da bugüne kadar Λ'nın, dolayısıyla ρ_Λ'nın değişimine yer veren modeller için bir tablo sunacak olursak, Λ'nın kozmolojik parametrelerle nasıl ilişkilendirildiğini görebiliriz (Tablo 2).

Dikkat edersek tüm bu modellerde Λ zamanla ya da evrenin evrimine bağlı olarak azalmaktadır. Bu bağlamda (13) denklemine geri dönersek ve ρ_{top} yerine madde, enerji, eğrilik ve kozmolojik terimden gelen katkıları yerleştirirsek (13) denklemi şu biçimi alır.

$$(\dot{a})^2 = \frac{8}{3}\pi G a^2 \left[\rho_m + \rho_R + \frac{\Lambda}{8\pi G} + \frac{3K}{8\pi G}\frac{1}{a^2} \right] . \qquad (27)$$

Bu denkleme göre, Λ'nın geçmişte büyük değerlerinin olması evrenin evriminde Λ'nın bir dönem hâkim bir rol oynadığını göstermektedir.

4. Değişen G ve Λ ve Değişen Λ'lı İki Evren Modeli

G ve Λ'nın uzay-zamana bağlı birer terim olarak alınmaması için a priori bir neden yoktur. Biz de, ilk olarak Bianchi I tip evreninde (En basit anizotropik evren modeline karşılık gelir.) G ve Λ terimlerinin değişimini inceledik.

Bianchi I evreninin metriği şöyle verilir:

$$ds^2 = A^2(t)(dx^2 - dt^2) + B^2(t)dy^2 + C^2(t)dz^2 \qquad (28)$$

Enerji-momentum tensörü T_{ik}'yı,

$$T_{ik} = (\rho + p)u_i u_k - p g_{ik} , \qquad (29)$$

alarak Einstein alan denklemlerini çözdüğümüzde G ve Λ'nın zamanla değişimini şu şekilde bulduk (Kılınç, 2004):

$$\begin{aligned} G &= (at+b)^{-2(1+w)(w-1)/3-w} \\ \Lambda &= 4\pi(1-w)(mt+n)^{-4(1+w)/3-w} \end{aligned} \qquad (30)$$

Burada a, b, m, n sabitler w ise $p = w\rho$ durum denklemindeki diğer bir sabite karşılık gelmektedir.

İkinci olarak da,

$$ds^2 = A^2(x,t)(dx^2 - dt^2) + B^2(x,t)dy^2 + C^2(x,t)dz^2 \quad (31)$$

biçiminde verilen metrik ile tanımlanan homojen olmayan evrende yalnızca Λ'nın hem konuma hem de zamana bağlılığını inceledik. Bu incelemede de elde edilen çözümlerden birinde kozmolojik terimin konuma, *x*, ve zamana, *t*, bağlılığı aşağıdaki gibi elde edilmiştir.

$$\Lambda = \frac{b}{ae^{cx}.e^{ut^2+rt+s}}\left(\frac{1}{2}\frac{c_1 e^{\frac{\lambda}{2}} - c_2 e^{-\frac{\lambda}{2}}}{c_1 e^{\frac{\lambda}{2}} + c_2 e^{-\frac{\lambda}{2}}} - 1\right) \quad (32)$$

Burada *a*, *b*, *c*, *u*, *r*, *s*, *n* sabitlere *w* ise durum denklemindeki diğer bir sabite karşılık gelmektedir. Bu sonuçlar tablodaki çalışmalar ile çakışmakta ve bazıları için daha genel çözüm sunmaktadır.

Sonuç olarak bu iki evren modelinde G ve Λ'nın değişim modellerini vermiş olduk.

5. Kaynaklar

Bachall, J. N. vd., 1997, Unsolved Problems in Astrophysics (Princeton University Press).

Ellis, G. F. R., 2000, Gen. Rel. Grav. Vol. 32, 1135.

Ellis, G. F. R., 2002, Int.J.Mod.Phys. A17, 2667.

Ellis, J., 2000, Gen. Rel. Grav. Vol. 32, 1159.

Kalligas, D., Wesson, P., Everitt, C. W. F., 1992, Vol 24, 351.

Kılınç, C. B., 2004, Ap&SS 289, 103.

Krauss, L. M., Turner, M. S., 1995, Gen. Rel. Grav. Vol. 27, 1137.

Martins, C. J. A. P., 2002, Phil. Trans. R. Soc. Lond. A, 360.

Misner, C. W., Thorne, K. S., Wheeler, J. A., 1973, Gravitation (Printed in the USA)

Pasini, A., 1988, Eur. J. Phys. 9, 289.

Peebles, P. J. E., 2003, Rev. Mod. Phys. 75, 559.

Uzan, J-P., 2003, Rev. Mod. Phys. 75, 403.

Weinberg, S., 1987, Phys. Rev. Lett. 59, 2607

Wesson, P. S., 2001, Space Sci. Rev. 98, 329.

Overduin, J. M., 1998, Phys. Rev. D 58.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Sloan Fotometrisine ait Yeni Dönüşüm Formülleri ve Geliştirilmiş Metallilik Kalibrasyonu ile Fotometrik Paralaks Denklemleri

Salih Karaali, Selçuk Bilir ve Sabiha Tunçel

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite-İstanbul
karsa@istanbul.edu.tr, sbilir@istanbul.edu.tr, tuncelsabiha@hotmail.com

Özet: 224 standart yıldız kullanılarak Sloan fotometrisine ait yeni dönüşüm formülleri elde edilmiş ve bunlar yardımı ile, Karaali ve ark (2003) nın metal bolluğu ve fotometrik paralaks tayini için elde ettikleri denklemler geliştirilmiştir. Yeni formüller, metal bolluğunu 0.3 dexe kadar, mutlak kadiri de en az 0.1 kadir kadar iyileştirmektedir. UBV ve Sloan fotometri sistemleri ile tayin edilen metal bollukları ve mutlak kadirler arasında büyük bir korelasyon vardır.

Anahtar kelimeler: Teknik: Sloan fotometrisi - Galaksi: metal bollukları - Yıldızlar: uzaklıklar

Abstract: We evaluated new colour-transformations for the Sloan photometry by 224 standards and used them to revise both the equations for photometric parallax estimation and metallicity calibration cited by Karaali et al. (2003). This process improves the metallicity and absolute magnnitude estimation by [Fe/H] ≤ 0.3 dex and M(g') ≥ 0.1 mag respectively. There is a high correlation for metallicities and absolute magnitudes derived for two systems, UBV and Sloan, by means of the revised calibrations.

Keywords: Techniques: Sloan photometry - Galaxy: abundances - Stars: distances

1. Giriş

Bundan önce yayınlanan bir makalemizde (Karaali ve ark. 2003), fotometrik yolla mutlak kadir tayini ile ilgili yeni bir yöntem sunmuş ve bunun Sloan fotometrisine uygulanabilirliğini belirtmiştik. Özellikle, bu yöntemin, literatürde kullanılan ve yıldızları geniş bir metallilik aralığında bulunan belirli bir popülasyon için bir tek renk kadir diyagramı kullanmak sureti ile mutlak kadir tayini yapılan yönteme göre (Chen ve ark. 2001, Siegel ve ark. 2002) daha üstün olduğunu belirtmiştik. Ancak, Sloan sistemi için elde edilen dönüşüm formülleri (Fukugita ve ark. 1996, Smith ve ark. 2002) bir tek renk indeksinin fonksiyonudur, yani u'-g' sadece U-B nin ve g'-r' de sadece B-V nin fonksiyonudur. Halbuki, geniş bant fotometrileri arasındaki dönüşüm formüllerinde bir sisteme ait belirli bir renk indeksi, diğer sistemin uygun iki renk indeksinin fonksiyonudur (Buser 1978). Bu noktadan hareketle, biz de u'-g' ve g'-r' için, hem U-B hem de B-V renk indekslerini içeren yeni formüller elde etmeyi düşündük. Bu çalışmanın amacı budur. Aşağıdaki bölümlerde görüleceği gibi, bu sayede elde edilen mutlak kadirlerle metal bollukları, daha önceki makalede verilenlere (Karaali ve ark. 2003) göre daha doğrudur.

Yeni fotometrik paralaks ve [Fe/H] denklemlerinin, yeni dönüşüm formüllerinden elde edilecek bilimsel gelişmeler için sadece bir örnek olduğunu da belirtmek isteriz.

2. Sloan Fotometrisi için Yeni Dönüşüm Formülleri

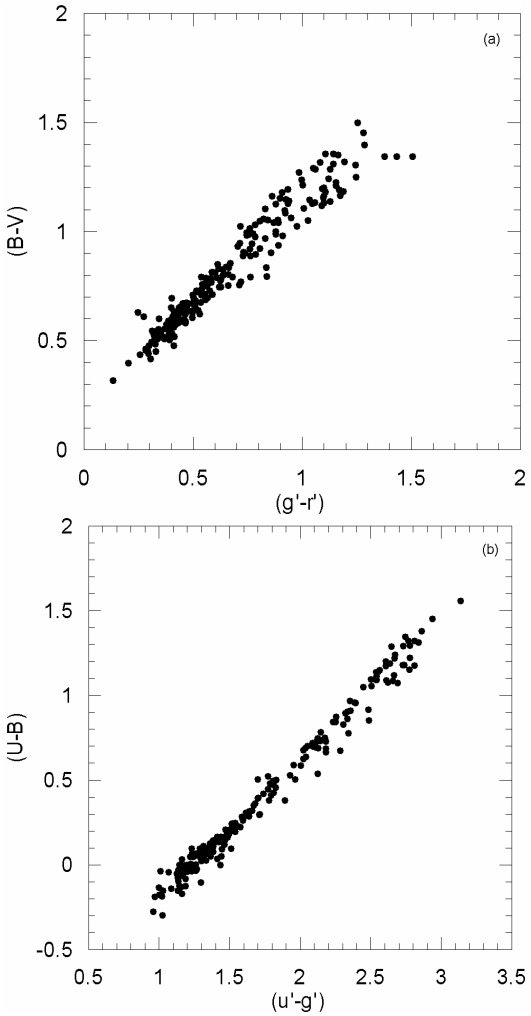
Yeni dönüşüm formülleri için 251 yıldıza ait Landolt (1992) nin UBV verileri ile CASU INT Wide Field Survey[29] in u'g'r' verileri kullanılmış ve oluşturulan (B-V) - (g'-r'), (U-B) - (u'-g') diyagramlarından 27 yıldızın beklenmeyen konumlarda oldukları görülmüştür. Bu yıldızların B-V renk indeksleri, Karaali ve ark. (2003) na ait kalibrasyonun geçerli olmadığı, 0.3 kadirden küçük veya 1.1 kadirden büyük, veya renk indekslerine ait hataları büyük olup bunlar istatistik dışı bırakılmıştır. Geriye kalan 224 yıldıza ait (B-V) -

Bildiri tam metni için: Salih KARAALİ
e-mektup: karsa@istanbul.edu.tr

[29] http://www.ast.cam.ac.uk/~wfcsur/index.php

(g'-r') ve (U-B) - (u'-g') diyagramları Şek. 1 de gösterilmiş olup dağılımın düz bir çizgi yerine geniş bir bant oluşturması, u'-g' ve g'-r' nün hem U-B hem de B-V nin bir fonksiyonu olduğunu (şema halinde) göstermektedir. Renk indekslerine ait dönüşümler,

$$g'-r' = a\,(B-V) + b\,(U-B) + c$$
$$u'-g' = d\,(U-B) + e\,(B-V) + f \qquad (1)$$



Şekil 1. 224 yıldıza ait iki renk diyagramları (a) (B-V) – (g'-r') ve (b) (U-B) - (u'-g') için.

şeklinde yazıldı ve katsayılar en küçük kareler yöntemi ile hesaplandı. Böylece, aşağıda verilen, Sloan fotometrisine ait renk dönüşümleri elde edildi.

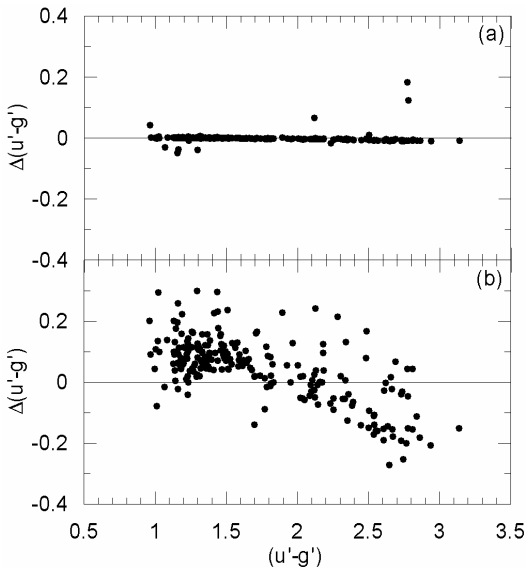
$$g'-r' = 1.023\,(B-V) + 0.016\,(U-B) - 0.187$$
$$u'-g' = 0.779\,(U-B) + 0.755\,(B-V) + 0.801 \qquad (2)$$

Karşılaştırmak amacı ile Karaali ve ark. (2003) tarafından kullanılan, Fukugita ve ark. (1996) ya ait renk dönüşümleri de aşağıda verilmiştir:

$$g'-r' = 1.05\,(B-V) - 0.23$$
$$u'-g' = 1.38\,(U-B) + 1.14 \qquad (3)$$

(2) ve (3) denklem takımlarının karşılaştırılmasından, esas farkın u'-g' de olduğu anlaşılıyor. Bu renk indeksi metalliliğe duyarlı olduğundan, ayrıca mutlak kadir de metal bolluğunun bir fonksiyonu olduğundan, söz konusu farkın mutlak kadire yansıyacağı açıktır.

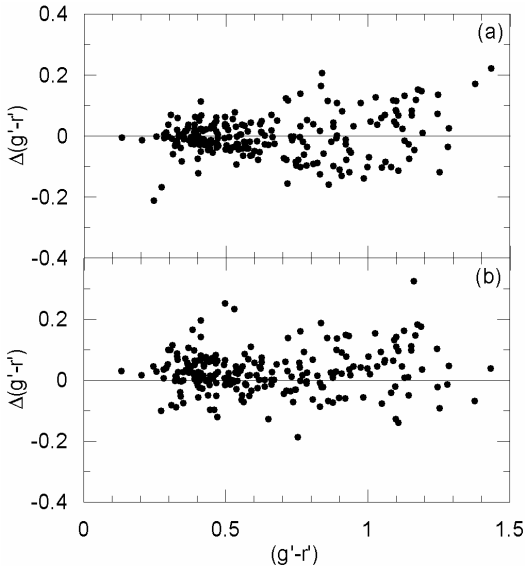
Renk dönüşümlerine ait iki takım arasındaki farkı göstermek için, (2) ve (3) denklemleri 224 yıldızın UBV verilerine uygulanmış ve elde edilen u'-g' ve g'-r' verileri, bu yıldızların gözlemsel u'-g' ve g'-r' verileri ile karşılaştırılmıştır (Şek. 2 -3). Hesaplanan ve orijinal u'-g' renk indekslerinin farklarının ortalaması, yeni renk dönüşümleri için $\langle\Delta(u'-g')\rangle = 0.000$ kadir, Fukugita ve ark. (1996) na ait renk dönüşümleri için $\langle\Delta(u'-g')\rangle = 0.044$ kadir, bunlara karşılık gelen standart sapmalar ise, sırası ile, $s = \pm 0.017$ ve $s = \pm 0.104$ kadirdir.



Şekil 2. (u'-g') renk indeksinin gerçek ve hesaplanan değerlerinin karşılaştırılması. (a) yeni renk dö-nüşüm formülleri ve (b) Fukugita ve ark. (1996) nın renk dönüşüm formülleri için.

Yeni dönüşüm formüllerinin üstünlüğünü göstermek için, bu formüller metal bolluğunun elde edilişine uygulanmıştır. Bundan önceki çalışmamızda (Karaali ve ark. 2003), $\delta_{0.4}$ yardımı ile metal bolluğu hesaplanabileceği gösterilmiştir ($\delta_{0.4}$, Sloan

sisteminde g'-r' = 0.4 renk indeksine normalleştirilmiş morötesi artığı olup UBV sisteminde B-V = 0.6 renk indeksine normalleştirilmiş $\delta_{0.6}$ ya karşılık gelmektedir). Yeni dönüşüm formüllerinde $\delta_{0.4}$ = 0.250 kadir, eski dönüşüm formüllerinde $\delta_{0.4}$ = 0.294 kadire karşılık gelmekte olup bunlar Karaali ve ark. (2003) nın



Şekil 3. (g'-r') renk indeksinin gerçek ve hesaplanan değerlerinin karşılaştırılması. (a) yeni renk dönüş-üm formülleri ve (b) Fukugita ve ark. (1996) nın renk dönüşüm formülleri için.

$$[Fe/H]=0.10 - 2.00\delta_{0.4} - 12.64\delta^2_{0.4} - 11.43\delta^3_{0.4} \quad (4)$$

ifadesinde yerine konursa, sırası ile [Fe/H] = -1.01 ve [Fe/H] = -1.29 dex elde edilir.

Ayrıca, s = ± 0.104 kadirlik standart sapma s = ± 0.017 kadirlik standart sapmanın yaklaşık altı katı olduğundan, Fukugita ve ark. (1996) na ait dönüşüm formülleri, yeni formüllere göre daha büyük bir saçılmaya (dispersiyona) sebep olur. Burada belirtilen bütün farklar mutlak kadirin, dolayısı ile uzaklığın hesabında da etkili olurlar.

İki dönüşüm formülü ile hesaplanan g'-r' renk indeksleri arasındaki farklar, u'-g' kadar büyük değildir. Hesaplanan ve orijinal g'-r' değerleri arasındaki farkların ortalaması (2) formülü için $\langle\Delta(g'-r')\rangle$ = 0.000 kadir, (3) formülü için ise $\langle\Delta(g'-r')\rangle$ = 0.027 kadirdir. Bunlara karşılık gelen standart sapmalar ise hemen hemen eşit olup sırası ile s = ± 0.0700 ve s = ± 0.0701 kadirdir. g'-r' de bu farklar ne metal bolluğunun ne de mutlak kadirinin tayinini önemli derecede etkilemez.

3. Düzeltilmiş Metallilik Kalibrasyonu

Bundan önceki makalemizde (Karaali ve ark. 2003) verilen yöntem kullanılarak düzeltilmiş metallilik kalibrasyonu elde edilmiştir. Fark, sadece yeni dönüşüm formüllerinden kaynaklanmaktadır. (2) denklemini, B-V renk indeksleri (veya eşdeğer g'-r' renk indeksleri) aynı olan iki yıldız için yazalım; yıldızlardan biri Hyades (H) yıldızı, diğeri ise UV morötesi artığı normalleştirilmiş bir yıldız (*) olsun:

$$(u'-g')_H = 0.779\,(U-B)_H + 0.755\,(B-V) + 0.801$$
$$(u'-g')_* = 0.779\,(U-B)_* + 0.755\,(B-V) + 0.801 \quad (5)$$

O zaman, sözkonusu yıldızın Hyades yıldızına göre UV morötesi artığı

$$(u'-g')_H - (u'-g')_* = 0.779\,[(U-B)_H - (U-B)_*] \quad (6)$$

veya standart şekilde ifade edilirse,

$$\delta(u'-g') = 0.779\,\delta(U-B) \quad (7)$$

olur. Renk indeksi B-V = 0.6 olan bir Hyades yıldızının U-B renk indeksi $(U-B)_H$ = 0.13 kadir olup (Sandage 1969) bunlar (2) denkleminde yerine konursa g'-r' = 0.43 kadir elde edilir. (7) eşitliği, renk indeksi B-V = 0.6 kadir olan bir yıldıza uygulanırsa,

$$\delta(u'-g')_{0.43} = 0.779\,\delta(U-B)_{0.6} \quad (8)$$

elde edilir. Bu ifade, UBV ve Sloan sistemlerine ait normalleştirilmiş UV morötesi artıkları arasındaki ilişkiyi gösteriyor. Buradan,

$$\delta(U-B)_{0.6} = 1.284\,\delta(u'-g')_{0.43} \quad (9)$$

bulunur ve Karaali ve ark. (2003) nın -2.75 ≤ [Fe/H] ≤ 0.2 dexlik geniş metal bolluğu aralığını kapsayan

$$[Fe/H] = 0.10 - 2.76\delta_{0.6} - 24.04\delta^2_{0.6} + 30.00\delta^3_{0.6} \quad (10)$$

eşitliği ile kullanılmasından,

$$[Fe/H]=0.10-3.54\delta_{0.43} - 39.63\delta^2_{0.43} + 63.51\delta^3_{0.43} \quad (11)$$

elde edilir. Bu ifade, Sloan fotometrisine ait düzeltilmiş metallilik kalibrasyonudur.

Bu kalibrasyon, metal bolluğu $-2.75 \le [Fe/H] \le 0.2$ dex aralığında olan 155 yıldıza uygulanmıştır. (10) ve (11) eşitliklerinden elde edilen metal bollukları arasında $[Fe/H]_{UBV} = 0.9998\ [Fe/H]_{Sloan} - 0.006$ şeklinde korelasyonu büyük olan bir bağıntının oluşu, düzeltilmiş metallilik kalibrasyonunun doğruluğunu destekliyor.

4. Fotometrik Paralaks Tayini için Sloan Fotometrisine ait Düzeltilmiş Denklemler

4.1. Yöntem

Yöntem, bundan önceki çalışmamızda (Karaali ve ark. 2003) UBV fotometrisi için uygulanan yöntemin Sloan fotometrisine uyarlanmasından ibarettir. Yapılanların daha kolay anlaşılabilmesi için söz konusu yöntemi burada tekrarlıyalım: Yıldızlar (0.3-0.4], (0.4-0.5], (0.5-0.6], (0.6-0.7], (0.7-0.8], (0.8-0.9], (0.9-1.0] ve (1.0-1.1] şeklinde sekiz tane B-V renk indeksi aralığına ayrılmış ve her biri için, Hyades kümesinin normalleştirilmiş anakol denklemi,

$$M^H_V(nor) = -2.1328(B-V)^2 + 8.6803(B-V) + 0.305 \quad (12)$$

bir standart anakol olarak kullanılarak belli bir B-V renk indeksinde olan bir yıldızla aynı renk indeksindeki bir Hyades yıldızının mutlak kadirleri arasındaki farkı veren ve metal bolluğunun bir fonksiyonu olan,

$$\Delta M^H_V\,(nor) = b_3\,\delta^3_{0.6} + b_2\,\delta^2_{0.6} + b_1\delta_{0.6} + b_o \quad (13)$$

denklemi elde edilmiştir (uyum sağlamak için, (13) denklemindeki katsayılar bundan önceki çalışmamızdan aynen alınmıştır). 1236 yıldıza ait verilerle tayin edilen katsayılar Tablo 1 de verilmiştir. Böylece, belli bir B-V renk indeksindeki bir yıldızın $M_V(*)$ mutlak kadiri, $\Delta M^H_V\,(nor) = M_V(*) - M^H_V\,(nor)$ eşitliğinden hesaplanabilir.

4.2. Fotometrik Paralaks

Sloan fotometrisinde fotometrik paralaks denklemleri elde etmek için (12) ve (13) denklemlerinin Sloan verileri ile ifade edilmesi gerekir. Bu iş, Fukugita ve ark. (19996) ya ait dönüşüm formülleri kadar kolay değildir, çünkü burada B-V sadece g'-r' nün değil, aynı zamanda u'-g' nün de fonksiyonudur. Bununla beraber, (2) denkleminden ters dönüşüm formülleri elde edilebilir. (12) denkleminde kullanılacak olan, B-V için ters dönüşüm formülü aşağıda verilmiştir:

$$B-V = 0.992(g'-r') - 0.0199(u'-g') + 0.202 \quad (14)$$

B-V nin (14) denklemindeki eşiti (12) de yerine konup gereken kısaltmalar yapılırsa, Hyades'in anakoluna ait normalleştirilmiş renk kadir diyagramı aşağıdaki gibi bulunur:

Tablo 1. (B-V) renk indeksinin bir fonksiyonu olarak (13) numaralı denklemin katsayılarına ait sayısal değerler. Bu değerler, Karaali ve ark. (2003)'e ait Tablo 4 den alınmıştır.

$(B-V)_o$	b_3	b_2	b_1	b_0
(0.3-0.4]	-32.1800	15.9370	1.7350	-0.0177
(0.4-0.5]	-15.3820	3.7188	4.4850	0.0022
(0.5-0.6]	3.9109	-4.8075	5.3847	0.0134
(0.6-0.7]	-11.1700	-0.3015	5.0281	0.0153
(0.7-0.8]	0.1049	-3.6157	4.6196	-0.0144
(0.8-0.9]	-22.5350	0.1109	3.4469	-0.0203
(0.9-1.0]	-24.9710	7.2916	2.0269	0.0051
(1.0-1.1]	-7.4029	4.2761	1.2638	-0.0047

Tablo 2. (g'-r') renk indeksinin bir fonksiyonu olarak (16) numaralı denklemin katsayılarına ait sayısal değerler.

$(g'-r')_o$	c_3	c_2	c_1	c_0
(0.12-0.22]	-32.1800	15.9370	1.7350	-0.0177
(0.22-0.32]	-15.3820	3.7188	4.4850	0.0022
(0.32-0.43]	3.9109	-4.8075	5.3847	0.0134
(0.43-0.53]	-11.1700	-0.3015	5.0281	0.0153
(0.53-0.64]	0.1049	-3.6157	4.6196	-0.0144
(0.64-0.74]	-22.5350	0.1109	3.4469	-0.0203
(0.74-0.85]	-24.9710	7.2916	2.0269	0.0051
(0.85-0.95]	-7.4029	4.2761	1.2638	-0.0047

$$M^H_{g'}(nor) = -2.0987(g'-r')^2 - 0.0008(u'-g')^2 + 0.0842\,(g'-r')(u'-g') + 7.7557(g'-r') - 0.1556(u'-g') + 1.9714 \quad (15)$$

(13) denkleminin UBV den Sloan fotometrisine dönüştürülmesi ise kolay olup bunun için $\delta_{0.6}$ nın (9) denklemindeki eşitini (13) denkleminde yerine koymak yeterlidir. Sonuç aşağıda verilmiştir:

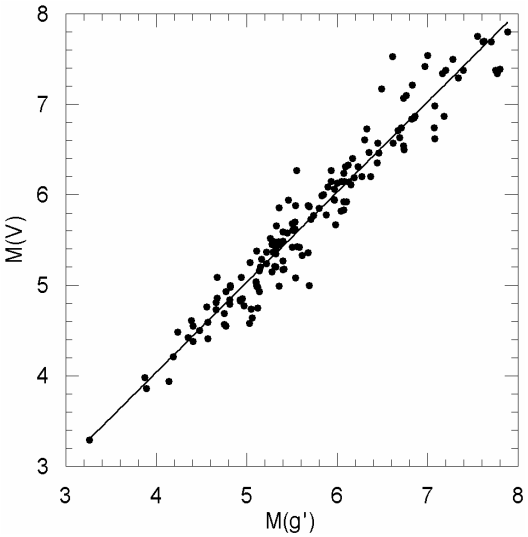
$$\Delta M^H_{g'}\,(nor) = c_3\delta^3_{0.43} + c_2\delta^2_{0.43} + c_1\delta_{0.43} + c_0 \quad (16)$$

Burada $c_3=(1.284)^3 b_3$, $c_2=(1.284)^2 b_2$, $c_1=(1.284)^2 b_1$ ve $c_0=b_o$ dır. (16) denklemindeki katsayıların sayısal değerleri Tablo 2 de verilmiştir.

Bölüm 2 de belirtildiği gibi, u'-g' nün hesaplanan ve orijinal değerleri arasındaki farkların ortalaması yeni dönüşüm formülleri için $\langle\Delta(u'-g')\rangle = 0.000$, Fukugita ve ark. (1996) ya ait formüller için ise $\langle\Delta(u'-g')\rangle = 0.044$ kadirdir. $\delta_{0.4}$ te 0.044 kadirlik bir fazlalığın ~0.1 kadirlik bir mutlak kadir farkına karşılık geldiği, Bölüm 2 de yapıldığı gibi, gösterilebilir. Gerçekten, Karaali ve ark. (2003) teki (20) numaralı denklemde $\delta_{0.4} = 0.25$ ve $\delta_{0.4} = 0.294$ yazılırsa, elde edilen mutlak kadirler farkının farkı , yıldızın g'-r' renk indeksine bağlı olarak, 0.07 ile

0.14 kadir arasında değişir. O halde, fotometrik paralaks tayini ile ilgili düzeltilmiş denklemler mutlak kadir tayininde en az ~0.1 kadirlik bir iyileştirme sağlar.

Bölüm 3 te anılan yıldızlardan göreceli olarak sönük ve u'-g' ve g'-r' renk indekslerine ait standart hataları 0.1 kadirden daha büyük olan üç yıldız dışındakilerin UBV ve Sloan sisteminde mutlak kadirleri hesaplanarak karşılaştırılmıştır (Şek. 4). V ve g' bantlarının farklılığından dolayı, bire-bir bir bağıntı beklememekle beraber M(g') ve M(V) mutlak kadirleri arasındaki korelasyon çoktur: M(V) = 0.9972 M(g') – 0.0460.



Şekil 4. Metinde verilen yöntem kullanılarak elde edilen M(g') ve M(V) mutlak kadirlerinin karşılaştırılması.

5. Sonuç

Bundan önceki makalemizde (Karaali ve ark. 2003) yayınlanan yeni yöntem, Laird, Carney ve Latham (1988) ın makalesine göre daha doğru fotometrik paralaks tayinine olanak vermekte ise de bu doğruluk Fukugita ve ark. (1996) nın Sloan fotometrisine ait renk dönüşümleri ile sınırlıdır. Onun için, 224 standard yıldız kullanılarak önce Sloan fotometrisine ait yeni dönüşüm formülleri elde edildi, sonra da bundan önceki çalışmamızda (Karaali ve ark. 2003) yer alan fotometrik paralaks tayini ile metallilik kalibrasyonlarına ait denklemler iyileştirildi. Yeni denklemlerin kullanılması ile elde edilen, UBV ve Sloan sistemlerine ait metal bollukları arasında ve mutlak kadirler arasında büyük bir korelasyon vardır. Bu işlevler metalliliği 0.3 dexe kadar, mutlak kadir tayinini de en az 0.1 kadir kadar iyileştirmektedir. Bu gelişmeler, Galaksinin yapısının incelenmesinde özellile metal gradiyenti ve uzay yoğunluklarının daha doğru olarak elde edilmesini sağlayacak, dolayısı ile daha doğru Galaksi modellerinin oluşturulmasına imkan verecektir.

6. Kaynaklar

Buser, R., 1978, A&A, 62, 411

Chen, B., Stoughton, C., Smith, C. A., Uomoto, A., Pier, J., R., Yanny, B., Ivezic, Z., York, D. G., Andersen, J. E., ve ayrıca SDSS ortak çalışanları 2001, ApJ, 553, 184

Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K. ve Schneider, D. P., 1996, AJ, 111, 1748

Karaali, S., Karataş, Y., Bilir, S., Ak, S. G., Hamzaoğlu, E., 2003, PASA, 20, 270

Laird, J. B., Carney, B. W., Latham, D. W., 1998, AJ, 95, 1843

Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340

Siegel, M. H., Majewski, S. R., Reid, I. N., Thompson, I. B., 2002, ApJ, 578, 151

Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., Richmond, M. W., Fukugita, M., Ichikawa, T., Ichikawa, S., Jorgensen, A. M., ve 14 yazar, 2002, AJ, 123, 2121

Sandage, A. R., 1969, ApJ, 158, 1115

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde S-DIMM ile Gündüz Görüş Gözlemleri : Sonuçlar

Tansel AK[1], Tuncay ÖZIŞIK[2]

[1] İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araş. ve Uyg. Merkezi, 34119, Üniversite, İstanbul
tanselak@istanbul.edu.tr
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniv. Yerleşkesi, 07058 Antalya
tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr

Özet: İyi Güneş gözlemevi yerleşkelerinin belirlenmesi tüm Dünya'da önemli olmasına rağmen, Türkiye'deki gözlemevi yerleşkelerinin gündüz görüş niteliklerinin belirlenmesine yönelik çalışmalar şimdiye kadar yapılmamıştır. Bu çalışmada sözkonusu eksikliği gidermek için geliştirilen diferansiyel görüntü hareketi monitörünün (TUG S-DIMM) yapısı, işleyişi ve veri analiz yöntemi anlatılmış, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde yapılan bir yıllık gözlemlerin sonuçları sunulmuştur. Gündüz koşullarında zeminden 7 m yükseklikte TUG S-DIMM ile yapılan gözlemlerde, tanınmış Güneş gözlemevlerindeki görüş koşulları ile karşılaştırılabilir Fried parametreleri elde edilmiştir.

Anahtar kelimeler: yerleşke seçimi – Güneş: görüş – görüntü hareketi.

Abstract: Despite the fact that selecting good solar observatory sites is an important matter, day-time seeing quality of observatory sites in Turkey has not been previously recorded. Therefore, we built a Solar Differential Image Motion Monitor (S-DIMM) for day-time seeing observations at the TÜBİTAK National Observatory (TUG) in Turkey. In this study, we describe the design of TUG S-DIMM instrument and a reduction procedure for its data. We also introduce the results of day-time seeing observations made with TUG S-DIMM during one year. First results obtained 7 m above ground show that day-time Fried parameters at the TUG site are comparable with those of some solar observatory sites.

Key words: site selection – Sun: seeing – image motion

1. Giriş

Yer atmosferi bir teleskopun odak düzleminde oluşan görüntünün bozulmasına sebep olur. Bu etki genelde kısaca "görüş" adı ile anılır ve teleskopların açısal ayırma güçlerini sınırlar. Görüş, nicel bakımdan, atmosferik koşulların gözlem yapılmasına izin verdiği açısal ayırma gücü olarak tanımlanabilir. Fried parametresi tüm görüş etkilerini tanımladığı gibi, küçük bir teleskoptaki görüntü hareketinden ölçülebilir (Tokovinin 2002). Bu parametre, mevcut görüş değeri kadar açısal ayırma gücüne sahip bir teleskopun açıklığıdır.

Bir teleskopun odak düzleminde doğrudan ölçülen görüntü hareketi, takip hatalarından ve rüzgardan kaynaklanan hareketleri de içerir. Halbu-ki bir diferansiyel görüntü hareketi monitörünün (DIMM-**D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor) öl-çümleri bu tür titreşimlerden etkilenmez (Sarazin ve Roddier 1990, Tokovinin 2002).

DIMM prensibi, bir yıldızdan gelen ışığın alıcı üzerine düşmeden önce, birinde bir optik kama bulunan iki delikli bir Hartmann maskesinin deliklerinden geçmesine dayanır. Bu düzenekle aynı yıldızın yanyana duran iki net görüntüsü elde edilir. Böylece teleskop titreşimleri yıldız görüntülerinin birlikte aynı hareketleri yapmasına, atmosfer kaynaklı etkiler ise yıldız görüntülerinin birbirlerine göre düzensiz hareketler yapmasına sebep olur. İki görüntünün arasındaki mesafenin değişimi Fried parametresinin hesaplanmasında kullanılabilir. (Bally ve ark. 1996). Gündüz görüş çalışmalarında kullanılan S-DIMM (**S**olar - **D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor) ise Hartmann deliklerine Güneş filtresi yerleştirilmiş bir DIMM'dir. S-DIMM ile Güneş kenarının görüntü hareketinden Fried parametresi hesaplanır (Beckers 2001).

Türkiye'deki gözlemevi yerleşkelerinde gün-düz koşullarındaki görüş niteliği ölçümleri yapılma-mış olduğundan, öncelikle TUG'da gözlemler yap-mak üzere bir S-DIMM geliştirilmiş, gözlemlerin sonuçları bazı tanınmış gözlemevlerinde ölçülenlerle karşılaştırılarak sunulmuştur. Çalışmada tanımlanan TUG S-DIMM geliştirilmeden önce Dünya'da sadece birkaç S-DIMM üretilmiştir. Bunların ilki Yunnan Gözlemevi'nde görüntü hareketi ile sintilasyon arasındaki ilişkinin araştırılması için kullanılmıştır (Liu ve Beckers 2000). Diğer S-DIMM'ler

Bildiri tam metni için : Tansel AK
tanselak@istanbul.edu.trr

ise ATST (**A**dvanced **T**echnology **S**olar **T**elescope) adı verilen 4 m çapında bir Güneş teleskopunun yer seçimi çalışmalarında halen kullanılmaktadır (Beckers 1998, Keil ve ark. 2002).

2. TUG S-DIMM

2.1 Aletsel Parametreler ve Yerleşim

TUG S-DIMM'in bileşenleri olan teleskop, Hartmann maskesi, optik kama, Güneş filtresi, Video CCD alıcı ve sayısal kayıt cihazı ile ilgili bilgiler Tablo 1'de özetlenmiştir. Odak düzlemindeki video CCD kameradan gelen video sinyali sayısal video kayıt cihazı ile 25 kare/sn hızında sayısal olarak kasetlere kaydedilmektedir. Gözlemler, indirgeme aşamasında, bir video yakalama kartı yardımıyla bilgisayar diskine DVD formatında aktarılmaktadır. Optik kama sayesinde CCD üzerinde aynı Güneş kenarının iki iyi ayrılmış ve net görüntüsü oluşturulur. Kenarların değişken konum farkları Güneş'in diferansiyel görüntü hareketi ölçümünde kullanılır. Yıldız gözlemlerinin aksine, Güneş kenarının hareketi sadece bir doğrultuda ölçülebilir. Bu çalışmada boyuna, yani maske deliklerini birleştiren doğrultuya paralel yöndeki görüntü hareketi ölçülmüştür.

Tablo 1. TUG S-DIMM'in bileşenleri ve aletsel parametreleri.

Teleskop	
Model	Meade LX200, SCT
Açıklık, Odak Oranı	304.8 mm, f/10
Hartmann maskesi	
Delik Çapı (D)	40 mm
Delik Mesafesi (d)	250 mm
Optik kama	
Çap, Sapma Açısı	60 mm , 80″
Güneş filtresi	
Model	Tam açıklık, dairesel, cam
Tip	2^{+}, Sarı-Turuncu
Geçirgenlik	10^{-5}
Video CCD kamera	
Model	Astrovid StellaCam EX
Poz Süresi	0.001 sn
Resim Formatı, Frekansı	PAL, 25 Hz
Sayısal kayıt cihazı	
Model	SONY GV-D800E
Kayıt Ortamı	Digital8 video kaset

TUG S-DIMM, T40 fotometrik teleskop binası terasının güney-doğu köşesine yerleştirilmiştir. Bina, teleskop üçayağı ve teleskopun kendisi gözönüne alındığında cihazın zeminden yüksekliği yaklaşık 7 m olmaktadır. Sisteme ait ayrıntılar www.tug.tubitak.gov.tr/gozlemler/SDIMM/index.html internet adresinde verilmiştir.

2.2 Görüntü Ölçeği, d/D Oranı, Poz Süresi, Strehl Oranı ve Duyarlık

Güneş kenarının hareketinden Fried parametresine geçebilmek için S-DIMM'in görüntü ölçeği bilinmelidir. TUG S-DIMM'in görüntü ölçeği yıldız gözlemlerinden 0.56″/piksel olarak hesaplanmıştır ki bu değer kuramsal hesap ile örtüşmektedir.

Diferansiyel görüntü hareketi monitörleri Hartmann maskesindeki delik merkezleri arasındaki mesafeden çok daha büyük ve delik çapından çok daha küçük ölçekli dalga cephesi salınımlarına duyarlı değildirler. (Tokovinin 2002, Giovanelli ve ark. 2001). Sarazin ve Roddier'e (1990) göre b=d/D oranı 2.5'tan büyük olmalıdır. Burada d delik merkezleri arasındaki mesafe, D ise delik çapıdır. TUG S-DIMM için sözkonusu oran 6.25'dir ki benzer cihazlarla karşılaştırıldığında bu çok iyi bir değerdir.

Atmosferik görüntü hareketinin "dondurulma-sı" için poz süresi 0.01 sn'den daha kısa olmalıdır (Martin 1987). Aslında daha uzun poz süreleri ile yapılan ardıl gözlemlerden "sıfır poz süresi"ne ekstrapolasyon yapılmalıdır. Ancak TUG S-DIMM'deki video ccd kameranın poz süresi 0.001 sn'lik çok kısa bir sabit değere ayarlanabildiğinden buna gerek kalmamıştır.

Bir DIMM tarafından oluşturulan yıldız görüntülerinden bulunan Strehl oranı, cihazın optik niteliğinin bir ölçüsüdür. Tokovinin (2002) tarafından verilen yöntem kullanılarak yıldız gözlemlerinden itibaren yapılan hesaplar, TUG S-DIMM için bu oranın yaklaşık 1″ lik görüş altında 0.68 ± 0.02 olduğunu göstermiştir. Strehl oranının tipik deneysel değerleri 0.4-0.7 arasında değiştiğinden, gözlemlerimiz TUG S-DIMM'in gayet iyi bir optiğe sahip olduğunu göstermektedir. Bu konuda daha fazla bilgi Özışık ve Ak'tan (2004) elde edilebilir.

3. Gözlemler ve Verilerin İndirgenmesi

Gözlemler TUG'da 2003 yılının 16 Nisan, 9, 22, 23 Mayıs, 23, 24, 25, 26 Haziran, 21, 22 Temmuz, 23, 24, 25, 26 Ağustos, 19, 20, 21, 22, 23 Eylül, 15, 16 Ekim, 17 Kasım ve 28, 29 Aralık günleri ile, 2004 yılının 21, 22 Mart, 11, 12 Mayıs ve 9, 10, 11 Haziran günlerinde yapılmıştır. 2004 yılının Ocak-Şubat aylarında son derece olumsuz hava koşulları nedeniyle gözlem yapılamamıştır. Gözlemler tümüyle açık günlerde gün doğumundan 14:00 UT'ye kadar sürmüştür. 2003 yılının Mayıs ve Temmuz gözlemleri hava koşulları sebebiyle gün doğumundan 10:00 UT'ye kadar yapılabilmiştir. Gözlemler her 15 dakikada bir 20 sn'lik video kayıtları alınarak gerçekleştirilmiştir. Böylece, tek bir Fried parametresinin hesabı için yaklaşık 500 görüntü alınmıştır. Gözlemler boyunca TUG S-DIMM'in hemen yanındaki meteorolojik cihazlar yardımıyla

15 dakikalık ortalama rüzgar hızı, rüzgar doğrultusu, sıcaklık ve nem de ölçülmüştür.

Verilerin indirgenmesi için IDL'de (**I**nteractive **D**ata **L**anguage) bir veri indirgeme programı hazırlanmıştır. TUG S-DIMM'in veri indirgeme adımları aşağıdaki gibidir:

1- Güneş kenarı ve düzalan görüntülerinin sayısal video kayıtlarından FITS formatında yakalanması.

2- Bir süper-düzalan oluşturulması ve her resim için düzalan düzeltmesinin yapılmasının ardından, gürültünün azaltılması ve kenar zenginleştirilmesi için her görüntüye sırasıyla ″Median Smooth″ ve ″Sobel″ filtrelerinin uygulanması.

3- İlk görüntüde bir kenar profili doğrultusunun seçilmesi. Profil hattının bu konumu video dizgesinden yakalanmış her resim için sabit kalır.

4- Profil hattı boyunca kenar konumlarının Gauss fitleri ile belirlenmesi.

5- Son adımın, 3 no'lu adımda seçilen profil doğrultusunun her iki yanında birer piksel aralıklı 4'er doğrultu için tekrarlanması. Bu işlem sayesinde yaklaşık *10″ genişlikli sayısal bir yarık* oluşturularak bunun üzerinden çalışılmaktadır.

6- Tek bir görüntüde her iki kenar için sayısal yarık boyunca bulunan konumların ortalamalarının hesaplanması.

7- Birinci ve ikinci kenarlar için bulunan ortalama konumlar arasındaki farkın hesaplanması.

8-Yukarıda verilen 4-7. adımlar arasındaki işlemlerin aynı gözlem setine ait diğer 499 görüntü için tekrarlanması.

9-Tüm görüntülerden bulunan kenar mesafelerinin varyansının (σ^2) hesaplanması.

Kenarlar arasındaki mesafelerin varyansı, Güneş kenarının diferansiyel görüntü hareketinin varyansı olup, aşağıdaki bağıntıdan Fried paramet-resinin hesabında kullanılır (Tokovinin 2002) :

$$\sigma^2 = K_l \, \lambda^2 \, r_0^{-5/3} \, D^{-1/3}$$

Burada K_l bir sabit, λ dalgaboyu, r_0 Fried parametresi, D ise Hartmann maskesindeki deliklerin çapıdır. K_l sabiti aşağıdaki şekilde tanımlanmıştır :

$$K_l = 0.364 \left(1 - 0.532\, b^{-1/3} - 0.024\, b^{-7/3}\right)$$

Burada b=d/D dir. Fried parametresi bir kez hesaplandıktan sonra, istendiği takdirde görüş değeri de aşağıdaki standart formülden bulunabilir:

$$\theta = 0.98 \frac{\lambda}{r_0}$$

Yukarıda özetlenen adımların sonunda tek bir görüş değeri elde edilmektedir. Bu çalışmada sadece boyuna diferansiyel görüntü hareketi ölçümleri kullanıldığından, dikine diferansiyel görüntü hareketi formülleri verilmemiştir.

4. Sonuçlar ve Karşılaştırma

4.1 Meteorolojik Koşullar

Güneş gözlemevi yerleşkelerinin seçiminde açık gün sayısı önemli bir parametredir. TUG'da açık gün sayılarını gösteren bir çalışma kısa bir dönem hariç (Aslan ve ark. 1989) bugüne kadar yapılmamıştır. Bu sebeple, en azından bir başlangıç olması için gözlemlerin kapsadığı süreçte açık günler takip edilmiştir. Burada "açık gün" terimi ile bulutluluğun gündoğumundan günbatımına %5'den az olduğu günler kastedilmektedir. Gözlemlerimiz sözkonusu dönemin %35'inin açık olduğunu göstermiştir. Arka arkaya en uzun açık gün dizisi ise 7 gündür. Öğleden önceki ilk 4 saatlik sürecin açık olduğu gün oranı %50'dir. Öğleden önceki ilk 4 saatin açık olduğu arka arkaya en uzun gün dizisi 16 gündür. Arka arkaya en uzun açık gün dizileri 6 yıl süren gözlemlerden Tucson için 10, Mt. Wilson için 21, Big Bear için 11, Mauna Loa için 13, Learmonth için 24, Urumçi için 2, Udaipur için 13 ve Kanarya Adaları için ise 17'dir (Ambastha ve ark. 1991, Hill ve ark. 1994). Burada TUG için verilen ve yeterince uzun bir dönemi kapsamayan bu değerler, ilerideki gözlemlerin TUG yerleşkesini açık gün sayıları bakımından iyi bir yere getireceğini imâ etmektedir. Bu arada, gözlem dönemindeki hava koşullarının son yıllardaki en olumsuz koşullar olduğu da belirtilmelidir.

Tablo 2. TUG yerleşkesinde gün doğumundan 14:00 UT'ye kadar geçen süre için aylık minimum, maksimum ve ortalama rüzgar hızları ve sıcaklıklar.

Ay	Rüzgar Hızı (m/sn)			Sıcaklık (°C)		
	Min.	Maks.	Ort.	Min.	Maks.	Ort.
Mart	0.4	4.3	1.9	1.9	14.0	8.3
Nisan	0.0	3.1	1.1	4.4	10.9	6.9
Mayıs	0.0	2.8	1.2	2.0	18.1	10.6
Haziran	0.8	4.3	1.9	6.7	23.4	14.7
Temmuz	0.9	2.7	1.8	11.9	20.5	15.7
Ağustos	0.6	2.8	1.4	12.5	23.7	17.5
Eylül	0.0	3.9	1.5	5.1	20.1	13.7
Ekim	0.7	2.9	1.7	8.6	16.7	12.7
Kasım	0.9	4.4	2.5	0.6	8.4	5.5
Aralık	0.0	1.5	0.6	-6.2	10.7	3.4

TUG yerleşkesinde gündüz hakim rüzgarlar Doğu'dan (%28) ve Kuzey-Doğu'dan (%22) esmektedir. Ortalama rüzgar hızları ve sıcaklıklar Tablo 2'de sunulmuştur. TUG'da gündüz rüzgar hızları, bu coğrafi özelliklerdeki bir yerleşke için nispeten düşüktür. Yerleşkedeki nem düşük-orta seviyededir (%30-50).

4.2 Fried Parametresi

TUG S-DIMM ile gözlem dönemi boyunca ölçülen Fried parametreleri Şekil 1'de gösterilmiştir. Gözlemler boyunca ölçülen Fried parametrelerinin yaklaşık %7'si 10 cm'nin üzerindedir.

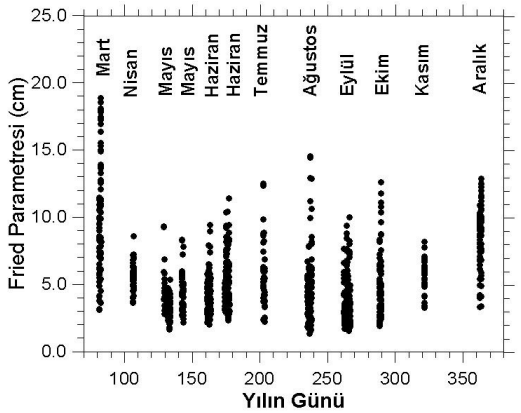
Aylık medyan Fried parametreleri Tablo 3'de listelenmiştir. Buna göre, TUG'da en iyi gündüz gözlem koşullarına Mart ve Aralık aylarında ulaşılmakta, Aralık-Mart dönemi en iyi gözlem dönemi olarak görünmektedir. Bu dönem için medyan Fried parametresi 8.66 cm'dir (q_1=6.64 cm, q_3=10.90 cm). Gündüz görüş niteliği bakımından TUG'un en kötü dönemi Ağustos ve Eylül aylarına rastlamaktadır. Fried parametresinin tüm gözlemler üzerinden medyan değeri 4.45 cm (q_1=3.18 cm, q_3=6.28 cm) olarak hesaplanmıştır.

Tablo 3. Aylık medyan Fried parametreleri. q_1 ve q_3 sırası ile birinci ve üçüncü kartilleri göstermekte-dir. İkinci ve üçüncü sütunlarda gözlem günü sayısı ve toplam gözlem süresi verilmiştir.

Ay	Gün	Süre (saat)	q_1 (cm)	r_0 (cm)	q_3 (cm)
Mart	2	21	6.25	8.51	12.55
Nisan	1	9	4.65	5.55	6.19
Mayıs	5	31	2.90	3.52	4.53
Haziran	7	55	3.60	4.30	5.55
Temmuz	2	10	3.96	5.17	6.83
Ağustos	4	30	2.34	3.24	5.05
Eylül	5	44	2.41	3.41	4.45
Ekim	2	19	3.22	4.44	6.09
Kasım	1	7	4.93	5.77	6.65
Aralık	2	17	7.23	8.72	9.84

TUG'da en iyi gündüz gözlem koşullarına, tanınmış Güneş gözlemevlerinde alışıldığı üzere günün ilk birkaç saati içinde ulaşılmaktadır. Günün ilk üç saati için elde edilen medyan değerler Mart, Nisan, Mayıs, Haziran, Temmuz, Ağustos, Eylül, Ekim, Kasım ve Aralık ayları için sırası ile 8.56 (q_1=5.51, q_3=12.10), 5.43 (q_1=4.75, q_3=6.33), 4.35 (q_1=3.01, q_3=5.48), 5.29 (q_1=4.08, q_3=6.92), 5.98 (q_1=4.56, q_3=8.21), 5.26 (q_1=4.31, q_3=6.71), 4.59 (q_1=3.51, q_3=6.59), 6.34 (q_1=5.22, q_3=8.24), 5.07 (q_1=4.08, q_3=6.25), 9.16 (q_1=8.06, q_3=10.07) cm'dir.

ATST için yapılan görüş çalışmaları zeminden 8 m. yükseklikte yapılmıştır. ATST yer seçimi çalışmalarında Fried parametreleri bir S-DIMM ile 6 ayrı yerleşkede ölçülmüş olup, ATST S-DIMM'in aletsel parametreleri TUG S-DIMM'inkilere çok yakındır. Dolayısı ile kalibrasyona gerek kalmaksızın gayet sağlıklı bir karşılaştırma yapılabilir. TUG S-DIMM gözlemleri henüz nispeten seyrek olmasına rağmen, bu karşılaştırma TUG'un gündüz görüş niteliği için iyi bir fikir verecektir. Tablo 4'de ATST aday yerleşkeleri ile TUG'da ölçülmüş Fried parametrelerinin bir karşılaştırması sunulmuştur. Karşılaştırma 3'er aylık dönemler üzerinden yapılmıştır. Tablodaki EAM başlığı gündoğumundan itibaren geçen ilk 3 saatlik zaman dilimini göstermekte, LAM, EPM, LPM başlıklı sütunlar bunu izleyen 3'er saatlik zaman dilimlerini belirtmektedir.



Şekil 1. Tüm gözlemlerde ölçülen Fried parametreleri.

Tablo 4. ATST aday yerleşkeleri ile TUG'da ölçülmüş medyan Fried parametrelerinin karşılaş-tırılması. ATST S-DIMM verileri ATST Site Survey Working Group'dan T. Rimmele ve J. M. Beckers'in (2003) katkıları ile alınmıştır.

Dönem/Yerleşke	**EAM**	**LAM**	**EPM**	**LPM**	**Tümü**
Nisan-Haziran					
Big Bear	6.57	6.64	5.85	4.45	6.21
Haleakala	5.04	2.79	2.42	3.57	3.03
La Palma	5.49	3.48	3.17	3.42	3.65
Panguitch Lake	4.08	3.87	3.51	3.14	3.77
Sacramento Peak	4.86	2.65	1.93	2.13	2.40
San Pedro Martir	4.37	2.99	2.54	3.09	3.00
TUG	*4.89*	*3.92*	*4.01*	*4.20*	*4.28*
Temmuz-Eylül					
Big Bear	6.34	7.13	6.50	4.93	6.45
Haleakala	5.40	3.12	2.71	3.53	3.33
La Palma	5.47	3.55	3.22	3.72	3.73
Panguitch Lake	4.15	3.63	2.92	3.53	3.59
Sacramento Peak	5.16	2.65	2.05	2.19	3.13
San Pedro Martir	3.91	2.66	2.19	2.42	2.73
TUG	*5.36*	*3.16*	*2.65*	*2.83*	*3.56*
Ekim-Aralık					
Big Bear	5.28	6.61	5.71	5.44	5.93
Haleakala	5.86	3.58	2.74	3.38	3.57
La Palma	4.08	2.90	2.66	3.20	2.96
Panguitch Lake	2.48	2.88	2.79	2.75	2.77
Sacramento Peak	4.90	2.96	2.20	2.58	2.72
San Pedro Martir	-	-	-	-	-
TUG	*6.95*	*6.40*	*5.15*	*4.73*	*6.12*
Ocak-Mart					
Big Bear	4.78	5.88	6.09	5.30	5.64
Haleakala	6.61	4.22	3.66	4.42	4.16
La Palma	4.42	3.26	2.76	3.32	3.20
Panguitch Lake	2.62	3.08	2.93	2.78	2.95
Sacramento Peak	4.86	2.65	1.93	2.13	2.25
San Pedro Martir	3.51	3.63	3.31	3.44	3.45
TUG	8.56	11.00	9.19	6.48	8.51

Bir yıllık dönemde ATST S-DIMM ile 6 ayrı yerleşkede ve TUG S-DIMM ile TUG'da ölçülmüş tüm Fried parametrelerinden hesaplanan medyan değerler ise Tablo 5'de karşılaştırılmıştır. Aynı tabloda, sözkonusu yerleşkelerin deniz seviyesin-

den yükseklikleri ve yer şekillerine göre coğrafi konumları da verilmektedir.

5. Sonuç

TUG'da ölçülen Fried parametrelerinin ATST aday yerleşkelerinde ölçülenlerle karşılaştırılması, TUG'daki gündüz görüş niteliğinin bu tanınmış yerlerle karşılaştırılabilir, hatta çoğu durumda daha iyi olduğunu göstermektedir. Bir kez daha hatırlatmakta fayda görüyoruz ki ATST görüş çalışmalarında elde edilen sonuçlar, 4 m çapında şimdiye kadar görülmemiş derecede büyük bir Güneş teleskopuna yerleşke seçimi amacıyla kullanılacaktır. TUG'un böyle bir teleskop için aday olan yerlerdeki görüş koşulları ile yarışabilen, hatta bazı hallerde daha üstün gelen bir yerleşke olması dikkati çekici bir durumdur. Ancak hemen belirtilmelidir ki bu çalışmada sunulan veriler uzun, hatta kısa dönemli eğilimleri göstermek için yeterli değildir. Sonuçları TUG'un gündüz görüş niteliğine yönelik ancak genel bir görüş edinmek bakımından değerlendirmek gerekmektedir. Eğer mümkün olursa gelecekte TUG'da yapılacak gündüz görüş çalışmalarının bu eksikliği kapatması mümkündür.

Tablo 5. ATST S-DIMM ile 6 ayrı yerleşkede ve TUG S-DIMM ile TUG'da bir yıllık dönemde ölçülmüş medyan Fried parametreleri (r_0), yerleş-kelerin deniz seviyesinden yükseklikleri (H) ve coğrafi durumları.

Yerleşke	r_0 (cm)	H (m)	Coğrafi Durum
Big Bear	6.13	2067	Okyanusa yakın dağ gölü kıyısı
Haleakala	3.52	3040	Okyanusta bir ada
La Palma	3.54	2423	Okyanusta bir ada
Panguitch Lake	3.18	2506	Okyanustan uzak dağ gölü kenarı
Sacramento Peak	2.61	2781	Okyanustan uzak dağ zirvesi
San Pedro Martir	2.99	2800	Okyanus kıyısında yarımada
TUG	*4.45*	*2550*	*İç denize yakın dağ zirvesi*

Bu noktada, Tablo 5'te özetlenen sonuca odaklanmakta fayda vardır. Tablodaki coğrafi karşılaştırma Hill ve ark.'dan (2003) alınmıştır. Hill ve ark.'nın çalışmalarının ardından, Güneş gözlemevi yerleşkelerinin coğrafi koşulları hakkında bugüne kadar edinilmiş izlenimlerde bazı değişiklikler olmuştur. Çalışmamız, sözkonusu araştırmaya bir ilave yapmaktadır. Buna göre ağaçların varlığı ve okyanus kıyıları zararlı, rüzgar kanalları ve su kıyıları faydalıdır. TUG'un koşulları coğrafi bakımdan değerlendirildiğinde de, konumunun Güneş gözlemleri için uygun olduğu anlaşılmaktadır.

Bu çalışma sayesinde, çağdaş görüş gözlemlerinde kullanılan cihaz, gözlem yöntemi ve verilerin indirgenmesi konusunda önemi yadsınamaz bir birikim sağlanmış, hem gece hem de gündüz görüş çalışmalarında kullanılabilecek taşınabilir bir gözlem cihazı edinilmiştir. Bu bildiride DIMM prensibinin ufak ilavelerle gündüz görüş çalışmalarına uygulandığı S-DIMM çalışmalarının Dünya'daki sayılı örneklerinden biri sunulmuştur.

Son bir yorum yapmak gerekirse, özellikle sabah saatlerinde Güneş'in yüksekliğinin artarak zemin ısısının yükselmesi sonucu türbülansta ve dolayısı ile görüşe hakim tabakanın yüksekliğinde meydana gelen artış neticesinde gece erişilen iyi görüş koşullarından uzaklaşılmaktadır. Ancak TUG'da özellikle sabah saatlerinde elde edilen yüksek Fried parametrelerinin zenit düzeltmeleri ile değerlendirilmesi sonucunda, gece görüş koşullarının da umut verici olduğu anlaşılmakta, bu durum TUG'un DIMM ile yapılacak bir araştırmayı haketiğini göstermektedir.

Teşekkür

Bu proje TÜBİTAK tarafından desteklenmiştir, Proje No: TBAG-2217 (102T110). Konuya ilgisi ve bir optik kama edinilmesindeki yardımları sebebiyle Dr. Alexander Yascovich'e, ATST S-DIMM verilerine yayınlanmadan önce ulaşmamızı sağlayan T. Rimmele ve J. M. Beckers'e, yorum ve teknik destekleri sebebiyle TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi ve İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Güneş Fiziği Servisi çalışanlarına teşekkür ederiz.

6. Kaynaklar

Ambastha, A. ve ark. 1991, Bull. Astr. Soc. India 19, 215
Aslan, Z. ve ark., 1989, DOĞA TU Fiz. D., 13, 1
Bally, J. ve ark. 1996, PASA, 13, 22.
Beckers, J.M. 1998, SPIE Proceedings 3352, 588.
Beckers, J.M. 2001, Exp. Astronomy, 12, 1.
Fried, D. 1965, J. Opt. Soc. Am., 55, 1427.
Giovanelli, R. ve ark. 2001, PASP, 113, 789.
Hill, F. ve ark. 1994, Solar Phys. 152, 351.
Hill, F. ve ark. 2003, "Enviromental Factors Affecting Solar Seeing", ATST Site Survey Working Group, ATST Project.
Keil, S.L. ve ark. 2002, SPIE Proceedings 4853, 36.
Liu, Z., Beckers, J.M. 2000, Solar Phys., 198, 197.
Martin, H.M. 1987, PASP, 99, 1360.
Özışık, T., Ak, T. 2004, A&A, 422, 1129
Rimmele, T., Beckers, J.M. 2003, özel haberleşme, ATST Site Survey Working Group, ATST Project
Sarazin, M., Roddier, F. 1990, A&A, 227, 294
Stock, J., Keller, G. 1960, in Stars and Stellar Systems, Vol.1, Telescopes, ed. G.P. Kuiper ve B.M. Middelhurst (Chicago: Univ. Chicago Press), 138
Tokovinin, A. 2002, PASP, 114, 1156.
Vernin, J., Munoz-Tunon, C. 1995, PASP, 107, 265

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

DEFPOS Kullanılarak Galaktik Ve Atmosferik Balmer-Alfa Işınımının Ölçülmesi

Muhittin Şahan[1], İlhami Yeğingil[1], Nazım Aksaker[1], Meltem Akyılmaz[1]

[1]Çukurova Üniversitesi,
Fizik Bölümü,
Fen-Edebiyat Fakültesi , 01150, Adana
msahan@cu.edu.tr, ilhami@cu.edu.tr, aknazim@yahoo.com, makyilmaz@cu.edu.tr

Özet: Gökadamızın yıldızlararası ortamındaki HII bölgelerinden gelen zayıf Hα ışınım çizgisini incelemek amacıyla ayırma gücü 11000 civarında olan 7.5 cm çaplı, çift etalonlu bir Fabry-Perot tayfölçeri yapılmıştır. Tayfölçer DEFPOS (Dual Etalon Fabry Perot Optical Spectrometer: Çift Etalonlu Fabry–Perot Optik Tayfölçeri) olarak adlandırılmıştır. İlk Hα ışınım çizgisi 30 Kasım 2002 tarihinde başucu doğrultusunda 4.76° görüş alanıyla elde edilmiş ve geçen bir yıl içerisinde toplam 27 gece Hα verisi alınmıştır. Elde edilen verilerin parlaklık kalibrasyonları için 1°'lik WHAM verileri kullanılmıştır. Dünya atmosferinin üst (geocorona) bölgesindeki hidrojenin Balmer-α (Hα) çizgisi de gözlenmiş ve atmosferik Hα ışınımının gecelik değişimi çıkarılmıştır. RTT150 teleskopunun coudé çıkışı hazır olduğunda, DEFPOS teleskop ile birlikte kullanılacak ve Samanyolu galaksisi ve diğer galaksilerden gelen Hα ve diğer sönük çizgiler 4 açı dakikasında daha detaylı olarak incelenmeye başlanılacaktır.

Anahtar kelimeler: Fabry-Perot Tayf Ölçerleri, Yıldızlararası Ortam, HII Bölgeleri, Atmosferik Balmer-α

Abstract: A Fabry-Perot spectrometer has been built to observe faint optical Hα emission line from the diffuse ionized hydrogen gas in our galaxy. The spectrometer has been called DEFPOS (Dual Etalon Fabry Perot Optical Spectrometer) and it has consisted of two 7.5 cm diameter Fabry-Perot etalons. Resolving power of the DEFPOS has been measured as 11000. The first Hα emission line from the zenith direction with 4.76° field of view has been obtained at 30 September 2002. it has been collect total 545 H α spectra until 21 September 2003 within 27 nights. WHAM data has been used for intensity calibration of DEFPOS. Using DEFPOS, it has been also measured geocoronal Balmer α line in observations from earth's upper atmosphere (geocorona) and obtained its intensity variation during the night. When DEFPOS is coupled to coude exit of a 150 cm telescope (RTT150), it will start to examine interstellar medium of our Milky Way Galaxy and the other galaxies within 4' spatial resolution.

Key Words: Fabry-Perot Spectrometer, Interstellar Medium, HII Regions, Geocoronal Hydrogen Balmer-α Emission

1. Giriş

Yıldızlararası ortamda yapılan değişik gözlemler parlak HII bölgelerinin dışında önemli ölçüde iyonize olmuş gazın varolduğu ortaya çıkmıştır. Bu gözlemler özellikle pulsar dağılım ölçümleri (DM), düşük frekanslı galaktik radyo yayınımın serbest eleckron soğurumu, ultra violet (UV) soğurum çizgileri ve yıldızlararası zayıf optik yayınım çizgilerini içermektedir.Fabry-Perot tayfölçerlerinin gelişmesi sonucu yıldızlararası ortamdan gelen Hα, [NII] ve [SII] gibi çok zayıf yayınım çizgilerinin ölçülmesi mümkün olmuştur. Bu yayınım çizgileri galaktik disk boyunca dağılmış ve yıldızlararası hacmin yaklaşık %20 sini dolduran, sıcak (10^4 K), düşük yoğunluklu ($\cong 0.1 cm^{-3}$) ve tamamına yakını iyonlaşmış hidrojenin varlığı hakkında güçlü kanıtlar sağlamıştır (Reynolds, 1992).Bu sıcak, iyonlaşmış ortam (HII bölgeleri: Reynolds Layers) yıldızlararası ortamın en önemli bileşenini oluşturmaktadır. Gökada düzlemine dik bir çizgi boyunca iyonize olmuş hidrojen (N_H^+) $2x10^{20} cm^{-2}$ sütun yoğunluğuna sahiptir ve atomik (HI) hidrojenin 1/3'ü kadardır. İyonlaşmanın sürekliliği için cm^2 başına yaklaşık 10^{-4} erg/s 'lik bir güç gerekmektedir. Bu güç süpernovaların yıldızlararası ortama aktardığı toplam güce eşittir (Reynolds,1997, Reynolds,2002).Yıldızlararası ortamdaki hidrojeni iyonlaştıran mekanizmanın kaynağının ne olduğu henüz tam olarak

Başvuru tam metni : Muhittin ŞAHAN
e-mektup: msahan@cu.edu.tr

bilinmemektedir. O tipi yıldızların yaydığı enerji nedeniyle çevrelerindeki gazın iyonlaşması; gökadamızdaki manyetik rüzgarların etkisi gibi egzotik nedenler; kozmik ışınlardan kaynaklanan elektronların etkileri ve karanlık maddenin bozunmasına kadar değişik nedenler ileri sürülmektedir (Reynolds,1997). Yıldızlararası ortamdan gelen yayılı Hα ışınım şiddeti düşük yoğunlukta da olsa gökadanın her yerine dağılmıştır. Yapılan gözlemler Hα şiddetinin ekvator yakınında 3-12 R arasında olduğu ve kutuplara gidildikçe 0.5 R'a kadar azalarak tüm gök yüzünü kapladığını göstermiştir ($1R=(10^6/4\pi)$ foton $cm^{-2}sr^{-1}s^{-1}=2.41x10^{-7}ergcm^{-2}sr^{-1}s^{-1}=2.25cm^{-6}pc$).

Galaksinin yıldızlararası ortamından gelen Hα ışımının açısal hızı dünyanın dönme hızına göre ±25 km/s hıza sahiptir. Düşük gürültülü, yüksek kuantum verimli CCD kameralarının gelişmesi sonucu, yayılı kaynaklardan gelen zayıf yayınım çizgilerini çalışılmasında Fabry-Perot tayfölçerlerin önemi artmıştır (Reynolds, 1990)

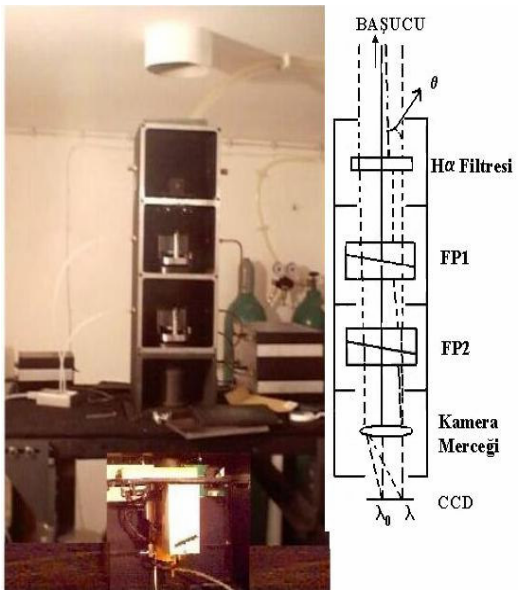
Dünyanın üst atmosferinden 3-12 R arasında değişen şiddet oranıyla yayılan atmosferik (geocoronal) Hα ışınım çizgisi galaktik Hα çizgisine göre daha parlaktır. Yüksek çözünürlüklü Fabry-Perot tayfölçerler kullanılarak, yaklaşık 30 km/s yarı genişliğe sahip olan atmosferik Hα çizgisini galaktik Hα çizgisinden ayırt etmek mümkündür (Reynolds,1990, Haffner,1998)

Fabry–Perot girişim aygıtı kullanarak yapılan ilk Hα gözlemleri Reynolds ve ark. tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada gökadamızda birkaç bölge gözlenerek Hα parlaklığı ve kinematik özellikleri saptanmıştır (Reynolds,1973). Daha sonra, Hα taramalarına devam edilmiş ve 1997 yılında WHAM (Wisconsin Hydrogen Alpha Mapper) projesi ile kuzey gökkürenin yaklaşık 37.000 tayftan oluşan, 1° açısal, 12 kms^{-1} tayfsal çözünürlükte Hα haritasını hazırlanmışlardır.

2. DEFPOS Tayfölçeri

Yıldızlararası ortamdaki iyonize olmuş hidrojen bölgelerini (HII bölgeleri) incelemek amacıyla, TUBITAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) 7.5 cm çaplı, çift etalonlu Fabry-Perot girişim aygıtı kullanan bir tayfölçer yapıldı (şekil 1). DEFPOS adını verdiğimiz tayfölçer, TUG 'da bulunan 1.5 m çaplı teleskopun (RTT150) coudé çıkışında kullanılmak üzere geliştirildi. Teleskopun coudé odası hazır olmadığından tayfölçer teleskop binasının üst katındaki bir odaya yerleştirildi ve başucu doğrultusunda 4.76° görüş alanıyla ve 1200 s poz süresi ile gökadadan ve dünya atmosferinden Hα gözlemleri yapmaya başladı. Tayfölçer dünyanın yörüngesel hareketinden dolayı, gökyüzünde 1200 s poz süresinde yaklaşık 4.76°x9°'lik bir açısal alanı taramaktadır. Tayfölçerimiz RTT150 teleskopunun coudé çıkışında kullanılmaya başlanıldığında 4' görüş alanı ile dünya atmosferinde, gökadamızda ve gökadamızın dışında ışınım çizgi ölçümleri yapabilecektir. Böylece, 1°'lik WHAM haritasında önemli bölgeler DEFPOS ile 4 açı dakikalık bir açısal çözünürlük ile detaylı olarak incelenebilecektir (Şahan ,2004).

Şekil 1'de görüldüğü gibi tayfölçerde üst üste yerleştirilmiş dört ayrı odacık bulunmaktadır. Odacıklarda yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla dar bantlı (~15 Å) Hα filtresi, Fabry-Perot etalonları (FP1 ve FP2) ve odaklama merceği (f=30 cm) bulunmaktadır. Fabry-Perot plakaları arasında slika camdan yapılmış ısıdan etkilenmeyen l_1= *0.0148 cm* ve l_2=*0.0198 cm* kalınlıklı ayırıcılar kullanılmıştır. İki etalon üste üste kullanıldığında parazitli ışıklar yok olmakta ve sistemin serbest tayf genişliği artmaktadır. Bu nedenle etalonlardan geçen girişim saçaklarını tam olarak üst üste getirmek için basınç odacıklarında azot gazı ($n_g \approx 3\times10^{-3}$) kullanılmaktadır. Tayfölçer masasının altında ise 2048x2086 pixel boyutlu CCD kamerası bulunmaktadır. Hα'da yaklaşık %85 kuantum verimliliğine sahip olan CCD kamerası sıvı azot ile yaklaşık –110 °C'ye kadar soğutulabilmektedir.



Şekil 1: DEFPOS tayfölçerinin resmi ve optik diyagramı

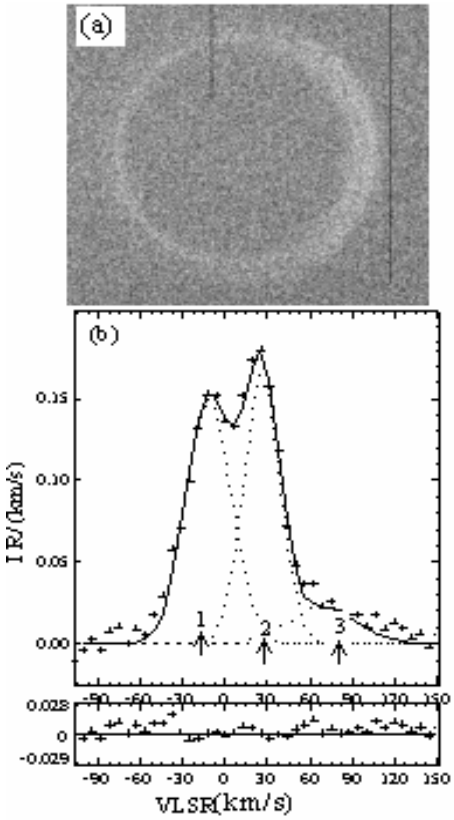
3. Sonuçlar ve Tartışma

DEFPOS 30 Kasım 2002 tarihinden itibaren başucu doğrultusunda 4.76° görüş açısı ile gökadamızdan ve dünya atmosferinden 1200 s poz süreli Hα gözlemleri yapmaya başlamıştır.

Gözlemlerde atmosferik ve galaktik Hα ışınım çizgileri birlikte ölçülmektedir. 21 Kasım 2003 tarihine 27 gecede toplam 545 gözlem yapılmıştır. Verilerin uygun olanları belirlenerek CCD indirgemeleri yapılmış ve halka toplama tekniği kullanılarak tayfları elde edilmiştir. Verilerin indirgemesi ve tayfa dönüştürülmesinde IDL 5.4 (The Interactive Data Language) programlama dili kullanılmıştır. Tayflar atmosferik ve galaktik ışınım çizgilerinin birleşiminden oluşmaktadır. Her tayf 6.3 km/s tayfsal hız çözünürlüğüne karşılık gelen 42 tayfsal elementten oluşmaktadır. Bu nedenle DEFPOS ile elde ettiğimiz galaktik ve atmosferik Hα ışınım çizgilerinin tamamı 260 km/s hız aralığına düşmektedir. Hα tayfları yaklaşık olarak bir gaussiana benzediğinden Peakfit programı kullanılarak tayfların üzerinden uygun gauss eğrileri geçirilmiş ve atmosferik ve galaktik Hα ışınım çizgi veya çizgilerinin yerleri, yarı genişlikleri, genlikleri ve dolayısıyla parlaklıkları belirlenmiştir (şekil 2'de kesikli çizgilerle gösterilen 1, 2 ve 3 numaralı eğriler). Ölçülen verilerin galaktik enlem (*b*) ve boylamları (*l*) yapılan IDL programı ile belirlenerek LSR'a (Durgun Yerel Standart) göre hızları hesaplanmıştır. Atmosferik çizginin yeri -VLSR-2.33 olarak belirlenmiş ve galaktik çizgilerin hızları ise bu hıza göre belirlenmiştir (şekil 2'de 2 numaralı çizgi). Buna göre eğer galaktik çizgi atmosferik çizginin solunda ise çizginin hızı (-) olmakta ve Doppler hız kaymasına göre yapı maviye kaymaktadır (şekil 2'de 1 numaralı çizgi). Aynı şekilde, galaktik çizgi atmosferik çizginin sağında ise yapının hızı (+) LSR'dan uzaklaşmakta ve dalga boyu kırmızıya kaymaktadır. (şekil 2'de 3 numaralı çizgi) (Şahan,2004).

DEFPOS ile elde edilen galaktik ışınım çizgilerinin parlaklık değerlerini (I_α) Rayleigh (R) biriminde hesaplamak için WHAM verileri kullanılmıştır. DEFPOS'un 1200 s poz süresinde 4.76˚x9°'lik bir alandan elde ettiği parlaklık değerleri (ADU km/s), aynı bölgeden elde edilen WHAM verileri ile karşılaştırılmış ve 20 ADU kms^{-1} parlaklık değerinin 1 R'ye karşılık geldiği ilk sonuçlardan bulunmuştur. Yaklaşık 8000 K sıcaklığındaki iyonlaşmış hidrojen gazının ışınım ölçüsü $EM=2.75T_4^{0.9}I_\alpha=2.25,(cm^{-6}pc)$ ifadesinden hesaplanmıştır.

Şekil 2 a'da 30 Temmuz 2003 tarihinde yerel saat 00:00-00:20 arasında alınan CCD görüntüsü verilmektedir. CCD üzerinde oluşan Hα görüntüsü halka şeklindedir. Gözlenen bölgenin merkezi koordinatları *b*=-18.85˚, *l*= 95.37°'dir. Halka üzerindeki atmosferik ve galaktik yapılar oldukça belirgindir. Halka görüntünün sağ tarafındaki parlak yapı galaktik Hα ışınım çizgisidir. Etalonlardan önce optik sistem kullanılmadığından yıldızlararası ortamdan gelen ışınım çizgisi halkanın her tarafına eşit olarak dağılmamıştır. Bu nedenle halkanın belirli bir kısmı daha parlaktır. Şekil 2 a 'daki halka görüntüye CCD indirgemesi yapılmış ve daha sonra halka toplama tekniği uygulanarak elde edilen tayf şekil 2 b'de verilmiştir. Görüldüğü gibi tayf, atmosferik (2) ve iki galaktik (1,3) Hα ışınımlarının birleşiminden oluşmaktadır. Her tayf yaklaşık bir gaussian eğrisine benzediğinden, tayf üzerindeki atmosferik ve galaktik Hα ışınım çizgilerini belirlemek için gauss eğrileri uydurulmuştur.



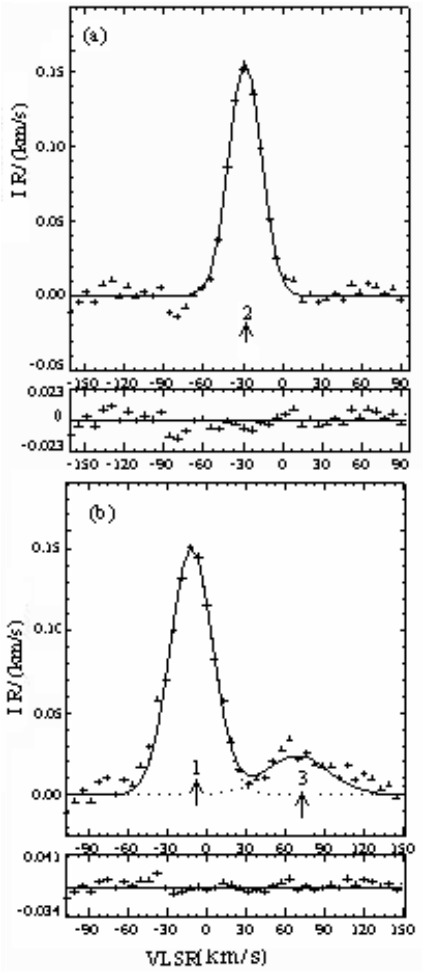
Şekil 2: CCD ile 30 Temmuz 2003 tarihinde saat 00:00-00:20 'de l = 95.37, b = -18.85 yönlerinde gözlenen görüntüden elde edilen tayf. Hızı -65.99 kms^{-1} olan yapı oldukça parlak ve atmosferik çizgiden ayrıktır.

Atmosferik ve galaktik eğrilerin toplamı olan eğri (teorik) yaklaşık olarak bütün tayfsal elementlerden geçen koyu eğridir. Uydurulan teorik eğrinin deneysel eğri üzerinden ne kadar düzgün geçtiğini görmek ve olası başka yapıların olup olmadığını görebilmek için grafiklerin altına ikinci bir grafik daha çizilmektedir. Bu grafik deneysel ve teorik

eğrilerin arasındaki farktan oluşmaktadır. Artık noktalar (residual) olarak adlandırdığımız bu noktalara bakarak uydurulan gauss eğrilerinin tayfa ne kadar uyduğuna bakılabilmektedir (Şahan ,2004).

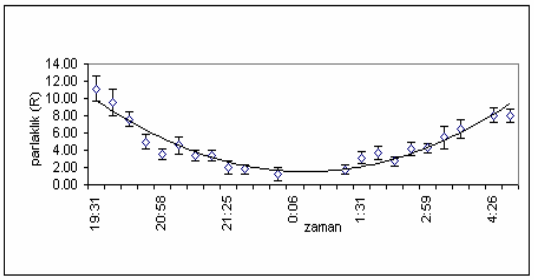
Şekil 2 b'de LSR'a göre -11.7 km/s hıza sahip olan 1 numaralı galaktik yapının yarı genişliği 37.8 km/s, parlaklığı (Hα ışınım şiddeti) 6.09 R ve yayınım ölçüsü (EM) 13.75 $cm^{-6}pc$ olarak belirlenmiştir[7]. LSR'a göre hızı 68.2 km/s olan 3 numaralı galaktik yapının yarı genişliği 56.7 km/s, parlaklığı 1.32 R ve yayınım ölçüsü (EM) 2.97 $cm^{-6}pc$ olarak ölçülmüştür. İki galaktik yapının parlaklıkları toplamı 7.41R'tir. WHAM tayfölçeri ile elde edilen aynı bölgenin parlaklık değeri ise 7.7 R olarak hesaplanmıştır. Görüldüğü gibi DEFPOS ile elde parlaklık değerleri aynı bölgeden elde edilen WHAM değerlerine oldukça yakındır. Şekil 2 a'da hızı 25.98 km/s ve yarı genişliği 29.11 km/s olan çizgi dünyanın üst atmosferinden gelen Hα ışınım çizgisidir. Çizginin parlaklığı 5.3 R olarak bulunmuştur.

Atmosferik Hα'nın gecelik değişimine örnek olarak 28 Eylül 2003 tarihinde alınan veriler seçilmiştir. Verilerin tayflarından galaktik ışınım şiddetleri çıkartılmış ve atmosferik tayfların değişimleri kullanarak şekil 4'te verilen grafik elde edilmiştir. Şekilde yatay eksen yerel zamanı düşey eksen ise atmosferik Hα ışınımın parlaklık değişimini göstermektedir. Atmosferik Hα değişimi Güneşin Lyman β ışımasından kaynaklanmaktadır. Dünyanın üst atmosferindeki Hα ışınımının gecelik değişimi düzgün değişim göstermektedir. Bu değişim dünyanın gölgeleme yüksekliğine bağlıdır. Akşam güneşin atmosferi aydınlatması maksimum olduğundan atmosferik Hα ışınımın parlaklığı maksimumdur. Zaman geçtikçe ışınım şiddeti azalarak yaklaşık gece yarısında minimuma düşmekte ve daha sonra tekrar artarak sabah alaca karanlıkta maksimuma ulaşmaktadır. Atmosferdeki



Şekil 3. şekil 2'deki galaktik ve atmosferik ışınım çizgileri bir birinden ayrıştırılarak atmosferik (a) galaktik (b) tayflar elde edilmiştir.

Hα ışınımın parlaklığındaki bu değişim Depression Angle olarak adlandırdığımız güneşin ufukla yaptığı batış açısıyla benzerlik göstermektedir. Güneşin batış açısı büyüdükçe dünyanın gölgeleme yüksekliği büyümekte ve dolayısıyla atmosferde düşük şiddetli Hα ışınımı gözlenmektedir.Şekil 4'te görüldüğü gibi gece boyunca atmosferik Hα değişimi 1.30 R-11.13 R arasında değişmektedir.



Şekil 4. 28 Eylül 2003 tarihinde elde edilen tayflardan galaktik Hα ışınımlarının etkisi çıkarılarak elde edilen atmosferik Hα çizgilerinin zamana göre parlaklık değişimi.

Sonuç olarak, 27 gecede elde edilen verilerden uygun olanları seçilerek CCD indirgemeleri yapılmış ve halka toplama tekniği kullanılarak tayfları elde edilmiştir. Tayflarda atmosferik ve galaktik yapılar bir birlerinden ayırt edilmiş ve atmosferik veriler kullanılarak dünya atmosferindeki gecelik Hα değişimi elde edilmiştir. DEFPOS RTT150 teleskopunun coudé odasında kullanılmaya başladığında, gökadamız ve diğer gökadalardan gelen çok sönük çizgiler daha kısa poz sürelerinde gözlenebilecektir. O zamana kadar tayfölçer ile başucu yönünde Hα gözlemlerimiz devam edecektir.

4. Kaynaklar

REYNOLDS, R.J., COX, D.P., Heating The Warm İonized Medium, The Astrophysical Journal , 1992, 400:L33-L34.

REYNOLDS, R.J., Ionizing the Galaxy, SCIENCE, 1997, Vol. 277.

REYNOLDS, R.J., HAFFNER, L.M., MADSEN, G.J. , Tree-Dimensional Studies of the Warm Ionized Medium in The Milky Way Using WHAM. arXiv:astro-ph/0201392 v1, 2002.

REYNOLDS, R.J., ROESLER, F.L., SCHERB, F., HARLANDER, J., Fabry-Perot/CCD Multi Channel Spectrometer For The Study Of Warm Ionized Interstellar Gas And Extragalactic Clouds. SPIE The International Society for Optical Engineering. Instrumentation In Astronomy, VII, 1990, Vol. 1235.

HAFFNER, L.M., REYNOLDS, R.J., TUFTE, S.L. , Faint Large Scale Hα Filaments In The Milky Way. The Astrophysical Journal, 501, 1998, L83-L87.

REYNOLDS, R.J., SCHERB F., A Search For Hα Emission From Interstellar Clouds. The Astrophysical Journal, 1973, 181:L79-L82..

ŞAHAN MUHİTTİN, DEFPOS : Tasarımı, Özellikleri ve İlk Sonuçlar, Doktora Tezi, Çukurova Üniversitesi, Fen Edb. Fak. Fizik Bölümü, (Adana,Türkiye), 2004.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG RTT150 Teleskopu ile Yakın Sarmal Galaksilerde Süpernova kalıntılarının Araştırılması

Aysun Akyüz[1], M.Uğur Gözükeleş[1], Şölen Balman[2], Dipen Bhattacharya[3], Nuri Emrahoğlu[4], Mehmet E. Özel[5],

[1]Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat. Fakültesi, Fizik Bölümü, 01330, Adana
aakyuz@cu.edu.tr,
[2]Ortadoğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü., 06531, Ankara
solen@astroa.physics.metu.edu.tr
[3] IGPP, University of California Riverside, Riverside, CA 92521-0412 USA,
dipen@tigre.ucr.edu
[4]Çukurova Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, Sınıf Öğ. Bölümü, 01330, Adana,
nuremrah@cu.edu.tr
[5]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi ,Fen-Edebiyat. Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
m.e.ozel@comu.edu.tr

Özet: Gökadamızda süpernova kalıntılarının sistematik olarak çalışılması yıldızlararası ortamda değişen soğurma ve kalıntıların iyi belirlenemeyen uzaklıkları nedeniyle kolay olmamaktadır. Bu problemler diğer gökadalarda daha azdır. Süpernovaların evriminin çalışılmasında, bilinmeyen mesafelerin ve soğurma etkilerinin minimize edilebildiği diğer gökadalarda bulunan süpernova kalıntı örnekleri, Gökadamızda bulunan süpernova kalıntı örneklerine yeğlenmektedir. Bu çalışmada iki yakın sarmal gökada (M33 ve M101) onlarda bulunan süpernova kalıntılarını belirlemek için gözlendi. Gözlemlerimiz ve süpernova kalıntı adaylarının görüntüleri, pozisyonları, çapları ve çizgi oranları tanımlandı. Bu gökadalarda belirlenen adaylar önceki çalışmalarla karşılaştırıldı. Optik görüntüler Türkiye Ulusal Gözlemevinde bulunan 1.5m teleskop ve CCD kullanılarak elde edilmiştir.

Anahtar kelimeler: Süpernova Kalıntıları, Yasak Çizgi oranı, Sarmal Galaksiler.

Abstract: The systematic study of supernova remnants in our Galaxy is plagued by highly varying absorption of the interstellar medium and uncertain distances. This problems are far less in other galaxies. Samples of significant numbers of supernova remnants in external galaxies are preferred over Galactic samples for supernova remnant evolution studies, since the effects of unknown relative distances and absorption can be minimized. In this work, two nearby spiral galaxies (M33 and M101) were observed in order to indentify supernova remnants in them. Here we described our observations and positions, diameters, line ratios and images of the supernova remnant candidates. The candidates were compered with previous surveys of the galaxies .The optical images were obtained using Turkish National Observatory 1.5m telescope with the CCD dedector.

Key words:: Supernova Remnants, Forbbiden Line Ratio, Spiral Galaxies.

1. Giriş

Süpernova kalıntıları (SNK), yıldız evriminin son aşaması olan süpernova patlamalarından geriye kalan atıklardır. Süpernova patlamaları ile yıldızlararası ortama aktarılan büyük miktarlarda termal ve kinetik enerjinin bu ortama ve galaktik yapıya etkisini anlatan teorilerde süpernova kalıntılarının rolü oldukça önemlidir. SNK'nın çalışılması, süpernovaları oluşturan ata yıldızları ve patlamaların oluşum oranlarının tahmininin yanı sıra, yıldızlararası ortamın madde bolluğu ve yoğunluğunun anlaşılmasında oldukça önemlidir. Ayrıca çok sayıda süpernova kalıntısının çalışılmasıyla bu gök cisimlerinin evrimleri konusunda daha fazla bilgi edinilmektedir (Matonick, D. ve Fesen, R., 1997). Galaksi düzlemimizde bulunan yoğun gaz ve tozun sönükleştirme etkisi, Galaksimiz içindeki SNK'nın özellikle optik, morötesi ve x – ışın dalgaboylarında gözlenmesini engelleyen önemli bir faktördür. Galaktik SNK'nın uzaklıklarının belirlenmesindeki

Bildiri tam metni için : Aysun AKYÜZ
e-mektup: aakyuz@cu.edu.tr

zorluklarda onların çalışılmasında önemli bir dezavantaj oluşturmaktadır. Oysa ki Galaksi-ötesi SNK' nın çalışılmasında bu sorunlar büyük oranda ortadan kalkmaktadır. Öncelikle, Galaksi – ötesi SNK'nın uzaklıkları o galaksinin bizden olan uzaklığı ile aynı alınmaktadır. Gözlenen süpernova SNK' nın uzaklığının bilinmesiyle çapları hesaplanmaktadır. Her bir süpernova kalıntısının pozisyonu, o galaksinin herhangi bir kısmının (Galaktik düzlemimiz gibi) belirgin bir ardalan etkisi olmadan tanımlanmaktadır. Kalıntıların pozisyonlarının belirlenmesi ve iyonize hidrojen (HII) bölgelerinin ve sarmal kollara güre rölatif dağılımlarıyla karşılaştırılmasından SNK'nın olası ataları ve supernova tipleri araştırılmaktadır. Galaksi–ötesi SNK' nı belirleme çalışmaları yaklaşık elli yıldır devam etmektedir. Bu SNK' nı optik bölgede tanımlamak için SII/Hα kriteri ilk olarak Mathewson ve Clarke (1973) tarafından kullanılmış ve bu yöntem ile SNK' nın optik bölgede belirlenmesine öncülük etmişlerdir. Tablo 1. de bazı yakın galaksilerde SNK'nın optik bölgede araştırılmasının sonuçları sunulmuştur.

Tablo 1. Galaksi-ötesi SNK'nın optik bölgede araştırılması sonuçları

Galaksi	Uzaklık (Mpc)	SNK Sayısı	*Referans*
KMB	0,055	32	Westerlund ve Mathewson, 1996; Mathewson ve Clarke, 1972, 1973a,b; Mathewson, 1983,84,85
BMB	0,063	11	Mathewson ve Clarke, 1972, 1973a; Mathewson, 1983,1984; Chu ve Kennicutt, 1988a;
NGC 2403	3.2	35	D'Odorico ve ark., 1980 Matonick ve ark. 1997
M31	0,69	221	Rubin, 1972; Kumar, 1976; D'Odorico ve ark, 1980; Blair ve ark., 1981; Braun ve Walterbos, 1993; Magnier ve ark., 1995
M33	0,84	98	D'Odorico, 1980; Blair ve Krishner, 1985; Smith, 1991, 1993; Gordon ve ark, 1998,1999
M101	5,4	93	Chu ve Kennicutt, 1986; Skillman, 1985; Yang, 1994;
NGC 6946	5,5	27	Blair ve Fesen, 1994; Schlegel, 1994a,b; Van Dyk 1994

2. SNK' nın Belirlenmesi

Tipik bir süpernova kalıntısının (~>10^4 yıl yaşında), yaklaşık küresel olan şok dalgaları 100 km/s hız ile yıldızlararası ortamdan genişleyerek ilerler. Süpernova kalıntısında bulunan yüklü parçacıkların hareketleri düzensiz elektromanyetik alanlar oluşturur ve oluşan bu düzensiz alanlar yıldızlararası ortamda bulunan iyonlarla etkileşmelere neden olurlar. Şok dalgaları, yoğun yıldızlararası bulut yada bulutsularla karşılaşarak düşük yoğunluklu yıldızlararası ortama doğru saçılırlar (yıldızlararası bulutlar için yoğunluk ~ 10 cm^{-3} ve yıldızlararası ortam için yoğunluk 0.1 cm^{-3}). Şok dalgaları bulutsulardaki gazı ısıtır ve iyonize ederler. Şok dalgaları geçtikten sonra bulutsulardaki gaz ışıma yaparak enerjisini verir ve soğumaya başlar. Yoğun bulutlar daha fazla güçlü ışıma yapacağından daha çabuk soğur. Soğuyan, uzun bir bölge şokların ardından oluşur (~0.05-0.1pc). Yinede hala bu bölgede kısmen iyonize olmuş ve ısıtılmış gaz bulunur. Soğuyan bu bölgede H^+ lar H^0 larla tekrar birleşirler. Bu birleşmenin ardından Balmer yayınım çizgileri (Hα, Hβ vs..) üretilir. Ayrıca O^+ ile O^0 ve S^{++} ile $S^{+'}$ larla birleşir. Sonuç olarak bu soğuyan bölgede göreli olarak daha fazla miktarda O^0 ve S^+ ve $H^{+'}$ ile çok sayıda uyarılmış elektron bulunur. Bu bölgedeki elektronların sıcaklığı ~ 10 000 ^{0}K'dir. Bu sıcaklıktaki elektronlar çarpışmalarla $S^{+'}$ yı uyarır. Çarpışmalarla uyarılan S^+ iyonları daha sonra güçlü [SII] λλ6716, 6731 ışınımlarını yayımlarlar Elektronlar 10000 ^{0}K sıcaklığından dolayı bu yayınım için gerekli olan ~ 1.85 eV' luk enerjiye sahiptirler (Blair ve Krishner, 1985).

HII bölgeleri ve gezegenimsi bulutsu gibi diğer yayınım nebulaları SNK 'dan farklı şekilde ışıma yaparlar. Hidrojen bulutlarına gömülü yıldızlardan oluşan tipik bir HII bölgesi merkezdeki sıcak yıldız veya yıldızlardan yayımlanan morötesi fotonlarının akısıyla uyarılmış ve iyonize olmustur. Bulutsu boyunca hidrojen rekombinasyonu ile cok miktarda Hα foton akısı oluşur. Bununla beraber merkez yıldızların güçlü fotoiyonizasyon akısından dolayı HII bölgesinde oksijenin ve sülfürün çoğu yüksek iyonizasyon (O^+, O^{++} ,S^{++}) durumda tutulur. Bundan dolayı HII bölgelerinde yasak çizgiler zayıftır ve tipik olarak SII/Hα ≈ 0.1- 0.3 oranına sahiptirler (Braun ve Walterbos 1993). Bu yüzden optik bölgede gözlenen belirgin yayınım bulutsuları için SII/Hα≥ 0.4-0.5 oran değeri olası SNK adayları olarak tanımlanmaktadır.

Optikte SNK belirgin yayınım çizgi kaynakları olarak algılanmalarına rağmen, kalıntıların algılanmasındaki en büyük sorun onların galakside yayınım yapan diger cisimler ile karıştırılmasıdır. Bu cisimler; Süper Kabuk , Süper Kabarcık, yayınım çizgi yıldızlar (O-B türü ve Wolf-Rayet yıldızları) olarak verilebilir.Uygulanan değişik gözlemsel kriterlerle SNK , farklı yayınım çizgi kaynaklarından ayırt edilmektedir (Magnier ve ark. 1995)

3. Galaksi Seçimleri

SNK' nı tanımlamak için gözlenmesi planlanan galaksilerin seçiminde temel kriterlerden birincisi; galaksilerin eğim açısı (incliation angle) 0° veya düşük yani önden görünümlü (face-on) olmasıdır. (Ayrıca, gözlemlerimizin TUG' da yapılması planlandığından, gözlenmesi planlanan galaksilerin deklinasyon (iniklik) açıları $>20^{\circ}$ olarak belirlenmiştir.) İkincisi; parlak yayınım bölgelerinin bulunduğu yakın sarmal galaksilerin seçilmesidir. Galaksilerin sarmal kollarında madde yoğunluğunun fazla olduğu bölgelerde SNK' nın sayısının fazla olduğu düşünülmektedir. Çünkü; bilinen yıldız oluşum bölgeleri (HII bölgeleri, moleküler bulutlar ve sarmal kollar) ile SNK' nın dağılımlarının karşılaştırılması SNK' nı oluşturan ataları hakkında bilgi sağladığı düşünülmektedir. (Matonick, ve Fesen, 1997). Bununla beraber yüzey parlaklığı düşük olan SNK' nı yakın galaksilerde belirlemek uzak galaksilerde belirlemekten daha kolay olduğundan uzaklıkları ≤ 8Mpc olan galaksiler seçilmektedir.

4. Gözlemler ve Veri indirgeme İşlemleri

Tubitak Ulusal Gözlemevi (TUG)' da M 33 ve M101 galaksisinde bulunan SNK' nı belirlemek için 3-4 Eylül 2002 ve 4-5 Haziran 2004 tarihlerinde gözlemler yapıldı. Bu gözlemlerde RTT150 cm teleskop ile CCD ve girişim filtreleri kullanıldı. Girişim filtrelerinin karakteristik özellikleri Tablo 2 de, Galaksilerin konumları ve görüntülenme süreleri Tablo 3 verilmektedir.

Tablo2. Girişim filtrelerinin karakteristik özelliği

Filtreler	*λ Dalga boyu ^{0}A*	*FWHM*
[S II]	6728	54
Hα	6563	80
Hα sürekli (Hαc)	6446	123
S II sürekli [S II]c	6964	350

Alınan veriler, LINUX işletim sistemi altında çalışan ESO-MIDAS (Münih Identification Data Analysis Program) paket programı kullanılarak analiz edildi.

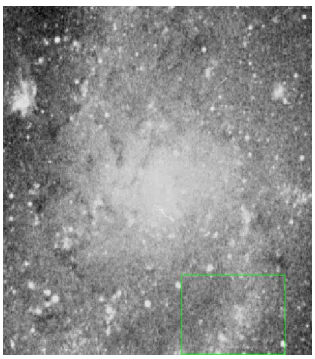
Tablo 3. Seçilen Galaksiler ve gözlem süreleri

Alan	**RA,DEC J2000**	**Uzaklık Mpc**	**Gözlem Süreleri (sn) [SII] Hα [SII]$_c$ Hα$_c$**
M33	1:33:59,4 30:34:37.57	0,840	600 600 600 600
M101	14:03:12 54:20:56	5,4	1200 1200 1200 1200

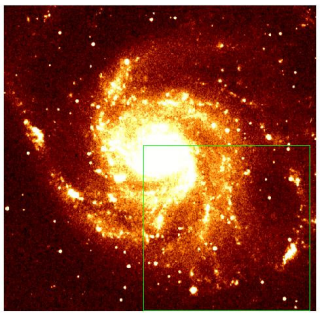
CCD görüntülerimiz 9.1′ x 9.1′ büyüklüğünde alanı kaplamaktadır. M33 galaksisinin geniş açısal alanından dolayı teleskop görüş alanı içinde galaksinin tamamını görüntülemek mümkün olmadı. Bu çalışmada yalnızca güney bölgesinde bulunan süpernova kalıntıları incelendi (Şekil 1a). M101 galaksisi içinde benzer nedenden dolayı Şekil 1b 'de gösterildiği gibi kutu içine alınan alan gözlendi. Şekil 2a ve 2b de M33 ' ün seçilen bölge için Hα ve Hαc görüntüleri, Şekil 3a ve 3b de [SII] ve [SII]c görüntüleri verilmektedir.

Veri analizlerimiz için gerekli DARK (kara görüntü) ve BIAS (sıfır seviyesi), herbir filtre için eşit poz sürelerinde FLAT FILED (düz alan) görüntüleri de aynı tarihlerde alınarak bunlarla standart görüntü ön indirgeme işlemleri yapıldı. Ön ve arka fonda bulunan yıldız ışığı etkilerinden kurtulmak için ön indirgeme işlemlerinden sonra H ve [SII] görüntülerinden bunlara ait sürekli görüntüler çıkarıldı. Şekil 4a ve 4b de sürekli görüntülerinden çıkarılmış Hα ve [SII] görüntüleri verilmektedir.

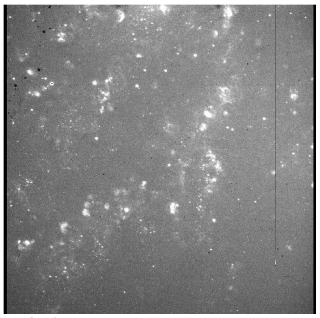
Ön ve arka fon yıldızlardan kısmen temizlenmiş görüntülerinin fotometre analizi için DAOPHOT programı uygulanır. Bu MIDAS programında bulunan bir alt programdır. Bu uygulamadan sonra **[SII]/Hα** oranı alınarak SNK 'nın pozisyonunu belirleyeceğimiz görüntü oluşur. Oluşan bu görüntünün yasak çizgi oran değeri **[SII]/Hα >** 0.45 olduğu yerler (kaynak bölgesi ile ardalan bölgesi arasında ~2σ güvenilirlik değerinin sağlandığı yerler) süpernova kalıntı adayı olarak belirlenir. Belirlenen adayların yapıya uygun bir Gaussian eğrisinin FWHM (yarı yükseklikteki tam genişlik) den ölçülen değeri kalıntı çapı olarak belirlenmiştir. M33 ün seçilen bölgesinde bulunan SNK adaylarının pozisyonları Hα görüntüsü üzerinde Şekil 5 de verilmektedir. SNK' nın koordinatları, [SII]/Hα oran değerleri ve çapları , Gordon ve ark. (1998)' nın sonuçları ile birlikte Tablo 4 de sunulmuştur.



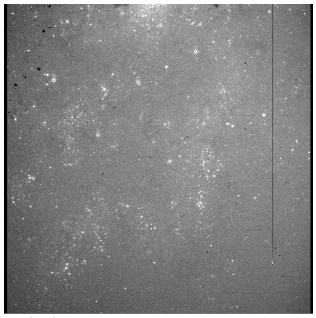
Şekil 1a. M 33 galaksisinde seçilen bölge



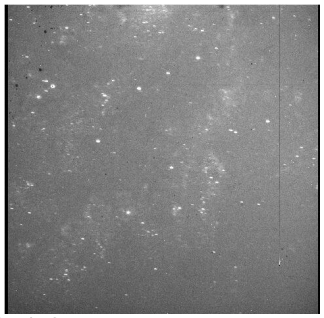
Şekil 1b. M101 galaksisinde seçilen bölge



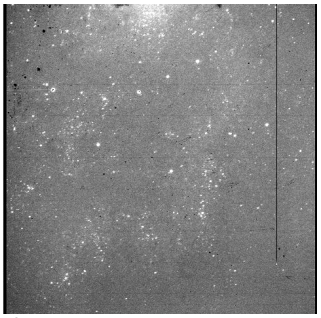
Şekil 2a. M 33' ün Hα görüntüsü



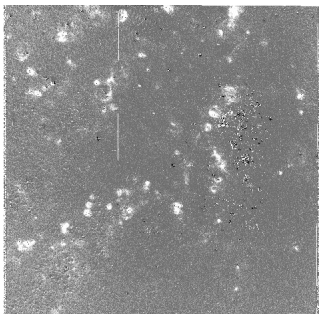
Şekil 2b. M33'ün Hαc görüntüsü



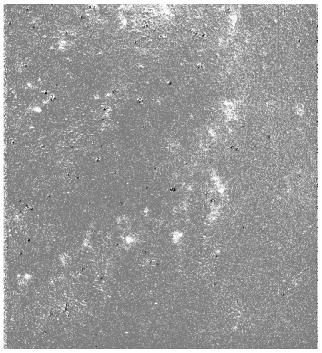
Şekil 3a. M33 'ün SII görüntüsü



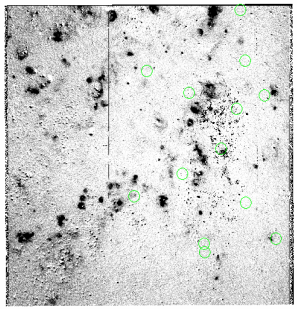
Şekil 3b. M 33 M33 'ün SIIc görüntüsü



Şekil 4a. Temizlenmiş Hα görüntüsü



Şekil 4b. Temizlenmiş SII görüntüsü



Şekil 5. Hα görüntüsünde SNK'nın pozisyonları

Tablo 4 : M33' de seçilen bölgede belirlenen SNK

RA,DEC[a] J2000	SII/Hα[b]	D[b] (pc)	SII/Hα[b]	D[b] (pc)
1:33:41.2 30:32:28	0.56	29	0.71	45
1:33:48.6 30:33:05.6	0.99	36	0.46	40
1:33:49.9 30:35:29.1	1.01	30	0.34	38
1:33:51.6 30:30:43.9	0.86	35	0.24	40
1:33:51.6 30:30:59.1	1.13	49	0.23	60
1:33:54.5 30:33:47.7	0.76	40	0.21	45
1:33:57 30:34:58.7	1.42	21	0.22	30
1:33:58 30:37:55.1	1.16	17	0.21	30
1:33:58.8 30:33:34	0.91	29	0.36	40
1:34:07.3 30:36:21.4	0.94	108	0.47	140

[a] Belirlenen SNK' nın koordinatları
[b] Gordon ve ark. belirlediği oran ve çap değerleri
[c] Bu çalışmada belirlenen oran ve çap değerleri

5. SONUÇ

Bu çalışmada seçilen iki yakın sarmal galakside (M33 ve M101) SNK optik bölgede gözlenmesi amaçlanmıştır. Yukarıda M33 galaksisinin TUG' analiz sonuçları sunulmuştur. M101 galaksisinden, RTT150 cm teleskoptaki teknik arıza nedeni ile istenilen gözlem zamanında veri alınamamıştır. Telafi için verilen zaman, dolunay zamanına karşılık geldiğinden alınan görüntülerde gökyüzü parlaklık değerinin cok yüksek olması, zaten oldukça sönük yüzey parlaklıklarına sahip SNK' nı belirlememize olanak vermemiştir.

M33 de alınan verilerin analizi ile elde ettiğimiz sonuçlar, Gordon ve ark. (1998) verdiği sonuçlar ile karşılaştırıldığında belirleyebildiğimiz kalıntı sayısı sadece üç tanedir. Bu da ancak kalıntı çaplarının daha büyük değerlerde alınması ile mümkün olmuştur. Sonuçlarımızın istenilen düzeyde olamamasının nedeni, gözlem zamanının kısalığından dolayı her bir filtre için alınan poz süresinin kısalığıdır (600s). Gordon ve ark. çalışmasında verilen süre 3600s dir.

Yakın galaksilerde bulunan SNK' nı optik bölgede araştırılması devam eden bir projedir. Yeterli poz süresi ile yapılacak gözlemler ve belirlenen adayların spektroskopik gözlemleri ile elde edilecek yasak çizgi oran değerlerinin SII]/Hα optik bölgede bulunan oran değerleri ile karşılaştırılarak kalibre edilmesi planlanan çalışma programı içindedir.

6. KAYNAKLAR

Blair, W. P. ve ark. 1981. ApJ V.247, P. 879

Blair, W. P. ve Kirshner, R. P. 1985. ApJ vol. 289, 1985, p. 582-597

Blair, W. P. ve Fesen, R. A. 1994. ApJ vol. 424, no. 2, p. L103-L106

Braun, R. ve Walterbos, R., 1993. A&ASS 98,327-364

Chu, You – Hua ve Kennicutt, R. C., 1988a. ApJ. vol. 96, p. 1874-1883.

Chu, You – Hua ve Kennicutt, R. C., 1986. ApJ vol. 311, p. 85-97.

D'odorico ve ark. 1980 A&AS...40...67D

Gordon, S., ve ark., 1998. ApJS 117:89-133

Gordon, S., ve ark., 1999. ApJS 120:247-264

Kumar, S. 1976. AA vol. 28, p. 579-591.

Magnier, E.,Prints, S. and et all., 1995. A&AS 114,215-245

Mathewson, D. ve Clarke, N.,1973.ApJ, 180:725-738

Mathewson,D. ve Clarke,N., 1972ApJ...178L.105M

Mathewson, D., 1984. ApJS, 55, 189

Matonick, D. ve Fesen, R., 1997. ApJS 112:49-107

Magnier, E.,Prints, S. ve ark., 1995. A&AS 114, 215-245

Rubin 1972ApJ...177...31R

Schlegel, E. M., 1994a. ApJ, 424, L99

Schlegel, E. M., 1994b. ApJ, 434, 523

Skillman, E. D., 1985. ApJ vol. 290, p. 449-461.

Smith, R. C., ve ark., 1991. ApJ. 375. 652

Smith, R. C., ve ark.,1993. ApJ, 407,564

Van Dyk, S. D., ve ark., 1994. ApJ. 425, L 77

Westerlund, B. E., ve Mathewson, D. S., 1966. MNRAS. 131, 371

Yang, Wei – Hong ApJ vol. 425, no. 2, p. 439-441

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Yer'e Yakın Yörünge Uyduları ve BİLSAT

Ayşe İnalöz[1], Prof. Dr. Halil Kırbıyık[2], Prof. Dr. Murat Aşkar[3]

[1] Telekomünikasyon Kurumu, Elektronik İmza Çalışma Grubu, Yeşil Irmak Sok. No:16- Demirtepe- Ankara
ainaloz@tk.gov.tr

[2] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü- Ankara
kirbiyik@newton.physics.metu.edu.tr

[3] Orta Doğu Teknik Üniversitesi

Özet: Türkiye, TÜBİTAK-BİLTEN sorumluluğunda, "Surrey Uydu Teknoloji Şirketi (İngiltere)" ile işbirliği yaparak 129 kg ağırlığında bir uyduyu Yer'e yakın bir yörüngeye (686 km) oturtmuştur. Bu çalışma, sözkonusu BİLSAT uydusunun fırlatılmasından önce ele alınmış ve tamamlanmıştır. Yer'e Yakın Yörüngeye sahip uydular ile ilgili bazı yörünge parametre hesaplamaları yapılmıştır. BİLSAT la ilişkilendirdiğimiz için parametre hesaplamalarında, uydunun Türkiye'yi ne kadar kapsayacağı ön planda tutulmuştur. Hesaplamalarda STK 4.1.b yazılımı kullanıldı. İlk olarak, Türkiye'yi tam kapsaması için uydu yörünge düzlemiyle ekvator düzlemi arasındaki açının (eğim açısı) ne olması gerektiği veya hangi eğim açısında maksimum kapsamayı temin edebileceğimiz araştırıldı. Problemi kolaylaştırmak amacıyla dairesel yörünge kabul edildi ve 20 ile 90 derece arasındaki eğim açıları tarandı. Bulunan sonuç; uydunun 52 derecelik eğim açısında en çok kapsadığı olmuştur. 52 derecede Türkiye'nin % 4.8 ini kapsamakta ve bir gündeki kapsama süresi 69.2 dakikayı bulmaktadır. Görüldüğü gibi tek bir uydu ile ilgili coğrafyanın çok az bir kısmı kapsanmaktadır. Bu nedenle çoklu uydu sistemi hesapları da yapıldı. Çoklu sistem hesaplamalarında araştırılan şey, Türkiye coğrafyasının tümünü kaç uydu ile görebileceğimizdir. Bu tür çoklu sistemlere "Walker Delta Takımı" adı verilmektedir. Elde edilen sonuca göre Türkiye coğrafyasının tümü, 6 düzlem-5 uydu takımıyla görülebilmektedir (eğim açısı 52 derece olmak kaydıyla) Diğer yandan, Yer'e yakın yörünge aralığında kalmak üzere, yörüngenin dünyaya uzaklığının kapsamaya etkisi de incelendi. Hesaplamalar sadece bir durum için yapıldı ve 3 düzlem- 3 uydu takımı alındı. Elde edilen sonuca göre, 650 km ile 1500 km arasında kapsama yüzdesi % 30 dan % 60 lara çıkmaktadır. Yörünge yükseldikçe kapsama alanı büyümektedir.

Anahtar Kelimeler: Yer'e Yakın Yörünge, Yörünge Benzetimi, Kapsama Alanı, Uydu Erişimi, Walker Delta Uydu Takımı

Abstract: Turkey was launched a Low Earth Orbit Satellite, Bilsat, having 129 kg mass and 686 km altitude with cooperation Surrey Satellite Technology Company. This study was completed before launch of Bilsat. Some orbital calculations were made for the low erath orbit satellites. In this orbital calculations complete coverage intervals for Turkey was considered briefly. STK 4.1.b software was used for these calculations. Firstly, suitable angles between satellite orbit plane and equator plane, inclination angle, were determined to cover all over Turkey. In order to make easier the case circular orbit was chosen and inclination angles were scanned between 20^0 to 90^0. In conclusion, it was found that satellite coveres maksimum at 52^0 inclination angle. Satellite covers Turkey 4.8 % during a day and coverage duration during a day is 69.2 minutes. As it can be seen by this result, this geographic region's coverage is very low during a day with a satellite. Because of this reason walker delta constellation are also used in these simulations. Investigations regarding this Walker Delta constellations were mainly about how many satellites require to cover Turkey during a day. In conclusion, Turkey can be covered by a Walker Delta Constellation consisting of 6 planes-5 satellites with 52^0 inclination angle. On the other hand, at low earth orbit, altitude's effect on coverage also was searched. Calculations were made for a Walker Delta Constellation consisting of 3 planes-3 satellites. In conclusion at altitudes chosen between 650-1500 km, coverage increases 30% to 60%.

Key Words: Low Earth Orbit, Orbit Simulation, Coverage Area, Satellite Access, Walker Delta Constellation

1.Giriş :

Yer'e yakın yörünge uyduları (LEO), dairesel ya da eliptik yörüngelerde yer almakta ve yerden 500-1500 km yükseklikte bulunmaktadır. Küresel kapsama çok sayıda uydu ile sağlanabilmektedir.

Bu çalışmada "Surrey Uydu Teknoloji Şirketi (İngiltere)" ve TÜBİTAK-BİLTEN işbirliğiyle Yer'e yakın bir yörüngeye (650 km) oturtulan BİLSAT uydusunun fırlatılmasından önce ele alınmış ve tamamlanmıştır. Uydu ile ilgili bazı yörünge parametre hesaplamaları yapılmıştır.

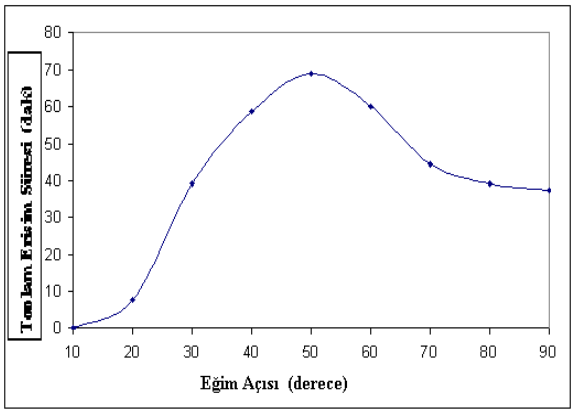
Simülasyonlar 4 adımda gerçekleştirilmiştir.

1 . İlk olarak bir LEO uydusu kullanılarak Türkiye için tam kapsama süreleri belirlenmiştir. LEO uydusunun parametreleri aşağıdaki gibi seçilmiştir.

Bildiri tam metni için : Ayşe İNALÖZ
e-mektup: ainaloz@tk.gov.tr

Yörünge : Dairesel
Yükseklik : 650 km
Eğim Açıları : 20^0, 30^0, 35^0, 40^0, 45^0, 50^0, 52^0, 54^0, 56^0, 58^0, 60^0, 65^0, 70^0, 80^0, 90^0
Kütle : 100 kg

Tek uydunun 52 derecelik eğim açısında en iyi kapsama süresini verdiği tespit edilmiş olup sözkonusu uydunun bir günlük kapsama süresi 69.2 dakikayı bulmaktadır. Sonuçta Türkiye'yi kapsama süresi % 4.8'dir. Sözkonusu simülasyonların sonuçları Tablo 1 ve Grafik 1'de verilmiştir.



Grafik 1Eğim açısıyla toplam erişim süresinin değişimi

2. İkinci olarak; ilk bölümde görüldüğü gibi tek bir uydu ile bir günlük süre için ilgili coğrafya çok az bir süre kapsanmaktadır. Bu nedenle çoklu uydu sistemi hesapları da yapılmıştır. 2-6 arasında değişen N sayısı için N Düzlem-N Uydu'dan oluşan Walker-Delta Uydu takımları oluşturulmuştur. Eğim açıları 20^0-90^0 arasında değişen her uydu takımı için bir günlük tam kapsama süreleri, geçiş sayısı ve kapsama süresi belirlenmiştir. Tam sonuçların yer aldığı çizelge ve grafikler Ek-1'de yer almakta olup oluşturulan tüm senaryolar içerisindeki en fazla kapsama yüzdelerini veren simülasyon sonuçları Tablo 2 'de gösterilmiştir.

3. Üçüncü olarak 1-6 arasında değişen N ve S'ye sahip N Düzlem S Uydu'dan oluşan, Walker-Delta Uydu takımları oluşturulmuştur. Eğim açıları 20^0-80^0 arasında değişen her uydu takımı için bir günlük tam kapsama süreleri, geçiş sayısı ve kapsama süresi belirlenmiştir.

Tablo 1 650 km yükseklikteki 10^0 - 90^0 değişen eğim açılarına sahip bir LEO uydusunun simülasyon sonuçları

Eğim Açısı (derece)	Toplam kapsama süresi (dakika)	Toplam kapsama süresi (%)
10	0.0	0.0
20	7.7	0.5
30	39.2	2.7
35	47.7	3.3
40	58.7	4.1
45	62.8	4.4
50	68.9	4.8
52	69.2	4.8
54	68.5	4.7
56	66.8	4.6
58	64.1	4.4
60	60.1	4.2
70	44.4	3.1
80	39.2	2.7
90	37.2	2.6

Tablo 2 N Düzlem-N Uydu'dan oluşan Walker-Delta Uydu takımlarının tüm senaryolar içerisindeki en fazla kapsama yüzdelerini veren simulasyon sonuçları

Walker Delta Uydu Takımı (N Düzlem - N Uydu)	Yörüngesel Eğim Açısı	Toplam Kapsama Süresi (Dakika)	Toplam Kapsama Yüzdesi (%)
2P-2S	52^0	264.5	18.4
3P-3S	52^0	439.9	30.5
4P-4S	70^0	660.7	45.9
5P-5S	60^0	934.0	64.9
6S-6S	60^0	1434.6	99.6

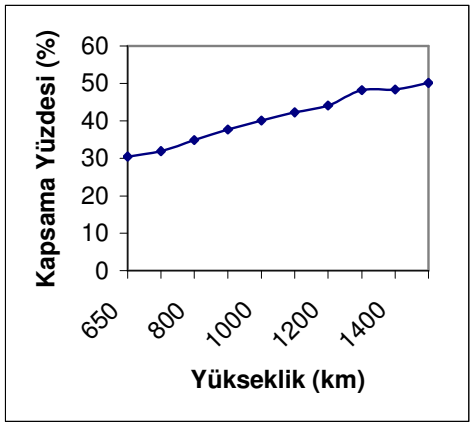
4. Dördüncü olarak 650-1500 km arasında değişen yükseklikteki 3 Düzlem- 3 Uydu'dan oluşan, 52^0 eğimdeki Walker Delta Uydu Takımı simülasyonda kullanılmış ve Türkiye için Tam Kapsama süreleri Tablo 4'te, kapsama yüzdesinin yükseklikle değişimi, Grafik 2'de verilmiştir.

Tablo 3 1-6 arasında değişen N ve S'ye sahip ve eğim açıları 20^0-80^0 arasında değişen N Düzlem S Uydu'dan oluşan, Walker-Delta Uydu takımlarının Türkiye'yi günlük kapsama sürelerinin yüzdeleri

	Düzlem Sayısı (p)						
Uydu Sayısı (s)	1p (%)	2p (%)	3p (%)	4p (%)	5p (%)	6p (%)	Eğim Açısı (derece)
1s	0.5	0.8	1.6	1.9	2.9	3.1	20
	4.8	7.9	14.0	16.5	21.9	27.0	52
	4.0	8.0	12.4	16.4	19.5	24.7	60
	2.9	5.8	9.1	12.1	14.6	17.7	70
	2.8	5.4	8.6	11.1	14.2	16.7	80
2s	1.2	2.5	3.4	4.7	5.7	7.14	20
	9.0	18.4	26.6	36.1	40.9	53.7	52
	8.2	17.2	23.6	34.3	34.2	50.7	60
	5.8	11.5	18.2	23.3	22.5	35.2	70
	5.4	8.3	17.5	17.1	22.6	27.3	80
3s	1.7	3.4	5.2	6.79	8.7	10.2	20
	13.5	26.9	30.5	47.0	72.9	61.2	52
	12.2	24.4	23.4	45.3	62.0	47.0	60
	9.0	18.0	19.4	38.6	35.8	38.7	70
	8.3	16.5	23.2	32.8	35.0	46.9	80
4s	2.2	4.6	6.8	9.1	11.3	13.6	20
	17.9	36.0	50.6	42.4	71.0	96.2	52
	16.3	33.2	42.6	43.0	76.1	98.4	60
	12.0	23.8	31.4	45.9	63.7	62.4	70
	10.6	20.5	32.1	41.3	56.5	62.4	80
5s	2.8	5.6	8.5	11.3	15.9	17.0	20
	22.2	46.6	68.5	60.9	61.2	100.0	52
	20.4	41.4	60.5	55.7	64.9	100.0	60
	14.8	27.4	45.6	52.6	64.8	84.34	70
	13.6	20.3	43.1	40.5	3.1	67.6	80
6s	3.4	7.0	10.2	13.8	23. 2	20.8	20
	26.8	53.9	71.5	90.5	66.9	89.1	52
	24.4	51.3	61.7	87.5	64.3	99.6	60
	18.0	34.7	46.2	73.9	56.0	93.3	70
	16.3	25.6	49. 6	51.3	62.7	78.3	80

Tablo 4 650-1500 km arasında değişen 3 Düzlem- 3 Uydu'dan oluşan, 52^0 eğimdeki Walker Delta Uydu Takımı için simülasyon sonuçları

Yükseklik (km)	Toplam kapsama süresi (dakika)	Toplam kapsama yüzdesi (%)
650	439.9	30.5
700	459.6	31.9
800	502.6	34.9
900	543.1	37.7
1000	578.2	40.1
1100	608.9	42.3
1200	635.8	44.1
1300	665.2	48.2
1400	696.8	48.4
1500	721.5	50.1



2.Sonuçlar:

Bu projede temel olarak Türkiye'nin coğrafi alanını kapsayabilen LEO uydularının yörünge parametrelerinin hesaplaması amaçlanmış ve sözkonusu amacı gerçekleştirmek üzere "STK 4.1.1b" adı verilen paket programının kapsama modülü kullanılarak Türkiye için tam kapsama süreleri hesaplanmıştır.

Yörünge ve Dünya'nın ekvator düzlemi arasındaki açı olan "eğim açısı"nın tam kapsama üzerindeki etkisinin bulunmaya çalışıldığı ilk bölümde hesaplamalar 650 km yükseklikte yer alan uydular için yapılmış, basitlik sağlaması açısından yörüngeler dairesel seçilmiş ve 20^0 ile 90^0 arasındaki eğim açıları baz alınmıştır.

İlk hesaplamalar 650 km yükseklikte yer alan tek bir LEO uydusu için yapılmış, kapsama süreleri, geçiş aralıkları ve kapsama yüzdeleri bir gün süresi için yapılmıştır.

Sözkonusu simülasyonlar için aşağıda yer alan sonuçlar elde edilmiştir.

-Türkiye'nin coğrafi alanını kapsayan bir LEO uydusu için bir gün süresince geçiş sayısı ve kapsama yüzdesi 20^0 to 52^0 aralığındaki eğim açıları için artmaktadır.
-52^0 to 90^0 aralığındaki eğim açılarında geçiş sayısı ve kapsama yüzdesinde dramatik bir düşüş yaşanmaktadır.
-52^0 eğim açısındaki bir LEO uydusu bir gün süresince Türkiye'yi zaman olarak % 4.8'ini tam olarak kapsamaktadır. Toplam kapsama süresi ise bir gün süresince 69.2 dakikadır.

Tek bir uydu kısıtlı bir kapsama süresi sağlamaktadır. Kapsama süresini arttırmak için birden fazla uydu kullanmak gerekmektedir. Böylece bu amaç için ikinci ve üçüncü bölümlerde uydu takımları yaratılmıştır.

Bu tip takımlardan ilki ikinci bölümde 2-6 arasında değişmekte olan N sayısı için N Düzlem- ve her düzlemde N uydu olarak oluşturulmuştur. Her takım için tam kapsama süreleri, geçiş sayısı, geçiş süresi ve bir gün süresindeki tam kapsama süreleri 20^0- 90^0 arasında değişen eğim açıları için hesaplanmıştır. Tam sonuçların yer aldığı çizelge ve grafikler Ek-1'de yer almakta olup oluşturulan tüm senaryolar içerisindeki en fazla kapsama yüzdelerini verenler Tablo 2 'de gösterilmiştir.

S ve N sayıları 1-6 arasında değişen N Düzlem-S Uydu'dan oluşan ve 20^0 to 80^0 arasında değişmekte olan eğim açıları için yaratılan Walker-Delta Uydu Takımları için bir gün boyunca kapsama yüzdelerinin hesaplandığı üçüncü bölümden elde edilen önemli sonuçlar aşağıda özetlenmiştir.

-6 Düzlem- 5 Uydu'dan oluşan oluşan Walker Delta Uydu takımı içi 24 saat süresince 52^0 ve 60^0 'lik eğim açıları için %100'lük bir kapsama sağlanmıştır. Bunun anlamı olarak 30 LEO uydusuyla Türkiye'nin bir gün süresince tam olarak kapsandığı bulunmuştur.
-6 Düzlem- 4 Uydu'dan oluşan bir Walker-Delta Uydu Takımı için bir gün süresince 60^0 eğim açısında % 98.4'lük bir kapsama yüzdesi elde edilmiştir.
Her Uydu Takımı içerisindeki Türkiye için en yüksek kapsama yüzdelerini sağlayan 20^0 - 80^0 arasında değişen eğim açıları belirlenmiştir. Sonuçlar Tablo 5'te yer almaktadır.

Tablo 5 En yüksek kapsama sürelerin kapsayan Walker Delta Uydu takımları ve eğim açıları

Walker Delta Uydu Takımı (N Düzlem - N Uydu)	Yörüngesel Eğim (derece)
1P-1S, 1P-2S, 1P-3S, 1P-4S, 1P-5S, 1P-6S, 2P-2S, 2P-3S, 2P-4S, 2P-6S, 3P-1S, 3P-2S, 3P-3S, 3P-4S, 3P-5S, 3P-6S, 4P-1S, 4P-2S, 4P-3S, 4P-5S, 4P-6S, 5P-1S, 5P-2S, 5P-3S, 5P-6S, 6P-1S, 6P-2S, 6P-3S, 6P-5S,	52
2P-1S, 5P-4S, 5P-5S, 6P-4S, 6P-5S, 6P-6S	60
4P-4S	70

S ve N sayılarının 1-6 arasında değiştiği N Düzlem-S Uydu'dan oluşan Walker Delta Uydu Takımı ile yaratılmış olan 36 senaryo içerisindeki 30 tanesinde maksimum kapsama süresi 52^0 eğim açısında gözlenmiştir.

Yüksekliğin kapsama yüzdesine etkisinin araştırıldığı dördüncü bölümde 3 Düzlem- 3 Uydu'dan oluşan, 52^0 eğimdeki Walker Delta Uydu Takımı simülasyonda kullanılmış ve Türkiye için Tam Kapsama süreleri belirlenmiştir. Söz konusu simülasyonlar için aşağıdaki sonuçlar elde edilmiştir:

650-1500 km arasında değişen yükseklikler için toplam kapsama süresi 52^0 eğim açısı için %64.5 artmıştır.

3. Kaynaklar

Hava Kuvvetleri Komutanlığı, Global Space Activities & Potential in Turkey, 1 inci Uluslararası Uzay Sempozyumu, Ankara, 30-31 May 2001.

Analytical Graphics Inc. , Satellite Tool Kit Software version 4.1.1b (STK 4.1.1b), 2000.

Satellite Tool Kit 4.1.1b Information Documents, Analytical Graphics Inc, 2000.

P. R. Escobal, Methods of Orbit Determination, John Wiley & Sons, New York, 1965.

Cemal Şakacı, Two Simulation Models: Low Altitude Flows and the Türksat Satellite Orbit, Thesis Submitted to the Middle East Technical University, 1996.

M. Richharia, Satellite Communications Systems Design Principles, Macmillan Press Ltd., 1999.

Satellite Toolkit 4.1.1b Astronautics Primer, Analytical Graphics Inc., 2000.

Robert A. Nelson, Satellite Constellation Geometry, Via Satellite Journal, PBI Media, 1995.

G. Pennoli, N. Telespazio, Final Report of COST 227 Action, Chapter 1: Satellite System Architecture, 1995.

E. D. Casey, T. Cooney, Using Low Earth Orbit Satellite Technology to Enable Pipeline Data Communications, ENTELEC News Magazine, Fall 1999 (Vol. 72, No. 2)

D. Rody, Satellite Communications, McGraw–Hill Companies Inc., 2001

E. Lutz, M. Werner, A. Jahn, Satellite Systems for Personal and Broadband Communications, Springer Inc., 2000.

S. Horan, The Potential for Using LEO Telecommunications Constellations to Support Nanosatellite Formation Flying, Space Internet Workshop, Goddard Space Flight Center, November 2000.

L. Crouzard, G. Gawinowski, ISA Project Report, Satellite Perspectives for CNS/ATM, Eurocontrol Experimental Centre, 1997.

M., John, The Orbiting Internet: Fiber in the Sky, Byte Magazine, November 1997.

ITU-Radio Regulations, International Telecommunications Union Publication , Geneva 1998

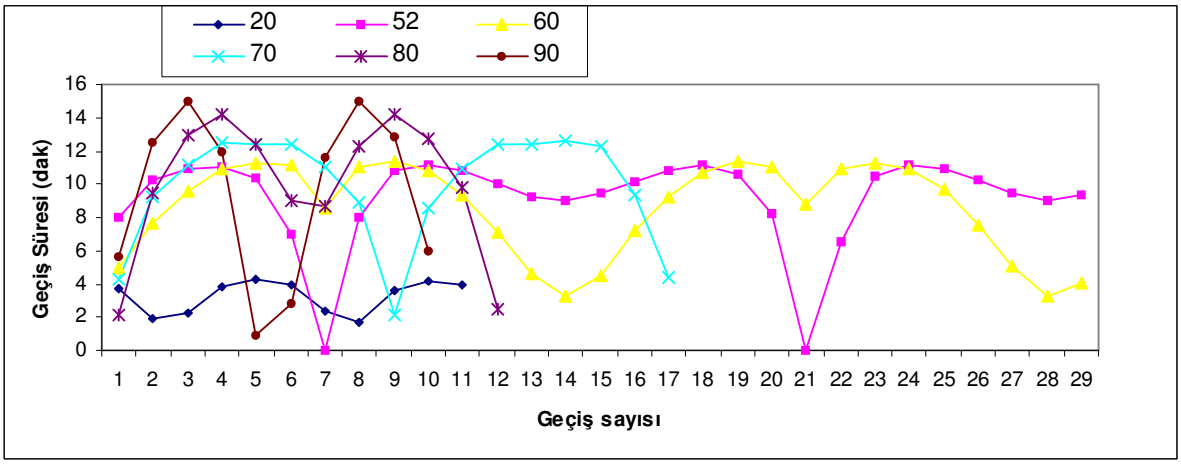
J. Mutai, 21st Century Communications: Global Mobile Personal Communications by Satellite for Africa, ITU Regional Workshop on Introduction, Licensing and Commercialisation of GMPCS Services, Bankok (Thailand), 27-29 August 2001.

ITU GMPCS Handbook, International Telecommunications Union Publication, Geneva, 2000.

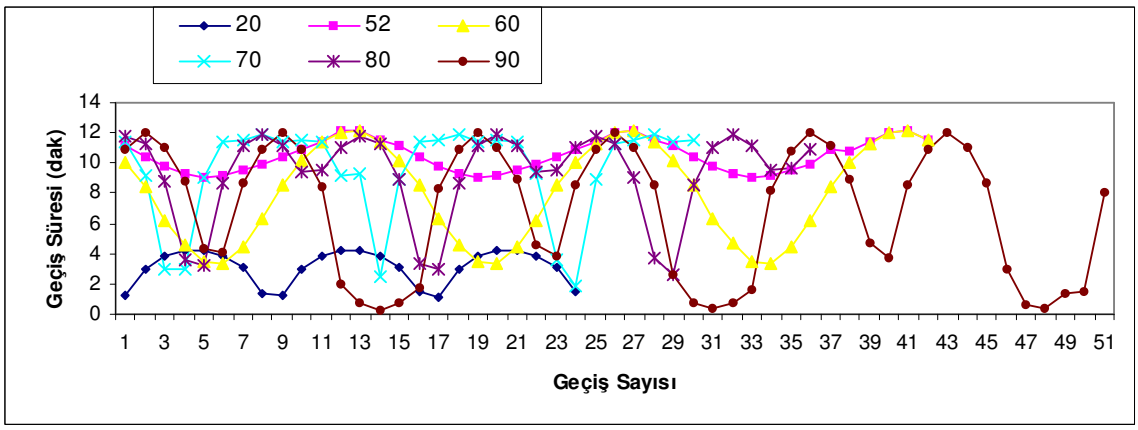
Satellite Toolkit 4.1.1b Glossary, Analytical Graphics Inc., 2000

Fatih Mehmet YURDAL, Coordination Issues Arising From the Use of Highly Inclined Elliptical Orbits, Satellite Communications Engineering MSc. Project Report, University of Surrey, United Kingdom, 1991.

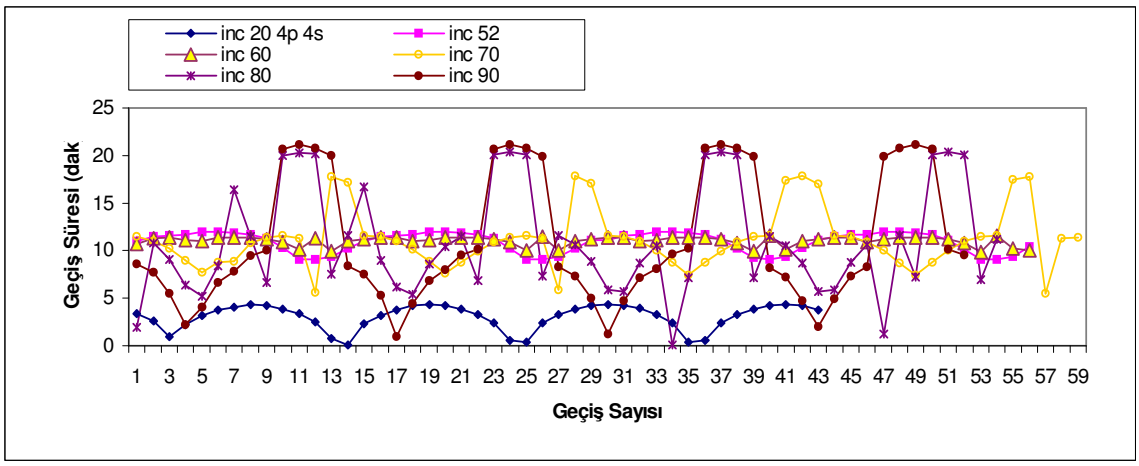
Ek-1 Tam sonuçların yer aldığı çizelge ve grafikler



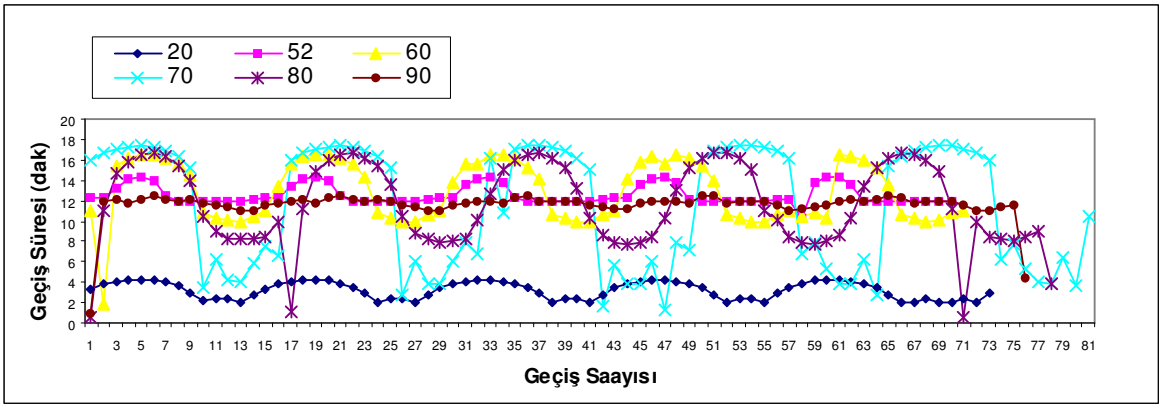
Grafik 3 2 Düzlem –2 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında 20^0 - 90^0 arasında değişen eğim açıları için Türkiye üzerindeki günlük toplam geçiş süresi ve geçiş sayısı



Grafik 4 3 Düzlem –3 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında 20^0 - 90^0 arasında değişen eğim açıları için Türkiye üzerindeki günlük toplam geçiş süresi ve geçiş sayısı



Grafik 5 4 Düzlem –4 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında 20^0 - 90^0 arasında değişen eğim açıları için Türkiye üzerindeki günlük toplam geçiş süresi ve geçiş sayısı



Grafik 6 5 Düzlem –5 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında 20^0 - 90^0 arasında değişen eğim açıları için Türkiye üzerindeki günlük toplam geçiş süresi ve geçiş sayısı

Tablo 6: 2 Düzlem –2 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında Yörüngesel eğim açısının Türkiye'nin kapsanması üzerindeki etkisinin özetlenmesi

Yürüngesel Eğim Açısı (derece)	Toplam kapsama süresi (dakika)	Toplam kapsama yüzdesi (%)
20	36.5	2.5
52	264.5	18.4
60	247.3	17.2
70	165.9	11.5
80	120.3	8.3
90	94.1	6.5

Tablo 7: 3 Düzlem –3 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında Yörüngesel eğim açısının Türkiye'nin kapsanması üzerindeki etkisinin özetlenmesi

Yürüngesel Eğim Açısı (derece)	Toplam kapsama süresi (dakika)	Toplam kapsama yüzdesi (%)
20	74.8	5.2
52	439.9	30.5
60	337.6	23.4
70	279.0	19.4
80	333.6	23.2
90	349.1	24.2

Tablo 8: 4 Düzlem –4 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında Yörüngesel eğim açısının Türkiye'nin kapsanması üzerindeki etkisinin özetlenmesi

Yürüngesel Eğim Açısı (derece)	Toplam kapsama süresi (dakika)	Toplam kapsama yüzdesi (%)
20^0	131.1	9.1
52^0	610.2	42.4
60^0	619.7	43.0
70^0	660.7	45.9
80^0	595.3	41.3
90^0	577.7	40.1

Tablo 9: 5 Düzlem –5 Uydudan oluşan bir Walker Delta Uydu takımında Yörüngesel eğim açısının Türkiye'ninkapsanması üzerindeki etkisinin özetlenmesi

Yürüngesel Eğim Açısı (derece)	Toplam kapsama süresi (dakika)	Toplam kapsama yüzdesi (%)
20^0	229.1	15.9
52^0	882.0	61.2
60^0	934.0	64.9
70^0	932.7	64.8
80^0	908.7	63.1
90^0	878.7	61.0

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

DEFPOS Verilerinin Parlaklık Ayarlaması

Nazım Aksaker[1], İlhami Yeğingil[1], Muhittin Sahan[1]

[1]Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, 01330, Adana
aknazim@yahoo.com, ilhami@cu.edu.tr, msahan@cu.edu.tr

Özet: DEFPOS:4.76˚ görüş açısı ile 1200 saniyelik poz süresiyle 4.76˚x9˚ 'lik bir alandan gelen Hα ışınımı gözlemleri yapmaktadır. İlk Hα tayfı 30 Ekim 2002 gecesi alınmış ve bir yıl içerisinde 27 gece gözlem yapılmış ve alınan verilerden çoğu analiz edilmiştir. DEFPOS yalnız başucu doğrultusunda gözlem yapmaktadır. Dolayısı ile parlaklığı bilinen bir bölgeyi incelemek olanaksızdır. Bu nedenle parlaklık şiddeti ayarlaması için 1^o açısal ve 12 km/s hız çözünürlüklü WHAM verileri kullanılmıştır. DEFPOS ve WHAM sonuçları kıyaslanarak DEFPOS'un Hα yakınında parlaklık ayarlaması yapılmıştır. Samanyolu gökadasındaki HII bölgelerinden başka atmosferik Hα'yı ve TUG da gökyüzü ışıma şiddet değişimi daha hassas araştırabileceğiz. Bu çalışmada parlaklık ayarının nasıl yapıldığı anlatılmakta ve sonuçlar verilmektedir.

Anahtar kelimeler: DEFPOS,HII Bölgeleri, Yıldızlar Arası Ortam, Fabry-Perot Tayfölçeri

Abstract: DEFPOS has observed Hα emission from 4,76^o×9^o of square fielf of view with a 4,76º field of view and 1200 s integration time. The first Hα emission has been obtained on 30 October 2002 and from than on, instanteneous observations on 27 nihht have been made most of data have been analized. Since DEFPOS has been observing at zenith direction, it is impossible to observe a specific region with known intensity so that intensity calibration is not possible. In order to calibrate intensity we have used WHAM data having 1º angular resolation and a 12 km/s velocity resolution. By comparing both results, the intensity of DEFPOS has been determined. In near future, beside HII region in the Milkyway, we would be able to investigate geocoronal Hα and sky intensity variation of TUG near Hα. In this paper a description of intensity calibration and some results have been given.

Key words: DEFPOS, HII Regions, Interstellar Medium, Fabry-Perot Spectrometer.

1. Giriş

DEFPOS (Dual Etalon Fabry–Perot Optical Spectrometer- Çift Etalonlu Fabry–Perot Optik Tayfölçeri) adını verdiğimiz tayfölçer yıldızlararası ortamın sıcak iyonize olmuş hidrojen bölgelerinden gelen zayıf Hα çizgisini inceleyebilecek hassas bir tayfölçerdir. DEFPOS başucu doğrultusunda 4.76^o görüş alanıyla ve 1200 s poz süresi ile gökadadan ve dünya atmosferinden gelen Hα ışınımı gözlemleri yapmaktadır (Şahan; 2002).

Dünyanın yörüngesel hareketinden dolayı, Tayfölçer gökyüzünde 1200 s poz süresinde yaklaşık 4.76˚x 9^o'lik bir açısal alanı taramaktadır. DEFPOS gözlemleri süresince galaksimizin birçok bölgesinden veri almıştır. Dünyanın hareketinden dolayı tayfölçer kış aylarında galaksinin kutup bölgelerinden, yaz aylarında ise ekvator bölgelerinden gözlemler yapmıştır. DEFPOS ile elde ettiğimiz veriler ADU(Arbitrary Digital Unit) birimindedir böylece verilerinin analizleri sonucunda parlaklık değeri ADU.km/s'den oluşmaktadır. Bu verilerin Rayleighs biriminde parlaklık ayarlamasının yapılması gerekmektedir. Tayfölçer yalnız başucu doğrultusunda gözlemler yaptığından parlaklığı belli olan bir kaynağa tayfölçeri yönlendirmek mümkün değildir. Bu nedenle parlaklık ayarlaması 1^o'lik WHAM verileri kullanılarak yapılmıştır. WHAM verileri için www.wham.astro.wisc.edu adresi kullanılmıştır. WHAM verileri 6.dereceden parlak yıldızların olduğu bölgelerde komşu bölgelerin ortalaması alınmıştır. Tüm bunlar göz önünde bulundurarak parlaklık ayarlaması yeniden düzenlenmiştir.

Bildiri tam metni için : Nazım AKSAKER
e-mektup: aknazim@yahoo.com

2.WHAM(Wisconsin H-AlphaMapper)

WHAM tayfölçeri yıldızlararası ortamın zayıf optik ışınım kaynaklarının kinematiğini, dağılımını, sıcaklığını ve iyonlaşma/uyarılma kaynaklarını araştırmak üzere geliştirilmiştir. 15 cm çaplı çift etalonlu Fabry-Perot tayfölçeri 0.6 m'lik bir siderostad ile birleştirilerek kullanılmaktadır. WHAM tayfölçeri gökyüzünden gelen 1 derecelik ışık huzmelerini 12 km/s hız çözünürlüğü ile alarak ±100 km/s tayf aralığında ölçüm yapmaktadır. WHAM aleti, modern CCD teknolojisini kullanarak 1^o açısal çözünürlükle 30 s'de 0.05 R kadar zayıf

çizgileri gözlemleyebilmektedir(1R= $10^6/4\pi$ photons cm^{-2} s^{-1} sr^{-1} = $2.4x10^{-7}$ ergs cm^{-2} s^{-1} $ster^{-1}$; T = 8000 K'de 1 R ≈ 2.25 pc cm^{-6} Hα'da). şiddetindeki zayıf çizgileri inceleyebilmektedir. WHAM tayfölçeri Kitt Peak'te bulunmaktadır ve 1997'nin Ocak ayından beri araştırma devam etmektedir (Haffner; 2003).

Yaklaşık 37565 tayftan oluşan WHAM verilerine yukarıda verilen internet adresinden ulaşılabilmektedir. WHAM ile galaksimizin $\delta>-30^o$ bölgesinin Hα tayflarından oluşan Hα haritası çıkarılmıştır. Bu nedenle WHAM galaksideki iyonlaşmış gazın özelliklerini ve dağılımını ilk olarak araştırmış ve haritalarını hazırlamıştır.
WHAM verileri IDL save ve ASCII dosyaları olarak iki farklı formatta bulunmaktadır. Parlaklık değerleri Rayleighs birimindedir.

DEFPOS'un parlaklık ayarı için kullanılan WHAM verilerinin özellikleri aşağıda verilmektedir.

GAL-LON: Derece olarak galaktik boylam.

GAL-LAT: Derece olarak galaktik enlem.

INTEN: Bakılan noktadaki Rayleighs olarak 80 km $s^{-1}<v_{LSR}<+80$ km s^{-1} aralığında Hα parlaklık değeri.

ERROR: Hα parlaklığındaki hesaplanmış hata.

BLOCK: WHAM verilerinin 30-50 tayf grupları halinde alınmasıdır.

OINTEN: WHAM gözlemlerinde 6. kadirden daha parlak yıldızlar yapıları bozduğundan dolayı bu parlaklığın üzerindeki yıldızların olduğu bölgelerin yerine komşu tayf gözlemlerinin ortalamasının alınmasıdır.

Tablo 1'de 10 adet WHAM verisi örnek olarak verilmiştir.

Tablo 1. WHAM verileri

GALLON (Derece)	GALLAT (Derece)	INTEN R	ERROR R	BLOCK	OINTEN R
69.1506	43.2782	0.6881	0.0363	382.0000	0.0000
70.4906	43.2782	0.8746	0.0358	382.0000	0.0000
71.8406	43.2782	0.7347	0.0000	382.0000	0.7562
73.1906	43.2782	0.6248	0.0350	382.0000	0.0000
74.5307	43.2783	0.4922	0.0356	382.0000	0.0000
73.7307	44.1283	0.6831	0.0359	382.0000	0.0000
72.3706	44.1283	0.7421	0.0356	382.0000	0.0000
69.7606	44.9784	0.7881	0.0368	382.0000	0.0000
71.1506	44.9784	0.6362	0.0377	382.0000	0.0000
72.5307	44.9784	0.6858	0.0000	382.0000	0.2977

2.DEFPOS(Dual Etalon Fabry-Perot Optical Spectrometer)

DEFPOS ile 30 Kasım 2002–21 Kasım 2003 tarihleri arasında başucu doğrultusunda, 27 gecede gözlem yapmış ve uygun görülen verilerin indirgemeleri yapılarak tayfları elde edilmiştir. DEFPOS TUG'da bulunan 3x3 cm^2'lik görüntüleme CCD'si ile birlikte kullanılmaktadır. Verilerden tayf elde edilebilmesi için verilere bir dizi işlem uygulanmıştır. Bunun için öncelikle aletsel etkilerin çıkarılması gerekmektedir. Bu işlemde ilk olarak temel CCD indirgemesi yapılır. CCD indirgemesi: Verilerden karanlık (Dark) görüntünün çıkarılması, daha sonra düz alan (Flat-Field) görüntüsüne bölünerek verilerden CCD'nin etkisi çıkarılmış olur. Daha sonra bozuk sütunlar ve kozmik ışınların etkileri verilerden çıkarılır. CCD'nin üzerinde var olan bozuk sütunlar şekil 4'te bulunmaktadır. Aletlerden kaynaklı yansımalar da verilerden çıkarılmalıdır aksi taktirde galaktik bir yapı olarak algılanabilir. Bütün bu etkiler çıkarıldıktan sonra halka toplama tekniği kullanılarak her verinin tayfı elde edilir.

Halka toplama tekniği; Fabry-Perot halka deseni üzerindeki eşit alanlı halkaların eşit dalga boyu aralıklarına karşılık gelmesi prensibine dayanmaktadır. Bu özellik Fabry-Perot tayfölçerinin ardışık girişim saçakları deseni denklem 2.1 ile verilmiştir (Reynolds,1990).

$$\frac{m}{2n_g l} = \sigma \cos\theta_t \qquad (2.1)$$

Denklemde m=0,1,2,... Fabry-Perot girişim saçaklarının tamsayı değerli sıra numarasıdır; l etalonlar arasındaki ayırıcıların kalınlıkları; n_g ise etalonlar arasındaki gazın kırılma indisidir. Yukarıda belirtildiği gibi elde edilen tayfların parlaklık ayarlaması WHAM verileri kullanılarak yapılmıştır. DEFPOS'un uzaysal görüş alanı 4.76°'dir ve tayfölçer 20 dakikalık başucu gözlemi süresinde DEFPOS'un görüş alanı 9^o kaymaktadır. Dolayısıyla 1200 s'deki uzaysal görüş alanı 4.76°x 9^o olmaktadır. Böylece DEFPOS'un görüş alanı 20 dakikalık gözlem zamanında elde ettiği bir tayf WHAM ile aynı bölgeden yaklaşık 30 Hα tayfının birleşiminden oluşmaktadır. Bu nedenle parlaklık ayarlaması için birkaç gece 4.76°x 9^o'lik bölgelerin DEFPOS verileri ile aynı bölgeye ait WHAM verileri bulunmuştur. Her iki sonuç karşılaştırılarak DEFPOS verilerinin parlaklığına karar verilmiştir.

DEFPOS'un parlaklık ayarlaması yapılırken, öncelikle bir gece boyunca başucu doğrultusundaki koordinatları saniye mertebesinde bulunmuştur.

Daha sonra 37565 tayftan oluşan WHAM verileri yapılan IDL programlarına girilmiştir. Her WHAM verisi ile başucu noktalarımız arasındaki uzaklık denklem 2.2'de verildiği gibi hesaplanmıştır.

$$r=\sqrt{(LII_W - LII_{DZ})^2 + (BII_W - BII_{DZ})^2} \quad (2.2)$$

LII_W=WHAM verilerinin galaktik enlemi
LII_{DZ}=Defpos başucu galaktik enlemi
BII_W= WHAM verilerinin galaktik boylamı
BII_{DZ}= Defpos başucu galaktik boylamı
r= Defpos'un başucu koordinatları ile WHAM verileri arasındaki uzaklık

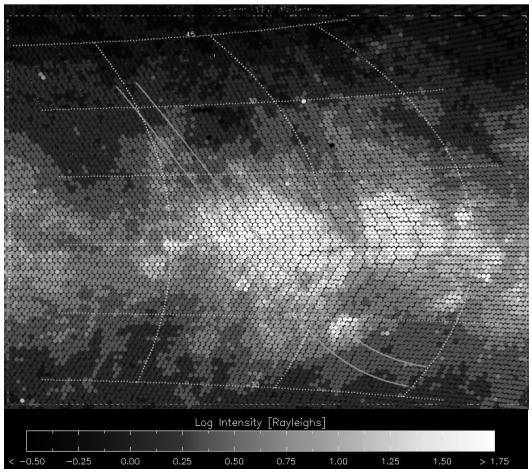
Bu uzaklık bizim için önemlidir. Verinin işleme katılıp katılmayacağına, katılacaksa ne oranda katılacağına bu uzaklık karar vermektedir. 4.76°x 9°'lik bölgeye düşen verilerin parlaklık ortalaması alınarak DEFPOS'un görmesi gereken parlaklık değerini Rayleigh mertebesindeki değeri bulunmuştur. Daha sonra birkaç gecelik DEFPOS'un gördüğü parlaklıklarla kıyaslanıp parlaklık ayarlaması yapılmıştır. Sonuç olarak 20 ADU/km/s birimindeki DEFPOS'un parlaklık değeri WHAM verilerine göre 1 R'ye karşılık geldiği bulunmuştur.

3. Sonuçlar ve Öneriler

DEFPOS'un parlaklık ayarlaması yapılırken iki farklı günde alınan veriler kullanılmıştır. Bu veriler 30 Temmuz 2003 ve 14 Ocak 2003 verileridir. Bu verilerin seçilmesinin nedeni yukarıda açıklandığı gibi Temmuz ayında galaksinin ekvator ve ocak ayında galaksinin kutup bölgesinin gözlemlenmiş olmasıdır.

30 Temmuz 2003 tarihinde DEFPOS galaksinin Hα yoğunluğu oldukça fazla olan ekvator bölgesini gözlemlemiştir ve şekil 2'de gösterilmiştir. Gece boyunca 1200 s poz süreli 20 tane Hα verisi alınmış ve kullanılmıştır. Bu veriler tablo 2'de verilmiştir.

Tabloda alınan her bir verinin ismi,verinin ölçüldüğü zaman ve galaktik koordinatlar verilmiştir. Ayrıca DEFPOS ile WHAM'in aynı koordinatlarda elde ettiği Rayleighs biriminde Hα parlaklık değerleri verilmiştir. Tablo incelendiğinde DEFPOS başucu doğrultusunda bir gece boyunca b^{II} = 37.06° ile -25.28° ve l^{II} =60.12° ile 113.64° arasında bir bölgeden Hα ölçümleri yapmıştır. DEFPOS yada WHAM verilerinde görüldüğü gibi galaktik ekvator düzlemindeki Hα parlaklığı oldukça yüksektir.



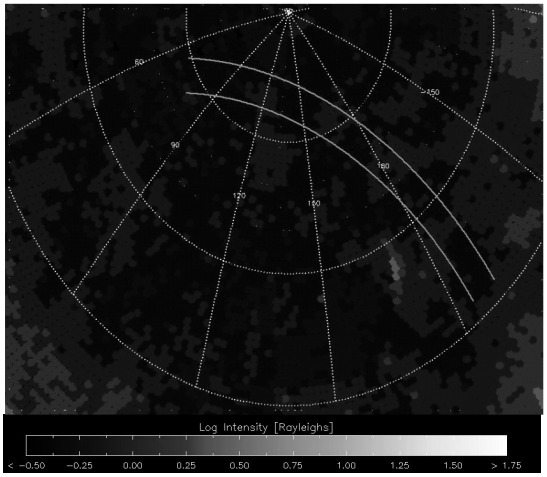
Şekil 1. 30 Temmuz 2003 tarihinde WHAM verileri kullanılarak DEFPOS'un gördüğü alan çıkarılmıştır. Bu bölgede beyaz çizgiler bir gecede taranan alanı göstermektedir.

DEFPOS ile 14 Ocak 2003 tarihinde 7 adet veri kullanılmıştır ve gece boyunca gözlemlediği bölge şekil 2'de gösterilmiştir. Bu veriler Tablo 3'de verilmiştir. Bu gece boyunca galaksinin yüksek enlemlerinde ölçüm yapıldığından Hα yoğunluğu oldukça düşüktür.

DEFPOS yalnız başucu yönüne bakabildiğinden parlaklık ayarı için seçilebilecek bir bölgeye yönlendirilememektedir. Bu nedenle parlaklık ayarlaması WHAM verileri kullanılarak yapılmıştır. DEFPOS'un gözlem bölgesi içerisine düşen 1 derecelik WHAM tayf verilerinin sonuçlarını kullanan bir bilgisayar programı geliştirilmiştir. Ön çalışmalar bitmiş ve daha ayrıntılı çalışmalar devam etmektedir.

DEFPOS'un parlaklık ayarlaması yapıldıktan sonra 22 Kasım 2003 günü saat 22:02'de alınmış DEFPOS verisi ile aynı bölgenin (l=-10°.38 ve b=161°.81) WHAM verisi karşılaştırılmıştır. Galaktik çizginin parlaklığı 35.5±7.10 R olarak ölçülmüştür ve bu verinin CCD görüntüsü şekil 4'de ve tayfı şekil 5'te verilmiştir. Aynı bölgenin WHAM parlaklığı ise 31.35±6.27 R'dir. Dolayısıyla sonuçlarımız WHAM verileri ile uyuşmaktadır. Aynı zamanda bu bölgedeki atmosferik Hα ise 7.24±1.45 R olarak ölçülmüştür. ve şekil 5'te 1 numaralı ok ile gösterilmiştir.

Tayfölçer, RTT150 teleskopunun coudé çıkışında kullanıldığında 4 açı dakikalık bir görüş alanı ile dünya atmosferinde, gökadamızda ve gökadamızın dışında ışınım çizgi ölçümleri yapacaktır. Böylece, 1°'lik WHAM haritasında önemli bölgeler 4 açı dakikalık bir açısal çözünürlük ile daha detaylı olarak incelenebilecektir



Şekil 2. 14 Ocak 2003 gecesine ait Hα gözlemlerinden elde edilmiştir.

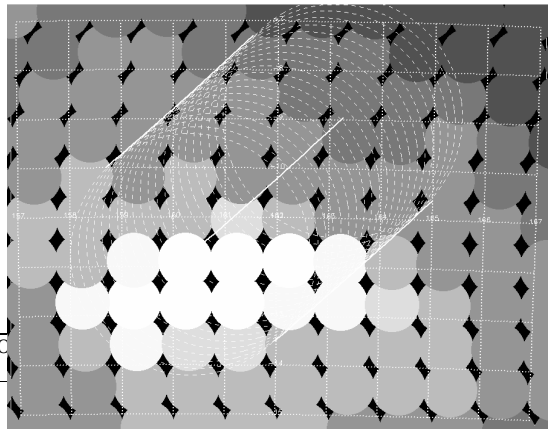
Tablo 2. 30 Temmuz 2003 gecesine ait WHAM ve DEFPOS verilerinin karşılaştırılması.

Veri İsmi	Zaman (ss:dd)	Enlem (^{o})	Boylam (^{o})	WHAM (R)	DEFPC (R)
20030730_2	18:59	32.52	61.09	1.07	2.29
20030730_3	19:21	28.02	62.28	1.46	2.89
20030730_5	20:04	19.39	65.17	2.67	1.69
20030730_6	20:26	15.09	66.93	2.59	2.78
20030730_7	20:48	10.89	68.89	7.11	4.98
20030730_8	21:09	6.79	71.03	25.44	15.03
20030730_9	21:31	2.99	73.29	81.58	54.62
20030730_10	21:53	-0.84	75.85	57.00	30.78
20030730_11	22:15	-4.51	78.65	31.10	20.39
20030730_12	22:36	-7.84	81.56	22.24	16.03
20030730_13	22:58	-11.13	84.85	12.00	9.57
20030730_14	23:20	-14.16	88.41	8.13	6.61
20030730_15	23:42	-16.93	92.24	6.30	6.94
20030730_16	0:03	-19.29	96.17	11.98	9.83
20030730_17	0:25	-21.42	100.5	4.52	5.18
20030730_18	0:47	-23.19	105.14	2.23	2.89
20030730_19	1:09	-24.60	110.18	1.41	4.05
20030730_20	1:25	-25.28	113.64	0.95	2.41

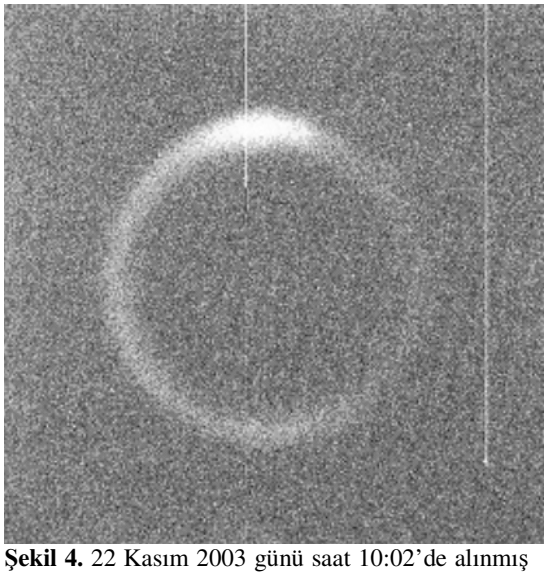
Tablo 3. 14 Ocak 2003 gecesine ait WHAM ve DEFPOS verilerinin karşılaştırılması

Veri İsmi	Zaman (ss:dd)	Enlem (^{o})	Boylam (^{o})	WHAM (R)	DEFPOS (R)
20030114_10	0:24	52.22	186.93	0.456	0.7108
20030114_12	1:26	64.91	183.32	0.48	0.8245
20030114_13	1:54	70.41	178.25	0.48	1.2293
20030114_14	2:34	77.20	161.21	0.55	2.1086
20030114_15	2:56	79.70	141.61	0.46	1.9694
20030114_16	3:23	79.99	109.36	0.56	2.0308
20030114_17	3:44	77.96	88.67	0.32	3.8552

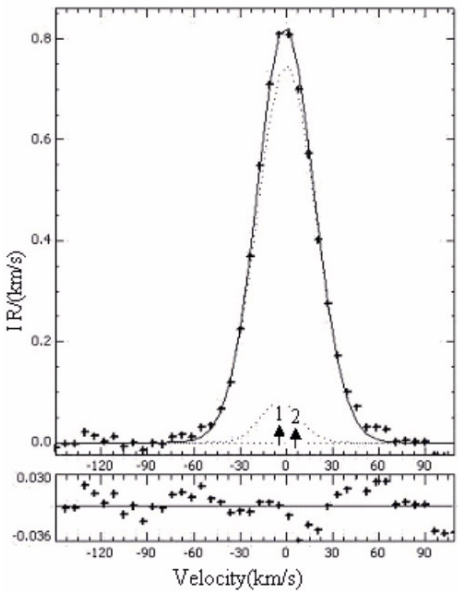
Şekil 3'de l=-10^o.38 ve b=161^o.81 bölgesinden alınmış yaklaşık 110 WHAM verileri ile aynı bölgenin DEFPOS verisi gösterilmiştir



Şekil 3. Tek bir DEFPOS verisi ile WHAM verilerinin uzaysal olarak karşılaştırılması.



Şekil 4. 22 Kasım 2003 günü saat 10:02'de alınmış bir CCD görüntüsü. 1200 s içerisinde gözlemlenmiş görüş alanı içerisinde merkez koordinatları *l*=-10^o.38 ve *b*=161^o.81 olmaktadır.



Şekil 5. Şekil 4'teki CCD görüntünün tayfı.

4. Kaynaklar

M.Şahan, İ. Yeğingil, M. Akyılmaz, N. Aksaker ve N. Emrahoğlu, Tubitak Ulusal Gözlemevine korulacak olan Fabry-Perot Tayfölçeri, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı. 2002M. ŞAHAN, DEFPOS Tasarımı ve İlk Sonuçlar. Doktora Tezi, Çukurova Üniversitesi, Adana, 2004

Haffner, Reynolds, Tufte, Madsen, Jaehnig, & Percival. 2003, *ApJS*, **149**, 405.

R. J. Reynolds, F. L. Roesler, F. Scherb, ve J. Harlender, Society of Photo Optical Instrumentation Engineers(SPIE), 1990, V.1235,610

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde Yürütülen Etkinlikler

Funda Kaya, M. Fatih Engin, Serdal Kösemen, Tuğba Tunç, Arzu Kara, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Ankara
fkayafunda@yahoo.com, fatih.engin@sci-stud.ankara.edu.tr

Özet: Bu çalışma, son bir yıl içerisinde Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gerçekleştirilen bilimsel ve popüler tüm etkinlikleri özetlenmektedir.

Anahtar kelimeler: Gözlemevi etkinlikleri

Abstract: This Study summeries the scientific and popular activities, realized in last one year in Ankara University observatory.

Key words: Observatory activities

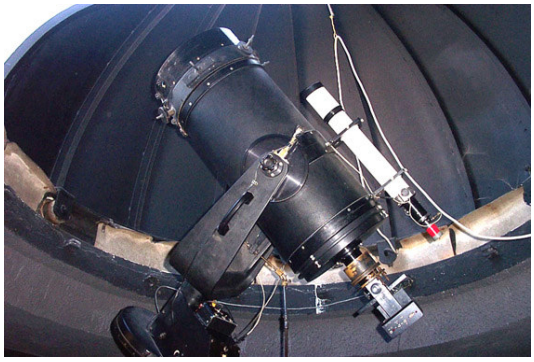
1. Giriş

Ankara Üniversitesi gözlemevi, Prof. Dr. Edberg Adrian Kreiken (1896-1964) tarafından 1963 yılında kurulmuştur. Yerleşkesi Ankara'ya yaklaşık 18 km uzaklıkta olup yüksekliği 1256 m dir. Resmi olarak 26 Ağustos 1963 tarihinde NATO tarafından da desteklenen "The Structure of Stellar Systems (Yıldız Sistemlerinin Yapısı) konulu bir uluslararası bilimsel toplantı ile açılmıştır. Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesine bağlı olarak çalışmış ve 1964 yılında bağımsız bir enstitü haline getirilmiştir. Eylül 1994 yılında ise Ankara Üniversitesi Rektörlüğü'ne bağlı Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi'ne dönüştürülmüştür. Halen aktif olarak bilimsel ve popüler etkinliklerini sürdürmektedir.

2. Gözlemevi'nin Donanımı

Gözlemevi'nde 30 cm çaplı bir Maksutov-Cassegrain (Şekil-1) türü aynalı teleskop ile ona bağlı SSP-5A fotometresi ve 15 cm çaplı mercekli Zeiss-Coude teleskobu mevcuttur. Cassegrain türü teleskop ile son bir yıl içerisinde bir çok örten çift yıldızın gözlemleri gerçekleştirilerek onlara dayalı bilimsel yayınlar üretildi. Zeiss-Coude teleskobu, önemli Güneş aktivite gözlemleri, ve bunun yanısıra popüler aktivitelerde kullanılmaktadır. Bu günlerde yeni 40 cm'lik Meade 16″ LX 200GPS teleskobun gerekli donanımıyla birlikte kurulma çalışmaları sürdürülmektedir.

Bildiri tam metni için : Funda KAYA
e-mektup: fundast@yahoo.com



Şekil 1: 30cm'lik Maksutov-Cassegrain teleskobu.

3. Bilimsel Araştırmalar

Genellikle yürütülen bilimsel çalışmalarda 30 cm'lik teleskop kullanılarak örten değişen yıldızların fotoelektrik gözlemleri yapılmaktadır. Teleskobun görsel parlaklık sınırı yaklaşık 12 kadir civarındadır.
Gözlemlerde; W UMa, Algol ve RS CVn türü çift yıldızlar, OB-türü büyük kütleli çift yıldızlar, Eliptik değişenler, Atmosferik tutulma gösteren çift yıldız sistemleri WR (Wolf Rayet) ve WD (Beyaz Cüce) bileşenli çift yıldız sistemlerini içermektedir. Bünyesel değişen yıldızların (RR Lyrae, δ Scuti türü) gözlemlerine henüz başlandı.

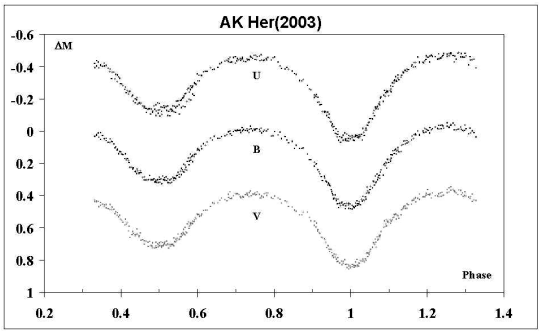
Astronomi ve Uzay Bilimleri lisans öğrencilerine de bilimsel araştırma sürecine katılıma olanakları sağlanmaktadır. Bu amaçla, dönüşümlü olarak her gece, 1 araştıma görevlisi ile lisansüstü ve lisans öğrencilerinden oluşan 6 kişilik bir ekip, belirlenmiş bir gözlem programı kapsamında,

bilimsel gözlemler yapmaktadır. Yapılan gözlemlerin her aşaması bizzat ilgili gözlem grupları tarafından analiz edileceği biçimde bir çalışma düzeni mevcuttur. Elde edilen sonuçlar hızla yayınlara dönüştürülmektedir.

Gözlemevi'nde yapılan gözlemlere dayalı son 1 yıl içerisinde yapılmış 19 adet yayın bulunmaktadır. Bunlardan 5 tanesi SCI kapsamında olup, geri kalan yayınlar ise gerek yurtiçi, gerekse yurtdışında gerçekleştirilen toplantı ve çalıştaylarda sunulmuş yayınlardır.

Gözlemevi'nde yapılan çalışmalara dayalı olarak yürütülen lisansüstü tezlerden bazı başlıklar: "HIPPARCOS Kataloğu'nda Yanlış Kodlanmış Olası Örten Çift Yıldızların Ayıklanması", "HS Herculis çift yıldızının Dönem problemi", "Bazı Örten Çift Yıldızların Işık Eğrisi Analizi", "Bazı Çift Yıldızların Görünmeyen Bileşenleri" başlıkları altında toplanmıştır. Bu tezlerden bir kısmı sonuçlanmış ve diğer bir kısmı da bitme aşamasındadır.

Yapılan bilimsel çalışmalar, genellikle çift ya da çoklu sistemlerin ışık eğrisi ve dönem analizlerini kapsamaktadır. Örneğin Şekil 2'de de görüldüğü gibi W UMa türü bir çift sistem olan AK Her'in alınmış ışık eğrisi yer almaktadır. Bu ve buna benzer yıldızların ışık eğrileri alınıp, gerekli analizleri sonucu söz konusu yıldızların problemlerine ilişkin modellemeler yapılmaktadır.



Şekil 2: AK Her'in ışık eğrisi. Johnson UBV filtrelerinde alınmıştır.

3. Popüler Astronomi Ektinlikleri

Gözlemevi'nde her ayın ikinci Cumartesi akşamları 19:00 – 22:00 saatleri arasında halk günleri düzenlenmektedir. Halk günlerinde o aya ait gökyüzünde görünebilen ilginç gök cisimleri gösterilmekte ve gök olayları hakkında çeşitli sunumlar yapılmaktadır. Gözlemevi WEB sayfası yardımıyla ilgili duyurular sürekli olarak güncellenmekte olup, Gözlemevi hakkında gerekli bilgilere bu site yardımıyla ulaşılması mümkündür.

Yine son bir yıl içerisindeki Ankara Üniversitesi Asronomi Araştırma topluluğunun (ASART) yaptığı organizasyonlara, Gözlemevi çeşitli popüler etkinliklere ev sahipliği yapmaktadır.

2003 Ağustos ayında Mars'ın karşı konumu için düzenlenen gözlem şenliğinde yaklaşık 6000'i aşkın ziyaretçi Gözlemevi'ni ziyaret etti.

Mayıs ayı boyunca düzenlenen etkinlikler arasında tam Ay tutulması, Neat kuyruklu yıldız geçişi ve Şekil 3'de örnek fotoğrafı olan, akan yıldız izletilebilmesi için etkinlikler düzenlendi.

Şekil 3: Aralık 2003 de fotoğrafı çekilen Leonid Akan yıldız yağmuru.

Son olarak ASART'ın Venüs geçişi organizasyonunda, 1500'den fazla gökyüzü meraklısı Gözlemevi'ni ziyaret etti. Özellikle ilk ve orta öğretimden gelen öğrenci ziyaretçilerin yoğun ilgisinden, Türkiye'de astronominin gelecek vaadettiği anlaşılmaktadır. Ayrıca bu organizasyonun bizim için diğer bir önemi de; internetten ilk kez canlı yayın yapılmış olmasıdır. Buna ek olarak; basın mensuplarının oldukça yoğun ilgisiyle karşılaşılmıştır.

Şekil 3: 8 Haziran 2004 Venüs geçişi. T15 Zeiss Coude Teleskobu ile alınmış görüntünün fotoğrafı.

Kaynaklar

http://www.science.ankara.edu.tr/astronomy/astro/ahlatlibel/index.php
http://asartonline.org/

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG'da son gelişmeler

Zeki Aslan[1,2], Ümit Kızıloğlu[3], Ilfan Bikmaev[4], Varol Keskin[2,5] , Selim Selam[6], Irek Khamitov[2], Murat Koçak[2], Tuncay Özışık[2], Zeynel Tunca[2,5]

[1]Akdeniz Üniversitesi Fen -Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü 07058, Yerleşke, Antalya

[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi 07058, Antalya

[3]ODTÜ, Fizik Bölümü Ankara

[4]Kazan Devlet Üniversitesi Astronomi Bölümü Kazan, Rusya

[5]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomy ve Uzay Bilimleri Bölümü Bornova, İzmir

[6]Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Tandoğan Ankara

Özet: T UG'un alt ve üst yapısında son iki yılda yapılan çalışmalar özetlenmiştir.

Anahtar kelimeler: gözlemevi,teleskop, astrolab, tayfölçer,

Abstract: Recent progress at the TUG is outlined.

Key words: observatory, telescope, astrolabe, spectrometer

1. Giriş

Bu bildiride, Eylül 2002 de Antalya'da gerçekleştirilen XII. Ulusal Astronomi Kongresinden sonra yapılan çalışmalar ve gelişmeler anlatılacaktır. Bu çalışmalar TUG'un gözlem yeteneğini ve Kolaylık Birimi olarak verdiği hizmetin niteliğini geliştirme yönünde olmuştur. Bu çalışmalar bundan sonra da devam edecektir.

2. Teleskoplar

2.1 T40

CCD ile gözlemler başlatılmıştır. Gözlemcinin ve teleskop yönetiminin alt kata indirilmesi çalışması sürdürülmektedir. Aralık 2004 de ayna Kandilli Rasathanesi'nde Dr. Engin Sözen tarafından sırlanacaktır.

2.2 RTT150

Rus ortaklarımız (Kazan Devlet Üniversitesi (KSU) ve Moskova Uzay Araştırmaları Merkezi (IKI)) tarafından teleskobun bilgisayarlaştırılması ve otomatik hale getirilmesi çalışmaları henüz tamamlanmamıştır. Teleskop işleyişinde ve yıldız takibinde zaman zaman yaşanan sorunlar henüz tam aşılamamıştır, 1995 yılında yapılan anlaşma çerçevesinde teleskobun bakımı Tük tarafına teslim edilememiştir. Buna karşın, bugüne kadar hem ışıkölçüm hem de astrometrik çalışmalarda kullanılan F/7.7 optik sisteminin beklenilen düzeyde olduğu kanıtlanmıştır.

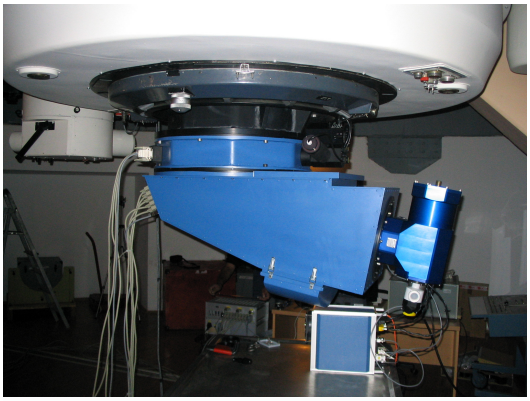
2.2.1 TFOSC (TUG Sönük Nesne Tayfçeker ve Kamerası)

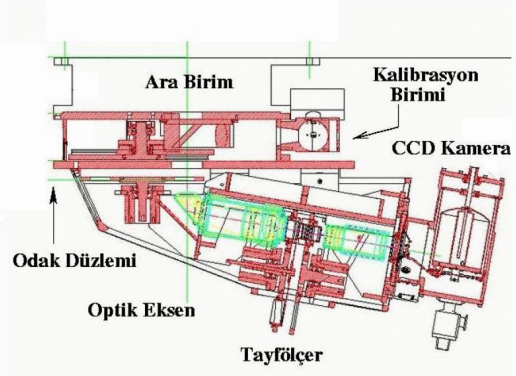
Kopenhag Üniversitesi Astronomi Gözlemevi'ne (CUO) yaptırılan TUG tayfölçerinin laboratuar testleri Kopenhag'da 15-18 Mayıs 2004 tarihlerinde Ümit Kızıloğlu ve Murat Koçak tarafından yapıldı. TFOSC Temmuz ayı başında TUG'a geldi. Teleskop üzerindeki test ve eğitimi CUO elemanları tarafından 12-16 Eylül 2004 tarihleri arasında yapılacaktır.

Bu bildiri sunulduktan sonra yapılan ek: CUO'dan iki kişilik bir ekip deneme ve eğitim çalışmaları için, 12-16 Eylül 2004 tarihleri arasında Antalya'ya geldi. TFOSC'un RTT150'nin Cassegrain odağına takılmasında, odağının yerinde, filitre ve grism tekerleklerinde ve kontrol programında (yazılımda) hiçbir sorun çıkmadı. Görüntüleme modu ile alınan ilk ışık görüntüleri TUG web sitesinden görülebilir. Ancak odaklama kamerasında daha sonra sorun çıktı; farklı malzemeden yapılmış iki dişlisi arasında ısı değişiminden kaynaklanan uyumsuzluk

Bildiri tam metni için : Zeki ASLAN
e-mektup: aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr

oluştu ve deneme çalışmaları tamamlanamadı, böylece tayf ilk ışığı da alınamadı.





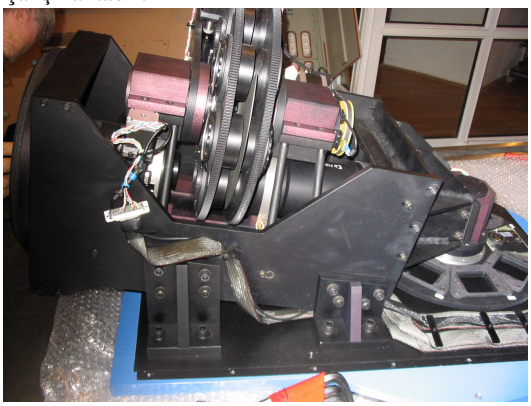
CUO ekibi odaklama kamerasını Kopenhag'a geri götürdü. Bir iki ay içinde geri getirilmesi beklenmektedir. Bu nedenle, Kayseri'de tolantı sırasında Dönem B2 (Ocak-Kasım-Aralık) için gözlem projesi kabul edilebileceği duyurusu zorunlu olarak ertelendi.

TFOSC 3 temel parçadan oluşur:

a) Görüntüleme ve Tayfçeker birimi: Açıklık, filtre ve grizm tekerlekleri yardımı ile istenen kombinasyonda gözlem yapılabilir. Tekerleklerin konumları ve odaklama uzaktan kontrollüdür.

Dalgaboyu aralığı	330-1000 nm
Odak indirgeme oranı	0.58
Görüntü alanı	13'.6x13'6
Açısal çözünürlük	0".41/(15 mikron piksel) (F/7.7 odak oranı için)
Tayfsal çözünürlük	200-4000 (normal ve echelle grizime göre)

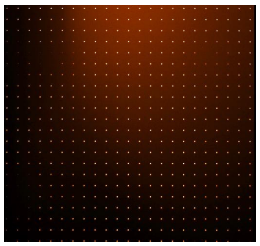
b) Kalibrasyon Birimi:
Teleskop ve TFOSC arasına konumlanmış olan bu birimde 5 konumlu 2 filtre tekerleği; Fe/Ar, He, Ne ve hallojen lambalardan oluşan tayf lambaları, toplayıcı küre ve gerekli güç kaynakları vardır. Bütün fonksiyonlar bilgisayar kontrollü olarak çalışmaktadır.



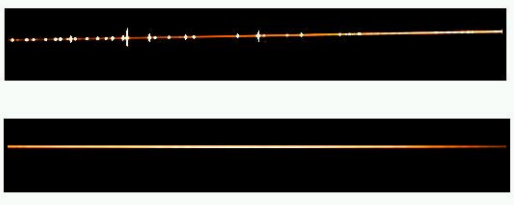
c) CCD Kamera:

Yonga	Fairchild 447 15 mikron, 2048x2048 piksel
Quantum etkinliği	>%90 (450-650nm arası)
Kazanç	A ve B çıkışı için 1.34/1.35 e^-/ADU
Okuma gürültüsü	5.1/5.3 e^-
Yük Transfer Fonksiyonu	A ve B çokışı için > 0.999997
Kuyu derinliği	Yüksek/düşük kazanç: 87 Ke^-/150 Ke^-

Test Görüntüleri



30x30 cm (2048x2048 piksel)



Hallojen ve Ne lamba uzun yarık tayfı

Hallojen ve Ne lamba echelle tayfı

2.2.2 Coude tayfölçeri

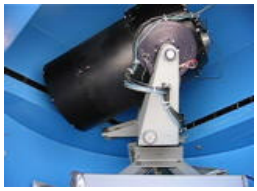
KSU tarafından yaptırılan Coude Echelle Tayfölçeri (CES) Aralık 2003 de TUG'a gelmiş, TUG tarafından yaptırılan optik masalara KSU ve TUG elemanları tarafından yerleştirilmiştir. Dr. Ilfan Bikmaev tarafından yapılan deneme gözlemleri sonuçlarına göre, Andor CCD ile, iyi görüş koşullarında ve 1 saatlik bir poz süresinde kısa odaklı ($R=\lambda/\Delta\lambda=40000$) kamera ile 8. kadirdeki bir yıldız için, uzun odaklıklı ($R = 100000$) kamera ile 5. kadirdeki bir yıldız için sinyal/gürültü oranı ~ 100 elde edilebilmektedir. Coude odağında 0.6 açısaniyesi görüş gözlenmiştir; bu hem RTT150 nin 9 yansıma içeren coude optiğinin iyi olduğu hem de kubbe görüşünün (dome seeing) çok kötü olmadığı anlamına gelmektedir. Sönük parlaklık sınırı olarak $\sim 9^m$ tahmin edilmektedir. CES için kullanılacak olan azot soğutmalı 1Kx1K CCD ile tek çerçevede R=40 000' de 430-670 nm dalgaboyu aralığı (H-gama - H-alfa) gözlenebilecektir.Eğer (bilimsel amaca göre) 380 –980 nm arasında tüm tayf istenirse iki (380-550 ve 550-980 nm için) echelle ağı açısı ile iki çerçeve almak gerekir. R =100000 de tüm tayf 6 ayrı çerçevede tamamlanır. Echelle ağ açıları kalibre edilecektir. Proje yürütücüsü dalgaboyu aralığını projede belirtirse, Gece Gözlemcisi, ağ yanındaki göstergeden doğru ağ açısını ayarlayabilecektir. İyi bir sinyal/gürültü oranı (SGO) elde etmek ve iyi tayf ile deneyim kazanmak için sınır kadirden 1-2 kadir daha parlak yıldızlarla başlanması önerilmektedir. Deneme gözlemleri sırasında alınan tayf örnekleri ve ön indirgemelere ilişkin bilgi ayrı bildiri olarak sunulmuştur (Işık vd. 2004)

Dönem B2 (Kasım- Ocak) için coude gözlem proje başvurusu kabul edilecektir.

2.2.3 Andor CCD

Rusya tarafından satın alınan Andor CCD kamerası bugüne kadar yalnız tek süzgeç ile kullanılabilmiştir. IKI tarafından ABD'de yaptırılan ve TUG'a gelen süzgeç tekerleğinde sorun çıktığı için IKI ekibi tekerleği Moskova'ya götürmüştür. Sorunun çözüldüğü bildirildi ancak tekerlek henüz TUG'a gelmemiştir. Böyelce TUG'un görüntülü CCD kamerası ile iki ayrı kamera ile çok süzgeçli gözlem yapılabilecektir.

2.3 ROTSE IIId (Robotic Optical Transient Search Experiment)Özellikleri :



Gözlem modları:

Targetted Observations : Koordinatları verilen seçilmiç alanlar

Sky Patrol : Geniş alan taramaları için standart form

Late Burst Follow-up Observations : Daha sonra listeye alınan eski patlamalar

Prompt Burst Observations : Alarm gelince, hava uygun, güneş yok, kaynak ufuk üstünde ise sıralayıcı "schedular" hemen sıraya sokarak işleme başlar. "Alert" Programi: 10x5 s, 10x20 s, 80x60 s. Daha sonara araları açılarak 30x60 s.

Temel Çalışma şekli:

- Bütün görüntüler için kayıt sonrası hemen dark ve düz alan düzeltmesi yapılır.
- SExtractor paketi kullanılarak nesne listesi hazırlanır (5 piksel diafram, yaklaşık 17 yay saniyesi)
- USNO A2.0 kataloğu ile kalibre edilmiş R bant koordinatları çıkarılır.

Görüntü düzeltmesi ve kalibrasyon:

- "Dark" gözlemi / gece normal çalşma şartlarında, daha sonra median-dark
- "Twilight flat" 30 adet 20 s poz, sonra median-flat
- "Sky Flat" istenirse.
- "Fringe Map"
- "Hot pixel" düzeltmesi.

f-Oranı	1.9 >> FOV = 1.85^oX1.85^o
Dedektör	Marconi, 4042, arkadan aydınlatmalı 2048x2048, 13.5x13.5 mikron piksel,
Filtre	Yok
Parlaklık Limiti	5 s de 17, 20 s de 17.5, 60 s de 18.5-19 kadir</TD< tr>

2.4. Astrolab

Astrolab ile Güneş yarıçapındaki değişim ile ilgili gözlemler 1999 yılından bu yana sürdürülmektedir. 2003 yılında buna ek olarak gezegen gözlemleri başlatılmış, Mars ve Satürn gözlenmiş ancak henüz sistematik gözlemlere geçilmemiştir.

11-14 Eylül 2002 tarihleri arasında Antalya'da yapılan Uluslararası Astrometri çalıştayı'nda Resau du suivi au sol du rayon solaire (R2S3) (Yerden Yapılan gözlemlerle Güneş Yarıçapının İzlenmesi Ağı) kurulmuş ve TUG da bu ağa üye olmuştur.

CERGA (Fransa) ve Rio (Brezilya) Gözlemevlerindeki araştırıcılarla yürütülecek ortak bir proje kapsamında, açısı değişen prizma ve mevcut astrolablara göre çok daha duyarlı ve otomatik gözlem yapan bir astrolap olan DORAYSOL yapımı için çalışmalar başlatılmıştır. gözlemlere başlanması beklenmektedir.

TUG astrolabı; Güneş yarıçapının değişimine, gezegen ve küçük gezegen gözlemlerine dayalı astrometrik çalışmalar için diğer araştırma kurumlarından araştırmacılara açıktır.

2.5 1m sınıfı teleskop gereksinimi

TUG'daki telekopların hiçbiri Türkiye'nin kendi teleskopu değildir. T40'ın teknolojisi eskidir, bütün iyileştirmelere karşın, uzun poz gerektiren görüntüleme gözlemleri için mekaniği yetersiz kalmaktadır. RTT150, 1975'de yapılmış bir elektromekanik sistemdir. Elektroniğinin yenilenmesi ve bilgisayarlaştırılması başlamıştır fakat çok yavaş gelişmektedir. Takip ve yönlendirme sistemi sık sık arızalanmaktadır, TUG elemanlarının müdahele yetkisi yoktur. Bu zaman kaybına neden olmaktadır. RTT150'de TUG'un kendi odak düzlemi aletlerinin (mevcut CCD görüntüleme kamerası, yakında hizmete girecek olan tayfölçer TFOSC) verimli çalışması için gerekli olan ve Rus tarafının sağlaması gereken otomatik takip sistemi yoktur. RTT150 tam kapasite ile çalışsa bile, %40 zaman üniversitelerimize yetmemektedir. Bu durum, proje başvuru sayısını nicel ve nitel olarak etkilemektedir. Uluslararası ortak projelere aynı nedenle gerekli zaman ayrılamamaktadır. Son üç aylık (Ağustos- Eylül-Ekim) proje döneminde toplam 21 proje önerisinden 9 öneriye gözlem zamanı verilemedi. Üniversitelerimizde tayfölçüm içeren araştırma projelerinin hazırlandığını ve TFOSC'un RTT150'de kullanıma girmesinin beklendiğini biliyoruz. Bu durumda %40 zamanın paylaşımında büyük zorlukların olacağı kesin gözükmektedir.

Bu gerekçelerle, 28.06.2004 tarihli TUG Yönetim Kurulu kararı doğrultusunda, bütçe kapsamı dışında, TÜBİTAK Başkanlığı ile olumlu bir öngörüşme sonunda, 1m lik teleskop için başvuru yapılmıştır. Başkanlığın ödenek için DPT'ye başvurması beklenmektedir.

3. Sayısal Meteoroloji Sistemi

Bu konuda gerekli bilgi Murat Koçak'ın bildirisinde verilmiştir (Koçak 2004).

4. Arşivleme

Yürütülmekte olan arşivleme çalışması; eleman yetersizliği, TUG bilgisayar mühendisinin askere gitmesi gibi nedenlerle tamamlanamamıştır. Çalışma sonuçlanma aşamasındadır. Sonuç TUG web sayfasında duyurulacaktır.

5. Kaynaklar

Işık, E. Bikmaev, I., Aslan, Z. 2004, Bu cilt
Koçak, M. Selam, S.O., Keskin, V. 2004 Bu cilt

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG-TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT-150 Teleskobu Kubbesinin Otomasyonu

Varol Keskin[1], Murat Koçak[2], Selim O. Selam[3]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova 35100, İzmir
keskinv@astronomy.sci.ege.edu.tr

[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
kocakm@tug.tug.tubitak.gov.tr

[3]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan 06100, Ankara
selim@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan 1.5 m'lik RTT150 teleskobunun 10.5 m çaplı kubbesi, hem yönlendirme hem de izleme olarak tümüyle otomatik hale getirilmiştir. Bunun için mikrodenetleyici ve tarafımızdan tasarlanan fiber-optik tabanlı, dönel kodlayıcı kullanılmıştır. Oluşabilecek çevresel statik yük boşalmalarından etkilenmemek için, sistem elektroniği ile kodlayıcılar arasında fiber-optik bağlantılar kullanılmıştır. Geliştirilen sistem için yazılım, işletim sisteminden bağımsızdır ve uzaktan kullanılan bir bilgisayarla yönlendirme yapılabilir. Sistem bir bütün olarak, herhangi benzer bir gözlemevi kubbesine uyarlanabilir.

Anahtar kelimeler: aletler: elektronik: otomasyon – yazılım: aletlerarası haberleşme

Abstract: The 10.5m diameter dome of the 1.5m Russian-Turkish telescope at TÜBİTAK National Observatory (TUG) was fully automated (both for tracking and pointing) based on microcontrollers and custom designed fiber-based rotational encoders. Fiber channels were used between encoders and host electronics to avoid environmental static charge effects. The system has an OS independent software structure and can be controlled remotely from an host computer. The constructed system can be easily implemented to any astronomical observatory dome.

Key words: instrumentation: electronics: automotion – software: communication between instruments

1. Giriş

RTT150 teleskobunun Amerikan ObservaDome firması tarafından üretilen çift yüzeyli 10.5 m'lik kubbesi, 1997 Haziran'ında yerine konmuştur (Aslan vd., 1989, Aslan vd., 2000). Kubbe daha sonra, mikrodenetleyici ve yeni tasarlanan fiber-optik dönel kodlayıcı kullanılarak (Şekil 3), hem yönlendirme hem de izleme açısından, tümüyle TUG olanaklarıyla otomatik hale getirilmiştir. Dönel kodlayıcı, dönüşü sağlamak için kubbenin iç çevresine dayanan lastik bir tekerleğe bağlanmıştır. Çevrede oluşabilecek statik yük boşalmalarının etkilerinden kaçınabilmek için, aletlerde kullanılan elektronik ile kodlayıcı arasındaki haberleşme, fiber-optik bağlantılarla sağlanmıştır. Sistemde veri alışverişi için, hem Windows98/2000/XP hem de Linux işletim sistemlerinde çalışabilen ve uzaktan da kullanılabilen bir yazılım geliştirilmiştir.

Bildirinin tam metni için : Varol KESKİN
e-mail: keskinv@astronomy.sci.ege.edu.tr

Kubbe otomasyonu için kullanılan bilgisayarda, standart seri port kullanılmıştır. Bilgisayar ile denetim elektroniği arasındaki veri akışını sağlayan bu bağlantıda da, ortaya çıkabilecek olası elektrik boşalmalarının etkilerinden kaçınabilmek için RS232-kızılöte alıcı-verici birimler kullanılmıştır.

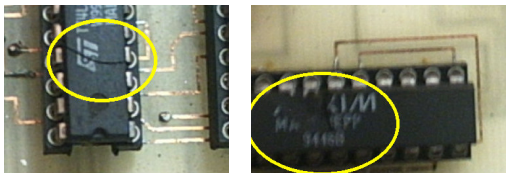
Teleskop çatal eşlek-kurgu montüre sahiptir ve kubbenin merkezinde konuşlanmamıştır. Bu nedenle, teleskobun yönlendiği konsayılar ile kubbe azimutu arasında konsayı dönüşümü yapan bir algoritma üretilmiş ve denetim sisteminde kullanılmıştır. Sistem o anki teleskop konumu bilgisini Teleskop Denetim Sistemi(TDS)'nden yerel ağ yoluyla almakta ve bu algoritma ile, olması gereken kubbe azimut değerini hesaplamaktadır. Örnek bir ekran görüntüsü Şekil 4'te görülen denetim yazılımının grafik kullanıcı arabirimi, kubbenin otomatik ya da kullanıcı isteğine bağlı olarak kullanımına izin vermektedir.

2. Benzer Uygulamalarda Yaygın Sorunlar: Yüksek Akımların Kökeni

Yıldırım düşmeleri sonucu ortaya çıkan yüksek akımlar, elektronik birimlerin güç aldığı kablolar ya

da topraklama kabloları yoluyla elektronik bileşenlere ulaşarak, onları kullanılamaz hale getirebilmektedir. Ayrıca, yıldırımdan oluşan yüksek akımların doğrudan aletlere ulaşması engellenebilse bile, yıldırımla ortaya çıkan akımı toprağa aktaran kabloların yakınında yeralan normal elektrik kablolarında ve haberleşme için kullanılan kablolarda indüksiyon yoluyla çok yüksek akımlar oluşabilmektedir. Böylece bu kablolara bağlı aletlerde hasarlar oluşabilmektedir (Şekil 1).

Bunu engellemek için bir koruma yapılmamışsa, sisteme bağlı tüm elektronik aletler risk altında kalmaktadır. Genellikle hasarlar hemen ortaya çıkmasa bile, zaman zaman yinelenen yıldırım düşmeleri, aletlerin ömrünü kısaltmaktadır. Bu yolla ortaya çıkan hasarlar, hem zaman hem de yapılması gereken işler açısından kayıplara neden olmaktadır. Bu durumu ve bu konuda önceden yaşanan deneyimleri gözönüne alarak, elektronik aletlerde indüklenmeye neden olabilecek tüm bakır kabloları ortadan kaldıracak bir yaklaşım kullanılmıştır. Bu nedenle, gözlemlerde kesinti yaşanmaması için, bakır veri kabloları yerine plastik fiber-optik veri kabloları kullanılmıştır.



Şekil 1. İletişim için bakır kablo kullanılarak yapılmış ilk mikrodenetleyicili sistemde hasar görmüş parçalara iki örnek.

3. Otomasyon Sistemi

3.1 Donanım

Fiber-optik kabloların kullanımının yanısıra, Kubbe Otomasyon Sistemi'nin herbir modülü birbirinden ayrılmış ve dış elektriksel etkilerden korunmak amacıyla"bakırsız" fiber-optik tabanlı kodlayıcılar tasarlanmıştır. Bundan başka donanım birimlerinin hepsinin giriş-çıkış noktalarına da, bu hatlar üzerinden gelebilecek yıldırım zararlarından korunmak amacıyla, yıldırım korumaları ve kızılöte ya da fiber-optik tabanlı yalıtım birimleri eklenmiştir. Sistem şu parçalardan oluşmuştur:

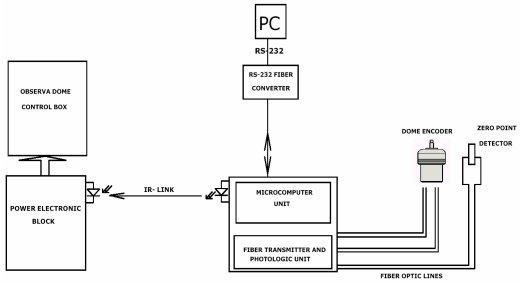
1- Mikrobilgisayar bordu
2- Güç elektroniği arabirimi
3- Dönel kodlayıcı ve Hall algılayıcı birimi
4- Fiber-optikten RS232'ye dönüştürücü
5- Plastik fiber-optik veri kabloları

Mikrobilgisayar Bordu ve Amaçları

1- Denetim bilgisayarı ile mikrodenetleyici bord arasında iletişim
2- Sıfır-noktası algılayıcısının sinyalinin ve dönel kodlayıcının konum bilgisinin dönüştürülmesi, kodunun okunması ve algılanması
3- UART bilgisayar komutlarının, kubbe hareketini sağlayan anahtarların yeraldığı güç elektroniği kutusuna kızılöte yoluyla iletilmesi

Mikrodenetleyici Bordunun Parçaları

1- UART modülü (RS232 için)
2- MC145026/MC145027 (Motorola) kodlayıcı modülü (kızılöte iletişimi için)
3- Fiber-optik alıcı-gönderici, fotolojik bileşenler ve bunların sürücüleri



Şekil 2. Donanım blok diyagramı.

Güç Elektroniği Arabirimi

Uygulama sırasında, kubbe için kullanılan elektromekanik sistemde değişiklikler yapılmıştır. ObservaDome denetim kutusunun hızlanma, yavaşlama işlemleri, kontaktörleri ve tuşlarında yapılan değişikliklerle, sistem robotik denetim özelliği de kazanmıştır. Bu işlem yapılırken, kutunun önceki işlevleri de, yine kullanıcı isteğine bağlı kullanımın sağlanması için eskisi gibi korunmuştur. Daha önce yaşanan yüksek voltaj atlamaları nedeniyle, her modül arasında yeterince boşluk olması gerektiği düşünülmüştür. Bunun için de, yıldırım nedeniyle oluşacak atlamaları önlemek amacıyla, mikrodenetleyici bord ile güç elektroniği kutusu arasında kızılöte bağlantı kullanılmıştır. Bilgisayar komutları, mikrodenetleyici tarafından alınıp işlenmektedir. Gelen komut denetimle ilgili bir komutsa, mikrobilgisayar bu komutu kızılöte yoluyla güç elektroniği kutusuna iletmektedir. Aksi halde komut, kodlayıcı durum bildirimi istendiği anlamına geldiği için, bilgisayara 3 kelimelik (24 bitlik) bir bilgi olarak bu bilgi gönderilmektedir. İkili sayı sistemindeki bu kodlayıcı durum bilgisi, otomatik izleme işleminde kullanılmak üzere, bilgisayarda çalışan yazılım tarafından onlu sayı formatına dönüştürülmektedir.

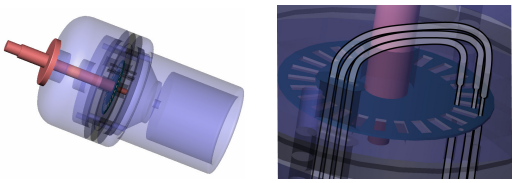
Bina elektrik sisteminden gelebilecek bir yıldırım etkisine karşı, güç elektroniği kutusunun da, Kubbe Otomasyon Sistemi'nin diğer modüllerinde olduğu gibi, ayrı bir güç kaynağı vardır. Güç elektroniği modülünün kızılöte alıcı birimi tarafından bir

komut alındığında, hemen MC145027 (Motorola) tarafından bu komut çözülmekte ve bu çözümleyici yonganın çıktı birimine bağlı olan anahtar etkinleştirilmektedir. Böylelikle kubbe kapağının AÇMA/KAPAMA ve kubbenin SOLA/SAĞA dönme işlemleri gerçekleştirilmektedir. Güç elektroniği modülü şu parçalardan oluşmaktadır:

1- Kızılöte alıcısı çeviricisi
2- Anahtarlar (Röleler)
3- Anahtar sürücüleri
4- ObservaDome denetim kutusu kabloları

Dönel kodlayıcı ve sıfır noktası algılayıcı

Bu modül, kubbe eteğinin iç kısmında bir kenarda bulunmaktadır ve tek başına bir sistem olarak çalışmaktadır. Bunun da yine yıldırım zararlarından kaçınılması amacıyla tasarlanmış, ayrı bir güç kaynağı bulunmaktadır. Kubbe konum bilgisi, kubbe eteğinin iç kısmında çalışmakta olan lastik tekerleğin miline 1:1 dişli oranında bağlanmış, tarafımızdan tasarlanmış dönel kodlayıcı (Şekil 3) tarafından belirlenmektedir. Kubbe eteğinin aynı iç çapı üzerine yerleştirilmiş ve üzerine bir delik açılmış bir levha, sıfır noktasının belirlenmesini sağlamaktadır ve çalışması da "ışığın kesilmesi" ile sağlanmaktadır. Artmalı dönel kodlayıcısının dönme bilgileri ile ilgili sinyal çıktıları ve sıfır noktası sinyali, fiber-optik kablolar yoluyla mikrobilgisayara aktarılmaktadır.



Şekil 3. *Solda*: Kubbe konum algılayıcısı olarak geliştirilen dönel kodlayıcının yapısal görüntüsü. *Sağda*: Kodlayıcı diski üzerinde yeralan fiber-optik kablo yapısının ayrıntılı görüntüsü.

Fiber-optikten RS232'ye dönüşüm birimi

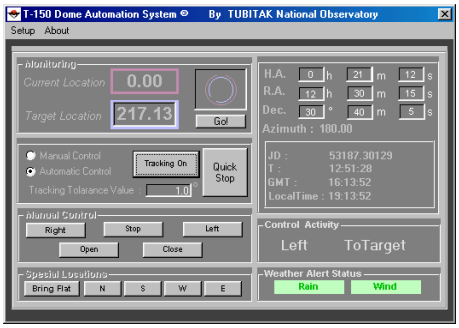
Fiber-optikten RS232'ye dönüşüm sağlayan bir alıcı-verici, yine olumsuz çevresel elektrik etkilerinden kaçınmak amacıyla, mikrodenetleyici bord ile denetim bilgisayarı arasına konmuştur. Bu alıcı-vericinin de yine ayrı bir, yüksek (220V) ve alçak (12V) güç kaynağı bölümü vardır.

Plastik fiber-optik veri kabloları

Sistemin her modulü arasında, veri yollarından geçebilecek herhangi istenmeyen elektrik akımlarının etkilerinden korunmak amacıyla, 1 mm'lik plastik fiber-optik veri iletişim kabloları kullanılmıştır.

3.2 Yazılım

Yazılımın, otomatik (yönlendirme ve izleme) ve manuel (yönlendirme) özellikleri vardır. Manuel kullanımda, kullanıcı ya da ayrı bir uzaktan erişim yazılımı, kubbe kapağının AÇMA/KAPAMA ve kubbenin azimut konumunu, kullanıcı arayüzünde yeralan ilgili tuşları kullanarak yapabilmektedir (Şekil 4). Arayüzde, bazı özel azimut konumları (Kuzey, Güney, Batı, Doğu ve düzalan perdesi konumları) için de kısayol tuşları bulunmaktadır. Otomatik kullanımda, o anki teleskop konumu (α,δ), yerel ağ üzerinden Teleskop Denetim Sistemi(TDS)'nden alınmakta ve konsayı dönüşüm algoritması ile kubbe azimut konum değerine dönüştürülmektedir. Bu hesaplama sonrasında yazılım, denetim sistemine uygun komutları göndermekte ve kubbe açıklığını uygun doğrultuya getirip, izleme işlemine başlamaktadır.



Şekil 4. Kubbe Denetim Yazılımı Arayüzü.

Sistemin denetim yazılımının, kullanıcı ya da başka bir otomasyon yazılımının INTERNET üzerinden uzaktan erişimini sağlamak için, TCP/IP sunucu özelliği vardır. Bu yolla istemci, kubbenin o anki parametrelerinin tümünü (izleme durumu, kubbe, kubbe yarığı, hedef konumları, vb.) izleyebilmekte ve uygun parametreleri değiştirerek kubbeyi kontrol edebilmektedir. Yazılımın bir diğer önemli özelliği de hava durumu istasyonuyla etkin bağı olmasıdır. Yağmur ya da rüzgar hızı gibi hava koşullarını sürekli denetleyerek, hava durumu istasyonu tarafından gönderilebilecek bir alarm durumunda otomatik olarak kubbe kapağının kapatılması özelliğine sahiptir.

Sistem, benzer herhangi bir gözlemevi kubbesine uyarlanabilir ya da herhangi bir robotik teleskop uygulamasında kullanılabilir.

4. Kaynaklar

Aslan, Z, Aydın, C., Tunca, Z., Demircan, O., Derman, E., Gölbaşı, O. ve Marşoğlu, A. 1989, A&A, 208, 385

Aslan, Z., Selam, S.O. ve Esendemir, A. 2000, In the *Carbon Star Phonomenon* (ed. R.F. Wing), IAU Symp., Vol.177, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, s.507

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG -TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Meteoroloji Sistemi

Murat Koçak[1], Selim O. Selam[2], Varol Keskin[3]

[1]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
kocakm@tug.tug.tubitak.gov.tr

[2]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan 06100, Ankara
selim@astro1.science.ankara.edu.tr

[3]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova 35100, İzmir
keskinv@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Antalya'nın 50 km batısında, 2547 m yükseklikteki Bakırlıtepe'de bulunan TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin meteorolojik parametrelerini güvenilir olarak izleyip kaydedebilmek amacıyla, bir meteoroloji izleme sistemi üretilmiştir. Sistemde (veri alışverişi ve arşivleme için C-tabanlı ve WEB sayfasından izleme amaçlı PHP dili ile yazılmış) yazılım, mikrodenetleyicili elektronik, fiber haberleşmeye dayalı kendi tasarımımız olan (rüzgar hızı ve yönünü belirlemek için kullanılan) kodlayıcı sensörler ve fiberoptikten RS232'ye dönüşüm sağlayan birimleri kullanan veri aktarım hatları bulunmaktadır. Bu sistem, herhangi bir robotik teleskop projesinde veri izleme ve alarm sistemi oluşturmak için kullanılabilir.

Anahtar kelimeler: aletler: elektronik: otomasyon – yazılım: aletlerarası haberleşme

Abstract: A custom meteorological monitoring system was constructed to reliably monitor the meteorological parameters of the site of TUBITAK National Observatory. The site is located on a mountain top known as Bakirlitepe about 50 km west of the Antalya City at a height of 2547m. The system has software (C-based data aquisition/archiving structure and PHP based WEB monitoring support) and micro-controller based control electronics, fiber based custom designed encoder sensors (for wind speed and direction) and transmission lines using fiberoptic to RS232 transcievers. The constructed system can be used in any robotic telescope project for data monitoring and alert system creation.

Key words: instrumentation: electronics: automotion – software: communication between instruments

1. Giriş

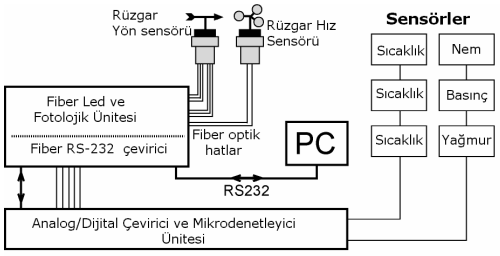
Türkiye'de yapılan yer seçimi çalışmaları sonucunda (Aslan vd. 1989, 2000) TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Batı Torosların bir parçası olan 2500 m. yükseklik, 02^{sa} 01^{d} 20^{s} doğu boylamı ve 36° 49' 30" kuzey enleminde bulunan Bakırlıtepe dağının zirvesine kurulmuştur. TUG TÜBİTAK'a bağlı bir kurum olarak 1997'de resmen açılmış ve Eylül 2000'de düzenli bilimsel gözlemlere başlamıştır. Teleskoplar ve diğer teknik-idari bilgiler ile, gözlemevinde sürdürülmekte olan projeler hakkındaki bilgiler, TUG'un resmi WEB sitesinden alınabilir. Diğer modern gözlemevlerinde olduğu gibi, TUG'da meterolojik parametrelerinin düzenli izlenmesi ve kayıtlarının tutulması amacıyla, modern bir meteoroloji istasyonuna gereksinim duymaktadır. Bu bağlamda, yüksek duyarlık ve doğruluğa sahip sensörler ile, özel tasarım fiber optik tabanlı rüzgar yön ve rüzgar hız sensörlerinden oluşan bir meteoroloji istasyonu, gözlemevi olanakları ile gerçekleştirilmiştir. Ayrıca, bu sistemin tüm sinyal iletim sistemleri, klasik bakır telli sinyal iletim kabloları yerine, çevresel statik yüklerden etkilenmeyecek şekilde fiber optik tabanlı olarak gerçekleştirilmiştir. Bu sistemde özel tasarım yapılarının kullanılmasının nedeni, 2547m. yükseklikte gözlemevinin kurulu olduğu bölgenin sıradışı hava durumu koşulları ve bölgenin yıldırım/statik gibi etkiler bakımından oldukça aktif olmasıdır. Bu çalışmada, gerçekleştirilen sistemin teknik özellikleri ayrıntılı olarak açıklanacaktır.

Bildirinin tam metni için : Murat KOÇAK
e-mail: kocakm@tug.tug.tubitak.gov.tr

2. Donanım

Meteroloji sistemi, hava durumu parameterelerinin elde edilmesi amacıyla, sayısal ve analog sensörlerden oluşmaktadır. Sayısal sensörler, doğrudan mikrodenetleyici borduna I^2C (Integrated Integrated Circuit) protokolü ile bağlı iken, analog çıkışlı sensörler, kendilerine ait filtre, kazanç ve kalibrasyon işlemlerini gerçekleştiren modüllere bağlıdırlar. Her analog sensöre ait olan bu modüllerin çıkışları, filtreler üzerinden veri kontrol

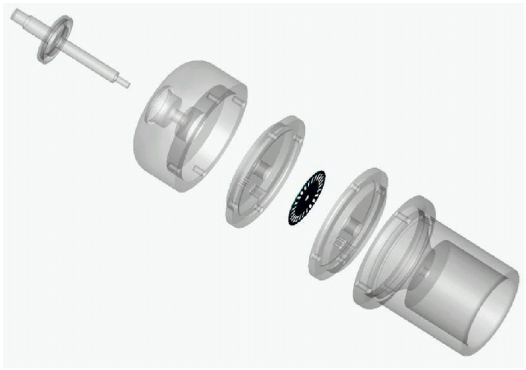
bordu üzerinde yer alan 10 bitlik Analog/Dijital çevirici üzerinden mikrodenetleyiciye gönderilmektedir. Bu şekilde mikrodenetleyici tarafından toplanarak işlenen veri, statik yüklerden etkilenmeyecek şekilde özel olarak tasarlanan fiber optik hatlar üzerinden kontrol-kayıt bilgisayarına gönderilmektedir. (Şekil l)



Şekil 1. Donanıma ait blok diyagram

Sistemde, ±0.5°C doğruluğa ve -55 ile +125 °C çalışma aralığına sahip Dallas/Maxim DS1631 model sıcaklık sensörü kullanılmıştır. Nem sensörü olarak, %±2 doğruluk, %0-100 çalışma aralığı, 0.8 –3.9V çıkış gerilimi değerlerine sahip Honeywell HIH–3602 model nem sensörü kullanılmıştır. Nem sensörü aynı zamanda, ince platin film RTD sıcaklık sensörü de içermektedir. Bu özellik, nem sensörünün sıcaklık kompanzasyonunun yapılabilmesine olanak vermesinin yanında, yoğuşma (dew point) sıcaklığı hesaplanmasında gereksinim duyulan, nem sensörüne mümkün olan en yakın bölgenin sıcaklık değerini de sağlamaktadır. Nem sensörünün çıkışından alınan analog sinyal, elektronik olarak alçak geçiren filtre üzerinden, Analog/Dijital çeviricilerin bulunduğu veri kontrol borduna gönderilmektedir. Atmosfer basıncı için, Sensortechnics firmasına ait 144SC08111BARO model basınç sensörü kullanılmıştır. Bu sensör, 700–110 mBar basınç aralığı için, 0-5V analog sinyal üretmektedir. Sensör, -10 - 60°C arasındaki sıcaklık bölgesinde sıcaklık kompanzasyonuna sahiptir ve bu aralıkta çıkış sinyalinde sıcaklık nedeniyle kayma, %0.3 düzeyindedir. Sensör, %10-90 (tam ölçekte) aralığındaki ani ve büyük basınç değişimlerine, 1 ms'lik cevap verme zamanına sahiptir.

Kötü hava koşulları sırasında, gözlemevinin içinde bulunduğu olağan üstü çevresel yük ve yıldırım problemleri göz önüne alındığında, sıradan dönel kodlayıcıların kullanılması mümkün değildir. Bu tür sorunlar, daha önce gözlemevinde kurulu olan meteoroloji istasyonun kaybedilmesine neden olmuştur. Kaybedilen sistem üzerinde statik yük ve yıldırım indüksiyonlarının nasıl etkidiği üzerine yaptığımız araştırmalar göstermiştir ki, kontrol bölümünden daha yüksekte yer alan rüzgar sensörleri ve kontrol elektroniği ile bilgisayar ve sensörler arasında yer alan bakır tellerden oluşan sinyal kabloları, statik yük ve yıldırım indüksiyonlarının neden olduğu yüksek gerilim darbelerini taşıma görevi görmektedir. Özellikle rüzgar dönüş sensörlerinin tümüyle bakır tellerden oluşan sensör sistemi, sorunun baskın unsuru olarak göze çarpmaktadır. Bu nedenle, sinyal taşıma hatları ve rüzgar yön ve rüzgar hız sensörleri üzerine odaklanılarak, klasik sistemlere alternatifler geliştirme yoluna gidilmiştir. Bu amaçla, öncelikle kontrol elektroniği ile bilgisayar arasında yer alan ve uzunluğu nedeniyle indüksiyona en açık hat olarak görülen RS-232 iletim hattı, fiber kablolardan oluşacak şekilde tasarlanmıştır. Bu hattın her iki ucuna, geliştirdiğimiz RS-232 fiber dönüştürücüler bağlanarak, fiber kabloların standart sisteme entegrasyonu sağlanmıştır. Sistemde, daha önce kullanılmakta olan Hall dedektör ve optik tabanlı rüzgar hız ve yön sensörleri yerine, tümüyle özel olarak tasarlanan fiber optik tabanlı sensörler kullanılmıştır. Sensörler, yapısal olarak polyamid malzemeden üretilmiştir. Sensör diski, paslanma ve korozyona karşı alüminyumdan üretilmiştir. Rüzgar hız ve rüzgar yön sensörlerinin ayrıntılı yapısı Şekil 2 de görülebilir.



Şekil 2. Fiber tabanlı dönel kodlayıcılara ait bilgisayar destekli Yazılım çıktısı

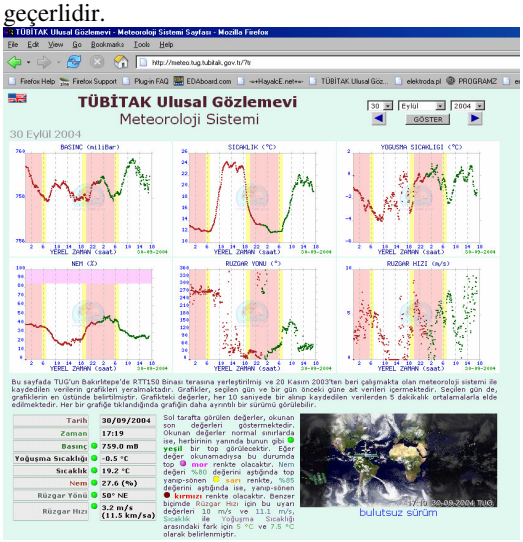
Sensörde kullanılan fiber kablolar, hem sensör diskinin desenini aydınlatma amaçlı, hem de desenden geçen ışığı, kontrol fotolojik ünitesine taşıma amaçlı kullanılmıştır. Fiber optik sistemde kullanılan ışık kaynağı olarak, SFH-450V Infineon Technologies, fotolojik biriminde ise SFH 551-1V fotolojik alıcılar kullanılmıştır. Ayrıca, bilgisayar ve elektronik bord arasındaki hatta oluşabilecek yüksek gerilim darbelerine karşı, özel olarak tasarlanan Fiber/RS232/Fiber çeviriciler, kullanılmıştır. Yapılan testlerde kullanılan fiber alıcı, verici ve fiber optik kablo sistemiyle, 9600 Baud veri hızında, yaklaşık 50 m.'lik bir iletişim uzaklığına erişilebileceği görülmüştür.

3. Yazılım

Standart RS-232 seri portuna sahip bir bilgisayar, meteoroloji sistemi verilerinin alınması, arşivlenmesi ve web üzerinde görüntülenmesi işlemlerinin gerçekleştirilmesi amacı ile kullanılmıştır. İşletim sistemi olarak, Linux RedHat 9 sürümü seçilmiştir. Kontrol elektronik bordu ile bilgisayar arasındaki RS-232 seri port üzerinden veri aktarım programı, C programlama dilinde yazılmıştır. Programın iki farklı sürümü vardır. İlki, basit olarak meteroloji istasyonundan RS-232 üzerinden verileri toplayarak, bunları bir kayıt dosyasına yazarken, ikincisi, verilen zaman aralıklarında, ard arda meteoroloji istasyonundan aldığı ham verileri toplayarak, her parametre için ortalama değerlerini hesaplayıp kayıt dosyasına yazmaktadır. Her iki sürüm de, sonsuz bir döngü içinde, denetleyici yazılım modunda çalışmaktadır. Ayrıca bu program, bir diğer program tarafından, her saat başı durdurularak yeniden çalıştırılmaktadır. Böylece, programın çalışması sırasında oluşabilecek sorunların önüne geçilmesi amaçlanmıştır. Program çalışmaya başlarken, bir ayarlama dosyasından, çalışması ile ilgili gereken bilgileri alır. Bu dosya, program ile ilgili özel parametereleri içermektedir. Bunlardan SERIALPORT, seri port numarasını içerir. BAUDRATE, SERIALPORT parametresi ile ilgili belirlenen seri iletişim hızını belirler. WAIT, ard arda alınan iki veri dizisi arasındaki bekleme zamanını belirler. INTERVAL, alınacak veri setinin zaman aralığını belirler. SEND, meteoroloji istasyonundan veri istemi amacı ile kullanılırken, LOGFILEPATH ve LOGFILE parametreleri, arşiv dosyalarının bilgisayardaki yerini belirlemektedir. Ayarlama dosyası oluştuktan sonra program, SEND komutu ile istasyondan veri isteminde bulunur. Veri istasyondan bilgisayara, her bir parametre, "[" ve "]" karakterleri arasında olacak şekilde bir dizi halinde gönderilmektedir. Program tarafından alınan bu dizi içinden her bir meteoroloji parametresi, gelen ham veri dizisi işlenerek elde edilir. Elde edilen bu parametrelere, TUG GPS'inden senkronizazyon ile alınan bilgisayar zamanı bilgisi (GG/AA/YYYY SS:DD:SS) eklenmektedir.

Programın ilk basit sürümünde, yeni veri dizisi, doğrudan kayıt dosyasının sonuna eklenmektedir. İkinci sürümde ise, sensörlerin gösterimlerinin denetlenmesinden sonra buna göre ayıklanan veri, verilen okuma zaman aralığı sonunda, ortalama değerlerin hesaplanması için kullanılmaktadır. Ortalama değerlerinin standart sapmaları da hesaplanarak, her sensör için, sensör gösterimi, ortalama değer ve ± işareti ile birlikte standart sapma değerini içeren bir veri dizisi oluşturulmaktadır. Bu aralık için ortalama zaman da hesaplanarak, bu yeni veri dizisinin başına, kayıt dosyasına yazılmadan önce eklenmektedir. Verilerin tümü, adları, yıl, ay ve gün bilgisini de içerecek biçimde kodlanmış günlük arşiv kayıt dosyalarına yazılmaktadır. Her bir kayıt dosyası, geceyarısından hemen sonra alınmış olan veri ile başlayıp, gün sonunda alınmış veri ile bitmektedir. Bu arşiv dosyaları, verinin geniş bir analizini yapmak ya da veriyi incelemek için kullanılabilir.

Meteoroloji verilerinin WEB üzerinden izlenmesi amacı ile, PHP tabanlı bir yazılım geliştirilmiştir. Bu yazılım, iki ayrı kod içermektedir. Biri, içinde bulunulan tarih için varolan veriyi işleyerek, zamanlı olarak grafik oluşturma işlemini gerçekleştirir. Diğer kod ise, kullanıcının arşivlenen veri ile ilgili yapacağı görüntüleme işlemlerini gerçekleştiren arayüzdür. Bu HTML sayfasına, TUG internet sitesinden erişilebilir. WEB sayfasına bağlanıldığında, öncelikle ilk kod, o andaki ve bir önceki güne ait, verinin var olup olmadığına bakmaktadır. Daha sonra, bu iki günlük veri için, her bir meterolojik parametrenin beşer dakikalık ortalamalarını hesaplamakta ve parametrelerin en küçük ve en büyük değerleri için, düşük ve yüksek çözünürlüklü iki ayrı grafik hazırlamaktadır. Yazılım, grafiklerin ardalanını, astronomik tan, gündoğumu ve günbatımı bilgilerini içerecek şekilde renklendirir. Böylece kullanıcı, gündüz, gece ve astronomik tan zamanları bilgisini, bu grafiklerden görebilmektedir. Bazı sensörler için, alarm durumları vardır. Örneğin nem değeri %80 değerini geçtiğinde, ardalan rengi, olağan durumdan farklı bir renge dönüşerek kullanıcıyı yüksek nem konusunda uyarmaktadır. Benzer işlemler, rüzgar hızı ve çiğ durumu için de geçerlidir.



Şekil 3. Meteoroloji WEB sayfasına ait ekran görüntüsü

Grafiklerin hemen altında, anlık meteoroloji parametrelerini gösteren bir liste bulunmaktadır. Bu listede yer alan her bir parametrenin yanında, o parametreye ilişkin kritik değerleri gösteren renkli toplar bulunmaktadır. Bu toplar, normal ve kritik değerlerde farklı renkler alarak, kullanıcının kritik değerler konusunda hızlı bir şekilde bilgi almasını sağlamaktadır. Elde edilen bu parametreler, gece yarısı arşiv dosyasına kaydedilmektedir. Kullanıcı arayüzüne sahip HTML sayfası, bu verilere ulaşmaktadır. İstenildiğinde bu arayüz yardımıyla GÖSTER butonuna basılarak, geçmiş tarihteki verilere ulaşılabilmektedir. İstenilen tarihteki verilerin olmaması durumunda yazılım, istenilen tarihe en yakın tarihin verilerini gösterecek şekilde tasarlanmıştır.

4. Kaynaklar

Aslan, Z, Aydın, C., Tunca, Z., Demircan, O., Derman, E., Gölbaşı, O. ve Marşoğlu, A. 1989, A&A, 208, 385

Aslan, Z., Selam, S.O. ve Esendemir, A. 2000, In the *Carbon Star Phonomenon* (ed. R.F. Wing), IAU Symp., Vol.177, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, s.50

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG Gözlem Koşulları İstatistiği

Zeki Aslan[1,2], Murat Parmaksızoğlu[2], Varol Keskin[2,3] , Selim O. Selam[4], Cahit Yeşilyaprak[1], Timur Şahin[1], İrek Khamitov[2], Tuncay Özışık[2]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya
aslan@akdeniz.edu.tr, cahity@akdeniz.edu.tr

[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr, irekk@tug.tug.tubitak.gov.tr, tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr,

[3]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir
varol.keskin@ege.edu.tr

[4]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara
selim@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: TUG'da gözlemler başladıktan sonra biriken kayıtlar incelenerek meteoroloji koşulları, astronomik görüş ve atmosfer sönümlemesi hakkında bilgi verilmiş, atmosfer koşulları tartışılmıştır.

Anahtar kelimeler: astronomik görüş, atmosfer sönümlemesi, sönümleme katsayısı

Abstract: The mean seeing and extinction statistics at TUG are given and atmospheric conditions are discussed.

Key words: astronomical seeing, atmospheric extinction, extinction coefficients

1. Giriş

Bir gözlemevinin astronomik niteliğini esas olarak açık gece sayısı, astronomik görüş, atmosfer sönümleme katsayısı, rüzgar hızı (ve yönü), göreli nem ve gece sıcaklık değişimi belirler. Yer seçimi (Aslan vd. 1989a,b) çalışmalarından sonra TUG'da ne yazık ki bu konuda kapsamlı bir çalışma yapılamadı, yapılanlar bir kaç parametre ile sınırlı kaldı. TUG'da gözlemler önce T40 ile Ocak 1997 de, RTT150 ile ise Eylül 2000'de başladı. Ankara'da bir firmaya ısmarladığımız sayısal meteoroloji istasyonunun yapımı uzun sürdü, bir süre çalıştıktan sonra yüksek rüzgar nedeniyle uçtu...! TUG olanakları ile TUG'da üretilen ve bu toplantıda anlatılan (Koçak vd. 2004) meteoroloji istasyonu ancak 20 Kasım 2003 tarihinde hizmete girdi. Bu nedenle sıcaklık, nem, rüzgar hızı ve yönü ile ilgili sürekli tutulmuş kayıtlarımız noksandır. Bulutluluk gözlemi ise, hiç yapılmadı desek yanlış olmaz. Gece gözlemcileri (GG) ile başlatılan kayıtlar, gözlemcilerin görevleri nedeni ile aksadı ve devam edilemedi. Yakında kişilerden bağımsız sayısal bulutluluk gözlemi başlatılacaktır; hazırlıklar bitme aşamasına gelmiştir.

Bildiri tam metni için : Zeki ASLAN
e-mail: aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr

RTT150'de hep CCD kullanıldığı ve fotometrik olmayan gecelerde de gözlem yapıldığı için kayıtlar daha iyidir. Ancak çok sık teleskop arızası olduğu ve tam kapalı gecelerde kayıtlarda eksikler olduğu için istatistik yine noksandır. Bu nedenlerle burada RTT150 kayıtlarına göre "gözlem yapılmış gece sayısı" verilecektir, bu ise açık gece sayısı için en küçük değerdir.

2. Açık gece istatistiği

Tablo 1a'da RTT150 ile yapılan çalışmalarla ilgili tutulan kayıtların istatistiği verilmiştir. Ne yazık ki teleskop çalışmadığı zaman (arızalı ya da dolunay zamanı) durum her zaman GG raporuna geçmemiştir. Bu nedenle çizelgede görülen gözlem raporu sayısı gece sayısından azdır. Tablo 1b'nin son sütunu gözlem yapılan gece sayısının GG tarafından tutulan gece raporu sayısına oranını vermektedir. Bu oranın çok düşük olduğu açıktır: Bunun nedeni a) sık yaşanan teleskop arızaları, b) tamamen kapalı geceler, c) fotometrik olmayan geceler (CCD ile olsa da amaca uygun olmayan parçalı bulutlu gecelerde gözlem yapılmadığı olmuştur).

3. Astronomik görüş istatistiği

Bugüne kadar RTT150 ile yapılan gözlemlerden elde edilen astronomik görüşün sıklık (frekans) dağılımı Şekil 1'de, aynı gözlemlerin birikimli sıklık dağılımı Şekil 2'de verilmiştir. Şekil 3 ile

Şekil 6 arasında, görüş değerleri çeşitli zaman ölçeklerine göre noktalanmıştır. Şekil 1'den görüleceği gibi ortanca görüş 1.4 açı saniyesidir, bunun yer seçimi çalışmaları sonucu (Aslan vd. 1989) ile uyumlu olması memnuniyet vericidir. Gözlem zamanının %16'sında görüş 0.10 yay saniyesinden daha küçüktür. Coude odağında yapılan deneme gözlemleri sırasında 0.6 açı saniyesi görüş gözlenmiştir; bu kubbe görüşünün (dome seeing) çok kötü olmadığını göstermektedir. Mevsimlere göre incelendiğinde, yaz aylarında görüşün biraz daha iyi olduğu sezilmektedir. Görüş değeri gözlendiği doğrultuya, daha doğrusu hava kütlesine bağlı değildir (Şekil 7); bu pek beklenen bir durum değil, genellikle hava kütlesi ile yavaş bir değişim göstermesi (artması) beklenir. Bunun ayrıca incelenmesi gerekir.

4. Atmosfer sönümlemesi

U, B, V, R ve I süzgeçlerinde ortalama atmosfer sönümleme katsayıları Tablo 2'de verilmiştir. Bu ortalama değerlerin en iyi gözlemevlerinden ikisi ile karşılaştırılması ise Şekil 8'de verilmiştir.

5. Sıcaklık, nem, rüzgar hızı

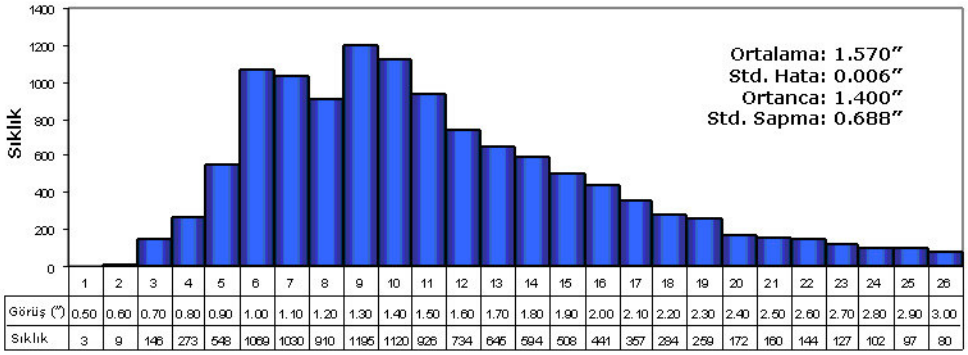
Sayısal meteoroloji gözlemlerinin kapsadığı zaman aralığı yeterli uzunlukta olmadığı için ortalama atmosfer parametreleri burada verilmeyecektir. Mevcut günlük veriler *http//meteo.tug.tubitak.gov.tr* adresinden görülebilir.

Tablo 1b. RTT150'de gerçekleşen gözlem süresi yüzdeleri

Tarih	Gözlem Sonu Raporu	Gözlem yapılan gece	Toplam gözlem süresi (saat)
2002 Temmuz - Aralık	175	103	730.16
2003 Ocak - Aralık	267	179	1369.80
2004 Ocak - Ağustos	144	83	755.80

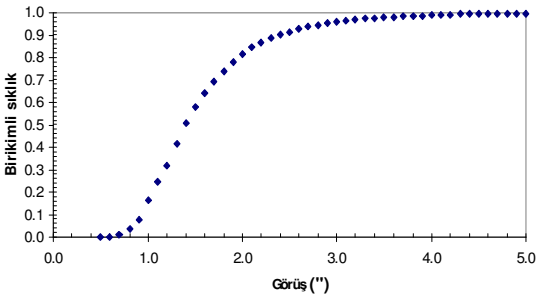
Tablo 1a. RTT150'de toplam gözlem süreleri

Tarih	Toplam gece sayısı	Raporlu gece/Gözlem gecesi	Gözlem yapılan gece/raporlu gece
2002 Temmuz - Aralık	182	%96	%59
2003 Ocak - Aralık	365	%73	%67
2004 Ocak - Ağustos	244	%59	%58

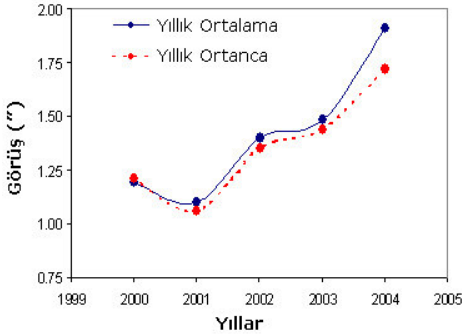


	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19	20	21	22	23	24	25	26
Görüş (")	0.50	0.60	0.70	0.80	0.90	1.00	1.10	1.20	1.30	1.40	1.50	1.60	1.70	1.80	1.90	2.00	2.10	2.20	2.30	2.40	2.50	2.60	2.70	2.80	2.90	3.00
Sıklık	3	9	146	273	548	1089	1030	910	1195	1120	926	734	645	594	508	441	357	284	259	172	160	144	127	102	97	80

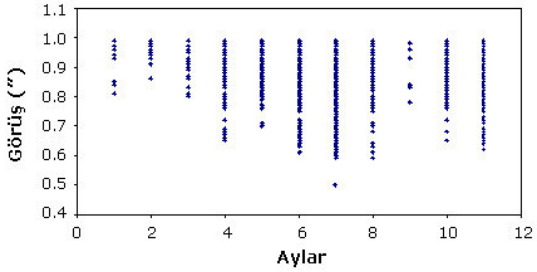
Şekil 1. Kasım 2000-Temmuz 2004 arasında yapılan RTT150 CCD gözlemlerinden elde edilen görüş dağılımı.



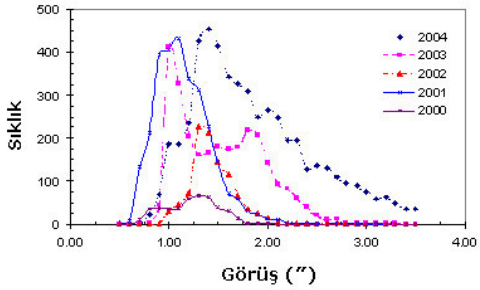
Şekil 2. RTT150 teleskopunda Kasım 2000-Temmuz 2004 arasında görüşün birikimli sıklık dağılımı.



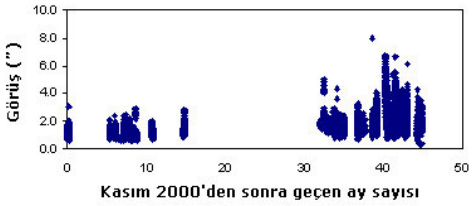
Şekil 3. RTT150 teleskopunda yapılan gözlemlere ait astronomik görüşün yıllara göre ortalama ve ortanca değerlerinin değişimi.



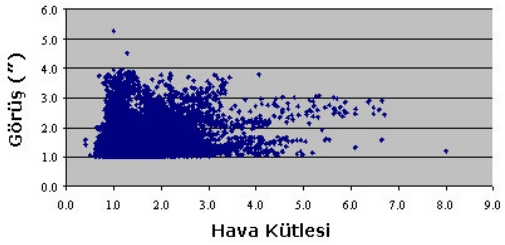
Şekil 4. Kasım 2000-Temmuz 2004 arasında 1" nin altındaki görüş değerlerinin yılın aylarına göre dağılımı.



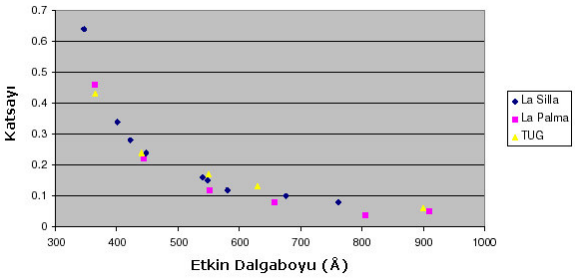
Şekil 5. RTT150 teleskopunda yapılan gözlemlere ait görüş değerlerinin yıllara göre dağılımı.



Şekil 6. Kasım 2000'den sonra RTT150 teleskopunda elde edilen görüş değerleri



Şekil 7. Hava kütlesinin fonksiyonu olarak astronomik görüş.



Şekil 8. TUG sönümleme katsayılarının en iyi iki gözlemevi ile karşılaştırılması.

Tablo 2. TUG'da T40 ve RTT150 ışıkölçüm gözlemlerinden hesaplanan ortalama atmosfer sönümleme katsayıları. K_u değeri sadece T40 gözlemlerine aittir. Tablonun alt kısmında T40 ve RTT150 için ortalama değerler yeralmaktadır.

	k_u	ε_{ku}	k_b	ε_{kb}	k_v	ε_{kv}	k_r	ε_{kr}	$k_ı$	$\varepsilon_{kı}$
Ortalama	0.43		0.245	0.009	0.180	0.008	0.140	0.008	0.057	0.008
Ortanca			0.244		0.166		0.130		0.060	
Tepe			0.190		0.180		0.070		0.060	
Std. Sapma			0.062		0.084		0.076		0.025	
En küçük			0.081		0.021		0.000		0.000	
En büyük			0.411		0.468		0.466		0.090	
N			47		97		94		9	
T40	0.43		0.25		0.19		0.14			
RTT150			0.24		0.16		0.14		0.06	

6. Kaynaklar

Aslan, Z., Aydın, C., Tunca, Z., Demircan, O., Derman, E., Gölbaşı, O., Marşoğlu, 1989a, Site Testing for anOptical Observatory in Turkey A&A. 208, 385.

Aslan, Z., Aydın, C., Tunca, Z., Demircan, O., Derman, E., Gölbaşı, O., Marşoğlu, 1989b, Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi, Doğa TU Fiz. D. 13, 1.

Koçak, M., Selam, O. S., Keskin, V., 2004, *Bu toplantıda sunuldu.*

http://www.ls.eso.org/lasilla/atm_ext/html/1995photomap.html (La Silla)

http://www.ast.cam.ac.uk/~dwe/SRF/camc_extinction.html (La Palma)

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG RTT-150 Coudé Echelle Tayfçekeri ile Yapılan Deneme Gözlemleri

Emre Işık[1], Ilfan Bikmaev[2], Zeki Aslan[1,3]
[1]Akdeniz Üniversitesi, Fizik Anabilim Dalı, Fen Bilimleri Enstitüsü, 07058, Antalya
eis@akdeniz.edu.tr

[2]Kazan Devlet Üniversitesi, Fizik Fakültesi, Astronomi Bölümü, Kazan, Rusya Federasyonu
Ilfan.Bikmaev@ksu.ru

[3]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr

Özet: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde kurulan Coudé Echelle Tayfçeker (RTT150-CES) ile alınan "ilk ışık" ve onu izleyen deneme gözlemleri, Türk gökbilimcilerin ilgisine sunulmuştur. İndirgemelerde karşılaşılan önemli noktalara değinilmiş, elde edilen tayf kesitlerinden örnekler verilmiştir. Tayfların sinyal/gürültü oranları, hava koşullarına ve aletten beklenen değerlere uygundur.

Anahtar kelimeler: astronomik aletler: görsel bölge tayfölçümü – deneme gözlemleri

Abstract: "First light" and the following test observations carried out with the Coudé Echelle Spectrograph (RTT150-CES) at the TÜBİTAK National Observatory is presented to the interest of Turkish astronomical community. Important issues encountered during the reductions are discussed and examples of the spectrograms are shown. Signal/noise ratios of the spectra were found to be convenient as expected from the weather conditions and the instrumentation.

Key words: astronomical instrumentation: optical spectroscopy – test observations

1. Giriş

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) Kazan Üniversitesi'nde yapılan coudé echelle tayfçekerinin (CES) kurulması Ocak 2004'te tamamlanmış, aynı tarihlerde deneme gözlemlerine başlanmıştır. TUG-CES'in 2005 yılı başlarında, projelendirilmiş gözlemlere başlanması planlanmıştır. Bu bildiri, TUG-CES'nin hizmete girmesinin öncesinde, Türk gökbilimcileri için bir ön bilgilendirme amacıyla hazırlanmıştır. 2. bölümde aletsel bilgiler ile gözlemlerden söz edilmiş, 3. bölümde indirgemelere ilişkin önemli noktalara değinilmiş, 4. bölümde elde edilen bazı tayf kesitleri sunulmuş, 5. bölümde ise değişik yıldızlar ve dalgaboyu pencereleri için ölçülen ortalama S/G oranları verilmiştir.

2. RTT150-CES ile Gözlemler

Kazan Üniversitesi'nde üretlien RTT150-CES, 1.5 m çaplı teleskop binasının orta katındaki coudé odağı odasında kurulmuştur. Yüksek ayırma gücü düzeneğinde 1.5 yay saniyesi açısal genişliğe karşılık gelen 500 μm genişliğindeki, çok yüksek ayırma gücü düzeneğinde ise 0.6 yay saniyesi açısal genişliğe karşılık gelen 200 μm genişliğindeki yarıktan geçen ışık, düzelticilerden geçirilmekte ve diğer çeşitli aynalardan yansıtılarak iki kamera düzeneğinden (yüksek ve çok yüksek ayırma gücü) birine gelmektedir. Testere (blazing) açısı 63°, optik ağ (grating) yoğunluğu ise 37.5 mm^{-1}'dir. *Yüksek ayırma güçlü* ($\lambda/\Delta\lambda$ = R ~ 40000) tayflar veren *kısa kamera*, çapraz yayıcı olarak iki 45° prizma ile 400 mm odak uzaklıklı "katlanmış" Schmidt teleskoptan oluşmaktadır. *Çok yüksek çözünürlüklü* (R ~ 100000) tayflar sağlayan *uzun kamera* düzeneği ise çapraz yayıcı olarak bir 45° prizma ile 1000 mm odak uzaklıklı bir Schmidt teleskoptan oluşmaktadır. Şekil 9'da verilenin dışındaki tüm tayflar, yüksek ayırma gücünde (R=40000), yani kısa odak uzaklıklı kamera ile alınmıştır. Bu tayflar, 2048x2048 piksel içeren Andor CCD yongasına düşürülmüştür. Bu sayede, kaynaktan alınabilecek görsel tayfın tümü alınabilmiştir. Ancak Cassegrain odağında, ışıkölçüm amacıyla kullanılacak olan bu CCD, yerini 2004 Ağustos'undan başlayarak 1060x1180 pikselden oluşan Rus yapımı CCD'ye bırakmıştır.

Bildiri tam metni için : Emre IŞIK
e-mail: eis@akdeniz.edu.tr

Şekil 1. R=40000 modunda, Andor 2K CCD ile alınmış gökyüzü tayfı. Üstten yedinci basamakta görülen geniş karartı, Hα çizgisidir. Şeklin sağ üstündeki seri ise atmosferik (tellürik) kökenlidir.

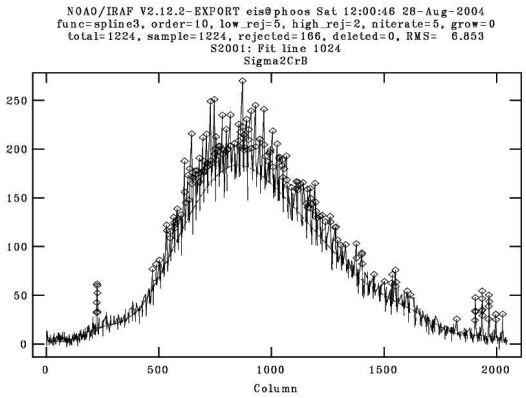
Bu bildiri metninde sunulan çok yüksek ayırma gücündeki tayflar (R~100000), uzun odaklı kamera ile alınmış ve bu yeni CCD üzerine düşürülmüştür.

3. İndirgemeler

FITS (Flexible Image Transport System) biçiminde alınan sayısal tayf görüntüleri IRAF (Image Reduction and Analysis Facility, NOAO, ABD) ve DECH (G. Galazutdinov, SAO, Rusya) yazılımları kullanılarak indirgenmiş ve analiz edilmiştir.

Şekil 1'de, R=40000 çözünürlüğünde bir gündüz gökyüzü tayfının bir parçası görülmektedir. Tayfta atmosferimizden kaynaklanan tellürik çizgi serileri ve Güneş'in tayf çizgileri göze çarpmaktadır. Tayf görüntüleri ilk olarak ön indirgeme işlemlerinden geçirilmiştir. Sıfır düzeyi (bias) ve karanlık (dark) görüntüleri, çok sayıda alınmış ve ortalama görüntülere indirgenmiştir. Sonra bütün görüntülere sıfır düzeyi ve karanlık düzeltmeleri yapılmıştır. Sıvı azotla soğutulan bu CCD'lerin oldukça kararlı olması beklense de, "overscan" bölgesi olmadığı için bu düzeltmelere önem verilmelidir.

Ön indirgemesi yapılmış olan tüm tayf görüntüleri – düz alan dahil – tayfçeker içinde saçılan ışıktan olabildiğince arındırılmalıdır. Bu ve bundan sonraki tüm adımlar için IRAF içindeki `noao.imred.echelle` paketi kullanılmıştır. Tayfçeker içinde saçılmış ışık düzeyi, dispersiyon açıklıkları (tayfın düştüğü şeritler; bundan böyle kısaca "açıklıklar") dışında kalan ışık yeğinliğinin satır ve sütun dağılımlarına bir boyutlu fonksiyonlar uydurulmaktadır. Buna bir örnek, 5 dakikalık bir poz verilmiş olan σ^2 CrB tayfının 1024. satırı için Şekil 2'de görülmektedir. `apscatter` uygulaması, bu uydurmayı ortalama yeğinliğe göre tüm CCD çerçevesine uygular ve bu düzeyi piksellerin sahip olduğu yeğinlikten düşer. Aynı işlem tüm sütunlar için de yapıldığında, saçılmış ışığın oluşturduğu düzensiz aydınlanma bir bakıma düzlenmiş olur.

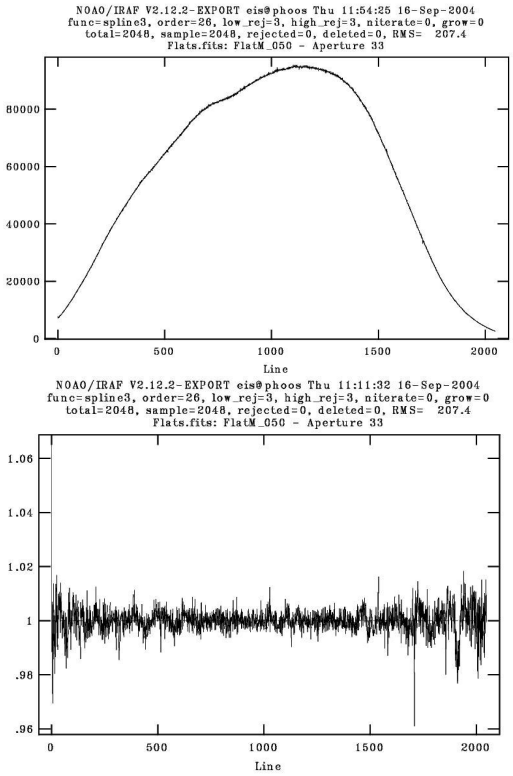


Şekil 2. Tayfçeker içinde saçılmış ışığın CCD'nin orta satırı (burada 1024. satırı) boyunca alınan izi.

Tayf açıklıklarının CCD çerçevesinden ayrıştırılması, yine `echelle` paketindeki `apsum` uygulaması ile yapılmıştır. Burada öncelikle dikkat edilmesi gereken, açıklıkların tanımlanması (apfind) işinde, yeterince uzun poz süresi verilmiş bir tayfın kozmik ışın ya da yıldız çizgisi barındırmayan bir satırının kullanılmasıdır (burada "satırlar"dan, açıklıklara hemen hemen dik olan eksenler anlaşılmalıdır). Bunun yanında, açıklıkların tam izlerini çıkarmak (aptrace) için fonksiyon uydururken kenar noktalarına dikkat edilmelidir. Açıklıkların belirlenmesi ve izlerinin bulunması (apfind ve aptrace) işleri böylesi bir tayf için bir kez yapılarak veritabanına yazıldığında, tayfçekerin konfigürasyonu değişmediği sürece bu "imza" diğer tüm tayf görüntülerine kendiliğinden uygulanabilir.

Tayf kesitleri, eşel formatında, basamaklar (order) halinde ayrıştırıldığında, en uzun dalgaboylarından Hα çizgisinin bulunduğu basamaklara dek azalan biçimde etkili olan saçaklanma deseni (fringe pattern) ile karşılaşılmıştır. Bu etki, düz alan düzeltmesinde ortadan kalkmaktadır. Diğer yandan, aşağıda belirtilen nedenlerle, gözlemcilere düz alan tayf görüntülerini kendi içinde boylandırmaları önerilebilir. Bu amaçla `echelle.apflatten` kullanılabilir.

1. Açıklığın enine kesitinde oluşabilecek biçim farklılıkları, düz alan düzeltmesinde istenmeyen kenar etkilerine yol açabilmektedir.
2. Sinyalin çok azaldığı bölgelerde görüntünün düz alana bölümü sonrasında büyük genlikli yapay gürültüler oluşmaktadır.

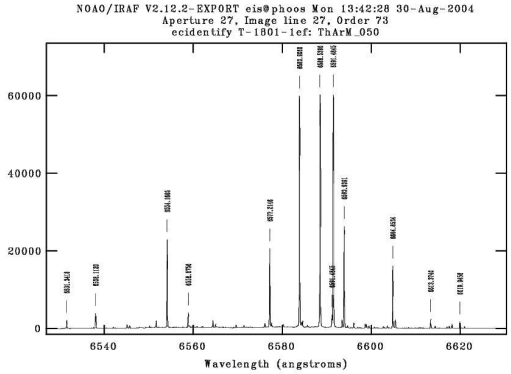


Şekil 3. (a) Doğrudan ayrıştırılmış düz alan tayf kesiti (30. basamak); (b) Düzleştirme işlemi yapıldıktan sonra ayrıştırılmış düz alan kesiti (33. basamak).

3. Doğrudan düz alan görüntüsüne bölme işlemi, yıldız tayfının karakteristik kesitini ortadan kaldırmaktadır. Oysa bu kesit, örneğin kozmik ışınları elemek için varyansa dayalı olarak açıklık ayrıştırılması sırasında kullanılır (bu çalışmada kozmik ışınlar bu biçimde elenmiştir).

4. Doğrudan düz alana bölme, tayfın dalgaboyuna göre biçimini değiştirerek Poisson istatistiğini bozar ve düşük sinyalli bölgelerde sıfıra yakın sayılara bölmeden dolayı çok büyük ek sinyaller üretir.

Bu nedenlerle, gözlemcilere uzaysal dağılımın ayrımsanamayacağı – nokta kaynak – gözlemlerde "düz alanı düzleştirmek" önerilebilir. IRAF'ta bu amaçla yapılan "apflatten" işleminde açıklıkların dışında kalan pikseller bire boylanır ve açıklıklar yine başlangıçtaki yıldız tayfından elde edilen maske (aperture reference) kullanılarak ayrıştırıldığında, Şekil 3a'daki yerine Şekil 3b'deki gibi eşel basamakları elde edilir. Ayrıştırma yapılırken her bir basamağın dispersiyon boyunca gösterdiği şiddet dağılımına fonksiyonlar uydurulur.



Şekil 4. RTT150-CES kısa kamera için oluşturulan Th-Ar atlasından bir basamağın görünümü.

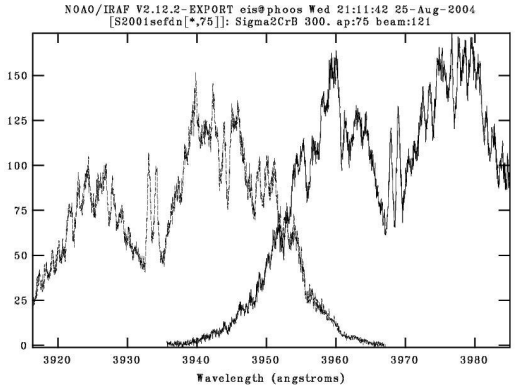
Böylece, düz alan kesitine yalnızca pikseller arası duyarlılık farklılıklar yansır. Şekil 3b'de görülen farklılıklar, yüksek frekanslı gürültü biçiminde görülen pikseller arası duyarlılık farkları ile düşük frekanslı dalga biçiminde görülen, olasılıkla CCD yüzeyindeki büyük ölçekli duyarlılık farkları ve orta frekanslı gürültü veren kırınım saçaklarıdır.

Tayfların dalgaboyu ayarlaması, her gözlem gecesinde alınan Th-Ar (Toryum-Argon) lamba tayfları kullanılarak yapılmıştır. Th-Ar tayflarındaki çizgilerin, dalgaboyları belirlenmiştir (Şekil 4). Bu amaçla Anglo-Australian Gözlemevi'nin web sayfasından alınan Th-Ar atlası kullanılmıştır. Yapılan dispersiyon uydurmasında ulaşılan kok (rms) hatası, Şekil 4'te bir bölümü verilmiş olan lamba tayfı için 0.004 Å düzeyindedir. Daha çok çizgi belirlenerek bu hata azaltılabilir.

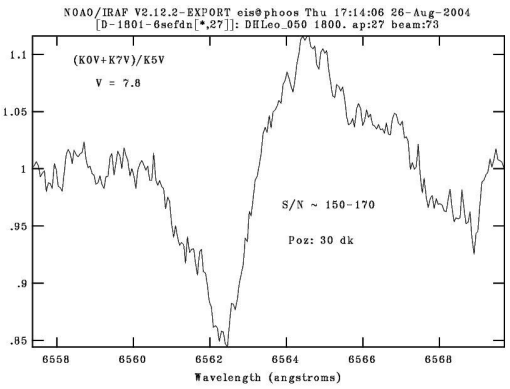
4. Tayf kesitleri

F9V/G0V ($v\sin i$ ~ 26 kms^{-1}; P ~ 1.157 g; V = 5^m.6) türü bir etkin yakın çift yıldız dizgesi olan σ^2 CrB'nin 3900 – 4000 Å aralığına denk düşen iki eşel basamağı, Şekil 5'te verilmiştir. Ca II K ve H çizgi özeklerinde, iki bileşen yıldızın etkin kromosferlerinden kaynaklanan salmalar görülmektedir. Bu tayf, bileşen çizgilerinin ayrık olduğu (quadrature) bir yörünge evresinde, kısa kamera ile alınmıştır. 5 dakika poz süreli tayfların şekildeki kesitinin ölçülen sinyal / gürültü (S/G) oranı, ortalama 75'tir.

Şekil 6'da bir etkin yakın çift içeren üçlü yıldız dizgesi DH Leo'nun ((K0V+K7V)/K5V; $v\sin i$ ~ (45, 21)/8 kms^{-1}; P ~ 1.070 g; V = 7^m.8) Hα kesiti



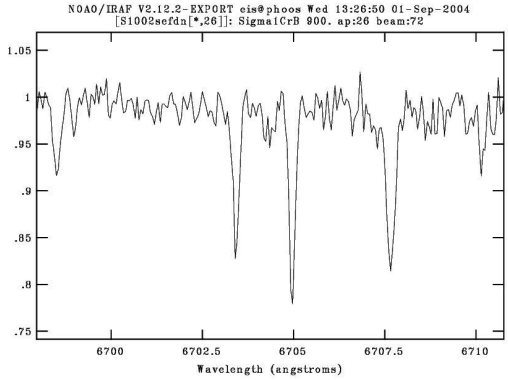
Şekil 5. σ^2 CrB yakın çift yıldız dizgesinin – soldan sağa – Ca II K ve H çizgileri. Şekilde normalize edilmemiş olan 76. ve 75. echelle basamaklarının kesitleri görülmektedir. Sinyalin düşüklüğü, gerek tayfçekerin, gerekse CCD'nin mavi dalgaboylarına gittikçe azalan duyarlılığından ileri gelmektedir.



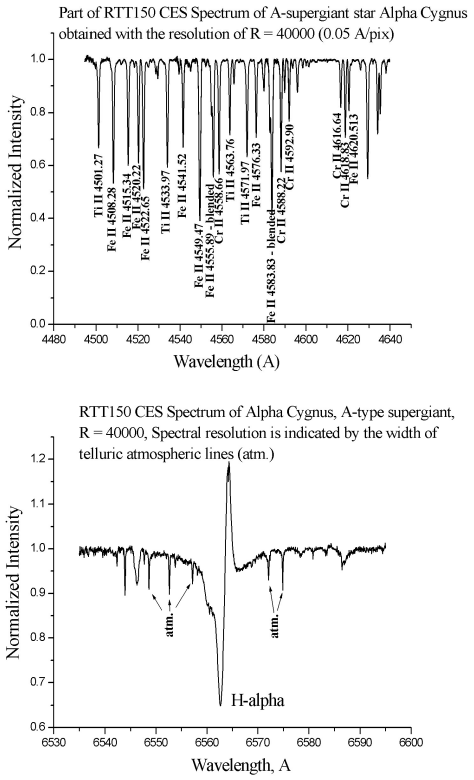
Şekil 6. DH Leo'nun Hα kesitinin kısa kamera ile alınmış kesiti.

verilmiştir. 0.12 yörünge evresine karşılık gelen bu kesitte maviye kaymış soğurma K0V, kırmızıya kaymış salma K7V bileşeninden ileri gelmektedir. 30 dk poz süreli bu kesitte ölçülen S/G oranı 160 dolayındadır. Şekil 7'de yavaş dönen σ^1 CrB yıldızının (G0V) Li I λ6708 çizgisi ve yöresi görülmektedir. Yine kısa kamera ile alınmış Deneb tayflarının mavi ve kırmızı bölgelerinden iki kesit Şekil 8'de verilmiştir. İlk bakışta Hα kesitinin P Cygni özelliği göze çarpmaktadır. Çizginin iki yanında görülen dar çizgiler, yer atmosferinden kaynaklanan tellürik çizgilerdir. Bunların yarı maksimum tam genişlikleri, tayfın ilgili dalgaboyundaki çözünürlüğü mertebesindedir.

Şekil 9'da, bu bildiri sunulurken indirgenmesi henüz yapılan ilk uzun kamera tayflarından iki kesit sunulmuştur. σ^2 CrB yakın çift dizgesi, yakınlık nedeniyle çok hızlı dönen iki Güneş türü yıldızdan oluşmaktadır. Yüksek dönme hızı, aynı atomik geçişin neden olduğu bileşen yıldız çizgilerinin



Şekil 7. σ^1 CrB yıldızının (G0V) Li I λ6708 çizgisi ve komşuluğunun kısa kamera ile alınmış kesiti.

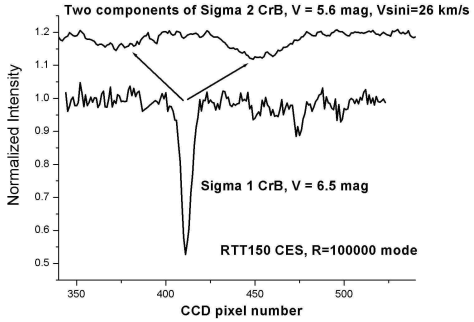


Şekil 8. Deneb'in (A2Iab) kısa dalgaboylarında (üstte) ve Hα bölgesindeki (altta) tayf kesitleri (kısa kamera).

genişliğinden anlaşılmaktadır. Söz konusu çizgi, alttaki yavaş dönen tek yıldız tayfında çok daha dar görülmektedir.

5. Sinyal / gürültü oranları

Yapılan deneme gözlemlerinin aletten beklenen niteliklere sahip olduğu görülmüştür. Tablo 1'de, kısa kamera ile ilk gözlenen yıldızların tayflarından ortalama hava koşullarında elde edilen ortalama S/G oranları verilmiştir



Şekil 9. σ^2 CrB (altta) ile onun 6 yay saniyesi uzaktaki görsel (gerçek) bileşeni σ^1 CrB yıldızının uzun kamera ile alınmış tayf kesitleri (R~100000). Tayflar, astronomik görüşün yaklaşık 0.8 yay saniyesi olduğu bir gecede alınmıştır.

Tablo 1. Deneme gözlemlerinde ulaşılan ortalama S/G oranları (kısa kamera; R ~ 40000)

		Ortalama dalgaboyu (angström)			
Yıldız (poz s.)	***V***	**3960**	**5500**	**7500**	**10000**
σ^2 CrB (5 dk)	5.6	75	260	180	50
σ^1 CrB (15dk)	6.5	50	220	120	40
DH Leo(30dk)	7.8	35	240	150	40

Gözlemler ve veri sağlama konusundaki yardımlarından dolayı I. Khamitov, M. Parmaksızoğlu, K. Uluç ve diğer TUG personeline teşekkür ederiz. Bu çalışma, Akdeniz Üniversitesi Araştırma Projeleri Yönetim Birimi'nce 2004.05.0121.042 numaralı proje kapsamında desteklenmiştir.

Janet Akyüz Mattei

(2 Ocak 1943 – 22 Mart 2004)

Kariyerini A.B.D.'de yapmış bir Türk bilim kadınıdır (astronom). 30 yılı aşkın bir süre boyunca, dünyanın en büyük yıldız gözlem kuruluşu olan ve çoğu amatör olmak üzere 10 milyon yıldız gözlemcisini bir çatı altından toplayan AAVSO (American Association of Variable Star Observers - Amerikan Değişken -veya Serbest- Yıldız Gözlemcileri Birliği)'nin başkanlığını yapmış, Birliği bugünkü prestijine ulaştırmıştır. 180 kadar bilimsel yayını, pek çok uluslararası ödülü bulunmaktadır.

Uluslararası bilim dünyasında Türkiye'nin (ve şahsında, özelde Türk kadınının) yüzünü ağartan, ancak ülkemizde kısıtlı bir çevre dışında maalesef fazla tanınmayan bir iftihar vesilesidir.

Janet Akyüz Mattei 1942'de Bodrum 'da doğmuş, üniversite öğrenimini Izmir 'de yapmıştır. Lisans için gittiği A.B.D. 'de Nantucket, Massachusetts 'deki Maria Mitchell rasathanesinde çalışmaya başlamıştır. Astronomi Doktora sını bunun için bir süre döndüğü Türkiye'de Ege Üniversitesi nden 1982'de almıştır.

AAVSO 'ya başkanlık yaptığı 30 yılı aşkın süre boyunca, amatör astronomlarca dünya genelinde yapılan gözlemlerin sonuçlarının toplanmasına, değerlendirilmesine, bilimselleştirilmesine ve tasnifine öncülük etmiştir. AAVSO'yu aynı zamanda astronomi alanında uluslararası düzeyde en öndegelen eğitim kurumlarından biri haline getirmiştir.

Dr. Janet Akyüz Mattei'nin kazandığı önemli bilimsel ödüller arasında Société Astronomique de France (Fransız Astronomi Cemiyeti) yüzyıl madalyası, 1987; American Astronomical Society (Amerikan Astronomi Cemiyeti) George Van Biesbroeck Prize (GVB ödülü), 1993; Astronomical League (Astronomi Derneği) Leslie Peltier Ödülü, 1993; Unione Astrofili Italiani (İtalyan Astronomi Sevenler Derneği) Giovanni Battista Lacchini Ödülü, 1995; ve Royal Astronomical Society (Kraliyet Astronomi Cemiyeti) Jackson-Gwilt Medal (J-G madalyası), 1995 bulunmaktadır. Asteroid 11695 Mattei onun Dr. Janet Akyüz Mattei'nin şerefine isimlendirilmiştir.

Kaynak : http://tr.wikipedia.org

AKTİF ÇİFT YILDIZLAR

Serdar Evren

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir
sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Geri-tayf türünden anakol ve dev ışınım gücü sınıflarına ait tek ve çift yıldızların büyük bir çoğunluğu güneş benzeri aktivite gösterir. Parlaklık değişimlerinin nedeni olarak gösterilen soğuk yıldız lekeleri ve parlak aktif bölgelerin hareketleri ve evrimleri sürekli gözlemler sayesinde ortaya çıkartılmıştır. 20-25 yıllık uzun zaman aralığına yayılmış verilerin değerlendirilmesiyle, yıldız yüzeyindeki aktif bölgelerin genelde birbirlerinden 180° ayrık iki zıt boylam kuşağında yeraldığı bulunmuştur. Yıldız lekeleri, bu aktif boylamlar içinde yaşamlarını sürdürür ve dönemli veya çevrimli olarak aktif boylamlardan biri diğerine göre her zaman daha aktif olur. Fotometrik ve tayfsal çalışmalardan giderek lekelerin yüzeydeki konumları haritalanmış ve hareketleri incelenmiştir. Bunun sonucunda güneş benzeri diferansiyel dönmenin varlığına ulaşılmış ve aktif yıldızlara ilişkin kelebek diagramlarının oluşturulması gündeme gelmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: aktif yıldızlar – yıldızlar: yıldız lekesi – yıldızlar: diferansiyel dönme

Abstract: The majority of single and binary stars of late-type main sequence and giants exhibit solar-like activity. The movement and evolution of the cooler starspots and the brighter active regions, which are believed to be the cause of the brightness variations, have been revealed by means of the continuous observations. Evaluation of the data spanning 20-25 years, it is understood that the active regions are generally located with a separation of 180° longitudinally on stellar surfaces. Starspots live on these active longitudes and the longitudes change their strength of activity periodically or cyclically. By means of photometric and spectral investigation the locations of the spots on the stellar surface have been mapped and their movements have been investigated. Thus, for these stars, the existence of solar-like differential rotation has been revealed and the establishment of the butterfly diagrams comes into existence.

Key words: stars: active stars – stars: starspot – stars: differential rotation

1. Giriş

Geri-tayf türünden yıldızların fotosferlerinde görülen karanlık lekeler ve parlak bölgeler, ısınmış kromosferler, yüksek ısılı koronalar ve yıldız rüzgarları, yıldız aktivitesinin çalışma yapılarıdır. Bütün konvektif yıldızların güneş benzeri aktivite gösterdiğini biliyoruz. Değişkenliklerinin ana nedeni, yüzeylerinde ortaya çıkan büyük karanlık-soğuk lekelerdir.

Ca II'nin kuvvetli H (λ3968) ve K (λ3934) salma çizgilerinin gözlenmesiyle kromosferler bulunmuştur. Bu çizgiler yıldız aktivitesi belirteçlerine ilişkin temel optik çizgilerdir. Diğer önemli optik çizgi, Hα (λ6563)'dır. Daha üst atmosferdeki çizgilerin çoğu moröte bölgede yeralır (MgII'nin h (λ2802) ve k (λ2796) çizgileri gibi).

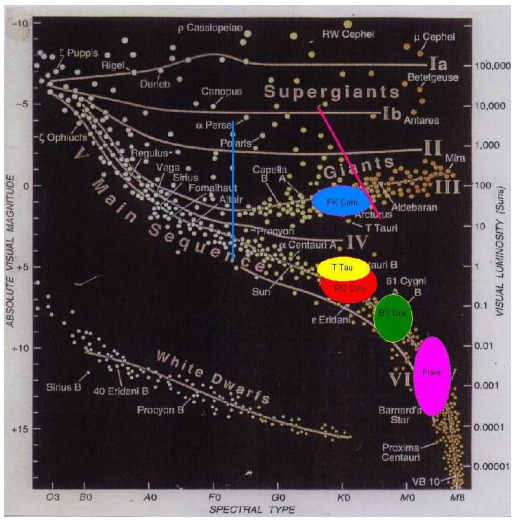
Yıldız aktivitesi çalışmalarıyla ilgili üç gözlem türü vardır. Bunlardan ilki, yıldızların dönme hızı ölçümleridir. Dönme hızı bilinen standart bir yıldız ile çalışılan yıldız arasında tayf çizgi kesiti eşleştirmesi yapılır. Daha iyi bir yöntem, yıldız yüzeyinde aktiviteden kaynaklanan düzgün dağılmamış yapıların geniş band fotometrik veya tayfsal belirteçlerin dönemle değişimini incelemektir. Bu yöntem, sistemin yörünge eğikliğini dikkate almadan doğrudan dönemi araştırır. Yıldız aktivitesi manyetik alanlarla ilişkili olduğundan, Zeeman genişlemesi kullanılarak aktivite ölçümleri yapılabilir. Birçok çalışmada geri-tür yıldızlara ilişkin kütle kaybı verileri elde edilmiştir. En çarpıcı örnekler anakol öncesi yıldızlarda görünmüştür. Bu yıldızlar, kuvvetli asimetrik Balmer salması ve yıldızdan yayılan jetler ve ilmikler gösterir. Düşük yüzey çekimli anakol sonrası yıldızlarda da büyük kütle kaybına rastlanmıştır (Basri 1986).

2. H-R Diagramında Aktivite

Şekil 1'de manyetik aktivite gösteren değişik yıldız türlerinin H-R diagramındaki yerleri gösterilir. Bu bizlere aktif yıldızların yeri hakkında genel bir bakış açısı kazandırır. Ayrıntılı çalışmalar konvektif zarfın anlamlı bir manyetik aktivite için gerekli, fakat yeterli bir şart olmadığını göstermiştir.

Bildiri tam metni için : Serdar EVREN
e-mektup: sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr

Konvektif zarflı yıldızlar H-R diagramında bulgurlanma sınırının (Şekil 1'de F0 tayf türünde görülen dik çizgi) sağ tarafında anakol ve devler bölgesinde toplanmışlardır.



Şekil 1. Manyetik aktivite gösteren değişik yıldız türlerinin H-R diagramındaki yerleri.

Konvektif zarf, manyetik aktivite için yeterli bir şart değildir. Manyetik aktivite yıldızın dönme hızına da bağlıdır. Anakol yıldızları arasında en aktif tek yıldızlar, sıfır yaş anakoluna yakın zamanda ulaşmış, nispeten hızlı dönen genç yıldızlardır. Bu yıldızlar manyetik frenleme yüzünden hemen yavaşlamaya başlar ve sonuçta aktivite düzeyleri azalır. Örneğin, Güneş, düşük aktivite düzeyli yavaş dönen yaşlıca bir yıldızdır (Schrijver ve Zwaan 2000).

Manyetik aktivite, anakol boyunca F-tayf türü yıldızlardan itibaren aşağıya doğru en soğuk M-türü yıldızlara kadar her yerde görülür. F-türü yıldızlarda sığ bir konvektif zarf olmasına rağmen, en soğuk M-türü yıldızlar tamamen konvektiftir.

Evrimleşmiş yıldızlar bölgesinde yıldızların dış atmosferlerinde görülen aktivite desenleri, ilk bakışta karmaşık gibi görünür. Bu gibi yıldızların ilk çalışmaları CaII H&K verileriyle başladı. Fakat, IUE ve EINSTEIN uydu gözlemlerinin başlamasından sonar bu araştırma alanında patlama oldu. Wilson (1976) yaklaşık 500 evrimleşmiş yıldızın kromosferik aktivite çalışmasını yayımladı. Bu çalışmada CaII H&K salma çizgi çekirdekleri şiddetlerinin sınıflaması yapıldı.

Geri G veya ön K-türü yıldızlara doğru etkin sıcaklığın azalmasıyla devlerden alınan kromosferik salmada bir azalma olur. Ancak, geçiş bölgesi ve koronadan alınan salmalardaki düşüşler daha fazladır. Bu durum, H-R diagramında bir "bölünme veya ayırma çizgisi"nin bulunuşuna önderlik eder (Şekil 1'de devler bölgesinde K0'a kadar uzanan eğik çizgi). Böyle bir çizgi, IUE moröte tayflarını çalışan Linsky ve Haisch (1979) tarafından teklif edilmiştir. Bu ayırma çizgisinin daha yüksek etkin sıcaklık tarafında, geçiş bölgesi (özellikle CIV) ve kromosferik salmaların her ikisini de gösteren G-türü devler, daha düşük sıcaklık tarafında, kromosferden daha sıcak hiçbir dış atmosferik madde göstermeyen K-türü devler bulunur.

Ayırma çizgisi yalnız tek yıldızlara göre yapılır. Yakın çiftlerdeki bileşenler, onlara karşılık gelen tek yıldızların aktivite düzeylerinden daha yüksek aktivite düzeyine sahiptirler. Örneğin, 100 günden daha az yörünge dönemli bir çift yıldızdaki bir K devi daha çok kromosferik, geçiş bölgesi ve koronal salma yapar.

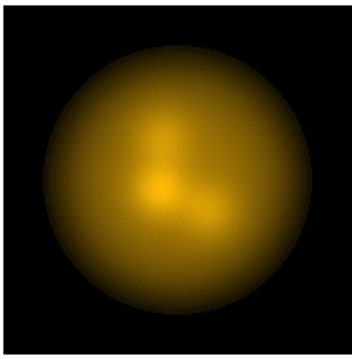
2. Aktif Yıldızlarda Dış Atmosferi Görüntüleme Yöntemleri

En yakın yıldızın fotosferindeki yapılar, bizi soğuk yıldızların dış atmosferlerinin düzgün dağılımlı olmayan yapısıyla karşı karşıya bıraktı. Bu durum, Güneş'ten başka yıldızlar için soğuk yıldız lekelerinin neden olduğu geniş bant sinyallerin zamana bağlı değişiminden ortaya kondu. Daha sonra, Vaughan ve ark.(1981) bazı soğuk yıldızların yüzeyindeki düzgün dağılım göstermeyen yapıların dönmesinden kaynaklanan CaII H&K sinyallerindeki yarı-dönemli değişimleri buldular. Yıldızlara ilişkin dinamoyu anlayabilmemiz için aktif boylamların ve onların yüzeydeki biçimlerinin özelliklerine ilişkin gözlemsel bilgiye gerek vardır. Örneğin, aktif bölgelerin boyutlarını ve yaşam sürelerini, leke yapısının ayrıntısını ve benzeri özelliklerini bilmek isteriz. Aslında, soğuk yıldızların dış atmosferlerinin üç boyutlu geometrik yapısını anlamak daha iyi olur. Bir dereceye kadar fotosferin üzeri görüntülenmeye çalışıldı. Aktivite düzeyi Güneş'inkine benzer olanlar için bu işi başarmak çok zordur. Ancak, daha aktif olanlar için karanlık ve parlak bölgeleri bulmak daha kolaydır.

Aletlerin duyarlığı arttıkça, soğuk yıldızların üç boyutlu atmosfer haritaları oluşturulabiliyor. Şu anda soğuk yıldız atmosferlerinin yapısını keşfetmeye yarayan beş temel yöntem vardır (Schrijver ve Zwaan 2000):

a. Doğrudan görüntüleme. Eğer, teleskop ve yıldız yeterince büyükse, görüntüleme tekniğiyle yıldız yüzeyinin yapısı hakkında bilgi edinilebilinir. Bu durumdaki yıldız sayısı çok azdır. Gilliand ve Dupree (1996), Hubble Uzay Teleskobu'yla ilk defa bir yıldız (α Ori - M2 Iab) yüzeyinin görüntüsünü almışlardır. Kromosferin yıldızın

yaklaşık 2 yarıçapı uzağa kadar genişlediğini ve disk üzerinde bir sıcak leke olduğunu bulmuşlardır. Daha sonra, Young ve ark. (2000) aynı yıldızın Kasım 1997'de William Herschel Teleskobu'nu kullanarak 700nm'de yapılan gözlemleriyle yüzeyde üç sıcak leke görüntülemişlerdir (Şekil 2).



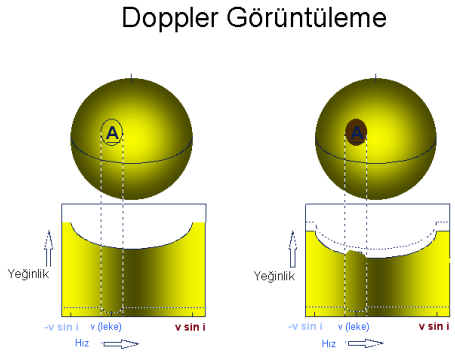
Şekil 2. α Ori'nin Kasım 1997'de William Herschel Teleskobu'yla alınan yüzey görüntüsü ve sıcak lekeler.

b. Girişimölçüm. Özellikle yakın çift yıldızlar veya genişlemiş diske sahip anakol öncesi yıldızlar gibi genişlemiş kaynaklar bir yıldız diskine göre daha iyi çözümlemeye izin verir.

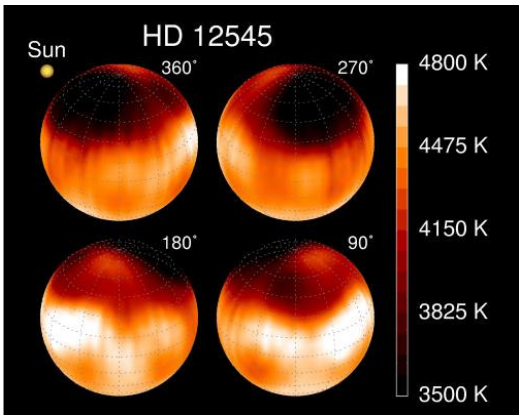
c. Tutulmaların kullanıldığı haritalama. Çift sistemlerde bir bileşen diğerinin önünden geçerken bileşenlerin atmosfer yapısı düşük çözümlemede incelenebilir. Yakın ve aktif çift sistemlerin bir alt grubunda, diğerine göre oldukça küçük yarıçaplı ve daha sıcak bileşen, genişlemiş atmosfere sahip aktif bileşenin arkasından geçerken dış atmosferin yapısı haritalanabilir. Bu tür çalışmalara uygun yıldızlar V471 Tau (bir beyaz cüce ve K2V yıldızı) ve ζ Aur (sıcak bir B yıldızı ve K-parlak süperdevi) dır. Bunlara benzer çalışma yapılabilecek ancak 12 yıldız vardır.

d. Doppler Görüntüleme. Yıldızın dönmesinden dolayı düzgün dağılmamış yapıların yıldız diski üzerindeki hareketi, Doppler etkisinden dolayı çizgi kesitlerinde bozulmalara neden olur (Şekil 3).

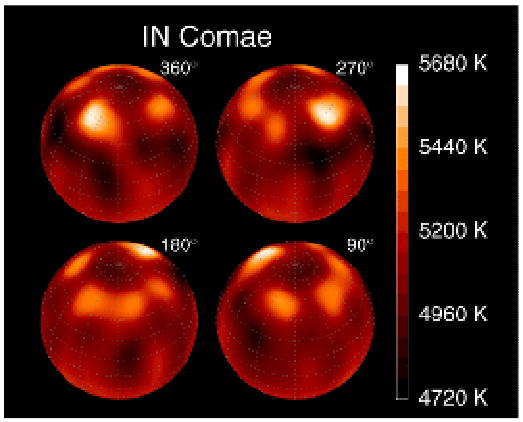
Yıldızların yüzeyi bu zamana bağlı bozulmaların modellenmesi yardımıyla görüntülenebilir. Sinyalin gözlenen hız genliğinden giderek enlem bilgisine ve bazı durumlarda yüzeyden olan yükseklik bilgisine ulaşılabilir. Şekil 4a ve b'de HD 12545 ve IN Com yıldızlarının Doppler görüntüleme tekniği kullanılarak oluşturulmuş, farklı enlem ve boylamlardaki yüzey lekeleri gösterilir. Bu tekniğin kullanılabilmesi için yıldızın bünyesel çizgi genişliğini aşacak kadar belli bir *vsini* değeriyle dönmesi gerekir.



Şekil 3. Doppler görüntüleme tekniği.Yıldızın dönmesi sonucunda yüzeydeki soğuk yıldız lekelerinin disk üzerindeki hareketinden dolayı çizgi kesitlerinde yarattığı bozulmalar.

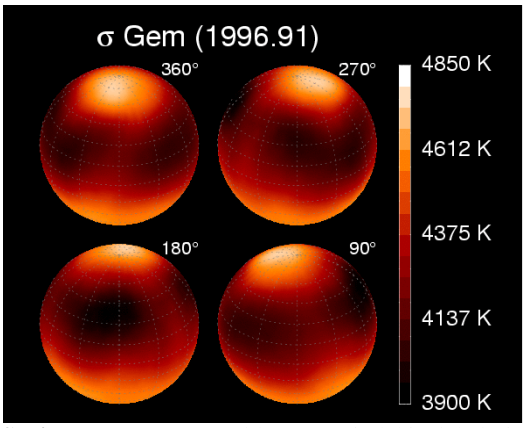


Şekil 4a. XX Tri (=HD 12545) yıldızının yüzeyi üzerindeki soğuk yıldız lekelerinin Doppler görüntüleme tekniği ile haritalanması (Strassmeier 1999)



Şekil 4b. IN Com yıldızının yüzeyi üzerindeki soğuk yıldız lekelerinin Doppler görüntüleme tekniği ile haritalanması (Strassmeier ve ark. 1997)

e. Dönmeden kaynaklanan değişimin haritalanması. Aktif yapılar dönme sonucunda görünen küre üzerinde bir görünüp bir kayboldukça (Şekil 5) parlaklık değişimine neden olur. Bu da aktivitenin boylamsal dağılım haritasını oluşturmamıza yardımcı olur. Tek bağlayıcı unsur, aktif yapıların yaşam süresidir. Bu süre yıldızın dönme döneminden büyük olmalıdır. Dönmeden kaynaklanan bu değişimin kullanılmasıyla yıldızın yüzey dönme dönemi çok iyi duyarlıkla saptanabilir.



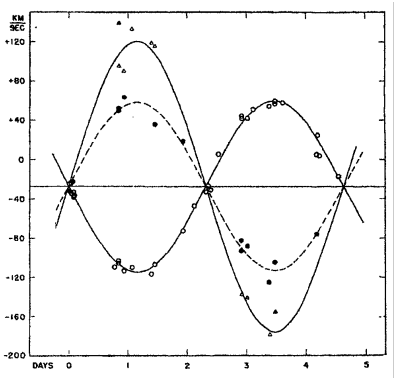
Şekil 5. σ Gem yıldızı üzerindeki lekelerin boylamsal dağılımı (Kovári 2001).

Bu yöntemlerin hiçbiri Güneş gibi yavaş dönen yıldızların hassa çalışmasında kullanılamaz. Çünkü, aktif bölgelerin evrim zaman ölçeği dönme döneminden daha küçüktür. Dönme dönemi yaklşık 1 haftadan daha kısa olan yıldızlarda güvenilir bilgiye ulaşılabilir.

3. RS CVn Türü Aktif Çift Yıldızların Bulunuşu

Aktif çift yıldızlar içinde bulunan ilk tür RS CVn türü çift yıldızlardır. Bunların adlandırılışları 1976 yılına kadar uzanırsa da bu tür yıldızların diğerlerinden farklı özellikler gösterdiği aslında 1940'lı yıllarda tayfsal olarak ortaya konmuştur.

Bileşenleri G2+K0 olan örten çift yıldız WW Dra'nın tayfsal çalışmaları Joy (1941) tarafından yayımlanmıştır. Tayflarda CaII'nin H&K çizgileri salma olarak görünüyordu. Şekil 6'dan görüldüğü gibi bu salma çizgileri yoldaşın soğurma çizgileriyle aynı yönde yer değiştirir. Yoldaşa



Şekil 6. WW Dra'nın dikine hız değişimi (Kesikli çizgi CaII'ye ilişkin).

ilişkin bu olağandışı davranışın olası açıklaması; "Yoldaş yıldız, bir kalsiyum gaz ile sarılmıştır Bu zarf çekim etkisinden dolayı baş yıldız doğrultusunda genişlemiştir. Zarfın merkezi sistemin kütle merkezine daha yakın olduğundan, gaz daha küçük yörüngeye ve yoldaştan daha küçük hıza sahiptir." Benzer çalışmalar diğer bazı yıldızlarda da yapılmış ve aynı özelliklere rastlanmıştır. Halbuki, bugün biliyoruz ki aslında bulunanlar yıldızların kromosferleriydi. Bunların ayrı bir yıldız grubu oluşturduğu Hiltner (1947) tarafından duyurulmuş ve bu onüç yıldız listelenmiştir (Tablo 1). Salma gösteren bileşenlerin tayf türleri F2 ile K2 arasında değişir. Salma yan minimumda görülmezken, baş minimumda kuvvetli olarak görünür.

Tablo 1. Hiltner (1947)'in duyurduğu CaII salmaları gösteren onüç yıldız.

TABLE 1

Star	Ca II Emission	Period (Days)	Spectrum	Reference
RZ Eri	Secondary (visible only at minimum)	39.28	F5+G8	Cesco and Sahade, *Ap. J.*, **101**, 370, 1945
SS Cam	Secondary?	4.82	G1+F5	Popper, letter
AR Mon	Primary	21.21	K0+F?	Sahade and Cesco, *Ap. J.*, **100**, 374, 1944
RU Cnc	Secondary	10.73	F9+G9	Struve, *Ap. J.*, **102**, 110, 1945
RZ Cnc	Primary	21.64	K2+K5	Hiltner, *Pub. A.S.P.*, **58**, 166, 1946
RW UMa	Secondary	7.33	F9+G9	Struve, *Ap. J.*, **102**, 116, 1945; *Ann. d'ap.*, **9**, 1, 1946
RS CVn	Secondary	4.80	F4+G8	
SS Boo	Secondary	7.61	G5+?	Struve, *Ap. J.*, **102**, 118, 1945; Sanford, *Pub. A.S.P.*, **57**, 217, 1945
WW Dra	Secondary	3.50	G2+K0	Joy, *Ap. J.*, **94**, 407, 1941
Z Her*	Secondary	3.99	F2+F2	
AW Her	Secondary	8.80	K2+G4	
RT Lac	Both components	5.07	G9+K1	Popper, *Yerkes Obs. Rept.*, *Pub. A.A.S.*, **10**, 292, 1942
AR Lac	Secondary	1.98	K0+G5	Wyse, *Lick Obs. Bull.*, **17**, 39, 1934

* Added in proof.

Leke varsayımının ileri sürüldüğü ilk çalışma Kron (1947) tarafından yayımlandı. AR Lac'ın 1938-1947 yılları arasında elde edilen ışık eğrilerinde görülen değişimler ve minimumlardaki asimetriler aydınlık ve karanlık lekelerle açıklanmıştır. Kron, bu durumun RS CVn sisteminde de görüldüğünden sözeder. "AR Lac üzerine yapılacak çalışmalar, lekelerin boyutlarını, enlemlerini, ve hareketlerini ortaya koyacağı için leke varsayımına ilişkin ileri

bir çalışma yapılmalıdır" önerisi yine aynı yayında verilmiştir. Daha sonra Kron (1952), YY Gem'in ışık eğrisinin tutulmalar dışında bozulmalar görmüş ve bunların zaman içinde değiştiğinden sözetmiştir. Bozulmaların asimetrik olduğu ve dönmeden kaynaklanan bir değişim görüldüğü rapor edilmiştir. Ayrıca, birkaç geri-tür cüce yıldız üzerine yapılan çalışmayla, güneş yüzeyindeki aktiviteye olan benzerliğe dikkat çekilmiştir.

Işık eğrileri ve tayflarda görülen gariplikler daha sonra Krzeminski (1969) tarafından daha genelleştirilmiş ve günümüzde de kullanılan "yüzey parlaklık dağılımı düzgün olmayan bir yıldızın dönmeden kaynaklanan parlaklık değişimi" olarak adlandırılmıştır. Bu arada leke varsayımlarını destekleyen modeller veya karşı görüşler de yayımlanmıştır.

Hall (1976), bir IAU toplantısında RS CVn çiftleri üzerine yaptığı bir konuşmada grubun üyelerinin "*RS CVn türü çift yıldızlar*" olarak anılmasını önerir. Hall, bu sunum ile RS CVn çiftlerinin tüm özelliklerini ve benzer bazı çift yıldızları ayrıntılı olarak açıklar. Hall'e göre RS CVn çiftlerinin en çarpıcı özelliği, ışık eğrilerinde görülen çoklu dönemli değişimlerdir. Catania'daki gökbilimciler RS CVn'nin ışık eğrisinde azalan evrelere doğru yavaşça göçeden, sinüzoidal benzeri dalga biçimli bozulma gözledi. Bu dalga göçünün, baş minimumun değişen derinliği ve yan minimumun yerdeğiştirmesiyle ilişkili olduğunu gösterdiler. Bu dalga sonucunda, eşit olmayan iki maksimum çıkıyordu. Hall (1972), RS CVn'nin ışıkölçümünü ayrıntılı bir şekilde analiz etti ve gözlenen özellikleri, dönemli değişimleri basit bir modelle açıkladı. H ve K salmalarını kromosferik aktivitenin bir belirteci olarak düşündü ve burada güneşimizde görünen leke aktivitesiyle olan benzerliği kullandı. Bu modelde, büyük ölçekli bir bölgenin leke aktivitesi, soğuk bileşenin eşleğinden 30° uzaktaki bir tarafı karartır. Bu kararma, dalgayı üretir, kırmızı rengi açıklar. Diferansiyel dönme dalga göçünün azalan evrelere doğru kaymasını doğurur. Göçeden dalga, baş minimum derinliğinin değişimini, soğuk yıldız üstündeki "güneş lekesi çevrimi" benzeri bir çevrim, dalga genliğinin değişimini açıklar. Bu çevrim, lekelerin dönemli olarak enlemsel sürüklenmesine ve düzgün olmayan bir göç hızına neden olur.

Bu açıklamalardan sonra gruba giren yıldızların gözlemlerine ilişkin tüm dalgaboylarını kapsayacak şekilde uluslararası gözlem kampanyaları yapılmaya başlandı. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde de 1976 yılından beri bu tür yıldızlar gözlenmektedir.

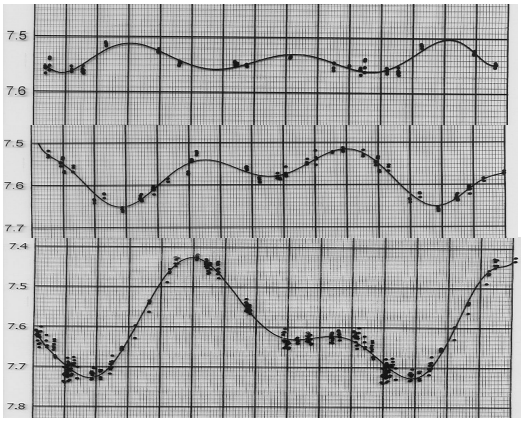
4. Fotosferik Olaylar ve Dönme

Tek ve çift yıldızlar üzerindeki fotosferik, kromosferik ve koronal aktiviteyi dönme hızının belirlediği kabul edilir. Hızlı dönme, çiftin kendi doğasından ziyade çift sistemlerdeki aktif yıldızların varlığının saptanmasında büyük önem taşır. Ancak, benzer dönme gösteren hızlı tek yıldızlarda fotometrik değişkenlik deliline rastlanmamıştır (Catalano 1983).

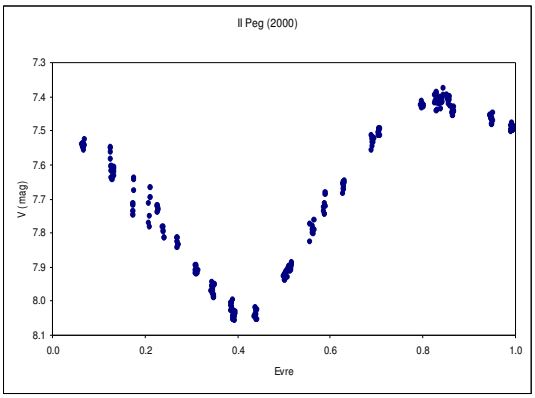
Bir fotometrik bakış açısıyla aktivite düzeyini belirleyen birçok parametre vardır: maksimum dalga genliği, genlik değişiminin zaman ölçeği, flare olayları, ortalama parlaklığın uzun dönemli değişimi.

Eğer, dönme aktivite düzeyini belirleyen temel parametreyse, bu parametreler arasında veya bunların bazıları ve dönme dönemi arasında bir bağıntı umarız. Dalga genliği, yalnız lekelerin alanı ve sıcaklığından değil aynı zamanda lekelerin yüzeydeki asimetrik dağılımından, enleminden ve yörünge eğikliğinden de etkilenir. Kısa dönemli ($P<1$ gün) aktif çift yıldızlar alt grubunda, lekeli yıldızlar sistemdeki daha sönük bileşen olduğundan, dalga genliği genelde daha azdır. Çünkü, sıcak bileşenin toplam ışığa katkısı daha fazladır. Orta ve uzun dönemli ($P>15$ gün) sistemlerdeki bileşenlerin ışınım güçleri karşılaştırılabilir düzeydedir veya lekeli bileşen, daha büyüktür ve anakol bileşeninden daha parlaktır.

Aktif çift yıldızlarda değişik şekilli dalgalar gözlenmiştir. Dalga genliği ve şekil değişikliği, lekelerin boyutları ve sıcaklıklarındaki değişimlere veya lekelerin yıldız yüzeyinde yeniden dağılımına bağlıdır. II Pegasi, en değişken ışık eğrisine sahip yıldızlardan birisidir. Işık eğrileri genelde asimetriktir. Ege Üniversitesi Gözlemevi' nde 1983 yılından beri elde edilen ışık eğrilerinden örnekler Şekil 7'de gösterilmektedir. Şekil 8'de gösterilen, II Peg'in 2000 yılında elde ettiğimiz ışık eğrisi ise, aktif çift yıldızlar içinde bugüne kadar elde edilmiş en büyük genlikli ışık eğrisidir (Taş ve Evren 2000).

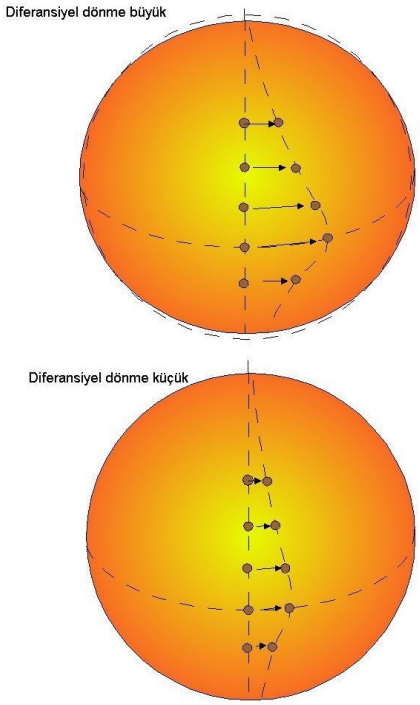


Şekil 7. II Peg'in yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla 1983, 1991 ve 1996 yıllarında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilmiş farklı genlik ve biçimli ışık eğrileri.



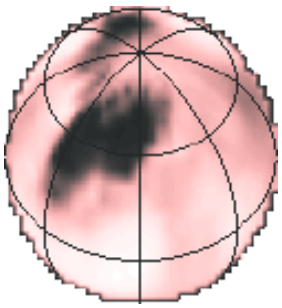
Şekil 8. II Peg'in elde edilmiş en büyük genlikli ($0^m.62$) ışık eğrisi (Taş ve Evren 2000).

Aktivite çevrimlerinin gözlemsel olarak saptanması kolay bir işlem değildir. En iyisi yıldızın ortalama parlaklık değişimini çalışmaktır. Bir diğer yaklaşım ise, güneşteki leke hareketlerini temel alır ve yörünge evresine göre dalga göçü doğrultusundaki dönemselliği araştırır. Eğer, diferansiyel dönme (Şekil 9) ve lekelerin enlemsel sürüklenmesi yıldız yüzeyinde de varsa, kelebek diagramına neden olur. Lekeli alan merkezinin yüksek enlemlerden (yeni çevrimin başlangıcı) eşleğe doğru (çevrimin sonu) sürüklenmesi, azalan evrelere doğru dalga göçünü açıklar.



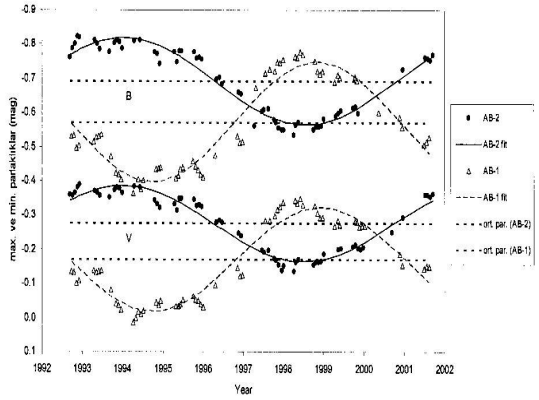
Şekil 9. Yıldızlarda görülen diferansiyel dönme.

İki leke grubunun varlığı aktif yıldızlarda çok sık rastlanan bir olaydır ve genelde bunlar birbirlerinden 180° ayrı iki aktif boylam (Şekil 10) içinde varlıklarını sürdürürler. Bu olay dalga genliğinin azalmasına neden olur. Bu leke gruplarının göç hızları ve yönleri farklı olabilir. Ancak, 10 yıllık ışık eğrilerinden giderek dalga göçü bulmak çok zordur.



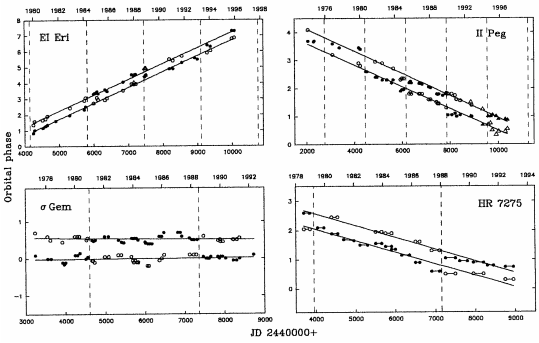
Şekil 10. II Peg'in 1996 yılındaki aktif boylamları.

Şekil 11'de V2075 Cyg'nin iki aktif boylamında yer alan lekelerinden kaynaklanan 10 yıllık ışık değişimleri görülmektedir. B ve V filtrelerinde elde edilen ışık değişimlerine uygulanan temsili eğriler, aktif boylamlar içindeki lekelerin evrimine göre yıldızın maksimum ve minimum parlaklığına olan etkisini gösterir.



Şekil 11. V2075 Cyg'nin aktif boylamlarından kaynaklanan ışık değişimleri.

Aktif boylamlar içinde doğan lekelerin, yaşam süreleri ve aktiflik dereceleri yıldızdan yıldıza farklı olabilmektedir. Aktif boylamdan biri diğerinden her zaman için daha aktif olabilir ve aralarındaki aktifliğin baskınlığı birkaç ay içinde yer değiştirebilir. Bu durumda ışık eğrilerindeki baskın bozucu etkinin evresi kısa sürede 0.5 evre kayabilir. Böyle bir durum ilk defa FK Com üzerinde Jetsu ve ark. (1991) tarafından bulunmuştur ve adına "flip-flop" denmiştir. Bazı yıldızların aktif boylamları içindeki lekelerin enlemsel hareketi ve flip-flop olayı Şekil 12'de gösterilmiştir.



Şekil 12. EI Eri, II Peg, Sigma Gem ve HR 7275'in aktif boylamları ve flip-flop etkisi.

5. Sonuçlar ve Araştırılması Gereken Sorunlar

1976 yılında D.S. Hall tarafından adlandırılan ve genel özellikleri tanımlanan RS CVn çiftlerinden oluşan bu grup bulunuşundan onbeş yıl sonra, "kromosferik aktif yıldızlar" olarak yeniden adlandırılan 10 gruptan yalnız biri olmuştur. Bu gruplar:

- tek ve çift yıldızların her ikisini,
- cüceler (V) kadar küçük yıldızları,
- parlak devler (II) kadar büyük yıldızları,
- farklı evrim basamağındaki yıldızları (anakol öncesi, üstü ve sonrası),
- bir günden daha kısa ve bir yıldan daha uzun dönme dönemli,

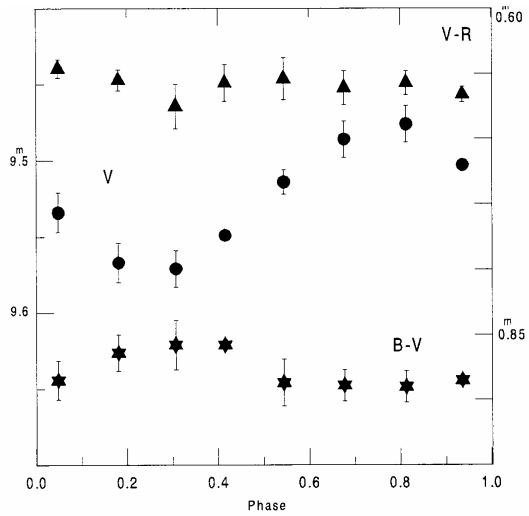
yıldızları içerir. Bu yıldızlar, güneş benzeri aktivite olaylarının hepsini gösterir (Hall 1992).

Kromosferik aktivite olayları dinamo kuramıyla en iyi anlaşılır. Dinamo olayının şiddeti "Rossby Sayısı" ile parametrelendirilir. Rossby sayısı, dönme dönemi ve konvektif turnover zamanı arasındaki orandır. Daha küçük Rossby sayısı daha şiddetli dinamo hareketini temsil eder. Kuvvetli dinamo demek: "derin konveksiyon, hızlı dönme" demektir. Tüm olay bu dört kelime içinde gizlidir. Bir diğer etki de "çift olma"da yatar. Ancak, bu etki, olayı dolaylı yoldan etkiler. Çift yıldızlar, benzerleri olan tek yıldızlardan daha hızlı dönerler. Bunlardan başka, yıldızların evrim durumu veya yaşı da dolaylı yoldan etkili olan bir faktördür. Anakol öncesi hızlı dönen yıldızlar anakola gelinceye kadar yavaşlarlar. Anakol sonrasında genişleyen yıldızın dönmesi yavaşlamaya devam eder.

Kromosferik aktif yıldızların farklı zaman ölçeklerindeki parlaklık değişimlerinin bir kısmı, kesinlikle dönemli olurken, bir kısmı kısmen dönemli veya çevrimsellik gösterir. Bazıları yalnız bir zaman ölçeği cinsinden ifade edilebilir.

Eğer, bir yıldız boylamsal olarak asimetrik yüzey parlaklık dağılımına sahipse ve yıldıza uçlaktan bakılmıyorsa, yıldız döndükçe parlaklığı değişecektir. Bu değişim genelde "dalga" olarak adlandırılır ve ışık eğrisinde tutulmalar, basıklık ve yansıma etkileri dışında ek bir değişim olarak görülebilir. Dalganın ışıkölçümü dönme dönemlerini doğru olarak verebilir. Bu dönemler, genelde *vsini* ölçümlerinden bulunan değerlere göre daha duyarlıdır.

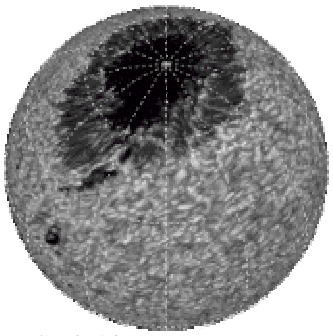
Kromosferik aktif yıldızlar üzerinde genelde karanlık lekeler bulunmuştur. Güneş'e ilişkin aktivitenin elemanlarından olan fakülaların yıldız aktivitesindeki önemi son yıllarda ortaya konabilmiştir (Şekil 13)(Taş ve ark. 1999). Ancak, Güneş'de olduğu gibi leke ve fakülaların toplam ışığa katkısını aktif yıldızlarda ortaya çıkarmak oldukça zordur.



Şekil 13. Aktif çift yıldızlardan MM Herculis'in ışık (V) ve renk (B-V, V-R) eğrileri. Dalga benzeri ışık (V) değişiminin minimum olduğu evrelerde, V-R rengindeki kızıllaşma lekelerin katkısına, B-V rengindeki mavileşme ise fakülaların katkısına atfedilir (Taş ve ark. 1999).

Bir karanlık leke tarafından üretilen ışık eğrilerinin şekilleri; dönme ekseninin eğimine, lekenin enlemine, boyutuna ve sıcaklığına göre değişecektir. Eğer, aynı anda görünen iki leke varsa, o zaman ışık eğrileri daha karmaşık yapıya bürünür. O zaman lekelerin bulunduğu boylamlar gibi ek faktörler de işin içine girer. Eğer, iki leke boylamsal olarak birbirinden 180° ayrı ve eşit alanlara sahipse elde edilen ışık eğrisi, dönme döneminin yarı dönemine sahip bir sinüzoide benzer. Eğer, bir leke varsa, belli bir sabit karanlık alan için maksimum genlikli ışık eğrisi oluşur; aynı alan iki veya daha çok lekeyi temsil ederse, ışık eğrisinin genliği azalır. Eğer, karanlık alan boylamsal olarak simetrik bir kuşak veya uçlak başlığı şeklinde yayılmış (Şekil 14) ise hiç genlik görülmeyebilir.

Elde edilen ışık eğrilerini leke modeli kullanarak çözümleyen programlar özellikle leke enlemini belirlemede hala yetersiz kalıyor. Leke boyutlarını saptarken en küçük hangi değerlere inebiliyoruz? Acaba, güneş lekesi boyutluları saptayabilecek miyiz? Lekelerin enlem dağılımları en çok araştırılan konulardan biridir. Güneş'deki gibi düşük enlemleri veya birçok yıldızda olduğu gibi uçlak lekelerini veya her ikisini de gösteren yıldızların özellikleri nelerdir? Tam olarak anlaşılamamış olan diferansiyel dönmeden dolayı yüzeydeki bazı büyük lekelerin zamanla parçalanacağı düşünülmektedir. Ancak, bunun fiziksel mekanizması belli değildir. Peşpeşe dönmeler, yüzeydeki lekeler ile yüzey altındaki leke kökleri arasındaki manyetik alan çizgilerini koparır ve lekelerin parçalanmasına neden olabilir.



Şekil 14. Bir uçlak lekesi.

Lekeli yıldızlar üstündeki kalıcı aktif boylamsal yapıların varlığı son yıllarda yapılan araştırmalarla kesinleşmiş gibi görünüyor. Ancak, bu yapılar neden her lekeli yıldızda kendini göstermiyor. Bunlara ilişkin kuramsal modellerin eksikliği modelin tamamlanmasını geciktiriyor. Bazı yıldızlarda bu aktif boylamlar sabit kalırken bazılarında değişken desen gösteriyor. Ayrıca, bu aktif boylamlar içindeki aktivitenin kısa sürede yer değiştirmesinin (flip-flop) henüz kuramsal açıklaması yoktur.

Yıldız aktivitesine ilişkin dönemli veya çevrimsel etkilerin daha iyi anlaşılabilmesi için, uzun zaman aralığına yayılmış fotometrik ve tayfsal gözlemlerin devam etmesi gerekir.

6. Kaynaklar

Basri, G. 1986, "Protostars and Molecular Clouds", eds. T. Montmerle ve C. Bertout", Comm. Eng. Atomique, Centre d'Etudes Nucleaires de Saclay, France, 211

Catalano, S. 1983, in "Activity in Red-Dwarf Stars", eds. P.B. Byrne ve M. Rodono, D. Reidel Publishing Company, 343

Gilliand, R.L. ve Dupree, A.K. 1996, Ap. J. 463, L29

Hall, D.S. 1972, PASP 84, 323

Hall, D.S. 1976, in "Multiple Periodic Variable Stars", IAU Colloquium, No.29, Budapest, 287

Hall, D.S. 1992, in "Robotic Telescopes in the 1990s", ASP Conference Series, Vol.34, 27

Hiltner, W.A. 1947, Ap. J. 106, 481

Jetsu, L., Pelt, J., Tuominen, I., ve Nations, H.L. 1991, in "The Sun and Coll Stars: activity, magnetism, dynamos" eds. I. Tuominen, D. Moss, G. Rüdiger, Proc. IAU Coll. 130, Springer, Heidelberg, 381

Joy, A.H. 1941, Ap. J. 94, 107
Kovári, Zs., Strassmeier, K.G., Bartus, J., Washuettl, A., Weber, M. ve Rice, J. B. 2001, A&A 373, 199
Kron, G.E. 1947, PASP 59, 261
Kron, G.E. 1952, Ap. J. 115, 301
Krzeminski, W. 1969, in Low Luminosity Stars, ed. S.S. Kumar, Gordon and Breach, London, 57
Linsky, J.L. ve Haisch, B.M. 1979, Ap. J. 229, L27
Schrijver, C.J. ve Zwaan, C. 2000, "Solar and Stellar Magnetic Activity", Cambridge Astrophys. Series 34, 277
Strassmeier, K. G. 1999, A&A 347, 225
Strassmeier, K. G. Hubl, B. ve Rice, J. B. 1997, A&A 322, 511
Taş, G. ve Evren, S. 2000, IBVS, No. 4992
Taş, G., Evren, S. ve İbanoğlu, C. 1999, A&A 349, 546
Vaughan, A.H., Baliunas, S.L., Middelkoop, F., Hartmann, L.W. Mihalas, D. Noyes, R.W., ve Preston, G.W. 1981, Ap. J. 250, 276
Wilson, O.C. 1976, Ap. J. 205, 823
Young ve ark. 2000, MNRAS 315, 635

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

HIPPARCOS Keşfi W UMa Türü Değen Çiftlerin Anahtar Parametreleri

Selim O. SELAM
Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan, Ankara
selim@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: Bu çalışmada tarif edilen seçim ölçütlerine dayanarak HIPPARCOS uydusu ile keşfedilen W UMa türü çiftleri içeren bir örnek grubu oluşturulmuştur. Seçim işlemi, HIPPARCOS kataloğunda değişim türü EB olarak belirtilen birkaç sistemin aslında W UMa türü değen çiftler olduğunu göstermiştir. Seçim sonucu ayıklanan 64 sistemin HIPPARCOS ışık ölçüm gözlemlerine dayalı ışık eğrileri Rucinski yöntemi ile analiz edilmiş ve geometrik elemanları (q kütle oranı, f değme derecesi ve i yörünge eğimi) belirlenmiştir. Elde edilen yörünge çözümleri çok sayıda sistem için ilk kez ortaya konmuştur. Dolayısıyla bu çalışmada elde edilen bulguların, irdelenen sistemler için gelecekte elde edilecek daha duyarlı ışık eğrilerinin analizinde iyi bir kaynak oluşturacağı düşünülmektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çiftler: yakın – yıldızlar: çiftler: örten

Abstract: A sample of W UMa-type binaries which were discovered by the HIPPARCOS satellite was constructed with the aid of well defined selection criteria described in this work. The selection process showed up that several systems of which the variability types have been assigned as EB in HIPPARCOS catalogue are genuine contact binaries of W UMa-type. The light curves of the 64 selected systems based on HIPPARCOS photometry were analized with the aid of light curve synthesis method by Rucinski and their geometric elements (namely mass ratio q, degree of contact f, and orbital inclination i) were determined. The solutions were obtained for the first time for many of the systems in the sample and would be a good source for their future light curve analyses based on more precise follow-up observations.

Keywords: stars: binaries: close – stars: binaries: eclipsing

1. Giriş

W UMa türü (EW) sistemler sürekli ışık değişimi gösteren ve 5-20 saat arasında yörünge dönemine sahip örten çift yıldızlardır. Ortak bir zarfla sarılı iki güneş benzeri yıldız içerirler. Büyük kütleli bileşenden küçük kütleliye geniş ölçekli bir enerji aktarımı söz konusudur ve bu olgu ortak zarf boyunca her iki bileşenin yüzey sıcaklıklarını kabaca eşitlemektedir. Bileşenlerinin yüzey sıcaklıklarının eşitliği, W UMa türü sistemlerin ayırt edici bir özelliğidir. Başlangıçta açıklanması en güç olan bu özellikleri, Lucy (1968) tarafından önerilen *Değen Model*'in ortaya konmasına öncülük etmiştir. Birbirlerine uyguladıkları güçlü tedirginlik etkileri altında her iki bileşen de eşdönme özelliğine sahiptir. W UMa türü sistemler, çift yıldızların sahip olabileceği en düşük açısal momentum değerlerini gösterirler ve bu açıdan çift yıldız evrimi konusunda da ayrıcalıklı bir yere sahiptirler. W UMa türü çift sistemlerin genel özellikleri hakkındaki son derlemeler, kuramsal konularda Eggleton (1996) ve gözlemsel konularda Rucinski (1993a) tarafından yayınlanmıştır. Ayrıca yakın tarihte Pribulla vd. (2003) tarafından yayınlanan katalog, bu türden yıldızların fiziksel parametrelerini bir araya getirmesi açısından önemli bir başvuru kaynağı durumundadır.

Bu çalışmada HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilen W UMa türü sistemlerin anahtar parametrelerinin ilk yaklaşım değerlerinin belirlenmesi üzerinde durulmuştur. Böylece, aralarında literatürde henüz yörünge çözümleri bulunmayan bu sistemlerin ileride yapılacak daha duyarlı fotometrik gözlemlerinden türeyecek ışık eğrilerinin analizi için temel girdi parametrelerinin üretilmesi amaçlanmıştır.

2. Sistemlerin Seçimi

Fotometrik olarak HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilen W UMa sistemleri, HIPPARCOS kataloğunun (ESA 1997) "Variability Annex (HIPVA)" cildinden, aşağıda listelenen seçim ölçütleri doğrultusunda belirlenmiş ve bu çalışma kapsamına alınmıştır:

- HIPVA'nın P5 alanında değişim türü EW, EB, E, EW?, EB? ve E? olarak belirtilen sistemler

Bildiri tam metni için: Selim O. SELAM
e-mektup: selim@astro1.science.ankara.edu.tr

- HIPVA'nın P2 alanında * ile işaretlenmiş (ışık değişiminin ilk kez HIPPARCOS görevi sırasında keşfedildiğini simgeler) sistemler
- HIPVA'nın P3 alanında tayf türü A5-K9 arasında olan sistemler
- HIPVA'nın P11 alanında verilen ışık değişim dönemi 1 günden kısa olan sistemler

Bu ölçütlerle seçilen ve bu çalışma kapsamında değerledirilen 79 adet sistem Selam'ın (2004) çalışmasında, Tablo 1'de listelenmiştir. Bazı sistemlerin, HIPVA'daki bilgileri, yukarıdaki ölçütleri sağlasa da, daha sonra yapılan çalışmalar sonucu bünyesel değişim gösteren tek yıldızlar oldukları veya bunun tersi olarak, HIPVA'da zonklayan değişenler olarak sınıflanmış olmalarına rağmen birinci ölçüte uyan örten değişenler oldukları kanıtlanmıştır. Örnek grubu içerisinde yer alan birkaç HIPPARCOS keşfinin, daha sonra farklı araştırmacılar tarafından elde edilen detaylı gözlemlerine dayalı fotometrik ve tayfsal çalışmaları literatürde yer almaktadır. Bu sistemler, bu çalışmada elde edilen bulgularla karşılaştırma olanağı sağlamaları açısından örnek grubundan çıkarılmamıştır. Buna göre örnek grubunda yapılan düzenlemeler, tabloya ilişkin açıklamalar ve yukarıda tanımlanan ölçütler dışında örnek listesine giren/çıkan sistemler için bkz. Selam (2004).

Örnek grubundan bazı sistemler için mevcut literatür bilgisi, HIPPARCOS kataloğunda yer alan değişim türü bilgilerinin çok güvenilir olmadığını göstermiştir. Bu durum özellikle değişim türü EB olarak kodlanmış, göreli olarak düşük ışık değişim genliğine sahip β Lyr türü sistemlerde belirgin olarak ortaya çıkmaktadır ve HIPPARCOS kataloğunu oluştururken kullanılan otomatik sınıflandırma aracından kaynaklanmaktadır. Bu sistemler gerçekten düşük genlikli EB türü sistemler olabileceği gibi çok düşük yörünge eğim açısı altında görülen EW türü sistemler de olabilir. Bu durumda sadece ışık eğrisinin biçimine dayalı bir sıflama yanlış yöne gidebilmektedir. Dolayısıyla yukarıdaki ölçütlere dayalı olarak örnek grubuna dahil edilen sistemlerin içinden EB olarak kodlanmış ama gerçekte EW türü olma olasılığı yüksek olan sistemler bulunabilir ve ayıklanması gerekmektedir.

Örnek grubu içerisinde birkaç sistem görsel, interferometrik veya tayfsal yolla tanımlanmış yakın ilave bileşenler içermektedir. Bu sistemler Selam'ın (2004) çalışmasında yer alan Tablo 1'de CCDM katalog (Dommanget ve Nys 2002) numaraları ile listelenmiştir. Bir nesnenin HIPPARCOS fotometrik gözlemleri, uydu alıcısının 10″ olan etkin görüş alanı altında integre edilmiş akılardan hesaplanmıştır. Dolayısıyla açısal ayrıklığı 10″sinden daha küçük ilave bileşen içeren sistemlerin fotometrisi, uydu alıcısının göreli olarak büyük olan bu görüş alanından dolayı yakın bileşenlerinin ışığından etkilenmiş olabilir. Bu durum ilgili sistem için HIPPARCOS kataloğunda yer alan H48 alanının kontrol edilmesi ile kolayca anlaşılabilir. Buna göre örnek grubu içerisinde yer alan 20 sistemin fotometrisinin yakın bileşenleri tarafından etkilendiği ortaya çıkmıştır. Bu sistemlerin yakın çifti oluşturan bileşenlerinin bütünleşik ve ilave bileşenlerine ait HIPPARCOS H_p parlaklıkları, kataloğun "Double and Multiple System Annex" cildinden alınmış ve L_3 üçüncü ışık parametreleri hesaplanmıştır. Bazı sistemler için literatürde detaylı fotometrik veya tayfsal analizler sonucu belirlenmiş L_3 değerleri bulunmaktadır. Toplamda 5 adet olan bu sistemler için ilgili literatür verisinin kullanımı tercih edilmiştir. Üçüncü ışık etkisi altında olan sistemler ve HIPPARCOS fotometrilerinin arındırma işlemi ile ilgili detaylar için bkz. Selam (2004).

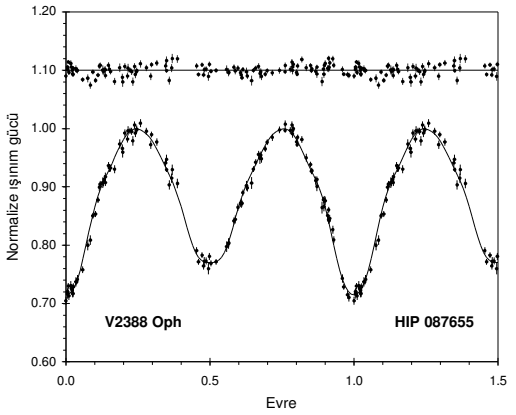
Bu çalışma için seçilen sistemlerin fotometrik gözlemleri (H_p parlaklıkları) ve standart hataları (σ_{Hp}) HIPPARCOS "Epoch Photometry Annex (HIPEPA)" veri arşivinden[30] alınmış ve ilgili ışık eğrileri, Selam'ın (2004) çalışmasında Tablo 1'de listelediği ışık elemanları (T_0 ve P) kullanılarak oluşturulmuştur. Bu çalışmada, HIPEPA'in HT4 alanında her bir gözlem noktası için betimlenen kalite ölçütlerinden yalnızca 0 ve 1 değerine sahip olanlar kullanılmıştır.

Yukarıda tanımlanan seçim ölçütlerine göre 79 sistemden oluşan örnek grubunun öncelikle değişim türü karmaşasından arındırılması gerekmektedir. Bu işlem, Rucinski'nin (1997a,b, 2002) önerdiği ve seçilmiş sistemlerin ışık eğrilerinin Fourier analizine dayalı bir teknik ile gerçekleştirilmiştir. "Fourier filtresi" olarak adlandırabileceğimiz bu teknik, en yüksek ışık düzeyinde (0.25 veya 0.75 yörünge evresi) 1'e normalize edilmiş ve eğer gerekli ise üçüncü ışık etkisinden arındırılmış HIPPARCOS ışık eğrilerine yapılan Fourier fitlerinden elde edilen bazı katsayılar arasındaki ilişkilere dayanmaktadır. Bu çalışmada Rucinski'nin (1993b) kullandığı

$$l(\theta) = \sum_{i=0}^{10} a_i \cos(2\pi i\theta) \quad \text{..... (1)}$$

şeklindeki 11 terimli Fourier kosinüs serisi, fit fonksiyonu olarak kullanılmıştır. Burada a_i, θ ve $l(\theta)$ sırası ile Fourier katsayılarını, yörünge evresini ve normalize edilmiş ışınım gücü değerlerini temsil etmektedir. (1) bağıntısı ile verilen fit fonksiyonu,

[30] http://astro.estec.esa.nl/Hipparcos/apps/PlotCurve.html

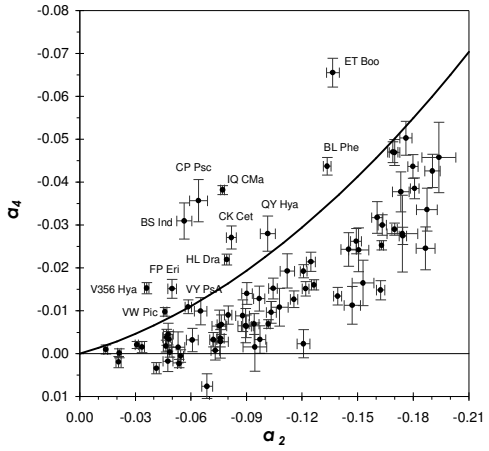


Şekil 1. Örnek olarak V2388 Oph için uygulanan tipik bir Fourier fiti. Fitten olan artıklar 1.1 kesirsel ışınım gücü değerinde yukarı kaydırılmıştır.

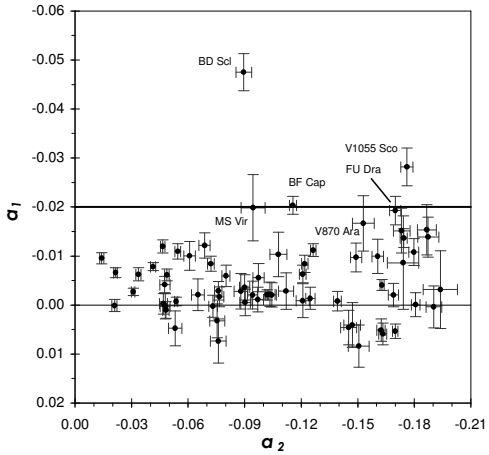
bu çalışmada da kullanılan Rucinski'nin basitleştirilmiş ışık eğrisi analiz metodunun

(Rucinski 1993b) temelini oluşturmaktadır. Şekil 1.'de V2388 Oph sisteminin HIPPARCOS ışık eğrisi için elde edilen tipik bir fourier fiti görülmektedir. Bu yolla her bir sistem için elde edilen Fourier katsayılarından sadece a_1, a_2 ve a_4, "Fourier filtresi" ve ışık eğrisi analizi açısından önem taşımaktadır ve her bir sistem için elde edilen değerleri, belirleme hataları ile beraber Selam'ın (2004) çalışmasına ait Tablo 1'de listelenmiştir.

Rucinski (1997a,b), *OGLE* projesi kapsamında gözlenen örten çiftler için otomatik bir tür belirleme algoritması geliştirilirken, $a_2 - a_4$ düzleminde ayrık çiftlerin (EA), EW ve EB türü sistemlerden $a_4 < a_2$ $(0.125 - a_2)$ koşulu ile kolaylıkla ayıklanabildiğini göstermiştir. Eşitlik halinde bu bağıntı marjinal (iç) değme durumunda bulunan sistemlerin teorik yerini ifade etmektedir. Rucinski yine aynı çalışmalarında yukarıdaki şekilde EA türü örten çiftlerden ayıklanmış örnek grubunda EB türü sistemlerin EW türü sistemlerden a_1 < -0.02 koşulu ile ayıklanabileceğini de göstermiştir. Eşitlik halinde bu bağıntı değen çiftler için kabul edilebilir en yüksek minimum derinlikleri farkına sahip sistemlerin teorik yerini ifade etmektedir. Bu koşul her ne kadar sadece a_1 katsayısı ile ilgili olsa da filtreleme sonuçlarının kolay izlenebilmesini sağlamak açısından $a_2 - a_1$ düzlemi üzerinde gösterilmesi tercih edilmiştir. Bu koşulların bu çalışmadaki ilk seçim ölçütlerine göre belirlenmiş örnek grubuna uygulanması halinde ortaya çıkan sonuçlar $a_2 - a_4$ düzlemi için Şekil 2'de, $a_2 - a_1$ düzlemi içinse Şekil 3'de görülmektedir. Her iki diyagramdaki sürekli çizgiler ilgili sınır koşullarının yukarıda açıklanan eşitlik hallerini temsil etmektedir. Buna göre ilk seçim ölçütlerine



Şekil 2. Örnek grubunda yer alan sistemler arasından EA türü olanların $a_2 - a_4$ filtresi ile ayıklanması.



Şekil 3. Örnek grubunda yer alan sistemler arasından EB türü olanların $a_2 - a_1$ filtresi ile ayıklanması.

göre 79 adet sistem içeren örnek grubundaki, Şekil 2'de değişen yıldız adları ile işaretlenmiş 12

sistemin "Fourier filtresi"ne göre EA türü örten değişen olduğu ortaya çıkmıştır. Benzer şekilde, EA türü sistemlerden arındırılmış örnek grubundan da Şekil 3'de değişen yıldız adları ile işaretlenmiş ve sınırın üzerinde kalan 3 sistemin EB türü örten değişen olduğu belirlenmiştir. Bu yolla "gerçek" EW türü sistemlerin örnek grubundaki sayısı 64'e inmiştir ve bu çalışmada sadece bu 64 sistemin ışık eğrisi analizi yapılmıştır. Örnek grubundan "Fourier filtresi" ile çıkarılan EA ve EB türü sistemler Selam'ın (2004) çalışmasında yer alan Tablo 1'in 14. kolonunda yeni değişim türleri ile belirtilmiştir. Aynı tabloda geri kalan tüm sistemlerin ise değişim türü EW olarak dikkate alınmalıdır.

3. Işık Eğrilerinin Analizi

Tür karmaşasından arındırılmış ve 64 adet gerçek değen sistemden oluşma örnek grubunun HIPPARCOS ışık eğrileri Rucinski'nin (1993b) basitleştirilmiş ışık eğrisi analiz metodu ile analiz edilmiştir. Bu metod kısaca, Rucinski'nin iyi bilinen *WUMA* kodunun (bkz. Rucinski 1973, 1974, 1976; Hill ve Rucinski 1993) nomografik (tablolandırılmış) türevi olarak tarif edilebilir. Nomogram tablolarını oluştururken Rucinski'nin temel düşüncesi, W UMa türü değen çiftlerin ışık değişiminde geometrik nedenlerin baskın olduğudur. Buna göre W UMa türü sistemlerin ışık eğrilerinin, pratik olarak yalnızca $q=m_2/m_1$ kütle oranı, i yörünge eğimi ve f değme derecesi olmak üzere 3 anahtar parametre ile ifade edilebildiğini göstermiştir (bkz. Rucinski 1993b ve burada verilen kaynaklar). Değme derecesi parametresi f, Jakobi eş potansiyelleri C cinsinden;

$$f = (C_1 - C)/(C_2 - C) \quad \text{..... (2)}$$

şeklinde ifade edilmektedir. Burada C_1 ve C_2, sırasıyla, iç (f = 0) ve dış (f = 1) kritik eş potansiyellerdir. C ise sisteme ait ortak zarfın eş potansiyelini temsil etmektedir. Rucinski *WUMA* kodu yardımı ile, sistematik olarak (f, q, i) parametre uzayını taramış ve karşılık gelen sentetik ışık eğrilerini üretmiştir. f 'nin 0.0, 0.5 ve 1.0 değerleri için Δq = 0.05 ve Δi = 2.5° artımla $0.05 \le q \le 1$ ve $30° \le i \le 90°$ aralığında ürettiği sentetik ışık eğrilerine bir önceki bölümde anlatılan teknik ile Fourier fitleri uygulayarak ilgili Fourier katsayılarını içeren nomogramları oluşturmuştur. Sentetik ışık eğrisi hesabında fotometrik *V*-bandı için Güneş'i temsil eden ışımasal parametreler kullanmıştır. Buna göre T_{eff} = 5770 K, çekim kararması üssünü β = 0.32 ve bolometrik albedo değerini A = 0.5 olarak seçmiştir. Rucinski (1993b) çalışmasında, bu şekilde seçilmiş ışımasal parametrelerin çok da kısıtlayıcı olmadığını ve u doğrusal kenar kararma katsayısı olmak üzere, bu yolla hesaplanan sentetik ışık eğrilerinin $[5900, 0.57] \le [T_{eff}, u] \le [5660, 0.61]$ aralığında atmosferik parametrelere sahip tüm sistemlerin ışık eğrilerini, kabul edilebilir hata sınırları içinde temsil edebildiğini de göstermiştir. Rucinski ayrıca aynı parametre uzayına karşılık gelen teorik tutulma derinlikleri $d_{minI-l}=1-l(0°)$ ve $d_{minII-l}=1-l(180°)$ tablolarını da oluşturmuştur. Bu derinlik tabloları bir sistem için elde edilen çözümün geçerliliğini sınamak açısından çok önemlidir.

Teorik Fourier katsayıları ve tutulma derinliklerini içeren nomogramlar Rucinski'nin kişisel FTP sitesinden[31] alınmış ve f değme derecesi parametresinde daha ince aralıklı tablolar elde etmek üzere Δf = 0.1 aralıkla interpole edilmiştir. Bu tablolar yardımıyla çözüm metodunun gözlenmiş bir değen çiftin ışık eğrisine uygulanması oldukça basittir. Rucinski (1993b) tarafından da tarif edildiği gibi, bir sistemin ışık eğrisine yapılan Fourier yaklaşımı sonucunda bulunan gözlemsel a_2 ve a_4 katsayılarının $a_2 - a_4$ düzleminde belirttiği konuma en yakın olan teorik (a_2, a_4) noktaları seçilir. Bu noktalara karşılık gelen teorik tutulma derinliklerinden yalnızca birinin, gözlemsel tutulma derinlikleri ile uyuştuğu görülecektir. Bu durumda uyuşmanın sağlandığı teorik (a_2, a_4) noktasına ilişkin (f, q, i) parametre seti aranan çözümdür. Bu yolla elde edilen çözümün "tekliği" önemli bir konudur ve bu çalışmanın son bölümünde tartışılacaktır.

Johnson *V*-bandı ile HIPPARCOS H_p-bandının etkin dalgaboyları neredeyse aynıdır. Bu bandlar arasında sadece renge bağlı bir sıfır noktası farkı (offset) vardır (bkz. HIPPARCOS kataloğu, Cilt.13, s.275). Dolayısıyla, belirli bir aralık içerisindeki göreli değişim incelendiği sürece iki fotometrik bandın birbirine denk olduğu kabul edilebilir. Bu nedenle H_p-bandı gözlem verilerine herhangi bir dönüşüm uygulanmamış ve doğrudan maksimum ışık düzeyine normalize edilerek kullanılmıştır.
Yukarıda tarif edilen biçimi ile Rucinski'nin basitleştirilmiş analiz yöntemi, örnek grubundaki 64 sistemin HIPPARCOS ışık eğrilerine uygulanmış ve yaklaşık çözümleri elde edilmiştir. Çözüm sonuçları ve ilgili teorik/gözlemsel tutulma derinlikleri Selam'ın (2004) çalışmasında, Tablo 2'de listelemiştir. Bu tabloda, daha önceden ışık ve/veya dikine hız eğrisi çözümü bulunan sistemlerin ilgili literatür çözüm sonuçları da karşılaştırma açısından listelenmiştir.

4. Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada ortaya konan seçim ölçütleri ve "Fourier filtresi"ne dayalı olarak HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilmiş 64 "gerçek" W UMa türü değen sistemden oluşma bir örnek grubu oluşturulmuştur. Bu sistemlerin HIPPARCOS ışık eğrileri, Rucinski'nin basitleştirilmiş ışık eğrisi analiz metodu (Rucinski 1993b) ile çözülmüş ve sistemlere ilişkin f değme derecesi, q kütle oranı ve i yörünge eğimi anahtar parametreleri elde edilmiştir. HIPPARCOS uydusunun fotometrik gözlemleri ortalama bir duyarlığa sahiptir. Bu kalitedeki gözlemler için, Rucinski (1997a) tarafından da tartışıldığı gibi, ileri düzeyli ışık eğrisi

[31] http://www.astro.utoronto.ca/~rucinski/fourier_depth.html

analiz yöntemleri yerine bu çalışmada kullanılan türden basitleştirilmiş analiz metodlarının kullanımı daha uygundur.

Daha önce literatürde detaylı analizleri bulunan sistemlerin bu çalışmada bulunan çözüm sonuçları ile literatür bulguları arasında karşılaştırma yapılacak olursa (bkz. Selam (2004) Tablo 2) oldukça uyumlu değerler elde edildiği görülecektir. Bu durum Rucinski'nin basitleştirilmiş ışık eğrisi analiz yönteminin, W UMa türü sistemlerin temel parametrelerinin ilk yaklaşım değerlerini elde etmede oldukça güçlü bir araç olduğunu ortaya koymaktadır. Bazı sistemler için izlenen belirgin farklar, elde edilen ışık eğrilerinde yeterli evre aralığının gözlenmemiş olması, gözlemsel verideki büyük saçılmalar, hatalı gözlemler ve/veya ışık eğrisi maksimumları arasında izlenen belirgin asimetriden (O'Connell etkisi) kaynaklanmaktadır. (1) bağıntısından görüleceği gibi kullanılan fit fonksiyonu yalnızca kosinüslü terimleri içeren bir fourier serisidir ve fit edildikleri gözlem verisindeki asimetrik yapılara duyarlı değildir. Bu yüzden O'Connell etkisi gösteren sistemlerin çözümlerinde, bu etkinin şiddetine bağlı olarak bir takım belirsizlikler ortaya çıkmaktadır. WY Hor, örnek grubu içinde en şiddetli O'Connell etkisi gösteren sistemdir ve bu yüzden 64 sistem arasında geçerli bir çözüme ulaşılamayan tek örnektir.

Kullanılan analiz yöntemine bir diğer kısıtlama, düşük ışık değişim genliğine sahip sistemlerden gelmektedir. Düşük genlikli W UMa sistemlerinin a_2 ve a_4 katsayıları sıfıra çok yakın çıkmakta ve $a_2 - a_4$ düzleminde f parametresinin tespit edilmesinde ciddi bir belirsizliğe yol açmaktadır. Bu nedenle $|a_2| < 0.03$ olan V335 Peg, XY Pic ve V851 Ara gibi sistemlerin çözüm sonuçları, göreli olarak daha belirsizdir diyebiliriz. "Fourier filtresi"ne dayalı tür ayıklama işlemi de bazı sistemler için, düşük ışık değişim genliği, yeterli evre aralığının gözlenmemiş olması ve gözlemsel verideki hata/saçılma olaylarından olumsuz yönde etkilenmiş olabilir. Bu durumda bulunan bazı sistemlerin HIPPARCOS ışık eğrilerinin biçimi, yalnızca "Fourier filtresi"ne dayalı tür tanımlamasına uymamaktadır. Bu sistemler genellikle $a_2 - a_4$ ve $a_2 - a_1$ düzlemlerinde sınır koşulu bölgesine yakın olan FP Eri, QY Hya, VW Pic, V1055 Sco, MS Vir, V870 Ara gibi sistemlerdir.

Değen çiftlerin ışık eğrilerini analiz eden diğer yöntemlerde karşımıza çıkan "çözümlerin tekliği" problemi, bu çalışmada kullanılan analiz yönteminin de temel problemidir. Eğer q değerini kesin olarak bilmiyorsak (yani tayfsal kütle oranı q_{sp} bilinmiyorsa), hangi tutulmada hangi bileşenin örtüldüğünü de bilemeyiz. Buna rağmen nomogram tabloları, kabul edilmiş bir f değeri için iki ayrı (q, i) çifti verebilmektedir. Eğer ışık eğrisinde tam tutulmalar izlenebiliyorsa, Mochnacki ve Doughty'nin (1972) önerisi ile 2. ve 3. kontak zamanları kullanılarak doğru (q, i) çifti için önemli bir ipucu elde edilebilmektedir. Böylece iki yöntemin bulgularının birleştirilmesi sonucu gerçek q ve i elde edilebilmektedir. Ancak HIPPARCOS fotometrisinin ortalama duyarlığı, ışık eğrilerinde tam tutulmaları ayırt etmemize olanak vermemektedir ve dolayısıyla Mochnacki ve Doughty'nin (1972) yönteminin bu çalışmada uygulanması olanaksızdır. Literatür bulgularından çok ciddi sapmalar gösteren EE Cet (q=0.65, q_{sp}=0.315), EX Leo (q=0.35, q_{sp}=0.199) ve V2377 Oph (q=0.10, q_{sp}=0.395) gibi sistemlerin bu belirsizliklerinin yukarıda sözü edilen "çözümlerin tekliği" probleminden kaynaklandığı düşünülmektedir.

Tayf türleri (yani yüzey sıcaklıkları), 3. bölümde verilen sıcaklık sınırlarının dışında kalan sistemlerin çözüm sonuçlarında da bir miktar belirsizlik beklenebilir. Gray ve Corbally'nin (1994) cüce yıldızlar için ortaya koydukları etkin sıcaklık kalibrasyonuna göre 3. bölümde verilen üst ve alt sınırlar F9 ve G3'e karşılık gelmektedir. Bu çalışmaya konu olan sistemlerin büyük çoğunluğu orta veya geç F tayf türündendir ve tanımlı aralığın üst sınırına yakın, fakat dışındadırlar. Ancak W UMa türü sistemlerin ışık değişiminde geometrik etkilerin baskın olduğu hatırlanacak olursa, buradan gelecek belirsizliklerin çok küçük olduğu tahmin edilmektedir.

Bu çalışmada 53 sistem için fotometrik çözümler ilk kez elde edilmiştir. Bu sistemler için elde edilen ilk yaklaşım parametrelerinin, ileride yapılacak daha duyarlı fotometrik gözlemlerden türeyecek ışık eğrilerinin analizinde başlangıç değerleri olarak kullanılacağı ve bu alandaki açığı önemli ölçüde kapatacağı düşünülmektedir. Bu 53 sistem arasında özellikle 19 tanesinin tayfsal olarak belirlenmiş kütle oranları bulunmaktadır ve tam bir yörünge çözümü için acil olarak kaliteli ışık eğrilerine ihtiyaç duyulmaktadır.

5. Kaynaklar

Dommanget J. ve Nys O., 2002, Observations et Travaux 54, 2 (VizieR On-Line Data Catalog: I/274)

Eggleton P.P., 1996, ASP Conf. Proc. 90, *The Origins, Evolution, and Destinies of Binary Stars in Clusters*, (ed. E.F. Milone ve J.-C. Mermilliod) ASP, San Francisco, s.257

ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues,* ESA SP-1200

Gray R.O., Corbally C.J. 1994, AJ, 107, 742

Hill G., Rucinski S.M., 1993, *Light Curve Modelling of Eclipsing Stars*, (ed. E.F. Milone), Springer, s.135
Mochnacki S.W., Doughty N.A. 1972, MNRAS, 156, 51
Pribulla T., Kreiner J.M. ve Tremko J., 2003, CoSka, 33, 1
Rucinski S.M., 1973, AcA, 23, 79
Rucinski S.M., 1974, AcA, 24, 119
Rucinski S.M., 1976, PASP, 88, 777
Rucinski S.M., 1993a, *The Realm of Interacting Binary Stars*, (ed. J. Sahade, G.E. McCluskey, ve Y. Kondo), Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, s.111
Rucinski S.M., 1993b, PASP, 105, 1433
Rucinski S.M., 1997a, AJ, 113, 407
Rucinski S.M., 1997b, AJ, 113, 1112
Rucinski S.M., 2002, PASP, 114, 1124
Selam S.O., 2004, A&A, 416, 1097

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

V776 Cas ve V842 Her Değen Çift Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizi

Hakan Volkan ŞENAVCI, Mesut YILMAZ, İbrahim ÖZAVCI, Ozan AKSU, Cem ÇETİNTAŞ, Aslı ELMASLI, Arzu KARA, Taner TANRIVERDİ, Berahitdin ALBAYRAK , Selim Osman SELAM

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

Özet: HIPPARCOS uydusu keşfi V776 Cas ve 1955 yılında keşfedilen ancak ihmal edilmiş V842 Her yıldızlarının sırasıyla U, B, V ve B, V bandları ışık eğrileri, sistemlerin fiziksel parametrelerini elde etmek amacıyla Wilson-Devinney ve Djurasevic'in ışık eğrisi analiz programları kullanılarak çözüldü. Gözlemler TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ'nde 8-9 Ekim 2002 ve 3-4 Temmuz 2003 tarihleri arasında gerçekleştirildi. V776 Cas için varılan sonuçlar, sistemin yüksek değme oranına sahip A-türü bir W UMa olduğunu göstermektedir. V776 Cas ADS 1485 görsel çiftinin bir üyesi olduğundan, elde edilen ışık eğrileri üçüncü ışık katkısını içermektedir. Analizlerde üçüncü ışık etkisi de dikkate alındı. V842 Her için elde edilen sonuçlara göre sistemde, daha büyük kütleli bileşenin üzerinde bulunan soğuk leke nedeniyle daha küçük kütleli bileşene göre daha soğuk görüldüğü tipik bir W-türü W UMa olduğunu göstermektedir. Işık eğrisindeki O'Connell etkisi, daha büyük kütleli bileşenin üzerinde soğuk bir lekenin var olabileceğine işaret etmektedir.

Anahtar kelimeler: Örten değişen çift yıldızlar, ışık eğrisi analizi, V776 Cas, V842 Her

Abstract: New photometric U, B, V and B, V light curves were obtained for the HIPPARCOS discovery V776 Cas and for the neglected contact binary V842 Her respectively to determine the physical parameters of the systems by Wilson-Devinney and Djurasevic's light curve analysis program. The light curves were obtained at the TÜBİTAK National Observatory during the nights October 8 and 9, 2003, July 3 and 4, 2003, respectively. The results for V776 Cas indicate that the system is a A-type W UMa binary with a high degree of overcontact configuration. Because V776 Cas is the brighter member of the visual binary ADS 1485, the light curves were contaminated by the third light. So the solutions includes the third light effect. The light curve solutions of V842 Her indicates that the system is a typical W-type W UMa which the more massive larger component is slightly cooler than the less massive smaller one due to a cool spot.

Key words: Eclipsing binary stars, Light curve analysis, V776 Cas, V842 Her

1. Giriş

V776 Cas (HIP 8821, BD +69 121) HIPPARCOS Astrometri Uydusu (ESA, 1997) tarafından keşfedilen bir örten çift yıldız sistemidir. Sistem F0 tayf türünden ve $8^m.943$ den $9^m.090$ a değişen, birinci ve ikinci minimum derinlikleri neredeyse eşit olan bir değişim genliğine sahiptir (ESA, 1997). Duerbeck (1997), bu yıldızın gerçek periyodunun, HIPPARCOS periyodunun iki katı bir periyoda sahip olduğunu ve düşük genlikli EW türü bir sistem olduğunu belirtti. Sisteme ait yerden yapılan ilk gözlemler Gomez-Forrellad vd. (1999) tarafından gerçekleştirildi. 14 cm'lik bir teleskopla V bandında elde ettikleri ışık eğrisine göre birinci minimum derinliği $0^m.19$ iken ikinci minimum derinliği $0^m.137$ dir. Gomez-Forrellad vd, elde ettikleri düşük genlikli ışık eğrisine göre bu sistemin marjinal tutulmalara sahip bir çift yıldız veya bir elipsoidal değişen olabileceğini ileri sürdüler. Rucinski vd. (2001) sisteme ait ilk radyal hız çalışmasında; $q = m_c/m_h = 0.130(4)$, $V\gamma(km/sn) = -24.71 \pm 0.69$, $M_h + M_c = 0.975 \pm 0.026\ M_\odot$ parametrelerini belirledi. Yine aynı çalışmada sistemin F2 V tayf türünden bir A-türü WUMa olduğu tespit edildi. Bu çalışmada düşük kütle fonksiyonu ve özellikle düşük yörünge eğimi sebebiyle küçük genlikli ışık eğrisine sahip bu sisteme ait ilk fotometrik analiz gerçekleştirilmiştir.

V842 Her yıldızının değişen bir yıldız olduğu ilk defa Geyer vd. (1955) tarafından fotoğrafik gözlemlerden bulundu. Sistem, Filatov (1960) tarafından RR Lyr türü bir değişen yıldız olarak tanımlandı ancak daha sonra Vandenbroere (1993) tarafından WUMa türü bir değişen olduğu anlaşıldı. Vandenbroere (1993) sistemin leke aktivitesi gösterdiğini belirtti. Torres-Melendo (1996), sisteme ait fiziksel parametreleri Binary Maker 2.0 programı kullanarak belirlediler ve sistemin ışık eğrisindeki asimetriyi (O'Connell etkisi) ikinci bileşen üzerinde yer alan bir sıcak leke ile açıklamaya çalıştılar. V842 Her yıldızına ait ilk

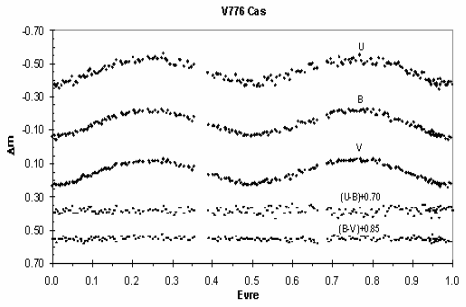
Bildiri tam metni için : Hakan Volkan ŞENAVCI
e-mektup: volkan@astro1.science.ankara.edu.tr

dikine hız gözlemleri Rucinski vd. (1999) tarafından yapıldı. Bu çalışmada sisteme ait dikine hız parametreleri $q = m_c/m_h = 3.852(24)$, $V\gamma$(km/sn) = -57.98 ± 1.55 olarak belirlendi. Yine aynı çalışmada sistemin tayf türünün F9 V olduğu bulundu, ancak Rucinski vd. W-türü bir WUMa için bu tayf türünün erken ve 0.42 günlük dönemin biraz uzun olduğunu belirttiler.

2. Gözlemler

V776 Cas'a ait gözlemler 8-9 Ekim 2002 tarihlerinde TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ (TUG)'nde 40 cm lik Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile UBV bandlarında gerçekleştirildi. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak Gomez-Forrellad vd (1999)'nin de kullandığı sırasıyla K0 tayf türünden BD+69°0118 ve G5 tayf türünden BD+69°0122 yıldızları kullanıldı. Gözlem esnasında her filtrede 182 nokta alındı. Her bir geceye ait ve her renk için sönümleme katsayıları mukayese yıldızı gözlemlerinden hesap edildi. Diferansiyel U, B, V ışık ve U-B ile B-V renk eğrileri Şekil 2.1.'de verildi. Her gözlemin olası hatası U, B, V bandları için sırası ile ± 0.017, ± 0.005 ve ± 0.007 olarak bulundu. Bu gözlemlerden elde edilen minimum zamanları yardımıyla hesaplanan ışık elemanları Tanrıverdi vd (2003) tarafından yayınlandı:

HJD MinI=2452556.3106(5) + $0.^d$44041618(1) x E.



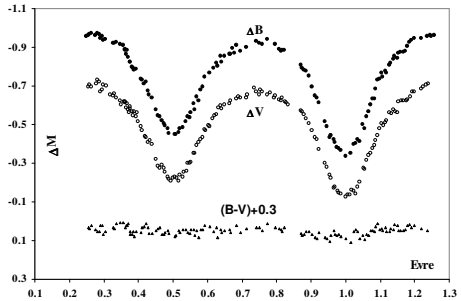
Şekil 2.1. V776 Cas'a ait diferansiyel U, B, V ışık, U-B ve B-V renk eğrileri

V776 Cas yıldızı ADS 1485 görsel çiftinin parlak bileşenidir. Diğer bileşeninin ayrıklığı 5.″38 olup V776 Cas'tan 2 kadir daha sönüktür. Ayrıklığın çok küçük olması nedeniyle bu yeni gözlemler süresince diğer bileşen diyafram dışında tutulamadı. Bu nedenle sisteme ait ışık eğrisi ayrık bileşene ait üçüncü ışık katkısını da içermektedir. HIPPARCOS verilerine göre V776 Cas'ın V bandı görünen parlaklığı 9.160 kadir ve daha sönük olan diğer bileşeninki ise 11.164 kadir olarak verilmektedir. Bu verilere göre Pogson formülü kullanılarak bulunan üçüncü ışık katkısı L_3 = 0.136 dır. Benzer şekilde CCDM kataloğunun (Dommanget & Nys, 2002) ikinci baskısından alınan verilere göre üçüncü ışık katkısı L_3 = 0.091 olarak hesaplandı.

V842 Her örten çiftine ait gözlemler 3-4 Temmuz 2003 tarihlerinde TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ (TUG)'nde yapıldı. Gözlemler 40 cm lik Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile B ve V bandlarında alındı. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak sırası ile GSC 03497-0031 ve GSC 03497-0349 yıldızları kullanıldı. Gözlem esnasında B ve V filtrelerinden sırasıyla 135 ve 154 nokta alındı. Her bir geceye ait ve her renk için sönümleme katsayıları mukayese yıldızı gözlemlerinden hesaplandı. Diferansiyel B, V ışık ve B-V renk eğrileri Şekil 2.2.'de verildi. Her gözlemin olası hatası B ve V bandları için sırası ile ± 0.026 ve ± 0.013 olarak hesaplandı. Gözlemlerde elde edilen minimum zamanlarından ve daha önce sisteme ilişkin elde edilmiş minimum zamanlarından sistemin düzeltilmiş ışık elemanları :

HJD MinI=2450177.4857(19)+$0.^d$41903822(58)xE. olarak bulundu.

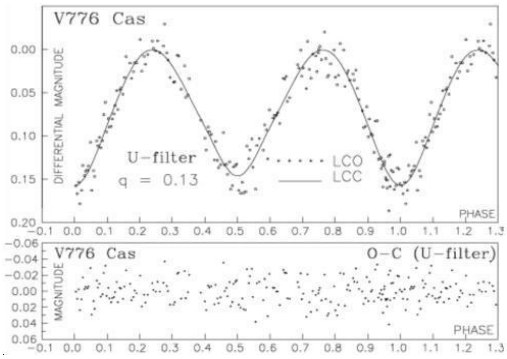
Sistemin B ve V bandlarında elde edilmiş olan ışık eğrilerinde maksimumlar arasındaki fark B-bandında 0.031 ve V-bandında 0.023 kadirdir. Sisteme ilişkin B ve V bandı ışık eğrilerinin maksimumları arasında izlenen seviye farkının (asimetrinin) bileşenlerden en az birinde bulunan leke veya lekelerden kaynaklandığı düşünülmektedir. Şekil 2.2.'den de anlaşılabileceği gibi sisteme ait B-V renginde birinci minimum civarında soğuk bileşenin sıcak bileşenin büyük bir kesrini örtmesinden kaynaklanan küçük bir kızarma etkisi görülmektedir. Bunun dışında B-V renginde kayda değer bir değişim görülmemesi, bileşenleri saran ortak zarf boyunca ısının düzgün olarak dağıtıldığının bir göstergesidir.



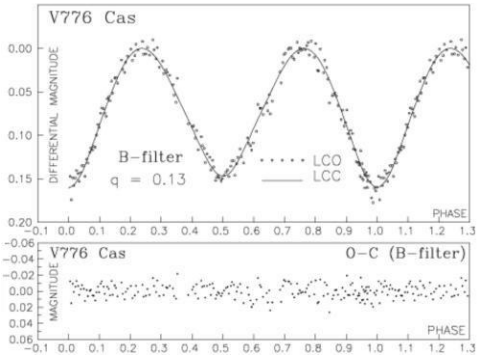
Şekil 2.2. V842 Her'e ait diferansiyel B, V ışık, ve B-V renk eğrileri

3. Işık Eğrisi Analizi

Bu çalışmada V776 Cas'a ait fiziksel parametreleri belirlemek için Roche modeli ve Wilson-Devinney programının prensiplerine dayanan Djurasevic (Djurasevic, 1992a, 1992b)'in ışık eğrisi analizi programı kullanıldı. Işık eğrileri ile dikine hız gözlemleri eş zamanlı olarak çözüldü. Işık eğrisi analizi için programa normal noktalar yerine direkt olarak gözlemsel veriler girildi. Rucinski vd. (2001)'nin belirlediği tayf türüne göre sisteme ait birinci bileşenin sıcaklığı Popper (1980)'ın sıcaklık kalibrasyon tablolarından T_h = 6980°K olarak belirlendi. Sisteme ilişkin sıcaklıklara bağlı olarak lineer olmayan kenar kararma katsayıları Claret (2000)'in tablolarından belirlendi. Çekim kararma katsayıları ve albedo değerleri sistemin fiziğine uygun bir şekilde sırası ile Lucy (1967) ve Rucinski (1969)'den alındı. Model atmosfer olarak Djurasevic'in programında Basel yıldız atmosferi modeli (Lejeune vd., 1997, 1998) kullanıldı. Sisteme ait fiziksel parametrelerin çözüm sonuçları, sistemin üç banddaki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ve farkları ile sistemin 0.25 evresindeki geometrik modeli sırası ile Çizelge 3.1., Şekil 3.1. ve Şekil 3.2., Şekil 3.3. ve Şekil 3.4. de sunuldu.



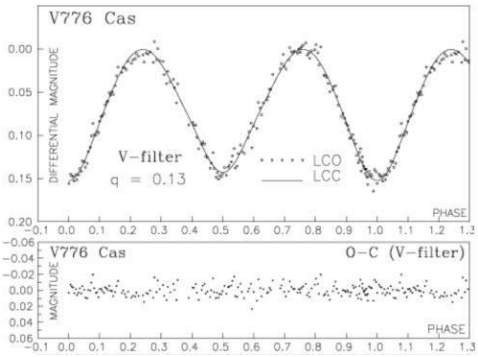
Şekil 3.1. V776 Cas'ın U-bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları.



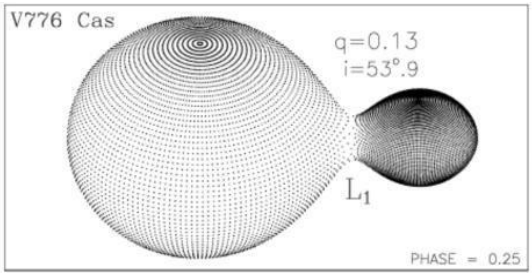
Şekil 3.2. V776 Cas'ın B-bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları

Çizelge 3.1. V776 Cas'ın ışık eğrisi analizi sonuçları

nicelik	U-filtresi	B-filtresi	V-filtresi
n	182	182	182
Σ(O-C)2	0.0457	0.0138	0.0093
L_3	0	0	0.136
$q = m_c/m_h$	0.13		
T_h	6890		
$g_h = g_c$	0.32		
$A_h = A_c$	0.5		
T_c	6654 ± 90	6544 ± 49	6620 ± 46
i	53.9 ± 0.4	54.0 ± 0.2	55.8 ± 0.2
$a'_{h,c}$	0.38, 0.34	0.31, 0.31	0.37, 0.38
$a2_{h,c}$	0.90, 0.87	0.96, 0.82	0.87, 0.80
$a''_{h,c}$	-0.55, -0.4	-0.63,-0.38	-0.77,-0.64
$a'''_{h,c}$	0.11, 0.04	0.17, 0.07	0.26, 0.20
$\Omega_{h,c}$	2.0149	2.0111	1.9984
$R_h(D = 1)$	0.526	0.527	0.531
$R_c(D = 1)$	0.216	0.217	0.221
$L_h / L_{h,c,3}$	0.875	0.881	0.748
$M_h(M_\odot)$	1.63±0.02		1.63
$M_c(M_\odot)$	0.21±0.02		0.21
$R_h(R_\odot)$	1.71±0.02		1.73
$R_c(R_\odot)$	0.71±0.02		0.74
log gh	4.18±0.02		4.18
log gc	4.06±0.02		4.03
Mbolh	2.86±0.02		2.83
Mbolc	4.94±0.03		4.86
ayör($R_\odot$)	2.985±0.008		2.985



Şekil 3.3. V776 Cas'ın V-bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları



Şekil 3.4. V776 Cas'ın 0.25 evresindeki geometrik modeli

V842 Her yıldızına ait fiziksel parametreleri belirlemek için WD-2003 programı kullanıldı. Işık eğrileri ile dikine hız gözlemleri eş zamanlı olarak

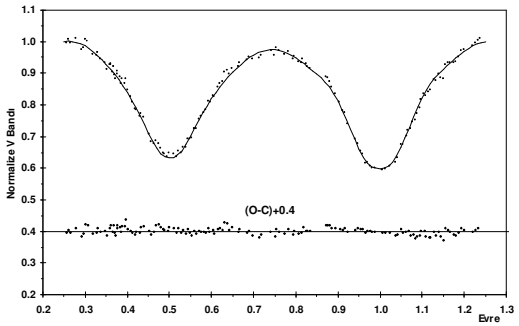
çözüldü. Işık eğrisi analizi için programa normal noktalar yerine direkt olarak gözlemsel veriler girildi. Sisteme ait ışık eğrilerindeki asimetri daha önce Nomen-Torres ve Garcia-Melendo (1996)'nun Binary Maker 2.0 programını kullanarak yaptığı analizde ikinci bileşen üzerine sıcak bir leke koyarak modellenmişti. Ancak sistemin dönem değişimi ile ilgili bilgilerin yetersiz olmasından ve güneş benzeri soğuk bileşenler içermesinden dolayı bu çalışmada soğuk leke ile modelleme tercih edildi.

Rucinski vd. (2001) nin belirlediği tayf türüne göre sisteme ait birinci bileşenin sıcaklığı Popper (1980)'ın sıcaklık kalibrasyon tablolarından T_1 = 6000 K olarak belirlenmiş, ancak Rucinski vd. (1999)'nin de irdelediği gibi sisteme göre yüksek olan bu sıcaklıkta uygun bir fit gerçekleştirilemedi. Ardışık denemeler sonucunda birinci bileşenin sıcaklığı T_1 = 5700 K'e çekilerek analize devam edildi. Sisteme ilişkin sıcaklıklara bağlı olarak lineer olmayan kenar kararma katsayıları van Hamme (1993)'nin tablolarından alındı. Çekim kararma katsayıları ve albedo değerleri sistemin fiziğine uygun bir şekilde sırası ile Lucy (1967) ve Rucinski (1969)'den alındı. Model atmosfer olarak WD-2003 programında kullanılan Kurucz (1993) yıldız atmosferi modeli kullanıldı.

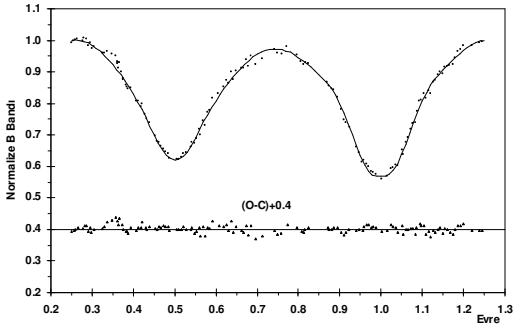
Sisteme ait fiziksel parametrelerin çözüm sonuçları, sistemin her iki banddaki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ve farkları ile sistemin 0.75 evresindeki geometrik modeli sırası ile Çizelge 3.2., Şekil 3.5., Şekil 3.6., ve Şekil 3.7.' de sunuldu.

Çizelge 3.2. V842 Her'in ışık eğrisi analizi sonuçları

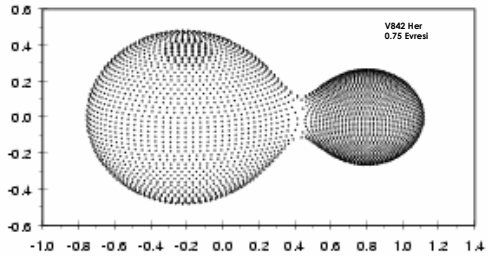
nicelik	B-filtresi	V-filtresi
n	135	154
Σ(O-C)2	0.2479	
q = mc/mh	3.852	
T_1	5700	
$g_1 = g_2$	0.32	
A1 = A2	0.5	
T_2	5362 ± 20	5362 ± 20
i	77.74 ± 0.74	77.74 ± 0.74
X_1	0.539	0.275
X_2	0.347	0.568
$\Omega_{1,2}$	7.566± 0.02	7.566± 0.02
$L_1 / L_{1,2}$	0.297± 0.006	0.278± 0.005
M1($M_\odot$)	0.38	
M2($M_\odot$)	1.46	
R1($R_\odot$)	0.82	
R2($R_\odot$)	1.48	
log g1	4.19	
log g2	4.26	
Mbol1	5.28	
Mbol2	4.26	
ayör($R_\odot$)	2.881±0.01	



Şekil 3.5. V842 Her'in V bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları



Şekil 3.6. V842 Her'in B bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları



Şekil 3.7. V842 Her yıldızının 0.75 evresindeki geometrik modeli.

4. Sonuçlar

Bu çalışmada V776 Cas ve V842 Her örten çift yıldızlarının sırası ile U, B, V ve B, V bandları ışık eğrileri elde edilmiş ve Djurasevic'in ışık eğrisi analiz programı ile Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programları kullanılarak ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen ilk sonuçlar sunulmuştur.

V776 Cas'a ait elde edilen fiziksel parametrelere göre sistem, bileşenler arası sıcaklık farkının oldukça az olduğu yüksek değme derecesine sahip bir sistemdir. Yine elde edilen çözümlerden ikinci bileşenin, sistemin daha soğuk bileşeni olduğu ve

ortalama çekiminin birinci bileşene nazaran daha düşük olduğunu göstermektedir. Bu özellikler de tipik bir A-türü WUMa örten çift sisteminin gösterdiği özelliklerdendir.

V842 Her'e ait elde edilen fiziksel parametrelere göre daha büyük kütleli bileşen, üzerindeki soğuk leke nedeniyle daha küçük kütleli bileşene nazaran 338°K daha soğuk olduğu görülmektedir. Dolayısıyla sistemde birinci minimumda örtülen yıldız daha küçük kütleli olan bileşendir. Bu özellik de tipik bir W-türü WUMa örten çift yıldızının gösterdiği özelliklerdendir.

Bu çalışma, Türkiye Bilimler Akademisi (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) ve 20040705090 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir.

5. Kaynaklar

Claret, A., 2000, A&A, 363, 1081
Djurasevic, G., 1992a, Ap&SS 197, 17
Djurasevic, G., 1992b, Ap&SS 196, 241
Dommanget, J., and Nys. O., 2002, Observations et Travaux 54, 2 (VizieR On-Line Data Catalogue: I/24)
Duerbeck, H., W., 1997, IBVS, No. 4513
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, SP-1200
Filatov, G.S., 1960, Astr. Circular, No. 215
Geyer, E., Kippenhahn, R., Strohmeier, W., 1955, Kleine Veroffentlichungen der Remeis-Sternwarte Bamberg, No. 11
Gomez-Forrellad, J.M., Garcia-Melendo, E., Guarro-Flo, J., 1999, IBVS, No. 4702
Kurucz, R., L., New Atmospheres for Modelling Binaries and Disks, in E., F., Milone (ed.), Light Curve Modelin of Eclipsing Binary Stars, pp93-102, Springer, New York
Lejuene, T., Cuisiner, F., Buser, R., 1997, A&AS, 125, 229
Lejuene, T., Cuisiner, F., Buser, R., 1998, A&AS, 130, 65
Lucy, L., B., 1967, Zeitschr. F. Astrophys., 65, 89
Popper, D.M., 1980, ARA&A, 18, 115P
Rucinski, S., M., 1969, Acta Astr., 19, 245
Rucinski, S.M., Lu, M., 1999, AJ, 118, 2451
Rucinski, S.M., Lu, M., Mochnacki, S., W., 2001, AJ, 122, 1974
Tanrıverdi T., Kutdemir E., Elmaslı A., Şenavcı H.V., Albayrak B., Selam S.O., Aydın C., Aksu O., Bulca I., Çınar D., Kara A., Demirhan M., Yılmaz M., Çetintaş C., Gözler A.P., Karakaş T., Sezgin A.S., Turhanoğlu B., 2003, IBVS, No. 5407
Torres, J.N., Melendo, E.G., 1996 IBVS, No. 4365
van Hamme, W., 1993, AJ, 106, 2096
Vandenbroere, J., 1993, IBVS, No., 3946
Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, ApJ, 166, 605

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

AR Aur ve UV Leo Çift Sistemlerinin Dönem Değişimi

Aslı ELMASLI[1], İbrahim ÖZAVCI[1], Taner TANRIVERDİ[1], Arzu KARA[1], Mesut YILMAZ[1], Hakan Volkan ŞENAVCI[1], Ozan AKSU[1], Cem ÇETİNTAŞ[1] , Tansel AK[2], Selim Osman SELAM[1], Berahitdin ALBAYRAK[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan, Ankara
[2]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi , 34452, İstanbul

Özet: Bu çalışmada, AR Aur ve UV Leo çift yıldızlarının dönem değişimleri, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen yeni minimum zamanları da dikkate alınarak incelendi. Her iki sistemin O-C eğrileri çevrimsel yapılı olup, değişimlerinin nedeni çekimsel olarak bağlı görülemeyen bir üçüncü cismin varlığı (light-time effect) ile açıklanabilmektedir. Analiz sonucunda AR Aur ve UV Leo'nun O-C değişim karakteristikleri (genlik, dönem, vb.) ile olası üçüncü cismin fiziksel parametreleri belirlendi.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: AR Aur , UVLeo – yıldızlar: üçüncü cisim

Abstract: In this study, the period variations of AR Aur and UVLeo binary stars were investigated with the new minimum times obtained at the Ankara University Observatory. Both of the systems show cyclic O-C curves caused by the additional invisible third component (light-time effect) in the binary systems. The analyses yields O-C variational characteristics (amplitude, period, ect.) of AR Aur and UV Leo and the physical parameters of the third component were determined.

Key words: stars: variable stars stars: AR Aur, UV Leo – stars: light-time effect

1. Giriş

AR Aur (17 Aur, HD 34364, HR 1728, HIP 24740, $V_{max}=6^m.14$) yörünge dönemi 4.13 gün olan çift çizgili tayfsal ve ayrık örten değişen bir çift yıldız sistemidir. Bileşenlerinin kütle, yarıçap ve ışınım güçleri neredeyse birbirine eşit olup "ikiz bileşenli" bir sistemdir. Bileşenleri ayrıca peculiar yıldızlardır (Wolff ve Wolff 1974, Wolff ve Preston 1978, Takeda vd. 1979, Stickland Weatherby 1984, Khokhlova vd. 1995 ve Zverko vd.1997). Sistemin ışık değişimi gösterdiğini Pederson ve Steensgaard (1931) tespit etti.

AR Aur'un bileşenlerinin fiziksel parametreleri Nassau (1936), Huffer ve Eggen (1947), Grygar (1963), Tabachnik (1965) ve Johansen (1970) taraflarından hesaplandı. Tayfsal yörünge elemanları ise Wyse (1936), Harper (1938) ve Rachkovskaia (1985)'nın yaptıkları çalışmalarla belirlendi. Notrdström ve Johansen (1994) mevcut olan fotometrik ve tayfsal gözlemlerin analizi sonucunda bileşenlerin parametrelerini
$M_1=2.48M_\odot$, $M_2=2.29M_\odot$, $R_1=1.78R_\odot$,
$R_2=1.82R_\odot$ $\log L_1=1.61L_\odot$, $\log L_2=0.53L_\odot$,
$i=88^o.52$ ve B9 V + B9.5 V
olarak elde etti. Ayrıca, birinci bileşenin sıfır yaş anakoluna (ZAMS) yeni ulaştığını, ikinci bileşenin ise anakola ulaşmak üzere olan bir protoyıldız olduğunu ifade etmiştir.

AR Aur'un dönem değişimi gösterdiğini ilk kez Guarnieri vd. (1975) ifade etti. O'Connell (1979) yeni minimum zamanı gözlemleri ile bu değişimi onayladı. Zverko vd. (1981), 15 fotoelektrik minimum zamanı ile oluşturduğu O-C grafiğindeki dönem değişiminin sinüs benzeri bir yapı olduğundan ve değişimin çift sistem etrafında dolanan bir üçüncü cisimden kaynaklandığını ileri sürdü. Chochol vd. (1988), ve Nordström ve Johansen (1993, 1994) ilave minimum zamanları dikkate alarak oluşturdukları O-C eğrilerinin söz konusu çevrimsel yapının varlığını desteklemektedir.

UV Leo (HD 92109, BD+15 2230, $V_{max}=8^m.98$) örten yıldızının bileşenleri güneş benzeri G0V+G2V (Frederick ve Etzel, 1996) olup yörünge dönemi 0.6 gündür. Sistemin değişim gösterdiğini ilk kez Hoffmeister (1934) keşfetti ve Jensch (1935) Algol türü bir örten değişen olduğunu ileri sürdü.

Gaposchkin (1946), Perek (1952), Wellmann (1954), McClusky (1966), Frederick ve Etzel (1996) fotometrik gözlemlerinin analizi sonucunda sistemin mutlak parametrelerini hesapladılar. Ayrıca, Broglia (1965), Soliman vd. (1985) ve Synder & Mattingly (1995) de fotometrik ışık

Bildiri Tam Metni için: Aslı ELMASLI
e-mektup: asli@astro1.science.ankara.edu.tr

eğrilerini yayınladı. UV Leo'nın ışık eğrilerinde değişimin olduğunu Broglia (1965), Frederick (1994), Frederick ve Etzel (1996), Mikuz vd. (2002) ve Zwitter vd. (2003) belirttiler ve bu değişimin bileşenlerin yüzeylerindeki leke aktivitelerinden kaynaklandığını Frederick (1994), Frederick ve Etzel (1996), Mikuz vd. (2002) ve Zwitter vd. (2003) ileri sürdüler.

Radyal hız gözlemlerini Gaposchkin (1946), Popper (1965, 1997) ve Zwitter vd. (2002) gerçekleştirdi. Zwitter vd. (2003) Hipparchos Uydusu'ndan alınan ışık eğrisi ile UV Leo'nun radyal hız eğrisinin eş zamanlı analizi sonucunda aşağıdaki parametreleri elde etti;

M_1 = 1.210 $M_\odot$, M_2 = 1.110 $M_\odot$, R_1 = 0.973 $R_\odot$, R2 =1.216 $R_\odot$, i = 83.^{o}07.

UV Leo'nun dönem değişimi gösterdiği iyi bilinmekte olup çok sayıda araştırmacı tarafından çalışılmıştır. Jensch (1935) sistemin dönemini 0.3000435 gün olarak ifade etti, fakat daha sonra Schneller (1936) sistemin gerçek dönemini bu değerin iki katı olduğunu belirledi. Broglia (1965) sistemin yörünge döneminin sabit olmadığını ileri sürdü. Sistemin dönem değişimi gösterdiğini Herczeg (1962), Ahnert (1973) ve Mallama (1980) taraflarından onaylandı. Rafert (1982) dönem değişimini, parabol üzerine binmiş bir sinüzoidal yapı olarak açıkladı. Synder ve Mattingly (1995) polinom fiti gerçekleştirerek sistemin döneminde bir azalma olduğunu ve ardından Wunder (1995) 1979 yılında sistemin döneminin artış gösterdiğini belirtti. Synder (1998) O-C eğrisine uyguladığı kuramsal bir parabolden olan artıkların 40.1 yıl dönemli bir değişim gösterdiğini belirledi ve bu değişimi ışık zaman etkisine atfetti. Mikuz vd. (2002) sistemin 1980 yılında ani bir dönem değişimi gerçekleştiğini belirterek bu değişimi kütle kaybı veya sisteme bağlı üçüncü cisme atfetti.

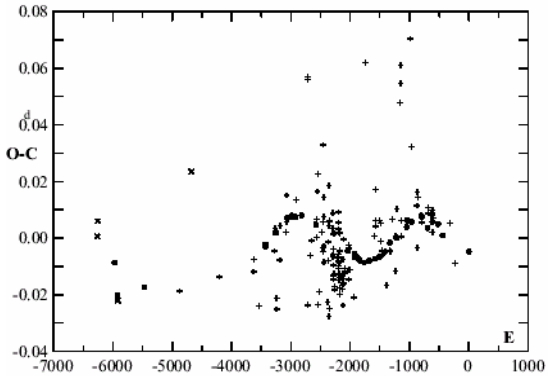
2. Gözlemler

AR Aur ve UV Leo çift yıldızları sırasıyla, 17 Kasım 2002, ve 31 Mart, 6 Nisan ve 24 Nisan 2004 gecelerinde Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlendi. Mukayese yıldızları olarak AR Aur için 18 Aur (HR 1734) ve UV Leo için ise BD+14 2275 yıldızı seçildi.

Her iki yıldızın gözlenen ışık eğrileri Hardie (1962) yöntemi ile indirgedikten sonra minimum zamanları Kwee van Woerden (1956) yöntemi ile hesaplandı.

3. Analizler

AR Aur için 138 görsel, 7 fotoğrafik, 37 fotoelektrik ve 1 ccd olmak üzere 183 minimum zamanı toplandı. Şekil 1'de Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenen bir adet minimum zamanı ile toplanan diğer tüm minimum zamanlarının oluşturduğu O-C grafiğinin çevrimli yapısı görülmektedir. Görsel ve fotoğrafik minimum zamanları O-C eğrisinde saçılma gösterdiğinden ayrıntılı O-C analizinde dikkate alınmadı.



Şekil 1. AR Aur'un yayınlanmış tüm minimum zamanları ile oluşturulan O-C grafiği. Şekilde (+) sembolü ile görsel, (x) ile fotoğrafik ve (•) ile fotoelektrik ve ccd verilerini temsil edilmektedir.

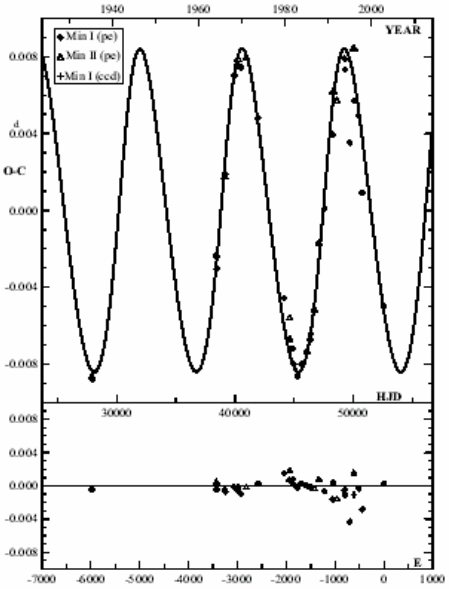
Tüm minimum zamanlarına enküçük kareler fiti uygulanarak yeni ışık elemanları

$$\text{MinI} = 2452596.4927 \pm 21 + 4^g.1346657 \pm 10 \times E$$

olarak hesaplandı. Literatürden toplanan ve gözlenen minimum zamanları kullanılarak oluşturulan O-C eğrisi, sisteme çekimsel olarak bağlı bir ilave cismin varlığına işaret etmektedir. Irwin (1952)'ın formülleri ile hesaplanan kuramsal O-C eğrisinin gözlemlerle uyumu Şekil 2'de görülmektedir. Olası üçüncü cismin belirlenen parametreleri Tablo 1'de sunuldu.

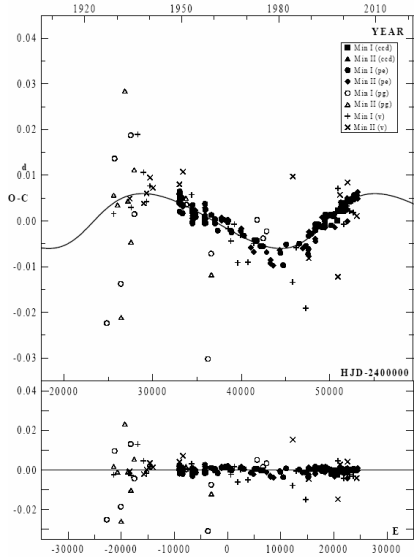
UV Leo sisteminin 76 yıllık zamanı kapsayan (1928 ile 2004 yıllarını) 78 vizüel, 36 fotoğrafik, 143 fotoelektrik ve 14 ccd olmak üzere 271 minimum zamanı içeren bir veri seti oluşturuldu.

O-C artıklarını hesaplamak için McCluskey (1966)'nin belirlediği ışık elemanları kullanıldı;
Min I = 2438440.7275 + 0.^{g}6000855 x E.



Şekil 2. AR Aur için oluşturulan en olası kuramsal O-C eğrisi ve gözlemler ile uyumu.

O-C diyagramı, hemen hemen iki maksimum ve bir minimuma sahip sinus benzeri değişim göstermektedir. Şekil 3'den de görüldüğü gibi vizüel ve fotoğrafik minimum zamanları saçılma gösterdiğinden, Irwin (1952)'ı formülleri ile oluşturulan kuramsal O-C eğrisinde sadece fotoelektrik ve ccd minimum zamanları dikkate alındı.



Şekil 3. UV Leo'un yayınlanmış tüm minimum zamanları ile oluşturulan O-C grafiği ve kuramsal eğri görülmektedir. Şekilde, (x) sembolü ile görsel, (+) ile fotoğrafik ve (•) ile ise fotoelektrik ve ccd verilerini temsil edilmektedir.

Tablo 1. AR Aur ve UV Leo sistemlerine bağlı olası üçüncü cisim için hesaplanmış büyüklükler ve onların hataları.

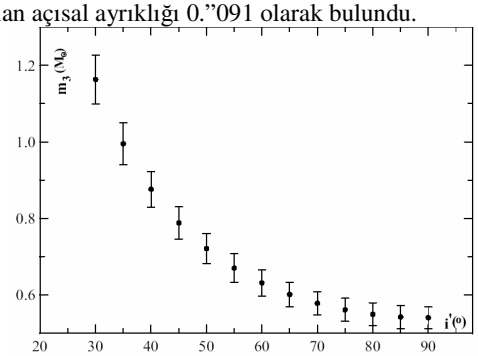
	AR Aur		UV Leo	
Parametre	**Değer**	**Hata**	**Değer**	**Hata**
$a'_{12}\sin i'$	1.47	0.04	1.08	0.23
e'	0.2	0.04	0.3	0.08
w'	32	2	350	20.86
T HJD	2448090	45	2449000	1066.3
P_{12}(yıl)	23.68	0.17	71.73	0.90
A (gün)	0.0084	0.0002	0.0060	0.0012
$f(m_3)$ $M_\odot$	0.0057	0.0004	0.00025	0.00019
$\sum(O-C)^2$(gün^2)	4.86×10^{-5}		2.96×10^{-4}	

4. Sonuç

AR Aur ve UV Leo çift yıldızlarının gözlenen minimum zamanları yardımıyla oluşturulan O-C artıklarının gösterdiği dönemli değişim ışık zaman etkisinden (light-time effect) kaynaklanabileceği düşünülmektedir.

AR Aur'un bileşen kütleleri ve yörünge eğim açısı için Notrdström & Johansen (1994)'ın değerleri (bkz bölüm 1.) kullanıldı. İkili sistem ve üçüncü cismin aynı düzlemde bulunduğu kabuledilip, üçüncü cismin kütlesi 0.54 $M_\odot$ olarak hesaplandı Şekil 4'te, farklı *i'* değerleri için M_3 değerleri verilmiştir. Bu ilave cisim anakol öncesi evrim aşamasında (proto-stellar object) olmalıdır (bkz. bölüm 1.)

Ayrıca, Kepler'in üçüncü yasası kullanılarak, üçüncü cismin yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu 13.0 AB olarak belirlendi. Sistemin uzaklığı 143 pc (Notrdström & Johansen, 1994) olarak alındığında çift sistemin üçüncü cisimden olan açısal ayrıklığı 0."091 olarak bulundu.

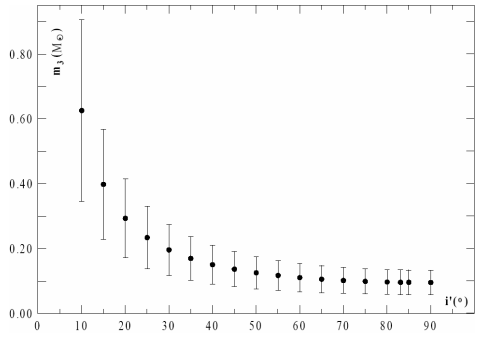


Şekil 4. AR Aur için farklı *i'* değerlerine karşılık hesaplanan M_3 değerleri.

UV Leo'nun bileşen kütleleri ve yörünge eğim açısı için Zwitter vd. (2003)'ın değerleri (bkz. bölüm 1.) kullanıldı. İkili sistem ve üçüncü cismin aynı düzlemde bulunduğu kabul edilerek, üçüncü cismin kütlesi $0.096M_\odot$ hesaplandı. Şekil 5'te, farklı *i'* için

M_3 değerleri verilmiştir. Bu ilave cismin kütlesi dikkate alındığında yıldız altı cisimlerin kütle sınırı ona çok yakın olduğu görülmektedir.

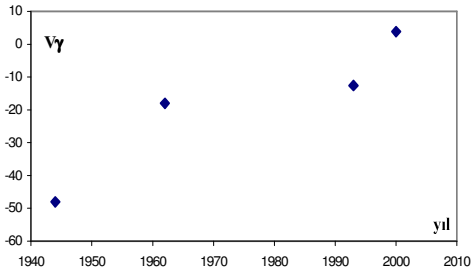
Ayrıca, Kepler'in üçüncü yasası kullanılarak, üçüncü cismin yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu 26.0 AB olarak belirlendi. Sistemin uzaklığı 92 pc (Hipparcos Kataloğu) olarak alındığında çift sistemin üçüncü cisimden olan açısal ayrıklığı değeri 0.'286 olarak bulundu.



Şekil 5. UV Leo için farklı *i'* değerlerine karşılık hesaplanan M_3 değerleri.

UV Leo'nun 1944-2003 yıllarını kapsayan gamma değerleri incelendiğinde sistemin özhareketine ek olarak ilave bir salınım görülmektedir. Şekil 6'de görülen bu salınımın, çift sisteme fiziksel olarak bağlı olası bir üçüncü cismin varlığının diğer bir destekleridir.

.



Şekil 6. UV Leo'nun yayınlanmış gamma hızlarının zaman bağlı değişimi.

Bu çalışma, *Türkiye Bilimler Akademisi* (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) ve 20040705089 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma fonu tarafından desteklenmiştir.

5. Kaynaklar

Ahnert, P. 1973, Mitteilungen über Veranderliche Sterne , 6, 100
Broglia, P. 1965, JO, 48, 124
Chochol, 6D., Juza, K., Mayer, P., Zverko, J. & Ziznovsky, J. 1988, Bull. Astron. Inst. Czech., 39, 69
Frederick, M.C.G 1994, rdbs. Conf, 223
Frederick, M.C.G. ve Etzel, P.B. 1996, AJ, 111 (5), 2081
Gaposchkin, S. 1946, ApJ, 104, 370
Grygar, J. 1963, Bull. Astron. Inst. Czech. 14, 127
Guarnieri, A., Bonifazi, A. & Battistini, P. 1975, A&AS, 20, 199
Hardie, R.H. 1962, Astronomical Tecniques. ed. W. A. Hiltner. Chapter 8, Univ. of Chicago Press, İllinois
Harper, W.E. 1938, Publ. Dominion Astron. Obs., 6, 311
Herczeg, T. 1962, Veroff. der Stern. Bonn No.63, 5
Hoffmeister, C. 1934, AN, 253, 195
Huffer, C.M. & Eggen, O.J. 1947, ApJ, 106, 106
Irwin, J.B. 1952, ApJ, 116, 211
Jensch, A. 1935, AN, 257, 139
Johansen, K.T. 1970, A&A, 4, 1
Khokhlova, V.L., Zverko, Y., Zhizhnovskii, I. & Griffin, R.E.M. 1995, Astronomy Letters 21, (6), 818.
Kwee, K.K. ve van Woerden, H. 1956, BAN, 12, 327
Mallama, A.D. 1980, ApJS, 44, 241
McCluskey, G. E. 1966, AJ, 71, 536
Mikuz, H., Dintinjana, B., Prsa, A., Munari, U. ve Zwitter, T. 2002, IBVS No. 5338
Nassau, J.J. 1936, AJ, 45, 137
Nordström, B. & Johansen, K.T. 1993, IBVS No., 3871
Nordström, B. & Johansen, K.T. 1994, A&A, 282, 787
O'Connell, D.J.K. 1979, Specola Vaticana, Ricerche Astron. 8, 563
Pedersen, H.N. & Steensgaard, J.L. 1931, Beob. Zirk. 13, 70
Perek, L. 1952, Contributions from the Astronomical Institute of the Masaryk University BRNO, 1, 1
Popper, D.M. 1965, ApJ, 141, 126
Popper, D.M. 1997, AJ, 114, 1195
Rachkovskaia, T.M. 1985, Krymskaia Astrofizicheskaia Observatoriia, Izvestiia 70, 134
Rafert, J.B. 1982, PASP, 94, 485
Schneller, H. 1936, AN, 206, 404
Soliman, M. A., Hamdy, M. A., Mahdy, H. A. 1985, IBVS, No. 2809
Stickland D.J. & Weatherby, J. 1984, A&AS, 57, 55

Synder, L. F. and Mattingly, P. 1995, I.A.P.P.P. Communications No, 61, 50
Synder, L. F. 1998, IBVS No.4624
Tabachnik, V.M. 1965, Astr. Zu 45, 1048, Sov. Astron.-A.J., 12, 830
Takeda, Y., Takada, M. & Kitamura, M. 1979, PASJ, 31, 821
Wellmann, P. 1954, ZA, 34, 99
Wolff, S.C. & Wolff, R.J. 1974, ApJ, 194, 65
Wolff, S.C. & Preston, G.W. 1978, ApJS, 37, 371
Wunder, E. 1995, IBVS No.4179
Wyse, A.B. 1936, PASP 48, 24
Zverko, J., Chochol, D., Juza, K. & Ziznovsky , J. 1981, IBVS No. 1997
Zverko, J., Ziznovsky, J. & Khokhlova, V.L. 1997, Contrib. Astron. Obs. Skalnate Pleso, 27, 41
Zwitter, T., Munari, U., Marrese, P.M., Prsa, A., Milone, E.F., Boschi, F., Tomov, T. ve Siviero, A., 2003, A&A, 404, 333

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

NN Vir ve V351 Peg'in Fotometrik Analizi

Mesut YILMAZ, Taner TANRIVERDİ, Cem ÇETİNTAŞ, Hakan Volkan ŞENAVCI, Ozan AKSU, Arzu KARA, Aslı ELMASLI, İbrahim ÖZAVCI, Berahitdin ALBAYRAK ve Selim Osman SELAM

Ankara Üniversitesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Fen Fakültesi, 06100, Ankara

Özet: Yakın tarihte keşfedilen NN Vir ve V351 Peg örten değişen çift sistemlerinin fotometrik B, V ve B, V, R ışık eğrileri, fiziksel parametrelerini ilk kez belirleyebilmek için analiz edildi. Her iki yıldızın ışık eğrileri sırasıyla Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde elde edildi. Analizler Djurasevic'in programı yardımıyla yapıldı ve NN Vir ve V351 Peg'in bileşenleri arasında düşük sıcaklık farkı bulunan değen çift sistemler olduğu belirlendi. Ayrıca her iki çift sistemde büyük kütleli bileşenden daha küçük kütleli bileşene doğru gerçekleşen enerji ve kütle transferinin var olabileceği görüldü.

Anahtar kelimeler: Örten çift yıldızlar, ışık eğrisi analizi, NN Vir, V351 Peg

Abstract: Photometric BV and BVR light curves of the recently discovered eclipsing binaries NN Vir and V351 Peg were studied for the first time to derive physical parameters of the systems. The light curves of NN Vir and V351 Peg were obtained at the Ankara University Observatory and TÜBİTAK National Observatory, respectively. The solutions made by using Djurasevic's inverse problem method to describe the NN Vir and V351 Peg systems as an overcontact binaries with a relatively small temperature differences between the components. Also, the both solutions were describe a significant mass and energy transfer from the more massive primary onto the less massive secondary.

Key words: Eclipsing binary stars, light curve analysis, NN Vir, V351 Peg

1. Giriş

NN Vir (HD 125488, BD +06 2869) HIPPARCOS uydusu (ESA, 1997) tarafından keşfedilen bir değişen yıldızdır. HIPPARCOS fotometrik gözlemlerine göre sistemin ışık değişim genliği $0^m.41$'dir. Woitas'a (1997) göre bu yıldız ~0.20 günlük döneme sahip RR Lyrae türü bir değişen yıldızdır. Gomez-Forrellad vd. (1997), V bandında 6 cm'lik teleskopla elde ettikleri ışık eğrisinden sistemin W UMa türü bir örten çift yıldız olduğunu gösterdiler. Ayrıca NN Vir'in dört minimum zamanını da gözlemleyerek sistemin ilk ışık elemanlarını belirlediler. Yakın tarihte Rucinski ve Lu (1999) her iki bileşenin dikine hız eğrisini elde ederek sistemin kütle oranını $q=m_2/m_1=0.491$ olarak hesapladı. Bunun yanısıra Rucinski ve Lu (1999), NN Vir'in F0/F1 V tayf sınıfına sahip A alt sınıfından bir W UMa türü örten değişen olduğuna dikkat çektiler.

V351 Peg'in (HD 220659, BD 14 4990) değişen bir yıldız olduğu ilk kez HIPPARCOS uydusu (ESA, 1997) tarafından belirlendi. HIPPARCOS fotometrik gözlemlerine göre sistem genliği $0^m.31$ olan bir ışık değişimi göstermektedir. HIPPARCOS sınıflamasına göre bu sistem dönemi ~0.30 gün olan RRc türü pulsasyon yapan bir değişen yıldızdır. Gomez-Forrellad vd. (1997) V bandında 6 cm teleskopla elde ettikleri ışık eğrisinden sistemin W UMa türü bir örten çift yıldız olduğunu gösterdiler. Ayrıca ışık eğrisinden elde ettikleri minimum zamanlarını kullanarak V351 Peg'in ilk ışık elemanlarını belirlediler. Rucinski vd. (2001) her iki bileşenin dikine hız eğrilerini elde ederek sistemin kütle oranını $q=m_2/m_1=0.360$ olarak hesapladılar. Rucinski vd. (2001), V351 Peg'in W alt sınıfından bir W UMa türü örten değişen olduğunu ve tayf türünün de A8 V olarak belirlediler.

2. Gözlemler

NN Vir'in ışık eğrisi gözlemleri BV bandlarında Mayıs 2002'de 3 gecede Ankara Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 30-cm Maksutov teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile elde edildi. Gözlemlerde BD+06 2864 ve BD+05 2865 yıldızları sırasıyla mukayese ve denet yıldızları olarak kullanıldı. Gözlemler esnasında mukayese ve denet yıldızında herhangi bir ışık değişimi görülmedi. Ayrıca her gece için atmosferik sönümleme katsayıları da mukayese yıldız

Bildiri tam metni için : Mesut YILMAZ
e-mektup: mesuty@science.ankara.edu.tr

gözlemleri kullanılarak hesap edildi. Gözlemlerde her filtre için toplam 217 nokta elde edildi. B ve V bandlarındaki gözlemlerin olası hataları sırasıyla ±0.020 ve ±0.026'dır. Mukayese ve denet yıldızlarına ait katalog bilgileri Tablo 1'de listelendi.

NN Vir'in BV ışık eğrileri Şekil 1'de verildi. Şekil 1'deki ışık eğrileri (1) ifadesinde verilen yeni ışık elamanları ile oluşturuldu. NN Vir'in tüm diferansiyel gözlem verisi Müyesseroğlu (2003) tarafından standart parlaklık sistemine dönüştürüldü. Tablo 2'de sistemin ışık eğrisi özellikleri sunuldu. Tablo 2 ve Şekil 1'den kolayca görülebileceği gibi, B ve V bandlarındaki ışık eğrilerinde birinci minimumlar ikinci minimumlardan daha derin gözükmektedir. Ayrıca ışık eğrilerinin iki maksimumu arasında önemli bir seviye farkı ve asimetrik yapı gözükmemektedir.

NN Vir'in ışık eğrisi iki minimum zamanını da kapsamaktadır. Ayrıca 2002 gözlem programı çerçevesinde NN Vir'e ait üç minimum zamanı daha gözlemlendi ve bu zamanlar Kwee & van Woerden (1956) yöntemi ile hesaplanıp Albayrak vd. (2002) tarafından yayınlandı. NN Vir'in bu minimum zamanları ile birlikte Gomez-Forrellad vd. (1997)'in dört minimum zamanıda kullanılarak aşağıdaki yeni ışık elamnları elde edildi:

HJD MinI=2450520.5962(5)+0^g.48068667(2)xE (1)

Tablo 1. NN Vir, mukayese ve denet yıldızlarına ait katalog bilgileri

Parametre	NN Vir	Mukayese	Denet
BD	+06 2869	+06 2864	+05 2865
HD	125488	124970	-
α_{2000}	$14^h19^m38^s$	$14^h16^m35^s$	$14^h18^m26^s$
δ_{2000}	05°53'47''	05°31'55''	05°13'25''
m_V	7^m.64	8^m.33	9^m.95
Tayf Türü	F0/F1 V	F5	F0

Tablo 2. NN Vir' in ışık eğrisi özellikleri

	B	V	HIP
Max (0.25)	7.896± 0.012	7.493± 0.015	7.609± 0.029
Max (0.75)	7.887± 0.026	7.502± 0.029	7.581± 0.012
Min (0.00)	8.351± 0.013	7.938± 0.022	8.031± 0.024
Min (0.50)	8.271± 0.011	7.910± 0.008	8.026± 0.012
Δmax	0.009	-0.009	0.028
Δ.min	0.080	0.028	0.005
Min I Derinliği	0.455	0.445	0.417
Min II Derinliği	0.384	0.408	0.445

V351 Peg örten çiftinin BVR bandlarındaki gözlemleri 29, 30 ve 31 Ağustos 2003 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) 40-cm Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile elde edildi. Gözlemlerde BD+15 4830 ve BD+14 4974 yıldızları sırasıyla mukayese ve denet yıldızları olarak kullanıldı. Geceye ait atmosferik sönümleme katsayıları mukayese yıldız gözlemleri kullanılarak hesap edildi. Gözlemlerde, B, V ve R bandlarında olmak üzere toplam 888 nokta belirlendi. B, V ve R bandlarında yapılan gözlemlerin olası hataları sırasıyla ±0.012, ±0.010 ve ±0.009'dur. Mukayese ve denet yıldızlarına ait katalog bilgileri de Tablo 3'te listelendi.

V351 Peg'in diferansiyel BVR ışık eğrileri Şekil 2'deki gibidir. Işık eğrileri (2) ifadesinde verilen yeni ışık elamanları ile oluşturuldu. Işık eğrilerinin minimum ve maksimumlarındaki ışık seviyeleri ve farklarını inceleyen bilgi Tablo 4'te sunuldu. Tablo 4 ve Şekil 2'den kolayca görülebileceği gibi, B, V ve R bandlarındaki ışık eğrilerinde maksimum seviyeler arasında önemli bir fark bulunmamaktadır. Ayrıca ışık eğrilerinde önemli bir asimetrik yapı yoktur.

V351 Peg'in ışık eğrisi gözlemlerinden üç minimum zamanı da elde edildi ve bu minimum zamanları Kwee & van Woerden (1956) yöntemi ile hesaplandı. V351 Peg'in bu minimum zamanları ile birlikte Selam vd. (2003) ait bir minimum zamanı ve Gomez-Forrellad vd. (1999)'ne ait bir minimum zamanı kullanılarak V351 Peg'in yeni ışık elemanları elde edidi:

HJD MinI=2452881.3927(3)+0^g.5932963(1)xE (2)

Tablo 3. V351 Peg, mukayese ve denet yıldızlarına ait katalog bilgisi

Parametre	V351 Peg	Mukayese	Denet
BD	+14 4990	+15 4830	+14 4974
HD	220659	221114	220078
α_{2000}	$23^h25^m25^s$	$23^h29^m02^s$	$23^h20^m45^s$
δ_{2000}	15°41'19''	16°00'45''	15°02'53''
m_V	8^m.03	7^m.10	7^m.65
Tayf Türü	A8 V	A2	A5

Tablo 4. V351 Peg'in ışık eğrisi özellikleri

	ΔB	ΔV	ΔR
Max (0.25)	1.033± 0.003	0.824± 0.003	0.665± 0.004
Max (0.75)	1.032± 0.005	0.820± 0.003	0.665± 0.004
Min (0.00)	1.370± 0.006	1.142± 0.006	0.985± 0.006
Min (0.50)	1.361± 0.003	1.134± 0.005	0.980± 0.004
Δmax	0.001	0.004	0.000
Δ.min	0.009	0.008	0.005
Min I Derinliği	0.336	0.318	0.320
Min II Derinliği	0.328	0.314	0.315

3. Işık Eğrisi Analizi

Bu çalışmada NN Vir ve V351 Peg'e ait fiziksel parametreler Djurasevic'in (1992a, 1992b, 1998) ışık eğrisi analiz programı ile belirlendi. Bu programın temeli Roche modeli ve Wilson-Devinney (1971) programının prensiplerine dayanmaktadır. Işık eğrisi analizleri Djurasevic (1992b) koduna modifiye edilmiş Marquardt (1963) algoritması ile gerçekleştirildi.

Bu programda, yıldızların boyutu Roche lobu doldurma derecesi ile tanımlıdır. Bu da bize sistemdeki yıldızın kritik lobun ne kadarının doldurduğunu gösterir. Roche lobu doldurma faktörü $F_{h,c}$, bileşenlerin kutupsal yarıçaplarının

kritik Roche lobunun kutupsal yarı çapları oranı olarak tanımlanmıştır ($F_{h,c}=R_{h,c}/R_{Rocheh,c}$). Burada h ve c ise sırasıyla sıcak ve soğuk bileşenlerdir. Bu durumda değen çift sistemler için Roche lobu doldurma faktörü F>1 olacaktır.

NN Vir ve V351 Peg'in ışık eğrisi analizinde normal noktalar yerine doğrudan gözlem verileri kullanılarak çözüme gidildi. Çözüm, ışık ve dikine hız eğrilerinin eş zamanlı kullanımı ile gerçekleştirildi. Ayrıca her iki çözümde sistemdeki bileşenlerin eş dönme oranlarına (f=1.0) sahip olduğu kabulü yapıldı.

NN Vir'in ışık eğrisi analizinde kütle oranı q=0.491değeri , Rucinski ve Lu (1999)'nun yaptığı dikine hız çalışmasından alınarak ışık eğrisi analizinde sabit parametre olarak dikkate alındı. Yine aynı çalışmadan NN Vir için belirlenen F0/F1 V tayf türüne göre, sisteme ait birinci bileşenin sıcaklığı Popper (1980) sıcaklık kalibrasyon tablolarından T_h=6900 K olarak hesaplandı.

V351 Peg'in ışık eğrisi analizinde ise kütle oranı q=0.36 değeri, Rucinski vd. (2001)'nin yaptığı dikine hız çalışmalarından alındı ve ışık eğrisi analizinde sabit parametre olarak dikkate alındı. Rucinski vd. (2001), V351 Peg için belirlediği A8 V tayf türüne göre, sisteme ait birinci bileşenin sıcaklığı Popper (1980) sıcaklık kalibrasyon tablolarından T_h=7580 K olarak hesaplandı.

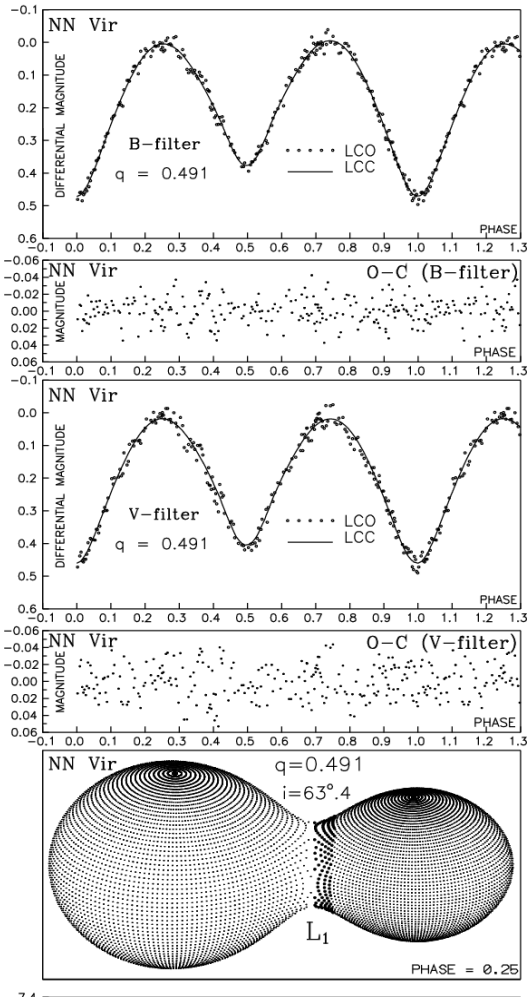
Işık eğrisi analizlerinde her iki sisteme ilişkin lineer olmayan kenar kararma katsayıları Claret'in (2000) tablolarından elde edildi. Kenar kararma katsayıları, kimyasal kompozisyona, etkin sıcaklığa ve yüzey çekim ivmesine (log$g$) bağlı olarak ışık eğrisi analizinde her diferansiyel düzeltme sonrasında Claret'in (2000) tablolarından iterasyonla hesaplanarak analizlere sokuldu. Her iki ışık eğrisi analizinde en iyi çözümler Basel model atmosfer yaklaşımı altında gerçekleştirildi. NN Vir için en iyi çözüm, Güneş kimyasal kompozisyonunda (Fe/H=0) elde edildi. V351 Peg için ise en iyi çözüm yakın Güneş kimyasal kompozisyonu (Fe/H=-1.0) değerinde elde edildi.

NN Vir'in ışık eğrisi analizinde çekim kararması üssü değerleri ($\beta_{h,c}$), sistemin fiziğine uygun olarak teorik değerleri dikkate alındı. Bileşenlerin kütlesine, sıcaklığına ve yüzey çekim ivmesine bağlı olarak çekim kararması üssü değerleri Claret (1998) tablolarından β_h=0.06 ve β_c=0.12 olarak belirlendi ve buna bağlı olarak da yansıma katsayıları $A_{h,c}$=0.5 olarak belirlendi. V351 Peg sisteminin sıcaklığı T_{eff}~7600 K olması nedeniyle ortak zarfında ışımasal ve konvektif enerji taşınım mekanizmalarının bir karışımı beklenmelidir. Bu nedenle V351 Peg'in ışık eğrisi analizinde çekim kararması üssü değerleri serbest parametre olarak bırakıldı ve en iyi çözüm β_h=0.20 ve β_c=0.18 değerleri için elde edildi. Buradan da yansıma katsayıları $A_{h,c}$=1.0 olarak alındı.

Her iki sistemin gözlemsel ışık eğrilerini tüm özelliklerini ortaya koyabilmek için bir çok farklı çözüm denemesi gerçekleştirildi. Yapılan tüm denemelerde her iki teorik eğrinin de gözlemsel eğrilere en iyi uyum sağlayan çözümlerin $A_{h,c}$ yansıma katsayılarının serbest bırakılmasıyla elde edildiği görüldü. Bu çözümlerde her iki sistemin küçük kütleli bileşenlerinin yansıma katsayıları teorik değerlerin çok üzerinde çıkmasından dolayı, küçük kütleli bileşenlerin L_1 Lagrange noktlarına bakan yüzeylerindeki sıcaklık artışının nedeni ancak sıcak leke kabulü ile yapılabildi. Bu nedenle her iki sistemin en iyi ışık eğrisi çözümü küçük küteli bileşenlerin üzerinde sıcak leke kabulü ve $A_{h,c}$ yansıma katsayılarının teorik değerlerinin girilmesi ile elde edildi. NN Vir'e ait parametrelerin çözüm sonuçları, gözlemsel ve teorik ışık eğrileri ve farkları ile sistemin 0.25 evresindeki geometrik modeli sırasıyla Tablo 5 ve Şekil 1'de verildi. V351 Peg'e ait parametrelerin çözüm sonuçları, gözlemsel ve teorik ışık eğrileri ve farkları ile sistemin 0.25 evresindeki geometrik modeli de sırasıyla Tablo 6 ve Şekil 2'de verildi.

Tablo 5. NN Vir'in ışık eğrisi analiz sonuçları

Parametre	B Filtresi	V Filtresi
n	217	217
$\sum(O-C)^2$	0.050	0.089
σ	0.0152	0.0202
$q=m_c/m_h$	0.491	
T_h	6900	
β_h	0.06	
β_c	0.12	
$A_h=A_c$	1.0	
$f_h=f_c$	1.0	
T_c	6676 ± 43	6796 ± 66
i [°]	63.3 ± 0.2	63.4 ± 0.2
$A_s=T_s/T_c$	1.22 ± 0.01	1.25 ± 0.02
θ_s [°]	34.1 ± 0.6	32.2 ± 1.0
λ_s [°]	182.2 ± 0.4	179.6 ± 0.7
φ_s [°]	0.0	0.0
$\Omega_{h,c}$	2.6906	
Ω_{in}	2.8585	
Ω_{out}	2.5647	
f_{over} [%]	57.15	58.86
$L_h/(L_h+L_c)$	0.657	0.636
M_h [$M_\odot$]	1.34 ± 0.02	
M_c [$M_\odot$]	0.66 ± 0.02	
R_h [$R_\odot$]	1.58 ± 0.02	
R_c [$R_\odot$]	1.19 ± 0.02	
log g_h	4.17 ± 0.02	
log g_c	4.11 ± 0.02	
a [$R_\odot$]	3.248 ± 0.009	



Şekil 1. NN Vir'in teorik ve gözlemsel ışık eğrileri ile farkları, sistemin 0.25 evresindeki geometrik modeli

5. Sonuçlar

Bu çalışmada NN Vir ve V351 Peg değen çift yıldız sistemlerinin sırası ile B, V ve B, V,R bandları ışık eğrileri elde edilerek Djurasevic'in ışık eğrisi analiz programı ile ilk ayrıntılı fotometrik analizleri gerçekleştirildi ve her iki sistemin fiziksel ve mutlak parametreleri belirlendi. Eşzamnalı gerçekleştirilen çözümlerde tüm bandlarda teorik ışık eğrilerinin gözlemsel eğrilerle oldukça uyumlu olduğu görüldü.

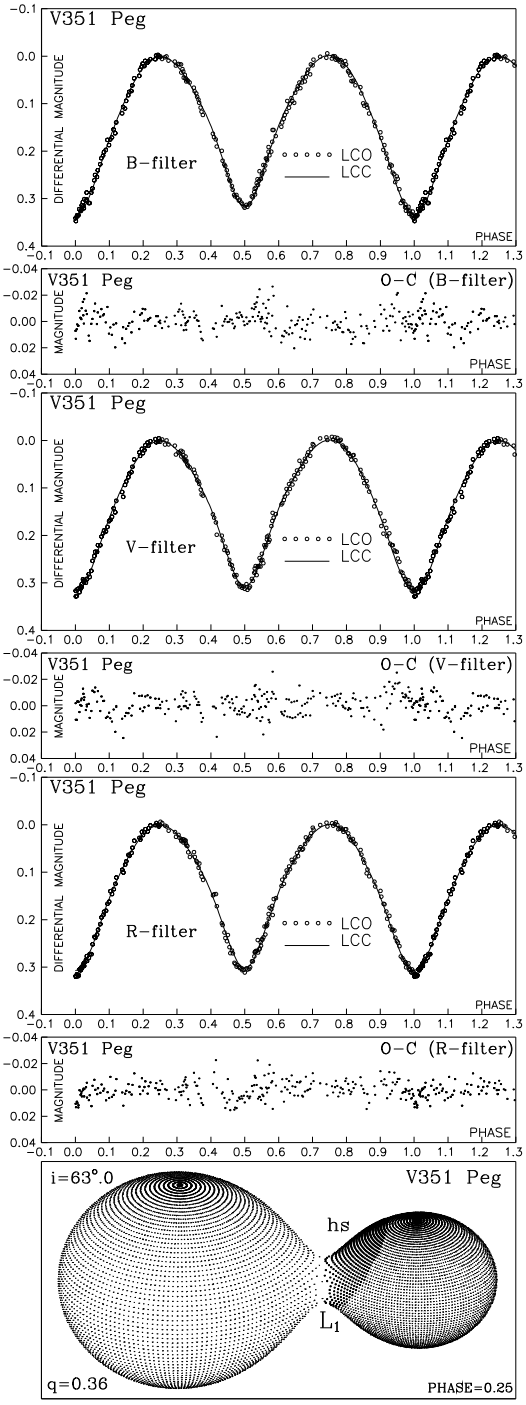
NN Vir için elde edilen fiziksel parametrelere göre sistem, büyük değme oranına sahip (f ~ %58) ve bileşenler arası küçük sıcaklık farkı bulunan (ΔT=160 K) bir çift yıldızdır. Sistem yaklaşık olarak i ~ 63^o yörünge eğikliğine sahip tipik bir A türü W UMa değen çift sistem özelliğini göstermektedir. Ayrıca çözümde büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğru madde ve enerji transferinin varlığı belirlendi ve bunun doğal bir sonucu olarak da en iyi çözüm küçük kütleli bileşenin boyun bölgesinde sıcak leke varsayımı ile elde edildi.

Tablo 6. V351 Peg'in ışık eğrisi analiz sonuçları

Parametre	Değer
n	888
$\sum(O-C)^2$	0.0511
σ	0.0076
$q=m_c/m_h$	0.36
T_h	7580
β_h	0.20 ± 0.01
β_c	0.18 ± 0.01
$A_h=A_c$	1.0
$f_h=f_c$	1.0
T_c	7559 ± 15
i [^{o}]	63.0 ± 0.1
$A_s=T_s/T_c$	1.066 ± 0.005
θ_s [^{o}]	41.3 ± 0.9
λ_s [^{o}]	182.7 ± 0.8
φ_s [^{o}]	23.8 ± 2.2
$\Omega_{h,c}$	2.5496
Ω_{in}	2.5953
Ω_{out}	2.3738
f_{over} [%]	20.64
$L_h/(L_h+L_c)$	0.700 (B); 0.702 (V); 0.703 (R)
M_h [$M_\odot$]	1.63 ± 0.05
M_c [$M_\odot$]	0.59 ± 0.02
R_h [$R_\odot$]	1.87 ± 0.03
R_c [$R_\odot$]	1.19 ± 0.03
log g_h	4.11 ± 0.03
log g_c	4.05 ± 0.03
a [$R_\odot$]	3.868 ± 0.005

V351 Peg için elde edilen fiziksel parametrelere göre sistem, NN Vir'e göre daha az değme oranına sahip (f ~ %21) ve bileşenler arası sıcaklık farkı oldukça düşük (ΔT=21 K) bir çift yıldızdır. Sistem yaklaşık olarak i ~ 63^o yörünge eğikliğine sahip ve W türü W UMa değen çift sistemlerin özelliklerine nazaran A türü W UMa değen çift sistemlerin özelliklerini göstermektedir. Ayrıca çözümde büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğru madde ve enerji transferinin varlığı belirlendi ve bunun doğal bir sonucu olarak da en iyi çözüm küçük kütleli bileşenin boyun bölgesinde sıcak leke varsayımı ile elde edildi. Bileşenlerin sıcaklıkları (yaklaşık olarak T~ 7600 K) ve çekim kararması üssü değerlerine (β_h=0.20 ve β_c=0.18) bakıldığında, ortak zarfta ışımasal ve konvektif enerji taşınım mekanizmalarının bir karışımı olduğu görülmektedir.

Bu çalışma, Türkiye Bilimler Akademisi (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) ve 20040705090 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir.



Şekil 2. V351 Peg'in teorik ile gözlemsel ışık eğrileri ve farkları, sistemin 0.25 evresindeki geometrik model

6. Kaynaklar

Albayrak, B., Tanrıverdi, T., ve Aydın, C. 2002, IBVS, No. 5300 .

Claret, A., 1998, A&A, 131, 395 .

Claret, A., 2000, A&A, 363, 1081.

Djurasevic, G., 1992a, Ap&SS, 196, 241.

Djurasevic, G., 1992b, Ap&SS, 197, 17.

Djurasevic, G., Zakirov, M., Hojaev, A., Arzumanyants, G., 1998, A&AS, 131, 17.

ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogs, SP-1200.

Gomez-Forrellad, J. M., ve Garcia-Melendo, E., 1997, IBVS, No. 4469.

Gomez-Forrellad, J. M., Garcia-Melendo, E., Guarro-Flo, J., 1999, IBVS, No. 4702.

Kwee, K. K., van Woerden, H., 1956, Bull. Astr. Inst. Neth., 12, 327.

Marquardt, D. W., 1963, J. Soc. Ind. Appl. Math., 11(2), 431.

Popper, D. M., 1980, ARA&A, 18, 115.

Rucinski, S. M., ve Lu, W., 1999, AJ, 118, 2451.

Rucinski, S. M., Lu, W., Mochnacki, S. W., 2001, AJ, 122, 1974.

Selam, S. O., Albayrak, B., Şenavcı, H. V., Tanrıverdi, T., Elmaslı, A., Kara, A., Aksu, O., Yılmaz, M., Karakaş, T., Çınar, D., Demirhan, M., Şahin, S., Çeviker, S., Gözler, A. P., IBVS, No. 5471.

Wilson, R. E., Devinney, E. J., 1971, ApJ, 166, 605

Woitas, J., 1997, IBVS, No. 4444

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

LO Andromedae: İlk Işık ve Dönem Analizi

Birol Gürol[1] ve Zekeriya Müyesseroğlu[1]

[1]Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan/Ankara
birol@astro1.science.ankara.edu.tr, muyes@astro1.science.ankara.edu.tr,

Özet: Kısa dönemli W UMa türü örten değişen bir sistem olan LO And'ın ışık eğrisi ve dönem analizi yapılarak sisteme ilişkin ilk fiziksel parametreler belirlenmiştir. Gözlemler A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 2003 yılında toplam 5 gecede elde edilmiştir. B ve V bandlarındaki ışık eğrilerin analizi Wilson-Devinney 2003 programı ile gerçekleştirilmiştir. Sistemin A-türü değen bir sistem olduğu ve fotoelektrik kütle oranının q=0.371 olduğu belirlenmiştir. Bileşen yıldızlar için mutlak parametreler, literatürde mevcut, benzer dönemli sistemlere ilişkin bulgular ışığında hesaplanmıştır. Bileşen yıldızların yarıçap ve kütleleri için R_1=1.30 $R_\odot$, R_2=0.85 $R_\odot$ ve M_1=1.31 $M_\odot$ ile M_2=0.49 $M_\odot$ olarak bulunmuştur. Sistemin döneminin sürekli artma göstermesi kütle aktarımı ve üçüncü cisim kabul edilerek açıklanmıştır. Örten değişen sistem ile aynı yörünge düzleminde bulunması halinde üçüncü cisim için hesaplanan kütle M_3=0.21 $M_\odot$ boyutundadır. Eğer dP/dt=0.0212 sn/yıl'lık dönem değişimi bileşenler arasında meydana gelen kütle aktarımından kaynaklanıyor ise kütle aktarım miktarı için dm/dt=1.682·10^{-7} $M_\odot$/yıl olduğu hesaplanmıştır.

Anahtar kelimeler: Yıldızlar: Çift Yıldızlar – Örten Değişen Yıldızlar: LO And

Abstract: New BV light curves and times of minimum light for the short period W UMa system LO And were analyzed to derive the preliminary physical parameters of the system. The light curves were obtained at Ankara University Observatory during 5 nights in 2003. A new ephemeris is determined for the times of primary minimum. The analysis of the light curves is made using the Wilson-Devinney 2003 code. The present solution reveals that LO And has a photometric mass ratio q=0.371 and is an A-type contact binary. The absolute radii and masses estimated for the components, based on our photometric solution and the absolute parameters of the systems which have nearly same period are R_1=1.30 $R_\odot$, R_2=0.85 $R_\odot$, M_1=1.31 $M_\odot$, M_2=0.49 $M_\odot$ respectively for the primary and secondary components. The period of the system is still increasing, which can be attributed to light-time effect and mass transfer between the components. With the assumption of coplanar orbit of the third body the revealed mass is M_3=0.21 $M_\odot$. If the period change dP/dt=0.0212 sec/yr is caused only by the mass transfer between components (from the lighter component to the heavier) the calculated mass transfer rate is dm/dt=1.682·10^{-7} $M_\odot$/yr.

Key words: stars: binaries – eclipsing stars – individual: LO And

1. Giriş

Kısa dönemli (P≈0^g.38) W UMa türü örten değişen sistem olan LO And (V_{maks}=11^m.2, V_{min}=11^m.82, WR 136, CSV 8853, NSV 14569)'ın değişen olduğu ilk kez Weber (1963) tarafından fotoğrafik olarak keşfedilmiş ve sefeid türü değişen olarak sınıflandırılmıştır. Diethelm ve Gauthschy (1980) sistemi görsel dalgaboylarında gözlemini yapmış ve bu sisteme ilişkin 15 adet maksimum zamanı ile birlikte ilk ışık elemanlarını vermişlerdir. Aynı çalışmada ayrıca B ve V bandlarında ilk fotoelektrik gözlemlerini yapmışlardır. GCVS (Kholopov 1988)'de bu sistem EW/KW olarak sınıflandırılmıştır. Sistem literatürde fiziksel parametreleri ve tayfsal bilgisi bulunmayan sistemler arasında yer almaktadır.

Bildiri tam metni için : Birol GÜROL
e-mektup: birol@astro1.science.ankara.edu.tr

2. Gözlemler

LO Andromedae sisteminin ışık eğrisi, 2003 yılında Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AUG)'nde bulunan 30-cm çaplı Cassegrain türü Maksutov teleskopu kullanılarak toplam 5 gecede elde edilmiştir. Gözlemlerde SSP5-A fotometre başlığı kullanılmıştır. B ve V bandlarında olmak üzere toplam 507 gözlem noktasından oluşan gözlemler, gözlem tarihleri, gözlenen nokta sayısı ve gözlemcilerin isimleri ile birlikte Tablo 1'de verilmiştir. Gözlemler sırasında GSC 03637-00299 ve GSC 03637-00716 yıldızları sırasıyla mukayese ve denet yıldızı olarak gözlenmiştir. Mukayese yıldızının gözlemler süresince bir değişim göstermediği görülmüştür. Mukayese yıldızının gözlemleri kullanılarak gecelik sönümleme katsayıları hesaplanmış ve aletsel diferansiyel parlaklık değerleri (değişen–mukayese) atmosfer dışına indirgenmiştir. Tek bir diferansiyel gözlem noktasına ilişkin olası hata değeri sırasıyla B ve V

bandları için $\pm 0^m.02$ ve $\pm 0^m.01$ kadir olarak hesaplanmıştır.

Işık eğrileri aşağıdaki yeni ışık elemanları kullanılarak evrelendirilmiştir;

HJD(Min I)=2452873.46441 + 0^g.380442063xE
$\pm 0.00069 \quad \pm 0.000000222$

Tablo 1. Gözlemlere ilişkin genel bilgiler.

Tarih	Gözl.Nokta Sayısı	Gözlemciler
21.08.2003	82	AC
26.08.2003	58	LG
02.09.2003[32]	119	AC
23.09.2003	122	AC
25.09.2003	126	ET

Gözlemciler: AC: A. Çağlar, LG: L. Gürdemir, ET: E. Törün.

Işık eğrilerinde iki minimum seviyesinin hemen hemen aynı derinlikte görülmektedir. Birinci minimum seviyesi ile ikinci minimum seviyesi arasındaki parlaklık farkı sırasıyla V ve B bandları için (Min.I–Min.II) farkı 0.051 ve 0.058 kadir kadardır. Maksimum seviyeleri arasındaki fark ise V ve B bandları için sırasıyla (Maks.II–Maks.I) farkı -0.010 ve -0.002 kadir düzeyindedir.

3. Dönem Analizi

Gözlemlerimizden dört adet birinci ve altı adet ikinci minimum zamanı elde edilmiştir. Bunlar, standart sapma değerleri ile birlikte Tablo 2'de verilmiştir. Minimum zamanları Kwee & van Woerden (1956) yöntemi ile hesaplanmıştır.

Tablo 2. AUG'nde elde edilen fotoelektrik minimum zamanları ve standart sapma değerleri.

HJD2400000+	$\pm\sigma$	Min Türü	Filtre
52873.46362	0.00008	I	B
52885.44574	0.00042	II	V
52885.44894	0.00024	II	B
52906.37451	0.00032	II	V
52906.37461	0.00024	II	B
52908.27729	0.00048	II	V
52908.27458	0.00018	II	B
52908.46344	0.00061	I	V
52908.46580	0.00075	I	B

LO And sisteminin dönem analizi için bütün minimum zamanları toplanmıştır. Elde edilen minimum zamanlarının sayısı, 163 adet görsel (vis), 15 adet fotoğrafik (pg) ve 42 adet CCD ve fotoelektrik (CCD+pe) olmak üzere toplam 215 adettir.

Bu gözlenen minimum zamanları yardımıyla, Kreiner vd. (2001) tarafından verilen ışık elemanları;

HJD(Min I)=2445071.059+0.3804441396 E (1)

kullanılarak O-C diyagramı oluşturulmuştur.

O-C diagramı yaklaşık 44000 çevrimi (45 yıl) kapsamaktadır ve açık bir şekilde sistemin döneminde bir değişim olduğunu göstermektedir. Bu değişimin sadece parabol ile temsil edilemediği görülmüştür (Şekil1.). İkinci derece denklemden olan farklar, üçüncü bir cismin varlığından kaynaklanan ışık-zaman etkisi olabilir. Bu durumda O-C analizi için kullanabileceğimiz denklem (1) şeklinde olacaktır.

$$t_{cc}=t_0+EP+QE^2+\Delta T \qquad (2)$$

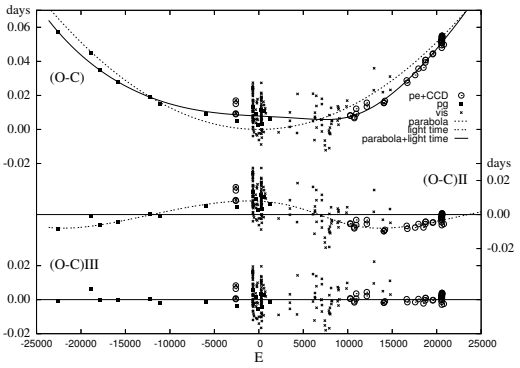
Burada t_0 ve P sırasıyla başlangıç epokunu ve dönemi göstermektedir. E ise çevrim sayısıdır. Q parabolik terimin katsayısını ve ΔT ise üçüncü bir cismin varlığı nedeniyle gözlenen minimum zamanlarında meydana gelen zaman gecikmesini veya artmasını temsil etmektedir. Bu etki matematiksel olarak;

$$\Delta T = \frac{a\sin i}{c}\left[\frac{(1-e^2)}{(1+e\cos\nu)}\sin(\nu+\omega)+e\sin\omega\right] \qquad (3)$$

şeklindedir ve burada c=2.590x10^{10} km/gün, ışık hızını göstermektedir. Diğer parametreler Irwin (1952, 1959) tarafından kullanılan parametrelerdir.

Şekil 1'de üst panelde; uygulanan parabol (kesikli çizgi) fit'inin yanında parabol+sinüsel yapı (sürekli çizgi) fit'leri gösterilmiştir. Değişimi daha iyi görebilmek için şeklin orta panelinde, uygulanan parabol fit'inden olan artıklar üzerine hesaplanan ışık-zaman fit'i ayrı olarak gösterilmiştir. Şeklin en alt panelinde ise parabol+sinüsel fit'ten olan artıkların çizimi verilmiştir. Parabol+sinüsel fit için hesaplanan $\sum(O-C)^2$ değeri fotoelektrik ve CCD minimumları dikkate alındığında 0.00033 ve bütün minimum zamanları dikkate alındığında 0.00125 olarak bulunmuştur. Parabol+sinüsel fit'in gerçekleştirilmesinde kullanılan (2) ve (3) no'lu denklemlere ilişkin katsayılar ve üçüncü cisim için hesaplanan parametreler Tablo 3'de verilmiştir.

[32] Gözlemlerde farklı mukayese yıldızı kullanıldığından sadece minimum zamanı hesaplanması amacıyla kullanılmıştır.



Şekil 1. LO And'ın O-C diyagramı (Metne bakınız)

Tablo 3. Üçüncü cisme ilişkin kütle, yörünge eğim açısının örten değişen sistem ile aynı olduğu kabul edilerek hesaplanmıştır.

Parametre	Değer
t_0 (HJD) =	2445071.059
P_{12} (gün) =	0.380435536
P_3 (yıl) =	37.080
Q =	$1.281 \cdot 10^{-10}$
A(gün) =	0.008
a_{12} (AB) =	1.4637
$a_{12}+a_3$ (AB) =	14.0325
i (°) =	78°.674
Dışmerkezlik (e) =	0.275
ω (°) =	198°
m_1+m_2 ($M_\odot$) =	1.80
$f(m_3)$ ($M_\odot$) =	0.00214988
m_3($M_\odot$) =	0.21

Dönem değişiminin bu şekilde parabolik yapısı, sistemde küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımı vaya sistemin dışına atılan madde ile açıklanabilir. Manyetik alan etkisinin olmaması durumunda, korunumlu madde aktarımı, Kwee & van Woerden (1958) tarafından verilen aşağıdaki denklem ile hesaplanır,

$$\frac{\Delta P}{P} = 3\left(\frac{m_2}{m_1} - 1\right)\frac{\Delta m_2}{m_2} \qquad (4)$$

Burada $\Delta m_2 = dm_2/dt$ ve $\Delta P = dP/dt$ şeklinde sırasıyla zamana bağlı olarak kütle aktarım miktarını ve dönem değişimini göstermektedir.

ΔP değişimin miktarı $2.458 \cdot 10^{-7}$ gün/yıl (≈0.0212 sn/yıl) boyutundadır. Kesim 5'de örten değişen sistemin bileşenleri için hesaplanan kütle değerleri dikkate alındığında sistem için hesaplanan kütle aktarım miktarı $\Delta m_2 = 1.686 \cdot 10^{-7}$ $M_\odot$/yıl kadardır ve literatürde değen sistemler için bulunan kütle aktarım miktarı boyutlarındadır (bkz. Yang ve Liu 2003).

Şekil 1 orta panelde görülen sinüsel değişimin sisteme bağlı üçüncü bir cisimden kaynaklandığı kabul edilirse, bu cismin yörünge eğim açısına bağlı olarak kütlesini, üçüncü dereceden bir fonksiyon yardımıyla (denklem 5) hesaplamak mümkündür.

$$m_3^3 \sin^3 i - m_3^2 f(m_3) - 2m_3 m_{12} f(m_3) - m_{12}^2 f(m_3) = 0 \qquad (5)$$

Burada m_{12} ve m_3 sırasıyla yakın çifte ve üçüncü cisme ilişkin Güneş kütlesi biriminde yıldızların kütlelerini göstermektedir. $f(m_3)$ ise üçüncü cisme ilişkin yörünge parametrelerinden hesaplanan kütle fonksiyonudur ve ifadesi denklem (6) ile verilmiştir.

$$f(m_3) = \frac{(m_3 \sin i)^3}{(m_{12}+m_3)^3} = \frac{1}{P_3^2}\left[\frac{173.15A}{\sqrt{1-e^2\cos^2\omega}}\right]^3 \qquad (6)$$

Burada A gün biriminde sinüsel değişimin yarı-genliği ve P_3 ise (O-C) eğrisinden hesaplanan yıl biriminde üçüncü cismin yörünge dönemidir. 0.008 gün'lük bir ışık-zaman etkisi için ikili sistemin üçüncü cisimle birlikte oluşturdukları ortak kütle merkezine olan uzaklığı 1.43 AB kadardır. Bu uzaklık değerini hesaplanan dönem değeri ile birlikte kullanılması durumunda (37.08 yıl) ve değen sistemin toplam kütlesinin 1.80 $M_\odot$ olduğu kabul edildiğinde, üçüncü cisim için, minimum kütle değeri 0.21 $M_\odot$ ve kütle merkezine uzaklığı ise 13.7 AB olarak hesaplanır.

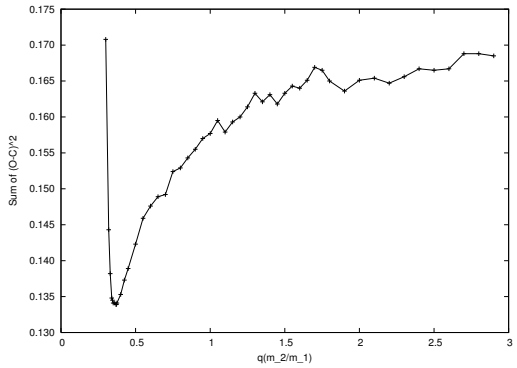
Sistemin toplam kütlesi ve ışınımgücü ile karşılaştırıldığında, bu kütledeki bir üçüncü cismin normal bir yıldız olması durumunda, toplam ışınımgücüne katkısı gözlemlerimizin hata boyutlarında olacaktır.

4. Işık Eğrisi Analizi

Işık eğrisinin analizi Wilson ve Devinney (1971) yöntemi ve B.Gürol tarafından MS Excel programında WD2003 sürümü için hazırlanan arayüz kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Yöntem, yıldız yüzeylerinin eşpotansiyel yüzeylerden oluştuğunu kabul ederek, aşağıdaki parametreleri kullanarak işlem yapar: i (yörünge eğim açısı), $\Omega_{1,2}$ yüzey potansiyelleri, $T_{1,2}$ bileşen yıldızların ortalama yüzey sıcaklıkları, $q=m_2/m_1$ kütle oranı, $L_{1,2}$ normalize edilmiş ışınımgücü değerleri, $x_{1,2}$ kenar kararma sabitleri, $g_{1,2}$ çekim kararma sabitleri ve $A_{1,2}$ tümışınım yansıma katsayılarıdır. Bu çalışma boyunca 1 ve 2 indisleri sırasıyla baş bileşen (sıcak bileşen) ve yoldaş bileşen (soğuk bileşen) için kullanılmıştır.

Gözlemsel ışık eğrilerinden her bir renkte 77 adet normal nokta oluşturulmuştur. Herbir normal nokta oluşturulurken kullanılan gözlem sayısı, onların ağırlıkları olarak kullanılmıştır.

Bileşenler için tayf ve sıcaklık değerinin olmaması, ışık eğrisi analizine başlamak için bir sıkıntıdır. Bu yüzden Wang (1994)'ın verdiği renk-dönem bağıntısı ile Rucinski ve Duerbeck (1977)'in verdiği mutlak parlaklık kalibrasyonu bağıntılarını kullanarak, baş bileşenin sıcaklığını 6500 °K, ve tayf türünü F4 V / F5 V olarak kabul ettik. Bolometrik ve logaritmik kenar kararma katsayıları van Hamme (1993)'den alınmış ve ışık eğrisi analizi sırasında değişen sıcaklık değerlerine göre otomatik olarak uygun katsayıların alınması sağlanmıştır. Çekim kararma sabiti ve bolometrik albedo değeri, her iki bileşenin konvektif atmosfere sahip olduğu kabul edilerek, sırasıyla 0.32 ve 0.50 olarak alınmıştır. Işık eğrisi analizi sırasında bu katsayılar sabit olarak tutulmuştur. Tayfsal kütle oranı bilinmediğinden *q-tarama yöntemi* kullanılarak fotometrik kütle oranı aranmıştır. *q* taraması 0.3 ile 3.0 arasında yapılmış ve en küçük fark kareleri toplamının (Mod 3'de değen sistemler için) 0.370 civarında olduğu görülmüştür (Şekil 2).

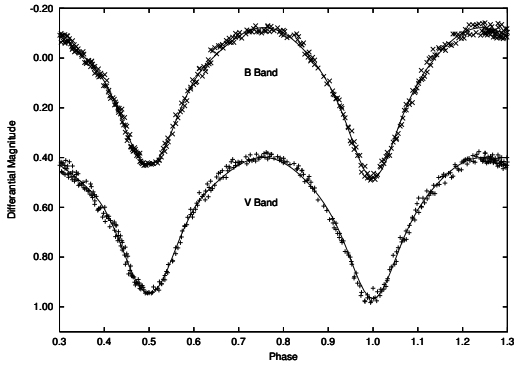


Şekil 2. q tarama sonucu en küçük fark kareler toplamının 0.370 civarında gerçekleştiği görülmektedir.

Diferansiyel düzeltme işlemi serbest bırakılan parametreler için hesaplanan düzeltme miktarlarının ilgili parametre için hesaplanan standart sapma değerinden daha küçük olana kadar tekrarlanmıştır. Çözüm sonuçları Tablo 4'de ve bu parametreler kullanılarak oluşturulan teorik ışık eğrileri Şekil 3'de verilmiştir.

5. Mutlak Parametreler

Tablo 5'de, tayfsal ve fotometrik analizlerden, fiziksel parametreleri iyi bir şekilde belirlenmiş W UMa türü örten değişen yıldızların bileşenlerine ilişkin kütleleri verilmiştir. Dikkate alınan örnek grup LO And sisteminin yörünge dönemine yakın olması ile sınırlandırılmıştır.



Şekil 3. LO And sistemi için Tablo 5'de verilen parametreler kullanılarak hesaplanan teorik ışık eğrisi ile gözlenen B (çarpı) ve V (artı) ışık eğrileri.

Tablo 5'de bulunan sistemlere ilişkin toplam kütle değerlerinin ortalaması $M_T=M_1+M_2=1.797\pm0.330$ $M_\odot$'dir. Standart hata değeri çok büyük olmadığından, bu ortalama toplam kütle değeri LO And için de kullanılırsa, 3. Kepler yasasından, bileşenler arasındaki ortalama uzaklık $a(R_\odot)=2.69\pm0.01$ olarak hesaplanır. Buna göre baş ve yoldaş yıldız için yarıçap değerleri sırasıyla, $R_1(R_\odot)=1.30\pm0.05$ ve $R_2(R_\odot)=0.85\pm0.14$ olarak hesaplanmıştır. Sistemin kütle oranı ve toplam kütlesi yardımıyla, baş yıldız için $M_1(M_\odot)=1.31\pm0.11$ ve yoldaş bileşen için $M_2(M_\odot)=0.49\pm0.07$ değerleri bulunmuştur.

Tablo 4. WD2003 programı kullanılarak LO And sistemi için elde edilen çözüm parametreleri.

Parametre	B&V	±σ
i(°)	78.67	0.62
$X_1=x_2$ (bolo)	0.478*	
$Y_1=y_2$ (bolo)	0.078*	
$A_1=A_2$	0.50*	
$g_1=g_2$	0.32*	
l_3	0.00*	
T_1(°K)	6500*	
T_2(°K)	6465	184
$\Omega_1=\Omega_2$	2.5482	0.0256
$q=m_2/m_1$	0.3707	0.0015
L_1 (V)	0.6652	0.0082
L_1 (B)	0.6818	0.0074
L_2 (V)	0.2769	0.0069
L_2 (B)	0.2685	0.0597
fillout: $f_1=f_2$	0.30545	
r_1 (pole)	0.4524	0.0058
r_1 (side)	0.4873	0.0081
r_1 (back)	0.5189	0.0115
r_2 (pole)	0.2911	0.0099
r_2 (side)	0.3055	0.0124
r_2 (back)	0.3501	0.0251
$\sum(O-C)^2$	0.0226 (V)	
$\sum(O-C)^2$	0.0178 (B)	

* Sabit kabul edilen parametreler

Tablo 5. Yörünge dönemi LO And'ın dönemine yakın olan W UMa türü sistemler.

Sistem	Tür	Dönem (gün)	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	Ref.
UY UMa	W	0.376018	1.19	0.16	1
YY CrB	A	0.376564	1.429	0.348	2
AD Phe	A	0.379924	1.05	0.98	3
TX Cnc	W	0.382882	1.01	0.62	4
BI CVn	A	0.384206	1.28	1.11	3
EM Lac	W	0.389135	1.06	0.67	3
V396 Mon	W	0.396342	1.2	0.47	5

(1)Yang ve ark.(2001), (2) Pribulla ve Vanko (2002), (3) Maceroni ve van't Veer (1996), (4) Whelan ve ark. (1973), (5) Yang ve Liu (2001).

Tablo 6'da LO And sistemi için tahmin edilen mutlak parametreler verilmiştir. Bu sonuçlar LO And sistemi için elde edilecek dikine hız eğrisi gözlemleri ile denetlenmelidir.

Tablo 6. Bileşen yıldızların mutlak parametreleri.

Mutlak Parametre	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
$M(M_\odot)$ =	1.31±0.18	0.49±0.07
$R(R_\odot)$ =	1.30±0.05	0.85±0.14
$L(L_\odot)$ =	2.70±0.08	1.13±0.35
M_{bol} =	3.67±0.08	4.62±0.39
log g (cgs) =	4.32±0.71	4.26±0.75
ρ (cgs) =	0.84±0.15	1.12±0.58
$a(R_\odot)$=	2.69±0.01	

6. Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada LO And sisteminin A-türü bir W UMa sistemi olduğu ortaya çıkmıştır. Bileşen yıldızların *f* doldurma parametresi %30 olarak hesaplanmış ve fotometrik kütle oranı q=0.371 olarak belirlenmiştir. Baş yıldız için kabul edilen T_1=6500 °K sıcaklık değeri F4V-F5V tayf türüne karşılık gelmekte ve yoldaş bileşen için hesaplanan sıcaklık değeri T_2=6465°K'dir. Dönem değişiminde görülen çevrimsel yapının ışık-zaman etkisinden kaynaklandığı kabul edildiğinde üçüncü cisim için hesaplanan kütle M_3=0.21 $M_\odot$ olarak bulunmuş ve bu boyutlu bir kütlenin sistemi oluşturan toplam kütlenin yaklaşık %12'si olduğu hesaplanmıştır. Normal bir anakol yıldızı olması durumunda sistemin toplam ışınımgücünün ancak %0.5'i kadar ışınım üretecektir ki, bu boyutta bir cismi fotometrik olarak ayırtetmek güçtür. Sistem için hesaplanan mutlak parametrelerin denetlenmesi için tayfsal gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır.

7. Teşekkür

Bu çalışmada gözlemlere katkıda bulunan L. Gürdemir, A. Çağlar ve E. Törün'e, literatüre minimum zamanı gözlemlerini kazandıran amatör ve profesyonel gözlemcilere, ulaşmakta güçlük çektiğimiz minimum zamanlarını bize gönderen R. Boninsegna ve R. Pickard'a teşekkür ederiz. Bu çalışmada SIMBAD veritabanı ve NASA ADS veritabanları kullanılmıştır.

8. Kaynaklar

Diethelm, R. ve Gauthschy, A. 1980, IBVS No. 1767.
Irwin, J. B. 1952, ApJ, 116, 211.
Irwin, J. B. 1959, AJ, 64, 149.
Kholopov P.N., Samus N.N., Frolov M.S. ve ark. 1988, GCVS, 4th Ed., Moscow: "Nauka" Publishing House.
Kreiner, J.M., Kim, Chun-Hwey., Nha, II-Seong.: 2001, "An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars", Cracow Poland: Wydawnictwo Naukowe Akademii Pedagogicznej.
Kwee, K., K. ve van Woerden, H. 1956, Bull. Astron. Inst. Netherlands. 12, 327.
Kwee, K., K., ve van Woerden, H. 1958, Bull. Astron. Inst. Netherlands. 14, 131.
Maceroni, C. ve van't Veer, F. 1996, A&A, 311, 523.
Mochnacki, S.W. 1981, ApJ, 245, 650.
Pribulla, T.ve Vanko, M. 2002, CoSka., 32, 79.
Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P. ve Bitzaraki, O. 1992, Ap&SS, 189, 237.
Rucinski, S.M. ve Duerbeck, H.W. 1977, PASP, 109, 1340.
Sekiguchi, M. ve Fukigita, M. 2000, AJ, 120, 1072.
Straizys, V. ve Kurilliene, G. 1981, Ap&SS, 80, 353.
van Hamme, W. 1993, AJ, 106, 2096.
Wang, J.M. 1994, ApJ, 434, 277.
Weber, R. 1963, IBVS No. 21.
Whelan, J.A.J., Worden, S.P. ve Mochnacki, S.W. 1973, ApJ, 183, 133.
Wilson, R.E. ve Devinney, E.J. 1971, ApJ, 166, 605.
Yang, Y. ve Liu, Q. 2001, AJ, 122, 425.
Yang, Y. ve Liu, Q. 2003, PASP, 115, 748.
Yang, Y.,Liu, Q., ve Leung, K,-C. 2001, A&A, 370, 507.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

SW Lac'ın üç yıllık ışık eğrisi değişimi

T. Tanrıverdi[1], C. Çetintaş[1], H. V. Şenavcı[1] ,A. Kara[1], O. Aksu[1], İ. Özavcı[1], A. Elmaslı[1], M. Yılmaz[1], O. S.Selam[1] ve B. Albayrak[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, 06100, Ankara
taner@astro1.science.ankara.edu.tr,

Özet: Bu çalışmada W Uma türü bir örten çift olan SW Lac'ın, Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 2001, 2002 ve 2003 yıllarında B ve V bandlarında elde edilmiş ışık eğrilerinin analizleri sunuldu. Bu mevsimsel **(yıllık)** ışık eğrileri önemli farklılıklar ve asimetrik yapılar içermektedir. Işık eğrisindeki bu farklılıklar bileşenler üzerindeki yıldız lekelerinin varlığıyla açıklanabilmektedir. Işık eğrileri Djurašević'in programı yardımıyla analiz edildi. Ulaşılan sonuçlar SW Lac'ın aşırı derecede değen (f~%31) bir çift sistem olduğunu göstermektedir. Daha büyük kütleli ve soğuk bileşen üzerine yerleştirilen lekeli bölgelerin ardışık yıllardaki ışık eğrilerine, sistemin temel parametreleri değiştirilmeden, daha iyi uyum gösterdiği görülmektedir. Bu durum, sistemin ışık eğrisindeki değişimlerin yıldızın büyük bir kısmını kaplayan lekeli bölgelerdeki değişim nedeniyle olduğunu göstermektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çift: örten– yıldızlar: yıldızlar: çift: yakın – yıldızlar : SW Lac

Abstract: In the present study**,** the observed light curve of the eclipsing binary of W Uma type system SW Lac in Ankara University Observatory are analysed. Seasonal light curves show significant differences and asymetries. Light curves are analysed by using Djurassevic's program. The results show that SW Lac is an overcontact configuration (f~%31). The Roche model with spotted areas on the more massive and cooler componenet yields a good fit of the observations for the whole set of the seasonal light curves, without any changes of the basic system parameters. This indicates that the complex nature of the light curve variations during the examined period can be explained by the changes of spotted areas on the cooler component which cover a significant part of the stellar surface.

Key words: binaries: eclipsing– stars: binaries: close– stars: individual: SW Lac

1. Giriş

Kısa dönemli (P~0^g.32) W UMa türü bir örten çift olan SW Lac (V_{max}= 8^m.91, HD 216598, BD+37 4717, HIP 113052) ışık eğrisi ve döneminde gösterdiği değişiklikler nedeniyle literatürde birçok kez inceleme konusu olmuştur. İlk fotometrik gözlemler Brownlee (1957) tarafından yapılarak ve ışık eğrisinde değişimden ve asimetriden bahsedilmiştir. Işık eğrisindeki değişimlere çiftin üyelerindeki aktif lekeli bölgelerin neden olduğu açıklanmıştır (Stepien 1980; Binnendijk 1984; Leung v.d. 1984; Eaton 1986; Jeong v.d. 1994; Lee v.d. 1991; Djurašević ve Erkapic 1997; Pribulla v.d. 1999). Sistemdeki dönem değişiminin ise Panchatsaram ve Abhyankar (1981) ve Pribulla (1999) tarafından üçüncü ve dördüncü cisim nedeniyle olduğunu söylenmiş.

SW Lac'ın bileşenlerinin tayf türü G3V+G3V'tir (Wood, 1980). Struve (1949) radyal hız eğrisinden kütle oranını $q = m_c/m_h = 1.17$ buldu. Burada h ve c indisleri sırasıyla sıcak (küçük kütleli) yoldaş ve soğuk (büyük kütleli) baş bileşen için kullanılmaktadır. Zhai ve Lu (1989) en son radyal hız eğrisi çalışmasında kütle oranını 1.255 belirledi.

2. Gözlemler

SW Lac, B ve V bandında 2001 (5, 12 Ekim), 2002 (18 Ekim) ve 2003 (3 ve 22 Ekim) yıllarında ve Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 30 cm'lik Maksutov teleskoba bağlı SSP-5A fotometresi ile gözlendi. Mukayese ve denet yıldızları olarak olarak sırasıyla BD +37 4715 ve BD +37 4711 kullanıldı. 2001, 2002 ve 2003 yıllarında her renkte sırasıyla toplam 235, 181 ve 405 gözlem elde edildi. Her band için sönümleme katsayıları mukayese yıldızının gözlemlerinden belirlendi. Gözlemlerdeki her bir nokta için hata 2001, 2002 yıllarında B ve V bandında ±0.026, 2003 yılı için B bandında ±0.017 ve V bandında ±0.020 olarak belirlendi. Işık eğrisinde belirgin bir asimetri ve 0.25 evresindeki I. maksimumun 0.75 evresindeki II. maksimumdan daha parlak olduğu görüldü.

Bildiri tam metni için : Taner TANRIVERDİ
e-mektup: taner@astro1.science.ankara.edu.tr

3. Işık eğrisi

Işık eğrisi analizi Djurašević (1992a) sentetik ışık eğrisi programının değen çiftler için uyarlanmış versiyonu (Djurašević v.d. 1998) ile yapıldı. Program Roche modeli esasına ve Wilson Devinney (1971) ışık eğrisi analizine göredir.

Değme oranı $F_{h,c} = R_{h,c} / R_{Roche\ h,c}$. $R_{Roche\ h,c}$ kritik Roche lobu için kutupsal yarıçap ve $R_{h,c}$ modellenmiş değeridir.

Işık eğrisi analizinde, bileşenlerin kütle oranı Zhai ve Lu (1989)'nun radyal hız çözümlerinden elde ettiği $q = m_c/m_h = 1.255$ olarak sabitlendi. Daha az kütleli bileşenin (sıcak) sıcaklığı, T_h tayf türünden (G3 V; Wood v.d. 1980) 5630 olarak alındı.

Yapılan analize göre kritik roche lobu için değme katsayısı $F_h > 1$, yani sistemin aşırı değen olduğunu göstermektedir.

Lucy (1967), Rucinski (1969) ve Rafert ve Twigg (1980)'den yararlanılarak çekimsel kararma katsayısı, $\beta_{h,c}$ ve yansıma etkisi $A_{h,c}$ konvektif zarflı yıldızlar olduğu kabul edilerek sırasıyla 0.08 ve 0.5 olarak alındı.

Diğer parametrelerin değerleri hesaplanırken doğabilecek muhtemel hatadan kaçınmak amacıyla doğrusal olmayan kenar kararma katsayıları Claret (2000)'den alındı.

Işık eğrisindeki asimetriye teorik çakıştırma yapabilmek için lekeli model kullanıldı. Sistemin bileşenleri manyetik aktivite gösterebilen dış konvektif zarfa sahip oldukları için Güneşteki manyetik lekelere benzer soğuk lekelerin olduğu varsayılarak çözüm yapıldı. Çözümlerde her iki bileşende de leke olabilecek durumlar denendi. Son olarak mevsimsel B ve V ışık eğrilerinin eşzamanlı analizlerinden en iyi çözüm büyük kütleli bileşen üzerinde koyu lekenin varlığıdır. Soğuk olan bileşen derin konvektif katmana sahip olduğu için daha aktif bölgelerin varlığına sahip olacağı beklenmektedir. Çözüm yapılan programda leke ile ile onu çevreleyen fotosfer arasındaki sıcaklık farkı $A_s = T_s/T_*$, lekenin açısal yarıçapı θ_s, lekenin boylamı λ_s ve lekenin enlemi φ_s ile tanımlandı (Djurašević v.d. 1998).

Leke etkisinin görülmediği ışık eğrisi olmadığı için lekesiz durumu temsil edecek maksimum ışık seviyesi olarak 2002 yılında ki 0.25 evresi referans alındı. Daha sonraki aşamalarda maksimum ışık seviyesi muhtemelen leke etkisinin minimum olduğu referans seviyesi olarak alındı ve ışık eğrisileri bu seviyeye normalize edildi.

2002 ışık eğrilerinin eşzamanlı çözümleri sistemin ve lekenin temel parametrelerini vermektedir. Mevsimsel ışık eğrisi çözümü için yörünge eğikliği $i \sim 79^{\circ}.8$, değme parametresi $F_h \sim 1.06$ ve soğuk bileşenin sıcaklığı $T_c \sim 5348$ K olarak alındı.

2002 ışık eğrisi ile elde edilen temel parametreler diğer yıllardaki ışık eğrilerinin çözümünde sabit tutuldu. Daha doğrusu bu parametrelerin soğuk bileşenin sıcaklığındaki az değişim hariç değişmediği varsayıldı.

2001 ve 2002 yılı ışık eğrileri tek bir leke ile modellenebilirken, 2003 yılı ışık eğrisi büyük bileşen üzerine bir leke daha eklenerek modellendi

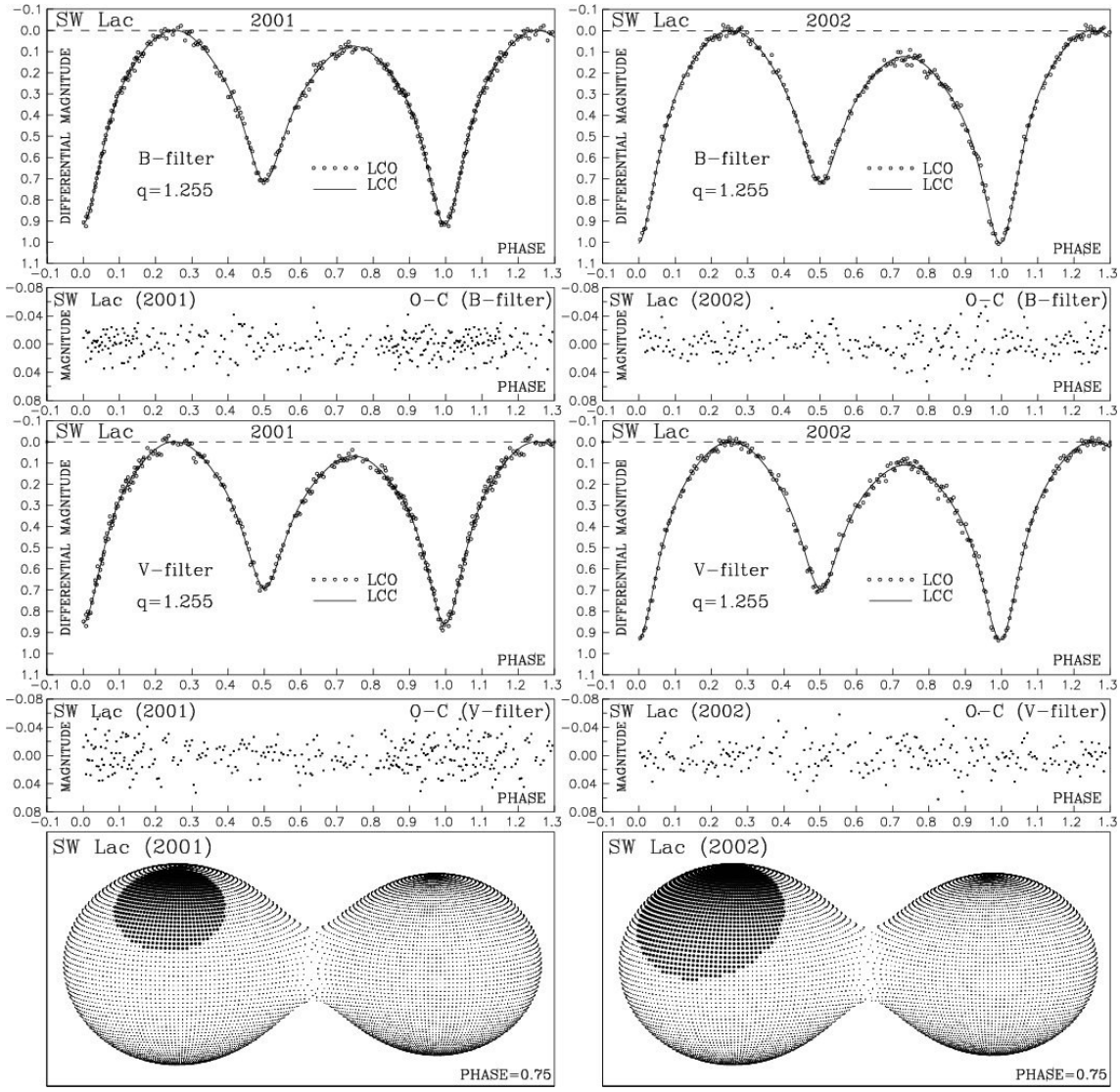
4. Sonuç ve tartışma

Işık eğrisi analizinden elde edilen parametreler Çizelge 1'de verildi. Her bir ışık eğrisinin kuramsal çakıştırmalarla uyumu ve sistemin geometrisi Şekil 1 ve 2'de görüldüğü gibidir.

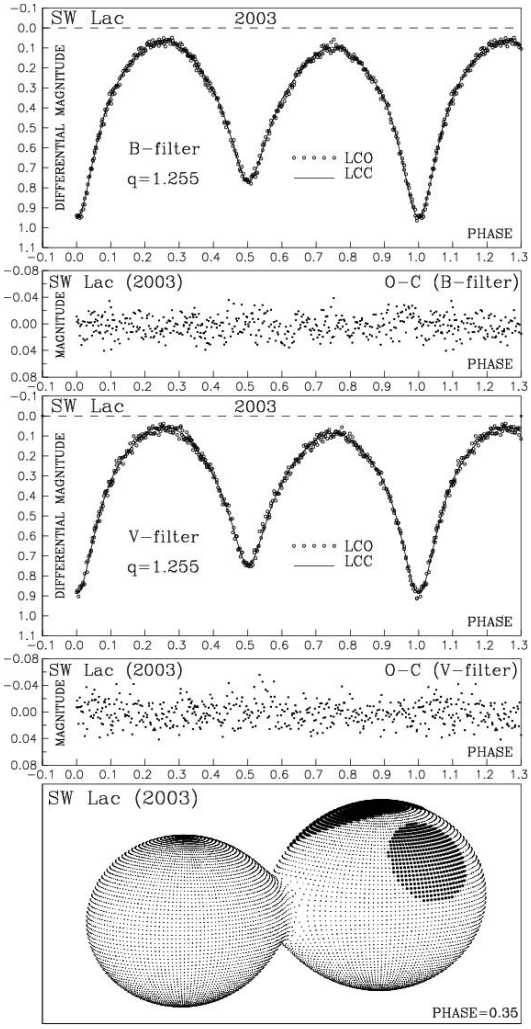
Leke bölgesinin büyüklüğü sistem aktivitesinin belirteci olarak kullanılabilir. 2001 yılına ait asimetrik ışık eğrisinin analizi daha küçük ve kutup bölgesine yakın, lekeli bölge gösterirken (σ_{S1} = % 7); 2002 yılı ışık eğrisi analizine göre aynı yarıkürede daha büyük leke (σ_{S1} = % 14) görülmektedir. Işık eğrisindeki asimetri büyük olduğu için aktivite 2002 yılında daha fazladır. 2003 yılı ışık eğrisine bakıldığında asimetri daha az, fakat maksimum 2002 yılında maksimuma göre basık olduğu için temel parametreleri değiştirmeden iki lekeli daha farklı bir model gerekmektedir. Bu iki leke yoldaş yıldızın yüzeyinin % 21'ini kaplamaktadır ve sistem aktivitesinin önceki iki seneden daha aktif olduğunu göstermektedir.

Işık eğrisindeki önemli değişiklikler sistemin ileride yapılacak fotometrik gözlemlerini oldukça ilginçleştirmektedir. Yıldız yüzeyindeki aktif bölgelerin değişimini görüp, sistemdeki bu çevrimsel aktiviteyi ortaya çıkarmak için en az on yıllık gözlemlere ihtiyaç vardır.

Bu çalışma, Türkiye Bilimler Akademisi (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) ve 20040705090 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir.



Şekil 1. 2001, 2002 yılları için üstte gözlenen ve sentetik ışık eğrileri, ortada O-C artıkları ve en altta sistemin Roche modelleri gösterilmektedir.



Şekil 2 2003 yılı için üstte gözlenen ve sentetik ışık eğrilesi, ortada O-C artıkları ve en altta sistemin Roche modeli gösterilmektedir.

Çizelge 1. SW Lac'ın üç yıllık ışık eğrileri analizle-rinin sonuçları.

	2001	2002	2003
n	470	362	810
$\Sigma(O-C)^2$	0.1624	0.1342	0.1976
σ	0.0186	0.0193	0.0156
$q = m_c/m_h$	1.255	1.255	1.255
$f_{h,c}$	1.0	1.0	1.0
$\beta_{h,c}$	0.08	0.08	0.08
$A_{h,c}$	0.5	0.5	0.5
T_h	5630	5630	5630
$A_{S1} = T_{S1}/T_c$	0.84 ± 0.01	0.85 ± 0.01	0.87 ± 0.01
θ_{S1}	31.8 ± 0.5	44.4 ± 0.4	46.9 ± 0.4
λ_{S1}	278.9 ± 1.6	294.3 ± 1.1	263.6 ± 1.3
φ_{S1}	48.3 ± 1.6	45.4 ± 1.1	61.9 ± 1.2
σ_{S1} [%]	~7	~14	~16
$A_{S2} = T_{S2}/T_c$			0.89 ± 0.01
θ_{S2}			26.4 ± 0.4
λ_{S2}			87.8 ± 1.6
φ_{S2}			30.5 ± 2.7
σ_{S2} [%]			~5
T_c	5347 ± 12	5348 ± 11	5345 ± 13
F_h	1.059 ± 0.001	1.060 ± 0.001	1.060 ± 0.001
i [°]	79.85 ± 0.11	79.85 ± 0.14	79.85 ± 0.09
$a_1^{h,c}$ (B)	+0.5308, +0.5979	+0.5308, +0.5977	+0.5308, +0.5983
$a_2^{h,c}$ (B)	−0.3755, −0.6945	−0.3754, −0.6934	−0.3754, −0.6964
$a_3^{h,c}$ (B)	+1.3274, +1.7057	+1.3274, +1.7045	+1.3273, +1.7077
$a_4^{h,c}$ (B)	−0.5963, −0.7035	−0.5963, −0.7032	−0.5963, −0.7039
$a_1^{h,c}$ (V)	+0.5750, +0.6261	+0.5750, +0.6260	+0.5750, +0.6264
$a_2^{h,c}$ (V)	−0.2306, −0.5050	−0.2305, −0.5041	−0.2305, −0.5067
$a_3^{h,c}$ (V)	+0.9634, +1.3431	+0.9634, +1.3418	+0.9634, +1.3453
$a_4^{h,c}$ (V)	−0.4920, −0.6255	−0.4919, −0.6251	−0.4919, −0.6262
$\Omega_{h,c}$	3.9801	3.9796	3.9795
f_{over}[%]	30.86	30.95	30.96
$R_h[D = 1]$	0.357	0.357	0.357
$R_c[D = 1]$	0.395	0.395	0.395
$L_h/(L_h + L_c)(B; V)$	0.538; 0.530	0.548; 0.540	0.557; 0.548
M_h $[M_\odot]$	0.78 ± 0.03		
M_c $[M_\odot]$	0.98 ± 0.02		
$\mathcal{R}_h$ $[R_\odot]$	0.92 ± 0.02		
$\mathcal{R}_c$ $[R_\odot]$	1.02 ± 0.02		
$\log g_h$	4.40 ± 0.02		
$\log g_c$	4.41 ± 0.02		
M_{bol}^h	5.07 ± 0.03		
M_{bol}^c	5.09 ± 0.05		
a_{orb} $[R_\odot]$	2.375 ± 0.009		

5. Kaynaklar

Binnendijk, L. 1984, PASP, 96, 646
Brownlee, R. R. 1957, ApJ, 1235, 327
Claret, A. 2000, A&A, 363, 1081
Djurašević, G. 1992a, Ap&SS, 196, 241
Djurašević, G. 1992b, Ap&SS, 197, 17
Djurašević, G. & Erkapic, S. 1997, Bull. Astron. Belgrade, No. 155, 55
Djurašević, G., Zakirov, M., Hojaev, A., & Arzumanyants, G. 1998, A&AS, 131, 17
Eaton, J.A. 1986; Acta Astron., 36, 79
Jeong, J. H., Kang, Y. W., Lee, W. B., & Sung, E. C. 1994, ApJ, 421, 779
Lee W.B., Sung, E.C., & Kang, Y. W. 1991, PASA, 9, 297
Leung, K. C., Zhai, D., & Zhang, R.. 1984, PASP, 96, 634
Lucy, L.B. 1967, Zs.f.Ap., 65, 89
Panchatsaram,T., & Abhyankar, K. D. 1981, Bull. Astron. Soc. India, 9, 31
Pribulla, T., Chochol, D., & Parimucha, S. 1999, Contr. Astron. Obs. Skalnate Pleso, 29, 111
Rucinski, S.M. 1969, Acta Astron., 19, 245
Rafert, J.B., & Twigg, L.W. 1980, MNRAS, 139, 78
Stepien, K. 1980; Acta Astron., 30, 315
Struve, O. 1949, ApJ, 109, 436
Wilson, R. E., & Devinney, E.J. 1971, Apj, 166, 605
Wood, F. B., Oliver, J. P., Florkowski, D. R., & Koch, R. H. 1980, A finding List for Observers of Interacting Binary Stars, Publications of te University of Pensilvania, Astronmical Series, XII
Zhai, D.S. & Lu, W.X. 1989, Chin. Astron. Astrophys., 13, 350

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

EE Cet Değen Dizgesinin Salt Öğeleri

C. Muzaffer ÇAMURDAN[1] , Cafer İBANOĞLU[1]

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
camurdan@astronomy.sci.ege.edu.tr, ibanoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada W UMa türü bir yıldızın fotoelektrik ışıkölçümü yapılarak dizgeyi oluşturan bileşenlerin fiziksel ve geometrik öğelerinin bulunması amaçlanmıştır. İncelemeye aldığımız EE Cet çiftinin bu güne değin ışıkölçümü yapılmamıştır. Bu dizgenin tayfsal gözlemleri Rucinski et al. (2002) tarafından elde edilmiş ve dikine hız eğrisinin çözümü yapılarak bulunan sonuçlar yayımlanmıştır. W UMa dizgelerinin kütle, yarıçap, sıcaklık ve ışıtma gibi salt öğelerinin bulunması bu yıldızların yapılarının ve evrimlerinin ortaya çıkartılması açısından önemlidir. Salt öğeleri bulunan yıldız sayısı arttıkça gözlemsel ve kuramsal öngörüler örtüşecek ve en olası çözüme yaklaşılacaktır.

Anahtar kelimeler: EE Cet, değen dizgeler, ışık eğrisi çözümlemesi

Abstract: The aim of this thesis is to find physical and geometric parameters of the components of a W UMa type binary using photoelectrical observations. The contact binary system EE Cet, that we have examined, was never observed photoelectrically before. The spectral observations of the system were obtained and the radial velocity curves were analyzed by Rucinski et al. (2002). The results of this analysis were published. Finding the basic parameters of W UMa systems which are mass, radius, temperature and luminosity, is very important for defining stellar formation and telling something about their evolution stages. By increasing the number of the systems, their basic parameters are known, observational and theoretical foresights will agree well and the researchers approach to understand their structure and evolution.

Key words: EE Cet, contact binary,light curve analysis.

1. Giriş

EE Cet (=BD+08 433B, HD 17613B, HIP 13199) bir görsel çift olan ADS 2163'ün bileşenlerinden biridir. Hipparcos uydusunun görsel çiftin toplam parlaklığındaki değişmeyi ölçmesi ile bulunmuştur (ESA 1997). Hipparcos'un V renginde yaptığı gözlemlere göre görsel çiftin toplam parlaklığı 0.23 kadir değişmektedir. Nordstrom et al.(1997)'nin tayfsal gözlemlerine göre görsel çiftin güneydeki bileşeni hızlı dönme göstermektedir. Dolayısı ile toplam parlaklıktaki değişimi bu bileşeninin oluşturma olasılığı oldukça yüksektir. Kuzey ve güney bileşenler arasındaki uzaklık 5.656±0.006 yay saniyesi olup iki yıldız ancak büyük teleskoplarla ayırt edilebilmektedir. Rucinski et al. (2002) görsel çiftin bileşenlerini birbirinden ayırt ederek dikine hız ölçümlerini yapabilmiştir. Bu çalışma ile güneydeki bileşenin bir değen dizge olduğu ortaya çıkartılmış ve ilk dikine hız eğrisi elde edilmiştir. EE Cet'in dikine hız eğrisi onun W alt türü bir değen çift olduğunu gösterir yöndedir. Dikine hız ölçümleri baş minimumda küçük kütleli bileşenin örtüldüğünü göstermesine karşın büyük kütleli soğuk bileşen daha güvenilir bir *genişleme fonksiyonu* (BF) göstermektedir. Bu durum, ışınım salma yüzeyinin büyüklüğüne bağlanmıştır.

Lampens et al. (2001), ADS 2163'ün görsel çiftinin kuzeydeki bileşeninin parlaklığını $V(A)=9^m.47$, güneydekinin ise $V(B)=9^m.83$ ölçmüştür. Rucinski et al. 'ın (2002) bulgularına göre güneydeki sönük bileşen W UMa türü bir değen dizgedir ve dizgenin

yörünge dönemi $P=0^g.379917$, bileşenlerin kütleleri oranı $q=0.315$'tir. Daha önce Nordstrom et al. (1997)'nın yaptığı bir tayfsal çalışma ile B bileşeninin dikine hızı +2.26 kms^{-1} ölçülmüştür ki bu değer EE Cet'in kütle merkezinin uzay hızı için Rucinski et al. tarafından verilen +1.60 kms^{-1} ile uyuşmaktadır.

EE Cet'in görsel bileşeni ADS 2163A ile B arasındaki uzaklık *Hipparcos*'un ölçümlerinden 5.656±0.006 yay saniyesi olarak hesaplanmıştır. Lampens et al. (2001) *Hipparcos* kataloğunda yer

Bildiri tam metni için: Muzaffer ÇAMURDAN
e-mektup : camurdan@astronomy.sci.ege.edu.tr

alan çoklu yıldız dizgelerinin astrometrisini ve CCD ışıkölçümlerini yapmıştır. ADS 2163 görsel çiftinin bileşenleri arasındaki uzaklığı 5".646±0.004, A ve B bileşenlerinin parlaklıklarını 9.47±0.02 ve 9.83±0.02 kadir ölçmüşlerdir. Bileşenlerin renkleri ise sırasıyla $(V-I)_A$= 0.52±0.02 ve $(V-I)_B$ = 0.47±0.02 kadir ölçülmüştür. Buna göre güneydeki bileşen kuzeydekinden $0^m.361$ daha sönüktür.

Pribulla et al. (2002) Stara Lesna Gözlemevi'nde 60 cm'lik Cassegrain türü teleskoba takılı tek kanallı fotoelektrik ışıkölçerle yaptıkları UBV gözlemleri sonucunda bir yan minimum elde etmişler (JD_{Hel}=+2452548.4392±0.0003); Min I zamanını ve dönemi

JD_0= +2452548.6291 ± 0.0010 .....(1.1)
P= $0^g.3799207$ ± 0.0000003 .....(1.2)

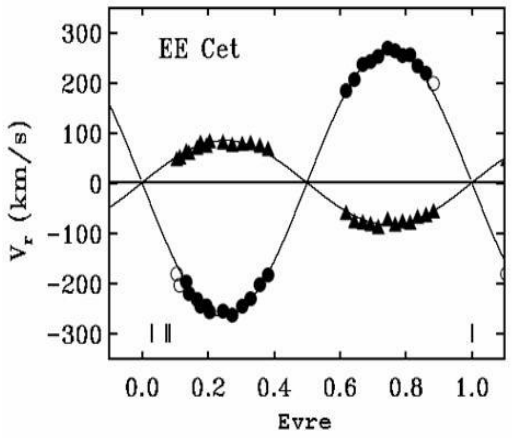
olarak hesaplamışlardır.

Rucinski et al. (2002), *Hipparcos*'un ADS 2163'te ölçtüğü 0.23 kadirlik parlaklık değişiminin güneydeki sönük bileşenden kaynaklandığını belirtmiş, Hipparcos'a ait tutulma zamanları kullanılarak elde edilen verilerle güneydeki bileşenin bir değen sistem olduğunu göstermiş ve kütle merkezinin uzay hızını V_0=+1.60±0.93 kms^{-1} olarak ölçmüşlerdir. Birinci minimum boyunca daha az kütleli bileşen örtüldüğü için EE Cet'in W türü değen bir sistem olduğu sonucuna varılmıştır.
Pribulla et al. (2003) yayınladıkları katalogda EE Cet ile ilgili olarak: Julyen tarihi ($JD_{0\ Hel}$) ve dönem (P) (Pribulla, 2002); tayfsal kütle oranı (q_{sp}), kütle fonksiyonu ($M^*[M_\odot]$) ve tayf türü (Rucinski, 2002); ıraksınım (π), maksimum ve minimum parlaklıkları (V_{max}, V_{min}) (Hipparcos kataloğu) parametrelerini derlemişlerdir.
Değen dizgelerin ışık eğrilerinin temsili için Rucinski (1993) tarafından geliştirilen yöntemi EE Cet'in Hipparcos gözlem verilerine uygulayan Selam (2004) Fourier katsayılarını a_2=-0.194±0.009 ve a_4=-0.046±0.008 olarak elde etmiş; f=0.2, q=0.65 ve i=77°.5 olarak bulmuştur. Hipparcos gözlemlerinde EE Cet görsel bileşeni ile birlikte gözlendiğinden, çalışmasında üçüncü cisim etkisini de L_3= 0.517 olarak hesaplamıştır.
Literatürde ADS 2163'ün hangi bileşeninin A, hangi bileşeninin B olarak adlandırılacağı konusunda bir karışıklık bulunmaktadır. Rucinski et al. (2002) bu iki bileşenden daha sönük olan güney bileşeni EE Cet olarak tanımlamaktadır ve bu tanımlama HIP katalogundaki isimlendirme ile uyum içerisindedir. Bununla birlikte ADS katalogunda isimler tersi şeklindedir ve SIMBAD veri tabanında da kuzeydeki parlak bileşen EE Cet olarak adlandırılmaktadır.

Rucinski et al. (2002) tarafından yapılan çalışmada ADS 2163'ün aynı zamanda kuzey bileşeninin de dikine hız değişimi gösteren yakın bir çift sistem olduğu belirtilmektedir. Ancak bu yıldızın dikine hız analizi yapılabilecek kadar gözlem verisi elde edilememiştir. Rucinski et al. tarafından elde edilen EE Cet'in dikine hız eğrisi Şekil 1.1'de gösterilmiştir.

2.Gözlemler

EE Cet örten çiftinin gözlemleri 2003 yılının Eylül ayında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yapılmış, gözlemde 150 *cm* ayna çaplı RTT150 teleskobu kullanılmıştır. Ölçüm aracı olarak 2048×2048 pixel çözünürlüğe sahip, (9″.1×9″.1) görünteleme alanı olan Andor CCD kamera kullanılmış ve gözlemler Johnson (1953)'ın Standart geniş band UBV ışık ölçüm düzeneğinin V(λ_{max}=5500Å) süzgecinde 5 saniye poz süresi verilerek yapılmıştır. Böylece bir yakın çift olan EE Cet ile (~5″.6 uzaklığındaki) görsel bileşeni birbirinden ayırt edilebilmiştir.



Şekil 1.1: W UMa türü bir sistem olan EE Cet'in yörünge dönemine göre dikine hız değişimi. Şekilde içi dolu daireler ve üçgenler bileşenlerin radyal hız değerlerinin T_0'a bağlı olarak dönem boyunca değişimini, içi boş daireler çözümde yarı ağırlık verilerek kullanılan noktaları göstermektedir. Şeklin alt kısmında yerlan kısa çizgiler çözümde kullanılmayan noktaların yerlerini belirtmektedir.

Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak GSC 640-120 kullanılmıştır. Gözlem süresinde mukayese yıldızının parlaklığını denetlemek için GSC 640-602 yıldızı denet olarak kullanılmıştır. Gözlemlerden elde edilen verilerin indirgenmesinde IRAF programı kullanılmıştır. Mukayese (C1) ve denet (C2) yıldızlarının parlaklıkları birim atmosfere indirgendiğinde C1'in parlaklığı sabit kalırken C2'nin parlaklığında 0.03 kadir dolayında bir değişim olduğu görülmüştür. Değişen yıldızın parlaklık değişiminin C1 yıldızının parlaklığına

göre elde edilmesi uygun bulunmuştur. Gözlem süresi boyunca elde edilen verilerin atmosfer dışı parlaklığa indirgenmesi ile EE Cet'in V süzgecindeki ışık eğrisi elde edilmiştir (Şekil 2.1). Kwee & van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak minimum zamanları,

Min I = 2452942.60095±00012 .....(2.2)
Min II = 2452942.41194±00017 .....(2.3)

bulunmuş, böylece dizgenin ışık öğeleri

$$MinI = JD_{Hel}\,2452942.60095 + 0.^{s}3790299 \times E$$

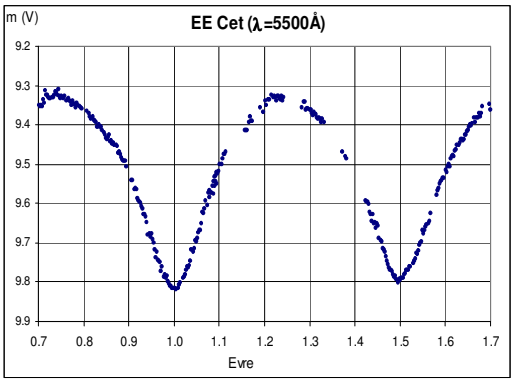
olarak elde edilmiştir.

Işık eğrisinden bir sistemin W veya A türü olduğu belirlenemese de ışık eğrisi analizi ve Rucinski et al.(2002)'ın yapmış olduğu dikine hız çalışması bize sistemin türü hakkında bilgi vermektedir. Yapılan çözümlemede ışık eğrisinin normalize edilmiş yeğinlik değerleri kullanılmıştır.m_{max} değeri V süzgeci için 9.323 kadir olarak belirlenmiştir.

Bir dizgenin ışık eğrilerinde tutulmalar dışındaki değişimin dizgeyi oluşturan bileşenlerin basıklığı ve yansımadan kaynaklandığı bilinir. Bu nedenle, tutulmalar dışındaki ışık değişimi, Fourier Cosinüs serisinin ilk üç terimi ile temsil edilebilir. Ancak Fourier Cosinüs serisinin ilk on terimi kullanılarak yapılan hesaplamalar daha iyi bir yaklaşım sağlar (Rucinski, 1993). Buna göre bir yakın çiftin bir dönemlik parlaklık değişimi:

$$l = a_0 + \sum_{n=1}^{10} a_n Cos(n\theta) \quad \text{.....(2.4)}$$

ile temsil edilebilir. Burada θ evre açısıdır. Dizgenin türünü belirlemenin bir yolu da Rucinski'nin (1993) geliştirdiği Fourier tekniğini kullanmaktır. Hesaplanan a_2=0.1631±0.0005 ve a_4=-0.0299±0.0005 katsayıları yine Rucinski'den alınan diyagrama işaretlendiğinde EE Cet'in W UMa türü örten çiftlerin bölgesinde bulunduğu görülmektedir.



Şekil 2.1: EE Cet'in Johnson V-rengi ışık eğrisi.

3. Işık Eğrisi Çözümü

Örten çiftlerin fiziksel ve geometrik özelliklerinin belirlenmesi için sıkça kullanılan sentetik yöntem, Wilson&Devinney (1971) tarafından geliştirilen ve Wilson (1998) tarafından sürekli yenilenen Wilson-Devinney (WD) yöntemidir. Bu çalışmada Wilson (1998) tarafından FORTRAN bilgisayar dilinde yazılan **D**ifferantial **C**orrecttions (DC) ve **L**ight **C**urve (LC) programları kullanılmıştır. Çözümde tamamı V süzgecinde (λ~5500Å) olmak üzere, normalize edilen 320 gözlem noktası kullanılmıştır.

EE Cet değen dizgesi W UMa türü bir örten çift olduğu için Wilson – Devinney yöntemiyle DC programında MODE-3 kullanılmıştır. Bu MODE'da yıldızların yüzey potansiyelleri birbirine eşit alınır ($\Omega_1 = \Omega_2$) ve Ω_2, g_2, A_2, L_2, X_2 değerleri serbest öğeler olarak alınamazlar. Bu MODE'da yıldızlar değen çift olabilirler fakat oldukça farklı yüzey parlaklıklarına sahiptirler. Yani ısısal değme olmaksızın geometrik olarak değen çifttirler. Çözümler için kenar kararma katsayıları $X_{1,2}$(V)=0.576 (Diaz-Cordoves et al., 1995), çekim kararma katsayıları $g_{1,2}$=0.32 (konvektif zarflı yıldızlar için; Lucy, 1967), bolometrik albedolar $A_{1,2}$=0.5 (Rucinski, 1969) olarak alınmıştır. Baş yıldızın sıcaklığı Lampens et al. (2001) çalışmasından elde edilen $(V\text{-}I)_B = 0^m.47 \pm 0.02$ renk ölçeğine karşılık gelen T_{eff} sıcaklığı, Drilling & Landolt'un (2000) farklı tayf türlerindeki anakol yıldızları için oluşturdukları tablodan renk ölçekleri (V-R)=0.30 ve (R-I)=0.17 olmak üzere;

$$(V-I) = (V-R) + (R-I) = 0.47 \quad \text{..... (3.1)}$$

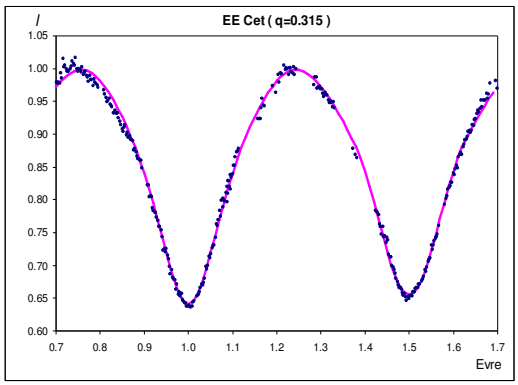
karşılık gelen T_{eff}=7300K kullanılmıştır. Bu sıcaklık için tayf türü F0'dır. Bu değerler tüm çözümlerde sabit parametreler olarak kullanılmıştır. Dizgeye ilişkin kütleler oranı olarak Rucinski et al. (2002) dikine hız çalışmasından elde edilen $q = 0.315$ değeri kullanılmıştır.

q=0.315 çözümüne göre baş minimumda büyük kütleli ve büyük yarıçaplı sıcak bileşen örtülmekte, küçük yarıçaplı soğuk bileşen bakış doğrultumuzda, öndedir. Dolayısıyla EE Cet değen dizgesi W UMa türü örten çiftlerin A alt türünün bir üyesidir. 1/q=3.175 durumunda ise tam tersidir ve küçük yarıçaplı, sıcak bileşen örtülmüştür. Dolayısıyla dizge W alt türünün bir üyesidir.

Çizelgede elde edilen sonuçlar LC programına girilmiş ve V rengi için dizgenin kuramsal ışık eğrisi elde edilmiştir. Gözlemden elde edilen ışık eğrisi ile q=0.315 ve 1/q=3.175 için elde edilen kuramsal eğrilerin karşılaştırılması Şekil 3.1.a ve Şekil 3.1.b'de gösterilmiştir.

Çizelge 3.1: DC programında MODE 3'de q =0.315 ve $1/q$ =3.175 değerleri sabit tutularak yapılan WD çözüm sonuçları.

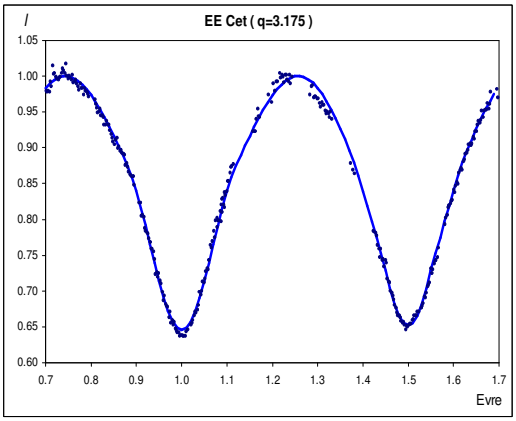
PARAMETRELER		q	$1/q$
		0.315	3.175
$g_1 = g_2$		0.32	0.32
$A_1 = A_2$		0.5	0.5
$x_1 = x_2$		0.576	0.576
i (°)		75.24±0.15	74.21±0.12
$T_1(K)$		7300	7300
$T_2(K)$		7239±13	7155±12
$\Omega_1 = \Omega_2$		2.4476±0.0024	6.6427±0.0067
L_1		8.82869	3.32993
L_2		3.07232	8.54847
r_{1pole}		0.4626±0.0005	0.2787±0.0005
r_{1side}		0.4996±0.0007	0.2923±0.0006
r_{1back}		0.5288±0.0009	0.3374±0.0011
r_{2pole}		0.2760±0.0005	0.4650±0.0005
r_{2side}		0.2891±0.0007	0.5029±0.0006
r_{2back}		0.3314±0.0012	0.5331±0.0008
$\sum(O-C)^2$	Girilen	0.00235316	0.00203907
	Hesaplanan	0.00235299	0.00203666



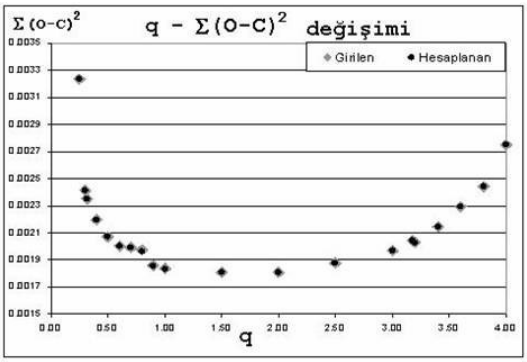
Şekil 3.1.a: Kütleler oranının $m_2/m_1 = 0.315$ olduğu varsayımı ile bulunan öğeler kullanılarak hesaplan eğri (sürekli çizgi) ve gözlem noktaları.

Dizgenin kütle oranının farklı değerleri için çözümün Σ(o-c)2 yanılgı değerlerinin değişimi incelenmiş ve kütleler oranının (M_2/M_1) 0.80 ile 3.00 arasında fark karelerinin toplamının en küçük ve sabit kaldığı görülmektedir (Şekil 3.2). Parçalı tutulma gösteren W UMa yıldızlarının ışık eğrilerinden bileşenlerin kütleleri oranını belirlemek zordur. Ortalama bir değer alırsak q=1.50 elde ederiz. Bu değere tam olarak güvenilemese de kütleler oranına ilişkin kaba bir değer elde edebiliriz.

Gözlemde EE Cet ve görsel bileşeni ayrı ayrı gözlendiği halde WD çözümlerinde üçüncü cisim etkisinin belirleyen L_3 parametresi serbest bırakıldığında L_3'ün negatif değerlere gittiği görülmüştür. Bunun fiziksel olarak bir anlamı yoktur. Dolayısıyla EE Cet'in ışık eğrisi üzerinde üçüncü cismin etkisinin olmadığı kanısındayız



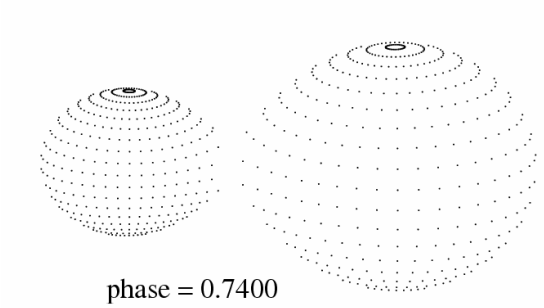
Şekil 3.1.b: Kütleler oranı $1/q = 3.175$ alınarak bulunan öğelerle hesaplanan ışık eğrisi (sürekli çizgi) ve gözlem noktaları.



Şekil 3.2: q - $\sum(O-C)^2$ değerlerinin grafiği (q=M_2/M_1)

q=0.315 alınarak bulunan öğeler ile Bradstreet (1992) tarafından geliştirilen Binary Maker programı kullanılarak dizgenin beklenen ışık eğrisi elde edilmiş ve değme derecesi, f=0.25 olarak bulunmuştur. Bileşenlerin 0.74 evredeki görünüşü Şekil 3.3'de gösterilmiştir.

EE Cet'e ilişkin Rucinski (2002) tarafından yayınlanan tayfsal parametreler ile bu çalışmada elde edilen öğeler (Çizelge 3.1) birleştirerek EE Cet'in salt öğelerinin bulunmasında 3-2 , 3-3, 3-4, 3-5, 3-6 bağıntıları kullanılmış ve sonuçlar Çizelge.3.2'de gösterilmiştir.



Şekil 3.3: EE Cet değen dizgesinin Binary Maker programı ile elde edilmiş 0.74 evredeki genel görünümü.

$$M_1 \sin^3 i / M_\Theta = (a \sin i)^2 (a_2 \sin i) / P^2 \quad \text{.....(3.2)}$$

$$M_2 \sin^3 i / M_\Theta = (a \sin i)^2 (a_1 \sin i) / P^2$$

$$R_{1,2} / R_\Theta = r_{1,2} \times a = (r_{1,2side} \times r_{1,2back} \times r_{1,2pole})^{0.33} \times a \quad \text{..(3.3)}$$

$$L_{1,2} / L_\Theta = (R_{1,2} / R_\Theta)^2 (T_{1,2} / T_\Theta)^4 \quad \text{.....(3.4)}$$

$$a_{1,2} \sin i = 13751 \times K_{1,2} \times P / 1.496 \times 10^{13} \; AB \quad \text{.....(3.5)}$$

$$a \sin i = a_1 \sin i + a_2 \sin i \quad AB \quad \text{.....(3.6)}$$

Bileşenlerin ortak kütle merkezi çevresinde çizdikleri yörüngelerin yarıçapları bulunurken yörünge dönemi *gün* biriminde, diğer bağıntılarda ise *yıl* biriminde alınmıştır.

Çizelge 3.2:EE Cet dizgesine ilişkin salt parametreler.

Parametre	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
Kütle ($M_\odot$)	1.45±0.03	0.46±0.01
Yarıçap ($R_\odot$)	1.31±0.01	0.78±0.01
Sıcaklık (K)	7300	7239
Işıtma ($L_\odot$)	4.20±0.07	1.57±0.03
a ($R_\odot$)	2.63±0.02	

4. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Çizelge 3.2'de görüldüğü gibi baş bileşen büyük kütleli, büyük yarıçaplı ve aynı zamanda sıcak bileşendir. Bu nedenle EE Cet değen dizgesinin ışık eğrisi çözümü sonucunda W UMa türü yıldızların A alt türünden olduğu sonucuna varıyoruz. Bileşenlerin ışıtmaları $L \propto R^2 T_e^4$ bağıntısı ile hesaplanmıştır. Bu yaklaşım ile baş bileşenin ışıtması yoldaş bileşene göre daha duyarlı bir şekilde hesaplanabilir. Wilson-Devinney (1998) çözümünden elde ettiğimiz ışıtmalar oranı bize baş bileşen ile yoldaş bileşen arasında L_2=0.347993L_1 şeklinde bir ilişki vermektedir. Böylece L_2=1.46153$L_\odot$ olarak hesaplanabilir. Ancak bileşenler arasında kütle ve erke alış verişinin olması nedeniyle burada bulunan değerler kaba değerlerdir. Bileşenlerin gerçek ışıtmalarını bulabilmek için çiftin uzaklığının bilinmesi gerekir. Ne yazık ki Hipparcos uydusu bu çiftin ıraksınımını ölçememiştir. Görsel çiftin güneydeki bileşeninin EE Cet olduğunu göz önüne alarak Lampens et al.(2001) tarafından verilen (V-I) değerini kullanarak çiftin tayf türünün F0 dolayında, etkin sıcaklığının da 7300 K dolayında olacağını belirledik. Bu değerler Rucinski et al.(2002) tarafından tayf analizinde kullanılan F8V yıldızından oldukça farklıdır. Çiftin kütle oranının ne olduğu sorusunun yanıtı henüz bulunamamıştır. Rucinski et al. 0.315 gibi bir kütle oranı verir ve çifti W alt türü olarak sınıflarken, Selam (2004) çiftin Hipparcos uydusu ile elde edilen ışık eğrisine Fourier yaklaşımı uygulayarak $q = 0.65$, $f = 0.2$ ve $i = 77.5$ bulmuştur. Görsel bileşeninden ayırarak ışık eğrisini elde etmeyi başardığımız EE Cet'in V-rengi ışık eğrisinin analizi de Selam tarafından önerilen kütle oranına yakındır. Ayrıca, $q = 0.315$ varsayımı ile yaptığımız çözüm W yerine A-alt türü bir ışık eğrisi vermektedir. Bu aşamada bu yıldızın A mı yoksa W-alt türü mü olduğu konusunda kesin bir sınıflama yapamıyoruz. Dolayısıyla Rucinski et al. tarafından elde edilen tayfların yeniden indirgenmesinin yararlı olacağı kanısındayız. En azından farklı iki dalgaboyunda ışık eğrilerinin yeniden elde edilerek yıldızın gerçek renk ve sıcaklığının bulunması ve ışık eğrilerinin bu bilgilerin ışığı altında analiz edilmesinin sorunun çözümünü kolaylaştıracağını umuyoruz.

5. Kaynaklar

Bradstreet, D. H., 1992, AAS 181, 05083.

Camurdan, C.M., İbanoğlu, C., E. Ü. Yüksek Lisans Tez Çalışması, 2004.

Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A., 1995, A&A SS 110, 329.

Drilling, J.S., Landolt, A.U., 2000, in "Allen's astrophsical Quantities", Editor Cox, A.N., AIP Press.

ESA, 1997, yCat., 1239, 0, "The Hipparcos and Tycho Catologues".

Johnson, H. L., Morgan, W. W., 1953, ApJ, 117, 313.

Kwee, K. K.; van Woerden, H., 1956, BAN 12, 327.

Lampens, P., Oblak, E., Duval, D.and Chareton, M., 2001, A&A 374, 132.

Lucy, L. B., 1967, ZA 65, 89.

Nordström, B., Stefanik, R. T., Latham, D. W., Andersen, J., 1997, A&A SS 126, 21.

Pribulla, T.; Vanko, M.; Parimucha, S.; Chochol, D., 2002, IBVS 5341,1.

Pribulla, T., Kreiner, J. M., Tremko, J., 2003, CoSka. 33, 38.

Rucinski, S. M., 1969, Acta Astron. 19, 254.

Rucinski, S. M., 1993, PASP 105, 1433.

Rucinski, S. M., Lu, W., Capobianco, C. C., Mochnacki, S. W., Blake, R. M., Thomson, J. R., Ogloza, W., Stachowski, G., 2002, AJ 124, 1738.

Selam, S. O., 2004, A&A 416, 1097.

Wilson, R. E., Devinney, E. J., 1971, ApJ, 166, 605.

Wilson, R. E., 1998, Computing Binary Stars Observables (DC ve LC Programları Kullanım Klavuzu).

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

CK Bootes' in 29 Yıllık Öyküsü

Rahşan Kalcı ve Ethem Derman

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi 06100, Ankara
kalci@science.ankara.edu.tr, ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, W Uma türü bir örten çift sistem olan CK Bootes' i inceledik. CK Boo'nun 1975 yılından itibaren 17 ışık eğrisi gözlenmiştir. Işık eğrileri Wilson-Devinney programının son sürümü kullanılarak analiz adilmiştir. Her yıl için fiziksel ve geometrik parametreler elde edilerek onların yıllara göre değişimi incelenmiştir. Sistemin döneminde yukarı doğru artan bir parabolik değişimin üzerine binmiş bir salınım görülmektedir. Dönemdeki bu salınım ile ışık eğrisi ve sistemin rengindeki değişimler arasında sıkı bir ilişki olduğunu bulduk

Anahtar kelimeler: yıldızlar: CK Boo: W Uma– yıldızlar: lekeler

Abstract: In this study we were work on the W Uma-type eclipsing binary CK Bootes. Seventeen light curves observed since 1975. These light curves are analyzed by means of the latest version of the Wilson-Dewinney code. The orbital and physical parameters are obtain for each year and the variation of them are discussed in the text. The orbital period of the system has a oscillation , superimposed on a upward parabolic variation. We find the correlation between the variations of the light curve, and color with the oscillation of the period.

Key words: stars: CK BOO: W Uma – stars:spot

1. Giriş

CK Boo, Bond (1975) tarafından keşfedildi ve G tayf türünden, W Uma türü bir örten çift sistem olduğunu gösterdi. Sistemin ilk fotoelektrik gözlemi Aslan (1978) tarafından yapıldı ve Bond'un verdiği ışık elemanlarının II. minimuma ait olduğunu buldu ve sistemin yeni ışık elemanlarını verdi. Sistemin ilk fotoelektrik gözlemleri Aslan ve ark. (1981) ve Aslan ve Derman (1986) yapıldı. Aslan ve Derman (1986), sistemin ışık eğrisinde sezonluk ve geceden geceye değişimlerin olduğunu, 1. minimumun her zaman derin olan minimum olmadığını vurguladılar. Pajdosz ve Zola (1989), sistemin gözlemini yaparak yeni ışık elemanlarını yayınladılar. Sistemin ilk ışık eğrisi analizini, Pajdosz ve Zola (1989)'nın yayınladıkları ışık eğrilerini kullanarak, Krzesinski ve ark. (1991) yaptı. Sistemin, sıcak ve soğuk lekeli olarak analizini yaptılar ve W-türü bir W Uma olduğunu, sistemin kütle oranının ise sırasıyla sıcak ve soğuk lekeli modelde 1.93 ve 1.70 olduğunu buldular. Ayrıca sistemin tayfını alarak, tayf türünün F6V olduğunu gösterdiler. Markworth ve Gunn (1993), sistemin BVR bandlarında gözlemini yapmış ve Aslan ve Derman (1986)'ın yayınladıkları ışık eğrilerini kullanarak, sistemin leke kronolojisini araştırmışlardır. Sistemin A ve W türü çözümlerini yaparak, fotometrik kütle oranını sırasıyla 0.1 ve 1.66 olarak belirlemişlerdir. A türü çözümün sistemi daha iyi temsil ettiğini öne sürmüşlerdir.

CK Boo'nun ilk tayfsal gözlemi Hrivnak (1993) tarafından yapılmıştır, Markworth'un A türü çözümünde bulduğu kütle oranına yakın olarak sistemin tayfsal kütle oranını 0.16 bulmuştur. Rucinski ve Lu (1999), sistemin tayfsal gözlemini yaparak, kütle oranını 0.111 ± 0.052 olarak hesaplamış, A-türü bir W UMa olduğunu ve tayf türünün ise F7/F8V olduğu sonucuna varmışlardır.

2. Gözlemler

CK Boo'nun gözlemleri 1976 yılından bu yana Ankara Üniversitesi Gözlemevinde yapılmaktadır. Ayrıca 1985 yıllında Ege Üniversitesi ve 2004 yılında TUG'da da bizim tarafımızdan gözlemleri yapılmıştır. Markworth ve Bond da gözlemlerini bize göndererek toplam 17 ışık eğrisi elde etmemizi sağlamışlardır. Tüm bu ışık eğrilerinden elde edilen toplam 38 yeni minimum zamanı bu çalışmada mevcut olanlara ek olarak kullanılmıştır.

3. Dönem Analizi

CK Boo'nun ilk dönem analizini Qian ve Liu (2000), Kalimeris ve ark. (1994) yöntemini kullanarak dönem analizini yaptılar. Fakat

Bildiri tam metni için : Rahşan KALCI
e-mektup:kalci@science.ankara.edu.tr

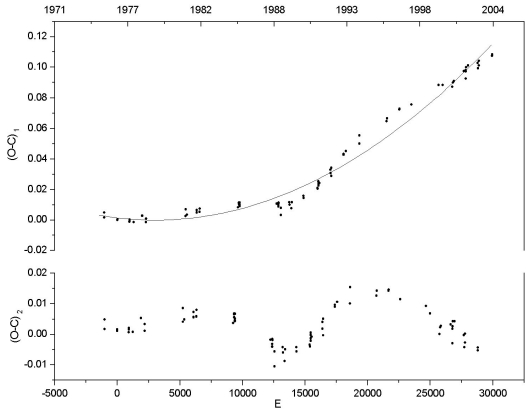
kullandıkları minimum zamanı sayısı kadar yeni minimum zamanı eklendiğinden dönem analizini tekrar yapmayı düşündük. Yeni eklenen minimum zamanlarından bir tanesi Bond (1975)'un, 4 tanesi Markworth (1993)'un ışık eğrisinden Kwee & Van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. (O-C) değerleri Aslan (1978)'ın ışık elemanları kullanılarak hesaplanmıştır.

Min I = HJD 2442897.3759 + 0.3551501 E.

CK Boo'nun O-C değerlerinden geçen en uygun parabol ve bu parabolden kalan artıklar Şekil 1'de gösterilmiştir. Kolayca anlaşılacağı üzere, sistemde yoldaş yıldızdan baş yıldıza doğru bir kütle aktarımının olduğu görülmektedir. Uygulanan parabolden elde edilen ikinci derece ışık elemanları ve hataları aşağıda verilmiştir.

Min I = HJD 2442897.37734 (170) + 0.3551491 (3)E + 1.72 (8)*10^{-10} E^2

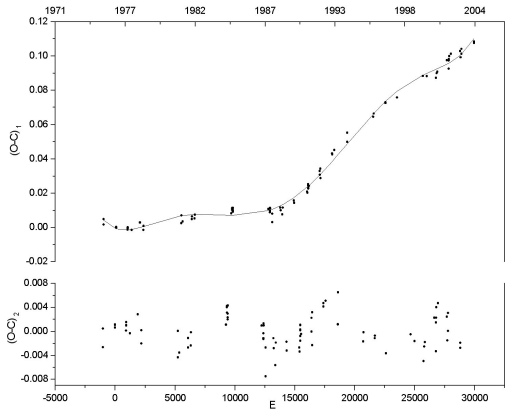
E^2'li terimin katsayısından hareketle dönem artış miktarı dP/dT= 3.54 (± 0.17)*10^{-7} gün/yıl olarak bulunmuştur. Qian ve Liu (2000), 33 minimum zamanı kullanarak dönem değişimini 4.97*10^{-7} gün/yıl olarak vermişlerdir.



Şekil 1. O-C grafiğine uygulanan 2. dereceden fonksiyon ve kalan artıklar

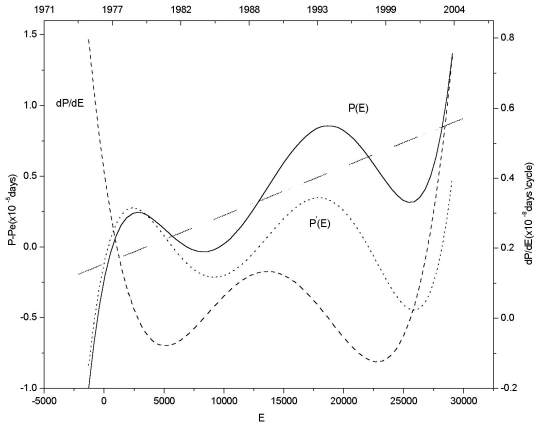
Son yıllarda Kalimeris ve ark. (1994) yörünge döneminin değişimini incelemek için yeni bir yöntem önermişlerdir. Dönem değişimi sürekli olan sistemler için çok uygun olan bu yöntem, O-C değerlerine yüksek dereceden bir polinom uygulamaktadır. O-C değerlerine 6. dereceden bir polinom uygulayarak Kalimeris ve ark. (1994) verdiği denklemlerle sistemin gerçek dönem değişimi ve değişim oranı hesaplanmıştır. Şekil 2'de 6. dereceden polinom ve kalan artıklar görülmektedir.

Şekil 3'de ise bu yöntem ile hesaplanan dönemin zamana göre değişimi ve değişim oranı gösterilmiştir



Şekil 2. O-C grafiğine uygulanan 6. dereceden polinom ve kalan artıklar

Şekilde düz çizgi ile gösterilen eğri, gerçek dönem (P(E)) ile kullandığımız dönem arasındaki farktır ve uzun kesikli çizgi ile gösterilen eğri ise dP/dE olup göreli dönem değişim oranını göstermektedir. Sistemin döneminde sürekli bir artış olduğu ve bu artışın üzerine binmiş tam dönemsel olmayan ikinci bir etkide göze çarpmaktadır. Dönemdeki bu artış etkisi (kesikli çizgi) çıkartıldığında salınan bir değişimin olduğu göze çarpmaktadır (P*(E)).



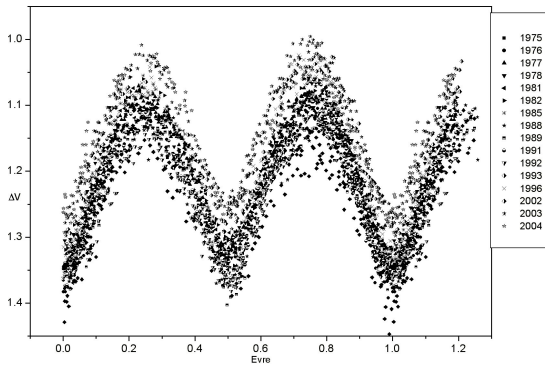
Şekil 3. Kalimeri ve ark. (1994) yöntemiyle elde edilen dönem değişimi

Bu değişimde dört dönüm noktası göze çarpmaktadır. Bu dört noktanın genliği sırasıyla 0.33, 0.37, 0.65, 0.86 saniyedir ve zamanla genliğin arttığı görülmektedir. Bu değişimde iki maximum ve iki minimum arasındaki zaman farkı sırasıyla 15 ve 16.4 yıldır. Bu sinus benzeri değişimin yaklaşık ortalama dönemi 15.7 yıldır. Bu dönem değişiminin nedeni 3. cismin varlığı nedeniyle ışık-zaman etkisi ya da bu tür yıldızlar

çok hızlı döndükleri için her iki bileşenin manyetik etkinlik çevriminden kaynaklanabilir. $(O-C)_2$, tam bir sinüsel değişim vermediği ve CK Boo'nun tayfsal gözleminde 3. cismin varlığı görülmediği için, bu etkinin manyetik etkinlik kökenli olduğu düşünülmektedir.

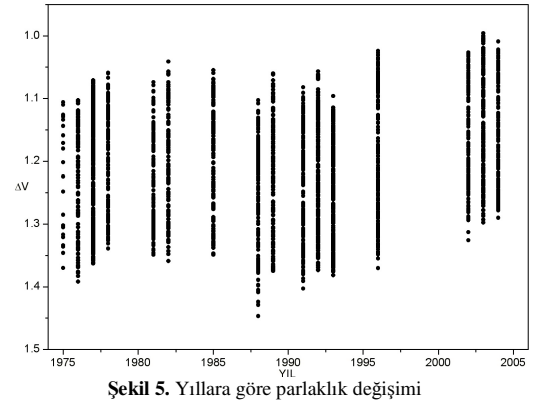
4. Işık Eğrisi Analizi

Sistemin 1975 ile 2004 yılları arasında yeralan 14 tanesi Ankara Üniversitesi Gözlemevinde, 1 tanesi Ege Üniversitesi gözlemevinde elde edilen, toplam 17 yıllık ışık eğrisi Wilson-Devinney (2004 haziran sürümü) programı kullanılarak analiz edilmiştir.



Şekil 4. CK Boo' nun toplam 16 tane ışık eğrisinin topluca görünümü

CK Boo' nun aynı mukayese yıldızı kullanılarak elde edilmiş ışık eğrilerinin topluca görüntüsü Şekil 4'de yeralmaktadır. Sistemin parlaklığının değişimini daha iyi görebilmek için tüm ışık eğrilerinin yıllara göre değişimi Şekil 5'de ayrıca gösterilmiştir.



Şekil 5. Yıllara göre parlaklık değişimi

Analize başlandığında, geometrik yörünge parametrelerini belirlemek için lekesiz bir ışık eğrisi aranmış fakat hiç bir ışık eğrisinin lekesiz olmadığı anlaşılmıştır. Bu nedenle her yılın ışık eğrisi, Wilson-Devinney programı ile tek tek çözülmüş elde edilen I, q ve Ω değerleri ve onların ortalamaları Tablo 1'de verilmiştir. Amacımız bu geometrik parametreleri sabit alarak her yılın ışık eğrisini çözerek fiziksel parametrelerin değişimini incelemekti. Daha sonra Omeagayı sabit almaktan vazgeçtik çünkü sistemin ışık eğrisindeki değişimler yarıçap değişiminden kaynaklanabilirdi.

Tablo 1. Temel geometrik parametrelerin yıllara göre değişimi ve ağırlıklı ortalama değerleri.

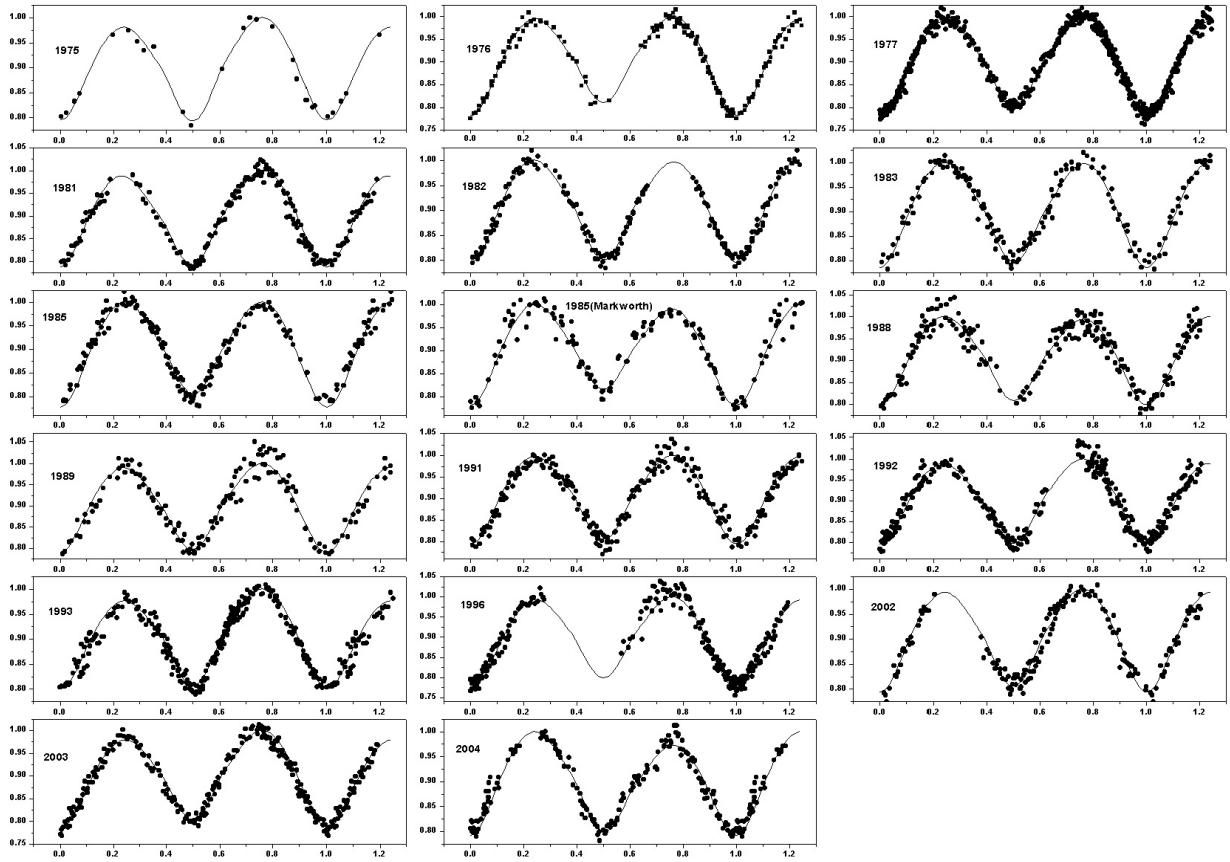
	i	**q**	**Ω**
1975	65.191 ± 0.442	0.111 ± 0.003	1.944 ± 0.024
1976	65.219 ± 0.213	0.111 ± 0.001	1.944 ± 0.005
1977	65.004 ± 0.115	0.109 ± 0.000	1.939 ± 0.002
1978	65.026 ± 0.206	0.110 ± 0.001	1.943 ± 0.005
1981	65.192 ± 0.206	0.111 ± 0.001	1.953 ± 0.006
1982	65.069 ± 0.218	0.110 ± 0.001	1.940 ± 0.006
1985	65.267 ± 0.245	0.111 ± 0.001	1.928 ± 0.005
1985	65.203 ± 0.210	0.111 ± 0.001	1.922 ± 0.004
1988	65.200 ± 0.232	0.111 ± 0.001	1.946 ± 0.004
1989	65.019 ± 0.225	0.110 ± 0.001	1.938 ± 0.004
1991	65.239 ± 0.198	0.111 ± 0.001	1.944 ± 0.004
1992	64.947 ± 0.156	0.110 ± 0.001	1.939 ± 0.003
1993	65.147 ± 0.139	0.111 ± 0.001	1.951 ± 0.003
2002	65.106 ± 0.159	0.111 ± 0.001	1.942 ± 0.003
2003	65.196 ± 0.143	0.111 ± 0.001	1.938 ± 0.002
2004	64.857 ± 0.154	0.109 ± 0.001	1.940 ± 0.003
ortalama	65.091 ± 0.204	0.110 ± 0.001	1.940 ± 0.005

Wilson-Devinney programında değen çift sistemler için olan mode 3 kullanılmış ve baş yıldızın sıcaklığı, Rucinski ve Lu (1999) nun verdiği F8 tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değeri (6200 K) Aller'in tablosundan alınmıştır. Çözümler, Wilson ve Bierman (1976) çoklu alt küme yöntemi kullanılarak yapılmış ve bu alt kümeler şu şekilde saptanmıştır: $\{i,T_2\}$, $\{L_1, q\}$ ve $\{\Omega_1\}$. q'nun başlangıç değeri 0.111 olarak, T2 değeri başyıldızın sıcaklığı ile aynı kabul edilerek çözüme başlanmış ve her iki parametre daha sonra serbest bırakılmıştır. Elde edilen ortalama parametreler Tablo2'de verilmiştir. Daha sonra sadece T1, q ve i parametreleri sabit tutularak her yılın ışık eğrisi leke konularak tekrar çözüldü.

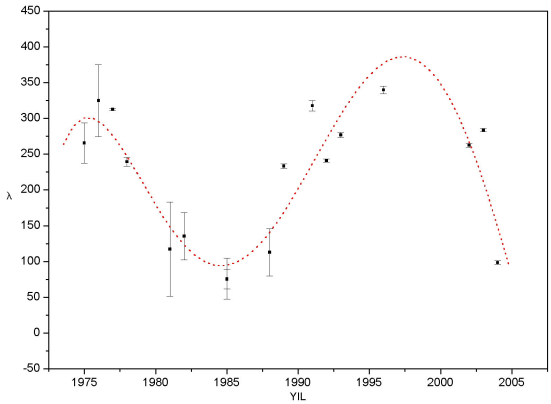
Tablo 2. Her yılın ağırlıklı ortalaması alınmış parametre değerleri.

i°	65°.091 ± □ □
$q(m_h/m_c)$	0.11 ± ı
T_1	6200 K
T_2	6118 K ± □
$L_1/(L_1+L_2)_U$	0.872 ± □ □
$L_1/(L_1+L_2)_B$	0.877 ± □ □
$L_1/(L_1+L_2)_V$	0.874 ± □ □
$L_1/(L_1+L_2)_R$	0.873 ± □ □
$r(h)_{ort}$	0.594 ± □
$r(c)_{ort}$	0.240 ± □
$\Omega_{h,c}$	1.940 ± □
f (Değme Par.)	%70

Her yıl çözülmüş ışık eğrileri şekil 6'da verilmiştir. Yine her yıl elde edilen lekelerin boylamlarının yıllara göre değişimi Şekil 7'de gösterilmiştir.



Şekil 6 Tüm yıllara ait V bandındaki ışık eğrileri ve onların çözümleri**.**



Şekil 7 Leke boylamlarının yıllara göre değişimi

5. Tartışma

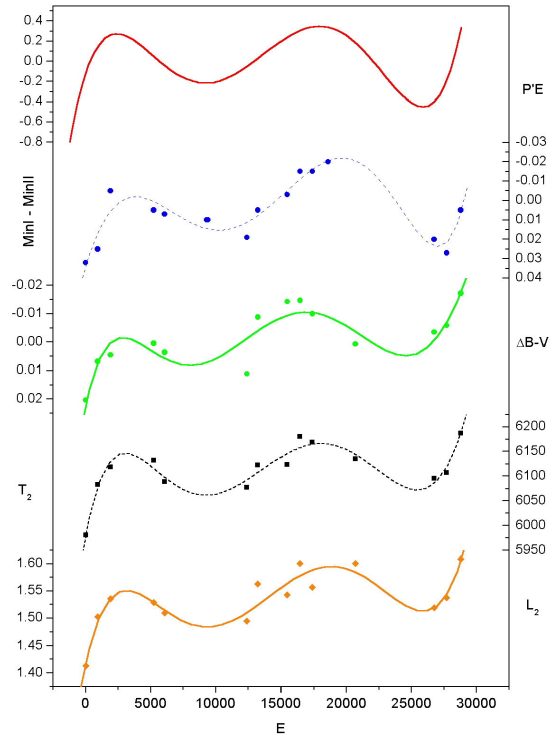
Üçüncü cismin varlığı ve geç tayf türü yıldızlarda manyetik etkinlik, O-C eğrilerinde aynı karaktere sahip dönemli değişimler şeklinde kendini göstermektedir. Bu iki mekanizmanın birbirinden ayrılması çok kesin olmamakla beraber üçüncü cismin varlığı ile ortaya çıkan çevrimsel yapılı değişimlerin, hem genlik hem de dönem açısından daha düzenli olması beklenir. Manyetik etkinlik çevrim dönemlerinin istatistiksel olarak 5-25 yıl aralığına dağıldığı Maceroni ve ark. (1990) ve Bianchini (1990) tarafından belirtilmiştir.

CK Boo' nun $(O-C)_2$ grafiği incelendiğinde, bu etkinin manyetik kökenli olma olasılığı artmaktadır.

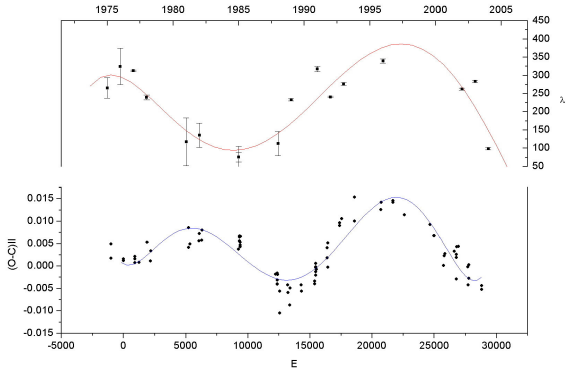
Applegate (1989) göre bir çift yıldız manyetik etkinlik nedeniyle dönem değişimi gösteriyorsa; a)O-C değişiminin, ışınım gücü değişiminin ve renk değişiminin dönemleri aynı olmalı, b)Değişimlerden birindeki maksimum veya minimum, diğerindeki maksimum veya minimum ile çakışmalı ve c) Sistemin ortalama parlaklığı artarken, sistemin rengi mavileşmelidir.

Şekil 8'de görüldüğü gibi CK Boo'nun O-C değişiminin, renk değişiminin ve parlaklık değişiminin dönemleri aynıdır. Değişimlerde maximumlar ve minimumlar birbirleriyle çakışıyor. Renk değişimine bakıldığında, sistemin ortalama parlaklığı artarken (Bkz. Şekil 5) aynı zamanda

system mavileşmektedir. Bu değişimler yaklaşık 16 yıllık bir dönem vermektedir. Şekilde ayrıca Wilson-Devinney çözümünden elde edilen yoldaş yıldızın sıcaklık ve kesirsel ışınım gücü değeri de görülmektedir. Çözümlerde baş yıldızın sıcaklığı sabit tutulduğu için, lekelerin etkisi T_2 sıcaklığına yansımaktadır.



Şekil 8. CK Boo' nun dönem, parlaklık ve renk değişimi. Ayrıca çözümlerden elde ettiğimiz T_2'nin değişimi de görülmektedir.



Şekil 9. Leke boylamlarının dağılımı ile (O-C)2 değişimi arasındaki sıkı ilişki görülmektedir.

CK Boo'nun (O-C) eğrisine ikinci dereceden bir polinom uyguladığımızda kalan artıklar ile elde ettiğimiz leke boylamlarının karşılaştırılması da Şekil 9'da verilmiştir. Her iki değişimin dönemi yaklaşık 16 yıl yöresindedir.

6. Kaynaklar

Agarer, F., and Hubscher, J.: 1999, IBVS, No. 4711.

Aller, L.H. 1963 Astrophysics: The Atmospheres of the Sun and Stars, Ronald Press Co

Applegate, J.H.: 1989, Astrophys. J. 337, 865.

Aslan, Z.: 1978, IBVS, No. 1462.

Aslan, Z., Gören, M., and Derman, E.: 1981, IBVS, No. 2043.

Aslan, Z., and Derman, E.: 1986, Astron. Astrophys. Suppl. 66, 281.

Bond, H.E.: 1975, PASP 87, 877.

Bradstreet, D.H.: 1993, Light curve modeling of eclipsing binary stars, Springer-Verlag, p. 151.

Demircan, O.: 1987, Astrphys. Space Sci. 135, 169.

Diethelm, R.: 1991, BBSAG Bulletin, 97.

Hilditch, R.W., King, D. T., and McFarlane, T. M.: 1988, MNRAS, 231, 341.

Hrivnak, B. J.: 1993, in ASP Conference Ser. 38, New Frontiers in Binary Star Research, ed. J. C. Leung & I.-S. Nha (San Francisco:ASP), 269

Jia, G.S., Liu, X.F. and Huang, H.: 1992, Inf. Bull. Variable Stars, No. 3727.

Kalimeris, A., Rovithis-Livaniou, and Rovithis, P.: 1994, Astron. Astrophys. 282, 775.

Krzesinski, J., Mikolajewski, M., Pajdosz, G., and Zola, S.: 1991, Astrophys. Space Sci. 184, 37.

Kwee, K.K., and van Woerden, H.: 1956, Bull Astr. Inst. Netherlands, 12, 327.

Markworth, N.L. ve Gann: 1993, Bull. American Astron. Soc. 25, 1425.

Müyesseroğlu, Z., Gürol, B., and Selam, S.O.: 1996, Inf. Bull. Variable Stars, No. 4380.

Ogloza, W.: 1995, Inf. Bull. Variable Stars, No. 4263.

Pajdosz, G. and Zola, S.: 1989, Inf. Bull. Variable Stars, No. 3251.

Qian, S. and Liu, Q.: 2000, Astrphys. Space Sci. 271, 331.

Rucinski, S.M., and Lu, W.: 1999, Astron. J. 118, 2451.

van Hamme, W.: 1993, Astron. J. 106, 2096.

Wilson, R.E.: 1979, Astrophys. J. 234, 1054.

Wilson, R.E., and Devinney, E.J.: 1971, Astrophys. J. 166, 615.

Prof. Dr. Adnan KIRAL

(18.10.1919 - 29.05.2004)

Adnan Kıral 18 Ekim 1919'da İstanbul'da doğdu. İlk, Orta ve Lise tahsilini Kadıköy Saint-Joseph Fransız Lisesi'nde yaparak 1938 yılında mezun oldu.

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesinden 1942-1943 döneminde Matematik Astronomi lisans diploması aldı. İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi'ne devam ederek Profesör H. Th. Bossert'ten Mısır hiyeroglifleri ve Hitit çivi yazısını öğrenip, 1950 yılında Pekiyi derece ile Edebiyat Doktoru payesini aldı. Aynı yıl Asronomi kürsüsünde fahri asistan olarak çalışmaya başladı. 1952 yılında bu kürsüye asistan olarak tayin oldu. 1956 yılında Astronomi dalından Fen Doktoru payesini aldı. 1957 yılında Alman Akademik Mübadelesi'nin verdiği burstan faydalanarak Almanya'da Friburg'da bulunan Fraunhofer Institut ve buna bağlı aynı şehir civarındaki Schauinsland ile İtalya'daki Capri Adası'nda bulunan Güneş Rasat istasyonunda altı ay çalıştı. 1959 yılı Kasım ayında Doçent ünvanını aldı. 1963 yılında 1.5 ay Fransa'daki Meudon Rasathanesi'nin astrofizik bölümünde çalıştı.

Ege Üniversitesi'nin resmî davetlisi olarak Fen fakültesinin kuruluşunda Astronomi dalı ders programını hazırladı. Türk Astronomi Derneği'nin kurucu üyesi oldu.

25 Şubat 1970 tarihinde profesörlüğe yükseltildi. Prof. Dr. Adnan Kıral, Mısır hiyerogrifleri, Hitit çivi yazısı gibi ölü dillerden başka Fransızca, İngilizce ve Almanca bilmekteydi.

Saint-Joseph Haber bülteni, Temmuz 2004

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Çoklu Sistem XY Leonis'in Astrometrik Çözümü

Volkan Bakış, Ahmet Erdem, Osman Demircan, Edwin Budding, Hicran BAKIŞ
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, 17100, Çanakkale
bakisv@physics.comu.edu.tr

Özet: Çoklu sistem XY Leonis'in (AB) (HIP 49136) uzak bileşenlerinin özelliklerini belirlemek amacıyla astrometrik çözümü minimum zamanlarının analiziyle birlikte yapılmıştır. Bu çözümden, büyük yörüngenin (AB-cd) eğimini 94°.4 ± 0.2, düğümler çizgisinin açısını 247°.3 ± 0.2 ve uzak bileşenin (cüce çift cd) kütlesi 0.98 ± 0.2 $M_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Bu çalışma ışık-zaman etkisinin örten çiftin O-C'sinde görülen sinüzodal değişimden sorumlu olduğunu göstermektedir.

Anahtar kelimeler: örten çiftler, üçlü sistemler, astrometri, ışık-zaman etkisi.

Abstract: An astrometric solution, together with time of minimum analysis, has been made for the multiple system XY Leonis (HIP 49136) to identify the properties of the remote companion to the eclipsing pair (AB). From this solution, we derive the inclination of the wide orbit (AB-cd) as 94°.4 ± 0.2, angle of nodes as 247°.3 ± 0.2, and the mass of the wide component (the dwarf binary cd) as 0.98 ± 0.2 $M_{\odot}$. This study confirms that the light time effect can explain the sinusoidal O-C variation of the eclipsing system.

Key words: eclipsing binaries, triple systems, astrometry, light time effect

1. Giriş

Örten çift yıldızlara çekimsel olarak bağlı, görünmeyen bileşenlerin keşfedilmesinde etkin bir yöntem de ışık zaman etkisini (LTT) kullanmaktır. LTT yönteminin eksik kalan yanı önerilen bileşenin sadece birkaç parametresinin belirlenebilmesidir. Ancak, Algol örneğinde gösterildiği gibi (Bachmann ve Hershey, 1975), LTT analizi astrometri ile birleştirilebilir ve böylece büyük yörüngenin eğimi ile üçüncü cismin kütlesi bulunabilir. Bu çalışmada, çoklu sistem XY Leo için absis verisini Hipparcos Intermediate Astrometric Data (ESA, 1997) kataloğundan aldık ve tüm yer konumlu gözlemleriyle birlikte LTT analizi ile birleştirdik. 1944 ile 2002 arasında literatürde yayınlanmış 392 tutulum zamanlarının artıkları periodik sinus benzeri değişim (19.5 yıl) göstermektedir. Gehlich ve ark. (1972), Hvirnak (1985) ve Pan&Cao (1998) gösterdiği gibi, bu değişimler en uygun uzak bir bileşenin çekimsel etkisinden kaynaklanan LTT etkisi ile açıklanabilir. Bu çalışmanın amacı astrometri ile O-C analizinden ortak bir çözüm elde etmek ve bu uzak bileşenin (cd) yörüngesine ait mutlak parametrelerini belirlemektir.

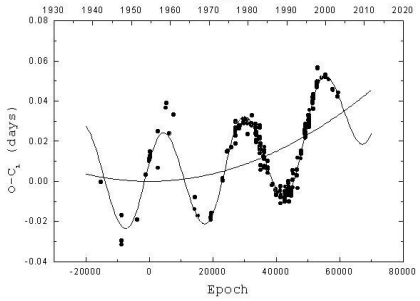
2. Astrometry ve LTT Analizi

Hipparcos XY Leo örten çift yıldızın 22 Kasın 1989 ile 9 Kasım 1992 tarihleri arasında gözlemiştir. *Hipparcos Intermediate Astrometrik Data* kataloğunda 26 farklı zamanda elde edimiş ve iki farklı Hipparcos konsorsiyumu FAST ve NDAC tarafından indirgenmiş 50 adet bir-boyutlu astrometrik ölçüm vardır. Bu veriler Hipparcos cataloğunun CD-ROM 5'den elde edilebilir (Perryman, 1997). Malesef, gözlemlerin zaman aralığı büyük yörüngenin (AB-cd) döneminde daha küçük olduğundan elde edilen parametreler üzerinde sistematik hatalar meydana gelebilir. Bu etkiyi ortadan kaldırmak için veri tabanımızı yer konumlu astrometrik gözlemlerle birleştirdik. 299 minimum zamanı Yakut ve ark. (2003) den ve 93 yayınlanmamış minimum zamanı Zejda (özel iletişim) dan alınmıştır. O-C verisi Yakut ve ark.'nın türettikleri ışık elemanları kullanılarak Fig 1.'de çizdirilmiştir. O-C analizinde parabolic ve LTT etkisi gözönünde bulundurulmuştur ve LTT etkisi için Irwin (1952) iyi bilinen formülü uygulanmıştır:

$$\Delta T = \frac{a_{12}\sin i_{12}}{c}\left\{\frac{1-e_{12}^2}{1+e_{12}\cos v_{12}}\sin\left(v_{12}+\omega_{12}\right)+e_{12}\sin\omega_{12}\right\} \quad (1)$$

Burada c ışık hızı ve a, i, e, w ve *v* yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu, eğimi, basıklığı, enberinin boylamı ve gerçel ayrıklığıdır. (1) denkleminin O-C artıklarına uygulanmasıyla büyük yörüngenin parametrelerine ait değerler bulunur. Ancak bu parametrelerden yarı-büyük eksen uzunluğu ve bileşenin (cd) kütlesi sadece LTT analizi kullanılarak bulunamayan *sin i* çarpanından etkilenmektedir.

Bildiri tam metni için : Volkan BAKIŞ
e-mektup: bakisv@physics.comu.edu.tr



Şekil 1. XY Leo'nun O-C artıkları ve ona en iyi uyan teorik eğri.

i ve Ω parametreleri sistemin tüm geometric tanımını verecek şekilde astrometrik veri ile birleştirilebilir (Ribas ve ark. 2001). Eliptik hareket standart *x* ve *y* koordinatları üzerinde aşağıdaki etkiyi doğuracaktır:

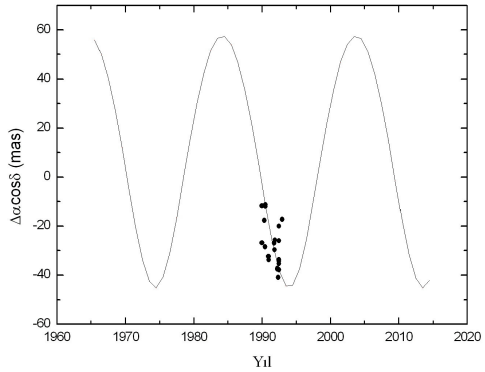
$$\Delta x = a\frac{1-e^2}{1+e\cos v}\left[\cos(v+w)\sin\Omega+\sin(v+w)\cos\Omega\cos i\right] \quad (2)$$

$$\Delta y = a\frac{1-e^2}{1+e\cos v}\left[\cos(v+w)\cos\Omega-\sin(v+w)\sin\Omega\cos i\right] \quad (3)$$

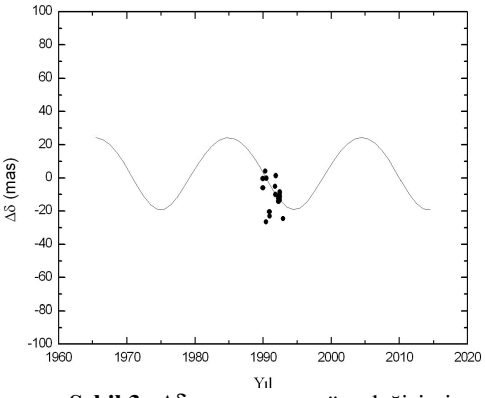
Hipparcos ölçümleri bir-boyutlu olduğu için ölçülen apsisin değişimini Δv, Δx ve Δy terimleriyle açıklamamız gerekmektedir.

$$\Delta v = \frac{\partial v}{\partial \alpha \cos\delta}(\Delta\alpha\cos\delta+\Delta x)+\frac{\partial v}{\partial \delta}(\Delta\delta+\Delta y) \quad (4)$$
$$+\frac{\partial v}{\partial \varpi}\Delta\varpi+\frac{\partial v}{\partial \mu_\alpha\cos\delta}\Delta\mu_\alpha\cos\delta+\frac{\partial v}{\partial \mu_\delta}\Delta\mu_\delta$$

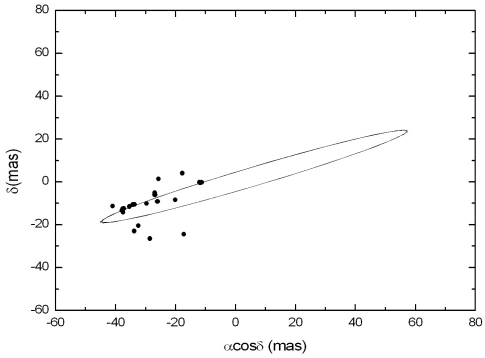
Burada (α,β) başlangıç eşlek koordinatları, (μ_α,μ_β) öz hareketler ve ϖ paralakstır. Büyük yörüngeye ilişkin LTT ve astrometrik veriye (4) denkleminin uygulanmasına ek olarak örten çift yıldızın ışık elemanlarına yapılacak düzeltmeler de dikkate alınmıştır. Başlangıç ışık elemanları Yakut ve ark. (2003) den alınmıştır Sonuç olarak elde edilen parametreler şu şekildedir: a_{AB}=5.63±0.05, P_{AB}=0.28410237 ± 4x10^{-8} ve T_{oAB}=HJD 2435484.0236 ± 7x10^{-12}. Dönem değişim oranı *Q* 9.3 ± 0.7 x 10^{-12} gün/çevrim olarak bulunmuştur. Teorik eğrilerle *Hipparcos Intermediate Astrometric Data* gözlem verilerin grafik gösterimleri Şekil 2, 3 ve 4'de verilmiştir. Elde edilen en iyi teorik eğrileri veren sonuç parametreler standart hatalarıya birlikte Tablo 1'de verilmiştir.



Şekil 2. Δαcosδ nın zamana göre değişimi.



Şekil 3. Δδ nın zamana göre değişimi.



Şekil 4. Büyük yörünge ve Hipparcos gözlem noktaları.

Tablo 1. Astrometry ve O-C analizi sonucunda elde edilen yörüngeye ait parametreler.

Parametre	Değer
π(mas)	13.59±0.08
$\mu_\alpha\cos(\delta)$(masyr^{-1})	59.94
μ_δ(masyr^{-1})	-51.32
a_{12}(mas)	55.6±0.3
Ω_{12}(deg)	356±14
P_{12}(yıl)	19.59 ± 0.06
e_{12}	0.12 ± 0.02
i_{12}(derece)	94.07 ± 0.2
$_{w12}$(derece)	247.3 ± 0.2
T_{12}(HJD)	2435341 ± 284
$M_{AB}(M_\odot)$	1.32
$M_{cd}(M_\odot)$	0.98 ± 0.02

3 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışma ile XY Leo'nun büyük yörüngesinin eğimi yüksek duyarlıkı astrometri (Hipparcos) verisinin kullanılması ile elde edilmiştir. Düzeltilmiş astrometrik parametreler Tablo 1'de verilmiştir. Elde edilen düzeltilmiş paralaks, ϖ, 73.6 pc uzaklığı göstermektedir. Tablo 1'de verilen büyük yörüngeye ait astrometrik veriler Burden tarafından türetilen tayfal gözlemlerle elde edilen parametrelerle birleştiğimizde, cd yörüngesinin eğimini 29°.1 olarak bulduk. cd yıldızlarının kütleleri sırasıyla 0.57 ve 0.41 $M_\odot$ olarak hesaplanmıştır. Bu çözüm The Fourth Catalogue of Interferometric Measurements of Binary Stars (Hartkopf ve ark. 2001) kataloğu ile denetlenmiştir ve aynı zamanda Yakut ve ark. (2003) yapmış oldukları fotometrik çalışmalarıyla uyumlu olduğu görülmektedir.

4. Kaynaklar

Bachmann, P.J., ve Hershey, J.L., AJ, 80, 236, 1975.

Burden, S.C., ApJ., 317, 333, 1987.

Gehlich, U.K., Prolss, J., ve Wehmeyer, R., A&A, 18, 477, 1972.

Hartkopf, W.I., Mason, B.D., Wycoff, G.L., ve McAlister, H.A., *The Fourth Catalogue of Interferometric Measurements of Binary Stars, http://www.ad.usno.navy.mil/wds/int4.html* 2001.

Hoffmeister, C., AN, 253, 193, 1934.

Hwirnak, B.J., ApJ., 290, 696, 1985.

Irwin, J., ApJ., 116, 211, 1952.

Perryman, M.A.C., *The Hipparcos Catalogues, ESA-SP1200,* 1997.

Pan, L., ve Cao, M., Ap&SS, 259, 285, 1998.

Ribas, I., Arenou, F., ve Guinan, E.F., A&A, 123, 2033, 2002.

Yakut, K., Ibanoglu, C., Kalomeni, B., ve Degirmenci, Ö.L., A&A, 401, 1095, 2003.

Zejda, M., *özel iletişim,* 2004.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Aşırı-değen Çift Yıldız V829 Hercules

Ahmet ERDEM, Burcu ÖZKARDEŞ

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi
Terzioğlu Yeni Yerleşkesi, 17040, Çanakkale
aerdem@physics.comu.edu.tr, burcu@physics.comu.edu.tr,

Özet: V829 Her W UMa türü değen çift yıldızının yeni BVR ışık eğrileri ve bunların fotometrik çözümü sunulmaktadır. Sistemin O-C artıklarının ilk kez yapılan analizi, yörünge dönemi için 10.5 yıl dönemli ve 0.006 gün genlikli bir çevrimsel değişim vermektedir. Yörünge dönemi (yada O-C) değişimi, sistemde olası bir üçüncü cisim nedeniyle ışık-zaman etkisi ve bileşen yıldızların çevrimsel manyetik etkinliği açısından tartışılmıştır. Sistemin yeni BVR ışık eğrileri, literatürden elde edilen dikine hız eğrileri ile birlikte eşzamanlı olarak çözülmüştür. V829 Her'in gözlenen BVR ışık eğrileri hemen hemen simetrik yapıda olup yalnızca ikinci minimum birinci minimumdan daha derin çıkmıştır. V829 Her sistemi, W-altsınıfı W UMa türü olarak sınıflandırılmakta; ancak, ikinci minimumun daha derin olmasından dolayı sistemin küçük bileşenin W-altsınıflarda alışılmışın tersine daha soğuk olduğu bulunmuştur. V829 Her değen sisteminin bileşenlerinin salt parametreleri hesaplanmış ve sistemin evrim durumu incelenmiştir. Baş bileşenin Normal Anakol yıldızları gibi davrandıkları, ancak ikinci bileşenin benzer kütleli Anakol yıldızlarından daha sıcak ve daha büyük oldukları bulunmuştur. Bu anormalliğin baş bileşenden yoldaşa enerji aktarımı ile açıklanabileceği önerilmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çift yıldızlar – yıldızlar: örten çift yıldızlar – yıldızlar: V829 Her

Abstract: New light curves and photometric solutions of the W UMa contact type binary star V829 Her are presented. All the times of minimum light were collected and combined with the new ones presented in this work. The first analysis of O-C residuals shows a cyclic variation with an amplitude of 0.006 days and a period of 10.5 years for the orbital period of the system. An unseen third star in the system or the cyclic magnetic activity of the component stars may play an important role in the orbital period (and thus (O-C)) variation. A third star should be a low mass (lower than ~0.8$m_{\odot}$) and faint (~4^{m}.3 fainter than the system V829 Her) star, whose detection is difficult. The mean subsurface magnetic fields for both components of the system would have to be very large (~20 kG), for a possible explanation of the cyclic (O-C) variation in terms of magnetic field variation (Applegate 1992). Future data will add information on the nature of the secular (O-C) variation. The BVR light curves appear to be almost symmetric, and the light level of the `secondary' minimum is slightly deeper than that of the `primary minimum'. The BVR light curves and radial velocity curves from Lu and Rucinski (1999) were analyzed simultaneously. The system has been usually classified as W-subtype W UMa system, but we found the present smaller star seems cooler, contrary to usual W-types. The locations of components of the system in the mass-radius plane and the HR diagram were also discussed. The primary component seems like a normal Main Sequence star, but, the secondary component was found to be hotter and larger than those of Main Sequence stars of similar mass. This anomaly suggests energy transfer from more massive primary component to the less massive secondary one.

Key words: stars: binaries – stars: eclipsing – stars: individual: V829 Her

1. Giriş

Gioia ve arkadaşları (1987), Einstein X-ışını Uydusu (Einstein Observatory Extended Medium Sensevity Survey) verisini incelerken V829 Her (GSC 02597-00679 = TYC 2597-679-1)'i tesadüfen x-ışını kaynağı olarak keşfetmişlerdir. Sonraları, Fleming ve arkadaşları (1989), V829 Her'in bir W UMa türü örten çift yıldız olabileceğini ileri sürmüşlerdir. Bundan kısa bir zaman sonra; Robb (1989), sistemin, fotometrik gözlemlerini yaparak, bir W UMa türü örten değişen olduğunu doğrulamış ve kısa zaman aralığında yaptığı gözlemlerle 0.35813 günlük bir döneme sahip olduğunu bulmuştur. Daha sonraları, Agerer & Hübscher (1985, 1999, 2000), sisteme ilişkin minimum zamanları elde etmişlerdir. Lu & Rucinski (1999), sistemi tayfsal olarak gözleyip sistemin dikine hız eğrilerini ve tayfsal öğelerini çıkarmışlar ve dikine hız eğrisi genliklerine bakıldığında V829 Her'in bir W türü W UMa sistemi olabileceğini önermişlerdir.

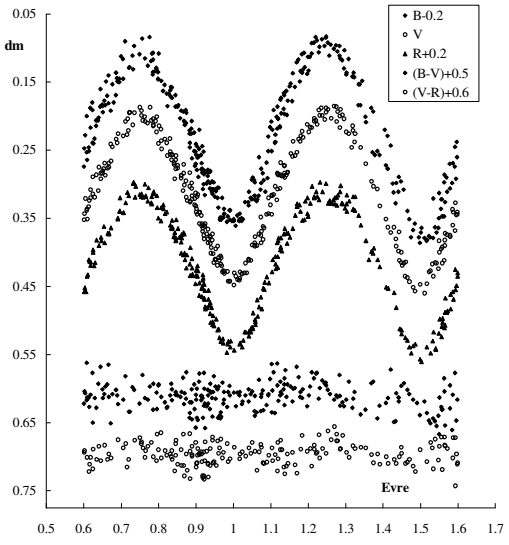
2. Gözlemler

V829 Her örten çift yıldızı, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi (ÇUG)'nde 2003 gözlem döneminde fotoelektrik

Bildiri tam metni için : Ahmet ERDEM
e-mektup: aerdem@physics.comu.edu.tr

olarak sekiz gece gözlenmiş, Johnson UBVRI standart sisteminin BVR renklerinde ışık eğrileri elde edilmiştir. Mukayese yıldızı olarak BD +35° 2886, denet yıldızı olarak da BD +35° 2882 yıldızları kullanılmıştır. Gözlemlerde 40 cm'lik Cassegrain teleskopuyla ona bağlı Hamamatsu R6358 fotokatlandırıcı tüpün yer aldığı SSP5-A fotometri aygıtı kullanılmıştır. Gözlemler süresince mukayese ve denet yıldızlarının parlaklıklarının değişmediği hesaplanmıştır. Mukayese yıldızının gözlemlerinden, her bir gözlem gecesi için BVR renklerinde, ayrı sönükleştirme katsayıları hesaplanarak atmosferik sönükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve gözlemler Güneş merkezine indirgenmiştir. Yine, mukayese yıldızının gözlemlerinden yararlanılarak BVR renklerinde elde edilen her bir gözlem noktasının olası yanılgısı için yaklaşık $0^m.01$ değeri hesaplanmıştır. Sisteme ilişkin gözlemler ve gözlemlerle ilgili ayrıntılı bilgiler, Erdem ve Özkardeş (2004) tarafından yayınlanmıştır.

V829 Her örten çift yıldızı için bu çalışmada yapılan tüm gözlemleri temsil eden ışık ve renk eğrileri Şekil 1'de gösterilmektedir. Sistemin ışık eğrilerinin biçimi, tipik W UMa türü ışık eğrilerindendir. Işık eğrilerinin maksimum ışık düzeyleri arasında herhangi bir asimetri (O'Connell etkisi) yoktur. Yalnızca baş minimumlarda çıkış kolu, iniş kolundan daha keskindir. Öte yandan örten çift yıldızların genel ışık eğrilerinden beklenenin tersine; yan minimumlar, baş minimumlardan daha derin çıkmıştır. Sistemin B-V ve V-R renk eğrilerinde düzensiz değişimler göze çarpmaktadır.



Şekil 1. V829 Her'in ÇUG-2003 ışık ve renk eğrileri.

3. Sistemin Dönem Analizi

V829 Her'in gözlemleri boyunca 6 Min I ve iki Min II zamanı elde edildi. Yeni gözlemlerle literatürden bulunan minimum zamanları birleştirilerek sistemin yörünge döneminin değişmesini denetlemek amacıyla O-C analizi yapıldı (sistemin minimum zamanları için bkz. Erdem & Özkardeş (2004)). İlk adımda, (O-C) farkları, Lu & Rucinski (1999) tarafından verilen aşağıdaki ışık öğeleri kullanılarak hesaplanmıştır:

HJD Min I = 2447680.8910 + E·0^g.3581502 ... (1)

Gözlenen tüm minimum zamanların (O-C) artıkları, Şekil 2'de çevrim sayısına göre çizilmiştir. Bu şekil göstermektedir ki, V829 Her'in yörünge dönemi çok küçük genlikli sinüzoidal biçimde değişmektedir. Yıldızın bir örten çift olduğunun yakın zamanda (on-onbeş yıl önce) keşfedilmesi, literatürde yayınlanan minimum zamanlarının az sayıda olmasına yol açmıştır. Bu yüzden, veri azlığı, yörünge dönemi değişiminin ve değişim biçiminin şimdiden ayrıntılı biçimde analiz edilmesini desteklememektedir. Ancak, diyagramdan görüleceği üzere, gözlem noktaları gelişigüzel dağılmış olmayıp çevrimsel değişimin uç kısımları diyebileceğimiz özel kısımlarında yer alması çevrimsel değişimi olası yapar.

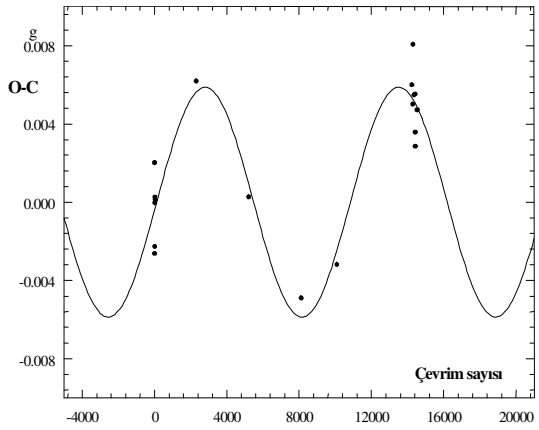
Böylece, (O-C) artıklarının çevrimsel değişimini temsil etmek için aşağıdaki sinüs denklemi, en küçük kareler yöntemiyle (O-C) artıklarına uygulanmıştır:

$$\text{O-C}=A_s \sin\left[\frac{2\pi}{P_s}\left(E-T_s\right)\right] \qquad \text{... (2)}$$

Burada, A_s, P_s ve T_s, sırasıyla, uydurulan sinüslü değişimin yarı genliğini, dönemini ve minimum değerini temsil etmektedir. Sistemin ışık öğelerinde de olası yanılgılar bulunabileceğinden T_0 ve P ve sinüs eğrisinin bu üç öğesi A_s, P_s ve T_s için en küçük kareler yöntemi, sistemin tüm minimum zamanlarına uygulanmış ve Çizelge 1'de verilen sonuçlar elde edilmiştir.

Çizelge 1. V829 Her için (O-C) artıklarının çevrimsel değişimi için elde edilen sonuçlar.

Parametre	Değer	Standart sapma
T_0 HJD	447680.8909	0.0011
$P_{yörünge}$ (gün)	0.3581499	0.000001
A_s (gün)	0.006	0.001
P_s (yıl)	10.5	0.5
T_s (çevrim)	115	347
$\Sigma W(O-C)^2$ (gün)^2	$3.3\text{x}10^{-5}$	



Şekil 2. V829 Her'in O-C diyagramı.

Çevrimsel yapılı dönem değişimleri, sistemde görülemeyen uzak bir üçüncü bileşen nedeniyle oluşan ışık-zaman etkisine ya da bileşenlerin birinde ya da her ikisinde ortaya çıkan manyetik aktivite nedeniyle dönem değişimine bağlanır. Şimdi bu mekanizmaları sırasıyla V829 Her sisteminde gözlenen sinüslü yörünge değişimini açıklamak için uygulayalım:

a) Üçüncü cisim nedeniyle ışık-zaman etkisi : Bir örten çift yıldız, üçüncü cisim ile bir üçlü sistem oluştururusa; örten çift yıldız, bu üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafında kapalı (dairesel ya da eliptik) yörünge çizer. Bu yörünge hareketinde, gözlemciden çevrimsel olarak uzaklaşır ve yakınlaşır. Minimum zamanlarını veren ve çift yıldızdan gelen ışık, dolayısıyla gözlemciye daha erken ya da daha geç ulaşır. Buna "ışık-zaman etkisi" denir. Bu etki nedeniyle, gözlemci, örten çift yıldızın yörünge dönemini gerçekte değil, görünürde değişmesini bekler. Böylesi bir mekanizmada, örten çift yıldızın (O-C) diyagramı, üçlü sistemin yörüngesine bağlı olarak değişir. Eğer yörünge dairesel ise, (O-C) diyagramında bir sinüs eğrisi görülmelidir. Eğer yörünge eliptik ise, (O-C) diyagramında bozulmuş bir sinüs eğrisi veren gözlem noktaları bulunmalıdır. V829 Her'in Şekil 2'de verilen (O-C) diyagramı ve buna uydurulan en iyi kuramsal eğri bozulmamış bir sinüs eğrisidir. Bu nedenle, eğer dönem değişimini doğuran mekanizma ışık-zaman etkisi ise, V829 Her'in bir üçüncü bileşenle oluşturdukları üçlü sistemin yörüngesi dairesel olmalıdır. En iyi uydurulan kuramsal eğri (Bkz. Çizelge 1'deki öğeler P_s ve A_s) bize, V829 Her'in bir üçüncü bileşenle oluşturdukları üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafında yaklaşık 10.5±0.5 yıl dönemle dolandığını ve dolanırken ortak kütle merkezine olan uzaklığının izdüşümünü 1.04±0.17 AB olarak verir. Bu değerlerden ve Bölüm 4' deki ışık eğrisi analizinden bulunan m_1=0.54 $M_\odot$, m_2=1.32 $M_\odot$ değerleri kullanılırsa $f(m_3)$=0.010(±0.004) $M_\odot$ değeri hesaplanır. Kütle fonksiyonu, i′ =30º ye göre 0.840 $M_\odot$, i′ =60º ye göre 0.435 $M_\odot$, ve i′ =90º ye göre 0.370 $M_\odot$ değerlerini vermektedir. Eğer sistemin yörünge eğikliği i′, örten çift yıldızın yörünge eğikliğine eşit alınırsa, ki Bölüm 4'de ışık eğrisi analizi, örten çift yıldızın yörünge eğikliğini yaklaşık 60º vermektedir, böylece, üçüncü bileşenin kütlesi için 0.435 $M_\odot$ alınabilir. Eğer üçlü sistem için eylemsizlik momenti yazılır ve V829 Her'e uygulanırsa, üçüncü cismin üçlü sistemin ortak kütle merkezine olan uzaklığı a_3=4.44 AB olarak bulunur. Bu uzaklık, aslında, örten çift yıldız ile üçüncü bileşen arasındaki minimum uzaklıktır. Maksimum uzaklık için, $a' = a_{12} + a_3$ = 5.48 AB olmalıdır. Eğer çift yıldızın uzaklığı olarak Bölüm 4'deki ışık eğrisi analizi sonucu bulunan 171±17 pc değeri alınırsa basit bir trigonometrik ıraksınım yöntemiyle üçüncü cisim ile çift yıldız arasındaki açısal ayrıklık aralığı 0″.05 - 0″.01 olarak hesaplanabilir. Bu açısal ayrıklık değerleri, günümüz teleskopların ayırma gücüyle karşılaştırıldığında üçüncü bileşenin gözlenemeyeceği açıktır. Eğer olası üçüncü cisim anakol yıldızı olduğu varsayılırsa, Demircan & Kahraman (1992)'ın anakol yıldızları için kütle-ışıtma fonksiyonuna ilişkin yaptıkları istatistiksel çalışma, üçüncü cismin bolometrik salt parlaklığını da verebilmektedir. Bu çalışmada, Demircan & Kahraman'ın m<0.7 $m_\odot$ kütleli anakol yıldızları için verdikleri M_{bol}=5.84-6.54logm($m_\odot$) bağıntısı kullanılırsa, üçüncü cismin bolometrik salt parlaklığı $8^m.20$ kadir olarak bulunur. Oysa, Bölüm 4'deki ışık eğrisi analizi sonucu, V829 Her'in toplam bolometrik salt parlaklığı $3^m.85$ olarak hesaplanmıştır. Buna göre V829 Her'in tayfında üçüncü bileşene ilişkin çizgilerin görülemeyeceği açıktır.

b) Manyetik aktivite çevrimi : W UMa türü örten çiftler ve özellikle bunların W türleri geç tayf türünden olan anakol yıldızlarını içermektedir. Bir yıldızda tayf türünün geç türden (F, G, K) olması, o yıldızda konveksiyonun güçlü olmasını dolayısıyla manyetik alanlarının yıldız plazmasına hakim olmasını işaret eder. Konveksiyonla hareketlenen plazma hücreleri, yüklü parçacıklar içerdiğinden dolayı, manyetik alan oluşturarak konveksiyon etkisiyle yıldızın dış katmanlarına hem taşıdıkları enerjiyi hem de oluşturdukları manyetik alanları aktarırlar. Böylece, hem konvektif enerji ile hem manyetik enerji ile enerjisi artan dış katmanlar (ya da başka deyişle yıldızın kabuğu) diferansiyel dönmesini artırır. Burada, konvektif plazma hücreleri, yıldızın kabuğunu iç kısımlarından farklı döndürerek bir kuvvet etkisi oluşturur ki buna manyetik tork denir. Diferansiyel dönme, manyetik alan çizgilerinin bükülmesine ve zamanla leke, parlama gibi manyetik etkinliklerin oluşmasına yol

açar. Eğer, çift yıldızın dönme dönemi yörünge dönemine kitlenmişse, yıldızın dönmesindeki değişmeler yörünge dolanma dönemine yansıyacaktır. Yıldız, konvektif katmanlardan aldığı enerjiyi kabuğun farklı dönmesine harcar. Daha hızlı dönme, dönme dönemini azaltacaktır. Dönme dolanmaya kilitli olduğundan dolayı dönme dönemindeki azalma dolanma dönemindeki artış ile karşılanacaktır. Öte yandan, hızla dönme, yıldızın enerjisinden karşılanacağından yıldızın ışıtması da azalmış olmalıdır. Eğer, bu değişimler, çevrimsel yapıda gelişirse, dolanma dönemindeki değişimler ile yıldızın ışıtmasındaki değişimler aynı dönemli ancak 180º zıt fazlı olmalıdır. Bileşenlerin birinde ya da her ikisinde görülen manyetik etkinliğin bu şekilde hem yıldızın yörünge döneminde modülasyonlara (genliği ve dönemi değişebilen çevrimler) hem de yıldızın ışıtmasındaki değişimlere neden olabileceği Applegate (1992) tarafından önerilmiştir.Applegate mekanizması, V829 Her'in her iki bileşeni için uygulanırsa, yıldızın dış kısmı ile iç kısmı arasında periyodik olarak ΔJ açısal momentum alışverişi için gerekli torku sağlayan yüzeyaltı manyetik alan yeğinliği birinci bileşenin için 25 kGauss, ikinci bileşen için 19 kGauss değerleri bulunur. Bu değerler, Güneşte görülen manyetik aktivite yeğinlikleri ile karşılaştırıldığında çok büyük olduğu görülmektedir. Ancak, W UMa sistemlerindeki büyük lekeler, güçlü manyetik yeğinlik olmasına işaret eder.

4. Işık Eğrisi Analizi

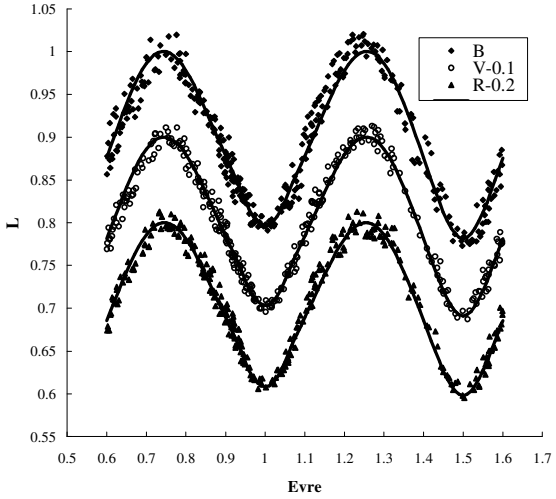
V829 Her'in BVR ışık eğrilerinin çözümü için Wilson-Devinney programının (Wilson & Devinney 1971) 1992 versiyonu kullanıldı. Programda B renk bölgesinde 338, V renk bölgesinde 303, R renk bölgesinde 284 gözlem noktası kullanılmıştır. Çözüm arayışlarında, programın geleneksel kullanımına uygun olarak bazı öğeler sabit tutulur ve bu öğelerin değerleri uygun fiziksel modellerden seçilir. Buna göre, T_1(birinci bileşenin akı ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklığı)=5780 K (SIMBAD'ın V829 Her için verdiği G2V tayf türüne karşılık olarak); $A_{1,2}$ (bileşenlerdeki yansıma etkilerini temsil eden bolometrik albedolar)=0.5 (konvektif atmosferler için 0.5 değeri Rucinski (1969)'dan); $g_{1,2}$ (bileşenlerin çekim kararma üsleri)=0.32 (konvektif atmosferler için 0.32 değeri Lucy (1967)'dan) alınmıştır. Klinglesmith & Sobieski (1970) tarafından verilen logaritmik kenar kararma yasası seçilip ilgili katsayılar van Hamme (1993)'ın çalışmasından alınmıştır. Böylece, baş bileşenin tayf türüne göre belirlenen sıcaklığı, eş dönme varsayımı altında dönme parametreleri, konvektif atmosfer varsayımı altında çekim kararma üsleri, albedolar ve bolometrik ve dalgaboyuna bağlı kenar kararma katsayıları sabit alınmıştır.

Lu & Rucinski (1999), tayfsal kütle oranı olarak 0.408 değerini vermektedir. Sistem, W türü W UMa yıldızıdır. Bu tür yıldızlarda baş minimum, daha düşük sıcaklıklı fakat daha büyük kütleli, daha "büyük boyutlu" bileşenin daha sıcak fakat daha düşük kütleli ve daha "küçük boyutlu" bileşeni örtmesiyle (occultation) oluşur. Örten çift yıldız bileşenlerinin genel özelliklerine ters düşen bu sorun, Wilson-Devinney programında tayftan bulunan kütle oranı ters girilerek çözülür. Bu nedenle, programa q değeri olarak 1/0.408 = 2.45 değeri girilmiştir. Sistem değen bir çift sistem olduğundan dolayı, bileşenleri birinci kritik Roche loblarını, en azından, doldurmuş olmalıdırlar. Bu nedenle, q=2.45 değerine karşılık gelen birinci kritik Roche lobu potansiyel değerinden daha küçük olacak şekilde 5.75 değerleri girilmiştir. Roche geometrisi özelliklerinden dolayı, değen ya da aşırı değen çift yıldızlarda bileşenlerin potansiyelleri birbirine eşit olmalıdır.

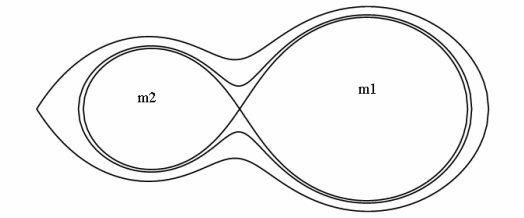
Wilson-Devinney programı, bu tez çalışmasında elde edilen BVR ışık eğrileri ile Lu & Rucinski (1999) tarafından elde edilen dikine hız eğrileri üzerine eş zamanlı olarak uygulanmıştır. Böylece, program kara cisim ışınımı, logaritmik kenar kararma ve ayrıntılı yansıma yasalarının geçerliliği varsayımı ve değen çift yıldız durumu için mode03 altında BVR ışık eğrileri ve dikine hız eğrileri üzerinde eşzamanlı olarak çalıştırıldı. Değişken parametreler olarak a (göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu), Pshift (enberi boylamının 90º olması halinde birinci kavuşmanın olduğu evre. Bu parametre, hesaplanan ışık eğrileri ve dikine hız eğrileri için keyfi miktarda bir evre kaymasına izin verir.), $V\gamma$ (sistemin ortak kütle merkezinin radyal hızı), i (sistemin göreli yörüngesinin eğikliği), T_2 (ikinci bileşenin akı ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklığı) $\Omega_1 = \Omega_2$ (bileşenlerin yüzey potansiyelleri), $q=m_2/m_1$ (kütle oranı), L_1 (birinci bileşenin ışıtması) seçilmiştir. Burada, birinci bileşen, birinci kavuşum yakınında gözlemciden uzak olan yani örtülen bileşendir.

Wilson-Devinney programının DC (Differential Corrections) alt programı çalıştırılmış ve birkaç iterasyon sonrasında Çizelge 2'de verilen sonuçlar elde edilmiştir. Sistemde üçüncü bir ışık olabilir düşüncesiyle L_3 parametresi de serbest bırakılmış ancak fiziksel olmayan negatif değerlere ulaşılmıştır. Bu yüzden L_3 sıfır alınmıştır. Çizelge 2'de verilen sonuçlar, Wilson-Devinney programının LC (Light Curve) alt programında kullanılarak kuramsal eğriler elde edilmiş ve bunların gözlem noktalarıyla karşılaştırılması Şekil 3'te yapılmaktadır.

Sistemin Roche modeline göre konfigürasyonu, Şekil 4'te çizilmiştir. V829 Her için, Çizelge 3'teki değerlere göre, değme oranı 0.26 olarak hesaplandı. Bu değer, sistemin aşırı değen bir W türü W UMa çifti olduğunu gösterir. Kuramsal çalışmalara bakıldığında, bu aşırı değme, V829 Her için normal gözükmektedir. Kuramsal çalışmalar, kütle oranı azalırken değme oranının arttığını ortaya koymuştur.



Şekil 3. V829 Her'in 1'e normalize edilen ışıtma biriminde gözlem noktaları ve bunlara Wilson-Devinney yöntemiyle uydurulan en iyi kuramsal eğriler



Şekil 4. V829 Her değen çiftinin Roche konfigürasyonu.

5. Salt Parametreler ve Tartışma

Bu çalışmada Wilson-Devinney yöntemi ile ışık eğrisi ve dikine hız eğrisinin eşzamanlı analizi sonucu bulunan öğeler (Çizelge 2) kullanılarak temel formüller yardımıyla V829 Her değen sisteminin salt parametreleri hesaplandı. Değerler ve olası yanılgıları, Çizelge 3'te verilmektedir. Bu hesaplama için güneşe ilişkin T_{eff}=5780 K, M_{bol}=4m.75 ve BC=-0.14 değerleri Popper (1980)'in çalışmasından alındı. Sistemin hesaplanan salt öğelere göre m-R (kütle-yarıçap) diyagramındaki konumu Şekil 5'te, HR diyagramındaki konumu Şekil 6'da verilmektedir.

Çizelge 2. V829 Her değen çift yıldızının BVR ışık eğrilerine ve dikine hız eğrilerine Wilson-Devinney yöntemi, eşzamanlı uygulanarak, elde edilen sonuçlar Parantez içindeki değerler, son basamağa göre olası yanılgı değerleridir

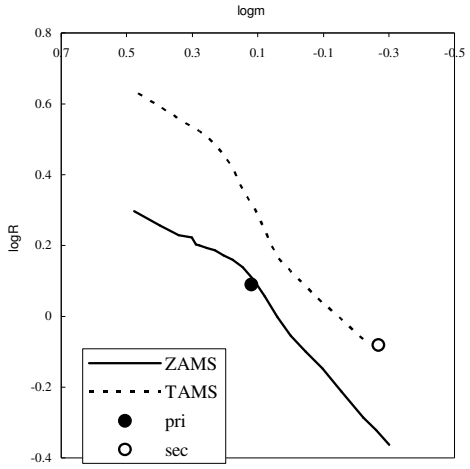
Parametre	Değeri
a ($R_\odot$)	3.202(28)
Vγ (km/s)	-13.05(07)
Pshift(Evre)	0.0001(3)
i (º)	57.9(2)
T_1 (K)	5780 K
T_2 (K)	5956 (20)
$\Omega_1 = \Omega_2$	5.716(20)
q	2.44(1)
$L_1/(L_1+L_2)B$	0.251(3)
$L_1/(L_1+L_2)V$	0.259(3)
$L_1/(L_1+L_2)R$	0.266(2)
r_1(mean)	0.3185(9)
r_2(mean)	0.4727(25)

Çizelge 3. V829 Her bileşenlerinin salt parametreleri

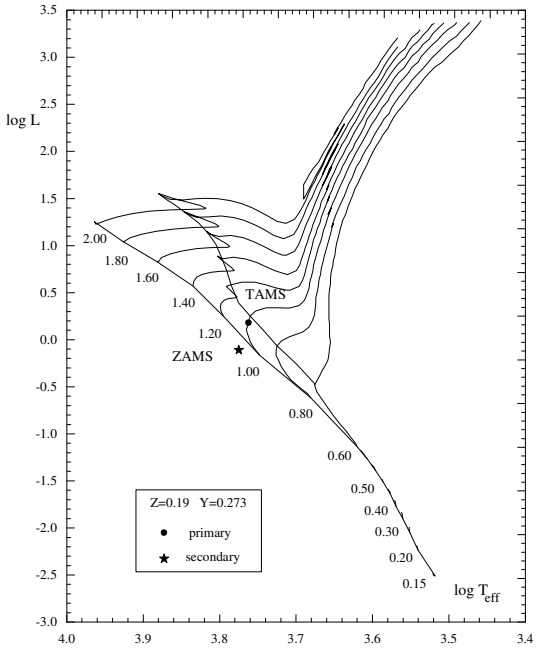
Parametre	Baş yıldız	Yoldaş yıldız
m ($M_\odot$)	1.32(39)	0.54(15)
R ($R_\odot$)	1.23(13)	0.83(8)
log g (cgs)	4.38(4)	4.33(4)
M_{bol}	4^m.17(24)	5^m.15(22)
M_V	4^m.27(24)	5^m.29(22)
T (K)	5780	5956(20)
L ($L_\odot$)	1.52(31)	0.78(17)
r (pc)	188(21)	

Not: Baş ve yoldaş yıldızlar, tayfsal kütle oranına göre belirlenmişlerdir. Parantez içindeki değerler, son basamağa göre olası yanılgı değerleridir.

Diyagramda, ZAMS (Zero Age of Main Sequence) Sıfır Yaş Anakolu ve TAMS (Terminal Age of Main Sequence) Terminal Yaş Anakolu, Girardi ve ark. (2000)'nin düşük kütleli yıldız modelleri konulu çalışmasında verdiği değerlere göre çizilmiştir. Kimyasal bolluk oranı için güneş modeli



Şekil 5. V829 Her değen sisteminin bileşenlerinin kütle-yarıçap diyagramındaki konumları. ZAMS ve TAMS, Girardi ve ark. (2000)'ndan alınan kuramsal değerlere göre çizilmiştir.



Şekil 6. V829 Her değen sisteminin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları. Evrim yolları, Girardi ve ark. (2000)'ndan alınan kuramsal değerlere göre çizilmiştir. ZAMS üzerindeki sayılar, evrim modellerinin başlangıç kütlelerini göstermektedir.

seçilmiştir. Kütle-yarıçap diyagramında, birinci bileşen ZAMS'a yakınken, ikinci bileşen TAMS'a yakın çıkmıştır; hatta ikinci bileşen ZAMS'ın aynı kütleli bir yıldızın yarıçap değerinin ~10 katı kadar büyük bir yarıçapa sahip olduğu gözükmektedir. HR diyagramında bu durum tersinedir: birinci bileşen TAMS'a yakınken, ikinci bileşen ZAMS'a yakındır. Bu sonuçlar, standart yıldız evrimi modellerine zıt düşmektedir. Kütle-yarıçap diyagramında konumları böylesi olan çift yıldızların bileşenlerinden, standart evrim modellerine göre beklenen durum, HR diyagramında ikinci bileşenin anakolun solunda değil sağında yer almasıdır. W UMa'ların W türlerinde görülen bu olayı, Wang (1994), Lucy (1976) ve Lucy & Wilson (1979) tarafından ortaya konan "ısısal durulma salınımları" kuramını geliştirerek şöyle açıklamaktadır: W UMa'ların A türünde, sistemin ikinci bileşeni, kendi hidrostatik ve ısısal denge konfigürasyonuna doğru yavaşça genişleme evresine girerken; W türünde ikinci bileşen, ZAMS yarıçapına doğru büzülmeye girer. Böylece, W türünde, açığa çıkan çekim enerjisi ısıya dönüşerek ikinci bileşenin daha sıcak olmasına neden olur. Böylece ikinci bileşen HR diyagramında düşük sıcaklı bölge olan anakolun sağ tarafında değil yüksek sıcaklı bölge olan anakolun sol tarafında yer alır. Hilditch (2001)'e göre ise özellikle ikinci bileşende görülen ve standart evrim modellerine uymayan yada ters düşen bu durum, ışık eğrisi çözümlerinde ikinci bileşen için bulunan sıcaklığın yıldızın tek başına bir yıldız olma durumunda beklenen sıcaklık değil çiftin sahip olduğu ortak zarfın sıcaklığı olduğu şeklinde açıklanmıştır.

6. Kaynaklar

Applegate, J.H. 1992, ApJ, 385, 621
Erdem, A., Özkardeş, B., 2004, IBVS, 5496
Fleming, T.A., Gioia, I.M., Maccacaro, T. 1999, AJ, 98, 692
Gioia, I.M., Maccacaro, T., Wolter, A. 1987, in IAU Symp. 124, Observational Cosmology eds. A. Hewitt, G.R. Burbidge , and L.-Z. Fang (Dordrecht: Reidel), 593
Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C. 2000, A&AS, 141, 371
Hilditch, R.W. 2001, An Introduction to Close Binary Stars, Cambridge University Press
Klinglesmith, D.A., Sobieski, S. 1970, AJ, 75, 175
Lu, W., Rucinski, S.M. 1999, AJ, 118, 515
Lucy, L.B. 1976, ApJ, 205, 208
Popper, D.M. 1980, ARA&A, 18, 115
Robb, R.M. 1989, IBVS, 3346
Wang, J.M. 1995, AJ, 110, 782
Wilson, R.E., Devinney, E.J. 1971, ApJ, 166, 605
Wilson, R.E. 1992, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model, Revision of 1992: May, University of Florida

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Geri Tür Değen Dizgeler: XY Leo A, V2388 Oph ve V781 Tau

K. Yakut ve Ö. L. Değirmenci

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova-İzmir
yakut@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, geri tür değen dizgelere ilşikin araştırma yapılmış, literatürde fiziksel parametreleri iyi bilinen dizgeler toplanmış ve bunlar HR diagramında gösterilmiştir. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde fotometrik çalışması yapılan XY Leo A, V2388 Oph ve V781 Tau'nun sonuçları sunulmuş ve geri tür dizgeler in HR diagramında noktalanmıştır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değen dizgeler – yıldızlar: XY Leo A – yıldızlar: V2388 Oph – yıldızlar: V781 Tau

Abstract: In this study, we present the research study resalt of late-type cantact binaries. We have collected from literature the systems whose physical parameters are well-known and their HR diagram has been plotted. Besides, the photometric observation result of XY LeoA, V2388 Oph and V781 Tau that have been done at Ege University Observatory are presented and their places on the HR diagram of late-type stars have been shown. The evolutionary state of the components' of the selected systems are discussed.

Key words: stars: contact binaries – stars: XY Leo A – stars: V2388 Oph – stars: V781 Tau

1. Giriş

Değen çiftler; bileşenleri fiziksel olarak birbine temas halinde olan dizgelerdir. İki tür değen dizge vardır bunlardan ilki W UMa olarak da bilinen geri tür değen dizgeler (GTDd) diğeri de ön tür değen dizgelerdir (ÖTDd). GTDd'ler kısa yörünge dönemlerine ve ortak konvektif zarfa sahip dizgeler iken ÖTDd'ler genelde uzun yörünge dönemlerine ve radyatif ortak zarfa sahiplerdir. Binnendijk (1970), GTDd'leri A ve W türleri olarak iki alt sınıfa ayırmıştır. A türleri genelde A-G tayf aralığında iken, W türleri F-K tayf sınıfları arasındadır. Günümüzde yaklaşık 500 civarında değen dizge bilinmesine karşın bunların sadece %10 kadarının fiziksel parametresi iyi bilinmektedir (hem fotometrik hemde tayfsal olarak çalışılmış olan dizgeler). Son deönemlerde, özellikle de Rucinski ve arkadaşlarının dikine hız çalışmaları ve birçok yazarın bu konulara odaklanması bu dizgelerin gözlemsel verilerinin artmasına yol açmıştır.

Değen dizgelerin (özellikle geri türler için) yapısı ve evrimini açıklamak için bir kaç model önerilmiştir. İlk model Lucy (1968) tarafından önerilmiştir. Lucy (1968) modeli, temel ve ilk yaklaşım olmasına karşın, Eggen (1967)'ın renk-parlaklık diagramını açıklayamamıştır. Değme sürekszliği modeli (contact discontinuity = DSC), Shu vd. (1976, 1979, 1980), Lubow ve Shu (1977, 1979) tarafından; ısısal durulma salınımları (thermal relaxation oscillation = TRO) modeli, Flannery (1976), Lucy (1976) , Robertson ve Eggleton (1977) tarafından; açısal momentum kaybı (angular momentum loss = AML) modeli, Mochnacki (1981), Rahunen (1981) ve Vilhu ve Rahunen (1981) tarafından önerilmiştir. Temel modeller bunlar olmasına karşın günümüzde bu sistemlerin yapısı ve evrimine ilişkin farklı yaklaşımlar veya bu modellerin sentezleri de sunulmuştur.

Bildiri tam metni için : Kadri YAKUT
e-mektup: yakut@astronomy.sci.ege.edu.tr

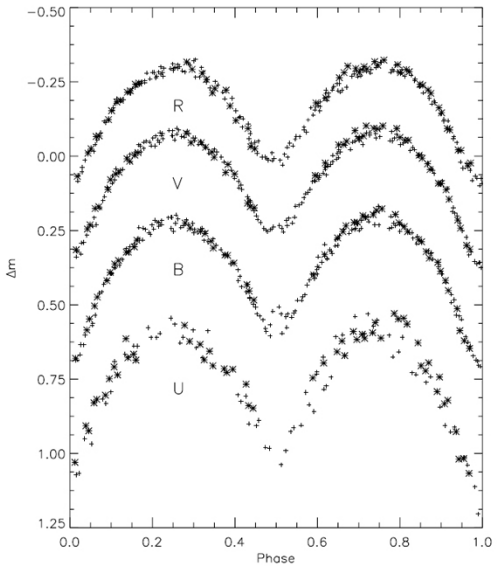
2. Seçilen Yıldızlar

2.1. XY Leo A

XY Leo A (HIP 49136, V=9^m.67, P=0.28 gün, K0Vn) Hoffmeister (1934) tarafında keşfinden ve Koch (1960) tarafından ilk fotoelektrik ışık eğrisi elde edildiğinden bu yana bir çok yazar tarafından incelenmişitir. XY Leo A'nın dönem değişimi çalışmalarında, sistemin etrafında dolanan üçüncü bir cisim olduğu görülmüştür. Bu üçünçü cisim aslında ikili bir dizgeden oluşmaktadır. Barden (1987), bu üçüncü cisme ilişkin tayfı elde etmiş ve bunun da 0.8 gün dönemli bir çift olduğunu tespit etmiştir.

Sistemin fotometrik çalışması, son olarak Yakut vd. (2003) tarafından yapılmıştır. Ege Üniversitei Gözlemevi'nde 2000, 2001, ve 2002 gözlem sezonlarında UBVR süzgeçlerinde gözlemler

yapılmıştır (Şekil 1). Bu çalışma sonucu, XY Leo A'da kütle aktarımına ilşkin delil O-C değişiminden ilk kez sunulmuş ve sistemin fiziksel parametreleri elde edilmiştir (Tablo 1).

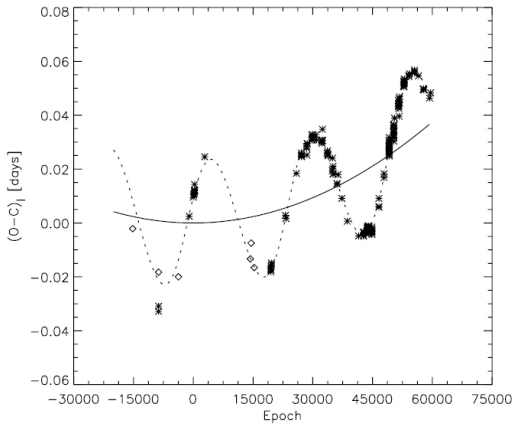


Şekil 1. XY LeoA'nın EÜG'de elde edilen ışık değişimi.

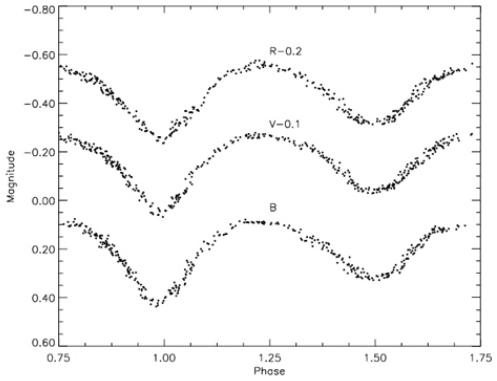
W alt türü olan XY Leo A'nın ışık eğrisi çözümü, Barden (1987)'nin tayfsal çalışması ile birleştirilerek bileşenlerin fiziksel parametreleri Yakut vd. (2003) tarafından elde edilmiş ve değerler Çizelge 1'de verilmiştir.

2.2. V2388 Oph

V2388 Oph (HIP 87655, V=6^m.13, P=0.80 gün), CCDMJ17542+1108 isimli yakın görsel dizgenin parlak bileşenidir. Sistemin değişim gösterdiği, Rodriguez vd. (1998)'nin yaptığı γ Dor değişenlerine ilişkin kampanyaları sırasında bulunmuştur. Rodriguez vd. (1998) sistemin dar-band ışık eğrilerini çözüp, yörünge öğelerini belirlemişlerdir. Rucinski vd. (2002), sistemin ilk ve tek dikine hız çalışmasını yapmışlardır. Yakut vd. (2004) Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 2000-2003 gözlem sezonunlarında elde ettikleri BVR ışık eğrileri (Şekil 3) ve daha önce elde edilen dikine hızı kullanarak, Çizelge 1'de verilen yörünge ve fiziksel değerleri elde etmişlerdir



Şekil 2. XY Leo A'nın dönem değişimi. Kesikli çizgi XY Leo B den kaynaklanan üçüncü cisim etkisi ve sürekli çizgi XY Leo A'nın bileşenleri arasındaki kütle aktarımını temsil etmektedir.



Şekil 3. V2388 Oph dizgesinin EÜG'de elde edilen ışık değişimi.

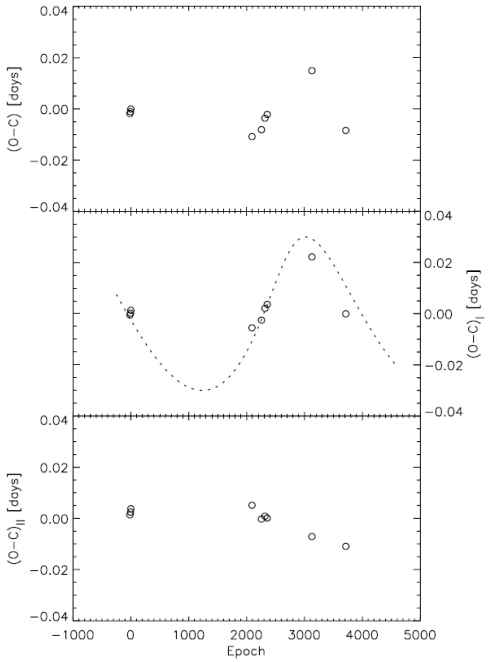
2.3. V781 Tau

V781 Tau (HIP 27562, V=8^m.70, P=0.34 gün) G0V), W-alt türü geri tür dizgedir. Dizgenin değişim gösterdiği, Harris (1979) tarafından rapor edilmiştir. İlk fotometrik çalışması, Cereda vd. (1988) tarafından yapılmış ve daha sonra bir çok yazar tarafından minimum zamanları elde edilmiştir. Dizgenin tayfsal çalışması, Lu (1993) ve Zwitter vd. (2003) tarafından yapılmıştır. Zwitter vd. (2003)'in elde ettikleri dikine hız eğrileri, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen ışık eğrileri ile (Şekil 5) ortak çözülerek, Çizelge 1 de verilen fiziksel parametreler elde edilmiştir.

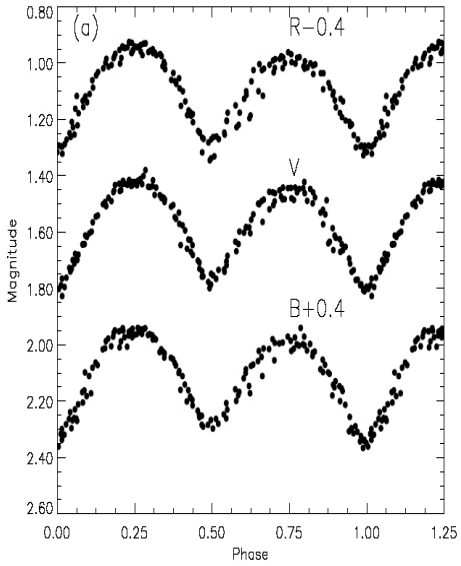
Dizgeye ilişkin minimum zamanları daha önceki çalışmalardan toplanarak dönem analizi yapılmıştır i (Şekil 6). Buna göre, büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene saniyede 3x10^{18} gram madde akmaktadır

Çizelge 1. Seçilen dizgelerin bileşenlerine ilişkin fiziksel değerler. Değerlerin hatası parantez içinde gösterilmiştir.

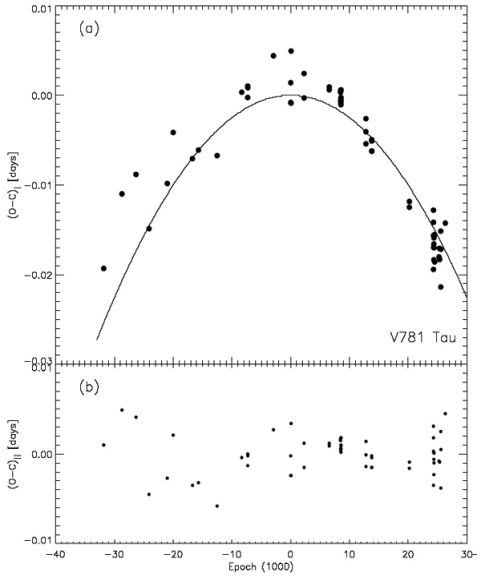
	XY Leo A	V2388 Oph	V781 Tau
$M_1\ (M_\odot)$	0.82(2)	1.80(2)	1.24(7)
$M_2\ (M_\odot)$	0.50(1)	0.34(1)	0.55(3)
$R_1\ (R_\odot)$	0.85(2)	2.60(2)	1.180(7)
$R_2\ (R_\odot)$	0.68(2)	1.30(1)	0.823(8)
$T_1\ (K)$	4524(14)	6900	5621(43)
$T_2\ (K)$	4850	6349(23)	5940
$L_1\ (L_\odot)$	0.267	3.86	1.25(5)
$L_2\ (L_\odot)$	0.226	3.74	0.76(2)



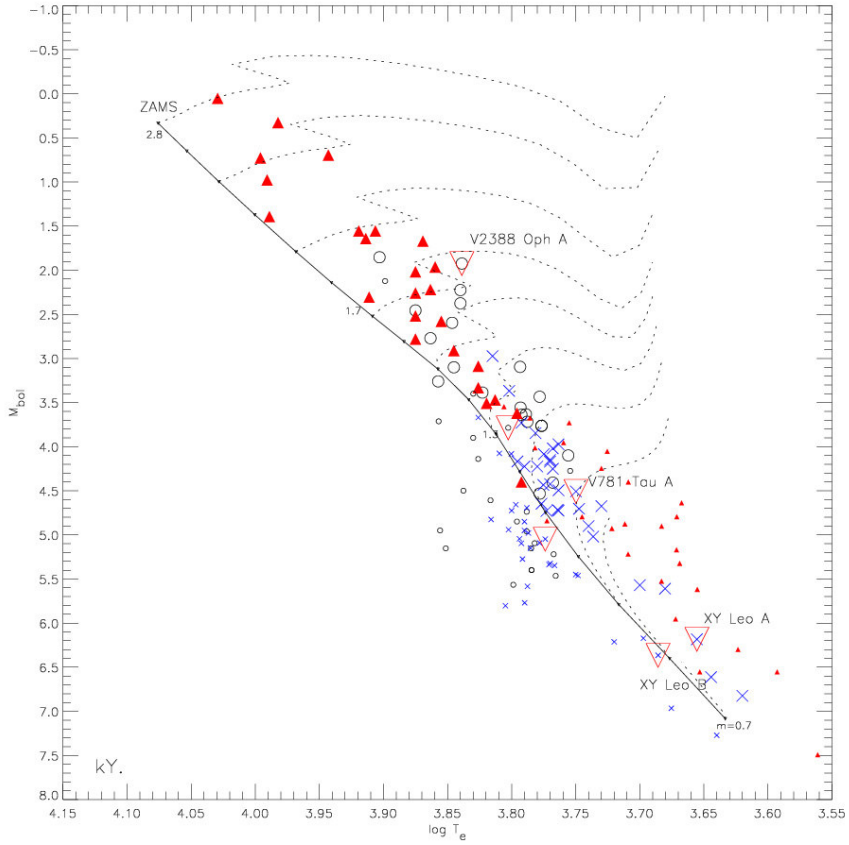
Şekil 4. V2388 Oph dizgesine ilişkin O-C değişimleri. Şekildeki kesikli çizgi, görsel çiftin tayfsal yörüngesinden hesaplanmıştır.



ŞekiŞekil l 5. V781 Tau dizgesine ilişkin EÜG'de elde edilen BVR ışık eğrileri.



Şekil 6. V781 Tau dizgesine ilişkin (O-C) değişimi



Şekil 7. Geri tür değen dizgeler ve "near-contact" dizgeler ilişkin HR diagramı. Teorik çizgiler Vandenberg (1985) ten alınmıştır.

3. Sonuç ve Tartışmalar

Geri tür değen dizgelerin fiziksel parametreleri arasındaki ilişki ve bu dizgelerin gözlemsel sonuçları bir çok yazar tarafından incelenmiştir (Eggleton 1981; Mochacki 1981; Maceroni, Milano ve Russo 1985; Hilditch, King ve McFarlane 1988; Sarma ve Fedorova 1989, Rovitis-Livaniou vd. 1992; Selam ve Demircan 1994; Maceroni ve van't Veer 1996; Yakut 2004; ve bunların belirtiği kaynaklar).

Şekil 7'de parametreleri iyi bilinen geri tür değen dizgeler ile *near-contact* olarak bilinen dizgelerin, HR diagramındaki konumları noktalanmıştır. Şekil 7 de, dolu üçgenler, near-contact çiftleri; içi boş daireler, A-türü dizgeleri ve çarpılarda, W-türü dizgeleri göstermektedir. Bu işaretlerin büyük olanları büyük kütleli bileşenleri, küçük olanları da, küçük bileşenleri göstermektedir. Bu çalışmada ele alınan örten çiftlerin isimleri, şekil içinde belirtilmiştir. Şekilden de görüldüğü gibi, A ve W türlerinin ikinci bileşenlerin *genelde* TAMS'ın altında kalmakta ve daha kütleli olan bileşenler ise ZAMS ve TAMS civarında dağılım göstermektedir. Bu dizgelerin evrimine ilişkin araştırmalar daha sonraki çalışmalarda yapılacaktır.

XY Leo A'nın küçük bileşeni normal dizgelere göre daha fazla ışıtmalı ve daha büyük yarıçaplı görünmektedir. Büyük kütleli bileşenin salt parlaklığı, Popper (1980) ve Dorman (1989)'nın verdiği küçük kütleli yıldızların ki ile uyuşum içinde iken, küçük bileşen 1.6 kadir daha parlaktır. V2388 Oph'un birinci bileşeni diğer benzer dizgelere göre daha fazla evrimleşmiş görünmektedir. Küçük kütleli bileşen de, kütlesine göre daha büyük yarıçap ve ışıtmaya sahiptir. Benzer ilşikiler V781 Tau için de söz konusur. Geri tür değen dizgelere ilişkin açıklanmamış bir çok soru vardır. Mevcut modeller, bir çok durumu başarılı bir şekilde açıklamasına karşın henüz **tamamen** açıklayan bir model yoktur.

4. Kaynaklar

Barden, S.C. 1987, ApJ, 317, 333
Binnendijk, L., 1970, vistas Astron., 12, 217
Cereda, L., Misto, A., Niarchos, P.G., Poretti, E., 1988, A&AS, 76, 255
Eggen, O. J., 1967, MmRAS, 70, 111

Eggleton, P. P., 1981, SAOSR, 392, 153
Flannery, B. P. 1976, ApJ 205, 217
Harris, A. J., 1968, AJ, 73, 164
R. W., King D.J., & McFarlane T. M. 1988, MNRAS, 231, 341
Hoffmeister C. 1934, Astron. Nachr., 253, 193
Lu, W., 1993, AJ, 105, 646
Lubow, S. H., & Shu, F. H. 1977, ApJ 216, 517
Lubow, S. H., & Shu, F. H. 1979, ApJ 229, 657
Lucy, L. B., 1968, ApJ, 151, 1123
Lucy, L. B. 1976, ApJ 205, 208
Maceroni, C., Milano, L., & Russo, G. 1984, A&AS, 58, 405
Maceroni, C., van't Veer, F., 1996, A&A, 311, 523
Mochnacki, S. W. 1981, ApJ, 245, 650
Rahunen, T., 1981, A&A, 102, 81.
Vilhu, O.; Rahunen, T., IAUS, 93, 181
Robertson, J.A, & Eggleton, P.P. 1977, MNRAS, 179, 359
Rodriguez, E.; Claret, A.; Garcia, J. M et al. 1998 A&A, 336, 920
Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P., Bitzaraki, O., 1992, Ap&SS, 189, 237
Rucinski, S. M.; Lu, W.; Capobianco C. C., et al. 2002, AJ, 124, 1738
Sarma, M. J., & Fedorova, A. V. 1989, A&A, 208, 111
Shu, F.H., Lubow, S.H., & Anderson, L. 1976, ApJ 209, 536.
Shu, F.H., Lubow, S.H., & Anderson, L. 1979, ApJ 229, 223.
Shu, F.H., Lubow, S.H., & Anderson, L. 1980, ApJ 239, 937.
Vandenberg, D. A., 1985, ApJS, 58, 711
Yakut, K., İbanoğlu, C., Kalomeni, B., Değirmenci, Ö. L., 2003, A&A, 401, 1095.
Yakut, K., Kalomeni, B., İbanoğlu, C., 2004, A&A, 417, 725.
Yakut, K., 2004, baskıda.
Zwitter, T. vd., 2003, A&A, 404, 333

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Değen Dizgelerin Parametreleri Arasındaki İlişkiler

Dicle ZENGİN[1], Cafer İBANOĞLU[1]

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
dzengin@astronomy.sci.ege.edu.tr, ibanoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, duyarlı sınıflaması yapılmış 39 W-türü ve 26 A-türü W UMa dizgesinin fotometrik ve tayfsal çalışmalarından elde edilen salt parametreleri derlenmiş ve bu veriler ile kütle-yapıçap, kütle-ışıtma ve HR diyagramları oluşturulmuştur. Bu verilerin normal anakol yıldızları ile karşılaştırılması, bileşenler arasındaki kütle aktarımı da göz önüne alındığında A türü dizgelerin baş bileşenlerinin anakoldan ayrılma çizgisine (TAMS) yakın iken W-türü dizgelerin baş bileşenlerinin evrimleşmemiş anakol yıldızları olduğunu göstermektedir. Bu çalışmanın ikinci uygulaması olarak baş bileşenin kütlesi M_p, yoldaş bileşenin kütlesi M_s, yörünge dönemi P ile dizgenin özgün yörünge açısal momentumu $J_{ö}$, arasındaki ilişkiler araştırılmış ve bazı istatistik ilişkiler ($J_{ö}$- M_p; $J_{ö}$- M_s; $J_{ö}$-P) elde edilmiştir. Bu ilişkiler, bileşenler arasındaki kütle aktarımının her iki yönde de olduğu ve açısal momentum kayıp oranının dizgenin evriminde oldukça etkili olduğunu göstermektedir. Değen dizgelerin açısal momentum kaybı (AMK) ile evrimleştikleri günümüzde en geçerli yaklaşımdır.

Anahtar kelimeler: değen dizgeler, yıldız evrimi.

Abstract: In this study, absolute parameters (mass, radii, luminosity) of well-defined 39 W-type and 26 A-type W UMa stars are collected by using photometric and spectral studies and these data are plotted in mass-radius and mass-luminosity planes and in the HR diagram. If the luminosity transfer between the components is taken into consideration, comparison of these data with normal main sequence stars demonstrate that primary components of W- type systems are unevolved main sequence stars while those of A-type are near to terminal-age (TAMS) main sequence. As a second application of this study, the relation between mass of primary component M_p, mass of secondary component M_s, orbital period of system P and specific orbital angular momentum $J_{ö}$, are investigated. Some statistical relations ($J_{ö}$- M_p; $J_{ö}$- M_s; $J_{ö}$-P) for contact binaries are presented. These relations point that free mass transfer in both directions exists between the components and AMK rate has quite influence on evolution. Evolution with angular momentum loss (AMK) for contact binaries seems the most valid approach at present

Key words: contact binary, stars evolution.

1. Giriş

Değen çift yıldızlar iki bileşeni de Roche lobunu dolduran ve etrafı ortak bir zarf ile çevrilmiş iki yıldızdan oluşur. Yıldızlar birbirlerine yakın olduklarından tutulma olasılığı ayrık çiftlere göre daha yüksektir. Ancak örten çift dizgeler içerisinde değen çift dizgeler, çözümü en güç ışık eğrilerine sahiptir. Çünkü bu yıldızlar genel olarak küresel yapıda olmadıklarından ve yüzey parlaklıkları eş dağılımlı olmadığından, kenar ve çekim kararmalarının etkisiyle ışık eğrilerinde tutulmalar dışında sürekli bir ışık değişimi gözlenir. Bu özellikleri gösteren örten çift yıldızlar erken tür (E türü) değen çift yıldızlar (Eggen 1978, Webbink 1979) ve W UMa türü değen çift yıldızlar olmak üzere iki türe ayrılır (Smith 1984). W UMa türü değen dizgelerin de farklı ışık değişimleri gösterdiği anlaşılmıştır. Binnendijk (1970), bu yakın çift yıldızları büyük kütleli ve büyük yarıçaplı bileşenin derin ya da sığ minimumda örtülmesine göre **A-türü** ve **W-türü** olmak üzere iki alt gruba ayrılmıştır. A türü dizgelerde derin minimum her zaman örtme sonucunda, yani büyük kütle ve yarıçaplı baş yıldızın örtülmesiyle oluşur. W türü dizgelerde ise bunun tam tersine büyük kütleli bileşenin örtülmesiyle oluşan minimumlar daha sığdır; yani daha derin minimum küçük kütle ve yarıçaplı yıldızın örtülmesi sonucunda oluşur. Dolayısıyla büyük kütleli bileşen soğuk yıldızdır. Bu çelişkinin nedeni çözüme kavuşturulamamış bir sorun olarak ortadadır. ***W sendromu*** olarak bilinen bu durum için farklı açıklamalar yapılmaktadır. Bunlardan en geçerli olanı çifti oluşturan bileşenlerin yüzey parlaklıklarının tekdüze olmaması, başka bir deyişle büyük kütleli bileşenin yüzeyinin Güneş'te olduğu gibi lekelerle kaplı olmasıdır (Mullan, 1975; Stepien, 1980).

Bildiri tam metni için : Dicle ZENGİN
e-mektup: dzengin@astronomy.sci.ege.edu.tr

2. Uygulamada Kullanılacak Parametrelerin Elde Edilmesi

Çalışmada kullanılmak üzere seçilen yıldızlar için Pribulla, Kreiner ve Tremko (2003) tarafından yayınlanan, gökadamızda yer alan W UMa türü değen dizgelerin son kataloğu temel kaynak olarak kullanılmıştır. Bu katalogda Mart 2002'ye değin öğeleri belirlenen 361 yıldız yer almaktadır. Bu katalogdan ve ayrıntılı bir kaynak taramasıyla yeni keşfedilen dizgeler de listeye eklenerek, hem tayfsal hem de ışıkölçümü yapılarak yeni yöntemlerle öğeleri iyi belirlenmiş 39 W türü ve 26 A türü dizge olmak üzere toplam 65 değen dizge seçilmiştir. Ancak bu katalogda W UMa dizgelerinin yapısı ve evrim aşamasına ilişkin bilgileri türetebileceğimiz salt öğeler olan kütle, yarıçap ve ışıtmalar verilmemektedir. Bu öğeler, katalogda her yıldıza ilişkin verilen kaynağa ulaşılarak incelenen dizgenin ışık eğrisinin hangi yöntemle analiz edildiğine bakılmış ve bu analiz sonunda bulunan öğeler ile tayftan bulunan öğeler birleştirilerek salt öğelere ulaşılmıştır. Birinci ve ikinci bileşen tanımı farklı araştırmacılar tarafından farklı farklı kullanılmaktadır. Bu karışıklığın önüne geçmek için bu çalışmada belirleyici öğe olarak kütle alınmış ve büyük kütleli bileşene baş yıldız olarak tanımlanırken, p (primary) alt indisi ile yoldaş yıldızı ise s (secondary) alt indisi ile gösterilmiştir.

3.Değen Dizgelerin Parametreleri Arasındaki İlişkiler

Değen dizgelerin W veya A alt türü şeklinde duyarlı sınıflaması yapılmış 65 W UMa yıldızının öğeleri kullanılarak kütle-ışıtma (M-L), kütle-yarıçap (M-R) ve HR diyagramları oluşturulmuştur. Öğelerin ortalama yanılgıları $\log M/M_\odot$ için ±0.05, $\log R/R_\odot$ için ±0.014, $\log L/L_\odot$ için ± 0.05 ve $\log T_e$ için ±0.015 olarak bulunmuştur. Şekil 1'de baş ve yoldaş yıldızlar için kütle-ışıtma, Şekil 2'de kütle-yarıçap ilişkileri ve Şekil 3'de H-R diyagramı gösterilmiştir. W ve A alt türlerini, bunların baş ve yoldaş bileşenlerini birbirinden ayırt etmek için farklı gösterimler kullanılmıştır. Bunlara ek olarak, Claret&Gimenez (1991) tarafından $1.12M_\odot < M < 2M_\odot$, Schaller (1992) tarafından $1.25M_\odot < M < 2M_\odot$ ve Charbonnel et al. (1999) tarafından $0.4M_\odot < M < 1M_\odot$ aralığında Z=0.02 için hesaplanan **sıfır-yaş anakol** (ZAMS) ve **anakoldan ayrılma** (TAMS) çizgilerini de karşılaştırma için diyagramlara yerleştirilmiştir.

A ve W alt türleri için parametrelerin logaritmaları arasında doğrusal ilişki olduğu varsayılmıştır ve en küçük kareler yöntemi kullanılarak katsayılar ve bunların yanılgıları hesaplanmıştır.

Kütle-ışıtma ilişkisi için bulunan değerler aşağıda verilmiştir:

A türü baş yıldız:

$$\log L_p/L_\odot=(1.96\pm 0.44)\log M_p/M_\odot+(0.32\pm 0.08) \quad (1)$$

,W türü baş yıldız:

$$\log L_p/L_\odot=(1.97\pm 0.28)\log M_p/M_\odot-(0.04\pm 0.04) \quad (2)$$

A türü yoldaş yıldız:

$$\log L_s/L_\odot=(0.84\pm 0.25)\log M_s/M_\odot+(0.41\pm 0.13) \quad (3)$$

W türü yoldaş yıldız:

$$\log L_s/L_\odot=(0.99\pm 0.28)\log M_s/M_\odot+(0.09\pm 0.10) \quad (4)$$

Küçük kütleli anakol yıldızları için kütle-ışıtma bağıntısı gözlemsel veriler kullanılarak $0.1<M/M_\odot<18$ kütle aralığı için Griffiths ve ark.. (1988),

$$\log L/L_\odot = 4.20\sin(\log M/M_\odot - 0.281) - 1.174 \quad (5)$$

bağıntısını elde etmiştir. Ancak değen dizgelerde ne baş yıldızlar ne de yoldaş yıldızlar bu ilişkiye uymamaktadır. W UMa dizgelerinde baş yıldızların ışıtmaları kütleye $L \propto M^2$ şeklinde bir bağlılık gösterirken yoldaş yıldızlar $L \propto M$ gibi bir ilişkiye uygun davranmaktadır. A türü yıldızların küçük kütleli bileşenleri aynı kütleli bir anakol yıldızına göre 23, W türü yıldızların yoldaşları ise 10 kat daha yüksek ışıtmalıdır. Dorman ve ark. (1989) tarafından $0.08<M/M_\odot<0.55$ olan yıldızlar için oluşturulan ZAMS modellerine göre A türü yoldaşlar 0.5 $M_\odot$ kütleli yıldızlara göre 33 kat, W türü yoldaşlar ise 14 kat daha yüksek kütlelidir.

A ve W alt türlerinde kütle-yarıçap ilişkileri için bulunan bağıntılar ise şöyledir:

A türü baş yıldız:

$$\log R_p/R_\odot=(0.67\pm 0.11)\log M_p/M_\odot+(0.10\pm 0.02) \quad (6)$$

W türü baş yıldız:

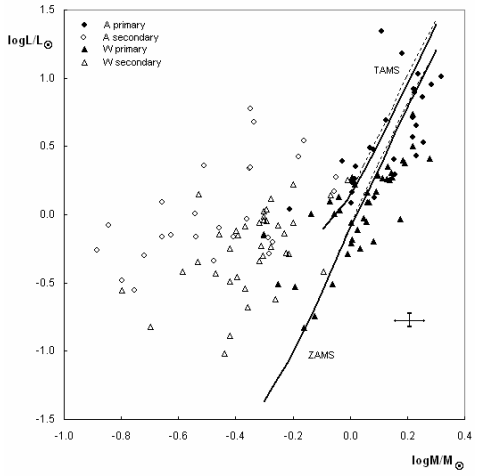
$$\log R_p/R_\odot=(0.61\pm 0.07)\log M_p/M_\odot+(0.02\pm 0.01) \quad (7)$$

A türü yoldaş yıldız:

$$\log R_s/R_\odot=(0.36\pm 0.07)\log M_s/M_\odot+(0.10\pm 0.04) \quad (8)$$

W türü yoldaş yıldız:

$$\log R_s/R_\odot=(0.40\pm 0.07)\log M_s/M_\odot+(0.01\pm 0.03) \quad (9)$$



Şekil 1. 65 değen çiftin bileşenlerinin M-L diyagramındaki konumları gösterilmektedir. W-türü dizgeler üçgen, A türü dizgeler daire ile gösterilmiştir. İçi dolu semboller baş yıldızları, boş olanlar da yoldaş yıldızları gösterir.

Değen dizgelerin baş yıldızlarının yarıçapları kütleye $R \propto M^{0.6}$ şeklinde bağlı iken küçük kütleli bileşenlerde bu ilişki $R \propto M^{0.4}$ olmaktadır. Küçük kütleli anakol yıldızlarına göre A türü dizgelerin yoldaş yıldızları 2, W türü dizgelerin yoldaşları ise 1.6 kat daha büyük yarıçaplıdır.
Bileşenlerin H-R diyagramındaki konumlarını belirten ışıtma- sıcaklık ilişkileri için aşağıdaki bağıntılar bulunmuştur:

A türü baş yıldız:

$$\log L_p / L_\odot = (6.89 \pm 0.74) \log T_p - (25.70 \pm 2.83) \qquad (10)$$

W türü baş yıldız:

$$\log L_p / L_\odot = (7.14 \pm 0.54) \log T_p - (26.75 \pm 2.03) \qquad (11)$$

A türü yoldaş yıldız:

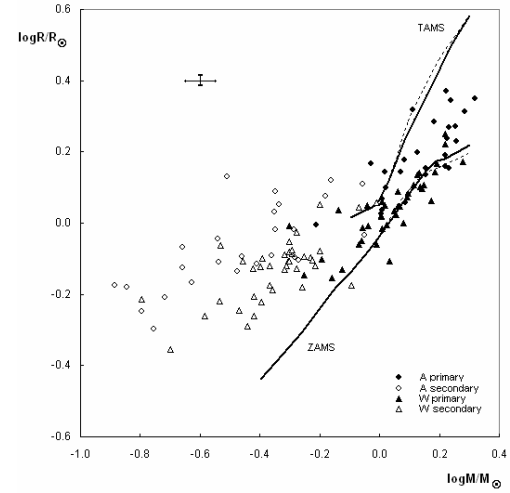
$$\log L_s / L_\odot = (6.05 \pm 0.96) \log T_s - (23.00 \pm 3.63) \qquad (12)$$

W türü yoldaş yıldız:

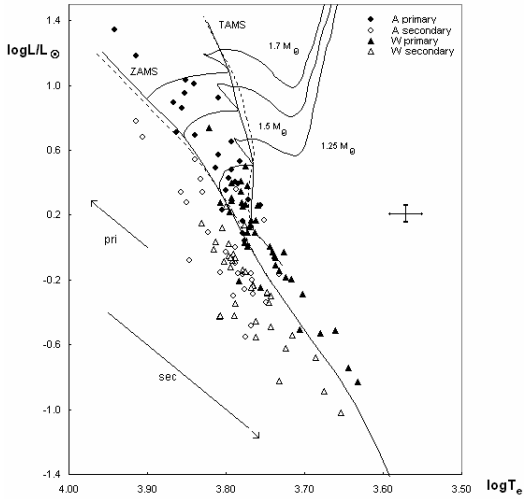
$$\log L_s / L_\odot = (6.28 \pm 0.73) \log T_s - (23.94 \pm 2.76) \qquad (13)$$

Hilditch ve ark. (1988) 13 W türü yoldaş yıldız için $L_s / L_\odot \propto T_e^{6.62}$, dokuz yakın değen dizgenin yoldaş yıldızları için $L_s / L_\odot \propto T_e^{6.49}$ bulmuştur. Bu çalışmada bulduğumuz eğimler daha önce bulunanlardan biraz daha azdır. 0.5 $M_\odot$ kütleli bir yoldaş yıldız A türünün üyesi ise etkin sıcaklığı aynı kütleli bir ZAMS yıldızına göre %78, W türünün üyesi ise %59 daha sıcaktır.

A-türü dizgelerin baş yıldızları genellikle anakol bandı içerisinde yer alırken W-türü dizgelerin baş bileşenleri genellikle anakol bandının altında kalmaktadır. Yoldaş bileşenlere aktarılan ışıtma baş yıldızlara eklendiğinde A türü yıldızların anakol evrimlerini tamamlamaya yakın oldukları yine bu ışınım aktarımı gözönüne alınırsa W türü yıldızların yoldaş bileşenlerinin ise ZAMS'a yakın oldukları görülür. A türü dizgeler evrim bakımından W türlerine göre daha ileridedir



Şekil 2. Kütle-yarıçap ilişkisinin A-türü ve W-türü dizgeler için şematik gösterimi (Şekilde semboller Şekil 1 ile aynıdır).



Şekil 3. A-türü ve W-türü dizgelerin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları. (Şekildeki semboller Şekil 1 ile aynıdır).

W türü dizgelerin yoldaş yıldızlarının sıcaklığında $\Delta \log T_e \approx 0.2$'lik bir azalma ışıtmada $\Delta \log L / L_\odot = -0.8$'lik, A türü yoldaşlarda ise

$\Delta \log T_e \approx 0.25$ 'lik bir azalma yıldızın ışıtmasında $\Delta \log L / L_\odot = -1$ 'lik bir azalma doğuracaktır. Burada bulunan değerler, daha önce Hilditch et al.(1988) tarafından 13 tane W türü yoldaş için bulunan $\Delta \log T_e \approx 0.09$ 'luk etkin sıcaklık azalmasına karşı bulunan $\Delta \log L / L_\odot = -0.36$ 'lık değerden oldukça büyüktür. Hilditch et al. karşılaştırma için ZAMS yıldızı yerine değme aşamasına yaklaşmış olan çift yıldızların yoldaş yıldızlarını almıştır.

Bu çalşma ile elde edilen bulguları özetlersek,

(a) W-türü dizgelerin yoldaş bileşenleri ZAMS'ta beklenenden daha büyük yarıçaplara sahiptirler (Bkz. Şekil 2). Küçük kütleli anakol yıldızları için kütle-yarıçap ilişkisini $R \propto M^{0.88}$ (Patterson, 1984) olarak kabul edersek, ortalama olarak 0.3 $M_\odot$ kütleli bir W-türü dizgesinin yoldaş bileşeninin yarıçapı aynı kütleli anakol yıldızından 1.78 kat, aynı kütleli A türü bileşeni ise 1.87 kat daha büyüktür. Baş bileşenden yoldaş bileşene ışıtma aktarıldığını düşünürsek, yarıçaptaki bu farktan dolayı $L \sim R^2$ olduğundan bileşenin M-L diyagramında daha yüksek ışıtmalı görünmesine neden olacaktır. Ancak yarıçaptaki bu büyüme $\Delta \log L$ üzerinde 0.5'lik bir artışa karşılık gelir. Halbuki, bu yıldızların ışıtmaları aynı kütleli ZAMS yıldızlarından 14 kat daha yüksektir (Bkz. Şekil 1). Dolayısı ile bu küçük kütleli bileşenler baş yıldızlarından bir miktar erke almış olmalıdır. Yarıçaptaki büyüme ve baş yıldızdan alınan erke nedeniyle bu küçük kütleli bileşenler HR diyagramında sıfır-yaş anakolunun solunda yer alırlar.

(b) A-türü dizgelerin baş bileşenlerinin çoğu HR diyagramında TAMS yakınlarında yer alır (Bkz. Şekil 3). Bu da A türü dizgelerin W-türü dizgelerden evrim bakımından daha ileride olduklarını göstermektedir. Bu sonuç, Lucy et al. (1979) tarafından önerilen A-türü dizgelerin daha evrimleşmiş cisimler olduğu düşüncesini doğrulamaktadır. BL Eri, V508 Oph ve OU Ser dizgelerinin baş bileşenleri L-M diyagramında evrimleşmemiş olarak görünürken M-R ve HR diyagramlarında evrimleşmiş olarak görünmektedirler.

(c) A-türü dizgelerin yoldaş bileşenlerin yarıçapları aynı kütleli ZAMS yıldızları için beklenenden 1.87 kat daha büyüktür. Buna bağlı olarak M-L diyagramındaki ışıtmaları da daha büyüktür. Yarıçaptaki bu fark $\Delta \log L$'de 0.54 lük bir artma doğurur. Buna karşın, A-türü dizgelerin yoldaş yıldızları sıfır-yaş anakolunun $\Delta \log L = -1$ kadar solunda yer alır.

4. Açısal Momentum Kaybı (AMK)

Çift yıldızların evrimine aynı zamanda açısal momentumun evrimi gözüyle de bakabiliriz. Çift yıldızlar içerisinde en az açısal momentuma sahip olanların W UMa dizgeleri olması AMK evriminin sonunda bu dizgeler üretilebileceğini göstermektedir.

Dairesel yörüngeli bir çift yıldızın yörünge toplam açısal momentumunu toplam kütleye bölersek birim kütleye düşen açısal momentum miktarı, ya da kısaca ***özgün açısal momentum***, elde edilir:

$$\frac{J}{M^{5/3}} = \frac{q}{(1+q)^2} P^{1/3} \qquad (14)$$

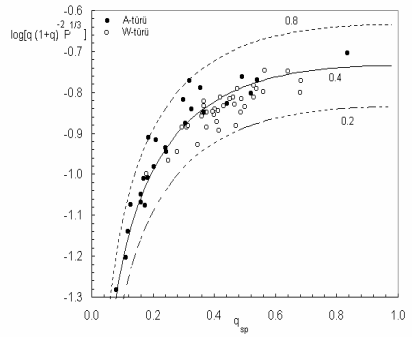
Açısal momentum azaldıkça yörünge dönemi kısalır.

Kütle oranları ve yörünge dönemleri iyi bilinen 65 değen dizgenin $\log\left[q(1+q)^{-2} P^{1/3}\right]$ değerleri hesaplanmış, kütle oranlarına göre işaretlenerek Şekil 4'de gösterilmiştir. Burada düşey eksen aslında $J / M^{5/3}$'e karşılık gelmektedir. Bu şekil özgün açısal momentumun dizgeden dizgeye nasıl değiştiğini, başka bir deyişle açısal momentumum evriminin bir göstergesidir. Manyetik frenleme etkisiyle (Rahunen&Vilhu, 1982) açısal momentum kaybı oluyorsa değme durumu kuruluncaya kadar dizgeler bu diyagramda düşey olarak aşağıya doğru kayacaklardır. Bundan sonraki evrimin daha küçük kütle oranlı yıldızlara, sol alta doğru olacağı tahmin edilmektedir.

Değme durumunun oluşma zamanını çiftin başlangıç açısal momentumu ve açısal momentum kayıp miktarı belirleyecektir. A-türü dizgelerin, W-türü dizgelere göre daha az özgün yörünge açısal momentumuna sahip olması bu dizgelerin daha evrimleşmiş olduğunun bir kanıtı olarak ortaya çıkmaktadır.

Özgün açısal momentumun baş yıldızın (M_p) ve yoldaş yıldızın (M_s) kütleleri ile yörünge dönemine göre nasıl değiştiği sırasıyla Şekil 5, Şekil 6 ve Şekil 7 'de gösterilmiştir. Burada özgün açısal momentum $J_{\ddot{o}} = J_{top} / (M_p + M_s)$ şeklinde hesaplanmıştır. Uzunluk ve kütleler Güneş yarıçapı ve kütlesi biriminde alınmıştır.

Şekilde sağ ve sol sınırlarda yer alan bazı dizgeler (OOAql, NN Vir, V1073 Cyg, BL Eri, FG Hya, EF Dra, eps Cra, AW UMa, ER Ori, TW Cet, V757 Cen, RW Dor) şekil üzerinde işaretlenmiştir. Bu üç şeklin incelenmesi ile aşağıdaki sonuçlar çıkartılabilir:



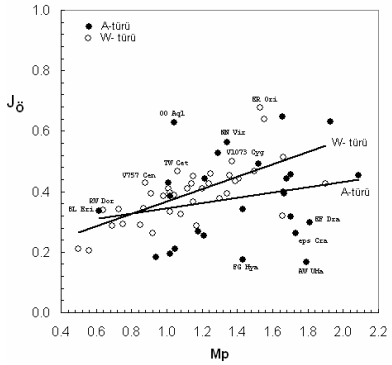
Şekil 4. 65 değen dizgenin özgün açısal momentumlarının kütle oranlarına göre değişimi. A-türü dizgeler noktalarla, W-türü dizgeler içi boş dairelerle gösterilmiştir. Şekilde 0.8, 0.4 ve 0.2 günlük yörünge dönemleri için özgün açısal momentumun kütle oranına göre nasıl değiştiği de işaretlenmiştir.

i) $J_{ö}$-M_p diyagramında büyük kütleli bileşenlerin kütlesi arttıkça özgün açısal momentum da artmaktadır. Bu bağlılık W-türü yıldızlarda daha kuvvetli görünmektedir. Baş yıldızının kütlesi 0.8 $M_{\odot}$'den büyük olan W-türü yıldızların özgün açısal momentumları aynı kütleli A-türü yıldızlarınkinden daha büyüktür. $J_{ö}$-M_s diyagramında ise bunun tersi olmaktadır. A-türü dizgelerin özgün açısal momentumları aynı kütleli W-türü yıldızların açısal momentumlarından daha büyüktür.

$J_{ö}$-M_p diyagramında dizgelerin konumlarına bakıldığında sol üst sınıra yakın dizgelerin (OO Aql, TW Cet, V757 Cen, RW Dor, ER Ori), $J_{ö}$-M_s diyagramında sağ alt sınıra yakın yer aldığını görüyoruz; $J_{ö}$-M_p diyagramında sağ alt sınırdaki dizgeler ise (EF Dra, AW UMa, ε Cra, FG Hya), $J_{ö}$-M_s diyagramında sol üst sınırda toplanmaktadır. Bu sonuç, dizgelerin $J_{ö}$-M_p diyagramındaki dağılımının, $J_{ö}$-M_s diyagramındaki dağılımları ile ters olduğunu göstermektedir.

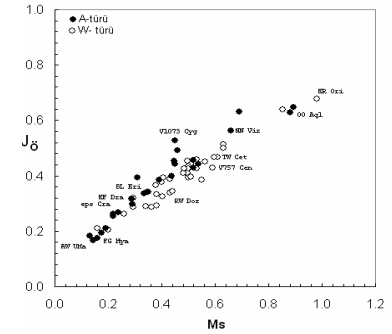
ii) $J_{ö}$-M_s diyagramında her iki türün yoldaş bileşenin kütlesi arttıkça dizgenin sahip olduğu özgün açısal momentumun arttığını ve verilerdeki saçılmanın azaldığını görüyoruz. Bu sonuç $J_{ö}$ ile M_s'nin doğru orantılı olduğunu göstermektedir. W UMa türü değen dizgelerin $J_{ö}$-M_p diyagramındaki dağılımı, $J_{ö}$-P diyagramındaki dağılıma benzer görünmektedir. Bu dizgelerin $J_{ö}$-M_s diyagramındaki dağılımı ise $J_{ö}$-P diyagramındaki ile ters yönlüdür. $J_{ö}$-P diyagramında W-türü dizgeler, aynı dönemli A-türü dizgelere göre daha fazla açısal momentuma sahiptir.

Bu dağılımlara göre OO Aql, TW Cet, V757 Cen, RW Dor, ER Ori gibi dizgelerin baş bileşenlerinin kütleleri küçük olduğunda ($J_{ö}$-M_p diyagramında sol kenarda yeralan dizgeler), yoldaş yıldızların kütleleri büyük ($J_{ö}$-M_s diyagramında sağ kenarda yeralan dizgeler) ve yörünge dönemlerinin kısa olduğu ($J_{ö}$-P diyagramında sol kenarda yeralan dizgeler) anlaşılmaktadır.



Şekil 5. 65 değen dizge için özgün yörünge açısal momentumunun baş bilşenlerin kütlelerine göre dağlımı. Noktalar A-türü dizgeleri, daireler ise W-türü dizgeleri temsil etmektedir.

Buna karşılık EF Dra, AW UMa, ε Cra, FG Hya gibi dizgelerin baş bileşenlerin kütleleri maksimum olduğunda ($J_{ö}$-M_p diyagramında sağ kenarda yer alan dizgeler), bu dizgelerin yoldaş bileşenlerinin kütleleri minimum olmakta ($J_{ö}$-M_s diyagramında sol kenarda yeralan dizgeler) ve yörünge dönemleri en uzun değerine ulaşmaktadır ($J_{ö}$-P diyagramında sağ kenarda yeralan dizgeler).

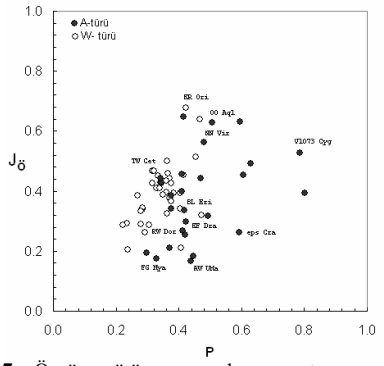


Şekil 6. Özgün yörünge açısal momentumunun, yoldaş bileşenlerin kütlelerine göre değişimi. (Gösterimler Şekil 5 ile aynıdır).

Kütle ve yörünge açısal momemtumu korunuyorsa, baş bileşenden yoldaşa kütle aktarımı, M_p ve yörünge dönemi P'yi azaltırken, yoldaş bileşenin kütlesi M_s'yi arttıracaktır. Tersi durumda, yani yoldaş bileşenden baş bileşene kütle aktarımı oluyorsa baş bileşenin kütlesi M_p ve yörünge dönemi P artarken, yoldaş bileşenin kütlesi M_s azalacaktır. Şekil 5, Şekil 6, Şekil 7' de kullanılan dizgelerin dağılımına bakıldığında kütle aktarımının her iki yönde (baş bileşenden yoldaş bileşene ya da yoldaş bileşenden baş bileşene doğru) olduğu sonucu çıkmaktadır.

5. Sonuçlar

W UMa dizgeleri manyetik rüzgarla açısal momentum kaybının ortaya çıkartılması bakımından önem kazanmıştır. Yıldızlar birbirine çok yakın dairesel yörüngelerde dolandıklarından açısal momentum kaybı büyüdükçe yıldızlar daha hızlı dönme ve daha hızlı dolanma hızlarına zorlanacaklardır. Dolayısı ile yıldızlar daha etkin duruma gelecek ve frenleme büyüyecektir. Buradan giderek, W UMa dizgelerinin oluşum ve gelişimleri AMK miktarlarına bağlı kalacaktır.



Şekil 7. Özgün yörünge açısal momentumunun, yörünge dönemine göre değişimi. (Gösterimler Şekil 5 ile aynıdır).

Değen dizgelerin çoğu küçük kütleli bileşenlerden oluştuğına göre AMK denetimli evrim nükleer evrimle karşılaştırılabilir büyüklükte veya ondan daha hızlıdır. Dolayısı ile bu yıldızların yapıları ve evrimlerinin iyi anlaşılabilmesi Güneş-yıldız bağlantılarının tam olarak ortaya çıkartılmasına bağlı görünmektedir. AMK ve kimyasal evrimden başka işi zorlaştıran üçüncü bir etken daha vardır. Bu da ortak kalın zarf içerisinde meydana gelen fakat gözlenemeyen erke ve kütle alış verişleridir. Bu akıntılar atalet momentini düzenlemekte ve açısal momentum ile en iyi gözlenebilen öğe olan yörünge dönemi arasındaki ilişkiyi bozmaktadır (Rucinski, 1992).

6. Kaynaklar

Binnendijk, L., 1970, VA 12, 217.
Charbonnel, C., Dappen, W., Schaerer, D., Bernasconi, P. A., Maeder, A., Meynet, G., Mawlavi, N., 1999, A&AS 135, 405.
Claret, A., Gimenez, A., 1991, A&AS 91, 217.
Dorman, B., Nelson, L. A., Chau, W. Y., 1989, ApJ 342, 1003.
Eggen, O. J., 1978, AJ 83, 288.
Griffiths, S. C., Hicks, R. B., Milone, E. F., 1988, JRASC 82, 1.
Hilditch, R. W., King, D. J., McFarlane, T. M., 1988, MNRAS 231, 341.
Lucy, L. B., Wilson, R. E., 1979, ApJ 231, 502.
Mullan, D. J., 1975, ApJ 198, 563.
Patterson, J., 1984, ApJS 54, 443.
Pribulla, T., Kreiner, J. M., Tremko, J., 2003, CoSka. 33, 38.
Rahunen, T., 1982, A&A 109, 66.
Rucinski, S. M., 1992, ribs. conf. 111.
Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., 1992, A&AS 96, 269.
Smith, R. C., 1984, QJRAS 25, 405
Stepien, K., 1980, Acta Astron. 30, 315.
Webbink, R. F., 1979, ApJ 227, 178.
Zengin, D., İbanoğlu, C., E. Ü. Yüksek Lisans Tez Çalışması, 2004.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Örten Çift Yıldız V401 Lacertae'nın Işık Eğrisi ve Eksen Dönmesi Analizi

İbrahim BULUT[1], Osman DEMİRCAN[1]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100, Çanakkale
ibulut@comu.edu.tr, demircan@comu.edu.tr

Özet: V401 Lac'ın yere dayalı U, B ve V bandlarında yapılan ilk gözlemleri Wilson-Devinney (1992) yöntemi ile analiz edilmiştir. Çözümlerden sistemin yörünge dış merkezliğinin e=0.1760 ± 0.0004 olduğu belirlenmiştir. Sistemin literatürde bulunan minimum zamanları ve yeni gözlemlerden elde edilen minimum zamanları kullanılarak yapılan (O–C) analizi ile eksen dönmesi parametreleri hesaplanmıştır. Buna göre sistemin enberi noktasındaki ilerleme miktarının $\dot{\omega}$ = 0.0166 ± 0.0089 (derece/çevrim) olduğu, buna karşılık gelen eksen dönme döneminin de U = 116 ± 62 yıl olduğu bulunmuştur.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çiftler: örten – yıldızlar: V401 Lac – yıldızlar: eksen dönmesi

Abstract: The first ground-based UBV observations of V401 Lac were analyzed by using the Wilson-Devinney Method. An orbital eccentricity e=0.1760 ± 0.0004 is obtained. The (O–C) diagram was analyzed using all reliable timings found in the literature and the values for the elements of the apsidal motion were computed. A rate of periastron advence was found as $\dot{\omega}$ = 0.0166 ± 0.0089 (deg/cycle), corresponding to an apsidal period U = 116 ± 62 years.

Key words: stars: binaries: eclipsing – stars: individual: V401 Lac – stars: apsidal motion

1. Giriş

V401 Lac (HIP 109283=BD+48º3621, α_{2000} = 22^{sa} $08^{dk}21^{s}.25$, δ_{2000}=+49°13′15″.6) HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilen eksantrik yörüngeli algol türü bir örten çift yıldız sistemidir (ESA 1997). HIPPARCOS'un elde ettiği ışık eğrisinde ikinci minimum ortası 0.61 evresine karşılık gelmektedir. Sistemin maksimum parlaklığı V bandında 7.97 kadir, parlaklık değişimi H_p bandında 0.12 kadir, ortalama yörünge dönemi 1.9501 gün, tayf türü ise A0'dır (ESA 1997).

V401 Lac'ın U, B ve V bandlarında yapılan yere dayalı ilk gözlemleri Bulut ve Demircan (2001) tarafından yayınlanmıştır. Aynı çalışmada sistemde eksen dönmesinin oldukça hızlı olduğu belirtilmiştir. Sistemin HIPPARCOS ışık eğrisi EBOP yörünge analiz programı kullanılarak Bulut ve Demircan (2002) tarafından analiz edilmiş, yörünge dış merkezliği 0.1817, enberi noktasının boylamı ise 26º.51 olarak bulunmuştur.

Sunulan bu çalışmada sistemin yere dayalı ilk fotometrik gözlemlerinin Wilson-Devinney yöntemiyle yapılan analizi ile eksen dönmesi analizi sunulmuştur.

Bildiri tam metni için: İbrahim BULUT
e-mektup: ibulut@comu.edu.tr

2. Gözlemler

V401 Lac'ın gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'da 40 cm çaplı Cassegrain teleskopu ve buna bağlı OPTEC SSP-5A fotometre başlığıyla Johnson U, B ve V bandlarında, 2000-2001 yaz sezonunda toplam 17 gecede gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak BD+48º3613 (HIP 109026; A2, m_V=8^m.23), denet yıldızı olarak da BD+44º4041 (HIP 109079; A0, m_V=6^m.50) kullanılmıştır. Gözlemler sonucu U, B ve V bandlarında sırasıyla 664, 672, 672 gözlem noktası elde edilmiştir.

Yeni gözlemlerde 3'ü birinci minimum olmak üzere, 5 yeni minimum zamanı belirlenmiştir. Ayrıca sistemin 2002 yılında Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi'nde 40 cm çaplı Cassegrain teleskopu ve buna bağlı OPTEC SSP-5A fotometre başlığıyla Johnson U, B ve V bandlarında yapılan gözlemleriyle de biri birinci minimum olmak üzere iki yeni minimum zamanı daha belirlenmiştir. Bu gözlemler ışık eğrisinin oluşturulmasında kullanılmamıştır. Minimum zamanları ve olası hataları Kwee ve van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. Tablo 1'de sistemin yeni minimum zamanları ile beraber literatürde yayınlanan minimum zamanları listelenmiştir. Tabloda verilen yeni minimum zamanları, her süzgeç için ayrı ayrı

hesaplandıktan sonra bulunan ortalama değerlerdir. Bu minimum zamanları ile oluşturulan (O-C) diyagramında birinci minimumlara ait noktalarla ikinci minimumlara ait noktaların diyagramda farklı bölgelere yerleştiği görülmüştür. Bu durum eksen dönmesi gösteren yıldızların tipik özelliğini göstermektedir.

Tablo 1. V401 Lac'ın minimum zamanları

Min.Zamanı HJD+2400000	Hatası	E	Türü	Filtre	Kaynak
48501.7900		0	I	Hp	1
51717.5344	0.0004	1649	I	UBV	2
51719.4912	0.0010	1650	I	UBV	2
51724.4703	0.0004	1652.5	II	UBV	2
51842.3465	0.0002	1713	I		3
52116.4317	0.0012	1853.5	II	UBV	2
52117.3071	0.0020	1854	I	UBV	2
52505.3835	0.0009	2053	I	UBV	4
52510.3445	0.0027	2055.5	II	UBV	4
52891.5075	0.0003	2251	I	UBV	5
52989.4022	0.0007	2254.5	II	UBV	5

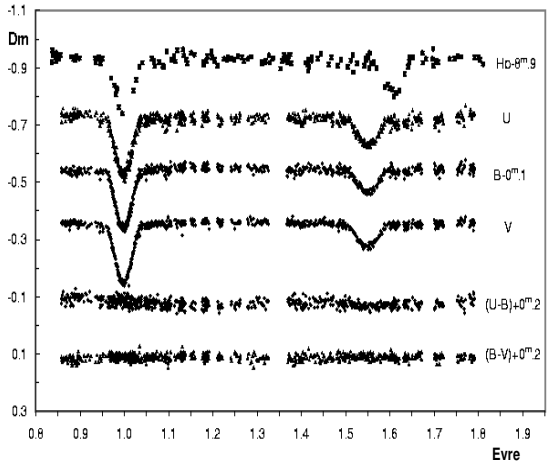
Kaynaklar: 1-ESA (1997); 2-Bu çalışma (TUG); 3-Hegedüs vd (2003); 4-Bu çalışma (ÇAAM); 5-Ak ve Filiz (2003)

Sistemin doğrusal ışık elemanlarını elde etmek amacı ile (O-C) diyagramında birinci minimumlara ait noktalara doğru fiti yapılmış ve sistemin yeni ışık elemanları

MinI=HJD 2448501.7906(1)+1.95012(2) E (1)

olarak bulunmuştur. Yeni ışık eğrileri oluşturulurken bu ışık elemanları kullanılmıştır. Şekil 1'de yeni ışık eğrileriyle beraber HIPPARCOS ışık eğrisi ve renk eğrileri birlikte verilmiştir.

Farklı zamanlarda gözlenen iki ışık eğrisinin, ikinci minimumlarında evre kayması olduğu açıkça görülmektedir. HIPPARCOS ışık eğrisinde ikinci minimum 0.610 evresine karşılık gelirken, yeni ışık eğrisinde 0.554 evresine karşılık gelmektedir. HIPPARCOS gözlemleri ile yeni gözlemler arasında geçen yaklaşık 10 yıllık sürede 0.056 evrelik kayma sistemde oldukça hızlı eksen dönmesi olduğunu göstermektedir. Ayrıca birinci



Şekil 1. V401 Lac'ın ışık ve renk eğrileri

ve ikinci minimumlardaki tutulma süreleri de sırasıyla 3.76 ve 4.28 saat olarak hesaplanmıştır.

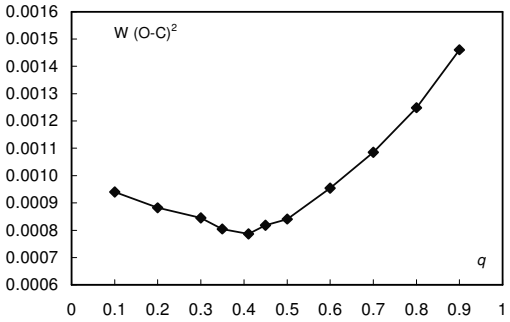
3. Işık Eğrisi Analizi

V401 Lac'ın yeni ışık eğrisinin çözümünde Wilson-Devinney (WD) programının 1992 sürümü kullanılmıştır. Çözümler, WD'in ayrık sistemlerde kullandığı MODE 2 seçilerek yapılmıştır. Birinci bileşenin sıcaklığı (T_1) için HIPPARCOS kataloğunda verilen A0 tayf türüne karşılık 10800 K değeri Zombeck (1990)'den alınmıştır. Bolometrik kenar kararma katsayıları ($x_{1,2\ bol}$) ve lineer kenar kararma katsayıları ($x_{1,2}$(U,B,V)) Van Hamme (1993)'ın tablolarından belirlenmiştir. Bolometrik albedo ($A_{1,2}$), ışınımlı atmosfer varsayımıyla 1.0, çekim kararma üsleri ($g_{1,2}$) ise, ışınım dengesi varsayımıyla 1.0 olarak alınmıştır. Bileşenlerin açısal dönme hızlarının, açısal dolanma hızlarına oranı ($F_{1,2}$), yörüngenin enberi noktasında bileşenlerde eş-dönme olduğu varsayımıyla

$$F_{1,2} = \sqrt{\frac{1+e}{(1-e)^3}} \qquad (2)$$

eşitliği kullanılarak hesaplanmıştır.

Ayrıca gözlemler sırasında sisteme komşu 11.558 kadir parlaklığında bir cisim fark edilmiştir. Komşu cisim gözlemlerde sistemle birlikte diyaframın içine girdiğinden, sistemin ışığına katkıda bulunmuştur. Komşu yıldızın HIPPARCOS katoloğunda verilen parlaklıkları kullanıldığında, normalize edilmiş toplam ışınım gücüne katkısının, L_3 =0.0355(U), 0.0494(B), 0.0607(V) olduğu hesaplanmıştır. Çözümlerde toplam ışınım gücünden bunu arındırmak için bulunan değerler, üçüncü cismin



Şekil 2. V401 Lac'ın q taraması

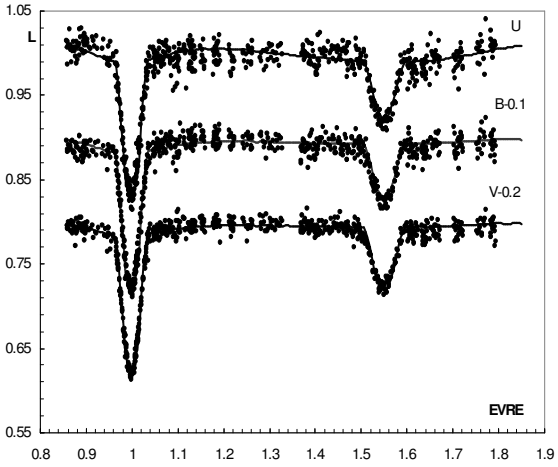
katkısı olarak girdi parametreleri arasına yazılarak sabitlenmiştir.

WD programı Roche geometrisi kullandığından (q) kütle oranına çok duyarlıdır. V401 Lac'ın belirlenmiş bir kütle oranı olmadığından (q) taraması yapılarak fotometrik kütle oranı belirlenmeye çalışılmıştır. Bunun için 0.01 evre aralıklarıyla ışık eğrilerinde normal noktalar oluşturulmuştur. Bu noktalar kullanılarak eşzamanlı U, B ve V bandlarında (q)'nun 0.1 ile 0.9 aralığında, 0.1 artımlarla seçilen değerleri sabit tutularak WD programı ile çözümler yapılmıştır. Her çözüm için elde edilen fark kareler toplamının [$\sum W\ (O-C)^2$] ilgili (q) değerine karşı değişimi şekil 2'de gösterilmiştir. Şekildeki eğri tek minimumlu düzgün bir dağılım göstermekte ve [$\sum W\ (O-C)^2$] değeri $q \approx 0.4$ yöresinde minimum yapmaktadır. Bu değer (q) için başlangıç değeri olarak alınmıştır.

Başlangıç değerleri belirlendikten sonra tüm gözlem noktaları kullanılarak U, B ve V bandlarında eşzamanlı çözümler yapılmıştır. Çözümlerde serbest bırakılan parametreler; yörünge dış merkezliği (e), enberi noktasının boylamı (ω), yörüngenin eğimi (i), ikinci bileşenin sıcaklığı (T_2), bileşenlerin yüzey potansiyelleri ($\Omega_{1,2}$), kütle oranı (q) ve birinci bileşenin kesirsel ışınım gücü (L_1)'dür. Yapılan çözümlerden elde edilen sonuç değerler tablo 2'de, bu değerlerle oluşturulan kuramsal ışık eğrilerinin, gözlem noktalarıyla uyumu ise şekil 3'de görülmektedir.

4. Eksen Dönmesi Analizi

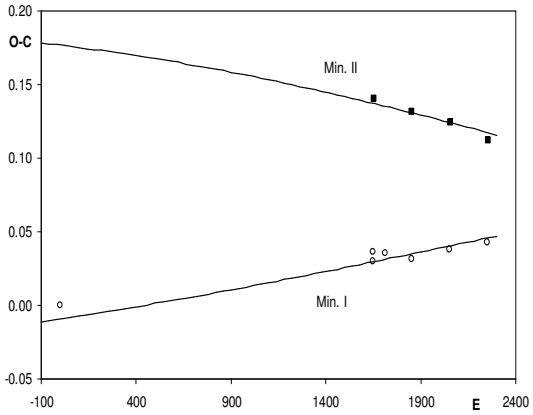
V401 Lac'ın eksen dönmesi parametrelerinin bulunması için Lacy (1992)'nin önerdiği yöntem kullanılmıştır. Gözlenmiş minimum zamanlarından oluşturulan veri setine, doğrusal olmayan fit yapman bu yöntemin temel parametreleri; yörünge dış merkezliği (e), başlangıç minimum zamanı (T_0), enberi noktası boylamının başlangıç zamanındaki değeri (ω_o), enberi noktası boylamının değişim



Şekil 3. V401 Lac'ın gözlemsel noktalarının kuramsal eğriyle uyumu

Tablo 2. V401 Lac için WD yöntemiyle bulunan ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	**Birinci Bileşen**	**İkinci Bileşen**
E	0.1760 ± 0.0004	
$\omega(°)$	63.07 ± 0.17	
$i(°)$	82.654 ± 0.012	
Q	0.4106 ± 0.0015	
Ω	5.426 ± 0.012	6.3105 ± 0.015
T(K)	10800	8297 ± 20
L(U) ($L/L_{Top.}$)	0.8985 ± 0.0008	0.0660
L(B) ($L/L_{Top.}$)	0.8780 ± 0.0009	0.0726
L(V) ($L/L_{Top.}$)	0.8547 ± 0.0008	0.0846
L_3(U,B,V)(L/L_{Top})	0.0355, 0.0494, 0.0607	
x_{bol}	0.659	0.594
x(U,B,V)	0.489, 0.538, 0.472	0.517, 0.610, 0.537
F	1.387	1.387
r(pole)	0.1956 ± 0.0005	0.0803 ± 0.0002
r(point)	0.1997 ± 0.0005	0.0808 ± 0.0002
r(side)	0.1976 ± 0.0005	0.0805 ± 0.0002
r(back)	0.1991 ± 0.0005	0.0807 ± 0.0002
∑W(O-C)2	0.0199	



Şekil 4. V401 Lac'ın (O-C) değişimi ve bu değişimi belirleyen fit

oranı ($\dot{\omega}$), anomalistik dönem (P_a)'dir. Çözümler sonunda bu parametrelerle birlikte yıldızıl dönem (P_s) ve eksen dönmesi dönemi (U) de hesaplanmaktadır. Çözümlerde tablo 1'de verilen minimum zamanları kullanılmış, (e) dışındaki tüm parametreler serbest bırakılmıştır. Gözlem verilerinin azlığı nedeniyle (e) için fotometrik çözümlerden bulunan 0.176 değeri sabit alınmıştır. Yörüngenin eğimi (i) için de fotometrik çözümlerden elde edilen 82º.15 değeri kullanılmıştır. Bulunan sonuçlar tablo 3'de, çözümlerin (O-C) eğrisiyle uyumu ise şekil 4'de görülmektedir. Buna göre sistemin eksen dönmesi dönemi 116 ± 62 yıl olarak bulunmuştur.

5. Sonuç ve Tartışma

V401 Lac'ın fotometrik gözlemlerinin analizlerinden, yörüngesinin oldukça eliptik olduğu (e=0.176) anlaşılmaktadır. Enberi noktasının boylamı için HIPPARCOS ışık eğrisi çözümlerinden ω=26º.51 değeri elde edilmişken (Bulut ve Demircan 2002), yeni ışık eğrisi çözümlerinden ω=63º.07 değeri bulunmuştur. Her iki gözlem arasında yaklaşık 10 yıllık zaman farkı olduğundan, enberi noktasının boylamındaki yıllık değişimin yaklaşık 3º.66 olduğu, bu değişime karşılık gelen eksen dönmesi döneminin de yaklaşık 98 yıl olduğu bulunabilir. Bu değer eksen dönmesi analiziyle bulunan 116 ± 62 yıl değerini desteklemektedir.

WD programının LC parçası MOD 6'da çalıştırılarak birinci bileşenin kritik Roche potansiyeli $\Omega_{1\,(kritik)}$ = 3.2989, ikinci bileşenin kritik Roche potansiyeli $\Omega_{2\,(kritik)}$ = 3.2242 olarak hesaplanmıştır. Her iki bileşeninde potansiyelleri, kritik potansiyellerinden büyük olduğundan bileşenlerin Roche şişimlerini doldurmadığı ve sistemin ayrık olduğu sonucuna varılmaktadır. Doldurma oranı f birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla %36 ve %5 olarak hesaplanmıştır. Sistemin ileriki yıllarda yapılacak sürekli ve düzenli minimum zamanı gözlemleri eksen dönmesi döneminin daha duyarlı belirlenmesi açısından önemlidir. Ayrıca sistemin tayfsal gözlemlerinin yapılarak mutlak parametrelerinin bulunması da, sistemin iç yapı sabitinin ve yaşının belirlenmesini sağlayacaktır.

Tablo 3. V401 Lac'ın eksen dönmesi parametreleri

Parametre	Değerler
T_o (HJD)	2444777.4756± 0.0028
P_a (gün)	1.950185 ± 0.000039
P_s (gün)	1.950095 ± 0. 000062
e	0.176
$\dot{\omega}$ (º/çevrim)	0.0166 ± 0.0089
ω_o (º)	33.6 ± 16.7
i (º)	82.15
U (yıl)	116 ± 62

6. Kaynaklar

Ak, H. ve Filiz, N. 2003, IBVS no: 5462

Bulut, İ. ve Demircan, O. 2002, in New Directions for Close Binary Studies: "The Royal Road to the Stars", ed. O. Demircan ve E. Budding, Publications of Çanakkale Onsekiz Mart University Astrophysics Research Center, v.3, 300

Bulut, İ. ve Demircan, O. 2001, IBVS no: 7159

ESA, 1997. The HIPPARCOS & Tycho Catalogues, SP-1220

Hegedüs, T., Borkovits, T., Biro, I. B. vd., 2003, IBVS no: 5372

Kwee, K., K., ve van Woerden, H. 1958, Bull. Astron. Inst. Netherlands. 14, 131

Lacy, C.H.S. 1992, AJ. 104, 2213

Van Hamme, W. 1993, AJ. 106, 2096

Wilson, R. E. 1992, Documentation of eclipsing binary computer model. University of Florida, 19 p., Gainesville- Florida

Zombeck, M.V. 1990, Handbook of Space Astronomy and Astrophys. Cambirge University Press.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

DM UMa LEKESİZ PARLAKLIĞINA MI ULAŞTI?

Günay TAŞ[1], Serdar EVREN[1]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova 35100, İzmir
tas@astronomy.sci.ege.edu.tr, sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: RS CVn türü bir sistem olan DM UMa, tek çizgili tayfsal çifttir. Görünen bileşen K0-1 devidir. DM UMa, bu türün ilk keşfedilen üyelerinden biri olmasına rağmen son on yılda yayınlanmış fotometrik çalışması yoktur. Bu çalışmada, 1979 ile 1991 yıllarına ilişkin literatürden elde edilen verilerle, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilmiş olan 1997-2004 yılları arasındaki yeni fotometrik veri birleştirilerek sistemin yüzey aktivitesindeki uzun dönemli değişim araştırılmıştır. Uzun dönemli değişimin ana kaynağı lekelerdir. DM UMa'nın yüzeyinde hareketli iki aktif boylam belirlenmiştir. Her bir aktif boylamın ömrü yaklaşık 7.5 yıldır. Aktif boylamlardaki leke gruplarının ömrü ise ~ 3.5 yıldır. Sistemin ortalama parlaklığı ise yaklaşık 36 yıllık bir dönemle değişmektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: DM UMa – yıldızlar: güneş benzeri aktivitesi

Abstract: DM UMa (K0-1 IV-III) is a member of the RS CVn type variables and one of the few that shows Hα consistently in emission. Although it is one of the first members of RS CVn type variable stars, there is no photometric study published in last ten years. In this work, it is studied the long term variation of the surface activity of the system using the data between 1979 and 1991 obtained from literature and photometric observations carried out at Ege University Observatory between 1997 and 2004. The main source of the long term variation is the star spots. In this study, it is determined that there is two active longitude on the surface of DM UMa, and the life-time of each active longitude is about 7.5 years. The life-time of the spot groups in the active longitudes is nearly 3.5 years. The mean brightness of the system change in a period of 36 years.

Key words: stars: variable stars: DM UMa – stars: the solar like activity.

1. Giriş

RS CVn türü tek çizgili tayfsal bir çift olan DM UMa, 7.492 günlük bir yörünge dönemine sahiptir. Görünen bileşenin tayf türü K0-K1 III-IV olarak belirlenmiştir (Crampton vd. 1979, Charles vd. 1979). Diğer RS CVn yıldızları gibi kuvvetli ve değişken Ca II H,K ve Hα salması göstermektedir (Charles vd. 1979, Crampton vd. 1979). Her zaman sürekliliğin üzerinde Hα salması gösteren dört sistemden biridir (diğerleri II Peg, UX Ari, V711 Tau) (Bopp 1982). Nations ve Ramsey (1986), Hα salmasının bir kaç saat zaman ölçeklerinde değişim gösterdiğini belirlemiştir. Sistem X-ışınlarında da gözlenmiş ve oldukça parlak bir yumuşak X-ışın kaynağı olduğu belirtilmiştir (Walter vd. 1978, Schwartz vd. 1979). İlk fotometrik gözlemleri Kimble vd. (1981) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmayla 1979 yılına ilişkin ışık eğrisinde, dalga benzeri bozulma görülmüş ve dalganın dönemi belirlenmiştir. Böylece, fotometrik dönem ile yörünge döneminin benzer olduğu ortaya koyulmuştur. Daha sonra Mohin vd. (1985), 1980 ile 1984; Mohin ve Raveendran (1992), 1984 ile 1990; Heckert vd. (1988), 1986-1987; Heckert (1990), 1988-1989 ve Mohin ve Raveendran (1994), 1990-1991 gözlem sezonlarına ilişkin fotoelektrik ışık ölçümlerini elde etmişlerdir. 1994'ten günümüze değin DM UMa'ya ilişkin yeni bir fotometrik çalışma yayınlanmamıştır.

Bu çalışmada, DM UMa'nın bu sessiz dönemine ilişkin yeni veriler sunulacak ve bu yeni veriler ışığında literatürde elde edilen ışık değişimlerinin de kullanılmasıyla sistemin yüzey aktivitesinin uzun dönemli değişim doğasına yanıt aranacaktır.

2. Gözlemler

DM UMa, 1997 ile 2004 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48-cm.'lik Cassegrain türü teleskobuyla gözlenmiştir. 1997-2001 yılları arasında gözlemlerde kullanılan alıcı SSP-5 ışıkölçeriyken, 2002-2004 yılları arasında üç kanallı hızlı ışıkölçer kullanılmıştır. Bu süre içinde B, V, R süzgeçlerinde her bir süzgeç için 673 gözlem noktası elde edilmiştir. Yalnız 2004 yılında U bandında da gözlem yapılmıştır. Gözlemlerde literatürde kullanılanlarla aynı mukayese (BD +60° 1301) ve denet (BD +61° 1210) yıldızı kullanılmıştır. Gözlem gecelerinde sistem yaklaşık

Bildiri tam metni için : Günay TAŞ
e-mektup: tas@astronomy.sci.ege.edu.tr

bir ile bir buçuk saat arasında gözlendiği için gözlem noktaları, Ege Üniversitesi Gözlemevi için belirlenen otomatik sönükleştirme katsayıları kullanılarak atmosferik sönükleştirme düzeltilmesi yapılmış ve daha sonra her bir gözlem noktasının zamanı güneş merkezine indirgenmiştir. Diferansiyel parlaklıklar, değişen-mukayese şeklinde elde edilmiştir. Gözlem noktalarının evresi Mohin ve Raveendran (1994)'den alınan aşağıdaki ışık öğeleri kullanılarak hesaplanmıştır.

$$HJD = 24\ 43881.4 + 7^{g}.492x\ E \qquad (1)$$

3. Sonuçlar

Şekil 1a'da DM UMa'nın 1980 ile 2004 yılları arasında elde edilen Delta V ışık değişimleri görülmektedir. Şekilden görüleceği gibi DM UMa bu yıllar arasında farklı genlikleri olan ışık değişimlerine sahiptir. Dalga benzeri bozulma bazen tek minimumlu bir karakterdeyken, bazı yıllarda biri derin diğeri sığ olmak üzere iki minimuma sahiptir. Bazı ışık değişimlerinde ikinci leke kendini kuvvetli asimetri ile göstermektedir (örneğin 1999 yılı). Işık değişimlerine ilişkin maksimum ve minimum parlaklık düzeyleri değişmektedir. Aktif tüm yıldızlar için kabul edildiği gibi DM UMa'nın ışık değişimlerinin, yıldızın yüzeyindeki, fotosferine göre daha soğuk olan lekelerden kaynaklandığına inanılmaktadır. Bu varsayımla lekeli yıldızlar için geliştirilmiş yeni bir fotometrik leke programı olan ***SML*** (Ribarik 2002) kullanılarak ışık eğrilerinin analizi yapılmıştır. SML'nin alt programlarından olan *Standart Leke Programı* kullanılarak yapılan analiz işleminde yıldızın lekesiz sıcaklığı 4700 K, leke sıcaklığı 3400 K (Mohin ve Raveendran 1992), i = 40° (Hatzes 1995), kenar kararma katsayıları u_B=0.899 ve u_V=0.797 (Diaz-Cordoves vd. 1995), kw (B) = 0.497 ve kw (V) = 0.545 ve sistemin lekesiz parlaklığı U (B) = $-0^{m}.20$ ve U (V) = $0^{m}.04$ (1979-2004 yılları arasındaki gözlemlerden belirlenmiştir) sabit parametreler olarak kullanılmıştır. Her bir gözlem aralığı ayrı ayrı gruplanarak leke modellemesi yapılmıştır. Gözlemler, ulaşılan kuramsal eğrilerle beraber Şekil 1a'da ve bu eğrilerin oluşturulduğu lekelerin yıldız yüzeyi üzerindeki dağılımı ve boyutları Şekil 1b'de gösterilmektedir. Şekil 1a'dan görüleceği gibi gözlemlerle kuramsal eğrilerin uyumu çok iyidir. Şekil 1b'de ise tek ya da iki leke ile ışık değişimlerinin temsil edildiği görülmektedir. Leke (ler) eşleğe yakın bulunabildikleri kadar üst enlemlerde de bulunabilmektedirler. Bu görüntü, Mohin vd. (1985), Mohin ve Raveendran (1992, 1994) ve Hatzes (1995)'in DM UMa üzerindeki lekelerin yüksek enlemleri tercih ettiği, eşlek yöresinde ise daha nadir olarak görüldükleri şeklindeki görüşlerini doğrulamaktadır.

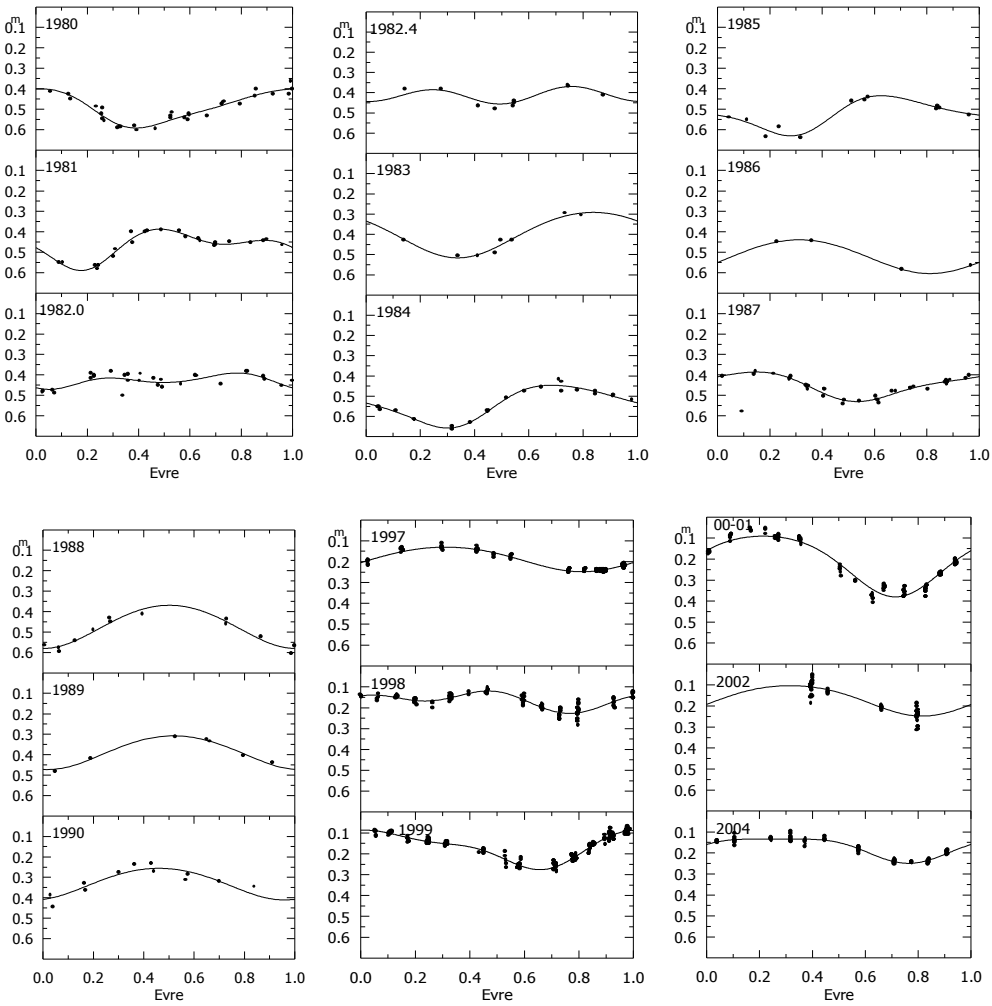
Çizelge 1. DM UMa'nın yıllar içindeki parlaklık ve genlik değişimi.

Yıl	HJD	A	DeltaV (max)	DeltaV (min)
1979.3	43997.640	0.320	0.310	0.630
1980.1	44270.890	0.200	0.400	0.600
1981.1	44654.240	0.185	0.395	0.580
1982.1	45016.570	0.115	0.365	0.480
1983.3	45432.950	0.205	0.300	0.505
1984.3	45805.290	0.230	0.425	0.655
1985.0	46057.520	0.141	0.439	0.580
1986.4	46568.320	0.186	0.424	0.610
1987.0	46802.200	0.158	0.382	0.540
1988.0	47156.190	0.188	0.412	0.600
1988.9	47503.840	0.170	0.311	0.481
1990.0	47894.530	0.210	0.235	0.445
1991.1	48285.220	0.215	0.135	0.350
1997.1	50473.027	0.104	0.132	0.236
1998.3	50932.860	0.101	0.123	0.224
1999.1	51217.900	0.162	0.085	0.247
2001.0	51898.841	0.301	0.055	0.356
2002.1	52324.176	0.145	0.102	0.247
2004.4	53146.542	0.110	0.130	0.240

Çizelge 2. DM UMa'nın yüzey özelliklerine ilişkin parametreler.

Yıl	L1	L2	R1	R2	ΔL
1980.1	119.4	191.5	32.3	67.0	72.1
1981.2	67.4	258.5	50.7	51.2	191.1
1982.1	13.8	178.4	33.3	58.9	164.5
1982.4	2.3	179.3	43.0	43.0	176.9
1983.3	121.6		60.8		
1984.4	125.4	239.9	27.3	72.1	114.5
1985.1	115.5	183.5	31.6	67.4	68.1
1986.2	292.7		105.3		
1987.1	350.3	190.6	20.6	62.3	159.7
1988.1	360.6		69.0		
1989.1	7.0		58.9		
1990.0	345.8		52.7		
1991.2	313.6		44.2		
1997.2	291.9		35.9		
1998.4	275.6	87.6	31.4	26.7	188.0
1999.2	238.5	96.2	37.0	22.1	142.3
2001.1	257.1		44.2		
2002.2	293.4		34.5		
2004.4	275.0	95.2	27.2	26.3	179.8

Elde edilen sonuçları literatürden ulaşılan sonuçlarla karşılaştırmak üzere ışık değişimlerinden ve leke modellemesinden elde edilen tüm veri Çizelge 1 ve 2'de toplanmıştır. Çizelge 1'de ilk kolon gözlem sezonuna ilişkin ortalama yıl, ikinci kolon gözleme sezonuna ilişkin HJD, üçüncü kolon genlik, dört ve beşinci kolonlar maksimum ve minimum parlaklıkları göstermektedir. Çizelge 2'de ise SML ile elde edilen leke parametreleri verilmektedir. Kolonlar lekelere ilişkin boylam (L), ve yarıçap (R) değerlerini göstermektedir. 1 indisi, ışık eğrilerinde derin minimum yaratan, 2 indisi ise sığ minimuma neden olan lekeleri tanımlamak için kullanılmıştır.

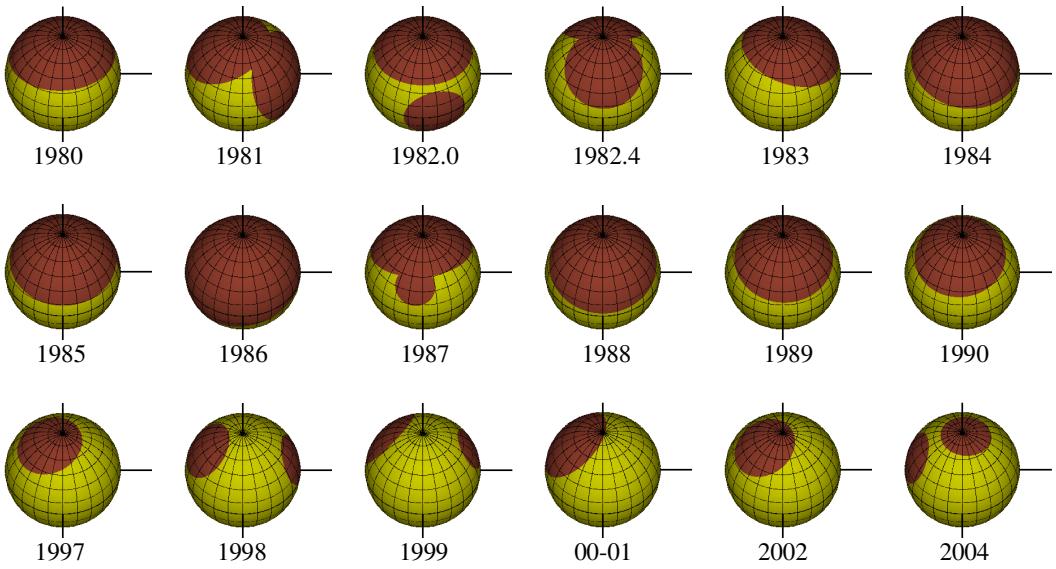


Şekil 1.a) 1980 ile 2004 yılları arasında elde edilen ve literatürden alınan ışık değişimleriyle birlikte, SML programının standart leke modeli kullanılarak bulunan parametrelerle elde edilen kuramsal temsiller yandaki altı grup grafikte gösterilmektedir.

Çizelge 2'de son kolondaki ΔL parametresi, lekeler arasındaki boylam farkını göstermektedir. Çizelge 1 ve 2'deki veriler Şekil 3'te birbirleriyle karşılaştırılmaktadır. Buna göre;

(1) **Parlaklık değişimi:** Işık eğrilerinin minimum ve maksimum parlaklıkları eş yönlü değişmektedir. Minimum parlaklık artarken maksimum parlaklık da artmaktadır. 1979 ile 1987 yılları arasındaki düşük parlaklık düzeyi, 1988 yılından itibaren artmaktadır. Artışın bittiği yılı söylemek zordur. Çünkü, 1992 ile 1996 yılları arasına ilişkin gözlemsel veri yoktur. Her iki parlaklık için ortalama $0^m.35$ kadar bir artma vardır. Parlaklıktaki değişim bir sinüs fonksiyonuyla temsil edildiğinde ~ $0^m.2$ yarı genlikli ve 36 yıl dönemli uzun dönemli bir değişim elde edilmektedir. Bu temsilden farklar alındığında daha küçük genlikli ve 7.5 yıl dönemli ikinci bir değişim olduğu görülmektedir.

(2) **Renk değişimi:** 1979 ile 2004 yılları arasındaki B-V değişimine bakıldığında, parlaklıkta görülen iki dönemi aynı şekilde gösterdiği farkedilmektedir. Renkteki belirgin dönemli değişim, yıldızın yüzeyindeki sıcaklık yapısındaki değişimin göstergesidir. Kısa dönemli değişimin (7.5 yıllık) ise parlaklıkla ters yönlü değişiyor olması ilginçtir. Parlaklığın minimum olduğu yıllarda (1984, 1991 ve 1998) renk en mavidir. Bu etki, yıldızın yüzeyindeki parlak ve sıcak aktif yapıların etkinliğinin daha büyük olduğunu göstermektedir. Parlak yapıların daha baskın etkiye sahip olduğuna ilişkin diğer bir kanıt ise renk değişiminin yıllar içinde belli bir değer aralığında kendini göstermesidir ($-0^m.05$ ile $-0^m.25$ arasında).

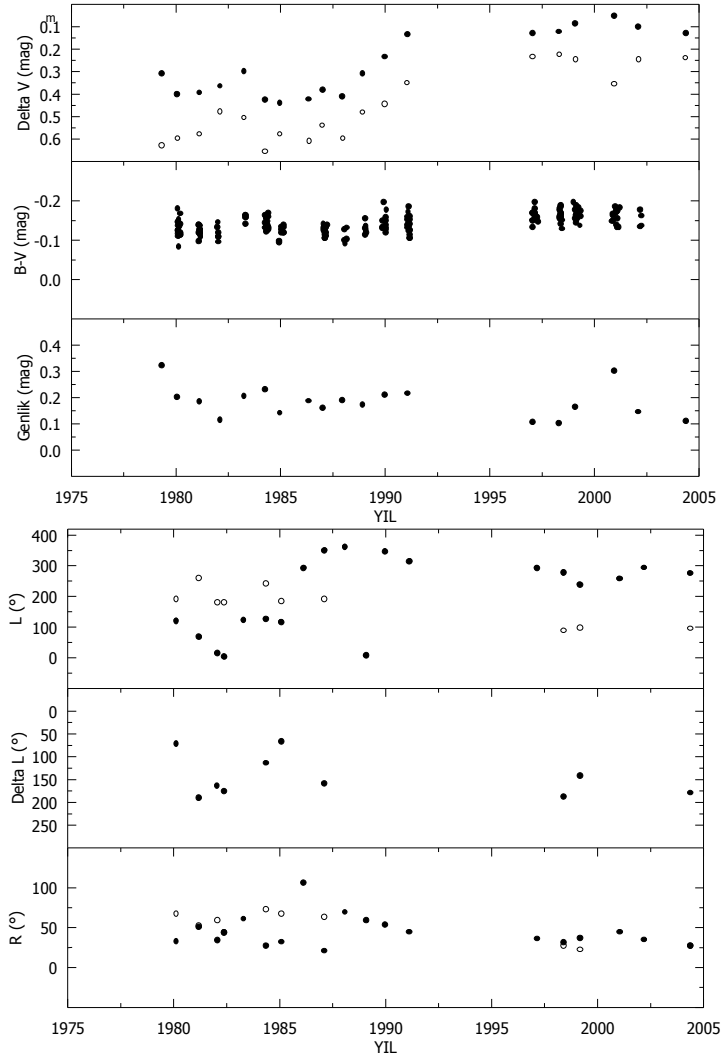


Şekil 1.b) Temsiller için kullanılan parametrelerin üç boyutlu gösterimi aşağıda gösterilmektedir. Görünen bileşenin her bir ışık değişimine karşılık gelen yüzeyindeki leke aktivitesindeki değişim görülmektedir.

(3) **Genlik değişimi:** DM UMa'nın uzun yıllar içindeki genlik değişimi incelendiğinde, maksimum genliğin $0^m.32$ olduğu görülür. Genel olarak ise genlik $0^m.10$ ile $0^m.25$ aralığında değişmektedir. 1980 ile 1991 yılları arasında sistem 0.15 ile 0.25 kadir arasında değişen daha büyük genlikli değişimlere sahipken, 1997 ile 2004 yılları arasında 0.10 ile 0.15 kadir arasında değişen daha küçük genlikli değişimler göstermektedir. 1979 ve 2001 yıllarında ise genel görüntüden sapan ve bugüne kadar sistemde görülen en büyük iki genlik değeri gözlenmiştir. Diğer bir şekilde söylemek gerekirse, parlaklığın en düşük olarak görüldüğü 1979 ve 1988 yılları arasında genlikler en büyük, parlaklığın maksimum değerine ulaştığı 1997-2004 yılları arasında genlikler en küçüktür. Parlaklıkta artışın görüldüğü 1988-1991 yılları arasında da genliklerde büyük bir değişim yoktur. Genlik değişimi, parlaklık değişimini taklit eder görülmektedir.

(4) **Lekelerin boylamsal hareketi:** SML leke modeli programı kullanılarak yıllar içinde yıldızın yüzeyindeki lekelerin boylamsal hareketlerinin yanı sıra leke yarıçapları da belirlenmiştir. Lekelerin boylamsal yer değiştirmesi incelendiğinde, 1979 ile 1985 yılları arasında (1. zaman aralığı) derin minimuma neden olan lekelerin (S1) 0° ile 200° arasında yerleşmişken, 1986'dan 1991'e kadar (2. zaman aralığı) ise 300° ile 360° arasında, 1997 ile 2004 yılları arasında (3. zaman aralığı) 200° ile 300° boylamlar arasında yerleşmişlerdir. 1. zaman aralığındaki sığ minimuma neden olan lekeler (S2) 175° ile 270° arasında, 3. zaman aralığındakiler ~ 100° civarında görülürken, 2. zaman aralığında 1987 yılı hariç ikinci leke gözlenmemiştir. Parlaklıkta sürekli artışın görülmeye başlandığı yıla kadar olan aralıkta yani 1. zaman aralığında yaklaşık olarak birbirine 90° boylamsal aralıkla ortaya çıkan iki leke grubunun oluşturduğu, ilki 90° 'de ve ikincisi 180° de olmak üzere iki aktif boylam görülmektedir. 2. zaman aralığında, ilk aktif boylamın 180° kaydığı, ikinci aktif boylamın ise kaybolduğu görülmektedir. 3. zaman aralığında ise 1. aktif boylam ortalama 270°'de ve diğeri ~ 90°'de olmak üzere birbirine daha büyük boylamsal aralıkla yerleşmiş iki aktif boylamla karşılaşılmaktadır. Genel görüntü, lekelerin birbirine 90° aralıklı olan iki aktif boylamda yerleştiği 1. zaman aralığı boyunca en küçük parlaklık değerleri ile karşılaşılırken, lekelerin birbirine daha büyük boylamsal aralıkla (180°) yerleştiği 3. zaman aralığı boyunca sistemin minimum ve maksimum parlaklığının en büyük olması şeklindedir. İkinci aktif boylamın görülmediği 2. zaman aralığı boyunca ise hem minimum hem de maksimum parlaklıklar artmıştır.

(5) **Lekelerin yarıçap değişimi:** İlk iki dönem boyunca görülen derin minimumlara neden olan birinci lekelerin yarıçapları 30° ile 70° arasında değişirken, üçüncü dönemdeki lekelerin ~ 36° ile 25° arasında değişen daha küçük yarıçaplara sahip oldukları bulunmuştur. İkinci lekeler ise ilk dönemde 40° ile 75° arasında yarıçaplara sahipken, üçüncü dönemde 25° civarında olan daha küçük yarıçaplardadır. 1. dönem boyunca yıldızın yüzeyini kaplayan lekelerin yarıçap farkları oldukça büyüktür ve ~3.5 yılda bir birinci lekeler daha küçük boyutlu olurken, ikinci lekelerin yarıçapları büyür. Daha büyük birinci lekelerin yeniden görünmesi için yaklaşık olarak 7 yıl geçmesi gerekir. 1988 yılına kadar varlığını sürdüren iki aktif boylam içindeki lekeler yaklaşık olarak 3.5 yıllık dönemler içinde evrimleşmektedir, diğer bir deyişle leke gruplarının aktif boylam içindeki ömürleri yaklaşık olarak 3.5 yıldır. Bu görüntüyü iki şekilde test edebiliriz: (1) Lekeler arasındaki boylamsal farkları yıllara göre çizdiğimizde farkların 3.5 yılda bir en büyük ve sonraki 3.5 yılda ise en küçük olduğu görülür. Bir başka deyişle, 3.5 yılda bir lekeler bir en uzak bir en yakın olurlar. (2) Eğer derin ve sığ minimum evreleri uygun bir şekilde evre eklenerek yıllara göre işaretlenirse, bu noktalardan geçen doğrunun denklemi kullanılarak derin minimum yaratan lekeler için 3.6 yıl ve ikinci lekeler için ise 3.2 yıl bulunur.



Şekil 3. DM UMa'nın 1980-2004 yılları arasındaki uzun dönemli parlaklık ve renk (üst panel), ve leke parametrelerindeki (alt panel) değişimler. Üst panelde içi dolu ve boş daire semboller sırasıyla maksimum ve minimum parlaklığı göstermektedir. Alt paneldeki grafiklerde ise içi dolu ve boş semboller sırasıyla derin ve sığ minimuma neden olan leke gruplarını temsil etmektedir.

4. Kaynaklar

Bopp, B.W., 1982, in. Byrne, B., Rodono, M. (eds) IAU Colloquium No. 71, Activity in Red-dwarf Stars. Reidel. Dordrecht, s. 363.

Charles, P., Walter, F., Bowyer, S., 1979, Nat., 282, 691.

Crampton, D., Dobias, J., Margon, B., 1979, ApJ, 234, 993.

Heckert, P.A., Summers, D., Harkey, R., Sandoval, V., Pilkey, C., 1988, IBVS No. 3274.

Heckert, P.A., 1990, IBVS No. 3446.

Kimble, R.A., Kahn, S.M., Bowyer, S., 1981, ApJ, 251, 585.

Mohin, S., Raveendran, A.V., 1992, AA, 256, 487.

Mohin, S., Raveendran, A.V., 1994, AA, 286, 824.

Mohin, S., Raveendran, A.V., Mekkaden, M.V., vd., 1985, Astron. Astrophys. Space Sci., 115, 353.

Nations, H.L., Ramsey, L.W., 1986, AJ, 92, 1403.

Ribarik, G., 2002, Occasional Technical Notes from Konkoly Observatory, No. 12.

Schwartz, D.A., Bradt, H., Briel, U. ve ark., 1979, AJ, 84, 1160.

Walter, F.M., Charles, P., Bowyer, S., 1978, Nat., 274, 569.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

β Cephei Türü Değişen BW Vul Yıldızının Işıkölçümü

Ceren ULUSOY[1], Can AKAN[1]

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
culusoy@astronomy.sci.ege.edu.tr, cakan@astronomy.sci.ege.edu.tr

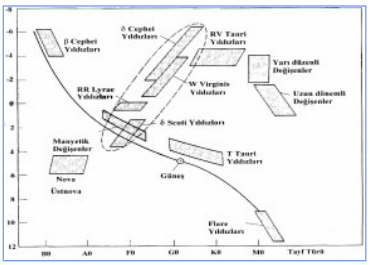
Özet: Bu çalışmada β Cephei türü bir değişen yıldız olan BW Vulpeculae'nin (BW Vul, HD 199140, B2 III) U, B ve V renklerindeki ışık eğrileri fotoelektrik gözlemlerle elde edilmiştir. Gözlemler Ege Üniversitesi Gözlemevinde 2003 yılının ikinci yarısında toplam 13 gecede yapılmıştır. Gözlemler sırasında 6 maksimum zamanı elde edilmiştir. Önceki çalışmalara bakıldığında yıldızın dönem değişimi üzerine farklı sonuçlar olduğu görülmüştür. Gözlemlerden elde ettiğimiz yeni maksimum zamanları ile literatürden alınan diğer maksimum zamanları birleştirilerek yıldızın yeni ışık öğeleri hesaplanmıştır. Bu hesaplamalar sonucunda dönemde yüzyılda 1.31 s'lik bir artış bulunmuştur. Elde edilen bu dönem değişim miktarı ile kuramsal çalışmalardaki değerler karşılaştırılarak yıldızın evrim durumu yorumlanmıştır.
Anahtar kelimeler: β Cephei türü değişen yıldızlar, BW Vul , Dönem değişimleri.

Abstract: In this work; the U, B and V light curves of the β Cephei type variable BW Vulpeculae (BW Vul, HD 199140, B2 III) were obtained with photoelectric observations. The observations were made on 13 nights at Ege University Observatory in the second half of 2003. During the observations six maxima were obtained. In the literature, various different results on period variation rate have been reported. New times of maxima were combined with the previous ones found in the literature to calculate the new light elements. According to our calculations, we obtained 1.31 s/century for the period increase rate. Finally, the evolutionary state of BW Vul is discussed depending on the comparison of the observational period variation rate with the theoretical ones.
Keywords: β Cephei stars, BW Vul, Period Changes

1. Giriş

β Cephei yıldızları zonklayan değişen yıldızlar içerisinde ilginç özellikleri ile dikkat çeken bir yıldız gurubudur. β Cephei yıldızları, erken B tayf türünden (B0.5-B2) yıldızlar olup ışık değişim genlikleri görsel bölgede $0^m.01$'den (BW Vul hariç) daha az ve dikine hız eğrilerinin genlikleri de 50 km s^{-1}'in (BW Vul ve σ Scorpii hariç) altındadır. β Cephei'lerin büyük bir çoğunluğunu devler oluştursa da ışınım sınıfı aralığı en genel ifadesiyle I-V arasında olarak söylenebilir. Işık ve dikine hız eğrilerinin dönemleri 2-7 saat (0.1-0.6 gün) aralığındadır. β Cephei yıldızlarının moröte bölgedeki ışık değişim genlikleri görsel bölgedeki ışık değişim genliklerinden oldukça büyüktür. Öyle ki yapılan araştırmalar da bu yıldızların erkelerinin büyük bölümünü morötede yaydıkları gerçeğini ortaya çıkarmıştır. β Cephei yıldızlarının ışık ve renk eğrilerinde birden fazla dönemlilik olduğu görülmüştür. Bu olay yıldız atmosferindeki bir dalganın daha küçük frekanslı başka bir dalgayla girişimi biçiminde yorumlanarak ***"Vuru Olayı (Beat Phenomenon ya da Blazhko Olayı)"*** şeklinde adlandırılmıştır.

β Cephei türü yıldızların tayfları da değişimler gösterir. β Cephei yıldız grubunun çizgi kesiti değişimi gösteren tüm üyelerinde olmasa bile bir çoğunda farklı elementlerden elde edilen dikine hız eğrilerinin tam olarak aynı evrede olmadıkları görülmüştür. Bu durum ***"Van Hoof Etkisi"*** olarak adlandırılmıştır. Bu olay, yıldız içerisinde farklı hız katmanlarının varlığının bir belirtecidir. Yani β Cephei yıldızlarının tayflarındaki genişleyen çizgiler sadece dönmenin bir sonucu olarak oluşmamakta, aynı zamanda atmosferlerinde oluşan diğer etkilerin de bu duruma katkısı olmaktadır. β Cephei türünden yıldızlar da klasik Cepheidler gibi HR diyagramı üzerinde bir kararsızlık kuşağının içerisinde yer alırlar.



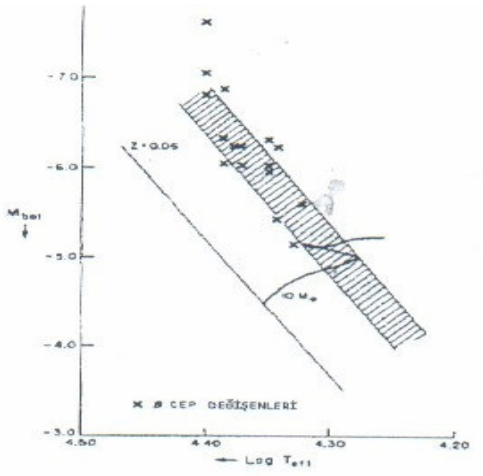
Şekil1. β Cephei Yıldızlarının HRD'deki Yerleri.

Beta Cephei kararsızlık kuşağının sınırları sıfır yaş anakolunun (ZAMS) $1^m.5$ yukarısına kadar uzanır. β Cephei yıldızlarının astrofiziksel açıdan önemi; onların zonklamaları için bir kararsızlık kurgusunun

Bildiri tam metni için : Ceren ULUSOY
e-mektup: culusoy@astronomy.sci.ege.edu.tr

1990'lı yılların başlarına kadar bulunamayışıdır. Yıldızlardaki metallere ilişkin donuklukların son zamanlarda yeniden irdelenmesi ile (Rozsnayi,1989, Iglesias ve Rogers, 1991, Iglesias ve ark.,1992, Cox ve Morgan, 1990; Cox ve ark., 1992, Moskalik ve Dziembowski, 1992, Kiriakidis ve ark.,1992) β Cephei'lerin zonklama mekanizmaları daha iyi anlaşılmıştır. β Cephei yıldızları da HR diyagramının hemen her bölgesinde yer alan diğer türden zonklayan yıldızlar ile aynı zonklama mekanizmasına sahiptir. Bu mekanizma ***" κ soğurma mekanizmasıdır "***. Zonklayan yıldızlar, hidrostatik denge koşuluna (yıldızdaki basınç ve çekim kuvvetlerinin dengede olduğu durum) uymadıkları için zonklamaktadırlar. Bir başka deyişle yıldızın iç bölgelerinde kuvvet dengesi sağlanamamakta ve bölgesel ivmelenmeler yıldız maddesini hareket etmeye zorlamaktadır. İlk kez Zhevakin (1959) tarafından belirtildiği gibi κ soğurma katsayısının sıcaklık ve basınca bağımlılığı yıldızlarda zonklamaların çok uzun süreler devam etmesini sağlayan erke girdisini sağlamaktadır. Bu erke ışınım akısından çekilip alınmaktadır. Yıldız içerisinde çeşitli derinliklerde yıldızdan yıldıza değişen H/He/Fe vb. ağır elementler gibi iyonlaşma bölgeleri bulunmaktadır. Yıldızın denge konfigürasyonu bir biçimde bozulduğu zaman basınç ve çekim kuvvetlerinin etkileriyle yıldız, bir sarkacın hareketine benzer bir biçimde dönemli olarak şişip büzülür. Yıldız en küçük yarıçapına ulaştığında basınç kuvvetleri onu şişmeye zorlamakta, en büyük yarıçapına ulaştığı zamanda da çekim kuvvetleri onu büzülmeye zorlamaktadır. İşte bu sıkışma evresinde o yıldızla ilgili iyonlaşma bölgesindeki κ değerinin artması ile merkezden gelen erkenin üst katmanlara rahatça geçmesi engellenir. Erke, bu bölgelerde tutularak bölgenin sıcaklığının artmasını sağlar. Sıcaklık arttıkça katmanın basıncı da artar. Bu katman ısıyı dışarı vermek zorundadır. Isınan gaz genişler ve şişmekte olan yıldıza (özellikle dış katmanlara) ek bir itme kuvveti uygular. Yıldız içerisindeki "geri getirici kuvvet" basınç kuvveti ise yıldız basınç, çekim kuvveti ise yıldız çekim moduyla zonklar. Bu olay her çevrimde yinelenerek yıldızdaki zonklamaların sönümlenmeden sürmesini sağlar. Zonklamaların nedenini teşkil eden kısmi iyonlaşma bölgelerinin, zonklamaların devamlı olabilmesi için, kritik bir derinlikte yer almaları gerekmektedir. β Cephei yıldızları için gerekli kritik derinlik sıcaklığın 1.5×10^5 K<T<2 $\times10^5$ K olduğu bölge aralığını kapsamaktadır. Bu yıldızlarda zonklamaları sağlayan element Fe elementi başta olmak üzere ağır elementlerdir. Yukarıda da belirtildiği gibi kritik derinlik aralığında yeterince ağır element bolluğu varsa (özellikle Fe) κ soğurma mekanizması demir yoluyla devreye girecek ve zonklamaların sürmesini sağlayacaktır. Eğer söz konusu iyonlaşma katmanı fazla derinde yer alıyorsa üzerindeki büyük kütleyi itemeyeceği için zonklamalar sönümlenecektir. O nedenle bu katmanın kritik sıcaklık ve geometrik yer açısından uygun bir derinlikte olması gerekmektedir. β Cephei yıldızlarının gelişim durumları incelenirken onların dönemlerindeki değişmeler kullanılır. Yapılan hesaplamalar, bir yıldızın anakoldan ayrıldıktan sonra β Cephei kararsızlık kuşağından üç kez geçeceğini göstermektedir. Bu geçişlerden ilki, merkezde hala hidrojenin yandığı evre, ikincisi; ikinci büzülme ya da erken kabukta hidrojen yanma evresi ve sonuncusu da kabukta hidrojen yanma evresidir. Dönem sabit ise yıldız merkezde hidrojen yakma evresinde, dönem azalıyorsa ikinci büzülme evresinde, dönem uzuyorsa, kabukta hidrojen yakma evresinde olduğu kabul edilir.

Gözlenen β Cephei yıldızlarında genelde dönem değişimine rastlanmıştır. Burada gözlenen bu dönem değişimlerinin hepsinin evrimsel kökenli olduğunu söyleyemeyiz. Çünkü evrim dışındaki bazı nedenler de dönem değişimine sebep olmaktadır Örneğin; yıldızın çift olması ya da zonklama modunun sayısı gibi.



Şekil 2. β Cephei yıldızlarının kuramsal HRD'daki yerleri.

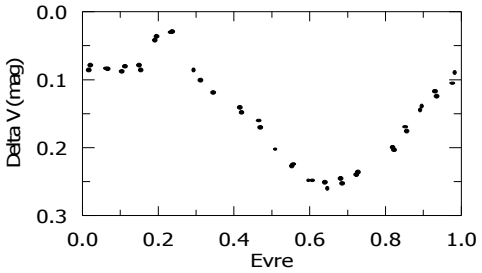
2. BW Vul ve Tarihçesi

BW Vul (HD 199140 = HR 8007, B2 III), β Cephei değişenleri içinde bilinen en büyük dikine hız, parlaklık ve çizgi kesiti değişimleri gösterdiği için kuşkusuz ki tarih boyunca birçok bilimsel çalışmanın konusu olmuştur. BW Vulpeculae, ilk olarak Hill (1930) tarafından dikine hızındaki değişiminden keşfedilmiştir. Petrie (1937), bu yıldızdaki kısa dönem değişimini belirtmiştir. 1954 yılında ise bu yıldızdaki dikine hız ve çizgi kesiti değişimlerinin başlıca karakteristiklerini ortaya

koyarak yıldızın döneminde ve dikine hız genliğinde uzun süreçler içinde meydana gelen artışlar olduğunu vurgulamış ve bu konuda da bir ilk olmuştur. Parlaklık değişimi ise Huffer (1938) tarafından gözlenmiştir. Böylece Huffer bu yıldızı fotoelektrik olarak ilk çalışan kişi olmuştur. BW Vul'un büyük olan genliği, maksimum parlaklığının ve dikine hızının yüksek bir duyarlıkla hesaplanabilmesine olanak sağlarken döneminde meydana gelen değişmeler ayrı bir tartışma konusu olmuştur. Bu değişmeler yüzyıl mertebesinde olup, zaman zaman ani artışlar şeklinde de kendisini göstermiştir. Yapılan gözlemsel çalışmaların büyük çoğunluğunda hesaplanan dönem değişim miktarları farklılık göstermiş ve bu duruma kesin olarak bir açıklık getirilememiştir. BW Vul için keşfinden bu yana dönemindeki bu kararsız değişimlerin nedenini araştırmak için bireysel çalışmalara ek olarak uluslararası kampanyalar da düzenlenmiştir. Ilk kampanya (1982-1983) yılları içinde 13 gözlemevinin katılımıyla gerçekleşmiş ve 486 saat gözlem sonunda yapılan analizlerde BW Vul'un döneminde ani bir artış olmadığı görülmüştür. Daha sonra 1988-1991 yılları arasında yapılan kampanyada da ani bir değişim görülmemiş ve dönemdeki artış miktarı 2 s/yy olarak bulunmuştur. Bulunan bu değer de daha önceki değerlere yakın bir değerdir. Bununla birlikte Tunca (1978), Chapellier (1985), Van der Linden ve Sterken (1987) bu yıldızda meydana gelen dönem artışlarının sürekli değil belli zaman aralıklarında ani artışlar şeklinde olabileceğini öne sürmüşlerdir. Ayrıca Chapellier (1985) bu tür dönem değişikliklerinin β Cephei yıldızları arasında oldukça yaygın olduğunu belirtmiştir. Chapellier ve Garrido (1990) yaptıkları çalışmalarda BW Vul' de 1930 yılından beri 4 kez ani dönem değişimi gözlendiğini belirtmişlerdir. Şimdiye kadar bu yıldız için bir çok gözlemsel ve tayfsal veriler elde edilmiş olmasına rağmen, hala bu yıldız hakkında cevapsız kalmış pekçok sorular bulunmaktadır. Örneğin, yıldızın tek mi yoksa bir çift sistemin üyesi olup olmadığına, zonklama modunun türü ve kaç tane olduğuna ya da evrim durumunun ne olduğuna ilişkin şimdiye değin kesin bir açıklama getirilememiştir. BW Vul'un fotometrik olarak görsel bölgede genliği $0^m.2$ iken moröte bölgelere doğru bu değer $1^m.2$'e kadar artar (Barry et.al, 1984). Dikine hız genliği yaklaşık 200 km/s'nin üzerindedir. Zonklama dönemi $4^h.49^m$ (Petrie, 1954) yani yaklaşık olarak 0.20104 gündür. Karakteristik ışık eğrisinin en önemli özelliği kısa süren bir "*Durağan Evre (Stillstand Phase)*" göstermesidir. Durağan evre, maksimum parlaklıktan 0.03 gün önce gerçekleşir ve 0.02 gün kadar sürer. Daha sonra durağan evre boyunca sabit kalan parlaklık tekrar artmaya başlar. Durağan evrenin nasıl ve neden oluştuğu konusu hakkında kesin bir sonuç ortaya konulamamıştır.

3. Gözlemler

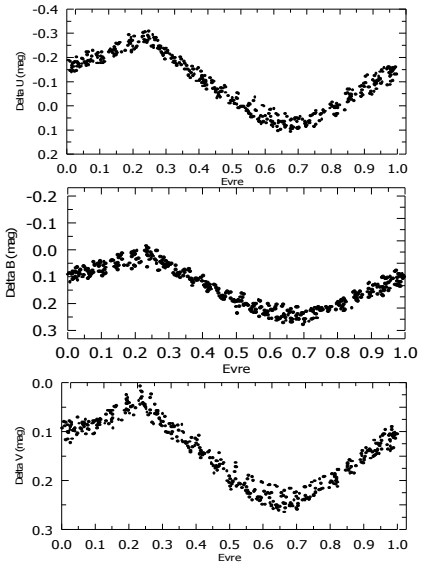
BW Vul, 13 Haziran 2003 ile 12 Ağustos 2003 tarihleri arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm'lik Schmidt Cassegrain türü teleskobuyla gözlenmiştir. Gözlemlerde SSP-5 fotometresi ile 1850 A ile 8300 A dalgaboyu aralığına duyarlı olan Hamamatsu R4457 PMT fotokatlandırıcı tüpü kullanılmıştır. Gözlem sezonu boyunca toplam 13 gece için Johnson U, B ve V süzgeçleri kullanılarak 570 gözlem noktası elde edilmiştir. BW Vul'ün gözlemleri için parlaklık ve renk bakımından uygunluk gösteren HD 198820 ve HD 199102 sırasıyla mukayese (C1) ve denet (C2) yıldızları olarak seçilmiştir. Gözlemlerimiz sonucu mukayese yıldızında bir ışık değişimi belirlenmemiştir. Bu çalışmada BW Vul'un elde edilen ışık eğrisinin karakteristik biçimi şimdiye kadar literatürde yer alan çalışmalarda (Tunca, 1978 ve Sterken, 1986) elde edilmiş olan ışık eğrileriyle uyum göstermektedir. Işık eğrisinde göze çarpan ve "*Durağan Evre*" olarak bilinen ışık bu evre gözlemlerimizde 0.0 ve 0.2 evreleri arasında ortaya çıkmıştır .



Şekil 3. BW Vul'un ışık eğrisinde görülen Durağan Evre.

Ayrıca BW Vul'un U, B ve V süzgeçlerinde tüm gözlem geceleri için elde edilmiş evreye göre parlaklıkları Şekil 4'de gösterilmiştir.

BW Vul'un 2003 yılı gözlem sezonu içinde E.Ü. gözlemevinde yapılan gözlemlerinden 6 tane maksimum zamanı elde edilmiştir. Fotoelektrik yöntemle elde ettiğimiz maksimum zamanları literatürdeki diğer maksimum zamanları ile birleştirilerek evrimsel dönem değişimi araştırılmıştır. Yeni ışıköğelerinin hesaplanmasında T_0 başlangıç zamanı olarak kendi gözlemlerimiz içinde en güvenilir bir tanesi seçilmiştir. (1) ve (2) ifadeleri ilk kullanılan ve hesaplama sonunda elde edilen ışık öğelerini göstermektedir.



Şekil 4. BW Vul'un U, B ve V süzgeçlerinde tüm geceler için elde edilmiş evreye göre parlaklık değişimleri.

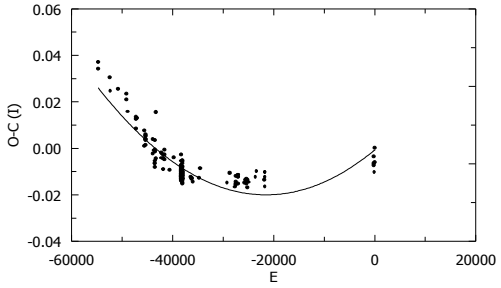
Ilk kullanılan ışık öğeleri :

HJD = 2452863.432000 + 0^g .20104400 *E.....(1)

Hesaplama sonunda bulunan yeni ışık öğeleri:

HJD(max)=2452863.4313+ 0^g .2010457936*E
±2 ±1
+ 4.1709D-11*E*E.....(2)
± 2.0720D-12

BW Vul'un maksimum zamanları ile hesaplanmış O-C değerleri E çevrim sayısına göre değişimi Şekil 5'de gösterilmektedir. Buna göre O-C değişimi şekilden de görüldüğü gibi parabolik bir fit ile temsil edilmiştir. Grafikteki parabolik eğri fitinin anlamı ise bu yıldızda var olan zonklama dönemindeki evrimsel kökenli artıştır. 2003 yılı gözlem sezonunda BW Vul için yaptığımız gözlemlerin verdiği sonuçlara göre yıldızın dönemindeki artış doğrulanmıştır. Yıldızın dönemindeki artışın miktarı ise 1.31 s/yy olarak saptanmıştır.



Şekil 5. O-C eğrisi. (2) denklemiyle verilen ışık öğeleri ile elde edilen kuramsal eğri parabol fiti ile temsil edilmiştir.

4.Sonuçlar

BW Vul'un gözlemlerinden elde edilen ışık eğrisi literatürdekilerle benzerlik göstermiştir. Işık eğrisinde varolan durağan evre gözlemlerimizde de ortaya çıkmıştır. Bugüne kadar BW Vul üzerine yapılan çalışmalar incelendiğinde göze çarpan en önemli özellik, yıldızın zonklama dönemi değişiminde görülen farklılıklardır. Bugüne kadar yapılan fotometrik çalışmalarda bulunan dönem miktarları Tablo1'de gösterilmiştir. Tabloya göre dönemdeki değişim miktarları yüzyılda 1.8 ile 4 s aralığında değerler almıştır.

Tablo 1. BW Vul'un Literatürde verilmiş olan dönem değişim miktarları.

Dönem Değişim miktarı $(\frac{dp}{dt})$ (s/yy)	Kaynak
3.7	**Petrie (1954)**
2.8	**Cester (1957)**
4	**Percy (1971)**
2	**Kubiak (1972)**
1.8	**Valtier (1976)**
2.56	**Tunca (1978)**
2.14	**Odell (1984)**
2.5	**Sterken (1987)**
2.5	**Pena (1987)**
2.8	**Chapellier (1990)**
2.34	**Pigulski (1993)**

Yaptığımız bu çalışmada gözlemlerimiz sonucunda 6 tane maksimum zamanı elde edilmiştir. Elde ettiğimiz maksimum zamanları 1973 yılından bu yana yıldızın literatürde var olan diğer maksimum zamanları ile birleştirilerek ($\mathbf{T_0}$ =2452863.4320 ve P = 0.201044 gün başlangıç öğeleri ile birlikte) yeni O-C değerleri hesaplanmıştır. Çevrim sayısına göre oluşturulan O-C diyagramındaki noktaların dağılımı bir parabol fiti ile temsil edilmiştir. Elde edilen bu diyagrama göre dönemdeki artış doğrulanmıştır. Kullanılan veriler ve elde ettiğimiz maksimum zamanlarına bağlı olarak hesaplanan dönem değişim miktarı 1.31 s/yy olarak bulunmuştur. Eggleton ve ark. (1973)'e göre, BW Vul'un kuramsal olarak hesaplanmış kütlesi 10 Güneş kütlesi olduğu gözönüne alınırsa, bu kütledeki bir yıldızın ilk geçiş sırasında döneminde çok küçük bir artış (0-0.08 s/yy) meydana gelecektir. Ikinci geçiş evresi olan büzülme evresinde ise yıldızın döneminde bir azalma (0.2-0.3s/yy) meydana gelecektir. Son evre olan kabuk hidrojen yakma evresinde ise dönemde birden artışlar (yaklaşık 20 s/yy' a kadar artış) olabileceğini önesürmüşlerdir. Elde ettiğimiz dönem değişim değeri ile literatürde evrim durumu için önerilmiş dönem artış değerleri karşılaştırılıp, dönemindeki tarih boyunca gözlenen

ani artışlar da gözönüne alınırsa, yıldızın kabuk hidrojen yakma evresinde olabileceği görüşünün geçerli olabileceğini söyleyebiliriz. Bu kabule göre BW Vul hızlı gelişim evresindedir ve meydana gelen dönem artışları, iç yapısında meydana gelen değişmelerin bir sonucudur. Sonuç olarak, BW Vul'de meydana gelen kararsızlıklar, değişimler ve oluş nedenlerinin daha iyi saptanabilmesi için hem tayfsal hem de fotometrik açıdan daha çok çalışma yapılmasına gereksinim vardır. Bu sayede şimdiye kadar açıklık getirilememiş pek çok soru da yanıtını bulacaktır.

5.Kaynaklar

Aerts, C., Mathias, P., Hoolst, Van T., Mey, De K., Sterken, C. ve Gillet, D., 1995, A&A, 301, 781.

Balona, L. A., 1997, MNRAS, 172, 191.

Burger, M., Jager, De C., Oord, Den Van J.H.G. and Sato, N., 1982, A&A, 107, 320.

Chapellier, E., 1985, A&A, 147, 135.

Chapellier, E. and Garrido, R., 1990, A&A, 230, 304.

ESO., 1998, A&A, 339, 525.

Furendlid, I., Young, A., Meylan, T. And Haag, C. & Crinklaw, G., 1987, Apj, 319, 274.

Handler, G., Shobrook, R. R., Vuthela, F. F., Balona, A. L., Rodler, F., Tshenye, T., 2003, arXiv: astro- ph/03022127 v1.

İbanoğlu, C., Akan, C. M., 2002, "Değişen Yıldızlar", E. Ü. Fen Fakültesi Yayınları, 179, İzmir, 316s.

Jerzykiewicz, M., Sterken, C., 1990, Cbsp. Proc, 236s.

Konkoly Observatory, Budapest, HUNGARY., 1993, IBVS, No. 3901.

Lloyd, C., Stickland, J. D., 2002, Obs, 122, 33.

Odell, P. A., 1984, P.A.S.P, 96, 657.

Pena, H. J., Peniche, R., Ferro A. A. and Berumen, R. M, & Herrera, R. M., 1987, Acta Astronomica, 37, 63.

Pigulski, A., 1993, A&A, 274, 269.

Remis J., Zongli, L., Pigulski, A., 1990, AAVSO, 19, 57.

Shobrook, R.R, 1973, MNRAS, 161, 257.

Sterken, C., Snowden, M., Africano, J., Antonelli, P., Catalano, A. F., Chahbenderian, M., Chavarria, C., Crinklaw, G., Cohco, L. H., Costa, V., Lara, De E., Delgado, F. A, Ducatel, D., Fried, R., Fu, -H. H., Garrido, R., Gilles, K., Gonzales, S., Goodrich,B., Haag, C., Hensberge, H., Jung, H. J., Lee, -W. S., Contel, le M. J., Manfroid, J., Margrave, T., Naftilian, S., Peniche, R., Pena, H. J., Ratajczyk, S., Szuskiewicz, E., Tunca, Z.,Valtier, C.ve J., Linden Der Van, D., 1986, A&AS, 66, 11.

Sterken, C., Young, A., Furendlid, I., 1987, A&A, 177, 150.

Sterken, C., Pigulski, A., Zongli, L., 1993, A&AS, 98, 383.

Yang –Shi, J., 1993, AP&SS, 210, 215.

Tunca, Z., 1978, Doktora Tezi, İzmir.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

V471 TAURİ'NİN OTUZ YILLIK GÖZLEMLERİ

Cafer İbanoğlu[1], Ömür Çakırlı, Serdar Evren, Günay Taş

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35600, İzmir
ibanoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr,

Özet: V471 Tau örten çift yıldızı bir beyaz cüce ve bir kırmızı cüceden oluşur. Bileşenler ortak kütle merkezi çevresinde her 12^{sa} 30^{dk} 30^{s}'de bir kapalı yörünge çizer. Beyaz cücelerin özelliklerini belirleme açısından ilgi çeken bu yıldız, kırmızı cücenin manyetik etkinlik gösterdiği ve ışık eğrisinin bu nedenle değiştiğinin ortaya çıkartılması ile daha çok ilgi çekmeye başlamıştır. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan sürekli gözlemler ile Hyades kümesinin bir üyesi olan bu çiftin toplam parlaklığının ve yörünge döneminin de zamanla değiştiği gösterilmiştir. Ortalama parlaklığın zamanla değişimi, tutulma derinliğindeki değişim ve yörünge dönemindeki değişimin büyüklüğü ve olası nedenleri bu bildirinin özünü oluşturmaktadır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar:V471 Tau – yıldızlar: dönem değişimi– yıldızlar: manyetik aktivite

Abstract: The eclipsing binary consist of a white-dwarf and a red-dwarf star. The components of the system revolves around the center-of-mass with a period of 12^{h} 30^{m} 30^{s}. A white-dwarf star belongs to an eclipsing binary allows us to compute properties of a white dwarf. Therefore, the white-dwarf component has been drawn attention. Later, the magnetic activity of K dwarf has been revealed, then, distortion of the light curves has been attributed to this companion. The successive, long-term observations made at Ege University Observatory have clearly revealed that both the mean brightness and the orbital period of the system vary with time. The variations of the mean brightness, of the eclipse's depth and of the orbital period were given and the plausable causes were discussed.

Key words: stars: variable stars: V471 Tau– stars: period variation– stars: magnetic activities

1. Giriş

V471 Tauri örten çifti 12.5 saat dönemli, bir **DA** beyaz cücesi ile bir **dK2** yıldızından oluşur. Tutulma özelliği ilk kez Nelson & Young (1970) tarafından bulunmuştur. Tutulmalara ek olarak ışık eğrisinde **RS CVn** ve **BY Dra** türü manyetik etkin yıldızlarda görülen dalga benzeri bozulmaların varlığı İbanoğlu (1978) tarafından gösterilmiştir. Bu bulgudan sonra araştırmacıların çoğu K yıldızı ile ilgilenmeye başlamıştır. Young & Capps (1971)'in özdevinim ölçümleri ile çiftin **Hyades** kümesinin bir üyesi olduğu anlaşılmıştır. Böylece, uzaklığı, yaşı ve kimyasal karışımı hemen hemen belli oan bir örten çift ile karşı karşıyayız. Hyades kümesinin anakol dönme noktası 2.5 $M_{\odot}$ olduğuna göre beyaz cücenin önceki kütlesinin alt sınırı belirlenmiş olmaktadır.

V471 Tau'nun yörünge dönem değişimleri bir çok çalışmanın konusu olmuştur. Bu çalışmaları üç bölüme ayıranbiliriz:

1. O-C değişiminin doğrusal temsili,
2. parabolik değişim,
3. ışık-zaman etkisi.

Bildiri tam metni için : Cafer İBANOĞLU
e-mektup: ibaoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr

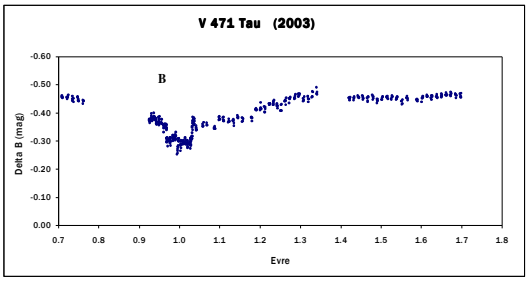
Gözlem verileri çoğaldıkça bu varsayımlardan sonuncusu öne çıkmaya başlamıştır.

2. Gözlemler

Örten çiftin gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlem-evi'nin 48 cm'lik Cassegrain teleskobu ile geniş band **B** ve **V** süzgeçlerinde yapılmıştır. **BD** +16° 515 yıldızı mukayese, **BD** +16° 524 yıldızı da mukayese olarak kullanılmıştır. Mukayese yıldızı her yıl denet yıldızı ile birlikte bir kaç gece gözlenerek parlaklığının sabit kalıp kalmadığı denetlenmiştir. Mukayese yıldızına göre değişenin parlaklık ölçümleri birim atmosfere indirgenmiştir. Mukayese yıldızı standart yıldızlar ile birlikte gözlenerek fark ışıkölçümleri standart parlaklık ve renklere dönüştürülmüştür. Dizgeyi oluşturan bileşenlerin genel özellikleri Tablo 1'de verilmiştir. Çiftin 2003 yılında B bandında elde edilen ışık eğrisi de Şekil 1'de gösterilmiştir.

Tablo 1. V471 Tau sisteminin genel özellikleri.

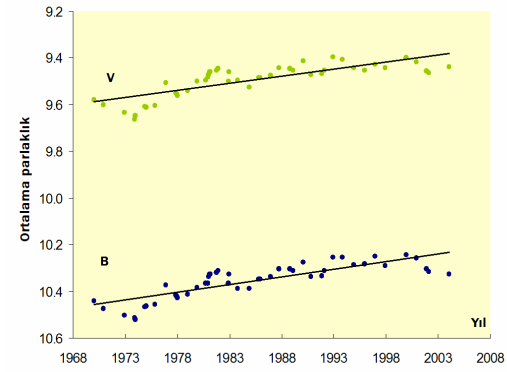
	Kırmızı Cüce	**Beyaz Cüce**			
Tayf	dK2	DA2			
$M/M_{\odot}$	0.93	0.84	**V_{max} $9^{m}.48$**	**B-V $0^{m}.76$**	**P=12^{sa} 30^{dk}30s**
T_e (K)	5040	34500			
$R/R_{\odot}$	0.96	0.011			
$L/L_{\odot}$	0.42	0.146			



Şekil 1. V471 Tau'nun 2003 yılında B süzgecinde elde edilen ışık eğrisi.

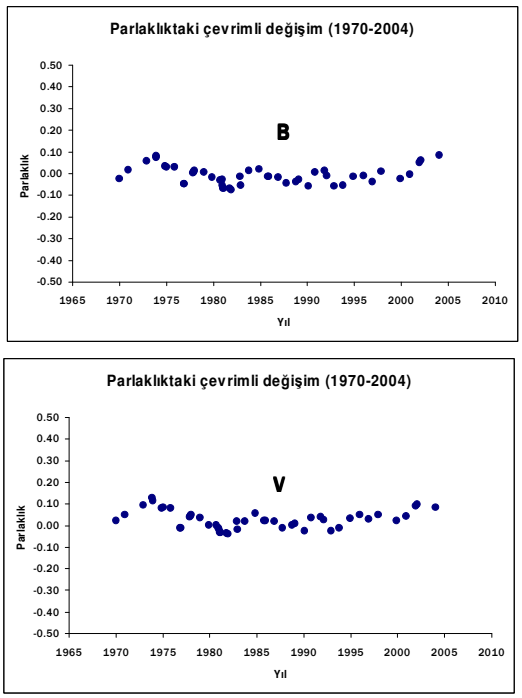
3. Ortalama parlaklıktaki değişim

Dizgenin her yıl B ve V bandlarında elde edilen ışık eğrilerinde beyaz cücenin tutulması ile oluşan parlaklık değişiminin görüldüğü **0.06 P**'lik bölüm çıkartılarak ışık eğrisini temsil eden eğri çizilmiştir. 0.05 P aralıklarla parlaklıklar okunmuş ve bunların ortalaması alınarak o yıla ilişkin ortalama parlaklık bulunmuştur. Bu değerler standart parlaklığa dönüştürülmüş olarak zamana göre noktalanmış ve Şekil 2'de gösterilmiştir.



Şekil 2. V471 Tau'nun B ve V süzgeçlerinde elde edilen ortalama parlaklık değişimi.

Ortalama parlaklık her iki renkte de zamanla artmaktadır. K yıldızının toplam parlaklığa katkısının **%74**, beyaz cücenin **%26** olması ve beyaz cücenin erkesinin çoğunu kısa dalgaboylarında salması nedeniyle bu parlaklık değişiminin daha çok anakol K yıldızından kaynaklanabileceğini düşünüyoruz. Ortalama parlaklıktaki artma **0.23 kadir yıl^{-1}** dolayındadır. Bu parlaklık değişimini tüm verilerden çıkardığımızda geriye daha küçük genlikli, dönemli olmayan bir değişim kalmaktadır (Şekil 3). Bu değişimin de Güneş'teki **11-yıllık** çevrime karşılık geldiğini ve çevrim uzunluğunun da **6 yıl** dolayında olduğunu düşünüyoruz. Otuz yıllık zaman diliminde görülen 0.23 kadirlik değişimin nedeni konusunda açıklayıcı bir model olmamasına karşın, Güneş örneğinde olduğu gibi daha uzun çevrimli bir değişimden kaynaklanabileceği kanısındayız.

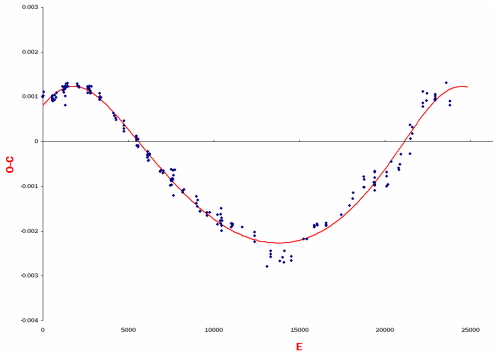


Şekil 3. V471 Tau'nun B ve V süzgeçlerindeki arasında elde edilen küçük genlikli, dönemli olmayan parlaklık değişimi.

4. Yörünge dönemindeki değişimler

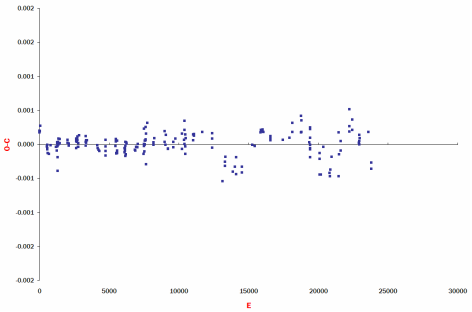
Bileşenlerden birisinin beyaz cüce olması nedeniyle yıldızların dıştan ve içten teğet olma anları arasındaki süre yaklaşık 1 *dakika*dır ve büyük bir duyarlıkla ölçülebilmektedir. Bileşenlerin ardışık dıştan teğetleri arsında **49.3**, içten teğetleri arasında ise **47.3** *dakika*lık bir süre vardır. Bu zaman dilimleri de duyarlı bir şekilde ölçülebilmektedir. Son otuz yıl boyunca elde edilen O-C değerleri dönem sayısı E 'ye göre noktalanarak Şekil 4'te gösterilmiştir. O-C değerleri önce artmakta, sonra azalmakta ve yeniden artmaktadır. Bu değişim bir sinüs eğrisine benzemektedir. Dolayısı ile O-C eğrisi ışık-zaman etkisi ile analiz edilmiştir. Bu analiz ile örten çiftin ortak kütle merkezi çevresindeki bir dolanımını **32.4** yılda tamamladığı ve bu devinimden dolayı çiftin O-C'si **304 s** genlikli bir değişim gösterdiği bulunmuştur. Bu değerleri kullanırsak, kütle fonksiyonunu $f(M) = 2.68 \times 10^{-5}\ M_{\odot}$ elde ederiz. Örten çiftin dK ve DA bileşenlerinin kütleleri sırasıyla 0.93 $M_{\odot}$ ve 0.84 $M_{\odot}$ olarak iyi bilinmektedir. Kütle fonksiyonunu kullanarak üçüncü cismin kütlesi ***i***

açısına bağlı olarak hesaplanmış ve Tablo 2'de verilmiştir. Buna göre, örten çiftin üçüncü cisimle oluşturduğu ortak kütle merkezi çevresindeki yörüngesinin eğim açısı 40°'den daha büyük ise üçüncü cisim bir yıldız olamaz. Bir gök cisminin merkezinde nükleer tepkimeyi başlatabilmesi için kütlesinin en azından 0.07 $M_\odot$ olması gerektiğini biliyoruz. Bu bulgulara göre üçüncü bileşenin bir kahverengi cüce olma olasılığı oldukça yüksektir. Guinan & Ribas (2001)'ın O-C analizi ise P_3 ~ 30.5 *yıl*, $i_3 \geq 35°$ için $M_3 \leq 0.07\ M_\odot$ vermişti. Bu analiz daha önce yayımlanmış az sayıdaki gözlem verisine dayanmaktadır. Bizim bulduğumuz yörünge dönemi 2 yıl kadar daha uzun ve O-C eğrisinin genliği daha büyüktür.



Şekil 4. V471 Tau örten çift yıldızının O-C eğrisi. Noktalar gözlemleri, sürekli eğri de hesaplanan değerleri göstermektedir.

Işık-zaman etkisinden kaynaklanan O-C değişimleri çıkartıldığında kalan O-C eğişimleri Şekil 5'te gösterilmiştir. Bu değişimler de yaklaşık 5 yıllık bir çevrim içeriyor gibi görünmektedir. Bu çevrim uzunluğu K yıldızının 6 yıllık kısa çevrimli parlaklık değişimleri ile uyumlu gibi görünmektedir.



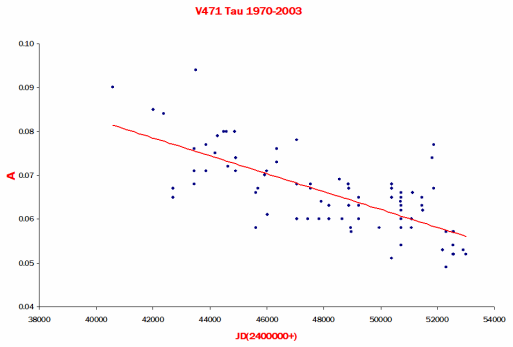
Şekil 5. V471 Tau'nun O-C eğrisinden üçüncü cisim etkisi çıkarıldığında geriye kalan O-C değişimi.

5. Tutulma deriniğindeki değişim

İki yıldızın dıştan teğet olduğu t_1 ve t_4 ile içten teğet olduğu t_2 ve t_3 zamanlarına gelen parlaklılar tutulma eğrilerinden okunmuş ve

$$[m(t_1) + m(t_4)] / 2 - [m(t_2) \times m(t_3)] /2$$

farkları oluşturulmuştur. Bu farklar kadir biriminde minimum derinliklerini gösterir. Bu şekilde ölçülen derinlikler zamana göre noktalanmış ve Şekil 6'da gösterilmiştir. Beyaz cücenin tutulmasından kaynaklanan minimum çukurunun B bandındaki derinliği yıldızın örten çift özelliğinin bulunduğu 1970'li yılların başında 0.08 kadir dolayında iken 33 yıl sonra derinlik 0.05 kadire düşmüştür.



Şekil 6. Tutulma derinliğinin zamana göre değişimi.

Bu değişimin iki nedenden ileri gelebileceğini düşünüyoruz: 1) Beyaz cücenin soğuması, 2) Beyaz cücenin yüzeyinin soğuk bir madde ile kuşatılması. Bunlardan birinci olasılık, oldukça zayıf gibi görünmektedir. Soğumanın doğrusal olduğu varsayımı ile soğuma miktarının ***6 K yıl*$^{-1}$** yöresinde olduğunu buluyoruz. Beyaz cücelerde erke üretiminin durduğunu ve yüzeylerinin giderek soğuduğunu biliyoruz. Ancak bu soğuma on milyonlarca yıl almaktadır. Günümüze değin bir beyaz cücenin soğuduğu gözlemler ile de gösterilememiştir. Otuz yıllık bir zaman diliminde bir beyaz cücenin soğumasının gözlemsel olarak ortaya çıkartılması düşük bir olasılık olarak görünmektedir. Dolayısı ile ikinci olasılık olan, beyaz cücenin yüzeyinin soğuk bir madde ile sarılması olasılığı baskın gelmektedir. Ancak, burada da sorunla karşılaşıyoruz. Anakol K yıldızının yarıçapı kritik Roche yarıçapından daha küçüktür. Bu nedenle K yıldızından beyaz cüceye etkin bir kütle aktarımı beklenemez. Clemens ve ark. (1992) beyaz cücenin 9.25 dakikalık dönemli salınımlar gösterdiğini bulmuşlardır. Optik dalagaboyları ve X-ışın salınımlarının 180° evre aralığı ile olmasını K yıldızından rüzgar şeklinde çıkan maddenin beyaz cücenin manyetik

alan çizgilerini izleyerek uçlaklara yığılmasına bağlamışlardır. Bu bulgu Sion ve ark. (1998) tarafından da doğrulanmıştır. Dupuis ve ark. (1997) beyaz cücenin uçlaklarına ulaşan maddenin yumuşak X-ışın dalagaboyunda metal soğurması nedeniyle onun parlaklığını azaltacağını, optik bölgede ise artıracağını ileri sürmüşlerdir. K yıldızından çıkan maddenin beyaz cüceye gidişi sırasında bakış doğrultumuzdan geçmekte ve metalik soğurma çizgileri oluşmaktadır (bkz. Bond ve ark. 2001). Beyaz cücenin parlaklığının zamanla azalmasının bu madde akışından kaynaklanabileceği savı akla yatkın görünmektedir.

Tablo 2. Üçüncü cismin kütlesi.

i°	$M/M_\odot$
90	0.045
70	0.047
50	0.058
40	0.07

6. Sonuç

V471 Tauri örten çift yıldızının **1973** - **2003** yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen verileri incelenerek dizgeye ilişkin yeni bilgiler elde edilmiştir. Dizgenin ortalama parlaklığının sürekli olarak arttığı, ancak renginde bir değişmenin görülmediği bulunmuştur. Bu büyük genlikli değişime ek olarak, küçük genlikli ve çevrimli bir değişim de bulunmuştur. Küçük genlikli ve çevrimli değişme anakol K yıldızının manyetik etkinliğine bağlanmıştır. Büyük genlikli değişimin nedeni tam bilinmemesine karşın, bunun da K yıldızının manyetik etkinlikle daha uzun çevrimli bir değişimi olabileceğini düşünüyoruz. Dizgenin yörünge dönemindeki değişmelere ilişkin yapılan çalışmalar ise, uzun zaman dilimine yayılmış gözlem verilerinin önemini göstermesi açısından ilginç olmuştur. Bu konuda yapılan çalışmalar yeterli veri olmadan, eldeki verilerle araştırmacı-ların nasıl yanlış öngörülere gidebildiklerini göstermektedir. Bu çalışmada kullanılan ışık-zaman etkisinine de şüphe ile bakılması gerektiğine inanıyoruz. O-C eğrisinin en azından iki maksimum ve minimumu elde edildiğinde bu analizin gerçeğe daha yakın olacağı kanısındayız.

7. Kaynaklar

Bond, H. E, Mullan, D, O'Brien, M. S ve Sion, E. M, 2001 ApJ, 560, 919

Clemens, J. ve ark. , 1992, ApJ, 391, 773

Dupuis, J, Vennes, S, Chayer, P, Cully, S. ve Rodriguez-Bell, T, 1997, White Dwarfs, ed. I. Isern Hernanz ve E. Garcia-Berra (Dordrecht: Kluwer), 375

Guinan E. F, ve Ribas, I. 2001, ApJ, 546, L43

İbanoğlu, C. 1978, Ap&SS, 57, 219

Nelson, B, ve Young, A. 1970, PASP, 82, 699

Sion, E. M, Schaefer, K. G., Bond, H, E, Safer, R. A ve Cheng, F. H., 1998, ApJ, 496, L29

Young, A, ve Capps, R. W. 1971, ApJ, 166, 81

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

SICAK ALTCÜCE BİLEŞENLİ FF AQUARII'NİN 2002-2003 UBVR IŞIKÖLÇÜMÜ

Esin Sipahi[1], Serdar Evren[1], Günay Taş[1], Cafer İbanoğlu[1]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova 35100, İzmir
sipahi@astronomy.sci.ege.edu.tr, sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr, tas@astronomy.sci.ege.edu.tr, ibanoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: FF Aquarii, bileşenleri sıcak bir altcüce (sdOB) ve bir dev (K0III) yıldız olduğu belirlenen ilk örten çift sistemdir. Elektromanyetik tayfın hem mavi hem de kırmızı bölgesinde baskın ışınımlara sahip bileşenlerden oluşan bu sistem, 2002 ve 2003 gözlem sezonlarında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin iki farklı teleskobu ile U, B, V, R süzgeçlerinde toplam 54 gece gözlenmiş ve ışık eğrileri elde edilmiştir. Işık eğrilerinde baş minimum tam tutulma biçimindeyken, yan minimum görülmemektedir. Sistemin bugüne kadar yapılmış yalnız birkaç fotometrik çalışması vardır. Bu çalışmada, Dworetsky et al. (1997)'nin yayımladığı 1975 yılına ilişkin ışık değişimlerinden sonra, sisteme ilişkin yapılan ilk kapsamlı geniş band fotometrisi sunulmuştur. Literatürdeki ilk çalışmalarda sistemdeki tutulmalar dışı değişimin, yansıma etkisinden kaynaklandığı belirtilirken, Marilli et al. (1995) ve Vaccaro and Wilson (2003) tarafından yapılan çalışmalarda bu değişimin, soğuk bileşenin leke aktivitesinden kaynaklanabileceği ifade edilmiştir. Bu çalışmada elde edilen ışık eğrilerinde tutulmalar dışında asimetrik ışık değişimleri görülmekte ve bu değişim yansıma etkisinden daha çok leke aktivitesiyle açıklanabilmektedir. Wilson-Devinney programı (Wilson 1994) kullanılarak ışık eğrilerinin analizi yapılmış, sistemin geometrik ve fiziksel parametreleri belirlenmiştir. Tutulmalar dışı asimetri, elde edilen çözüm sonuçları literatürdeki diğer çalışmalarla karşılaştırılmıştır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: FF Aqr – yıldızlar: sıcak altcüce, soğuk yıldız aktivitesi

Abstract: FF Aqr is the first eclipsing binary ($P = 9^d.2$) containing a hot subdwarf (sdOB) and a chromospherically active cool giant companion classified as a K0III star. We observed the system in U, B, V and R filters during 2002 and 2003 observing seasons using two different telescopes and detectors. The light curve reveals that FF Aqr has a totality in the primary eclipse, which last about ~ 13 hours. The shape of the light curve indicates that FF Aqr is a Algol type binary. The obtained light curves display an asymmetrical wave distortion outside the eclipse. This variation can not be explained by the reflection effect. We used the Wilson-Devinney code for the geometric and physical parameters of the system. The asymetry outside the eclipse and the results obtained from the light curve analysis were compared to the another studies.

Key words: star: variable stars :FF Aqr- stars: hot subdwarfs, spot activity

1. Giriş

Sıcak altcüceler, çekirdeklerinde helyum yakan ve çok ince bir hidrojen katmana sahip olan yıldızlardır. Böylesi yıldızlar gezegenimsi bulutsu evrimini yaşamadan beyaz cüceye doğru evrimleşirler. Bu yıldızların kütlelerinin 0.4-0.8 $M_\odot$ aralığında olduğu tahmin edilmektedir. HR diyagramında genişlemiş yatay kol (EHB Extended Horizontal Branch) olarak bilinen bölgede yer alırlar. Tayfsal olarak temelde üç gruba ayrılırlar; sdB (subdwarf B), sdO (subdwarf O) ve sdOB (subdwarf OB). Bu tür sıcak yıldızlar ilk kez Greenstein and Sargent (1974) tarafından listelenmiştir. Sıcak altcüce yıldızlarının incelenmesi, kütle kaybı ve kırmızı dev kolu boyunca evrim, beyaz cüce soğuma kolu, gökadanın yapısı, yakın çiftlerin evrimi ve zonklama gibi birçok araştırma konusu için önem taşır. Sıcak altcüceler çoğunlukla bir çift sistem üyesi yıldızlardır. Böylesi çift sistemlerde diğer bileşen bir kırmızı cüce, kırmızı dev ya da bir beyaz cüce olabilir. Günümüzde, sıcak altcüce ve soğuk dev yıldız içerdiği bilinen yalnız üç sistem vardır. Bu sistemler FF Aqr ($P = 9^g.2$), V1379 Aql ($P = 21^g.6$) ve HD 128220 ($P = 871^g.7$)'dir. Bu tür sistemlerin gözlemleri, hem sıcak altcücenin evriminin hem de dev yıldızın aktivite yapılarının, sistemin evrimi üzerine etkilerini çalışmak ve yıldız evrim kuramlarını test etmek açısından büyük önem taşımaktadır.

Bu türden bir değişen olan FF Aqr, ilk kez Dworetsky et al. (1977) tarafından fotometrik ve

Bildiri tam metni için : Esin SİPAHİ
e-mektup: sipahi@astronomy.sci.ege.edu.tr

tayfsal olarak gözlenmiş, daha sonra Dorren et al. (1983), Marilli et al. (1995) ve Vaccaro & Wilson (2003) tarafından da çalışılmıştır. Sistemle ilgili ilk çalışmalarda tutulmalar dışında görülen değişimin yansıma etkisinden kaynaklandığı belirtilmiştir. Bu değişimin yansıma etkisinden değil soğuk bileşenin leke aktivitesinden kaynaklandığı ilk kez Etzel et al. (1977) tarafından daha sonra da Marilli et al. (1995) tarafından ifade edilmiştir. Sistemin baş minimumu Dworetsky et al. (1977) tarafından tam tutulma olarak elde edilmiş, minimumun U rengindeki derinliği $1^m.2$, tutulma iniş/çıkış süreleri 24^{dk}, tutulma süresi 13^{sa} 48^{dk} ve tam tutulmada kalma süresi ise 13^{sa} 2^{dk} olarak verilmiştir.

Bu çalışmada, FF Aqr'nin 2002 ve 2003 yıllarında U, B, V, R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri sunulmakta ve görülen değişimler ortaya konmaktadır. Bölüm 2'de gözlemlere ilişkin bilgi verilirken, Bölüm 3'te ışık eğrilerinindeki değişimler ve ışık eğrilerinin Wilson-Devinney programı ile analizi ve sonuçları sunulmaktadır. Son bölümde ise elde edilen sonuçlar ile diğer çalışmalarda verilenler karşılaştırılarak sistemin doğası tartışılmaktadır.

2. Gözlemler

FF Aqr (B = $10^m.2$, V = $9^m.4$, TT = K0) örten çiftinin gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 2002 ve 2003 gözlem sezonlarında yapıldı. İlk gözlem sezonunda gözlemler 30 cm'lik Schmidt-Cassegrain teleskobu ve ona bağlı SSP-5 fotometresi ve Hamamatsu R4457 fototübü ile 23 Mayıs – 2 Kasım 2002 tarihleri arasında 18 gece boyunca U, B, V, R süzgeçlerinde yapılmış ve her süzgeçte 231 gözlem noktası elde edilmiştir. Aynı yıl içersinde 29 Temmuz gecesi sistemin baş minimuma iniş evresi 48 cm'lik Cassegrain teleskobuna bağlı yüksek hızlı üç kanallı fotometre (HSTCP) ve Hamamatsu R1463P fototübü kullanılarak U, B, V, R süzgeçleri ile gözlenmiştir. Bu fotometre değişen yıldızın, mukayese yıldızının ve gökyüzünün sayımlarının eşzamanlı olarak alınmasını sağlamaktadır. Bu nedenle, tutulmaya iniş (t_2-t_1) ve çıkış (t_4-t_3) evrelerinin gözlemleri daha sonraki zamanlarda bu fotometre ile yapılmıştır. 2003 yılı gözlemleri yukarıda özellikleri verilen 48 cm'lik teleskop ile 10 Haziran – 26 Ekim tarihleri arasında U, B, V, R süzgeçlerinde toplam 36 gece yapılmıştır ve her süzgeçte 561 gözlem noktası elde edilmiştir. Mukayese yıldızı olarak BD -03° 5361 (B = $10^m.7$, V = $9^m.4$, TT = K0) ve denet yıldızı olarak BD -03° 5353 (B = $9^m.7$, V = $9^m.2$, TT = F2) kullanılmıştır. Yer atmosferinin gözlemler üzerine olan sönükleştirme etkisini belirlemek için her gözlem gecesine ilişkin U, B, V, R süzgeçlerine ait atmosfer sönükleştirme katsayıları sezonluk ortalama değerlerden yararlanılarak elde edilmiştir. Tüm gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir. Mukayese ve denet yıldızlarının indirgenmiş parlaklık farkları incelenerek, mukayese yıldızının parlaklığında gözlem aralığı içerisinde bir değişim olmadığı görülmüştür.

İki gözlem sezonu boyunca gözlemlerde ikişer t_1 ve t_2 anı ve birer t_3 ve t_4 anı elde edilmiştir. Tutulmanın her süzgeçteki derinliği farklıdır. 2003 yılında elde edilen baş minimuma iniş ve çıkış evrelerinin herbir süzgeçten belirlenen t_1, t_2, t_3 ve t_4 anlarına karşılık gelen evre değerlerinin ortalaması kullanılarak, tutulma süresi (t_4-t_1) 13^{sa} 50^{dk}, tam tutulma içerisinde kalma süresi (t_3-t_2) 13^{sa} 02^{dk}, minimuma iniş/çıkış süreleri t_2-t_1 = $23^{dk}.87$ ve t_4-t_3=$23^{dk}.73$ olarak hesaplanmıştır. Tutulma derinliğinin her bir süzgeçteki değeri Çizelge 1'de verilmektedir.

Dworetsky et al. (1977) sistemin ışık öğelerini,

$$\text{Min I} = \text{HJD } 24\,42752.9577 + 9^d.207755 \times E$$

olarak vermiştir. Baş minimumun tamamının bir gözlem gecesi içerisinde elde edilmesi mümkün olmadığından, O-C çalışmasının t_1, t_2, t_3 ya da t_4 anlarından herhangi birinin kullanılması ile yapılması doğru olur. t_1 ve t_2 zamanlarının ikişer kez gözlenmiş olması ve bunlardan t_2 anının daha

Çizelge 1. FF Aqr'nin 2002 ve 2003 yıllarındaki gözlemlerinden elde edilen tutulma anlarından belirlenen tutulma derinlikleri.

Süzgeç	Tutulma derinliği (mag)
U	1.09
B	0.25
V	0.09
R	0.06

duyarlı belirlenebilmesi nedeniyle, dönem düzeltmesi t_2 zamanı kullanılarak yapılmıştır. Buna göre belirlenen yeni ışık öğeleri

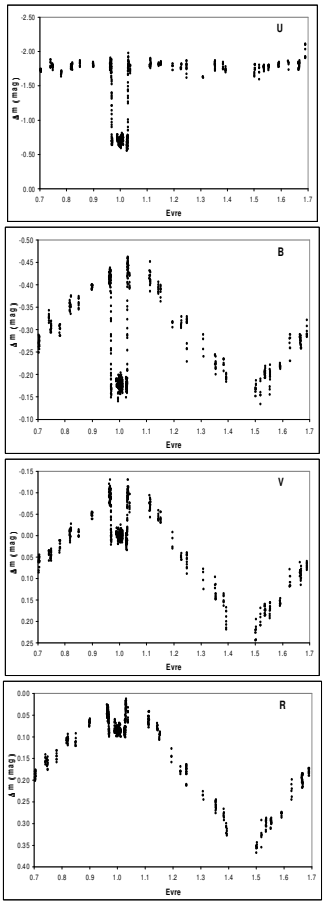
$$\text{Min I} = \text{HJD } 24\,52844.8186 + 9^d.207763 \times E$$
$$\pm\ 7 \qquad \pm\ 3$$

olarak hesaplanmıştır. Tüm gözlem noktalarına ilişkin hesaplamalarda bu değerler kullanılmıştır.

3. Işık Eğrisindeki Değişimler ve Işık Eğrilerinin Analizi

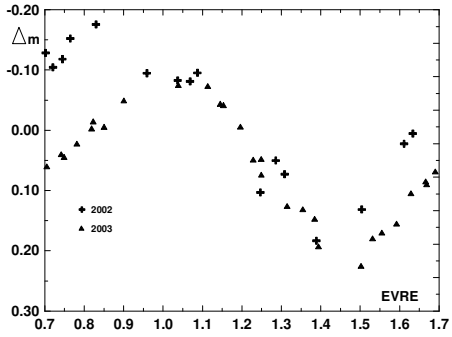
FF Aqr'nin döneminin uzun ve gözlem sezonunun kısa olması, tutulmaya iniş ve çıkış anlarının aynı gözlem yerinden gözlenebilmesini güçleştirir. Bu nedenle 2002 yılında ışık eğrisinin baş minimum çıkış kolu elde edilememiştir. 2003 yılında ise ışık eğrisi tam olarak elde edilebilmiştir. 2003 yılında

elde edilen ışık eğrileri Şekil 1'de görülmektedir. Şekil 1'den görüleceği gibi sıcak bileşenin etkisi kısa dalgaboylarında kendini derin minimumlar biçiminde gösterirken, daha uzun dalgaboylarında soğuk bileşen daha baskın etkiye sahip olmaktadır. Minimum derinlikleri azalırken, tutulmadışı sinüs benzeri dalga çok belirgin olarak kendini göstermektedir. Sisteme ilişkin bu özellikler, her iki gözlem sezonunda elde edilen ışık eğrilerinde de görülmüştür.



Şekil 1. FF Aqr'nin 2003 yılında elde edilen U, B, V, R ışık eğrileri.

2002 ve 2003 yıllarında V süzgecinde elde edilen tutulma dışı parlaklık değişimleri Şekil 2'de birlikte gösterilmiştir. Her iki gözlem sezonunda elde edilen tutulma dışı parlaklık değişiminin biçiminin birbirinden farklı olduğu bu şekilden açık bir şekilde görülmektedir. Elde edilen ışık eğrilerinin tutulmalar dışındaki maksimum ve minimum parlaklıkları, genlikleri ve dalga biçimi bozulmanın minimum evreleri (θ_{min}) Çizelge 2'de verilmiştir. Her iki gözlem sezonunda elde edilen ışık eğrilerinin genliklerinin ve dalga minimumu evrelerinin değişmesi, değişimin kökeninin sabit bir yapı ya da sistemin geometrisine ilişkin bir özellik olmadığını göstermektedir. Diğer yandan, aktif geri tür yıldızlarda gözlenen yüzey aktivite yapılarının durağan olmadığı ve sürekli evrimleştiği bilinmektedir. Yüzey yapılarının bu evrimi, ışık eğrisindeki dalganın biçimini, evresini ve genliğini değiştirmektedir. Dolayısıyla, iki gözlem sezonu boyunca elde edilen ışık eğrileri, Marilli et al. (1995) ve Vaccaro and Wilson (2003)'ün leke varsayımını doğrular niteliktedir.



Şekil 2. FF Aqr'in 2002 ve 2003 yıllarında V süzgecinde elde edilen tutulma dışı parlaklık değişimleri.

Çizelge 2. Tutulmalar dışı ışık değişimlerinin minumum parlaklıkları, dalga genlikleri ve dalga minumumu evreleri.

Yıl	Süzgeç	Δm (min.)	Genlik	Min. (evre)
2002	U	$-1^m.362$	$0^m.498$	0.44
	B	$-0^m.308$	$0^m.282$	0.42
	V	$0^m.160$	$0^m.334$	0.42
	R	$0^m.307$	$0^m.331$	0.44
2003	U	$-1^m.760$	$0^m.050$	0.46
	B	$-0^m.223$	$0^m.204$	0.43
	V	$0^m.195$	$0^m.277$	0.46
	R	$0^m.329$	$0^m.282$	0.46

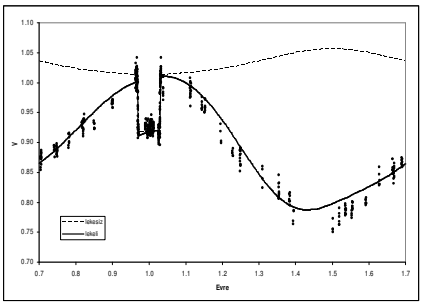
FF Aqr'nin 2002 yılı ışık eğrilerinde baş minimum çıkış kolu gözlenemediğinden 2003 yılı ışık eğrilerinin çözümü yapılmıştır. Çözüm için Wilson-Devinney programı (Wilson 1994) kullanılmıştır. Işık eğrilerinin analizi hem tüm süzgeçler için ayrı ayrı hem de eş zamanlı olarak yapılmıştır. Baş minimumun tam tutulma biçiminde olması, dev yıldızın sıcaklığının belirlenmesini olanaklı kılmıştır. Minimum evresine karşılık gelen B-V değeri, B ve V süzgeçlerinde elde edilen Δm parlaklıklarına, mukayese yıldızının SIMBAD veri tabanından alınan B ve V parlaklıklarının eklenmesiyle $1^m.132$ olarak belirlenmiştir. Bu B-V değerine karşılık gelen sıcaklık değeri 4441 K (Allen, 2000)'dir. Böylece, analiz işlemi için ilk sabit parametre ikinci yıldızın sıcaklığı (T_2) olmuştur. Diğer sabit parametreler; ikinci yıldızın kenar kararma katsayıları $\chi_U = 0.962$, $\chi_B = 0.932$, $\chi_V = 0.844$, $\chi_R = 0.728$ iken baş yıldız için tüm

süzgeçlerde 0.242 kabul edilmiştir (Diaz-Cordoves et al., 1995).

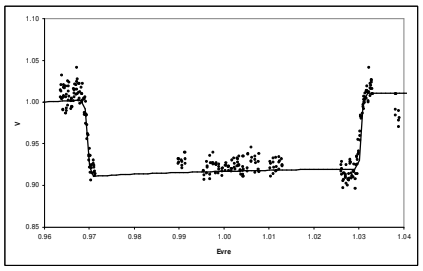
Çizelge 3. FF Aqr örten çiftinin Wilson-Devinney çözümlerinde kullanılan giriş parametreleri ve UBVR süzgeçleri için ortak çözüm sonuçları.

Sabit Parametreler		
T_2 (K)	4441 K	
A_1	1.0	
A_2	0.5	
g_1	1.0	
g_2	0.32	
χ_1	0.242	
χ_2	0.962 (U) 0.932 (B) 0.844 (V) 0.728 (R)	
Serbest Parametreler	**Çözüm Sonuçları**	
i	82°.543 ± 0.020	
q (m_2/m_1)	4.026 ± 0.002	
Ω_1	255.9218 ± 18.4675	
Ω_2	17.0087 ± 0.0139	
T_1	32 7740 K ± 3376	
$L_1/(L_1+L_2)$	0.6465 (U) 0.2284 (B) 0.0917 (V) 0.0410 (R)	
$L_2/(L_1+L_2)$	0.3819 (U) 0.8175 (B) 0.9307 (V) 0.9848 (R)	
r_1(pole)	0.003969	
r_1(point)	0.003969	
r_1(side)	0.003969	
r_1(back)	0.003969	
r_2(pole)	0.229487	
r_2(point)	0.232556	
r_2(side)	0.231252	
r_2(back)	0.232192	
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0546895	
Leke Parametreleri	**I. Leke**	**II. Leke**
Leke Enlemi ϕ (°)	102	59
Leke Boylamı θ (°)	43	304
Leke Yarıçapı r_{leke} (°)	54	56
Leke Sıcaklığı $T_{leke}/T_{yıldız}$	0.938	0.953

Bileşenlerin bolometrik albedoları baş bileşen için 1 ve yoldaş için 0.5 (Rucinski, 1969), bileşenlerin çekim kararma katsayıları 1 ve 0.32 (Lucy, 1957) olarak alınmıştır. Eş zamanlı dönme kabul edilerek $F_c = F_h = 1$ olarak girilmiştir. T_1, Ω_1, Ω_2, q ve L_1 parametreleri çözümler sırasında serbest bırakılmıştır. Çözümler Mod 0 kullanılarak yapılmıştır. Elde edilen çözüm sonucunun gözlemlerle karşılaştırılması V süzgeci için Şekil 3'te gösterilmektedir. Sentetik eğri şekilde kesikli çizgi ile temsil edilmiştir. Şekil 3'ten görüleceği gibi bileşenlere ilişkin belirlenen fiziksel parametreler tek başına gözlenen eğriyi tam olarak temsil etmemektedir. İki gözlem sezonundan elde edilen ışık eğrilerindeki biçim ve genlik değişimleri gözönüne alınarak, çözüme ikinci yıldızın üzerinde leke olduğu kabulü ile devam edilmiştir. Lekesiz çözümden bulunan parametrelerin yanı sıra tutulmadışı görülen dalganın minimum evresi, başlangıç parametreleri olarak çözüme girilmiştir. Lekenin enlemi, sıcaklık faktörü, yarıçapı ve boylamı serbest bırakılarak, lekeye ilişkin özellikler belirlenmiştir. Lekeli çözüme ilişkin kuramsal eğri, Şekil 3'te sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Şekilden görüleceği gibi gözlemlerle lekeli çözümden elde edilen kuramsal eğri çok iyi uyum göstermektedir. Şekil 4'de ise daha ayrıntılı inceleme için sadece tutulma evreleri aralığı grafiklenmiştir. Çözümlerde kullanılan giriş parametreleri ve elde edilen sonuçlar Çizelge 3'te verilmiştir.



Şekil 3. FF Aqr'nin 2003 yılında V renginde elde edilmiş gözlemleri ile ışık eğrisinin lekeli ve lekesiz çözümlerinden belirlenen kuramsal eğrilerinin gösterimi.



Şekil 4. FF Aqr'nin 2003 yılında elde edilen tutulma evreleri gözlemlerinin leke varsayımıyla elde edilmiş çözüm sonuçlarından belirlenen kuramsal eğri ile uyumu.

4. Sonuçlar

Son yıllarda sıcak altcüce bileşenli sistemler üzerine yapılan araştırmaların yoğunlaştığı görülmektedir. İkinci bileşeni soğuk dev olan sistemlerin sayısı oldukça azdır. Böylesi sistemlerin gözlemleri, yıldız aktivitesi ve yakın çiftlerin evrimi üzerine önemli bilgiler kazandıracaktır. 2002 ve 2003 yıllarında toplam 54 gece boyunca U, B, V, R süzgeçlerinde yapılan gözlemler sonucunda sistemin ışık eğrileri elde edilmiş ve 2003 yılı ışık eğrilerinin analizi yapılarak sistemin yörünge parametreleri bulunmuştur. Sistem, RS CVn türü yıldızların ışık eğrilerinde görülen dalga biçimi bozulmaları ortaya koymaktadır. Işık eğrilerinin genlikleri için bulunan değerler 2002 yılı için B, V

renklerinde Dworetsky et al. (1977) tarafından verilen değerlere yakın iken 2003 yılı için elde edilen genlikler farklıdır. Sistemin her iki yıl için elde edilen ışık eğrilerinde 0.5 evrede bir parlaklık artışı görülmemektedir. Tutulma dışı değişimin önceki yıllarda literatürde önerildiği gibi yansıma etkisinden kaynaklanmadığı açıkça görülür.

Dönemin uzunluğu nedeniyle sistemin bir gözlem mevsimi içinde baş minimum iniş/çıkış evrelerinin elde edilmesi zor olduğundan bugüne kadar yörünge dönemi ve (O-C) değişimi üzerine yapılan tartışmalar kısıtlanmıştır. Elde edilen t_2 anları ile sistemin To ve P'si düzeltilmiş ve yeni ışık öğeleri elde edilmiştir.

FF Aqr'nin 2003 yılında elde edilen ışık eğrisi literatürde Dworetsky ve ark. (1977)'nın çalışmasından sonraki ilk tam ışık eğrisidir. Tüm süzgeçlerdeki değerlerin ortalaması alınarak hesaplanan tutulmaya iniş ve çıkış süreleri sırasıyla $23^{dk}.87$ ve $23^{dk}.73$'dır ve Dworetsky et al. (1977)'de verilen 24dk'ya yakındır. Aynı çalışmada B, V renklerinde dalga benzeri bir bozulmadan bahsedilmiş fakat sadece U rengindeki ışık eğrisi yayınlanmıştır. Vaccaro ve Wilson (2003), 1998 yılında sistemin BVRI fotometrisini ve Hα tayfsal çalışmasını yaparak ışık eğrilerini ve dikine hız eğrilerini birlikte kullanarak Wilson-Devinney çözümü yapmıştır. Bu çalışmada bileşenlerin sıcaklıkları T_1 = 42 000 K ve T_2 = 4758 K olarak kabul edilmiş ve q = 3.5, 4 ve 4.5 değerleri için çözümler aranmıştır. Bu çalışmada ise q ve T_1 parametreleri serbest bırakılarak çözümler yapıldı. Tam tutulma sırasında soğuk bileşen önde olduğundan B-V değerine karşılık gelen sıcaklık 4441 K olarak (Allen 2000)'den belirlendi ve çözümlerde sabit parametre olarak alındı. T_2 = 4441 K değeri bir G8III ya da K0III yıldızına karşılık gelmektedir. Elde edilen çözüm sonuçları Vaccaro ve Wilson (2003)'ten farklıdır. Yörünge eğimi i, bu çalışmada 82°.5 bulunurken Vaccaro ve Wilson (2003) tarafından q = 4 için 75°. 97 olarak verilmiştir. Yine bu çalışmada elde edilen sıcak bileşene ait yarıçaplar diğer araştırmacıların elde ettiğinden daha küçüktür. Çözümlerde elde edilen baş yıldızın sıcaklık değeri, Vaccaro ve Wilson (2003)'nın sabit olarak kabul ettiği 42 000 K'den daha azdır. Elde edilen T_1 = 32774 K değeri Saffer (1991)'de verilen sıcaklık aralıklarına göre sdB yıldızlarının sıcaklık aralığına düşer. Literatürde ise sıcak bileşen için sdOB yıldızı denilir.

Sistem tutulmalar dışında asimetrik ışık değişimi gösterir. FF Aqr'nin 2002 yılı ışık eğrisinin tutulmalar dışı asimetrik değişimi 2003 yılında da görülür. Bu durum bir lekeden fazla lekenin varlığının göstergesi olabilir. Bundan dolayı, her iki yıldaki tutulmalar dışı değişimlere bakarak yıldızın iki lekeye sahip olduğu varsayılmış ve ışık değişiminin minimum olduğu evreler ışık eğrisi üzerinden belirlenmiştir. Biçimsel olarak 2002 yılı ışık eğrilerinde tutulma dışı değişimin genliği, 2003 yılı ışık eğrilerinden elde edilenden daha büyüktür. 2003 yılında genlik değişimi azalırken dalga benzeri bozulmanın minimumu 0.36 evreden 0.46 evreye, maksimumu ise 0.88 evreden 0.98 evreye değişmiştir. Soğuk yıldızın yüzeyine yerleştirilen lekelerin oluşum yerleri zaman içinde değişecektir. FF Aqr'de görülen iki leke grubunun farklı evrelerde etkisinin görülüp görülmeyeceği ve lekelerin yüzey dağılımları sistemin önümüzdeki yıllarda yapılacak gözlemleri ile belirlenebilecektir.

Teşekkür : Bu çalışmayı destekleyen Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığı Başkanlığı'na teşekkür ederiz (Proje No: 2003/FEN/003).

5. Kaynaklar

Allen, C. W., 2000, in Cox A. N., ed., Astrophysical Quantities, 4th edn. AIP Press, New York, p. 388.

Diaz-Cordoves, J., Claret, A. and Gimenez, A ., 1995, A&AS, 110, 329.

Dorren, J. D., Guinan, E. F., Siah, M. J., 1983, IBVS, 2305.

Dworetsky, M. M.;Lanning, H. H.; Etzel, P. B.; Patenaude, D. J., 1977, MNRAS, 181, 13.

Etzel, P. B.; Lanning, H. H.; Patenaude, D. J.; Dworetsky, M. M., 1977, PASP, 89, 616.

Greenstein, Jesse L.; Sargent, Anneila I., 1974, ApJS, 28, 157.

Lucy, L.B., 1967, Zeitschrift für Astrophysik, 65, 89.

Marilli, E.;Frasca, A.;Bellina Terra, M.; Catalano, S., 1998, A&A, 295, 393.

Rucinski, S. M., 1969, A&A, 19, 245.

Saffer, R. A., 1991, Ph.D. Thesis Arizona Univ., Tucson.

Vaccaro, T.R. and Wilson, R. E., 2003, MNRAS, 342, 574.

Wilson, R. E., 1994, PASP, 106, 921.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

AM Leo ve TX Her Çift Sistemlerinin Dönem Değişimi

İbrahim ÖZAVCI[1], Aslı ELMASLI[1], Ozan AKSU[1], Mesut YILMAZ[1], Cem ÇETİNTAŞ[1], Hakan Volkan ŞENAVCI[1], Taner TANRIVERDİ[1], Arzu KARA[1], Tansel AK[2], Selim O. SELAM[1], Berahitdin ALBAYRAK[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Ankara
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, İstanbul

Özet: Bu çalışma AM Leo ve TX Her örten çift yıldızlarının, yeni gözlenmiş minimum zamanları ile birlikte ayrıntılı dönem analizlerini içermektedir. Her iki sistemin dönem değişimi çevrimsel yapılı olup, olası bir üçüncü cismin varlığı (light-time effect) ile açıklanmıştır. AM Leo ve TX Her sistemlerinin (O-C) eğrilerinin dönemi sırasıyla 45.14 ve 51.47 yıl, yarı genlikleri ise 0.0058 ve 0.0143 gündür. Görünmeyen üçüncü bileşenin yörünge dışmerkezliği ve kütlesi sırasıyla, AM Leo için 0.73 ve 0.17$M_{\odot}$, TX Her için ise 0.81 ve 0.48$M_{\odot}$ olarak hesaplandı.

Anahtar kelimeler: Örten çift yıldızlar, Işık-zaman etkisi, AM Leo, TX Her

Abstract: A period study of the eclipsing binaries AM Leo and TX Her based on the extensive series of published minima times indicates the periodic (O-C) variations for the systems. The variations of AM Leo and TX Her can be attributed to the light-time effect due to a third body with a period of 45.14 and 51.47 years and semi-amplitude of 0.0058 and 0.0143 days in the systems, respectively. The analysis yields an orbital eccentricity of 0.73 and 0.81 for AM Leo and TX Her, respectively. The masses of the third body assumed in co-planar orbit with the binaries are 0.17$M_{\odot}$ for AM Leo and 0.48 $M_{\odot}$ for TX Her.

Keywords: Eclipsing binary stars, Light-time effect, AM Leo, TX Her

1. Giriş

ADS 8024 görsel çift yıldızının parlak bileşeni olan AM Leo (BD +10° 2234, HIP 53937) çok çalışılan değen çift yıldızlardan biridir. AM Leo'un ışık değişimi Hoffmeister (1935) tarafından fark edildi ve Worley & Eggen'in (1956) fotoelektrik gözlemleriyle W UMa türü bir değişen yıldız olduğu görüldü. Filtresiz ilk tam fotoelektrik ışık eğrisi Abrami (1959) tarafından elde edildi. [1]

ADS 8024 görsel çiftinin parlak bileşeni olan AM Leo ile sönük bileşeninin maksimum ışıktaki parlaklık farkı, ΔV=1.48 kadirdir (Hiller vd. 2004).
AM Leo'nun ışık eğrisinde geceden geceye değişimler olduğu ilk kez Binnendijk (1969) tarafından fark edildi. Abrami ve Binnendijk'in elde ettiği ışık eğrileri birbirine çok benzemekte ve birinci minimumlar tam tutulma göstermektedir. Buna göre sistem bir W türü W UMa'dır. AM Leo'nun literatürde çok sayıda fotoelektrik ışık eğrisi bulunmaktadır. Bunlar; Abrami (1959), Bookmyer (1961), Binnendijk (1969), Hoffmann & Hopp (1982), Lee (1989), Demircan vd. (1992) ve Hipparcos uydusu (1997) tarafından verilmiştir.

Bildiri tam metni için: İbrahim ÖZAVCI
e-mektup: ozavci@science.ankara.edu.tr

Sistemin ışık eğrisi çözümleri ise Abrami (1959), Binnendijk (1969), Mauder (1975), Hutching & Hill (1973), Twigg (1979) (bkz. Mochnacki 1981), Jabbar & Kopal (1983), Binnendijk (1984) tarafından yapıldı. En son fotoelektrik ve CCD gözlemlere dayalı çalışma ise Hiller vd. (2004) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada sistemin kütle oranı 0.398 ve yörünge eğim açısı ise yaklaşık 86° olarak belirlendi. Sistemin tayf türü ise F8V dır (Hill vd. 1975).

AM Leo çift sisteminin dönem değişimi, Bookmyer (1961), Binnendijk (1969), Hoffmann & Hopp (1982), Mullis & Faulkner (1989) Demircan & Derman (1992), Kreiner vd. (2001), Hiller vd. (2004) tarafından incelendi. Demircan & Derman'ın 1992 yılında yaptıkları çalışmada, dönem değişimini yarattığı düşünülen olası bir üçüncü cismin dönemini ~33 yıl ve kütlesini ~0.1 $M_{\odot}$ olarak hesaplandı.
TX Her (HD 156965, BD +42° 2823, HIP 84670) yörünge dönemi 2.0598 gün olan Algol türü bir çift sistemdir. Değişen yıldız olduğu 1910 yılında Miss Cannon tarafından keşfedildi (Pickering, 1910). Bileşenlerin tayf türleri A5 ve F0 olarak sınıflandırıldı (Petrie, 1950). Popper'ın (1970) fotometrik ve radyal hız gözlemlerinin analizinden elde ettiği parametreler;

$M_1 = 1.62 \pm 0.04M_\odot$, $M_2 = 1.45 \pm 0.03M_\odot$, $R_1 = 1.60 \pm 0.05R_\odot$, $R_2 = 1.50 \pm 0.05R_\odot$, $\log L_1 = 0.99 \pm 0.08L_\odot$, $\log L_2 = 0.74 \pm 0.08L_\odot$.

TX Her çift sisteminin fotoelektrik ışık eğrisi ve çözümleri, Botsula (1968), Vetešnik & Papoušek (1973), ve Lacy vd. (1987) tarafından gerçekleştirildi. Dönem değişimi bir çok araştırmacı tarafından irdelendi. Dönem değişiminin, sisteme fiziksel olarak bağlı bir üçüncü cismin yarattığı ışık-zaman etkisinden kaynaklandığını ilk kez Botsula (1956) ortaya koydu. Daha sonra Plavec vd. (1960), Vetešnik & Papoušek (1973), van Hamme (1982), Kreiner & Zola (1989) ve Wolf (1990) aynı etkiyi dikkate alarak, sistemdeki dönem değişimini incelediler.

2. Minimum Zamanları ve Dönem Değişimi

Bu çalışmada, AM Leo ve TX Her çift yıldızlarının sahip oldukları çevrimsel yapılı dönem değişimleri analiz edildi ve ışık-zaman etkisine göre yorumlandı. Bu amaçla sistemlerin yayınlanmış tüm minimum zamaları orijinal kaynaklarına ulaşılarak derlendi.

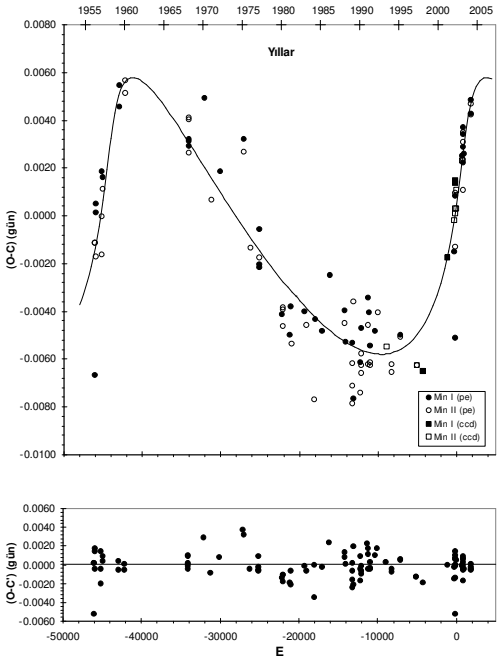
AM Leo: Sistemin 1956'dan 2004 yılına kadar olan 48 yıllık zaman aralığı için toplam 252 adet minimum zamanına ulaşıldı. Bu minimum zamanlarından 149 tanesi görsel, 91 tanesi fotoelektrik ve 12 tanesi de ccd gözlemlerinden elde edilmiş. Bu çalışmada, fotoelektrik ve ccd gözlemlerinden elde edilen minimum zamanlarına uygulanan en küçük kareler yaklaşımıyla elde edilen yeni ışık elemanları;

$$\text{Min I} = \text{HJD}2452397.3545 + 0^g.36579744 * E \quad (1)$$
$$\pm 18 \qquad\qquad \pm 18$$

Bu veriler ışığında AM Leo için oluşturulan (O-C) diyagramındaki görsel veriler, fotoelektrik ve ccd verilerin oluşturduğu trendi takip etse de fazla saçılma göstermektedir. Bu yüzden analizde görsel minimumlar kullanılmadı, sadece fotoelektrik ve ccd minimumları dikkate alındı.

AM Leo için elde edilen (O-C) diyagramı çevrimsel yapıda olup (bkz. Şekil 1), yarı genliği ~0.0058 gün, dönemi ise ~45 yıldır.

AM Leo çift sistemine fiziksel olarak bağlı, olası bir üçüncü cisim etkisi altında meydana gelen ışık-zaman etkisi, Irwin'in (1952) dışmerkezlikli yörüngeler için verdiği formülasyonlar kullanılarak modellendi. Şekil 1 de, (O-C) diyagramındaki çevrimsel değişimi en iyi temsil eden 3.cisim yaklaşımındanelde edilen sinüs fiti ve artıkları verildi.



Şekil 1. AM Leo'nun (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fit ve gözlem-hesap artıkları.

AM Leo'nun (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fitin fark kare toplamları $\Sigma(O-C)^2 = 0.0002$ gün^2 olup bu fitten elde edilen parametreler Tablo 1'de listelendi.

Tablo 1. AM Leo için elde edilen 3.cisim parametreleri.

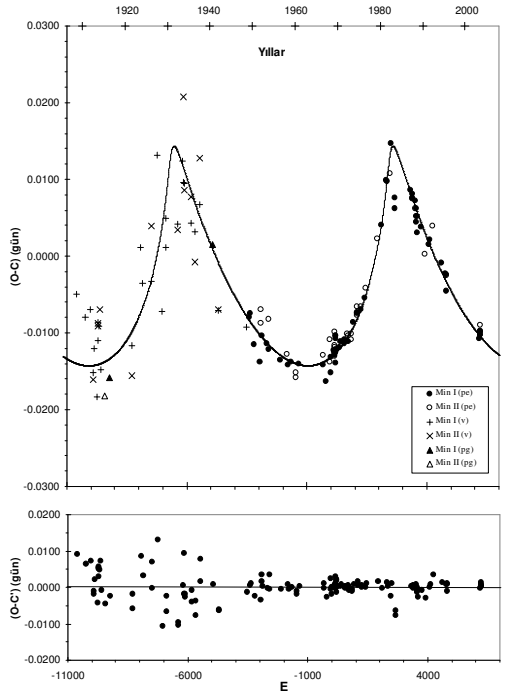
A (gün)	0.0058±0.0004
e	0.73±0.05
w (°)	22.0±4.0
P (yıl)	45.14±0.51
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.0012±0.0004
$a_{12}\sin i$ **(AB)**	1.36±0.15

TX Her: Sistemin 1908'den 2003 yılına kadar olan 95 yıllık zaman aralığı için toplam 313 adet minimum zamanına ulaşıldı. Bu minimum zamanlarından 212 tanesi görsel, 4 tanesi fotoğrafik ve 97 tanesi ise fotoelektrik gözlemlerinden elde edilmiş. Fotoelektrik gözlemlerinden elde edilen minimum zamanlarına uygulanan en küçük kareler yaklaşımıyla elde edilen yeni ışık elemanları;

$$\text{Min I} = \text{HJD}2440008.3705 + 2^g.0598097 * E \quad (2)$$
$$\pm 7 \qquad\qquad \pm 3$$

Bu veriler ışığında TX Her için oluşturulan (O-C) diyagramındaki bazı görsel veriler genel dağılımın dışında fazla saçılma gösterdiklerinden analizde dikkate alınmadılar.

TX Her için elde edilen (O-C) diyagramı çevrimsel yapıda olup (bkz. Şekil 2), yarı genliği ~0.014 gün, dönemi ~51.5 yıl olup, bu çevrimsel yapı ışık-zaman etkisi ile açıklanmaya çalışıldı. AM Leo sistemi için yapılan analiz, TX Her'e de uygulandı. Sistemin (O-C) diyagramı, 3.cisim yaklaşımı ile yapılan teorik fit ve bu fitten olan artıklar Şekil 2'de verildi.



Şekil 2. TX Her'in (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fit ve gözlem-hesap artıkları.

TX Her'in (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fitin fark kare toplamları $\Sigma(O-C)^2 = 0.0017$ gün^2 olup bu fitten elde edilen parametreler Tablo 2'de listelendi.

Tablo 2. TX Her için elde edilen 3.cisim parametreleri.

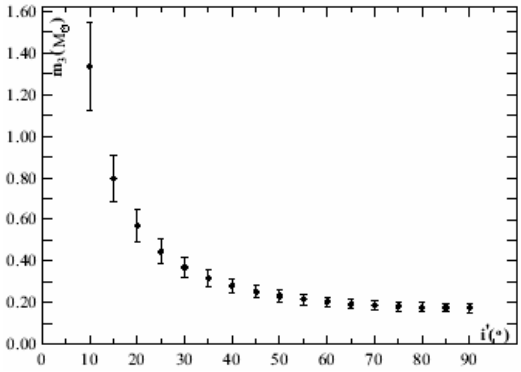
A (gün)	0.0143±0.0003
e	0.81±0.02
w (°)	51.0±3.0
P (yıl)	51.47±0.27
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.0089±0.0001
$a_{12}\sin i$ **(AB)**	2.87±0.02

3. Yorum ve Tartışma

Bu çalışmada AM Leo ve TX Her örten değişen çift yıldız sistemlerinin dönem değişimleri ışık-zaman etkisi dikkate alınarak incelendi. Çünkü her iki sistem için dönem değişiminin nedeni kütle aktarımı veya kaybı olamayacağı aşikardır. Her iki sistemde de birinci ve ikinci minimumlar aynı değişim karakterine sahip olduklarından dönem değişiminin nedeni eksen dönmesi de olamaz. Ayrıca sistemlerin, çevrimsel yapılı (O-C) eğrileri asimetrik yapıda olduğundan, etkin dönem değişim mekanizmasının manyetik aktivite çevrimi kökenli olması da muhtemel değildir. Bu sistemlerin (O-C) diyagramlarındaki çevrimsel değişimin nedeni büyük olasılıkla sisteme fiziksel olarak bağlı bir üçüncü cismin yaratmış olduğu ışık-zaman etkisidir. Sistemlerin (O-C) eğrileri, ikinci bölümde ışık-zaman etkisi kabulü altında modellenmiş ve ilgili parametreler hesaplanmıştır.

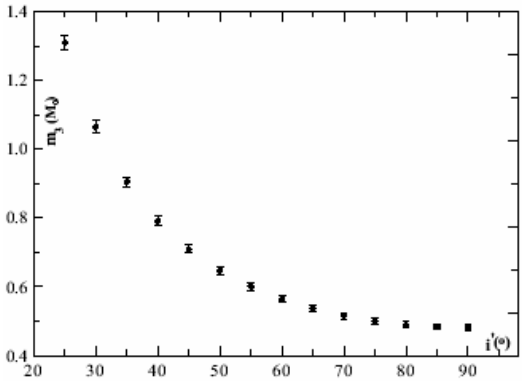
AM Leo çift sisteminin bileşenlerinin kütlesi, $M_1=1.42M_\odot$, $M_2=0.56M_\odot$ (Terrell 2004) ve yörünge eğim açısı i = ~86° (Hiller 2004) olarak bilinmektedir. Sisteme fiziksel olarak bağlı üçüncü cismin, ikili sistemle aynı düzlemde bulunduğu kabulü altında $M_3=0.174\pm0.021M_\odot$ olarak hesaplandı. Eğer bu kabul doğru değilse, farklı eğim açıları için hesaplanan M_3 değerleri Şekil 3'te sunuldu. Keplerin üçüncü yasası kullanılarak 3. cismin, üçlü sistemin ortak kütle merkezine olan uzaklığı 15.47±0.10 AB olarak hesaplandı. AM Leo'nun bizden uzaklığı d= 77 *pc* (ESA, 1997) ve d= 125 *pc* (Hiller, 2004) olarak verilmekte. Bu veriler ışığında 3. cismin ikili sistemden olan maksimum açısal ayrıklığı sırasıyla 0˝.202±0.056 ve 0˝.124±0.006 olarak hesaplandı.

Demircan ve Kahraman'ın (1991) $M_{bol}=5.84-6.54*\mathrm{Log}(M/M_\odot)$ ($M<0.7M_\odot$ için) deneysel kütle parlaklık kalibrasyonu kullanılırsa $M_{3bol} \sim 11^m$ olarak bulunur ki 3.cisim, AM Leo çiftinden yaklaşık 7 kadir daha sönüktür.



Şekil 3. AM Leo için farklı *i* değerlerine karşılık hesaplanan M_3 değerleri.

TX Her çift sisteminin bileşen kütleleri M_1 = $1.62M_\odot$, M_2 = $1.45M_\odot$ (Popper, 1970) ve yörünge eğikliği *i*= 87°.2 olarak bilinmektedir. Yine ikili sistemle 3. cismin aynı düzlemde olduğu varsayılırsa M_3=0.48±0.02$M_\odot$ olarak hesaplanır. Ancak 3. cismin yörünge eğikliği ikili sisteminkinden farklıysa, farklı *i* değerleri için hesaplanan M_3 değerleri Şekil 4'deki gibidir.



Şekil 4. TX Her için farklı *i* değerlerine karşılık hesaplanan M_3 değerleri.

3. cismin, üçlü sistemin ortak kütle merkezine olan uzaklığı 18.32±0.21 AB olarak hesaplandı ve sistemin uzaklığı *d*= 180 *pc* (ESA, 1997) olarak bilinmektedir. Dolayısıyla 3. cismin ikiliden olan maksimum açısal ayrıklığı 0˝.102±0.001 olarak bulunur. Demircan ve Kahraman'ın (1991) deneysel kütle parlaklık kalibrasyonu kullanılırsa $M_{3bol} \sim 8^m$ olarak tespit edilir ki 3.cisim, TX Her çiftinden yaklaşık 6 kadir daha sönüktür.

Sonuç olarak her iki sistemde de olası 3. cismin, 2'li sistemden olan maksimum açısal ayrıklığı gözlemsel sınırlar içinde olsa da, aralarındaki parlaklık farkının fazla olması, 3. cismin hem tayfsal hem de interferometrik yöntemlerle saptanmasını şu an için olanaksız kılmaktadır.

Bu çalışma, *Türkiye Bilimler Akademisi* (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) ve 20040705089 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma fonu tarafından desteklenmiştir.

4. Kaynaklar

Abrami, A., 1959, Mem. Soc. Astron. Italia, 30, 303.
Binnendijk, L., 1969, AJ 74, 1031.
Binnendijk, L., 1984, PASP 96, 646.
Bookmyer, B. B., 1961, AJ 66, 24.
Botsula, R.A., 1956, PZ 11, 26.
Botsula , R.A., 1968, *Izv. Astron. Obs. Kazan* No. 36, 240.
Demircan, O., Kahraman, G., 1991, Ap&SS 181, 313.
Demircan, O., Derman, E., Dündar, H., 1992, A&AS 95, 213.
Demircan, O., Derman, E., 1992, AJ 103, 593.
ESA, 1997. The Hipparcos and Tycho Catalogs, SP-1200. Gomez-Forrelland, J.M., Garcia-Melendo, E., vd. 1999, IBVS 4702.
Hill, G., Hilditch, R.W., Younger, F., Fisher, W.A., 1975, Mem. Roy.Astr.Soc., 79, 131.
Hiller, M.E., Osborn, W., Terrell, D., 2004, PASP 116, 337.
Hoffmann, M., Hopp, U., 1982, Ap&SS 83, 391.
Hoffmeister, C., 1935, AN 255, 401.
Hutchings, J.B., Hill, G., 1973, ApJ 179, 539.
Irwin, J.B., 1952, ApJ 116, 211.
Jabbar, S.R., Kopal, Z., 1983, Ap&SS 92, 99.
Kreiner, J.M., Zola, S., 1989, AcA 39, 243.
Kreiner, J.M., Kim, C-H. & Nha, II-S., 2001, *An atlas of O-C diagrams of eclipsing binary stars*. Wydawnictwo Naukove AP, Kraków.
Lacy, C.H., Frueh, M.L. Turner, A.E., 1987, AJ 94, 1035.
Lee, K. M. 1989, M.S. Thesis, Central Michigan University.
Mauder, H., 1975, Ap&SS 34, 297.
Mochnacki, S.W., 1981, ApJ 245, 650.
Mullis, C. R., Faulkner, D. R., 1989, IBVS 3354.
Petrie, R.M., 1950, PDAO 8, 327.
Pickering, E.C., 1910, HarCi No.159.
Plavec, M., Pěkný, Z. Smetanová, M., 1960, BAICz 11, 180.
Popper, D.M., 1970, ApJ 162, 925.
Terrell, D., 2004, Özel Görüşme.
van Hamme, W., 1982, A&A 107, 409.
Vetešnik, M., Papoušek, J., 1973, BAICz 24, 57.
Wolf, M., 1990, AAVSO 19, 17.
Worley & Eggen'in (1956) Worley, C.E., Eggen, O.J., 1956, PASP 68, 452.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TOPLANMA DİSKLERİNDE MANYETİK-DÖNME KARARSIZLIĞI ÜZERİNDEKİ SONLU LARMOR YARIÇAPI ETKİSİ

Ebru AKBAŞ[1], E. Rennan PEKÜNLÜ[2]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova/İZMİR
akbas@astronomy.sci.ege.edu.tr,

[2]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova/İZMİR
rpekunlu@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Sonlu Larmor yarıçapı (FLR) etkisinin Genç Yıldızımsı Nesneler (YSO) disklerindeki manyetik dönme kararsızlığı üzerindeki sonuçları incelenmiştir. Doğrusal kararlılık analizi yapılarak kararsızlık koşulu çıkarılmıştır. FLR etkisi, manyetik alanın açısal hız vektörü ile aynı doğrultuda olması halinde ($\mathbf{\Omega}\cdot\mathbf{B}>0$) manyetik gerilme kuvvetine katkıda bulunarak diskin kararsız olduğu dalgasayısı aralığını arttırır. Kararsız modun maksimum büyüme oranı 0.75Ω düzeylerindedir. Ancak $\mathbf{\Omega}$ ile $\mathbf{B}$ nin zıt doğrultuda olması halinde ($\mathbf{\Omega}\cdot\mathbf{B}<0$) FLR onarıcı kuvvetlere katkıda bulunarak diski kararlı kılar, maksimum büyüme oranı yarıya düşer.

Anahtar kelimeler: toplanma:toplanma diski- MHD- kararsızlık- sonlu Larmor yarıçapı

Abstract: In this study, we investigated the consequences of the finite Larmor effect (FLR) on the magnetorotational instability (MRI) that is believed to be present in Young Stellar Objects (YSOs). Instability condition is derived through linear stability analysis. In case the magnetic field and the angular velocity vector are in the same sense (i.e. $\mathbf{\Omega}\cdot\mathbf{B}>0$), FLR increases the wavelength range of the unstable mode by supporting the magnetic tension force. The maximum growth rate of the unstable mode is of the order of 0.75Ω . Nevertheless, when $\mathbf{\Omega}\cdot\mathbf{B}<0$, FLR aids to the stability of disk by contributing to the restoring forces and the maximum growth rate falls half of its 0.75Ω value.

Key words: accretion: accretion disk-MHD-instability-finite Larmor radius

1. Giriş

Toplanma diskleri, değişik türden gökcisimlerinin çevresinde bulunan yapılardır. Etkin Gökada Özekleri (Active Galactic Nuclei-AGN), Genç Yıldızımsı Nesneler (Young Stellar Objects-YSO), Cüce Novalar (Dwarf Novae-DN) bu tür yapıları barındırır.

Toplanma disklerinin çözümsüzlüğünü uzun süre korumuş olan özelliği, açısal momentumun dışarıya taşınması sorunudur. Hidrodinamik bağlamda çözülemeyen bu sorun 1990'ların başında Manyetik Hidro Dinamik (MHD) bağlamda çözülmüştür (Balbus &Hawley,1991). Kepler hız profili gösteren, manyetik alana donmuşluk koşulunu iyi sağlayan ve zayıf bir manyetik alan barındıran disklerde, diski kararlı kılan Coriolis kuvvetiyle, diski kararsızlığa sürükleyen manyetik gerilme kuvveti arasındaki denge ikinciden yana bozulursa diskte ortaya çıkan MHD dalgalarından durgun (standing) yavaş dalga biçemi diski kararsız duruma geçirir. Bu biçem manyetik alan yapısından bağımsızdır ve son derece hızlı büyür. Manyetik alan yeğinliği birkaç yörünge dönemi içinde 3-4 kat artmaktadır. Balbus-Hawley veya manyetik dönme kararsızlığı (MRI) olarak adlandırılan bu kararsızlık AGN, YSO ve DN'lerin hepsinde görülebilir.

Balbus & Hawley (1992a, 1992b), Balbus, Hawley & Stone (1996) Hawley & Balbus (1991, 1992), Hawley, Gammie & Balbus (1995), Stone, Hawley, Gammie & Balbus (1996) doğrusal olmayan yaklaşımda MRI nın evrimini incelemişlerdir. Öykünümler kararsızlığın çalkantıya dönüştüğünü ve disk dinamosunun kurulduğunu göstermiştir. Dışarıya doğru açısal momentum taşınımından sorumlu olan Maxwell stresleri, içeriye doğru taşınımdan sorumlu olan Reynolds streslerinden 3-4 kat büyüktür.

Bildiri tam metin için : Ebru AKBAŞ
e-mektup: akbas@astronomy.sci.ege.edu.tr

Balbus & Terquem (2001) YSO disklerinde Hall etkisinin varlığında MRI yı incelemişlerdir. Hız profile nasıl olursa olsun, Hall akımı varlığında toplanma disklerinin kararsız olduğunu göstermişlerdir.

İdeal MHD de akışkan hızı ile electron hızı arasında fark yoktur. İyon ve electron hızları arasındaki fark Hall etkisine neden olur. YSO disklerinde manyetik alan elektronlara donmuştur.

Bu çalışmada, sonlu Larmor yarıçapı (FLR) etkisinin YSO disklerindeki manyetik dönme kararsızlığı üzerindeki sonuçları incelenmiştir. Doğrusal kararlılık analizinden dağılma bağıntısı bulunarak, FLR etkisini içeren kararsızlık koşulu çıkarılmıştır.

2. Temel Denklemler ve Dağılma Bağıntısı

MHD yaklaşımı Maxwell denklemleri ile iyon ve elektronların kinetik denklemlerinin hız momentlerinin birleşimidir. Standart MHD de parçacıkların hareketi manyetik alan çizgilerine bağlı kalır. Rosenbluth *et. al.* (1962) standart MHD yaklaşımının tersine kinetik kuramda iyonların FLR etkisinin flute kararsızlığını bastırdığının göstermişlerdir. Rudakov (1962) ile Roberts & Taylor (1962) MHD cinsinden bu kinetik etki plazma momentum denkleminde basınç tensörünün köşegensel olmayan elemanları içindeki gyroviskozite (veya manyetik viskozite) olarak kendisini gösterdiğini belirtmişlerdir. Coppi (1964) Ohm yasasındaki Hall terimleri ile stress tensöründeki gyro-viskoz katkının eşit önem taşıdığını göstermiştir.

Bu durumda temel MHD eşitlikleri şöyle verilir:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \tag{1}$$

$$\rho \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\rho \mathbf{v} \cdot \nabla)\mathbf{v} = -\nabla\left(P + \frac{B^2}{8\pi}\right) - \nabla \cdot \mathbf{\Pi} + \left(\frac{\mathbf{B}}{4\pi} \cdot \nabla\right)\mathbf{B} \tag{2}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{v} \times \mathbf{B} - \eta \nabla \times \mathbf{B} - \frac{c(\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B}}{4\pi n_e e} \right) \tag{3}$$

Dik manyetik alan için FLR yi gözönüne alan stress tensörünün bileşenleri şöyle verilir:

$$\Pi_{RR} = -\rho\nu \begin{bmatrix} \cos\phi\left(\frac{\partial v_\phi}{\partial R} + \frac{1}{R}\frac{\partial v_R}{\partial \phi} - \frac{v_\phi}{R}\right) \\ + \sin\phi\left(\frac{\partial v_R}{\partial R} - \frac{1}{R}\frac{\partial v_\phi}{\partial \phi} - \frac{v_R}{R}\right) \end{bmatrix}$$

$$\Pi_{R\phi} = \rho\nu \begin{bmatrix} \cos\phi\left(\frac{\partial v_R}{\partial R} - \frac{1}{R}\frac{\partial v_\phi}{\partial \phi} - \frac{v_R}{R}\right) \\ - \sin\phi\left(\frac{\partial v_\phi}{\partial R} + \frac{1}{R}\frac{\partial v_R}{\partial \phi} - \frac{v_\phi}{R}\right) \end{bmatrix}$$

$$\Pi_{Rz} = -2\rho\nu\left[\cos\phi\frac{\partial v_\phi}{\partial z} + \sin\phi\frac{\partial v_R}{\partial z} + \frac{1}{R}\frac{\partial v_z}{\partial \phi}\right]$$

$$\Pi_{\phi\phi} = \rho\nu \begin{bmatrix} \cos\phi\left(\frac{\partial v_\phi}{\partial R} + \frac{1}{R}\frac{\partial v_R}{\partial \phi} - \frac{v_\phi}{R}\right) \\ + \sin\phi\left(\frac{\partial v_R}{\partial R} - \frac{1}{R}\frac{\partial v_\phi}{\partial \phi} - \frac{v_R}{R}\right) \end{bmatrix}$$

$$\Pi_{\phi z} = 2\rho\nu\left[-\sin\phi\frac{\partial v_\phi}{\partial z} + \cos\phi\frac{\partial v_R}{\partial z} + \frac{\partial v_z}{\partial R}\right]$$

$$\Pi_{zz} = 0 \tag{4}$$

Burada $\nu = a^2\omega_{ic}/4$ ile verilir. a, iyon Larmor yarıçapı; ω_{ic}, iyon gyro-frekansıdır.

Bu çalışmada manyetik alanın disk düzlemine dik bileşeni olduğunu varsayılmıştır, $\boldsymbol{B}=Be_z$. Hall akımları ve FLR dikkate alınmıştır. Diskin merkezine konumlanmış standart silindirik koordinatlar (R, ϕ, z) kullanılmıştır. Zaman bağımlı eksensimetrik tedirginlikler $\exp(ik_z+\omega t)$ biçiminde alınmıştır (bu dağılma bağıntısının katsayılarının gerçek olmasını sağlar). Boussinesq limitinde radyal ve azimutal doğrusallaştırılmış MHD eşitlikleri aşağıdaki gibi verilir:

$$\omega\partial v_R - (2\Omega + 2\nu k^2)\delta v_\phi - \frac{ikB}{4\pi\rho}\delta B_R = 0 \tag{5}$$

$$\omega\delta v_\phi + \left(\frac{\kappa^2}{2\Omega} + 2\nu k^2\right)\delta v_R - \frac{ikB}{4\pi\rho}\delta B_\phi = 0 \tag{6}$$

$$\omega\delta B_R + \frac{k^2 Bc}{4\pi e n_e}\delta B\phi - ikB\delta v_R = 0 \tag{7}$$

$$\omega\delta B_{\phi} - \left(\frac{k^2 Bc}{4\pi e n_e} + \frac{d\Omega}{d\ln R}\right)\delta B_R - ikB\delta v_{\phi} = 0 \qquad (8)$$

Boyutsuz parametreler cinsinden dağılma bağıntısı şöyle verilir:

$$X = \frac{cB\Omega}{2\pi e n_e v_A^2} = \frac{v_H^2}{v_A^2} \quad \text{Hall parametresi}$$

$$\tilde{k} = \frac{k v_A}{\Omega} \quad , \quad \tilde{\omega} = \frac{\omega}{\Omega} \quad , \quad \tilde{\kappa} = \frac{\kappa}{\Omega} \quad , \quad f = \frac{\nu\Omega}{v_A^2}$$

$$\tilde{\omega}^4 + q_2\tilde{\omega}^2 + q_0 = 0 \qquad (9)$$

$$q_2 = \left[\begin{array}{l} \dfrac{\tilde{k}^2 X}{4}\left(\tilde{k}^2 X + \dfrac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right) + 2\tilde{k}^2 + \tilde{\kappa}^2 + \tilde{k}^2 f\left(4+\tilde{\kappa}^2\right) \\ + 4k^4 f^2 \end{array}\right]$$

$$q_0 = \left[\tilde{k}^2 X + \tilde{k}^2 + \frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right]\left[\frac{\tilde{\kappa}^2\tilde{k}^2 X}{4} + \tilde{k}^2\right]$$

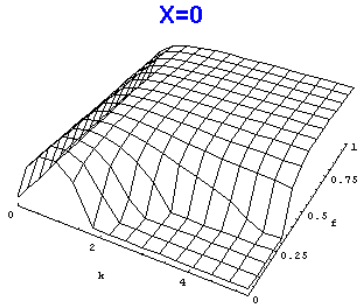
$$+ k^6 X\, f + \left(\tilde{k}^2 X + \frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)\left(\tilde{k}^6 X\, f^2 + \tilde{k}^4 f\right)$$

$$+ \left(\tilde{k}^2 X + \frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)\frac{\left(\tilde{\kappa}^2+4\right)X}{4} f$$

(9) denklemi YSO disklerinde dört düşük frekanslı biçemin varlığını gösterir. Routh-Hurwitz kriteri uygulanırsa (kararsızlık için denklemin köklerinden en az birinin pozitif gerçel kısımlı olması gerekir) , kararsızlık için koşul:

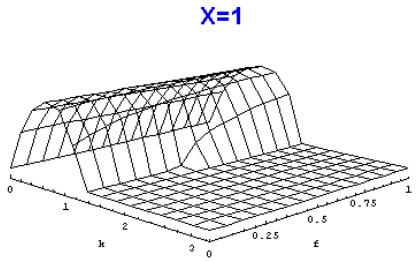
$$q_0 < 0 \qquad (10)$$

Kepler diski için sayısal çözümler yapılmıştır. Şekil 1, 2, 3, Hall parametresinin farklı değerlerine göre kritik dalgasayısı-FLR düzlemindeki büyüme oranını göstermektedir. Büyüme oranı yükseklikle orantılıdır. Hall parametresi, **Ω** ile **B** aynı (ters) yönlü olduğunda pozitif (negatif) değerlere sahiptir.



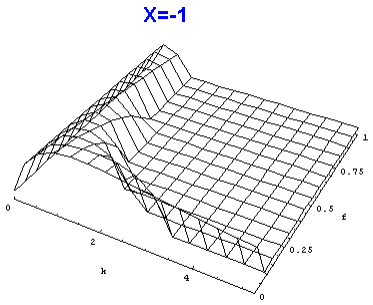
Şekil 1. Kepler diskinde X=0 için, kritik dalgasayısı-FLR düzlemindeki büyüme oranı.

Şekil 1'den görüldüğü üzere Hall parametresinin sıfır olduğu durumda, FLR değeri büyüdükçe kararsız olan dalgasayısı aralığı artmaktadır. Maksimum büyüme oranı 0.75Ω dır.



Şekil 2. Kepler diskinde X= 1 için, kritik dalgasayısı-FLR düzlemindeki büyüme oranı.

Şekil 2, X =1 durumunda FLR nin büyük değerleri için kararsızlık aralığının arttığını göstermektedir. Maksimum büyüme oranı yine 0.75Ω dır.



Şekil 3. Kepler diskinde X= - 1 için, kritik dalgasayısı-FLR düzlemindeki büyüme oranı

Diğerlerinin tersine X= -1 iken FLR nin artan değerlerinde kararsız dalgasayısı aralığı küçülmektedir. Maksimum büyüme oranı da yarıya düşer.

$-4 < X < -1$ aralığında, FLR=0 durumunda Hall elektromotif kuvvetin (HEMF) neden olduğu alan çizgisi kaymasının "epicyclic" frekansı ile manyetik gerilme frekansı eşitlenir ve bu iki etki birbirini iptal eder. Bu aralıkta onarıcı gerilme radyal kuvvet olarak mevcut olmadığından HEMF kararsız kılıcı olarak görev yapar. Azimutal tork Alfven terimiyle baskındır, bu da açısal momentum taşınımına izin verir. FLR etkisi Coriolis ve kesme (shear) oranı ile coupled olarak gelir. $-4 < X < -1$ aralığında, onarıcı kuvvetlere katkıda bulunarak diski kararlı kılar. $X \leq -4$ de kararlılığa keskin bir geçiş vardır. $0 < X < 3 = -\dfrac{d \ln \Omega^2}{d \ln R}$ için Hall akımları kararlı kılıcı iken, FLR etkisi manyetik gerilmeye katkıda bulunarak kararsız kılıcı etkiye sahiptir. $X \geq 3$ için FLR nin kararsızlığa bir katkısı yoktur.

3. Sonuç

FLR terimi, disk Ω ile aynı doğrultuda dik yönde tekdüze bir manyetik alana sahipse diskin kararsız olduğu dalgasayısı aralığını artırır. Ancak disk alanı Ω ile zıt doğrultuda ise MRI nın doğrusal büyümesi bastırılır ve manyetik stresler yoluyla açısal momentumun taşınmadığı bir "ölü bölge" (dead zone) oluşur.

4. Kaynaklar

Balbus, S.A. & Hawley, J.F., 1991, ApJ, 376, 214
Balbus, S.A. & Hawley, J.F., 1992a, ApJ, 392, 662
Balbus, S.A. & Hawley, J.F., 1992b, ApJ 400, 610
Balbus, S.A. Hawley, J.F. & Stone, 1996, ApJ, 467, 76
Balbus, S.A. & Terquem, C., 2001, ApJ, 552, 235, Coppi, B., 1965, Phys.Fluids, 8, 2273
Hawley, J.F. & Balbus, S.A., 1991, ApJ ,376, 223, Hawley, J.F. & Balbus, S.A., 1992, ApJ 400, 595, Hawley, J.F., Gammie, C.F. & Balbus, S.A., 1995, ApJ, 440, 742
Roberts, K. V. ve Taylor J. B., 1962, Phys. Rev. Lett.,8, 197
Rudakov, L.I., 1962, Nucl. Fusion, 2, 107
Stone, J.M., Hawley, J.F., Gammie, C.F. & Balbus, S.A., 1996, ApJ 463, 656

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

YY Gem ÇİFT YILDIZ DİZGESİNİN FOTOELEKTRİK IŞIKÖLÇÜMÜ VE FLARE DAVRANIŞI

Esra Tığrak, Serdar Evren, Günay Taş

Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 3100, İzmir
esrat@astronomy.sci.ege.edu.tr, sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr , tas@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: YY Gem örten çift yıldız dizgesi, Ege Üniversitesi Gözlemevinde, 2002 ve 2003/04 gözlem sezonlarında toplam sekiz gece gözlenmiş, Vilnus hızlı fotometre ile standard UBV sisteminin U, B ve V renklerinde fotoelektrik ışık eğrileri elde edilmiştir. Toplam 15 flare gözlenmiştir. Bu flarelerin enerjilerVeriler, "VERİN" veri indirgeme programıyla indirgenmiş ve flare enerjileri hesaplanmıştır. Sonuç olarak dizgenin hem UV Ceti türü hem de RS CVn türü flare yıldızlarına ait özellikler sergilediği sonucuna varılmıştır.

Anahtar kelimeler: YY Gem, flare yıldızları, etkinlik, flare enerjileri, flare parametreleri.

Abstract: The eclipsing binary star YY Gem was observed eight nights at Ege University Observatory in 2002 and 2003/04 seasons. Light curves were obtained in U, B and V bands of standard UBV system. We observed total 15 flares. The data of the flare parametres was analysed with VERİN data reduction program and flare energies were calculated. In conclusion, we agree that the system has properties of both systems which are RS CVn and UV Ceti.

Key words: YY Gem, flare stars, activite, flare energies, flare parameter

1. Giriş

YY Gem'in iki bileşeni, Castor altılı sisteminin bir üyesi olup, 0.8142822 gün dönemli, tutulma gösteren çift çizgili tayfsal bir çift dizgedir (Joy ve Stanford, 1926). Sistemin her iki bileşeni de M1 tayf türünden olup, tayflarında salma gösteren cüce yıldızlardır (dM1e). YY Gem'in görünür görsel parlaklığı 9.07, görsel salt parlaklığı da 8.08 kadir değerindedir. Ayrıca güneş dizgesine olan uzaklığı 15.81±0.30 parsektir.

YY Gem yaklaşık olarak yüz milyon yaşında genç bir çift sistemdir (Chabrier ve Baraffe, 1995). Yapılan gözlemler de bu sonuca katkıda bulunmuşlar ve dizgenin her iki bileşeninin de geç anakol öncesi yıldızlar olduğu kesinlik kazanmıştır.

2. Gözlemler

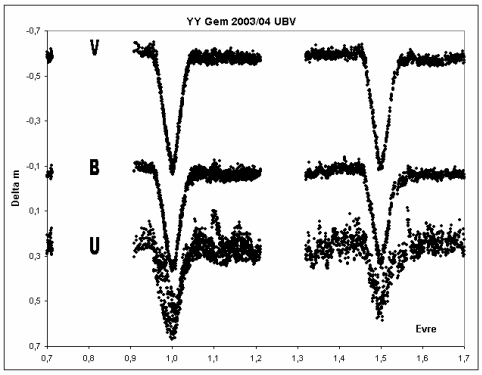
YY Gem'in fotometrik ışıkölçümü Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskobu ve ona bağlı yüksek hızlı üç kanallı Vilnius ışıkölçeri ile 2002 ve 2003/04 gözlem mevsimlerinde yapılmıştır. Gözlemlerde Johnson'un UBV standart süzgeçleri ve Hamamatsu R1463P fotokatlandırıcı tüpleri kullanılmıştır.

YY Gem üzerindeki flare araştırmaları iki ayrı gözlem mevsiminde yapılmıştır. İlk gözlemler 2002 yılı içinde 29 Kasım, 10 ve 11 Aralık gecelerinde daha sonrakiler ise 2003/04 gözlem mevsimi içinde 21 Kasım 2003 ile 17 Mart 2004 tarihleri arasında 5 gece ile sınırlı kalmıştır. YY Gem, toplam 8 gece içinde 33.046 saat boyunca gözlenmiş ve UBV süzgeçlerinin her birinde 7247 gözlem noktası elde edilmiştir. Bu gecelerden ancak 4'ünde flare aktivitesine rastlanmıştır.

Dizgenin UBV süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri Şekil 1'de gösterilmektedir. Şekilde görülen gözlem noktalarının evre karşılıkları, Sowell ve ark. (2001) tarafından verilen ışık öğeleri kullanılarak hesaplanmıştır.

U süzgecinde elde edilen ışık eğrisinde saçılma gibi görülen parlaklık değişimlerinin büyük çoğunluğu flarelerden kaynaklanır.

Bildiri tam metni için : Esra TIĞRAK
e-mektup: esrat@astronomy.sci.ege.edu.tr



Şekil 1. YY Gem'in 2003/04 gözlem sezonunda UBV süzgeçlerinde elde edilmiş ışık eğrileri.

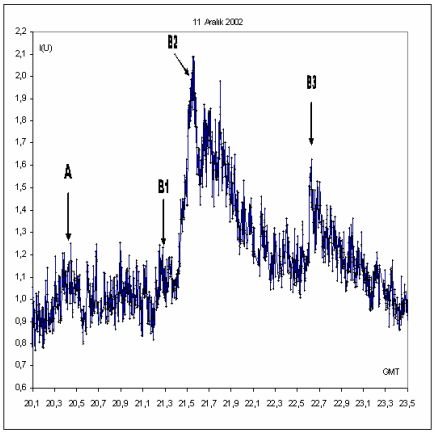
3. Flare Aktivitesi

11 Aralık 2002 tarihinde 2 saniyelik sayım toplama süresiyle yapılan gözlemin başlangıcından yaklaşık 2 saat sonra büyük bir flare, kayıtlara geçmeye başlamıştır. Yüksek enerjili bu flare olayı, yaklaşık 5 saat kadar enerjiyi kaybederek devam etmiştir. Yan minimum ortasında bile küçük bir flare kaydedilmiştir. Yaklaşık 5 saatlik flare olayı içinde, iki yıl boyunca yapılan gözlemlerde elde edilenden daha fazla sayıda flare gözlenmiş ve yalnız bu gözlemde 9 adet flare kaydedilmiştir.

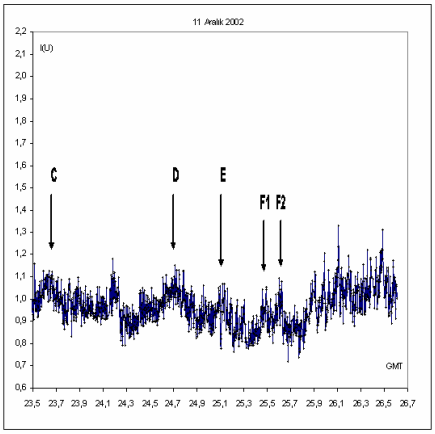
11 Aralık 2002'de gözlenen flarelerin ayrıntılı ışık değişimleri Şekil 2a ve 2b'de gösterilmektedir.

Tüm gözlemlerimiz içinde kaydettiğimiz en yüksek enerji çıkışlı flare B flaresidir ve üç parçada incelenmelidir. Birinin bitiş anından itibaren diğerinin parlama anı başlar. İçlerinde 3.6 x 10^{33} erg'lik enerjisiyle B2 flaresi en şiddetlisidir. B2 flaresinin biçimi Moffett (1974) tarafından kompleks olarak tanımlanır. B3 ise tipik bir flare örneğidir. Ani enerji çıkışı ve yavaş sönme; 1.4x 10^{33} erg enerjili bu flarede ani parlama yaklaşık 2 dakika sürerken sönme evresi yaklaşık 45 dakikadır. B flarelerinin tümü 128.5 dakika zaman aralığına yayılmış toplam 5.24 x 10^{33} erg'lik bir enerji açığa çıkarmışlardır.

Yeni gözlem sezonunun ilk gözlem gecesi 21 Kasım 2003'tür. Gözlemin hemen başlangıcından itibaren sistemin bir yıl önce elde edemediğimiz baş minimumu elde edilmiştir. Baş minimum çıkış kolunun sonuna doğru özellikle kendini U filitresinde belli eden yeni bir parlamayla (A) karşılaşıyoruz.

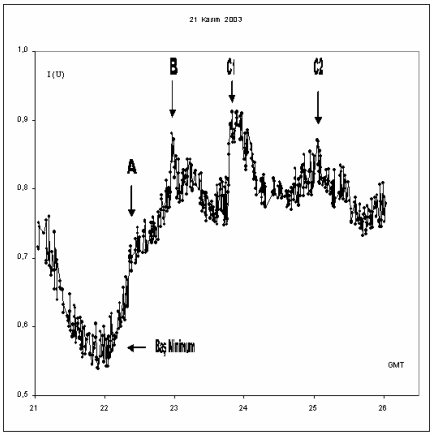


Şekil 2a. YY Gem'in 11 Aralık 2002'de GMT 20.1- 23.5 saat aralığında gözlenen flareleri.

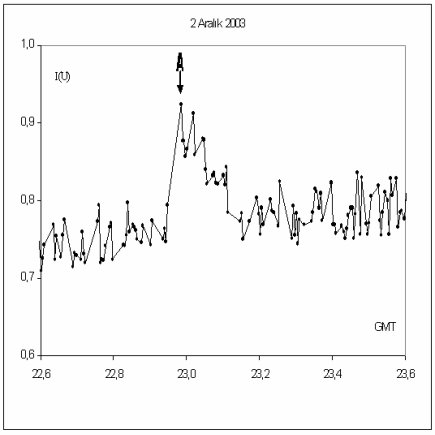


Şekil 2b. YY Gem'in 11 Aralık 2002'de GMT 23.5- 26.6 saat aralığında gözlenen flareleri.

İlerleyen dakikalarda B ve C olarak isimlendirdiğimiz yeni flare kayıtlarımızın hepsi Şekil 3'de gösterilmiştir. Bunlardan A flaresi yavaş parlama ve sönme türüne uyarken B flaresi kompleks yapıdadır. C flaresi 2002'de elde edilen B flaresi örneğinde olduğu gibi 2 parçalı incelenmiştir. Aynı gece içinde elde ettiğimiz dört flarenin de enerji düzeyleri 10^{32} erg mertebesindedir. C2 flaresi, ani parlayan C1 flaresinden sonra görülmüştür. Parlaklıktaki artış ve azalış süreleri (ortalama 27 dakika) yaklaşık birbirlerine eşittir. Fakat, kaydettiğimiz hiçbir flaredeki parlama süresi bu kadar uzun olmamıştır.



Şekil 3. YY Gem'in 21 Kasım 2003 tarihinde gözlenen flareleri.



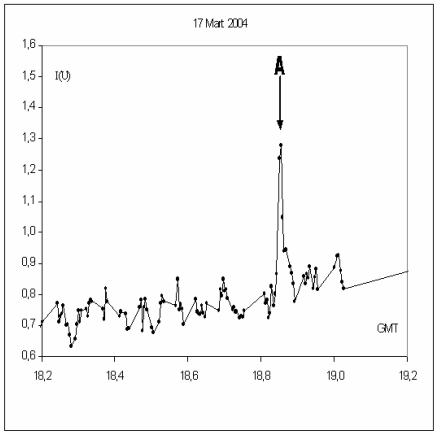
Şekil 4. YY Gem'in 2 Aralık 2003 tarihinde gözlenen flaresi.

2 Aralık 2003 tarihli gözlemde, YY Gem 12.75 dakika dışında genelde sakin bir evrede görülmektedir. Yalnız GMT 22.944'de 2.5 dakika içinde U filitresindeki parlaklığı $0^m.23$ kadar artmıştır (Şekil 4).

Çizelge 1. YY Gem'in flare parametreleri

Tarih	Flare	E_U (erg)	Açıklama
29 Kasım 2002	Yok		
10 Aralık 2002	Yok		
11 Aralık 2002	A	$2.2x10^{32}$	*Yavaş çıkış*
	B_1	$2.4x10^{32}$	*Yavaş çıkış*
	B_2	$3.6x10^{33}$	*Kompleks*
	B_3	$1.4x10^{33}$	*Hızlı çıkış*
	C	$1.6x10^{32}$	*Yavaş çıkış*
	D	$186x10^{32}$	*Yavaş çıkış*
	E	$6.1x10^{31}$	*Yavaş çıkış*
	F_1	$7.1x10^{31}$	*Yavaş çıkış*
	F_2	$8.3x10^{31}$	*Yavaş çıkış*
21 Kasım 2003	A	$5.6x10^{32}$	*Yavaş çıkış*
	B	$2.1x10^{32}$	*Kompleks*
	C_1	$4x10^{32}$	*Hızlı çıkış*
	C_2	$3x10^{32}$	*Yavaş çıkış*
2 Aralık 2003	A	$1.7x10^{32}$	*Hızlı çıkış*
4 Aralık 2003	Yok		
10 Şubat 2004	Yok		
17 Mart 2004	A	$8.8x10^{31}$	*Spike/hızlı*

17 Mart 2004 gecesi içinde toplam 3.5 dakika içinde gelişen ve son bulan spike benzeri çok ani bir flare olayına rastlanmıştır (Şekil 5). 1.25 dakika içinde U filitresinde $0^m.56$ kadirlik bir parlaklık artışı ve $8.8\ x10^{31}$ erg'lik bir enerji çıkışı saptanmıştır.



Şekil 5. 17 Mart 2004 tarihinde gözlenen spike.

4. Flare Parametreleri Arasındaki İlişkiler

Gözlenen flarelerin Çizelge1'de verilen U filitresindeki E_U enerjilerinin hesabında Gershberg (1972)'in yöntemi uygulanmıştır. Yöntem, her bir filitrede elde edilen gözlemlere uygulanabilmektedir. Burada, temel bağıntı aşağıdaki gibidir:

$$E_U = P_U . L_U \qquad (1)$$

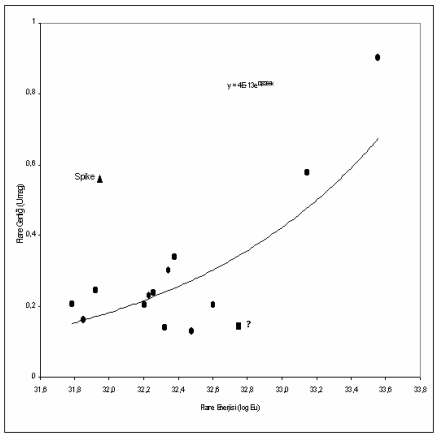
Burada L_U, gözlenen yıldızın sakin anında U filitresindeki ışınım gücüdür. P_U ise flarenin eşdeğer süresi olup (saniye biriminde),

$$P_U = \Sigma\left(I_f - I_0\right) / I_0 . \Delta t \qquad (2)$$

eşitliğiyle tanımlanır. Burada, I_0 yıldızın sakin anında gözlenen yeğinliği; I_f, yıldızın ve flarenin toplam yeğinliği ve Δt ise integrasyon zamanı (sayımlar arasında kalan süre) dır. Toplam işareti, flare süresi üzerinden kullanılır. YY gem için L_U değeri 1.6 x 10^{30} $ergs^{-1}$ olarak alınmıştır (Moffett, 1974).

YY Gem'in gözlediğimiz 15 flaresinden elde ettiğimiz flare parametrelerinin birbirleri arasında ilişkiler bulunmuştur. Aslında bulunan sonuçların güvenirliği gözlenen flare sayısı arttıkça güçlenecektir. Bulduğumuz ilişkiler aşağıdaki gibi sıralanabilir:

1) Flarelerin enerjileri arttıkça sakin düzeyden itibaren U filitresindeki parlaklık artışı da daha fazla olmaktadır (Şekil 6).

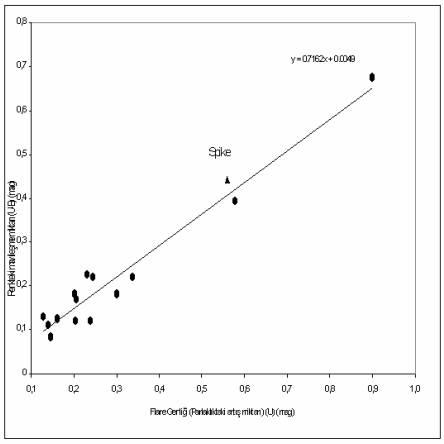


Şekil 6. Flare enerjisi ile parlaklıktaki artış miktarı arasında bulunan ilişki.

Log E_U – flare genliği arasındaki ilişki üssel bir fonksiyonla temsil edildiğinde en iyi uyum sağlanmış olur. Fakat bu ilişkiye uymayan iki tane nokta vardır. Spike türü flare ve "?" ile gösterilen 21 Kasım 2003 gözleminde minimum çıkış kolunda gözlenen A flaresidir.

2) Gözlediğimiz flarelerin 4 tanesinde hızlı parlama dediğimiz tipik flare davranışı yakalanmıştır. Buna göre hızlı çıkışlı tipik flarelerde parlama süresi arttıkça sönme süresi de artmaktadır.

3) Flare anındaki U filitresinde ki parlaklık artışı ile U-B mavileşme miktarı arasında doğrusal bir ilişki bulundu (Şekil 7).



Şekil 7. Flare genişliği ve renkteki mavileşme miktarı arasındaki ilişki.

5. Tartışma ve Sonuçlar

Doyle ve Mathioudakis (1989) U bandında toplam 102 saat gözlem yapmışlar ve bu gözlem süresince 22 tane flare belirlemişlerdir. Bu çalışmaya göre YY Gem'in flare sıklığı ya da frekansı saatte 0.22 iken bizim sonuçlarımıza göre dizgenin flare sıklığı saatte 0.454'tür. Bu bilgiden yola çıkarak dizgenin flare sıklığının düzenli olmadığı sonucuna varabiliriz.

Flare oluşumları yalnızca ışık eğrisinin maksimumlarında değil minimumlarında da görülmektedir. Minimumlarda görülen flarelerden farklı olarak maksimumlardaki flareler oldukça erkelidir. Örneğin, bizim gözlemlerimizden elde edilen en yüksek erkeli flarenin erkesi saniyede $3.6x10^{33}$ erg iken yine aynı gece minimumda gözlenen flarenin erkesi $7.1x\ 10^{31}$ $ergs^{-1}$ değerindedir. Yukarıdaki sonuçlardan görüldüğü üzere dizge düzensiz fakat sık flare etkinliği sergilemektedir. Buna ek olarak, sergilenen flarelerin yeğinliği ise RS CVn türü bir sistemin sergilediği flare yeğinliğinden fazladır. Dizgenin hem UV Ceti hem de RS CVn'lerin özelliklerine sahip hibrit bir dizge olduğu iddia edilebilir.

6. Kaynaklar

Baraffe, I., Chabrier, G., 1995, Astrophysical Journal, 451, L29–L32.

Doyle, J. G., Mathioudakis, M., 1990, Astronomy and Astrophysics, 227, 130.

Gershberg, R. E., 1972, Astrophysical Space Science, 19, 75.

Joy, A. H., Sanford, R. F., 1926, Astrophysical Journal, 64, 250.

Moffett, T. J., 1974, Astrophysical Journal Supplements., 29, 1.

Sowell, J.R., Huges, S.B., Hall, D.S., ve Howard, B.A., 2001, Astronomical Journal, 122, 1965-1973.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Eksen Dönme Döneminin Tahmini İçin Gözlemsel Bir İlişki

Ömer L. Değirmenci, Zeynep Bozkurt

Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
omerd@astronomy.sci.ege.edu.tr , bozkurt@astronomy.sci.ege.edu.tr,

Özet: Bu çalışmada, eksen dönmesi gösterdiği bilinen 127 örten çift sistemden, parametreleri iyi belirlenmiş olanlar kullanılarak, toplam kütle, dolanma dönemi ve eksen dönme dönemi arasında, eksen dönmesine relativistik katkının, klasik katkıya oranının belli bir aralığı için geçerli olan dört farklı ilişki elde edilmiştir. Elde edilen ilişkiler, yeterince minimum zamanı gözlemi bulunmayan sistemlerin eksen dönme dönemlerini tahmin etmede kullanılabilir. Aynı ilişkiler, eksen dönme dönemlerini duyarlı olarak hesaplamaya yetecek kadar minimum zamanı gözlemleri mevcut olan sistemlerin, toplam kütlelerini tahmin etmede de yararlı olabilir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çift : örten – yıldızlar: eksen dönmesi – yıldızlar : temel parametreler

Abstract: In this study four different relations, which are valid for a specific interval of the ratio of relativistic contribution to the classical contribution to the apsidal motion, between total mass, orbital period and apsidal motion period were derived using the systems which have well determined parameters from among 127 eclipsing binaries showing apsidal motion. The derived relations can be used to determine the apsidal motion periods of the systems having times of minima insufficiently. The same relations can also be used to estimate the total masses of the systems having enough times of minima to calculate their apsidal periods accurately.

Key words: stars: binary: eclipsing – stars: apsidal motion – stars: absolute parameters

1. Giriş

Eksen dönmesi gösteren yıldızların bir listesi Hegedüs (1988, 1989) tarafından yayınlanmış fakat yıldızlara ilişkin parametreler verilmemiştir. Daha detaylı bir katalog Petrova ve Orlov (1999) tarafından verilmiştir. Bu katalogda 128 yıldız yer almasına rağmen, yazarların da değindiği gibi, bazı yıldızların eksen dönmesi gösterdiği kuşkuludur. Eksen dönmesi gösteren yıldızlara ilişkin en son katalog ise, Bozkurt (2000) tarafından sunulan Yüksek Lisans çalışmasında verilmiştir. Bu kataloğa göre kesin olan üyelerin sayısı 103, aday olanların sayısı da 32'dir. Bugüne kadar geçen sürede, eksen dönmesi gösteren sistemlerin sayısı artarak 127'ye ulaşmıştır. Bunlardan başka, 31 yıldızın eksen dönmesi gösterdiğinden kuşkulanılmaktadır. Yıldızların iç yapılarına ilişkin bilgi edinme ve genel relativite kuramını test etme olanaklarını sağladığından, eksen dönmesi gösteren çift sistemler astrofizik açıdan büyük öneme sahiptirler. Eksen dönmesine ilişkin en sağlıklı bilgiler, bir yıldızın uzun süreli minimum zamanı gözlemlerinden geldiğinden özellikle çok uzun eksen dönme dönemine sahip olan sistemler için bu tür bilgilerin elde edilmesinde büyük sınırlamalar vardır. Bu çalışmanın amacı, özellikle uzun eksen dönme dönemli sistemlerin, eksen dönme dönemlerini tahmin etmede kullanılabilecek istatistiksel bir ilşki elde etmektir. Gözlemler arttıkça istatistik açıdan burada verilenlerden daha duyarlı ilişkilerin elde edilebileceği açıktır.

Bildiri tam metni için: Ömer L. DEĞİRMENCİ
e-mektup: omerd@astronomy.sci.ege.edu.tr

2. Materyal ve bulgular

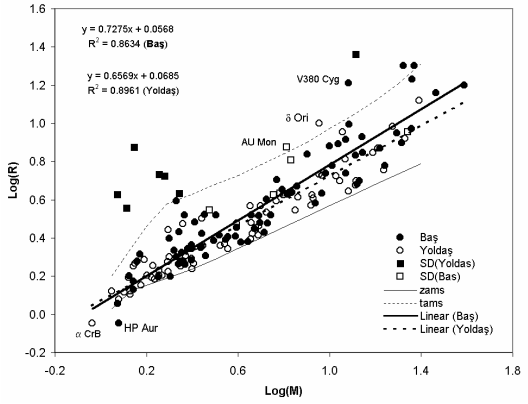
Bu çalışmada, esas olarak Bozkurt (2000) tarafından derlenen eksen dönmesi gösteren yıldızlar kataloğundaki veriler kullanılmıştır. Bozkurt (2000)' den sonra literatürde yayınlanan diğer verilerle birlikte eksen dönmesi gösteren toplam 127 sistem elde edilmiştir. Bu sistemlerden, verileri yeterli olan 85 tanesi seçilerek, parametreleri arasında kullanışlı ilişkiler bulunmaya çalışılmıştır. Bu çalışmada kullanılan 85 sistemin, tayf türlerine göre dağılımı Çizelge 2.1'de verilmiştir.

Çizelge 2.1 Program yıldızlarının tayf türlerine göre dağılımı

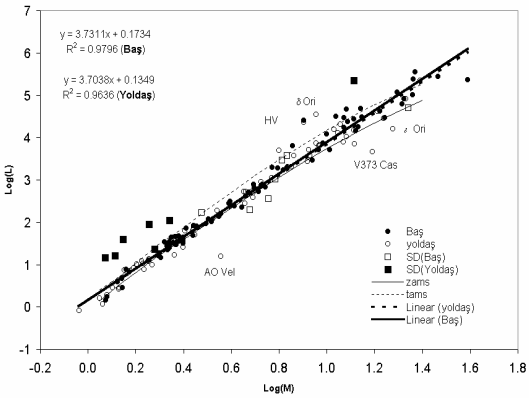
Tayf türü	Baş	Yoldaş
O	8	4
B	51	43
A	17	19
F	6	10
G	2	6
Bilinmeyen	1	3

Çizelge 2.2. Program yıldızlarına ilişkin parametrelerin değişim aralıkları

Parametre	Değişim Aralığı
Yörünge Dönemi	1.257 (NO Pup) < P(gün) < 29.1337 (ι Ori)
Eksen Dönme Dönemi	0.6659 (AU Mon) < U(yıl) <160000 (EW Ori)
Yörünge Basıklığı	0.0032 (U Oph) < e < 0.764 (ι Ori)
Baş Bileşen Kütlesi	1.19 (EW Ori) < M_1(güneş) < 38.9 (ι Ori)
Yoldaş Bileşen Kütlesi	0.92 (α CrB) < M_2(güneş) < 24.6 (AO Cas)
Baş Bileşen Yarıçapı	0.9 (HP Aur) < R_1(güneş) < 20 (V373 Cas)
Yoldaş Bileşen Yarıçapı	0.9 (α CrB) < R_2(güneş) < 23 (V453 Sco)

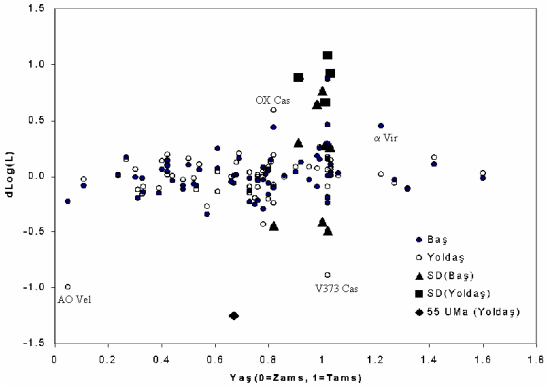


Şekil 2.1. Program yıldızları için Log (M)-Log (R) ilişkisi. Baş ve yoldaş yıldızlar için elde edilen lineer fit sonuçları şeklin sol üstünde verilmiştir.



Şekil 2.2. Program yıldızları için Log (M)-Log (L) ilişkisi. Baş ve yoldaş yıldızlar için elde edilen lineer fit sonuçları şeklin sol üstünde verilmiştir.

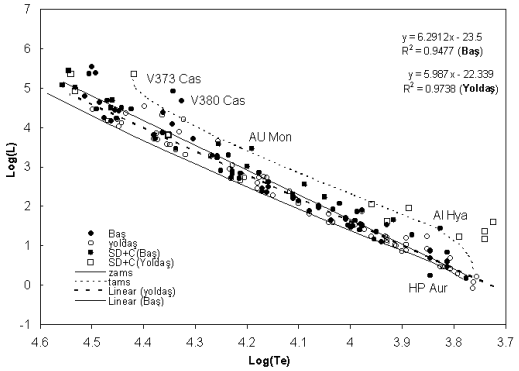
Bu yıldızların temel parametrelerinin dağılım aralıkları ise Çizelge 2.2'de verilmiştir. Ön G türünden daha geri tayf türlerine sahip bileşenleri olan hiç bir sistemin, eksen dönmesi gösterdiği henüz kesin olarak belirlenememiştir. Geri tayf türünden olup eksen dönmesi gösterdiğinden şüphelenilen AK Her, EM Cyg, T Aur, V471 Tau, RW Tri, UX UMa, RS CVn, W Cep yıldızları (Petrova & Orlov, 1999) bu konuda çalışan gözlemciler için iyi birer araştırma konusu olabilir.



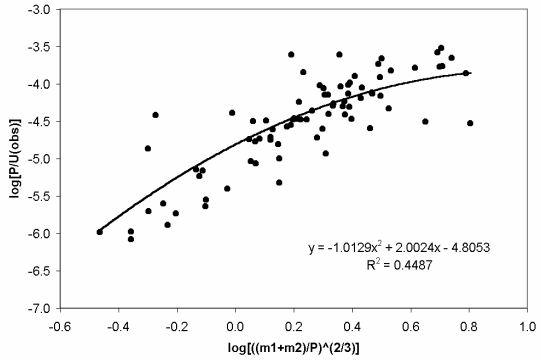
Şekil 2.3. Kütle ışıtma ilişkisinden sapmaların yaş ile değişimi.

Başka ilişkiler aramadan önce, program yıldızlarının salt parametreleri arasında, çok iyi bilinen bazı ilişkileri gözden geçirmek önemli olabilir. Şekil2.1'de Log (M)-Log (R), Şekil 2.2'de de Log (M)-Log (L) diyagramları verilmiştir. Şekillerdeki ZAMS ve TAMS çizgileri, Claret & Gimenez (1989) tarafından verilen evrim modellerinden alınmıştır. Ayrıca, yıldızların anakol yaşları cinsinden yaşları da yine Claret & Gimenez (1989)'in tablolarından hesaplanarak, Şekil 2'deki ilişkiden sapmaların yaşla bir ilişkisi olup olmadığı araştırılmıştır. Elde edilen grafik Şekil 2.3'te verilmiştir. Şekle göre yarı-ayrık sistemler dikkate alınmadığında Şekil 2.2'de verilen Log (M)-Log (L) ilişkisi yaş ile önemli bir değişim göstermemektedir. Şekil 2.3'ten görüleceği üzere, yarı-ayrık sistemlerin yoldaş bileşenleri, beklenildiği gibi ışıtma fazlalığı ve baş bileşenleri de, genel olarak, bir ışıtma eksikliği göstermektedirler. Log (M)-Log (L) ilişkisinden en büyük sapma gösteren bazı ayrık sistemler α Vir (baş), V373 Cas (yoldaş), V380 Cyg (baş), HV 982 (baş ve yoldaş), AO Vel (yoldaş), δ Ori (yoldaş), ι Ori (baş ve yoldaş) OX Cas (baş ve yoldaş), Y Cyg (baş ve yoldaş) ve EW Ori (baş ve yoldaş) iken, en büyük sapma gösteren yıldız, 55 UMa'nın yoldaş bileşeni olup, sistemin

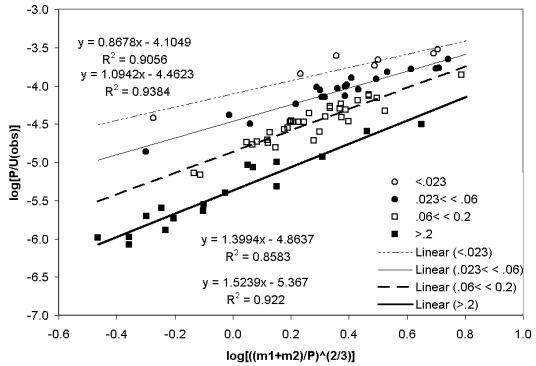
ayrık mı yoksa yarı-ayrık mı olduğu literatürde belirtilmemiştir



Şekil 2.4. Program yıldızları için Log (T_e)-Log (L) diyagramı.



Şekil 2.5. Program yıldızları için $(M_1+ M_2)/P - (P/U)_{obs}$ diyagramı.



Şekil 2.6. Değişik oranlarda relativistik eksen dönme hızlarına sahip yıldız grupları için $(M_1+ M_2)/P - (P/U)_{obs}$ diyagramı.

Program yıldızlarına ilişkin H-R diyagramı (Log (T_e)-Log (L) diyagramı) Şekil 2.4'te verilmiştir. Şekle göre V373 Cas,V380 Cyg, HP Aur ve AI Hya sistemlerinin konumları ilgi çekici görünmek-tedir. Bu sistemler ve doğal olarak, yarı-ayrık sistemler dikkate alınmadığında, baş ve yoldaş yıldızlar, Log (T_e)-Log (L) diyagramında, genel olarak tatmin edici bir şekilde, lineer bir dağılım göstermektedirler. Sunulan şekillere göre eldeki mevcut sistemlerin salt öğelerinin, genel olarak, iyi belirlenmiş olduğunu söyleyebiliriz.

Eksen dönmesinin açısal hızının relativiastik kısmı için verilen bağıntı [bkz. Levi-Civita (1937) ve Kopal (1978)], III. Kepler yasasıyla birleştirilerek

$$(\frac{P}{U})_{rel} = 1.50579\times10^{-6}(\frac{M_1+M_2}{P})^{2/3}(1-e^2)^{-1} \qquad (1)$$

biçiminde yazılabilir. Burada, yörünge dolanma dönemi P, gün biriminde ve M kütleleri de güneş kütlesi birimindedir. Böylece, eksen dönmesi gösteren yıldızlar için

$$(\frac{M_1+M_2}{P}) \; - \; (\frac{P}{U})_{obs} \qquad (2)$$

şeklinde bir ilişki beklenmelidir. Program yıldızları, herhangi bir ayrıma tabi tutulmadan kullanılarak elde edilen böylesi bir diyagram Şekil 2.5'te verilmiştir. Şekilden görüleceği üzere, böyle bir diyagramda, basit bir bağıntı ile tüm yıldızları temsil etmek olanaklı değildir. İlk bakışta çok da kuvvetli olmayan bu ilişki, gizli çok daha güçlü ilişkiler içeriyor olabilir. Relativistik eksen dönme katkısının önemini araştırmak amacıyla aynı grafik, program yıldızlarını, eksen dönme hızına olan relativistik katkılarının büyüklüklerine göre gruplandırarak yeniden çizilmiş ve Şekil 2.6'da verilmiştir. Şekilden de anlaşılacağı üzere, her bir grup kendisine özgü lineer bir ilişki sunmaktadır. Ayrıca, artan relativistik katkı ile birlikte, lineer ilişkilerin eğiminin de arttığına ve küçük $(M_1+M_2)/P$ değerlerinde gruplar arasındaki ayrımın daha belirgin olduğuna dikkat edilmelidir.

Eksen dönme dönemleri oldukça uzun olan ve yeterli minimum zamanı gözlemleri olmayan yıldızların eksen dönme dönemlerini belirlemede oldukça büyük güçlükler vardır ve sonuçlar genellikle çok kabadır. Şekil 2.6'da verilen lineer ilişkiler, kütleler toplamı (ya da tayf türleri) ile dolanma dönemleri bilinen böylesi sistemlerin eksen dönme dönemlerini daha hassas bir şekilde tahmin etme olanağı sağlamaktadır. Diyagramdan elde edilen dört farklı eksen dönme dönemi değeri ile sisteme ilişkin mevcut minimum zamanları kullanılarak, en olası eksen dönme dönemi elde edilebilir. Burada temel sorun, incelenen yıldızın, Şekil 2.6'da verilen ilişkilerden hangisine uyduğuna karar vermektir. Bu amaçla Gimenez (1985)'in izlediği yol takip edilebilir. Gimenez, eksen dönmesi açısal hızının relativistik kısmının ($\dot{\omega}_{rel}$), klasik kısmına ($\dot{\omega}_{cl}$)

oranını α ile tanımlamış ve bileşenleri benzer olan sistemler için bu oranın

$$\alpha = \frac{\dot{\omega}_{rel}}{\dot{\omega}_{cl}} = \frac{0.75}{m^{1.2} F(e)} P^{8/3} \quad (3)$$

bağıntısı ile verilebileceğini göstermiştir. Burada *m*, eş bileşenlerden birinin güneş kütlesi biriminde kütlesi ve *P* de, gün biriminde dolanma dönemidir. Yalnızca yörünge dışmerkezliğinin bir fonksiyonu olan $F(e)$ ise

$$F(e) = (1-e^2)\left[15 f(e) + 2\gamma^2 g(e)\right] \quad (4)$$

bağıntısıyla verilir, burada γ^2, eksenel dönme açısal hızının dolanma açısal hızına oranıdır. Kopal (1978), eksentrik yörüngeli sistemler için iyi bir yaklaşım olarak

$$\gamma^2 = \frac{1+e}{(1-e)^3} \quad (5)$$

bağıntısının geçerli olduğunu göstermiştir. (4) bağıntısındaki $f(e)$ ve $g(e)$ fonksiyonları

$$f(e) = (1-e^2)^{-5}\left(1 + \frac{3}{2}e^2 + \frac{1}{8}e^4\right), \quad (6a)$$

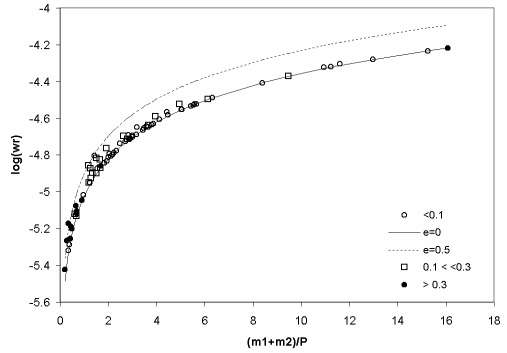
$$g(e) = (1-e^2)^{-2} \quad (6b)$$

dir [bkz. Sterne (1939)]. Buna göre tayf türü ve dışmerkezliği (kabaca) bilinen sistemler için, (3) bağıntısından $\dot{\omega}_{rel} / \dot{\omega}_{cl}$ oranı için bir alt limit tahmin edilebilir. Elde edilen bu oran kullanılarak sistemin Şekil 2.6'da verilen ilişkilerden hangisine uyduğuna karar verilerek eksen dönme dönemi hesaplanır.

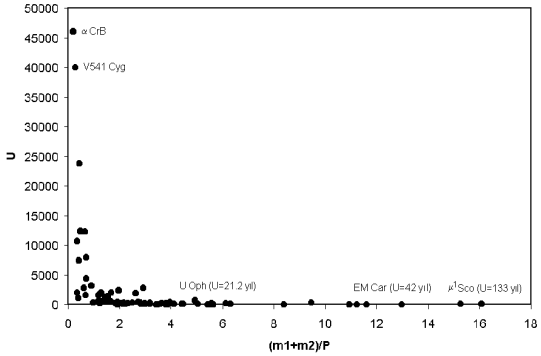
Bundan başka, Şekil 2.6'da verilen ilişkiler, eksen dönme dönemleri gözlemlerle duyarlı bir şekilde bulunmuş olan sistemlerin (özellikle eksen dönme dönemleri çok kısa olan sistemler için bu durum geçerlidir) toplam kütlelerini tahmin etmede de kullanılabilir.

Son olarak program yıldızlarını, dışmerkezliklerinin dağılımı açısından inceleyelim. (1) bağıntısına göre, sabit bir *e* değeri (yani aynı dış merkezlikli yıldızlar) için

$$(\frac{M_1 + M_2}{P}) - \dot{\omega}_{rel} \quad (7)$$



Şekil 2.7. Program yıldızları için $(M_1+M_2)/P$ - $\dot{\omega}_r$ ilişkisi.



Şekil 2.8. Program yıldızlarının eksen dönme dönemlerinin (M_1+M_2)/P ile değişimi.

şeklinde bir ilişki vardır. Program yıldızlarının sağladıkları bu ilişki Şekil 2.7'de verilmiştir. Şekilde mukayese amacıyla (1) bağıntısı ile elde edilen, e=0 ve e=0.5 kuramsal eğrileri de çizilmiştir. Şekilden anlaşılacağı üzere eksen dönmesi gösteren yıldız-ların sayı yoğunluğu, büyük $(M_1+M_2)/P$ değerlerine doğru hızla azalırken, bu bölgedeki yıldızların yörünge dışmerkezlikleri de yalnızca sıfır civarında değerler almaktadır. Program yıldızlarına ilişkin eksen dönme dönemleri ile $(M_1+M_2)/P$ değerleri arasında bir ilişki Şekil 2.8'de verilmiştir. Şekilden de anlaşılacağı üzere, büyük eksen dönme dönemli sistemler, daha küçük $(M_1+M_2)/P$ değerlerine sahiptir ve genel olarak bunun tersi de doğrudur.

3. Bulgular

Elde edilen sonuçların test edilebilmesi için verilen bir örten çift sistemi için $\alpha = \dot{\omega}_r / \dot{\omega}_{cl}$ oranının önceden bilinmesi ya da tahmin edilmesi gereklidir. Claret ve Gimenez (1989)'in evrim modellerinden yararlanılarak, ZAMS ve TAMS yıldızları için α_Z ve α_T oranları aşağıdaki biçimde elde edilmiştir:

$$\left.\begin{aligned}\alpha_z &= 0.280\frac{P^{8/3}}{m_1{}^{0.791}F_Z(e,q)}\\ \alpha_T &= 0.0141\frac{P^{8/3}}{m_1{}^{0.961}F_T(e,q)}\end{aligned}\right\} \quad (8)$$

burada, P yörünge dolanma dönemi, m_1 baş yıldızın kütlesi ve

$$F_Z(e,q) = \frac{1-e^2}{(1+q)^{7/3}}\left[15q(1+q^{1.125})f_2(e) + (1+q)(1+q^{2.125})\gamma^2 g_2(e)\right], \quad (9a)$$

$$F_T(e,q) = \frac{1-e^2}{(1+q)^{7/3}}\left[15q(1+q^{1.295})f_2(e) + (1+q)(1+q^{2.295})\gamma^2 g_2(e)\right] \quad (9b)$$

olup, e ve q sırasıyla, yörünge dışmerkezliği ve kütle oranıdır.

Program yıldızlarına ilişkin P, e, m_1 ve q parametreleri kullanılarak a_Z ve a_T oranları elde edilmiştir. Bulunan bu oranlar, Şekil 2.6'da kullanılarak, her bir sistem için eksen dönme döneminin ZAMZ ve TAMS değerleri elde edilmiş ve gözlenen eksen dönme dönemleri ile karşılaştırması Çizelge 3.1'de verilmiştir.

Program yıldızlarından 60 tanesi için tahmin edilen eksen dönme dönemleri [0.75 U_{TAMS}, 1.25 U_{ZAMS}] aralığına düşerken, 25 program yıldızı için elde edilen U değerleri bu aralığın dışında kalmıştır. Bu nedenle AO Cas, AO Vel, AS Cam, AU Mon, DI Her, EW Ori, GG Ori, HP Aur, HS Her, ι Ori, LZ Cep, μ^1 Sco, NO Pup, NY Cep, RR Lyn, RS Sgr, σ Aql, SS Lac, TV Cet, TX Uma, V373 Cas, V436 Per, V889 Aql, ψ Ori, YY Sgr sistemlerinin, salt parametreleri ile eksen dönme parametreleri açısından, yeniden ve daha duyarlı bir şekilde incelenmeleri yararlı olacaktır.
Henüz yeterince gözlemi ve ışık ya da tayfsal analizleri yapılmamış sistemlere ilişkin e ve q değerleri, mevcut sistemlerin parametreleri kullanılarak elde edilen aşağıdaki bağıntılardan, kabaca da olsa tahmin edilebilir:

$$e = -0.0399\ln(m_1/P^3) + 0.063 \quad (10)$$

$$qP^{2/3} = -8.02710^{-13}T_1{}^3 + 5.45910^{-8}T_1{}^2 - 0.00112T_1 + 8.220. \quad (11)$$

Burada T_1, baş yıldızın sıcaklığı olup, sistemin tayf türünden tahmin edilmelidir.

Çizelge 3.1. Eksen dönme döneminin ZAMS, TAMS ve gözlenen değerlerinin karşılaştırması

Yıldız	P(Gün)	e	Yaş	U (yıl) ZAMS	U (yıl) TAMS	U (yıl) Gözlenen
AU Mon	11,113	0,0145	1,03	10019	10019	0,6659
U Oph	1,677346	0,0032	0,42	38	21	21,22
GL Car	2,422	0,1457	0,33	34	21	25,2
V478 Cyg	2,881	0,019	0	59	25	26,3
RS Sgr	2,416	0,08	0,98	153	41	27
TX Uma	3,063	0,0216	1	996	73	34,4
DR Vul	2,251	0,098	0,31	31	19	36,56
NO Pup	1,257	0,126	0,3	21	21	37,17
OX Cas	2,489	0,04	0,82	103	33	37,28
V760 Sco	1,731	0,027	0,42	39	22	38,5
EM Car	3,414	0,012	0,73	62	27	42
CO Lac	1,542	0,0298	0,8	46	25	43,36
ζ Phe	1,67	0,0113	0,5	49	27	44,2
CW Cep	2,73	0,0293	0,54	75	28	45,58
Y Cyg	2,996	0,1458	0,57	61	25	47,7
AO Vel	1,585	0,076	0,05	39	22	56,8
U Sge	3,381	0,028	0,82	946	74	65
AO Cas	3,523	0,035	0	55	25	70
V453 Cyg	3,89	0,019	0,99	139	47	70,7
AG Per	2,029	0,071	0,24	89	28	75,6
GM Nor	1,885	0,045	0,78	187	43	90
HS Her	1,637	0,019	0	49	26	92
PV Cas	1,75	0,0322	0,73	119	31	94
HR 8384	2,99	0,26	0,73	660	57	94
GG Lup	1,85	0,15	0,11	113	31	101
τ Tau	2,957	0,019	0,86	220	56	114
IQ Per	1,74356	0,074	0,53	125	32	122
HV 2274	5,726006	0,136	0,99	866	88	123
α Vir	4,015	0,14	1,22	557	59	124
μ^1 Sco	1,446	0,057	0,9	10	10	133

Çizelge 3.1. (devam)

Yıldız	P(Gün)	e	Yaş	U (yıl) ZAMS	U (yıl) TAMS	U (yıl) Gözlenen
HR 8800	3,338	0,241	1,02	166	49	143
ψ Ori	2,526	0,052	0,79	93	31	149
V539 Ara	3,169	0,053	0,81	543	52	150
V526 Sgr	1,919	0,2194	0,68	196	44	156
ο Per	4,419	0,048	0,98	723	71	165
KX Pup	2,1468	0,153	0,76	225	50	170
V451 Oph	2,197	0,0125	0,42	199	47	180
V523 Sgr	2,3238	0,1626	1,42	382	72	201,8
57 Cyg	2,855	0,139	1,32	170	47	203
HV 982	5,3356	0,155	1,02	1114	99	205
δ Ori	5,733	0,089	0,92	637	74	227
δ Lib	2,327	0,06	1,01	262	57	239
KT Cen	4,13	0,225	1,6	1040	85	260
LZ Cep	3,071	0,049	0,8	75	29	269
YY Sgr	2,6285	0,1587	0,4	201	50	290,4
ES Lac	4,459	0,192	0,52	2949	363	297
V346 Cen	6,322	0,288	1,02	1238	113	321
λ Tau	3,953	0,05	0,91	1144	88	324
RU Mon	3,585	0,385	0,66	1170	85	348
V477 Cyg	2,347	0,307	0,327	358	69	350
QX Car	4,478	0,278	0,67	705	70	361
HP Aur	1,423	0,041	0	77	37	387
V373 Cas	13,419	0,13	1,02	3095	1055	387
MZ Lac	3,1588	0,421	0,76	1316	86	444
55 Uma	2,554	0,329	0,67	968	66	450
FT Ori	3,15	0,0405	0,82	1309	86	481
V2283 Sgr	3,4714	0,488	0,61	1868	110	528
V1647 Sgr	3,283	0,4142	0,44	1645	100	531
β Sco	6,828	0,286	0,78	857	94	735

Çizelge 3.1. (devam)

Yıldız	P(Gün)	e	Yaş	U (yıl) ZAMS	U (yıl) TAMS	U (yıl) Gözlenen
SS Lac	14,416	0,136	1,03	23927	23927	1040
NY Cep	15,276	0,48	0,42	6722	6722	1300
V380 Cyg	12,426	0,2183	1,02	5037	1640	1395
IT Cas	3,897	0,085	0,78	3664	409	1560
EO Vel	5,33	0,208	1,03	2821	370	1600
V1765 Cyg	13,374	0,315	1,02	3189	1085	1930
AR Cas	6,0663	0,24	0,61	3011	402	1938
AS Cam	3,431	0,1695	0,82	1283	88	1970
RR Lyn	9,945	0,0784	0,95	18052	18052	2000
ι Ori	29,1337	0,764	0	9258	9258	2400
V364 Lac	7,35159	0,2873	1,03	7497	2264	2810
V453 Sco	12,006	0,088	1,02	2581	885	2819
VV Pyx	4,596	0,0956	0,69	3213	390	3200
EK Cep	4,428	0,109	0,39	4002	452	4320
σ Aql	1,95	0,043	1,02	42	24	5000
BW Aqr	6,72	0,17	1,03	10130	2963	7400
GG Ori	6,631492	0,2148	0,48	6024	1837	7900
V1143 Cyg	7,641	0,54	0,75	13816	3982	10700
V436 Per	25,94	0,388	0,76	25399	25399	12300
AI Hya	8,29	0,23	1,06	10743	10743	12400
V889 Aql	11,121	0,38	0,8	15968	15968	23800
TV Cet	9,103	0,017	0	20249	20249	30000
DI Her	10,55	0,489	0,48	7309	7309	34700
V541 Cyg	15,338	0,479	0,27	34134	34134	40000
α CrB	17,36	0,37	1,02	56302	56302	46000
EW Ori	6,93685	0,079	1,27	13336	3824	160000

4. Sonuçlar

Bu çalışmada, eksen dönmesi gösteren fakat yeterince gözlenmemiş olan sistemlerin eksen dönme dönemlerini kabaca da olsa tahmin edebilmek için bir yöntem elde edilmiştir. Yöntem, q kütle oranı ile e dışmerkezlik değerinin bilinmesine bağlıdır. Bizim ele aldığımız durumda, bu iki parametrenin de bilinmediği varsayıldığından, e ve q değerlerinin tahmin edilmesi için $e=f(m_1,P)$ ve $q=g(m_1,P)$ şeklinde deneysel bağıntılar elde edilmiştir.Ayrıca, program yıldızlarının eksen dönme dönem-leri için ZAMS ve TAMS değerleri tahmin edilerek gözlenen dönemlerle karşılaştırılmıştır. 25 yıldızın gözlenen eksen dönme dönemlerinin, ZAMS ve TAMS modelleri ile elde edilen değerlerle uyumlu olmadıkları görülmüştür. Bu yıldızların salt parametrelerinin daha duyarlı bir şekilde elde edilmesinde ve dönem analizlerinin de yine daha dikkatli olarak yapılmasında yarar görülmektedir.

5. Kaynaklar

Bozkurt, Z., 2000, Yüksek Lisans Tezi, Ege Üniv. Fen Bilimleri Enstitüsü, İzmir

Gimenez, A., 1985, ApJ, 297, 405

Claret, A., Gimenez, A.: 1989, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 81, 1

Değirmenci, Ö. L., Bozkurt, Z., Yakut, K. ve ark., 2003, IBVS No.5386

ESA, 1997. The Hipparcos and Tycho Catalogues, SP-1200

Hegedüs, T., 1988, BICDS, 35, 15

Hegedüs, T., 1989, BICDS, 36, 23

Kopal, Z., 1978, Dynamics of Close BinarySystems (Dordrecht: Reidel)

Petrova, A.V., Orlov, V. V.: 1999, AJ, 117, 587

Sterne, T., 1939, MNRAS.99, 451

Levi-Civita, T. 1937, Amer. J. Math, 59, 225

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

HS Her Örten Çift Sisteminin UBV Işıkölçümü ve Dönem Analizi

Zeynep Bozkurt[1], Ömer Lütfi Değirmenci[1]

[1] Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
zeynep@astronomy.sci.ege.edu.tr, omerd@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: HS Her örten çift sisteminin 2002-2003 gözlem sezonunda elde edilen UBV ışık eğrileri Wilson-Devinney bilgisayar programı ile analiz edilmiştir. Analiz sonucu elde edilen ışık eğrisi parametrelerinin kullanılması ile sisteme ilişkin yeni salt ögeler hesaplanmıştır. Ayrıca dönem analizi yapılarak sistemin dönem değişimi incelenmiştir. Eksen dönmesi ve ışık-zaman etkisi kaynaklı dönem değişimi olduğu gösterilmiştir.

Anahtar kelimeler: HS Her: Dönem değişimi: eksen dönmesi – ışık-zaman etkisi-WD çözümü

Abstract: UBV light curves of the eclipsing binary HS Her, which obtained in 2002-2003 observation season were analysed with Wilson-Devinney computer code. New absolute dimensions of the system were calculated using the results of the light curve analysis. Period variation of the system was also investigated. It was shown that the causes of the period variation are apsidal motion and light-time effect.

Key words: HS Her: Period variation: apsidal motion-light-time effect-WD solution

1. Giriş

HS Her (HD 174714 = BD+24 3552; P = $1^g.637$, V= $8^m.61$, Sp = B5V+A4V) örten çift sisteminin ışık değişimi gösterdiği Martinov tarafından 1934'de belirlenmiştir. Martinov'dan bağımsız olarak Jacchia (1940) da sistemin değişmini göstermiştir. Onların çalışmaları HS Her'in algol türü bir örten çift olduğunu göstermiştir. İlk tayfsal çalışma Cesco ve Sahade (1945) tarafından yapılmıştır. Cesco ve Sahade, sistemin tek çizgili dikine hız eğrisini elde etmişler ve tayfsal çözüm sonucunda baş yıldızın B5-B8 tayf türü aralığında bir anakol yıldızı olduğunu göstermişlerdir. Diğer yandan Roman (1956) baş bileşeni B5 III olarak sınıflamıştır.

Hall ve Hubbard (1971) ve Martynov (1974) UBV ışıkölçümünü yapmışlardır. Hall ve Hubbard (1971) tarafından yapılan UBV fotoelektrik gözlemlerinin bazı fotometrik tuhaflıklar gösterdiği rapor edilmiştir. Yan minimumdaki asimetri bu tuhaflıklara bir örnektir. Özellikle UV bölgede sistemin yan minimumdan yeniden maksimum parlaklığa gelmesi çok daha uzun sürmektedir. Bu düzensizlikler yazarlar tarafından soğuk bileşenin Roche lobu içinde yerleşmiş gaz bulutu varlığına atfedilmiştir. Hall ve Hubbard (1971) Russel – Merril metodu ile yaptıkları analiz sonucunda HS Her'in iki anakol yıldızından oluşmuş, ayrık bir sistem olduğunu göstermişlerdir. Baş ve yan minimum zamanlarının O-C davranışına ve yan minimumun 0.5 evreden sapmasına dayanarak, çok hızlı bir eksen dönmesi önermişlerdir. O-C farklarını bir sinüs eğrisi ile temsil etmişler ve 15.5 yıl dönemli bir eksen dönmesi belirlemişlerdir. Martynov (1971), bu dönemin kısa olduğunu vurgulayarak, kendi elde ettiği ω=116°'yi ve Cesco ve Sahade (1945) tarafından elde edilen ω=37° değerini kullanarak eksen dönmesi dönemi için U=110 yıl değerini önermiştir. Scarfe ve Barlow (1974), HS Her'in yeni minimum zamanlarını gözleyerek O-C değişimini incelemişler, eksen dönmesi hipotezinin minimum zamanlarındaki değişim için yetersiz olduğunu ve başka bir yorumun gerekli olduğunu rapor etmişlerdir.

Dönem değişimi tartışmasına Todoran (1992) da katılmış ve HS Her'deki dönem değişiminin sadece eksen dönmesi ile açıklanamayacağını vurgulamıştır. Eksen dönmesi için Todoran'ın bulduğu dönem 60 yıl'dır. Bastian (1993) ise tartışmaya yeni bir boyut katarak O-C değişiminin eksen dönmesi değil üçüncü cisim kaynaklı olduğunu ileri sürmüştür. Üçüncü cisim yörüngesinin basıklığını 0.5 ve dönemini 60 yıl olarak vermiştir. Todoran ve Agerer (1994), sistemdeki dönem değişiminin eksen dönmesi kaynaklı olduğu konusunda ısrar etmişler ve üçüncü cisme dair hiçbir belirti olmadığını söylemişlerdir. Sistemin son dönem değişimi çalışması Wolf et al.

Bildiri tam metni için : Zeynep BOZKURT
e-mektup: zeynep@astronomy.sci.ege.edu.tr

(2002) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada dönem değişimine eksen dönmesi ve üçüncü cisim etkilerinin birlikte sebep olduğu gösterilmiştir.

2. Gözlemler

HS Her örten çift sisteminin fotoelektrik UBV gözlemleri, 2002 – 2003 Gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 30 cm'lik ve Çanakkale 18 Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'ndeki 40 cm'lik Schmidth-Cassegrain teleskoplara bağlı SSP5 fotometre ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 48 cm'lik Cassegrain teleskoba bağlı HSTCP (High-speed three-channel photon-counting photometer) fotometre ile yapılmıştır.

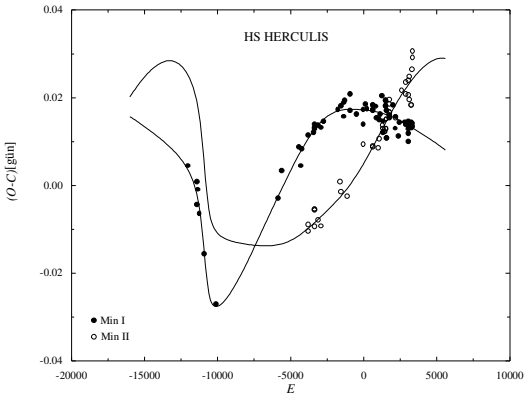
Mukayese yıldızı olarak BD + 24° 3545 (HD 174369) kullanılmıştır. Wehlau (1960)'ya göre, oldukça parlak olan bu yıldız ışık değişimi belirlenemeyen tayfsal bir çift yıldızdır. HS Her ve mukayese yıldızına ilişkin Hall and Hubbard (1971)'dan alınan parlaklık ve renkler Tablo 2.1'de verilmektedir.

Tablo 2.1 HS Her ve mukayese yıldızına ilişkin parlaklık ve renkler.

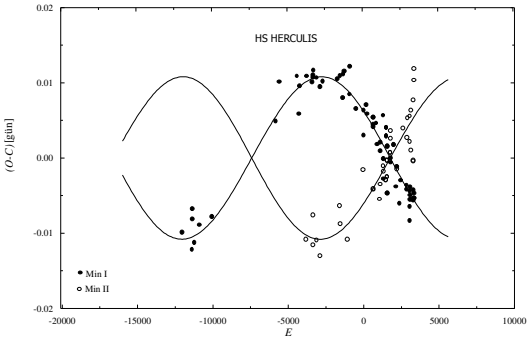
	HS Her (maksimumda)	BD +24 3545
m_v	$+8^m.50\pm0^m.02$	$+6^m.72\pm0^m.02$
B – V	$+0^m.01\pm0^m.01$	$+0^m.08\pm0^m.01$
U – B	$-0^m.48\pm0^m.01$	$+0^m.04\pm0^m.01$

3. Dönem Analizi

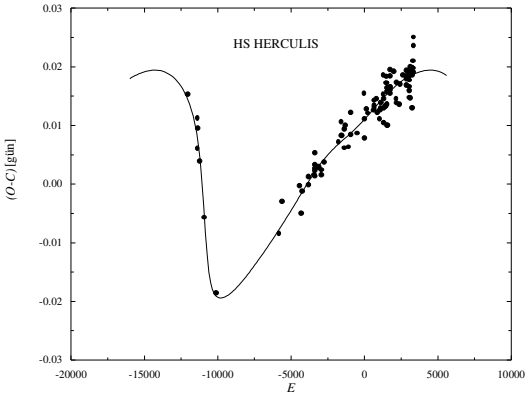
HS Her dizgesine ilişkin literatürde mevcut olan tutulma zamanlarına, Ege Üniversitesi ve Çanakkkale 18 Mart Üniversitesi Gözlemev'lerinde elde edilen 21 yeni minimum zamanı eklenerek O-C analizi yapılmıştır. Yapılan analizde dönem değişimine eksen dönmesi ve üçüncü cisim etkisinin birlikte neden olduğu gösterilmiştir. Analiz sonucu elde edilen kuramsal eğri ve gözlemsel $O - C$ farkları Şekil 3.1'de verilmektedir. HS Her sistemindeki dönem değişimine eksen dönmesinin ve üçüncü cisim etkisinin katkıları ise sırasıyla Şekil 3.2 ve Şekil 3.3' te gösterilmektedir Eksen dönmesi ve üçüncü cisim etkisi çıkartılarak elde edilen farklar ise Şekil 3.4'de verilmektedir. Bu şekilden de görüldüğü gibi farklar sıfır civarında dağılmaktadır ve herhangi bir periyodik değişim göstermemektedir.



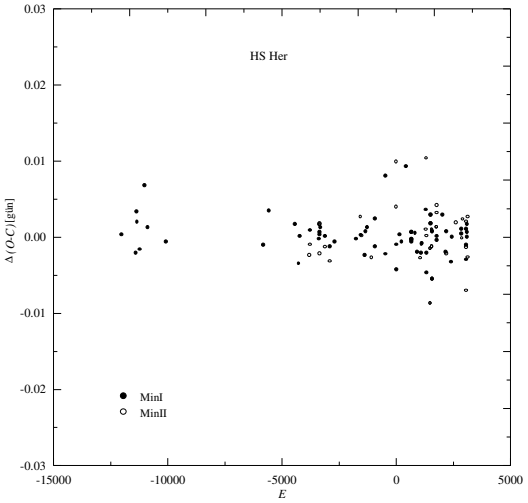
Şekil 3.1 HS Her örten çift sistemine ilişkin *O-C* grafiği.



Şekil 3.2 HS Her örten çift sistemindeki eksen dönmesi katkısı.



Şekil 3.3 HS Her örten çift sistemindeki üçüncü cisim katkısı.



Şekil 3.4 HS Her örten çift sistemindeki *O-C* noktalarının kuramsal eğriden farkları.

O-C analizi sonucu elde edilen eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri ise Tablo 3.1'de verilmektedir.

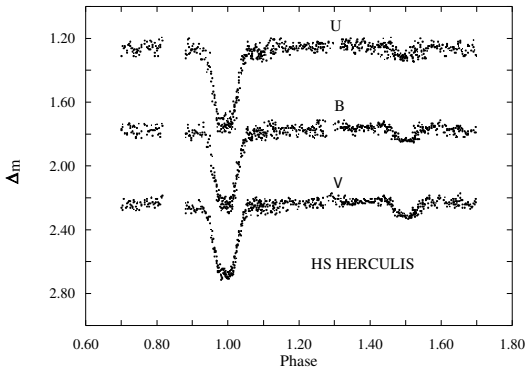
Tablo 3.1 HS Her örten çift sisteminin eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri.

Eksen Dönmesi		Üçüncü Cisim	
T_0 (HJD)	24 47382.4043(41)	P_3(yıl)	84.2 (7.4)
P_s (gün)	1.6374315(51)	e_3	0.89 (7)
e	0.021 (1)	ω_3 (°)	191(5)
$\dot{\omega}$ (°/çevrim)	0.0196(11)	T_3 (HJD)	24 29596 (109)
ω_0 (°)	235.5 (2.3)	$a_{12}\sin i_3$(AB)	6.9 (1.6)
U(yıl)	82.4 (4.7)	σ	0.0022

4. Işık Eğrisi Analizi

Sistemin UBV ışık eğrileri 2002 yaz sezonunda 12 gece E.Ü. Gözlemevi ve 2 gece Ulupınar Gözlemevi'nde olmak üzere toplam 14 gecelik gözlem noktasından oluşmaktadır (Şekil 4.1)

Sistemin Cesco and Sahade (1945) tarafından yapılan tayfsal çalışmasında baş yıldız B5-B8 tayf aralığında ve kütle fonksiyonu da $f(m)$ = 0.10 $M_\odot$ olarak verilmektedir. Baş yıldızın B5 tayf türünde olduğu varsayımı ile Drilling and Landolt (2000)'un tablolarından m_1 = 5.9 $M_\odot$ değeri elde edilmiştir. Yörüngenin eğim açısı için i = 90° varsayımı ile,



Şekil 4.1 HS Her örten çift sisteminin 2002 UBV ışık eğrileri.

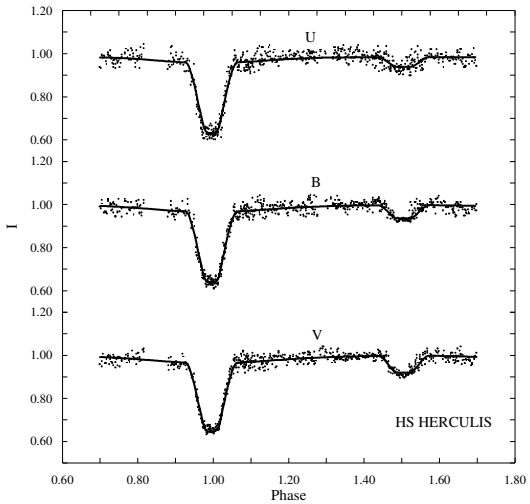
$$f(m) = \frac{m_2^3}{(m_1 + m_2)^2} \qquad 4.1$$

ifadesinden yoldaş bileşenin kütlesi için m_2 = 1.81 $M_\odot$ değeri hesaplanmıştır. Bu değerlere göre kütle oranı q = 0.307 dır. Kütle oranının bu değeri ve diğer parametreler için de literatürden elde edilen değerler başlangıç parametresi olarak kullanılmıştır UBV ışık eğrileri Wilson-Devinney (Wilson and Devinney, 1971, Wilson, 1998) bilgisayar programı ile analiz edilmiştir. Baş yıldızın sıcaklığı için Drilling and Landolt (2000)'dan B5 tayf türüne karşılık T_h=15200 K değeri kullanılmıştır. Çözüm sırasında serbest bırakılan parametreler, yörünge basıklığı e, enberi boylamı ω, yörüngenin eğim açısı i, yüzey potansiyelleri $\Omega_{h,c}$, yoldaş yıldızın yüzey sıcaklığı T_c, kütle oranı q, baş yıldızın normalize edilmemiş tek renk ışıtması L_h ve evredeki kaymayı gösteren phase-shift'dir. Bileşenlere ilişkin kenar kararma katsayıları Díaz-Cordovés et al. (1995)'dan alınmıştır. UBV ışık eğrilerine sırasıyla 0.024, 0.022, 0.021 ağırlıkları verilmiştir. Çözüm sonucu elde edilen parametreler Tablo 4.1'de verilmektedir.

WD çözümü sonucu elde edilen kuramsal ışık eğrisi ile gözlem noktalarının uyumu Şekil 4.2'de verilmektedir. Sisteme ilişkin elde edilen yeni salt parametreler ise Tablo 4.2'de verilmektedir. Elde ettiğimiz bu sonuçların, Hall ve Hubbard (1971) tarafından Russel-Merril (1952) yöntemi ve Giuricin and Mardirossian (1981) tarafından Wood (1972) yöntem ile elde ettikleri sonuçlarla karşılaştırması Tablo 4.3 de verilmiştir.

Tablo 4.1 HS Her örten çift sisteminin WD çözüm sonuçları.

Parametreler	U&B&V
e	0.0155±0.0008
ω	362°.8±7°.2
i	88°.09±0°.07
x_h	0.402(U), 0.428(B), 0.376(V)
x_c	0.635(U), 0.663(B), 0.576(V)
$A_h = A_c$	1.0 (U&B&V)
$g_h = g_c$	1.0 (U&B&V)
T_h	15200K
T_c	7594±99 K
Ω_h	4.152±0.016
Ω_c	3.421±0.008
q	0.3045±0.0014
$L_h/(L_h+L_c)$	0.980±0.002(U), 0.968±0.002(B), 0.953±0.002(V)
$L_c/(L_h+L_c)$	0.020 (U), 0.032(B), 0.047(V)
r_h (pole)	0.2596±0.0008
r_h (point)	0.2656±0.0008
r_h (side)	0.2626±0.0008
r_h (back)	0.2646±0.0008
r_c (pole)	0.1472±0.0004
r_c (point)	0.1512±0.0004
r_c (side)	0.1482±0.0004
r_c (back)	0.1506±0.0004
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0270



Şekil 4.1 HS Her örten çift sisteminin WD çözümü ile elde edilen kuramsal eğrileri ile gözlem noktalarının uyumu.

Tablo 4.2 HS Her örten çift sisteminin yeni salt parametreleri.

Parametre	Baş Yıldız	Yoldaş Yıldız
Kütle $(m/m_\odot)$	6.04 ± 0.53	1.84 ± 0.16
Yarıçap $(R/R_\odot)$	3.05 ± 0.19	1.73 ± 0.11
log g (cgs)	4.25 ± 0.15	4.23 ± 0.15
a (AB)	0.054 ± 0.003	
e	0.0155±0.0008	
M_{bol}	$-1^m.877\pm 0.14$	$2^m.3690\pm 0.15$

.

Tablo 4.3 HS Her örten çift sisteminin farklı üç yöntemle elde edilen çzüm sonuçlarının karşılaştırması.

Parametreler	Russel-Merril	Wood	WD98
i	88°.7	87°.3 (ort)	88°.09
r_h	0.259	0.251(ort)	0.262
r_c	0.142	0.141(ort)	0.149
e	-	0(kabul)	0.0155
q	-	0.29	0.3045
$F(m)$, Tayf	0.1, B5 (Harris 1963)	0.1, B5 Allen(1973)	0.1, B5 Allen(2000)
M_1 ($M_\odot$)	4.7	6.5	6.04
M_2 ($M_\odot$)	1.6	1.9	1.84
R_1 ($R_\odot$)	2.8	3.0	3.05
R_2 ($R_\odot$)	1.6	1.7	1.73

5. İç Yapı Sabiti ve Üçüncü Cisim Kütlesi

Tablo 3.1 ve 4.1'deki veriler kullanılarak ve bileşenlerin yaklaşık olarak aynı iç yapı koşullarına sahip oldukları varsayımını yaparak,

$$\bar{k}_2 = \frac{1}{c_1 + c_2}\frac{P_a}{U} = \frac{c_1 k_1^{(2)} + c_2 k_2^{(2)}}{c_1 + c_2} \qquad 5.1$$

ifadesinden gözlemsel iç yapı sabiti için $\log \bar{k}_2(g\ddot{o}z) = -2.32$ değeri elde edilir. (5.1) denkelmindeki c_1 ve c_2 sabitleri yörünge basıklığı, kesirsel yarıçap, bileşenlerin kütleleri ve bileşenlerin dönme hızlarının yörünge hızına oranına bağlıdır. Kuramsal iç yapı sabitini hesaplayabilmek için Claret ve Gimenez (1992) tarafından oluşturulan tablolardan yararlanılmıştır. Bu tablolardan bileşenlerin kütleleri ve çekim ivmelerine karşılık gelen k_2 değerleri okunarak kuramsal iç yapı sabiti için $\log \bar{k}_2(kur) = -2.24$ değeri bulunmuştur. HS Her sistemindeki relativistik eksen dönmesi katkısı ise,

$$\left(\frac{\Delta\omega}{2\pi}\right)_{rel} = \frac{3G(m_1+m_2)}{ac^2(1-e^2)} \qquad (5.2)$$

ifadesi ile $\dot{\omega}_{rel} = 0^{\circ}.00156 \text{çevrim}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır.

Üçüncü cisim kütlesine ilşkin bir alt sınır, kütle fonksiyonu için verilen,

$$f(m_3) = \frac{a_{12}^3 \sin i^3}{(M_1 + M_2 + M_3)^2} \qquad (5.3)$$

denkleminde i=90° alınarak, $f(m_3)$ = 0.0455 ve $m_3 \geq$ 1.60 $M_{\odot}$ bulunmuştur.

6. Sonuç

Bu çalışmada HS Her örten çift sisteminin dönem değişimi ve fotometrik UBV ışık eğrisi analizi yapılmıştır. Dönem değişimine, eksen dönmesi ve ışık-zaman etkilerinin birlikte sebep olduğu gösterilmiştir. Analiz sonuçları değerlendirilerek gözlemsel ve kuramsal iç yapı sabitleri için sırasıyla $\log k_{2(\text{göz})}$ = -2.32 ve $\log k_{2(\text{kur})}$ = -2.24 değerleri elde edilmiştir. Relativistik eksen dönmesi katkısı ise $\dot{\omega}_{rel} = 0^{\circ}.00156 \text{çevrim}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Bu değer gözlemsel eksen dönmesi açısal hızının, $\dot{\omega}_{göz} = 0^{\circ}.01959 \text{çevrim}^{-1}$, %8'idir. Ayrıca üçüncü cisim kütlesi için de 1.60$M_{\odot}$'lik bir alt sınır belirlenmiştir. Işık eğrilerindeki saçılma nedeniyle üçüncü cisme ilişkin L_3 değeri (0.020 civarında beklenmelidir) belirlenememiştir.

Sistemin UBV ışık eğrisi WD98 bilgisayar programı ile analiz edilmiştir. Böylece HS Her örten çift sisteminin literatürdeki ilk WD çözümü yapılmış ve çözüm sonuçları değerlendirilerek yeni salt ögeler belirlenmiştir.

Teşekkür

Bu çalışma E.Ü. Araştırma Fonu tarafından 2002/FEN/003 No'lu proje olarak desteklenmiştir.

7. Kaynaklar

Allen, C.W., 1973, Astrophysical Quantities, Athlone Press, London, 3rd edn.
Bastian, U., 1993, AN, 314, 39
Cesco, C., Shade, J., 1945, ApJ, 101, 114
Claret, A., Gimenez, A., 1992, A&AS, 96, 255
Díaz-Cordovés, J., Claret A., Gimenez, A., 1995, A&A, 110, 329
Drilling, J.S., Landaolt, A.U., 2000, Allen's Astophy.Quant. (Arthur N.Cox ,Springer-Verlag. ISBN 0-387-98746-0 (Hardcover) Summary), S.381
Giuricin, G., Mardirossian, 1981, ApSS, 76, 111G
Hall, D.S., Hubbard, G.S., 1971, PASP, 83, 459
Harris III, D.H., 1963, in Basic Astronomical Data, K. Aa. Strand, ed. (Chicago: University of Chicago Press), p.263
Jacchia, L., 1940, Harvard Bull., No.912, p.20
Martynov, D.Ya., 1971, Astron.Circ., No.651
Martynov, D.Ya., 1974, Soviet Astr., 18, 62
Roman, N.G., 1956, ApJ, 123, 248
Russell, H.N., Merrill, J.E., 1952, Contrib.Princeton Univ. Obs. No.26
Scarfe, C.D., Barlow, D.Y., 1974, PASP, 86, 181
Todoran, I., 1992, AN, 313, 183
Todoran, I., Agerer, F., 1994, AN, 315, 349
Wehlau, W., 1960, J.R.A.S. Canada, 54, 164
Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, ApJ, 166, 605
Wilson, R.E., 1998, Computing Binary Star Observables, WD98 notları
Wolf, M., Harmanec, P., Diethelm, R., Hornoch, K., Eenens, P., 2002, A&A, 383, 533
Wood, D.B., 1972, A Computer Program for Modeling Non-Spherical Eclipsing Binary Systems, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, Maryland, U.S.A.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

AM Herculis Sisteminde Flickering

Belinda Kalomeni, E. Rennan Pekünlü, Kadri Yakut
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova-İzmir
belinda,rpekunlu,yakut@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, mCV lerin prototipi olan AM Her'e ilişkin fotometrik çalışma sunulmuştur. Dizgenin optik fotometrisi, 6-7 Ağustos 2003 ve 2 Şubat, 6, 7, 8 Temmuz 2004 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde RTT150 teleskopu kulanılarak yapılmıştır. Bu dizgelerde gözlenen özelliklerden biri de flickering olarak adlandırılan kısa dönemli parlaklık değişimleridir. Gözlemlerin indirgenmesi sonucu AM Her dizgesinde 3-10 dakika arasında değişen parlaklık değişimleri gözlenmiştir. Böylesi değişimler, mCV lerin temel özelliklerden birisi olup henüz fiziksel nedeni bilinmemektedir. Ancak kütle aktarım miktarındaki herhangi bir değişimin ışık eğrisinde gözlenen böylesi olaylardan sorumlu olabileceği fikri yaygındır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: m CVs – yıldızlar: manyetik alan – yıldızlar: AM Her

Abstract: In this study, we present a photometric study of AM Her, prototype of a class of mCVs. The optical photometry of the system is obtained using RTT150 telescope at TÜBİTAK National Observatory (TUG). One of the basic features observed from this kind of systems is the brightness variations which has been characterised as flickering and its physical reason is still not known. Our observations show non-periodic flickering between the range of 3-10 minutes.

Key words: stars: variable stars: m CVs – stars: magnetic fields – stars: AM Her

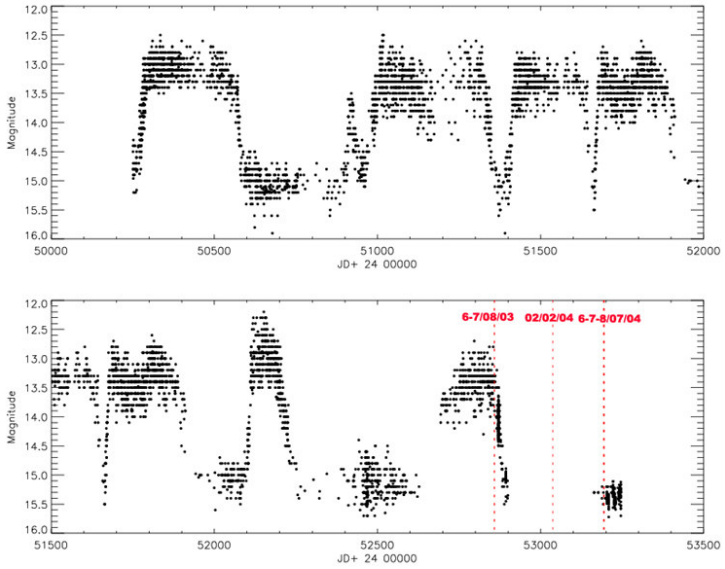
1. Giriş

Polarlar olarak da bilinen AM Herculis dizgeleri yeğin manyetik alana sahip (10 – 230 MG) beyaz cüce ve M türü kırmızı cüce yıldızdan oluşur. Yoldaş yıldız baş yıldıza madde aktarır ve baş yıldızın kuvvetli manyetik alanından dolayı, beyaz cücenin etrafında disk oluşmaz; toplanan plazma, beyaz cücenin manyetik uçlaklarına yakın yerde oluşan *toplanma kolonu* adı verilen yerde yığılır. Böylesi dizgeleri tanımlayan cyclotron, yumuşak ve sert X-ışın ışınımının kaynağı da bu bölgedir. Bu bölgeden ayrıca, cyclotron ışınımından kaynaklanan kuvvetli ve değişen uçlaşmış ışınım alınır. AM Her dizgeleri saniye mertebesinden saat düzeyine oldukça geniş bir dönem aralığında değişimler sergilerler (Şekil 1-7) (bkz. Copper, 1990). Kataklizmik değişenlerin gözlenen birçok özelliği anlık kütle toplanma oranına bağlı olarak değişim gösterir. Bu tür sistemlerin gözlemlerinden elde edilen verileri yorumlamak oldukça güç olup henüz hiçbir model gözlenen tüm özellikleri açıklayabilecek düzeyde değildir.

2. Gözlemler ve İndirgeme

AM Her ($\alpha = 18^{sa}16^{dk}13^{sn}$, δ = +49 51' 56") TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) 6-7 Ağustos 2003, 2 Şubat ve 6, 7, 8 Temmuz 2004 tarihlerinde RTT150 teleskobu ve ANDOR CCD (2048x2048) kullanılarak R_c bandında gözlenmiştir. Mukayese yıldızı olarak GSC 3533 1026 ve denet yıldızı olarak GSC 3533 1021 kullanıldı. Gözlemler NOAO tarafından geliştirilen IRAF yazılımı yardımıyla indirgenmiştir. İndirgemelerin sonuçlarında elde edilen ışık değişimleri Şekil 2-7'de gösterilmiştir. Şekil 2, 3 ve 4 evrelere göre çizilirken Şekil 5, 6 ve 7 JD lere göre çizilmiştir. Mukayese yıldızı ve denet yıldızının gecelik değişimi Şekil 2 ve Şekil 3'ün alt panelinde çizdirilmiştir. Bu değişime bakarak şekillerde görülen ışık değişimlerinin dizgeden kaynaklandığı söyleyebiliriz.

Bildiri tam metni için : Belinda KALOMENİ
e-mektup: belinda@astronomy.sci.ege.edu.tr



Şekil 1. Dizgeye ilişkin AAVSO gözlemleri. Gözlem geceleri grafik üzerinde gösterilmiştir.

Gecelik gözlem hataları Çizelge 1 de verilmiştir.

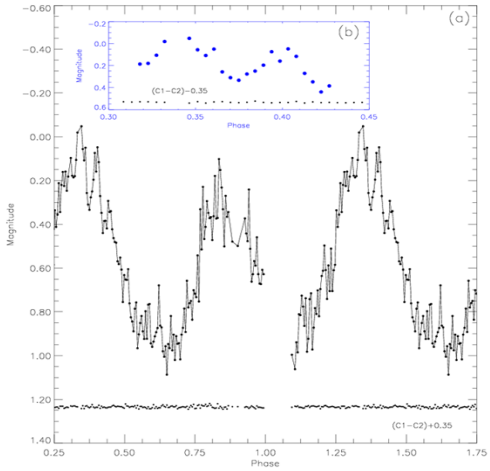
Çizelge 1. AM Her'in gözlemlerine ilişkin gecelik gözlem hataları.

Gözlem Gecesi	Hata (%)
06.08.2003	0.5
07.08.2003	0.5
02.02.2004	1
06.07.2004	0.5
07.07. 2004	2
08.07.2004	0.5

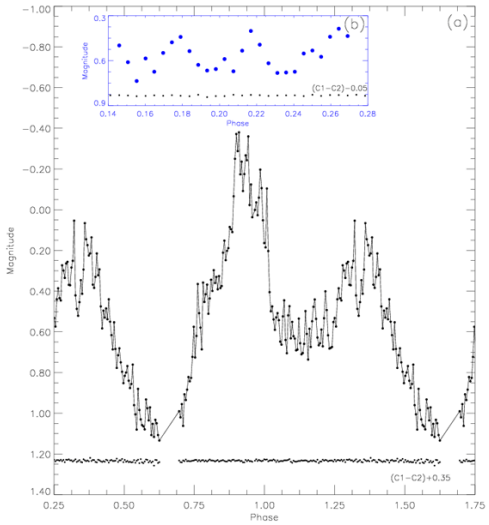
Yörünge evreleri, Heise ve Verbunt (1988) tarafından verilen ephemeris zamanından hesaplanmıştır. AM Herculis'in ışık eğrisi iki minimum ve iki maksimumdan oluşur.

3. Flickering

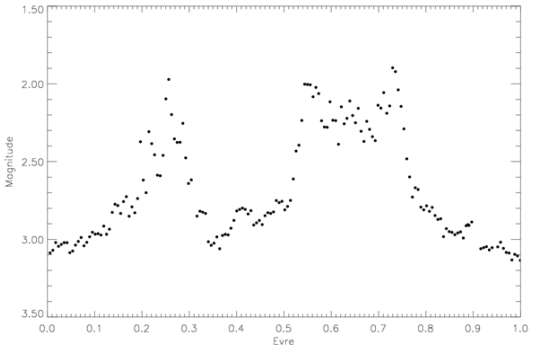
AM Her türü sistemlerin bir yörünge hareketleri sırasında gözlenen çevrimsel değişimler dışında X–ışınlarından kızılöte dalgaboylarına uzanan, saniye-dakika mertebesinde döneme sahip *titreşimler* sergiledikleri gözlenmiştir. Bu özellik, bu tür sistemlerin karakteristik özelliklerinden biridir (bkz. Szkody & Margon, 1980; Watson vd. 1987; Bonnet-Bidaud vd. 1991; Middleditch vd. 1997).



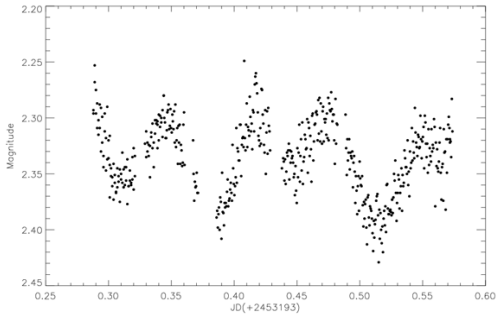
Şekil 2. a) AM Her'in 6 Ağustos 2003 tarihinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde elde edilen ışık değişimi. Mukayese yıldızlarının farkı aşağıda gösterilmiştir, b) 0.32-0.43 evre aralığı flickering etkisi göstermek için büyütülmüştür.



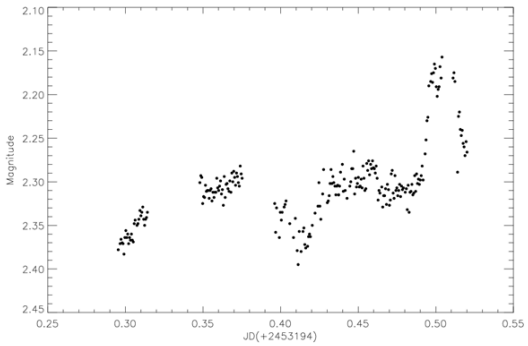
Şekil 3. a) AM Her'in 7 Ağustos 2003 tarihinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde elde edilen ışık değişimi, b) 0.14-0.28 evre aralığı flickering etkisi göstermek için büyütülmüştür.



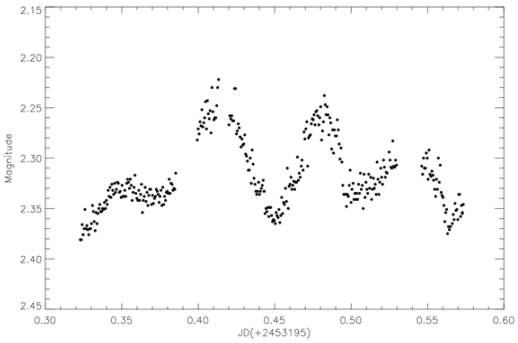
Şekil 4. AM Her'in 2 Şubat 2004 tarihinde elde edilen ışık değişimi.



Şekil 5. 6 Temmuz 2004'te elde edilen ışık değişiminin JD ye göre çizimi



Şekil 6. 7 Temmuz 2004'te elde edilen ışık değişiminin JD ye göre çizimi.



Şekil 7. 8 Temmuz 2004'te elde edilen ışık değişiminin JD ye göre çizimi.

AM Her'de gözlenen *flickering* için Bonnet-Bidaud (1991) yaklaşık 4.5 dakikalık dönem verirken King (1989) 8 dakikalık bir dönem öngörmüştür. Bu çalışmada 3-10 dakika arasında değişen dönemler görülmüştür. Şekil 2 ve 3'te üst panelde seçilen bir evre aralığı büyütülerek bu ışık değişimi daha açık bir şekilde gösterilmiştir. Diğer tüm şekillerde benzer etkileri görmek mümkün. Bu değişimlerin fiziksel nedeni henüz bilinmemekle beraber, farklı yazarlar farklı yorumlarda bulunmaktadır. Bunlardan biri de toplanma oranının kendisindeki kararsızlıktır (Bonnet-Bidaud vd., 1991). Beyaz cücenin kuvvetli manyetik alanı toplanma diskinin oluşmasını engeller. Manyetosferde maddenin manyetik alan tarafından tuzaklandığı bölgedeki herhangi bir kararsızlık tipik dinamik zaman ölçeklerinde sisteme yönlendirilebilir; bu zaman ölçeği şu şekildedir:

$$R_c >> R_1 \text{ için, } \tau \sim \pi\left(\frac{R_c^3}{8GM_1}\right)^{1/2} = 3.04\left(R_c\right)^{3/2}\left(M_1\right)^{-1/2} \; s.$$

Burada R_c, maddenin yoğun manyetik alan tarafından tuzaklandığı yarıçap; beyaz cücenin kütlesi, $M_1 = 0.75 M_\odot$ (Mukai & Charles, 1987); $\tau = 552\ s$ zaman ölçeği tuzaklanma yarıçapı olarak $R_c \sim 2.9\times10^{10}\ cm$ değerini verir. Bu yarıçaptaki

herhangi bir tedirginlik $552\ s$ döneme sahip titreşimler oluşturacaktır. L_1 noktasının baş yıldızdan uzaklığı Plavec & Kratochil (1964) tarafından verilen eşitlikle bulunur. Buna göre AM Her için L_1 noktasının beyaz cüceden uzaklığı $R_{L_1} \sim 4.5\times10^{10}\ cm$ bulunur. Madde manyetik alan tarafından bu yarıçapta tuzaklanırsa $\tau = 1059\ s$ değerini verir ki bu da gözlenen değerden çok daha büyüktür. Başka bir deyişle, madde R_{L_1} yarıçapından daha küçük bir yarıçapta tuzaklanmalıdır. Ferrario vd. (1989), AM Herculis sistemlerinde tuzaklanma yarıçapının R_{L_1} den daha küçük, manyetosferik yarıçapa (r_m) yakın olması gerektiğini göstermiştir. Manyetosferik yarıçap ise Hameury (1986) tarafından verilir. Buna göre, $r_\mu = 2.27\times10^{10}\ cm$ olarak tuzaklanma yarıçapına daha yakın bir değer bulunur. Böylesi bir kararsızlık için başka bir mekanizma ise manyetosferik yarıçaptaki Alfvén dalgalarının oluşumu olabilir (Tuohy vd. 1981). Her iki mekanizmada $\tau \propto \dot{M}^{-3/5}$ bağımlılığı vardır. Kütle toplanma oranındaki, küçük bir düşme tuzaklanma yarıçapını baş yıldızdan uzağa taşımaya yeterli olacaktır. Böylesi titreşimler için, bir başka olası kaynak ise King (1989) tarafından verilmektedir. Böylesi $5-10$ *dakika* lık dönemlerin bileşen yıldızın fotosferindeki karakteristik dinamik zamanı olacağı belirtilmiştir. Durgun parlaklık koşulu altında L_1 noktası yakınında dar bir iyonlaşma sınırı oluşur ve $\tau \sim H_* / c$ zaman ölçeğiyle birlikte bu değerin altında ve üstünde titreşimlere sebep olacaktır. Burada H_*, atmosfer ölçek yüksekliği, c_* ise L_1 noktasındaki ses hızıdır. AM Her için beklenen kararsızlığın beklenen zaman ölçeği $\tau \sim H_\bullet / c_\bullet \sim 5.5\times10^{-2} P_{orb}$ (Hameury vd. 1986) $\tau \sim 613.8\ s$ olup gözlenen değere yakın bir değerdir.

Böylesi bir mekanizma için açıklamamızı şöyle özetleyebiliriz. Kırmızı cüceden beyaz cüceye doğru akan maddenin dinamiği, madde beyaz cücenin manyetikküresi tarafından yakalandıktan sonra Lorentz kuvvetlerince belirlenir. Manyetik kutup bölgelerine "açık" kuvvet çizgileriyle kapalı kuvvet çizgileri sınırında inen maddenin bir bölümü burada kapalı kuvvet çizgileri tarafından tuzaklanabilir. Tuzaklanan madde manyetik aynalar arasında zıplama devinimini sürdürür. Bu arada "açık" kuvvet çizgileri boyunca akan madde sürekli olarak beyaz cücenin ışıkküresine iner. Tuzaklanan madde, bu bölgede coulomb etkileşimiyle, cyclotron ışınımıyla ve "whistler" dalgalarıyla etkileşimi sonucunda tınıs açısı difüzyonuna uğrar. Bu parçacıkların manyetik ayna noktaları artık daha derinlerde, beyaz cücenin ışıkküresi belki de altındadır. Böylece tuzaktan kurtulan ek madde, zaten sürekli akan maddeyle birlikte beyaz cüce yüzeyine iner ve akan madde niceliğindeki artış, ışınımın yeğinliğindeki artışa neden olabilir. Bu konunun nicel araştırması, tınıs açısı difüzyonunun AM Her dizgelerine özgü kaynak ve yitiklerin belirlenmesiyle yapılabilir.

4. Sonuç ve Tartışmalar

AM Her türü sistemlerdeki ışık eğrisini etkileyebilecek etkileri sıralayacak olursak: *i) Bileşen yıldız:* AM Her türü sistemler, bileşenin Roche-lobunu doldurduğu L_1 noktasından baş yıldıza kütle aktardığı yakın çift yıldız sistemlerdir. Kırmızı cücenin beyaz cüceye bakan yüzeyi ısınmış olabilir, böylece bileşenin sıcak yüzeyi, çiftin bir yörünge dönemi boyunca hareketi ile konumu değişeceğinden gözlenen ışık eğrisinde değişikler oluşturabilir. Gänsicke vd. (2001) belirtiği gibi AM Her sisteminde bileşen yıldızın etkileri düşük kütle toplanması sırasında ortaya çıkartılabilir. Aksi durumda ışık eğrisine katkısı ihmal edilebilir. *ii) Beyaz cüce:* Baş yıldız, toplanan maddenin yıldızın üzerine düşmesi sırasında yayınlanan ışınımla bölgesel olarak ısıtılabilir. Gänsicke vd. (1995), IUE ve HST gözlemleri ile sistemin her iki evrede toplanan maddenin beyaz cüce üzerinde ısıttığı bölgeden alınan ışınımın UV dalgaboylarında baskın olduğunu göstermişlerdir. *iii) Sistem geometrisi:* Toplanma kolonunun gözlemciye göre yönelimi üç parametre ile tanımlanabilir: sistemin eğimi *i*, dönme ekseni ile toplanma kolonu boyunca manyetik alan arasında kalan açı ile ölçülen toplanma kolonunun "co-latitude" ve iki yıldızın merkezlerini birleştiren doğrudan manyetik eksenin azimutu, Ψ (Gänsicke vd. 2001). Sistemin eğimi ve "co-latitude" Brainerd ve Lamb (1985) polarizasyon gözlemlerinden $i = 35^0 \pm 5^0$ ve $\beta = 58^0 \pm 5^0$ olarak verirken, Wickramasinghe vd. (1991) tarafından yapılan bir başka polarimetrik çalışma $i \approx 50^0$ ve $\beta \approx 50-60^0$ değerini verir. *iv) Toplanma akıntısı:* Gänsicke vd. (1995) toplanma akıntısından yakın-morötede alınan ışınımın evreye göre çok değişmediğini belirtmişlerdir. *v*) *Cyclotron ışınımı:* ortalama yerel kütle akıntı yoğunluğu $\dot{m}$, (evreye bağlı) cyclotron ışınımının gözlenen ışık eğrisine katkısını belirler.

AM Her türü sistemlerin ışık eğrilerini yorumlamak oldukça güçtür. Gözlenen ışık değişimleri 3 ana gurupta toplayabiliriz. İlk değişim, dönemli olmayan 2 kadirden fazla parlaklık değişimine neden olan sistemin yüksek/düşük kütle toplama evreleridir (Şekil 1). İkinci değişim ise, dönemli olup AM Her için 3.1 saat olan yörünge dönemine

karşılık gelir (Şekil 2-7). Bu dönem içerisindeki değişimin genliği zamanla değişim sergiler. Son olarak, henüz fiziksel nedeni bilinmeyen, bununla birlikte açıklanmaya çalışılan, *flickering* olarak bilinen dönemli olmayan parlaklık değişimleri gelir (Şekil 2b, Şekil 3b). TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde elde edilen gözlemler sonucu sistemin bir yörünge dönemi boyunca yaptığı ışık değişiminin yanısıra 3-10 dk arasında değişen parlaklık değişimleri tespit edilmiştir.

Yazarlar desteklerinden dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi yönetimine ve çalışanlarına; ellerindeki verileri bizlerle paylaşan AAVSO ya teşekkür ederler.

5. Kaynaklar

Brainerd, J. J.; Lamb, D. Q. 1985, cvlm proc, 247
Bonnet-Bidaud, J. M. Somova, T. A.; Somov, N. N. 1991, A&A, 251L, 27
Brainerd, J. J.; Lamb, D. Q. 1985, cvlm.proc. 247
Cropper, M., 1990, SSRv, 54, 195
Ferrario, L.; Tuohy, I. R.; Wickramasinghe, D. T., 1989, ApJ, 341, 327
Gänsicke, B. T.; Beuermann, K.; de Martino, D., 1995, A&A, 303, 127
Gänsicke, B. T.; Fischer, A.; Silvotti, R.; de Martino, D. 2001, A&A, 372, 557
Hameury, J. M. 1986, apa proc, 195
Hameury, J.-M.; King, A. R.; Lasota, J.-P 1986, MNRAS, 218, 695
Heise, J.; Verbunt, F., 1988, A&A, 189, 112
King, A. R., 1989, MNRAS, 241, 365
Middleditch, John; Imamura, James N.; Steiman-Cameron, Thomas Y., 1997, ApJ, 489, 912
Plavec, M.; Kratochvil, P. 1964, BAICz, 15, 165
Szkody, P. and Margon, B., 1980, ApJ, 236, 862
Tuohy, I. R.; Mason, K. O.; Garmire, G. P.; Lamb, F. K., 1981, ApJ, 245, 183
Mukai, K.; Charles, P. A. 1987, MNRAS, 226, 209
Watson, M. G.; King, A. R.; Williams, G. A. 1987, MNRAS, 226, 867
Warner, B. 1995, Cataclysmic Variable Stars, Cambridge University Press
Wickramasinghe, D. T.; Ferrario, L.; Cropper, M.; Bailey, J., 1991, MNRAS, 251, 137

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Z Cam Türü Cüce Novalarda Görülen Duraksamalar ve Özellikleri

Sinan Aliş

İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34452, İstanbul
sinanali@yahoo.com

Eyüboğlu Eğitim Kurumları, İkiz Gözlemevi, 34762, Ümraniye, İstanbul
sinan.alis@eyuboglu.k12.tr

Özet: Bu çalışmada Z Cam türü cüce novalarda görülen duraksamaların disk kararsızlığı modeli çerçevesinde yapılan açıklamaları özetlenmiş ve duraksamalara ait uzun dönemli analizler yapılmıştır. RX And, Z Cam, AT Cnc ve AH Her yıldızlarının uzun dönemli ışık eğrileri incelenmiş ve ortalama duraksama ve patlama parlaklıkları karşılaştırılmıştır. Buna göre 4 sistemde de ortalama duraksama parlaklığının ortalama patlama parlaklığından daha parlak olduğu ortaya çıkmıştır. Bu duraksamaların kuramsal açıklamalarıyla uyumlu bir sonuçtur ve daha önce Honeycutt ve ark. (1998) tarafından da doğrulanmıştır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: cüce novalar – yıldızlar: fotometri – yıldızlar: istatistik

Abstract: In this study, long-term visual light curves of four Z Cam-type dwarf novae were analysed. Standstill properties of RX And, Z Cam, AT Cnc and AH Her are given andn magnitudes of outbursts and standstills are compared. The main result is that standstills of Z Cam-type dwarf novae are brighter than outbursts. This supports theoretical predictions and was confirmed before by Honeycutt et al. (1998).

Key words: stars: variable stars: dwarf novae – stars: photometry – stars: statistics

1. Giriş

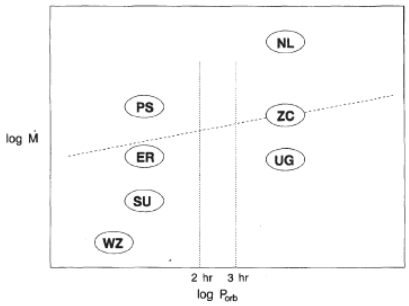
Z Cam türü cüce novalar kataklismik değişenlerin (KD) genelinde olduğu gibi bir beyaz cüce ve G, K veya M tayf tipinden bir anakol yıldızından meydana gelmektedir. Yoldaş yıldızdan beyaz cüceye aktarılan madde bir yığılma diski oluşturmakta ve bu disk sistemde görülen patlamalara sebep olmaktadır. 10 – 30 günlük dönemlerle meydana gelen bu patlamaların dışında en önemli özellikleri ışık eğrilerinde öngörülemeyen aralıklarla ortaya çıkan duraksamalardır.

Z Cam yıldızlarında görülen duraksamalar cüce nova patlamalarının (CNP) özel bir hali olarak düşünülebilinir. Dolayısıyla önce CNP'lerden kısaca bahsetmek yararlı olacaktır. Bugüne kadar CNP'leri açıklamaya çalışan iki model olmuştur: 1) Kütle Aktarım Kararsızlığı Modeli (KAKM) (Bath, 1973) ve 2) Disk Kararsızlığı Modeli (DKM) (Osaki, 1974). İki model de CNP'lerin beyaz cüce üzerine yığılan madde miktarındaki artışla olduğunu kabul eder. Ancak Kütle Aktarım Kararsızlığı Modeli, yoldaş yıldızdan aktarılan madde miktarındaki artışların yığılma oranını arttırdığını söylerken, Disk Kararsızlığı Modeli yoldaş yıldızdan aktarılan madde miktarını sabit kabul ederek diskte meydana gelen kararsızlıkların yığılma oranını arttırdığını söyler.

Osaki (1974) Z Cam yıldızlarını U Gem'lere göre daha az kararsız sistemler olarak tanımlamıştır. Smak (1983), Z Cam yıldızlarının; yörünge dönemi – kütle aktarım oranı diyagramında (Şekil 1) ısısal olarak kararlı olan nova-benzeri değişenlerle ısısal olarak kararsız olan cüce novalar arasında kaldığını belirtmiştir.

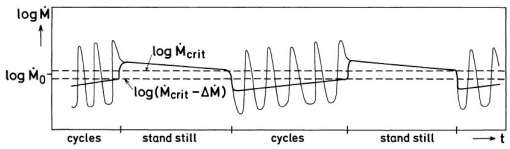
Meyer ve Meyer-Hofmeister (1983), Z Cam yıldızlarının kütle aktarım oranlarının, kritik değerin (sistemleri kararlı ve kararsız olarak ikiye ayıran) hemen altında olduğunu söylediler ve duraksamaların yoldaş yıldızdan aktarılan kütle miktarının kritik değerin üzerine çıktığı durumlarda meydana geldiğini gösterdiler (Şekil 2).

Bildiri tam metni için : Sinan ALİŞ
e-mektup: sinanali@yahoo.com



Şekil 1. KD'lerin yörünge dönemi – kütle aktarım oranı ilişkisi (Osaki, 1996). UG: U Gem türü cüce novalar, SU: SU UMa türü cüce novalar, NL: Nova-benzeri değişenler, ER: ER UMa yıldızları, WZ: WZ Sge yıldızları, PS: Sürekli süperhörgüç gösteren sistemler, ZC: Z Cam türü cüce novalar.

Meyer ve Meyer-Hofmeister (1983)'e göre, yoldaş yıldız üzerindeki irradyasyon etkisi kütle aktarım oranında modelin öngördüğü artışı yapabilir. Buat-Menard, Hameury ve Lasota (2001) ise irradyasyon etkisinin kütle aktarım oranını arttırma zaman ölçeklerinin, duraksamaların gözlenen sürelerinden daha uzun olması nedeniyle buna karşı çıkmışlardır. Bunun yerine modellerine yoldaş yıldızdan gelen madde akımının diske çarparak açığa çıkaracağı enerjiyi ve gel-git kuvvetlerinin diskte yayılmalarını dahil etmişler ve yoldaş yıldızdan aktarılan madde miktarında meydana gelecek %30'luk bir artışla duraksamaları açıklamışlardır.



Şekil 2. Kütle aktarım oranına göre Z Cam türü cüce novaların patlama ve duraksama evresi arasındaki geçişleri (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1983).

2. Veriler ve Yöntem

Bu çalışmada kullanılan veriler; şu anda kataklismik değişenlere ait böyle uzun dönemli gözlem verisi bulunan en önemli ve en eski merkez olan AAVSO'dan alınmıştır. AAVSO'nun uluslararası veritabanında bulunan Z Cam türü cüce novalardan, ışık eğrilerinde duraksamalar açıkça görülen RX And, Z Cam, AT Cnc ve AH Her seçildi. Bu yıldızlara ait kullanılan gözlem sayısı, JD ve miladi takvim cinsinden gözlem aralığı, yaklaşık gözlem süresi bilgileri Tablo 1'de verilmektedir.

Tablo 1'de verilen sayıları toplarsak kullanılan gözlem süresi yaklaşık 143 yıl ve kullanılan gözlem sayısı ise 140.816'dır

Tablo 1. Bu çalışmada incelenen yıldızların gözlem sayısı, gözlem aralığı ve gözlem süresi bilgileri.

	RX AND	Z CAM	AT CNC	AH HER
Gözlem Sayısı	51960	53525	5650	29681
Gözlem Aralığı (JD)	2438295-2452728	2438295-2452275	2442506-2452271	2438297-2452270
Gözlem Aralığı	1963-2003	1963-2001	1975 - 2001	1963 - 2001
Gözlem Süresi (yıl)	39,5	38,3	26,7	38,2

AAVSO'nun uluslararası veritabanından elde edilen uzun dönemli ışık eğrilerinin analizinde, AAVSO tarafından yazılmış TS11 adlı bilgisayar programı kullanılmıştır. Varolan 140.816 noktanın içinde aynı günde alınmış gözlemler de bulunmaktadır. Bazı günlerde 5-10 gözlem noktası varken; bazı günlerde bu sayı 30-40'lara varabilmektedir. Bu farklılığın nedeni bu yıldızları gözlemleyen gözlemcilerin bazı günlerde gözlem yapamamış olmasıdır. Ancak en az gözlem olan günde bile bir yıldıza ait 5 gözlem noktası bulunmaktadır. Verilerdeki bu farklılığı ortadan kaldırmak ve ışık eğrisi üzerinde yapacağımız ölçümleri kolaylaştırmak için günlük ortalamalar alındı. Ortalamaların alınmasında ve bir veri dosyası oluşturulmasında TS11 programı kullanıldı. TS11 (Foster, 1995) programının oluşturduğu ortalama dosyası Microsoft Excel programı ile okutulmuş ve veriler çizdirilmiştir. Daha sonra Excel üzerinde patlamalara ve duraksamalara ait ölçümler yapılmıştır.

3. Bulgular

3.1. Duraksama Özellikleri

RX And, Z Cam, AT Cnc ve AH Her'in incelenen gözlem aralıklarında (Tablo 1) gösterdikleri duraksamaların toplam süreleri ve bu sürelerin toplam gözlem zamanına oranları şöyledir: RX And; toplam gözlem zamanı 14433 gün olup bu süre içinde gösterdiği duraksama etkinliklerinin toplamı ise 2007 gündür. Bu, toplam gözlem zamanının % 14'ünü oluşturmaktadır. Z Cam; toplam gözlem zamanı 13980 gün olup bu süre içinde gösterdiği duraksama etkinliklerinin toplamı ise 4978 gündür. Bu, toplam gözlem zamanının % 36'sını oluşturmaktadır. AT Cnc; toplam gözlem zamanı 9765 gün olup bu süre içinde gösterdiği duraksama etkinliklerinin toplamı ise 2359 gündür. Bu, toplam gözlem zamanının % 24'ünü oluşturmaktadır. AH Her; toplam gözlem zamanı 13973 gün olup bu süre içinde gösterdiği duraksama etkinliklerinin toplamı ise 614 gündür. Bu, toplam gözlem zamanının % 4'ünü oluşturmaktadır.

3.2. Duraksama ve Patlama Parlaklıklarının Karşılaştırılması

3.2.1. RX And

RX And yıldızının incelenen ışık eğrisinde JD 2438295 – 2452728 aralığında 626 patlama saptanmıştır. Aynı dönemde saptanan duraksama sayısı ise 19'dur. Patlamaların ortalama süresi 11 gün, duraksamaların ortalama süresi ise 106 gündür. Bir duraksama yaklaşık olarak 10 patlama süresine karşılık gelmektedir. Patlama ve duraksama parlaklıklarına bakıldığında arada 0,7 kadire yakın bir fark görülmektedir (Tablo 2). Patlamaların ortalama parlaklığı 12,37 kadir iken duraksamalar yaklaşık 0,7 kadir daha parlak ve 11,64 kadirdir.

Tablo 2. RX And'ın duraksama ve patlama parlaklıklarının karşılaştırılması.

	Sayı	Ortalama Süre (Gün)	Ortalama Parlaklık (^{m})	Std. Sapma
Patlamalar	626	11	12,37	0,41
Duraksamalar	19	106	11,64	0,12

3.2.2. Z Cam

Z Cam yıldızının incelenen ışık eğrisinde JD 2438295 – 2452275 aralığında 367 patlama saptanmıştır. Aynı dönemde saptanan duraksama sayısı ise 23'dür. Patlamaların ortalama süresi 16 gün, duraksamaların ortalama süresi ise 216 gündür. Bir duraksama yaklaşık olarak 14 patlama süresine karşılık gelmektedir. Patlama ve duraksama parlaklıklarına bakıldığında arada 0,3 kadirlik bir fark görülmektedir (Tablo 3). Patlamaların ortalama parlaklığı 11,90 kadir iken duraksamalar yaklaşık 0,3 kadir daha parlak ve 11,62 kadirdir.

Tablo 3. Z Cam'ın duraksama ve patlama parlaklıklarının karşılaştırılması.

	Sayı	Ortalama Süre (Gün)	Ortalama Parlaklık (^{m})	Std. Sapma
Patlamalar	367	16	11,90	0,31
Duraksamalar	23	216	11,62	0,06

3.2.3. AT Cnc

AT Cnc yıldızının incelenen ışık eğrisinde JD 2442506 – 2452271 aralığında 227 patlama saptanmıştır. Aynı dönemde saptanan duraksama sayısı ise 11'dir. Patlamaların ortalama süresi 13 gün, duraksamaların ortalama süresi ise 214 gündür. Bir duraksama yaklaşık olarak 16 patlama süresine karşılık gelmektedir. Patlama ve duraksama parlaklıklarına bakıldığında arada 0,2 kadirlik bir fark görülmektedir (Tablo 4). Patlamaların ortalama parlaklığı 13,72 kadir iken duraksamalar yaklaşık 0,2 kadir daha parlak ve 13,51 kadirdir.

Tablo 4. AT Cnc'nin duraksama ve patlama parlaklıklarının karşılaştırılması.

	Sayı	Ortalama Süre (Gün)	Ortalama Parlaklık (^{m})	Std. Sapma
Patlamalar	227	13	13,72	0,31
Duraksamalar	11	214	13,51	0,14

3.2.4. AH Her

AH Her yıldızının incelenen ışık eğrisinde JD 2438297 – 2452270 aralığında 595 patlama saptanmıştır. Aynı dönemde saptanan duraksama sayısı ise 8'dir. Patlamaların ortalama süresi 17 gün, duraksamaların ortalama süresi ise 77 gündür. Bir duraksama yaklaşık olarak 5 patlama süresine karşılık gelmektedir. Patlama ve duraksama parlaklıklarına bakıldığında arada 0,5 kadirlik bir fark görülmektedir (Tablo 5). Patlamaların ortalama parlaklığı 12,71 kadir iken duraksamalar yaklaşık 0,5 kadir daha parlak ve 12,25 kadirdir.

Tablo 5. AH Her'in duraksama ve patlama parlaklıklarının karşılaştırılması.

	Sayı	Ortalama Süre (Gün)	Ortalama Parlaklık (^{m})	Std. Sapma
Patlamalar	595	17	12,71	0,35
Duraksamalar	8	77	12,25	0,15

3.3. Duraksama Öncesi Patlamaların Süreleri

Z Cam yıldızlarında duraksamalar patlama maksimumundan sakin evreye dönülürken ortaya çıkarlar. Temel olarak bir Z Cam türü cüce novanın ne zaman duraksamaya gireceği bilinemez. Ancak son yıllarda bu konuda yapılan çalışmalar, duraksamaların başlayacağının tahmin edilebileceğini gösterdi (Szkody ve Mattei, 1984; Lin, Papaloizou ve Faulkner, 1985; Honeycutt ve ark., 1998). Z Cam türü cüce novaların ışık eğrilerinin incelenmesinden, duraksamaya yaklaşırken patlamaların sürelerinin kısaldığı ve genliklerinin azaldığı saptandı. Dolayısıyla bir Z Cam türü cüce novanın patlamalarının sıklaştığı ve genliklerinin azaldığı belirlenebilirse duraksamanın meydana geleceği öngörülebilir. Warner (1995), duraksama öncesi patlamaların sürelerinin kısalmasını istisna bir durum olarak nitelerken, Honeycutt ve ark. (1998) bu durumun Z Cam yıldızlarında görülen karakteristik bir özellik olduğunu savunmuşlardır. Ancak belirtilmesi gereken bir konu; genellikle kataklismik değişenlerin her bir üyesinin kendine özgü bir karakteri olduğudur. Duraksamaların öncesinde görülen bu özellik her yıldızda görülemeyebileceği gibi bir yıldızın her duraksamasında da

görülemeyebilir. Bununla birlikte, bir çok yıldızın duraksamalarında bu karakterin baskın olduğu görülmüştür.

Bu özelliği ortaya çıkarmak için, duraksamaların öncesindeki 5 patlamanın sürelerini belirleyerek, duraksamaya en uzak patlamadan bir önceki patlamaya doğru olan değişim incelendi. Duraksama öncesindeki patlamaların sürelerinin kısalması; RX And'ın 19 duraksamasından 13'ünde, Z Cam'ın 23 duraksamasından 19'unda, AT Cnc'nin 11 duraksamasından 5'inde ve AH Her'in 8 duraksamasından 2'sinde görülmüştür. Oran olarak belirtirsek; RX And'ın duraksamalarının %68'inde, Z Cam'ın duraksamalarının %83'ünde, AT Cnc'nin duraksamalarının %45'inde ve AH Her'in duraksamalarının %25'inde bu özellik görülmüştür. Honeycutt ve ark. (1998) da Z Cam için saptadıkları 13 duraksamadan 9'unda duraksama öncesindeki patlamaların sürelerinin kısaldığını tespit etmişlerdir. Bu %69'luk bir orana karşılık gelmektedir ve bu çalışmada elde edilen orana yakındır.

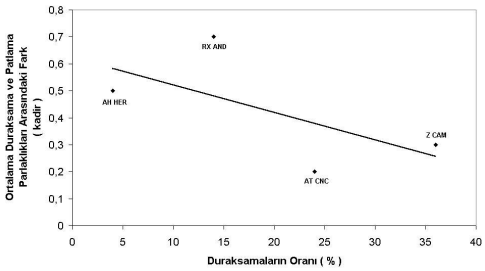
4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada Z Cam türü cüce novalar olan RX And, Z Cam, AT Cnc ve AH Her'in uzun dönemli ışık eğrileri incelenmiştir. Tablo 1'den görülebileceği gibi incelenen veriler oldukça geniş bir zaman dilimini kapsamaktadır. Bir yıldız için ortalama 35 yıllık gözlem kullanılmıştır. Toplam 1815 patlamanın ve 61 duraksamanın incelendiği bu çalışma, Z Cam türü cüce novaların duraksamalarını inceleyen en kapsamlı çalışma olmaktadır.

Honeycutt ve ark. (1998) RX And'ın ortalama duraksama parlaklığını 11,49; Z Cam'ın ortalama duraksama parlaklığını 11,60 ve AH Her'in ortalama duraksama parlaklığını 12,32 kadir bulmuşlardır. Bu çalışmada da yeralan bu üç yıldızın ortalama duraksama parlaklıkları şöyledir: RX And 11,64; Z Cam 11,62 ve AH Her 12,25.
Duraksamaların ve patlamaların ortalama parlaklıkları Bölüm 3.2'de verilmiştir. Bu çalışmada incelenen 4 yıldızın da ortalama duraksama parlaklıkları ortalama patlama parlaklıklarından daha yüksektir. Z Cam yıldızlarının duraksamaları Giriş bölümünde anlatıldığı gibi yoldaş yıldızdan aktarılan madde miktarının, kritik madde aktarım oranının üzerine çıkmasıyla meydana gelmektedir (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1983). Bu diske daha çok maddenin geleceği ve bu maddenin diske çarpmasıyla oluşan parlak lekenin ışınımının artacağı anlamına gelmektedir. Böylece duraksamalarda sistemin neden patlamalara göre daha parlak olduğu anlaşılabilmektedir. Honeycutt ve ark. (1998)'den sonra bu çalışma da bu kuramsal öngörüyü gözlemlerle desteklemektedir.

Yoldaş yıldızdan aktarılan madde miktarı kritik değerin altına düştüğünde sistem normal diyebileceğimiz hale döner ve patlamalar gözlenmeye başlar. Madde aktarım oranı kritik değere yakın olan sistemlerde, meydana gelebilecek hafif bir artışla sistem duraksamaya girecektir (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1983; Lin, Papaloizou ve Faulkner, 1985; Buat-Menard, Hameury ve Lasota, 2001). Bu artışları yaratacak mekanizmalar için çeşitli açıklamalar yapılmaktadır (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1983; Livio ve Pringle, 1994; Osaki, 1996; King ve Cannizzo, 1998; Buat-Menard, Hameury ve Lasota, 2001). Buradan hareketle, duraksama parlaklığının patlama parlaklığına yakın olması, kütle aktarım oranının kritik değere yakın olması olarak yorumlanabilir. Z Cam ve AT Cnc'nin duraksama ve patlama parlaklıkları birbirlerine RX And ve AH Her'e göre oldukça yakın değerlerdedir. Dolayısıyla Z Cam ve AT Cnc'deki yoldaş yıldızlardan aktarılan maddenin miktarında meydana gelecek küçük bir artış bu sistemlerde duraksamayı başlatacaktır. Bir başka deyişle bu sistemlerin duraksamaya girmeleri, RX And ve AH Her'e göre daha kolay olmaktadır. Gerçekten de Z Cam ve AT Cnc'de daha sık duraksama görülmektedir.

Burada RX And hakkında bir şeyler söylemek gerekir: RX And'ın duraksama ve patlama parlaklıkları arasındaki fark büyük olmasına rağmen duraksamaların sık görüldüğü zamanlar bulunmaktadır. Bunun nedeni; RX And'ın yoldaş yıldızından aktarılan madde miktarındaki artışların büyük olması olabilir. Bunu ortaya koyabilmek için kütle aktarım oranının hesaplanması gerekmektedir. Bu da özellikle patlamadan duraksamaya geçişlerde elde edilecek tayflarla mümkün olabilir (Kiplinger, 1980; Wu ve Panek, 1983). Ayrıca, RX And'da kütle aktarım oranını arttıran süreçler ile Z Cam ve AT Cnc'de bu oranı arttıran süreçlerin birbirinden farklı olması da bu durumu yaratabilir.
Z Cam ve AT Cnc'de kütle aktarım oranının kritik değere yakın olduğu düşüncesini duraksama süreleri ile de desteklemek mümkündür. Çünkü kritik değere yakın bir kütle aktarım oranına sahip olan bir sistemin daha uzun süreler duraksamada kalabileceği beklenebilir. Z Cam ve AT Cnc'de görülen duraksamalar, sistemlere ait toplam gözlem sürelerinin sırasıyla %36'sını ve %24'ünü oluşturmaktadır. Bu değerler RX And'da %14 AH Her'de ise %4'tür. Şekil 3'den de görülebileceği gibi, duraksama ve patlama parlaklıkları arasındaki farkın küçük olduğu sistemlerde duraksamaların oranı büyük olmaktadır.



Şekil 3. RX And, Z Cam, AT Cnc ve AH Her'de görülen duraksamaların oranının duraksama ve patlama parlaklıkları arasındaki farka göre değişimi.

Z Cam sistemlerinde duraksamalardan önceki patlamaların sürelerinin kısaldığı ve duraksamaya doğru daha sık patlama görüldüğü saptanmıştır (Szkody ve Mattei, 1984; Lin, Papaloizou ve Faulkner, 1985; Honeycutt ve ark., 1998). Eğer çok düzenli ve güvenilir gözlemler bulunursa, bir Z Cam sisteminin duraksamaya gireceğini tahmin etmek mümkün olabilir. Warner (1995) tarafından bir istisna, Honeycutt ve ark. (1998) tarafından ise karakteristik bir özellik olarak nitelenen patlamaların sürelerinin kısalması bu çalışmada incelenen 4 yıldızda test edildi. Bu özellik sistemlerin her duraksamasından önce görülmemekle beraber büyük çoğunluğunda tespit edilebilmiştir. RX And'ın duraksamalarının %68'inde, Z Cam'ın duraksamalarının %83'ünde, AT Cnc'nin duraksamalarının %45'inde ve AH Her'in duraksamalarının %25'inde duraksama öncesindeki patlamaların sürelerinin kısaldığı tespit edilmiştir.

Teşekkür

Bu çalışmada incelenen yıldızlara ait yeni verilere ulaşmamı sağlayan ve bu çalışmanın sürdüğü sırada kaybettiğimiz Dr. Janet Akyüz Mattei'nin aziz hatırasını rahmetle anıyorum. Ayrıca çalışmam boyunca yorumlarıyla bana yol gösteren hocam Prof.Dr. M. Türker Özkan'a da çok teşekkür ediyorum. Çalışmamı okuyarak bana eleştirilerde bulunan hocam Yard.Doç.Dr. Tansel Ak'a da çok teşekkür ederim.

5. Kaynaklar

BATH, G. T., 1973, Novae-periodicity and disks in dwarf novae, *Nature Physical Science*, 246, 84.

BUAT-MENARD, V., HAMEURY, J-M., LASOTA, J-P., 2001, Z Cam stars: A particular response to a general phenomenon, *A&A*, 369, 925-931.

FOSTER, G., 1995, *The cleanest Fourier spectrum*, AJ, 109, 1889-1902.

HONEYCUTT, R. K. ve ark., 1998, Are Z Camelopardalis-type dwarf novae brighter at standstill?, *PASP*, 110, 676-688.

KING, A. R. ve CANNIZZO, J. K., 1998, Low states in cataclysmic variables, *ApJ*, 499, 348-354.

KIPLINGER, A. L., 1980, Z Camelopardalis at standstill and in eruption, *ApJ*, 236, 839-846.

LIN, D. N. C., PAPALOIZOU, J., FAULKNER, J., 1985, On the evolution of accretion disc flow in cataclysmic variables. III - Outburst properties of constant and uniform-alpha model discs, *MNRAS*, 212, 105-149.

LIVIO, M. ve PRINGLE, J. E., 1994, Star spots and the period gap in cataclysmic variables, *ApJ*, 427, 956-960.

MEYER, F. ve MEYER-HOFMEISTER, E., 1983, A model for the standstill of the Z Camelopardalis variables, *A&A*, 121, 29-34.

OPPENHEIMER, B. D., KENYON, S. J., MATTEI, J. A., 1998, An analysis of AAVSO observations of Z Camelopardalis, *AJ*, 115, 1175-1189.

OSAKI, Y., 1974, An accretion model for the outbursts of U Geminorum stars, *PASJ*, 26, 429-436.

OSAKI, Y., 1996, Dwarf-nova outbursts, *PASP*, 108, 39-60.

SMAK, J., 1983, On the nature of dwarf novae, *ApJ*, 272, 234-237.

SZKODY, P. ve MATTEI, J. A., 1984, Analysis of the AAVSO light curves of 21 dwarf novae, *PASP*, 96, 988-995.

WARNER, B., 1995, *Cataclysmic Variable Stars*, Cambridge University Press, Cambridge.

WU, C-C. Ve PANEK, R. J., 1983, Ultraviolet photometry of dwarf novae in outburst, *ApJ*, 271, 754-765.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

U Gem'in Yığılma Diski Özellikleri

Cem Uluyazı[1], Tolga Güver[1], Türker Özkan[1]
[1] İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi
34119, İstanbul
uluyazi@yahoo.com, tolga@istanbul.edu.tr, ozkant@istanbul.edu.tr

Özet: U Gem'in yığılma diskinin bazı özelliklerinin anlaşılması amacıyla sistemin X-ışın ve uçmorötesinde Chandra, morötesinde IUE uydusu ile elde edilen arşiv verileri analiz edilmiştir. Sistemin x-ışın ve uç morötesi ışık eğrilerinde literatürde de geçen çukurlar görülmüştür. Morötesinde çukurun varlığına işaret eden 1800 Å civarında ortalama akıda düşme tespit edilmiştir. Uç morötesi ve morötesi tayflarındaki bazı çizgilerin de bu çukurlardan etkilendiği anlaşılmıştır. X-Işınlarında gözlenen çizgilerin sakinden patlamaya geçerken Doppler genişleme hızlarının arttığı görülmektedir. Ancak sistemin hem sakin hem patlama döneminde elde edilen bu hızların sınır bölgede beklenen Kepleryen hızlardan daha yavaştır.

Anahtar kelimeler: yığılma,yığılma diskleri – çift yıldızlar: yakın – nova, kataklismik değişenler – yıldızlar: özel (U Geminorum) – morötesi: yıldızlar – x-ışını: yıldızlar

Abstract: We have analyzed the archival data obtained by Chandra in X-rays and in EUV and by IUE in UV in order to study the properties of the accretion disc in U Gem. U Gem's light curves in X-rays and in EUV again show dips similar to the ones observed before. In UV at 1800 Å there is a drop in the mean flux which can be considered as a sign of dip. It has been seen that some of the lines in the EUV and UV spectra have been affected by the presence of dips. The calculated velocities from the Doppler broadening of the X-ray emission lines seem to increase when the system goes into outburst from quiescence. On the other hand these velocities are lower than the Keplerian velocities expected from the boundary layer.

Key words: accretion, accretion disks – binaries: close – novae, cataclysmic variables – stars: individual (U Geminorum) - ultraviolet: stars – X-rays: stars.

1. Giriş

U Gem 118 günde bir yaklaşık 5 kadirlik artışa sebep olan ve 7 – 14 gün süren patlamalar gösteren bir cüce novadır (Szkody ve Mattei 1984). Sistemin yörünge periyodu ve eğimi sırasıyla 4.25 saat (Marsh ve ark. 1990) ve 67^{o}'dir (Long ve Gilliland 1999) bu yörünge eğiminden dolayı yoldaş yıldız yığılma diskinin sadece dış kısımlarını örter. (Berriman ve ark., 1983). Yoldaş yıldızın kütlesi ~0.4 $M_{\odot}$ ve Beyaz cücenin kütlesinin ise 1.1$M_{\odot}$ olduğu tahmin edilmektedir (Long ve Gilliland 1999).

U Gem sürekli bir x-ışın kaynağı olarak HEAO (Mason ve ark. 1978), EINSTEIN(Cordova ve Mason 1984), EXOSAT (Mason ve ark. 1988), ASCA (Szkody ve ark. 1996), CHANDRA (Szkody ve ark. 2002), pek çok x-ışın uydusu ile gözlenmiştir. Sistem patlama evresinde iken yumuşak x-ışınları (birkaç 10 eV) ~100 kat artmaktadır, buna karşın sert x-ışınlarında (2-6 keV) büyük bir değişim görünmemektedir (Cordova ve Mason 1984). Sistem x-ışını, morötesi ve uç morötesi ışık eğrilerinde optik tutulmalardan farklı fazlarda çukur benzeri yapılar göstermektedir (Szkody ve ark. 1996, Szkody ve ark 2002, Mason ve ark. 1988, Naylor ve la Dous, 1997, Long ve ark. 1996).

Bu çalışmada kaynağın Chandra uydusu ile x-ışını ve uçmorötesinde, IUE uydusu ile morötesinde alınan tayfları incelenmiştir. Literatürde x-ışın, uç morötesi ve morötesi ışık eğrilerinde gözlenen çukurların elimizdeki gözlem verilerinde gösterdiği özellikler incelenmiştir. X-Işınlarında gözlenen çizgilerin sakinden patlamaya geçerken Doppler genişleme hızlarının nasıl değiştiği araştırılmıştır.

2. Gözlemler

2.1 X-Işın ve Uç morötesi gözlemleri

Kaynak Chandra uydusu ile ikisi patlama esnasında olmak üzere 3 kez 2000-11-29, 2002-12-26, 2002-12-25 tarihlerinde 31 – 1.2 Å ve 1.2 – 175 Å dalgaboyu aralığında 96.05, 67.0, 47.91 ks poz süreleri ile gözlenmiştir. Bu çalışmada arşivlenmiş bu gözlemler kullanılmıştır. Verilerin indirgenmesi için en son kalibrasyon veri tabani (CALDB 2.27) CIAO 3.1 (http://cxc.harvard.edu/ciao/) ve Sherpa spektrel analiz programları kullanılmıştır.

Bildiri tam metni için : Cem ULUYAZI
e-mail: uluyazi@yahoo.com

2.2 Morötesi Gözlemleri

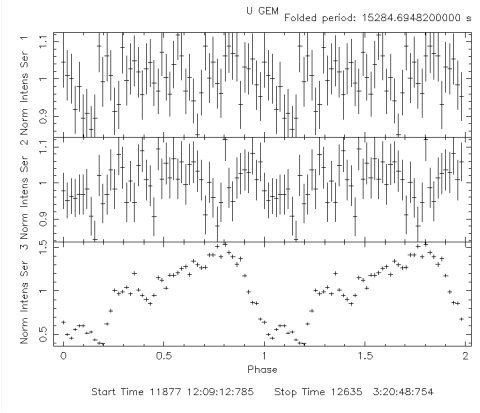
U Gem, IUE uydusu ile 1980 yılından başlayarak 1995 yılına kadar çeşitli defalar gözlendi. Bu çalışmada 3 patlama evresi ile 7 sakin dönemi içeren tüm veri arşivden alınarak kullanılmıştır.

3. Gözlemsel Bulgular

3.1 Zamansal Analiz

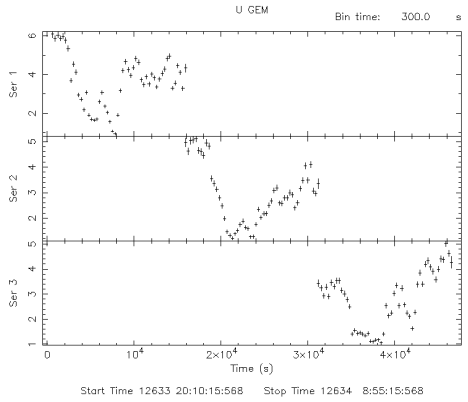
Yörünge evrelerine göre ışık eğrileri oluşturulurken Marsh ve ark.'nın (1990) elde ettiği efemeris kullanılmıştır, 0.0 evresi parlak lekenin yoldaş yıldızca tutulmasının ortasını göstermektedir.

Şekil 1'de X-ışın ışık eğrilerinde (üstteki ve ortadaki) 0.2 ve 0.7 fazlarında çukur benzeri yapılar görülmektedir. EXOSAT ile patlama sırasında elde edilen gözlemlerde (Mason ve ark. 1988) benzer çukurlar 0.7 evresinde ve 0.0-0.3 evreleri arasında gözlenmiştir. Çukurlar ASCA uydusu ile de sakin evrede 0.6-0.8 evreleri arası ve 0.2-0.4 evreleri arasında tespit edilmişlerdir (Szkody ve ark. 1996). Kaynak, 1994 yılında bir patlama sırasında elde edilen EUVE uydusu gözlemlerinde de 0.0 evresi civarında ve Chandra ile elde edilen uç morötesi ışık eğrisinden farklı olarak 0.6-0.8 evreleri arasında da çukur göstermiştir (Long ve ark. 1996). Bu çalışmada elde edilen ışık eğrisinde ise benzer bir çukur 0.5 evresi yakınlarında gözlenmektedir ancak çok daha derin ve geniş bir çukur 0.0-0.3 evreleri arasında görülmektedir (Şekil 1). Ayrıca çukurlar gözlem boyunca farklı yörüngelerde de farklılıklar göstermektedir (Şekil 2). Benzer şekilde, gözlem boyunca morfolojik değişiklikler EXOSAT ve ASCA uydusu ile yapılan gözlemlerde de tespit edilmiştir (Mason ve ark. 1988, Szkody ve ark. 1996).



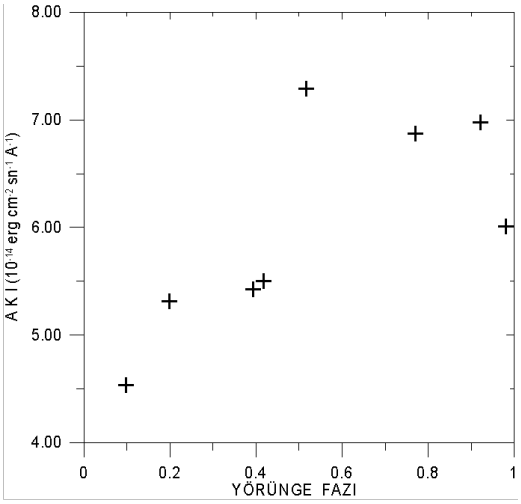
Şekil 3. U Gem yıldızının sakin evrede (en üst), patlamada x-ışın (orta) ve uç morötesi (en alt) Chandra gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri.

X-ışınlarının aksine çukurlar morötesi bölgede sadece patlama sırasında gözlenmiştir (Naylor ve la Dous, 1997).



Şekil 4. Patlama sırasında alınan uç morötesi gözlemi. Çukurların gözlenen şekilleri farklı yörüngelerde değişiklikler göstermektedir.

Bu çalışmada ise, 25 Ocak 1981 tarihinde IUE uydusu ile alınmış bir sakin dönem verisinde 0.097 evresinde, akıda diğer yörünge evrelerindeki akıya göre %27'lik bir azalma belirlenmiştir. Bu akı düşüşünün, aynı yörünge evresinde başka sakin dönem gözlemlerinde olup olmadığını anlamak için gözlem aranmış ancak uygun ölçütlerde gözlem bulunamamıştır.

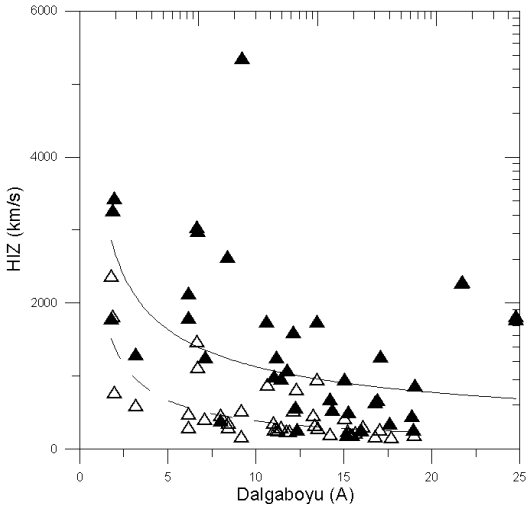


Şekil 3. Şekilde 0.1 evresi yakınlarındaki düşük akı değerli nokta görülmektedir. Ortalama akının bulunmasında 1800 Å etrafında 80 Å'lık bir aralık alınmıştır.

4. Tayfsal Analiz

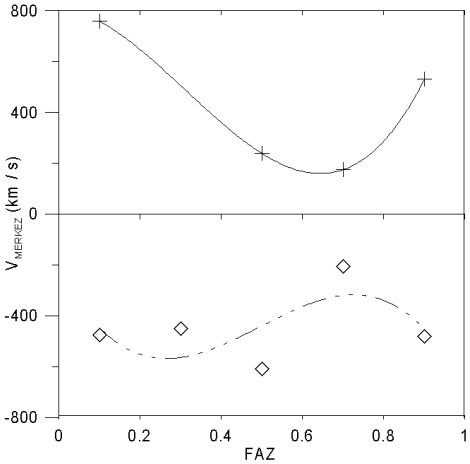
X-ışın tayfsal analizinde ilk göze çarpan olgu gözlenen emisyon çizgilerinin sakin evre ve patlama evresine geçerken Doppler

genişlemesinden itibaren ölçülen hızlarının artmasıdır.



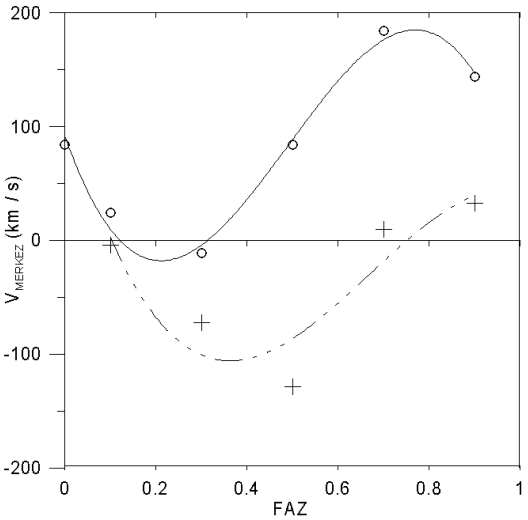
Şekil 4. X-Işınlarında gözlenen çizgilerin sakinden patlamaya geçerken Doppler genişleme hızlarının değişimleri. İçi boş semboller sakin dönemi temsil etmektedir.

Patlama sırasında alınan uç morötesi tayfında, tanısı yapılabilen çizgilerin kırmızıya kayma değerleri incelendi. Bunlar arasında, (beyaz cücenin radyal hızının sıfır olduğu) 0.0 evresinde, yüksek kırmızıya (veya maviye) kayma gösteren Mg VIII (85.598 Å), Ca X (118.18 Å) çizgilerinin radyal hız eğrilerini elde ettik. Söz konusu çizgiler her fazda, makul hata değerleriyle hep aynı yönde hareket göstermektedir. Her iki çizginin radyal hız minimumları 0,75 evresindedir.



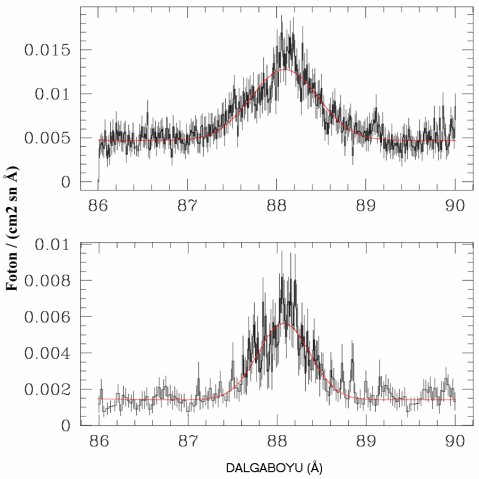
Şekil-5. Ca X (üst) ve Mg VIII (alt) çizgilerinin merkezlerinden ölçülen kırmızıya (veya maviye) kayma hızları.

Ne VIII (88.082 Å) çizgisinin ise radyal hız eğrisi beyaz cüceninki ile benzerlik gösterdiği söylenebilir ancak hatalar göz önüne alındığında bunun yanıltıcı bir ilişki olması da söz konusudur.

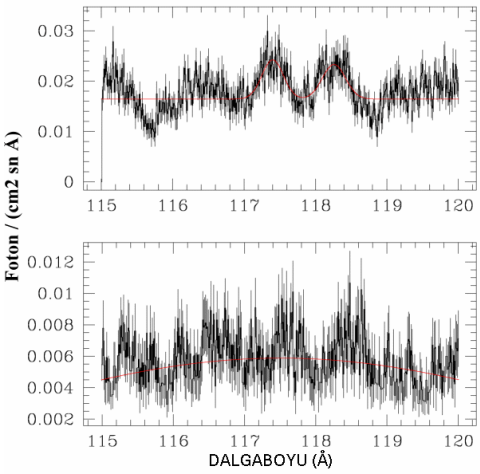


Şekil 6. Ne VIII'in çizgi merkezinden ölçülen kırmızıya kayma hızları artı işaretleri ile gösterilmiştir. Sürekli çizgi ise beyaz cücenin (Wade'in 1981'deki çalışmasından alınan uzay hızı eklenmiş) radyal hız eğrisini (Long ve Gilliland, 1999) göstermektedir.

Önceki bölümde bahsedilen uç morötesi ışık eğrilerindeki çukurun olduğu 0.0-0.3 evresinde, Ne VIII (Şekil 7(a)) ve Ca X Şekil 7(b). çizgileri akı olarak düşme göstermektedir.

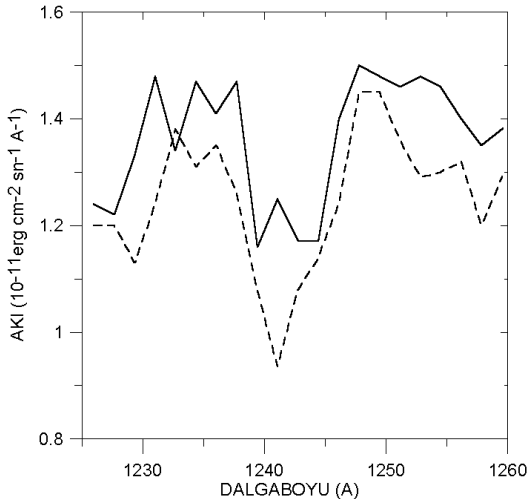


Şekil 7(a). Üstte çukurun olmadığı bir fazda görülen Ne VIII çizgisinin, alttaki bölümde çukurun olduğu 0.0-0.3 evresi arasında değiştiği anlaşılıyor.



Şekil 7(b). Şekilde Ca X çizgisi çukurun olmadığı (üst) ve olduğu (alt) evrelerde karşılaştırılabilir.

Morötesinde ise bazı sistemlerde P Cygni profili vermesi ile bilinen NV (1242,778 Å) çizgisi bir patlama gözleminde incelenmiştir. Bu tayflarda çizginin U Gem'de zayıf emisyonlu bir P Cygni profili gösterdiği söylenebilir. Bu patlama gözleminde, 0.14 fazında olduğu ifade edilen çukur (Naylor ve la Dous, 1997) ile aynı fazda ve çukurun gözlenmediği bir fazda alınan tayflardaki NV çizgileri aşağıda karşılaştırılmıştır (Şekil 8).



Şekil 8. NV çizgisi, çukurun olduğu 0.1 evresinde (kesikli çizgi) ve çukurun olmadığı başka bir evrede (sürekli çizgi) görülüyor.

P Cygni profiline ait soğurma bileşeni, çukurun olduğu fazda daha da derinleşmiştir; buradan söz konusu rüzgar çizgisinin de bu çukurlardan etkilendiği anlaşılmaktadır.

5. Tartışma ve Sonuç:

U Gem sisteminin x-ışınları, uç morötesi ve morötesi dalgaboylarındaki verilerini yığılma diskinin özelliklerini anlayabilmek için analiz ettik. X-ışınlarında çukurların özelliklerine bakıldığında oluştukları evrelerin literatürde daha önce söz edilen evreler ile aynı olduğu, hem sakin hem de patlama döneminde gözlenebildiği görülmektedir.

Uç morötesinde, sistemden gözlem boyunca elde edilen farklı yörüngelere ait ışık eğrilerinde ilk göze çarpan olgu, sistemin 0.0-0.3 evresinde gösterdiği çukurun zamanla değişimidir (Şekil 2). Sadece ilk yörünge periyodunda çukurun yaklaşık tam ortasında akıda bir yükselme görülmektedir. Gözlem ilerledikçe bu yükseliş yok olmaktadır. 0.4-0.5 evresindeki çukurun ise gözlem ilerledikçe derinleştiği ve sistem 3. yörünge periyodundayken en derin halini aldığı görülebilir. X-ışın gözlemlerindeki foton sayısının yetersizliğinden dolayı uç morötesindekine benzer bir analiz bu dalgaboyunda yapılamamıştır. Bir başka ilginç nokta ise EUVE uydusu gözlemlerinde 0.6-0.8 evresinde çukurlar gözlenirken (Long ve ark. 1996) söz konusu yapıların bu çalışmada (kullanılan Chandra EUV verilerinde) 0.4-0.5 evresinde tespit edilmesidir. Bu şekilde bir evre değişikliği daha önce gözlenmemiştir.

Morötesinde sakin dönemde 0.097 evresindeki düşük akı değerindeki noktanın (Şekil 3) parlak lekenin tutulmasından olup olmadığının anlaşılması için görsel tutulma uzunluklarının incelendiği Krzeminski'nin (1965) çalışmasına başvurduk. İncelediğimiz gözlem patlamadan 106 gün sonra yapılmıştır, söz konusu çalışmaya göre patlamadan bu kadar gün geçtikten sonra görsel tutulma, bu gözlemin başlangıcından önce sona ermektedir. Bu nedenle akıdaki düşüş parlak lekenin örtülmesi ile ilgili değildir. Başka IUE gözlemlerinde de aynı evrede benzer bir çukur işareti olup olmadığını da inceledik ancak ya aynı evrede gözlem yoktu ya da kıyaslayabilecek yeterli sayıda veri yoktu. Burada sözü edilen çukur, patlamada 0.14 evresinde yine IUE'ce gözlenen (Naylor ve la Dous, 1997) ile yakın evrelerdedir hatta yine bu çalışmada elde edilen uçmorötesi ışık eğrilerindeki (Φ: 0.0-0.3) çukur ile aynı evrede sayılır. EXOSAT gözlemlerini de (Mason ve ark 1988) bu ortaklığa dahil edebileceğimizden bu çukurlara yol açan yapıların, morötesinden x-ışınlarına kadar uzun bir dalgaboyu aralığında etkin olduğu anlaşılıyor. Bu soğurucu yapıların disk düzleminden oldukça uzakta (Mason ve ark 1988) veya diskin dış kısımlarında olduğu (Long ve ark. 1996) düşünülüyor.

Sistemin hem sakin hem patlama döneminde x-ışın spektrel çizgilerinin genişliklerinden itibaren elde edilen hızlar sınır bölgede beklenen Kepleryen hızlardan daha yavaştır. Bunun yanında sakinden patlamaya geçerken hızlarda yaklaşık üç kat artış görülmektedir (Şekil 4). X-ışını üretilen bölgenin diskin dış kısımlarında olmayacağı varsayımını da kullanarak sakin dönemde alınan x-ışınlarının beyaz cüceye yakın onunla birlikte dönen bir plazmadan geldiği söylenebilir.

Yığılma diskinde kepleryen hareket varsayımı kullanıldığı gibi U Gem için bunun aksinin söz konusu olduğunu gösteren bazı çalışmalar da var. U Gem'in sakin dönemde yapılan görsel gözlemlerinde alınan tayflardaki emisyon çizgilerinin tepeleri arasındaki mesafelerin, yörünge boyunca değiştiği görülmüş. Bir diskte kepleryen yörüngelerde hareket eden madde söz konusu olduğunda bu mesafelerin sabit olması gerekir. Bu durumu diskteki spiral şoklar ile açıklayan bir model de geliştirilmiştir (Neustroev ve Borisov, 1998). U Gem'in yığılma diskinde patlamada da, yine görsel bölgede, spiral şoklar söz konusudur (Groot 2001). Tabii diskin dış kısımları için söz konusu olan spiral şokların diskin iç bölümlerindeki etkileri ayrıca incelenmelidir.

Önceki bölümde belirtildiği gibi uç morötesinde 0.0 evresinde yüksek kırmızıya (ve maviye) kayma gösteren Mg VIII (85.598 Å), Ca X (118.18 Å) çizgileri dikkat çekicidir. Çizgi merkezlerinden itibaren ölçülen hızlar devamlı aynı yönde yüksek hızda hareketi göstermektedir. P Cygni profili göstermeseler de bu çizgilerin diskten uzaklaşan madde olduklarını düşünüyoruz. Benzer bir yorum, yine U Gem'in uç morötesi gözlemlerinde, P Cygni profili göstermeyen başka emisyon çizgileri için, hızlara bakılmaksızın yapılmıştır (Long ve ark. 1996).

Ne VIII çizgisi ise 80 km/sn civarında bir hatası olsa da hem 0.0 evresindeki düşük kayma değerinden dolayı hem de yörünge boyunca beyaz cücenin radyal hızlarına yakın değerlere sahip olmasından dolayı beyaz cüceye yakın bir bölgede oluştuğu düşünülebilir.

Şekil 7(a) ve 7(b)'de Ne VIII ve Ca X çizgilerinin çukurun olduğu evrede ciddi şekilde etkilendiği anlaşılmaktadır. (Çalışmada resim olarak yer vermemiş olsak da Mg VIII çizgisi de çukur olan evrede akı olarak düşme göstermektedir).

Morötesinde incelenen NV çizgisi ise zayıf emisyonlu bir P Cygni profili göstermektedir. Son hızı bu şekilde ölçülmese de çizginin soğurma bileşeninin merkezi 0.0 fazında yaklaşık 400 km/sn'lik bir kayma vermektedir ki bu da uçmorötesinde rüzgar çizgileri olduğunu düşündüğümüz Mg VIII ve Ca X ile bir ortaklık anlamına gelir. Nisan 1995'teki patlama gözleminde 0.14 evresindeki çukurun (Naylor ve la Dous, 1997) olduğu fazda bu rüzgar çizgisi de etkilenmiştir. Tüm bunları göz önünde bulundurursak, hem uç morötesinde hem de morötesinde rüzgar ve disk-beyaz cüce çizgileri bu soğurucu maddenin etkisinde kalmaktadır. Tüm patlamalarda denetlenmemiş olsa da söz konusu yapıların hem sakin dönemde hem patlamada gözlenmeleri, bunların oldukça yerleşik olduğu fikrini uyandırıyor.

6. Kaynaklar

Berriman, G., Beattie, D.H., Gatley, I., Lee, T.J., Mochnacki, S. W., Szkody, P., 1983, MNRAS, 204, 1105

Cordova, F. A., Mason, K. O., 1984, MNRAS, 206, 879

Krzeminski W. 1965, ApJ, 142, 1051

Long, K. S., R. L. Gilliland, 1999, ApJ, 511, 916

Long, K. S., Mauche, C. W., Raymond J. C., Szkody, P., Mattei, J. A., 1996, ApJ, 469, 841

Groot, P.J., 2001, ApJ, 551, 89

Marsh, T. R., Horne, K., Schlegel, E. M., Honeycutt, R. K., Kaitchuck, R. H., 1990, ApJ, 364, 637

Mason, K. O., Lampton, M., Charles, P. Bowyer, S., 1978, ApJ, 226, L129

Mason, K.O., Cordova, F. A., Watson, M. G., King, A. R., 1988, MNRAS, 232, 779

Naylor, T., la Dous, C., 1997, MNRAS, 290, 160

Neustroev, V. V., Borisov, N., V., 1998, A&A, 336L, 73N

Sion, E. M., Cheng, F.H., Szkody, P., Sparks, W., Gaensicke, B., Huang, M., Mattei, J., 1998, ApJ, 496, 449

Szkody, P., Long, K. S., Sion, E. M., Raymond, J. C., 1996, ApJ, 469, 834

Szkody, P., Nishikida, K., Raymond, J. C., Seth, A., Hoard, D. W., Long, K. S., Sion, E. M., 2002, ApJ, 574, 942

Szkody P., J. Mattei, 1984, PASP, 96, 988

Wade, R.A., 1981, ApJ, 246, 215

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

XTE 1908+094 Adlı Kara Delik Adayı Sistemin X-ışını Tayf ve Zamanlama Özellikleri

Ersin Göğüş[1], Mark Finger[2], Chryssa Kouveliotou[2], Peter Woods[2], Sandeep Patel[2]

[1]Sabancı Üniversitesi, MDBF, Orhanlı - Tuzla, 34956, İstanbul
ersing@sabanciuniv.edu

[2]National Space Science & Tech. Center, 320 Sparkman Dr. Huntsville, AL 35805 A.B.D.
Mark.Finger@nsstc.nasa.gov; Chryssa.Kouveliotou@nsstc.nasa.gov; Peter.Woods@nsstc.nasa.gov; Sandeep.Patel@nsstc.nasa.gov

Özet: Kara delik sistemler, evrende varlığı dolaylı yollardan ispatlanmış en yoğun ortamlardır. Samanyolu galaksimizde bilinen tüm kesinleşmiş kara delik veya kara delik adayı objeler ikili yıldız sistemlerinde baş bileşen olarak yer alırlar. İkili sistemlerde zaman zaman meydana gelen madde akış karakteristiklerindeki değişimler sonucu parlama (patlama) evreleri gözlenmektedir. Burada 2002 yılı Şubat ayı içerisinde tarafımızdan keşfedilen XTE J1908+094 adlı yeni kaynağın X-ışını gözlemlerini kullanarak tayf ve zamanlama özelliklerini sunmaktayız. Bulgularımız bu yeni kaynağın kuvvetli bir olasılıkla bir kara delik adayı sistem olduğu yönündedir.

Anahtar kelimeler: kara delik sistemler, kara delik adayı sistemler – yıldızlar: XTE J1908+094

Abstract: Black hole systems are the densest environments in the Universe. Their existence was confirmed indirectly, but conclusıvely. All known confirmed and candidate black hole systems in the Milky Way are found in binary systems. The exhibit outburst episodes as a result of occasional changes in their mass accretion characteristics. Here we present X-ray spectral and timing properties of XTE J1908+094 which was discovered by our group in February 2002. Based on our findings we suggest that this new source is a black hole candidate.

Key words: black hole systems, black hole candidate systems – stars: XTE J1908+094

1. Giriş

Kara delikler, kendilerine yakın bölgelerde kütle çekim kuvvetlerini çok büyük olduğu sistemlerdir. Bu kuvvet, kara deliğin olay ufku adı verilen yakınlarındaki alanlarda öyle büyük bir mertebededir ki ışık bile bu ortamdaki kütle çekim kuvvetine karşı koyamayarak kara deliğin derinliklerde yerini alır. Bu nedenle bu sistemler "kara" olarak adlandırılır, çünkü bir kara delikten doğan hiçbir ışık uzaklardaki gözlemciye ulaşamaz.

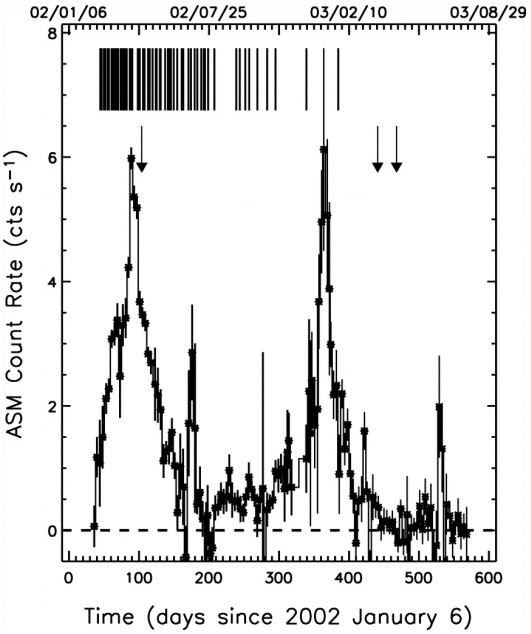
Kara delikler, tıpkı beyaz cüce ve nötron yıldızlarının oluşumuna benzer şekilde, evrimini tamamlamış bir yıldızın çekirdeğinin kütle çekim etkisi ile çökmesi sonucu oluşurlar. Beyaz cüce ve nötron yıldızlarından farklı olarak, kara delikleri oluşturan evrimleşen yıldızın kütlesinin yaklaşık 20 güneş kütlesi veya daha üzerinde olması beklenir.

Bildiri tam metni için: Ersin GÖĞÜŞ
e-mektup: ersing@sabanciuniv.edu

Bir sistemin kara delik olarak tanımlanması için kullanılan en etkin metot, sistemin optik gözlemler ile radyal hız eğrisi oluşturulup, 3. Kepler prensibi kullanılarak ikili sistemdeki baş yıldız için bir kütle fonksiyonu elde edilmesidir. Bu işlem sonucunda incelenen cisim elde edilen kütle güneş kütlesinin üç katı veya daha büyük ise, bu cismin kara delik olması kesindir. Çünkü bu kadar kütle içeren nötron yıldızı bile oluşacak kütle çekimine karşı koyamaz. Şu anda galaksimiz Samanyolu`nda kara delik olması radyal hız metodu ile kesinleşmiş 18 kaynak bulunmaktadır. Bunlar arasında en çok duyulan Kuğu takım yıldızında bulunan Cygnus X1 / HD 226868 ikili sistemidir. Bu kaynaklara ek olarak galaksimizde 22 tane kara delik adayı sistem bulunmaktadır. Bunlar için radyal hız eğrisi yapılamamıştır. Bu nedenle ancak bilinen diğer özellikleri, kesinlikle kara delik olan sistemlerin özellikleri ile karşılaştırılarak sınıflandırma yapmak mümkün olmaktadır.

XTE J1908+094 patlama evresindeki bir geçici X-ışını kaynağı olarak Rossi X-ışını Zamanlama Kaşifi (RXTE) uydusunda bulunan PCA teleskobu

gözlemleri ile 19 Şubat 2002 tarihinde tesadüfen keşfedildi (Woods vd. 2002). Keşfi takiben yapılan optik gözlemler bu sistemin radyal hız eğrisinin, dolayısıyla cismin kütlesinin elde edilmesine fırsat vermedi ancak yoldaş yıldızın K sınıfından daha yaşlı bir ana kol yıldızı olması üzerine ipuçları sundu (Chaty vd. 2002). Şekil 1 bu sistemin yaklaşık bir yıl içerisinde sergilediği patlama evrelerini göstermektedir.



Şekil 1. XTE J1908+094 kaynağının RXTE/ASM gözlemleri ile oluşturulmuş olan ışık eğrisi. Şeklin üst bölümünde bulunan her bir dikey çizgi o zamanda gerçekleştirilmiş olan RXTE/PCA gözlemini temsil etmektedir.

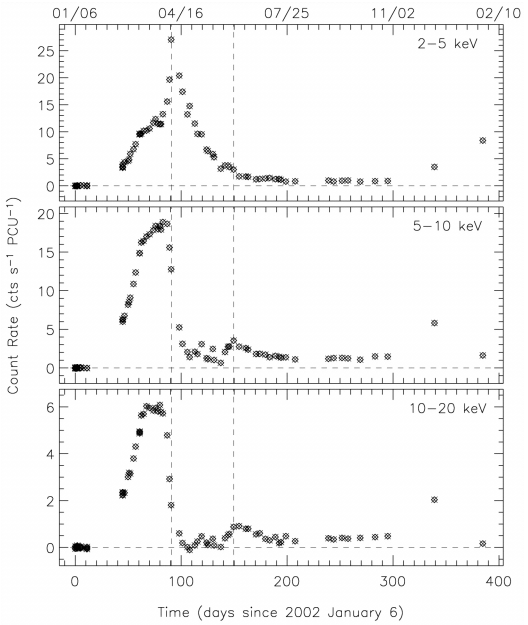
Bu çalışmada kaynağın 2002 yılında sergilediği ilk patlama evresinde gerçekleştirilen RXTE/PCA gözlemlerini kullanarak sistemin X-ışını tayf ve zamanlama özelliklerini incelemekteyiz. 2. Bölüm kısaca PCA enstrümanını ve yapılan X-ışını gözlemlerini özetlemektedir. 3. ve 4. Bölümlerde sırasıyla X-ışını tayf ve zamanlama analizleri sonuçları aktarılmakta, bu sonuçlar ışığındaki yargılarımız 5. ölümde sunulmaktadır.

2. X–ışını verileri

RXTE uydusu üzerinde bulunan PCA cihazı 2–60 keV arası X-ışını fotonlarına duyarlı olan, oldukça geniş foton toplama alanına sahip, iyi denebilecek mertebede tayf çözünürlüğü ve çok hassas zamanlama çözünürlüğü yapabilen bir enstrümandır. XTE J1908+094 kaynağı 19 Şubat 2002 ile 31 Ocak 2003 tarihleri arasında 58 defa gözlenmiştir. Bütün bu gözlemlerin toplan zamanı 110,400 saniyedir.

3. Işık Eğrileri

Şekil 2´de XTE J1908+094 sisteminin 2–5 keV, 5–10 keV ve 10–20 keV enerji aralıklarındaki ışık eğrileri gösterilmektedir. Patlama evresinin başlamasından sonraki 16 günde, az önce bahsedilen her üç enerji aralıklarındaki emisyon miktarları hızla ve birbirlerine benzer oranda artmıştır. Bunu takip eden yaklaşık 27 gün zarfında 2–5 keV ve 5–10 keV bandındaki emisyon daha yavaş mertebelerde artarken 10–20 keV bandı emisyonu artışını durdurmuştur.



Şekil 2. XTE J1908+094 kaynağının RXTE/PCA gözlemleri ile oluşturulmuş olan 2–5 keV, 5–10 keV ve 10–20 keV enerji aralıklarındaki ışık eğrisi.

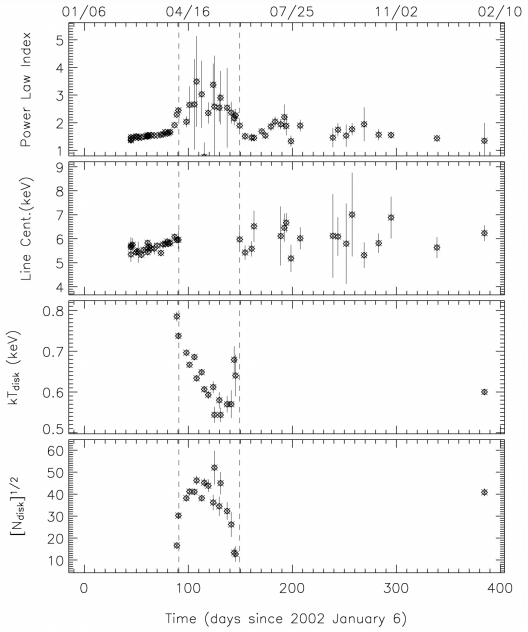
15 Nisan 2002´den başlayarak 2–5 keV bandındaki X-ışını emisyonunda yaklaşık 2.5 gün sürecek olan hızlı bir artış, 5–10 keV ve 10 –20 keV enerji aralıklarında ise ani düşüş gözlenmiştir. Bu sistemde bir durum değişikliğinin olduğunun işaretçisidir. 2–5 keV bandındaki X-ışını artışı yaklaşık 30 günlük süre zarfında azalmıştır.

4. Tayf Analizi

Kara deliklerin X-ışını tayfı genellikle bir kara cisim ışıması (termal bileşen) modeli ile bir kuvvet kanunu (termal olmayan bileşen) modelinin toplamının oluşturduğu fonksiyon ile ifade edilebilir. Bu kombinasyonda kara cisim ışımasının, kara delik çevresinde oluşan madde akış diskinin iç taraflarından kaynaklandığı, kuvvet kanunu ışımasının ise diskten yayılan düşük enerjili X-ışını

fotonlarının, bu bölgeleri çevreleyen taçtaki yüksek enerjili elektron bulutundan geçerken ters Compton saçılması ile oluşabileceği tahmin edilmektedir. XTE J1908+094 kaynağının X-ışını tayfının uygun modellenebilmesi için bahsi geçen iki bileşene ek olarak birde 5–7 keV aralığında geniş bir Gauss eğrisi modeli eklemiz gerekti. Bu durum diğer kara delik kaynaklarında da görülmekte ve demir (Fe) emisyon çizgisi olarak yorumlanmaktadır.

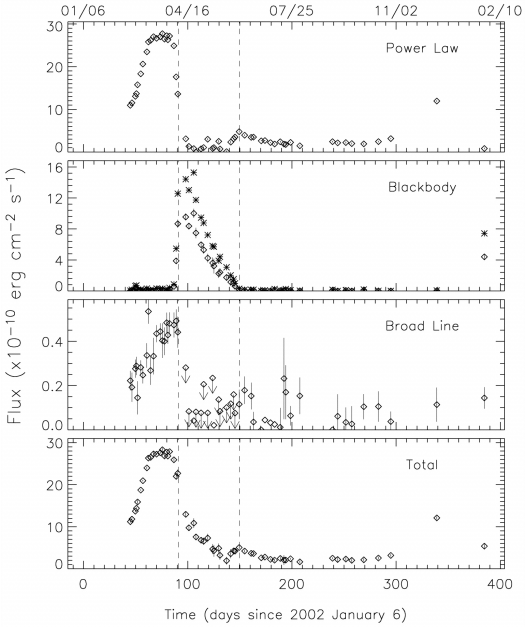
Şekil 3´de gerçekleştirilen X-ışını tayf analizi sonuçları görülmektedir. En üst panelden takip edilebileceği üzere, patlama evresinin başlangıç bölümünde kuvvet kanunu mertebesi 1.5 civarında iken durum değişikliğinin gerçekleştiği evreden itibaren 2.5–4 aralığında ölçülmüştür. Bu arada demir emisyon çizgisi ilk bölümde belirgin olarak 6 keV civarında ölçülürken durum değişikliği sonrasında gözlenemez duruma gelmiştir. Kara cisim ışıması ise başlangıçta gözlenmezken durum değişikliği ertesinde baskın olan bileşen olarak tayfta yerini almıştır.



Şekil 3. RXTE/PCA ile gerçekleştirilen gözlemlerin X-ışını tayf analizi sonuçları.

Kullanılan kara cisim ışımasının genliği sistemi iç disk yarıçapı hakkında ipuçları sunmaktadır. X-ışını tayfında kara cisim ışımasının baskın olduğu evrede, bu modelin genliği yaklaşık olarak 40 civarındadır. Bunun fiziksel anlamı son bölümde aktarılacaktır.

Sekil 4´te XTE 1908+094 sisteminin X-ışını tayfını oluşturan bileşenlerin her biri için akı değişimi gösterilmektedir. Bundan da izleneceği gibi patlama evresinin başlangıcında kuvvet kanunu modeli, durum değişikliği sonrasında bir dönem ise kara cisim ışıması modeli tayfın baskın elemanı olmuştur. Daha sonraki evrelerde kuvvet kanunu modeli baskınlığı tekrar ele geçirmiştir. Patlama evresinin baslarında gözlenen kuvvet kanunu akısı ile demir emisyonu akısının bağımlı değişimi dikkate değerdir.



Şekil 4. XTE J1908+094 sisteminin X-ışını tayfını oluşturan bileşenlerin akı değişimleri.

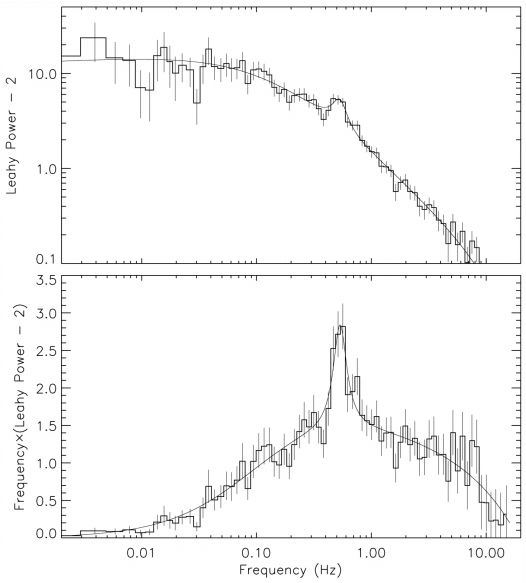
5. Zamanlama Analizi

Kara delik sistemlerde meydana gelen ve karakteristik özellikler taşıyan bazı olaylar, zamanlama analizi ile anlaşılabilir. Genel hatlarıyla zamanlama analizi şu şekilde yapılmaktadır. Öncelikle her X-ışını gözlem penceresi için (bunların her biri yaklaşık olarak 3000 saniye uzunluğundadır) 31.25 saniye zaman aralıklarına ve her birinin uzunluğu 512 saniye olan sahip birer ışık eğrisi oluşturulmuştur. Oluşturulan her bir ışık eğrisinin Fourier dönüşümü gerçekleştirilmiş ve elde edilen Fourier katsayıları kullanılarak Fourier güç spektrumları hesaplanmıştır. Daha sonra her bir gözlem penceresi içindeki tüm Fourier güç spektrumlarının ortalaması hesaplanarak her gözlem için sonuç güç spektrumuna ulaşılmıştır.

Şekil 5'te XTE J1908+094 kaynağının RXTE/PCA X-ışını gözlemlerinden elde edilmiş örnek bir güç spektrumu sergilenmektedir. Burada Fourier zamanlama tekniği açısından vurgulanması gereken birkaç temel noktaya değinmek istiyoruz. Fourier güç spektrumundaki en yüksek frekans, kullanılan

ışık eğrisinin birim zaman aralıklarına ters orantı ile bağlantılıdır ($f_{max} = (2\Delta t)^{-1}$). Ayrıca tamamı ile gelişigüzel Poisson sayma istatistiği uyumlu bir ışık eğrisi kullanılarak elde edilecek bir Fourier güç spektrumunda güç değerinin 2 civarında olması beklenir. Bu nedenle Şekil 5´te hesaplanan her bir güç değerinden 2 çıkarılmıştır.

Şekil 5'in üst panelinde görülen güç spektrumun düşük frekanslarında (<0.1 Hz), beyaz gürültü olarak anılan ve frekans ile değişim göstermeyen yapı gözlenmektedir. Daha yüksek frekanslarda ise (>0.1 Hz) kırmızı gürültü olarak adlandırılan ve frekans ile direk ters orantılı değişim gösteren karakteristik özellik görülmektedir.

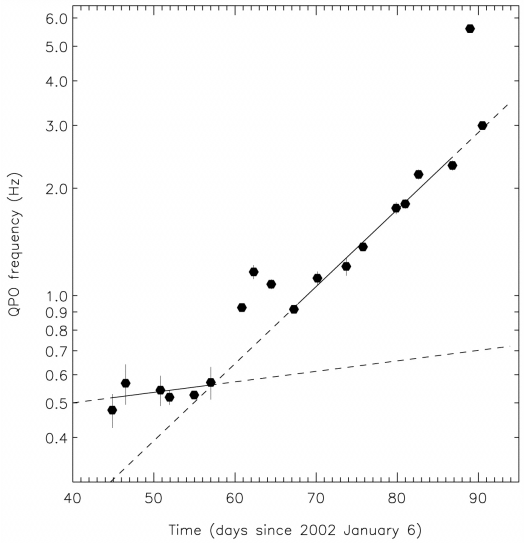


Şekil 5. XTE J1908+094 kaynağının RXTE/PCA X-ışını gözlemlerinden elde edilmiş örnek bir güç spektrumu.

Şekil 5'in alt paneli ise üstteki panelin farklı bir gösteridir ve üst paneldeki her bir güç değeri ile bu güç değerleri ile bağlantılı frekans değerlerinin çarpımı ile elde edilmiştir. Bu tür bir gösterim güç gürültüsü arasında yer alan yarı düzenli salınımların daha kolay algılanabilmesini sağlamaktadır. Nitekim yukarıda görülen güç spektrumunun alt panelinde 0.5 Hz civarındaki yarı düzenli salınımlar çok daha kolayca algılanabilmektedir.

Zamanlama analizi çerçevesinde elde edilen her güç spektrumları en uygun modeller ile tanımlanarak güç spektrumunu oluşturan gürültü ve yarı düzenli salımınların genlikleri elde edilmiştir. Şekil 5'te her iki panelde de görülen eğimli çizgiler, bu güç spektrumuna en uyumlu modeli temsil etmektedir.

XTE J1908+094 sistemi patlama evresinin başlangıcını takip eden yaklaşık 40 gün süresince güç spektrumunda kuvvetli gürültü sergilemiş, bu gürültü yapısı sistem durum değişikliği evresine girince yok olmuştur. Bu tür davranış kara delik bulunduran ikili sistemlerin patlama evrelerinde yaygın olarak görülmektedir.



Şekil 6. XTE J1908+094 sisteminden gözlenen yarı düzenli salınımların frekansının zamana göre değişimi.

Şekil 6'da zamanlama analizi sonucu elde edilen yarı düzenli salınımların tepe frekanslarının zamana göre değişimi sunulmaktadır. Patlamanın başlangıç evrelerinde görülen yarı düzenli salınımların frekansı zamanla yavaş yavaş artan bir eğilim gösterirken 66. günden itibaren daha hızlı bir eğilimle artış gözlemlenmektedir. Bu iki farklı artış eğilimi arasında ise salınım frekansında hızlı bir zıplama ve takip eden bir düşüş görülmektedir.

6. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada yeni bulunmuş bir X-ışını kaynağı olan XTE J1908+094 sisteminin tayf ve zamanlama özellikleri incelenmiştir. Elde ettiğimiz sonuçlara göre XTE J1908+094 sisteminin patlama evresinde, kara delik olması kesinleşmiş veya kara delik adayı sistemlerinin sergilediği bazı tayf ve zamanlama karakteristiklerine benzer özellikler gösterdiğini bulduk. Bulgularımız XTE J1908+094 ikili sisteminin baş yıldız olarak büyük bir ihtimalle bir kara delik içerdiğini çağrıştırmaktadır.

Kara delik adayı bir sistemin kesin olarak kara delik olduğunun söylenebilmesi için optik dalga boylarında yapılacak gözlemlerle ikili sistemin radyal hız eğrisinin oluşturulması ve bunun sonucunda baş yıldız için bir kütle saptamasının

yapılması gerekir. Bu şekilde kütle hesaplaması XTE J1908+094 sistemi için henüz gerçekleştirilmemiştir.

Bu sistemin X-ışını tayf analizinden patlama evresinin belirli bölümlerinde kendini belli eden kara cisim ışıması elde edilmiştir. Eğer bu kara cisim ışımasının baş yıldız etrafında oluşacak madde akış diskinin en iç bölgelerinden (baş yıldıza en yakın bölgelerden) kaynaklandığı varsayılırsa, kara cisim ışıması modelinin genliğinden bir iç disk yarıçapı değeri elde edilebilecek, bu yolla da dolaylı olarak baş yıldız kütle belirlemesi yapılabilecektir.

Bahsi geçen durumu şu şekilde daha ayrıntılı bir şekilde açıklayabiliriz. Dönmeyen bir kara delik için kara delik olay ufkunun yarıçapı (R_G) yaklaşık olarak Schwarzchild yarıçapının ($R_S=3GM/c^2$) üç katına eşittir. Buna göre

$$R_G = 6GM/c^2 \qquad (1)$$

olarak elde edilir. Bu mesafe bir gözlemcinin ışıma bekleyebileceği en içerdeki kararlı bölgenin yarıçapıdır. Bu arada tayf analizi için kullanılan kara cisim ışımasının genliği, ışımanın meydana geldiği bölgenin yarıçapı hakkında bilgi vermektedir. Başka bir değişle

$$(N_{disk})^{½} = (R_{km}/D_{10kpc})\cos^{½}\theta \qquad (2)$$

olarak elde edilir. Burada N_{disk} kara cisim ışımasının genliği, R_{km} kilometre cinsinden disk yarıçapı, D_{10kpc} 10 kpc biriminden sistemin uzaklığı ve ikili sistem düzlem normalinin bakış doğrultusu ile yaptığı açıdır. Tayf analizi bölümünden N_{disk} değerinin yaklaşık olarak 40 olduğunu görmüştük. Eğer bu değer bir kara delik çevresinde bulunan diskin en iç kararlı yörünge yarıçapına karşılık geliyor ise yukarıdaki iki argümanı şu şekilde birleştirebiliriz;

$$R \sim 40\, D_{10kpc}(\cos^{½}\theta)^{-1} = 6GM/c^2 \qquad (3)$$

Bu yaklaşık eşitliği kara delik kütlesi, M için çözersek aşağıdaki yaklaşık kara delik kütlesi kestirimine ulaşabiliriz

$$M / M_{\odot} \sim 4.5\, D_{10kpc}\, (\cos^{½}\theta)^{-1} \qquad (4)$$

Buna göre disk düzlemi açısının değeri ne olursa olsun elde edilen baş yıldız kütlesi ancak bir kara deliğin sahip olacağı kütle mertebesindedir. Bu yaklaşım XTE J1908+094 kaynağının muhtemelen bir kara delik olduğu sunucunu desteklemektedir.

Ersin Göğüş, Türkiye Bilimler Akademisi'ne Genç Bilim İnsanlarını Ödüllendirme Programı (TÜBA-GEBİP) çerçevesindeki desteğinden dolayı teşekkürlerini sunar.

7. Kaynaklar

Chaty, S, Mignami, R.P. ve Israel, G.L. 2002, MNRAS, 337, L23

Woods, P.M., Kouvelıotou, C., Fınger, M., Göğüş, E. vd. 2002, IAUC, 7856, 1

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Klasik Nova XX Tau'nun Zarf Gözlemleri

Hasan H. Esenoğlu[1,2], Şölen Balman[3], A. Talat Saygaç[1], Tansel Ak[1], Murat Parmaksızoğlu[4]

[1]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34119, İstanbul
[2]İstanbul Üniversitesi, Gözlemevi Araştırma ve Uygulama, Merkezi, 34119, İstanbul
esenoglu@istanbul.edu.tr, saygac@istanbul.edu.tr, tanselak@istanbul.edu.tr
[3]Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara
solen@astroa.physics.metu.edu.tr
[4]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
murat@tug.tug.tubitak.gov.tr

Özet: XX Tau'nun patlamasından yaklaşık 67 ve 76 yıl aradan sonra Hα, 6185 ve OIII bandlarında zarf gözlemleri gerçekleştirildi. Novanın Hα zarfı başka bandlarda karşılaştırıldı: Hα dışındaki görüntülerde nova ve zarfı gözükmüyor. Bu çalışmada, XX Tau'nun patlamasından sonraki uzun bir aradan sonra TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) iyi görüş kalitesi şartlarında zarf gelişimi incelendi: en yeni zarf çapı ve genişleme oranı araştırıldı.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: novalar, kataklismik değişenler: XX Tau – yıldızlar: uzaklıklar – yıldızlar: Nova Taurus 1927

Abstract: We reobserved the shell of XX Tau (Nova Taurus 1927) nearly after 67 and 76 years of its outburst. Despite a diameter of 1.60±0.08 arcsec of the intrinsic point source of XX Tau that no seems in bands which are in outside Hα, a narrow-band Hα image showed that the diameter of the nova shell in 2003 is 6.31±0.31 arcsec. We no found precisely shell of the nova in Hα in 1995. After this absent shell of the nova in 1995 we reobserved with different bands of Hα and OIII in 2003. In this short work we try to calculate a new nebular diameter and expansion rate under good seeing conditions of TÜBİTAK National Observatory (TUG).

Key words: stars: novae, cataclysmic variables stars: XX Tau – stars: distances – stars: Nova Taurus 1927

1. Giriş

Hızlı nova XX Tau (Nova Taurus 1927; α=05:19:24.43, δ=+16:43:0.7; galaktik koordinatları b=–11.65, ℓ =187.10; Downes ve ark. 1997) literatürde doğrudan üzerinde çok az çalışılmış olarak karşımıza çıkmaktadır.

Harvard fotoğraflarından fotoğrafik ışık eğrisinde nova maksimum parlaklığa 1 Ekim 1927 tarihinde ve m=6.0 kadirde ulaşıyor (Downes ve ark. 1997 fotoğrafik parlaklığı 5.9 olarak veriyor), Cannon (1928)'dan alıntı ile sönükleşme hızı t_2=24 gün (bu değerle XX Tau Fe II novalar grubuna ait olmalı; Della Valle ve Livio 1998, Downes ve Duerbeck 2000), t_3=43 gün ve patlamasından sonraki 15. gününde 1.4 kadir sönükleşerek parlaklığı m_{15}=7.4 kadir olarak belirlenmiştir. Duerbeck (1987) ve Vogt (1990), patlama anındaki maksimum parlaklıktan itibaren 3^m sönükleşme hızını yukarıdaki değerden 1 gün farkla t_3=42 gün olarak vermişlerdir. Cohen (1985), 1984 yılındaki Hα doğrudan gözlemlerinden yararlanarak nova zarfının yarıçapını $2.3''^{+0.7}_{-0.3}$ olarak ölçmüş. Cohen'in bu çalışmasında V_{exp} ile gösterilen genişleme hızını belirsiz olarak 650? km/s ve patlama sırasında görsel mutlak parlaklığını M_v(max)= –8.05 ve genişleme oranını da 0.039″/yıl hesaplamıştır. XX Tau'nun daha az güvenilir olan başka yöntemle hesaplanan maksimumdaki mutlak parlaklığını örneğin Warner (1986) M_v(max)= –7.4 olarak verir ki gerçekte novanın zarfı daha fazla ışıma güçlü olmalıdır. Cohen (1985)'in bulduğu güvenilir sonuç, novanın uzaklığını 3.5 kpc olarak verir. Uzaklık hesaplamasında kullanılan A_v=1.26±0.57 değeri Hakkila ve ark. (1997)'nın galaktik sönümleme modelinden alınmıştır. Cohen (1985) de yıldızlararası soğurmayı $A_v=1.3^{+0.2}_{-0.7}$ şeklinde yukarıdaki değer ile aynı olarak vermiştir. Della Valle ve Livio (1998), Samanyolu'nun disk, kalın disk ve şişkin bölgesinde (bulge) yer alan novaların tayfsal farklılıklarını inceledikleri çalışmalarında, XX Tau'nun Samanyolu'ndaki yeri için Cohen (1985)'in bulduğu uzaklığı kullanmış olmalı ki; gökada düzleminden olan dik uzaklığını

Bildiri tam metni için : Hasan H. ESENOĞLU
e-mektup: esenoglu@istanbul.edu.tr

z=720pc vermişlerdir. Iben ve Tutukov (1996) da, Szkody ve Howell (1992)'den alıntı yaparak z~1000pc değerini vermiştir. Bu her iki değerle Della Valle ve ark. (1992)'nın çalışmasında önerdikleri "şişkin bölge–bulge novaları" grubuna XX Tau'yı dahil edebiliriz. Gill ve O'Brien (1998)'ın 1995 tarihindeki Hα/[NII] gözlemlerinden güney küreye ait 20 adet novanın artıkları üzerinde çalışmışlardır. Bu çalışmada yazarlar, XX Tau'nun görüşü 1.6″ olmasına rağmen genişlemiş bir zarfını tespit edemediklerinden zarf boyutunu da ölçememişlerdir. Esenoglu ve ark. (2000), novaların literatürde bulunmuş zarf parametreleri üzerine bilinen ilişkileri yeniden gözden geçirmişlerdir. Buna göre, XX Tau $\log(t_3)$ – $\log(V_{exp})$ grafiğinde uyumlu fakat V_{exp} – $M_v(max)$ grafiğinde ise sınırda yer almıştır (bakınız Şekil 1a ve b). Downes ve Duerbeck (2000) aralarında XX Tau'nun bulunmadığı 30 yeni novanın zarfını araştırmak için hem yerden hem uydudan Hα ve [OIII] görüntülerini almışlardır. Onlar bu çalışmasında XX Tau'nun literatürden alıntılarına yer vermişler, yukarıda sıralanan parametre değerleri yanında yenileri şöyle sıralanmaktadır: novanın patlama sırasında fotoğrafik ve görsel mutlak parlaklığı sırasıyla $M_{pg}(max)=-8.4\pm0.75$, $M_v(max)=-8.6\pm0.75$, patlamanın 15. gününde fotoğrafik ve görsel mutlak parlaklığı sırasıyla $M_{pg,15}=-6.0$, $M_{v,15}=-7.0$ [Cohen (1985) ise $M_{v,15}=-6.75$ olarak vermiştir] ve nihayet; 12.6 kadir genlikli parlaklık değişimine uğratan patlamasından sonraki eski sakin durumuna ulaştığı minimum görsel parlaklığı $m_v=18.58$ (fotoğrafik parlaklığı $m_{pg,}=18.5$; Downes ve ark. 1997) ve mutlak parlaklığı da $M_v=4^m.60$ dir. Aynı yazarlar, Warner (1987)'ın eğim açısı etkisini de içeren formülün kullanımıyla; XX Tau'nun düzeltilmiş minimumdaki görsel mutlak parlaklığını $M_v=4.95$ olarak vermişlerdir. Ayrıca, aynı çalışmada, maksimum parlaklık–iniş oranı ilişkisindeki XX Tau'nun yerine bakıp grafik ile uygunluk göstermemesinden "novanın ışıma gücünün ve iniş oranlarının hatalı olabileceği" yorumu da yapılmıştır. Szkody (1994)'nin 1988.6 yılına ait gözlemlerinden, XX Tau'nun V bandındaki parlaklığını belirsiz olarak $m_v=19.8$ vermiştir ki bu değer novanın yukarıda minimum için verilen $m_v=18.58$ değerinden daha sönüktür. Cohen (1985), 1984 yılına ait daha eski gözlemlerinden r ve Hα bandlarındaki parlaklıklarını da hesaplayarak sırasıyla 19.45 ve 18.94 kadir olarak rapor etmiştir.

Bu kısa çalışmada, XX Tau'nun farklı üç bandta eski ve yeni doğrudan gözlemlerini kullanarak zarfının gelişimine bakıldı.

2. Gözlemler

XX Tau'nun ilk doğrudan gözlem görüntülerini 30 Ocak 1995 tarihinde (ilk patlamasından 67.3 yıl sonra) 1.82 metrelik teleskopla Asiago Gözlemevi'nde aldık. Gözlemlerde f/9 Cassegrain odak düzleminde bulunan ve ölçek çarpanı 0.3375 ″/piksel olan Tektronix TK512M CCD'yi kullandık. Poz süresi hem 6185 Å bandı için ve hem Hα filtresi için 3600 saniyedir. 76.1 yıl aradan sonra ikinci gözlemlerimizi 1–2 Kasım 2003 tarihinde TUG 1.5 metrelik RTT150 teleskopuyla aldık. Bu gözlemlerde ise f/7.7 Cassegrain odak düzleminde yer alan ve ölçek çarpanı da ilkinden daha duyarlıklı 0.26 ″/piksel olan Loral LICK3 CCD'yi kullandık. Poz süreleri her iki bandta (Hα ve OIII) 180 saniyedir. Gözlemler Tablo 1'de veriliyor ve iki örnek görüntü de Şekil 2a ve b'de gösteriliyor. Düz alan ve bias görüntüleri de alındı, fakat bunlar, XX Tau'nun uzaysal genişlemiş yapısını daha iyi belirlemek için, nova görüntülerinden çıkartılmadı.

3. Analiz ve Bulgular

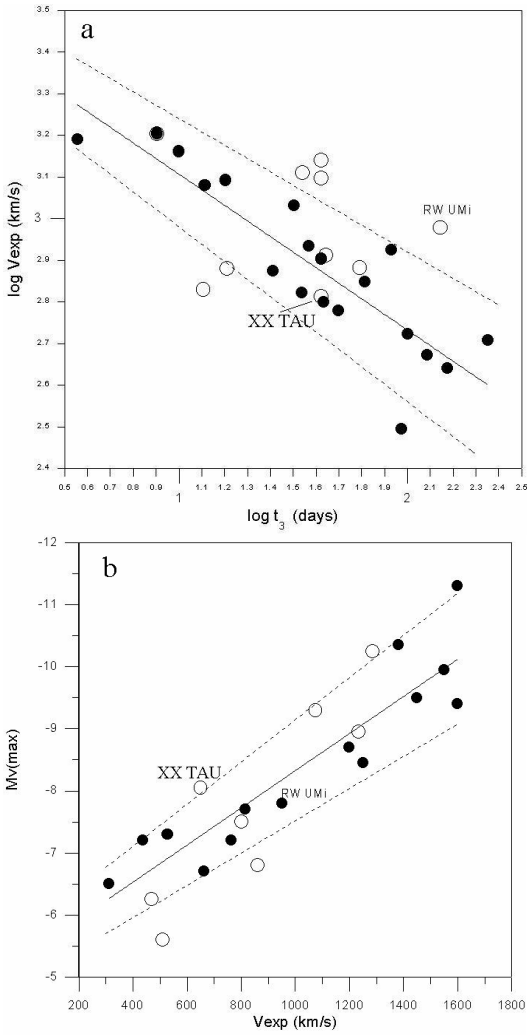
Genişlemiş Hα zarfını belirlemek için nokta saçılma fonksiyonu (yaygın olarak kullanılan İngilizce isimlerinin kısaltılmışı ile "PSF") ile hedef yıldız nova ile birlikte görüntüye giren çok sayıdaki alan yıldızları için FWHM değerleri IRAF programında elde edildi. Poz süreleri kısa olan görüntüler üst üste toplandı ve her toplanan yeni görüntü de benzer şekilde nova ve komşu yıldızların FWHM değerleri belirlendi. Tek görüntü ve toplananlarla birlikte toplam 43 görüntü üzerinde işlem yapıldı. Bunun komutları aşağıda kısa olarak verildi, ayrıca daha ayrıntılı bilgi için Esenoglu ve ark. (2000)'e bakılabilir.

```
>imcombine goruntu1,goruntu2 yenigoruntu
>display yenigoruntu
>imexamine ve ","
```

arasındaki ilişki (Esenoglu ve ark. 2000). XX Tau belirsiz genişleme hızına rağmen eğri ile uyumlu gözüküyor. (b) Novaların genişleme hızları ile maksimum mutlak parlaklıkları arasındaki ilişki. Nova eğrinin sınırında görülüyor.

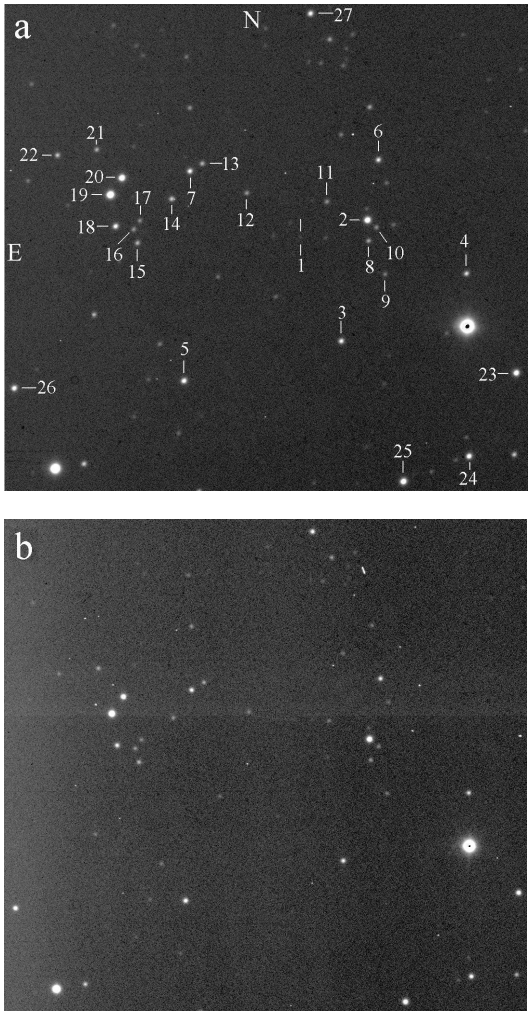
Daha sonra bulunan değerler Asiago ve TUG verilerin alınışında kullanılan CCD dedektörlerin ölçek çarpanları (sırasıyla 0.3375 ve 0.26 ″/piksel) ile çarpılarak istenilen görüş değerlerine dönüştürüldü. Novanın farklı bandlardaki zarfının olup olmadığı ve ölçümleri de nihayet

$$D = \sqrt{D_o^2 - PSF^2}$$



Şekil 1. (a) Novaların genişleme ve iniş hızları

formülü ile hesaplandı. Bu yolla 41 görüntüden elde edilen sonuçlar Şekil 3'de verildi. Şekil 3a'da 26 görüntünün Hα bandındaki görüş değerleri verilmiştir. İçi dolu alanlar nova+zarfına ait, içi boş yuvarlaklar ise komşu yıldızlara aittir. Her üç şekilde siyah olanlar TUG ve kırmızı olanlar da Asiago verisidir. Kırmızı olanlara karşılık gelen 1800, 180 ve 1800+180 rakamları saniye olarak poz sürelerini göstermektedir. Siyah olanların tümü 180s poz süre ile alınmışlardır. Asiago görüntülerinde kırmızı renkli içi boş yuvarlak ile gösterilenler komşu yıldızların sayısı 10, 11 ve 12 kadar olup dağılımı bar olarak da belirtildi. Her üç şekilde içi dolu olanlar üzerinde yer alan 1800+180'nin anlamı iki görüntünün toplamı; 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8, 9 ve 10 rakamlarının anlamları da benzer şekilde rakamların adetince görüntülerin toplamı anlamındadır.



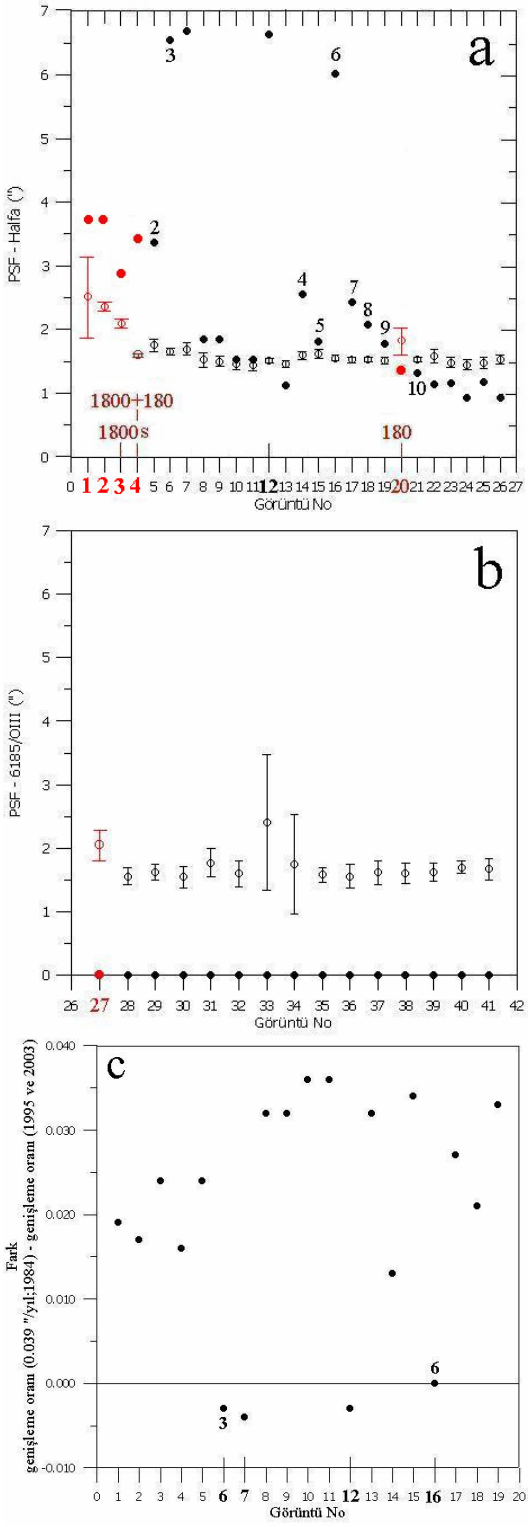
Şekil 2. XX Tau'nun doğrudan görüntü örnekleri; (a) 2003 yılında Hα ve 180s poz ile (b) OIII ve 180s poz ile alanın görüntüler. Görüntüde 1 numara ile XX Tau işaretlenmiştir, diğerleri ise aynı görüntüye giren novanın etrafındaki komşu yıldızlardır.

Rakam olmayan diğerleri ise sadece bir görüntü üzerinde işlemin yapıldığını gösterir. Şekil 3b'de benzer şekildedir ve 6185 ve OIII bandlarında alınmış 15 görüntü verisinin sonuçlarını göstermektedir. Burada siyah renkteki içi boş yuvarlak TUG verilerindeki komşu yıldızların sayısı 26'ya yükselmiştir ve dağılımı da yine bar olarak gösterilmiştir. Şekil 3c ise 1984 yılındaki genişleme oranı ile 1995 ve 2003 yıllarındaki genişleme oranları arasındaki farklar gösterilmiştir. Şekil 3a'da, komşu yıldızların görüş değerleri çok yaklaşık 1.5″ gibi sabit bir değerde bulunurken novanın görüş değerleri ise özellikle bazı görüntülerde olağan üstü büyüdüğü görülmektedir; bu bize novanın hidrojen içerikli zarfı olduğunu ve

zaman içerisinde bu zarfın genişlediğini gösterir. Şekil 3b, komşu yılkdızların görüş değerleri Şekil 3a'dakine benzer şekilde yine çok yaklaşık 1.5″ gibi sabit bir değerde bulunurken novanın görüş değerleri ise istisnasız her bir görüntüde sıfır değerdedir, yani nova görüntülerde gözlemlenememiştir. Bunun da anlamı, hidrojen dışında nova çok sönüktür, bu aynı zamanda novanın hidrojen içerikli zarfının var olduğunu da destekler. Şekil 3c'de, 41 görüntü üzerinden bulunan görüş değerlerinden belirlenen nova zarfının genişleme hızları, 1984 yılında bulunan ile karşılaştırılmıştır. Buna göre, sıfır eksenine en yakın değerler sırasıyla 16, 12, 6 ve 7 numaralı görüntülerden bulunanlar olup güvenilir anlamı taşır ve en yeni nova zarfı ölçümünü verir. Şekil 3c'de gösterilen 16, 12, 6 ve 7 numaralı görüntülerden bulunan en güvenilir ölçümler Tablo 2'de verildi.

Tablo 1. XX Tau'nun gözlemleri

JD (Başlangıç)	Poz (saniye)	Filtre (Å)	Band genişliği (Å)
244 9748.385	180	Hα	45
.401	1800	Hα	45
.433	633	6185	50
245 2945.468	180	Hα	80
.473	180	Hα	80
.476	180	Hα	80
.479	180	Hα	80
.482	180	Hα	80
.485	180	Hα	80
.488	180	Hα	80
.491	180	Hα	80
.494	180	Hα	80
.497	180	Hα	80
.506	180	OIII	50
.509	180	OIII	50
.512	180	OIII	50
.515	180	OIII	50
.518	180	OIII	50
.521	180	OIII	50
.524	180	OIII	50
.527	180	OIII	50
.530	180	OIII	50
.533	180	OIII	50



Şekil 3. XX Tau'nun doğrudan görüntülerinden elde edilen görüş değerleri dağılımı; (a) Hα'da, (b) 6185 Å ve OIII bandlarında ve (c) genişleme oranları arasındaki farkı göstermektedir.

Tablo 2. XX Tau'nun en iyi sonuçlar verdiği dört görüntüden bulunan görüş değerleri. 16 numaralı görüntü 6 ve 6. görüntü de 3 görüntünün toplamını ifade eder. 1 numara ile gösterilen Hα'da nova+zarfına ait görüş değeridir. 2–27 arası ise komşu yıldızların görüş değerleridir.

No	2003 yılı Hα Görüntülerinde Görüş Değerleri (″)			
	16. Görüntü (Σ6)	12. Görüntü	6. Görüntü (Σ3)	7. Görüntü
1 (D_o)	6.07	6.63	6.54	6.69
2	1.55	1.53	1.66	1.70
3	1.54	1.52	1.64	1.67
4	1.45	1.49	1.65	1.58
5	1.57	1.54	1.70	1.71
6	1.53	1.51	1.62	1.79
7	1.54	1.52	1.66	1.70
8	1.49	1.44	1.65	1.64
9	1.52	1.52	1.60	1.48
10	1.56	1.45	1.61	1.93
11	1.57	1.46	1.74	1.71
12	1.55	1.54	1.58	1.52
13	1.59	1.50	1.65	1.67
14	1.58	1.52	1.66	1.67
15	1.52	1.44	1.67	1.58
16	1.52	1.57	1.67	1.80
17	1.53	1.59	1.65	1.56
18	1.56	1.48	1.73	1.72
19	1.54	1.52	1.65	1.70
20	1.58	1.53	1.77	1.90
21	1.61	1.44	1.67	1.74
22	1.57	1.56	1.54	1.60
23	1.53	1.51	1.62	1.68
24	1.51	1.48	1.53	1.65
25	1.55	1.44	1.63	1.65
26	1.61	1.56	1.69	1.74
27	1.56	1.55	1.75	1.73
Ort.(PSF)	1.55±0.04	1.51±0.04	1.65±0.06	1.69±0.10
Çap (D)	5.87 ± 0.01	$6.46^{-0.01}_{+0.00}$	$6.33^{-0.02}_{+0.01}$	$6.47^{-0.02}_{+0.03}$

4. Sonuçlar

XX Tau'nun zarfı, 1995 yılında Asiago Gözlemevi'nden alınmış bulunan doğrudan gözlemlerle çözümlenemezken, 2003 yılı TUG verilerinde zarf ortaya çıkartılabilmiştir. Cohen (1985)'in 1984 verileri ile 2003 TUG verilerinden bulunan sonuçlar karşılaştırmalı olarak Tablo 3'de verildi. Tablo 3'deki nova zarfının çapı 4 görüntü verisinden bulunanların ortalamasıdır. Bu ortalama değer kullanılarak genişleme oranı, uzaklık ve mutlak parlaklık değerleri hesaplandı. Yeni zarf gözlemlerinden bulunan M_V(max) değeri, 1984 yılındakine göre küçük çıkmıştır; bu durum, Şekil 1b'de görülen XX Tau'nun sınırdaki değerini aşağıya çekerek diğer novalar içerisindeki yerini düzeltmiştir. 2003 TUG gözlem sonuçları, XX Tau'nun "en yeni zarf boyutu" için güvenilir ölçümler verdiği düzeydedir.

Tablo 3. XX Tau'nun en yeni zarf bulguları.

	1984 (Cohen 1985)	**2003** (Bu çalışma)
Nebular çap (″)	4.6	6.31±0.31
Genişleme oranı (″/yıl)	0.039	0.042±0.002
Novanın uzaklığı (kpc)	3.5	2.9 ±0.1
M_V(max)	$-8^m.05$	$-7^m.59 \pm 0.10$

Teşekkür

T.Özkan'a Jülyen gün hesabındaki programı için ve M.Sırma'ya veri analizinde yardımı için teşekkür ederiz. HHE gözlemlerin bir kısmının yapıldığı Padova ve Asiago Gözlemevlerine konuk ettikleri için çok teşekkür eder. Bu çalışmanın destek aldığı kurumlar: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, İstanbul Üniv. Fen Fakültesi ve İstanbul Üniv. Rektörlüğü Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliği. Proje No: BYP-239/0604082003.

5. Kaynaklar

Cannon, A.J., 1928, Harvard Bull., No.856, 12
Cohen, J.G., 1985, ApJ, 292, 90
Della Vella, M., Bianchini, A., Livio, M., ve Orio, M., 1992, A&A, 266, 232
Della Vella, M. ve Livio, M., 1998, ApJ, 506, 818
Downes, R., Webbink, R.F., Shara, M.M, 1997, PASP, 109, 134
Downes, R.A., Duerbeck, H.W., 2000, AJ, 120, 2007
Duerbeck, H.W., 1981, PASP, 175, 165
Duerbeck, H.W., 1987, "A Reference Catalogue and Atlas of Galactic Novae" Space Sci. Rev. 45, 1-2
Esenoglu, H.H., Saygac, A.T., Bianchini, A., Retter, A., Özkan, M.T., Altan, M., 2000, A&A, 364, 191
Gill, C.D., O'Brien, J.O., 1998, MNRAS, 300, 221
Hakkila, J., Myers, J.M., Stidham, B.J., Hartmann, D.H., 1997, AJ, 114, No.5, 2043
Iben, I., Tutukov, A.V., 1996, ApJS, 105, 145
Szkody, P. 1994, AJ, 108, 639
Szkody, P., Howell, S.B., 1992, ApJS, 78, 537
Vogt, N., 1990, ApJ, 356, 609
Warner, B., 1986, MNRAS, 222, 11
Warner, B., 1987, MNRAS, 227, 83

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

ROTSE IIId Teleskobu

E. Göğüş[1], T. Güver[2], Ü. Kızıloğlu[3],
ROTSE III İşbirliği Grubu Adına
[1]Sabancı Üniversitesi, MDBF, 34956, İstanbul
ersing@sabanciuniv.edu,

[2]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul
tolga@istanbul.edu.tr,

[3]Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara
umk@astroa.phtsics.edu.tr

Özet: ROTSE III (Robotik Optik Geçici Kaynakları Arama Deneyi) küçük ama çok çabuk hareket kabiliyetine sahip, dünyanın dört farklı noktasında kurulu optik teleskoplardan oluşan global bir ağdır. Projenin temel amacı Gama Işını Patlaması (GIP) alarmı ile otomatik olarak harekete geçip, patlama ile bağlantılı optik değişeni tespit ve takip etmektir. Projenin Türkiye ayağını oluşturan ROTSE-IIId teleskobu GIP gözlemleri gerçekleştirilmediği zamanlarının %70'inde bütün uzayı tarayarak GIP olayları bağlantılı gözlemler yapacak. Kalan %30'luk gözlem zamanında ise Türk astronomlarının kullanımına açık olacaktır. Bu sunumda ROTSE IIId sisteminin genel özelliklerinin aktarılmasına ek olarak 2004 Temmuz-Ağustos aylarında gerçekleştirilen deneme gözlemlerinin sonuçları özetlenmiştedir.

Anahtar kelimeler: gama ışını: patlamalar – teknikler: fotometre

Abstract: ROTSE III (Robotic Optical Transient Search Experiment) is a global network of four small telescopes that have rapid re-pointing capabilities. The primary purpose of this project is to automatically re-point itself towards the direction of the sky where a Gamma Ray Burst (GRB) event takes place, identify the optical transient associated with the burst and monitor the decaying optical flux of the transient source. The Turkish module of the project, namely ROTSE IIId, will be patrolling the sky in 70% of the time during the times when there is no GRB alert. The remaining 30% of the observing time will be available for Turkish astronomers. Here we present the general characteristics of ROTSE IIId instrument together with the results of performance test observations that were performed July-August 2004.

Key words: gamma rays: bursts - techniques: photometric

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

BB Peg Sisteminin Dönem ve Işık Eğrisi Analizi

C. Çetintaş, H.V. Şenavcı, A. Elmaslı, T. Tanrıverdi, T. Tunç, M. Yılmaz, İ. Özavcı, A. Kara, O. Aksu, B. Albayrak ve S.O. Selam

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan, Ankara

Özet: Örten değişen BB Peg sisteminin dönem değişim analizi O-C diyagramı temel alınarak yapıldı. Diyagramdaki çevrimsel değişimin, üçüncü bir cismin ışık-zaman etkisinden (LTE) kaynaklandığı düşüncesinden hareketle, sistemin O-C diyagramının değişim karakteristiği ve olası üçüncü cismin fiziksel parametreleri belirlendi. Sistemin fotoelektrik ışık eğrisi B,V,R filtrelerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde elde edildi. Işık eğrisinin analizinde Wilson-Devinney analiz programı kullanıldı. Işık eğrisinin maksimumları arasında ve birinci minimum iniş-çıkış kollarında izlenen asimetri, bu ilk yaklaşım sırasında büyük boyutlu bileşen üzerinde soğuk Güneş benzeri leke ile modellendi

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: W UMa – yıldızlar: BB Peg – yıldızlar: üçüncü cisim

Abstract: The period variation analysis of the eclipsing binary system BB Peg was performed by constructing the O-C diagram. The cyclic variation in the diagram is thought to be caused by the light-time effect of the third body. The O-C variational characteristics and the physical parameters of the third component were determined.. B, V, and R light curves of the system were obtained at the TUBITAK National Observatory. The Wilson-Devinney program were used to analyse the light curves. The asymmetry in the light curves is explained in terms of a dark spot located on the more massive component.

Keywords: stars: variable stars: W UMa – stars: BB Peg – stars: light-time effect

1. Giriş

BB Peg (HIP 110493, V_{max} = $11^m.8$) F8 tayf türünden (Kukarkin *vd.*, 1970), W UMa türü örten değişen bir sistemdir. Sistemin yörünge dönemi Hoffmeister (1931) tarafından 4.3 gün olarak verilmiştir. Daha sonra Whitney (1959) sistemin yörünge dönemini 0.36 gün olarak düzeltmiştir.

Sistemin fotometrik gözlemleri ve yörünge çözümleri Cerruti-Sola ve Scaltriti (1980), Cerruti-Sola vd. (1981), Leung vd. (1985) ve Awadalla (1988) tarafından yapılmıştır. Elde ettikleri ışık eğrilerindeki düzensizliklerin, bileşenlerin yüzey parlaklık dağılımındaki anormalliklere bağlı olduğunu söylemişlerdir.

Sistemin ilk radyal hız çalışması Hrivnak (1990) tarafından yapılmıştır. Ardından Lu ve Rucinski (1999) yeni elde ettikleri radyal hız eğrisini analiz ederek sistemin tayfsal kütle oranını q = 0.36 olarak belirlemişler ve literatürdeki fotometrik çözüm sonuçlarıyla birleştirerek sisteme ait salt parametreleri $R_1 = 1.26\ R_\odot$, $R_2 = 0.76\ R_\odot$, $M_1 = 1.38\ M_\odot$, $M_2 = 0.50\ M_\odot$ olarak vermişlerdir.

Sistemin dönem değişim çalışmaları Cerruti-Sola ve Scaltriti (1980), Awadalla (1988) ve Qian (2001) tarafından yapılmıştır. Awadalla (1988) ve Qian (2001) oluşturdukları O-C diyagramlarında, minimum zamanlarının parabolik yönelim gösterdiği sonucundan hareketle, sistemin dönem değişimini $\Delta P \approx 1.5 \times 10^{-7}$ günyıl^{-1} (Awadalla (1988)) ve $\Delta P \approx 4.75 \times 10^{-8}$ günyıl^{-1} (Qian (2001)) olarak belirlemişlerdir.

2. Gözlemler, Dönem Analizi ve Işık Eğrisi Analizi

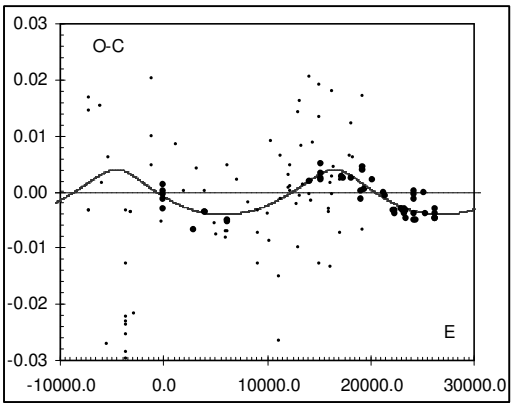
BB Peg sisteminin fotometrik gözlemleri, 14, 17, 19 ve 20 Ağustos 2004 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nin 40 cm'lik Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometrisiyle elde edildi. BD +15 4626 ve BD +15 4637 mukayese ve denet yıldızları olarak seçildi. Gözlemlerden iki adet birinci minimum ve üç adet ikinci minimum zamanı elde edildi. Minimum zamanlarının hesaplanmasında Kwee & van Woerden (1959) yöntemi kullanıldı. Elde edilen ve literatürde yayımlanmış olanlarla beraber, 137 görsel, 9 fotoğrafik, 28 fotoelektrik ve 20 CCD olmak üzere, 1931 ve 2004 yılı aralığına dağılan toplam 194 minimum zamanı O-C analizinde kullanıldı.

O-C diyagramının oluşturulmasında son beş yılın verilerine yapılan doğrusal çakıştırma sonucu elde edilen ışık elemanları kullanıldı:

$$\text{Min I} = 243764.33492 \pm 0.0029 + 0.361502051 \pm 1.21 \times 10^{-7} \times E$$

Bildiri tam metni için : Cem Çetintaş

Toplanan görsel ve fotoğrafik verilerin saçılma aralığı geniş olduğundan, teorik O-C eğrisinin oluşturulmasında yalnızca fotoelektrik ve CCD verileri temel alındı. (Şekil 1).



Şekil 1. BB Peg'in O-C Diyagramı

Sistemin dönemindeki üçüncü bir cismin yarattığı ışık-zaman etkisine bağlı değişime ait parametrelerin bulunmasında ve O-C diyagramının oluşturulmasında Irwin (1952) tarafından verilen denklemler kullanıldı :

$$O-C=\frac{A}{\sqrt{1-e'^2\cos^2 w'}}x\left\{\frac{1-e'^2}{1+e'\cos v'}\sin(v'+w')+e'\sin w'\right\}$$

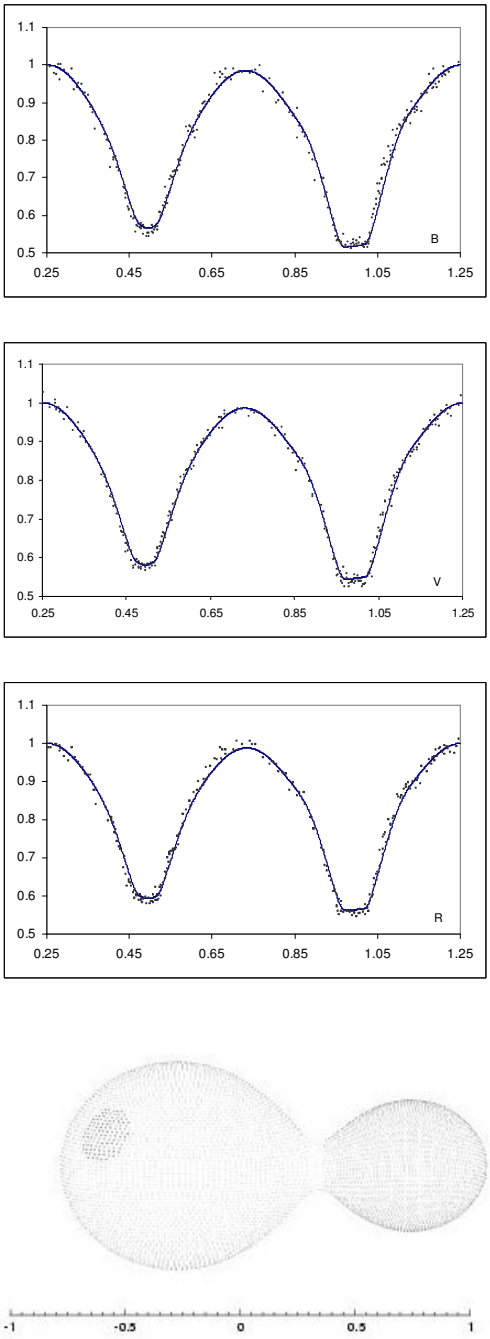
$$A=\frac{1}{2}\left((O-C)_{max}-(O-C)_{min}\right)=\frac{a'_{12}\sin i'\sqrt{1-e'^2\cos^2 w'}}{2.590x10^{10}}$$

Analiz sonuçlarından elde edilen parametreler Tablo 1'de verilmiştir..

Tablo 1. Üçüncü cisim için elde edilen parametreler

Parametreler	Değer	Standard Hata
$a'_{12}\sin i'$	0.691	±.064
e'	0.395	±.070
ω'	95.00	±5.39
T HJD	2457408	±73.69
P_3(yıl)	20.873	±.562
A (gün)	0.004	±.00036
$f(m_3)$ $M_\odot$	0.0007575	±.0001794
$\sum(O-C)^2$(gün^2)	1.2496943 * 10^{-4}	

Sistemin ışık eğrilerinin fotometrik çözümleri için ilk yaklaşımlar sırasında Binary Maker 2.0 programı kullanıldı. Sistemin fiziksel parametrelerini elde etmek için, Binary Maker2.0 programından elde edilen değerler, Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programında başlangıç değerleri olarak kullanıldı. Sistemin BVR bandlarında alınmış ışık eğrilerine yapılan çakıştırmalar ve sistemin Güneş benzeri lekeyle modellenmiş Roche geometrisi aşağıda verilmiştir.



Şekil 2. Sistemin BVR bandlarındaki ışık eğrisine ilk yaklaşım olarak yapılan çakıştırmalar ve geometrik modeli.

Analiz sonucunda elde edilen parametreler aşağıda listelenmiştir :

Tablo 2. BB Peg'in ışık eğrisi analizi sonuçları

Parametreler	Değer	Standard Hata
L_1^B	3.96804	±.196542
L_1^V	3.91321	±.166846
L_1^R	3.83571	±.134928
i	85.0962	±4.72870
a	2.63813	±.029219
q	2.78	
T_1	6200°K	
T_2	5926°K	±82
$g_{r1} = g_{r2}$	0.32	
$A_1 = A_2$	0.5	
$\Omega_1 = \Omega_2$	6.17566	±.074
$r_1$pole	0.28531	±.07
$r_2$pole	0.45153	±.07
$r_1$side	0.29888	±.09
$r_2$side	0.48578	±.09
$r_1$back	0.34200	±.12
$r_2$back	0.51572	±.16
β_{leke}	73.315	
l_{leke}	220.491	
r_{leke}	15.077	
T_{leke}/T_{fot}	0.869	

3. Sonuçlar

BB Peg'in son beş yıla ait minimum zamanlarından hesaplanan ışık elemanları, O-C diyagramında daha önceki çalışmalarda (Cerruti-Sola ve Scaltriti 1980, Awadalla 1988, Qian 2001) yer alan parabolik yaklaşıma ihtiyaç olmadığı gösterdi. Tüm mnimum zamanlarının kullanılmasıyla oluşturulan O-C eğrisi çevrimsel bir yapı göstermektedir. Bu çevrimsel yapı, sisteme çekimsel olarak bağlı olası bir üçüncü cisim varlığı (LTE) dikkate alınarak incelendi. Üçüncü cismin ikili sistem etrafındaki yörünge dönemi yaklaşık 20.873 ± 0.562 yıl dır. Kütlesi, çift sistemle aynı düzlemde olması durumunda $0.139 \pm 0.012\ M_\odot$ dır.

BB Peg için elde edilen yeni ışık eğrisi sistemin tipik bir W-tipi W UMa olduğunu göstermektedir. Işık eğrisinde, birinci minimum iniş ve çıkış kollarında maksimum ışık düzeylerinde, ve minimum derinliklerinde simetrik olmayan yapılar göze çarpmaktadır. Bu nedenle sistemi modellenmesinde büyük boyutlu bileşen üzerinde Güneş benzeri bir lekenin varlığı yaklaşımı altında yapılan ilk teorik çakıştırmalar, elde ettiğimiz ışık eğrisi ile uyum içerisindedir.

4. Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimler Akademisi (BA / TÜBA – GEBİP / 2001-2-2) ve 20040705090 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir.

5. Kaynaklar

Awadalla, N. S. 1988, Astrophys. and Space Science, 140, 137

Cerruti-Sola, M. ve Scaltriti, F. 1980, Astron. Astrophys. Suppl., 40, 85

Cerruti-Sola, M., Milano, L. ve Scaltriti, F. 1981, Astron. Astrophys., 101, 273

Hoffmeister, C. 1931, Astron. Nachr., 242, 133

Hrivnak, B. J. 1990, BAAS, 22, 1291

Irwin, J. B 1952, ApJ, 116, 211

Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Efremov, Y. N., Kukarkina, N. P., Kurochkin, N. E., Medvedeva, G. I., Perova, N. B.,Fedorovich, V. P. ve Frolov, M. S. 1970, General Catalogue of Variable Stars

Kwee, K. K. ve van Woerden, H. 1956, BAN, 12, 327

Leung, K. C., Zhai, D. ve Zhang, Y. 1985, Astron. J., 90, 515

Lu, W., Rucinski, S. M. 1999, Astron. J., 118, 515

Qian, S. 2001,Mon Not. R. Astron. Soc. 328, 635

Whitney, B. 1959, Astron. J., 64, 258

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

UX Her ve CO Lac Çift Sistemlerinin Dönem Değişimi

Ozan AKSU, Arzu KARA , Mesut YILMAZ, İbrahim ÖZAVCI, Taner TANRIVERDİ, Aslı ELMASLI, Cem ÇETİNTAŞ, Hakan Volkan ŞENAVCI, Selim O. SELAM ve Berahitdin ALBAYRAK

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü06100, Ankara

Özet: Bu çalışmada Algol türü çift yıldız olan UX Her ve CO Lac'ın yayınlanmış minimum zamanlarından yararlanılarak dönem değişimleri ayrıntılı olarak incelenmiştir. UX Her'in O-C eğrisi (az sayıda ikinci minimum olmasına rağmen) muhtemel eksen dönmesi ile ışık-zaman etkisi (light-time effect) ni birlikte içermektedir. Böylece sistemin dönem değişimi için eksen dönmesinin varlığı ilkez belirlenmiş oldu. Eksen dönmesi gösteren çift yıldızlar için güzel bir örnek olan CO Lac'ın O-C analizi, en son yayınlanmış minmum zamanları da dikkate alınarak gerçekleştirildi. Analizler, her iki çift sistem için gözlediğimiz yeni minimum zamanlarını da içermektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: Örten çift yıldızlar yıldızlar: UX Her, CO Lac–yıldızlar: Işık-zaman etkisi

Abstract: A comprehensive period study of UX Her and CO Lac systems has been performed with all available published minimum times.The O-C graphic (with a few secondary minima) of UX Her shows a possible apsidal motion with light-time effect. So, this is the first time that apsidal motion is attributed as period variation for this system. The O-C analyze of CO Lac, which is a good example for systems with apsidal motion, was carried out with new minimum times. For the analyses we used the new minimum times that were observed for both of the systems.

AbstractKeywords: stars: Eclipsing binary stars stars: UX Her, CO Lac - stars: Light-time effect, Apsidal motion

1. Giriş

UX Her (BD +16° 3311, HIP 87643) Miss Cannon tarafından 1908'de Pickering (1909) keşfedildi. Sistemin 13.9 gün döneme sahip bir Algol türü çift sistem olduğu yine Miss Cannon tarafından farkedildi. Daha sonra Zinner (1914) dönemi 1.54882 gün olarak düzeltti.

UX Her'in ışık eğrisi Gordon ve Kron (1965) tarafından yayınlandı ve ikinci bileşenin Roche şişimini doldurmamış bir altdev olduğunu belirttiler. UX Her'in ışık eğrisi çeşitli yazarlar tarafından incelenmiştir bunlardan bazıları: Horak (1966), Cester vd. (1979). Lazaro vd (1997) sistemi fotometrik ve tayfsal olarak kırmızıöte de incelediler. Sistemin yarı-ayrık bir yapıda olduğunu, sırayla bileşenlerin tayf türlerini ve kütlelerini A3 V + K1 III ve $M_1 = 2.00\ M_\odot$, $M_2 = 0.55\ M_\odot$ olarak belirttiler. UX Her çift sistemini taysal olarak ilk kez Sanford (1937) inceledi ve dışmerkezliğini e=0.08 olarak belirledi. Sonraki yıllarda Lucy vd. (1971) dışmerkezliliği e=0.03 olarak belirtti.

Sistemin dönem değişimi Tremko vd. (2004) tarafından yakın tarihte incelenmiş ve olası bir üçüncü cismin varlığı kabulu kabulu altında kütlesi $M_3 = 0.35\ M_\odot$ ve dönemini $P_3 = 68.99$ yıl olarak belirttiler.

CO Lac (BD +16° 3311, HIP=112436) sistemin ışık değişimi gösterdiği Zonn (1933) tarafından keşfedildi. Uitterdijk (1934) sistemin, 40 yıl dönemli bir eksen dönmesi gösterdiğini önerdi. Zonn (1950) eksen dönmesi dönemini U = 35 yıl ve dışmerkezliği e = 0.028 olarak hesapladı. Daha sonra Semeniuk (1967) eksen dönmesi dönemini U = 42.3 yıl olarak hesapladı. Son olarak Wolf (1994) eksen dönmesi dnemini U = 43.36 yıl olarak belirtti. Fotometrik olarak sistem Mezzetti (1980) tarafındam incelendi.

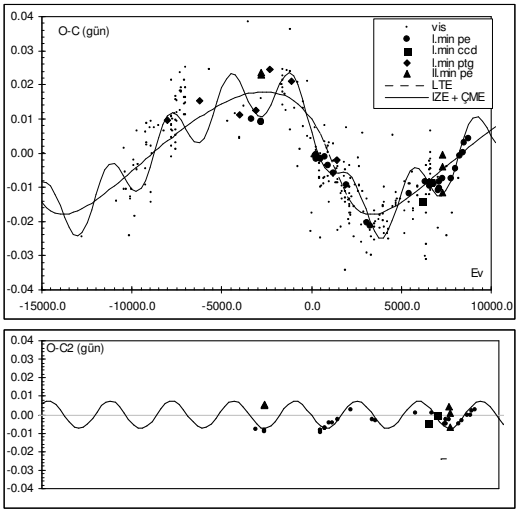
2. Minimum Zamanları ve Dönem Değişimi

UX Her: Sistemin 1930'dan 2004 yılına kadar olan 74 yıllık zaman aralığı için toplam 313 adet minimum zamanına ulaşıldı. Bu minimum zamanlarından 267 tanesi görsel, 36 tanesi fotoelektrik, 8 tanesi forografik ve 12 tanesi de ccd gözlemlerinden elde edilmiş. Bu çalışmada, fotoelektrik ve ccd gözlemlerinden elde edilen minimum zamanlarına uygulanan en küçük kareler yaklaşımıyla elde edilen yeni ışık elemanları;

$$\text{Min I} = \text{HJD}2439672.3730 \pm 04 + 1^{g}.54885380 \pm 38 * E \quad (1)$$

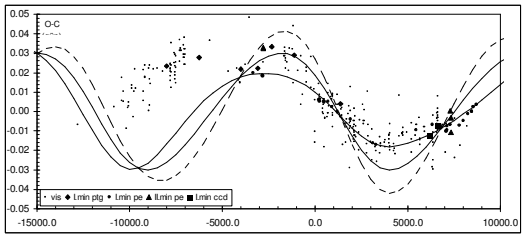
Bildiri tam metni için :Ozan AKSU
e-mektup: oaksu@science.ankara.edu.tr

UX Her için elde edilen $(O-C)_1$ diyagramı iki çevrimsel yapının bileşkesi olup etkin olan sinusoidal yapı UX Her çift sistemine fiziksel olarak bağlı, olası bir üçüncü cisim etkisi altında meydana gelen ışık-zaman etkisi ile açıklanabilir (bkz. Şekil 1). Bu etki Irwin'in (1952) dışmerkezlikli yörüngeler için verdiği formülasyonlar kullanılarak modellendi. Bu etkiden arındırılmış $(O-C)_2$ eğrsindeki küçük genliklikli çevrimsel olgu ise, sistemin Algol türü bir çift ve iknci bilşenin geç tayf türünden bir altdev olması bizi yoldaşın çevrimsel manyetik etkinliğinin sistemin dönemine yansıması olarak yorumlamaya yöneltti (bkz. Şekil 2). Bu yaklaşım altında olası üçüncü cismin kütlesini $m_3 = 0.43M_{\odot}$ ve dönemini P = 72.9 yıl olarak hesapladık ki bu değerler Tremko (2004)'nun bulduğu değerlerle uyum göstermektedir. İkinci bileşnin çevrimsel manyetik etkinlik nedeniyle ışığındaki değişim miktarını Applegete (1992) kuramına göre yaklaşık $\Delta m = 0.00036$ kadir olarak hesapladık.

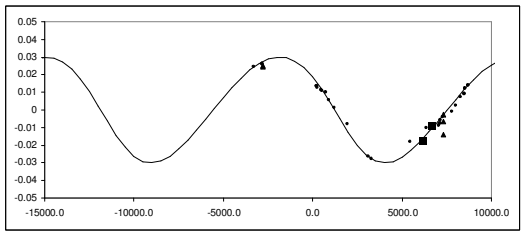


Şekil 1. UX Her'in (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fit ve gözlem-hesap artıkları üzerine yapılan teori fit. IZE ışık-zaman etkisi ve ÇME çevrimli manyetik etkiyi ifade etmektedir.

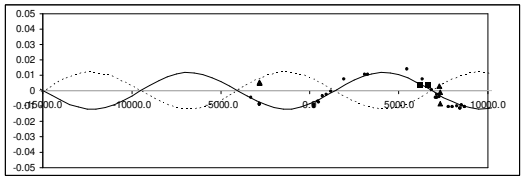
Az sayıda ikinci minimumların (O-C) diyagramında birinci minimların gösterdiği trenden ayrılması ve sistemin yörüngesinin dışmerkezliğe sahip sahip bir Algol türü çift olması bizi eksen dönmesinin varlığını da araştırmaya yöneltti. Bu bağlamda UX Her için oluşturulan (O-C) diyagramındaki görsel veriler, fotoelektrik ve ccd verilerin oluşturduğu trendi takip etse de fazla saçılma göstermektedir (bkz. Şekil 2). Bu sebepten analizde görsel minimumlar kullanılmadı, sadece fotoelektrik ve ccd minimumlar dikkate alındı. UX Her'in minimum zamalarından eksen dönmesinin yarattığı etki çıkarılarak (bkz. Şekil 3) yukarıda bahsedilen yöntemle olası üçüncü cisme ilişkin parametreleri hesapladık (bkz Tablo 1). Eksen dönmesi etkisini hesaplamak için olası üçüncü cismin sistemin dönem değişimine olan etkisini çıkarttık (bkz. Şekil 4). Duyarlı bir sonuca ulaşmak için Lacy (1992)'nin önerdiği yöntemi kullandık ve ilgili parametreleri hesapladık (bkz Tablo 2).



Şekil 2. Sürekli çizgi, fotoeletrik ve ccd ile alınmış birinci minimumlara ilişkin oluşturulan, ve ışı-zaman etkisi ile eksen dönmesinin bileşik etkisini içeren kurumsal çakıştırmadır. Kesikli çizgi, ikinci minimumlar için oluşturulan kuramsal değişim olup diğer yönüyle sürekli çizgi ile aynıdır.



Şekil 3. Eksen dönmesinden olan artıklar



Şekil 4. Işık-zaman etkisinden olan artıklar. Sürekli ve noktalı çizgiler birinci ve ikinci minimumların teorik fitini temsil etmektedirler.

Tablo 1. UX Her için elde edilen 3.cisim parametreleri

A (gün)	0.0300±0.0016
e	0.22±0.03
w (°)	198.0±1.7
P (yıl)	56.61±0.21
$f(m_3)$ ($M_{\odot}$)	0.0462±0.0084
$a_{12}\sin i$ (AB)	5.29±0.32

Tablo 2. UX Her için elde edilen eksen dönmesi parametreleri

P_a (gün)	1.5489974±0.0000008
e	0.0253±0.0004
w (°)	221.14±1.17
w_{dot} (rad/çev)	0.0005832±0.00000311
U (yıl)	45.679±0.224

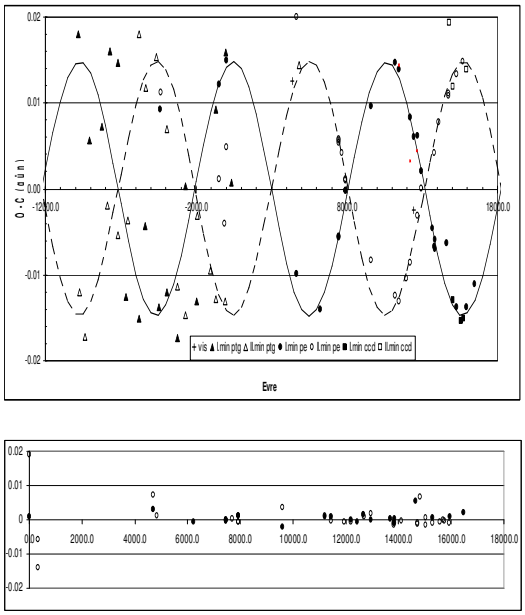
CO Lac: Sistemin 1934'den 2003 yılına kadar olan 69 yıllık zaman aralığı için toplam 94 adet minimum zamanına ulaşıldı. Bu minimum zamanlarından 5 tanesi görsel, 37 tanesi fotoğrafik ve 46 tanesi fotoelektrik ve 6 tanesi ise ccd gözlemlerinden elde edilmiştir. (O-C) diyagramı oluştumak için Semenıuk(1967) tarafından verılen doğrusal ışık elemanlarını kullandık.

Min I = HJD2427534.0728 + 1^g.5422075*E (2)

Bu veriler ışığında CO Lac için oluşturulan (O-C) diyagramındaki bazı görsel ve fotografik veriler genel dağılımın dışında fazla saçılma gösterdiklerinden analizde dikkate alınmadılar.
CO Lac için elde edilen (O-C) diyagramında birinci ve ikinci minimum zamanlarının dağılımı, tipik bir eksen dönmesi örneğidir. UX Her sisteminde eksen dönmesinin belirlenmesinde ugulanan yöntem, CO Lac içinde uygulandı. Sistemin (O-C) diyagramı, eksen dönmesi yaklaşımı ile yapılan teorik fit ve bu fitten olan artıklar Şekil 5'de verildi. Yapılan analizin sonunda hesaplanan eksen dönmesine ilişkin parametreler Wolf (1994)'ün belirttiği parametrelerle uyum göstermektedir (bkz Tablo 3).

3. Yorum ve Tartışma

Bu çalışmada UX Her ve CO Lac sistemlerinin ayrıntılı dönem değişimini inceledik. UX Her sisteminin dönem değişimi, iki çevrimsel yapının bileşkesi şeklindedir. Etkin olan asimetrik sinusoidal yapı UX Her çift sistemine fiziksel olarak bağlı, olası bir üçüncü cisim etkisiyle meydana gelen ışık-zaman etkisinden kaynaklanmaktır. UX Her'in tipik bir Algol türü çift sistem oluşu ve ikinci bileşenin geç tayf türünden olması nedeniyle bu ikinci etki, çevrimsel manyetik etkinlik nedeniyle yoldaş bileşene ait ışık değişiminin döneme yansımasından kaynaklanabilir. Bu durumda olası üçüncü cisimin kütlesini m_3 = 0.43 $M_\odot$ ve dönemini P = 72.9 yıl olarak hesapladık.



Şekil 5. CO Lac'ın (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fit ve gözlem-hesap artıkları. Sürekli ve noktalı çizgiler, içi dolu ve boş semboller sırayla birinci ve ikinci minimumları temsil etmektedirler.

Tablo 3. CO Lac için elde edilen eksen dönmesi parametreleri.

P_a (gün)	1.54236194±0.00000054
e	0.0290±0.0002
w (°)	117.74±15.46
w_{dot} (rad/çev)	0.0006295±0.00000218
U (yıl)	42.139±0.146

Bu değerler Tremko (2004) nun bulduğu değerlerle uyum göstermektedir. Yoldaş bileşenin ışığındaki değişim ise Δm = 0.00036 kadir olarak bulundu. Bu değer oldukça küçük bir ışık değişimini göstermektetedir. Böylesine bir değişimi yeryüzünden yapılan fotometrik gözlemlerle farketmek oldukça zordur. İkinci bileşenin sistemin toplam ışığına katkısının çok az olduğu tek çizgili bir dikine hız eğrisi vermesinden de anlaşılabilir Sanford (1937). Şekil 1'deki artıkları temsil eden grafikte de görüldüğü gibi ikinci ve birinci minimumların birbirinden ayrılması, sistemin dışmerkezli bir yörüngeye sahip olması bizi eksen dönmesinin varlığını da araştırmaya yöneltti. Bu durumda olası üçüncü cismin kütlesi m_3 = 0.82 $M_\odot$ ve dönemi P = 56.61 yıl olarak hesapladık. Bu yaklaşım altında olası üçüncü cismin kütlesi ikinci bileşenin kütlesinden büyük çıkmaktadır. Bu

bilgiler ışığında UX Her sisteminin kırmızıöte bölgedeki fotometrik gözlemlerine ihtiyaç vardır.
CO Lac sisteminin gözlenen yeni minimum zamalarıyla eksen dönmesine ilişkin parametreler yeniden hesaplandı. Eksen dönmesinin dönemi U = 42.139 yıl ve dışmerkezliliğ e = 0.0290 olarak hesaplandı.

Bu çalışma, *Türkiye Bilimler Akademisi* (BA/TÜBA-GEBİP/2001-2-2) ve 20040705089 proje numarasıyla Ankara Üniversitesi Araştırma fonu tarafından desteklenmiştir.

4. Referanslar

Applegate, James H. 1992 Astrophys. J. 385, 621
Cester, B., Fedel, B., Giucin, G., Mardirossian, F,Mezzetti, M., Predalin, F. 1970, Mem. Soc. Astron. Itall. 50, 553
Gordon, K.C. ve Kron, G.E. 1965, Astron. J. 70 100
Horak, T.B. 1966, Bull. Astron. Inst. Czechosl.17,27
Irwin, J.B., 1952, ApJ 116, 211
Lacy. Claud H.S., 1992 Astron. J. 104, 2213
Lazaro, C., Martinez-Pais, I.G., Arevalo M.J., Antonopoulu, E. 1997, Astron.J. 113, 1122
Lucy, L.B., Sweeney, M.A. 1971, Astron.J. 76, 544
Mezzetti,M., Predolin,F., Giuricin, G.,
Mardirossian, FR. 180, AveASS, 42, 15
Picering, E. 1909. Astron. Nacr. 17, 7
Sanford, R.F. 137, Astrophys. J. 86, 153
Semeniuk, I. 167, Acta Astron. 17, 223
Tremko, J., Kreiner, J.M. ve Pribulla, T., 2004
Contrib. Astron. Obs. Sklanate Pleso. 34, 33
Uitterdijk, J. 134, Bull. Astron. Inst. Neth., 7, 159
Wolf, M. 14, Astron. Astrophys. 286, 875
Zinner, E. 1914, Astron. Nacr. 195, 453
Zonn, W. 1933, Wilno Bull. 14, 3
Zonn, W. 150, Torun Bull. 9, 18

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

UX Ari'nin 1991-1994 Fotometrik Gözlemleri

Fehmi EKMEKÇİ[1], Ferhat Fikri ÖZEREN[2]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay, Bilimleri Bölümü, 06100, Ankara
ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr

[2]Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri
ozeren@erciyes.edu.tr

Özet: : Bu çalışmada, RS CVn türü tayfsal çift olan UX Ari (HD 21242) sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde, 1991, 1992, 1993 ve 1994 yıllarında yapılan toplam 53 gecelik fotoelektrik fotometri gözlemleri değerlendirilmiştir. Elde edilen ışık eğrilerindeki evreye bağlı değişimin sistemin K0 IV bileşeni üzerindeki büyük ve soğuk lekelerin varlığından ileri geldiği dikkate alınarak Wilson-Devinney (WD) çözümü yapılmıştr. Bu WD çözümü , lekelere ilişkin bir ilk yaklaşım olmakla birlikte bu sistem için daha önce böylesi bir WD çözümü yapılmamıştır. Lekelere ilişkin ilk ayrıntılı bilgiler "Doppler imaging" tekniği kullanılarak elde edilmiştir (Vogt ve Hatzes 1991). Bu çalışmada elde edilen sonuçlar Vogt ve Hatzes(1991)'in sonuçlarını desteklemektedir..

Anahtar kelimeler: : yıldızlar: etkinlik – yıldızlar: çift:tayfsal – yıldızlar: geç-tür – yıldızlar : özel: UX Ari

Abstract: We present the photometric light curves of chromospherically active binary system, UX Ari (HD 21242), obtained during 1991-1994 in UBV filters at the Ankara University Observatory. The total number of nightly observations in 1991-1994 is 53. As a first approximation, Wilson-Devinney code (Wilson 1993) was used for the analysis of the light curves by assuming the large and cool spots located on primary (K0 IV) component responsible for the light curve variations. The first detail analysis of the spots of UX Ari system was carried out by Vogt and Hatzes(1991) by using "Doppler imaging" technique. The achievement results of this study are in agreement with those of Vogt and Hatzes(1991).

Key words: stars: activity – stars: binaries:spectroscopic – stars: late-type – stars : individual: UX Ari

1. Giriş

UX Ari (H D21242) sistemi tutulma göstermeyen ($i \sim 60^o$) çift çizgili tayfsal çift yıldız sistemi olup RS CVn türü çift yıldızların bir üyesidir. Carlos ve Popper (1971) , sitemin bileşenlerinin tayf türlerini K0 IV ve G5 V olarak belirlemişlerdir. Sistemin ilk fotometrik gözlemleri Hall vd (1975) tarafından yayınlanmıştır. Daha sonra fotometrik gözlemleri birçok araştırıcı tarafından yapılmış olan UX Ari sisteminin en son fotometrik çalışması Aarum ve Henry (2003) tarafından yayınlanmış 1987-2002 yılları arasındaki gözlemleri içermektedir. Sistemin dönemi Carlos ve Popper (1971)'in tayfsal çalışmasında 6.43791 gün olarak belirlenmiştir.

Sistemin parlaklığı azaldıkça B-V rengi maviye kaymaktadır. Yani sistemde leke etkinliği arttıkça sistem daha mavi olmaktadır (Aarum ve Henry, 2003). Bu konuda daha ayrıntılı bir tartışma Aarum ve Engvold (2003a) tarafından verilmekte ve kara lekelere eşlik eden parlak fakülaların varlığı üzerinde durulmaktadır.

UX Ari'nin en son radyal hız çalışması Duemmler ve Aarum (2001) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada elde edilen sonuçlar Carlos ve Popper (1971)'in sonuçlarından çok az farketmekle birlikte elde edilen en önemli sonuç, sistemin γ kütle merkezi hızının zamanla değiştiği olmuştur. Bu sonuç, Vogt ve Hatzes (1991)'in sistemdeki üçüncü cisme ilişkin bir tayf çizgisi bileşenine ait kanıtı destekler gibi görünse de üçüncü cisme ait böylesi bir kanıt Duemmler ve Aarum (2001)'in çalışmasında bulunamamıştr. Ancak daha sonra Aarum ve Engvold (2003b)'un yüksek ayırma güçlü tayfların analizi ile UX Ari sisteminin bir üyesi olmayan, Yer küre ile UX Ari sistemi arasında, Yer'den uzakta etkin sıcaklığı $T_e = 4400 \pm 40\ ^oK$ olan bir bileşenin varlığı belirlenmiştir.

Huenemoerder vd (1989)'nin tayfsal çalışmasında sistemin K0 IV bileşeninin 1. Roche lobunu doldurmaya yakın olduğu ($R_{K0IV} = 6.2 \pm 1.2\ R_\odot$; $R_{roche} = 7.0\ R_\odot$) sonucu elde edilmiş ama Duemmler ve Aarum (2001)'in değerlendirmesine

Poster tam metni için : Fehmi EKMEKÇİ
e-mektup: ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr

göre 1.Roche lobunu doldurmaya biraz daha uzak olduğu (R_{K0IV} = 5.78 ± 0.13 $R_{\odot}$) sonucuna varılmıştır.

Bu çalışmada, sistemin Vogt ve Hatzes (1991)'in tayfsal çalışmasından elde edilen fiziksel parametreleri kullanılarak, 1991-1994 fotometrik UBV gözlemlerine Wilson-Devinney çözüm yöntemi (Wilson, 1993) leke modellemesi için uygulanmıştır.

2. Gözlemler

UX Ari sistemini 1991-1994 fotometrik gözlemleri Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'ndeki 30 cm lik Maksutov teleskoba bağlı SSP-5A fotometresi (R1414 Hamamatsu fotokatlandırıcısına sahip) kullanılarak yapılmıştır. 1991 yılı döneminde 10 gecelik, 1992 yılı döneminde 16 gecelik, 1993 yılı döneminde 13 gecelik ve 1994 yılı döneminde de 14 gecelik olmak üzere toplam 53 gecelik UBV renklerindeki fotoelektrik fotometri gözlemleri değerlendirilmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak 62 Ari alınmıştır. Gözlemlerin standard indirgeme işlemleri Ferhat Fikri Özeren'in Excel Makro indirgeme programı ile yapıldı. Elde edilen ışık eğrileri Şekil 1 - 4 ' te verilmektedir. Işık eğrilerindeki veriler gecelik ortalama değerlerdir. Gecelik ortalama kadir değerlerinin maksimum ve minimum hataları yıllara ve renklere göre Çizelge 1' de verilmektedir.

Çizelge 1. UX Ari gözlemlerinin gecelik kadir hataları.

Gözlem Yılı	Gecelik kadir hataları
1991	$0.034 < \sigma(\Delta U) < 0.005$
	$0.016 < \sigma(\Delta B) < 0.004$
	$0.011 < \sigma(\Delta V) < 0.006$
1992	$0.052 < \sigma(\Delta U) < 0.002$
	$0.038 < \sigma(\Delta B) < 0.002$
	$0.032 < \sigma(\Delta V) < 0.002$
1993	$0.050 < \sigma(\Delta U) < 0.009$
	$0.032 < \sigma(\Delta B) < 0.004$
	$0.042 < \sigma(\Delta V) < 0.004$
1994	$0.027 < \sigma(\Delta B) < 0.004$
	$0.103 < \sigma(\Delta V) < 0.004$

3. Wilson-Devinney Çözümü

Wilson-Devinney programı kullanılarak yapılan çözümlerde ışık eğrilerinin evreye bağlı değişimi için sistemin K0 IV bileşeni üzerindeki büyük ve soğuk lekelerden kaynaklandığı dikkate alındı. Bu çözüm için sistemin her renkteki evreye bağlı ışık değişimi maksimum parlaklık ve evreye göre normalize edilmiştir. Çözümde ışınım için karacisim yaklaşımı dikkate alındı. Sisteme ilişkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve yörünge eğim açısı Vogt ve Hatzes(1991)'in tayfsal çalışmasında verilen değerlerden yararlanarak çözümde kullanıldı. Kenar kararma katsayıları Van Hamme(1993) tarafından verilen çizelgelerden elde edildi. Kütle oranı için q = 0.87 ortalama değeri Duemmler ve Aarum (2001)'in çalışmasından yararlanarak kullanıldı. En iyi çözüm sonucu, sistemin K0 IV bileşeni üzerinde, 1991, 1992 ve 1993 yılları için 5 adet lekenin modellenmesiyle 1994 yılı için ise 1 adet lekenin modellenmesiyle elde edilebildi. Sonuçlar Çizelge 2 ve 3'de özetlenmektedir. Işık eğrileri, Wilson-Devinney çözümünden elde edilen lekeli kuramsal ışık eğrileri ile birlikte Şekil 1, 2, 3 ve 4'te gösterilmektedir.

Çizelge 2. WD çözümünde kullanılan UX Ari sisteminin fiziksel parametreleri.

P(yörünge dönemi) = 6.43791 gün
$q(m_2/m_1)$ = 0.87
i = 60^o
e = 0 (yörünge dışmerkezliği)

		Bileşen Sıcak	Soğuk
T_{ph} (^oK)	:	5700	4750
Albedo	:	0.50	0.50
g(çek.kar.)	:	0.32	0.32
X_U(ken. kar)	:	0.831	1.053
X_B(ken. kar)	:	0.743	0.911
X_V(ken. kar)	:	0.606	0.763
Ω	:	18.00	8.40
r(pole)	:	0.059	0.154
r(point)	:	0.059	0.155
r(side)	:	0.059	0.154
r(back)	:	0.059	0.155

Çizelge 3. UX Ari sisteminin 1991-1994 gözlemlerine uygulanan WD çözümü leke modellemesinin sonuçları. Lekeler sistemin sadece K0 IV bileşeni üzerinde yerleştirilmiştir.

Yıl		1991			1992			1993			1994	
Renk	U	B	V	U	B	V	U	B	V	U	B	V
B1 (^{o})	10	10	10	10	10	10	20	20	20	-	13	14
B2 (^{o})	25	25	25	25	25	25	30	30	30	-	-	-
B3 (^{o})	30	30	30	30	30	30	35	33	33	-	-	-
B4 (^{o})	30	30	30	30	30	30	35	40	40	-	-	-
B5 (^{o})	30	30	30	30	30	30	35	35	35	-	-	-
L1 (^{o})	295	295	295	20	20	20	350	350	350	-	15	13
L2 (^{o})	305	305	305	60	60	60	180	180	180	-	-	-
L3 (^{o})	130	130	130	275	275	275	50	45	45	-	-	-
L4 (^{o})	285	285	285	10	10	10	335	335	335	-	-	-
L5 (^{o})	360	360	360	85	85	85	50	40	40	-	-	-
r1 (^{o})	33	33	33	25	25	25	30	30	30	-	45	45
r2 (^{o})	25	25	25	30	30	30	25	25	25	-	-	-
r3 (^{o})	20	20	20	36	38	40	30	30	30	-	-	-
r4 (^{o})	22	22	22	15	15	25	20	20	20	-	-	-
r5 (^{o})	10	10	10	10	10	10	10	10	10	-	-	-
f(t)-1	0.87	0.87	0.87	0.80	0.80	0.80	0.70	0.65	0.70	-	0.75	0.75
f(t)-2	0.88	0.89	0.89	0.80	0.80	0.80	0.70	0.65	0.78	-	-	-
f(t)-3	0.87	0.87	0.87	0.80	0.80	0.80	0.70	0.65	0.78	-	-	-
f(t)-4	0.88	0.89	0.89	0.85	0.85	0.85	0.80	0.75	0.80	-	-	-
f(t)-5	0.90	0.90	0.90	0.90	0.90	0.90	0.85	0.80	0.85	-	-	-

4. Sonuç ve Tartışma

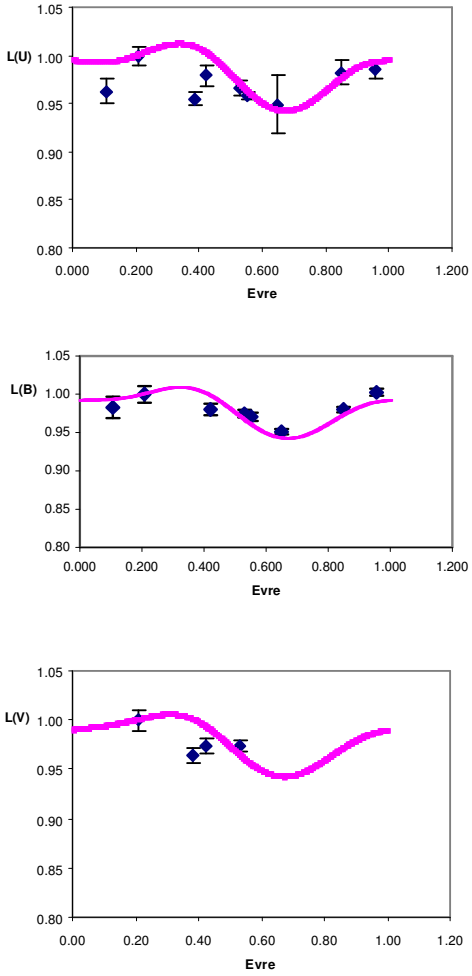
Aarum ve Henry (2003), sistemin 1987-2002 yılları arasındaki mevcut BV fotometrik gözlemlerini değerlendirmişlerdir. Bu çalışmalarında leke modellemesi yapılmamakla beraber sistemin leke evrimi hakkında bir irdeleme yapılmıştır. Onlar 25 yıllık bir etkinlik çevriminin varlığı yanısıra lekelerin dağılımındaki değişim ile ilgili, yani diferensiyel dönme ile ilgili 12 yıllık bir dönemliliğin var olduğunu ileri sürmüşlerdir.

Bu çalışmada Wilson-Devinney analizi, bişenlerin karacisim gibi ışınım yaptıkları dikkate alınarak yapıldı. Çizelge 3'den görüleceği gibi sistemin ışık eğrilerinin 1991, 1992 ve 1993 yıllarında beş soğuk ve büyük lekenin K0 IV bileşeni üzerinde yerleştirilmesi ile daha iyi temsil edilebileceği görüldü. Konumları incelendiğinde bu lekelerin bibiri üstüne binen beş leke olduğu anlaşılır. Gerçekte bu lekeler, simetrik ve dairesel olmayan toplam üç lekeden oluşmaktadır. Wilson-Devinney programında lekeler dairesel ve simetrik kabul edilerek hesap yapılabildiği için bu lekelerin sayısı bireysel beş leke olarak ortaya çıkmış oldu. 1994 yılı gözlemlerinde ise kutba yakın 45^o yarıçaplı büyük ve T = 3563 ^{o}K (fotosferden ~ 1200 ^{o}K daha soğuk) sıcaklığındaki bir lekenin yerleştirilmesi ile uygun bir çözümün elde edildiği görülmektedir.

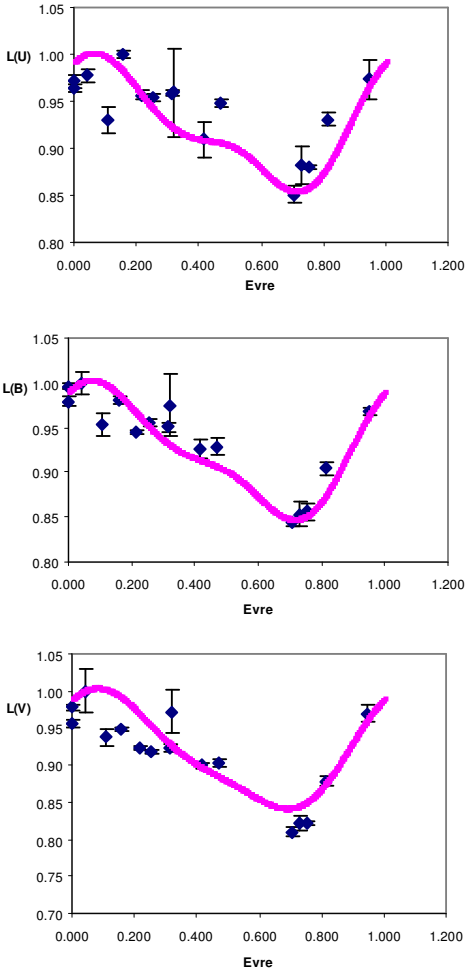
Elde edilen bu sonuçlar, Vogt ve Hatzes (1991)'in Ağustos 1986'dan Ocak 1987'e kadar olan beş aylık zaman aralığında UX Ari'nin üç Doppler görüntüsünün analizi ile elde ettikleri sonuçlarla uyuşmaktadır. K0 IV bileşeninin kutbunda büyük bir leke ve ekvator yöresinde üç lekenin varlığını Ca I 6439 Å çizgisinin incelenmesi ile bulmuşlardır. Onlar analizlerinde leke sıcaklığını 3550 ^{o}K olarak almışlardır. Bu çalışmada elde edilen leke sıcaklıklarına ilişkin ortalama değerler ~ 3200 ^{o}K ile ~ 4300 ^{o}K arasında olmuştur.

Ancak bu Wilson-Devinney analizini, bileşenlerin atmosfer modeli yaklaşımını dikkate alarak da yapmakta yarar vardır. Bu sonuçların atmosfer modeli yaklaşımı kullanılarak desteklenmesi gerekir. Bu çalışmanın bir sonraki aşaması bu doğrultuda olacaktır.

Bu çalışmada değerlendirilen gözlem verilerinin elde edildiği 1991-1994 gözlem geceleri boyunca, UX Ari'nin gözlemini yapmada katkıları ve yardımları olan Ankara Üniversitesi Gözlemevi'ndeki tüm gözlem ekiplerinin elemanlarına teşekkür ederiz.

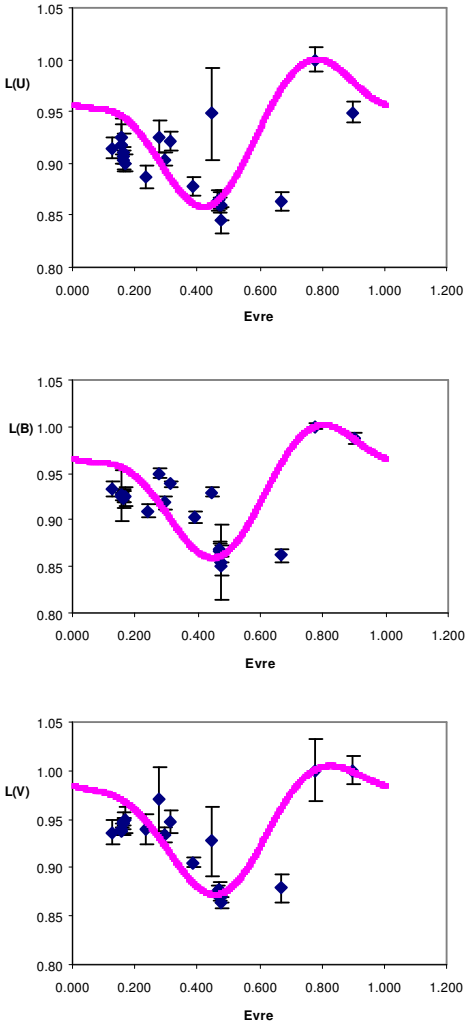


Şekil 1. UX Ari'nin 1991 yılı U,B ve V bandlarında, lekeli model çözümü ile birlikte ışık eğrileri.

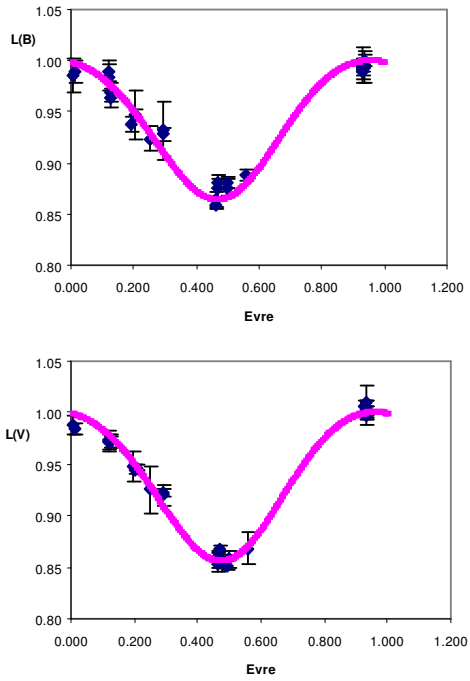


Şekil 2. UX Ari'nin 1992 yılı U,B ve V bandlarında, lekeli model çözümü ile birlikte ışık eğrileri.

.



Şekil 3. UX Ari'nin 1993 yılı U,B ve V bandlarında, lekeli model çözümü ile birlikte ışık eğrileri.



Şekil 4. UX Ari'nin 1994 yılı B ve V bandlarında, lekeli model çözümü ile birlikte ışık eğrileri.

5. Kaynaklar

Aarum, Ulvås,V. ve Engvold, O. 2003a, A&A, 399, L11.

Aarum, Ulvås,V. ve Engvold, O. 2003b, A&A, 402, 1043

Aarum, Ulvås,V. ve Henry, G.W. 2003, A&A, 402, 1033.

Carlos, R.C. ve Popper, D.M. 1971, PASP, 83, 504.

Duemmler, R. ve Aarum, V. 2001, A&A, 370, 974.

Hall,D.S., Montle, R.E. ve Atkins, H.L. 1975, Acta Astron., 25, 125.

Huenemoerder, D.P., Buzasi, D.L. ve Ramsey, L.W. 1989, AJ, 98,1398.

Van Hamme, W. 1993, AJ,106,2096.

Vogt, S.S. ve Hatzes, A.P. 1991, "The Sun and Cool Stars:activity,magnetism,dynamos",IAU Colloq. No.130,sayfa 297-308.

Wilson, R.E. 1993, "New Frontiers in Binary Star Research", ASP Conference Series, 38, 91.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

AB DRA, BC UMA VE YY DRA CÜCE NOVALARININ X-IŞIN UYDU VERİLERİNİN ANALİZİ

Işıl ERDEVE[1]

[1]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Bilimleri Enstitüsü, İstanbul
isilerdeve@yahoo.com

Özet: Bu çalışmada, sakin evrede ROSAT uydusu ile gözlenmiş, AB Dra, BC UMa ve YY Dra cüce novalarının x-ışın tayfsal analizleri sunulmaktadır. X-ışın tayfları, AB Dra'nın Raymond-Smith modeliyle uyumlu olduğunu, BC UMa ve YY Dra'nın ise ısısal bremsstrahlung modeliyle iyi bir şekilde tanımlandığını göstermektedir.

Anahtar kelimeler: Cüce Novalar, Veri Analizi, X-Işınları

Abstract: In this work, we present a spectral analysis of X-ray data of three dwarf novae AB Dra, BC UMa and YY Dra that were obtained with ROSAT during the quiescent state. The X-ray spectra indicate that AB Dra can be fitted by a Raymond-Smith model, BC Uma and YY Dra are well described by a thermal bremsstrahlung model.

Key words: Dwarf Novae, Data Analysis, X-Rays.

1. Giriş

Kataklismik değişen, genellikle beyaz cüce olan dejenere bir başyıldız ile buna kütle aktaran ve genellikle ana kol yıldızı olan bir yoldaş yıldızdan oluşan yarı ayrık bir çift sistemdir (Hellier, 2001). Kataklismik değişenlerin bir alt sınıfı olan cüce novalar uzun dönemli görsel ışık eğrilerine göre SU UMa, U Gem ve Z Cam olmak üzere üç alt sınıfa ayrılırlar. U Gem tipi cüce novalar, parlaklığında bir günde 3–5 kadir kadar bir artış ve yaklaşık 10 günlük zaman ölçeğinde bir azalış gösterirler (Charles ve Seward 1995). SU UMa yıldızları, her 10 – 30 günde veya daha uzun aralıklarla meydana gelen 2^m – 6^m genlikli normal patlamalara ek olarak her 10 – 15 patlamada bir meydana gelen, normal patlamalardan 0.5^m – 1^m daha yüksek genlikli süper patlamalar gösterirler (Charles ve Seward 1995). Z Cam yıldızlarının patlamaları 10 – 30 gün veya daha uzun aralıklarla meydana gelirler. Bu tip cüce novalar, patlama tepesinden iniş aşamasına geçildiğinde, toplam genliğin 2/3'ünde bazen aylar süren duraksamalar gösterirler. Sistemin duraksama boyunca parlaklık değişimi ya durur ya da 1 kadirden küçük genlikli parlaklık değişimleri gösterir. Duraksamanın sonunda ise sistem sakin evreye kadar sönükleşmeye devam eder (Charles ve Seward 1995).

Cüce novaların iki bileşenli değişen bir x-ışın tayfı olduğu bulunmuştur. Sadece optik patlama süresince belirgin olan yumuşak bileşen kT < 50 eV'lik bir kara cisim sıcaklığına sahiptir. Sakin optik evreye uygun yüksek sıcaklıklar ile sert bileşen kT = 1 – 20 keV'lik ısısal bremsstrahlung sıcaklığına sahiptir (Cordova ve diğ., 1981).

Sakin evredeki cüce novalarda diskteki yığılma hızı düşüktür ($\dot{M} \leq 10^{16}$ g s^{-1}) ve disk önemli bir x-ışın emisyonuna katkıda bulunmak için çok soğuktur (Perna ve diğ., 2003). Ama düşük $\dot{M}$'lı sistemlerde sert x-ışınları baskındır. Düşük yığılma hızlarında sınır tabakanın yoğunluğu ve optik derinliği düşüktür ve kendini yeterince soğutamaz. Böylece enerjisini uzaklara yayınlayarak yüksek sıcaklıklara (~ 10^8 K) ulaşır (Patterson ve Raymond, 1985). Bu cisimlerden gelen x-ışınlarında 1 – 20 keV'lik ısısal bremsstrahlung hâkim olmalıdır (Cordova ve diğ., 1981).

Yüksek yığılma hızlarında sınır tabaka optik olarak kalın olmaya başlar ve enerjisinin çoğunu 10^5 K civarındaki sıcaklıklarda yayınlar (Patterson ve Raymond, 1985). Bir cüce nova patlaması sırasında sert x-ışınları başlangıçta yükselir

Poster tam metni için: Işıl ERDEVE
e-mektup: isilerdeve@yahoo.com

(genellikle optik patlamanın başlamasından 1 gün sonraya kadar olan bir gecikme ile başlar) fakat sonra patlamanın sonuna kadar bastırılır. Patlamanın sonunda tekrar yükselir. Diğer taraftan yumuşak x-ışın akıları cüce nova patlamaları sırasında oldukça zenginleşir, fakat yine optik patlamaya göre bir miktar gecikme ile olur (Kuulkers ve diğ., 2003). Cüce nova patlamaları için yapılan çeşitli modeller optik ve morötesi akısındaki azalmanın, yığılma diskinin soğumasından kaynaklandığı konusunda birleşirler (Wheatley ve diğ., 1996).

Bu nedenle optik patlamanın sonu, beyaz cüceyi saran disk bölgesinin sakin duruma dönüşü şeklinde tanımlanır. Böylece bu geçişin hemen sonrasında x-ışın akısındaki çıkış, sert x-ışınların emisyonunun yığılma diskiyle beyaz cüce arasındaki sınır tabaka tarafından kontrol edildiğini ve muhtemelen buradan kaynaklandığını gösterir (Wheatley ve diğ., 1996).

Tablo 1. Çalışılan yıldız verilerinin özellikleri.

Kaynak	Sağ Açıklık (2000)	Dik Açıklık (2000)	İlk Gözlem	Son Gözlem	Toplam Gözlem Süresi (s)	Sayım oranı (sayı/s)	Sınıf
AB Dra	$19^h\ 49^m\ 04.80^s$	$+77^o\ 44'\ 24.0''$	06.04.1992	14.04.1992	7997	0.915	Z Cam
BC UMa	$11^h\ 53^m\ 24.00^s$	$+49^o\ 31'\ 12.0''$	01.12.1992	02.12.1992	6586	1.269	SU UMa
YY Dra	$11^h\ 43^m\ 38.40^s$	$+71^o\ 41'\ 24.0''$	29.12.1991	29.12.1991	4186	0.5329	U Gem

2. Gözlemler

Bu çalışmada HEASARC veri arşivinden ROSAT (0.1 – 2.4 keV) (Petre, 2004) uydusu verileri alınarak AB Dra, BC UMa ve YY Dra yıldızlarının x-ışın tayflarına karacisim, ısısal bremsstrahlung, Raymond – Smith ve güç kanunu modelleri uygulanmıştır. X-ışın alıcısı olarak kullanılan konuma duyarlı orantılı sayaç PSPC 0.1 – 2.5 keV enerji aralığındaki fotonlara duyarlıdır. Veri indirgemede MIDAS-EXSAS paket programları kullanılmıştır.

AB Dra yıldızı, Z Cam türü bir cüce novadır. İkincil bileşeni bir kırmızı cücedir. Her 13.4 günde bir patlama geçirir. Bu patlamalar sırasında sistemin parlaklığı 12^m – 15.5^m arasında değişir ve yörünge periyodu $P_{yörünge}$ = 3.65 saattir (Voloshina ve Shugarov, 1989). Bu çalışmada, AB Dra'nın sakin evre verisi kullanılmıştır.

BC UMa yıldızı, SU UMa türü bir cüce novadır. Bu cüce novalar normal patlamaya ek olarak daha uzun süreli ve daha fazla genlikli süper patlamalar gösterirler. BC UMa'nın süper patlamaları çok uzun bir tekrarlanma periyoduna sahiptir (süper maksimumlar arası ~ 1000 gün). Sistemin parlaklığı 11.8^m – 18.4^m arasında değişir ve yörünge periyodu $P_{yörünge}$ = 1.5 saattir (Patterson ve diğ., 2003). Bu çalışmada, BC UMa'nın sakin evre verisi kullanılmıştır.

YY Dra, yıldızı U Gem türü bir cüce novadır. M4 tipi bileşen yıldıza sahiptir. 5^m civarında parlayarak 4 gün içinde sakin evreye dönen düzensiz küçük cüce nova patlamaları geçirir. Patlamaların tekrarlanma zamanı 870 gündür. Yörünge periyodu $P_{yörünge}$ = 3.96 saattir (Szkody ve diğ., 2002). Bu çalışmada, YY Dra'nın sakin evre verisi kullanılmıştır.

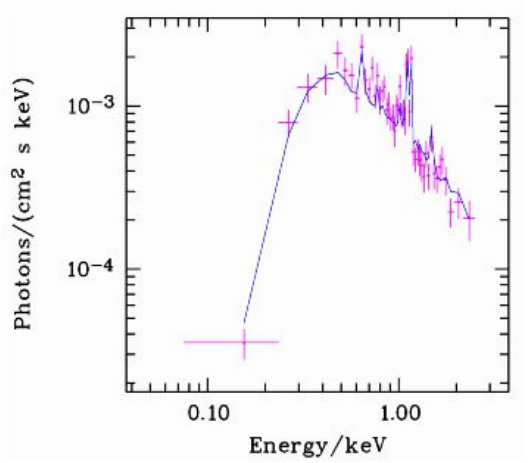
Çalışılan yıldızların gözlemlerine ait bilgiler Tablo 1'de verilmektedir.

Modeller ile gözlemler arasındaki istatistik uyumluluk χ^2 istatistiğine göre belirlenmiştir.

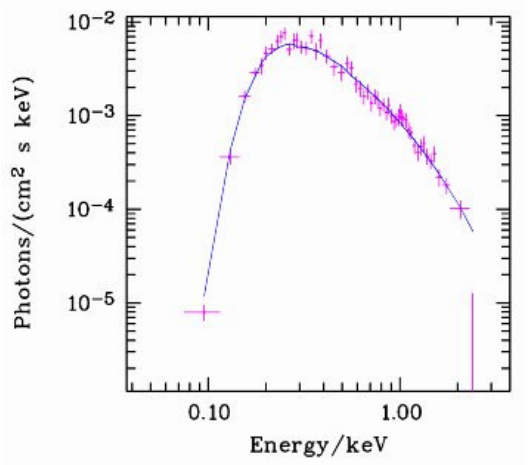
3. Sonuç

AB Dra yıldızı için değerlendirilen modeller içinde 1.1228 χ^2 değeri ile Raymond – Smith modelinin ve 0.8772 χ^2 değeri ile karacisim modelinin uygun sonucu veren modeller olduğu görülmüştür (Tablo 2). Ancak AAVSO'dan alınan verilere göre AB Dra'nın tayfın alındığı zamanda patlamaya çıkış ve patlamadan iniş evresinde olduğu da göz önüne alınınca ve sınır tabakası modeline göre sakin evrede x-ışınlarının optik ince ve sıcak bir plazmadan yayınlanması beklendiği için Raymond – Smith modelinin daha iyi olduğu düşünülmüştür. Bununla birlikte AB Dra yıldızına uygulanan diğer modeller de uygunluk açısından kabul edilebilir değerler içindedirler. Tablo 2'de AB Dra'nın bütün modellerden elde edilen sonuçları verilmektedir. Şekil 1'de AB Dra yıldızının x-ışın tayfına uygulanan Raymond-Smith modeli görülmektedir.

X-ışınlarında çok az çalışılan BC UMa yıldızı için değerlendirilen modeller içinde 0.8729 uyumluluk değeri ile ısısal bremsstrahlung modelinin en uygun sonucu veren model olduğu görülmüştür. BC UMa'nın bütün modellerden elde edilen sonuçları Tablo 3'de verilmektedir. Şekil 2'de BC UMa yıldızının x-ışın tayfına uygulanan ısısal bremsstrahlung modeli görülmektedir.



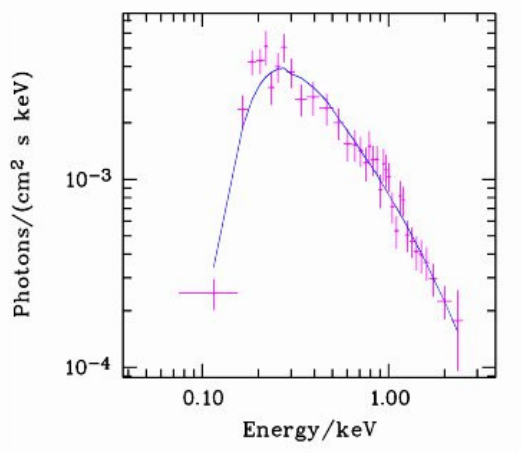
Şekil 1. AB Dra'nın Raymond-Smith modeline göre uyumluluk analizi.



Şekil 2. BC UMa'nın ısısal bremsstrahlung modeline göre uyumluluk analizi.

YY Dra yıldızı için değerlendirilen modeller içinde 1.077 uyumluluk değeri ile ısısal bremsstrahlung modelinin en uygun sonucu veren model olduğu görülmüştür. BC UMa'nın bütün modellerden elde edilen sonuçları Tablo 4'de verilmektedir. Şekil 3'de YY Dra yıldızının x-ışın tayfına uygulanan ısısal bremsstrahlung modeli görülmektedir.

Çalışılan yıldızların kaynak doğrultusundaki soğurucu maddenin kolon yoğunlukları, 10^{20} cm^{-2} civarında çıkmıştır. Bu da soğurmanın yıldızlararası maddeden kaynaklandığını gösterir (Eracleus ve diğ., 1991).



Şekil 3. YY Dra'nın ısısal bremsstrahlung modeline göre uyumluluk analizi.

Manyetik olmayan kataklismik değişenler için emisyon ölçümüyle *i* eğimi arasındaki ters bağıntıyı van Teeseling ve diğ. 1996 yılındaki çalışmalarında ortaya koymuşlardır (van Teeseling ve diğ., 1996). Buna göre, yüksek yörünge eğimine sahip olan yıldızların düşük emisyon ölçümlerinin olması öngörülmektedir. Bu çalışmada eğimi bilinen YY Dra'nın (i ~ 45°) 0.859×10^{54} cm^{-3} olan emisyon ölçümünün beklenenden bir miktar düşük olduğu görülmüştür.

Sonuç olarak, AB Dra yıldızının Raymond - Smith ve BC UMA ve YY Dra yıldızlarının ısısal bremsstrahlung modeli ile iyi bir şekilde tanımlanabilmesi, yıldızların gözlem sırasında sakin evrede oldukları da göz önünde bulundurularak, x-ışınlarının sıcak ve optik olarak ince bir sınır tabakadan yayınlanmasını destekler. Sınır tabaka modeline göre sakin evredeki cüce novalardan 1 – 20 keV aralığında sert x-ışınları, patlama evresindeki cüce novalardan < 50 eV yumuşak x-ışınları beklenir (Cordova ve diğ., 1981). Bulunan ısısal bremsstrahlung sıcaklıkları (1 – 2.5 keV), bu varsayım ile uyum içerisindedir.

4.Kaynaklar

Charles, P. A., Seward, F. D., 1995, *Exploring The X-Ray Universe*, Cambridge University Press, 0 521 26182 1.

Cordova, F.A. ve diğ., 1981, MNRAS, 196, 1 – 12.

Eracleus, M., ve diğ., 1991, Apj., 382, 290 – 300

Hellier, C., 2001, *Cataclysmic Variable Stars – How And Why They Vary*, Springer/Praxis, New York, 1-85233-211-5.

Kuulkers, ve diğ.,2003, *X-Rays From Cataclysmic Variables* [Online], http://www.arxiv.org/pdf/astro-ph/0302351

Patterson, J., Raymond, J.C., 1985, Apj., 292, 535 – 549.

Patterson, J., ve diğ., 2003, PASP, 115, 1308 – 1329
Perna, R., ve diğ., 2003, Apj., 598, 545-552.

Petre, R., 2004, *The Rosat Mission* [Online], http://guinan.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/rosgof.html
Szkody, P., ve diğ., 2002, Aj., 123, 413 – 419.

van Teeseling, A., ve diğ., 1996, A&A, 315, 467 – 474.
Voloshina, I.B., Shugarov, S. Y., 1989, Pisma V.

Astronomicheskii Zhurnal V., 15, 723 – 731.
Wheatley, P.J., ve diğ., 1996, A&A, 307, 137 – 148.

Tablo 2. AB Dra'nın tayfsal analiz sonuçları.

Model	χ^2/ν	N_H ($\times 10^{21}$ H.atom / cm^2) [a]	kT (keV) [a]	Akı ($\times 10^{-12}$ erg/cm^2/s) [b]	Foton İndeksi [a]	EÖ ($\times 10^{54}$ cm^{-3})
Karacisim	0.8772	$0.2422^{+0.1222}_{-0.0844}$	$0.3007^{+0.0308}_{-0.0284}$			
Güç Kanunu	0.8367	$0.811^{+0.2444}_{-0.1666}$		5.443	$-1.96^{+0.287}_{-0.317}$	
Raymond - Smith	1.1228	$0.509^{+0.093}_{-0.067}$	$3.5^{+3.500}_{-1.357}$			4.48
Isısal Bremsstrahlung	0.7717	$0.689^{+0.178}_{-0.128}$	$1.771^{+1.315}_{-0.571}$			

[a] Hata miktarları %95.45 güvenilirlik seviyesinde verilmiştir.
[b] 0.1 – 2.4 keV enerji aralığı alınmıştır.

Tablo 3. BC UMa'nın tayfsal analiz sonuçları.

Model	χ^2/ν	N_H ($\times 10^{21}$ H.atom / cm^2) [a]	kT (keV) [a]	Akı ($\times 10^{-12}$ erg/cm^2/s) [b]	Foton İndeksi [a]	EÖ ($\times 10^{54}$ cm^{-3})
Karacisim	2.965	$0.0002^{+0.0136}_{---}$	$0.1911^{+0.0093}_{-0.0097}$			
Güç Kanunu	0.7923	$0.282^{+0.072}_{-0.067}$		6.109	$-2.40^{+0.243}_{-0.264}$	
Raymond - Smith	3.24	$0.043^{+0.014}_{-0.012}$	$3.42^{+1.78}_{-1.06}$			2.24
Isısal Bremsstrahlung	0.8729	$0.161^{+0.040}_{-0.035}$	$0.911^{+0.275}_{---}$			

[a] Hata miktarları %95.45 güvenilirlik seviyesinde verilmiştir.
[b] 0.1 – 2.4 keV enerji aralığı alınmıştır.

Tablo 4. YY Dra'nın tayfsal analiz sonuçları

Model	χ^2/ν	N_H ($\times 10^{21}$ H.atom / cm^2) [a]	kT (keV) [a]	Akı ($\times 10^{-12}$ erg/cm^2/s) [b]	Foton İndeksi [a]	EÖ ($\times 10^{54}$ cm^{-3})
Karacisim	2.930	$0.0002^{+0.0104}_{---}$	$0.2231^{+0.0188}_{-0.0150}$			
Güç Kanunu	1.103	$0.176^{+0.088}_{-0.074}$		3.644	$-1.73^{+0.288}_{-0.320}$	
Raymond - Smith	1.37	$0.076^{+0.025}_{-0.017}$	$5^{+15}_{-2.43}$			0.859
Isısal Bremsstrahlung	1.077	$0.129^{+0.052}_{-0.048}$	$2.25^{+3.500}_{-0.833}$			

[a] Hata miktarları %95.45 güvenilirlik seviyesinde verilmiştir. [b] 0.1 – 2.4 keV enerji aralığı alınmıştır.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Epsilon Orionis Süperdev Yıldızının Moröte Çizgi Tanısı

Serdar KOÇAK[1], İ.Ethem DERMAN[2]

[1]Boğaziçi Üniversitesi, KRDAE Belbaşı NDİM, Ahlatlıbel, Ankara
serdarko@boun.edu.tr

[2]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara
ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet: Epsilon Orionis'in (B0 Ia, HD37128), Hubble Uzay Teleskobu (HUT) üzerinde bulunan Goddard High Resolution Spectrograph (GHRS) kamerası ile alınan yüksek çözünürlüklü (94000<R<100000) moröte tayfları kullanılarak çizgi tanıları yapılmıştır. Tayflar, 1740-2860 Å aralığını kapsamaktadır. Bu dalgaboyu aralığına düşen toplam 13 adet tayf mevcuttur. Tüm kalibrasyon işlemleri uygulanmış tayfların analize hazır hale getirilmesi ve analizleri aşamasında, HUT verileri için özel olarak üretilen yazılım ve paket programlar kullanılmıştır. Epsilon Orionis, yoğun Orion moleküler bulutu yakınlarında bulunur. Bazı ECH-B tayflarında Cr II, Fe II, Zn II, Si II, Ni II ve Mg I gibi yıldızlararası çizgiler mevcuttur.

Anahtar Kelimeler : yıldızlar: Epsilon Orionis – yıldızlar: moröte çizgi tanısı – yıldızlararası madde: tanı

Abstract : High resolution (94000<R<100000) ultraviolet spectra of Epsilon Orionis (B0 Ia, HD37128), obtained from Goddard High Resolution Spectrograph (GHRS) aboard the Hubble Space Telescope (HST), is used for line identification. The spectral range covers between 1740-2860 Å. Individual 13 spectra present in this range. Software packages which are specifically designed for HST data is used for preparing and analyzing the full calibrated spectrum. Epsilon Orionis lies close to the dense Orion Molecular Cloud. Interstellar lines; Cr II, Fe II, Zn II, Si II, Ni II and Mg I are present in some of these ECH-B spectra.

Key words : stars: individual: Epsilon Orionis – stars: UV line identification – ISM: identification

1.Giriş

Mavi süperdev bir yıldız olan Epsilon Orionis, Orion kuşağı olarak bilinen bölgede bulunan 3 yıldızdan ortada olanıdır. Gökyüzündeki en parlak yıldızlardan birisidir. MK sınıflandırmasında (Johnson ve Morgan 1953) standart B0 Ia yıldızı olarak belirtilmiştir. Yıldıza ait temel parametreler Tablo 1'de (Prinja ve ark. 2004) sunulmuştur.

Tablo 1. Epsilon Orionis'in temel parametreleri

Parametre	Değer	Referans
Tayf Türü	B0 Ia	Walborn (1976)
T_{etkin}	28500 K	Kudritzki vd.(1999)
vsin*i*	80 km/sn	Kudritzki vd.(1999)
R⋆/R⊙	35	Kudritzki vd.(1999)
M⋆/M⊙	20	Schaller vd. (1992)
V_∞	1500 km/sn	Kudritzki vd.(1999)
$\dot{M}$	1.9×10^{-6} M⊙/y	Blomme vd. (2002)

Poster tam metni için : Serdar KOÇAK
e-mektup: serdarko@boun.edu.tr

Lamers (1974), mutlak görsel parlaklık ve bolometrik düzeltme gözönüne alındığında bu yıldız için ışınım gücünün log(L⋆/L⊙)=5.7 olduğunu belirtmiştir. Bu çalışmasında elde ettiği diğer temel parametreler Tablo 1'de sunulan değerlerle uyumludur. Lamers (1974), kullandığı veriler ile kabul görmüş evrim yollarını karşılaştırmış ve Epsilon Orionis yaklaşık 40 M⊙ kütleli kabul edilirse bu yıldızın kabukta hidrojen yakma evresinde olduğu ve ortalama yaşının 3-4 milyon yıl olabileceği sonucuna varmıştır.
Bu yıldızın uzak UV tayf gözlemleri ilk olarak Morton (1967), Morton ve ark. (1968) tarafından yapılmıştır. Aerobee roketi üzerinde bulunan UV tayfçekeri ile yapılan gözlemlerin dalgaboyu aralığı 1100 – 2750 Å olup, çözünürlüğü R~2000'dir. Bu bölgede göze çarpan en önemli özellikler Si III, Si IV, C IV ve N V'in güçlü rezonans çizgilerinin P-Cygni profilleridir. Ayrıca diğer olası elementlere ait çizgi tanımlamaları yapılmıştır. Bu çalışma sonucunda 80'den fazla soğurma çizgisi gözlenmiş fakat bu çizgilerin 30'dan fazlası tanımlanamamıştır.

Epsilon Orionis'in UV tayfı Stalio ve Selvelli (1975) tarafından da incelenmiştir. Kullanılan

tayfların dalgaboyu aralığı 1000–1540 Å ve 1620–3200 Å olup, Copernicus uydusu gözlemleridir. Çözünürlük R~6000 kadardır. Bu çalışmada yıldız atmosferinde bulunan çizgi tanımlamaları yapılmış, listeler halinde sunulmuştur. Yıldızlararası bazı çizgilerin tayflarda mevcut olduğu ve bunları yıldız atmosferinde bulunan çizgilerden ayırmanın, şiddetlerinden dolayı kolay olduğundan söz edilmiştir. Bolluk analizi konusuna bu çalışmada yer verilmemiştir.

Epsilon Orionis ile ilgili en ayrıntılı çalışmayı görsel bölgede Lamers (1972 a, b) ESO ve Kitt Peak Gözlemevlerinden alınan tayfları kullanarak yapmıştır. Tayfların çözünürlükleri 2.3 – 4.4 Å/mm arasında değişen değerlerdedir. Gözlenmiş çizgilerin listesini, çizgi tanımlamalarını ve örtüşme olmayan eşdeğer genişlikleri 1972a çalışmasında, bolluk değerlerini ve mikrotürbülans hızlarını basit büyüme eğrisi analizleri yardımıyla 1972b çalışmasında elde etmiş ve çizelgeler halinde sunmuştur. Bu çalışma (Lamers 1972b) dışında Epsilon Orionis'in bolluk analizi yapılmış başka bir yayınına rastlanamamıştır.

2. Gözlemler ve Tayf Bilgisi

Epsilon Orionis'in bolluk analizi, çalışmamızın asıl amacını oluşturmaktadır. Poster olarak sunulan bulgular, bolluk analizi çalışmasının sadece bir bölümüdür.

Çizgi tanımlaması yapılacak olan yıldız tayfları, HUT tarafından alınan ve arşivlenen tayflardan oluşmaktadır. HUT verilerinin kullanılmasının en önemli amacı, tayfların yüksek çözünürlükte olmasıdır. Bu çalışmada kullanılan tayflar, HUT üzerinde Nisan 1990'da çalışmaya başlayan ve şu an görevini tamamlamış olan GHRS kamerasına aittir. Tayfların çözünürlükleri $94000 < R < 100000$ arasındadır. Kalibre edilmiş olarak arşivden çekilen tayflar HUT verilerinin işlenebilmesi için gerekli olan ve Hubble Uzay Teleskobu Fen Bilimleri Enstitüsü (Space Telescope Science Institute) tarafından özel olarak üretilen yazılım ve paket programlar kullanılarak analize hazır hale getirilmiştir. ECH-B ızgarası ile belirli bir bölgenin tayfı alınırken, bu bölgeye ait başlangıç ve bitiş dalgaboyu değerleri arasında en fazla 1 veya 2 Å'luk fark olan üç ayrı tayf alınır. Aynı bölgeye ait sayılabilecek bu üç ayrı tayf birleştirilerek gürültü oranı 1/3 azaltılmış ve üzerinde çalışılacak olan bir adet tayf elde edilmiştir. Bu tayfın sürekliliği belirlendikten sonra, yıldızın gözlenmiş tayfında bulunan ve tayf çizgisi olarak adlandırılan her bir çizginin eşdeğer genişliği, merkezi dalgaboyu, çizgi derinliği ve yarı maksimumdaki tam genişliği belirlenmiştir. Bütün bu işlemler sırasında HUT verilerinin düzenlenmesi ve analize hazır hale getirilmesi için özel olarak üretilen paket programlar (STSDAS, TABLES, NOAO - ONEDSPEC) kullanılmıştır. Bu programlar hakkında ayrıntılı bilgiler Gokay (2004) tarafından verilmiştir. Çizgi tanısından önce tayflar için gerekli olan dikine hız düzeltme miktarı hesaplanıp, tayflara bu düzeltme miktarı uygulanmıştır. Bu işlemden sonra, güncel laboratuvar çizgi tanısı listeleri gözönüne alınarak tayf çizgilerinin hangi elemente ait oldukları belirlenmiştir. Epsilon Orionis'in ECH-B tayflarının kapsadığı dalgaboyu aralığında, yıldızın atmosferinde bulunan atom ve iyonlar tanımlanmıştır.

3. Çizgi Tanısı

Epsilon Orionis'in HUT-GHRS ECH-B tayflarının kapsadığı aralığı içine alan bir çalışma Stalio ve Selvelli (1975) tarafından Copernicus tayfları üzerinden yapılmıştır. Bu çalışmada yıldızın atmosferinde bulunan çizgi tanımlamaları yapılmıştır. Kullanılan tayfların dalgaboyu aralığı 1000–1540 Å ve 1620–3200 Å arasında olup, Copernicus uydusu gözlemleridir. Karşılaştırma yapmak açısından Stalio ve Selvelli (1975)'nin bu çalışması gözönünde tutulmuştur. Onların kullandıkları tayfların (1620-3200 Å) çözünürlükleri $4000<R<8000$'dir. HUT tarafından alınan ECH-B tayflarının çözünürlükleri ise $94000<R<100000$ arasındadır. ECH-B tayflarının yüksek çözünürlüklerinden dolayı, Stalio ve Selvelli (1975)'nin ayrı ayrı göremedikleri çizgiler bu tayflarda net olarak görülebilmektedir. Çizgi tanıları sırasında birçok kaynaktan yararlanılmıştır. Bu kaynaklardan; çizgilerin laboratuvar dalgaboyları, log gf değerleri, göreli şiddetleri, multiplet numaraları, enerji seviyeleri, j ve g değerleri belirlenmiş ve çizginin hangi elemente ait olduğuna karar verilmiştir. Kullanılan kaynaklardan başlıcaları; Moore, C (1950, 1952), Kurucz, R.L. (1995), NIST (National Institute of Standards and Technology) Atomic Spectra Database (1999) ve M.A. Bautista, S.N. Nahar, M.J. Seaton, D.A. Verner "The Atomic Line List" (1999)'dir. Epsilon Orionis'in ECH-B tayflarındaki tüm çizgiler ve özellikleri Tablo 2'de sunulmuştur. Bu tayflarda hala belirlenemeyen ve belirlenmesine karşın şüphe ile yaklaşılan bazı çizgiler vardır. Bu çizgiler üzerinde halen çalışılmaktadır. Tablo 2'de; 1.kolon gözlenen dalgaboyunu (Å), 2. kolon laboratuvar (vakum ortam) dalgaboyunu (Å), 3.kolon tanımlanan elementi, 4. kolon multiplet numarasını, 5. kolon göreli şiddeti, 6. kolon log gf değerini, 7. kolon alt enerji seviyesini (eV) ve 8. kolon da km/sn biriminde olmak üzere dikine hızları göstermektedir. Tablo 2'nin dördüncü kolonunda bulunan multiplet numaralarının bazılarında (*) karakteri bulunmaktadır.

Tablo 2. Epsilon Orionis'in Moröte Çizgi Tanısı

λgöz	λvak	Tanı	M.No	G.Ş.	loggf	A.Enj	Vr
1740.17	1740.31	N II	60	400	-1.13	13.54	-24.6
1740.93	1741.11	Cr IV	1*		-0.49	12.97	-30.6
1741.55	1741.55	Ni II	5	30	-0.21	0.00	0.7
1742.17	1741.96	Ni III		300	0.26	7.61	36.9
1743.01	1743.20	N II	60		-1.38	13.54	-32.2
	1743.23	N II	60		-1.87	13.54	-37.5
1744.27	1744.22	Fe III	1*		-0.89	7.87	8.2
	1744.24	Fe III	1*		-1.44	7.87	5.2
1745.42	1745.64	Fe III	2*	250	-0.56	8.24	-37.1
	1745.41	S IV	1*	100	-0.13	26.50	0.9
1747.15	1747.13	Cr IV	1*		-0.44	12.93	2.9
	1747.26	Fe III	2*		-0.86	8.24	-18.9
1747.93	1747.85	N III	19	450	-0.59	18.09	14.6
	1748.17	Fe III	1*	150	-0.95	7.87	-41.4
1749.55							
1802.83	1803.02	Si III	51	60	-1.39	19.72	-30.5
1804.54	1804.49	N III	22	6	-0.61	30.46	8.0
	1804.42	Fe IV	2*		-1.08	17.07	20.7
1805.39	1805.66	N III	22	7	-0.31	30.47	-45.5
	1805.30	N III	22		-0.14	30.46	14.9
1806.73	1806.98	Fe III	3*		-1.69	11.12	-41.9
1807.63	1807.60	Fe IV	2*		-0.94	17.10	4.6
1808.01	1808.01	Si II	1	7	-2.10	0.00	-1.0
1810.04	1809.79	Fe III	3*		-1.03	11.13	41.9
1811.37	1811.25	Fe IV	1*	6	-0.88	17.15	19.7
1812.57	1812.55	Fe IV	2*		-1.10	17.10	4.1
1823.24	1823.04	Ni III	20	800	0.40	7.61	31.6
1825.03	1824.68	Fe III		70	-0.88	11.12	58.7
1826.32	1826.22	Cr IV	12	30	0.42	13.03	16.5
1826.95	1826.88	Cr IV	16	30	0.48	13.72	12.5
1827.96	1827.98	Fe IV	1*	13	-0.20	17.22	-2.4
1830.22	1830.36	Cr IV	12	10	0.04	12.93	-22.7
	1829.99	Ni III	20	400	0.21	7.76	38.5
	1830.06	Ni III	20	200	0.10	7.87	26.3
1831.33							
1854.57	1854.13	Ni III	19	800	0.49	7.61	72.0
	1854.72	Al III	1	1000	0.06	0.00	-22.9
	1854.82	Fe III	63	9b	-0.02	8.66	-39.9
1856.75	1856.62	O III	1*	500			21.4
	1856.69	Fe III	63	7	-0.13	8.66	10.9
1858.18	1858.03	Al II	4	7	-0.55	4.64	24.5
	1857.87	N II	1*	300	-1.29	18.47	49.6
1860.55	1860.64	Fe IV	1*	12	-0.57	17.10	-14.5
	1859.95	Fe III	63	4	-0.48	8.65	96.8

Tablo 2. (devam)

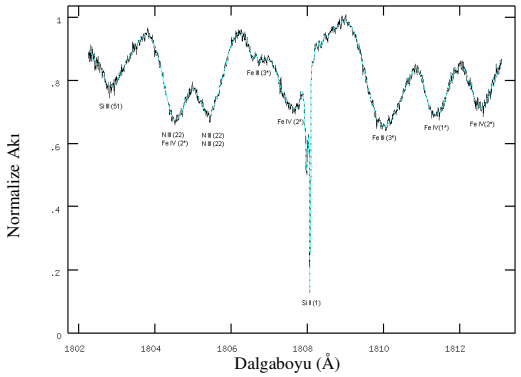
λgöz	λvak	Tanı	M.No	G.Ş.	loggf	A.Enj	Vr
1862.66	1862.59	N II	1*	200	-1.77	18.47	11.4
	1862.31	Al II	4	10	-0.32	4.66	56.0
	1862.79	Al III	1	600	-0.24	0.00	-21.1
2022.78	2022.84	Mn III	17	300	0.03	8.91	-9.5
2024.03	2023.88	Mn III	17	50	-0.50	8.87	21.5
2026.13	2026.14	Zn II	1	10	-0.09	0.00	-1.1
2026.46	2026.48	Mg I	2	9	-0.60	0.00	-2.2
2028.35	2028.53	Mn III	17	1000	0.34	8.95	-25.5
2030.23	2030.08	Mn III	17	80	-0.33	8.91	21.6
2031.49							
2055.25							
2056.27	2056.25	Cr II	1	200	0.03	0.00	1.7
2056.82	2056.52	Fe III	71	7	-0.02	10.44	42.9
	2056.81	Fe III	105	6	0.14	9.14	0.8
2057.64	2057.72	Fe III	78	6	0.07	9.56	-11.1
2059.20	2059.23	Fe III	100	8	0.63	10.34	-3.7
2060.36	2060.35	Fe III	78	7	0.24	9.56	2.3
2062.24	2062.23	Cr II	1	175	-0.11	0.00	1.6
2062.44	2062.42	Fe III	78	9	0.40	9.54	3.7
	2062.22	Fe III	48	10	-0.05	5.08	33.0
2062.66	2062.66	Zn II	1	9	-0.38	0.00	0.1
2244.97	2244.80	Cr III	39	150	0.35	6.18	22.8
2248.73	2248.58	Si III	1*		-3.00	25.98	20.3
	2248.68	Si III	1*		-2.26	25.98	6.8
2249.87	2249.88	Fe II	5	m	-1.60	0.00	-1.3
2252.37	2252.16	Cr III	39	80	0.21	6.15	27.0
2253.54	2253.39	He II		10	-0.90	48.37	20.0
2319.89	2319.78	Cr III	44	100	0.40	7.07	14.6
	2319.94	Fe III	72	10	-1.04	9.56	-5.8
2322.40	2322.44	Fe III	132	10	-2.94	11.47	-5.8
2325.19	2325.09	Fe III	156	8	-1.03	13.13	12.1
2325.65	2325.60	Cr III	44	150	0.50	7.12	6.4
2330.56	2330.62	Fe III	72	9	-1.30	9.56	-7.7
2332.22	2332.06	Ti III	13	3	-0.46	4.72	20.4
	2332.37	Ti III	13	3	-0.52	4.72	-19.3
2374.47	2374.46	Fe II	2	8	-0.55	0.00	1.0
2480.39	2480.56	Cr III	43	100	-0.04	7.07	-20.0
2482.43	2482.26	Si III	1*	3	-0.70	25.98	20.5
2483.94	2483.94	Si III	1*	6	-1.01	25.98	-0.6
	2483.82	Cr III	43	100	0.18	7.12	14.2
2485.56	2485.28	Ni III	1*		0.12	22.45	34.1
2489.23	2489.03	Ni III	1*		0.65	22.45	23.6
	2489.53	Ni III	1*		0.74	22.45	-36.8
2512.27	2511.96	He II	m	50	-0.30	48.37	36.9

Bu karakterin olduğu multiplet numaraları, kullanılan kaynaklarda mevcut olmadığından dolayı tarafımızdan numaralandırılmış olduklarını göstermektedir. Ayrıca, Tablo 2'de görülen "m" ve "b" harfleri de, ait olduğu çizginin sırası ile "maskelenmiş" veya "örtülmüş" olduğunu belirtmektedir. ECH-B tayflarında gözlenen yıldızlararası çizgiler ve özellikleri bir sonraki bölümde sunulacaktır.

Epsilon Orionis'in ECH-B ızgarasının duyarlı olduğu dalgaboyu aralığında toplam 13 tayfı mevcuttur. Bu tayflardan, tanımlaması yapılmış çizgileri gösteren bir örnek, Şekil 1'de gösterilmiştir.

Tablo 2. (devam)

λgöz	λvak	Tanı	M.No	G.Ş.	loggf	A.Enj	Vr
2512.27	2512.49	C II	14	12	-1.24	13.72	-26.5
	2512.81	C II	14	5	-0.28	13.72	-65.1
2516.91	2516.82	Ti III	20	7	0.46	4.76	10.7
2518.41	2518.33	Si IV	26	7	1.02	31.51	9.3
	2518.33	Si IV	26	7	-0.53	31.51	9.3
2796.38	2796.35	Mg II	1	50	0.10	0.00	2.8
2798.93	2798.82	Mg II	3	40	0.53	4.43	11.0
2803.56	2803.53	Mg II	1	50	-0.21	0.00	3.4
2852.96	2852.96	Mg I	1	300	0.27	0.00	-0.1



Şekil 1. Epsilon Orionis'in çizgi tanısına bir örnek

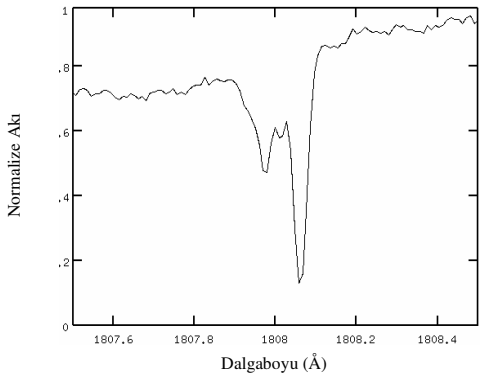
4. Yıldızlararası Çizgiler

ECH-B tayflarına bakıldığında yıldızlararası çizgiler dikkati çekmektedir. Bu çizgiler profil bakımından, yıldıza ait çizgilerden çok daha dar ve daha şiddetlidir. Tüm ECH-B tayflarında bulunan yıldızlararası çizgiler ve özellikleri Tablo 3'de gösterilmektedir. Tablo 3'de; 1. kolon, gözlenen dalgaboyunu (Å); 2. kolon, laboratuvar dalgaboyunu (Å); 3. kolon, çizginin ait olduğu elementi ve 4. kolon da referansları (1; Roth ve Blades (1995), 2; Stalio ve Selvelli (1975)) göstermektedir.

Tablo 3. ECH-B tayflarındaki yıldızlararası çizgiler

λgöz	λvak	Element	Ref
1741.55	1741.55	Ni II	2
1808.01	1808.01	Si II	2
2026.13	2026.14	Zn II	1
2026.46	2026.48	Mg I	1,2
2056.27	2056.25	Cr II	1
2062.24	2062.23	Cr II	1
2062.66	2062.66	Zn II	1
2249.87	2249.88	Fe II	2
2374.47	2374.46	Fe II	2
2852.96	2852.96	Mg I	2

Epsilon Orionis'in ECH-B tayflarında mevcut olan yıldızlararası çizgilerin profil yapıları birbirlerine çok benzemektedir. Bu çizgilerin profilleri incelendiği zaman, her çizginin birden fazla bileşenden oluştuğu görülmektedir. Bu, yıldız ile gözlemci arasında farklı yoğunluklu bölgelerin olabileceği şeklinde yorumlanabilir. Epsilon Orionis, yoğun Orion moleküler bulutu yakınlarında bulunduğu için bu sonuç normaldir. Şekil 1'de görülen 1808.01 Si II çizgisinin detaylı profili Şekil 2'de sunulmuştur. Sözü edilen bileşenler Şekil 2'de görülmektedir.



Şekil 2.Yıldızlararası 1808.01 Si II'nin çizgi profili

5. Sonuç

Mavi süperdev Epsilon Orionis yıldızının HUT GHRS kamerası ile alınan yüksek çözünürlüklü ECH-B tayfları kullanılarak moröte çizgi tanıları yapılmıştır. Uzak UV ve görsel tayfları da incelenerek yıldızın bolluk analizi yapılacaktır.

6. Kaynaklar

Bautista, M.A, Nahar, S.N., Seaton, M.J., Verner, D.A., 1999. The Atomic Line List v2.04. Dep. of Physics and Astronomy University of Kentucky (http://www.pa.uky.edu/~peter/atomic/)

Blomme, R., Prinja, R.K., Runacres, M.C. ve Colley, S. 2002, A&A, 921, 934

Gokay, G., Derman, İ.E., "Hubble Uzay Teleskobu ile Alınan Tayfların İndirgenmesi", Poster, 14.Ulusal Astronomi Kongresi, EÜ, Kayseri, 31 Ağustos-3 Eylül 2004

Johnson, H.L., Morgan, W.W. 1953, ApJ., 117, 313

Kudritzki, R.P., Puls, J., Lennon, D.J.1999, A&A, 350, 970

Kurucz, R.L., Bell,B., 1995., Atomic Line Data Kurucz CD-Rom No.23, Cambridge

Lamers, H.J. 1972a, A&AS, 7, 113

Lamers, H.J. 1972b, A&A, 17, 34

Lamers, H.J. 1974, A&A, 37, 237

Moore, C. E., 1950., "An Ultraviolet Multiplet Table, Section 1", Washington D.C.

Moore, C. E., 1952., "An Ultraviolet Multiplet Table, Section 2", Washington D.C.

Morton, D.C. 1967, ApJ., 150, 535

Morton, D.C., Jenkins, E.B. ve Bohlin, R.C. 1968, ApJ, 154, 661.

National Institute of Standards and Technology Atomic Spectra Database, 1999. Washington D.C. (http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/line_form)

Prinja, R.K., Rivinius, Th., Stahl, O., Kaufer, A., Foing, B.H., Cami, J. ve Orlando, S. 2004, A&A, 418, 727-736

Roth, K.C., Blades, J.C. 1995, ApJ, 445, L95-98

Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. ve Maeder, A. 1992, A&AS, 96, 269

Stalio, R., Selvelli, P.L. 1975, A&AS, 21, 241

Walborn, N. 1976, ApJ, 205, 419

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

2006 GÜNEŞ TUTULMASINDA KOZMİK IŞIN ŞİDDET DEĞİŞİMİ

Melek YILMAZ[1] , Gülçin KANDEMİR[2]
[1]Kadir Has Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Cibali-Fatih 34230 İstanbul, Türkiye
[2]Istanbul Teknik Üniversitesi, Maslak 34469 Istanbul, Türkiye
e-mektup: myilmaz@khas.edu.tr , e-mektup: gulcinkandemir@superonline.com

Özet: Güneş tutulmaları sırasında düşük enerjili gamma ışın akısında şiddet farkı gözlenebilmektedir. İlk kez 1995 tam güneş tutulmasında Bhattarcharyya v.d. (1997) tarafından gözlenmiş olan bu olay 1999 tam güneş tutulması sırasında Kandemir v.d. (2000) tarafından irdelenmiştir. 2006 tam güneş tutulmasında bu olayın yeniden incelenmesi mümkün olacaktır.

Hava koşulları optik gözlemlere izin vermese de kozmik ışın ölçümleri yapılabilmektedir. Dolayısıyla, tasarlanan bu incelemenin Mart ayında gerçekleşecek olan tutulma için uygun olacağı düşünülmektedir.

Anahtar Kelimeler: Kozmik ışınlar, koronal kütle atımı, tam güneş tutulması, gama ışınları.

Abstract: Decrease in low energy γ ray flux is observed during solar eclipses. This event has been observed for the first time by Bhattarcharyya et.al. (1997) and has been re-observed by Kandemir *et.al.* during the 1999 total solar eclipse (2000). It may be possible to re-investigate this event during 2006 total solar eclipse.

It is possible to make cosmic ray observations even if the weather condition is not favorable to make optical observations. Therefore, the planned investigation may be appropriate for a wintertime solar eclipse.

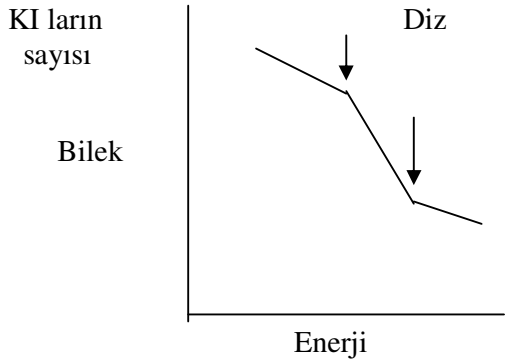
Key words: Cosmic rays, coronal mass ejection, total solar eclipse, gamma rays.

1. Giriş

Kozmik ışınlar (KI) galaksimizin dışından gelip binlerce yıl galaksimizin manyetik alanlarında tutulduktan sonra buralardan kurtularak Yere kadar ulaşabilmektedir. Başlıca proton ve çok daha az sayıda He ve daha ağır çekirdeklerden oluşan birincil KI'lar uydularla, yer atmosferinde etkileşerek değişime uğrayan ikinciller ise Dünya yüzeyinden gözlenebilmektedir. Atmosferle etkileşim sonucu elektron, pozitron, müon ve gamma parçacıkları oluşmaktadır. KI'ların enerji dağılımı bir şok dalgasından kaynaklandıklarını düşündürmektedir. Orta enerjili olanların dış galaksilerden kaynaklandığı ve KI iyonlarının yüksek enerjilerini süpernovalardan atılan şok dalgalarından edindiği kabul edilmektedir. KI'ların $\geq TeV$ gibi yüksek enerjilileri henüz gizemini korumaktadır. Çünkü bunların enerjileri süpernova şok dalgalarıyla açıklanamıyacak kadar yüksektir. En yüksek enerjililere Hess parçacıkları denir. Düşük enerjili kozmik ışınlar ise güneşin koronal kütle atımı sırasında ivmelenebilmektedir. Yer manyetosferindeki çok daha zayıf bir şok dalgası olan 'bow shock' bile bazı ivmelendirme olaylarına neden olabilmektedir. Öte yandan güneş rüzgarı parçacıklarının hızlanması galaksi dışı kozmik ışınların azalmasına neden olmaktadır.

Kozmik ışınların enerjisi arttıkça kozmik ışın akısı azalır. Orta enerjililerin oluşumu için uygun açıklamalar yapılabilmektedir.
Enerji spektrumu ya da enerji-akı diyagramında 'diz' ve 'bilek' olarak adlandırılan bölgeler vardır: 'Diz', parçacık spektrumunun dikleştiği bölgedir: 10^{14} eV'un altında bağıntı $dN=dE\ e^{2.7}$ biçiminde iken 10^{16} eV üstünde açıklanamayan bir biçimde dikleşerek $e^{3.3}$ olur. Bilek'te ise spektrum yeniden düzleşir: 10^{19} eV'da tekrar $e^{2.7}$ olur.

Poster tam metni için : Melek YILMAZ
e-mektup: myilmaz@khas.edu.tr



Şekil 1. Birincil kozmik ışınların enerji spektrumu henüz nedeni iyi anlaşılamamış bir biçimdedir.

2.Kozmik Işınların Güneş Modülasyonu

Güneşten kaynaklanan KI olmadığı, ancak bir güneş modülasyonunun sözkonusu olduğu kabul edilmektedir. Dolayısıyla, literatürde 'solar' KI deyimine raslandığında bunların güneş tarafından modüle edilebilen düşük enerjili (Enerjileri 100 MeV kadar olan güneş protonlarınınkine yakın) KI'lar olduğu anlaşılmalıdır.

Günlük, 27 günlük ve 11 yıllık güneş modülasyonlarının hiçbiri jeomanyetik olmayıp hepsi gezegenlerarası uzayda oluşmaktadır. Günlük değişimde (yerin anizotropik gezegenlerarası uzayda dönmesi sonucu) galaktik kökenli KI'lar % 0.2-0.6 kadar değişmektedir.

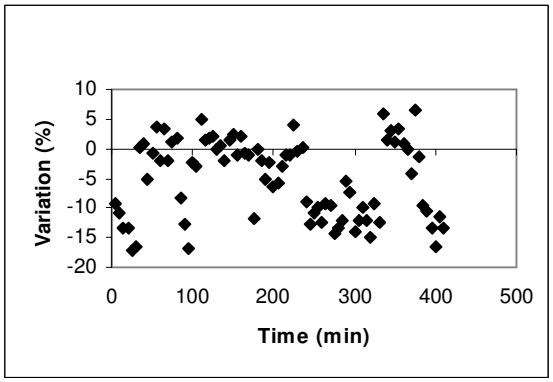
KI'ların akı şiddeti güneş aktifliği ile ters orantılıdır. *Örneğin,* 6 Haziran 2000 tarihinde oluşan bir Koronal Kütle Atımı (CME), ikincil KI akısında %30 azalmaya neden olabilmişti (Kandemir, v.d., 2002).

3.Kozmik Işın Akı Şiddetinin Güneş Tutulmalarında Değişimi

Yıldızlararası, gezegenlerarası uzayın ve KI'ların anlaşılabilmesi için KI değişimlerinin her türlü etkenle bağlantısı önemlidir. 12 Nisan 1912 güneş tutulması sırasında Hess, 2-3 km kadar yükselen bir balonda iyonizasyon odasıyla yaptığı gözlemlerde hiçbir fark gözlemlemedi ve bu bulgusu kozmik ışınların güneşten kaynaklanmadığını göstermiş oldu (Hess, 1936).

1995 tam güneş tutulmasında Bhattarcharyya v.d. (1997) düşük enerjili gamma ışın akısında şiddet azalması olduğunu gözlemlemişlerdir. Burada sözügeçen ikincil KI parçacıkları 1912'de Victor Hess'in gözlemlediği yüksek enerjili birincil parçacıklardan farklıdır. Bhattacharyya v.d., akıdaki azalmayı tutulma çizgisi boyunca atmosferin soğumasından dolayı muon oluşturan katmanın yerinin değişip müonların serbest yolunun kısalması ile açıklamaktadırlar. γ ışın akısında gözlemledikleri azalma 2.5-3 MeV enerji aralığında maksimum olup %25 kadardır. 0.3-0.6 MeV enerjili γ ışınlarında ise gözlenen azalma minimum olup % 8 kadardır.

İlk kez Bhattacharyya v.d. tarafından gözlenmiş olan bu olay 1999 güneş tutulması sırasında Kandemir v.d.(2000) tarafından irdelenmiştir. Bu olayın şimdilik iki kez yapılmış olan gözleminin 2006 güneş tutulmasında yinelenmesinin uygun olacağı düşünülmektedir. 1999'da kullanılmış olan deney seti ya da benzerinin kullanılması planlanmaktadır.



Şekil 2. 11 Ağustos 1999'da düşük enerjili γ ışın akısının değişimi. İlk değme 180'inci dakikada (Yerel Zamanla 12:50de), maksimum tutulma 265'inci dakikada (14:15 YZ) ve son değme 350'inci dakikadadır (15:50 YZ).(Kandemir, v.d., 2000)

Hava koşulları optik gözlemlere izin vermese de kozmik ışın ölçümleri yapılabilmektedir. Dolayısıyla, tasarlanan bu incelemenin Mart ayında gerçekleşecek olan tutulma için uygun olacağı düşünülmektedir.

4. Kozmik Işın Detektörlerinin Astronomik Ölçümler için Kullanılması

Günümüzde KI ölçümleri uydularla, yerde veya yer altında çok gelişmiş düzeneklerle gözlenmekle birlikte bazı amaçlar için basit düzenekler de yeterli olabilmektedir. Parçacık astrofiziği çalışmaları, eğitim amacıyla veya güneşle ilgili bazı gözlemler için yapıldığında basit bir müon detektörü kullanarak da gerçekleştirilebilir. Böyle bir deney seti optik ve radyo teleskoplara göre daha ucuza maledilebilir (Clay, v.d., 2001). Basit bir deney seti

güneş tutulmalarında tam tutulma çizgisine kolayca taşınabilir. 1999 güneş tutulmasında (Kandemir, v.d., 2000) ve 2000 yılında gözlenen bazı koronal kütle atımları sırasındaki gözlemlerde (Kandemir, v.d.,2002) özdeş iki sintilasyon sayacı ile gerçekleştirilen raslantı devreleri kullanılmıştır. 2006 güneş tutulmasında tutulma çizgisi üzerinde bulunan üniversitelerimiz Fizik labaratuarlarından ödünç alabilecekleri raslantı devreleri ile bu olayı araştırabilirler.

5. Sonuç

Gölge ve yarıgölge bölgelerinin oluşturduğu soğuk koridorun yüksekliği kozmik ışınların yer atmosferi bileşenleriyle etkileştiği yüksekliğe denk düşmektedir. Hava koşulları ile kozmik ışınların ilişkisi son yıllarda incelenmiş fakat henüz iyi anlaşılamamıştır. Güneş tutulmaları bu konuyu aydınlatabilir.

Kozmik ışın şiddetinin güneş tutulmalarında azalması ilk kez Bhattacharyya, v.d.(1997) ve daha sonra Kandemir, v.d. tarafından gözlenmiş olan bir güneş etkisidir. Gözlenmiş olan γ ışın şiddetindeki değişim % 11 kadar olup bu miktar, KI'lardaki basınç etkisi ya da %5 olan güneş protonlarının kesilmesiyle açıklanamayacak kadar fazladır. Bu olayın daha başka güneş tutulmalarında gözlenerek açıklanabilmesi mümkün olabilir.

Hava koşulları optik gözlemlere izin vermese de kozmik ışın ölçümleri yapılabilmektedir. Dolayısıyla, tasarlanan bu incelemenin 2006'da Mart ayında gerçekleşecek olan tutulma için uygun olacağı düşünülmektedir.

6.Kaynaklar

Bhattacharyya, A., *et.al*.: 1997, "*Variation of γ ray and Particle Fluxes at the Sea Level During the Total Solar Eclipse of 24 October 1995"*, Ap&SS, **250**,313.

Clay, R.W., *et.al*.: 2001, *"A Cosmic Ray Muon Detector for Astronomy Teaching",* PASA, **17** (2).

Hess, V.: 1936, The Nobel Prize in Physics, Presentation Lecture.

Kandemir,G., et.al.: 2000, "*Cosmic Ray Intensity During the Solar Eclipse August 11, 1999*", ASP Conf. Ser., **205**, 202.

Kandemir, G., M. Geçkinli, C. Firat, M. Yilmaz, B. Ozugur: 2002, *"Cosmic Ray Intensity Variation during a CME"*, Planetary and Space Science, **50**, 633-636.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

HS Herculis Örten Çift Yıldızının Dönem Analizi

Tolga Çolak[1], Zekeriya Müyesseroğlu[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Ankara
tolga@astro1.science.ankara.edu.tr , muyes@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: HS Herculis, 1.637 gün dönemli, Algol türü ışık eğrisi gösteren ayrık bir örten çift yıldız sistemidir. Çiftin dönem değişimi pek çok araştırmacı tarafından çalışılmış ve değişimi oluşturan mekanizma için ışık-zaman etkisi, eksen dönmesi veya her iki etkinin birleşimi önerilmiştir. Bu çalışmada, HS Her'in literatürdeki minimumlarına Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 2002-2003 yıllarında elde edilen beş adet minimum daha eklenerek dönem analizi yeniden yapılmış ve bunun sonucunda değişiminin 77 yıl süren bir eksen dönmesi ile meydana geldiği belirlenmiştir. Sistemde üçüncü cisim varlığına dair güvenilir bir kanıta ise rastlanamamıştır. Ayrıca çiftin birinci bileşeninin halen tartışmalı olan ışınım sınıfı incelenmiş ve iç yapı sabitinden hareketle bir dev olduğu belirlenmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: örten çift yıldızlar: Algol – yıldızlar: çift yıldızlar: eksen dönmesi – yıldızlar: HS Her

Abstract: HS Herculis is a detached eclipsing binary with an Algol-type light curve and orbital period of about 1.637 days. The variability of its period has been studied by many authors and it was supposed that light-time effect, apsidal motion or combination of them is the mechanism of the period variability. In this study, we analyzed the period variation by using all the minima published in literature and five new minima observed at Ankara University Observatory in 2002 and 2003, and we have obtained that the mechanism of period variability is apsidal motion and its period is 77 years. We didn't find a reliable sign for a third body in the system. We also researched the luminosity class of the primary component which is controversial so far, and we classified it as a giant, on the basis of internal structure constant.

Key words: stars: eclipsing binary stars: Algol – stars: binary stars: apsidal motion – stars: HS Her

1. Giriş

HS Herculis (HD 174714, HIP 92478, α_{2000} = $18^{sa}50^{da}49^{sn}.77$, δ_{2000} = 24°43′11″.9), 1.6374341 gün dönemli Algol türü ışık eğrisi gösteren ayrık bir örten çift sistemidir. Çiftin birinci bileşeni B5-6 tayf türünden olup, ışınım sınıfı değişik kaynaklarda III veya V olarak verilmektedir (Cesco ve Sahade 1945, Roman 1956, Hall ve Hubbard 1971, Trimble 1974, Giuricin ve Mardirossian 1981, Khopolov *vd.* 1985). İkinci bileşen ise A4 tayf türündendir (Hall ve Hubbard 1971). Maksimumlarda çiftin görsel parlaklığı $8^m.5$ olup, birinci ve ikinci minimumlarda ise sırasıyla $9^m.0$ ve $8^m.6$'dır.

Literatürde oldukça iyi bilinen HS Her'in dönem analizi pek çok araştırmacı tarafından yapılmış olmasına rağmen, dönem değişimine neden olan mekanizma hakkında otuz yılı aşkın süredir kesin bir görüş birliğine varılamamıştır. Bu konuda üç farklı öneri ortaya atılmıştır: Eksen dönmesi, ışık-zaman etkisi veya her iki etkinin birleşimi.

Poster tam metni için : Tolga ÇOLAK
e-mektup: tolga@astro1.science.ankara.edu.tr

HS Her'in dönem analizi ilk olarak Hall ve Hubbard (1971) tarafından yapıldı. Hall ve Hubbard, çoğu görsel olan 10 adet birinci ve 1 adet ikinci minimum kullanarak, sistemde 15.5 yıl dönemli bir eksen dönmesi olduğunu belirlediler. Martynov ve Lavrov (1972), eksen dönmesi önerisini desteklemekle birlikte dönemi için çok daha büyük bir değer verdiler: 110 ~ 130 yıl. Yirmi yıllık bir aradan sonra, Todoran (1992), HS Herculis'in dönem analizini yeniden yaptı ve eksen dönmesi için 60 yıllık bir dönem belirledi. Khaliullina ve Khaliullin (1992), eksen dönmesini doğrulamakla birlikte Todoran'dan farklı bir dönem belirlediler: 92 yıl. Bastian (1993), diğer araştırmacılardan farklı olarak ilk kez HS Herculis sisteminde üçüncü cisim olabileceğini belirtti. Todoran'la aynı verileri kullanan Bastian, sistemde eksen dönmesi olmadığını, dönem değişimine neden olan mekanizmanın, dönemi 60 yıl olan ışık-zaman etkisi olduğunu belirtti. Todoran ve Agerer (1994), çok sayıda yeni minimum zamanı ekleyerek dönem analizini tekrarladılar ve sistemde üçüncü cisim olmadığını, açıkça bir eksen dönmesi görüldüğünü belirttiler. Son olarak Wolf *vd.* (2002), yeni minimum zamanları ile dönem analizini tekrarladılar ve daha önceki tüm araştırmacılardan farklı olarak çiftin dönem değişiminin, eksen

dönmesi ve ışık-zaman etkilerinin her ikisinin birleşimiyle açıklanabileceğini belirttiler. Wolf *vd.* (2002), eksen dönmesi ve ışık-zaman etkilerinin dönemlerini sırasıyla 78 ve 85.7 yıl, üçüncü cismin kütlesini ise 1.08 M⊙ olarak belirlediler.

2. Dönem Analizi

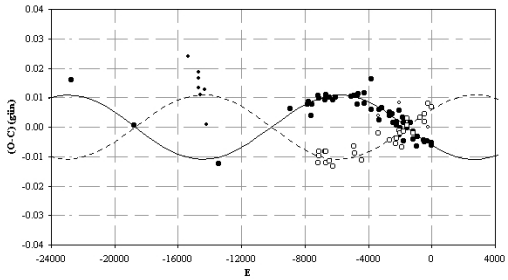
Literatürden alınan toplam 58 adet birinci ve 29 adet ikinci minimuma ek olarak bu çalışmada Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen beş adet yeni minimum zamanı kullanılmıştır.

Şekil 1'de çiftin O-C eğrisi ve Gimenez ve Garcia-Pelayo (1983) bağıntısı ile yapılan eksen dönmesi fiti görülmektedir. En küçük kareler yöntemiyle yapılan hesaplamalarda fotoelektrik, fotoğrafik ve CCD minimumların ağırlığı 1 ve görsel minimumların ağırlığı 1/10 alınmıştır. Eksen dönmesi fitinden kalan $(O-C)_{II}$ artıkları Şekil 2'de gösterilmiştir.

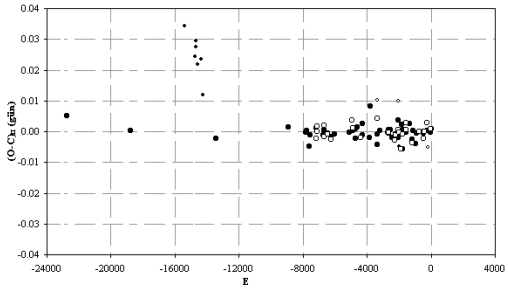
Kullanılan ışık elemanları:

Min I = 2452856.3646 + 1.6374341 E

dir.



Şekil 1. HS Herculis'in O-C eğrisi. Dolu ve boş daireler sırasıyla birinci ve ikinci minimumları düz ve kesikli çizgilerse eksen dönmesi fitini göstermektedir. Büyük simgeler ağırlığı 1, küçük simgeler ise ağırlığı 1/10 olan minimumları temsil etmektedir.



Şekil 2. $(O-C)_{II}$ artıkları. Simgelerin anlamı Şekil 1'dekiler ile aynıdır.

Eksen dönmesi analizi ile elde edilen parametreler Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Eksen dönmesi parametreleri.

Parametre	Değeri
A *(gün)*	0.011 ± 0.001
$\mathbf{T_o}$ *(HJD)*	2452856.3646 ± 0.0002
$\mathbf{P_s}$ *(gün)*	1.6374341 ± 0.0000001
e	0.021 ± 0.002
$\boldsymbol{\omega_o}$ *(°)*	303 ± 3
$\dot{\boldsymbol{\omega}}$ *(°/çev)*	0.0210 ± 0.0005
$\mathbf{P_a}$ *(gün)*	1.6375296 ± 0.0000014
U *(yıl)*	76.9 ± 1.9

Şekil 1 ve Şekil 2'den görüldüğü gibi, tüm fotoelektrik, fotoğrafik ve CCD minimumları teorik eğri ile oldukça iyi temsil edilebilmektedir. Buna karşılık olarak E ≈ -15000 civarındaki yedi adet birinci minimum, teorik eğri ile uyuşmamaktadır. Bu noktalar görsel minimumlar olup, fotoelektrik, fotoğrafik ve CCD minimumlarına göre yalnızca 1/10'luk bir ağırlığa sahiptirler. Görsel minimumların ağırlıklarının (güvenilirliklerinin) bu kadar düşük olmasının nedeni bunların gözlem hatalarının çok büyük olduğunun ve genellikle büyük saçılma gösterdiklerinin bilinmesidir. Bu nedenle, sözü edilen yedi noktanın eksen dönmesi fitine uymamasının nedenini sahip oldukları büyük gözlem hataları ile açıklamak mümkündür.

Öte yandan, Wolf *vd.* (2002), bu yedi adet noktanın gösterdiği yapıya dayanarak sistemde bir üçüncü cisim bulunduğu düşüncesini ortaya atmışlarsa da, analizlerinde kullanmadıkları iki fotoğrafik minimum (Şekil 1 ve 2'deki ilk iki nokta), sistemde bir üçüncü cisim olduğu hipoteziyle tamamen ters düşmekte ve bizim önerimizi kuvvetle desteklemektedir.

Eğer 1934 – 1939 yıllarına karşılık gelen yedi adet görsel minimum gerçekten bir üçüncü cisim varlığına işaret ediyorlarsa, bunu kanıtlamak için ışık – zaman etkisinin tam bir çevriminin tamamlanmasını beklemek gerekmektedir. Diğer taraftan, sisteme ait yeterli sayıda tayfsal gözlem ve radyal hız eğrileri bulunmadığı için sistemdeki olası bir üçüncü cismi başka yöntemlerle belirlemek de şu an için mümkün olmamaktadır.

Öte yandan bu noktaların kendi aralarındaki parabolik benzeri yapısı bir kütle aktarımını akla getirse de yaklaşık sekiz yıllık sürede bu kadar büyük bir dönem değişimi meydana getirebilecek

bir kütle aktarımı HS Her sistemi gibi ayrık bir çiftte mantıklı görünmemektedir.

3. İç Yapı Sabiti

Dışmerkezli yörüngeye sahip çift sistemlerin gözlemlerinden, yıldız evrim modellerinin denetlenmesi için önemli bir parametre olan k_2 iç yapı sabiti hesaplanabilmektedir. Bu çalışmalar için en elverişli yıldızlar eksen dönmesi gösteren çiftlerdir. İç yapı sabiti;

$$k_2 = \frac{1}{c_{21}+c_{22}}\frac{P_a}{U} = \frac{1}{c_{21}+c_{22}}\frac{\dot{\omega}_{nat}}{360^\circ} \quad (1)$$

$$\dot{\omega}_{obs} = \dot{\omega}_{nat} + \dot{\omega}_{rel} \quad (2)$$

$$c_{2i} = \left[\left(\frac{\omega_i}{\omega_K}\right)^2\left(1+\frac{M_{3-i}}{M_i}\right)f(e) + \frac{15M_{3-i}}{M_i}g(e)\right]\cdot r_i^5 \quad (3)$$

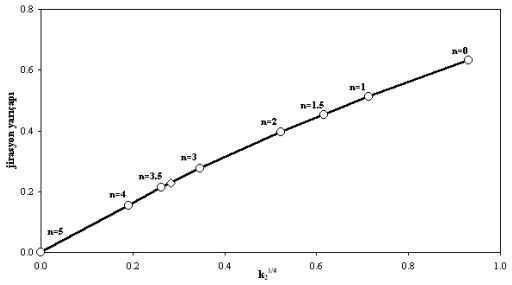
$$f(e) = \left(1-e^2\right)^{-2} \quad (4)$$

$$g(e) = \frac{\left(8+12e^2+e^4\right)\cdot f(e)^{2,5}}{8} \quad (5)$$

bağıntıları ile verilir (Claret ve Gimenez 1992). Burada, e; çiftin yörünge dışmerkezliği, $M_{1,2}$; birinci ve ikinci bileşenin M⊙ cinsinden kütleleri, P_a; çiftin kavuşum dönemi, U; eksen dönmesinin dönemi; r_i; bileşenlerin kesirsel yarıçapları, ω_i/ω_K oranı; yıldızıların eksenleri etrafındaki açısal dönme hızları ile ortalama yörünge açısal hızlarının oranı ve $\dot{\omega}_{obs}, \dot{\omega}_{nat}, \dot{\omega}_{rel}$ sırasıyla gözlenen eksen dönmesi miktarı ile ona doğal ve göreli katkılardır.

HS Her için verilen ω_i/ω_K = 0.88 (Pan 1997), r_1 = 0.250, r_2 = 0.142, M_1 = 6.5 M⊙, M_2 = 1.9 M⊙ (Giuricin ve Mardirossian 1981) değerleri kullanılarak iç yapı sabiti $\mathbf{k_2} = 6.384 \times 10^{-3}$, **log k_2** = -2.195 olarak bulunmuştur. Bu değer, bileşenlerden herhangi birine ait olmayıp, bileşenlerin her ikisini birden temsil etmektedir. Bulunan değer, Wolf *vd.* (2002) tarafından hesaplanan **log k_2** = -2.289 ve Claret ve Gimenez (1992)'in verdiği **log k_2(teo)** = -2,31 teorik değerleri ile uyumludur.

Çiftin eksen dönmesi çözümü ile elde edilen iç yapı sabiti, bizi bileşenlerin ışınım sınıfıyla ilgili bilgilere götürebilir. Birinci bileşenin tayf türü ve ışınım sınıfı literatürde çeşitli araştırmacılar tarafından farklı verilmiştir: B5-8V (Cesco ve Sahade 1945), B5III (Roman 1956), B5V (Hall ve Hubbard 1971), B5-6III (Trimble 1974), B5V (Giuricin ve Mardirossian 1981) ve B6III (Khopolov *vd.* 1985). Çifte ait k_2 iç yapı sabiti bu konuda bir fikir verebilir. Ureche (1976), çift yıldız bileşenleri için k_2 iç yapı sabiti ile jirasyon yarıçapı ve politrop indisi arasında bir bağıntı olduğunu belirlemiştir (Şekil 3).



Şekil 3. k_2 iç yapı sabitinin ¼. kuvveti ile jirasyon yarıçapı arasındaki bağıntı (Ureche 1976). Doğru üzerinde içi boş dairelerle politrop indisi n'nin çeşitli değerleri işaretlenmiştir. Bu çalışmada elde edilen değer ise eşkenar dörtgenle işaretlenmiştir.

n politrop indisi, yıldızda basınç ile yoğunluk arasındaki ilişkiyi belirleyen bir değerdir. Yıldızlar için politrop indisinin sadece $0 \le n \le 5$ değerleri anlamlıdır. Eddington standart modelindeki anakol yıldızları için (ışımasal dengedeki yıldızların yoğunluk dağılımı için) n = 3' tür. n' nin daha büyük değerleri yarıçapı gittikçe büyüyen ama tüm kütle merkezde toplanmış gibi alınan nokta kaynak modeline karşılık gelirken, daha küçük değerleri ise beyaz cüce, nötron yıldızı gibi daha sıkışık cisimlere uymaktadır. n = 1.5 değeri tamamen konvektif yıldızları temsil etmektedir.

Bu çalışmada elde edilen k_2 değeri grafikte yerine konduğunda sistemin politrop indisinin $n \approx 3.5$ olduğu görülmektedir. Buna göre sistemin evrim sürecinde anakoldan ayrıldığı söylenebilir ve verilen tayf türleri dikkate alınırsa, birinci bileşen B5-6 III olarak sınıflandırılabilir.

4. Sonuç

HS Herculis örten çift yıldızı için literatürdeki mevcut minimumlara Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen yeni minimumlar eklenerek yapılan çalışma, sistemde bir dönem değişimi olduğunu doğrulamıştır. Bu değişimi meydana getiren olası mekanizmanın, çift sistemin yörüngesindeki U = 77 yıl dönemli eksen dönmesi olduğu görülmüştür. Çiftin O-C eğrisinde, üçüncü cisim varlığına dair yeterli bir kanıta ise raslanamamıştır. Eksen dönmesi fitine uymayan yedi adet görsel minimum, sahip oldukları muhtemel büyük gözlem hatası ile açıklanmıştır. Yine de düşük güvenilirlikteki bu minimumlara dayanarak yapılacak bir üçüncü cisim çözümü yapılabilirse de, bunun çok fazla gerçekçi olmayacağı, güvenilirlikleri çok daha büyük olan iki fotoğrafik minimum yardımıyla söylenebilir.

Ayrıca bu çalışmada, çiftin eksen dönmesi analizi ile elde edilen olan iç yapı sabiti yardımıyla halen tartışmalı olan ışınım sınıfı konusunda da bir fikre ulaşılmıştır. Buna göre, literatürde verilmekte olan III ve V ışınım sınıflarından ilkinin daha muhtemel olduğu belirlenmiştir.

5. Kaynaklar

Agerer, F. 1994. BAV Mitteilungen, 68, 5.
Agerer, F., Dahm, M. ve Hübscher, J. 2001. IBVS, 5017.
Agerer, F., Hübscher, J. 1996. IBVS, 4383.
Agerer, F., Hübscher, J. 1997. IBVS, 4472.
Agerer, F., Hübscher, J. 1999. IBVS, 4711.
Applegate, J.H. 1992. ASP Conference series, 26, 343.
Bastian, U. 1993. AN, 314, 39.
Biro, I.B., Borkovits, T. 2000. IBVS, 4967.
Blattler, E. 1992. BBSAG, 102, 6.
Borkovits, T., Biro, I.B. 1998. IBVS, 4653.
Borkovits, T., v*d*. 2002. IBVS, 5313.
Caton, D.B., Burns, W.C. 1993. IBVS, 3900.
Cesco, C.U., Sahade, J. 1945. ApJ, 101, 114.
Claret, A., Gimenez, A. 1992. A&AS, 96, 255.
Diethelm, R. 1984. BBSAG, 72, 3.
Diethelm, R. 1986. BBSAG, 80, 3.
Diethelm, R. 1988. BBSAG, 89, 7.
Diethelm, R. 1994. BBSAG, 107, 6.
Gimenez, A. 1985. AJ, 297, 405.
Gimenez, A., Garcia-Pelayo, J.M. 1983. Ap&SS, 92, 203.
Giuricin, G. ve Mardirossian, F. 1981. Ap&SS, 76, 111.
Hall, D.S. 1967. Astronomical Society of the Pacific Notes From Observatories, 630.
Hall, D.S. ve Hubbard, G.S. 1971. PASP, 83, 459.
Hegedüs, T., *vd*. 1996. IBVS, 4340.
Irwin, J.B. 1959. AJ, 64, 149.
Jacchia, L. 1940. BharO, 912, 20.
Khaliullin, Kh.F., Khaliullina, A.I. 1992. ATSir, 1552, 15.
Kholopov, P.N., *vd*. 1985. General Catalogue of Variable Stars Volume II. Moscow Nauka Publishing House.
Martignoni, M. 1995. BBSAG, 109, 5.
Martynov, D.J. 1940. Bull. Astron. Obs. Engelhardta, 18, 38.
Martynov, D.J. 1951. Izv. Astron. Obs. Engelhardta, 26, 47.
Martynov, D.J., Lavrov, M.I. 1972, Peremennyje Zvezdy, 18, 269.
Martynov, D.J. 1985. AC 1401, 1.
Martynov, D.J. 1973. SoSht 185, 3.
Mayer, P. 1990. BAICz., 41, 231.
Müyesseroğlu, Z., Selam, S.O. 1994. IBVS, 4027.
Müyesseroğlu, Z., Gürol, B., Selam, S.O. 1996. IBVS, 4380.
Pan, K. 1997. A&A, 321, 202.
Pohl, E., *vd*. 1987. IBVS 3078.
Pohl, E., *vd*. 1983. IBVS, 2385.
Pohl, E., Kızılırmak, A. 1977. IBVS, 1358.
Pohl, E., *vd*. 1985. IBVS, 2793.
Roman, N.G. 1956. ApJ, 123, 246.
Scarfe, C.D., Barlow, D.J. 1973. PASP, 86, 181.
Todoran, I. 1992. AN, 313, 183,
Todoran, I., Agerer, F. 1994. AN, 315, 349.
Trimble, V. 1974. A&A, 34, 461.
Ureche, V. 1976. IAU Symposium No.73, 351.
Wolf, M. 1992. BBSAG, 99, 5.
Wolf, M., *vd*. 2002. A&A, 383, 533.
Yılmaz, M., Aksu, O. 2003, özel görüşme.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

V1123 TAU'NUN ÇOK RENK IŞIKÖLÇÜMÜ VE IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Orkun Özdarcan, A. Türker Topçu, Serdar Evren, Günay Taş

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir
[orkun, ttopcu]@mail.ege.edu.tr, [sevren, tas]@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, Hipparcos uydusu tarafından keşfedilen V1123 Tau adlı W Ursa Majoris türü bir çift yıldızın UBVR dört renk fotometrik ışık ölçümünü yaptık. Çalışmalar esnasında E.Ü. Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezinin 48 cm. çaplı Cassegrain türü teleskobunu kullandık. Gözlemleri 19/11/03, 20/11/03, 02/12/03 ve 27/12/03 tarihlerinde olmak üzere toplam 4 gece boyunca yaptık. İki baş minimum ve iki yan minimum elde edip ışık eğrisini tamamen ortaya çıkardık. Bu gözlemlerden elde ettiğimiz minimum zamanlarını ve daha önceki tarihlerdeki yayınlarda verilen minimum zamanlarını kullanarak O-C düzeltmesini yaptık ve ESA (1997) tarafından verilen ışık öğelerini düzelttik. Gözlemler sonunda her süzgeçte 431 nokta olmak üzere toplam 1724 nokta elde ettik. Dört ayrı süzgeçte elde ettiğimiz ışık eğrilerini Wilson-Devinney programı ile analiz ederek sistemin fiziksel ve geometrik öğelerini bulduk.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: örten çift yıldız: yıldızlar: W UMa türü

Abstract: In this work, we made four colors (UBVR) photometric observations of the Hipparcos variable named V1123 Tau, that is a W UMa type binary system, with 48 cm. Cassegrain telescope in EUO. Observations dates are 11/19/03, 11/20/03, 12/02/03 and 12/27/03. We obtained two primary and two secondary minimum times with full light curve. By using our minimum times and given minimum times in previous references, we made O-C calculations and corrected light elements which were given by ESA (1997). We got 431 observation points in each color so totally 1724 observation points. We used the latest version of the Wilson-Devinney code for the analysis of the light curves and determined for the first time the geometric and physical parameters of the system.

Keywords: Stars: Eclipsing Binars Stars: Stars: W UMa type

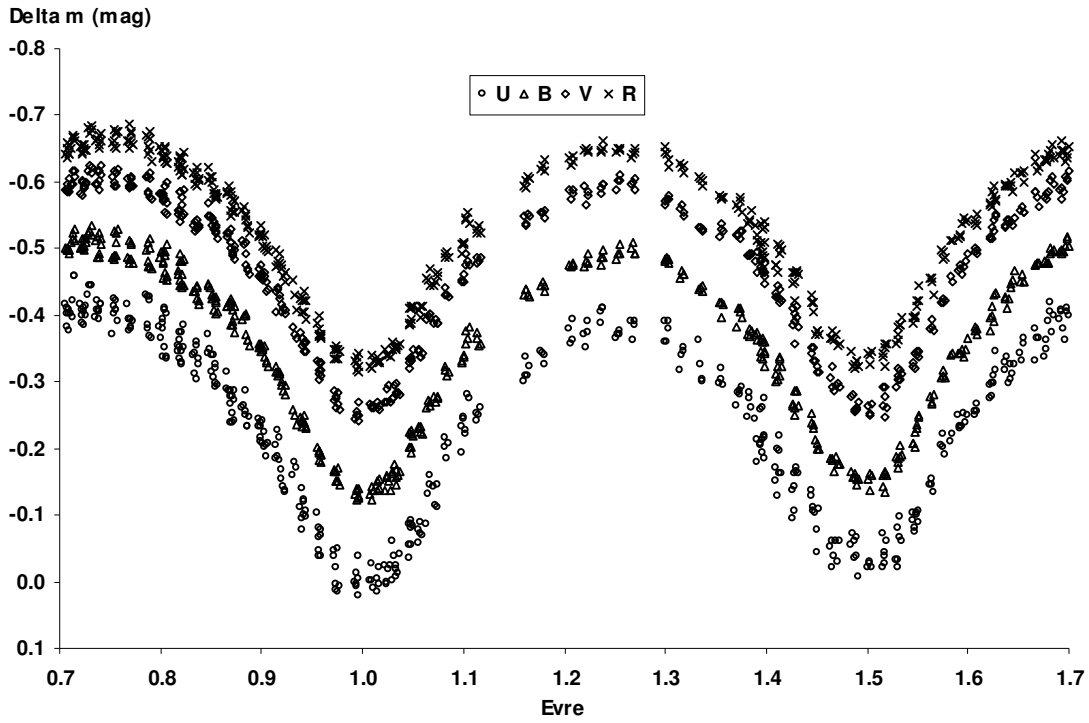
1. Giriş

V1123 Tauri ilk olarak Hipparcos uydusu tarafından keşfedilmiştir. Hipparcos kataloğunda türü, Beta Lyrae olarak belirtilmiştir. Daha sonra Kazarovets ve ark. (1999) türünü W UMa olarak belirtirler. Buna rağmen 2004 yılı itibariyle Simbad astronomik veri sitesinde türü Beta Lyrae olarak belirtilmektedir. Yine aynı kaynakta parlaklıkları $B=10^m.80$, $V=9^m.97$ ve tayf türü G0 olarak verilmektedir. V1123 Tau ile ilgili toplam 6 yayın bulduk. Bu yayınların ikisinde gözlenen yeni minimum zamanları verilmiştir. Bu yayınlar Hegedues ve ark. (2003) ve Derman ve Kalcı (2003)'dır. Adelman (2001) yaptığı çalışmada ise Hipparcos fotometrik parlaklıkları verilen yıldızlar arasında yer almıştır. Kazarovets ve ark. (1999) değişen yıldızların *"74. Özel İsim Listesi"*nde V1123 Tau'yu ilk olarak W UMa türü olarak belirtmiştir. Heintz (1987) çift yıldızların mikrometresi üzerine yaptığı çalışmada V1123 Tau'ya yer vermiştir.

Poster metni için : Orkun ÖZDARCAN
e-mektup : orkun@mail.ege.edu.tr

2. Gözlemler

Gözlemleri, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskobu ile yaptık. Gözlemlerde Vilnius yüksek hızlı üç kanallı ışıkölçer (HSTCP)'in tek kanalını, Johnson'un geniş band standart U, B, V, R süzgeçlerini ve soğutulmuş Hamamatsu R1463P fotokatlandırıcı tübünü (PMT) kullandık. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak BD+17° 567 ($B=10^m.73$, $V=10^m.34$, Tayf türü:G0) ve denet olarak HD22330 (B=8.89, V=8.61, Tayf Türü:A3) yıldızları seçilmiştir. Gözlemleri yaptığımız gecelerin tümünde atmosferik görüş iyiydi. 02/12/2003 gecesi kuvvetli rüzgarlı, diğer geceler ise sakindi. Gözlem gecelerinin hiçbirinde Ay'ın olmaması da yaptığımız gözlemlerin sağlıklı olması bakımından büyük avantaj sağladı. Gözlemler sonunda mukayese yıldızından elde edilen sayım değerlerini kullanarak gecelik sönükleştirme katsayılarını hesapladık ve bu katsayılar ile parlaklıklardan atmosfer sönükleştirmesini arındırdık. Mukayesede değişim olup olmadığını da denet yıldızına göre indirgeme yaparak kontrol ettik. Sonuç olarak mukayesenin ışığının sabit olduğunu gördük.



Şekil 1. V1123 Tau'nun 2003 yılı içinde elde edilen ışık eğrileri.

Gözlemler sonunda değişen yıldıza ilişkin elde edilen ışık eğrilerini Şekil 1.' de toplu olarak gösterdik.

3. Minimum Zamanları ve O-C Analizi

Gözlemlerde, ölçtüğümüz parlaklıklara karşılık gelen zamanları Güneş merkezli zamana çevirerek her parlaklığa karşılık gelen evreleri hesapladık.

HJD(Min I)= 2448500.3570+0^g.399957xE (1)

Evreleri elde ederken ESA (1997) tarafından verilen (1) ifadesinde belirtilen ışık öğelerini kullandık. Bu ışık öğelerini kullandığımızda gözlemlerdeki minimum çukurlarının, olmaları gereken evrelerine göre bir miktar kaydığını gözledik ve ışık öğelerini düzeltmek için O-C analizi yaptık.

E=(T-To)/P (2)

Önceki tarihlerde verilen minimum zamanları ile beraber yaptığımız gözlemlerden elde ettiğimiz minimum zamanlarını kullanarak (2) ifadesine doğrusal en küçük kareler yöntemini uyguladık ve O-C analizi yaparak ESA (1997) tarafından verilen ışık öğelerini düzelttik. Yeni ışık öğeleri ve düzeltme miktarları (3) ve (4) ifadelerinde verilmiştir.

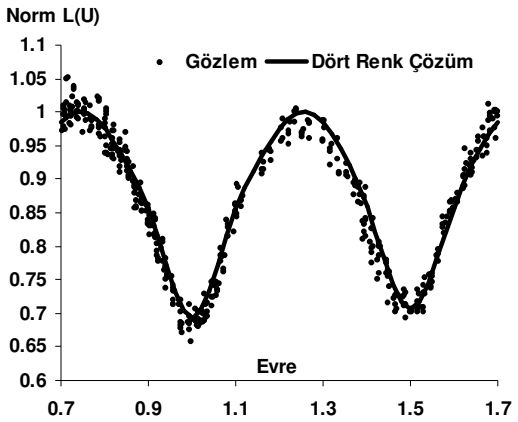
HJD(Min I)=2448500.38633+0^g.399948xE (3)
(317) (3)

$\Delta P = -0^g.000009$ $\Delta T_0 = 0^g.02933$ (4)

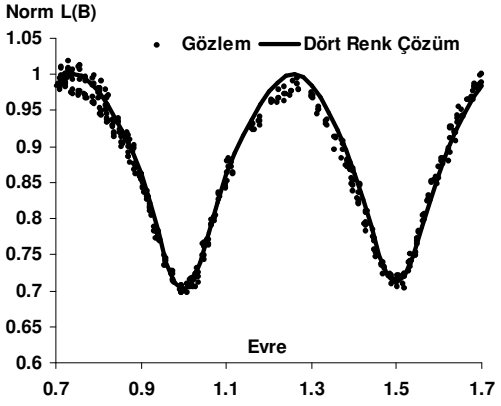
4. Işık Eğrilerinin Analizi

2003 yılında yaptığımız V1123 Tau gözlemlerini, Wilson-Devinney bilgisayar programı ile Linux ve Windows ortamında analiz ettik. Analiz yaparken tüm gözlem noktalarını kullanarak işlem yaptık. Tüm gözlem noktalarına ağırlık olarak 1 verdik. Işık eğrilerini analiz ederken mod 3'ü kullandık. Birinci yıldızın sıcaklığını, sistem maksimum parlaklığa sahip evrede iken ölçülen B-V değerinden (B-V=0.488) yola çıkarak hesapladık. Burada, maksimum parlaklıkta akıya tüm katkının birinci bileşenden geldiğini varsaydık. B-V=0.488 değerine karşılık gelen sıcaklık değeri Gray (1992)'den 6253 K olarak bulduk. Aynı B-V değerine karşılık gelen kenar karama katsayılarını da Diaz-Cardoves ve ark. (1995)'dan x_U=0.771, x_B=0.739, x_V=0.633 olarak bulduk. R süzgecindeki kenar kararma katsayısını ise Claret ve ark. (1995)'den x_R=0.534 olarak bulduk. Çözüm esnasında ikinci bileşenin sıcaklığını, birinci bileşenin ışıtmasını, yörünge eğikliği olan i açısını ve yüzey potansiyelleri olan Ω değerlerini serbest bıraktık. Program, ikinci bileşenin ışıtmasını

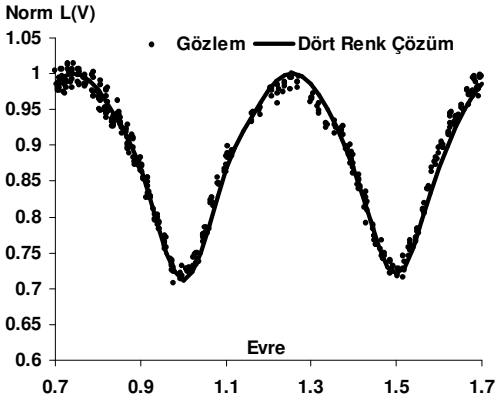
sıcaklıktan yola çıkarak hesapladı. Diğer parametreleri sabit tutarak DC programıyla iterasyon işlemlerini yaptık. İlk olarak V süzgecindeki verilere iterasyon uygulayarak q taraması yaptık. Tarama yaparken önce çeşitli q değerleri için en iyi çözümleri bulduk. Bu q değerlerini, karşılık geldikleri çözümlerin hatalarına karşı çizdirdik. Sonuç olarak hatası en düşük q değerini sistemin q parametresi olarak aldık. Bu adımdan sonra çözüm için q değerini de sabit parametre olarak alıp iterasyona devam ettik. Hata değerlerinin en uygun olduğu parametre takımını kullanarak bu parametre takımının ışık eğrisini LC programıyla oluşturduk ve uyumun iyi olup olmadığını kontrol ettik. Bu işlemleri dört renkteki ışık eğrilerini ortak çözmek için de uyguladık. Dört renk çözümde, V süzgecindeki q taramasından bulduğumuz parametreleri giriş parametreleri olarak kullandık. Bulduğumuz sonuçları Tablo 1'de gösterdik. Bu sonuçlara karşılık gelen sentetik eğrileri ve bu sentetik eğrilerin gözlemlerle karşılaştırmasını da Şekil 2, 3, 4 ve 5'de verdik



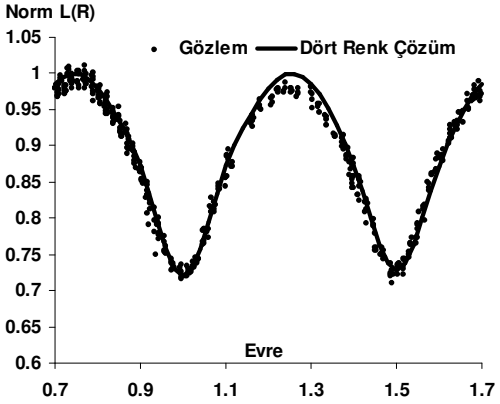
Şekil 2. V1123 Tau'nun 2003 U bandı gözlemleri ve kuramsal eğrisi.



Şekil 3. V1123 Tau'nun 2003 B bandı gözlemleri ve kuramsal eğrisi.



Şekil 4. V1123 Tau'nun 2003 V bandı gözlemleri ve kuramsal eğrisi.



Şekil 5. V1123 Tau'nun 2003 R bandı gözlemleri ve kuramsal eğrisi.

5. Sonuçlar ve Tartışma

V1123 Tau yıldızının 2003 yılı içinde yaptığımız gözlemlerinde, her süzgeç için 431 nokta olmak üzere U, B, V, R toplam dört süzgeçte 1724 gözlem noktası elde ettik. Bu gözlemlerde iki baş minimum ve iki yan minimum elde etmiş olup ışık eğrisini tamamen ortaya çıkarttık. Bu minimumlardan elde edilen minimum zamanlarını ve daha önce yayınlarda verilen minimum zamanlarını kullanıp Hipparcos'un verdiği ışık öğelerini O-C analizi yaparak düzelttik. Işık eğrisinde minimumlara iniş ve çıkış kollarında herhangi bir asimetri görmedik. Buna karşın maksimum düzeylerin birbirini tutmadığını gördük. 2003 gözlem sezonunda yaptığımız gözlemlerde 0.75 evrenin 0.25 evreye göre daha parlak olduğunu gördük. Bu açık O'Connell etkisinin sebebinin leke türü aktivite olabileceğini düşünüyoruz. Ancak kesin bir kanıya varabilmek için yapılan kısa süreli gözlemler yetersizdir. Bu yüzden ilk çözümleri yıldızların

üzerinde leke olmadığını varsayarak yaptık. Sentetik ışık eğrilerinin ve gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinin özellikle 0.25 evre ve civarlarında birbirleri ile çakışmaması da aktivite üzerine olan düşüncelerimizi destekler niteliktedir. Işık eğrilerinin çözümlerini yıldızların üzerlerinde leke veya benzeri aktiviteler olmadığını varsayarak yapıp, sisteme ilişkin fiziksel ve geometrik parametreleri bulduk. Yıldızların üzerinde aktivite olup olmadığını, varsa ne tür bir aktivite olduğunu, yoksa da ışık eğrilerinde yer yer görülen tutarsızlığın nedeninin ne olduğunu kesin olarak anlayabilmek için önümüzdeki yıl ve sonrasında gözlemlere devam edilmesi planlanmaktadır.

6. Kaynaklar

Adelman S.J. 2001, Baltic Astronomy, 10, 589-593.

Claret, A.; Diaz-Cordoves, J.; Gimenez, A. 1995A&AS, 114, 247

Derman E. ve Kalcı R. 2003, IBVS No.5439.

ESA 1997, The Hipparcosand Tycho Catalogues, ESA SP-1200

Diaz-Cordoves, J., Claret, A., & Gimenez, A. 1995, A&AS, 110, 329

Gray, D., 1992, in "The Observation and Analysis of Stellar Photospheres", Cambridge University Press.

Hegedues T., Borkovits T., Biro I.B., Demircan O., Erdem A., Cicek C., Ozdemir S., Bulut I., Soydugan F., Soydugan E., Degirmenci O.L., Bozkurt Z., Yakut K., Esenoglu H., Szettele I.2003, IBVS No.5372.

Heintz W.D. 1987, Ap.J., 65, 161-174..

Kazarovets E.V. Samus N.N., Durlevich O.V., Frolov M.S., Antipin S.V., Kireeva N.N., Pastukhova E.N.1999, IBVS No.4659.

Tablo 1. Wilson-Devinney Programıyla Yapılan Işık Eğrisi Analizinin Sonuçları

Parametre	Dört Renk Ortak Çözüm (UBVR)
q(M2/M1)	3.0147±0.0019
g1=g2	0.320
A1=A2	0.5
x1=x2	0.771 (U) 0.739 (B) 0.633 (V) 0.534 (R)
i(^{o})	68.02±0.13
T1(K)	6253
T2(K)	6182±10
$\Omega_1 = \Omega_2$	6.5407±0.0054
L1	3.3254±272 (U) 3.3110±218 (B) 3.3244±179 (V) 3.3256±155 (R)
L2	8.3166 (U) 8.4116 (B) 8.5460 (V) 8.6095 (R)
r1(pole)	0.2752±0.0004
r1(side)	0.2876±0.0005
r1(back)	0.3254±0.0008
r2(pole)	0.4541±0.0004
r2(side)	0.4884±0.0005
r2(back)	0.5163±0.0006
(W*Res**2)	0.0412

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Venüs Geçişi

İmir Kalkancı[1], Nilda Oklay[1], Adnan Ökten[1]

[1]İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, İstanbul
imirkalkanci@yahoo.com, nildaoklay@hotmail.com, aoktan@istanbul.edu.tr

Özet: Venüs, 8 Haziran 2004 günü Türkiye saati ile 08:19'da Güneş'in önünden geçmeye başlamış ve 14:22' de geçiş tamamlanmıştır. Bugün, yeryüzünde yaşayan hiçbir insanın daha önce karşılaşmadığı bu olay, 243 yılda dört kez meydana gelir. Yeterli bir duyarlılıkla gözlenmiş bir Venüs geçişi, Arz - Güneş arasındaki uzaklığının belirlenmesine olanak sağlar. Günümüzde daha duyarlı gelişmiş başka yöntemler kullanılmasına rağmen, Venüs geçişiyle Astronomik Birimin belirlenmesi, tarihsel ve eğitimsel açıdan önem taşır. Bu çalışmada; Venüs geçişinin önemi ve Venüs geçişi yardımıyla Arz - Güneş uzaklığının hesaplanması ortaya konacaktır.

Abstract: On 8th June 2004 the planet Venus crossed the Sun's disk as seen from Earth. It cut into the solar disk at about 8:19am in the morning and passed off the other limb at about 14:22 pm. The last occasion on which this happened was 1882, over a century ago, so no one alive today has ever witnessed the transit of Venus. Also, Astronomical Unit can be determined by observing the transit of a planet across the face of the Sun. In this study, we will use the transit of Venus observations to calculate the Earth - Sun distance.

Anahtar kelimeler: Gezegen, Venüs, Arz, geçis,

1. Giriş

Arz ile Güneş arasında bulunan bir gezegen olan Venüs, Güneş etrafındaki yörüngesini 225 günde tamamlar ve bu hareketi sırasında Arz ile Güneş arasından geçer.

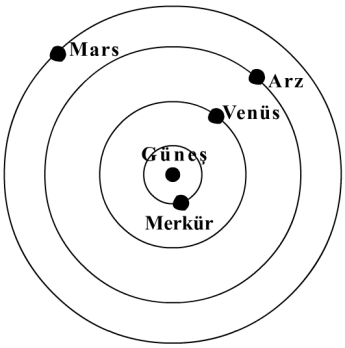
Venüs'ün Güneş önünden geçişinin Arz'dan gözlenebilmesi "gezegen geçişi" olarak adlandırılır. Az gerçekleştiğinden görülmeye değer önemli bir astronomik olaydır. Venüs 584 günde bir Güneş ve Arz ile aynı hizaya gelir. Ancak "geçiş", Venüs'ün yörünge düzleminin Ekliptik ile yaptığı açıdan dolayı her Güneş, Venüs ve Arz'ın aynı hizaya geldiğinde gerçekleşmez. Yaklaşık 243 yılda 4 kez Venüs geçişi gerçekleşir.

Az gerçekleşen bir olay olmasının yanında yeterli bir duyarlılıkla gözlenmiş bir Venüs geçişi, Arz - Güneş arasındaki uzaklığın belirlenmesine olanak sağlar. Günümüzde Arz - Güneş uzaklığını bulmak için gelişmiş başka aletler ve yöntemler kullanılmasına rağmen, Venüs geçişiyle "Astronomik Birimin" belirlenmesi, tarihsel ve eğitimsel açıdan önem taşır.

Astronomik birim cinsinden elde edilen Güneş – Arz uzaklığı, "temel uzaklık" olarak alındığında da diğer gökcisimlerinin ve yakın yıldızların uzaklıklarının bulunmasına yardımcı olur.

2. Venüs Geçişinin Gerçekleşmesi

Güneş'e uzaklık bakımından ikinci gezegen olan Venüs, aynı zamanda Arz'a en yakın gezegendir (Şekil 1). Arz ile benzer fiziksel özellikleri bulunsa da bir çok açıdan farklı bir görünüm sergiler. (Tablo 1) Gözlenmesi kolay olan gezegen gökyüzünün, Güneş ve Ay'dan sonra en parlak cismidir.



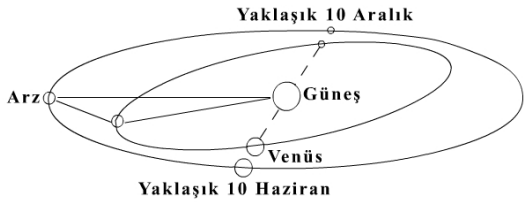
Şekil 1. Güneş Sistemi'nde Venüs gezegeninin yeri.

Poster tam metni için : İmir KALKANCI
e-mektup : imirkalkanci@yahoo.com

Tablo 1. Venüs gezegeninin fiziksel özellikleri.

Güneş' e olan ortalama uzaklık (km)	108.200.000
Yörünge Periyodu (gün)	224.701
Yörünge Eğimi (derece)	3.394
Eksen Eğikliği (derece)	177.36
Dönme Periyodu (gün)	243.02
Ekvatoral yarıçap (km)	6 051.8
Kütle (kg)	4.689×10^{24}
Kütle (Arz = 1)	0.181476
Ortalama Yoğunluk (g/cm^3)	5.25
Ortalama Yüzey Sıcaklığı (°C)	482
Atmosfer Basıncı (bar)	92

Güneş etrafında Venüs 225, Arz ise 365.25 günde dolanır. Güneş etrafındaki hareketi boyunca her 584 günde bir Venüs, Arz ile Güneş arasından geçer. Bu durumda her 584 günde bir Venüs geçişi gözlenmesi gerekir.

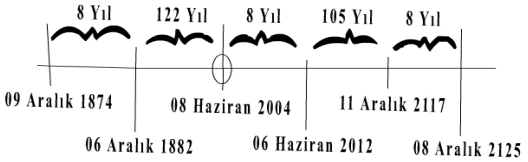


Şekil 2. Arz ve Venüs'ün yörünge düzlemleri.

Ancak, Venüs'ün yörünge düzleminin Arz'ın yörünge düzlemine göre 3°.4'lik eğimi nedeniyle bu olay, Venüs'ün Güneş ve Arz arasından her geçişinde gerçekleşmez (Şekil 2). Güneş, Venüs ve Arz aynı hat üzerine gelmiş olsalar bile Arz'dan bakıldığında Venüs, Güneş'in altında veya üstünde kalabilir. Venüs geçişi, yörünge düzlemlerinin çakıştığı düğüm noktalarında gerçekleşir.

Venüs'ü Güneş diskinin önünde görebilmemiz için gereken bir başka koşul da Venüs'ün ekliptikel enleminin, Güneş'in görünen yarıçapından (16') küçük olmasıdır. Bu koşullar 243 yılda 4 kez sağlanır.

Tüm bu şartlar oldukça az sağlanır ve böylelikle Venüs Geçişi, 8 yıl arayla gerçekleşen bir çift geçişten yaklaşık 120 yıl sonra tekrar 8 yıl aralıklı bir çift geçiş gerçekleşecek şekilde geniş zaman aralıkları içinde olur (Şekil 3).



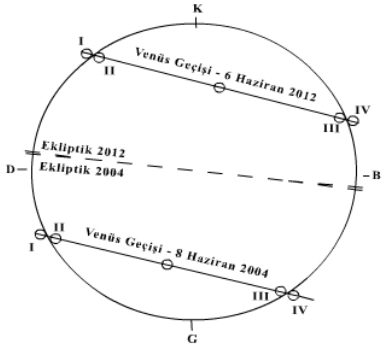
Şekil 3. Bazı geçiş tarihleri.

3. Arz – Güneş Uzaklığının Hesaplanması

Arz – Güneş uzaklığı sağlıklı bir şekilde hesaplanabilmesi için öncelikle, "kontak anlarını" nın hassas olarak belirlenmesi gerekir.

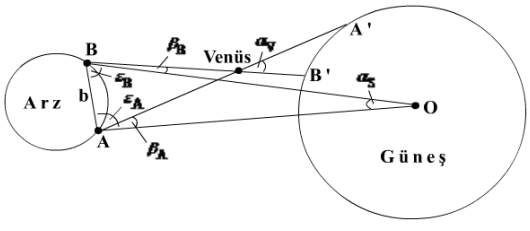
Şekil 4'te görüldüğü gibi geçiş süresince 4 "kontak anı" bulunmaktadır.

I: Venüs diskinin Güneş diskine "ilk" temas ettiği an ("Birinci Kontak" T1)
II: Venüs diskinin tümünün Güneş diskine girdiği an ("İkinci Kontak" T2)
III: Venüs diskinin Güneş diskini terk etmeye başladığı an ("Üçüncü Kontak" T3)
IV: Venüs diskinin Güneş'i tamamen terk ettiği an ("Dördüncü Kontak" T4)



Şekil 4. Kontak anları.

Şekil 5'te A ve B, Arz üzerinde bulunan iki gözlemciyi göstersin. Bu iki gözlemci, geçiş sırasında Venüs'ü, Güneş diski üzerinde A' ve B' noktalarında gözleyecektir. Bu durum, A ve B noktalarından bakan gözlemcilerin bakış doğrultularının farklı olmasından kaynaklanır. Böylece paralaksın ölçülmesi olanaklı hale gelir.



Şekil 5. Venüs Geçişinin geometrisi.

ABV üçgeninde;

$$\alpha_v + (\varepsilon_B + \beta_B) + (\varepsilon_A - \beta_A) = 180 \quad (1)$$

ABO üçgeninde;

$$\alpha_s + \varepsilon_B + \varepsilon_A = 180 \quad (2)$$

$$\alpha_v - \alpha_s - \beta_A + \beta_B = 0 \quad (3)$$

Burada;

$$\alpha_s = \frac{b}{d_{es}} \quad (4)$$

$$\alpha_v = \frac{b}{d_{ev}} \quad (5)$$

olduğundan, (4) ve (5) denklemleri yardımıyla,

$$\alpha_v = \alpha_s \frac{d_{es}}{d_{ev}} \quad (6)$$

ve

$$\alpha_s = \Delta\beta \frac{d_{ev}}{d_{vs}} = \Delta\beta \frac{d_{ev}}{d_{es} - d_{ev}} = \Delta\beta \frac{1}{\frac{d_{es}}{d_{ev}} - 1} \quad (7)$$

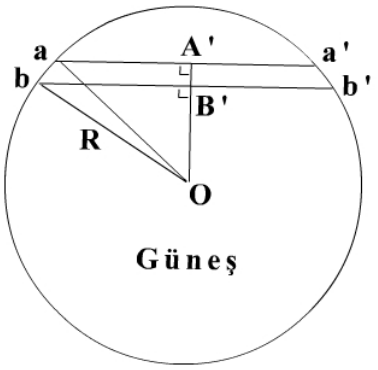
yazılabilir. $\Delta\beta = \beta_A - \beta_B$ (8)

olduğundan, Arz – Güneş uzaklığı d_{es} ;

$$d_{es} = \frac{b}{\Delta\beta} \frac{d_{vs}}{d_{ev}} \quad (9)$$

formülüyle hesaplanabilir.

A noktasındaki gözlemci Güneş diski üzerinde Venüs geçişini, aa' hattı boyunca, B noktasındaki gözlemci ise bb' hattı boyunca gözleyecektir (Şekil 6). Bu iki hat arasında kalan A'B' aralığı, OaA' ve ObB' üçgenleri yardımıyla bulunabilir.



Şekil 6. Güneş diski üzerinde gözlenen Venüs Geçişi.

ΔT_P : A gözlemcisi için T4 ve T3 kontak anlarının farkı (saniye)

ΔT_Q : B gözlemcisi için T4 ve T3 kontak anlarının farkı (saniye)

w_{vs} : Venüs'ün Güneş'e göre görünen hızı

$$\overline{aa'} = w_{vs} \Delta T_P \quad (10)$$

$$\overline{bb'} = w_{vs} \Delta T_Q \quad (11)$$

$$\overline{OA'} - \overline{OB'} = \Delta\beta \quad (12)$$

$$\Delta\beta = \sqrt{R^2 - \left(\frac{\overline{aa'}}{2}\right)^2} - \sqrt{R^2 - \left(\frac{\overline{bb'}}{2}\right)^2} \quad (13)$$

Böylelikle $\Delta\beta$ değerini (9) denkleminde kullanabiliriz. Bunun yanında, Arz üzerindeki iki nokta arasındaki uzaklığı gösteren b değeri, küresel üçgen yöntemiyle hesaplanabilir. $\frac{d_{vs}}{d_{ev}}$ oranı ise Kepler'in yasaları kullanılarak hesaplanır. Bulunan tüm değerler (9) denkleminde yerine konulduğunda Arz – Güneş uzaklığı hesaplanmış olur.

Tüm bu hesaplamalarda aşağıdaki varsayımlar göz önüne alınmıştır:

1. Arz ve Venüs, Güneş etrafında dairesel yörüngeler üzerinde hareket ederler.

2. Arz'ın ve Venüs'ün yörünge düzlemleri çakışıktır.

3. Arz ekseni etrafında dönmemektedir.

4. Geçiş süresi boyunca Arz ve Venüs doğrusal bir hareket izlerler.

5. Geçiş süresi boyunca Arz üzerindeki gözlemcilerin Güneş'e olan uzaklıkları değişmemektedir.

6. Geçiş süresi boyunca Güneş'in rektesansyonu ve deklinasyonu sabittir.

4. Kaynaklar

www.vt-2004.org
Venustransit 2004 Heinz Blatter
Küresel Astronomi, Çeviren: N. Gökdoğan, 1984

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

RW Tauri'nin Işık Eğrileri ve Analizi

Serhan Yiğen[1], Serdar Evren[1]

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
syigen@mail.ege.edu.tr, sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: RW Tauri, baş minimumu B8Ve tayf türünden anakol bileşeninin K0IV alt dev bileşeni tarafından tam tutulması sonucu oluşan bir Algol sistemidir. MinI'i, görünür parlaklığının 4 saatte yaklaşık 4^m sönmesiyle en derin MinI olarak bilinir. Sistemin bir diğer karakteristik özelliği ise, dönem değişimi göstermesidir. RW Tauri'nin gözlemleri, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm'lik Schmidt – Cassegrain türü teleskobuna takılı SSP–5 fotometresiyle 2001 – 2002 gözlem sezonunda, 15 gecede yapılmıştır. Bu gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinin analizinden; yörünge eğikliği $88^o.525$, baş bileşenin yarıçapı 2.298 $R_\odot$, ikinci bileşenin yarıçapı 2.908 $R_\odot$ ve kütle fonksiyonu 0.01775 olarak elde edilmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çift yıldızlar: örten çiftler: Algol türü sistemler – yıldızlar: RW Tauri

Abstract: RW Tauri is an Algol system in which primary minimum is due to the total eclipse of the B8Ve spectral type main-sequence component by its K0IV subgiant companion. Its MinI is the deepest known, with the visual magnitude drops by about 4^m within 4 hours. RW Tauri is showing variation in period, which other characteristic of the system. Using SSP-5 photometer attached to the 30 cm Schmidt – Cassegrain telescope, observations of RW Tauri were made on 15 nights from 2001 to 2002 observation season at the Ege University Observatory. Analysing of the light curves obtained from this observations, inclination of the system was found $88^o.525$, primary and secondary components' radii were found 2.298 $R_\odot$ and 2.908 $R_\odot$. And also mass function was found 0.01775.

Key words: stars: binary stars: eclipsing binaries: Algol-type systems – stars: RW Tauri

1. Giriş

Algol sistemleri, baş bileşenleri geri B, A ya da erken F tayf türünden anakol yıldızı ve ikinci bileşenleri de Roche lobunu doldurmuş G. K, M tayf türünden, alt dev olan örten çiftlerdir. Bu sistemler, tutulmalar dışında önemli parlaklık değişimi göstermezler. RW Tauri de tam tutulma gösteren bir Algol türü örten çift sistemdir. Sistem, 1905 yılında Fleming tarafından keşfedilmiştir (Plavec 1962). B8Ve tayf türünden baş bileşen, K0IV alt dev bileşen tarafından örtülerek tam tutulma gerçekleşir. Tutulma başlangıcından itibaren sistemin görünür parlaklığı 4 saat içerisinde 4^m sönmektedir. Bu sönme morötesi dalgaboyu yöresinde 5^m den fazladır. Bu yüzden sistem; en derin MinI'e sahip sistem olarak bilinir. Tam tutulma süresi ortalama 80 dakika civarıdır (Bookmyer 1977).

Sistemin ışık öğeleri, Simon (1997) tarafından aşağıdaki gibi verilmiştir:

HJD = 2447525.4486 + 2.768827318E (1)

Daha önceki çalışmalarda, O – C hesaplarından yola çıkılarak dönem değişimi gösterdiği kanıtlanmıştır. Dönemdeki bu değişimi ilk belirten kişi Nijland (1922)'dir.Dönem değişimi için; O – C hesaplarından yola çıkılarak sistemde 3. (ve hatta 4.) cisim olduğu ileri sürülmüştür (Dugan ve Wright 1939). Bu varsayımların ardından 1941'de Joy, sistemde görsel parlaklığı $12^m.5$, ayrıklığı 1" ve pozisyon açısı 180^o olan bir görsel bileşenin varlığını keşfetmiştir (Joy 1942). Ayrıca RW Tauri gaz atımı varlığı tespit edilen ilk örten çift sistem olarak da bilinir. Tutulma sırasında Wyse (1934) tarafından tayfı alınarak salma çizgileri elde edilmiştir. Bu çizgiler Joy (1942, 1947) tarafından detaylı şekilde incelenmiş ve B yıldızının etrafında disk şeklinde gaz yapı olduğu öne sürülmüştür. RW Tauri'nin tutulma dışı parlaklıkları; 0.1 ile 0.4 ve 0.6 ile 0.9 evreler arası alınmaktadır (Gordon 1959). B yıldızının, bir anakol yıldızı olduğu bilinmesine karşın yaşı tam olarak bilinmemektedir (Vesper ve Honeycutt 1993). Olson 1981'deki çalışmasında, RW Tauri'deki Roche lobunu doldurmuş K yıldızından, B yıldızına doğru madde aktarımı olduğunu ve bu yıldızın soğuk yıldız lekelerine sahip olduğunu ileri sürmüştür. Keenan ve Morgan (1951)'ın bulduğu M_v(B8V) = - 0.5 kabul edildiğinde; sistemin uzaklık modülü 8.1 ve uzaklığı da 420 pc olarak bulunmaktadır. Ama daha

Poster metni için : Serhan YİĞEN
e-mektup : syigen@mail.ege.edu.tr

sonra yapılan gözlemler ve hesaplamaların sonucunda sistemin uzaklık modülünün 7.8 ve uzaklığının da 365 pc olduğu belirlenmiştir. Ayrıca Plavec ve Dobias (1983) yaptıkları çalışmanın sonucunda, RW Tauri'nin dönem değişimi ve uzak UV salma çizgileri ile zayıf bir W Serpentis yıldızı olabileceğini ileri sürmüşlerdir.

2. Gözlemler ve İndirgemeler

RW Tauri'nin gözlemleri, 27 Eylül 2001 ile 19 Mart 2002 tarihleri arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm'lik Schmidt – Cassegrain türü teleskobuyla, 2001 – 2002 gözlem sezonunda yapılmıştır. Bu gözlemler, SSP-5 fotometresi ve bu fotometreye takılı Hamamatsu R4457 P foto katlandırıcı tüpü ile yapılmıştır. RW Tau'nun toplam 15 gece yapılan gözlemlerinin 14'ünde Johnson UBVR sisteminin B ve V filtreleri, 1 baş minimum gecesinde ise U, B, V ve R filtreleri kullanılmıştır. Bu gözlemlerde, B ve V filtrelerinde toplam 1008'er nokta, U ve R filtrelerinde ise 135'er nokta alınmıştır. Bir gözlem gecesi boyunca izlenen gözlem sırası genellikle aşağıdaki gibi olmuştur:

C1 – C1S – V – VS – V – C1 – C1S (2)

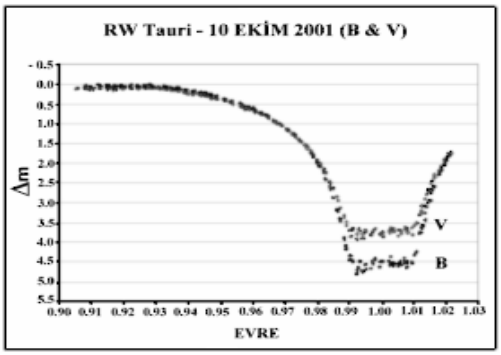
Burada C1 mukayese yıldızını, V değişen yıldızı ve C1S ile VS ise sırasıyla mukayese ve değişen yıldızına ait gökyüzünü temsil etmektedir. Her bir gözlem noktası için, 10 saniye poz süresi kullanılarak art arda 2 sayım alınmış ve daha sonra bunların ortalaması alınmıştır. Mukayese yıldızının (HD 25626, $m_v = 7^m.95$, A2) ışığını denetlemek için bir denet yıldızı (HD 25296, $m_v = 7^m.31$, G8II) belirlenmiş ve bu yıldız bazı gecelerde gözlenmiştir. Bu gözlemler sonucunda, denet yıldızına göre mukayese yıldızının değişim göstermediği görülmüştür.

RW Tauri'nin bu 15 gecelik gözlem döneminde 3 gece MinI, 1 gece de MinII gözlemi yapılmıştır. Baş minimum ortasının zamanları ise; AVE* (Análisis de Variabilidad Estelar) v2.5 programında Kwee ve van Woerden Methodu (Kwee ve van Woerden 1956) uygulanarak hesaplanmıştır. Bu yöntemle hesaplanan baş minimum zamanları Tablo 1 de verilmiştir:

Tablo 1. AVE ile hesaplanan MinI zamanları

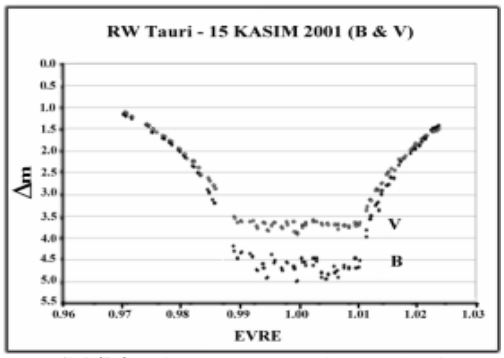
Gözlem Tarihleri	Minimum Zamanları (24+…)
10 Ekim 2001	52193.5708
15 Kasım 2001	52229.5653
18 Kasım 2001	52232.3345

17 Ekim 2001'deki MinII zamanı 2452200.4925 tir. RW Tau çok sığ bir yan minimuma sahip olduğu için yan minimum AVE ile hesaplanamamıştır. Yan mininimum B filtresinde hemen hemen hiç, V filtresinde ise belli belirsiz kendini göstermektedir. Mukayese yıldızının gözlemlerinden, atmosfer sönükleştirmesinin ölçülen parlaklık farklarına etkisini gidermek için yararlanılmıştır. Uzun zaman aralığında gözlem yapılan gecelerde mukayese yıldızının parlaklığı, hava kütlesine karşılık noktalanarak atmosfer sönükleştirme katsayısı (k) hesaplanmıştır. Uzun zaman aralığında gözlem yapılmayan gecelerde ise; her bir filtre için ortalama " k " değerleri kullanılmıştır. Alınan tüm gözlem zamanlarına "dt" terimi eklenerek, gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenmiştir. Bizim indirgemelerimizde; Simon (1997)'un vermiş olduğu başlangıç minimum zamanı ve dönemi kullanılmıştır. 10 Ekim 2001 tarihindeki baş minimum ortası zamanı, kullanılan bu T_o ile hesaplanan baş minimum ortası zamanından daha erken çıkmıştır. Baş minimum zamanındaki bu fark, önceki araştırmalarında söylendiği gibi RW Tauri'nin dönem değişimi gösteren bir yıldız olduğunu göstermektedir. RW Tauri'nin, 2001 – 2002 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevinden yapılan 15 gecelik gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri ve renk eğrisi aşağıda verilmiştir:

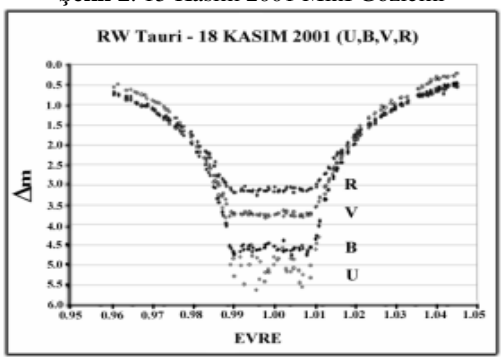


Şekil 1. 10 Ekim 2001 MinI Gözlemi

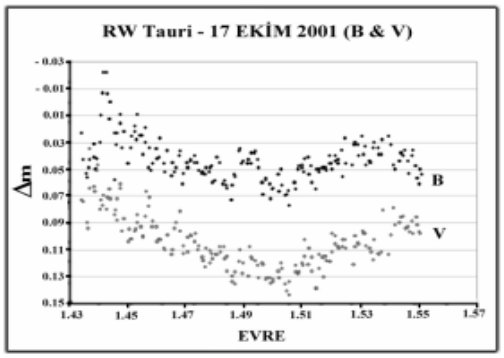
* AVE programı; *Rafeal Barbera* tarafından yazılmıştır. (http://www.astrogea.org/soft/AVE/introave.htm)



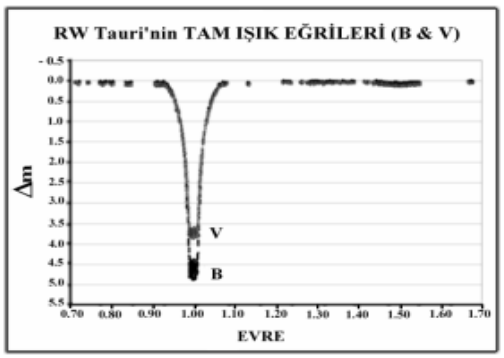
Şekil 2. 15 Kasım 2001 MinI Gözlemi



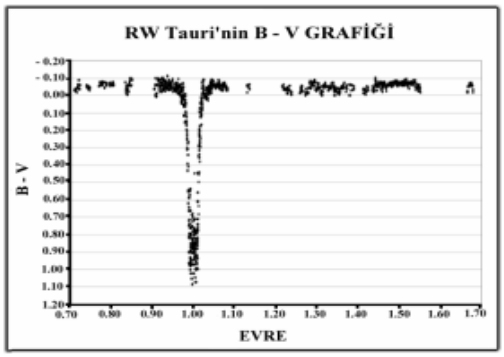
Şekil 3. 18 Kasım 2001 MinI Gözlemi



Şekil 4. 17 Ekim 2001 MinII Gözlemi



Şekil 5. Tüm gözlemlerden elde edilen ışık eğrileri



Şekil 6. RW Tauri'ni B – V Grafiği

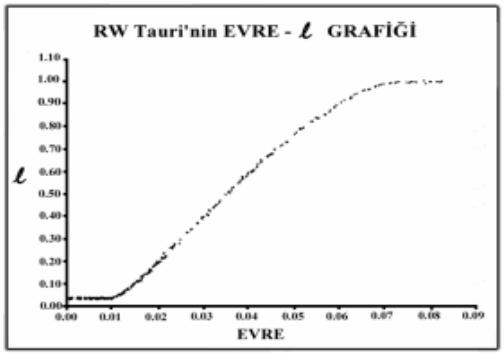
3. Temel Öğelerin Bulunması

RW Tauri'nin temel öğeleri belirlenirken; öncelikle ışık eğrisinden ortalama maksimum parlaklığı hesaplanmış ve m_o = 8 ^{m}.041 bulunmuştur. Bu bulunan parlaklık tüm gözlenen parlaklıklardan çıkartılmış ve daha sonra aşağıdaki bağıntı kullanılarak elde edilen parlaklıklar yeğinliğe dönüştürülmüştür:

$$\ell = 10^{-0.4(m_V - m_o)} \tag{3}$$

Sonra evreye karşı bu ℓ değerleri noktalanıp, Şekil 7.'teki grafik elde edilmiştir. RW Tauri'nin yan minimumunun çok sığ olması ve tutulma ortasında yeğinliğin sabit kalmaması, bu minimum çukurunun örtülmeye karşılık geldiğini gösterir. Grafikten 0.0 evre için ℓ_o^{oc} = 0.035397 bulunmuştur. Herhangi bir evredeki yeğinlik ise aşağıdaki bağıntı ile elde edilmiştir:

$$\ell = 1 - \left(1 - \ell_o^{oc}\right) \tag{4}$$



Şekil 7. Evre - ℓ Grafiği

RW Tauri'nin ışık eğrileri Russell Yöntemi (Russell ve Merrill 1953) ile çözümlenmiş ve sistemin bazı parametreleri elde edilmiştir. Bu yöntemi kullanarak sistemin yörünge eğikliği (i

açısı), kütle fonksiyonu, bileşenlerin kesirsel yarıçapları, $R_\odot$ biriminde yarıçapları, asini ve bileşenlerin toplam parlaklığa katkısı bulunmuştur.
RW Tauri'nin ışık eğrilerinden elde ettiklerimiz ve bulduğumuz değerlerin daha önce bulunan değerlerle karşılaştırması "Sonuçlar" bölümünde verilmektedir.

4. Sonuçlar

Bu çalışmamızdaki asıl amacımız; bir çok özelliği ile ilk olma sıfatlarına sahip olan RW Tauri'nin ışık eğrilerini elde etmek ve bu ışık eğrilerinden sistemin bazı parametrelerini bulmaktı. Bu parametrelerden yörünge eğikliğini ve asini'yi biz $88^o.525$ ve 2.16 $R_\odot$ bulurken, Terrell ve ark. (1992) 90^o ve 1.58 $R_\odot$ bulmuşlardır. Ayrıca kütle fonksiyonu ve kesirsel yarıçaplar oranını biz sırasıyla 0.01775 ve 0.7908 olarak elde ederken, 1959'daki çalışmasında Grant 0.0134 ve 0.7513 olarak vermiştir.
Elde ettiğimiz tüm sonuçlar ve bu sonuçların önceki çalışmalardaki sonuçlar ile karşılaştırmaları Tablo 2 de verilmiştir.Bu sonuçların büyük kısmı daha önce yapılan çalışmalarla uyum içerisindedir.

Tablo 2. Elde Ettiğimiz Sonuçlar ve Diğer Çalışmalardaki Sonuçlarla Karşılaştırılması

	Bizim Sonuçlarımız		**Diğer Çalışmalarda Verilen Sonuçlar**		
Yörünge Eğikliği (i)	$88^o.525$		$90^o.000$		(Terrell ve ark. 1992)
asini	2.16 $R_\odot$		1.58 $R_\odot$		(Terrell ve ark. 1992)
Kütle Fonksiyonu (f_m)	0.01775		0.01340		(Grant 1959)
Kütle Oranı (q)	-----		0.22580		(Terrell ve ark. 1992)
Baş Bileşenin Kütlesi (M_1)	-----		2.43 $M_\odot$		(Hamme ve Wilson 1990)
İkinci Bileşenin Kütlesi (M_2)	-----		0.55 $M_\odot$		(Hamme ve Wilson 1990)
Baş Bileşenin Toplam Parlaklığa V Bandındaki Katkısı	% 96.46		% 96.01		(Grant 1959)
İkinci Bileşenin Toplam Parlaklığa V Bandındaki Katkısı	% 03.54		% 03.99		(Grant 1959)
Baş Bileşenin Kesirsel Yarıçapı (r_1)	0.1960		0.1852		(Grant 1959)
İkinci Bileşenin Kesirsel Yarıçapı (r_2)	0.2480		0.2465		(Grant 1959)
Kesirsel Yarıçaplar Oranı (r_1 / r_2)	0.7908		0.7513		(Grant 1959)
Baş Bileşenin Yarıçapı (R_1)	2.298 $R_\odot$		2.060 $R_\odot$		(Grant 1959)
İkinci Bileşenin Yarıçapı (R_2)	2.908 $R_\odot$		2.740 $R_\odot$		(Grant 1959)
	B Filtresi	**V Filtresi**	**B Filtresi**	**V Filtresi**	
Tam Tutulma Süresi (d)	84.097 dk.	84.720 dk.	-----	-----	(Bu Çalışma)
Omuzlar Arası Geçen Süre (D)	9.7687 saat	9.6491 saat	-----	-----	(Bu Çalışma)
Tutulmalar Dışı Ortalama Maksimum Parlaklığı	$08^m.0960$	$08^m.0410$	$08^m.1000$	$08^m.0200$	(Bookmyer 1977)
Ortalama Minimum Parlaklığı	$12^m.6861$	$11^m.6973$	$12^m.5190$	$11^m.4720$	(Grant 1959)
Baş Minimum Derinliği	$04^m.5640$	$03^m.7710$	$04^m.4850$	$03^m.4970$	(Grant 1959)

5. Kaynaklar

Bookmyer, B. B., 1977, Pub. A.S.P., 89, 533.
Dugan, R. S., and Wright, F. H. 1939, Contr. Princeton Obs., No. 19.
Grant, G. 1959, ApJ, 129, 62.
Hamme, W. V., ve Wilson, R. E. 1990- AJ, 100,1981.
Joy, A. H. 1942, Pub. A.S.P., 54, 35.
Joy, A. H. 1947, Pub. A.S.P., 59, 171.
Keenan, P. C., ve Morgan, W. W. 1951,in Astrophysics, ed. J. A. Hynek (New York: McGraw-Hill Book Co.), sayfa 12.
Kwee, K.K. ve van Woerden, H., 1956, Bull. Astr. Inst. Netherlands, 12, 327, (No. 464).
Nijland, A. A. 1922, Bull. Astr. Inst. Netherlands, 1, 25.
Olson, E. C. 1981, ApJ., 250, 704
Plavec, M., 1962, Bull. Astr. Inst. Czech., 13, 224.
Plavec, M. J., ve Dobias, J. J. 1983, ApJ., 272, 206.
Russell, H. N., ve Merrill, J. E. 1953, Princeton Contr., Vol. 26.
Simon, V., 1997, A&A, 319, 886.
Terrell, D., Mukherjee, J. D., ve Wilson R. E. 1992, Binary Stars, A Picture Book, (Mabar, FL, Krieper).
Vesper, D. N., ve Honeycutt, R. K. 1993, Pub. A.S.P., 105, 731.
Wyse, A. B. 1934, Lick Obs. Bull., 17, 42.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

NSV 10892'nin Çok Renk Işıkölçümü ve Işık Eğrisi Analizi

Can GÜNGÖR, Sena ÇELIK, Günay TAŞ, Serdar EVREN

[1]Ege Üniversitesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 38039, İZMİR
cangungor@mail.ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, NGC 6633 açık yıldız kümesinde bulunduğu belirtilen W UMa türü HD 170451 sisteminin kapsamlı ilk fotoelektrik fotometrisi yapılmıştır. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 48 cm Cassegrain teleskop kullanılarak dört renkte ışık değişimleri elde edilmiştir. Elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney programıyla analiz edilmiş ve sisteme ilişkin geometrik ve fizik parametreler elde edilmiştir. Bu çözümler ışığında, sistemin, W UMa türü çiftlerin W-altgrubu bir üyesi olduğu ve sistemin küme üyesi değil, bir önalan yıldızı olması gerektiği bulunmuştur.

Anahtar kelimeler: NGC 6633: HD 170451

Abstract: In this study, we present photoelectric photometry of HD 170451 which is a W UMa type eclipsing binary and is a member of the open cluster NGC 6633. The light variations of the system for four colours were obtained with 48 cm Cassegrain telescope at Ege University Observatory. The light curves were analysed using Wilson-Devinney code and obtained the physical and geometrical parameters of the system. From these results, we found that HD 170451 is a member of W sub-type of W UMa type eclipsing binaries, and it should not be considered a member of the cluster. According to our calculations, it should be a foreground object.

Key words: NGC 6633: HD 170451

1. Giriş

Ophiuchus takımyıldızında bulunan NSV 10892 (HD 170451)'in ilk gözlemi 1921'de Vogt tarafından yapılmıştır. Bu çalışma NGC 6633 bölgesinde bulunan yıldızların koordinatlarını belirlemek üzere yapılmıştır. Aynı bölge Kopff (1943), Hiltner vd. (1958) ve Schmidt (1976) tarafından da tayfsal ve fotometrik olarak gözlenmiştir. Yukarıda sözü geçen hiçbir çalışmada ne HD 170451 ne de gözlemler için seçilen mukayese ve denet yıldızları küme üyesi olarak işaretlenmemiştir. Ancak, SIMBAD veri tabanında bu üç yıldız da NGC 6633 açık yıldız kümesinin üyesi olarak gösterilmektedir.

Çizelge 1.1 HD 170451 ve gözlemlerde kullanılan mukayese yıldızlarına, farklı araştırmacıların çalışmalarında verdikleri isimler.

	Kopff (1943)	**Hiltner vd. (1958)**	**Vogt (1921)**	**Latypov (1972)**
Değişen	147	153	42	831
Mukayese	123	139	4	643
Denet	151	155	33	859

NGC 6633 kümesinin üyelerinin belirlenmesine ilişkin yapılan gözlemsel çalışmaların sonuçları pek çok farklı yazar tarafından yayınlandığı için HD 170451 değişik numaralarla kataloglanmıştır. Açık kümeler için hazırlanmış büyük bir veri tabanı olan WEBDA'dan alınan bu kodlar Çizelge 1.1'de gösterilmektedir.

Sisteme ilişkin ilk ve tek fotometrik çalışma Koppelman vd. (2002)'ye aittir. Bu amatör gözlemcilere ait bir çalışmadır ve bu çalışmada, sistemin W UMa türü değişen bir yıldız olduğu belirtilmiştir. Işık öğeleri ise aşağıdaki gibi verilmiştir,

$$\mathrm{HJD\ (Min\ I)} = 24\ 52454.7107\ (4) + 0^{g}.375296\ (3)\ E \qquad (1.1)$$

Sistem SIMBAD veri tabanında, B ve V parlaklıkları sırasıyla $9^{m}.97$ ve $9^{m}.44$ olan G tayf türünden bir sistem olarak verilmektedir. Bu parlaklıklardan hesaplanan renk ölçeği 0.53'tür ve F8 tayf türüne karşılık gelmektedir (Gray 1992). Hiltner vd. (1958) ise sistemi, V= $9^{m}.5$ parlaklığında, B-V= 0.6 olan bir yıldız olarak belirlemiştir, bu renk ölçeği G1 tayf türüne karşılık gelmektedir. Farklı sonuçlar farklı aletsel özelliklerden kaynaklandığı gibi yıldıza ilişkin bünyesel bir değişimle de ilgili olabilir. Bu tür bir sonuç ancak gözlemlerin artmasıyla ve özellikle tayfsal gözlemlerle ortaya çıkarılabilecektir.

2. Gözlemler

HD 170451'in gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm'lik Cassegrain türü

Poster tam metni için : Can GÜNGÖR
e-mektup: cangungor@mail.ege.edu.tr

teleskobuna bağlı üç kanallı fotometre (HSTCP) ile yapılmıştır. Fotometrik gözlemlere ilişkin ayrıntılı bilgi Çizelge 2.1'de verilmiştir. Çizelgede ilk kolon gözlem gününe ilişkin güneş merkezine indirgenmiş JD'yi, ikinci kolon gözlem süresini ve üçüncü kolon gecelik gözlem nokta sayısını göstermektedir. Gözlemlerin ortalama gecelik hatası her bir süzgeç için (U, B, V ve R) sırasıyla $0^m.011$, $0^m.007$, $0^m.006$ ve $0^m.005$ olmuştur. Gözlemlerde kullanılan mukayese ve denet yıldızı, sırasıyla, HD 170291 ve HD 170472'dir. Bu yıldızlara ilişkin SIMBAD veri tabanından alınan bazı parametreler Çizelge 2.2'de listelenmiştir.

Çizelge 2.1 2003 Gözlem sezonuna ilişkin bazı bilgiler

HJD (24 00000+)	D (sa)	N (UBVR)
52794	3.2	73
52795	3.6	111
52798	2.6	92
52802	3.6	116
52821	2.3	62
52825	3.6	51

Çizelge 2.2 Değişen ve mukayese yıldızlarına ilişkin bazı parametreler

Yıldız	HD no.	B (mag)	V (mag)	TT
Değişen	HD 170451	9.97	9.44	G
Mukayese	HD 170291	8.08	7.65	F5
Denet	HD 170472	9.15	9.14	A0

Çizelge 2.3 HD 170451'e ilişkin minimum zamanları ve O-C değerleri.

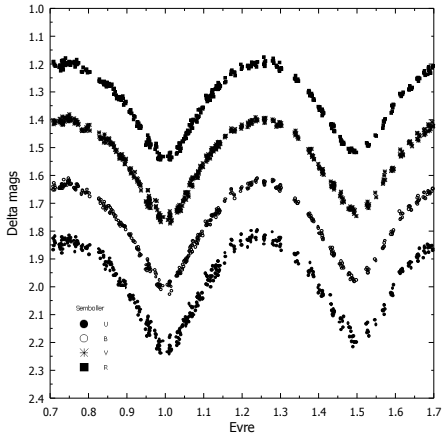
O (gün)	Tür	S	E	O-C (I) (gün)	K
52434.8143 (3)	I	V	-53	-0.00567	1
52441.7572 (2)	II	V	-34.5	-0.00578	1
52453.7661 (2)	II	V	-2.5	-0.00635	1
52454.7052 (2)	I	V	0	-0.00548	1
52456.7703 (2)	II	V	5.5	-0.00450	1
52476.6577 (4)	II	V	58.5	-0.00782	1
52478.7254 (3)	I	V	64	-0.00430	1
52795.4926 (2)	I	B	908	0.01309	2
52795.4931 (2)	I	R	908	0.01359	2
52795.4933 (3)	I	V	908	0.01380	2
52795.4945 (8)	I	U	908	0.01507	2
52798.4943 (4)	I	R	916	0.01248	2
52798.4948 (4)	I	B	916	0.01296	2
52798.4949 (4)	I	V	916	0.01308	2
52798.4957 (8)	I	U	916	0.01390	2
52802.4346 (4)	II	B	926.5	0.01215	2
52802.4347 (2)	II	V	926.5	0.01229	2
52802.4349 (4)	II	R	926.5	0.01242	2
52802.4357 (5)	II	U	926.5	0.01328	2
52825.5168 (4)	I	R	988	0.01362	2
52825.5169 (10)	I	U	988	0.01375	2
52825.5175 (4)	I	B	988	0.01432	2
52825.5192 (22)	I	V	988	0.01609	2

1: TASS (Koppelman vd. 2002), 2: Bu çalışma

Çizelge 2.3 de ise literatürden alınan ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları listelenmiştir. Bu minimum zamanlarına en küçük kareler yöntemi uygulanarak O-C analizi yapılmıştır. O-C (I) hesabında Koppelman vd. (2002)'den alınan ve (1.1)'de verilen ışık öğeleri kullanılarak C değeri hesaplanmış, T_0 ve P'deki hata düzeltilmiştir. Elde edilen yeni ışık öğeleri aşağıdaki gibidir;

$$\text{HJD (Min I)} = 24\ 52454.7050\ (4) + 0^g.3753166\ (6)\ E \qquad (2.1)$$

Gözlem noktalarının evre hesabında (2.1) eşitliğindeki değerler kullanılmış ve Şekil 2.1'de bu evre değerlerine göre parlaklıklar noktalanmıştır. Şekilde, her bir süzgece ilişkin değişimlerin net olarak görülebilmesi için, B parlaklığından $0^m.15$, V parlaklığından $0^m.30$ ve R parlaklığından $0^m.45$'lik bir değer çıkarılmıştır. Baş minimumun derinliği U'da $0^m.385$, B'de $0^m.370$, V'de $0^m.355$, R'de $0^m.340$'ken, yan minimum derinlikleri aynı sırayla $0^m.365$, $0^m.355$, $0^m.335$ ve $0^m.320$'dir.



Şekil 2.1 HD 170451'in U, B, V, R ışık değişimleri.

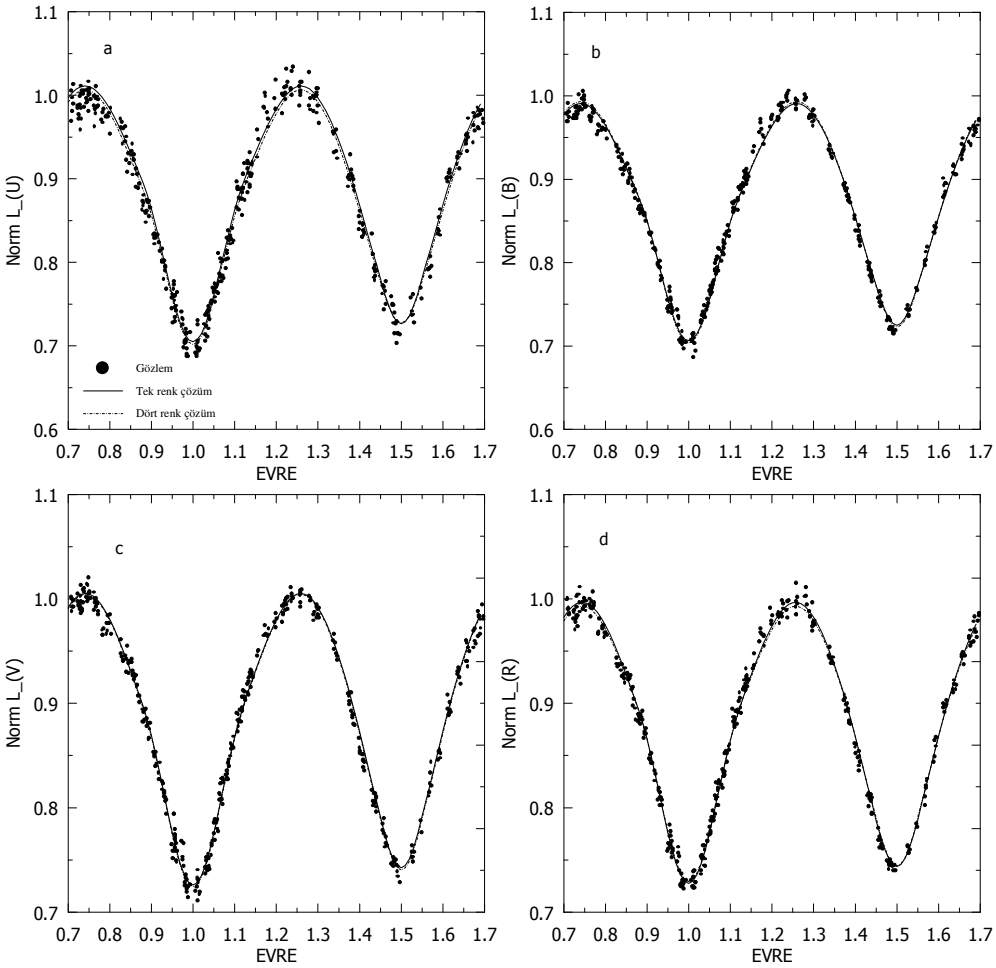
3. Işık Eğrisi Analizi

HD 170451'in tüm renklerdeki ışık eğrilerinin biçimi W UMa sistemlerin tipik görüntüsünü yansıtmaktadır. Benzer ışık değişimleri RRc türü yıldızlar, ellipsoid değişenler, Delta Scuti türü zonklayan yıldızlar ve aktif geri tür yıldızlar tarafından da gösterilebilir. Sistemin türünü belirleyebilmek için Rucinski (1997)'nin geliştirdiği Fourier tekniği kullanılarak gözlem noktaları üzerinden a2 ve a4 fourier katsayıları, sırasıyla, -0.17 ve -0.03 olarak belirlenmiştir. Aynı kaynaktan alınan diyagramda bu katsayılar işaretlendiğinde, HD 170451'in W UMa türü örten çiftlerin bölgesinde bulunduğu görülmüştür. Işık eğrisinin biçimi ve iki minimumda da rengin kırmızılaşması da HD 170451'in W UMa türü bir örten çift olduğunu desteklemektedir. Buradan yola çıkarak, sistemin ışık eğrisi analizi, Wilson-Devinney programındaki (Wilson 1994) değen çiftler için hazırlanmış olan Mode 3 kullanılarak yapılmıştır

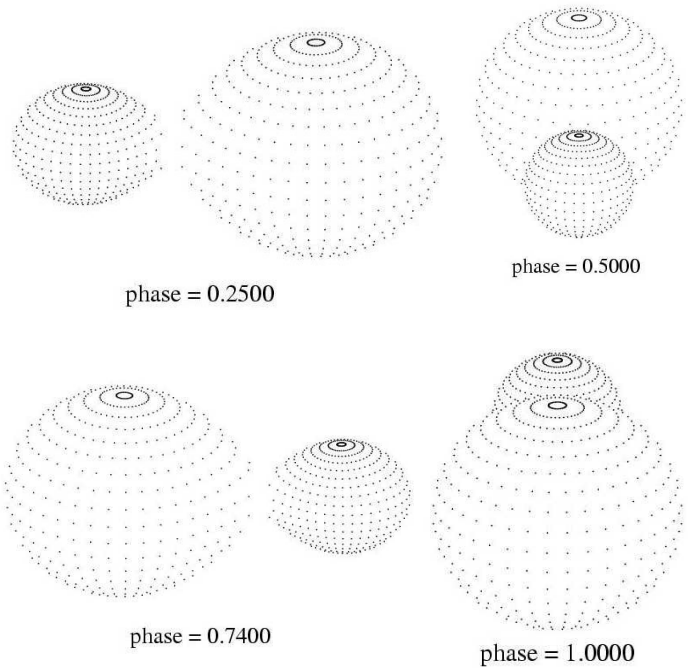
.

Çizelge 3.1 Wilson-Devinney programıyla elde edilen ışık eğrisi analizinin sonuçları

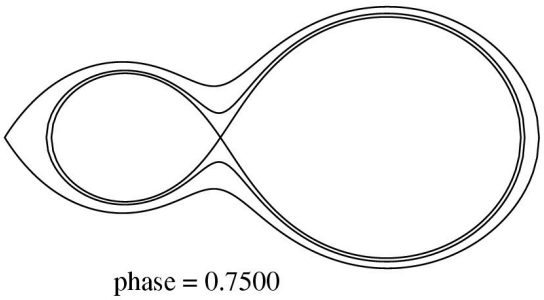
Parametre	U	B	V	R	UBVR			
q (M2/M1)	3.935 (11)	3.923 (13)	3.942 (5)	3.932 (2)	3.920 (1)			
g1=g2	0.320	0.320	0.320	0.320	0.320			
A1=A2	0.5	0.5	0.5	0.5	0.5			
x1=x2	0.769	0.740	0.633	0.448				
i (°)	67.76 (31)	66.44 (20)	66.80 (21)	66.86 (23)	66.79 (12)			
T1 (K)	6226	6226	6226	6226	6226			
T2 (K)	6092 (21)	6056 (14)	6046 (17)	6030 (18)	6051 (9)			
$\Omega_1=\Omega_2$	7.674 (11)	7.630 (14)	7.656 (10)	7.615 (11)	7.622 (5)			
L1	3.035 (52)	2.993 (27)	2.990 (28)	2.980 (26)	3.132 (22)	3.014 (17)	2.996 (14)	2.938 (12)
L2	8.811	8.645	8.865	8.816	8.645	8.652	8.860	8.843
r1 (pole)	0.2588 (10)	0.2608 (12)	0.2603 (7)	0.2624 (7)	0.2611 (3)			
r1 (side)	0.2707 (12)	0.2731 (15)	0.2725 (9)	0.2750 (9)	0.2734 (3)			
r1 (back)	0.3118 (23)	0.3162 (31)	0.3154 (17)	0.3200 (17)	0.3167 (7)			
r2 (pole)	0.4776 (7)	0.4790 (8)	0.4792 (6)	0.4808 (6)	0.4792 (3)			
r2 (side)	0.5184 (9)	0.5205 (12)	0.5207 (8)	0.5229 (9)	0.5206 (4)			
r2 (back)	0.5454 (12)	0.5481 (15)	0.5482 (10)	0.5511 (11)	0.5483 (5)			



Şekil 3.1 Dört renk için elde edilen çözüm sonuçlarının gözlemlerle karşılaştırılması.



Şekil 3.2a HD 170451'in dört farklı evreye karşılık gelen yörünge geometrisi.



Şekil 3.2b HD 170451'in Roche geometrisi.

4. Sonuçlar

NGC 6633 kümesinin uzaklık modülü, m-M = 7.77'dir (Jeffries vd. 2002). Sistemin maksimum parlaklığı (0.25 evre) gözlemlerden $9^m.345$ olarak belirlenmiştir. Bu değer, uzaklık modülüne yerleştirildiğinde, sistemin salt parlaklığı M_V = $1^m.58$ olarak bulunur. Gözlemlerden sistemin B-V renginin 0.25 evrede 0.505 olduğu belirlenmiştir. Bu renge karşılık gelen tayf türü ~ F7'dir. ZAMS kütle-ışınım gücü ilişkisinden bu tayf türünden bir anakol yıldızının sahip olması gereken salt parlaklık değeri M_V = $3^m.96$'dır (Gray 1992). Kümenin renk artık değeri, E (B-V) = 0.165 (Jeffries vd. 2002), hesaplara eklendiğinde, sistemin kırmızılaşmamış rengi, $(B\text{-}V)_0$ = 0.340 olarak bulunur. Bu renk değeri ~ F1.5 yıldızı ve $2^m.85$'lik bir salt parlaklığa karşılık gelir (Gray 1992). Hem $3^m.96$ hem de $2^m.85$'lik salt parlaklık değeri, küme uzaklığının kullanılmasıyla ulaşılan salt parlaklık değerinden çok büyüktür. Dolayısıyla, sistem, küme uzaklığından daha küçük bir uzaklıkta olmalıdır.

Rucinski (1994), gözlenen renge ve yörünge dönemine bağlı olarak W UMa türü sistemlerin salt parlaklıklarını belirlemek ve böylece W UMa türü sistemleri uzaklık belirteci olarak kullanmak üzere basit bir ilişki geliştirmiştir;

$$M_V = a_{P(B-V)} \log P + a_{BV}(B-V) + a_{0(BV)} \qquad (4.1)$$

(4.1) eşitliğindeki katsayılar aşağıdaki gibidir;

$a_{P(BV)} = -2.38 \pm 1.20$

$a_{(BV)} = +4.26 \pm 0.87$

$a_{0(BV)} = +0.28 \pm 1.01$

Bu eşitliği kullanarak Rucinski (1994), yaşlı açık kümeler olan NGC 6791, Be 39 ve To 2 kümelerindeki W UMa'ların küme üyesi olup olmadıklarını belirlemiştir. Aynı yöntem HD 170451'e uygulandığında, sistemin evrim etkilerinden arındırılmış, düzeltilmiş salt parlaklık değeri $M_V = 3^m.44$ olarak bulunur. Rucinski (1994) bir ΔM_V tanımı yapmıştır; $\Delta M_V = M_V(gözlem) - M_V(\text{hesap})$. ΔM_V'nin negatif olduğu sistemler ön alan yıldızı olduğunu, pozitif olduğu sistemler ardalan yıldızı olduğunu göstermektedir. HD 170451 için ΔM_V =-1.869 gibi büyük bir fark bulunur. Bu fark, Rucinski (1994)'ün ifade ettiği hata sınırlarının çok dışında kalır. Dolayısıyla, *HD 170451, NGC 6633'ün üyesi olamaz, bir ön alan yıldızı olmalıdır*. Buradan bulunan düzeltilmiş salt parlaklık değeri, yıldızlararası kızıllaşma olmadığı kabulüyle, 0.25 evredeki görünür parlaklık değeriyle birlikte uzaklık modülüne (4.2 eşitliği),

$$m - M = -5 + 5\log d \qquad (4.2)$$

yerleştirildiğinde sistemin gerçek uzaklık değeri, d = 151 pc olarak hesaplanır. HD 170451 küme için ifade edilen 358 pc'lik uzaklıktan çok daha yakın bir bölgededir.

Gözlemlerden ulaşılan çözüm sonuçları ve kümeye ilişkin literatürden alınan veriler birleştirilerek, sisteme ilişkin daha ileri hesaplamalar yapmak olasıdır. Bu hesaplardan sonra sistemin bileşenlerine ve yörüngesine ilişkin ulaşılan fiziksel parametreler, çözümden alınan sonuçlarla beraber Çizelge 4.1'de listelenmiştir.

Çizelge 4.1 Sistemin bileşenlerine ve yörüngesine ilişkin hesaplanan fiziksel parametreler.

	Birinci bileşen	**İkinci bileşen**
a **($R_\odot$)**	2.92439	
i (°)	66.8	
e	0.0	
q	3.92	
f	0.287	
m **($m_\odot$)**	0.483	1.902
R **($R_\odot$)**	0.815	1.488
L **($L_\odot$)**	0.871	2.582
T (K)	6226	6046
Log g	4.299	4.372
	Birinci bileşen	**İkinci bileşen**
d (pc)	151	
m_V (mag)	10.841	9.661
M_V (mag)	4.940	3.760
B-V (mag)	0.474	0.502

Çözümler ve yapılan hesaplar HD 170451 sisteminin W UMa türü örten çiftlerin W alt türünün bir üyesi olduğunu göstermiştir. Bulunan fotometrik kütle oranının tayfsal gözlemlerle denetlenmesine mutlaka gereksinim vardır.

Teşekkür: *Bu çalışma, EBİLTET (Ege Üniversitesi Bilim ve Teknoloji Topluluğu) tarafından araştırma projesi olarak desteklenmiştir. Yazarlar, EBİLTEM Bilim ve Teknoloji Topluluğu'na çok teşekkür eder.*

5. Kaynaklar

Gray, D., 1992, in "*The observation and analysis of stellar photospheres"*, Cambridge University Press.

Hiltner, W.A., Iriarte, B., Johnson, H.L., 1958, ApJ, 127, 539.

Jeffries, R.D., Totten, E.J., Harmer, S., Deliyannis, C.P., 2002, MNRAS, 336, 1109.

Kopff, E., 1943, AN, 274, 69.

Koppelman, M.D., West, D., Price, A., 2002, IBVS, No. 5327.

Rucinski, S.M., 1994, PASP, 106, 462.

Rucinski, S.M., 1997, AJ, 113, 407.

Schmidt, E.G., 1976, PASP, 88. 63.

SIMBAD, **C**entre de **D**onnées astronomiques de **S**trasbourg, France.

WEBDA, A Site Devoted to Stellar Clusters, Switzerland.

Wilson, R.E., 1994, PASP, 106. 921.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Mira Cet'in Işık Eğrisi Analizi

Deniz Birol Gökçe[1],

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
dbg@astronomy.sci.ege.edu.tr, cakan@bornova.ege.edu.tr,

Özet: AAVSO'dan alınan 160 yıllık optik gözlem verilerinden Mira'nın elde edilen ışık eğrisi incelenmiştir. O-C, kütle kaybına ilişkin yapılan hesaplamalar ve literatürdeki diğer çalışmaların yeniden incelenmesi sonucunda direkt kütle kaybına bağlı olarak artan dönem ve Mira B'nin dışında olası bir üçüncü cisim problemi gösterilmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: AGB yıldızları – yıldızlar: değişen yıldızlar: uzun dönemli değişenler – yıldızlar: Mira türü değişen yıldızlar – yıldızlar: özel yıldızlar: o Cet

Abstract: The light curve obtained by the 160 years visual observation data of Mira received from AAVSO is studied. As a conclusion of O-C, calculations on mass loss and the review of different studies, the increasing period due to the mass loss and a probable third body problem is shown.

Key words: stars: AGB stars – stars: variable stars: long period stars – stars: Miras – stars: individuals: o Cet

1. Giriş

Mira türü değişen yıldızlar, zonklayan yıldız sınıflandırmasına girer. 100-1000 gün gibi uzun dönemli , 2.5^m'den büyük genlikte değişim gösteren ve yüzey sıcaklıkları (T_e) 3000 K^o yöresinde olan soğuk M tayf türündeki bu yıldızlar Hertzsprung-Russell (HR) diyagramında Asimptotik Devler Kolunda bulunur ve uzun dönemli ışık değişim gösterirler. M yıldızlarının ilginç bir yanı da demir sınırının ötesindeki bazı ağır elementleri de üretebilmeleridir. Ortalama bir Mira türü yıldız, bir güneş kütlesi yöresindedir. Zonklama süresince kütle kaybı da gerçekleşir. Bunun nedenlerinden ilki zonklamayla uzaya salınan parçacıklardır. Ayrıca yıldız helyum yakma işlemine geçişte olduğundan dolayı s-işleminden geçmektedir. Bu işlemde dış kabuk maddelerinin etkileşimi sonucu ağır elementler ortaya çıkar. Kütle yavaşça uzaya sızar. Kütle kaybı, maksimum döneminde yaklaşık $10^{-4} M_\odot / y$ dır. Mira türü yıldızlarda oksijen en çok üretilen elementtir (C/O=0.6). Bununla birlikte, oluşan yeni elementler ve çevredeki maddelerden moleküller oluşur. Genel olarak oluşan moleküller CP, OH, SiO, H_2O, ve TiO'tir. TiO, oksijenin ve s-işleminden oluşan Titanyumun bolluğuna bağlı olarak çok miktardadır. Bu madde kaybına bağlı olarak Mira türü değişenler bir çok kızılöte gözlemcisinin ilgisini çekmiştir. Çünkü yıldızın etrafındaki madde ısıyı soğurur. Kızılöte gözlemlerle bir çok Mira yıldızının kütle kaybının

modellemesi yapılmıştır. Bu çalışmaların sonuçları üzerine yapılmış olan literatür taramasından elde edilen parametreler tablo 1' de verilmiştir. Kütle ve yarıçap parametrelerinin literatürde yapılmış olan tüm çalışmalar incelendiğinde farklı değerler aldığı görülmektedir. Bunun sonucunda, kütle ve yarıçap değerleri literatürde en çok kullanılan değerler aralığında tanımlanmıştır.

Tablo 1. Mira'ya ait Parametreler

Mira	
Tayf Türü	M7IIIe
V Parlaklığı	3.04
U-B	1.09
B-V	1.42
Uzaklığı (IY)	400
Dikine Hızı (km/s)	63.8
Kütle (M_Θ)	1.15-2
Yarıçap (R_Θ)	700-450

Mira'nın en parlak döneminde tayf türü M5e, en sönük döneminde ise M9e'dir. Elbette, yukarıdaki çizelgede verilen parametrelerden başka, sürpriz bir yıldızdan daha bahsetmek gerekir: VZ Ceti (Mira B). Mira'nın yoldaşı olan bu yıldız 1920 yılında Joy tarafından yapılan tayfsal çalışma sırasında keşfedilmiştir (Karovska et al 1993). Keşfin ardından bileşen 1923 yılında Aitken tarafından görsel bölgede görüldü.

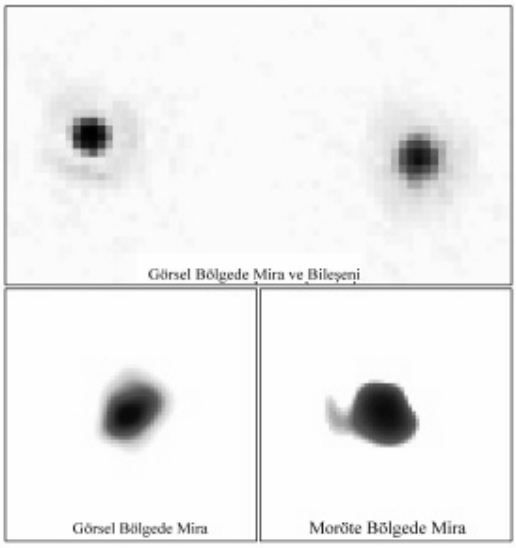
Poster tam metni için : Deniz Birol GÖKÇE
e-mektup: dbg@astronomy.sci.ege.edu.tr

Tablo 2. VZ Ceti'ye ilişkin parametreler.

VZ Ceti	
Tayf Türü	Be
V Parlaklığı	9.6
Kütle (M_Θ)	0.6
Yarıçap (R_Θ)	0.012
P (yıl)	400
T	2001.5
A	0.85
E	0.66
İ	111.3
ω	106
Ω	118.5

Tablo 2' de yoldaş yıldız VZ Ceti'ye ilişkin bünyesel ve yörünge parametreleri verilmiştir. VZ Ceti'nin Mira'ya uzaklığı 70 AB olarak belirlenmiştir. Yıldızın keşfinin ardından yapılan gözlemlere yenisi eklenirken 1997 yılında Hubble Uzay Teleskopu tarafından da görüntülenmiştir. Görsel bölgede tıpkı bir "rugby" topuna benzeyen Mira'nın UV'deki görüntüsünde bileşenine yaptığı madde aktarımı belli olmaktadır. Şekil 1'de bu durum görülmektedir. M. Karovska ve P.Nisenson (1993), speckle interferometrik gözlemlerinde bileşenin Mira'ya beklenildiğinden de uzak olduğunu belirtmişleridir. Elde ettikleri yörünge parametrelerini birçok astronom çalışmalarında kullandığı için bu çalışmada da Tablo 2' deki parametreler kullanılmıştır. Ancak Mira'nın keşfinden daha henüz 400 yıl geçtiğini düşünürsek, bu değerlerin ileride değişebileceğini, hatta bu değerlerin bir olasılıkla da yanlış olduğunu söyleyebiliriz. Bunu doğrularcasına M. Karovska ve P.Nisenson, yaptıkları gözlemlerin sonucunda bileşenin beklenen yörüngeden az miktarda uzaklaşmasını göstererek ya dönemin daha da büyük olacağını, ya da üçüncü bir cismin var olduğunu söylemişlerdir. Eğer VZ Ceti, Mira'ya daha yakın olsaydı Mira simbiyotik değişen yıldız sınıfına girecekti.

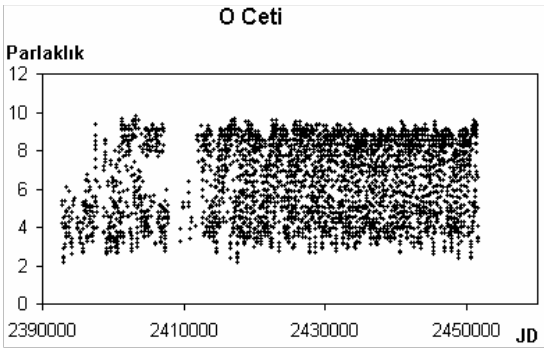
Başta belirtildiği gibi Mira türü yıldızlarda kütle kaybı gerçekleşmektedir, bir de buna ikinci bir bileşen eklenirse kütle kaybında herhangi bir değişim söz konusu mudur? Dolaylı olarak zonklama dönemi bundan etkilenir mi? Çalışmada Mira'nın ışık eğrisi analizinden elde edilen sonuçlar doğrultusunda kütle kaybı da incelenmiştir.



Şekil 1. Mira ve bileşeni VZ Ceti'nin HST ile elde edilmiş görüntüleri.

2. Veri

Bu tez çalışmasında, AAVSO'dan alınan JD 2392720-2451520 arasındaki V parlaklıkları kullanılmıştır. Yaklaşık 161 yıllık nokta içeren verilere ayrıntılı bakıldığında bazı yıllarda hiçbir noktaya rastlanmazken, bazı yıllarda ise Mira'nın konum olarak Güneş'e yakın olmasından dolayı maksimumlarda boşluklar görülür. Mira'nın değişimi düzenli gibi görünse de her bir çevrimin asimetrik bir parabol vermesinden dolayı maksimum zamanlarının duyarlı bir biçimde bulunması, dikkatle uygulanacak Freehand-curve tekniği ile olasıdır. Şekil 2'de zamana göre tüm noktaların dağılımı verilmektedir. Noktaların, böylesine uzun bir zaman aralığını temsil etmesi her ne kadar avantaj gibi görünse de, bu noktalardan ancak 80 tane incelenebilecek çevrim çıkmıştır.



Şekil 2. AAVSO'dan alınan verilerin zaman göre grafiği.

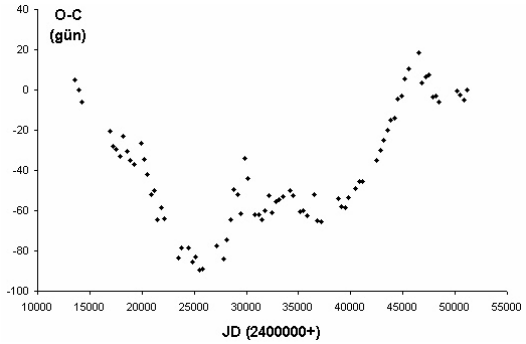
3. Veri Analizi

İlk olarak, Freehand-curve tekniği ile maksimum zamanlarının hesaplanabilmesi için eldeki verilerden kullanılabilir olduğu düşünülen çevrimler alınmıştır. Elle eğri çizilemeyecek çevrimler atıldığında, kullanılabilecek 80 adet güvenilir çevrim kalmıştır. Elde edilen çevrimlerin bir kısmı Şekil 3'de görülmektedir. Her bir çevrim için maksimum zamanları elde edilmiştir. Bu zamanlar Tablo 3'de verilmiştir.

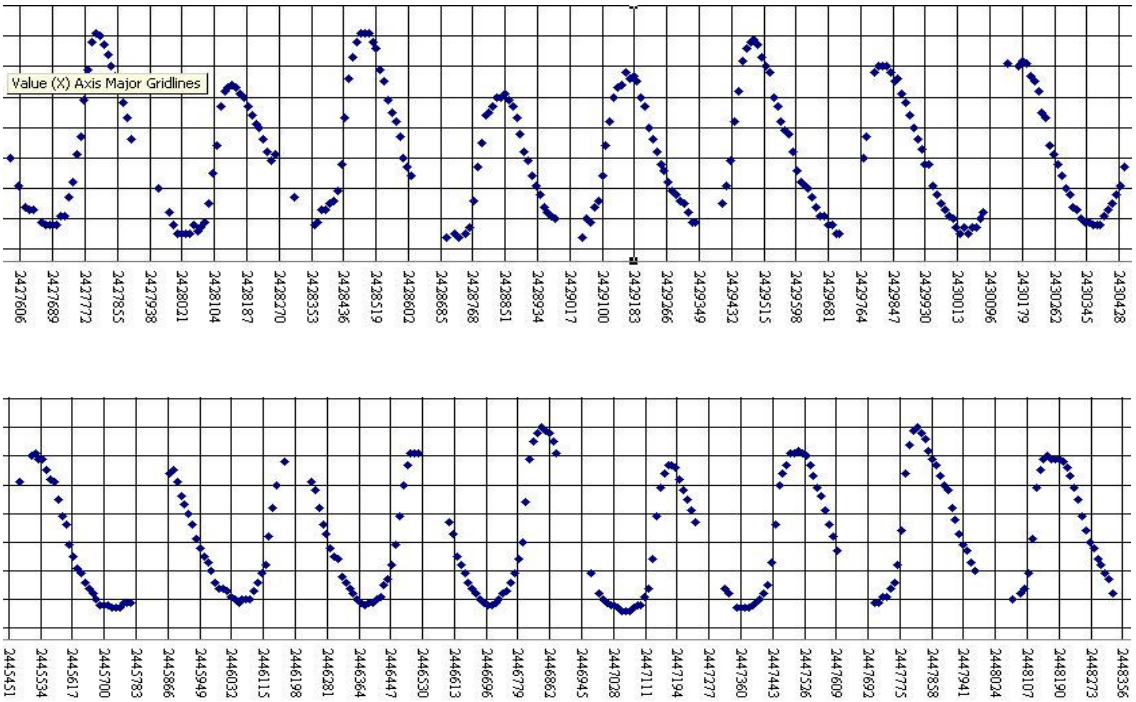
İlk hesaplamalar sonucunda ortalama dönem 332.396617 gün olarak bulunmuştur. Bununla birlikte T_o maksimum zamanı JD2413264.2857 olarak kabul edilmiştir. (1) bağıntısı ile elde edilen evreler ile O-C grafiği Şekil 4'de verildiği gibi elde edilmiştir..

Beklenildiği gibi bir parabol veren O-C grafiği, düzensiz sinüs benzeri bozulmalar gösterdiği için tartışmaya çok açıktır.

$$E=(t-t_0)/P \qquad (1)$$



Şekil 4. Mira için elde edilen ilk O-C grafiği.



Şekil 3. Mira'nın ışık eğrisi analizinde kullanılan çevrimlerin bir kısmı.

Tablo. 3 Mira için elde edilen maksimum zamanları.

JD	V Maks.	JD	V Maks.	JD	V Maks.	JD	V Maks
13264.28570	3.80000	23485.00000	2.78000	32158.50000	4.20000	42480.00000	3.00000
13601.66210	3.50000	23822.30000	4.90000	32482.50000	3.08800	42817.50000	4.67000
13929.23077	3.90000	24487.50000	3.40000	32820.00000	3.66000	43155.00000	3.20000
14255.45450	3.40000	24812.60000	3.15000	33153.50000	3.88000	43492.50000	2.90000
16900.00000	3.70000	25147.50000	4.30000	33487.50000	3.60000	43830.00000	4.70000
17225.03800	4.30000	25473.50000	2.90000	34155.50000	2.90000	44163.39000	3.80000
17556.12200	2.00000	25806.50000	4.30000	34485.00000	3.10000	44505.00000	3.60000
17884.61500	3.50000	27147.50000	3.63300	35142.00000	3.90000	44838.75000	4.10000
18227.00000	3.60000	27805.50000	2.66000	35475.00000	3.70000	45180.00000	2.60000
18552.36000	3.15000	28147.50000	4.30000	35805.00000	4.20000	45517.50000	3.70000
18880.00000	3.40000	28490.00000	2.46000	36480.00000	3.10000	46522.50000	3.60000
19210.61900	3.50000	28837.54000	4.66000	36799.34000	3.40000	46840.00000	2.80000
19885.70000	2.93000	29167.50000	3.91100	37131.40000	3.10000	47175.00000	4.10000
20210.00000	3.16880	29490.00000	2.90000	38805.00000	3.40000	47508.75000	3.60000
20535.00000	3.64815	29850.00000	3.70000	39133.00000	3.26000	47830.00000	2.80000
20857.50000	3.03700	30172.50000	3.50000	39465.00000	3.65000	48163.02000	3.70000
21191.70200	3.70370	30819.06250	3.04400	39802.50000	3.83000	48492.50000	3.80000
21509.54540	3.56000	31151.64700	3.80000	40472.00000	2.60000	50160.00000	3.60000
21848.00000	3.58000	31481.66700	2.75000	40807.50000	3.80000	50490.00000	2.40000
22175.00000	2.60000	31818.33000	4.10000	41140.00000	4.12000	50820.00000	3.80000
						51157.50000	4.80000

Gözlemlerden doğrudan elde edilen O-C eğrisine parabol fiti uygulamak ve yanılgıları düzeltmek için Paroc21 programı kullanılmıştır. Elde edilen değerler Tablo 4'de verilmektedir.

Tablo 4. Paroc21 programı ile elde edilen sonuçlar.

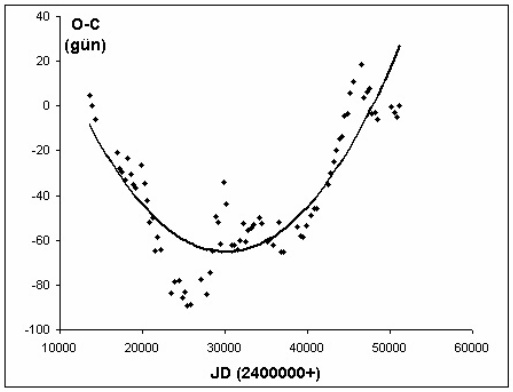
DÜZELTME TERİMLERİ	YANILGILAR
(To) +2.26718	%+12.09423
(P) -1.82678	+0.47657

(To)= 413266.55287 P= 330.56983 gün

Elde edilen değerleri ile uygulanan parabol fiti Şekil 5'de verilmiştir. Beklenildiği gibi, Mira'da kütle kaybı parabol fitinde görülmektedir. Parabol dönemin artışını gösterirken, kütle kaybı bu artışın temel nedenidir. Kütle kaybının hesaplanması için, D.Reimers ve A.Cassatella'nın (1985) Mira B'nin UV tayfı ile Mira'nın kütle kaybını üzerinde yapmış oldukları çalışmalardaki verilerin kullanılması kabul edilmiştir. D.Reimers ve A.Cassatella, sistemin toplam kütlesini 1.75 M⊙ olarak hesaplamışlardır. Mira B etrafında toplanan kütle oranından da yıldızın kütlesini 0.6 M⊙ olarak hesaplamışlardır. O zaman yaklaşık olarak Mira'nın kütlesini M≈1.15M⊙ olarak kullanabiliriz. Mira'nın yarıçapı literatürde 450-700 1.R⊙ arasında değerler olmasına rağmen, sıkça kullanılan 450 R⊙ değeri tercih edilmiştir. (2) ve (3) bağıntılarına uyguladığımız bu değerler ile (P, M, R) Q=0,037136 sonucuna ulaşırız.

$$\mathrm{Log}P = 1{,}949\mathrm{Log}(R/R_{\odot}) - 0{,}9\log(M/M_{\odot}) - 2{,}07 \qquad (2)$$

$$\mathrm{Log}P = 1{,}5\mathrm{Log}(R/R_{\odot}) - 0{,}5\log(M/M_{\odot}) + \log Q \qquad (3)$$

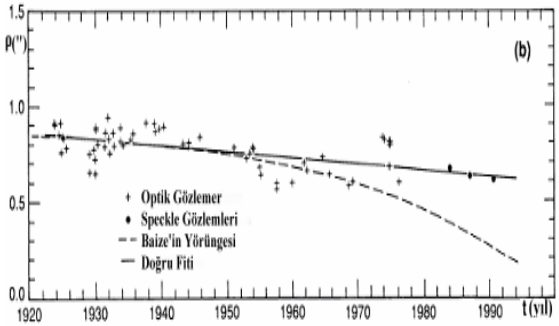


Şekil.5 O-C değerlerine uygulanan parabol fiti.

Fox ve Wood (1982), Mira türü yıldızlar için zonklama sabitini Q=0.04 gün olarak belirlemişlerdir. (3) bağıntısına Paroc21 programından elde edilen yıllık +0.03372 günlük dönem değişimi uygulandığında yıllık kütle kaybı dönem değişiminin sadece kütle kaybına bağlı olması durumunda ΔM=0,0002346 $M_{\odot}$ / yıl olarak hesaplanmıştır. Bernat (1977) bu tür yıldızlar için kütle kaybını $6{,}7\times10^{-7} - 4{,}2\times10^{-4} M_{\odot}$ / yıl aralığında belirtmiştir. Ayrıca Y. Yamashita ve H. Maehara

(1978) Mira için kütle kaybını $2x10^{-7}M_{\odot}$ / yıl olarak bulmuşlardır.

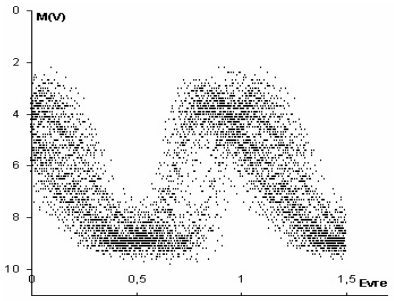
M. Karovska ve P. Nisenson'un (1993) Mira B'nin yörüngesi üzerine yaptıkları speckle interferometre gözlemlerinin analizinde Mira B'nin yörüngesinin hesaplanandan daha uzun olması gerektiği ya da üçüncü bir cismin olması gerektiği sonucuna ulaşılmaktadır. 400 yıl olarak belirtilen dolanma döneminin olasılığı bile tartışılmıştır. M. Karovska ve P. Nisenson'un (1993) yapmış olduğu çalışmada Baize'in (1980) yörüngesi, optik gözlemler ve speckle gözlemlerinin farklılaşmasını şekil 6'da görebiliriz. Karovska ve P. Nisenson'a (1993) göre Mira B'nin dolanma dönemi 400 yıldan daha fazla olmalı.



Şekil 6. Karovska ve P. Nisenson'un (1993) yapmış olduğu speckle gözlemleri ile diğer gözlemlerin karşılaştırılması .

4. Sonuçlar

Kütle kaybına ilişkin yapılan hesaplamalar literatürde geçen diğer sonuçlarla bütünlük sağlamaktadır. Elde edilen T_o ve P değerleri için eldeki tüm noktalar evreye göre noktalandığında Şekil 7'de görülen grafik elde edilmiştir. Her bir çevrim genliklerinin farklı olmasından dolayı bu değerlerin sağlaması pek yapılmış sayılmaz. O-C grafiğinde görülen düzensiz ve sinüs benzeri bozulmaları, Karovska ve P. Nisenson'un (1993) çalışmasını inceleyerek belirsiz bir üçüncü cisim problemi ile açıklamak her ne kadar mantıklı gibi olsa da, tam bir çözüm önermek şimdilik imkansız gibidir. O-C grafiğindeki bozulmaların düzensizliği ve az sayıda olması, parabolün eğiminin son yıllarda azalma ya da bozulma göstermesi daha fazla veriyi gerektirmektedir. Ayrıca literatürde yapılan çalışmalarda elde edilmiş verilerin güvenirliği, verilerin hassaslığı ve kapsadığı zaman aralığına bağlıdır.



Şekil 7. Tüm noktaların evreye göre grafiği.

Mira gibi uzun dönemli değişen AGB yıldızlarının uzun gözlem süresi gerektirdiğinden gerekli sayıda çalışmanın olmaması bu tür çalışmaları etkilemektedir. Bu çalışmada da kullanılan verilerin tamamı AAVSO'dan temin edilmiştir. Yıldız evriminin çok önemli basamağında olan bu türdeki yıldızlar umarım gereken ilgiyi çok yakında hak edecektir.

Teşekkürler: Mira'nın AAVSO'ya ait olan 160 yıllık verisini gönderen ve maalesef yakın bir zaman önce aramızdan ayrılan Dr. Janet MATTEI'ye en içten teşekkürler.

5. Kaynaklar

Barthes, D., Mattei, J. A., 1997, AJ 113, 373.
Bernat , A. P. 1977, Astrophys. J. 213, 756.
Yamashita, Y., Maehara, H., and Norimoto, Y. 1978, Publ. Astron. Soc. Japan 30, 219.
Aitken, R. G. 1923, Publ. Astron. Soc. Pasific 35, 323.
Karovska, M. ve Nisenson P. 1993, ApJ. 402, 311K.
Karovska, M., Warren H., and Edward R. 1997, ApJ 482, 175.
Reimers. D., and Cassatella A., 1985, ApJ 297, 275.
http://simbad.u-strasbg.fr/sim-fid.pl
http://www.aavso.org
http://www.alcyone.de/SIT/miratype/SIT03109.htm
http://www.britastro.org
http://www.fiu.edu/~howarde/du.html
http://www.seds.org

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

CF Tau Çift Yıldızının Dönem Değişimi

Arzu KARA[1], Ozan AKSU[1], Taner TANRIVERDİ[1], Cem ÇETİNTAŞ[1], Hakan V. ŞENAVCI[1], Mesut YILMAZ[1], İbrahim ÖZAVCI[1], Aslı ELMASLI[1], Tansel AK[2], Berahitdin ALBAYRAK[1] ve Selim O. SELAM[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan, Ankara
[2]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi , 34452, İstanbul

Özet: Bu çalışmada, Algol türü bir çift yıldız olan CF Tau'nun ilk ayrıntılı dönem değişimi incelendi. Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen 2 yeni minimum zamanı ile literatürden toplananların kullanılmasıyla oluşturulan O-C grafiği sistemin çevrimsel yapılı bir dönem değişimine sahip olduğunu göstermektedir. Bir ilk yaklaşım olarak değişim, sisteme çekimsel olarak bağlı görülemeyen bir üçüncü cismin varlığına (light-time effect) dayandırılarak incelendi. Analiz sonucunda CF Tau'nun O-C eğrisinin özellikleri (genlik, dönem, vb.) ile olası üçüncü cisme ait fiziksel parametreleri belirlendi.

Anahtar kelimeler: Örten değişen çift yıldızlar, ışık zaman etkisi: CF Tau

Abstract: In this study, the period variations of CF Tau binary star was investigated with the new minimum times obtained at the Ankara University Observatory. The systems shows cyclic O-C curve caused by the additional invisible third component (light-time effect) in the binary systems. The analysis yields the charecteristics of the O-C variation (amplitude, period, ect.) of CF Tau and the physical parameters of the third component were determined.

Key words: Örten değişen çift yıldızlar, ışık zaman etkisi: CF Tau

1. Giriş

CF Tau (BD +22° 628, HD 284137)'nun değişen bir yıldız olduğu ilk kez Morgenroth (1934) tarafından belirlendi. Yaptığı görsel gözlemlerle sistemin 1.5 kadir genliğe sahip olduğunu buldu. Sistemin ilk ışık elamanları Tsessevitsh (bkz. Szafraniec 1960) tarafından hesaplandı. Szafraniec (1960) sistemin görsel ışık eğrisini elde etti ve sisteme ait yayınlanmış minimum zamanlarına ilişkin bir liste de sundu. CF Tau fotoelektrik parlaklığı 10.1 kadir (Hilditch ve Hill 1975), yörünge dönemi 2.76 gün (Wood ve Forbes 1963), ve tayf türü G0 (Brancewicz ve Dworak 1980) olan Algol türü bir örten değişen yıldızdır. Brancewicz ve Dworak (1980) yaptıkları çalışmada bileşenlerinin kütlelerini M_1=1.11 $M_\odot$ ve M_2= 0.87 $M_\odot$ ve uzaklığını 222 pc olarak verdiler. O'neal vd. (1990) CF Tau'ya ilişkin X ve radyo ışınımı gözlediler. CF Tau'nun ilk O-C eğrisini Kreiner vd. (2000) tarafından verilmiş olup analiz edilmemiştir.

CF Tau, bir değişen yıldız olduğu 1934 yılında tespit edilmiş olmasına karşın oldukça ihmal edilmiş bir sistemdir. Bu nedenle Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yürütülen çift yıldız gözlem programına dahil edildi. Gözlem programı çerçevesinde 2003 yılında 2 yeni minimum zamanı gözlenerek sistemin dönem değişimi karakteristiği belirlenmeye çalışıldı.

Bildiri Tam Metni için: Arzu KARA
e-mektup: arzuu_kara@yahoo.com

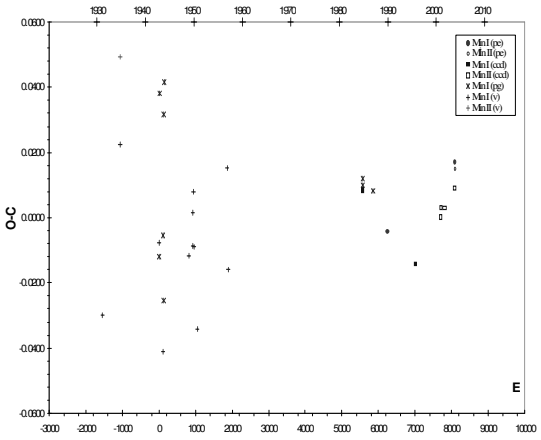
2. Minimum Zamanları ve Dönem Değişimi

CF Tau'nun ayrıntılı literatür taraması sonucunda 29 adet minimum zamanına ulaşıldı. Bu minimum zamanlarına elde edilen 2 yeni minimum zamanı da eklenerek analiz toplam 31 tane minumum zamanına göre yapıldı. Toplanan minimum zamanlarının 13'ü görsel, 3'ü fotoelektrik, 9'u forografik ve 6'sı da ccd gözlemleridir. O-C eğrisini oluşurmunda aşağıda verilen Kreiner vd. (2000) ait lineer ışık elemanları kullanıldı..

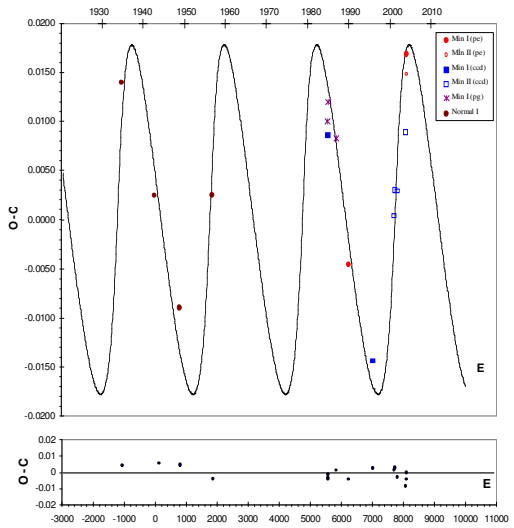
$$\text{Min I} = \text{HJD } 2430651.2420 + 2^g.7558772*E \quad (1)$$

CF Tau için elde edilen O-C diyagramına bakıldığında sistemin çevrimsel yapılı bir dönem değişimine sahip olduğu görülmektedir (bkz. Şekil 1). Bu değişim çift sisteme fiziksel olarak bağlı olası bir üçüncü cismin varlığıyla ortaya çıkan ışık-zaman etkisi ile açıklanabilir. Gerçekleştirdiğimiz O-C analzi Irwin (1952)'in verdiği formülasyonlar kullanılarak modellendi. O-C diyagramının solunda bulunan görsel ve fotografik minimumlar, gösterdikleri büyük saçılma nedeniyle, aynı sezonda gözlenmiş olma ölçütü dikkate alınarak 4

gruba ayrıldı ve böylece 19 minimum zamanı 4 normal nokta ile temsil edildi.



Şekil 1. CF Tau'nun tüm minimum zamanlarını içeren O-C diyagramı



Şekil 2. CF Tau'nun gözlemsel O-C eğrisi üzerine yapılan teorik çakıştırma ve aralarındaki fark

Tablo 1. CF Tau için belirlenen olası üçüncü cisimn hesaplanan parametreler

Parametre	**Değer**
$a'_{12}sini'$(AB)	3.582±0.475
e'	0.52±0.114
w'(°)	9.0 ± 2.3
T (HJD)	2427480 ±40.28
P (yıl)	22.450±0.206
A (gün)	0.0178±0.0006
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.0911±0.038
$\sum(O-C)^2$(gün^2)	2.6285975×10^{-4}

4. Sonuç

CF Tau'nun yeni minimumları ışığında çizilen O-C grafiği, dönemi yaklaşık 22 yıl olan çevrimsel bir yapıya sahiptir. Üçüncü cisim yaklaşımıyla yapılan O-C analizinden, çift sisteme çekimsel olarak bağlı görülemeyen bileşenin kütlesi 0.914±0.150 $M_\odot$ olarak bulundu. Kepler'in üçüncü yasası kullanılarak üçüncü cismin yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu 7.76 AB hesaplandı. Çift sistemin uzaklığı 222 pc (Brancewicz ve Dvorak 1980) alındığında sistemin üçüncü cisimden olan açısal ayrıklığıda 0".035 olarak elde edildi. Gelecekte yapılacak duyarlı minimum zamanı gözlemleri, sistemin dönem değişim karakteristiğini daha iyi ortaya koyacaktır.

5. Kaynaklar

Brancewicz, H. K. ve Dvorak, T. Z., 1980, AcA, 30, 501

Hiditch, R.W. ve Hill, G., 1975, Mem/ R. Astron. Soc. 79, 101

Irwin, J. B 1952, ApJ, 116, 211

Kreiner, J. M., Kim C. ve Nha, I, 2000, The O-C Atlas of Eclipsing Binary Stars

Morgenroth, O. , In A.N. 252, 391

O'Neal, D., Feigelson, E. D., Mathieu, R. D. ve Myers, P. C., 1990, AJ, 100, 1610

Szafraniec, R., 1960, AcA, 10,995

Tsessevitsh, W., AC 18, 3

Tsessevitsh, W., AC 25,5

Wood, D. B. ve Forbes, J. E., 1963, AJ, 68, 4

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

KIRMIZIYA KAYMALAR VE EVRENİN GENİŞLEMESİ

Yılmaz Emrem

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Üniversite, İstanbul
emremyilmaz@yahoo.com

Özet: Evrenin genişlediği sonucuna, Doppler etkisinden çıkarıyoruz. Gözlemciye göre, hareketli bir kaynağın spektrumundaki absorbsiyon çizgilerinde; kaynağın gözlemciye göre hızı nedeniyle, kaymalar meydana gelir. Bu olay Doppler etkisinden kaynaklanır.Çizgiler genellikle kırmızıya kayarlar. 1929 yılında E. P. Hubble kırmızıya kaymanın uzaklık ile doğru orantılı olduğunu göstermiştir.

Anahtar kelimeler: Doppler - kırmızıya kaymalar- – Hubble kanunu –

Abstract: Doppler effect is a result of the expanding universe.The wavelength of the radition originated from a moving object is disperent than it's laboratory value. This is doppler effect.In general, we find red shihted spectral lines. In 1929, E.P.Hubble showed than the redshift of spectral linesis related to distance.

Key words: Doppler – redshifts – Hubble Law –

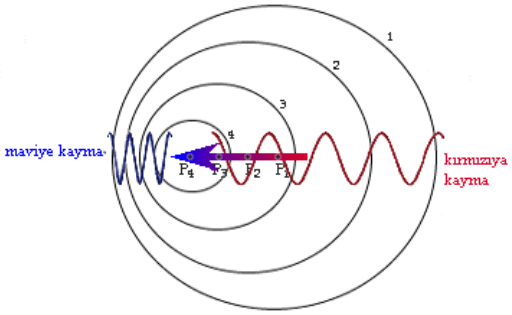
1. Giriş

1920'lerin başlarında Hubble galaksilerin ne olduklarının tespit edilmesinde anahtar bir rol üstlenmiştir. Bazı spiral nebulaların tekil yıldızlar içerdiği bilinmekteydi fakat bunların, rölatif olarak küçük yıldızların bir araya gelmesiyle oluşmuş ve galaksimiz içinde bulunan yapılar mı yoksa en az bizimki kadar büyük fakat çok daha uzak ayrı galaksiler veya "ada evrenler" mi oldukları konusunda bir mutabakat yoktu. 1924 yılında Hubble, Andromeda nebulasının uzaklığını ölçtü ve en yakın yıldızdan yüz bin kere daha uzak olduğunu tespit etti. Bu, büyüklük olarak Samanyolu ile karşılaştırılabilir olan fakat ondan çok uzakta bulunan ayrı bir galaksi olmalıydı.

1929 yılında Hubble'ın elindeki veriler yetersizdi fakat bir sezgi olarak ya da büyük bir şans eseri veri noktaları arasından en uygun doğruyu geçirerek, kırmızıya kaymaların uzaklık ile doğru orantılı olduğunu göstermişti. Daha sonraları ise çok daha düzgün verilerle aynı sonuca varmak mümkün olabilmiştir: Galaksiler bizden uzaklaşmaktadır ve evren genişlemektedir.

2. Doppler Etkisi

Evrenin genişlemesi, Doppler etkisinin bir sonucu olarak keşfedildi. Basit olarak ilke şudur: Bir ışık ya da herhangi bir elektromanyetik ışınım kaynağı, bir gözlemciye göre hareket halinde ise, ardışık dalga tepeleri arasındaki uzaklık ya da ışığın dalgaboyu, ışık kaynağı gözlemciye göre sabit durmakta iken ölçülen dalgaboyundan farklı olur. Yaklaşma hareketi sırasında dalgaboyu küçülür ve biz ışık maviye kaymıştır deriz; uzaklaşma hareketi sırasında ise dalgaboyu büyür ve bu kez de kırmızıya kaymadan söz edilir. Şekilde, ışık dalgaboyunun doppler etkisiyle değişimi gösteriliyor.



Şekil 1: Doppler Kayması**:** Çemberler P_1' den P_4' e doğru hareket eden bir kaynağın yaydığı dalga yüzeylerini gösteriyor. Soldaki bir gözlemci dalga tepeleri arasındaki uzaklığı (dalgaboyunu) daha kısa olarak ölçerken, sağdaki bir gözlemci daha uzun olarak ölçer.

Saniyede ν ışınım dalga tepesi yayan uzak bir galaksiyi göz önüne alalım. Bu galaksi bizden ν

Poster tam metni için : Yılmaz EMREM
e-mektup : emremyilmaz@yahoo.com

hızıyla uzaklaşıyor olsun. Dalga tepeleri arasındaki zaman farkı **1/ν** olup, galaksi bu zaman aralığında v/ν kadar yol almıştır. Gözlemci, dalga tepeleri arasındaki zaman aralığını, **1/ν** değil, **1/ν** artı ışığın **v/ν** uzaklığını kat etmesi için gereken zaman olarak ölçer. Bu zaman ise **v/ν** uzaklığını **c** ile gösterilen ışığın hızına bölerek bulunur. Bu nedenle dalgaboyu v/c oranında artar ve biz bu artışın z kadar kırmızıya kaymaya eşit olduğu tanımını yaparız. Geleneksel olarak v gözlemciden uzaklaşma yönünde ölçülür. Bu nedenle de yakınlaşma, eksi v ya da maviye kayma ışınım dalgaboyunun azalmasına karşılık gelir. Frekans **(ν)** ve dalgaboyu **(λ)** arasındaki ilişki,

$$\nu = c / \lambda \qquad (1)$$

biçiminde olduğundan, kırmızıya kayan dalgaboyu attıkça, frekansa da bununla orantılı olarak küçülür. Kırmızıya kaymayı veren ifade, ışık hızıyla karşılaştırıldığında küçük olmayan v hızları için

$$z = (v/c)\ (1-v^2/c^2)^{-1/2} \text{ dir.} \qquad (2)$$

Bu durumda **v** gittikçe artarak **c** ye yaklaştığında, kırmızıya ya da maviye kayma miktarı da sonsuza gider.

3. Hubble Sabiti ve Genişleyen Evren

1929 yılında Edwin Hubble, uzayda bizden daha uzak galaksilerin daha büyük hızlarla bizden uzaklaştığını göstererek, evrenin genişlemekte olduğunu ispatlamıştır. Bu hız – uzaklık bağıntısı Hubble kanunu olarak bilinir. Bu genişlemenin süratinin değeri, Hubble sabiti olarak bilinir ve günümüzdeki değeri $\mathbf{H_0}$ ile gösterilir. Günümüzde yapılabilen en iyi tespitler sonucu, H_0'ın değeri olarak 65-79 km/sn/Mpc değerleri arası kabul edilebilir. H_0'ın tam değeri belirleme çalışmaları halen devam etmektedir
(http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html).

4. Evrenin Genişlemesi Görüşü

Galaksilerin spektrumlarındaki çizgilerin kırmızıya kaymış olduklarının tespit edilmiş olduğunu ve eğer nispeten yakın galaksilerin uzaklık değerleri için elde edilen sonuçlar gerçeği yansıtıyorsa, bu kırmızıya kayma olaylarının kökeninde bir Doppler olayı bulunduğunu kabul etmek şartıyla, galaksilerin Arz'dan uzaklıklarıyla orantılı bir hızla uzaklaşmakta oldukları şeklinde bir sonuç çıktığını bilmekteyiz. Ayrıca bu sonucu, daha uzakta bulunan ve herhangi bir başka yöntemle uzaklıkları belirlenemeyen galaksilere de uygulayarak, bunların uzaklıklarının değerlendirilebileceği bir yöntem elde edilebilir.

Bu sonuca varırken yapılan bütün kabullerin doğru olmaları halinde, sonuç olarak bütün galaksilerin bizden uzaklaştığı ve evrenin sanki bir genişleme halinde olduğu sonucu çıkmaktadır. Bu genişleme ayrıca sanki merkezinde Arz'ın bulunduğu ve bütün galaksilerin ondan uzaklaştığı bir genişleme halini düşündürmektedir. Eğer galaksi spektrumlarındaki kırmızıya kaymaların sebebi gerçekten de bir Doppler olayı ise, bu genişlemenin merkezinde Arz'ın bulunmadığı, daha doğrusu bu genişlemenin bir merkezinin bulunmadığı, şu örnekle anlaşılabilir: Bir duman havada yayılırken, dumanı oluşturan parçacıklar, aralarından hiçbir parçacığı bu dağılmanın merkezi olarak kabul etmeden, ve bu dumanın her noktasının birbirinden uzaklaşması şeklinde bir genişleme gösterecektir. Aynı bir zaman dilimi içerisinde, bu bulut içerisindeki bütün parçacıklar, birbirlerinden aynı oranda uzaklaşmış ve bunun sonucunda da bulut sanki kendine benzer olarak kalmış fakat boyutunu artırmış olacaktır. Bu bulut içerisinden herhangi bir parçacıktan bakıldığında, diğer bütün parçacıkların, bu parçacıktan uzaklaştığı gözlenecektir. Halbuki bu uzaklaşma yalnızca bu noktada değil her noktada gözlenmektedir.

Galaksilerin kaçış hızlarının 1000 km/s ile 60 000 km/s aralığı içinde %15'lik bir dispersiyonla uzayda eş yönlü bir dağılım gösterdikleri tespit edilmiştir. Bu büyüklükteki bir dispersiyonun, evrenin genişlemesinin eşyönlü olmadığı hususunda ciddi bir delil teşkil ettiğini iddia eden araştırmacılar da mevcuttur (Prof. Dr. Ahmed Yüksel Özemre, Kozmolojiye Giriş, 1981, sayfa 23).

Evrenin yaşı için genel ilişki $t_0=1/H_0$ tanımıyla verilir (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html). Asıl hesaplamalarda, H birimleri (Mpc biriminde) cevabı milyar yıllarla verirken, formül şöyle olur: Yaş = $977.8/H_0$. 65 km/sn/mpc'lik bir H_0 için, formül 15.04 milyar yılı gösterir(tahmin edilen belirsizlik +/- 2 milyar yıldır) Bugün 13,5 milyar yıl (H_0 = 72,5 km/sn/Mpc) genel kabul edilmiş bir değerdir (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html).

Bu, eğer galaksilerin uzaklaşma yönünü tersine çevirirsek hepsinin aynı bir noktada toplanmaları için geçmesi gereken süredir veya başka bir deyişle, büyük patlama anından itibaren galaksilerin bugünkü gözlenen hızları ile evrenin bugünkü büyüklüğüne erişebilmesi için gereken zamandır. Eğer evrenin genişlemesi gerçek ise, $\mathbf{H_0}^{-1}$ in bu değerinin Güneş'in, radyoaktif elementlerin yaşlarıyla da tutarlı olması gerekir. Nitekim başka düşüncelerden hareketle yapılmış olan değerlendirmelere göre Güneş'in yaşı $4{,}5.10^9$ yıl, radyoaktif elementlerin yaşı 12.10^9 yıldır.

Görüldüğü gibi bunlar evrene yakıştırılan yaşla çelişik değildirler.
Evrenin gerçekten de genişlemekte olduğunu gösterebilecek önemli bir olaya daha burada değinmek gerekir. 1964'te A. A. Penzias ve R. W. Wilson uzayın her yerinden aynı şiddette gelen bir radyo ışınımı varlığını tespit etmişlerdir (Prof. Dr. Ahmed Yüksel Özemre, Kozmolojiye Giriş, 1981, sayfa 24). Yapılan ölçümler bu emisyonun 2,7 ^{0}K sıcaklığındaki bir kara cismin emisyonuna karşılık geldiğini göstermiştir. Bu keşif Dicke, Peebles, Roll, ve Wilkinson ekibi tarafından Gamow"n 1948'de "*büyük patlama*" teorisinde öngörmüş olduğu fosil parazit emisyon olarak yorumlanmıştır. Bu durum, genişleyen evren modelini destekleyen bir kanıt olarak kabul edilebilir.

5. Kırmızıya Kayma ve Kozmoloji İlkeleri

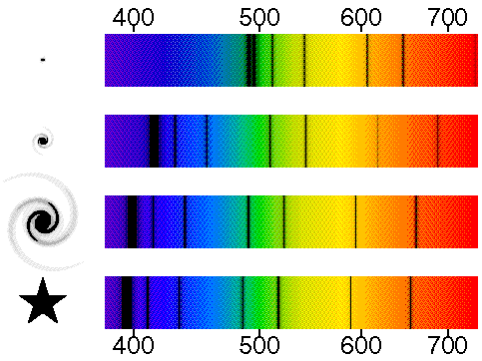
Çağdaş kozmolojinin en son gözlem bulgularını açıklayacak şekilde olması gerekliliği, en son gözlem bulgularına dayanarak kurulması esasını da içerir. Kozmolojik ilke, galaksi gözlemlerinden çıkarılan genel sonuçlardır ve büyük boyutta evren hakkında iki özelliği içerir:

1. Evren uniformdur (Homojenlik ilkesi)
2. Evren eş yönseldir (İzotropluk ilkesi)

Uniform olması, hangi noktasında bulunursa bulunsun, bir gözlemciye belli bir zamanda uzayın aynı şekilde görünmesidir. Başka bir deyişle, belli bir zamanda, uzayın değişik noktalarındaki gözlemcilerin Dünyadan gözlenen uzayın benzeri olan uzayları gözlemeleridir.

Eş yönsel olması ise, bir gözlemciye her yönde uzayın aynı görünmesidir. Ancak kozmolojik ilke küçük boyutlu uzay bölgeleri ele alındığında doğru olmayabilir. Çünkü galaksilerin yerel dağılma özellikleri ve galaksi kümeleri nedeni ile yerel düzensizlikler olabilir. Galaksi kümelerinin çaplarının birkaç Mpc olabileceği göz önünde tutulursa, 1000 Mpc çapında iki bölge karşılaştırıldığında, homojenlik sözkonusu iken, 10 Mpc çapında iki uzay bölgesi karşılaştırıldığında homojenlik ilkesi ortadan kalkar.

Evvelce de işaret etmiş olduğumuz gibi galaksilerin spektrumları, genel görünüşleri ile yıldızlarınkine benzerler. Bir galaksi spektrumu, o galaksiyi meydana getiren yıldızların ortak, entegre bir spektrumu şeklindedir. En önemlileri spektrumun mor bölgesindeki kalsiyumun H ve K çizgileri olmak üzere, bir miktar iyice belirgin absorbsiyon çizgisi vardır. Bu spektrel çizgilerin en dikkate değer özellikleri, kırmızıya doğru büyük Doppler kaymalarıdır ki, bu kaymalar, yakın birkaç galaksi hariç tutulursa; aşağıdaki şekilde örneklendirildiği gibi, uzaklıkla artan büyük uzaklaşma hızlarına işaret eder (Lloyd Motz, Anneta Duven, Astronomide Temel Bilgiler IV. Kısım, 1980, sayfa 608).



Şekil 2 : Kaynakların uzaklıklarına göre spektrumlarındaki absorbsiyon çizgileri.

6 . Relativistik Doppler Kayması ve Hubble Kanunu

Bu kanunu ve galaksilere uygulanmasını daha ayrıntılı olarak incelemeden önce, Doppler kaymasının yukarıda kullandığımız şekliyle bu probleme uygulanıp uygulanamayacağı hakkında birkaç söz söylemeliyiz. Relativite teorisine göre ışık hızı bütün cisimler için bir mutlak maksimum olduğundan $\mathbf{v = c\ (\Delta\lambda / \lambda)}$ ifadesinden bir spektrel çizgideki $\mathbf{\Delta\lambda}$ dalgaboyu kısalması, $\mathbf{\lambda}$ dan hiçbir zaman daha büyük olamayacak gibi görülür, çünkü o zaman **v** hızı **c** den daha büyük olur. Bununla beraber, bu sonuç doğru değildir ve sadece Doppler kayması için kullanmış olduğumuz şeklin, relativite göz önüne alındığı zaman, doğru olmamasından ileri gelmektedir. Göz önüne almış olduğumuz ışık kaynağı bize göre çok hızlı hareket etmediği sürece, bu basit şekil doğrudur. Fakat çok büyük hızlarla hareket eden cisimleri göz önüne aldığımız zaman relativistik Doppler formülü için,

$$\nu = \frac{\nu_0 \left(1 - \frac{V^2}{c^2}\right)^{\frac{1}{2}}}{1 \pm \frac{V}{c}} \qquad (3)$$

ifadesi kullanmamız gerekmektedir (Lloyd Motz, Anneta Duven, Astronomide Temel Bilgiler IV. Kısım, 1980, sayfa 610). Burada $\mathbf{\nu_0}$ kaynak gözlemciye göre hareket etmediği zaman yayınlanan radyasyonun frekansı, ve $\mathbf{\nu}$ de gözlemciye gelen radyasyonun frekansıdır. Eğer kaynak bir **v** hızı ile hareket ediyorsa **+** işaret kaynak gözlemciden uzaklaştığı zaman ve – işareti

de kaynak gözlemciye doğru hareket ettiği zaman konur.

Eğer frekans yerine dalgaboyu yazarsak

$$\lambda = \frac{\lambda_0 \left(1 \pm \frac{V}{c}\right)}{\left(1 - \frac{V^2}{c^2}\right)^{\frac{1}{2}}} \qquad (4)$$

elde ederiz (Lloyd Motz, Anneta Duven, Astronomide Temel Bilgiler IV. Kısım, 1980, sayfa 610). Bu formüle göre, bizden **v** hızı ile uzaklaşan (+ işareti kullanılmaktadır) bir kaynak için,

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = \frac{\left(1 + \frac{V}{c}\right)}{\left(1 - \frac{V^2}{c^2}\right)^{\frac{1}{2}}} - 1 \qquad (5)$$

olmalıdır (Lloyd Motz, Anneta Duven, Astronomide Temel Bilgiler IV. Kısım, 1980, sayfa 610).

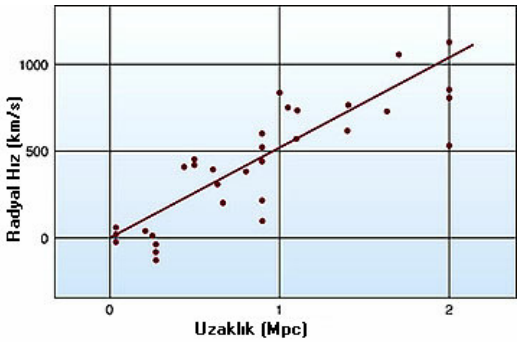
Bu denklemden açıkça görülmektedir ki, uzaklaşan cismin hızı ışık hızına yaklaştıkça, **Δλ**'nın değeri sonsuza kadar her değeri alabilir. Böylece bu formüle göre, galaksilerin öyle hızlarla uzaklaşması mümkündür ki, ışınımlarının büyük bir kısmı spektrumun kırmızı ötesi veya radyo dalgaları bölgesine kaymış olsunlar. Her ne kadar uzaklıklar ve dolayısıyla uzaklaşma hızları çok büyük olduğu zaman, Hubble kanununun incelenmesinde kullanılacak olan uygun formül bu ise de, biz şimdiki incelememizde pedagojik nedenlerle önceki basit formülü kullanacağız.

7. Büyük Patlamanın Kanıtı

Büyük patlama modeli ile ilgili iki önemli kanıt tanımlanmaktadır:1.Büyük patlamanın ilk bir dakikası içinde, temel parçacıkların sentezlenme süreçlerinin detaylı olarak hesaplanabilmesi, büyük patlama modeli ile uyum içerisindedir. Bu parçacıklar sadece Kuantum ve Yüksek Enerji Fiziğiyle tahmin edilip açıklanabilecek bir sürecin sonucudur. Bu parçacıkların teorik üretilme süreçleri ve gözlenen oranları, evrende gözlemlenen H, He ve Li atomlarının miktarları tarafından teyit edilmiş gözükmektedir ("*Scientific American*" Ekim 1998) 2.Özellikle Hubble Uzay Teleskobu'ndan yapılan En uzak galaksilere ait gözlemlerin, gelişmekte olan, ilkel görünümlü yapılar göstermesi, genişleyen evren modelinden beklendiği şekilde gözlenmektedir. Büyük uzaklıklara baktıkça, zaman ekseninde daha gerileri gözleyeceğimiz düşünüldüğünde, bu durumun evrenin genişlemesine bir kanıt olduğu açıktır ("*Scientific American*" Ekim 1998). Ayrıca daha önce bahsedilen iki fiziksel gözlem vardır: Galaksi spektrumlarındaki kırmızıya kaymalar ve kozmik zemin ışınımı.

8. Kırmızıya Kaymalar ve Hubble Kanunu

Işınıma ait daha uzun dalgaboylarına doğru meydana gelen kırmızıya kayma ölçümleri öncelikle rölatif bir hızın varlığına işaret etmektedir. Bu durum 1912'de Slipher tarafından ortaya konulmuş, Robertson ise, uzak galaksilerin daha büyük kırmızıya kaymalar gösterdiğini belirtmiştir (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html). Edwin Hubble ise, 1924'e kadar bu hız – uzaklık – kırmıza kayma bağıntısına pek çok yeni gözlemsel kanıtlar getirerek, bugün Hubble Kanunu olarak bildiğimiz son şeklini almasını sağlamıştır. Bundan dolayı Hubble,daha sonra Büyük patlama modelinin en önemli basamağı olan genişleyen evren modelinin arkasındaki kişi olarak tanınır. Hubble'ın keşfettiği kırmızıya kaymaların, ışık hızının 1/10'u olan, 100 milyon km/saat hızında galaksiler tarafından meydana getirilebileceği tahmin edilmekteydi. Aşağıda, daha sonra Büyük patlama modelini oluşturacak, genişleyen evren kavramının ortaya atılmasını sağlayan orijinal bilgi taslağı bulunmaktadır (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html).



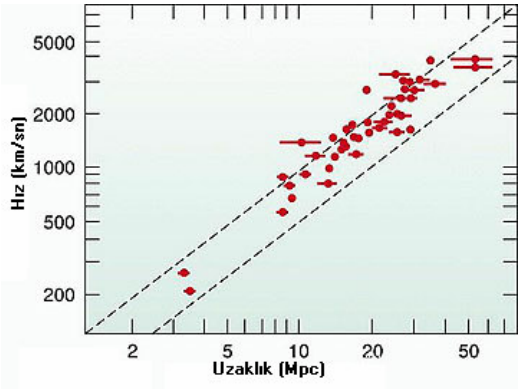
Şekil 3 : Edwin Hubble'ın "*genişleyen evren*" kuramını ortaya koymasını sağlayan orijinal gözlem verileri (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html).

Hubble, uzaklaşma hızı **V**'nin çok büyük bir **D** astronomik uzaklığında bulunan yıldızsal kaynaklara ait olduğunu belirtmiş ve **V/D** oranının doğrusal bir ilişki ile ifade edilebileceğini yani bir **H** sabiti ile bu ilişkinin bir eşitlik haline dönüştürülebileceğini ifade etmiştir. Bu değer, Mpc başına, 550km/sn'dir (Lloyd Motz, Anneta Duven, Astronomide Temel Bilgiler IV. Kısım, 1980, sayfa 611). Hubble kanunu olarak bilinen bu temel kanun, büyük patlama modelinin en temel

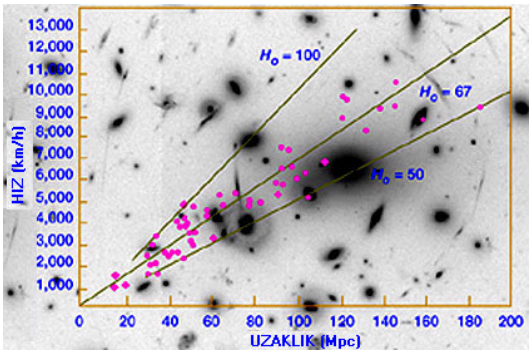
yasalarından biri halini almıştır. Ortaya çıkan doğrusal ilişki, matematiksel olarak kolayca bir denklem haline getirilebilir:

V (uzaklaşma hızı) = H_0 (eğimi belirleyen sabit) x d (gözlemciye olan uzaklık)

Buradaki sabit **H_0** harfi ile gösterilir ve Hubble Sabiti olarak bilinir. Normal olarak Km/sn/Megaparsek (alternatif şekli ise km/sn/milyon ışık yılı) cinsinden verilir. Bu denklemden elde edilen en temel bilgi, galaksiler gibi nesnelerin gözlemciden uzaklıkları ne kadar büyük olursa, uzaklaşma hızlarının da o kadar büyük olacağıdır. Genişleme hızının üst sınırı, ışık hızıdır. Genişleme hakkında bazı yorumlar ise boyutsal büyümenin ışık hızından daha da büyük olabileceği şeklindedir. Mevcut genişleme hızı, bir dünya yılı başına bir ışık yılı şeklindedir. Basit olarak genişleme hızı için üst sınır olan ışık hızı kullanıldığında bu sonuç kolayca bulunabilir. Edwin Hubble'ın bu keşiften birkaç yıl sonra ortaya çıkan ilk sorun, ölçülen Hubble sabiti için evrenin yaşı hesaplanıldığında, Dünyanın yaşı olarak kabul edilen 4 milyar yıl ile çelişmekte olan 2 milyar yıl sonucunun elde edilmesi olmuştur. Bu hatanın sebebi, hesaplanan ilk Hubble sabiti için kullanılan verilerin, küçük, yakın galaksilerden elde edilen ve pek de doğru olmayan veriler oluşudur. Daha uzak galaksiler için daha kesin ölçümler yapılabildiğinde, bu çelişki ortadan kalkmıştır (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html). Aşağıda bu sonuçların bazı örneklerini görmektesiniz:
Aşağıdaki diyagram, her bir galaksinin dünyadan uzaklığına (Megaparsek olarak) karşılık gelen güncel bir galaksi hızı tablosudur. (km/sn 3600 ile çarpılarak km/saate çevrilmiştir.) Bu diyagramdaki verilerin çoğu, 5 milyar ışık yılı uzaklıktaki veya daha yakın galaksilerden elde edilmiştir. H_0'ın buradaki değeri günümüzde de kullanılan Hubble Sabiti değeridir ve bu sabitin kesin olarak tespit edilmesi, modern kozmoloji için hâla önemli bir hedeftir. Bu konudaki tahminlerin kesinleşmemesi hem kırmızıya kaymaların belirlenmesindeki hem de şu an ışığını aldığımız galaksilerin uzaklığının ölçülmesindeki belirsizliklerle ilişkilidir.



Şekil 4 : Düzeltilmiş Hubble diyagramı (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html).



Şekil 5: Farklı Hubble sabiti değerlerine karşılık gelen farklı Hubble diyagramları (http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html).

9. Kaynaklar

(http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A9.html)
("*Scientific American*" Ekim 1998).
(Prof. Dr. Ahmed Yüksel Özemre, Kozmolojiye Giriş, 1981).

POSTERLER

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

ANADOLU ÜNİVERSİTESİ, UYDU VE UZAY BİLİMLERİ ARAŞTIRMA ENSTİTÜSÜ, MARS GÖZLEMİ VE SONUÇLARI

[(1)]Yard. Doç. Dr. Metin ALTAN, [(1)]Prof. Dr. Can AYDAY, [(2)]Astronom. Dr. Hasan ESENOĞLU, [(1)]Arş. Gör. Uğur AVDAN, [(1)]Arş. Gör. Muammer TÜN, Murat KOLA, Erman AYDAY, [(1)]Ferah ÖZTÜRK, Selmin AYDAY, [(1)]Hülya GÜVEN, [(1)]Mehmet YILDIZ.

[(1)]Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü
[(2)]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Özet: 27 Ağustos 2003 tarihindeki Mars'ın Dünya'ya yaklaşması, Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü'ndeki teleskoplar ile gözlemiştir. Gözlem hazırlığı aşamasında 3 ve daha sonra 3 olmak üzere toplam 6 gözlem gerçekleştirmiştir. Gözlemler sırasında elde edilen görüntüler üzerinde görüntü analizi işlemleri yapılarak mars yüzeyinin fiziksel özellikleri sınıflandırılarak renklendirilmiştir. Sınıflandırılan görüntü, NASA veritabanından elde edilen görüntü ile karşılaştırılarak incelenmiştir. Gözlemler sırasında sürekli olarak seminerler, sohbetler, video ve powerpoint sunumları eşliğinde katılımcılara teknik bilgiler verilmiştir. Gözlemlerin Üniversite personelinin yanısıra Eskişehir halkı tarafından da izlenmesi sağlanmıştır. Toplam olarak 600 kişiden fazla katılımın gerçekleştiği etkinlik sonrasında teleskop ile gözlem yapılmıştır. Katılanlara çok ender rastlanan bu gök olayının hatırası olarak katılım belgesi verilmiştir.

Anahtar kelimeler: Mars Gözlemi

Abstract: In 27th August 2003 Mars came to approach to World was observed with telescope satellite and space science research institute of Anadolu University. In preparations of observation 3 and afterwards overall 6 observations were realized. We made surface of the Mars colorful with classify of pysical properties by made image analysis with during the observation to win image over. Classified image had to compare with image which is taken from NASA databases. During the observation the technical knowledge was given to group with seminars, conversation, video and powerpoint presentations. Images had to impressed with university personnel neverthless the common people in Eskişehir. After the activity which was made with more than 600 attendent people, made observation with telescope. Attendence sheet was given to attandent people for memory of the unique space activity.

Key words: Mars Observation

1. Giriş

27 Ağustos 2003 tarihinde Dünya'ya 56 milyon km kadar yaklaşan Mars gezegeni, Anadolu Üniversitesi Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü'nün düzenlediği bir etkinlik çerçevesinde değerlendirilmiştir. Eskişehir'de gerek akademik çevrede, gerekse halkta uzaya karşı olan potansiyel ilginin arttırılmasını ve meraklıların aktif olarak yararlanabilecekleri bir etkinlik gerçekleştirilmiştir.

2. Gözlemin Yerinin Konumu

-2.9 kadirlik parlaklığa ve 25" açısal büyüklüğe sahip olan Mars gezegeni, UTM-36 dilim, +nort/4410131.41, +east/288476.17 koordinatlarından gözlenmiştir.

3. Gözlem Teleskopları

Gözlemler sırasında 10 cm çaplı Vixen PERL mercekli teleskop (Şekil 1) ve 27 cm çaplı Celestron aynalı teleskop (Şekil 2) kullanılmıştır.

Şekil 1: Mercekli Teleskop

Poser metni için : Metin ALTAN
e-mektup: maltan@anadolu.edu.tr

Şekil 2: Aynalı Teleskop

4. Gözlem Verileri

Gezegenin zamana bağlı değişen uzaklığına göre, görsel özelliklerinin değerlendirile-bilmesi amacı ile 21 Ağustos gecesi hazırlık gözlemleri (Şekil 3 ve 4), 24 Ağustos gecesi test gözlemleri (Şekil 5 ve 6), 26 Ağustos gecesi bilimsel amaçlı inceleme gözlemler (Şekil 7, 8 ve 9), 27 Ağustos Mars'ın Dünya'ya en yakın olduğu mesafe olduğundan asıl gözlemler (Şekil 10), 28 Ağustos gecesi karşılaştırma amaçlı gözlemler (Şekil 11) ve 30 Ağustos gecesi karşılaştırma amaçlı gözlemler (Şekil 12,13 ve 14) yapılmıştır.

Şekil 3: 21 Ağustos Mars gözlemi

Teleskopların kalibrasyonları aşamasında elde edilen görüntüler odak dışı olduklarından analiz için uygun bulunmamıştır (Şekil 3, 4 ve 6).

Şekil 4: 21 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 5: 24 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 6: 24 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 7: 26 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 8: 26 Ağustos Mars Gözlemi

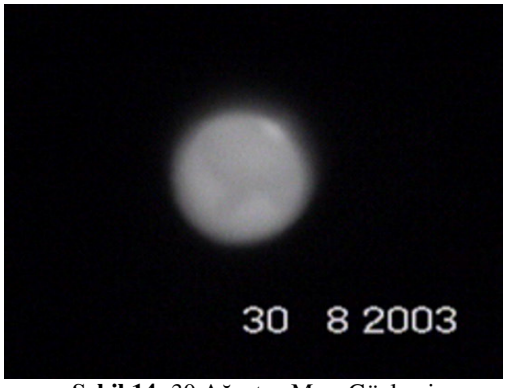
Şekil 9: 26 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 10: 27 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 11: 28 Ağustos Mars Gözlemi

Şekil 12: 30 Ağustos Mars Gözlemi

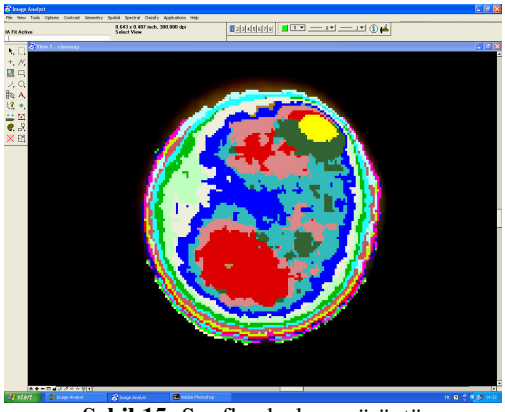
Şekil 13: 30 Ağustos Mars Gözlemi



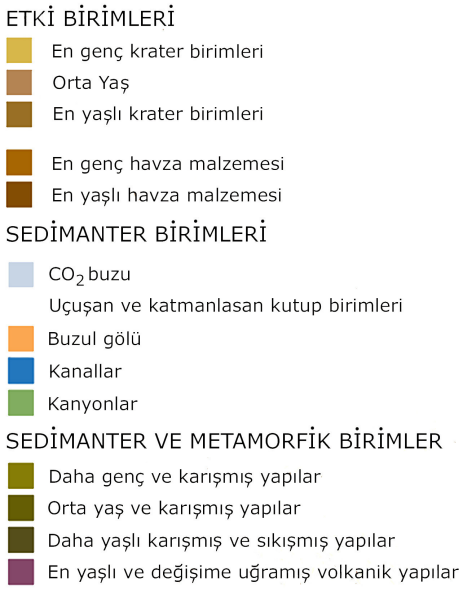
Şekil 14: 30 Ağustos Mars Gözlemi

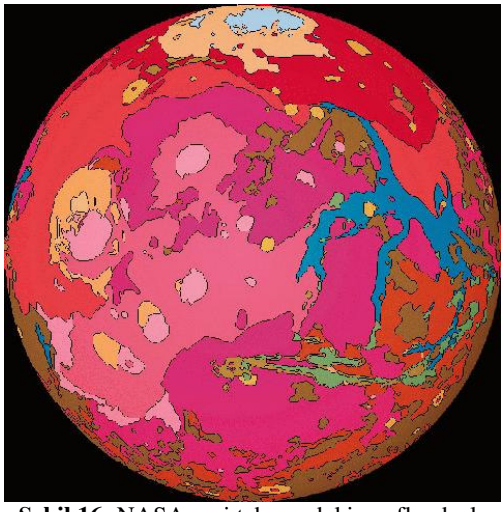
5. Veriler Üzerinde Görüntü Analizi

Daha sonra elde edilen veriler üzerinde görüntü iyileştirme ve sınıflandırma çalışmaları yapılarak Mars'ın jeolojik yapısı ve yüzey şekilleri üzerinde çalışılmıştır (Şekil 15). Çalışmalardan elde edilen sonuç resimler, NASA arşivlerindeki görüntülerle karşılaştırılmıştır (Şekil 16).



Şekil 15: Sınıflandırılmış görüntü





Şekil 16: NASA veri tabanındaki sınıflandırılmış görüntü

6. Etkinlik Kapsamı

Eskişehir'de astronomiye olan ilginin artmasını ve ilgilenenlere konu hakkında teknik bilgilerin verilmesini amaçlayan etkinliğe 600 kişiden fazla katılım olmuştur. Enstitü bünyesinde kurulan bir sistem ile, Mars'tan gelen veriler teleskopun gözmerceğine yerleştirilen bir video kamera ile projeksiyon cihazı kullanılarak perdeye yansıtılmış, izleyenlere tartışma ve yorum yapma olanağı verilmiştir (Şekil 17, 18 ve 19). Aynı zamanda hareketli görüntü ve fotoğraf olarak bilgisayara kaydedilmesi sağlanmıştır.

Şekil 17: Etkinlikteki konferanslar

Şekil 18: Etkinlikteki konferanslar

Etkinlik aktivitelerine katılanlar, teleskop gözlemlerini ve teknik seminerleri ilgi ile izlemişlerdir (Şekil 20, 21, 22 ve 23). Etkinliğe katılanlara günün anısına birer katılım belgesi verilmiştir.

Şekil 19: Etkinlikteki konferanslar

Şekil 20: Etkinlikteki gözlemler

Şekil 21: Etkinlikteki gözlemler

Şekil 22: Etkinlikteki gözlemler

Şekil 23: Etkinlikteki gözlemler

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Güneş Gözlemlerinde 2-Boyutlu Spektroskopik Verilere Spekl Rekonstrüksiyon Yönteminin Uygulanması

Zahide Funda Bostancı[1], Nurol Al[2]
[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul
bostanci@istanbul.edu.tr

[2]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi, 34119 Üniversite, İstanbul
al@istanbul.edu.tr

Özet: 2002 Mayıs ayında Güneş'in kromosfer tabakası, Teide Gözlemevi'nde (Tenerife) bulunan Vakum Kule Güneş Teleskobu'ndaki 2-Boyutlu Spektrometre ile Hα spektrel çizgi profili boyunca taranarak gözlenmiştir. Bu tarama işlemi sırasında gerek beyaz ışıkta gerekse farklı dalgaboylarına tekabül eden tarama noktalarında eşzamanlı yüksek uzaysal ayırma güçlü görüntüler alınmıştır. Bilindiği gibi spekl yönteminin uygulanabilir olması için çok sayıda, çok kısa poz süreli görüntüler gerekmektedir. Beyaz ışıkta alınan veriler bu şartı sağlarken dar-bant görüntüler bu şartı sağlamamaktadır. Beyaz ışık verilerine uygulanan ve görüntülerin kalitesini bozan atmosferik görüş etkilerini ortadan kaldırmakta kullanılan spekl restorasyon görüntü-işleme tekniği yardımı ile bu bozucu etkileri tanımlayan optik transfer fonksiyonu (OTF) elde edilmektedir. Bu çalışmada OTF'nin beyaz ışık görüntüleri ile eşzamanlı olarak kaydedilen dar-bant görüntülerine uygulanması ve yeniden oluşturulması anlamına gelen spekl rekonstrüksiyon tekniği tanıtılmıştır.

Anahtar kelimeler: metot: güneş spektroskopisi – teknik: spekl interferometri

Abstract: In May 2002, the solar chromosphere was observed by scanning the Hα line profile with the two-dimensional spectrometer which is mounted in the Vacuum Tower Telescope at the Observatorio del Teide on Tenerife. While scanning, white-light and narrow-band images belonging to different wavelength positions were taken simultaneously with high spatial resolution. As is known, for the application of the speckle technique, many shortly exposed images are required. While white-light images fulfil this condition narrow-band images do not. By the speckle restoration image processing technique, which is applied to the white-light images and used for the compensation of the earth's atmospheric effects, the Optical Transfer Function (OTF) defining these effects is obtained. In this paper, we will present the speckle reconstruction technique, which is defined as the application of the OTF to the narrow-band images taken simultaneously with the white-light images.

Key words: methods: solar spectroscopy – techniques: speckle interferometry

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

1.3 ve 1.5$M_{\odot}$ Kütleli Zonklayan Yıldızların Kuramsal Evrim Modelleri

Şeyma ÇALIŞKAN, İbrahim KÜÇÜK
Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri
1050222220@erciyes.edu.tr, kucuk@erciyes.edu.tr,

Özet: Bu çalışmada 1.3 ve 1.5$M_{\odot}$ kütleli yıldız evrim modellerine zonklama etkisi ilave edildi ve bu yıldızların kuramsal evrim modelleri yeniden elde edildi. Literatürden alınan gözlem verileriyle karşılaştırılması yapıldı.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: zonklayan yıldızlar:yıldızların evrimi

Abstract: In this study, the pulsation effect was added to stellar evolution models for 1.3 and 1.5 $M_{\odot}$. And again theoretical evolution models of these stars acquired. These evolution models had been compared with observational data.

Key words: stars: pulsating stars: stellar evolution

1. Giriş

Bu çalışmada sıfır yaş anakol için geliştirilen evrim programıyla(ZAMS) 1.3 ve 1.5 $M_{\odot}$ kütleli kuramsal yıldız evrim modelleri yapıldı. Daha sonra puls.for programı kullanılarak bu modellere zonklama etkisi ilave edilecek ve bu modellerin kıyaslaması yapıldı.

2. Zonklayan Yıldızlar

Yıldız zonklaması, bir yıldızın yarıçapının zamanla periyodik olarak değişmesidir. Bu olguyu gerçekleştiren yıldızlara zonklayan yıldızlar denir. Zonklayan yıldızlar H-R diyagramında ana kolun dışında ve düşük sıcaklıklı dar bir kararsızlık bölgesinde yerelleşmiş olarak bulunurlar. Bu bölgeye her ne zaman bir yıldız girse bolometrik kadiri periyodik olarak değişmeye başlayacaktır. Yıldız bu bölgeden ayrıldığında zonklama durur.

Zonklayan yıldızın yarıçapının değişimi iç yapısındaki ses dalgalarıyla açıklanabilir. Zonklama periyodu kabaca yıldızın kütle yoğunluğunun kare köküyle orantılıdır. Ses dalgaları özellikle duran dalgaları içine alır ve yıldız maddesinin devinimi salınımın radyal modları için yıldızın yüzeye yakın bölgelerinde yer alır.

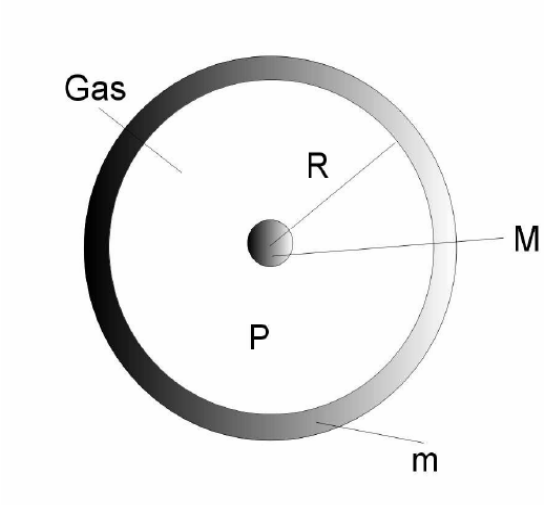
Yıldızın gazdan oluşan katmanları zonklama zincirinde yıldızın büzülmesinde ve genişlemesinde çaba sarfederler. Bir zincir boyunca tabakaların her birinin yaptığı net iş gaz tabakaya giren çıkan ısılar arasındaki farka eşittir. İş üretimini sağlamak için çevrimin yüksek sıcaklıklı bölümü boyunca tabakaya ısı girmesi sıcaklık düşük olduğunda da çıkması gerekir. Yıldızın iş yapan tabakaları maksimum sıkıştırma zamanındada çevresindeki ısıyı absorbe etmelidir.

Yıldızın yüzey tabakaları, altında daha geçirgen tabaka varsa yukarı doğru itilebilir. Genişleyen tabaka daha saydam olduğu için tutulan ısı kaçar ve önceki tabakada yeni bir çevrim başlar. Bu bağlamda, yıldızda sıkışmayla geçirgenliğin arttığı bir bölge olmalıdır.

Bu mekanizmanın yer aldığı bölgelere kısmi iyonizasyon bölgeleri (PIZ) adı verilmektedir. PIZ bir yıldızın kısmi olarak iyonize olduğu bölgedir ve bu bölgede gazda yapılan iş gazın sıcaklığının yükselmesinden ziyade sıkışan gazın daha fazla iyonize olmasındandır. Sıkışmayla yoğunluktaki artışla birlikte sıcaklıktaki küçük bir artış yıldızın geçirgenliğini artırır. Gaz genişlediğinde sıcaklığı umulduğu gibi azalmaz çünkü serbest enerji yüzünden iyonlar ve elektronlar yeniden birleşmişlerdir. Geçirgenlik, yoğunluk azalmasıyla genişleme boyunca artar. Bu tabakalar sıkışma boyunca ısıyı soğurabildikleri ve dışarıya doğru itilebildikleri için genişleme boyunca ısı serbest kalır.

Şimdi ise zonklayan bir yıldıza etki eden kuvvetleri bir model üzerinde açıklayalım.

Poster tam metni için :Şeyma ÇALIŞKAN
e-mektup : 1050222220@erciyes.edu.tr



Şekil 1. Zonklayan yıldız modeli

Yıldızın m kütleli kabuğa kadar olan kütlesi M, yarıçapı R olsun. Kabuk ile geri kalan kütle arasında bir gaz olduğunu ve basıncınında P olduğunu düşünelim. Bu durumda kabuk kendisini içe doğru çeken çekim kuvvetiyle;

$$F_g = \frac{GMm}{R^2} \quad (1)$$

Basınç kuvveti;

$$F_P = 4\pi.R^2 P \quad (2)$$

arasında bir denge hisseder.

Kabuğun hareket denklemleri ise;

$$m\frac{dv}{dt} = \frac{GMm}{R^2} + 4\pi.R^2 P \quad (3)$$

$$m\frac{dv}{dt} = m\frac{d^2R}{dt^2} \quad (4)$$

Yıldız hem genişliyor hemde büzülüyorsa adyabatiktir diyebiliriz. Bu durumda hal denklemi;

$$P_i V_i^{\gamma} = P_f V_f^{\gamma} \quad (5)$$

ile verilir. Burada sol taraftaki terimler basınç ve hacim için başlangıç sağ taraftaki terimler ise son terimlerdir. Ve gaz ideal ve mono atomik ise γ değeri 5/3 olur.

Kabuğun hacmi sıcaklığı arasındaki bağıntı ise;

$$TV^{\gamma-1} = sabit \quad (6)$$

şeklindedir.

Bu verilen denklemlerden aşağıda denklemleri elde ederiz;

$$P_f = P_i\left(\frac{R_i}{R_f}\right)^5 \quad (7)$$

$$T_f = -2T_i\left(\frac{R_f - R_i}{R_i}\right) + T_i \quad (8)$$

$$L_f = -6L_i\left(\frac{R_f - R_i}{R_i}\right) + L_i \quad (9)$$

3. Zonklama Özellikleri

Radyal ve radyal olmayan olmak üzere iki çeşit zonklama vardır. Şimdi bunlara kısaca değinelim.

Radyal Zonklama;

- Yıldız içinde duran ses dalgalarından meydana gelir.
- Yarıçapının değişmesiyle yıldız denge etrafında salınım yapar.
- Küresel simetrik zonklamadır.
- Hemen hemen küresel kabuğa uygundur.

Radyal Olmayan Zonklama;

- Ses dalgaları radyal olmasının yanı sıra yatay olarakta yayılabilir.
- Yıldız etrafında dolaşan dalgalar üretir.
- Bazı bölgelerin genişlemesine karşın diğerleri büzülür.
- Küresel simetrik değildir.
- Bireysel hareketler göz önüne alınmalıdır.

p-modları ve g-modları olmak üzere iki tür mod vardır.

p-modları; Basınç ses dalgalarının genişlemesi ve büzülmesi için kuvvet oluşturmayı sağlar.

g-modları; oluşan kuvvetin kaynağı çekimdir.

Akışkanlar dinamiği denklemlerinin çözümü küresel yüzey harmoniklerinin bir genişleme çeşitidir

$$v(\theta,\varphi,t)=\sum_{l=0}^{\infty}\sum_{m=-l}^{l}a_{lm}(t)Y_l^m(\theta,\varphi) \qquad (10)$$

Küresel harmonikler birleştirilmiş legendre fonksiyonları ile ifade edilir;

$$Y_l^m(\theta,\varphi)=P_l^{|m|}(\theta)e^{im\varphi} \qquad (11)$$

Zonklama derecesi 'l' küre üzerindeki düğümlerin toplamıdır, açısal kuantum numarası m ise kutuplar boyunca düğüm sayısıdır. Radyal derece n ise yıldız içerisindeki düğümlerin sayısıdır.

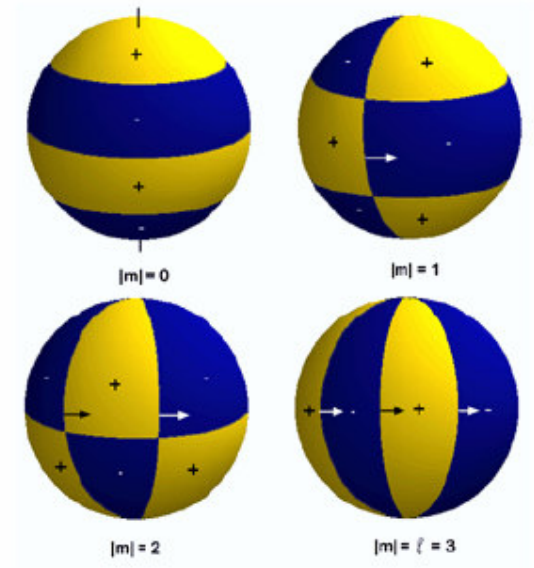
$$m=-l,.....,+l \qquad (12)$$

4. Zonklama Modelleri

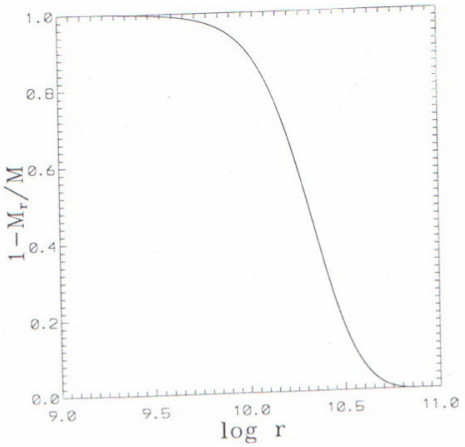
- $m\neq 0$ lı modlar da yıldız etrafında dolaşan dalgalar görülür.
- $l=m=0$ olan mod radyal moddur.
- eğer $m>0$ olursa mod saat ekseni yönündedir.
- eğer $m<0$ olursa mod saat eksenine ters yöndedir.
- eğer $m=0$ ise mod zonal'dir.
- eğer $l=|m|$ ise mod sectoral'dir.
- eğer $l\neq|m|$ ise mod tesseral'dir.
- eğer $l-|m|=2$ yada her çift sayıda mod ekvator yönüyle simetriktir.
- eğer $l-|m|=1$ yada her tek sayıda mod ekvator yönüyle anti simetriktir.

5. Modeller

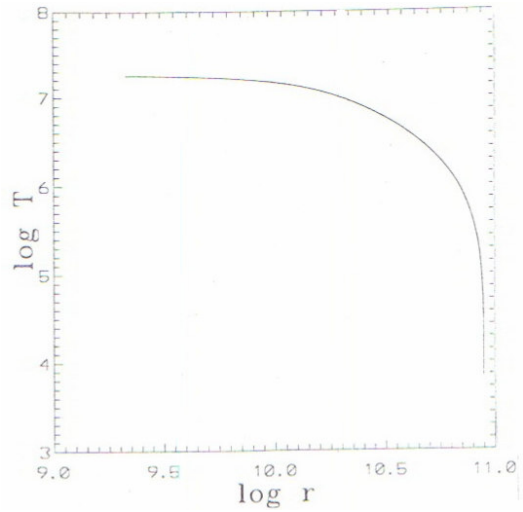
Önce 1.3 güneş kütleli yıldız için zams.for' u çalıştıralım. Bu programı çalıştırabilmek için yıldızın kimyasal kompozisyonu, toplam yarıçapı, merkezi sıcaklığı, merkezi basıncı ve toplam ışıma gücü bilinmelidir. Bu parametrelerle aşağıdaki grafikler elde edildi.



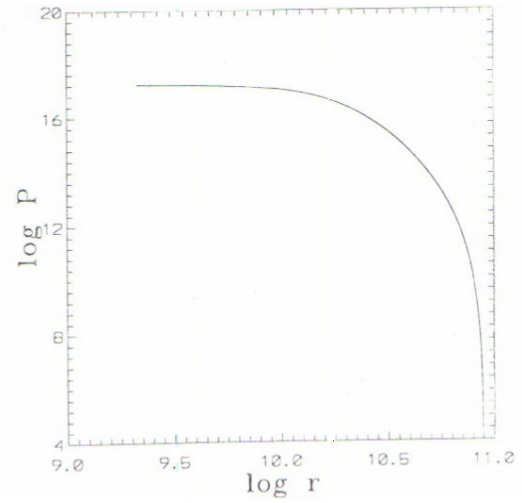
Şekil 2. $l=3$ 'lü bir salınım için zonklama modeli. Mavi renklendirilmiş yüzeyler içe doğru hareket ederken sarı renkli yüzeyler dışa doğru hareket eder. Node lines da enine hareket ederler.



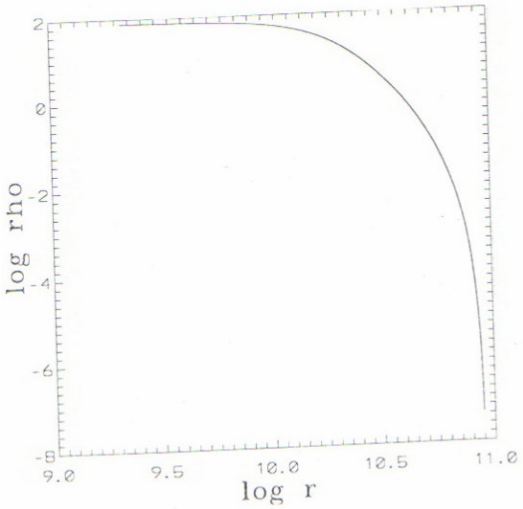
Şekil 3. Kütlenin yarıçapa göre değişimi



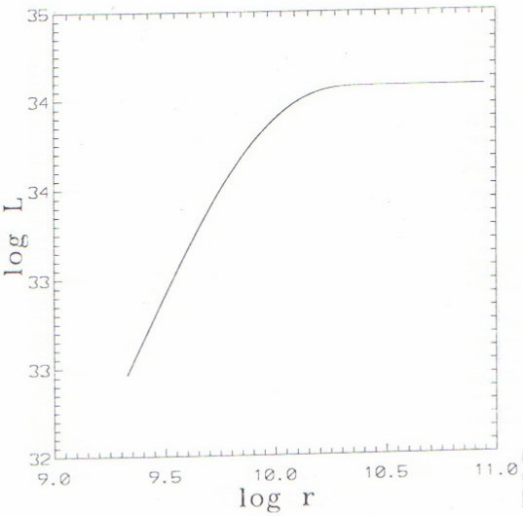
Şekil 4. Sıcaklığın yarıçapa göre değişimi



Şekil 5. Basıncın yarıçapa göre değişimi

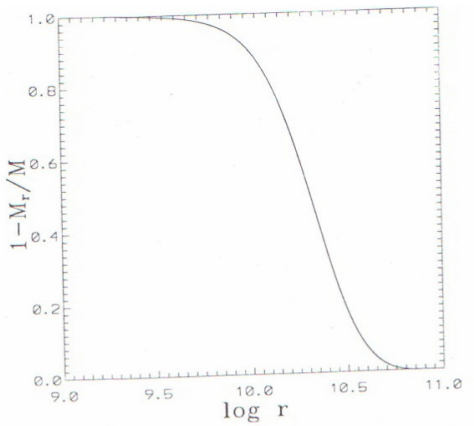


Şekil 6. Yoğunluğun yarıçapa göre değişimi

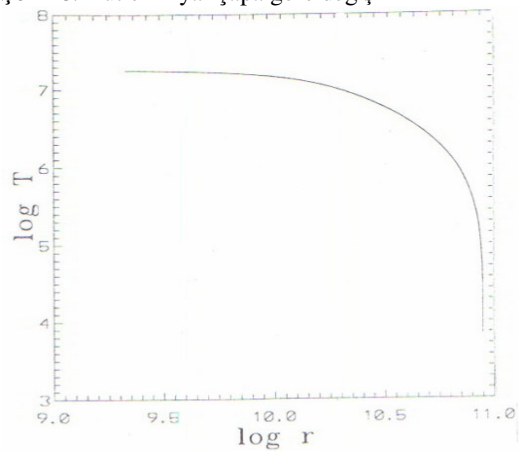


Şekil 7. Işıma gücünün yarıçapa gore değişimi.

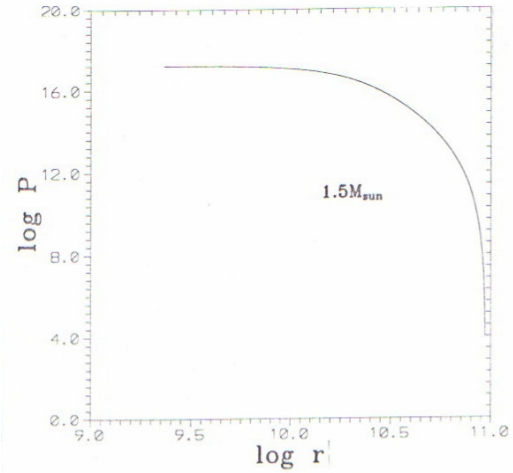
Aynı hesaplamalar 1.5 güneş kütleli yıldız için tekrar edildiği zaman ise aşağıdaki grafikler elde edildi.



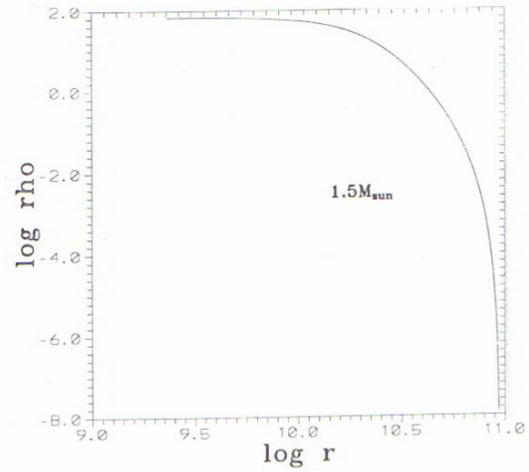
Şekil 8. Kütlenin yarıçapa göre değişimi



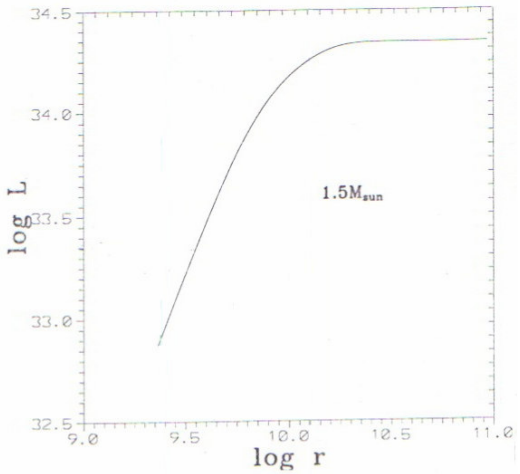
Şekil 9. Sıcaklığın yarıçapa göre değişimi



Şekil 10. Basıncın yarıçapa göre değişimi

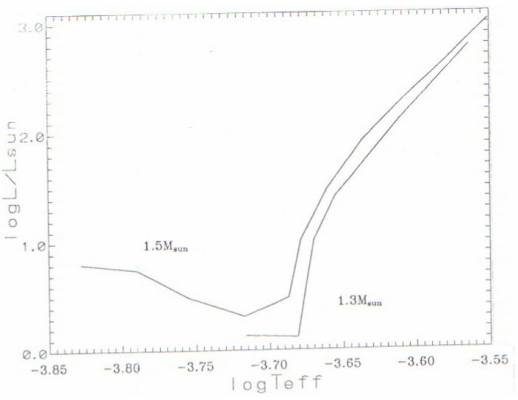


Şekil 11. Yoğunluğun yarıçapa göre değişimi



Şekil 12. Işıma gücünün yarıçapa gore değişimi.

1.3 ve 1.5$M_{\odot}$ kütleli yıldızlar için evrim yoları aşağıdaki grafik üzerinde gösterilmiştir.



Şekil 13. 1.3 ve 1.5$M_{\odot}$ kütleli yıldızlar için evrim yoları.

6. Kaynaklar

Carroll, B. W. ve Ostlie, D. A. 1996. Modern Astrofiziğe Giriş

Cox, J. P. ve Giuli, R. T. 1968. Yıldız Yapısının Prensipleri

Hansen, C. J. ve Kawaler, S. D. 1994. Yıldız İç Yapısında: Fiziksel Prensipler, Yapı ve Evrim, Springer-Verlag

Ugalde, C., Notre Dame Üniversitesi, Fizik bölümü

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

CCD İle Bölgesel Gökyüzü Parlaklığı Ölçümleri Üzerine Bir Deneme

Hasan H. Esenoğlu[1,2]
[1]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34119, İstanbul
[2]İstanbul Üniversitesi, Gözlemevi Araştırma ve Uygulama, Merkezi, 34119, İstanbul
esenoglu@istanbul.edu.tr

Özet: Bu kısa çalışmada, en iyi görüntülemenin yapıldığı CCD'nin yardımı ile ülkemizin geniş yüzölçümünde yer tabanlı gökyüzü parlaklığı taramasının yapılabileceği düşüncesi fiziki olarak denenmektedir. İlk gökyüzü parlaklığı ölçümleri denemesi ile Güneş'in batış saati gözlemsel olarak bulunabilmiştir. Bu gözlemsel bulgu teori ile dakika mertebesinde farklılık göstermiştir. Bölgesel gökyüzü parlaklığı gözlem verilerinin, çeşitli alanlarda ülkemiz yararına olan yönleri de tartışılmaktadır.

Anahtar kelimeler: gökyüzü parlaklığı

An Experiment With CCD On Local Sky Brightness Measurements

Abstract: In this short work, it is attempted an idea that it will be done survey of ground basis sky brightness in the large area of our country with CCD that it is done the best imaging. It can be founded observational sun set from the first sky brightness experiment. This observational result showed difference in minute with theory. It is discussed the local observational sky brirghtness for useful of our country on several field.

Key words: sky brightness

1. Giriş

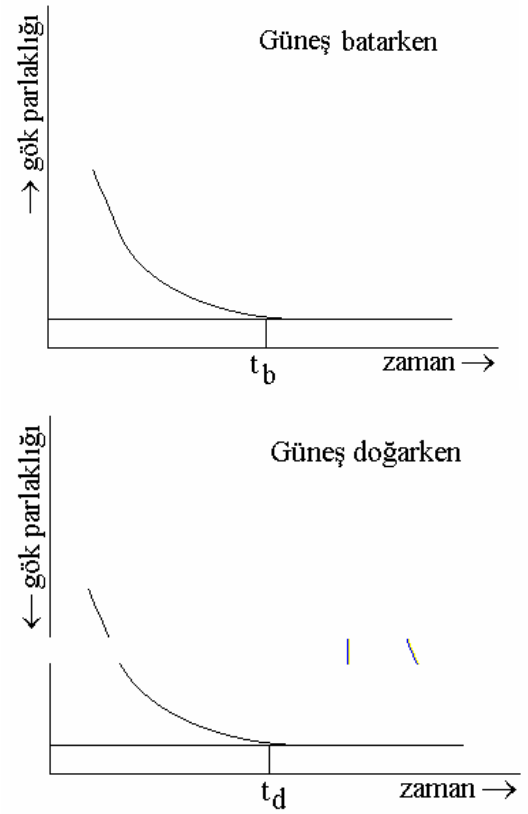
CCD ile gözlemevlerinde yapılan gökcisimlerin gözlemlerine ek olarak, özellikle gece gözlemine başlamadan önce Güneş'in batmaya yakın saatlerinde ve/veya sabah saatlerini bulan bilimsel gözlemlerin bitiminde, Güneş doğmadan önce başlayarak Güneş'in doğuş zamanlarına kadarki gökyüzü parlaklığının CCD ile ölçülmesine gereksinim olmalıdır. Bu gereksinim gözlem deneyimlerinin verdiği öngörüye dayanmaktadır. "Işık Kirliliğinin Modellemesi ve Ölçümü" konulu toplantı ve kitabı (ed. P.Cinzano, Memoria S.A.It. Vol.71, No.1, 2000) bu konuya bir dayanak olabilir. Bu iş için yeteri büyüklükte ve taşınabilir bir teleskop ve CCD detektörü yeterlidir. Gözlem tekniği olarak, teleskop gökyüzünde belirli sabit bir yüksekliğe yönlendirilerek, CCD'nin duyarlılığına bağlı olarak Güneş'in doğmasından veya batmasından mesela yarım saat veya 45 dakika öncesi ve sonrası boyunca belirli aralıklarla kısa poz süreleri verilerek gökyüzü parlaklığı görüntüleri alınır. Bu ham verileri anlamlı hale dönüştürecek veri işleme ve parlaklık hesaplamaları için paket bilgisayar programları mevcuttur ve yaygın olarak kullanılmaktadır.

2. Yöntem ve Bir Uygulaması

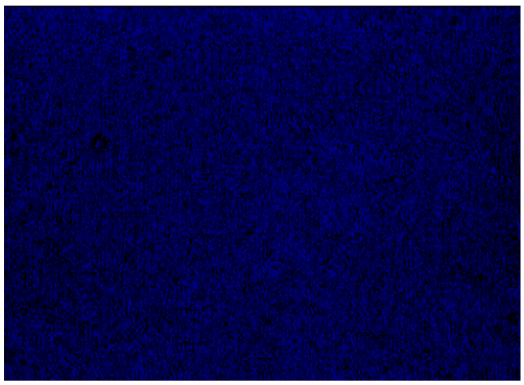
Yapay olarak çizdirilmiş **Şekil 1**'deki grafik, konunun dayandığı temel yöntemi anlatır: sözkonusu CCD görüntülerinden (bkz. **Şekil 2**) bulunacak gökyüzü parlaklıkları düşey eksende ve zaman da yatay eksende gösterilmiştir. CCD gözlem noktaları doğal olarak böyle bir eğriyi vermesi beklenir: en küçük kareler yöntemiyle bu noktalardan en uygun eğri ve denklemi kolaylıkla bulunabilir. Eğrinin büküm noktasının yatay ekseni keskiği yer Güneş'in tam battığı/doğduğu an olmalıdır.

Bu yöntemin bir sınanması için Antalya Bakırlıtepe'de yerden 2547 m yükseklikteki Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde 24 Eylül 2003 tarihinde 30 cm bir teleskop ve CCD ile gökyüzü resimleri T.Özışık ve T.Ak tarafından alındı.

Şekil 2'de saat 18:58:15 için alınmış gökyüzü resmi görülmekte. Alınan resimlerden 10 tanesine ait ölçümler Çizelge 1'de veriliyor. Zamana karşı ortalama parlaklık değerleri Şekil 3'de çizdirilmiştir. Şekil 3'de CCD ortalama parlaklık ölçümleri eğrisine teğet bir yatay çizgi geçirilir, kesiştikleri yer Güneş'in tam batma anını belirler. Bu yolla, enlemi 36° 49′ 30″ ve boylamı 2 saat 1 dakika 20 saniye olan ve yerden 2547 m yükseklikteki yer için 24 Eylül 2003 tarihinde Güneş'in batış saati 18 saat 22 dikika 48 saniye bulunur. Güneş'in gözlemsel bu batış anı Çizelge 1'de 18:20:03 ile 18:30:02 arasına düştüğünden, hata hesabı olarak bu gözlemsel sınır değerler alınabilir.



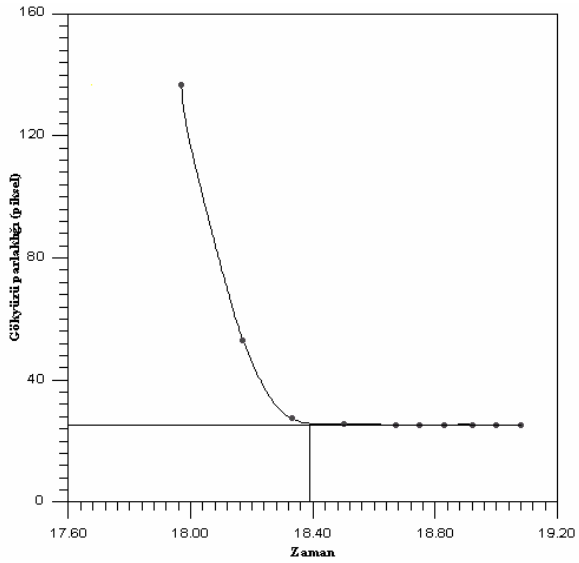
Şekil 1. Gökyüzü parlaklığının Güneş'in tam doğuş (t_d) ve batış (t_b) zamanlarının CCD gözlemleri yardımıyla bulunmasının şematik anlatımı.



Şekil 2. Renklendirilmiş gökyüzü CCD dörüntüsü.

Çizelge 1. 24 Eylül 2003 tarinde Güneş'in batımını içeren 10 adet CCD görüntüsü üzerinden alınan ölçümler.

Zaman (saat:dk:san)	**ortalama parlaklık (piksel)**	**standart sapma (piksel)**
17:58:15	136.60	15.60
18:10:03	53.15	18.09
18:20:03	27.38	20.40
18:30:02	25.46	20.64
18:40:02	25.37	20.75
18:45:03	25.37	20.67
18:50:02	25.37	20.75
18:55:04	25.41	20.80
19:00:03	25.29	20.32
19:05:03	25.31	20.34



Şekil 3. Zamana karşı ortalama parlaklık değerleri.

Buna göre yerinden gözlemle bulunan sonuç 18 saat 22^{-2}_{+7} dakika 48^{-45}_{+14} saniye olur. Aynı yer için teorik yolla Güneş'in batış saati ise 18 saat 54 dakikadır. Buna göre Güneş'in gözlemsel batışı teorik hesaplanandan 28.8 dakika daha erken gerçekleşmiş olmaktadır.

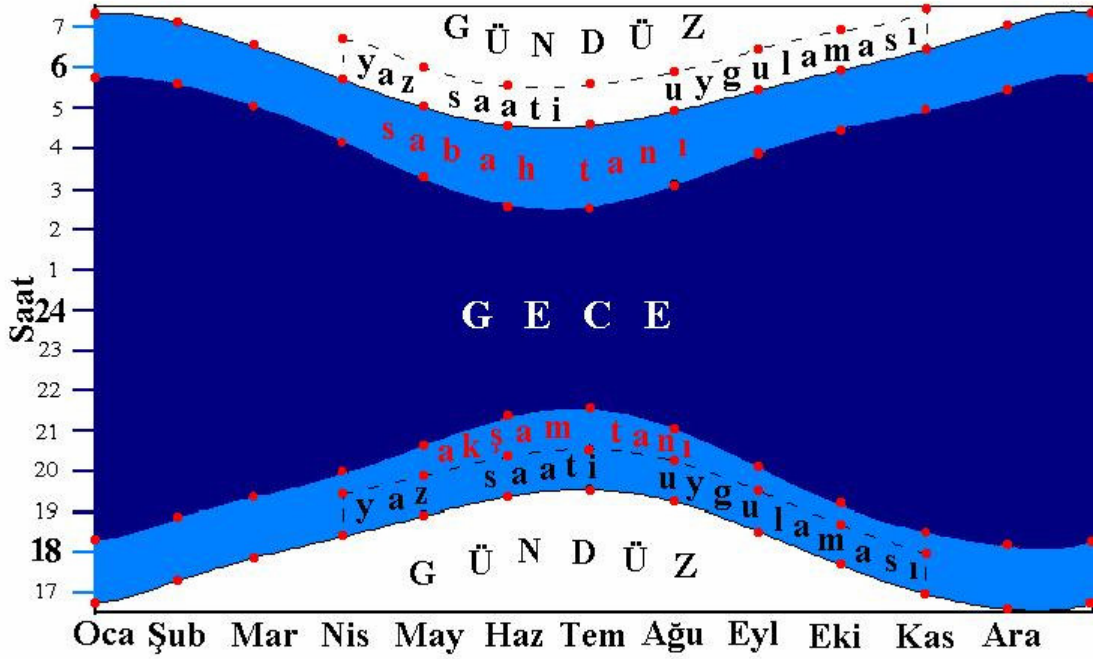
3. Tartışma ve Sonuçları

1- CCD ile bölgesel göktüzü parlaklığı ölçümü, gözlem yapılan yer için o günkü Güneş'in sabah ise en doğru doğuş saatini veya akşam ise en doğru batış saatini vermelidir. Bu veriler aynı zamanda, Güneş'in tam doğma anındaki yüksekliğini de belirleyeceğinden bölgesel "tan" parametrelerini de kesinleştirecektir.

2- Bu çalışmayla ilk kez ülkemizde modern yolla doğrudan gökyüzü parlaklığı parametreleri hesaplanabilecektir. Daha da önemlisi, "bölgesel" gökyüzü aydınlanmasına ilişkin parametrelerin CCD verisinin kesinliği altında gözlemsel olarak belirlenecek olmasıdır. Yer'in küresel kabulü altında teorik olarak verilen bu parametrelerin, yer yer küresellikten uzaklaşıldığı yüksek dağların ve derin çukurların bulunduğu coğrafik şartlarda değişmesi beklenir; ülkemizin geniş ve dağlarla çevrili sınırları içerisinde teorik gökyüzü aydınlanması–kararması parametreleri yerine, yerleşik hayattaki yaşanana daha yakın olanlarının doğrudan CCD gözlem verileri yardımıyla bulunması ve teorik hesaplananlarıyla da karşılaştırılması araştırmaya açık bir alan olmalı.

3- Düz araziye göre ülke korunmasının daha zor olduğu dağlık bölgelerin korunmasında–savunulmasında–günlük aktivitelerde önemli ve güvenilir veri malzemesi olarak kullanılacağı açıktır, günlük yaşamda ve idari alanda pratik kolaylıklar sağlayacağı ile düşünülmelidir.

4- Ülkemizin coğrafik şartları değişmeyeceğinden, günlük–haftalık–aylık–mevsimlik olarak yıl boyunca gökyüzü parlaklığı parametrelerinin nasıl değiştiğini o bölge için bir defa yapmak yeterli olacaktır. Konunun yaygın bilinen bir uygulaması için, The Astronomical Almanac 2004'den Güneş'in doğuş–batış saatlerine göre Türkiye genelinde gece ve gündüz süresinin 2004 yılı boyunca nasıl değiştiği **Şekil 4**'de gösterildi. Benzer şekilde, ülkemizin geniş arazisi boyunca gereksinim duyulan hedef bölgelerin herbiri için bu şeklin doğrudan CCD gözlem verilerine dayanarak oluşturulması yararlı olabilecektir. Bu yolla ülke geneli ile bölgesel farklılıkların ne kadar değiştiği veya önemsenmeyecek oranda değişmediği ortaya çıkabilecek.



Şekil 4. 2004 yılı Türkiye için gece–gündüz süresi değişimi.

5- Ülkemiz genelinde "ışık kirliliği" ölçümlerinin de yapılması gerekmekte; böyle bir çalışma ile büyük bir yüzölçümü içerisinde ışık kirliliği oranı da tespit edilmiş olunacak. Tüm dünyada özellikle büyük şehirlerin kolay ve kısa sürede düzeltilemeyen en önemli problemlerinden biri ışık kirliliği ile

mücadeledir; belki bir nedeni konuya yeterince duyarlı olunmamasından kaynaklanmalı ki gelişmekte olan yerleşim yerleri zamanla ışık kirliliği etkisi altında kalmaktadır. Benzer şekilde, gözlemevlerini içine alan doğal çevre de zamanla ışık kirliliği yönüne evriliyorlar (ayrıntılı bilgi için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin, kısa ismi ile TUG'un resmi internet sitesine bakılabilir: http://www.ikuk.tug.tubitak.gov.tr).

6- Yer temmelli gözlemlere herzaman büyük gereksinim olduğundan yeni gözlemevi yerlerinin kesintisiz arayışı sürdürülegelmektedir. Bu çalışma ile, ülkemiz için de bir "gözlemevi yerleri haritası" oluşturulmuş ta olunacak. Bu geleceğe yönelik ilgi bekleyen bir alandırda; bilimsel gözlemlerin yapılabileceği uluslararası düzeyde karanlık gökyüzü bölgeleri aramada "ülkemizin pek bilinmeyen bir doğal zenginliğini" ortaya çıkaracak yönü de bulunmaktadır. Örneğin, TUG'un kurulması için uluslararası standartlara uyan Antalya Saklıkent'de Bey Dağları üzerindeki Bakırlıtepe'nin bulunabilmesi, Türk astronomlarının tam 17 yılını almıştır! Şimdi TUG gözlemevi, gözlem şartları bakımından gök bilimciler için sonradan kazanılmış eşsiz doğa zengini bir yerimizdir.

7- Ülkenin çok geniş yüzölçümünde onbinlerce pozlanarak oluşturulacak CCD görüntüleri arşivi, aynı zamanda ilginç bölgesel atmosfer olaylarının da eğer varsa aynı CCD karesinde fotoğraflandırılacaktır da ki bunun bir uygulaması bugün ROTSE projesinin robotik teleskopu ile yapılabilmektedir.

8- Bu çalışmada sözü edilen konu uzun dönemli bir gözlem verisi örgütlenmesi olduğundan, yalnızca gökcisimleriyle uğraşan astronomlarca değil, bu konuya gereksinim duyan diğer kuruluşlarca ve uzmanlarınca da "gözlem verileri–sonuçları–türevleri" yararlı olabilir. Örneğin,

a- ışık kirliliği probleminin çözümü konusunu gökbilimciler çeşitli kurumların dikkatlerine sunuyorlar, komuoyunu bilgilendiriyorlar... bu uğraşılar sayesinde örneğin sokak lambalarının aydınlatması mutlaka ve mutlaka yere doğru yapılmaya başlanıldı ve asla gökyüzüne ışık kaçacak şekilde yönlendirilmemesine dikkat ediliyor... böylece boş yere gökyüzünün aydınlatılmaması hem elektrik tasarrufunu sağlamakta hem bilimcilerin uzayı incelemeleri zorlaştırılmamış olunmaktadır... üstelik ülkemizdeki aday doğal gözlemevi yerlerinin böylesi potansiyel yatırım zenginliklerinin özellikleri korunmuş olunacaktır...

b- ülkemiz savunmasındaki "radar" tesisleri işleyişi bakımından yüksek yerlere kurulmuşlardır; aday gözlemevi yerlerinin aranmasında radar tesislerinin bulunduğu yerler öncelenebilir... böylelikle mevcut altyapılar ikinci bir işlev için de kullanılmış olacaktır. Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi'nin Ulupınar Astrofizik Araştırma Merkezi ve Astrofizik Gözlemevi'nin Radar bölgesine kurulması buna bir örnek verilebilir.

c- Bu çalışma ülkemizin sınırlarına kadar ulaşan geniş bir arazide uzayın izlenmesi ile "stratejik" yanıda bulunmaktadır. Böylelikle, Astronomi disiplini ile diğer bilimlerin ortak örtüşen yanlarının öğrenilmesi ve farklı disiplinlerin birlikteliği yararlı olabilir ve Astronomi mezunları mecburi askerlik dönemlerinde bu projede görevlendirilebilir…

Teşekkür

Tartışma ve bilgilendirmeleriyle gökyüzü parlaklığının ölçülmesi düşüncesinin bildiri çalışmasına dönüştürecek olgunluğa gelmesindeki katkılarından dolayı Z.Eker, A.Bayındır, T.Özışık, I.Khamitov ve O.Demircan'a teşekkür ederim.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanında Bilişimli Türkçe Konu Başlıkları: Makale Temelli Kişisel Kütüphaneye Bir Uygulama Denemesi

Hasan H. Esenoğlu[1,2], Ahmet Ş. Mutluoğlu[3]
[1]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34119, İstanbul
[2]İstanbul Üniversitesi, Gözlemevi Araştırma ve Uygulama, Merkezi, 34119, İstanbul
esenoglu@istanbul.edu.tr

[3]İstanbul Üniversitesi, Hasan Ali Yücel Eğitim Fakültesi
asm@istanbul.edu.tr

Özet: Konu başlıklarının nasıl verileceğine ilişkin literatürde bilinen ilkeler ışığında belli bir disiplinin uzmanı kişiler, o disipline ait konu başlıkları listesi hazırlayabilirler. Bu çalışma, araştırıcıların özellikle makale temelli kişisel kütüphanelerine uygulanmasına açık olan ve geleceğe yönelik ilgi bekleyen bir alandır. Bu çalışmada, makale temelli kişisel bir kütüphanede denenmekte ve sonuçları tartışılmaktadır. Bu çalışma sayesinde, aranılan konuda özellikle de makale kaynaklarına doğrudan ve en kısa sürede ve en geniş kapsamda ulaşılabilmektedir. Bu çalışmayla kişisel bir kütüphane için makele temelli bilişimli konu başlıkları listesi hazırlanmakta, bunun dayanakları açıklanmakta ve o konudaki yayınların uzmanlarınca incelenmesinin önemine dikkat çekilmektedir. Bu çalışma ile bilimsel yayım üretimini de içeren "verimliliği" arttırıcı yönü beklenmektedir. Bu çalışmada temel bilimlerden biri olan *Astronomi ve Uzay Bilimleri* alanı seçilmiştir. *Bilişimli Türkçe konu başlıkları* çalışması sayesinde aranılan konudaki kaynaklara doğrudan ve en kısa zamanda ve en geniş kapsamda ulaşılabilmektedir. Bu çalışmayla bilişimli konu başlıkları listesi hazırlanmakta, bunun dayanakları açıklanmakta ve o konudaki yayınların uzmanlarınca incelenmesinin önemine dikkat çekilmektedir.

Anahtar kelimeler: kütüphane: konu başlıkları

Turkish Subject Headings with Data Processing in Field of Astronomy and Space Sciences: An Experiment on Article Basis Individual Library

Abstract: Scientists of a certain discipline under known-principles about how shall be given subject headings in literature that they can prepare list of subject headings which belongs to that discipline. In this work it was selected *Astronomy and Space Sciences* field as beeing one of basic sciences. By means of the study of Turkish subject headings with data processing it has been able to reach to sources of searched subject as directly and the shortest time and the widest scope. With this work, it is prepared the list of subject headings with data processing, explained of this basis, and it is attracted attention importance of examination by the experts of publications in that subject .

Key words: libary: subject headings

1. Giriş

1982 de 12. basımına ulaşmış olan Sears Konu Başlıkları Listesi ilk olarak Minnie Sears tarafından hazırlanmış ve 1923'de yayınlanmıştır. Sears Konu Başlıkları Listesi'nin hazırlanmasındaki temel ilkeler, kütüphanemizdeki yayınlar ve bu çalışmada yer alan konunun uzmanı öğretim üyeleri, listemizi oluşturan temel kaynaklardır.

Listedeki başlıklar; projede yer alan konunun uzmanları tarafından söz konusu ilkeler göz önünde tutularak, Astronomi konulu yayınlar için verilmiştir. Şimdilik listede uygulaması önemli görülmeyen ya da kütüphanemizde yeterli yayını olmayan olası başlıklar açılmamıştır.

Elden geçen yayın sayısıyla orantılı olarak başlık sayıları artmış, bu arada konu başlığı verilirken kullanılan bir ön liste oluşmuş ve başlıklar arasındaki bağlar, ilgiler (*bkz.*, *ayr.bkz.*) kurulmuştur. Başlıkların kapsamlarının anlaşılması için de açıklamalar eklenmiştir.

Listedeki başlıkların sayıları ve kapsamlarının geniş veya dar olması, İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölüm Kütüphanesi'ndeki yayın birikimi ile bağlantılıdır.

Konu başlıkları listeleri durağan değildirler, ihtiyaca göre değişir ve gelişirler. Kütüphanemizi kullanan okur ihtiyaçları veya kullanılan dildeki değişmelere göre ya da koleksiyonun zenginleşmesiyle listemiz de zaman içinde gelişip değişecektir.

Listemizden yararlanmak isteyen kütüphane eğer bir halk kütüphanesi ise, ellerindeki astronomi kitaplarının sayısıyla orantılı olarak daha genel başlıkları tercih eder. Bu nedenle kullanacağı olası başlık sayısı 8-10 civarında olabilir. İstanbul Üniversitesi Merkez Kütüphanesi zengin bir koleksiyona sahip olmasına karşın, koleksiyondaki Astronomi konulu yayınların azlığı nedeniyle kullandığı Astronomi konulu başlık sayısı çok azdır.

Amerika Birleşik Devletleri'nde konu başlıkları uygulanırken, araştırma kütüphanelerinde ve koleksiyonu yüz binleri, hatta milyonları aşan büyük kütüphaneler ile kitapları en çok elli bin civarında veya daha az olan okul ve halk kütüphanelerindeki ihtiyaçlar ayrı ayrı göz önüne alınarak değerlendirilme yapılmaktadır.

Astronomi konulu bir kütüphane, ihtiyaca göre listemizdeki başlıklardan bir kısmını veya tümünü kullanabilir. Listemizde olmayan başlıklar gerekecek olursa, o zaman konunun uzmanı kişiler tarafından kitapçıktaki ilkeler çerçevesinde, yeni başlıklar açılarak listeye eklenebilecektir.

Bilişimli Astronomi konu başlıkları listesindeki başlıklardan, kullanılanların katalogda veya dizinde yer alması, kullanılmayanların ise yer almaması, kullanılmayan bu başlıkların kitapları geldikçe onların da kataloga veya dizine girmeleri doğal bir süreçtir.

2. Konu başlıkları nasıl verilmiştir?

Çalışmamız Bilişimli Astronomi ve Uzay Bilimleri alanı için Türkçe konu başlıkları listesinin hazırlanması olduğundan, önce Astronomi ve Uzay Bilimleri alanındaki kavramların tanımı ve birbirleriyle olan ilişkilerini belirlemek amacıyla bir ön çalışma yapılmıştır (The Astronomy Thesaurus, 1993). Daha sonra bir sınıflandırma sisteminde hangi Astronomi ve Uzay Bilimleri konularının yer aldığı araştırılmış; bunun için Universal Decimal Classification, Dewey Onlu Sınıflandırma sistemlerindeki ana ve alt konuların terim olarak karşılıkları, oluşturacağımız konu başlıkları listesi için çıkış noktası olarak alınmıştır.

Bunun yanında çalışmalarımız astronomi konusundaki yayınlar üzerinde yoğunlaştıkça, konu başlığı olarak listede yer alacak diğer kavramlarla karşılaşılmıştır. Bu kavramları ifade edecek başlıklar saptanarak bu başlıklara listede yer verilmiştir. Ayrıca astronomi konusundaki süreli dergilerde kullanılan terimler, başlıkların güncel olmasını sağlamak amacıyla yakından izlenmiştir. Kitap ve dergilerden tespit edilen eşanlamlı kelimelerden, seçilen başlıklara gerekli göndermeler yapılmıştır.

Konu başlıklarında ana ve alt konuların karşılıklı ilişkilerini gösteren işaretlerle, göndermelerdeki ve alt başlıklardaki düzenlemeler ve işaretler, Sears List of Subject Headings'in on üçüncü basımı örnek alınarak yapılmıştır.

Konu başlıkları listemizdeki, örneğin, Güneş konusundaki başlıklar nasıl oluşmuştur? Konunun uzmanı öğretim elemanları kendilerine verilen kitapların her biri için, içerdikleri ağırlıklı konu veya konuları tespit ederek, o konuları temsil edebilecek başlıkları, kitapçıkta değinilen ilkeler ve örnek listeler ışığında vermişlerdir. Daha sonra derlenen bu başlıklardan aynı konuyu ifade eden değişik biçimler, tekbir biçime sokulmuş ve çok ayrıntıya inen ya da alt başlık kullanılmış olan başlıklar; başlıktaki yayın birikimi göz önünde tutularak, aynı bir başlıkta toplanmıştır. Yayına hazırlamış olduğumuz kitapçıktaki örnek üzerinden açıklarsak:

Güneş gözlemleri
Güneş gözlemleri—19.yy.
Güneş gözlemleri—Türkiye
Güneş gözlemleri—Tarihçe

başlıkları yerine yalnızca "Güneş gözlemleri" başlığı tercih edilmiş, diğer başlıklardaki yayınların da bu başlıkta toplanması sağlanmıştır. Eğer bu konuda çok fazla yayın birikimi olursa, birikimin olduğu yönde; "Güneş gözlemleri" başlığı yer, biçim, zaman veya konu alt başlıklarından biri veya birkaçı ile bölünerek Güneş gözlemleri konusunda aranan yayınlara erişim kolaylaştırılacaktır.

3. Bilişimli konu başlıkları listesinin uygulanması nasıl olacak?

Dayanaklar

Kütüphaneler kataloglarını; amaçlarına, büyüklük-küçüklüklerine, okur/kullanıcının niteliklerine ve yerleştirme düzenlerine bağlı olarak kurarlar. Kütüphane katalogları genellikle *alfabetik* ve *konu katalogu* olarak kurulur. Alfabetik katalog, gerçek

ve tüzel kişilerin yazar, emeği geçen, resimleyen, çeviren, derleyen, hazırlayanlar ile yapıt adına bağlı kataloglarla kurulur. Alfabetik katalog kütüphane dermesinin tümünü içerdiği için temel katalog sayılır. Konu kataloğu ise, *sistematik konu kataloğu* ve *alfabetik konu kataloğu* olarak iki biçimde ele alınır. Alfabetik katalog ile konu kataloğu kütüphanelerde sözlük katalog ya da bölünmüş katalog olarak hizmete sunulur. Alfabetik katalog ile alfabetik konu kataloğunun bir arada iç içe hizmete sunulmasına *sözlük katalog*; alfabetik katalog ile konu katalogunun ayrı ayrı hizmete sunulmasına da *bölünmüş katalog* adı verilir.

Eğer katalog sözlük katalog şeklinde ise konu başlığı ilgili kitap kartının üzerinde yazılarak katalogdaki alfabetik sırasına bu başlık esas alınarak yerleştirilir. Bir kitaba listeden bir den çok konu başlığı verilmişse, aynı kart verilen konu başlığı sayısı kadar çoğaltılarak verilen konu başlıklarına göre alfabetik olarak yerlerine yerleştirilir.

Alfabetik konu kataloğu kullanıyorsak, kitapları olan her bir konu başlığı için bir kart açılarak kitap kartlarının bu kart arkasında alfabetik; konu kartlarının da kendi aralarında alfabetik düzende olması sağlanır.

Kullanılan başlıklarla ilgili gerekli yöneltmelerin (bkz., ayr.bkz.) yapılması unutulmamalıdır.

Bilişim uygulaması

Çalışmanın her aşamasında tespit edilen başlıklar; *Access* bilgisayar programı ile yazılan bir kütüphane uygulaması yardımıyla, bilgisayara girilen kitaplarda denene gelmiştir.

Günümüzde bilgi işlem uygulamaları geliştiren yazılımcılar, veri tabanları ile yoğun ilişki içindedir. Herhangi bir veri tabanı yönetim sisteminin kullanılmadığı uygulama programlarına pek rastlanmamaktadır. Bu talebe bağlı olarak, çok sayıda veri tabanı yönetim sisteminin ortaya çıktığını görüyoruz. Bunlar arasında Microsoft Access, Microsoft SQL Server, Oracle, Sybase ilk anda sayılabilir. Ancak saydığımız veri tabanlarının en önemli ortak özelliği ilişkisel veri tabanı teknolojisini içermeleridir.

Microsoft Access bir veri tabanı yönetim sistemidir. Veri tabanı, verilerin belirli bir amaca yönelik olarak düzenlenerek bir araya getirilmiş biçimidir. Sistemin olanakları yardımıyla veriler sorgulanabilir, süzülebilir, sıralanabilir, işlenebilir, kullanıcı ara yüzü düzenlenebilir, raporlar hazırlanabilir ve daha pek çok işlem yerine getirilebilir. Access veri tabanı yönetim sistemi, bir veri tabanı yönetim sisteminde bulunması gereken tüm olanaklara sahiptir.

Access veri tabanı yönetim sistemi, yukarıda sayılan veri tabanları içinde belki de en kolay olan, uygulama geliştirme ortamıdır. Kullanıcı ara yüzleri ve özellikle uygulama geliştirme sihirbazları her yaşta kullanıcının etkin programlar hazırlamasına olanak sağlamaktadır.

Access veri tabanı yönetim sistemi bilgisayara kurulduğunda, bir yazılım geliştirme ortamı hazır hale gelecektir. Ancak hemen program yazmaya girişilemez; her şeyden önce bir veri tabanına gereksinim vardır. Veri tabanı fiziksel dosya biçiminde bilgisayarın diski üzerinde yer almalıdır. Yazılacak programlar, yaratılacak tablolar, sorgular, makrolar da bu veri tabanı üzerine yerleşecektir. Kısacası yaratılacak her türlü nesne veri tabanı üzerinde yer alacaktır. Tüm uygulamalar için ayrı ayrı veri tabanları oluşturulabilir.

Veri tabanı sadece kullanıcının bilgisayarı üzerinde yer alabilir. Bu durumda sistemi sadece kullanıcının kullanması söz konusu olacaktır. Eğer bir ağ içinde veri tabanını birden fazla kişinin kullanması söz konusu ise, veri tabanı sunucu üzerine kurulur. Diğer kullanıcılar bu veri tabanına ağ üzerinden erişebilirler. Çok kullanıcılı bilgisayar sistemlerinde genellikle bu yol izlenir. Diğer bir yol da, kişisel bilgisayarda *Kütüphane Programı*'nı paylaşıma açarak ağ üzerinde ortak kullanıma izin vermek olabilir.

Çalışmamız esas olarak Bilişimli Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanı için Türkçe konu başlıkları listesini amaçlarken, bu listenin çeşitli bilgisayar uygulamaları yanında bir de klasik kart kataloglarında kullanılmasını da öngörmüştür.

Şu anda kullandığımız Kütüphane Programı'nda konu başlıkları ayrı bir tablodan/listeden seçilerek, Kütüphane Tablosu kayıtları ile ilişkilendirilmektedir. Ancak bu farklı şekillerde de uygulanabilir; örneğin listeden seçilen konu başlıkları, doğrudan Kütüphane Tablosu'ndaki her kayıt için açılacak olan konu başlıkları alanlarına yazdırılabilir. Söz konusu Türkçe konu başlıkları listesine ve veri tabanı kayıtlarına ulaşılabilmesi için, bu uygulama Kütüphane Programı kompakt disk (CD) halinde de hazırlanmıştır (programın kendisi ve ayrıntılı bilgi "asm@istanbul.edu.tr" ileti adresinden istenebilir).

Programda kullanılan TABLOLAR:
Kütüphane Tabl.: Yukarıdaki örnek katalog kartındaki, konu başlıkları dışındaki alanlardan oluşan kayıtları kapsar. Temel katalog işlevi görür.

Süreli Yayınlar Tabl.: Süreli yayınlara ait kayıtları kapsar.

İzleme Tabl.: Süreli yayınlara ait sayı bilgisi kayıtlarını kapsar.

Ödünç Tabl.: Ödünç alınan yayınları ve alan kişilere ait kayıtları kapsar.

Konu Başlıkları List. Tabl.: Konu başlıkları kayıtlarını kapsar.

Konu Başlıkları Tabl.: Kitapla, konu başlıkları arasındaki ilişkili kayıtları tutar.

Programda kullanılan FORMLAR:
Ana Menü F.: Program açıldığında karşımıza gelen, kitap ve dergi formlarını açan düğmelerin bulunduğu form.

Kütüphane F.: Kitap Tablosu kayıtlarının görüntülendiği, üzerinde, Süreli Yayınlar, Ödünç, Konu Taraması Formlarını açan; Konu Başlıkları Listesini raporlayan düğmeleri olan; Ödünç, Konu Başlıkları Seçim Listesi gibi alt formları bulunan yapı.

Ödünç F.:Ödünç Tablosu kayıtlarının görüntülendiği form.

Ödünç Alt F.: Kütüphane formu altında, ödünç bilgilerinin girilebildiği ve görüntülendiği alt form.

Süreli Yayınlar F.:Süreli Yayınlar Tablosu kayıtlarının görüntülendiği İzleme Alt Formu olan form.

İzleme F.:İzleme Tablosu kayıtlarının görüntülendiği form.

Konu Bşl. Yayın Tarama F.: Konu Başlıkları Listesini içeren ve bu listeden seçilen başlıkla ilgili kitap listesini veren Konu Başlıkları Sorgusu Alt Formunu olan yapı.

Konu Bşl. Sorgusu Alt F.: Konu Başlıkları Listesi ile ilişkilendirilmiş yayınlardan, seçilmiş konu başlığına göre sorgulanarak, ilgili kayıtların görüntülendiği form.

Konu Bşl. Seçim F.:Kütüphane Formundaki ilgili yayına, Konu Başlıkları Listesinden başlık seçilmesini sağlayan form. Bir yayın için istenen sayıda konu başlığı seçilebilir.

Programda kullanılan SORGULAR:
Konu Bşl. Sorgusu: Kütüphane Tablosu ile Konu Başlıkları Listesi Tablosunu sorgulayarak birbiri ile ilişkilendirilmiş kayıtları seçer.

Konu Bşl. Rapor Sorgusu: Konu Başlıkları Listesi Tablosunun raporlanacak kayıtlarını seçer.

Ödünç Sorgusu: Ödünç alan kişi ile, ödünç alınan yayın bilgilerini Kütüphane ve Ödünç tablolarından seçer.

Programda kullanılan RAPORLAR:

Konu Bşl. Raporu: Konu Bşl. Sorgusu ile seçilen kayıtlar raporu.

Ödünç Sorgusu Raporu: Ödünç Sorgusu ile seçilen kayıtlar raporu.

Programda kullanılan MAKROLAR:
Ana Menü ve AutoExec: Program açıldığında Ana menü formunun otomatik olarak ekranı kaplaması ve yalnızca okunabilir açılması, aynı işlemlerin form üzerindeki düğmelerden açılan formlara da uygulanmasını sağlar.

4. Tartışma ve Sonuçlar

Bilişimli konu başlıkları yönteminin temeli, her yayını o yayının içeriğini en iyi ifade edebilecek, bir çok okuyucunun kullandığı, bir çok yayında geçen açık ve kesin bir veya birkaç kelime ile anlatılabilecek "konu başlıkları" terimlerini saptamak ve konuları aynı olan yayınları bilişimli ve alfabetik bir listede toplanmasını sağlamaya dayanmaktadır. Bunun nasıl yapıldığı 1., 2. ve 3. bölümlerde kısa paragraflarla özetlenerek açıklanmıştır. Bu çalışma ile özet olarak aşağıdaki sonuçlar elde edilmiştir;

1-Astronomi ve Uzay Bilimleri alanında ilk kez bu genişlikte, bilişimli ve Türkçe olarak konu başlıkları listesi hazırlanmıştır:
a. bu genişlikteki konu başlıkları listesine, konunun doğrudan uzmanlarınca (Astronomi ve Uzay Bilimleri'nin hemen her alanında – genel astronomi, astrofizik, yıldız atmosferleri, fotometri, uzay bilimleri, kozmoloji, galaksiler, özel yıldızlar, sıcak yıldızlar, değişen yıldızlar, astronomi tarihi – toplam 7 astronom – üçü profesör ve dördü doktoralı öğretim elemanı – ile bir uzman kütüphaneci) her bir kaynağın titizlikle incelenmesi sonucunda ulaşılmıştır,
b. bilişim teknolojisi temel alınmıştır; konu başlıklarının sunumu bilgisayar ortamında, Bölüm

içi ağda ve internette (kurulması halen devam ediyor) gerçeklenmektedir. Bu yönü ile ayrıca,

c. güncelleşmeye hep açıktır; bu da bilişimli konu başlıkları çalışmasının başarısını ve kullanımını arttıracaktır. Aynı zamanda,

d. istenilen kaynak bilgilerine doğrudan ve en kısa zamanda ulaşmayı sağlayacaktır. Bu işlev, kütüphanenin tüm kaynakları üzerinden yapılmakta olduğundan ayrıca önemlidir. Zira bir kullanıcının tüm kütüphane kaynaklarına bu kadar kısa bir sürede bakması olanak dışıdır; bilişimli konu başlığı çalışması iş ve zaman kazancını getirmektedir.

2-Bilişimli konu başlıkları listesi bir veri tabanını kullanmaktadır; bu çalışma ile oluşturulmuş olan bu veri tabanı gelecekte başka bilişim ortamları içinde de uygulanmaya açıktır, kolaylıkla uyarlanabilir.

3-Bu çalışma, bilhassa üniversitelerdeki kütüphanelerde yeterli bir biçimde örgütlenmemiş bilgiler için bir çözüm yolu getirilebilecektir. Yakın gelecekte bunun bir ilk pilot uygulaması İstanbul – Ankara – Ege üniversitelerinin Astronomi ve Uzay Bilimleri kütüphaneleri için yapılması düşünülmektedir; bu yolla ülkemizdeki astronomi alanındaki toplam kaynak potansiyeli belirlenerek ülkemiz astronomlarının ortak kullanımına sunulacaktır. Bunun diğer alanlara da yaygınlaştırılması amacıyla, konuyla ilgili tüm yerlere (başta üniversiteler ve araştırma merkezleri olmak üzere bünyesinde kütüphanesi olan tüm alanlara) duyurulabilmesi için çalışmanın tamamı yazılı basım olarak da hazırlanmıştır (yaklaşık 40 sayfa) ve en yakın zamanda kitap olarak ta bastırılması düşünülmektedir.

4-Bu çalışma, araştırıcıların özellikle makale temelli kişisel kütüphanelerine uygulanmasına da açıktır. Bu, geleceğe yönelik ilgi bekleyen bir alandır ve bilimsel yayım üretimini de içeren "verimliliği" arttırıcı yönü beklenmelidir. Buna bir dayanak olarak, uluslararası makalelerde yer alan anahtar kelimelerin önemli işlevi gösterilebilir.

5-Bu çalışma ile, yayınların çoğunluğu İngilizce olduğu halde, konu başlıkları Türkçe'ye kazandırılmıştır. "Türkçe" olması hem yaygın kullanıcı kitlesine ulaşmayı sağlayacak ve hem de ülkemizde Türkçe kavramlar üzerine yapılmakta olan çalışmalara katkı sağlayacaktır. Ayrıca, yakın bir geçmişte yurt dışındaki bir üniversite gözlemevi kütüphanesinde "İtalyanca konu başlıkları" çalışmasının daha şimdilerde başlatılmış olduğu yerinde görülmüştür. Tüm Avrupa ülkelerini kapsayan o çalışmada, konu başlıkları alanın uzmanları yerine sadece kütüphaneciler tarafından verilmekte olduğu eksikliği de görülmüştür; bu çalışmamız bu yönü ile önde ve öncü sayılabilir.

6-Bu çalışma ile Bölüm kütüphanesine alınacak yayınların seçiminde ve bilhassa kaynakları yetersiz alanların tespitinde önemli olacaktır. Zira, sadece, aranan konunun seçilmesi ile o konunun doğrudan işlendiği ne kadar kaynak varsa otomatik olarak listelenmektedir. Bu yolla ayrıca, kütüphanedeki kitapların sayısı ve dökümü, kaynakların çeşitliliği, eski – yeni olanlarının takibi vb. kolaylıklar her an izlenebilmektedir.

7-Bu çalışmada sözü edilen konu bir bilgi örgütlenmesi olduğundan, yalnız kitaplıklarda değil, bu konuya gereksinme duyan her kuruluşta "konu başlıkları" yararlı olabilir.

8-Bu çalışma, Astronomi ve Uzay Bilimleri alanı için bilişimli temel bir standart Türkçe konu başlıkları listesi anlamı taşıdığından, ayrıca yukarıda özetlenen olumlu yönleriyle birlikte, başta diğer temel bilimler (fizik, matematik, kimya,...) olmak üzere, mühendislik, tıp ve eğitim bilimleri için de uygulanabilir bir öncü çalışması olacaktır. Kütüphanecilik disiplini ile Astronomi biliminin ortak örtüşen yanlarının bir ürünü olan bu çalışmanın, gelecekte farklı disiplinlerin birlikteliğine de yol açacağı düşünülebilir.

5. Kaynaklar

Bloomberg, M. & Evans, Edward, G., "Kütüphane Teknisyenleri İçin Teknik Hizmetlere Giriş", Çeviren Nilüfer Tuncer, TKD Yayınları, No.14, Ankara, (1989)

"Universal Decimal Classification", British Standartsn Institution, BS 1000M, Part 1,(1985)

Dewey, M., "Dewey Onlu Sınıflandırma ve Bağıntılı Dizin 20. Basımın Türkçe Çeviri ve Uyarlaması", editör Uğut Okman, Milli Kütüphane Başkanlığı, Ankara, (1993)

Esenoğlu, H.H., Mutluoğlu, A.Ş., "Access Bilgisayar Programı ile 'Astronomi ve Uzay Bilimleri' Alanı için Türkçe Konu Başlıkları Listesi", IV. Ulusal Eğitim Bilimleri Kongresi, Anadolu Üniversitesi, Eskişehir, 10-12 Eylül (1997)

Esenoğlu, H.H.,...ve öte., "Astronomi ve Uzay Bilimleri' Alanı için Türkçe Konu Başlıkları Listesinin Hazırlanması ve Access Bilgisayar Programı ile Kütüphaneciliğe Uygulanması" Ortaöğretimde Temel Bilimler Sempozyumu: Astronomi Matematik ve Fen Bilimlerinin Uygulama Alanı, İstanbul, Eyüboğlu Eğitim Kurumları Yay. 2, s.159-166, 1-2 Kasım (1997)

Haykin, D.J., "Subject Headings; a Practical Guide", Washington, U.S., Gouverment Printing Office, (1951), "İmla Kılavuzu", TDK Yayınları, No.525, (1996)

Keseroğlu, H.S., "Kataloglama Kuralları, Anglo-Amerikan Kataloglama Kuralları 2", genş. 2. bs., Yapı Tasarım Üretim, İstanbul, (1994)

Kızılırmak, A., "Gökbilimleri Terimleri Sözlüğü", TDK Yayınları, No.280, Ankara, (1969)

Motz, L. & Duveen, A., "Astronomide Temel Bilgiler", çevl. E. Ballı, ...ve öte., İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, (1974-80)

Mutluoğlu, A.Ş.,...ve öte., "Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanı İçin Türkçe Konu Başlıkları Listesi", Fırat Üniversitesi Fizik Bölümü, Elazığ, XI. Ulusal Astronomi Kongresi, s.254, 7-10 Ağustos (1999)

Pakin, E., "Dil ve Edebiyat Alanı İçin Türkçe Konu Başlıları Listesi", TKD İstanbul Şubesi Yayınları, No 7,(1990)

Özkan, Y., Dondurmacı, G.A. "Herkes için Access 2000", Alfa, (2000)

Rovira, C. & Reyes, C. (Eds), "Sears List of Subject Headings", 13th Edition, U.S., The H.W. Wilson Company, (1986)

Rowley, J., "Bilginin Düzenlenmesi Bilgi, Erişime Giriş", çevl. Hülya Ünal Can, Aytaç Yıldızeli, Başak Kayıran, TKD Ankara Şubesi Yayınları, No.3, (1996)

Sears, M.E., "Sears List of Subject Headings", editörler Carmen Rovira, Caroline Reyes, 13th edition, The H.W. Wilson Company, New York, (1986)

"The Astronomy Thesaurus", International Astronomical Union, (1993)

"Uzay Ansiklopedisi", Milliyet, İstanbul, (1991)

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

1RXS J105010 Rosat Kaynağinin Fotometrik İncelenmesi

Fatma Gök[1] , Şölen Balman[2] , Ebru Aktekin[3]
[1]Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07059, Antalya
gok@akdeniz.edu.tr

[2]Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara
solen@astroa.physics.metu.edu.tr

[3]Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07059, Antalya
eaktekin@akdeniz.edu.tr

Özet: ROSAT kaynağı 1RXSJ105010.3-140431'in bir kataklismik değişen olduğu, tayfının WZ Sge'nin tayfına benzediği ve periyodunun 88.6 dk. olduğu bulunmuştur. Ancak fotometrik olarak incelenmemiştir. Biz bu kaynağın uzun dönemli ışık ölçüm özelliklerini, ana ve yoldaş yıldızın fotometrik periyotlarını ve ışınım değişim genliğini çalışmaktayız.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: kataklismik değişen : cüce nova

Abstract: The ROSAT source 1RXSJ105010.3-140431 found to be cataclismic variable with an orbital period of 88.6 min. and spectrum resembling WZ Sge. Photometric study of this object is not done yet. We want to get long term photometric variability, the photometric periods of the main and component star and to find the amplitude- type relationship, variability of the amplitude will be studied.

Key words: stars: variable stars: catalismic variable:white dwarf

1. Giriş

Cüce novalar patlayan değişen yıldızlardır. Patlama genliği 2-6 kadir olan, tekrarlayan patlamalar gösterir. Patlama süreleri bir kaç gün ile 20 gün arasında değişir.
Patlamalar 20 ila 300 gün aralıklarla tekrar eder. Bunlar daha genel kataklismik değişen sınıfına aittir (Roche şişimini dolduran ikincil bileşen Lagrange noktasından madde kaybeder. İkincil bileşeni terk eden madde doğrudan beyaz cüce üzerine düşmez; bunun yerine beyaz cüce etrafında bir disk oluşturur buna yığışma diski denir).

Kataklismik değişenlerde yığışma disk ışınımı toplam ışınımın büyük bir kısmını oluşturur. Beyaz cücenin manyetik alanının büyüklüğüne bağlı olarak, kataklismik değişenler manyetik ve manyetik olmayan sistemler olarak da ikiye ayrılır.
Manyetik sistemlerde, madde manyetik alan çizgileri boyunca beyaz cücenin kutuplarına akar.

Cüce novalar manyetik olmayan sistemlerdir.

Cüce novalar patlama ışık eğrilerine göre Üç alt sınıfa ayrılır.

I. U Gem tipi az çok düzenli yarı periyodik patlama gösterir.

II. Z Cam tipi, daha sık patlama gösterir. Bu sistemler patladıktan sonra, patlama maksimum ile minimum arasında bir yerde bir süre kalır.

III. SU UMa tipi yıldızlar ayrık patlamalar gösterir: bir kısa "normal" patlama ki bu patlamalar bir kaç gün sürer ve bir uzun "süper patlama" gösterir. Süper patlamalar yaklaşık iki hafta sürer. (Genel olarak kataklismik değişenler ve özellikle SU Uma yıldızları için Warner 1995'e bakınız.)

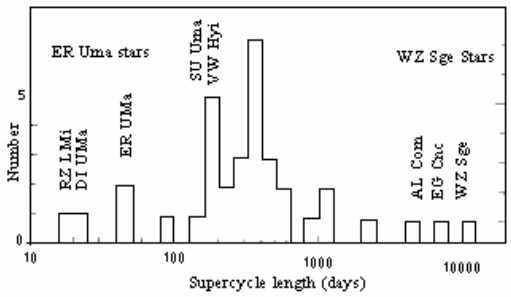
Manyetik olmayan kataklismik değişen yıldızlarının patlama şekilleri çok farklıdır. Patlamayan nova-benzeri yıldılardan başar ve (U Gem tipi, Z Cam tipi ve SU UMa tipi) cüce novaların alt sınıflarına kadar değişir. Bütün bu patlama şekillerini tek bir modelle açıklamak mümkün: DI modeli. Bu modele göre, manyetik olmayan cüce novaların farklı patlama davranışları iki parametreye bağlıdır; yörünge periyodu ve kütle aktarım hızı. Verilen bir yörünge periyotu için kütle aktarım hızı yığışma halkasının kararlılığını belirler (Smak 1983).

Poster tam metni için : Fatma GÖK
e-mektup : gok@akdeniz.edu.tr

Cüce nova patlamalarını açıklamak için yığışma diskinde iki farklı kararsızlığın rol oynadığı bir bileşik model, termal kararsızlık ve tidal kararsızlık, kabul görmüştür.

Manyetik olmayan kataklismik değişenler, yörünge peryoduna göre kütle transferi grafiğinde dört bölümde sınıflanmıştır. Her bölüm , yığışma diskinde bu iki kararsızlığın meydana getirdiği farklı kararlılık durumlarını ve farklı patlama davranışları sergiler.

Peryot boşluğu üzerindeki cüce novalar için **termal limit çevrimi kararsızlığı** (Osaki 1996) modeli ve periyot boşluğunun altındaki cüce novalar (Bunlar SU UMa yıldızı olarak adlandırılır) için **termal-tidal kararsızlığı** (Osaki 1996)modeli kabul edilmektedir. İkincisinde iki farklı kararsızlık yığışma diskinde birlikte rol oynar.



Şekil 1. Kataklismik değişenlerin süper patlama çevrimi

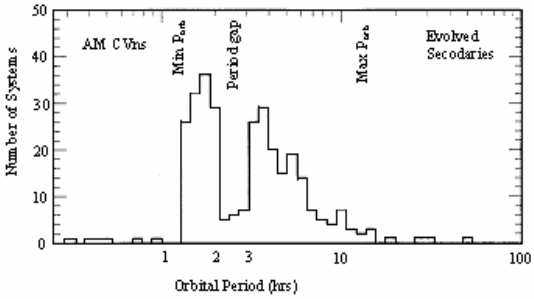
Kataklismik değişenlerin patlama davranışlarının büyük bölümünün peryot boşluğunun altında meydana geldiği gözlenmiştir. Bu davranış **termal-tidal kararsızlığı** modeli ile açıklanmaktadır. Bu gruptakiler, PS (hörgüç), ER UMa, SU UMa yıldızları ve WZ Sge yıldızlarıdır.

WZ Sge tipi yıldızlar SU UMa'ların çok uç bir sınıfı olarak düşünülmektedir. Bunlar 6-8 genlikli oldukca seyrek patlama verirler. Wz Sge'nin kendisi yaklaşık 33 yıllık bir süperpatlama çevrimine sahip olduğu düşünülüyordu, fakat son patlamayı beklenenden yaklaşık 10 yıl erken yapmıştır (Patterson 2002). Bu tip yıldızların daha kısa aralıklı normal patlama verdiğine raslanmamıştır. Bu da bu yıldızlar hakkındaki bilinmeyenlerden biridir. Şekil 1 bize süper patlama çevrimini gün cinsinden göstermektedir.

2. Yörünge Peryodu Dağılımı

Kataklismik değişenlerin evrimi doğrudan gözlenemez, bunun yerine çift populasyonları gözlenip yaşları tahmin edilmeye ve evrimleri sonucu ortaya ne tür sistemlerin (Ritter 2003) çıkacağı teorik olarak anlaşılmaya çalışılmaktadır. Bu işin başlangıç noktası da yörünge periyotlarıdır. Yörünge periotlarının dağılımı incelenerek evrimin ne yönde gerçekleştiği anlaşılabilir. Şu ana kadar yaklaşık 472 civarıda kataklismik değişen gözlenmiştir

Bunların yörünge peryotlarının dağılımı Şekil 2'de görülmektedir. Bu şekilden, yörünge periyodu 12 saatin üzerinde olan sistemlerin sayısının yok denecek kadar az olduğu görülmektedir. Yine aynı şekilden yörünge peryodu 2.1 – 2.8 saat olan sistemlerin sayısının da son derece az olduğu görülmektedir. Yörünge peryodu dağılımından açıkca görülen üçüncü özellik, kataklismik değişenlerin yaklaşık 78 dakikada aniden kaybolmasıdır.



Şekil 2. kataklismik değişenlerin yörünge periyot dağılımı

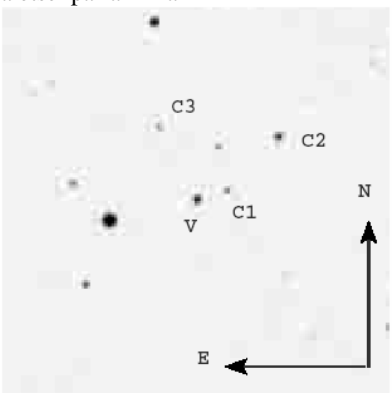
Teoriler bu grafiği açıklayacak şekilde kurulmuştur. kataklismik değişen evriminin standart senaryosunda kataklismik değişenler ikincil bileşen kütlesini azaltarak, uzun peryottan kısa peryotlara evrimleşir: yörünge periyodu yaklaşık 3 saate ulaşıncaya kadar ikincil bileşenden gelen yıldız rüzgarlarının manyetik frenleme etkisiyle sistem açısal momentum kaybeder. İkincil bileşenin manyetik alanı zayıflayınca yada yıldız rüzgarı kesilince manyetik frenleme aniden durur. Bundan sonra gravitasyon radyasyonu ile açısal momentum kaybı devam eder, bu aralıkta kütle aktarımı yok denecek kadar az olduğu için sistem sönüktür. Yıldız 2 saat yörünge periyoduna ulaştığında (periyot boşluğunu geçtikten sonra) tekrar kataklismik değişen olarak orataya çıkar. Çiftin evrimi minimum periyoda ulaşıncaya kadar gravitasyon radyasyonu ile devam eder. bundan sonra, kataklismik değişenler ikinci bileşenin kütlesini azaltarak ve yörünge periyotunu artırarak dejenere kol boyunca evrimleşirler

Son yıllarda yapılan gözlemlerle, peryodu, peryot boşluğu olarak adlandırılan bu bölgeye düşen kataklismik değişenlerin sayısı artmıştır (antipin 2002). Yine son yıllarda, minimum peryotun altında da kataklismik değişen gözlenmiştir (Wei 2001).

Bir ROSAT kaynağı olan 1RXSJ105010'un tayfının WZ Sge'ye benzediği ve yörünge periyotunun 88.6 dakika olduğu bulunmuştur (Mennickent 2001). Bu yıldızların sayılarının artması ve daha detaylı gözlemi teorilerin yeterliliği hakkında bilgi verecektir.

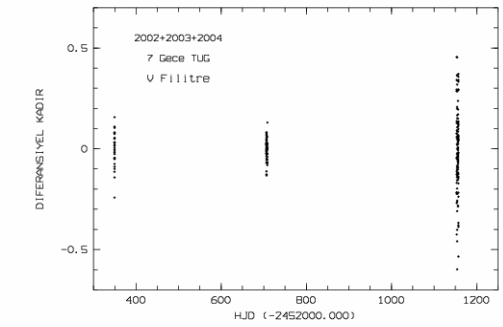
3. Gözlem

1RXSJ105010 kaynağı TUG'un RTT150 teleskobu ile değişik zamanlarda yaklaşık 7 gece 2-3 saat V filitresinde gözlendi. Değişen ve standart yıldızların aletsel parlaklıkları IRAF



Şekil 3: 1RXSJ105010'nin bulunduğu alan. V değişen, C mukayese yıldızını göstermektedir.

açıklık fotometresi yazılımı kullanarak elde edildi. Alanda bulunan yakın yıldızlardan C2, mukayese yıldızı olarak kullanılarak diferansiyel parlaklık elde edildi. Bu teknik, değişen yıldızlar sözkonusu olduğunda, atmosferdeki küçük değişimlerin etkisini ortadan kaldırdığı için oldukca kullanışlıdır. Gözlem zamanları ve süreleri Tablo 1'de görülmektedir.



Şekil 4: 1RXSJ105010'un TUG'un 1.5m'lik teleskopu ile 7 gece, V filitresinde elde edilen ışık eğrisi

Şekil 4'den 1RXSJ105010'nin TUG'un 1.5m'lik teleskopu ile 7 gece, V filitresinde elde edilen ışık eğrısinden, parlaklık değişimi görülmektedir.

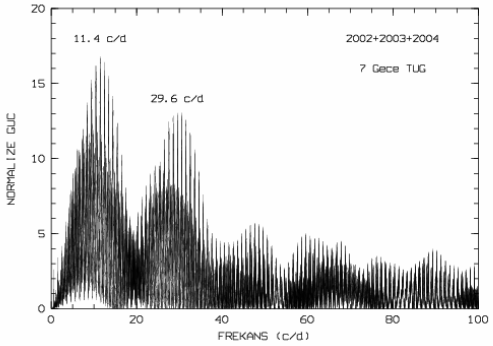
Işık eğrisindeki periyodik değişimleri elde edebilmek için MİDAS yazılımındaki zaman serisi analizi programını kullandık. Verileri her gecenin orta kadirini hesaplayarak ve bunu çıkartarak normalize ettik. Daha sonra normalize edilmiş verilerin Scargle Algoritmasını kullanarak güç tayfını elde ettik. Şekil 4 bütün gecelerin verileri kullanılarak elde edilmiş güç tayfını göstermektedir. Şekilde 'Aliasing' problemi de görülmektedir. Veri yeterince sık alınamadığından ana güç tepecikleri etrafında +/- 0.5, 1, 2, 3 gün yansımaları da vardır.

4. Sonuç

Bu kaynağın bulunmuş olan spektroskopik 2.1 saatlik periyoduna yakın 11.4 devir/gün frekansında ve bir de 29.6 devir/gün frekansında ışık eğrisinde belirgin değişim görünmektedir. Bununla birlikte 1RXSJ105010'nin güç tayfındaki tepeciklerin gerçekliği hakkında emin olabilmek ve doğru yorum yapabilmek için daha fazla veri gerekmektedir.

Tablo 1: 1RXSJ105010'un gözlem zamanları tablosu

UT Zamanı	GözlemZamanı (HJD-2450000.0)	Gözlem Süresi (saat)	Filitre	Gözlem evi
020315	2349.3235	2,6	V	TUG
030307	2706.3368	3,6	V	TUG
030309	2708.4037	2,3	V	TUG
040527	3153.3134	0,6	V	TUG
040528	3154.2589	1,8	V	TUG
040530	3156.2541	1,7	V	TUG
040531	3157.2839	1,1	V	TUG



Şekil 5: 1RXSJ105010'nin zaman seri verilerinin, Scargle algoritması kullanılarak Fourier dönüşümünden elde edilen güç tayfı

5. Kaynaklar

Antipin S.V., ve Pavlenko E. P., 2002, A&A 391, 565-569

Mennickent, R.E., Diaz, M., Skidmore, W., Sterken, C., 2001, A&A, 376:448-459

Osaki Y., 1996, PASP 108:39-60

Patterson, J.,Gianluca, M., Micheal, R. W., Brian, M., Edward, B., vd.,2002, PASP114:721-747

Ritter H., Kolb U., 2003, A&A 404, 301-303

Scargle J.D., 1982, ApJ., 263, 835

Smak , J., 1983, ApJ, 272, 234

Warner, B 1995,Cataclysmic Variable Stars (Cambridge: Cambridge University Press)

Wei J-. Y., Jiang X.-J.,Xu D.- W., Zhou A-Y.,Hu J-Y., 2001, Chin. J. Astron. Astrophys. Vol. 1, No. 6

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Hubble Uzay Teleskopu ile Alınan Tayfların İndirgenmesi

H.Gökhan GÖKAY, İ.Ethem DERMAN
Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100, Ankara
ggokay@science.ankara.edu.tr, ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet: Hubble Uzay Teleskopu ile alınan tayflar MAST (Multimission Archive at Space Teleskpe) adı verilen ve pek çok uydunun verisinin de tutulduğu bir arşivde saklanmaktadır. Gözlem yapıldıktan bir yıl sonra bu veriler tüm dünyaya açılmaktadır. Bu çalışmada Hubble Uzay Teleskopu ile alınmış tayf verilerinin IRAF programı kullanılarak indirgenmesi verilecektir. Ayrıca UV bölgede alınan çeşitli kaynaklara ait yüksek kalitedeki tayfların ayrıntılı analizlerinin yapılabilmesi için çizgilerin duyarlı atomik verilerine olan gereksinime değinilecektir.

Anahtar kelimeler: Hubble Uzay Teleskopu, tayf, çizgi tanısı

Abstract: Spectral data of astronomical objects from HST are archived at MAST (Multimission Archive at Space Telescope) along with datasets from other space based scientific observatories. All scientific data is available for international inspection one year after the observation. In this study, processed data from the HST will be further analized by using IRAF software package. Also more reliable atomic data needed for analysing high resolution spectra taken from various sources on UV region is described.

Key words: Hubble Space Telescope, spectrum, line identification

1. Giriş

Hubble Uzay Teleskopu Nisan 1990'da Discovery uzay mekiği tarafından yörüngesine oturtulmuştur. 1997 yılına kadar üzerinde bulunan FOS ve GHSR tayfçekerleri yerlerini ikinci serviste NICMOS ve STIS'e bırakmışlardır. Bu dört tayfçeker içinde GHRS ve STIS yüksek ayırma gücünde tayf alabilme özelliğine sahiplerdir.

Teleskop ile alınan tayfsal veriler MAST isimli bir arşivde saklanmaktadır. Bu arşivde toplam 13 uyduya ait veriler bulunmaktadır. Arşivde en az bir yıl önce yapılmış HST gözlemlerine ait veriler tüm astronomların kullanımına açılmıştır. Bunun için arşive üye olunması gerekmektedir. MAST arşivine üyelik, istenen bir tayf aramak ve bunları temin etmek internet üzerinden hızlı bir şekilde yapılabilmektedir.

Türkiye'de henüz yüksek ayırma güçlü bir tayfçeker bulunmamaktadır. Yüksek ayırma güçlü tayflarla bolluk analizi, tayf türü belirlemesi gibi pek çok çalışma yapılabilir. Bu nedenle arşivde bulunan yüksek ayırma güçlü tayflar Türkiye'deki astronomlar tarafından önem taşımaktadır.

2. Analiz

Tayfların işlenmesi için NOAO tarafından geliştirilmiş ve kullanımı yaygın olan IRAF paket programı ve HST verilerinin işlenmesi için STScI tarafından geliştirilmiş bir komut paketi olan STSDAS kullanılmıştır. Analizde kullanılmak üzere Martin vd (1999, buradan itibaren M99) kataloğundan ilgili elementlere ait bilgiler alınarak IRAF programının ilgili komutu tarafından kullanılabilecek bir tayf çizgi veritabanı yapılmıştır. İlk olarak tayfları dalgaboyu-akı grafiği haline getirdik. Bunun için *mkmultispec* komutu kullanıldı. Girdi olarak piksel-akı ve piksel-dalgaboyu dosyaları verilerek temel tayf oluşturuldu. Burada kullanılan veriler GHRS tayfçekeri ile alınmış olduğu için, GEIS formatına çevrildikten sonra ".c0h" ve ".c1h" uzantısına sahip olan dosyalardır (Gökay, 2004). Oluşan tayflar *scombine* komutu ile birleştirilerek gürültüsü azaltılmış bir tane tayf elde edilir. Komuta girdi olarak bir veya daha fazla tayf dosyası verilir. Komut bir tane çıktı tayf dosyası üretir. Bu komut, aynı zamanda girdi tayflarının dalgaboyu aralığını ve grupları da göz önüne almaktadır. Tayf üzerinde hangi çizginin hangi elemente ait olduğunu belirlemek önemlidir. Bunun için dalgaboyu ekseninin doğru değerler taşıması gerekmektedir. Sağlamasını yapmak için çalıştığımız aralıkta en şiddetli tayf çizgilerini M99 kataloğundan bulduk. M99 kataloğunun bir avantajı da çizgilerin birbirlerine göre şiddetlerini vermesidir. Tayf üzerindeki şiddetli çizgilerin dalgaboyu değerlerine baktığımız zaman bir kayma varsa, bu kaymayı düzeltmek için *specshift* komutu kullanılır. Bu komut girdi tayfındaki dalgaboyu eksenine yine bir girdi parametresi olan kayma miktarını ilave eder. Tayf artık bilimsel kullanıma hazırlanmıştır. Bir tayf ile çalışılırken hangi çizginin hangi elemente ait olduğunun belirlenmesi gerekmektedir. Bu

Poster tam metni için : H.Gökhan GÖKAY
e-mektup: ggokay@science.ankara.edu.tr

nedenle çalışmamıza ek olarak çizgi tanısı da yaptık. Bunun için *identify* komutu kullanılır. Bu komuta girdi olarak tayf dosyasının adı verilir. Komutu etkileşimli kipte çalıştırdık. Komut çalıştığı zaman ekrana yeni bir terminal penceresi (xgterm) üzerinde tayfı çizer. Etkileşimli komutları bu terminal üzerinde veririz. "*:ftype absorption*" ile arama yapılacak çizgilerin soğurma çizgisi olduğunu belirtiriz. "*:maxfeatures 10000*" komutu ile en fazla 10000 çizginin aranmasını belirtiyoruz. Biz tayfımızda 10000'den çok daha az çizgi çıkmasını bekliyoruz. Ama böyle büyük bir değer verince çizgilerin çok daha kolay belirlendiğini tecrübe ettik. Komutun "*linelist*" parametresinde M99'u kullanarak hazırladığımız listeyi belirtiriz. Komutun, bu listede belirtilen dalgaboyu değerlerinin ne kadarlık bir komşuluğunda arama yapacağını da belirleyebiliriz. Daha sonra "*l*" tuşuna basarak komutun eşleştirme yapma işlemini başlattık. Bulunan çizgiler komutun "*database*" parametresinde belirtilen klasöre kaydedilir.

Burada MAST'tan alınmış Titan uydusuna ait yüksek ayırma güçlü UV bölge tayflarını kullandık. Tayflar GHRS ile 761.6 sn poz süresi ile alınmış tayflardır. Tayflar alınırken dispersiyon elemanı olarak G270M optikağı kullanılmıştır. Dalgaboyu aralığı λλ 2880Å-3020Å'dur. Bu aralıkta toplam 10 tane tekli grup tayf dosyası bulunmaktadır. Liste Tablo 1'de verilmiştir.

Tablo 1. Titan'ın analizinde kullandığımız tayfları

Veriseti	Poz süresi (sn)	Dispersiyon elemanı	R
Z1B60108T	761.6	G270M	20,000
Z1B6010AT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010CT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010ET	761.6	G270M	20,000
Z1B6010GT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010IT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010KT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010MT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010OT	761.6	G270M	20,000
Z1B6010QT	761.6	G270M	20,000

10 tane Titan tayfı gürültü düzeyi azaltılmak için *scombine* komutu ile ortalamaları alınarak birleştirilmiştir. Çizgilerin tanısı bu birleşmiş tayf üzerinde yapılmıştır. Çizgi tanısı için dalgaboyu ekseninin son derece kesin değerlerde olması gerekmektedir. Bunu denetlemek için Fe ı, Fe ıı, Ti ı, Ti ıı çizgileri için M99'da verilen göreli şiddet değerlerini kullandık. M99'daki 24 şiddetli çizginin dalgaboyu değerlerini *identify* komutu tarafından bulunan değerlerle karşılaştırdık ve 0.1Å kayma olduğunu gördük. Bu nedenle Titan tayfının dalgaboyu değerlerine *specshift* komutu kullanılarak 0.1 Å eklenmiştir.

Tablo 2. Tanısı yapılan çizgilere ait bilgiler

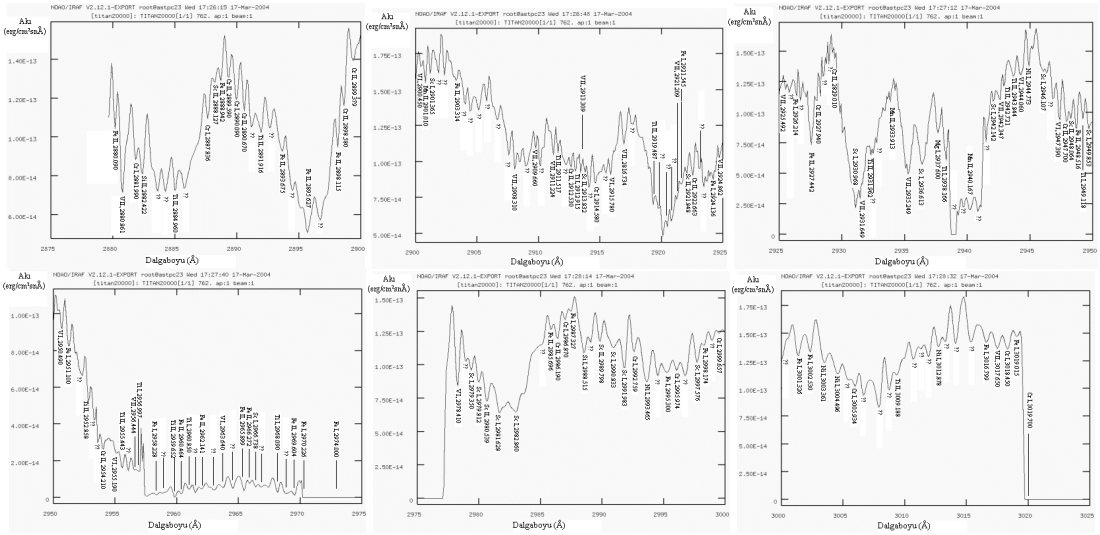
λ (Å)	Element	Multiplet no (*)	λ (Å)	Element	Multiplet no (*)	λ (Å)	Element	Multiplet no (*)
2880.090	Fe II	6	2923.421	?		2964.505	?	
2880.861	V II	5	2923.668	?		2965.899	Fe II	11
2881.990	Cr I	?	2924.136	Fe I	9	2966.272	Fe II	5
2882.422	Si I	1	2924.862	V II	6	2966.738	Sc I	1
2883.708	?		2925.492	V II	6	2967.399	?	
2884.318	?		2925.831	?		2968.090	Ti I	1
2884.960	Ti II	7	2926.214	Fe I	8	2968.870	?	
2885.877	?		2926.722	?		2969.604	Fe II	3
2887.836	Cr I	2	2927.442	Fe II	9	2970.226	Fe I	1
2888.127	Sc II	6	2927.940	Cr II	?	2974.000	Fe I	6
2888.942	Fe II	8	2928.291	?		2978.410	V I	?
2889.590	Cr II	?	2928.572	?		2978.945	?	
2890.090	Cr I	2	2929.010	Cr II	?	2979.350	Sc I	?
2890.670	Cr II	?	2930.968	Sc I	?	2979.812	Sc I	?
2891.323	?		2931.649	V II	6	2980.539	Sc II	4
2891.916	Ti II	6	2931.962	Ti II	2	2981.628	Sc I	1
2892.773	?		2932.404	?		2982.860	Sc I	?
2893.675	Fe II	10	2933.913	Mn II	1	2985.696	Fe II	11
2894.610	?		2935.249	V II	6	2986.190	Cr II	3
2895.627	Fe II	7	2936.613	Sc I	3	2986.870	Cr I	?
2896.831	?		2937.600	Mg I	1	2987.327	Fe I	1
2898.115	Fe II	4	2938.166	Ti I	1	2988.515	Si I	2
2898.580	Cr II	?	2939.005	?		2989.063	?	
2899.379	Cr II	1	2939.706	?		2989.798	Sc II	1
2900.450	V I	?	2940.167	Mn II	1	2990.833	Sc I	?
2901.010	Mn II	?	2940.833	?		2991.983	Sc I	?
2901.365	Sc I	?	2941.476	?		2992.759	Cr I	1
2901.947	?		2942.142	Sc I	?	2993.465	Ni I	6
2902.476	?		2942.347	V II	6	2994.511	?	
2903.314	Fe II	6	2942.721	Ti II	5	2995.300	Fe I	5
2904.141	?		2943.844	Ti II	2	2995.974	Cr I	3
2904.604	?		2944.060	V I	?	2996.748	?	
2905.240	?		2944.773	Ni I	7	2997.576	Sc I	?
2905.871	?		2946.107	Sc I	?	2998.174	Fe II	1
2906.751	?		2946.839	?		2998.913	?	
2907.698	?		2947.390	V I	?	2999.657	Cr I	4
2908.310	V II	6	2947.700	Cr II	?	2999.930	?	
2908.997	?		2948.064	Sc II	3	3001.326	Fe I	?
2909.660	V II	5	2948.516	Fe II	11	3002.530	Fe I	?
2910.133	?		2949.118	Ti I	1	3003.361	Ni I	6
2911.224	V II	6	2949.853	Sc I	?	3004.496	Ni I	7
2911.517	Ti II	4	2950.490	V I	?	3005.491	?	
2912.238	?		2951.100	Fe I	?	3005.934	Cr I	1
2912.530	Cr II	?	2952.311	?		3006.706	?	
2912.915	Ti I	2	2952.858	Ti II	5	3007.909	?	
2913.309	V II	3	2953.346	?		3008.753	?	
2913.832	Sc II	2	2953.661	?		3009.188	Ti II	8
2914.110	?		2954.210	Cr II	4	3010.746	?	
2914.580	Cr I	?	2955.190	V I	?	3011.317	?	
2915.475	?		2955.443	Ti II	3	3011.946	?	
2915.780	V I	?	2956.075	?		3012.878	Ni I	4
2916.734	V II	1	2956.444	V II	2	3013.295	?	
2917.617	?		2956.997	Ti I	1	3014.169	?	
2919.487	Ti II	2	2958.228	Fe I	6	3015.400	?	
2919.770	?		2958.813	?		3016.799	Fe I	3
2920.107	?		2959.652	Ti II	3	3017.650	V II	7
2920.437	?		2960.464	Fe II	4	3018.450	Cr I	?
2921.209	V II	4	2960.850	Ti I	?	3019.015	Fe I	4
2921.545	Fe I	11	2961.522	?		3019.700	Cr I	?
2921.848	Sc II	8	2962.141	Fe II	9			
2922.663	Cr II	1	2962.999	?				
2923.113	?		2963.640	V I	?			

?: Bilgi yok

*: Multiplet numaraları Gökay 2004'ten alınmıştır

Burada *identify* komutunu dalgaboyu kaydırılmış tayf üzerinde bir kere daha çalıştırdık. Komutun çizgi aramasında kullanması için M99'dan oluşturulan liste girdi parametrelerinde tanıtıldı. Bu listeden eşleştirme yaparken kullanacağı maksimum

fark değeri ve iki tayf çizgisi arasında bulunan minimum ayrıklık değerleri komutun varsayılan değerinde bırakılmıştır. Şekil 1'de tayf aralığı altıya bölünerek her parça üzerinde tanısı yapılan çizgiler işaretlenmiştir. Belirtilen elementlere ait bilgiler ise Tablo 2'de yazılmıştır. Ek bir örnek ise Koçak (2004)'te mevcuttur.



Şekil 1. Titan'ın tayfı ve tanısı yapılan çizgiler

3. Sonuç

IRAF'ın *identify* komutu ile tayf üzerinde toplam 183 çizgi bulunmuştur. Bu çizgilerden seçilen elementlere ait 120 tanesinin tanısı yapılmıştır. Tanı yapmak için tüm elementler göz önüne alınmadığı için bu sayı normaldir. Söz konusu 120 çizginin sadece 84 tanesine ait multiplet bilgileri M99'da vardır. Kalan 36 tanesine ait geçiş bilgileri bu katalogda bulunmamaktadır. Ayrıca bulunan 84 multipletin, sadece 12 tanesi Moore (1952, 1961, 1962) multiplet kataloglarında bulunmaktadır.

Böyle yüksek ayırma güçlü tayfçekerlerle alınan tayflar, çizgi kataloglarındaki eksiklikleri gidermek için kullanılabilir ve bu tayflar laboratuar tayflarıolarak da göz önüne alınabilir (Johansson, S, Leckrone, D.S., Davidson, K. 1998).

4. Kaynaklar

Moore C.E. 1952, 1961, 1962 An Ultraviolet Multiplet Table, National Bureau of Standards Circular, US Govt Printing Office, Washington, DC.

Johansson, S., Leckrone, D.S., Davidson, K. 1998. The Impact of GHRS on Atomic Physics – A Fruitfull Collaboration Between Laboratory and Stellar Spectroscopy, ASP Conference Series, 143.

Martin vd (11 yazar) 1999. NIST Atomic Spectra Database (versiyon 2.0), [Online]. http://physics.nist.gov/asd [09 Ağu 2004] National Institute of Standards and Technology Gaithersburg, MD.

Gökay, H.G. 2004. Yüksek Lisans Tezi. Hubble Uzay Teleskopu ile Alınan Tayfların İndirgenmesi. Danışman: Prof. Dr. İ.Ethem DERMAN.http://derman.science.ankara.edu.tr/ogrenci_tezleri/ggokay/index.php

Koçak, S., Derman, E. 2004. Epsilon Orionis Süperdev Yıldızının Moröte Çizgi Tanısı. XIV. Ulusal Astronomi Kongresi (poster).

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Türkiye'de Bilim Gazeteciliği ve Amatörlere Yönelik Bir Gökbilim Dergisi

Özgur GÜLTEKİN
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite, İstanbul
e-posta : ogultekin@scientist.com

Özet: Bu çalışmada, bilim gazeteciliğinin ülkemiz koşullarında ne kadar önemli bir işlevi olabileceği vurgulanmaktadır. Burada toplumsal koşullar, sahte bilimin yükselişi, üniversitelerde eğitim sorunu gibi parametrelerle bilim gazeteciliğini birlikte inceleyerek, bilim insanının bu konudaki sorumluluğu üzerine tartışılmıştır. Ayrıca Aralık 2003 tarihinde yayın hayatına başlayan *Amatör Gökbilim* dergisinin genel özellikleri, yöneleceği okur kitlesi, içeriği, dil özellikleri, anlatım özellikleri ve hedefleri konusunda bir taslak ortaya çıkartılarak, öğrenci akademisyen ve gökbilimle ilgili insanların bu konuda ortak çalışabilmelerinin yöntemi üzerinde durulmuştur.

Anahtar kelimeler: bilim gazeteciliği, gökbilim

Abstract: In this study, importance of science journalism is to focus on. Social conditions, rising of false science and the problem of education at universities are studied along with science journalism. And discussing responsibilities of scientists which are related to these problems. Moreover Express general features of *Amatör Gökbilim* magazine which is publicated in december 2003. And discussing a method which lead to common works.

Key words: science journalism, astronomy

1. Giriş

Günümüzde bilimin elde ettiği bilgi birikimi ile, sıradan insanların bu birikimden yararlanabilmesi arasında derin bir uçurum bulunmaktadır. Bunun bir nedeni halkın, anlayamadığı şeylerden uzaklaşıp hep daha kolay anlayabildiği fikirlere yöneliyor olmasıdır. Bu sorun, verilen temel eğitimin niteliğiyle yakından ilişkili olabilir. Söz konusu sorunun çok sayıda nedenleri ve her bir nedenle ilişkili çözüm önerileri olsa da *bilim ve halk arasındaki kopukluğun* giderilmesi birinci derecede önemlidir. Bu konuda en büyük sorumluluk ise bilim insanlarına ve bilim ile halk arasında bir bağ kuracak olan basına düşmektedir. Bilim gazeteciliği, halkı bilimle tanıştıracak, bilimin temel kavramlarının sıradan insanlar tarafından anlaşılmasını sağlayacak bir seçenek olarak görülebilir. Bir çok gelişmiş ülkede bilim gazeteciliği için üniversitelerde doktora programları bile açılmışken, ülkemizin gazetelerinde özel olarak bilim gazetecisi kadrosu bulunmamaktadır.

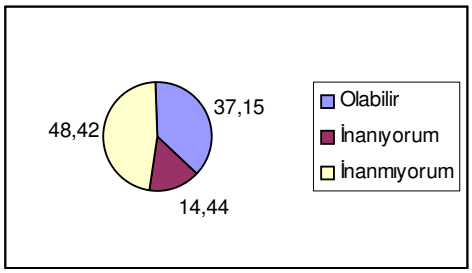
Ülkemizde genellikle gazeteciler bilimsel haberlerin özünü kavrayamıyor. Haberlerin bilinçsizce yazılması ise bilimin saygınlığından yararlanmak isteyen şarlatanların işine yarıyor. Bu ise bütün dünyada olan bir sorunu, sahte bilimin halk tarafından bilim olarak anlaşılmasını pekiştiriyor. Böylece rasyonel olmayan düşünme biçimi yaygınlaşıyor ve toplumun geleceğiyle ilgili sorunları çözmesi güçleşiyor. Her alanda kendisini gösteren kargaşa koşullarının artması, özellikle insanın içinde yaşadığı toplumu anlamakta çaresizlik içine düşmesi bilimdışı eğilimlerin artmasına neden oluyor. Bütünüyle belirleyici olmasa da bilim dışı eğilimlerin artışı ile toplumsal sorunlar arasında karşılıklı etkileşmeler olduğu söylenebilir.

2. Safsata Anketi ve Bilim Gazeteciliği

Bilim ve Ütopya Kooperatifi (BİLKOOP) tarafından, 2001 yılının Nisan ve Mayıs aylarında İstanbul, Ankara ve Kocaeli'deki bazı üniversitelerde öğrencilere yapılan bir anket sonuçları çarpıcıdır. Anket, bu şehirlerin çeşitli üniversitelerinde, temel bilimler ve tıp öğrenimi gören birinci ve son sınıftaki 1167 öğrenci üzerinde yapılmıştır. Bu ankette yer alan bazı sorular aşağıdaki gibidir :

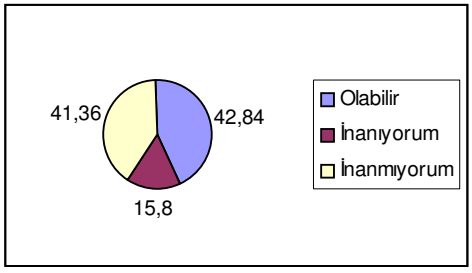
Poster tam metni için : Özgür GÜLTEKİN
e-mektup: ogultekin@scientist.com

Soru 1: *Kişilerin geleceğini ve karakteristik özelliklerini, doğdukları sırada yıldızların durumuna bakarak önceden haber veren astrolojiye inanıyor musunuz ? (Şekil 1)*



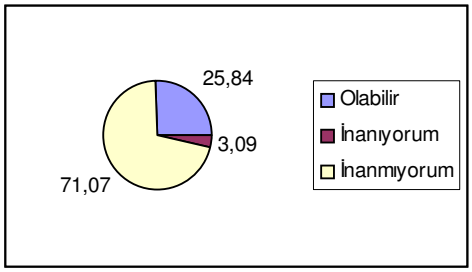
Şekil 1. Bu soruya, 1167 öğrencinin yüzde 37.15'i olabilir, yüzde 14.44'ü inanıyorum ve yüzde 48.42'si inanmıyorum şeklinde yanıt vermiştir.

Soru 2 : *Başka gezegenlerden, dünyamızı ziyarete gelen UFO'ların varlığına inanıyor musunuz ? (Şekil 2)*



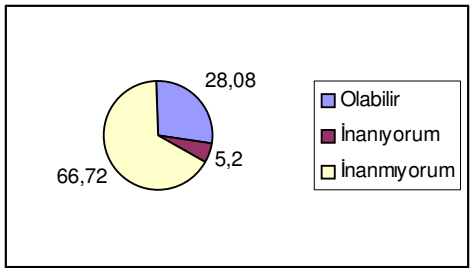
Şekil 2. Bu soruya, 1167 öğrencinin yüzde 42,84'ü olabilir, yüzde 15,8'i inanıyorum ve yüzde 41,36'sı inanmıyorum şeklinde yanıt vermiştir.

Soru 3 : *Uzaydan dünyaya gelen canlıların aramıza girip yaşadıklarına inanıyor musunuz ? (Şekil3)*



Şekil 3. Bu soruya, 1167 öğrencinin yüzde 25,84'ü olabilir, yüzde 3,09'u inanıyorum ve yüzde 71,07'si inanmıyorum şeklinde yanıt vermiştir.

Soru 4 : *UFO'ların binlerce yıl önce dünyamıza gelip, uygarlığı başlattığına inanıyor musunuz? (Şekil4)*



Şekil 4. Bu soruya, 1167 öğrencinin yüzde 28,08'i olabilir, yüzde 5,2'si inanıyorum ve yüzde 66,72'si inanmıyorum şeklinde yanıt vermiştir.

Bu dört soruya Astronomi ve Uzay Bilimleri öğrencilerinin verdikleri yanıtlar şöyledir :

1. Soru.
Olabilir : % 19,97
İnanıyorum : % 2,17
İnanmıyorum : % 77,85
2. Soru
Olabilir : % 27,72
İnanıyorum : % 2,17
İnanmıyorum : % 70,11
3. Soru
Olabilir : % 12,1
İnanıyorum : % 0
İnanmıyorum : % 87,9
4. Soru
Olabilir : % 18,07
İnanıyorum : % 3,26
İnanmıyorum : % 78,67

Genel sonuçlar ile bu sonuçlar karşılaştırıldığında, gökbilim eğitimi alan öğrencilerin astroloji, UFO ve benzeri konular hakkındaki düşüncelerinde olumlu değişimler görülmektedir. Bu sonuçlar orta öğretim öğrencilerine gökbilim dersi verilmesinin faydalı olabileceğini gösterir.

Bu ankette, öğrencilere inanıp inanmadıkları sorulan konuların hepsi, çağdaş bilimin tartışmasız biçimde reddettiği batıl inanç ve safsatalardır. Yani sorular, bilimin henüz net yanıtlar veremediği, dolayısıyla çözümü zaman isteyen konuları değil, yanlışlığı net olarak ortaya çıkartılmış boş inançları temel almaktadır. Dolayısıyla bilimsel düşünceyi içselleştirebilmiş bir kişinin anket sorularına "inanmıyorum" şeklinde yanıt vermesi beklenir. Anket soruları, üniversitelerin temel bilim okuyan öğrencilerine yöneltildiği için "inanmıyorum" dışındaki yanıtların toplam yüzdesi üzücü bir tablo sergiler.

Bu sonuçların elde edilmesi içinde bulunduğumuz toplumsal ve düşünsel durum göz önüne alındığında rastlantı sayılmaz. Sağlıklı bir bilim eğitiminin, bilime dayalı genel bakış açılarının olmadığı ortamlarda, bilim dışı eğilimlerin çoğalması beklen bir durumdur. Bu anlamda bugün için, üniversitenin de işlevini görmediği söylenebilir.

Yazılı ve görsel basının yaptığı yayınlar üniversite öğrencilerinin bilinçlerinin yapılandırılmasında önemli rol oynamaktadır. Böylece bilim insanlarının derslerinde anlattıkları bilgiler, öğrencilerin büyük bir kısmı tarafından yazılı ve görsel basından daha etkili olamamaktadır.

Bilim bir bilgi yığını olmanın dışında bir düşünme biçimidir. Bu nedenle bilim gazeteciliğine her zamankinden daha fazla ihtiyaç vardır. Bilim gazetecileri, genç insanların meslek seçimlerine yardımcı olabilecekleri gibi bilimsel olay ve haberlerin çarpıtılmasını da önlemeye yönelik görevler üstlenmelidirler.

3. *Amatör Gökbilim* Dergisi

3.1. Genel özellikler

Dağıtımı şimdilik İstanbul ile sınırlı olan *Amatör Gökbilim* dergisinin ilk sayısı Aralık 2003'te çıkmıştır. Dergi üç ayda bir yayınlanmakta ve şimdilik her bir sayı 300 adet basılarak tümü okurlara satılmaktadır. *Amatör Gökbilim* dergisi A4 boyutunda 48 sayfa ve bir de kapaktan oluşmaktadır.

3.2 Kimlere yönelik bir dergi ?

a-) *Genç akademisyenler:* Bilim her alanda uzmanlık uğraşlarına ayrılıyor. Bununla birlikte her gökbilimci, söz sahibi olabildiği sınırlı sayıda uğraşı dışında, gökbilimin bulgularıyla ancak genel kültür düzeyinde bütünleşebiliyor. Kendi dilimizde yayımladığımız bir gökbilim dergisinin varlığı da böyle bir bütünleşmeyi sağlamakla ilişkilendirilebilir.

b-) *Üniversite öğrencileri:* Üniversite insanların değiştiği bir yer olmalıyken, bugün öğrenciyi değiştirme ve dönüştürme görevini tam olarak yapamamaktadır. Bilgi öğrenci tarafından, içinde yaşadığı evreni anlama ve yorumlamada dayanak olarak kullanılmamakta. Anket sonuçlarından da görülebileceği gibi doğa üstü güçlerin yarattığı korkular, öğrenciler üstünde daha baskın olmaktadır. Üniversite öğrencilerinin, bilimin süzgecinden geçmeyen bilgileri, her türlü bilim dışılığı ve şarlatanlığı karşısına alan bir dergiye ihtiyacı vardır.

c-) *Amatörler gökbilimciler:* Bugün amatörler bir çok profesyonelden daha coşkulu ve daha özverili çalışabiliyorlar. Amatörlerin bir ücret karşılığında çalışmaması, amatör gökbilim topluluklarında her bir bireyin eşit haklara sahip olması, konumlarından bağımsız olarak, sadece yeteneklerine göre önem kazanmaları, amatörleri bir çok uzmandan daha etkin kılmakta. Amatör gökbilimcilerin, bilgi paylaşabilecekleri bir gökbilim dergisine ihtiyacı vardır.

Bu üç başlıkta sıralananlar, *Amatör Gökbilim* dergisinin yönelmek istediği temel okur sınıflarıdır. Bu üç başlığa yönelik bir içeriğin hazırlanması bir zorluk yaratır. Bu zorluk uzun bir deneyimle ve bu üç sınıftan oluşan okur kitlesinin, yazar olarak katkı yapmasıyla aşılabilir.

3.3. İçerik

a- Gökbilim ile ilgili güncel haberler
b- Temel gökbilim bilgileri
c- Modern fiziğin kavramları ve felsefi içeriği üzerine tartışmalar
d- Sahte bilimin teşhir edilmesi (Ufoloji, Astroloji, v.b.)
e- Gözlem yöntemleri ve gözlem aletleri
f- Ulusal toplantı, seminer ve kongre duyuruları
g- Bilim felsefesi üzerine tartışmalar
h- Yeryüzünde canlıların evrimi ve yerötesi yaşamı arama çalışmaları (SETI)
i- Evrenbilim: Kuramsal kökenler, tartışmalar ve seçenekler
j- Gökbilimin ülkemizde gelişimi ve geleceği üzerine yazılar
k- Kaos teorisi ve gökbilim uygulamaları
l- Ders dışı anlatım ile gökbilim için temel düzeyde matematik
m- *Amatör Gökbilim* okurlarının her konuda fikirlerini paylaşabileceği *forum* sayfaları

maddeleri Amatör Gökbilim dergisi için hedeflenen en genel konulardır. Derginin ilk iki sayısında yayınlanmış çeşitli yazılar yaratılmış içerik hakkında fikir verecektir: Astronomi Alanında Gelişmeler, Yerdışı Yaşam ve Ufo Seneryoları, Kuyrukluyıldızlar, Mikromercek Etkisinin Astrofizikteki Kullanım Alanları, Ay'ın Çevrimi, Yöntem Üzerine Notlar, Astrolojiden Hasstrolojiye, Ufo Aldatmacası, Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Üzerine, Güneş Sisteminin Analitik İncelenmesi, Kaos ve Dinamik Sistemler, Kahverengi Cüceler, Astronominin Kökenlerine Bir Bakış, Evrenin Maddesi, Astronomi: Tamam mı? Devam mı ?

Dergide yayınlanacak yazılar kabul edilirken yabancı dergilerden çevrilmiş yazılar değil de, ülkemizdeki yazarların kendi yaklaşım ve anlatımlarının ürünü olanlara öncelik tanınmaktadır. Bu şekilde gökbilim ile ilgilenen genç yazarların, bildiklerini güncel bir şekilde

yazabilmeleri, böylece okurların da daha özgün bir dergiyle karşı karşıya kalmaları hedeflenmektedir. Elbette aynı nitelik haber yazılarında aranmamakta ve güncel haberlerin çeviri yoluyla aktarımı yapılmaktadır.

3.4. *Amatör Gökbilim* dergisinin dil özellikleri

Yabancı dil öğrenmek ve bilmek ile yabancı dili bilim dili olarak görmek aynı anlama gelmiyor. Her dilin bir düşünceyi oluşturma biçimi var. Bu biçimi özden koparmak olanaksız. Başka bir dilde aktarılan öz kaçınılmaz olarak bir şeyler yitiriyor. Dil, herhangi bir duygu ya da bilgi gibi, kendisinden önce varolan bir düşünce gövdesine eklenecek yeni bir dal değil. Dil öncesi ve sonrası olmadan, her zaman düşüncenin kendisi oluyor. Kolay anlaşılamayan bir dille, yüksek bir düşünsel etkinlik gerçekleştirilemeyecektir. Bu anlamda bilimin evrenselliği yalnızca kavram boyutundadır, bilim üreten her toplum, bu evrensel kavramları karşılayabilecek terimleri kendi dilinde türetebilir. Bilim üreten her toplumun dili, bilim dilidir. Bir dilin bilimsel gelişmeleri karşılayacak ölçüde zengin olmadığını söyleyerek, bilimi ayrı bir dilde öğrenip, geliştirmek kötü sonuçlara yol açabilir. Aynı zamanda yabancı kökenli sözcüklerin Türkçe'de varolan yerleşmiş karşılıklarının kullanılması da *Amatör Gökbilim* dergisinin genel tercihidir. *Amatör Gökbilim* dergisi, delikleri yamama düşüncesiyle, oradan buradan derlenen terim yığınlarıyla bilim yapılamayacağı ve ancak Türkçe kökenli terimlerle yaratıcı biçimde düşünülebileceği fikrinden yola çıkmaktadır.

3.5. *Amatör Gökbilim* dergisinin anlatım özellikleri için bazı öneriler

- Elbette günlük dille yetinmeyip bu dili aşmak gökbilim ve fizikte bilimselliği sağlamak için kaçınılmazdır. Bu nedenle *Amatör Gökbilim*'de kullanılabilecek üst düzey teknik terimlerin, yazı içinde kullanılmadan önce tanımlanması önerilir.
- Günlük dilde, bilim ötesi yaşama kesiminde sık sık kullanılan "hız, alan, katı, sıvı, parçacık" sözcüklerinin, fizikte, görünüşteki andırmalara karşılık, aslında günlük dildekinden başka, daha belirtik anlamda veya bambaşka bir anlamda kullanıldığının yazarlar tarafından belirtilmesi önerilir
- Gökbilim ve fiziğin kavramlarını sıradan insanlara anlatma girişimlerinde, özel bir bilim dili gelişmiş olduğunu saptamak, ancak günlük dille bağları olduğunu açık seçik görmek ve bu bağları aşırılığa kaçmayan yeni bağlarla sağlamlaştırmak gerekecektir.
- Aristoteles'in "Fizik" yapıtında matematiğin hemen hemen hiç rol oynamıyor göründüğü bir takım fizik çalışmaları vardır. Ancak bu çalışmaların dilce derinliklerine inildiğinde, matematik içerdiği anlaşılır. *Amatör Gökbilim*'de yayınlanacak yazıların üst üste bağıntılar yığınından oluşması yerine bu biçimi taşıması önerilir. Bu yaklaşım okur çeşitliliğini koruyacaktır.
- Yazılarda anlatılanları tamamlayacak tablo, grafik ve şekil gibi görsel gereçlerin kullanılması ve de gözlem aletleri, gözlem yöntemleri gibi uygulamaya yönelik konular ele alınırken somut örnekler ile anlatımın güçlendirilmesi önerilir.

3.6. *Amatör Gökbilim*'in hedefleri

Amatör Gökbilim'in

1. 3 ayda bir yayınlanması sağlanmalı ve sürekliliğinin bir güvencesi olan ekonomik koşullar ayarlanmalı. Bu nedenle abonelik çalışmaları başlatılmalı.
2. sürekliliğinin ve yazar çeşitliliğinin sağlanabilmesi için şimdiden, gelecekte yayınlanmak üzere bir yazı arşivi oluşturulmalı.
3. yayın hayatının başka bir güvencesi olan yasal başvurular tamamlanmalı.
4. ilk adımda, İstanbul içindeki bütün merkezi kitapevlerine dağıtımı sağlanmalı.
5. ilk adımda, İstanbul içindeki üniversitelerin tümüne öğrenci temsilcilikleri yöntemiyle ulaştırılması sağlanmalı.
6. isteği karşılayacak doğrultuda basılan adet sayısı arttırılmalı.
7. Türkiye genelinde bütün Astronomi ve Uzay Bilimleri öğrencilerine ve amatör gökbilim topluluklarına, öğrenci temsilcilikleri veya abonelik yöntemiyle ulaştırılması sağlanmalı.
8. amatör gökbilim topluluklarıyla ilişkiye geçerek okurlarının, teleskop başında gözlem amaçlı gezilerde toplanmaları sağlanmalı.

Önümüze daha uzun zaman diliminde gerçekleşebilecek hedefler koymalıyız :
Amatör Gökbilim dergisinin sıradan insanlara gazete bayileriyle ulaşmasını sağlayacak olanaklar elde edilmesi hedeflenmelidir. Böylece ulusal bir gökbilim dergisinin yaratılması için bir adım daha atılmış olacak. Geçmişteki bütün olumsuz deneyimler, gelecekteki bir çalışmanın başarısızlığını öngöremez. Geçmiş deneyimler, sadece gelecekteki hata ve deneyimsizliklerden kaçınabilmeyi sağlayacaktır. *Amatör Gökbilim* dergisinin, yılgınlığın bitirici etkisinden uzakta, hedeflerin en baştan belirlendiği bir kulvarda gelişeceğine inanıyorum.

3.7. *Amatör Gökbilim* dergisi için için neler yapabilirsiniz ?

Amatör Gökbilim'in;

1. içeriğiyle ilgili her türlü öneride bulunabilirsiniz.
2. içeriğine yön vermek için yazılarınızla katkıda bulunabilirsiniz.
3. sürekli olarak yinelenen sayfalarının sorumluluğunu alabilirsiniz. (3 aylık gökyüzü sayfası, kapak tasarımı gibi...)
4. abonelik ve reklam gibi ekonomik konularının sorumluluğunu alarak, sürekliliğin sağlanmasında faydalı olabilirsiniz.
5. temsilciliğini (dağıtımı) bulunduğunuz üniversite veya şehirde üstlenebilirsiniz.
6. tanıtım sorumluluğunu üstlenerek basın ile olan iletişimi sağlayabilirsiniz.
7. basım giderleri gibi konularda maddi destekleyiciler bulabilirsiniz.
8. gelişmesine katkıda bulunmak için buraya madde ekleyebilirsiniz.

Kısaca Amatör Gökbilim'in her aşamasında katkıda bulunabilirsiniz.

4. Kaynaklar

Dorothy NELKİN, Selling Science,
W H Freeman ve Co,1988

Orhan BURSALI, Türkiye'de Bilim Gazeteciliği,
Bilim ve Teknik, Ocak 1997, sayı : 350

Özgür GÜLTEKİN, Üretkenlik ve Yöntem Üzerine Düşünceler, Amatör Gökbilim, Kasım 2003-Ocak 2004, sayı : 1

Nermi UYGUR, Dil Yönünden Fizik Felsefesi, Remzi Kitapevi, 1993

İclal ERGENÇ, Bilim Dili ve Anadili, Bilim ve Ütopya, Şubat 2001, sayı : 80

Haluk ERTAN, Aklın ve Bilimin Yüceltilmesine Davet, Bilim ve Ütopya, Ekim 2001, sayı : 88

Safsata Anketi, Bilim Ütopya, Ekim 2001, sayı : 88

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

MHD Dalgalarının Güneştacını Isıtma ve Güneş Rüzgarını İvmelendirmedeki Rolü

Özgür GÜLTEKİN
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 Üniversite, İstanbul
ogultekin@scientist.com

Özet: Uzay araçlarındaki ölçmeler sonucu güneş rüzgarlarının neden ivmelendiği tam olarak izlenememektedir. Bu temel alanı çözümleyebilmek için güneştacından gelen fotonlar üzerinde tamamlayıcı çalışmalar yapmaya ihtiyaç vardır. Yohkoh, TRACE ve SOHO gibi uzay araçlarındaki ölçme aygıtları (özellikle EIT, CDS ve MDI gibi) çok küçük ölçeklerde maddeleri gözlemleyebilmektedir. Yohkoh'da yapılan yanıcı ve patlayıcı olaylar hakkındaki araştırmalar çok detaylı bilgilere ulaşılmasını sağlamış ve tüm güneştacının ısınması konusunda yeni bilgiler vermiştir. Burada elde edilen gözlemler özetlenmiş, güneştacının ısıtılması sorunu ile güneştacı deliği üzerine bazı temel sorular ele alınmış ve çeşitli fiziksel mekanizmalara değinilmiştir. Güneştacı deliği plazmasının ve yarattıkları hızlı rüzgar akıntılarının karakterinin ortaya konması için son on yıl içinde yoğunlaşan çabalar sürmektedir.

Anahtar kelimeler: MHD dalgaları, Güneş rüzgarı, Güneştacı deliği.

Abstract: Spacecraft measurements have not been able to probe the wind where its acceleration occurs, we have relied on complementary observations of photons from the corona to study this key region. Instruments aboard the Yohkoh, TRACE and SOHO spacecraft have revealed strong variability and complexity at the coronal base on the smallest observable scales. The improved understanding of explosive, flarelike events from Yohkoh has led to many new ideas fort he heating of the entire corona. In this article observations from past years are summerized, some questions about heating of corona problem and coronal holes are considered on and various physical mechanisms that they formed are mentioned. For the clarification of the coronal wind flows, intensive efforts are still going on.

Key words: MHD waves, Solar wind, Coronal holes.

1. Giriş

Güneştacı delikleri ilk kez, güneştacının 5303 Å yeşil çizgisindeki gözlemlerle, Waldmeier [1] [2] tarafından uzun ömürlü ve ihmal edilebilir yoğunluktaki bölgeler olarak fark edilmiştir. Güneştacı delikleri 1970'lerin başında X ışınları ve morüstü güneş diskinde ayrık karanlık yamalar olarak yeniden keşfedilmiş ve güneş rüzgarı ile olan ilişkisi kısa zamanda anlaşılmıştır. [3][4]

Güneştacını ısıtan ve güneş rüzgarını hızlandıran erke alt ışıkkürede iletken hareketleri oluşturur. Yarım yüzyıldan fazla süren çalışma ve araştırmalara rağmen bu erkeyi güneştacına aktarıp, ısısal, manyetik ve kinetik erkeye dönüştüren fiziksel işlemin ne olduğu tam olarak anlaşılamamıştır. [5][6][7] Aşağıda birbirinden uzay ölçeğine ve güneştacındaki genişleme durumuna göre ayrılmış iki ayrı cevaplanmamış soru listesi yer almaktadır.

Poster tam metni için : Özgür GÜLTEKİN
e-mektup : ogultekin@scientist.com

2. Güneştacı

Güneştacı ısınmasının temel nedeni hangi fiziksel işlemdir ?

Bu soruya belli bir aşamaya kadar daha temel bir soru cevaplanmadıkça açıklama getirilemez: " Güneştacı manyetik alanına pompalanan mekanik erkenin zamana göre dağılım çizelgesi nedir ?" Geleneksel AC ye karşı DC ısıtma mekanizması ayrımı, [8] eğer taç her iki limitin etrafında dolaşan bir zaman tayfına sahip ise benzer bir yaklaşıma yol açmaktadır.[9] Olasılıkla, en yüksek ısıtma işlemi kinetik "mikroölçekler" in etrafında oluşan dalgalanmanın tümünü kapsamaktadır ve bu nedenle manyetohidrodinamiğin ötesinde fiziksel açıklamaya ihtiyaç duyar. [10][11]

Güneştacı deliği komşu hareketsiz bölgelerden değişik ısı dereceleri ile mi ayrılmaktadır ? Yoksa sadece kapalı ve açık manyetik akının görece değişik bölümleri olması nedeniyle mi ayrılmaktadır ?

Bu sorunun cevabı ikincisi olabilir ama en küçük ölçekteki güneştacı ısıtmasının yapısının aydınlatılmasına bağlıdır. [12][13][14]

Yüksek hızlı rüzgarların kütlesel akıları nasıl belirlenir ve düzenlenir ?

Leer ve Marsh [15][6] iki ayrı önermeyi karşı karşıya getirmişlerdir. a-) rüzgar alçak taçtaki erke boşalması ile yönlendirildiğinden, kütlesel akı bu mekanik erke ile orantılı olmalıdır. b-) plazmaların açık "bacalara" doğru depolanması yoğunlaşmakta ve hızlı iyonlaşma işlemi ile belirlenmektedir. Bu kavramlar birbirleri ile ilişkili olabilir ve henüz ne ölçüde birbirlerine yardımcı oldukları belli değildir. [16][17][18]

3. Genişletilmiş Güneştacı

Güneştacı deliğinden ne kadar güneş rüzgarı gelmektedir ?

Hızlı güneş rüzgarının güneştacı deliklerinde hızlandığı yeterince net olarak bilinmektedir ama güneş rüzgarının yavaş bileşeninin ne kadarının geldiği belirsizdir.
a-) güneştacı deliğinin kenarı [19] b-) kapalı alan dalgalandırıcılarının arasındaki geçişken bağlayıcılar [20] c-) aktif bölgeler [21] Karşıt olarak güneş diskindeki hareketsiz bölgelerden ne kadar hızlı rüzgarların oluştuğu konusunda farklı fikirlerin tartışması vardır. [22]

Genişletilmiş ısıyı yönlendirdiğine ve hızlandırdığına inanılan plazma dalgalanması nasıl ve nerede oluşmaktadır ?

Genişletilmiş güneştacındaki dalgalanmaların çoğalmasının erkeyi yönlendirdiği ve momentum boşalmasına yol açtığına inanılmaktadır. Çünkü en üst düzeydeki kaynağın belirtilen her iki kendiliğinden kararlı dikine oluşumdan olduğu düşünülmektedir.
a-) tüm ilişkili dalgalanma modlarının tayftaki dalga numaraları b-) elektron, proton ve daha küçük iyonların hız dağılımı.

Hızlı rüzgarın ivmesi bağımsız moment boşalmasına ihtiyaç gösterir mi ? Yoksa dikleşme basınç kuvvetleri yeterli midir ?

Manyetik alana dik, sıcaklıkları 3-4 milyon K kadar büyük olan protonların güncel UVCS gözlemleri sonucunda hızlı rüzgarların, protonların üzerine etkiyen yönbağımlı basınç diklik kuvvetinden (manyetik ayna kuvveti gibi) geldiği düşünülmektedir. Yine de geleneksel olarak 1 AB altında hızı 600 km s^{-1} den 700 km s^{-1} yi aşan rüzgar hızları sadece dalga basıncından ek bir moment boşalması olarak açıklanmakta.[23] Gerçekçi bir hızlı rüzgar için ek bir momentum boşaltma modeline gerek görülmeden maksimum $T_p\perp$ olarak 6 milyon K gerektiren gözlemsel bir seri güneş rüzgar modeli geliştirilmiştir. [24] Bunun sonucu olarak momentum boşalması gerekli görülse de H I Lyα çizgisel genişliğinin $T_p\perp$ nin belirlenmesindeki kararsızlık yüzünden bu soruya net bir cevap vermek mümkün olmamıştır.

Gözlemlenen filamenter düzensizlikler (kutupsal plumes ve jetler gibi) ne dereceye kadar hızlı rüzgarın kütle, momentum ve erke bütçelemesine etkili olmaktadır ?

Kutupsal plumes, "çevresel" plumes arası güneştacından daha yoğun [25], daha soğuk [26] ve daha yavaş [27][28] plazma bulundurur. Bu nedenle hızlı güneş rüzgarının temel olarak interplume bölgelerden mi meydana geldiği tam olarak bilinmemektedir.

4. Gözlemlerin Özeti

Güneştacı deliğinin nasıl oluşup yerleştiğini anlayabilmek için daha fazla gözlemsel bilgiye ihtiyaç vardır. Bu özelliklerin ölçülmesinde en önemli iki yöntem uzay araçlarının verileri ve güneştacı fotonlarının uzaktan algılanmasıdır.

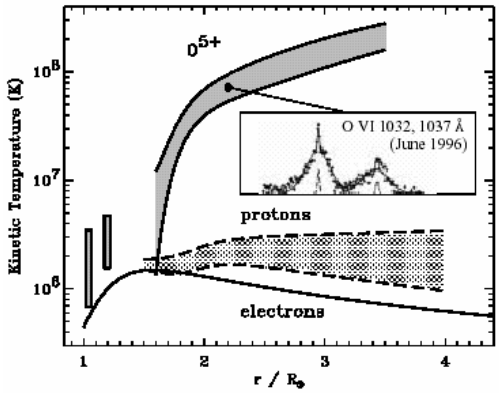
Uzay araçları parçacıkların hız dağılımlarını ve elektromanyetik alanları güneşe 60 R yakınlıkta (Helios 1 ve 2) ve 12000 R uzaklıkta (Voyager 2) ölçmeyi başarmıştır. Maxwellian hız dağılımından yola çıkılmış ve küçük ölçekte kinetik fiziksel özellikler üzerinde çalışılmıştır. [29] Durumsal aygıtlar aynı zamanda 0.1 saniyeden, aylar ve yıllara kadar manyetik alandaki değişiklikleri, hız ve yoğunluklardaki farkları ölçmüş ve kaydetmiştir. Hem yayılma özelliği gösteren dalgaların (esas olarak Alfvenik karakterde) hem de yayılma özelliği göstermeyen dalgaların, rüzgar nedeniyle oluşan basınç dengeleri incelenmiştir. Farklı salınım modlarındaki doğrusal olmayan girişimler güçlü tedirginlikler yaratmakta ve Fourier tayfı oluşturarak net bir alçak güç davranışı sergilemektedirler. Bu gösterge MHD çalkantının yaratıldığının da bir kanıtıdır. [30][31]

Uzay araçlarındaki ölçmeler sonucu rüzgarların ivmelenmesinin neden oluştuğu tam olarak izlenemediğinden (tipik olarak güneştacından 10 R uzaklığa kadar) bu temel alanı çözümleyebilmek için güneştacından gelen fotonlar üzerinde tamamlayıcı çalışmalar yapmaya ihtiyaç vardır. Yohkoh, TRACE ve SOHO gibi uzay araçlarındaki ölçme aygıtları (özellikle EIT, CDS ve MDI gibi) çok küçük ölçeklerde maddeleri gözlemleyebilmektedir. Yohkoh'da yapılan yanıcı ve patlayıcı olaylar hakkındaki araştırmalar çok detaylı bilgilere ulaşılmasını sağlamış ve tüm güneştacının ısınması konusunda yeni bilgiler

vermiştir. [32][33] SOHO da bulunan SUMER adlı cihaz güneştacı deliklerinde oluşan güneş rüzgarının nedenlerini maviye kayma yöntemiyle belirlemiştir. SUMER ölçmeleri ayrıca çok alçak durumlarda iyon sıcaklıklarının elektron sıcaklıklarını aştığını da göstermiştir. [34][35] Kolların üzerinde (~1,1-1,4 R) kararlı elektron sıcaklıkları elde etmenin ispatlanması oldukça zor olmuştur. Görece daha alçak sıcaklıklarda T_e 0.3-1.1 milyon aralığında ölçmeler yapılmıştır. [36][37] Bu yüksekliklerde yapılan gözlemler Hansteen tarafından 1997 yılında yapılan teorik varsayımlar ile de çakışmaktadır. [38] Yine de görece daha yüksek değerlerde 1.3-1.7 milyon K aralığında güneştacı deliğiyle ilgili bazı tespitler belki de düşük yüksekliklerde Maxwellian olmayan elektron dağılımını doğrulamaktadır. [39]

Rüzgarın ivmelenen yüzünde güneştacı deliğindeki morötesi emisyonu, güneş diskindekinden en az beş kat daha fazladır. Bu nedenle koronograf teleskoplardaki büyüleyici teknikler hızlı rüzgarların nasıl oluştuğu konusundaki bilgilerimizi olağanüstü geliştirmiştir. SOHO da yer alan UVCS cihazı ilk kez yönbağımlılar üzerindeki iyon sıcaklıklarının ve rüzgarın ivmelenen bölümünde diferansiyel dışa akış hızının ölçülmesini sağlamıştır. [40][41][42] UVCS , 2 R yükseklikte (şekil 1) 300 milyon K'i aşan dik O^{5+} sıcaklıklarını ,$T_\perp / T_\parallel$, 10-100 sırasında alarak ölçmüştür. Hem O^{5+} Hem de Mg^{9+} nın sıcaklıkları, hidrojenle kıyaslandığında, kütle oranlarından yeterince daha büyüktür ve O^{5+} nın dışa akış hızları hidrojenin iki katı kadar daha büyüktür. [43] Bu sonuçlar yerinde elde edilen bilgi ile uyum göstermektedir ama güneştacındaki termodinamik dengeden çok daha uç kalkışları ifade etmektedirler. Isının dikey karakteri ve $T_{ion} >> T_p > T_e$ sıralaması nedeniyle UVCS gözlemleri güneştacına ait iyon-cyclotron zoruna titreşim modellerine olan ilgiyi yeniden canlandırmıştır.

Şekil 1'den görüleceği gibi protonlar elektronlardan çok daha fazla ısıtılmakta (H I Lyα emisyon çizgisi ile ölçüldüğü kadarı ile) ve bu nedenle güneştacı deliğinde kitlesel dik eğimli basınç kuvvetleri oluşmaktadır. Proton gradiyent sıcaklığı üzerine yapılan gözlemler, her bir protonun ısıtılma oranının 2R de ~0.05 ile 0.1 eV sn^{-1} mertebesinde olduğunu düşündürmektedir. Şaşırtıcıdır ki bu değer, temel güneştacında erke akısının $F \approx 5 \times 10^5$ erg cm^2 sn^{-1} olduğu durumda her protonun ısıtılma hızı olarak düşünülen büyüklüğe eşittir. [5] Bu 0.01 den 0.1 R. ölçeğindeki l skalasında dağılmakta ve sayısal yoğunluğu n, 10^8 den 10^{10} cm^{-3} olan bir plazmada her bir protonun ısıtılma oranı olan F/(l n) nin 0.01 den 1 eV sn^{-1} mertebesinde olmasına yol açmaktadır. Bu sonuç hem temel, hemen de genişletilmiş güneştacının, hızlandırılmış rüzgardaki parçacık hızları üzerinde etkili olduğunu göstermektedir.



Şekil 1 güneştacı deliği ve hızlı rüzgarlardaki ısı ölçmelerinin grafiğini vermektedir. 1.5 R nin üzerindeki dikey proton ve O^{5+} ısıları UVCS çizgisel genişliğinde deneysel bir modelden yeniden üretilmiştir. [42][43] Düşük yüksekliklerdeki iki O^{5+} kutusu SUMER çizgisel genişliğinden çıkartılmış iyon sıcaklıklarını temsil etmekte ve elektron sıcaklıkları ise Ko ve arkadaşlarının 1997 yılında yaptıkları çalışmadan alınmıştır. [44] Genellikle plum ve interplum bölgelerin neden olduğu ilave belirsizlikler ve değişik enlemlerdeki farklar burada gösterilmemiştir.

5. Fizik Mekanizmalar

Güneştacını ısıtan değişik fizik mekanizmalar olasılıkla, güneştacı deliklerini yönlendiren kapalı manyetik çevrimlere, aktif bölgelere ve açık alan çizgilerine yol açmaktadır. [14] Ayrıca temel güneştacının (r<1.5 R.) büyük olasılıkla daha büyük güneş merkezli uzaklıklarda söz konusu olan işlemlerden farklı yöntemlerle ısıtılması söz konusudur.Genişletilmiş güneştacının oluşması ve elde edilmesine karşılık aşağı güneştacının yaratılmasına ilişkin bu bölümleme, sesten hızlı (supersonic) rüzgarlarda (neredeyse çekimsiz olan) ve temel güneştacındaki Coulomb çekim oranlarındaki (neredeyse bütün parçacıklar çekim sonucu eşlenmektedir) çok büyük farklarla da desteklenmektedir.

Genişletilmiş ısıtmanın ortaya çıkmasından dalgalanmanın nasıl ve ne zaman sorumlu olduğu bilinmemektedir. Temel güneştacında dikkatler Alfven dalgalarına doğru çevrilmektedir ama son zamanlarda değişik türdeki açık akı tüplerinde yapılan yavaş manyetik ses dalgaları üzerinde çalışmalar da söz konusudur. [45] 2-3 R nin üzerindeki yüksekliklerde dalganın yok olmasına neden çarpışma işlemleri olmaktadır. Akla en

uygun dalga yok oluş mekanizması, Landau sönmesi esas olarak alçak β plazmada elektronları ısıtmaya yöneldiği için iyon-cyclotron zoruna titreşimi olarak görünmektedir. [46] Bazıları sol el kutupsal iyon-cyclotron dalgalarının darbesel olarak güneştacı temelinde yaratıldığına ve değişmeden yayıldığına inanmaktadır. Buna ilişkin bir fikir de aynı temel darbesel olayların hızlı şoklar yaratarak genişletilmiş güneştacını doldurduğu ve erkesinin bir kısmını dönüştürerek yönbağımlı ısıtmayı ve iyon ivmelenmesini sağladığıdır. [47]

Yerel dalga üretimine ilişkin pek çok sayısız önerme söz konusudur; örneğin genişletilmiş güneştacının her yönünde "ikincil" dalgalanma gerek düzensizlik, plazmanın kararsızlığı veya mod değişimi sonucu olur. [48][49] Güneştacındaki iyon-cyclotron frekansı tipik olarak 10 dan 10000 Hz e kadar değişmektedir ama güneşin yüzeyinde gözlemlenen (genel olarak ısı taşınımı ile oluşmaktadır) titreşim frekansı 0.01 Hz. civarındadır. Bu nedenle herhangi bir dalga üretim dizgesi çok farklı şiddetteki dalga frekansları arasında köprü oluşturmak zorundadır. MHD çalkantıya ilişkin pek çok model arka taraftaki manyetik alanı ele alarak ($\mathbf{k} \cdot \mathbf{B} \approx 0$) küçükten büyük dalga numarasına doğru erke aktarımına yakınlık gösterir. [50][51] Yine de Alfvenik dalgalanmaya ilişkin iyon-cyclotron sönümlenmesi geniş paralel dalga numarasına ihtiyaç duymaktadır. ($k_{\parallel} = \Omega_{ion} / V_A$) Güneştacında yerel olarak iyon-cyclotron dalgalarını yaratamamak gözlemlerdeki yönbağımlı ısının kaynağı ve ayrıcalıklı iyon ivmelendirmesi konularını açısından önemlidir.

6. Sonuç

İyon-cyclotron dalgalarının nasıl oluştuğu konusunda bilgi eksikliğimiz vardır. Bununla beraber gözlemlerin arka planına inerek dalga özellikleri ve kinetik etkileri konusunda yapılan araştırmalarda herhangi bir eksiklik söz konusu değildir. [52][53] Bi-Maxwellian dağılımları temel alan modellemelerin yanında basit parametrik hız dağılımından kinetik ayrılmaları anlayabilmek için yakın zamanlarda aceleyle yapılan çalışmalar söz konusudur. [54][55][56] Bu araştırmaların sonuçları henüz anlaşılmaya çalışılmaktadır ve şimdilik fiziksel yönlerin hangilerinin ihmal edileceği hangilerinin ise temel konuların anlaşılmasında ele alınması gerektiği yeterince açık değildir.

7. Kaynaklar

[1] Waldmeier, M., *Die Sonnenkorona* **2**, Verlag Birkhauser, Basel (1957).

[2] Waldmeier, M., The coronal hole at the 7 March 1970 solar eclipse, *Solar Phys.,* **40**, 351 (1975).

[3] Krieger, A. S., A. F. Timothy, ve E. C. Roelof, A coronal hole and its identification as the source of a high velocity solar wind stream, *Solar Phys.* **29**, 505 (1973).

[4] Zirker, J. B., ve ark., *Coronal Holes and High-speed Wind Streams,* Colorado Assoc. Univ. Press, Boulder (1977).

[5] Parker, E. N., Heating solar coronal holes, *Astrophys. J.,* **372**, 719 (1991).

[6] Marsch, E., Solar wind models from the Sun to 1 AU: Constraints by in situ and remote sensing measurements, *Space Sci. Rev.,* **87**, 1 (1999).

[7] Gomez, D. O., P. A. Dmitruk, and L. J. Milano, Recent theoretical results on coronal heating, *Solar Phys.,* **195**, 299 (2000).

[8] Narain, U., ve P. Ulmschneider, Chromospheric and coronal heating mechanisms II, *Space Sci. Rev.,* **75**, 453 (1996).

[9] Milano, L. J., D. O. Gomez, ve P. C. H. Martens, Solar coronal heating: AC versus DC, *Astrophys. J.,* **490**, 442 (1997).

[10] Vinas, A. F., H. K. Wong, ve A. J. Klimas, Generation of electron suprathermal tails in the upper solar atmosphere: Implications for coronal heating, *Astrophys. J.,* **528**, 509 (2000).

[11] Leamon, R. J., W. H. Matthaeus, C. W. Smith, G. P. Zank, D. J. Mullan, ve S. Oughton, MHD-driven kinetic dissipation in the solar wind and corona, *Astrophys. J.,* **537**, 1054 (2000).

[12] Hearn, A. G., An explanation of the observed differences between coronal holes and quiet coronal regions, *Solar Phys.,* **51**, 159 (1977).

[13] Falconer, D. A., R. L. Moore, J. G. Porter, ve D. H. Hathaway, Large-scale coronal heating, clustering of coronal bright points, and concentration of magnetic flux, *Space Sci. Rev.,* **87**, 181 (1999).

[14] Priest, E. R., C. R. Foley, J. Heyvaerts, T. D. Arber, D. Mackay, A method to determine the heating mechanisms of the solar corona, *Astrophys. J.,* **539**, 1002 (2000).

[15] Leer, E., ve E. Marsch, Working Group 1 report: Solar wind models from the Sun to 1 AU: Constraints by in situ and remote sensing measurements, *Space Sci. Rev.,* **87**, 67 (1999).

[16] Sandbæk, Ø., E. Leer, ve V. H. Hansteen, On the relation between coronal heating, flux tube divergence, and the solar wind proton flux and flow speed, *Astrophys. J.,* **436**, 390 (1994).

[17] Peter, H., ve E. Marsch, Ionization layer of hydrogen in the solar chromosphere and the solar wind mass flux, in *The Corona and Solar Wind Near Minimum Activity,* Fifth SOHO Workshop, ed. A. Wilson, p. 591, ESA SP-404, Noordwijk, The Netherlands (1997).

[18] Chashei, I. V., Energy balance of the quiescent solar corona and the problem of regulating the solar wind mass flux, *Astron. Reports,* **41**, 85 (1997).

[19] Wang, Y.-M., ve N. R. Sheeley, Jr., Solar wind speed and coronal flux-tube expansion, *Astrophys. J.,* **355**, 726 (1990).

[20] Wu, S.-T., A. H. Wang, S. P. Plunkett, ve D. J. Michels, Evolution of global-scale coronal magnetic field due to magnetic reconnection, *Astrophys. J.,* **545**, 1101 (2000).

[21] Hick, P., Z. Svestka, B. V. Jackson, F. Farnik, ve H. Hudson, Quiet solar wind signatures above active regions

observed in X-rays, in *Solar Wind Nine,* S. Habbal, R. Esser, J. Hollweg, ve P. Isenberg, p. 231, AIP Press, Woodbury, NY (1999).

[22] Habbal, S. R., R.Woo, ve J. Arnaud, On the predominance of the radial component of the magnetic field in the solar corona, *Astrophys. J.,* **558**, 852 (2001).

[23] Jacques, S. A., Momentum and energy transport by waves in the solar atmosphere and solar wind, *Astrophys. J.,* **215**, 942 (1977).

[24] Cranmer, S. R., Coronal holes and the high-speed solar wind, *Space Sci. Rev.,* submitted (2002).

[25] Ahmad, I. A., ve G. L. Withbroe, EUV analysis of polar plumes, *Solar Phys.,* **53**, 397 (1977).

[26] Kohl, J. L., R. Esser, S. R. Cranmer, S. Fineschi, L. D. Gardner, EUV line profiles in polar coronal holes from 1.3 to 3.0 R_, *Astrophys. J.,* **510**, L59 (1999).

[27] Giordano, S., E. Antonucci, G. Noci, M. Romoli, ve J. L. Kohl, Identification of the coronal sources of the fast solar wind, *Astrophys. J.,* **531**, L79 (2000).

[28] Wilhelm, K., I. E. Dammasch, E. Marsch, ve D. M. Hassler, On the source regions of the fast solar wind in polar coronal holes, *Astron. Astrophys.,* **353**, 749 (2000).

[29] Feldman, W. C., ve E. Marsch, Kinetic phenomena in the solar wind, in *Cosmic Winds and the Heliosphere,* ed. J.R. Jokipii, C. P. Sonett, ve M. S. Giampapa, p. 617, U. Arizona Press, Tucson, AZ (1997).

[30] Goldstein, M. L., D. A. Roberts, ve W. H. Matthaeus, Magnetohydrodynamic turbulence in the solar wind, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.,* **33**, 283 (1995).

[31] Tu, C.-Y., ve E. Marsch, MHD structures, waves and turbulence in the solar wind: Observations and theories, *Space Sci. Rev.,* **73**, 1 (1995).

[32] Shimizu, T., Yohkoh observations related to coronal heating, *Magnetic Reconnection in the Solar Atmosphere,* ed. R.D. Bentley ve J. T. Mariska, ASP Conf. Ser. 111, p. 59, Astron. Soc. Pacific, San Francisco (1996).

[33] Moore, R. L., D. A. Falconer, J. G. Porter, ve S. T. Suess, On heating the Sun's corona by magnetic explosions, *Astrophys. J.,* **526**, 505 (1999).

[34] Seely, J. F., U. Feldman, U. Sch¨uhle, K.Wilhelm, W. Curdt, ve P. Lemaire, Turbulent velocities and ion temperatures in the solar corona obtained from SUMER line widths, *Astrophys. J.,* **484**, L87 (1997).

[35] Tu, C.-Y., E. Marsch, K. Wilhelm, ve W. Curdt, Ion temperatures in a solar polar coronal hole observed by SUMER on SOHO, *Astrophys. J.,* **503**, 475 (1998).

[36] David, C., A. H. Gabriel, F. Bely-Dubau, A. Fludra, P. Lemaire, ve K. Wilhelm, Measurement of the electron temperature gradient in a solar coronal hole, *Astron. Astrophys.,* **336**, L90 (1998).

[37] Doschek, G. A., U. Feldman, J. M. Laming, U. Schuhle, ve K. Wilhelm, Properties of solar polar coronal hole plasmas observed above the limb, *Astrophys. J.,* **546**, 559 (2001).

[38] Hansteen, V. H., E. Leer, ve T. E. Holzer, The role of helium in the outer solar atmosphere, *Astrophys. J.,* **482**, 498 (1997).

[39] Esser, R., ve R. J. Edgar, Reconciling spectroscopic electron temperature measurements in the solar corona with in situ charge state observations, *Astrophys. J.,* **532**, L71 (2000).

[40] Kohl, J. L., R. Esser, L. D. Gardner, S. Habbal, P. S. Daigneau, The Ultraviolet Coronagraph Spectrometer for the Solar and Heliospheric Observatory, *Solar Phys.,* **162**, 313 (1995).

[41] Kohl, J. L., G. Noci, E. Antonucci, G. Tondello, M. C. E. Huber, First results from the SOHO Ultraviolet Coronagraph Spectrometer, *Solar Phys.,* **175**, 613 (1997).

[42] Kohl, J. L., G. Noci, E. Antonucci, G. Tondello, M. C. E. Huber, UVCS/SOHO empirical determinations of anisotropic velocity distributions in the solar corona, *Astrophys. J.,* **501**, L127 (1998).

[43] Cranmer, S. R., J. L. Kohl, G. Noci, E. Antonucci, G. Tondello, An empirical model of a polar coronal hole at solar minimum, *Astrophys. J.,* **511**, 481 (1999a).

[44] Ko, Y.-K., L. A. Fisk, J. Geiss, G. Gloeckler, ve M. Guhathakurta, An empirical study of the electron temperature and heavy ion velocities in the south polar coronal hole, *Solar Phys.,* **171**, 345 (1997).

[45] Ofman, L., V. M. Nakariakov, ve C. E. DeForest, Slow magnetosonic waves in coronal plumes, *Astrophys. J.,* **514**, 441 (1999).

[46] Habbal, S. R., ve E. Leer, Electron heating by fast mode magnetohydrodynamic waves in the solar wind emanating from coronal holes, *Astrophys. J.,* **253**, 318 (1982).

[47] Lee, L. C., ve B. H. Wu, Heating and acceleration of protons and minor ions by fast shocks in the solar corona, *Astrophys. J.,* **535**, 1014 (2000).

[48] Hollweg, J. V., Transition region, corona, and solar wind in coronal holes, *J. Geophys. Res.,* **91**, 4111 (1986).

[49] Matthaeus, W. H., G. P. Zank, S. Oughton, D. J. Mullan, ve P. Dmitruk, Coronal heating by magnetohydrodynamic turbulence driven by reflected low-frequency waves, *Astrophys. J.,* **523,** L93 (1999).

[50] Shebalin, J. V., W. H. Matthaeus, ve D. Montgomery, Anisotropy in MHD turbulence due to a mean magnetic field, *J. Plasma Phys.,* **29**, 525 (1983).

[51] Goldreich, P., ve S. Sridhar, Magnetohydrodynamic turbulence revisited, *Astrophys. J.,* **485**, 680 (1997).

[52] Cranmer, S. R., G. B. Field, ve J. L. Kohl, Spectroscopic constraints on models of ion cyclotron resonance heating in the polar solar corona and high speed solar wind, *Astrophys. J.,* **518**, 937 (1999b).

[53] Hu, Y.-Q., S. R. Habbal, ve X. Li, On the cascade processes of Alfven waves in the fast solar wind, *J. Geophys. Res.,***104**, 24,819 (1999).

[54] Galinsky, V. L., ve V. I. Shevchenko, Nonlinear cyclotron resonant wave-particle interaction in a nonuniform magnetic field, *Phys. Rev. Lett.,* **85**, 90 (2000).

[55] Isenberg, P. A., M. A. Lee, ve J. V. Hollweg, The kinetic shell model of coronal heating and acceleration by ioncyclotron waves, 1, Outward-propagating waves, *J. Geophys. Res.,* **106**, 5649 (2001).

[56] Vocks, C., ve E. Marsch, A semi-kinetic model of wave-ion interaction in the solar corona, *Geophys. Res. Lett.,* **28**, 1917 (2001).

[57] Cranmer, S.R., Coronal Holes and the solar Wind (2002)

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Güneştacı Deliğinin Manyetik Ses Dalgalarıyla Isıtılması

Mehmet Mustafa Keskin[1], Esat Rennan Pekünlü[1]
[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 38039, Kayseri
mmk@astronomy.sci.ege.edu.tr, rpekunlu@astronomy.sci.ege.edu.tr,

Özet: Güneş etkinliğinin minimumu esnasında, bir Güneştacı deliğinde SOHO (Solar Heliospheric Observatory) üzerinde UVCS (Ultroviolet Coronograph Spectrometer) ile gözlenen O VI (λ 1032 ve 1037) ve H I Lyα (λ1216) çizgi kesitlerinin çözümlemesi, Oksijen iyonlarının hız dağılımında büyük bir yönbağımlılığının varlığını göstermektedir. Var olan çözümlemelerin sonuçları göstermektedir ki, Oksijen iyonları güneş atmosferinin ilk güneş yarıçapında protonlardan çok daha etkin olarak ısıtılmaktadırlar ve protonlar da elektronlardan çok daha etkin bir şekilde ısıtılmaktadırlar. Güneştacında bulunan iyonların yönbağımlı ısıtılması ve iyonlar arasında sadece belli başlı seçilmiş iyonların (O VI, MG X, Si VIII vs) ısıtılması, optik ince ışınım ve *Geçiş Bölgesi*ne (Transition Region) ısısal iletkenlik yoluyla kaybedilen erkenin sürekli olarak nasıl sağlandığı sorusuna MHD dalgalarıyla zoruna titreşimin neden olduğuna işaret etmektedir. Bu çalışmada, manyetikses dalgaların O VI iyonunu zoruna titreşim sureciyle ısıtması incelenmiştir.

Anahtar kelimeler: MHD: Manytikses dalgaları – Güneş : güneştacı – Güneş : genel.

Abstract : The heating of protons and minor ions in the solar corona has been a major issue for a long time. The solar coronal plasma has a temprature within the range of 1-5 x 10^6 K. In this range plasma is bound to lose energy through optically thin emission and thermal conduction to transition region. On the other hand, there must be sources of steady heat to replace the energy lost and maintain the coronal tempratures.

Key words: MHD: Magnetosoic waves – Sun : Corona – Sun : General

1. Giriş

Güneş fiziğinde uzun zamandır çözüm bekleyen problemlerden biri de güneştacı ısıtma mekanizmasıdır. Güneş'in yüksek sıcaklıklı güneştacını beslemek için, ısısal olmayan erke atmosferin üst tabakalarına taşınmalı ve burada ısı olarak saçılmalıdır. [Wheatland 1997]

Güneştacı güneş maksimumu ve minimumunda birbirinden farklı özellikler sergiler, sakin etkin bölgeler (**Q**uiescent **A**ctive **R**egion), flare yapan bölgeler, eşlek güneştacı deliği, uçlak güneştacı deliği, vb. Buna bağlı olarak da ortamın fiziksel parametreleri parçacık sayı yoğunluğu (N), sıcaklık (T), manyetik alan yeğinliği (B) de bir bölgeden diğerine değişmektedir. Ancak tüm bölgeler için ortak olan sorun ısısal iletkenlik ve optik ince ışınım yoluyla yitirilen erkenin nasıl sağlandığı sorunudur. 1-2 $R_\odot$ uzaklıklarında Güneştacının ortalama sıcaklığı 10^6 K düzeylerindedir. Bu denli sıcak güneştacı plazması optik ışınımla ve geçiş bölgesine ısısal iletkenlik yoluyla erke yitirecektir. Güneştacı plazmasının sıcaklıklarını gözlenen düzeylerde kalabilmesi için yitirilen erkenin *sürekli* olarak yeniden sağlanması, diğer bir deyişle Güneştacının sürekli olarak ısıtılması gerekmektedir.

Güneştacını sürekli ısıtan süreçleri hidrodinamik ve manyetik süreçler olarak ikiye ayırabiliriz. Manyetik süreçler MHD dalgaları ve manyetik alanın yeniden birleşmesi bağlamında incelenir. Bu çalışmada Güneştacı tabanında üretildiğini ve manyetik alana dik yönde yayıldığını varsaydığımız manyetikses (MS) dalgalarının erkelerini zoruna titreşimsel soğurma yoluyla çevreye ısı erkesi olarak saçma sorunu incelenmiştir. Çalışmada söz konusu dalgaların nasıl üretildiği kapsam dışı bırakılmış ve Güneştacı plazmasını oluşturan iyonlardan sadece O VI iyonu için ısıtılma süreci incelenmiştir.

2. Güneştacı Deliği ve Güneş Rüzgarı Plazması

SOHO/UVCS verileri O^{5+} iyonunun güneştacı deliğinde ölçülen sıcaklığın yön bağımlı olduğunu saptamıştır. O^{5+} iyonunun manyetik alana dik yöndeki sıcaklığı ($T_\perp$), koşut yöndeki sıcaklığından ($T_{//}$) daha büyüktür. UVCS her iki sıcaklığında güneşten olan uzaklığını elde etmiş ve $T_{//}$ sıcaklığının $R=r/R_\odot$ ile çok az ancak $T_\perp$ sıcaklığının R ile hızla arttığını belirlemiştir.

Poster tam metni için : Mehmet Mustafa KESKİN
e-mektup: mmk@astronomy.sci.ege.edu.tr

Son SOHO/UVCS verileri, O^{5+} iyonu örneğinde olduğu gibi, büyük sıcaklık yönbağımlılığı ($T_\perp \sim 10^2\ T_{//}$) saptamış ve bu iyonun iç güneştacında ~ 10^8 K gibi çok yüksek sıcaklıklara eriştiğini göstermiştir. SOHO/UVCS verileri güneştacı deliğindeki diğer iyonlar için de benzer sıcaklık yönbağımlılıkları saptamıştır. Bu veriler, güneştacı plazmasının da iyon-cyclotron zoruna titreşim süreci ile ısıtılabileceği düşüncesine esin kaynağı olmuştur. Yine SOHO/UVCS'nin elde ettiği O^{5+} ve Mg^{9+} çizgilerine ilişkin verilerden, uçlak güneştacı deliği plazmasının 1,5 $R_\odot$'de çarpışmalı plazmadan çarpışmasız plazma özelliğine geçtiğini saptamışlardır. Bu sonuç bize güneştacı deliğinin 1,5 $R_\odot$'de plazma taşınım süreçlerinin klasik Coulomb kuramıyla açıklanamayacağını söyler. Öte yandan manyetik alan içindeki plazmayı betimleyen $\beta=N_eT_e/(B^2/2\mu_0)$ parametresi (Melrose 1989) güneştacı deliğinde ~ 10^{-2} gibi çok düşük bir değere sahiptir. Bütün bu bilgileri değerlendirdiğimizde (sıcaklık yön bağımlılığı, düşük beta durumu, etkin sıcaklık (T_{eff}) ile iyon sıcaklığı arasındaki fark, çarpışmalı plazmadan çarpışmasız plazmaya geçiş ve bunun yanı sıra sadece yeğlenmiş iyonların ısıtılması) gözlenen olağanüstü büyük çizgi genişliklerinin nedeni olarak *iyon-cyclotron zoruna titreşim süreci* en makul çözümü sunmaktadır. Zoruna titreşimsel soğurma, güneştacı plazmasını ısıtmaya aday bir süreçtir[III]. Bu çalışmada amacımız, Güneştacı tabanında üretildiğini ve manyetik alan çizgilerine koşut yönde yayıldığını varsaydığımız MS dalgalarının iyon-cyclotron zoruna titreşim süreciyle O^{5+} iyonlarının ısıtılmasını incelemek olacaktır. Bu amaçla çalışmamız boyunca öncelikle temel MHD eşitliklerini kullanarak Güneştacı deliğinde yayılan MS dalgalarının dağılma bağıntısını (dispersion relation) elde edeceğiz. Daha sonra güneşten uzaklıkla değişen plazma parametrelerini (B(r), T(r), v_{ex} (r) $N_{O\ VI}$ ...) kullanarak dalga sayısının sayısal değerini bulup inv(k_i) nın diğer bir deyişle sönümlenme ölçek uzunluğunun değerine ve değişimine bakacağız.

3. Uçlak güneştacı deliğinin manyetik ve plazma özellikleri

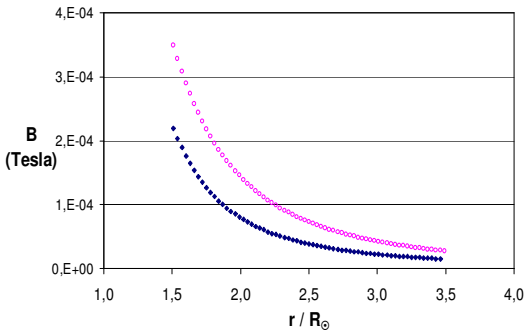
Bu çalışmada, MS dalgalarının güneştacı deliğindeki yayılma özellikleri ve güneştacı deliği plazmasını oluşturan iyonlarla zoruna titreşim süreci özellikleri incelenecektir. Bu yüzden, elektron sayı yoğunluğu, manyetik alan yeğinliği, sıcaklık, söz konusu iyonun ve/veya iyonların çizgi genişliklerinden elde edilen hız değerleri gibi plazma parametrelerinin güneşten uzaklıkla değişimlerine ilişkin bilgi sahibi olmalıyız. Manyetik alanın güneşten uzaklıkla değişimini veren iki ayrı model bulunmaktadır. Hollweg (1999a, b) bu değişimi

$$B = 1.5(f_{\max} - 1)R^{-3.5} + 1.5R^{-2}\ \text{Gauss} \qquad [I]$$

şeklinde vermektedir. Burada Holweg f_{max} değerini 9 olarak almaktadır. Aynı değişimi Banaszkiewicz ve ark. (1998) DQCS (Dipole+Quadropole+Current Sheet) olarak adlandırılan ve bir çiftuçay, bir dörtuçay ve bir akım tabakasından oluşan bir yapı ile aşağıdaki gibi vermektedirler:

$$\frac{B}{M} = \frac{2}{r^3} + \frac{3Q}{r^5} + \frac{K}{a_1(r+a_1)^2}\ \text{Gauss} \qquad [II]$$

Burada Güneştacı deliğinin sınırındaki son kapalı çizginin 60° enleminde kesebilmesi ve 1 AB uzaklıklarında manyetik alanın dik bileşeninin B(r) ~ 3,1 nT değerlerine sahip olabilmesi için K=1,0; M=1,789 ve a_1=1,538 ; Q=1,5 seçilmelidir. Bu iki modelin kıyaslaması Şekil 1'de görülebilir. Bu çalışmada Hollweg'in manyetik alan modeli esas alınıp hesaplamalara katılmıştır.



Şekil 5. Hollweg (çember) ve Banaszkiewicz (karo) modellerinin kıyaslaması.

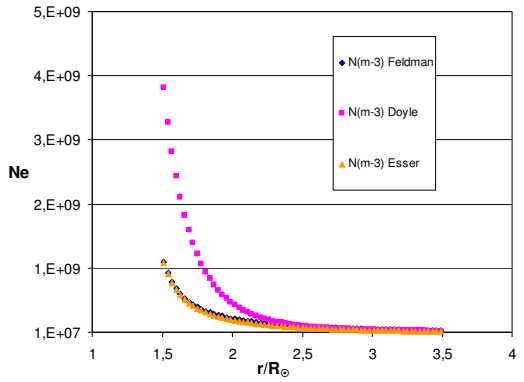
Aynı şekilde bilinmesi gereken plazma parametrelerinden biri olan elektron sayı yoğunluğuna ilişkin üç ayrı model bulunmaktadır. Bunlar Doyle, Feldman ve Esser tarafından sırasıyla,

$$N_e = \frac{1\times10^8}{R^8} + \frac{2.5\times10^3}{R^4} + \frac{2.9\times10^5}{R^2}\,cm^{-3} \qquad [III]$$

$$N_e = \frac{3.2\times10^8}{R^{15.6}} + \frac{2.5\times10^6}{R^{3.76}} + \frac{1.4\times10^5}{R^2}\,cm^{-3} \qquad [IV]$$

$$N_e = \frac{3.7\times10^8}{R^{16.86}} + \frac{1.0\times10^7}{R^{9.64}} + \frac{2.4\times10^6}{R^{3.76}}\,cm^{-3} \qquad [V]$$

şeklinde verilmektedir. Yine bu üç farklı modelin bir karşılaştırması için Şekil 2'ye bakılabilir. Biz bu çalışmada Hollweg tarafından da kullanılan Feldman'ın verdiği eşitliği kullandık.



Şekil 6. Elektron sayı yoğunluğunun üç ayrı modele göre değişimi. Özellikle Esser ve Feldman'nın modelleri aynı eğilimi göstermektedir.

Güneştacı deliğinde O VI iyonunun tayf çizgi kesitlerinden elde edilen dikine hız değerlerinin uzaklıkla değişiminin analitik ifadesi Doyle ve ark. (1999) nın yaptığı çalışmada bulunan Şekil 3 ten grafik okuma yoluyla elde edilidi. Söz konusu grafik üç ayrı parçaya bölünüp herbir parçaya en iyi uyan eğrinin denklemi kullanıldı. Doyle ve ark. tarafından verilen bu grafik SOHO/UVCS gözlemlerinden elde edilen veriler kullanılarak oluşturulmuştur. Bilindiği gibi, çizgi kesitlerinden türetilen sıcaklığa etkin veya kinetik sıcaklık denir;

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_i}{c}\sqrt{\frac{2k_B T_{eff}}{m_i}} \qquad \text{[VI]}$$

Burada $\Delta\lambda_D$ özeksel dalgaboyu değeri λ_i olan çizginin Doppler genişliği; c ışık hızı; k_B Boltzmann sabiti ve m_i de fotonu salan iyonun kütlesidir. İyon sıcaklığıyla etkin sıcaklık arasındaki ilişki

$$T_{eff} = \frac{m_i}{2k_B} v_{1/e}^2 = T_i + \frac{m_i}{2k_B}\xi^2 \qquad \text{[VII]}$$

bağıntısıyla verilir (Wilhem ve ark., 1998). Bu bağıntıda, $v_{1/e}$ iyonun bakış doğrultusundaki en olası hızı ve ξ de, yönbağımsız, Gauss dağılımı gösterdiği varsayılan çalkantılı hız uzayının en olası hızıdır. O^{5+} iyonu için 3 $R_\odot$ uzaklığında $T_{\perp eff}^{O^{5+}} \approx 2\times10^8$ K bulunmuştur (Cranmer ve ark., 1999). Gözlemler açıkça göstermektedir ki T_{eff} etkin veya kinetik sıcaklığı, T_i iyon sıcaklığının en az yüz katıdır (Antonucci ve ark.). Bakış doğrultusuna dik yöndeki sıcaklıklara (hızlara) katkı, ısısal olmayan süreçlerden gelebilir.

4. Temel MHD Eşitlikleri

Plazma ortamının özelliklerinden sonra MHD dalgalarının yayılmasını betimleyen temel eşitliklere değinelim. Bu eşitlikler sırasıyla kütlenin, momentumun ve erkenin korunumu eşitlikleri, manyetik indüksyon eşitliği ve manyetik indüksyonun korunumu eşitlikleridir.

$$\frac{\partial\rho}{\partial t} + \boldsymbol{v}.\nabla\rho + \rho\nabla.\boldsymbol{v} = 0 \qquad \text{[VIII]}$$

$$\rho\frac{\partial\boldsymbol{v}}{\partial t} + \rho(\boldsymbol{v}.\nabla)\boldsymbol{v} = -\nabla p + (\nabla\times\boldsymbol{B})\times\frac{\boldsymbol{B}}{\mu} + \rho v\left[\frac{4}{3}\nabla(\nabla.\boldsymbol{v}) - \nabla\times\nabla\times\boldsymbol{v}\right] + \rho\mathbf{g} \qquad \text{[IX]}$$

$$\frac{Dp}{Dt} - \frac{\gamma p}{\rho}\frac{D\rho}{Dt} = (\gamma-1)\nabla.\boldsymbol{q} \qquad \text{[X]}$$

$$\frac{\partial\boldsymbol{B}}{\partial t} = \nabla\times(v\times\boldsymbol{B}) \qquad \text{[XI]}$$

$$\nabla.\boldsymbol{B} = 0 \qquad \text{[XII]}$$

Bu eşitliklerde kullanılan simgelerin anlamları şöyledir; ρ, kütle yoğunluğu; *v*, plazmanın ortalama hızı; B, manyetik indüksyon; μ manyetik geçirgenlik; *v*, kinematik viskozite katsayısıdır. Tam iyonlaşmış hidrojen plazması için ρv değerini *Spitzer* (1962) aşağıdaki gibi vermiştir.

$$\rho\upsilon = 2.21\times10^{-16}\frac{T^{5/2}}{\ln\Lambda}\,kg.m^{-1}.s^{-1} \qquad \text{[XIII]}$$

Burada, güneştacı koşullarında $\ln\Lambda \approx 19{,}3$ değerini alan Coulomb logaritmasıdır. Ve son olarak,

$$\frac{\mathbf{D}*}{\mathbf{D}t} \equiv \frac{\partial *}{\partial t} + \boldsymbol{v}.\nabla * \qquad \text{[XIV]}$$

konvektif türevdir. Bu çalışmada *Coriolis* ve *Çekim* kuvvetlerinin önemsiz olduğu varsayılmış ve devinim eşitliğine alınmamışlardır.

Temel MHD eşitliklerini kullanarak denge durumunun tedirgin edildiği varsayarak doğrusallaştırma yapıp MS dalgaları için çözüm arayacak olursak aşağıdaki dağılma bağıntısını elde ederiz.

$$k^4\left[V_A^2\left(\frac{i}{\rho_0}0.6\frac{K_\perp\nabla_\perp T}{|V_A|}+1.6c_s^2-\frac{4}{3}i\omega\frac{\rho v}{\rho_0}\right)\right]+$$
$$k^2\left[\omega^2\left(\frac{4}{3}i\omega\frac{\rho v}{\rho_0}-1.6c_s^2-\frac{i}{\rho_0}0.6\frac{K_\perp\nabla_\perp T}{|V_A|}\right)\right]+$$
$$\omega^4=0 \qquad \text{[XV]}$$

Kısalık amacıyla a ve Ω dönüşümleri yapar ve denklemi çözersek *hızlı* MS dalgaları için aşağıdaki dağılma bağıntısını elde ederiz:

$$\Omega=\frac{0{,}6}{\rho_0}\frac{K_\perp\nabla_\perp T}{V_A}-\frac{4}{3}\omega\frac{\rho v}{\rho_0} \qquad \text{[XVI]}$$

$$a=V_A^2+1{,}6c_s^2 \qquad \text{[XVII]}$$

$$\boxed{k^2(a^2+\Omega^2)=\omega^2(a-i\Omega)} \qquad \text{[XVIII]}$$

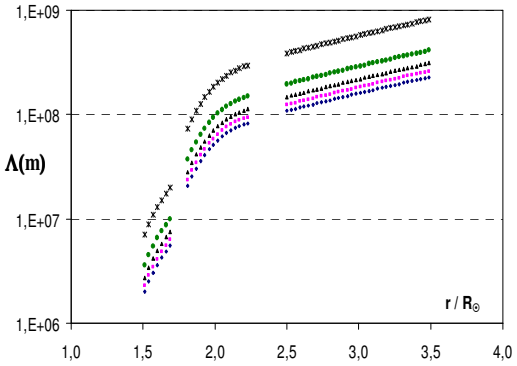
Bu eşitlikten dalga vektörünün sanal kısmının tersini (1/ki, hızlı MS dalgasının sönme ölçek uzunluğunu verir) aşağıdaki gibi elde ederiz:

$$\boxed{\Lambda_s^h=\frac{1}{k_i}=\frac{\sqrt{2}(a^2+\Omega^2)^{1/2}}{\omega\left[(a^2+\Omega^2)^{1/2}-a\right]^{1/2}}} \qquad \text{[XIV]}$$

Bu son eşitliği plazma niceliklerini kullanarak değerini hesaplarsak 1.5 – 3 $R_\odot$ aralığında aşağıdaki grafiklerde görülen sonuçları elde ederiz. Son olarak manyetik alan çizgileri etrafında dairesel yörüngeler üzerinde hareket eden iyonların cyclotron frekanslarını belirleyen eşitlikde şöyle verilmektedir;

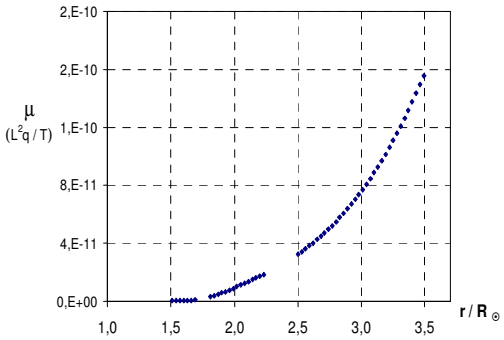
$$\omega_{ci}=\frac{ZeB}{M} \qquad \text{[XX]}$$

Bu eşitliğin yardımıyla iyonlarla rezonansa girmesini beklediğimiz MS dalgalarının frekans aralığını 1,5 – 3.5 $R_\odot$ aralığında belirleyebilir ve bu frekanslarda yayılan dalgalar için sönümlenme ölçek uzunluğunu hesaplayabiliriz. Sönümlenme ölçek uzunluğu bize dalganın hangi yükseklikte erkesinin e^{-1} katına düşeceğini göstermektedir.



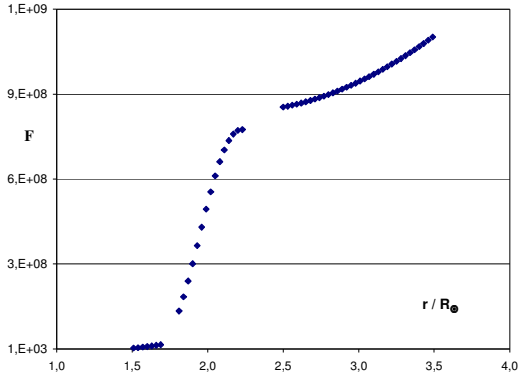
Şekil 7. Sönümlenme ölçek uzunluğu 33.5, 25.8, 18.0, 10.0 ve 2.6 kH frekansında yayınlanan MS dalgaları için çizilmiştir.

Öte yandan yine söz konusu aralıkta I. adyabatik değişmez olan manyetik momentin [$\mu = (1/2)\, m_i v_\perp / /B$] değişimine baktığımızda Şekil 4'te görüldüğü üzere güneşten uzaklaştıkça bir artış göstermektedir. Benzer şekilde Marsch'ın (1991) Şekil 8.25'de sunduğu alfa parçacıklarının R ile artan manyetik moment değerleri iyonları dik yonde ısıtan kaynağın iyon-cyclotron zoruna titreşim süreci olabileceğine işaret etmektedir.



Şekil 8 Manyetik Momentin değişmezliği, iyonların uzayda değişen manyetik alana karşılık dikine hızlarının da koşut yönde değişmesiyle uzayda ya hiç değişmez ya da çok az değişir. Buna karşılık güneştacında manyetik momentin büyük oranda değiştiğini görmekteyiz.

Son olarak MS dalgalarının erke akı yoğunluğunu incelediğimizde (bak. Şekil 5.) 1.5 $R_\odot$'de 10^6 düzeylerinden 3.5 $R_\odot$'de 10^9 düzeylerine ulaşmaktadır. Aynı parametreyi Doyle ve ark. Güneştacı tabanında Alfvén dalgaları için 3.1 x 10^5 erg cm^{-2} s^{-1} olarak saptamışlardır.



Şekil 9. MS dalgalarının erke akı yoğunluğunun güneşten uzaklıkla değişimi.

5. Sonuç

Güneştacının sürekli ısıtılma sorununun çözümü için hem geçmişte hem de günümüzde ayrıntılı ve kapsamlı çalışmalar yapılmasına karşın henüz tatmin edici bir yanıt bulunamamıştır. Biz bu çalışmada manyetik alana koşut yönde yayılan MS dalgalarının güneştacını oluşturan iyonlardan O VI ile zoruna titreşimi incelenmiştir. Manyetik alana koşut yönde yayılan MS dalgaları güneştacında bulunan iyonları ısıtma konusunda iyi bir aday gözükmektedir.

6. Kaynaklar

Antonucci, E ve ark. 2000, So.Phys., 197:115-134
Banaszkiewicz, M. ve ark., A&A,337:940-944
Banerjee, D ve ark., A&A, 339: 208-214
Czechowski A.ve ark. 1998, A&A, 335, 303-308
Doyle, J.G. ve ark., A&A, 349, 956-960, (1999)
Esser, R. Ve ark. ApJ, 510:L63-L67, 1999
Feldman, W. C. ve ark. JGR, 102, 26, 905, 1997
Hollweg, J.V. 1999a, JGR, 104 No. A11 : 24781-24791
Hollweg, J.V. 1999b, JGR, 104 No. A1 : 24793-24805
Hollweg, J.V. 1999c, JGR, 104 No. 1 : 505-520
Marsch, E. 1991, Phys.Inner Helios., vol.2,eds. Schween R., E.Marsch, Springer, Berlin
Pekünlü E.R ve ark. MNRAS, 326, 675-685 (2001)
Priest E.R., Solar Magnetohydrodynamics, D.Riedel Publishing Company, 1982
Spitzer L.Jr., Physics of Fully Ionized Gases Sec.Edi. Interscience Publisher 1962
Wilhem, K. ve ark. ApJ, 500:1023-1038 (1998)
Wheatland M.S. ve ark.1997ApJ 482:510-518

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

2006: GÜN ORTASINDA KARANLIK...

Nilda Oklay, İmir Kalkancı
İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34452 Üniversite, İstanbul
nildaoklay@hotmail.com, imirkalkanci@yahoo.com

Özet: Güneş tutulmaları hakkında genel bilgi ve 2006 tutulması ile ilgili ön bilgiler bu posterde verilmektedir. Gözlenecek tutulmanın nasıl gerçekleşeceği, nerelerden ne koşullarda gözlenebileceği, ülkemizin en şanslı şehirleri, gözlem istasyonu özellikleri, en iyi istasyonun nasıl seçileceği, 1999 tutulmasında yapılan bilimsel çalışmalardan örnekler de bu posterde yer almaktadır.

Anahtar kelimeler: Tutulmalar: Tam Güneş Tutulması: Türkiye'de Tam Tutulma

Abstract: General knowledge of Solar eclipses and preliminary knowledge about 2006 eclipse are given in this poster. How will the eclipse phenomena happens, in which cities and in which conditions can we observe the eclipse, the luckiest cities of our country, observation station pecularities, how do we choose the best station and examples of the scientific studies after the 1999 eclipse are given in this poster too.

Key words: Eclipses: Total Solar Eclipse: Total Solar Eclipse in Turkey

1. Güneş Tutulmaları

Görülmeye değer olağanüstü gök olaylarının başında gelen Güneş Tutulmaları, Ay'ın, Arz ve Güneş arasına girerek, üçü aynı doğrultudayken kısa bir süre için de olsa Güneş ışığının Arz'a gelmesini engellemesidir. Güneş Ay'dan yaklaşık 400 kat daha büyük olmasına rağmen Ay, Arz'a Güneş'ten yaklaşık 400 kat daha yakın olduğu için açısal çapları neredeyse aynıdır ve kafamızı kaldırdığımızda ikisini de aynı büyüklükte görürüz. Güneş Tutulmaları, geometrik yapısından dolayı 3 farklı şekilde oluşabilir. Bunun sebebi; Arz-Ay ve Arz-Güneş uzaklığının Ay ve Arz'ın yörüngeleri elips olduğu için sürekli değişmesi ve de Ay'ın yörünge düzleminin Arz'ın yörünge düzlemiyle çakışık olmamasındandır.
($r_{GÜNEŞ}$=6,96.105 km, r_{AY}=1738 km, $d_{GÜNEŞ}$=1,496.108 km, d_{AY}=384,4.103 km)

2. Tam Güneş Tutulması

Ay, yörüngesinde Arz'a yeterince yakınsa açısal çapı Güneş'in açısal çapından daha büyüktür ve Arz tutulma esnasında Ay'ın gölge konisi içinde veya tepe noktasında bulunuyor ise Güneş'in tamamının örtüldüğünü görürüz. Eğer tutulmada Arz tam tepe noktasında bulunursa Güneş kısa bir süre için Arz'daki bir gözlem yerinden görülemez. Farklı olarak Arz sadece Ay'ın gölge konisindeyse, Arz üzerinde daha geniş bir alanda ve daha uzun bir süre için Güneş görülemeyecektir. Çünkü Ay'ın gölge konisi Arz üzerinde yaklaşık 100 km'lik bir alan kaplar ve Arz üzerinde bir bant şeklinde iz bırakacağından bu izdeki bölgelerden tam tutulma, iz dışındaki bölgelerden de parçalı tutulma gözlenebilir.

3. Halkalı Güneş Tutulması

Ay, Arz'a yeteri kadar yakın değilse açısal çapı Güneş'in açısal çapından küçüktür ve Arz tutulma esnasında Ay'ın gölge konisinin uzantısı içinde bulunuyorsa Güneş'in tamamı değil de ortasının örtülür ve Güneş'i bir halka şeklinde olduğunu görürüz. Ay'ın boyutları dışında kalan Güneş alanından hala Arz'a ışık gelebildiği için de Güneş Korona'sı bu tip tutulmalarda gözlenemez.

4. Parçalı Güneş Tutulması

Arz, tutulma esnasında Ay'ın yarı gölge konisi içindeyse, Ay'ın sadece Güneş'in bir parçasının önünden geçtiği görülür. Çünkü Ay, gözlem yeri ve Güneş aynı doğrultuda değildir. Böylece Güneş'in geri kalanından Arz'a ışık gelmeye devam eder ve de parçalı tutulma olayı gerçekleşmiş olur.

5. Tutulma Koşulları

Güneş Tutulması sadece Ay'ın Güneş'in önünden geçerek, Güneş ışığını almamızı engellemesi değildir. Çünkü bu düşünülenden daha karmaşık bir

Poster tam metni için : Nilda OKLAY
e-mektup: nildaoklay@hotmail.com

olaydır ve tutulma için birçok şartın gerçeklenmesi gerekir.

Ay'ın yörünge düzlemiyle Arz'ın yörünge düzlemi arasında $5^o09'$ 'lık bir fark vardır. Eğer yörünge düzlemleri çakışık olsaydı Ay, Güneş ve Arz aynı düzlemde bulunmuş olurlar ve her yeniay evresinde bir Güneş Tutulması olayı gerçekleşirdi. Ayrıca tutulma için Ay'ın düğüm noktalarında veya düğüm noktalarına yakın bir yerde bulunması da gerekmektedir. Çünkü Güneş, Arz ve Ay birer nokta değillerdir. Eğer birer nokta olsalardı Ay sadece düğüm noktalarındayken tutulma olayı gerçekleşebilecekti. Bu sebeple Ay, ekliptikel sınırlar içinde kalmak koşuluyla düğüm noktalarının yakındayken de tutulma olayı gerçekleşebilir.

Düğüm noktalarının presesyonu mevcuttur. Saros Aralığı'ndan biliyoruz ki düğüm noktalarının ekliptik üzerinde yaklaşık (360/19) 19 yıllık bir periyodu vardır. Yani bir takvim yılında yaklaşık 19^o batıya doğru hareket ederler. Bu hareketten dolayı Ay'ın düğümler doğrultusunun bir kere Güneş'e yönelmesinin ardından ikinci yönelmesi simetriği yönünde değil de bundan $9^o30'$ daha önce gerçekleşir. Çünkü ilk yönelmenin ardından düğüm noktalarının batıya doğru hareketi başlamıştır ve ikinci yönelmeye kadar $9^o30'$ ekliptik üzerinde yol almış olurlar. Üçüncü yönelme de ikincinin simetriği yerine yine $9^o30'$ daha önce gerçekleşir. Çünkü düğüm noktalarının hareketi devam etmektedir. Yani üçüncü yönelme ilk yönelmeden 19^o daha önce gerçekleşmiş olur. Üçüncü yönelme şöyle de hesaplanabilir: Bir tutulma yılı yaklaşık 346, takvim yılı ise yaklaşık 365 gündür aralarındaki fark 19 gündür bu da yaklaşık 19^o 'ye karşılık gelir.

Sonuçta bir takvim yılında düğüm noktaları Güneş'e toplam 3 kere yönelmiş olur.

Ay'ın düğüm noktalarının yakındayken de tutulma olayının gerçekleşebileceğini biliyoruz. Bir takvim yılında gerçekleşebilecek Güneş Tutulmalarının sayısının hesabı için düğüm noktalarının Güneş'e yönelme sayısının yanında Güneş'e ait ekliptikel limiti de bilmemiz gerekir. Çünkü ekliptikel limit bir tutulma için sınırlayıcı özelliğe sahiptir ve bu limit bize, Ay'ın düğüm noktalarının ne kadar yakınındayken de bir tutulma olayı gerçekleşebileceğini gösterir.

Güneş Tutulması için Ekliptikel Sınırlar: Üst:$18^o.5$
Alt:$15^o.4$

Yani Ay, düğüm noktalarının yaklaşık 18^o yakınında iken bir Güneş Tutulması gerçekleşebilir. Tüm bu koşullar sağlanırsa bir takvim yılında en az iki Güneş Tutulması olabilir. Mesela düğümler doğrultusunun ilk yönelmesinde bir Güneş Tutulması olduysa üçüncü yönelme olduğunda da yine bir Güneş Tutulması olur. Yada bir takvim yılında dört Güneş tutulması olabilir. Bu da mesala ilk yönelmede Güneş Tutulması olduysa ekliptikel limitten çıkmadan bir tane daha olabilir ve üçüncü yönelmede vede ekliptikel limiti içinde de bir tane daha olabilir. Ayrıca bir takvim yılında maksimum beş tane Güneş Tutulması olabilir. Bu da ilk yönelmede, limitinden çıkmadan bir tane daha ve üçüncü yönelmede vede ekliptikel limitinde bir tane daha ve diğer yıldaki ilk yönelmenin ekliptikel limiti içinde bir tane daha olarak açıklanabilir.

6. 1999 Tam Güneş Tutulması Ardından Yapılan Çalışmalardan Örnekler:

11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması sırasında Turhal istasyonundan; beyaz ışık ve Güneş Korona'sının $5303A^o$ yeşil çizgisinde polarizasyon gözlemleri yapılmış ve analiz edilmiştir. Sonuç olarak da elde edilen veriler beyaz ışık polarizasyon ölçümleriyle karşılaştırılmıştır. (1999 Tam Güneş Tutulması Yeşil Işık Koronası, M. T. Özkan)

Elazığ istasyonunda ise Güneş Korona'sında kutuplar civarında gözlenen Kutup Tüycükleri'nin oluşum yerleri, boyutları ve şekilllerini ortaya koyan bir çalışma yapılmıştır. (11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Kutup Tüycükleri Gözlemleri, T. Özışık, N. Al, A. Ökten)

Gözleme elverişli birçok yerde de bunlar ve benzerleri gibi birçok çalışma yapılmıştır. 29 Mart 2006'da da uygun gözlem koşulları sağlanan ve havanın gözleme elverişli olduğu ülkelerde yine birçok çalışma yapılacaktır. Ülkemizde de tutulmanın sorunsuz gözlenebilmesi halinde Güneş üzerine çalışan birçok amatör ve bilim insanı bu görsel şölenle beraber yine yeni çalışmalara imza atabileceklerdir.

7. 2006 Tutulması Hakkında Genel Bilgiler

29 Mart 2006 Çarşamba günü Ay'ın gölgesi Brezilya'da gün doğumuyla (08:36 UT) görünmeye başlayıp Atlantik boyunca ilerleyerek Afrika'nın Altın Sahilleri'ne gelecektir (09:10 UT). Gölge Afrika'nın bir kısmından ilerleyip (10:40 UT) Akdeniz'den Türkiye'ye ulaşacaktır (10:54 UT) ve Türkiye'nin bir kısmını geçtikten (11:10 UT) sonra Karadeniz'den Gürcistan'a ulaşacaktır (11:16 UT). Oradan Rusya Federasyonu'nun (11:22 UT) ve Hazar Denizi'nin kuzey kıyısından Kazakistan'ı bir bant şeklinde tarayıp (11:26 UT) tekrar Rusya Federasyonu'ndan geçip (11:44 UT) Moğolistan'da gün batımıyla görünmeye son verecektir (11:46 UT).

Tutulma Yolunun genişliği: Brezilya'da 129 km, Afrika'da 185 km, Karadeniz'de 156 km ve Moğolistan'da 126 km'dir. Tam tutulma süresi 4 dakika 7 saniye ile Libya'da maksimumdur. Tüm Avrupa'da parçalı tutulma gözlenecektir. Bunun yanında diğer çoğu ülke ise bu olayı hiç gözleyemeyeceklerdir. Tam tutulmayı gözleyebilecek şanslı ülkelerden biri de Türkiye'dir. Hava koşullarının uygun olması halinde isteyen herkes kafasını gökyüzüne kaldırıp, bu harika olayı seyredebilecektir.

8. Türkiye'de Tutulma

Türkiye'de tam tutulma Türkiye Bölge Zamanı'yla yaklaşık 13:54 'de başlayacaktır. Tutulma yolu genişliği 171 km ve maksimum tam tutulma süresi 3 dakika 41 saniye ile Manavgat'tadır.

İLLER	Tutulma Süresi	Birinci Kontak	İkinci Kontak	Üçüncü Kontak	Dördüncü Kontak
Aksaray	03:32	12:44:42	14:00:42	14:04:14	15:17:55
Amasya	01:11	12:50:24	14:06:27	14:07:38	15:21:05
Antalya	03:10	12:37:32	13:54:23	13:57:34	15:12:46
Giresun	03:17	12:54:23	14:09:02	14:12:19	15:23:57
Karaman	01:39	12:41:47	13:59:15	14:00:53	15:16:11
Kayseri	01:56	12:47:22	14:03:55	14:05:51	15:19:49
Kırşehir	03:15	12:45:59	14:01:47	14:05:03	15:18:30
Konya	03:35	12:41:42	13:57:57	14:01:31	15:15:45
Nevşehir	03:15	12:46:05	14:02:04	14:05:20	15:18:52
Ordu	03:30	12:53:43	14:08:17	14:11:17	15:23:26
Sivas	02:20	12:50:58	14:06:45	14:09:05	15:22:02
Tokat	03:31	12:51:00	14:05:59	14:09:30	15:21:45
Yozgat	02:29	12:47:50	14:03:41	14:06:10	15:19:34

Kuşkusuz Türkiye'nin tamamında Güneş'in tüm yüzeyi ay tarafından örtülmeyecektir. Fakat yine de birçok yerde Güneş'in %100'e yakını örtülecektir. Aksaray, Amasya, Antalya, Giresun, Karaman, Kayseri, Kırşehir, Konya, Nevşehir, Ordu, Sivas, Tokat ve de Yozgat ise hava koşulları uygun olduğu takdirde Güneş'in tamamı örtüleceği şanslı illerimizdir.

9. Türkiye'de Gözlem İstasyonu için Şehir Seçimleri ve Kriterler

Kuşkusuz hava koşulları elverse de tam tutulmanın gözlenebileceği bu yerlerin çoğunda gözlem istasyonu kurulması söz konusu bile olmayacaktır. Çünkü bu yerlerin bir kısmında tam tutulma süresi çok düşüktür. İstasyon kurulumu için düşünülecek yerler ilk önce tam tutulmanın maksimum gözlenebileceği ve Güneş'in ufka yakın olmadığı yerler olacaktır. Sonraki kriterse o yerin coğrafik ve iklimsel özelliklerine bağlıdır. Uygun hava şartları için bulutsuz açık bir gökyüzü gereklidir. Bunun yanında rüzgar hızı az, nem oranı düşük olmalıdır. Ayrıca istasyonun yerine karar verilirken o yerlerin Mart ve Nisan aylarındaki ortalama bulutluluk oranları, ortalama nem, yağmurlu gün sayıları, ortalama maksimum ve minimum sıcaklıkları, güneşli günleri ve güneşlenme süreleri meteorolojiden alınıp incelenmelidir. Son olarak da o yerin alt yapısı ve konaklamadaki ihtiyaçlara karşılık verebilmesi de önemlidir.

10. Referanslar

Genel Astronomi I, S. Karaali, 1985
Küresel Astronomi, Çeviren: N. Gökdoğan,1984
http://www.hermit.org/Eclipse/2006-03-29/
http://www.mreclipse.com/Special/SEprimer.html
http://www.williams.edu/Astronomy/eclipses/
http://www.tug.tubitak.gov.tr/tutulma/tutulma_zamanlari/il_il_tutulma.htm
http://www.eclipse.org.uk/bailys_beads.htm

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

UV Lyncis Sisteminin Dönem Problemi

Nalan Özbek[1], Gonca Salman [1] ve Birol Gürol[1]
[1]Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 06100 Tandoğan, Ankara
nozbek@science.ankara.edu.tr, salman@science.ankara.edu.tr, birol@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: W UMa türü örten değişen bir sistem olan UV Lyncis'in dönem analizi literatürde bulunan minimum zamanları toplanarak gerçekleştirilmiştir. 1900 yıllarına kadar uzanan fotoğrafik minimum zamanlarının analizlerde dikkate alınması gerektiği ortaya çıkmıştır. Sistemde dönem değişiminin temel nedeni bileşen yıldızlar arasında kütle aktarımı ve manyetik etkinlik veya üçüncü cisme atfedilebilecek çevrimsel bir yapı göstermektedir. Hangi nedenle çevrimsel yapının gerçekleştiği gelecekte yapılacak ışık eğrisi gözlemleri ile ortaya çıkarılabilir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: W UMa türü: UV Lyn – yörünge değişimi

1. Giriş

UV Lyn (BD+38°1992, HIP44455, GSC02983-01870) ilk defa Kippenhahn (Geyer ve ark. 1955) tarafından değişen yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Kuklin (1961) ve Strohmeier ve ark. (1964) ışık değişim döneminin 1.2 gün olduğunu kabul etmelerine rağmen Strohmeier (1968) yörünge döneminin 0.4 gün civarında olabileceğini belirtmiştir. Daha sonra Bossen (1973) sistemi güçlü O'Connell etkisi gösteren ve 0.415 gün yörünge dönemine sahip W UMa türü bir sistem olarak sınıflandırmıştır. Ayrıca sistemin uzaklığını d=176 pc olarak hesaplamıştır. Markworth ve Michaels (1982), UBV filtrelerinde yapılan fotoelektrik gözlemlerin analizi sonucunda yörünge eğim açısı i=67°.7±0°.9 ve kütle oranı $q=m_2/m_1=0.526\pm0.05$ olan değen bir sistem olduğunu hesaplamıştır. Zhang ve ark. (1995) tarafından yayınlanan BV filtrelerindeki ışık eğrilerinden birinci maksimumun, ikinci maksimumdan sırasıyla B ve V bandları için 0.05 ve 0.03 kadir daha parlak olduğunu göstermiştir. Ve sistemin yörünge döneminin küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene aktarılan madde nedeniyle yavaş bir artma gösterdiği belirtilmiştir. Daha sonra Lu & Rucinski (1999) sistemin ilk dikine hız eğrisini elde etmiş ve kütle oranı için q=0.367±0.007 olarak hesaplamışlardır. Son olarak Vanko (2001) UV Lyn sisteminin dönem analizini yapmış ve sadece 1968 yılından sonraki fotoelektrik ve CCD yöntemleri ile elde edilen minimum zamanlarını kullanarak parabol fit'i gerçekleştirerek sistemin kütle aktarımı nedeniyle dönem değişimi gösterdiğini belirtmiştir. Vanko, dönem değişimi için $\Delta P/P=(4.88\pm0.47)10^{-7}$ yıl^{-1} değerini heasplamıştır. Tablo 1'de UV Lyn sistemi için literatürde mevcut karakteristik parametreleri listelenmiştir.

Parametre	Değer	Referans
d(pc)=	122±25	1
V_{maks} ve V_{min}	$9^m.60$ - $10^m.00$	1
B–V=	0.636±0.036	1
P(gün)=	0.414985	1
Tayf türü=	F6 V	2
$E_{(B-V)}$ =	0.17	3
M_v(maks.)=	$4^m.16\pm0^m.33$	3
Av=	0.58	3
T_1(°K)=	6709	3
T_2(°K)=	6371	3
$M_1(M_\odot)$=	1.412	3
$M_2(M_\odot)$=	0.5231	3
$R_1(R_\odot)$=	1.386	3
$R_2(R_\odot)$=	0.889	3

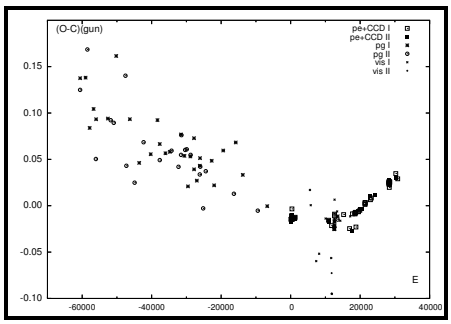
Tablo 1. UV Lyn sistemine ait karakteristik parametreler. Ref. (1) Hipparchos Kataloğu, ESA 1997. (2) Lu ve Rucinski (1999), (3) Vanko (2001).

2. Dönem değişimi

Bu çalışmada W UMa türü örten değişen bir sistem olan UV Lyn'nin 1900 yılı ile 2003 yılı arasında alınmış toplam 148 adet (65 adet fotoelektrik ve CCD, 63 adet fotoğrafik ve 20 adet görsel) minimum zamanı kullanılarak bilinen yöntemlerle dönem analizi gerçekleştirilmiştir. Şekil 1'de (1) no'lu denklemde verilen ışık elemanları kullanılarak hesaplanan (O-C) değişimi verilmiştir.

$$HJD(MinI)=2440165.6957+0^g.414981138xE \quad (1)$$

Poster tam metni için : Nalan ÖZBEK
e-mektup : nozbek@science.ankara.edu.tr



Şekil 10. UV Lyncis sistemi için elde edilen (O-C) grafiği.

UV Lyn sistemi, gözlemsel ışık eğrilerinde güçlü O'Connell etkisi görülen bir sistemdir ve bunun muhtemel nedeni bileşen yıldızlardan biri veya her ikisinde leke aktivitesinin bulunmasıdır. Şekil 1'de görülen dönem değişimi, manyetik alan kökenli olamayacak kadar büyüktür, bu nedenle dönem değişimine neden olabilecek temel neden bileşen yıldızlar arasında olabilecek kütle aktarımı veya üçüncü bir cisim olmalıdır. Değişimin temel nedeni üçüncü cisim ise bu durumda yörünge dönemi yaklaşık 98.96 yıl olan ve kütlesi 0.79 $M_{\odot}$ olan bir cismin ortak kütle merkezi etrafından dolanması gerekmektedir. Bu boyutta bir kütle, sistemin toplam kütlesinin %40'ını oluşturur ki sistemin ışık eğrisi analizlerinde üçüncü ışık etkisi kaçınılmaz olarak görülmesi gerekmektedir. Böyle bir cismin varolması durumunda kabaca hesaplanan üçüncü bileşen ile örten değişen sistem arasındaki uzaklık yaklaşık a=30 AB kadardır. Sistemin uzaklığıda dikkate alındığında üçüncü cismin UV Lyn'den olan açısal uzaklığı yaklaşık 0.25 yay saniyesi kadar olacaktır. UV Lyn'nin bu boyutta üçüncü bir bileşene sahip olması durumunda (normal bir yıldız olması kabulüyle), bileşenlerin ayrı ayrı görülebilmesi gerekir. Bu nedenle O-C grafiğinde görülen büyük boyutlu değişimin temel nedeni olarak bileşen yıldızlar arasındaki kütle aktarımı olduğu kabul edilmiştir.

Şekil 2'de minimum zamanları için ağırlıklandırma yapılarak (pe ve CCD için 10, pg için 5 ve görsel minimumlar için 1) en küçük kareler yöntemi ile elde edilmiş parabol fit'i görülmektedir (kesikli çizgi). Şekil incelendiğinde tek başına parabolik fit'in UV Lyn sisteminde görülen dönem değişimini temsil edemediği görülmektedir. Aynı şeklin orta panelinde parabolik fit ile O-C değişimi arasındaki artıkların değişimi gösterilmiştir. Dikkate edilirse bu değişim çevrimsel bir yapıya sahiptir ve nedeni manyetik aktivite olabileceği gibi sisteme bağlı görülmeyen üçüncü bir bileşenden de kaynaklanabilir. Bu nedenle her iki olasılık bu sistem için ayrıntılı bir şekilde incelenmiştir.

Eğer UV Lyn sistemi ile birlikte görülemeyen üçüncü bir cisim bulunuyorsa, bu durumda bu üçlü sistem kütle merkezi etrafında dolanım hareketi yapmalı ve bu etki ışık-zaman etkisi olarak O-C eğrisine yansımalıdır. Çevrimsel yapının üçüncü bir cisimden kaynaklandığı kabul edildiğinde parabol+sinüsel değişimi temsil edebilecek ışık elemanlarını hesaplamak mümkündür. Bu durumda O-C analizi için kullanabileceğimiz denklemimiz (2) şeklinde olacaktır.

$$t_{cc}=t_0+EP+QE^2+\Delta T \qquad (2)$$

Burada t_0 ve P sırasıyla başlangıç zamanını ve dönemi göstermektedir. E ise çevrim sayısıdır. Q parabolik terimin katsayısını ve ΔT ise üçüncü bir cismin varlığı nedeniyle gözlenen minimum zamanlarında meydana gelen zaman gecikmesini veya artmasını temsil etmektedir. Bu etki matematiksel olarak;

$$\Delta T = \frac{a\sin i}{c}\left[\frac{(1-e^2)}{(1+e\cos\nu)}\sin(\nu+\omega)+e\sin\omega)\right] \qquad (3)$$

şeklinde Irwin (1952, 1959) tarafından verilmiştir.

Dönem değişiminin bu şekilde parabolik bir yapıya sahip olması sistemde küçük kütleli bileşen yıldızdan büyük kütleli bileşene kütle aktarımı vaya sistemin dışına atılan madde ile açıklanabilir.

Madde aktarımının korunumlu bir şekilde gerçekleştiğini kabul ettiğimizde, madde aktarım miktarını (manyetik alan etkisi yok ise) hesaplayabiliriz. Korunumlu madde aktarımı ve manyetik alan etkisinin olmaması durumunda Kwee (1958) tarafından verildiği gibi kütle aktarım miktarını hesaplamak mümkündür,

$$\frac{\Delta P}{P}=3\left(\frac{m_2}{m_1}-1\right)\frac{\Delta m_2}{m_2} \qquad (4)$$

burada $\Delta m_2=dm_2/dt$ ve $\Delta P=dP/dt$ şeklinde sırasıyla zamana bağlı olarak kütle aktarım miktarını ve dönem değişimini göstermektedir.

Sinüsel değişimin sisteme bağlı üçüncü bir cisimden kaynaklandığı kabul edilirse, bu cismin yörünge eğim açısına bağlı olarak kütlesini, üçüncü dereceden bir fonksiyon yardımıyla hesaplamak mümkündür.

$$m_3^3\sin^3 i - m_3^2 f(m_3) - 2m_3 m_{12} f(m_3) - m_{12}^2 f(m_3) = 0 \qquad (5)$$

Burada m_{12} ve m_3 sırasıyla örten değişen ve üçüncü cisme ilişkin Güneş kütlesi biriminde yıldızların kütlelerini göstermektedir. $f(m_3)$ ise üçüncü cisme ilişkin yörünge parametrelerinden hesaplanan kütle

fonksiyonudur ve ifadesi denklem (6) ile verilmiştir.

$$f(m_3)=\frac{(m_3\sin i)^3}{(m_{12}+m_3)^3}=\frac{1}{P^2}\left[\frac{173.15A}{\sqrt{1-e^2\cos^2\omega}}\right]^3 \qquad (6)$$

Burada A gün biriminde sinüsel değişimin yarı-genliği ve P ise (O-C) eğrisinden hesaplanan yıl biriminde üçüncü cisme ilişkin yörünge dönemidir.

Eğer çevrimsel değişim, sistemde mevcut manyetik aktivite nedeniyle gerçekleşiyor ise bu durumda Applegate (1992) tarafından verilen ifadeler kullanılarak dönem değişimi nedeniyle açısal momentumdaki değişim ve bu değişimi ortaya çıkaracak manyetik alan şiddeti hakkında bilgiye ulaşılabilir (denklem 7);

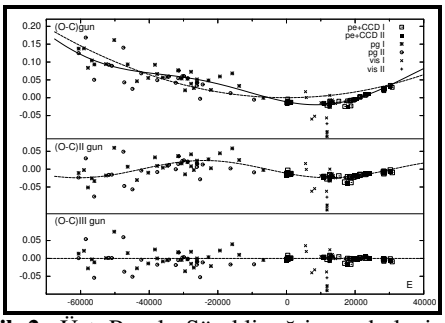
$$\Delta J=-G\frac{M^2}{R}\left(\frac{a}{R}\right)^2\frac{\Delta P}{6\pi} \qquad B^2=10\frac{GM^2}{R^4}\left(\frac{a}{R}\right)^2\frac{\Delta P}{P_{\mathrm{mod}}} \qquad (7)$$

3. Sonuç

Parabolik değişimi temsil eden kareli terimin katsayısından sürekli bir dönem artmasının gerçekleştiği ve bu değişimin dP/dE=8.08x10^{-11} gün/çevrim (≈0.00615 sn/yıl) boyutunda olduğu hesaplanmıştır. Bu durumda kütle aktarım miktarı Δm_2=4.75x10^{-8} $M_\odot$/yıl kadardır.

Şekil 2'de $(O-C)_{III}$ ile verilen şeklin dönem değişiminin parabol+sinüsel değişim kabul edildiğinde artıkları göstermektedir ve bu fit'in hangi oranda dönem değişimini temsil edebildiğini göstermektedir. Uygulanan parabol ve sinüsel fit'lere ilişkin parametreler ve bu parametrelerden üçüncü cisim ve manyetik aktiviteye ilişkin bilgiler Tablo 2'de verilmiştir. Yapılan fit için elde edilen $\sum w(O-C)^2$ değeri tüm minimum zamanları dikkate alındığında 0.223 olarak hesaplanmıştır.

0.016 gün'lük bir ışık-zaman etkisi için değen sistemin üçüncü cisimle birlikte oluşturdukları ortak kütle merkezine olan uzaklığı 4.1941AB kadardır. Bu uzaklık değerinin hesaplanan dönem değeri ile birlikte kullanılması durumunda (83.1 yıl), üçüncü cisim için hesaplan minimum kütle değeri 0.42$M_\odot$ ve kütle merkezine uzaklığı ise 25.37AB olduğu ortaya çıkar. Sistemin hatası ile birlikte uzaklığı dikkate alındığında üçüncü bileşenin açısal olarak 0.17 ile 0.26 yay saniyesi uzaklıkta olması gerekmektedir. Fakat hesaplanan parlaklık farkının $4^m.17$ olması, sistemin ayırtedilemeyeceğini göstermektedir. Tüm bu hesaplamalarda üçüncü bileşenin yörüngesinin, çift sisteminki ile aynı düzlemde bulunduğu varsayılmıştır.



Şekil 2. Üst Panel: Sürekli eğri parabol+sinüsel değişime ilişkin fit'i, kesikli çizgi parabol fit'ini göstermektedir. Orta Panel: Parabol fit'inden olan artıkların değişimini göstermektedir ve kesikli çizgi ile sinüsel fit gösterilmiştir. Alt Panel: Parabol ve Sinüsel fit'in birlikte uygulanması sonucu ortaya çıkan artıkların değişimi görülmektedir.

Tablo 2. Kütle aktarımı, manyetik etkinlik ve üçüncü bileşene ait parametreler.

dP/dE(gün/çev)=	8.08 x10^{-1}	a_3(AB)=	25.37
$\Delta P/P$(yıl^{-1})=	1.71x10^{-7}	M_{v3}(kadir)=	8.93
Δm ($M_\odot$/yıl)=	4.74 10^{-8}	$L_3(L_\odot)$=	0.24
A(gün)=	0.0242	m_3(V) =	$14^m.29$
$P_{3)}$(yıl)=	83.09	Δm=	4.7
a_{12}(AB)=	4.19	ΔP(sn/çev.)=	0.179
f(m_3)($M_\odot$)=	0.01066	ΔJ(cgs) =	-5.81x10^{+35}
$m_3(M_\odot)$=	0.42	B(gauss) =	5941
$\Sigma w(O-C)^2$=	0.223		

UV Lyn sisteminde meydana gelen dönem değişiminin temel nedeni kütle aktarımı ve manyetik etkinlik olarak kabul edilmektedir. Üçüncü cismin varlığı bu sistem üzerinde yapılacak ayrıntılı ışık eğrisi analizleri sonucunda ortaya konabilir. UV Lyn'de mevcut O'Connell etkisinin çevrimli bir yapıya sahip olup olmadığı henüz bilinmemektedir ve literatürde mevcut ışık eğrilerin (az sayıda) bunun çıkarılması henüz mümkün değildir. Gelecekte yapılacak ışık eğrileri gözlemleri sonucunda dönem değişiminde görülen çevrimsel yapının nedeni daha açık bir şekilde ortaya konabilecektir. Vanko (2001) tarafından yapılan dönem analizinin sadece fotoelektrik ve CCD verilerine uygulanmasının gözlemsel verilerin 1900'lü yıllara kadar geri gitmesi nedeniyle hatalı olduğunu düşünmekteyiz.

4. Kaynaklar

Applegate,J.H. 1992, ApJ, 385, 621.
Bossen, H. 1973,A&AS, 10, 217.
Geyer, E,Kippenhahn, R., Strohmeier, W. 1955, BamKV, 9.
Irwin, J. B. 1952, ApJ, 116, 211.
Kuklin, G. 1961, ATsir, 225, 25.
Kwee K.K., van Woerden, H. 1956,BAN, 12, 327.
Markworth, N. L.; Michaels, E. J., Jr.1982, PASP, 94, 350.
Strohmeier, W. Knigge, R.,Ott, H. 1964, BamKV,5.
Rucinski, S. M., Lu, W. 1999,AJ, 118, 515.
Vanko, M.; Pribulla, T.; Chochol, D.; Parimucha, S.; Kim, C. H.; Lee, J. W.; Han, J. Y.2001, CoSka, 31, 129.
Zhang; X., Zhang;R., Zhai, D.,Fang.M. 1995, IBVS No: 4240.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

TUG-DIMM: TUG yerleşkesi bağımsız görüş sistemi.

Tuncay ÖZIŞIK[1], TANSEL AK[2]

[1] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniv. Yerleşkesi, 07058 Antalya
tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr
[2] İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araş. ve Uyg. Merkezi, 34119, Üniversite, İstanbul
tanselak@istanbul.edu.tr

Özet: Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) için gece boyunca gözlemci güdümü gerektirmeksizin sürekli olarak görüş gözlemleri yapmak üzere tasarlanan bir gözlem sistemi tanıtılmıştır. Sistem DIMM (Differential Image Motion Monitor) adı ile Dünya'nın tanınmış gözlemevlerinde uzun yıllardır kullanılmaktadır.

Anahtar kelimeler: yerleşke seçimi - görüş - görüntü hareketi.

Abstract: In this study, a robotic DIMM (Differential ImageMotion Monitor) designed for TÜBİTAK National Observatory (TUG) is described. This kind of seeing monitors has been widely used in many observatories for years.

Key words: site selection - seeing - image motion.

1. Giriş

Astronomik görüş (seeing), kozmik bir kaynaktan gelen ışınım dalga cephesinin, ışın yolu boyunca havanın kırınım indeksindeki değişimler sonucunda bozulmasıdır. Bu bozulmanın oluşmasında basınç ve su buharı ihmal edilebilir etkiye sahipken, türbülent hava akımıyla ilişkili ısısal salınımlar kırınım indeksinin değişmesinde başrol oynar. Görüşün astronomik gözlemler üzerindeki olumsuz etkisi, teleskopların ayırma gücünü sınırlamasıdır. Görüşü, atmosferik koşulların gözlem yapılmasına izin verdiği ayırma gücü olarak tanımlamak mümkündür. Büyük çaplı teleskoplarda astronomik görüşün en etkili, hatta neredeyse tek bileşeni görüntü hareketidir. "Fried Parametresi" (r_0) tüm görüş etkilerini tanımlar ve küçük bir teleskopla ölçülen görüntü hareketinden hesaplanabilir (Tokovinin 2002). Fried parametresi, belli bir andaki görüş değeri ile aynı miktarda teorik ayırma gücüne sahip teleskopun çapıdır. Bir teleskopun odağındaki görüntü hareketinin doğrudan ölçümlerine, takip hataları ve rüzgar sallantılarından kaynaklanan sah-te hareketler karışır. Halbuki diferansiyel görüntü hareketi ölçümleri bu titreşimlerden etkilenmez. Atmosferik türbülans tarafından üretilen diferan-siyel görüntü hareketi bir DIMM (**D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor) ile ölçülebilir. DIMM esas olarak, bir teleskopun açıklığına yerleştirilmiş Hartmann maskesinin iki deliği arasındaki dalga cephesi eğim farklarını ölçer (Sarazin ve Roddier 1990, Vernin ve Munoz-Tunon 1995).

DIMM prensibinde, bir Hartmann maskesinin iki deliğinden geçen ışık, deliklerden birinde bulu-nan bir optik kama yardımıyla ikiye ayrılır. Bu işlem odak düzlemindeki alıcı üzerinde aynı yıldı-zın iki ayrık ve net görüntüsünü oluşturur. Böylece teleskop sallantıları her görüntüyü aynı şekilde etkilerken, atmosferik türbülanstan kaynaklanan etkiler görüntülerin göreceli hareketlerine sebep olur (Bally ve ark. 1996). Yıldız görüntüleri arasın-daki mesafenin ölçümünden Fried parametresi hesaplanabilir. Sintilasyon, ışık ışınının atmosfer içinde aldığı yol boyunca uğradığı hızlı şiddet değişimleridir. Aslında büyük çaplı teleskoplarda ihmal edilebilir düzeyde etkileri olan sintilasyon, ölçülebilmesi halinde görüş çalışmalarına destek verici sonuçlara ulaşılmasını sağlayabilir.

TUG'da kurulacak olan DIMM (TUG-DIMM) robotik karakterde olup, gece boyunca gözlemci güdümü gerektirmeksizin sürekli olarak görüş gözlemi yapacak şekilde planlanmaktadır.

2. TUG-DIMM

2.1 Aletsel parametreler

DIMM'lerde teleskop çapının 20 cm'nin üzerinde olması tavsiye edilmektedir. TUG'da bulunan ve bu sisteme en uygun teleskop 235 mm çaplı Celestron C8'dir. Bu teleskopla kullanılacak olan iki delikli Hartmann maskesinin delik çapı 60 mm, delik merkezleri arasındaki mesafe ise 175 mm olacaktır. Bu değerler ile S=d/D oranı 2.92 olmaktadır ki

Poster tam metni için: Tuncay ÖZIŞIK
e-mektup: tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr

2.5'den büyük olması tavsiye edilen bu değer de yeterince iyidir. Maske deliklerinden birine takılacak optik kamanın sapma açısı 80″ olacaktır. Teleskop odağında kulanılacak olan video CCD Astrovid Stellacam EX'dir. Piksel ölçeği 0.75″/piksel olan bu kamera, saniyede 25 resim içeren bir video sinyali üretmektedir. Kameranın poz süresi, görüntü hareketinin dondurulması amacıyla (Martin 1987) 4 ms olacaktır. Bir bilgisayardaki video yakalama kartına aktarılacak olan sinyal, bu kart ve hazırlanan yazılım sayesinde bilgisayar diskine AVI formatında kaydedildikten sonra, IDL ortamında geliştirilmiş bir indirgeme yazılımı ile bu video dizgesini oluşturan resimler ayıklanarak indirgenecektir. Gözlem ve indirgeme işlemleri grafik arabirimi olan ana program tarafından idare edilecektir. İndirgeme işlemleri Tokovinin (2002) tarafından verilen yöntem kullanılarak yapılacaktır.

İndirgeme yazılımı, Fried parametresini hesapladığı bu verilerden aynı zamanda sintilasyon indeksi ve Strehl Oranı'nı da hesaplayacak, 0.3'ün altındaki strehl oranına sahip görüntüleri indirgemeye katmayacaktır. Odak ayarının gece boyunca meydana gelen sıcaklık değişimleri sebebiyle bozulması sonucu yükselecek olan foton gürültüsü veri kalitesini olumsuz etkileyecektir. Bu sorunun çözümü için henüz bir yöntem geliştirilmemiş olup, üzerinde çalışılmaktadır.

2.2 Gözlenecek yıldız ve otomatik takip sorunu

Bu sistemle ilgili önemli bir sorun, gözlenecek yıldızın bulunması ve takibidir. Robotik özellikleri olmayan teleskop kullanıldığı için bu sorunu kısmen çözecek bir yöntem, sistemin sadece kutup yıldızını gözlemesidir. Gerçekten de "GOTO" fonksiyonu olmayan bu teleskopla uygulanabilecek en iyi yöntem budur. Fakat bu durum takip sorununu çözmez. Bir otomatik takip yazılımı çözüm olabilir. Bu teleskobun motorlarına bir PC yardımıyla paralel port üzerinden kumanda edilebilmesi için TUG elektronik laboratuvarında bir arabirim tasarlanmıştır. Teleskopun arayıcı dürbününün odağına takılacak olan ikinci bir video CCD kamera ile alınacak görüntü sayesinde, geniş görüş alanında yıldızın bulunması ve otomatik takibi mümkün olacaktır. Bunun için de ayrı bir yazılım hazırlanarak ikinci bir basit PC üzerinde çalıştırılacaktır.

2.3 Yerleşim ve kubbe

Prensip olarak sistemin açık havada çalışması gerekmektedir. Ancak şiddetli rüzgarlar ve sistemi çevresel koşullardan koruma gereği, bazı hallerde yarı-kapalı ortamlarda çalışmayı mazur gösterebilir. Bu sebeple, özellikle TUG-DIMM için yarısı açılan ve sabit (sadece kutup yıldızına bakan) bir kubbe yapısı tasarlanmıştır. Sistemin yerleştirileceği ayrı bir bina inşa edilmeyecektir. Bunun yerine yerden 4-5 metre yükseklikte bir platform hazırlanması, ya da TUG-DIMM'in T40 teleskop binasının terasına yerleştirilmesi düşünülmektedir.

2.4 Gözlem yöntemi

TUG-DIMM'i gözleme başlatmak için gözlemcinin yapması gereken, kubbe kapağını açmak, kutup yıldızını görüntüde ortaladıktan sonra, takip ve TUG-DIMM yazılımını çalıştırmaktır. Gözlemin bundan sonraki tüm aşamaları bu ana yazılım tarafından idare edilecek ve DIMM sonuçları, yani gece boyunca görüş değerleri WEB ortamında izlenebilecektir. Gözlemci bu noktadan sonra TUG-DIMM'i terkedebilir. Gözlemcinin müdahalesini gerektirecek tek durum, hava koşullarının sistemin kapanmasını gerektirmesidir.

3. Sonuç

Çağdaş gözlemevlerinin birçoğunda uzun süredir çalışmakta olan, bazılarında ise kurulma çalışmaları devam eden DIMM'lerden birinin TUG'da da bulunması, gerek gözlemler sırasında yardımcı olması, gerekse ileriye dönük büyük teleskop kurulması çalışmalarına veri sağlaması bakımından bir gerekliliktir. TUG'da uzun süredir yürütülmekte olan gündüz görüş çalışmalarını yapan araştırmacılar (Özışık ve Ak, 2004) tarafından tasarlanan ve hayata geçirilecek olan TUG-DIMM'in yapılması için yeterli teknik, deneysel ve kuramsal birikim sağlanmıştır. Sistemin maliyetinin de TUG'da bulunan ve gündüz görüş çalışmalarından kalacak cihazların kullanımı sayesinde benzerlerinden çok daha düşük olması beklenmektedir.

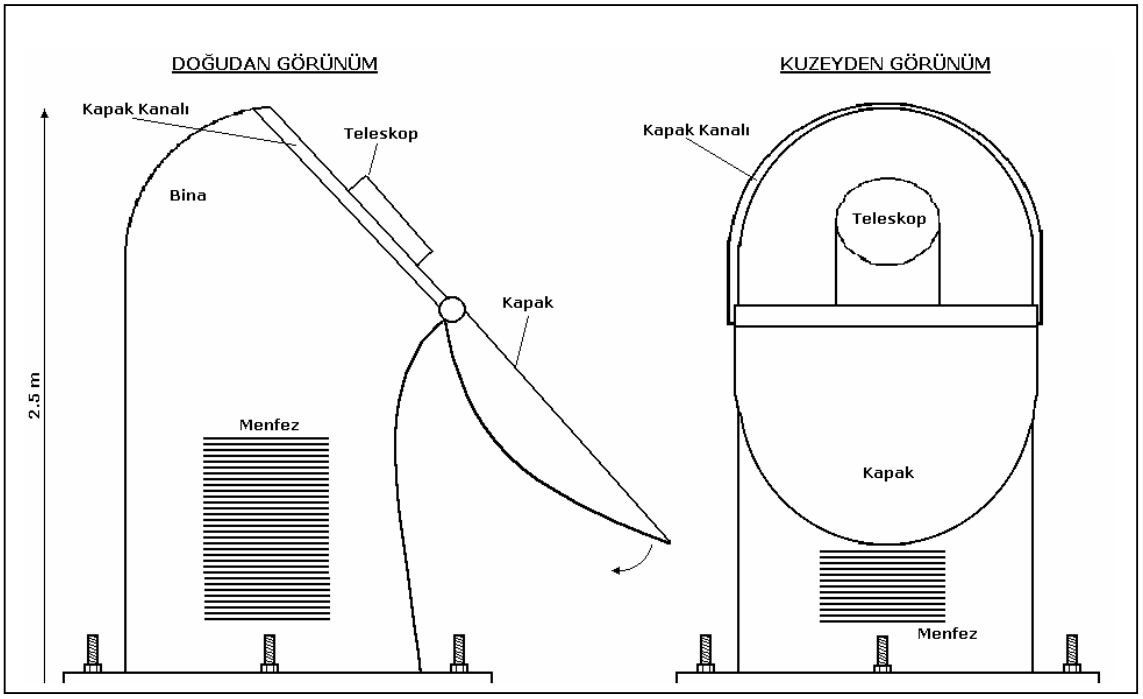
Sonuç olarak TUG-DIMM'in test gözlemleri ve yazılımların geliştirilmesi devam etmektedir. Diğer yandan da yerleşim ve kubbe konusunda sağlıklı çözümler araştırılmaktadır.

Teşekkür

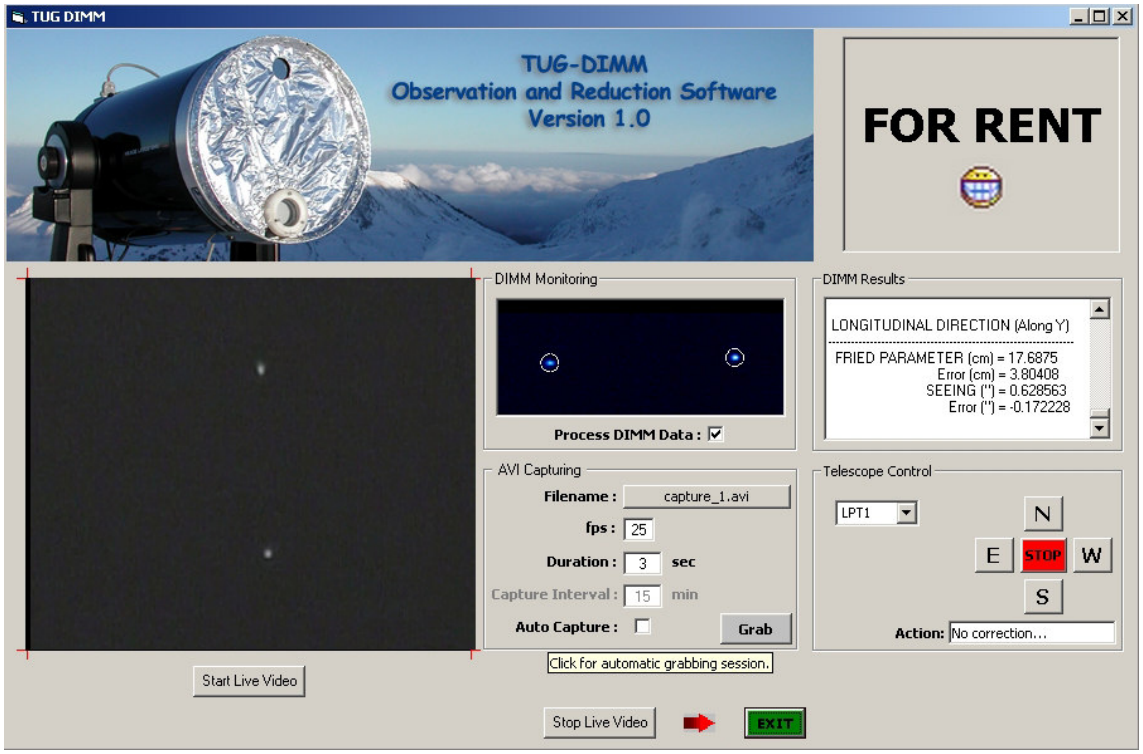
TUG DIMM teleskobunun PC üzerinden kumanda edilebilmesi için gerekli arabirimi tasarlayan ve yapan TUG Elektronik AR-GE Bölümü'nden Murat Koçak'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Bally, J. ve ark. 1996, PASA, 13, 22.
Martin, H.M. 1987, PASP, 99, 1360.
Özışık, T., Ak, T. 2004, A&A, 422, 1129.
Sarazin, M., Roddier, F. 1990, A&A, 227, 294.
Tokovinin, A. 2002, PASP, 114, 1156.
Vernin, J., Munoz-Tunon, C. 1995, PASP, 107, 265



TUG-DIMM'in yerleştirilmesi tasarlanan kubbe.



TUG-DIMM görüntü yakalama ve indirgeme yazılımı arabirimi.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

GEZEGENSEL HALKALAR

Özgecan Önal[1], A. Talat Saygaç[2]

[1]İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi İstanbul
nacegzo@mynet.com, saygac@istanbul.edu.tr

Özet: Yapacağım çalışmanın yapısı genel olarak şu başlıklar altında toplanabilir:-"Gezegen halkası nedir?", -"Halkalar nasıl oluşmuştur?", -" Halkaların hareketini yöneten dinamik olaylar nelerdir?", -" Halkalar hangi gezegen ya da gezegenlerin etrafında bulunur? ", -"Güneş Sistemi dışındaki diğer sistemlere ait gezegenlerin etrafında halkalar bulunabilir mi?", -"Acaba galaksimizin de bir halkası var mı?", -"Cassini uzay aracının gönderdiği son haberler nelerdir?".Bu başlıklar dışındaki konular da çalışmada yer alacaktır.

Anahtar Kelimeler: gezegenler: gezegensel halkalar: Satürn : Jüpiter: Uranüs: Neptün – gezegenler: gezegen halkaları: Cassini: Huygens: Titan – galaksiler: galaksi halkaları: Hoag

1. Gezegen Halkası Nedir?

Evren, aklımıza gelen ne varsa, olabilecek tüm yapıları içeren astronomik bir cisimdir. Evrenin temel yapıtaşları galaksiler ve galaksi kümeleridir.Çok sayıda yıldızın bulunduğu gravitasyonel bakımdan bağlı sistemlere "galaksi" denir. Galaksilerin yapıtaşları ise yıldızlardır. Ancak bir galakside sadece yıldızlar değil, aynı zamanda yıldızlararası ortamda bulunan gaz ve toz da bulunur. Yıldızlar gaz ve tozun çok büyük miktarlarda birleşmesi ile oluşmuş gök cisimleridir.Evrendeki yapılar hep gaz ve tozun farklı miktarlarda bir araya gelmesi ile oluşmuştur.Yani arada bir çekim söz konusudur. Kısaca gaz ve toz çekim kuvvetinin etkisiyle gittikçe sıklaşarak toplanır ve gök cisimleri meydana gelir diyebiliriz.

Çekim kuvveti nasıl bir kuvvettir? Herhangi iki cisim için; cisimlerin aralarındaki uzaklığın karesi ile ters orantılı ve kütlelerinin çarpımı ile doğru orantılı bir büyüklüktür. Bu kuvvet Sir Isaac Newton tarafından bulunmuş ve $F=G.M.m/r^2$ şeklinde formülize edilmiş bir kanundur. Bu kanuna "çekim kanunu" denir ve evrenle ilgili çok temel bir takım gerçekleri ortaya koyar. Bir kütle, bir kuvvete maruz kalınca ivme kazanır. Yani hızı her saniye kütlesi ile ters orantılı olarak değişir. Bu sayede o kütle dönmeye başlar. Keyfi iki cisim ele alalım. Bu cisimler sahip oldukları kütleleri gereği yani bir anlamda çekim kuvveti gereği ortak bir kütle merkezi etrafında hareket ederler. Kütle merkezi, büyük kütleli cisme daha yakındır. Eğer kütleler arasındaki fark çok büyükse küçük cisim sanki büyük cismin etrafında dönüyormuş gibi görünür. Buna şöyle örnekler verebiliriz: Atom çekirdeği ve elektronlar, Güneş ve Dünya, Dünya ve Ay. Dünya-Ay sistemini ele alırsak Dünya ve Ay ortak bir kütle merkezi etrafında hareket ederler. Satürn ve uydularından oluşan daha büyük bir sistemi ele alırsak yine aynı manzara ile karşılaşırız. Kütle merkezi gezegene çok yakındır. Örneğin, Satürn gezegeni ve uyduları.

Bu noktada "Uydu nedir?" sorusunu cevaplandıralım. Uyduyu kabaca bir gezegenin etrafında, yer yer yoğunlaşmalar göstermiş gaz ve tozdan oluşan cisimler olarak tanımlayabiliriz. Uyduların büyüklükleri bir gezegen boyutunda ya da mikron mertebesinde olacak şekilde değişir. Peki belirli bir yoğunlaşma göstermeyen daha küçük parçalar da varsa? İşte o takdirde sürecin biraz daha gelişmişi ile karşı karşıya kalırız.

2.Gezegensel Halkaların Oluşumu

Bir Teori…

Merkezsel bir cisim etrafında, homojen dağılım göstermeyen bir gaz ve toz bulutu ele alalım. Bu gaz ve toz bulutu zamanla merkezsel bir yoğunlaşma göstererek bir gezegen oluşturur. Maddelerin dağılımı homojen olmadığı için merkezsel yoğunlaşma dışında yer yer küçük yoğunlaşmalar da olur. Fakat bulutu oluşturan bütün taneciklerin yoğunlaşması mümkün değildir.
Bazı parçacıklar gezegenin çevresinde dağınık bir biçimde ve yoğunlaşamadan kalırlar. Dolayısıyla bu parçacıklar gerek gezegenin uyguladığı kuvvetler, gerek de parçacıkların birbirini etkilemesiyle zamanla belli bir düzlemde bulut oluşturacak

Posterin tam metni için : Özgecan ÖNAL
e-mail: nacegzo_2003@yahoo.com

şekilde toplanırlar. Parçacık sayısının çok oluşu toplanmanın çabuk ve sürekli olmasını sağlar. Parçacıkların birbiriyle etkileşmesi sonucunda da bulut basıklaşır. Parçacıklar arasındaki etkileşmeler bir takım olayların da etkisiyle zamanla dengeye oturur. Bulut yassı ve ince bir hal aldıktan sonra şekil bakımından büyük bir değişim olmaz. Yani dinamik olarak denge sağlanmış olur.
Artık halka kavramını tanımlayabiliriz: *"Merkezsel bir cisim etrafında dönen hemen hemen opak bir disk oluşturan birbirinden bağımsız parçacıklar topluluğuna "gezegensel halka" denir."*

DİNAMİK EVRİMİN TEMEL TAŞLARI
Gezegen halkalarının şekillenmesinde iki olayın daha önemli etkileri vardır. Bu etkiler sonucu parçacıkla büyüklükleri ile ters orantılı olarak gezegene yaklaşırlar.

Poynting-Robertson Sürüklenmesi : Halka parçacıklarının fotonlar ile çarpışması sonucu olan sürüklenmedir.

Plazma Sürüklenmesi: Halka parçacıklarının gezegenin manyetik küresinde bulunan plazma ile çarpışması sonucu meydana gelen sürüklenmedir.

1-) LAPLACE DÜZLEMİ
Merkezsel bir cisim etrafında rastgele yörüngelerde dolanan herhangi iki parçacık yörüngelerinde dolanırken zaman zaman birbirleriyle etkileşirler ya da çarpışırlar. Bu çarpışmalar sayesinde rölatif hızları değişir. Parçacıkların birbirini etkilemesinin yanı sıra gezegenin tam bir küre olmamasından veya parçacıklar herhangi bir uydunun yörünge düzleminde iseler bu uydunun pertürbasyonundan dolayı zamanla ortalama bir düzlem olan Laplace düzlemine sürüklenirler. Laplace düzlemi eğrisel bir yüzey olup, Güneş Sistemi'ndeki dev gezegenlerin ekvator düzlemine paraleldir. İki parçacığın böyle bir süreç sonrasında Laplace düzlemine yerleşmesi oldukça uzun zaman alır. Ama gezegensel halkalar çok sayıda tanecik içeren bir topluluktur. O nedenle parçacıkların birbirini etkilemesi, gezegenin veya uyduların parçacıkları etkilemesi hızlı olur. Her parçacığın yörüngesi Laplace düzlemine yığışmaya izin vermeyebilir. Dolayısıyla bu parçacıklar da yörüngeleri boyunca olan hareketlerine devam ederler. Ancak bu yörüngeler, merkezsel hareketten dolayı Laplace düzleminde bulunan taneciklerin yörüngesi ile iki kez kesişir ve parçacıklarla etkileşmeye girerler. Ancak etkileşmenin olup olmaması diye bir durum da söz konusudur. Düzlemde bulunan taneciklerin opaklığı ne kadar fazla ise etkileşme de o kadar fazla olur. Bu durumun sonuçlarından biri bağımsız parçacığın düzleme yığılması olabilirken, diğer bir sonucu ise halkanın kalınlaşmasıdır. Bu durum da halkanın opaklığının bir ölçüsüdür. Çünkü halka ne kadar opak olursa etkileşmelerde o denli fazla olur. Bunun sonucunda da halkanın kalınlaşması ihtimali artar.

2-) ROCHE LİMİTİ
Bir gezegenin bir cisme olan gelgit etkisinin, çekim kuvvetinden daha fazla olduğu uzaklığa "Roche Limiti" denir. Gezegensel halkalar genellikle bu limit içerisinde yer alır. Roche limiti gezegenin yarıçapına,yoğunluğuna ve uydunun yoğunluğuna bağlı olarak değişen bir büyüklüktür.

3-) GELGİT ETKİSİ
Astronomik cisimlerin farklı kısımlarına uygulanan çekim kuvvetlerinin neden olduğu bozulmalardır. Herşeyin birbirinin çekimi altında olduğu gerçeğinin bir başka kanıtı da bu etkidir.Ay'ın gelgit etkisinin Arz sularında yaptığı etki sonucu sular günde iki kez yükselir ve iki kez alçalır.Sıvı bir uydu bu limitte bulunursa bütünlüğünü koruması mümkün olmaz ve kaçınılmaz son olan parçalanmaya maruz kalır. Katı yapılı cisimler ise bu limitten daha da fazla yaklaşabilir. Ancak büyüklük bir sınırlamaya neden olur .Bilim adamları gezegensel halkaların Roche limiti içerisinde bulunmasından yola çıkarak ve üstte bahsettiğimiz sınırlamaları da kullanarak şöyle bir sonuca ulaşmışlardır:
"Merkezsel bir gezegen etrafında bulunan bir disk zamanla dış tarafında uydular, daha içte halkalar ve gezegenin hemen üstünde bir boşluktan ibaret bir sisteme gelişir."

4-) SİNKRON KONUM
Bir uydunun, gezegeni etrafındaki bir dolanımını tamamladığı sürenin, gezegenin kendi ekseni etrafında bir turunu tamamladığı süreye eşit olduğu durumdaki uzaklığa *"sinkron konum"* denir. Gezegenimizin uydusu Ay da sinkron konumda bulunmaktadır. O nedenle her gece aynı yüzünü görmekteyiz. Sinkron konum, parçacıkların evrim yollarını ikiye ayırır. Birincisi, Sinkron konumdaki parçacıklardan, gezegene yakın olan içteki parçacıkların daha içe, gezegene uzak olan dıştaki parçacıkların daha dışa sürüklenmelerine neden olur. İkincisi, elektromanyetik kuvvetler 1 mikrondan daha küçük parçacıkların sinkron konumda toplanmalarına neden olur.

5-) KEPLER KANUNLARI
Gezegensel halkalar Kepler Kanunlarına uygun olarak hareket ederler. Kepler Kanunları der ki: **"Bir cisim odaklarından birinde Güneş olan eliptik bir yörüngede hareket eder."** Bu kanun Güneş Sistemi içerisinde Güneş merkezli hareketler için geçerlidir. Bir gezegen etrafında hareket eden bir uydu için bu kanunu uygularsak, cisim

odaklarından birinde gezegen olan eliptik bir yörüngede hareket eder. Ancak gezegensel halkaların eksentrisiteleri çok küçüktür. Kepler'in bir başka kanunu da alanlar kanunudur. Alanlar kanunu der ki **"Güneş'i gezegene birleştiren yarıçap vektör, eşit zamanlarda eşit alanlar süpürür."** Bu kanuna göre gezegen Güneş'e yakın iken daha hızlı hareket etmeli ki süpürdüğü geniş alanı taramak için geçen zaman uzakken süpüreceği dar alandaki hızı ile eşit olsun. Uygulayacak olursak uydu gezegene yaklaştıkça daha hızlı hareket eder. Yani içteki halka bileşenleri, dıştaki halka bileşenlerinden daha hızlıdır.

6-) ÇOBAN UYDULAR

Uydular disk içinde bulunan görece daha büyük parçalardır. Bunlar, halka yapısının korunmasında, **h**alkaların şekillenmesinde, halkaya madde sağlanmasında ve halka yapısından bazı maddelerin uzaklaştırılmasında rol oynarlar. Bazı gök bilimciler büyük uyduların bu davranışlarını "çobanlık " olarak görmüşlerdir. O nedenle bu uydulara literatürde ***"çoban uydular "*** denir.

7-) REZONANT YÖRÜNGE

Rezonans olayı nedeniyle parçacıkların belli bölgelerde çok fazla olması ya da yine aynı olay nedeniyle belli bölgelerde parçacıkların olmaması ya da çok az olması durumundaki yörüngedir. Gezegensel halkalar söz konusu olduğunda halkaların büyük bir çoğunluğunun yakınlarındaki çoban uydularla ve bu uydular aracılığıyla bazı halkaların birbirleriyle rezonansta olduğu bilinmektedir.

3. Güneş Sistemi'nde Gezegensel Halkalar Hangi Gezegenlerin Etrafında Bulunur?

Satürn'ün Halka Sistemi

Keşif Öyküsü

Satürn'ün halka sistemine ait ilk gözlemler **1610** yılında, Galileo Galilei tarafından yaklaşık 30 cm çaplı küçük bir teleskop ile yapılmıştır. Galileo kendi teleskobunu yapan ve onu bilimsel amaçla kullanan ilk bilim adamıdır. Teleskobun icadı Hollandalı bir gözlük firmasına aittir. Galileo Satürn'ü ilk gözlediğinde üçlü gezegen sistemi olduğunu düşünmüştü. Aradan birkaç yıl geçtikten sonra tekrar Satürn'ü gözlediğinde gezegenin diğer iki bileşenini görememişti ve bunun nedenini anlayamamıştı. Bugün neden görülmediğini biliyoruz. Çünkü o dönemde halka sistemi Arz'a göre yan duruyordu. Maalesef Galileo bu gerçeği öğrenemedi. **1659** yılında Christiaan Huygens, Satürn'ün tutulum dairesi boyunca uzanan ve hiçbir yeri gezegenin kendisine değmeyen yassı bir halka bulunduğunu öne sürmüştü. **1900'**lü yıllara gelindiğinde artık teleskoplu gözlemler ile yetinilemezdi. Gelişen uzay teknolojisi ile uzaya araçlar gönderilebilir ve gizemler çözülebilirdi. İnsanlık da böyle yaptı **1979** yılında Pioneer 11 uzay aracı Jüpiter'i incelemek üzere fırlatılmıştı ama şans eseri Satürn ile karşılaştı ve halkaların fotoğrafını çekti. Hemen ardından **1980** ve **1981** yıllarında Voyager 1 ve Voyager 2 uzay araçları Jüpiter ziyaretlerinden sonra Satürn'ü ziyaret ettiler, çok yüksek çözünürlükte fotoğraflar çektiler ve halkalar ile ilgili bu kadar yaklaşmadan asla öğrenemeyeceğimiz bilgiler gönderdiler. Aradan 400 yıla yakın bir süre geçmesine rağmen halkalar hakkında hala cevapsız çok sayıda soru bulunmaktadır. **Cassini** uzay aracının bu sorulara yanıt getireceğini umuyoruz. Tabii ki onun bulacağı yanıtlar da beraberinde yeni sorular getirecek.

Halka Yapısı

Satürn 'ün halka sistemi, gezegen halkalarını incelemek için bir model oluşturur. Bu sistem birbirinin içine geçmiş binlerce bağımsız halkadan ve boşluklardan oluşur. Satürn'ün halka sistemi keşif sırasına göre alfabetik olarak adlandırılan 7 ana bölüme ayrılmıştır. En içteki halkadan, en dıştaki halkaya doğru şu şekilde adlandırılmışlardır : D, C, B, A, F, G ve E. Ancak belirgin olmaları nedeniyle üç temel halkadan bahsedilir. Bunlar A,B ve C halkalarıdır. A ve B halkaları parlak, C halkası ise koyudur. Diğer halkalar daha az belirgin özelliklere sahip ve sönüktürler. Her bölüm kendi içinde birbirinden bağımsız binlerce halkadan oluşmaktadır. Satürn halkalarının yapısı daireseldir. Satürn halkaları incedir. Halkaların büyük bir çoğunluğunun kalınlığı sadece birkaç on metre ve orta boy bir uydunun sahip olduğu kütle kadar kütleye sahiptirler. Halkayı oluşturan parçacıkların büyüklükleri mikroskopik tozdan, çiftlik avlusu büyüklüğündeki büyük kayalar arasında değişen hatta birkaç kilometreye kadar ulaşan cisimlerdir. Halka düzleminin yaklaşık olarak 65000 km aşağısına ve yukarısına kadar uzanan seyrek yapılı Hidrojen bulutunun varlığı keşfedilmiştir. Arz'dan yapılan yakın kırmızı altı gözlemler halkaların çoğunlukla kirli buz kristallerinden oluştuğunu ortaya koymuştur

Satürn Halkalarının Devinimi

Satürn halkaları oldukça ince bir halka sistemi olduğundan ve açısal konumunun değişmesinden dolayı gezegenimizden gözlenmesi her zaman o kadar da mümkün değildir. Çünkü halkaların görülebilmesi için gelen Güneş ışığını yansıtacağı uygun bir konumda olması gerekir. Ayrıca Güneş'in halkalar ile aynı düzlemde bulunmaması gerekir. Aksi takdirde gözlenemezler. Halkaların eğikliği hiçbir zaman halkaları en tepeden

görmemize olanak tanımaz. Yani dairesel yapılarını anlamak zaman almıştır. Halkalar sırasıyla 13 yıl 9 ay ve 15 yıl 9 ayda bir yan konuma gelirler. Bu eşitsizliğin temel sebebi Satürn'ün yörüngesinin dış merkezliğidir(0,056). Satürn, günberi noktasının civarındayken rölatif olarak daha hızlı hareket etmektedir. Satürn, günöte noktasında da rölatif olarak daha yavaş hareket eder. İçinde bulunduğumuz yılda Satürn uzun periyodik geçişinin yarısını geçmiştir. Kısa döneminden geçeli yaklaşık olarak 9 yıl olmuştur. Şu dönemde halkalar kapanma dönemine girmişlerdir. Halkalar Satürn'ün ekvator düzleminde bulunurlar. Ancak ekvator düzlemi yörünge düzlemine göre $26^{1/2}$ ° kadar eğiktir. O nedenle, halkaların bir bu yüzünü, bir öbür yüzünü göstermesine neden olur.

Jüpiter'in Halka Sistemi
Keşif Öyküsü
Pioneer11 Jüpiter'in magnetik küresini geçtiğinde, Jüpiter'in çapının 1.6 katı uzaklıkta bilinen bir uydunun arkasından geçildiği zaman yüksek enerjili parçacıkların kayıtlarında bir düşme olduğunda, bilim adamları bu durumdan şüphelenip, kayıtları incelediğinde, 1.7 ile 1.8 Jüpiter çapı uzaklığında dev gezegenin bir uydusunun ya da bir halka sisteminin bulunabileceği fikrine vardılar. Ancak Arz'dan yapılan gözlemlerde böyle bir yapıya ait herhangi bir ipucu elde edilemedi. Voyager uzay araçları sayesinde Jüpiter'in halka sistemi resmedilmiş ve hakkında bilgi edinilmiştir.

Halka yapısı
Jüpiter'in halkaları Satürn'ün halkalarına hiç benzemezler. Çok ince ve koyu renkli olduklarından onları Arz'dan gözlememiz mümkün değildir. Voyager 2 uzay aracı Jüpiter halkasının üç temel bileşeni olduğunu keşfetmiştir. Jüpiter'in halka sistemi oldukça basit ve zayıf bir sistemdir. Halkayı oluşturan maddelerin boyu birkaç mikron kadardır.

Neptün'ün Halka Sistemi
Keşif Öyküsü
Neptün gezegeninin halkalarının keşfine geçmeden önce Neptün'ün nasıl keşfedildi? Sorusu yanıtlanmalı. Bu gezegen, Uranüs üzerindeki pertürbasyon etkisinden dolayı ve buradan itibaren yapılan bir takım teorik hesaplar sonucu bulunmuştur. Neptün gezegeni Titius-Bode kanununa uymamaktadır. Neptün bulunduktan çok kısa bir sonra İngiliz amatör astronom William Lassell gezegeni gözlemledi. Gözlemleri sırasında gezegenin çevresinde soluk bir halka gördüğünü iddia etti. Fakat bu bir göz yanılması idi. Dış Güneş Sistemi gezegenleri üzerinde araştırma yapması için gönderilen Voyager 2 uzay aracı Ağustos 1989'da Neptün çevresinde bir halka sistemi olduğunu kanıtladı.

Halka yapısı
Voyager-2 , Neptün etrafında üç tane iç içe geçmiş halka keşfetmiştir. Ama aslında Neptün'ün dört adet halkası vardır. Halkalar içten dışa doğru şu şekilde adlandırılırlar: *Galle halkası, Le Verrier halkası, Plateau halkası, Adams halkası.* Halkalar karanlık ve siliktir. Gezegen yüzeyinden aşağı yukarı 60000 km uzaklıkta, koyu renkli ve incedirler. Gezegeni tamamen çevreler. Ancak halkalar parçalı gibi görünür. Bilim adamları arada tozun yayılmış olabileceği düşünülmektedir. Nedeni uydusu Galatea'dır. 1977'de Uranüs gezegeni etrafında halka varlığı yerden yapılan gözlemlerle saptandıktan sonra Satürn gezegeninin halkası da dikkate alınarak bütün dev gezegenlerin etrafında halka olabileceği düşüncesi yaygınlaşmıştı. O yıllardan itibaren Jüpiter ve Neptün gezegenlerinin etrafında halka varlığını gösteren kanıtlar aranmaya başlanmıştır. Neptün gezegeni çok uzak olduğundan ve Jüpiter gezegeninin de halkası çok ince yapılı olduğundan uzun süre hiçbir gözlemsel kanıt bulunamadı.

Uranüs'ün Halka Sistemi
Keşif Öyküsü
Uranüs gökyüzünde parlak bir ışık noktasından çok belirgin bir yuvarlak olarak görünür. Bu nedenle Uranüs'ün bir yıldızın önünden geçişi oldukça ilgi çekicidir. Ama Uranüs'ün görece yavaş hareket etmesi (6,81 km/sn) bu örtülme olaylarının sık olmasını engellemektedir. 10 Mart 1977 tarihinde sekizinci kadirden bir yıldızın *(SAO 158687)*, aralarında Kuiper Hava Gözlemevi'nin de bulunduğu bir çok merkezde Uranüs tarafından örtülmesi olayı gözleniyordu. O gün beklenmedik bir keşfe gebeydi. Gözlem boyunca söz konusu yıldız bir çok defa parıldadı. Araştırmacılar bunun açıklamasının tek bir şeye bağlı olduğunu düşünüyorlardı. Buna göre yıldız, gezegenin etrafındaki koyu renkli halkaların arkasında kalmış olmalıydı. Bu çıkarımlar sonucu gezegen üzerinde, kızılaltı tekniklerle yapılan gözlemler halkaların varlığını doğruladı. 1985 yılında Uranüs'e ulaşan Voyager 2 uzay aracı sayesinde gezegenin halka sistemi hakkında ayrıntılı bilgi elde edildi. Buna göre halka sisteminde bol miktarda toz bulunuyordu ve halkaların kalınlıkları bir iki kilometreyi geçmiyordu.

Halka Yapısı
Uranüs'ün halka sistemi oldukça geniştir. Halkalar simsiyah ve her biri oldukça dardır. Uranüs sisteminin toplam 17 adet halkası vardır. En içte bulunan halkası gezegenin bulutlarına kadar inmektedir. En dışta bulunan halkası ise sistemdeki

en geniş halkadır. Halkalar hemen hemen daireseldir. Halkalar, gezegenden 1,60 Uranüs yarıçapı ile 1,95 Uranüs yarıçapı mesafede yer alır. Halkalar içten dışa doğru sırasıyla şöyle adlandırılmıştır: **6,5,4,α,β,η,γ,δ,ε**. Çoğu halkanın genişliği 10 km'yi geçmez. Uranüs halkaları gezegen etrafında bir presesyon hareketi olmasına neden olur. Halkalar arasında yer yer boşluklar vardır. Halkalar keskin şekillidir ve bunun tek bir sebebi olabilir, o da halkaların büyük boyutta olan uydular tarafından güdüldüğüdür. Uranüs halkalarının albedoları düşüktür. *Albedo*, bir cismin üzerine düşen ışığı yansıtma miktarıdır. Albedonun az oluşu halkanın yapıldığı materyaller hakkında bilgi sahibi olmamızı sağlar. Bu bilginin ışığı altında da halkayı oluşturan maddelerin su, amonyum veya metan buzundan oluşmadığı sonucu elde edilmiştir

4. Güneş Sistemi Dışındaki Gezegenlerin Halkaları Var mı?

Geçişler, Güneş Sistemi dışındaki gezegenleri gözlemleme şansını mümkün kılarlar. Öte yandan da onları karakterize etmemize imkan sağlarlar. Geçişler esnasında bir gezegene ait halka sistemi koşullar ne olursa olsun, hangi konu ile ilgili gözlem yapılıyor olursa olsun fark edilebilirdir. Çok geniş bir bölge üzerinde geçiş olurken, Satürn benzeri bir halka sistemi olan bir gezegenin geçiş esnasındaki sinyallerinden halkaları belli olabilir. Geçiş yapan halkalı bir gezegenin ışık eğrisi, ona en iyi uyan küresel bir gezegenin aynı koşullar altında gözlendiğinde elde edilen ışık eğrisi ile karşılaştırıldığında halka işaretleri daha zayıftır.

5. Galaksi Halkaları

Galaksi halkalarının oluşumu genellikle bir ya da birkaç galaksinin çarpışması sonucu oluşur. Galaksiler çarpıştıklarında birbirlerinin içinden geçerler. Bu esnada gerçekleşen çekimsel dağılma galaksi halkalarının oluşmasına neden olur. Bazı galaksilerde spiral yapı halkalardan daha dışta yer alır.

6. Cassini – Huygens Misyonu

1997 yılı Ekim ayında yola çıkmış olan Cassini uzay aracı doğrudan Satürn'e yönelmek yerine önce öteki bazı gezegenlerin yörüngelerine girip hız kazandı. Rotası sırasıyla adı geçen gezegenlerin(Venüs-Venüs-Dünya-Jüpiter) yörüngelerine girip hızlanarak Satürn'e gitmekti. Cassini, önce ters yöndeki Venüs'e gitti. On dört ay arayla, iki defa Venüs'ün gravitasyon alanına girdi ve hızlandı. Ardından Dünya'ya yöneldi ve Dünya'nın kütle çekim desteğini alıp Jüpiter'e doğru hareket etti. Son desteği veren gezegen Jüpiter oldu. Böylece Cassini, 6 yıl 9 ayın sonunda Satürn'e ulaştı. Bu, Cassini projesinin ilk bölümüdür.

Görevin ikinci bölümü: *Satürn'ün yeniden keşfi…*
Cassini, 4 yıl sürecek olan bu bölümde; yaklaşık 1,7 milyar kilometre yol kat edecek. Cassini, halkalı gezegenin etrafında 74 tur atıp, Satürn'ün gizemli uydusu Titan'a 44 yakın uçuşta bulunacak ve çok sayıda buzlu Satürn uydularını da inceleyecek. Bu macerası sırasında Satürn'ün halkalarını, uydularını ve gezegenin manyetosferi hakkında ayrıntılı bilgiler edinecek.

Buraya kadar hep Cassini'den söz ettik ama önemli bir noktayı atlamamak gerek. O da Cassini'nin yanında taşıdığı Huygens sondası. Yapacakları en az Cassini'ninkiler kadar önemli. Bu sonda 25 Aralık 2004 tarihinde 21 günlük Titan'a gidiş yolculuğuna başlayacak. Bu sondanın görevi 14 Ocak 2004 tarihinde Titan'ın bulutlu atmosferinde yapacağı iniş ile başlayacak. Titan'ın atmosferinde yapacağı 2,5 saatlik inişin ardından Titan'ın yüzeyine indiğinde de yüzey araştırmaları başlayacak. İnişin bu kadar uzun sürmesinin nedeni Huygens sondasının bir paraşüt yardımıyla süzülecek olması. Titan'a gönderilen sondanın adının Huygens olmasının sebebi 1655 yılında Christiaan Huygens'in bu uyduyu ilk defa gözlemiş olmasıdır.

7. Kaynaklar

Genel Astronomi 1- Prof. Dr. Salih Karaali – İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Yayınları 2.Baskı, İstanbul

Gezegenler Kılavuzu - Patrick Moore – Tübitak Yayınları,5. Basım 1998, Ankara

Fizik Yasaları Üzerine – Richard Feynman – Tübitak Yayınları, 16. Basım, Ankara

Bilim ve Teknik Temmuz 2004 sayısının eki "Yeni Ufuklara- Titan'a Ziyaret" – Prof. Dr. Mehmet Emin Özel, Doç. Dr. Ayşegül Yılmaz

http://www.solarviews.com/eng/saturnrings.htm

http://www.universetoday.com/am/publish /saturn_rings_and_moons.html?2752004

http://ringmaster.arc.nasa.gov/saturn/saturn.html

http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod

http://pds.jpl.nasa.gov/planets/captions/saturn/ringsinshadow.htm

http://asartonline.org

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Yarı Düzenli Değişen Yıldızların (SR) Uzun ve Kısa Dönemli Işık Değişimleri ile Periyot Analizleri

Timur ŞAHİN[1], Cahit YEŞİLYAPRAK[1], Zeki ASLAN[12]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, 07058, Antalya
timursahin@akdeniz.edu.tr, cahity@akdeniz.edu.tr

[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya
aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr

Özet: Bu çalışmada, 1997 – 2004 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yapılan yarıdüzenli (SR) değişen yıldızların kısa ve uzun dönemli değişimlerini içeren ara sonuçlar (ışık değişimleri ve olası periyotlar) verilmiş ve bu tür yıldızların gözlemlerinde karşılaşılan temel sorunlara değinilmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: yarı düzenli değişenler, SR

Abstract. The aim of this paper is to present some interim observational results for SR type variable stars. We point out some technical problems encountered when observing this kind of stars.

Key words: stars: variable stars: semiregular variables, SR

1. Giriş

Yarı düzenli değişen (SR) yıldızlar, düzensiz ışık değişimleri gösteren geç tayf türünden dev ve üst devlerden oluşan yıldızlardır. Geniş periyot aralığına sahip SR yıldızlarının birden fazla periyot gösterdiği bilinmekle beraber, bu periyotların geçerliliği ve kaynakları (zonklama, bileşen, yörünge, yüzeysel özelliklerin modülasyonu gibi) halen tartışma konusudur. Bu tip yıldızların gözlemleri uzun süreli ve farklı gözlem teknikleri gerektirmektedir. Söz konusu yıldızların gözlemlerinde karşılaşılan temel sorunlar arasında; gözlem tekniği (mukayese, denet ve değişen sıralaması, gecelik etkin gözlem süresi, kısa ve uzun dönemli değişimlerin tespitine yönelik farklı gözlem teknikleri), bu yıldızlara uygun mukayese ve denet seçimi (geç tayf türünden, nispeten sabit/standart yıldız bulma zorluğu), yeterli ve düzenli gözlem zamanı (gözlemsel boşlukların oluşması, servis gözlemlerinin yetersiz oluşu), özde düzensiz değişim gösteren yıldızlar olmaları, uzun süreli gözlemlere ihtiyaç duyulması (literatürde en az 10 yıl olarak kabul edilmektedir), uzun zaman ve sabır isteyen bu tür yıldızların gözlemleri için gerekli ortak çalışma guruplarının oluşturulamaması, sayılabilir.

Poster tam metni için : Timur ŞAHİN
e-mail: timursahin@akdeniz.edu.tr

2. Yıldızlar ve Analizleri

Bu çalışmada, Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü bünyesinde 1997 – 2004 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yürütülen, T40 telekobu ve SSP-5 fotometresi ile yapılan SR yıldız gözlemlerinden bazılarının ara sonuçlarının verilmesi amaçlanmıştır. Tablo 1'de sunulan SR yıldızları (The Hipparcos Catalogue, ESA 1997) hem kısa dönemli hem de uzun dönemli değişim gösteren yıldızlar arasından seçilmiştir. Uzun dönemli değişim gösteren SR yıldızlarının, bu tür yıldızların gecelik/haftalık/aylık SR gözlemlerinden kısa dönemli değişimler gösterdikleri (V Crb, HD 187216); kısa dönemli değişim gösterdikleri bilinen SR değişenlerinin (AR Cep, V338 Peg, VZ Cam, AH Ari) ise uzun dönemli gözlemlerinden (aylık/yıllık) daha uzun periyotlara da sahip olabilecekleri gösterilmiştir. Ayrıca, SR yıldızları için seçilen mukayese ve denet yıldızlarının belirlenmesindeki zorluklara en iyi örnek VZ Cam için seçilen ilk mukayese yıldızı HD 52029'nin daha sonra değişen olduğunun anlaşılmasıdır: Bunun 1999 yılından beri yapılan gözlemlerinden belirlediğimiz olası periyotları, Tablo 1'de ayrıca verilmiştir. Verilen periyotların doğruluğu, güvenilirliği ve kesinliği için çok daha fazla ve sık gözlem zamanına ihtiyaç duyulduğu da Şekil 1 ve 2'den açıkça görülmektedir. Şekil 1 ve 2'de verilen gözlemsel noktalar, gecelik ortalamaları temsil etmektedir.

Teşekkür

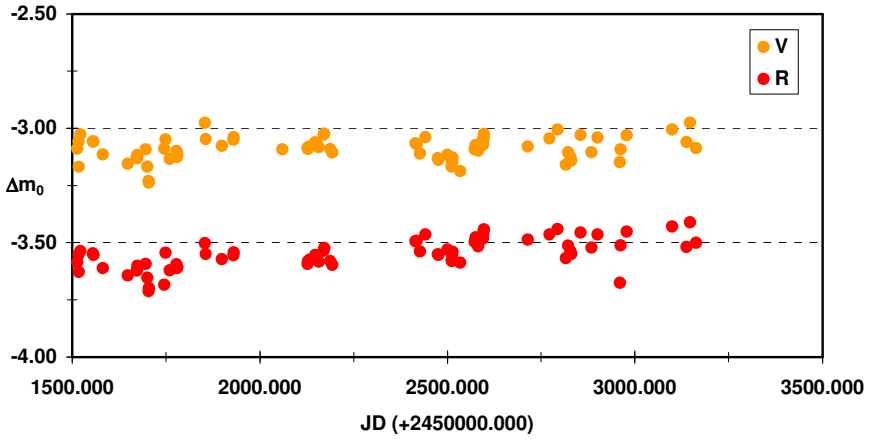
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG), sağladığı gözlem olanaklarından dolayı teşekkür ederiz.

Kaynaklar

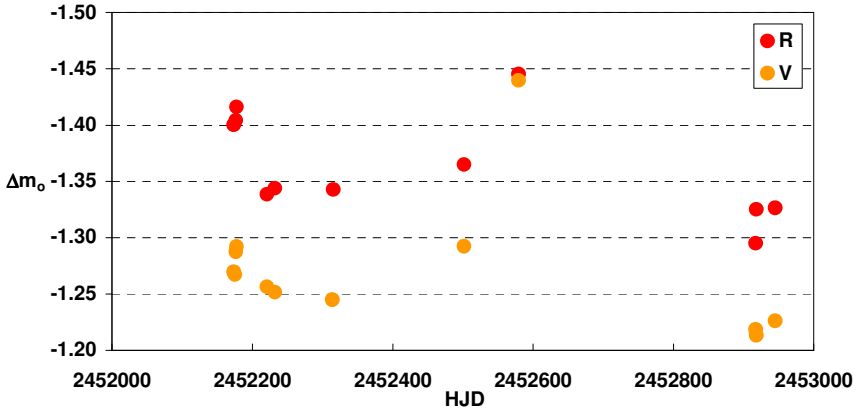
ESA, 1997. The Hipparcos & Tycho Catalogues, SP-122

Tablo1. TUG'de grubumuz tarafından 1997 – 2004 yılları arasında gözlenen SR yıldızlarından bazıları ve belirlenen muhtemel periyotları (kısadan uzuna doğru sıralanmış)

Yıldız	Literatür	V	Muhtemel				Gözlem
Adı	P (gün)	(m)	P_1 (gün)	P_2 (gün)	P_3 (gün)	P_4 (gün)	Süresi
AR Cep	20.0	7.4	2.9	5.6	81.4	281.7	2001 – 2004
V338 Peg	6.6	7.4	21.1	42.1	119.2	277.8	2001 - 2004
V Crb	358.0	9.3	15.6	177.8	332.3	418.2	1998 - 2004
VZ Cam	23.7	4.9	10.9	26.9	183.7	255.0	1999 - 2004
HD 187216	100.0	9.6	3.8	4.4	8.7	14.6	1997 - 2004
AH Ari	4.2	8.3	4.2	26.9	98.7	215.4	2000 – 2004
HD 52029	?	7.3	10.6	19.9	126.5	346.7	1999 - 2004



Şekil 1. VZ Cam: SR türü değişen yıldızının 1999 – 2004 yılları arasındaki Johnson VR ışıkölçümü.



Şekil 2. AH Ari: SR türü değişen yıldızının 2000 – 2004 yılları arasındaki Johnson VR ışıkölçümü.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Sıradışı Delta Scuti Türü Değişen: V2129 CYG

Timur ŞAHİN[1], Cahit YEŞİLYAPRAK[1]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, 07058, Antalya
timursahin@akdeniz.edu.tr, cahity@akdeniz.edu.tr

Özet: V2129 CYG değişen yıldız sistemi, Hipparcos uydusu tarafından küçük genlikli Delta Scuti türü bir yıldız olarak sınıflandırılmakla birlikte sözkonusu değişene ait gurubumuzca elde edilen Johnson BVR ışık eğrisi sıradışı bir görünüm sergilemektedir. Bu sıradışılığın sebebi olarak bu tür sistemlerde görülen iki farklı zonklama moduna ait olası bir modülasyonun rol oynayabileceği düşünülmektedir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: değişen yıldızlar: δ Sct

Abstract: V2129 CYG was defined as a low amplitude Delta Scuti type star by Hipparcos Satellite but the light curve of V2129 CYG looks so strange. Modulation of two different pulsating modes may be responsible but more observations are needed for clarity.

Key words: stars: variable stars: δ Sct

1. Giriş

Hipparcos Variability Annex (HVA), Periyodik değişen (P) olarak tanımlanmış, kısa dönemli ve küçük değişim genliklerine sahip çok sayıda değişen yıldız içermektedir. Bu tür değişenlerin, RRc, DSCT/DSCTC veya BCEP türü küçük genlikli zonklayan yıldızlar veya nispeten küçük yörünge eğim açılarına sahip değen sistemler oldukları düşünülmektedir. HVA'da yer alan yine böylesi bir gurup da ELL (rotating ellipsoidal variable) türü sistemlerdir. Eşit genlik değerlerine sahip olmayan maksimumlar gösteren - güçlü O'Connell etkisine sahip - çift sistemler de yine bu gurup içerisinde sınıflandırılmışlardır.Delta Scuti türü (DSCT/DSCTS) değişenler anakol yakınında ve klasik kararsızlık kuşağı içerisinde yer alan kısa dönemli zonklayan değişenlerdir (Bkz. Breger 1990). Bu tür sistemlerin büyük bir çoğunluğu çapsal olmayan "p" ve "g" modlarında zonklama göstermektedirler.

V2129 Cyg, Hipparcos uydusu tarafından küçük genlikli Delta Scuti türü (Low Amplitude Delta Scuti Type) bir yıldız olarak sınıflandırılmıştır (The Hipparcos Catalogue, ESA 1997). Hipparcos verilerinin analizi yıldız için sıradışı bir görünüş sergilememektedir (Tablo 1.). Sözkonusu değişen, Rodriguez vd.(2000) tarafından hazırlanmış Delta Scuti türü değişen yıldızlar kataloğunda da bir DSCT türü bir değişen olarak sınıflandırılmıştır.

Poster tam metni için : Timur ŞAHİN
e-mail: timursahin@akdeniz.edu.tr

2. Gözlemler ve Bulgular

Sözkonusu sisteme ait 2003 yılı içerisinde yapılan ve 2004 yılı içerisinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yürütülen gözlemler, yıldızın tayfsal bir bilgiye başvurmaksızın, sinüsodial ışıkeğrileri sergileyen ve eşit yükseklikte maksimumlara sahip sistemler olarak düşünülecebilecek zonklayan değişen sistemler gurubunun sıra dışı bir üyesi olduğuna işaret etmektedir (Şekil 1). V2129 Cyg sistemine ait ışık eğrilerinde göze çarpan tipik özellik farklı yükseklikteki maksimumlardır. Değişen sistem muhtemelen farklı frekansları içeren modüle bir ışınım değişimi sergilemektedir. Literatürde yıldız ile ilgili olarak yapılan detaylı bir ışıkölçümsel çalışma yer almamaktadır. Hipparcos uydusu dışında değişen sisteme ait ilk ışıkölçümsel çalışma yine tarafımızdan gerçekleştirilmiştir. Gözlemsel sonuçlar da ilk olarak gurubumuzca yayınlanmıştır (Şahin & Yeşilyaprak 2004). Yıldız ile ilgili gözlemler ve analizler halen devam etmekle birlikte sistemin ışınım değişim özelliklerinin ortaya konmasına çalışılmaktadır.

Tablo1. V2129 CYG değişen yıldızına ait Hipparcos uydusu verileri ile mukayese ve denet yıldızları

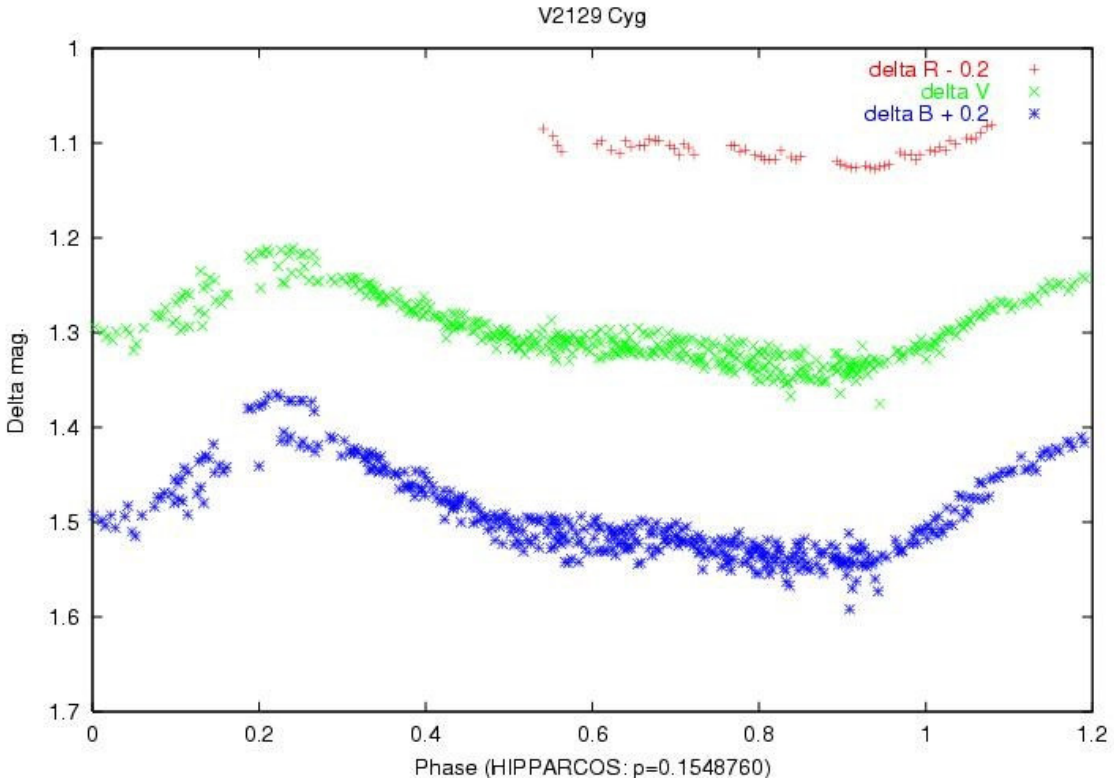
V2129Cyg	**P(gün)**	**B-V**	**m_{Hp}**	**Tayf**
HIP101862	0.3098	0.382	8.369 - 8.449	F8
MUKAYESE*(V:7.03)*			***DENET****(V:8.79)*	
GSC 4246 648			GSC 4246 108	

Teşekkür

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG), sağladığı gözlem olanaklarından dolayı teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Breger M. 1990, ASP Conf. Ser. 11, 263
ESA, 1997. The Hipparcos & Tycho Catalogues, SP-1220
Rodriguez E., Lopez-Gonzalez M.J., Lopez De Coca P.2000, A&AS, 144, 469R
Şahin T., Yeşilyaprak C. 2004, IBVS, 5599



Şekil 1. V2129 CYG değişen yıldızının Johnson BVR ışıkölçümü. Işıkölçüm gözlemleri SSP-5A fotoelektrik ışıkölçeri ile yapılmıştır.

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

EQ Tauri Örten Çift Sisteminin Dönem Analizi

Gonca Salman, Nalan Özbek ve Zekeriya Müyesseroğlu
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara
salman@science.ankara.edu.tr, nozbek@science.ankara.edu.tr, muyes@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet: W UMa türü örten değişen olan EQ Tau'nun dönem değişiminin nedeni araştırılmıştır. Bu değişime neden olarak, sisteme bağlı 0.45 M_Θ kütleli üçüncü bir cismin varolduğu önerilmiştir. 54.39 yıl dolanma dönemi olan bu cismin ışınım gücü 0.028 L_Θ tahmin edilmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: W UMa türü: EQ Tau– yörünge değişimi

1. Giriş

EQ Tau sisteminin örten değişen olduğu ilk kez Tsesevich (1954) tarafından ortaya konulmuştur. Bu sistem AAVSO listesinde listelenmiş fakat Baldwin ve Samolyk (1993) çalışmasına kadar yayınlanmış ışık eğrisi ve fotometrik çözümü yoktu. AAVSO'da 1976 ve 1992 tarihleri arasındaki minimum zamanı gözlemleri yapılmıştır. Daha sonraki minimum ışık elemanları; Benbow ve Mutel (1995), Buckner, Nellermoc ve Mutel (1998), Nelson (2001) ve Pribulla ve ark. (2001) tarafından yayınlanmıştır. Sistemin dönemleri farklı araştırmacılar tarafından; $0^d.34134848$ (Brancewicz ve Drovak, 1980), $0^d.34134750$ (Benbow ve Mutel, 1995) ve $0^d.3413471$ (Buckner ve Ark., 1998) olarak saptanmıştır.

Çizelge 1. EQ Tau'ya ait parametreler.

d(pc)	118
π[mas]	8.45±0.25
V	$9^m.58$
M_v	$4^m.3$
B – V	$0^m.64$
V_o(km/sn)	72
T_1	5800
T_2	5730
Tayf türü	G2 V
q_{sp}	0.447
$M_1(M_\Theta)$	1.32
$M_2(M_\Theta)$	0.59
$R_1(R_\Theta)$	1.16
$R_2(R_\Theta)$	0.82
$L_1(L_\Theta)$	1.35
$L_2(L_\Theta)$	0.64

Poster tam metni için : Gonca SALMAN
e-mektup : salman@science.ankara.edu.tr

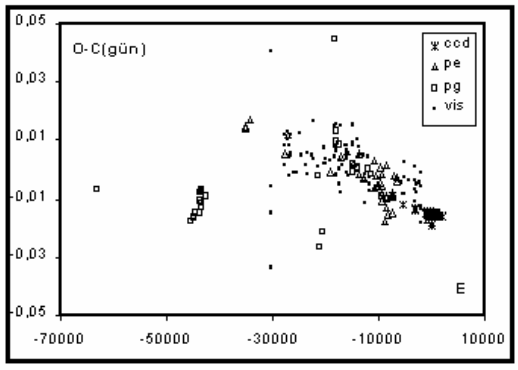
Qian ve Ma (2001) tarafından dönem değişimi $dP/dE = -1.82x10^{-7}$ gün/yıl olarak hesaplanmıştır. Sistemin dikine hız araştırmaları Rucinski ve ark. (2001) tarafından yapılmıştır. Çizelge 1'de verilen uzaklık, paralaks ve renk indisi Tyhco2 Kataloğu' ndan, kütle merkezinin uzay hızı ve tayfsal kütle oranı Rucinski ve ark. (2001)'ndan ve diğer parametreleri ise Yang ve Liu (2001)'dan alınmıştır.

2. Dönem değişimi

Biz bu çalışmamızda EQ Tau'nun 1942 yılından 2003 yılına kadar alınmış 210 adet minimum zamanını topladık. Bunların 30 tanesi CCD, 61 tanesi fotoelektrik, 26'sı fotografik, 1'i tayfsal ve 92 tanesi de görsel minimum zamanlarıdır. Gözlenen minimum zamanları Yang ve Liu (2001) tarafından verilen

$$\text{MinI} = \text{HJD}2452230.1309 + 0.34134719E \qquad (1)$$

ışık elemanları kullanılarak O-C değerleri elde edilmiştir. (Şekil 1)



Şekil 11. EQ Tau'nun (O-C) grafiği.

Şekil 1'den görüleceği gibi BBSAG (Bull 11 ve 12) de verilen görsel 4 minimum zamanı dağılımı fazla

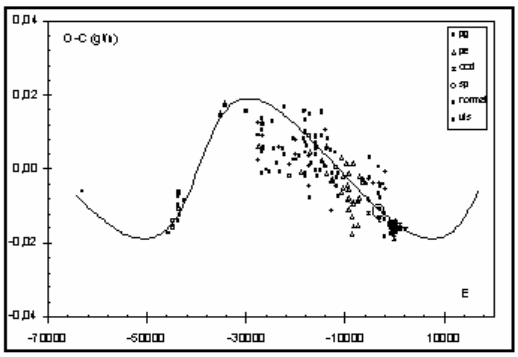
olduğundan bunlar tek bir normal değere dönüştürüldü (MinJD 2441974.7018, E =-30035.5). Fotografik 3 tane minimum zamanı gözlemi ise alındığı kaynakta (BAVM 36 ve 39) "şüpheli" olarak belirtilmiştir. Bu nedenle bundan sonraki işlemlere bu üç fotografik gözlem alınmamış, yine yukarıda sözü edilen görsel minimum zamanları için de "normal" değeri dikkate alınmıştır. Fotoelektrik ve CCD ile elde edilmiş minimum zamanları artan bir yörünge dönemini göstermekte iken, 1998'in sonundan itibaren (HJD 51166.322) O-C değerleri, bu parabolden ayrılma göstermektedir. Böyle bir değişimin; olası bir üçüncü bileşen veya manyetik etkinlikten kaynaklanabileceği düşünülmektedir. Elde edilen O-C değişim genliğinin $0^d.010$'den büyük olması manyetik etki yerine üçüncü bir cismin katkısını olanaklı göstermektedir.

2.1. Üçüncü cismin etkisi

EQ Tau örten çiftine, dinamik olarak bağlı bir 3.cisim varsa, bunların ortak kütle merkezi erafındaki hareketleri nedeniyle, çift bazen bize yakın bazen de uzak olacaktır. Bunun sonucu gözlenen minimum zamanı beklenenden dönemli olarak, küçük ve büyük olacaktır. Bu etki için dikkate alınan bağıntı Irwin (1952, 1959)'da verilmiştir;

$$0-C=\frac{A}{1-e^2Cos^2w}\left[\frac{1-e^2}{1+eCosv}Sin(v+w)+eSinw\right] \quad (2)$$

Burada A; O-C değişiminin genliği, w; enberinin boylamı, e; üçüncü cisme ait yörüngenin dış merkezliği, v; gerçel anomalidir.



Şekil 12. O-C diyagramı.

Bulunan O-C değerleri ile (2) bağıntısından elde edilen temsil eğrisi arasında fark kare toplamlarını en küçük yapacak A, e, w, v ($E_{çevrim\ sayısı}$) değerleri elde edilerek çizelge 2'de sunulmuştur.

Çizelge 2. Üçüncü bileşene ait parametreler.

A(gün)	0.019
P_3(yıl)	54.39
e	0.43
w(°)	4
$\Sigma(fark)^2$	0.00805

Üçüncü cisim için kütle fonksiyonu, Güneş kütlesi biriminde

$$f(M_3)=\frac{(a_3 \sin i_3)^3}{P_3^2} \quad (3)$$

bağıntısı yardımıyla *0.0163* M_Θ bulunur. a_3 sini_3 değeri A genliğine, e dışmerkezliğine ve w boylamına bağlıdır. EQ Tau'ya bağlı üçünücü cisim için a_3 sini_3*=3.642 AB* hesaplanmıştır. i_3; üçüncü cismin yörünge eğikliğidir, bunun farklı değerleri için ayrı ayrı a_3, dolayısıyla M_3 değerleri elde edilir. Çizelge 3'de i_3'e karşılık bulunacak üçüncü cismin kütle değerleri sunulmuştur.

Çizelge 3. Yörünge eğim açısına bağlı olarak üçüncü cismin kütlesi.

i(°)	$M_3(M_\Theta)$
30	0.889
40	0.759
50	0.613
60	0.531
70	0.483
80	0.457
85	0.452
90	0.449

Eğer üçüncü cismin yörüngesi ile EQ Tau'nun yörüngesi aynı düzlemde ise (bu yıldızların, yıldızlararası maddeden aynı anda oluştukları varsayılırsa ki geçerli bir yaklaşımdır), $i_3=i=84^o.47$ alın-dığında üçüncü cismin kütlesi *0.45* M_Θ ve yörünge yarı büyük eksen uzunluğu a_3*=19.11AB* olarak hesaplanır. *0.70* M_Θ'dan küçük kütleli bir anakol yıldızı için Demircan ve Kahraman (1991) ışınım gücü, $L_3(L_\Theta)=0.20M_3^{2.5}$ gözlemsel bağıntısı biçiminde verilmektedir. Buna göre kütlesi $M_3=0.45M_\Theta$ olan üçüncü cismin ışınım gücü *0.0275* L_Θ olmaktadır. Güneş'in görsel mutlak parlaklığından *($4^m.86$)* yararlanarak, üçüncü cismin görsel mutlak parlaklığı $8^m.76$ olarak hesaplanır. Sistemin uzaklığı da bilindiğine göre üçüncü cismin görsel parlaklığı $14^m.12$ olarak bulunur.

3. Sonuç

Yapılan çalışmada görüldü ki EQ Tau'nun dönem değişimi ücüncü cisimden kaynaklanıyorsa bu 54.39 yıl dönemli, 0.45 M_Θ kütleli bir yıldız olmalıdır. Yakın çift yıldızlar civarındaki üçüncü cismin dönemi genellikle 10-100 yıl arasında gözlenmiştir.

Gelecek yıllardaki gözlenecek minimum zamanları (O–C) değişimine etkiyen mekanizma için daha güçlü kanıtlar ortaya koyacaktır.

4. Kaynaklar

Agerer, F. ve Hubscher, J., 2003, IBVS 5484
Applegate, James H. 1992, ApJ, 385, 621
Benbow, W.R. ve Mutel, R.L. 1995, IBVS 4187
Borkovits, T., Erdi, B., Forgacs-Dajka, E. ve Kovacs, T. 2003, A&A, 398, 1091
Buckner, M., Nellermoe, B. ve Mutel, R. 1988, IBVS 4559
Csizmadia, Sz., Zhou, A.Y., Konyves, V., Varga, Z. ve Sandor, Zs. 2002, IBVS 5230
Değirmenci, Ö.L., Gülmen, Ö., Sezer C., İbanoğlu,C. ve Çakırlı, Ö. 2003, A&A, 409, 959
Irwin, John B., 1959, AJ, 64, 149
Müyesseroğlu, Z., Gürol, B.Törün E., Özdemir, T., Özavcı, İ., Tunç, T. ve Kaya, F.,2003, IBVS 5463
Nelson, R.H.,2003, IBVS 5371
Nelson, Roberth H., 2001, IBVS 5040
Qian, S. ve Ma Y. 2001, PASP, 113,754
Plavec, M. 1966, ASPL, 9, 321
Plavec, M. 1966, ASPL, 9, 329
Pribulla, T. ve Chochol, D. 2003, BaltA, 12, 555
Pribulla, T. ve Vanko, M. 2002, CoSka, 32, 79
Vanko, M., Parimucha, S., Pribulla, T. ve Chochol, D. 2004, BaltA, 13, 151
Vanko, M., Pribulla, Parimucha, S., T. ve Chochol, D. 2001, IBVS 5056
Yang, Y. ve Liu, Q. 2002,AJ, 124, 3358

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

GAMA IŞIN PATLAMALARI

Eda SONBAŞ, Aysun AKYÜZ

Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 01330, Adana
eda_sonbas@mynet.com, aakyuz@cu.edu.tr

Özet: Gama Işın Patlamaları (GIP), >100 keV enerjilerde gama ışınları yayan kısa (~ 0.1-100 sn) ve şiddetli patlamalardır. Tesadüfen keşfedildiği tarihten bu yana GIP'nın kaynağının ve doğasının tam olarak anlaşılamaması, onları modern astronominin en gizemli konusu yapmaktadır. Özellikle 1990 sonrasında gönderilen uydular tarafından yapılan gözlemler GIP fiziğinin gelişimine önemli katkılar sağlamıştır. Uydular ve yerden yapılan ardıl ışınım gözlemleriyle GIP'nın galaksi-ötesi kaynaklar olduğu anlaşılmıştır. Bu çalışmada , GIP'nın genel özellikleri derlenmiş ve 4B GIP güncellenmiş kataloğu kullanılarak GIP'nın uzaysal dağılımı hakkında istatistiksel çalışmalar yapılmıştır.

Anahtar kelimeler: GIP: Gama Işın Patlamaları – ardıl ışınım – ata yıldızlar

Abstract: Gamma ray bursts (GRB) are short (~0.1-100 seconds) and intense bursts of >100 keV gamma-rays. Their nature and origin have not been understood exactly since GRB were discovered serendipitously. Therefore they are still one of the greatest mysteries of modern astronomy. Major advances have been made in GIP physics especially by observations of satellites which were sent after 1990. The result of observations with ground based telescopes and satellites showed that GRB are extragalactic objects. In this work the general properties of GRB are reviewed and statistics of spatial distribution of GRB are presented using up-to-date 4B GIP catalogue.

Key words: GRB: Gamma Ray Burst – afterglow - Progenitor

1. Giriş

Gama Işın Patlamaları (GIP), uzayın herhangi bir noktasında öngörülmeyen zamanlarda genellikle 0,1 ile 10 MeV enerjili fotonların ortalama 0,1 ile 100 saniye süreli atımları ile oluşan olaylardır. GIP, 2 Temmuz 1967 yılında ABD savunma bakanlığına bağlı bir uydu olan VELA2 tarafından tesadüfen keşfedilmiştir. Vela uydularının görevi, ABD ve Sovyetler Birliği arasında var olan nükleer test - yasaklama anlaşması gereği ısıl nükleer bombaların patlamasıyla yayılan radyasyonun algılanmasıydı. Başlangıçta dünyadan geldiği sanılan bu ışımaların bilimsel sonuçları Klebesadel ve ark. (1973) tarafından rapor edildikten sonra bunların kozmik, gizemli ve yeni doğal olaylar olduğu anlaşılmıştır. Sovyet Konus uydusu ve IMP – 6 (Interplanetary Monitoring Platform) uydularının gözlemleriyle kaynakların dünya dışı olduğu doğrulanmıştır.

GIP olaylarının doğası, konumu ve kaynağı yaklaşık 25 yıl süreyle tam olarak açıklanamamıştır. Bu süre içinde bu patlamalar, gama ışın enerji bölgesinde (Hurley 1992) ve nadiren de x – ışın enerjilerinde gözlenebilmişlerdir (Murakami ve ark. 1988, Yoshida ve ark. 1989, Connors ve Hueter 1998)

1990 yılında yörüngeye taşınan CGRO' da bulunan BATSE dedektörü ile yapılan çalışmalar ile GIP astronomisine büyük katkılar sağlanmıştır.

BeppoSAX 28 Şubat 1997' de ilk kez bir GIP olayının x – ışınlarında ardıl ışınımını gözlemişdir (Costa ve ark. 1997). BeppoSAX yalnızca uzun süreli patlamaları takip edebilmekte ve dolayısıyla bu patlamaların x-ışın ardıl ışınımlarını gözleyebilmiştir. Bir düzine uzun süreli GIP' nın farklı dalgaboylarında ardıl ışınımları gözlenebilmiştir (Piran 2004). Şimdiye kadar kısa süreli patlamaların ardıl ışınımları gözlenememiştir. Eğer kısa süreli patlamaların ardıl ışınımları varsa NASA' nın uydularından yörüngede olan HETE ve gönderilmesi planlanan SWIFT tarafından gözlenmesi umulmaktadır.

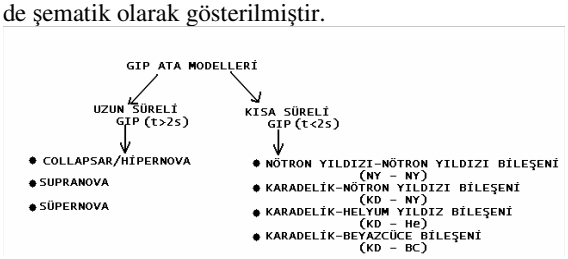
2. GIP Ata Modelleri

GIP'nın çok yüksek enerjili patlamalar olduğu bilinmektedir. Bu patlamaların keşfinden itibaren

Poster tam metni için : Eda SONBAŞ
e-mektup: eda_sonbas@mynet.com

onların atalarının (progenitor) ne olduğu anlaşılmaya çalışılmaktadır. Patlamaların orijinini açıklayabilmek için farklı dalgaboylarında ardıl ışınım gözlemlerinden gelen önemli bilgiler kullanılarak farklı ata modelleri öne sürülmektedir.

Bu modeller GIP'nın süresinin kısa ($t < 2s$) ve uzun ($t > 2s$) olmasına göre sınıflandırılabilir. Çok büyük kütleli (20 – 30 $M_\odot$) bir yıldızın evriminin sonunda çökmesi şeklinde tanımlanan Collapsar (Hipernova) ve Supranova modelleri uzun ($t > 2s$) süreli GIP'nı oluşturmaktadır. Eğer GIP bir çift yıldız sisteminde iki yoğun objenin (Nötron Yıldızı – Nötron Yıldızı, Nötron Yıldızı – Karadelik, Nötron yıldızı, Beyaz Cüce) birleşmesinden oluşuyorsa bu patlamaların kısa ($t < 2s$) süreli olması beklenir (Kouveliotu ve ark. 1993; Belli 1995; Dezalay ve ark. 1996). Bu modeller Şekil 1' de şematik olarak gösterilmiştir.



Şekil 1. GIP ata modelleri

3. Ateştopu

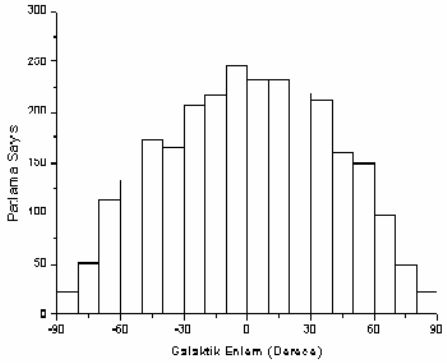
GIP'da hızlı parlaklık değişimleri yayınımın kaynağının küçük bir bölgede olduğunu önerir. Güneşin 10^{19} katındaki ışıma gücü yaklaşık bir güneş hacminden geldiği tahmin edilmektedir. Böyle bir yoğun bölgeden yayımlanan radyasyon fotonlarla çok yoğun bir şekilde paketlenir. Böylece fotonlar birbirlerini etkileyerek bir diğerinin kaçışı önler. Bu durumda GIP'nı nasıl görebildiğimiz sorusu ortaya çıkar. Bu sorunun yanıtı ateştopu modeli ile açıklanmaya çalışılır (Meszaros 2003). Bu modele göre, merkezi motordan enjekte edilen madde ortamda ilerlerken relativistik olarak yavaşlayarak GIP' nı ve sonra da onların ardıl ışınımlarını üretir. Oluşan relativistik şoklarda ivmelenen relativistik elektronlar, sinkotron veya sinkotron self – Compton yayınımıyla gözlenen gama ışınlarını oluşturur.

4. Ardıl Işınım

Ardıl ışınım, gama ışınlarında patlama sonrası yayınımdır. Bu ışınım genellikle x – ışınları, optik, kızılötesi ve radyo dalgaboylarında gözlenmektedir. Şimdiye kadar sadece, x - ışınlarında 10 tane patlamanın ardıl ışınımı, optik bölgede 12 tane patlamanın ardıl ışınımı gözlenmiştir. Sadece radyo bölgesinde hiçbir patlamanın ardıl ışınımı gözlenmemiştir. x – ışınları ve optik bölgenin her ikisinde 11 tane patlamanın ardıl ışınımı, x – ışınları ve radyo bölgesinin her ikisinde 6 tane, optik ve radyo bölgesinin her ikisinde 7 tane patlamanın ardıl ışınımı gözlenmiştir. x – ışınları, optik ve radyo bölgelerinin her üçünde 13 tane patlamanın ardıl ışınımı gözlemlenmiştir (Olutaş ve Özel, 2004). GIP hakkındaki önemli bilgiler ardıl ışınımlarından elde edilmektedir. Beppo-SAX'ın GRB970228 patlamasına ait x-ışın ardıl ışımasının keşifi ile GIP çalışmalarında bir dönüm noktası olmuştur. Gözlenen ardıl ışınım yayınımı GIP'nın kırmızıya kayma değerlerini hesaplamamızı mümkün kılar. Hesaplanan kırmızıya kayma değeri GIP'nın uzaklık ve konum bilgisini verir. Bazı GIP'nın kırmızıya kayma değerlerinin ölçümü, onların kozmolojik uzaklıklarda olduğunu göstermiştir (Meszaros 1999, 2003), (Waxman 2000, Piran 2001, Jakobsson ve ark. 2003).

5.GIP' nın Gözlenen Özellikleri

Bu çalışmada GIP' nın gözlenen özelliklerini açıklamak için yapılan istatistiksel çalışmalarda BATSE yenilenmiş kataloğu kullanılmıştır (http://www.batse.msfc.nasa.gov). Şekil 2'deki galaktik enlem dağılımı için katalogtaki 2702 patlama kullanılmıştır. Bu histogramda poz süresi düzeltmesi yapılmamıştır. GIP nın Galaktik merkez ve düşük enlemlerde daha fazla olduğu görülmektedir.

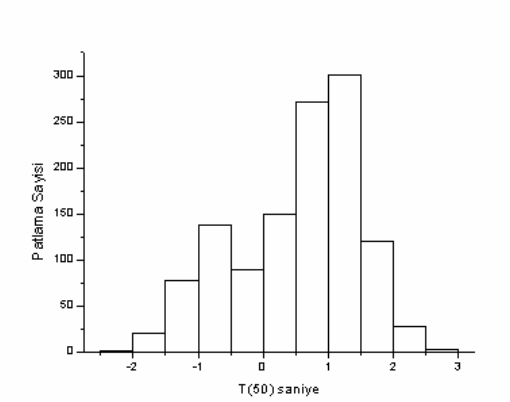


Şekil 2. GIP' nın galaktik enlem (latitude) dağılımı verilmektedir.

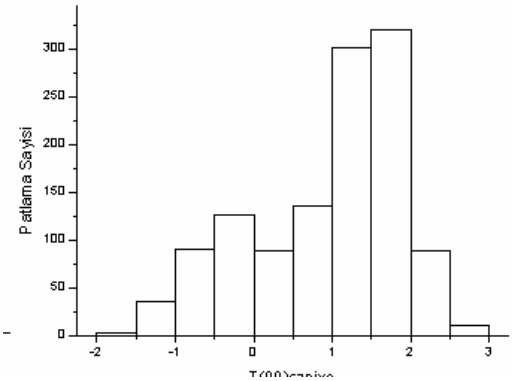
BATSE kataloğunda T_{50} patlamanın %50' lik kısmından alınan süreleri ve T_{90}' da %90 kısmından alınan süreleri göstermektedir. T_{50} ve T_{90} sürelerinin histogramları şekil 3(a) ve Şekil 3(b)' de gösterilmiştir.

Şekil 3(a) ve Şekil 3(b)' de süre dağılımlarının iki kutuplu olduğu görülmektedir. Bu dağılım, uzun süreli patlamalar ($T > 2s$) ve kısa süreli patlamalar ($T < 2s$) olmak üzere patlamaları iki sınıfa ayırma fikrini ortaya atar (Kouveliotu ve ark. 1993). Uzun süreli patlamalar toplam GIP' nın % 75' ini ve kısa

süreli patlamalar toplam GIP' nın % 25' ini oluşturmaktadır. Süre dağılımları BATSE 4B kataloğundaki veriler kullanılarak yapılan çalışmalarla tamamen uyum göstermektedir. (Zhang ve Meszaros 2003; Horvath 2002).

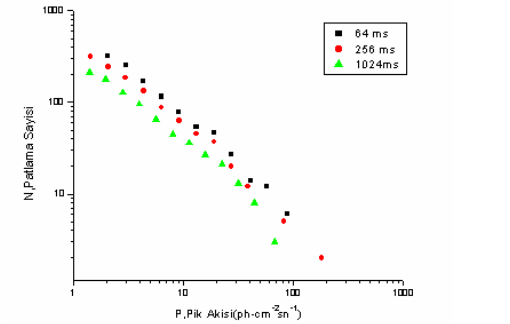


Şekil 3(a). GIP' nın süre dağılımı



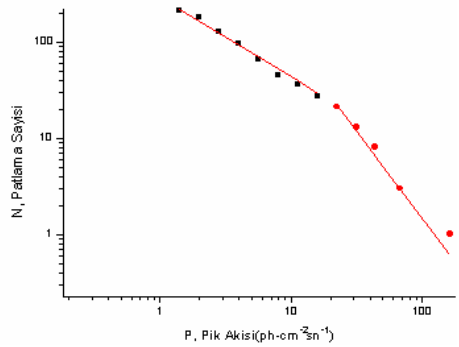
Şekil 3(b). GIP' nın süre dağılımı

GIP' nın pik akı değerlerinin log N – log P grafiği şekil 4(a) ve şekil 4(b)' de gösterilmiştir. 64, 256, 1024 ms' ye karşılık gelen akı değerleri için bu dağılımlar elde edilmiştir.



Şekil 4(a). 64, 256, 1024 ms' ye karşılık gelen ışıma şiddeti dağılımı (logN – logP) verilmiştir.

Şekil 4(b)' de 1024 ms için bulunan log N – log P dağılımına en iyi uyumu veren fonksiyon hesaplanmıştır. Güçlü pik akısı değerlerinde bu fonksiyon $N \sim P^{-3/2}$ şeklinde kuvvet yasası formundadır. Bu izotropik dağılımın göstergesidir. Zayıf pik akısı değerlerinde ise $N \sim P^{-1}$ kuvvet yasası dağılımıyla izotropiden sapma görülmektedir. 64 ve 256 ms' ye karşılık gelen kuvvet yasası dağılımları da benzerlik göstermektedir.



Şekil 4(b). 1024 ms' ye karşılık gelen log N – log P dağılımı

GIP' nın açısal korelasyonu iki nokta korelasyon fonksiyonu (two point correlation function) kullanılarak incelenmiştir. $w(\theta)$ fonksiyonu, θ açısıyla ayrılmış ve $\delta\Omega_1$, $\delta\Omega_2$ katı açısına sahip iki kaynağın $\delta P(\theta)$ olasılığını hesaplamak için gereklidir. Bu olasılık bağıntısı;

$$\delta P(\theta) = n^2[1+ w(\theta)]\delta\Omega_1\, \delta\Omega_2 \qquad (1)$$

şeklinde verilir. n, kaynakların ortalama sayı yoğunluğudur ve $w(\theta)$ fonksiyonu,

$$w(\theta) = [2N_r / (N_d - 1)]\, N_{dd}/N_{dr} - 1 \qquad (2)$$

$w(\theta)$' nın hatası

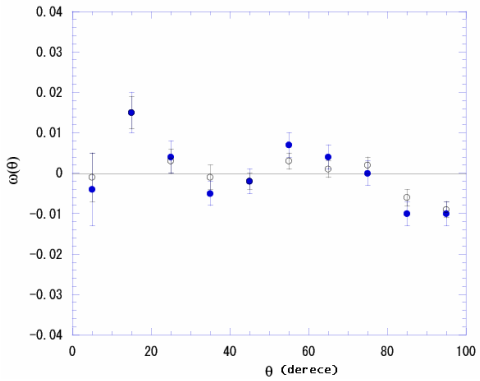
$$\sigma_\omega = \sqrt{[2N_r/(N_d - 1)](1+w(\theta)/N_r)} \qquad (3)$$

şeklinde tanımlanmaktadır.

Burada; Eğer N_d ve N_r gözlenen ve rasgele kaynak sayısı, N_{dd}: patlama çiftlerinin sayısı (data - data), Ndr: patlama ve rasgele patlama çiftlerinin sayısıdır (data - random). $w(\theta)$' nın pozitif değerleri kümelenme (clustering) olduğuna, $w(\theta)=0$ ise kümelenme olmadığına, $w(\theta)$' nın negatif değerleri ise ters yönde kümelenme (anti clustering) olduğuna işaret eder. (Bhattacarya ve ark. 2003).

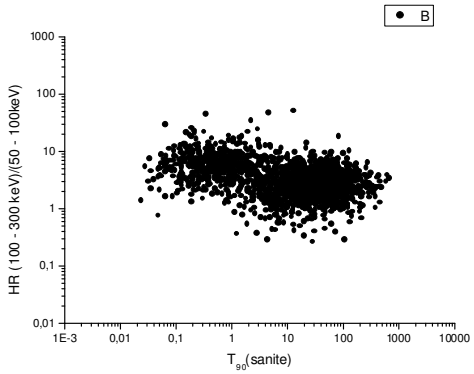
Şekil 5' de gözlenen 2702 GIP için hesaplanan açısal korelasyon fonksiyonu 1 – 100^0 aralığında

verilmektedir. İçi dolu daireler kaynaklar için pozisyon belirsizliğinin $<5^0$ ise, içi boş olan daireler ise pozisyon belirsizliğinin $<10^0$ olduğu durumları göstermektedir. GIP' nın $1^0<\theta<20^0$ aralığında izotropiden sapma gösterdiği görülmektedir.



Şekil 5. GIP' nın açısal korelasyonu. Gözlenen GIP için açısal korelasyon fonksiyonu yardımıyla bir kümelenme oluşmadığı şekilde görülmektedir.

Şekil 6, BATSE 4B yenilenmiş kataloğundan alınan 1973 tane GIP' nın sertlik oranının (Hardness Ratio, HR) , T_{90} 'a göre dağılımını göstermektedir. Burada, sertlik oranı 100 – 300 keV enerji aralığının 50 – 100 keV enerji aralığına oranıdır. Bu dağılım GIP' nın tek bir sınıf yerine farklı iki sınıfta toplandığını göstermektedir. Kısa süreli patlamalar daha sert spektruma sahip olma eğilimi göstermektedir (Fishman,1999).



Şekil 6. BATSE yenilenmiş kataloğundan alının GIP' nın sertlik oranı $-T_{90}$ süre dağılımı

7. Uydular

GIP konusunda çok önemli gelişmeler NASA'nın 1991 yılında gönderdiği CGRO (Compton Gamma Ray Observatory) tarafından kaydedilmiştir. CGRO' da bulunan BATSE (Burst And Transient Source Experiment) dedektörü ile GIP' nı çalışmak için tasarlanmıştır. BATSE'nin gözlemleri GIP'n evrende dağılımı ve orijinlerinin anlaşılmasına yeni ufuklar açmıştır.

BATSE' den önce birçok uyduda GIP' nı çalışmıştır. Bunlar; OSO – 7 (Orbiting Solar Observatory), SAS–2 (Small Astronomy Satellite), Helios – 2 ve HEAO – 1 (High Energy Astronomy Observatories), Pioneer (Evans ve ark. 1979), Sun - Earth Explorer – 3 (Kouveliotu ve ark. 1981), Venera 11 ve 12 (Mazets ve ark. 1981). Aktif uydu sayısının artmasının yanında, gezegenler arası uzaklıklar içeren bir GIP gözetleme ağı oluşturulmuştur. Bütün bu uyduların yanında balonlarla da başarılı gözlemler yapılmıştır (Sommer ve ark. 1978). Böylece kaydedilen patlama sayısı 1977'lerde 10 dan 60'a , 1980'lerde de 130'a yükselmiştir.

Uydulardan alınan verilerin yerdeki gözlemcilere iletilebilmesi için GCN (Gamma Ray Burst Cordinate Network) ağı oluşturulmuştur. GCN, ilk olarak 1993' de BATSE Coordinates Distribution Network (BACODINE) sistemi olarak NASA / GSFC de geliştirilmiştir. Amacı, GIP pozisyonlarını bazen patlama devam ederken gerçek zaman içinde, bazen de gecikmeli zamanlarda (telemetry bağlantı gecikmesinden dolayı) yere iletmektir. 1997' de BACODINE sisteminin adı diğer aktif uzay araçlarının GIP pozisyonlarını belirlemesi ve dağıtmaya başlamasından sonra GCN sistemi olarak değiştirilmiştir. GCN iki bölümden oluşmaktadır;

1. Farklı uzay araçları ile algılanan GIP' nın pozisyonlarının dağıtımı. GIP' nın pozisyonlarını belirlemede aktif olarak görevde bulunun uydular HETE, INTEGRAL, IPN (Interplanetary Network), RXTE – PCA, RXTE – ASM, BeppoSAX, COMPTEL VE ALEXIS' dir.
2. GIP topluluğu tarafından pozisyonların alınması ve ardıl ışınım gözlemleri için otomatik olarak dünyanın her tarafına dağıtılmasıdır.

Ardıl ışımanın (afterglow) ilk yüksek çözünürlüklü x – ışın görüntülerini 1996 - 2003 yılları arasında başarıyla gözlemleyen BeppoSAX (Satellite Per Astronomia X,) uydusudur (Costa ve ark. 1997). İtalyan – Hollanda ortak uydusu BeppoSAX, x - ışınlarında [2 – 25 KeV] ardıl ışımanın tespiti ve sonrasındaki optik gözlemlerinin yapılmasına olanak sağlamıştır.

Rusyanın Proton roketinde fırlatılan ESA (European Space Agency) uydusu INTEGRAL (International Gamma Ray Astrophysics Laboratory) Aralık 2002'de yörüngeye taşındı. INTEGRAL, GIP, nötron yıldızları, aktif galaktik çekirdeği ve süpernovalar gibi evrenin birçok

gizemli objelerine yeni bir anlayış getirmesi beklenmektedir. INTEGRAL 15 – 10 MeV enerji aralığındaki gama ışın yayınımının görüntüsü ve ince tayfının birleşimiyle ilgili çalışmalar yapmaktadır.

HETE 2 (High Energy Transient Sources Experiment), GIP'nın konumunu tespit etmek için dizayn edilen küçük bir bilimsel uydudur. 2001 yılında göreve başlamıştır. HETE 2, MIT (Massachusetts Instute of Technology), USA tarafından dizayn edilen uluslararası katılımlı bir uydudur. 1 keV - 500 keV enerji aralığındaki fotonlara duyarlıdır. HETE tarafından tespit edilen GIP'nın koordinatları, patlama tespit edildikten sonraki saniyeler içinde yerdeki teleskoplara gönderilmektedir. Bu teleskoplar GIP'nın ilk fazının gözlemlerini yapmaktadır (Vanderspek ve ark., 1999). HETE 2'nin temel hedefi GIP'nın belirlenen enerji aralığında dalgaboyu gözlemlerini yapmak, kesin koordinatlarını patlama sonrası gözlemlerin hemen yapılabilmesi için GCN'ye anında dağıtmaktır.

GIP'ların ardıl ışımasını gözlemek amacı ile yerden yapılan gözlemlerde kaynağa en kısa zamanda yönelmek önemli bir sorundur. Bu amaçla GIP' nın optik bileşenlerini gözlemek ve incelemek üzere ROTSE (Robotic Optic Transient Source Experiment) teleskop serisi tasarlanmıştır. ROTSE teleskopları ikisi kuzey yarımkürede, ikisi de güney yarımkürede olmak üzere toplam 4 tane'dir. ROTSE-Global sisteminin 4.teskopu olan ROTSE-IIId TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG-Bakırlıtepe/Antalya)'da kurulmuş bulunmaktadır (www.tug.tubitak.gov.tr). Bu 4 teleskop ile tüm gökyüzü taranarak GIP'nın tespitinden sonraki saniyeler içinde patlamanın optik gözlemlerini kaydetmek amaçlanmaktadır. ROTSE 1 Mart 1998'den sonraki yaklaşık 2 yıl içerisinde bir düzine patlamanın ardıl ışınım gözlemlerini yapmıştır. ROTSE I'in yaptığı önemli gözlemlerden biri olan GRB990123'ün gama ışınlarında patlama parlaklığı devam ederken optik tespitinin yapılmış olmasıdır (Akerlof 1999).

8. Sonuç

Bu çalışmada , GIP'nın genel özellikleri derlenmiş ve 4B GIP güncellenmiş kataloğu kullanılarak GIP'nın gözlenen özellikleri hakkında istatistiksel çalışmalar tekrarlanmıştır. İstatistiksel incelemeler sonucu GIP' nın iki grupta toplanma özelliği göstermektedir. Ayrıca düşük pik akısı değerlerinde ve iki nokta korelasyon fonksiyonu kullanıldığında $\theta<20^0$ değerlerinde kümelenme özelliği göstererek izotropiden saptığı görülmektedir. Ayrıca, GIP' nın gizemini çözmek amacıyla gönderilen uydular hakkında bilgiler özetlenmiştir. Gönderilmesi planlanan yeni gama ışın uydularından SWIFT ve GLAST' ın GIP' nın doğasının ve orjininin anlaşılmasında çok büyük katkılar sağlaması beklenmektedir.

9. Kaynaklar

Akerlof, C. 1999. Nature, 398, 400 – 402

Belli, B. M., 1995. Ap&SS 231,43

Bhattacarya, D. And et all 2003. A&AS, v. 404, p. 163 - 170

Connors, A.; Hueter, G. J., 1998. APJ 501,307

Costa, E. and et. all., 1997. IAU Circ., 6576, 1

Dezalay, J. P. Et al., 1996. ApJ 471, L 27

Evans, W. D. and et. all., 1979. Science, 205, 119-121

Fishman, G.J., 1999. Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 138, 395 – 398

Horvath, I., 2002. A&A 392, 791 - 793

Hurley, K., 1992. Gamma Ray Bursts; Proceedigs of The Workshop p.3 – 12

Jakobsson, P., 2003. A&A, v.408, p. 941 - 947

Klebesadel, R. W., and et all., 1973. BAAS 5, 32

Kouveliotou, C., 1981. Muenchen, Technische Universitaet, Fakultaet fuer Physik, Doktor der Naturwissenschaften Dissertation, 1981, 206 p.

Kouveliotu, C., Meegan C. A., Fishman G. J. et al. 1993. ApJ 413, L101

Mazets, E. P.; Golenetski, S. V., 1981. SSR, 1, 205-266

Meszaros, P., 1999. A&AS, 138, 533-536

Meszaros, P., 2003. Nature, 423, 809-810

Murakami, T. and et all., 1988. Nature 335, 234 – 235

Olutaş, M. 2004, "Cosmic Gamma Ray Bursts:Their Afterglows And Related Statistics", AIBU Fizik Böl.Yüksek Lisans Tezi, Bolu

Piran,T., 2001. BAAS, 33, 833

Piran, T. 2004. 159 pages, 33 figures, accepted for publication in Reviews of Modern Physics

Sommer, M.; Mueller, D., 1978. APJ, 222, L17-L20

Vanderspek, R. And et all, 1999. A&AS v.138, p.565-566

Waxman,E., 2000. ApJS, 127, 519-526

Yoshida, A. and et all., 1989. (ISSN0004-6264), 41 n 509- 518

Zhang, B.; Meszaros, P., 2003. AIP Conference, Proceedings, 662, 331-334

www.tug.tubitak.gov.tr

http://www.batse.msfc.nasa.gov

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Doppler Görüntüleme Tekniği

Sinem ŞAŞMAZ[1] , A. Emre GÜNEŞER[2]
İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, İstanbul
[1]evgenitr@yahoo.com, [2]emreguneser@hotmail.com

Özet : Yıldızların, özellikle atmosferinde kimyasal acayiplikler gösteren yıldızların, homojen olmayan dağılımlara sahip oldukları bilinmekte ve bunların görüntülenmesine çalışılmaktadır. Bu amaç doğrultusunda geliştirilen tekniklerden biri de Doppler Görüntüleme'dir (DG). Doppler Görüntüleme, spektral çizgi profillerinin dönmeye bağlı değişimlerinden yıldız yüzeyini haritalamayı amaçlar. Tekniğin ilk kullanımı 1958 yılına, Deutsch'un çalışmasına, dayanıyor. Bu çalışmada, Deutsch'un çalışmasından sonraki gelişmeler ve tekniğin temel adımları özetlenmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar:görüntüleme – yıldızlar: dönme - Doppler Görüntüleme

Abstract : It is known that stars, especially chemically peculiar stars, show inhomogeneous distributions and studied for mapping the distributions. Doppler Imaging (DI) is a powerful method that derives the maps of the surfaces of the stars from the modulation of spectral line profiles due to rotation. DI was first used by Deutsch, who also established the method, in 1958. In this study, we summarized the developments after Deutsch's work and basic steps of the technique.

Key words: stars:imaging – stars:rotation - Doppler Imaging

1.Giriş

Kimyasal elementlerin ve sıcaklığın yıldız yüzeyindeki homojen olmayan dağılımları, spektral çizgilerin profilleri kullanılarak gösterilebilir. Armin Deutsch çizgi şiddet değişimlerinin yıldız yüzeyini haritalamada bir araç olarak kullanılabileceğini öneren ilk kişidir. Deutsch, 1958 yılında eşdeğer genişlikleri ve spektral çizgilerin radyal hız kaymalarını HD 125248'in yüzey haritalarını oluşturmada kullandı (1958,1970).

Dönmeye bağlı olarak yıldızın farklı elementleri yerel spektral çizgilerinde farklı Doppler kaymaları gösterir. Eğer yüzey bir elementin homojen olmayan dağılımına veya lekeye sahipse, bu elementin (veya lekenin) spektral çizgilerinin gözlenen profilleri dönme fazı ile değişecektir. Böylece spektral çizgilerin gözlemleri ile yıldız yüzeyindeki dağılıma ilişkin bilgiler elde edilebilir.

Elde edilen ilk haritalar: HD 125248 (Deutsch, 1958,1970), 108 Aquarii (Mégessier, 1975), α^2 Carum Venaticorum (Pyper, 1969), HD 173650 (Rice&Wehlau, 1970). Bu çalışmalar fotoğrafik spektrumların kalitesi ve mevcut bilgisayar olanakları ile sınırlıydı. Deutsch'un yöntemindeki en önemli sınırlama, gözlenen spektral çizgilerdeki bilginin tamamının kullanılamamasıdır. Bunun nedeni matematiksel sınırlamalardır. (Deutsch, harmonik analiz metodunu kullanıyordu.)

Falk ve Wehlau (1974) yıldız yüzeyi üzerindeki her noktada çizgi profilinin Gaussyan olması şartı altında profildeki bütün bilgiyi kullanmayı sağlayan bir yöntem geliştirdi. Bu sabit yerel çizgi profilleri tanımlamak demektir. Bu yöntem daha sonra (1987) Vogt ve ark**.** tarafından da kullanıldı. Elementin bolluğunun yıldız yüzeyi boyunca değiştiği ve dönme süresince bu bolluk değişiminin spektrumda oluşturacağı etki düşünülürse yöntem gerçeğe uygun sonuçlar vermeyecektir.

Yıldız yüzeyini görüntülemek için önerilen başka bir yol da fiziksel parametrelerin (bolluk, sıcaklık, manyetik alan) dağılımında bir başlangıç durumunun varsayılmasıdır. Böylece varsayılan yüzey dağılımını ifade eden çizgi profilleri hesaplanır. Yüzey dağılımı, gözlenen ve hesaplanan çizgi profilleri arasındaki ayrılık kabul edilebilir bir düzeye indirgenene kadar ayarlanır. Yöntem χ Serpentis (Khokhlova& Ryabchikova, 1975), 21 Persei (Preston, 1969), CU Virginis (Krivoscheina ve ark. 1980), 108 Aqr (Mégessier ve ark. 1979) gibi birkaç yıldıza uygulandı. Yöntemin ilk kullanımı 1966 yılı olarak gözüküyor. 1966'da Böhm-Vitense elementlerin dağılımını eksen simetrik varsayarak α^2 CVn'nin Cr II ve Eu II dağılımlarını inceledi. Vogt ve Penrod bu yöntemi ilk olarak 1982'de kullandılar ve 1987'deki makalede de yöntemlerini geliştirdiler. 1982' den sonra Vogt ve Penrod' un, metodu "Doppler Görüntüleme" olarak isimlendirmeleri üzerine dönmeye bağlı Doppler kaymasından yıldız

Poster tam metni için : Sinem ŞAŞMAZ
e-mektup: evgenitr@yahoo.com,

yüzeyini haritalayan yöntemler bu isimle anılmaya başlandı. 1987'deki makalede çalışılan yıldız için aynı zamanda bu tekniğin uygulandığı ilk soğuk yıldız diyebiliriz.

1970' lerde Goncharsky ve ark. ilk kez dijital bilgisayar kodu geliştirdiler ve bunu minimizasyon tekniklerinden de faydalanarak çizgi profillerinin harita elde etmek üzere dönüştürülmesinde kullandılar. Daha sonra Khokhlova'nın önerisiyle Wehlau, Rice, Khokhlova ve Piskunov ortak çalışmaya başladılar ve ilk proje bir Ap yıldızı olan єUMa'nın yüzey haritalarının oluşturulmasıydı. (1981)

2.İntegral Denklemi

Daha önce de belirtildiği gibi görüntüleme için fiziksel parametrelerin dağılımında başlangıçta bir varsayımın yapılması gerekiyor. Bu keyfilik Doppler Görüntüleme'nin zayıf bir noktasıdır. DG'nin sınırlamalarının yüzey dağılımı bilinen bir çok sanal yıldızla testler yapılarak belirlenmesine ve hataların görüntüden uzaklaştırılmasına çalışılmaktadır. Yapılan tahmine bağlı olarak yerel çizgi ve süreklilik şiddetleri hesaplanır, dönme nedeniyle genişlemiş çizgi profillerini elde etmek için yıldızın görünür tüm yüzeyi üzerinden bir integrasyonda kullanılır:

$$R^{*}_{calc}(\lambda,\phi) = \frac{\iint I_l\left[M,\theta,\lambda+\Delta\lambda_D(M,\phi)\right]\cos\theta dM}{\iint I_c(M,\theta)\cos\theta dM}$$

Denklemde;

I_c , I_l : Süreklilik ve çizgi şiddetleri

M : Yıldız diski üzerinde enlem ve boylamla belirtilen konum

θ : M'deki yüzey normali ve Görüş doğrultusu arasındaki açı

Δλ (M,ϕ) : Yıldızın dönmesine bağlı M deki Doppler kayması

Bu denklemden de görülebileceği gibi görüntü elde etmenin temeli, parametrelerin dağılımını M'nin fonksiyonu olarak ifade etmektir.

Vogt ve arkadaşlarının 1987 deki çalışmasından bu yana kullanılan bir yöntem, yıldız yüzeyini eşit alanlı bölgelere bölmektir. Disk üzerinden integre edilmiş spektruma bir yüzey bölgesinin katkısı bölgenin izdüşüm alanına, kenar açısına ve Doppler kaymasına bağlıdır. Bu nicelikler her bir yüzey elemanı için her rotasyon fazında hesaplanmalıdır.

Burada dikkat edilmesi gereken iki durum var : İlki yüzey elemanlarının alanlarının eşit olup olmama durumu, diğeri ise büyüklüğüdür. Elemanların alanının eşit olması tercih edilir. Eğer eşit değilse minimizasyonda kullanılan gradyent düzenlenir. Bu kutup civarındaki bölgenin daha iyi oluşturulmasını sağlar. Eğer kullanılan eleman çok geniş ise uçlarındaki Doppler kaymaları birbirinden oldukça farklı olacaktır. Böyle bir eleman eğer kenarda ise izdüşüm alanı bozulacak, çok küçük eleman ise hesaplama zamanını arttıracaktır.

3. Hata Fonksiyonu

R_{calc}^{*} (λ,Ø) hesaplandıktan ve R_{obs}^{*} (λ,Ø) gözlemlerden elde edildikten sonra hata fonksiyonu oluşturulur. Bu fonksiyon gözlemler ile hesapların ne derece farklı olduğunu ifade eder. Bundan sonraki işlem iteratif olarak hata fonksiyonunu gözlemlerdeki hatayla uyumlu olacak şekilde minumuma indirmeye çalışmaktır.

$$E = \sum_{\phi}\sum_{\lambda}[R^{*}_{calc}(\lambda,\phi) - R^{*}_{obs}(\lambda,\phi)]^2 + f(M)$$

Yüzey haritalamanın önemli adımlarından biri de yıldız yüzeyi üzerindeki her noktada (M) fiziksel parametrelerdeki değişimlere hata fonksiyonu (E)'nun duyarlılığının gradyentini belirlemek ve gradyenti hata fonksiyonunu minimize etmek için kullanmaktır. Bu yöntem ile yüzey üzerindeki dağılım, aradaki ayrılık azalana kadar ayarlanır.

Gözlemsel verilerdeki gürültü, faz boşlukları ve DI'nın sınırlamaları sonsuz sayıda çözüm verir. Bu çözümler hata limitleri içerisinde gözlemlerle uyuşabilir. Yani aynı veri setiyle birbirinden farklı yüzey haritaları üretilebilir. Dolayısıyla tek türlü bir çözüm bulmak için problem düzenlenir. Bunun anlamı çözümün sadece a priori kriterler izlenerek seçilmiş yüzey dağılımlarının sınırlı seti içinde aranacağıdır. (Piskunov&Kochukhov)
f(M) fonksiyonu datalardaki hataların etkilerini kontrol altında tutmak için kullanılır. Bu fonksiyonun genelde kullanılan iki şekli vardır:

1. Tikhonov Fonksiyonu
2. MaksimumEntropi

Tikhonov Fonksiyonu ve Maksimum Entropi'nin karşılaştırılması Rice, Wehlau, Khokhlova (1989) ve özellikle Piskonov, Tuominen, Vilhu (1990) tarafından yapıldı. Eğer kullanılan veri iyi ise yani S/N oranı yüksek ise (~500:1) penaltı fonksiyonu haritada çok küçük bir etkiye neden olacaktır. Böylece hangi fonksiyonun kullanılacağı önemli olmayacaktır. Bu noktada diğer etkenler haritada daha büyük etkilere neden olacaktır.

4. Matris Denklemi

Haritalanan fiziksel değişken ile çizgideki rezidüel şiddet arasındaki ilişki lineer değildir. Vogt, Penrod ve Hatzes bu durumdan dolayı ortaya çıkan hesaplama zorluklarının üstesinden gelmek için problemi matris formunda yazdılar :

D = I.R

Burada ;

D: Fazın bir fonksiyonu olarak gözlenen spektral çizgi profillerini temsil eden bir vektör.

I: Yıldız yüzeyi boyunca bir spektral çizginin yerel eşdeğer genişliklerini temsil eden bir görüntü vektörü

R: Dönüşüm Matrisi ; Görüntü uzayı ve veri uzayı arasında dönüşümü sağlar.

Bu denklemin çözümü, görüntü vektörünü elde etmek, için ;

$I = D.R^{-1}$

Denkleminden de görülebileceği gibi R matrisinin tersini bulmak gerekir. Fakat pratikte bu yapılamıyor! Bunun yerine görüntü ve data uzayı arasında dönüşüm için gereken mümkün bütün görüntü vektörleri arasında gözlemsel data ile uyuşan birini bulmaktır. veri seti ile uyuşan mümkün görüntü vektörlerinin sayısı fazla olabilir. Bu nedenle en iyi çözümü seçmek için bazı kriterler oluşturulmalıdır. Bu kriterlerden biri de en basit ve en düzgün görüntüyü seçmektir. Bunun anlamı bilinen gürültü seviyesi içinde datayla uyuşan ve en az derecede bilgiyi içeren görüntüdür. MEMSYS bu düşünce temel alınarak geliştirilmiş bir bilgisayar programıdır.
Bu düşünceye göre en az bilgi içeren görüntünün entropisi maksimum olacaktır. Entropi ;

$$S = -\sum_{j=1}^{n} p_j \log p_j$$

olarak ifade edilmiştir .
Burada p_j normalize görüntü niceliğidir ve

$$p_j = \frac{d_j}{\sum_i d_i}$$

ifadesi ile verilir.

5. Yerel Çizgi Profilleri

5.1. Analitik Yaklaşım

Yerel çizgi profilinin çözümü analitik yaklaşımla veya transfer denkleminin nümerik integrasyonu ile verilebilir. Nümerik integrasyon kullanılması durumunda genelde ele alınan atmosfer modelleri gerçek atmosfer ile uyuşmayacaktır. Bu durum ise oluşturulan haritada hatalara neden olacaktır.

Yukarıda da belirtildiği gibi oluşturulan haritanın gerçeği yansıtması için hata fonksiyonu E'nin, mümkün olduğunca minimize edilmesi gerekmektedir. Bunun yapılabilmesi için R_{calc}^{*} 'ın hesaplanmasında kullanılan yerel çizgi profillerinin gerçek profilleri doğru olarak yansıtması gerekmektedir. Goncharsky ve ark. (1982) yerel çizgi profillerini elde etmek için Minneart Yaklaşımı'nı (1935) kullandılar:

$$R(\lambda, M) = \frac{R(\lambda_c, M)\tau(M)k(\lambda)}{R(\lambda_c, M) + \tau(M)k(\lambda)}$$

λ_c : Çizginin merkezindeki dalgaboyu
$\tau(M)$: Optik derinlik
k_λ : Çizgi absorbsiyon katsayısı

Burada R (λ_c , M) için analitik ifade kullanılarak R (λ,M) düzenlenebilir.

$$R(\lambda_c, M) = C_1\{1 - \exp[-C_2\tau(\lambda_c, M)]\}$$
$$C_1 = \lim R(\lambda_c, M) \quad \tau \to \infty \qquad C_2 = \text{sbt}$$

Gözlemlerle uyuşan sonsuz sayıda çözüm elde edilebileceği için problem, Tikhonov Fonksiyonu veya MEM ile düzenlenmelidir. Yerel çizgi profillerini elde etmede kullanılan bu analitik yaklaşım hesaplamaları oldukça hızlandırır.

R (λ_c,M)'nin optik derinliğin fonksiyonu olarak verilmesi atmosfer modeli kullanılarak hesaplanan profillerle karşılaştırıldığında Minneart ifadesi daha iyi bir yaklaşıklık verir.(Pavolava & Khokhlova, 1980)

5.2. Atmosfer Modeli

$$\cos\theta \frac{dI(M, \theta, \lambda, \tau_\lambda)}{d\tau_\lambda} = I(M, \theta, \lambda, \tau_\lambda) - S(M, \lambda, \tau_\lambda)$$

Bu durum bir atmosfer modeli aracılığıyla radyatif transfer denkleminin nümerik integrasyonunu gerektirir. Böyle bir işlem hesaplama süresini arttıracaktır. Bazı araştırmacılar (Rice, Hatzes) her defasında yerel çizgi profillerini hesaplamak yerine

çeşitli çizgiler için hesaplama yapıp bunları tablo haline getirdiler ve profiller artık bu tablodan interpolasyon ile elde edilmeye başlandı. Ancak manyetik alanın varlığında böyle bir tablo oluşturulamıyor!

6.Zeeman-Doppler Görüntüleme

Şimdiye kadar Doppler genişlemesinin çizgi profiline hakim olduğu, Zeeman etkisinin dolayısıyla manyetik alan varlığının dikkate alınmadığı, alan şiddetinin çok zayıf olduğu durumlarda yüzey görüntülemesi yapan çalışmalara değinilmiştir. Ancak manyetik alan şiddetinin güçlü sayılabilecek değerlere ulaşması durumunda çizgide Zeeman etkisi nedeniyle meydana gelen genişleme de dikkate alınarak yıldızın manyetik alanının şiddeti ve konfigürasyonu elde edilebilir. Bu yöntem Zeeman-Doppler Görüntüleme olarak isimlendirilir. Manyetik görüntüleme durumunda transfer denklemine Stokes parametreleri de dahil olur. Böylece denklem:

$$\mu \frac{dI}{dz} = -KI + j \qquad \text{I = (I, Q, U, V)}$$

şeklini alır. Denklemin sağ yanı atmosfer modeline ve manyetik alana bağlıdır. Yine Doppler Görüntüleme de olduğu gibi, denklem analitik veya nümerik olarak çözülebilir.

Eğer yıldızda hem manyetik alan hem de homojen olmayan bolluk dağılımı varsa yıldız yüzeyini haritalarken ikisi birlikte ve aynı anda haritalanmalıdır. Son yıllarda bunu sağlayan bir kod, INVERS10, geliştirilmiştir.

Radyatif Transfer Denklemi'nin çözümü için dört algoritma geliştirilmiştir: Runge-Kutta (Landi Degl'Innocenti, 1976), Feautrier (Auer ve ark., 1977), DELO (Rees ve ark., 1989), Hermitian (Ruiz Cobo ve ark., 1999). Bu algoritmalardan Feautrier ve DELO'nun yeterince hızlı olduğu ve doğru sonuçlar verdiği yapılan testler ile gösterilmiştir.

Teşekkür

Posterin bilgisayara aktarılmasındaki yardımlarından dolayı İmir KALKANCI ve Nilda OKLAY' a teşekkür ederiz.

7. Kaynaklar

Artie P. Hatzes, ASP Conference Series , 1993, Vol. 44

J. B. Rıce , IAU, 1996, 176, 19

J. B. Rıce, W. Wehlau ve V. L. Khokhlova, A&A, 1989, 208, 179

N. Pıskunov ve O. Kochukhov , A&A, 2002, 381, 736

N. Pıskunov ve J. B. Rıce, PASP, 1993, 105, 1415

Steven Vogt, G. Penrod ve Artie P. Hatzes, ApJ, 1987, 321,496

Steven Vogt ve G. Penrod, PASP, 1983, 95:565

V. L. Khokhlova ve T. A. Rjabchıkova, Ap&SS, 1975, 403

W. Wehlau, J. B. Rıce, ASP Conference Series , 1993, Vol. 44

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

RW Tauri'nin Işık Eğrileri ve Analizi

Serhan Yiğen[1], Serdar Evren[1]
[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 35100, İzmir
syigen@mail.ege.edu.tr, sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: RW Tauri, baş minimumu B8Ve tayf türünden anakol bileşeninin K0IV alt dev bileşeni tarafından tam tutulması sonucu oluşan bir Algol sistemidir. MinI'i, görünür parlaklığının 4 saatte yaklaşık 4^m sönmesiyle en derin MinI olarak bilinir. Sistemin bir diğer karakteristik özelliği ise, dönem değişimi göstermesidir. RW Tauri'nin gözlemleri, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm'lik Schmidt – Cassegrain türü teleskobuna takılı SSP–5 fotometresiyle 2001 – 2002 gözlem sezonunda, 15 gecede yapılmıştır. Bu gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinin analizinden; yörünge eğikliği $88^o.525$, baş bileşenin yarıçapı 2.298 $R_\odot$, ikinci bileşenin yarıçapı 2.908 $R_\odot$ ve kütle fonksiyonu 0.01775 olarak elde edilmiştir.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: çift yıldızlar: örten çiftler: Algol türü sistemler – yıldızlar: RW Tauri

Abstract: RW Tauri is an Algol system in which primary minimum is due to the total eclipse of the B8Ve spectral type main-sequence component by its K0IV subgiant companion. Its MinI is the deepest known, with the visual magnitude drops by about 4^m within 4 hours. RW Tauri is showing variation in period, which other characteristic of the system. Using SSP-5 photometer attached to the 30 cm Schmidt – Cassegrain telescope, observations of RW Tauri were made on 15 nights from 2001 to 2002 observation season at the Ege University Observatory. Analysing of the light curves obtained from this observations, inclination of the system was found $88^o.525$, primary and secondary components' radii were found 2.298 $R_\odot$ and 2.908 $R_\odot$. And also mass function was found 0.01775.

Key words: stars: binary stars: eclipsing binaries: Algol-type systems – stars: RW Tauri

1. Giriş

Algol sistemleri, baş bileşenleri geri B, A ya da erken F tayf türünden anakol yıldızı ve ikinci bileşenleri de Roche lobunu doldurmuş G. K, M tayf türünden, alt dev olan örten çiftlerdir. Bu sistemler, tutulmalar dışında önemli parlaklık değişimi göstermezler. RW Tauri de tam tutulma gösteren bir Algol türü örten çift sistemdir. Sistem, 1905 yılında Fleming tarafından keşfedilmiştir (Plavec 1962). B8Ve tayf türünden baş bileşen, K0IV alt dev bileşen tarafından örtülerek tam tutulma gerçekleşir. Tutulma başlangıcından itibaren sistemin görünür parlaklığı 4 saat içerisinde 4^m sönmektedir. Bu sönme morötesi dalgaboyu yöresinde 5^m den fazladır. Bu yüzden sistem; en derin MinI'e sahip sistem olarak bilinir. Tam tutulma süresi ortalama 80 dakika civarıdır (Bookmyer 1977).

Sistemin ışık öğeleri, Simon (1997) tarafından aşağıdaki gibi verilmiştir:

HJD = 2447525.4486 + 2.768827318E (1)

Daha önceki çalışmalarda, O – C hesaplarından yola çıkılarak dönem değişimi gösterdiği kanıtlanmıştır. Dönemdeki bu değişimi ilk belirten kişi Nijland (1922)'dir.Dönem değişimi için; O – C hesaplarından yola çıkılarak sistemde 3. (ve hatta 4.) cisim olduğu ileri sürülmüştür (Dugan ve Wright 1939). Bu varsayımların ardından 1941'de Joy, sistemde görsel parlaklığı $12^m.5$, ayrıklığı 1" ve pozisyon açısı 180^o olan bir görsel bileşenin varlığını keşfetmiştir (Joy 1942). Ayrıca RW Tauri gaz atımı varlığı tespit edilen ilk örten çift sistem olarak da bilinir. Tutulma sırasında Wyse (1934) tarafından tayfı alınarak salma çizgileri elde edilmiştir. Bu çizgiler Joy (1942, 1947) tarafından detaylı şekilde incelenmiş ve B yıldızının etrafında disk şeklinde gaz yapı olduğu öne sürülmüştür. RW Tauri'nin tutulma dışı parlaklıkları; 0.1 ile 0.4 ve 0.6 ile 0.9 evreler arası alınmaktadır (Gordon 1959). B yıldızının, bir anakol yıldızı olduğu bilinmesine karşın yaşı tam olarak bilinmemektedir (Vesper ve Honeycutt 1993). Olson 1981'deki çalışmasında, RW Tauri'deki Roche lobunu doldurmuş K yıldızından, B yıldızına doğru madde aktarımı olduğunu ve bu yıldızın soğuk yıldız lekelerine sahip olduğunu ileri sürmüştür. Keenan ve Morgan (1951)'ın bulduğu M_v(B8V) = - 0.5 kabul edildiğinde; sistemin uzaklık modülü 8.1 ve uzaklığı da 420 pc olarak bulunmaktadır. Ama daha sonra yapılan gözlemler ve hesaplamaların

Poster tam metni için : Serhan YİĞEN
e-mektup : syigen@mail.ege.edu.tr

sonucunda sistemin uzaklık modülünün 7.8 ve uzaklığının da 365 pc olduğu belirlenmiştir. Ayrıca Plavec ve Dobias (1983) yaptıkları çalışmanın sonucunda, RW Tauri'nin dönem değişimi ve uzak UV salma çizgileri ile zayıf bir W Serpentis yıldızı olabileceğini ileri sürmüşlerdir.

2. Gözlemler ve İndirgemeler

RW Tauri'nin gözlemleri, 27 Eylül 2001 ile 19 Mart 2002 tarihleri arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm'lik Schmidt – Cassegrain türü teleskobuyla, 2001 – 2002 gözlem sezonunda yapılmıştır. Bu gözlemler, SSP-5 fotometresi ve bu fotometreye takılı Hamamatsu R4457 P foto katlandırıcı tüpü ile yapılmıştır. RW Tau'nun toplam 15 gece yapılan gözlemlerinin 14'ünde Johnson UBVR sisteminin B ve V filtreleri, 1 baş minimum gecesinde ise U, B, V ve R filtreleri kullanılmıştır. Bu gözlemlerde, B ve V filtrelerinde toplam 1008'er nokta, U ve R filtrelerinde ise 135'er nokta alınmıştır. Bir gözlem gecesi boyunca izlenen gözlem sırası genellikle aşağıdaki gibi olmuştur:

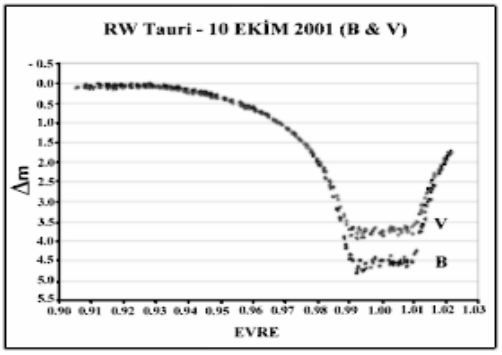
C1 – C1S – V – VS – V – C1 – C1S (2)

Burada C1 mukayese yıldızını, V değişen yıldızı ve C1S ile VS ise sırasıyla mukayese ve değişen yıldızına ait gökyüzünü temsil etmektedir. Her bir gözlem noktası için, 10 saniye poz süresi kullanılarak art arda 2 sayım alınmış ve daha sonra bunların ortalaması alınmıştır. Mukayese yıldızının (HD 25626, $m_v = 7^m.95$, A2) ışığını denetlemek için bir denet yıldızı (HD 25296, $m_v = 7^m.31$, G8II) belirlenmiş ve bu yıldız bazı gecelerde gözlenmiştir. Bu gözlemler sonucunda, denet yıldızına göre mukayese yıldızının değişim göstermediği görülmüştür. RW Tauri'nin bu 15 gecelik gözlem döneminde 3 gece MinI, 1 gece de MinII gözlemi yapılmıştır. Baş minimum ortasının zamanları ise; AVE* (Análisis de Variabilidad Estelar) v2.5 programında Kwee ve van Woerden Methodu (Kwee ve van Woerden 1956) uygulanarak hesaplanmıştır. Bu yöntemle hesaplanan baş minimum zamanları Tablo 1 de verilmiştir:

Tablo 1. AVE ile hesaplanan MinI zamanları

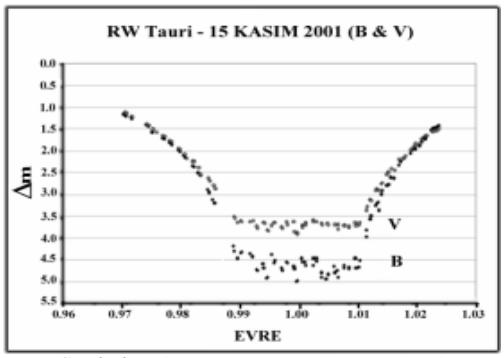
Gözlem Tarihleri	Minimum Zamanları (24+…)
10 Ekim 2001	52193.5708
15 Kasım 2001	52229.5653
18 Kasım 2001	52232.3345

17 Ekim 2001'deki MinII zamanı 2452200.4925 tir. RW Tau çok sığ bir yan minimuma sahip olduğu için yan minimum AVE ile hesaplanamamıştır. Yan mininimum B filtresinde hemen hemen hiç, V filtresinde ise belli belirsiz kendini göstermektedir. Mukayese yıldızının gözlemlerinden, atmosfer sönükleştirmesinin ölçülen parlaklık farklarına etkisini gidermek için yararlanılmıştır. Uzun zaman aralığında gözlem yapılan gecelerde mukayese yıldızının parlaklığı, hava kütlesine karşılık noktalanarak atmosfer sönükleştirme katsayısı (k) hesaplanmıştır. Uzun zaman aralığında gözlem yapılmayan gecelerde ise; her bir filtre için ortalama " k " değerleri kullanılmıştır. Alınan tüm gözlem zamanlarına "dt" terimi eklenerek, gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenmiştir. Bizim indirgemelerimizde; Simon (1997)'un vermiş olduğu başlangıç minimum zamanı ve dönemi kullanılmıştır. 10 Ekim 2001 tarihindeki baş minimum ortası zamanı, kullanılan bu T_o ile hesaplanan baş minimum ortası zamanından daha erken çıkmıştır. Baş minimum zamanındaki bu fark, önceki araştırmalarında söylendiği gibi RW Tauri'nin dönem değişimi gösteren bir yıldız olduğunu göstermektedir. RW Tauri'nin, 2001 – 2002 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevinden yapılan 15 gecelik gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri ve renk eğrisi aşağıda verilmiştir:

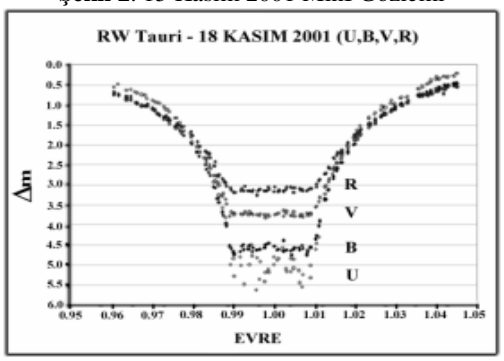


Şekil 1. 10 Ekim 2001 MinI Gözlemi

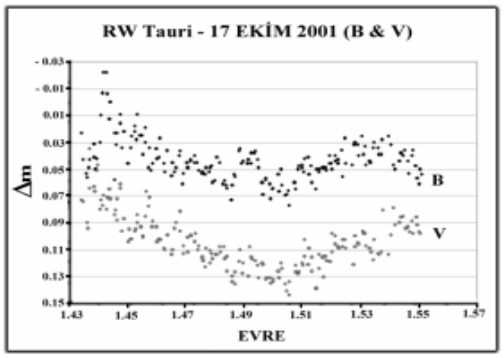
* AVE programı; *Rafeal Barbera* tarafından yazılmıştır. (http://www.astrogea.org/soft/AVE/introave.htm)



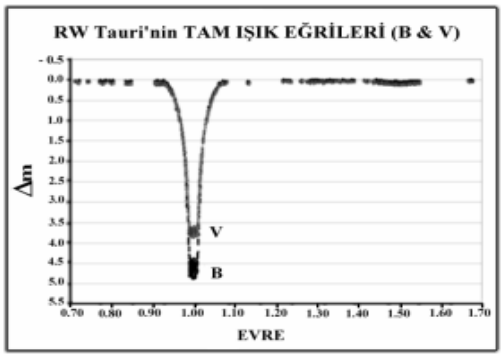
Şekil 2. 15 Kasım 2001 MinI Gözlemi



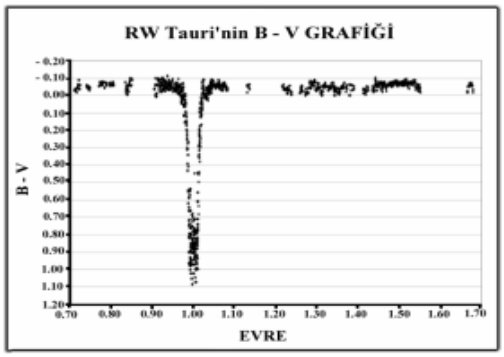
Şekil 3. 18 Kasım 2001 MinI Gözlemi



Şekil 4. 17 Ekim 2001 MinII Gözlemi



Şekil 5. Tüm gözlemlerden elde edilen ışık eğrileri



Şekil 6. RW Tauri'ni B – V Grafiği

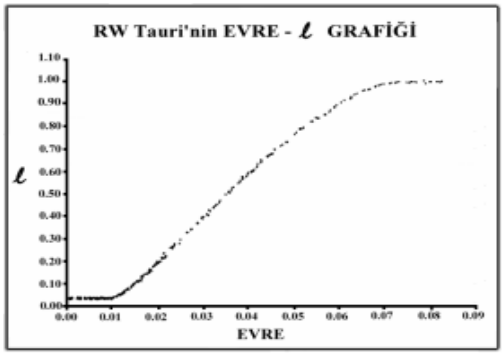
3. Temel Öğelerin Bulunması

RW Tauri'nin temel öğeleri belirlenirken; öncelikle ışık eğrisinden ortalama maksimum parlaklığı hesaplanmış ve m_o = 8 ^{m}.041 bulunmuştur. Bu bulunan parlaklık tüm gözlenen parlaklıklardan çıkartılmış ve daha sonra aşağıdaki bağıntı kullanılarak elde edilen parlaklıklar yeğinliğe dönüştürülmüştür:

$$\ell = 10^{-0.4(m_V - m_o)} \tag{3}$$

Sonra evreye karşı bu ℓ değerleri noktalanıp, Şekil 7.'teki grafik elde edilmiştir. RW Tauri'nin yan minimumunun çok sığ olması ve tutulma ortasında yeğinliğin sabit kalmaması, bu minimum çukurunun örtülmeye karşılık geldiğini gösterir. Grafikten 0.0 evre için ℓ_o^{oc} = 0.035397 bulunmuştur. Herhangi bir evredeki yeğinlik ise aşağıdaki bağıntı ile elde edilmiştir:

$$\ell = 1 - \left(1 - \ell_o^{oc}\right) \tag{4}$$



Şekil 7. Evre - ℓ Grafiği

RW Tauri'nin ışık eğrileri Russell Yöntemi (Russell ve Merrill 1953) ile çözümlenmiş ve sistemin bazı parametreleri elde edilmiştir. Bu yöntemi kullanarak sistemin yörünge eğikliği (i

açısı), kütle fonksiyonu, bileşenlerin kesirsel yarıçapları, $R_\odot$ biriminde yarıçapları, asini ve bileşenlerin toplam parlaklığa katkısı bulunmuştur.
RW Tauri'nin ışık eğrilerinden elde ettiklerimiz ve bulduğumuz değerlerin daha önce bulunan değerlerle karşılaştırması "Sonuçlar" bölümünde verilmektedir.

4. Sonuçlar

Bu çalışmamızdaki asıl amacımız; bir çok özelliği ile ilk olma sıfatlarına sahip olan RW Tauri'nin ışık eğrilerini elde etmek ve bu ışık eğrilerinden sistemin bazı parametrelerini bulmaktı. Bu parametrelerden yörünge eğikliğini ve asini'yi biz $88^o.525$ ve 2.16 $R_\odot$ bulurken, Terrell ve ark. (1992) 90^o ve 1.58 $R_\odot$ bulmuşlardır. Ayrıca kütle fonksiyonu ve kesirsel yarıçaplar oranını biz sırasıyla 0.01775 ve 0.7908 olarak elde ederken, 1959'daki çalışmasında Grant 0.0134 ve 0.7513 olarak vermiştir.
Elde ettiğimiz tüm sonuçlar ve bu sonuçların önceki çalışmalardaki sonuçlar ile karşılaştırmaları Tablo 2 de verilmiştir.Bu sonuçların büyük kısmı daha önce yapılan çalışmalarla uyum içerisindedir.

Tablo 2. Elde Ettiğimiz Sonuçlar ve Diğer Çalışmalardaki Sonuçlarla Karşılaştırılması

	Bizim Sonuçlarımız		**Diğer Çalışmalarda Verilen Sonuçlar**		
Yörünge Eğikliği (i)	$88^o.525$		$90^o.000$		(Terrell ve ark. 1992)
asini	2.16 $R_\odot$		1.58 $R_\odot$		(Terrell ve ark. 1992)
Kütle Fonksiyonu (f_m)	0.01775		0.01340		(Grant 1959)
Kütle Oranı (q)	-----		0.22580		(Terrell ve ark. 1992)
Baş Bileşenin Kütlesi (M_1)	-----		2.43 $M_\odot$		(Hamme ve Wilson 1990)
İkinci Bileşenin Kütlesi (M_2)	-----		0.55 $M_\odot$		(Hamme ve Wilson 1990)
Baş Bileşenin Toplam Parlaklığa V Bandındaki Katkısı	% 96.46		% 96.01		(Grant 1959)
İkinci Bileşenin Toplam Parlaklığa V Bandındaki Katkısı	% 03.54		% 03.99		(Grant 1959)
Baş Bileşenin Kesirsel Yarıçapı (r_1)	0.1960		0.1852		(Grant 1959)
İkinci Bileşenin Kesirsel Yarıçapı (r_2)	0.2480		0.2465		(Grant 1959)
Kesirsel Yarıçaplar Oranı (r_1 / r_2)	0.7908		0.7513		(Grant 1959)
Baş Bileşenin Yarıçapı (R_1)	2.298 $R_\odot$		2.060 $R_\odot$		(Grant 1959)
İkinci Bileşenin Yarıçapı (R_2)	2.908 $R_\odot$		2.740 $R_\odot$		(Grant 1959)
	B Filtresi	**V Filtresi**	**B Filtresi**	**V Filtresi**	
Tam Tutulma Süresi (d)	84.097 dk.	84.720 dk.	-----	-----	(Bu Çalışma)
Omuzlar Arası Geçen Süre (D)	9.7687 saat	9.6491 saat	-----	-----	(Bu Çalışma)
Tutulmalar Dışı Ortalama Maksimum Parlaklığı	$08^m.0960$	$08^m.0410$	$08^m.1000$	$08^m.0200$	(Bookmyer 1977)
Ortalama Minimum Parlaklığı	$12^m.6861$	$11^m.6973$	$12^m.5190$	$11^m.4720$	(Grant 1959)
Baş Minimum Derinliği	$04^m.5640$	$03^m.7710$	$04^m.4850$	$03^m.4970$	(Grant 1959)

5. Kaynaklar

Bookmyer, B. B., 1977, Pub. A.S.P., 89, 533.
Dugan, R. S., and Wright, F. H. 1939, Contr. Princeton Obs., No. 19.
Grant, G. 1959, ApJ, 129, 62.
Hamme, W. V., ve Wilson, R. E. 1990- AJ, 100, 1981.
Joy, A. H. 1942, Pub. A.S.P., 54, 35.
Joy, A. H. 1947, Pub. A.S.P., 59, 171.
Keenan, P. C., ve Morgan, W. W. 1951,in Astrophysics, ed. J. A. Hynek (New York: McGraw-Hill Book Co.), sayfa 12.
Kwee, K.K. ve van Woerden, H., 1956, Bull. Astr. Inst. Netherlands, 12, 327, (No. 464).
Nijland, A. A. 1922, Bull. Astr. Inst. Netherlands, 1, 25.
Olson, E. C. 1981, ApJ., 250, 704
Plavec, M., 1962, Bull. Astr. Inst. Czech., 13, 224.
Plavec, M. J., ve Dobias, J. J. 1983, ApJ., 272, 206.
Russell, H. N., ve Merrill, J. E. 1953, Princeton Contr., Vol. 26.
Simon, V., 1997, A&A, 319, 886.
Terrell, D., Mukherjee, J. D., ve Wilson R. E. 1992, Binary Stars, A Picture Book, (Mabar, FL, Krieper).
Vesper, D. N., ve Honeycutt, R. K. 1993, Pub. A.S.P., 105, 731.
Wyse, A. B. 1934, Lick Obs. Bull., 17, 42

XIV. Ulusal Astronomi Kongresi - 31 Ağustos – 4 Eylül 2004, Kayseri
Editörler: F.F.ÖZEREN ve İ.KÜÇÜK

Radyo Emisyon Kaynakları

Özçamdallı T.,Küçük İ.
Eciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 38039, Kayseri
4010430214@erciyes.edu.tr, ikucuk@erciyes.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, radyo emisyon mekanizmaları ve radyo emisyon kaynaklarının fiziksel yapıları araştırıldı. Hangi mekanizmaların hangi yıldız yapısına uygun olduğu incelendi.

Anahtar kelimeler: Emisyon,radyasyon,güneş sistemi,galaksiler,galaksiler arası ortam, maser,bremsstrahlung,clyclotron, gyroresonance, gyrosynchrotron, synchrotron.

Abstract: : In this work, radio emission mechanisms and the physical structure of the sources of radio emission sources. It is analyzed which mechanism types of radio emission mechanisms and radio emission sources about to give information.

Key words: Emission, radiation, solar system, galaktic, intergalalctic, maser, bremsstrahlung, clyclotron, gyroresonance, gyrosynchrotron, synchrotron.

1. Giriş

Radyo dalgaları emisyon mekanizmaları; atomik geçişler, moleküler geçişler, serbest tanecik emisyonu, karacisim radyasyonu olarak incelenecektir. Radyo emisyon kaynakları sınıflandırılarak hangi mekanizmaların geçerli oldugu belirtilecektir.

2. Radyo Emisyon Mekanizmaları

Yüklü parçaçıklar hareket ettikleri zaman elektromagnetik radyasyon yayarlar.Radyo Astronomiyle radyo dalga boylarında radyasyon salan gök cisimleri incelenir.Salınan elektromagnetik radyasyon tiplerini:

–Atomik geçişler
- ●HI 21cm radyasyon
- ●Maser

– Moleküler geçişler
– Serbest tanecik emisyonları
- ●Bremsstrahlung (Frenleme)
- ●Magneto bremsstrahlung(Gyroemisyon)
  - *Cyclotron emisyon
  - *Gyroresonance emisyon
  - *Gyrosynchrotron emisyon
  - * Synchrotron emisyon

–Kara cisim radyasyonu

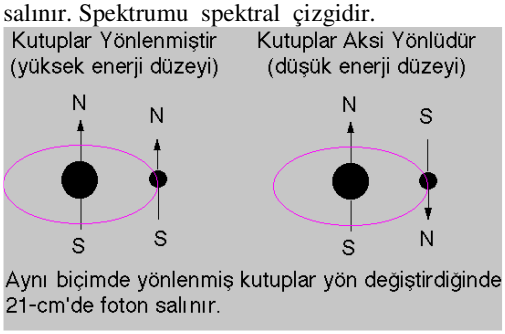
olarak toparlayabiliriz.

3. Atomik Geçişler

Bilinen atomik enerji seviyeleri arasındaki geçişlerdir. Yıldızlararası uzayla ilgili bilgiler verir. Yüksek enerji seviyelerine geçişler HII bölgeleri oluşturur. HII bölgeleri çoğunlukla yıldızlararasında, sıcak yıldızlardan kaynaklanan iyonize olmuş nötral hidrojenler içerir. 109 veya 110 geçiş olur ve 5GHz frekanslarında foton salınır. Yıldızlararası yoğunluk az olmasına rağmen bu emisyondan zayıf radyo çizgileri meydana gelir.

3-1. HI 21cm Radyasyon

Önemli geçişlerden bir tanesidir. Nötral Hidrojen atomu elektron spininin, yıldızlararası ortamdaki çarpışmalar sonucunda ters dönmesiyle 21cm dalgaboyunda, 1420 MHz frekansında foton salınır. Spektrumu spektral çizgidir.



Şekil 1. HI 21cm Radyasyonu

3-2. Maser

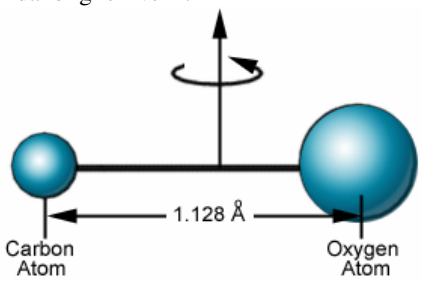
Boltzmann dağılımına göre eksite haldeki atomların sayısı az da olsa temel haldeki atomların sayısından fazladır.Eksite olmuş atomlar, enerjileri eksitasyon enerjisine eşit olan fotonlarla aydınlatıldığı takdirde, radyasyon, aşagıya doğru geçişlere neden olabilir. Bu durumda yayınlanan fotonların sayısı absorblanan fotonların sayısından çok daha fazla olur ve radyasyon kuvvetlenir. Eksite olmuş bir durum, tipik olarak metastable bir durumdur.

Poster tam metni için : Tülay Özçamdallı
e-mail: 4010430214@erciyes.edu.tr

Metastable durum çok uzun ortalama yaşam süreli olduğundan, kendiliğinden emisyonun katkısı ihmal edilebilir. Bu nedenle,meydana gelen radyasyon monokromatiktir. Yıldızlararası molekül bulutlarında ve yıldızların etrafındaki zarflarda bulunan tozlardan algılanan radyasyondur.

4. Moleküler Geçişler

CO, O_2 ve H_2 gibi iki atomik molekülü uzun bir çizgi ile birbirine bağladığımızı düşünürsek, bu iki atomun çizgi üzerinde dik zayıf bir spini vardır. Bu sistem döner ve titreşir. Spektrum şekli belirli frekanslarda spektral çizgidir. Moleküllerden kaynaklanan bu çizgiler, yıldızlararası uzay ve diğer galaksiler içerisindeki yogun maddeyle kaplı bulutsular hakkında bilgiler verir.



Şekil 2. CO Molekülü

5. Serbest Parçacık Emisyonları

Radyo emisyon mekanizmalarının çoğunluğu serbest parçacık emisyonlarıdır.Bu emisyon sadece parçaçık ve elektronlardan kaynaklanır. Yıldızlarda yıldızları çevreleyen atmosferlerinde ve yüksek enerjiye sahip plazmalarda görülür. Güneşten, gezegenler arası ortamdan, dünyanın magnetosferi ve iyonosferinden gelen bütün radyo emisyonları serbest parçacık emisyonlarıdır.

5-1. Bremsstrahlung (Frenleme)

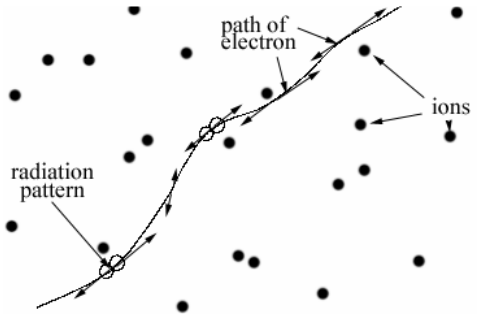
Bir çok astrofiziksel plazmaların en önemli radyasyon tipidir. Plazma yüksek sıcaklıklarda enerjik fotonlarla tamamen iyonize olmış gazdır. Elektronlar plazmadaki pozitif iyonlar tarafından saptırılır. Plazmanın sıcaklığı elektron ve iyonların hız dağılımlarını ve yayılan radyasyonu belirler. Spektrumu süreklidir. Bremsstrahlung spektrumu farklı hız, uzaklık ve zamanlardaki radyasyon etkileşimlerinin üst üste gelmesidir. Düşük frekans bölgelerinde genellikle kara cisim gibi davranır, çünkü bir plazmanın bu sıcaklıkta aldığı ısıyı tekrar geri verebilmesi için kara cisim olması gerekir.

5-2. Magneto-Bremsstrahlung

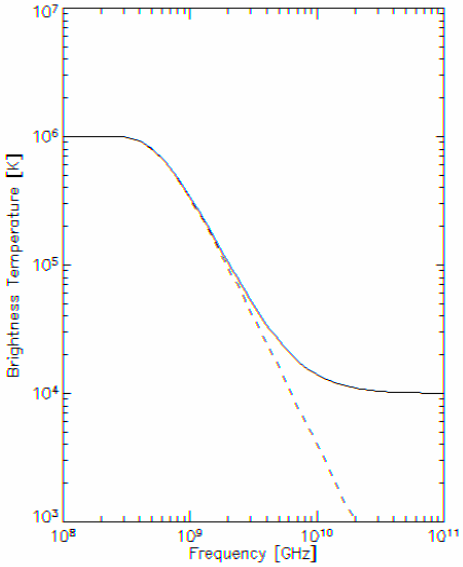
Magnetik alan etki ettirilen serbest parçacık hızlanır. Bu parçacığa $\boldsymbol{F} = q\boldsymbol{E} + (q/c)\ \boldsymbol{v} \times \boldsymbol{B}$ şeklinde Lorentz kuvveti etki eder. Bu olaya plazmanın mağnetize olmasıda denir. Larmor formülüyle güç;

$P = (2e^2/3c^3)(e^2B^2/m_e^2c^2)\ v^2_{dik}$

Bu formül rölativistik olmayan durumlarda geçerlidir. Rölativistik olabilmesi için γ^2 eklenmelidir. Bu emisyon güneşin aktif bölgelerinde görülmektedir.



Şekil 3. Bremsstrahlung mekanizması



Şekil 4. Güneşten elde edilen Bremsstrahlung Spektrumu.

.

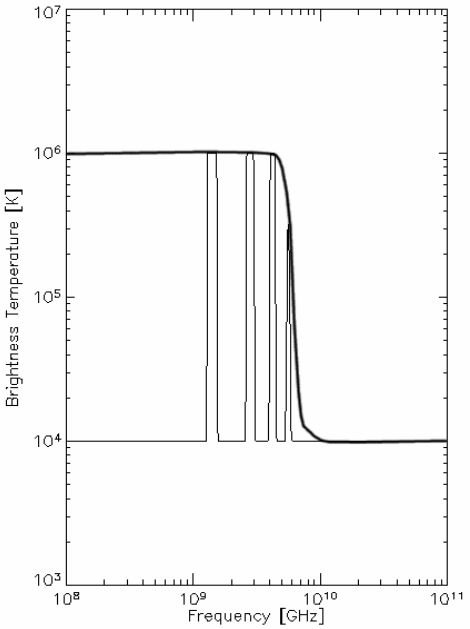
5-2-1. Cyclotron Emisyon

Rölativistik olmayan, hızdan bağımsız, sabit frekanslı $f_B = eB/2\pi m_e c = 2.8 \times 10^6\ B$ Hz, bir tek elektrondan oluşan sadece magnetik alan kuvvetine bağlı bir emisyondur. Spektrumu süreklidir. Tek elektrondan kaynaklanan radyasyon gücü sinuzoidal bir egri verir.

5-2-2. Gyroresonance Emisyon

Biraz yükselen elektron hızı ($T \sim 10^5$-10^6 K) rölativistik etki meydana getirir. Sinuzoidal olan

şekil çok az derecede asimetrik hale gelir. Gyroresonance ve Cyclotron emisyonları Güneşin aktif bölgelerinde görülür.



Şekil 5.Güneşten elde edilen Gyroresonance Spektrumu

5-2-3. Gyrosynchrotron Emisyon

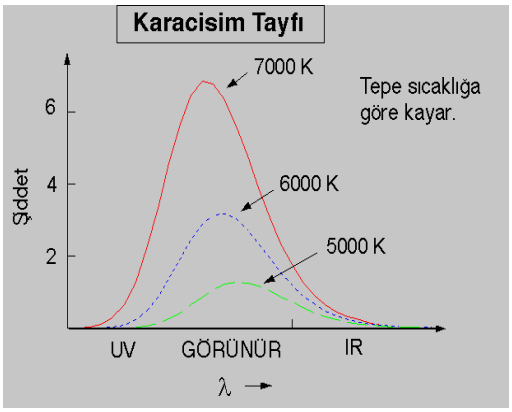
Elektronlar rölativistik hızlara yakın değerlerde 100-300keV enerjilerle hareket ederler. Emisyon süreklidir, spektrumu spektral çizgi şeklindedir, çizgiler arasındaki genişlik çok azdır, birbirine karışmış durumdadır. Bu tip emisyon yıldızlar ve güneşten salınır.

5-2-4. Synchrotron Emisyon

Yüksek rölativistik hızlarda cylclotron frekansında dar atmalarda meydana gelir. Bu emisyon çeşidi oldukça önemlidir, son derece enerjik atomlarda örneğin kara delikler, nötron yıldızları ve bazı galaktik kaynaklarda görülür. Spektrum şekli süreklidir.

6. Karacisim Radyasyonu

Karacisim; üzerine düşen radyasyonu yansıtmayan veya saçmayan, fakat bu radyasyonu soğuran ve sonra tekrar yayınlayan cisim olarak tanımlanır. Karacisim gerçeği yeryüzünde mevcut olmayan ideal bir radyatördür. Bununla beraber doğada birçok cisim karacisme benzer davranır. Karacisim radyasyonu, şeklinden ve yapıldığı maddeden bağımsızdır, sadece sıcaklığa bağlıdır. Radyasyonun dalga boyuna göre dağılımı sadece sıcaklığın fonksiyonudur ve Planck kanunuyla verilir. Karacisim radyasyonu çeperleri üzerine gelen bütün radyasyonu soğuran kapalı bir oyuktan meydana gelir. Bu oyuğun içi ve çeperleri aynı sıcaklıkta olup, dengededir ve çeperler aldıkları bütün enerjiyi yayınlarlar. Radyasyon enerjisi, sürekli olarak çeperlerin atomlarının termal enerjisine ve tekrar radyasyona dönüştüğünden kara cisim radyasyonuna termal radyasyonda denir. Spektrum şekli süreklidir.



Şekil 6. Karacisim Spektrumu

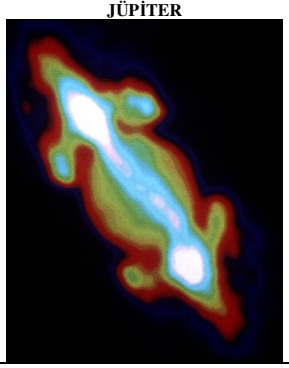
KAYNAKLAR:

Kraus ,J. D.: 1986, 'Radio Astronomy', McGraw-Hill, Inc. ,8-0

Gary, D. E. :http://physics.njit.edu/~drary728/Lecture2.html

NRAO:http://www.nrao.edu.tr/whatisra/mechanisms.stml

http://www.lanssiers.be/radioastronomy/mechanisms

RADYO EMİSYON KAYNAKLARI				
	OBJE	**EMİSYON MEKANİZMASI**	**AÇIKLAMA**	**GÖRÜŞLER**
GÜNEŞ SİSTEMİ	**GÜNEŞ**			
	GEZEGENLER	Kara Cisim Radyasyon	Güneşten gelen ısınım.	
	JÜPİTER 	Cyclotron Radyasyon (dekametrik emisyon)	Rölativistik olmayan elektronlar Jüpiter'in manyetik kutuplarında manyetik alanın güçlü oldogu yerlerde spiral hareket yaparlar.	Jüpiter'in dekametrik emisyonları,patlama emisyonlarıdır.Jüpiterin magnetosferinden Io uydusunun geçişi bunu tetikler
		Synchrotron Radyasyon (dekametrik emisyon)	Magnetik ekvator yakın Jüpiter'in güçlü manyetik alanı içerisinde rölativistik elektronlar spiral hareket yaparlar.	
		Kara Cisim Radyasyon	Güneşten gelen ısınım.	
GALAKSİLER	**YILDIZLAR**			
	NOVALAR	Kara Cisim Radyasyon (yoğun gaz bulutları)	Beyaz cücelerdeki ısınmış ve iyonize olmuş gaz bulutları UV radyasyonuyla dışarı atılır.	Novaların oluşum süreci;biri beyaz cüceden oluşan yıldız çiftinden beyaz cüce üzerine aktarılan maddeler,beyaz cüce tarafından dışarı atılır.Beyaz cücelerin temonükleer reaksiyonları süresince toplanan maddelerin basıncı patlamaları yaratır.
	YILDIZLARARASI ORTAM	Synchrotron Radyasyon	Süpernova patlamalarının şok dalgaları rölativistik elektronları hızlandırırlar ve bunlar galaktik mağnetik alanla etkileşir.	
		Brehmsstrahlung	Sıcak ve genç yıldızlardan gelen UV radyasyonlarıyla H II bölgeleri ısınır ve iyonize olur.	
	MİKROKUASARLAR		bipolar radyo jetler	Bir mikrokuasar bir yakın bileşeninden gelen ve yığılma diski olarak adlandırılan maddeyle çevrili bir nötron yıldızı veya karadeliktir.(süpernova kalıntıları)Diğer bileşenden akan maddeler belirli bir süre sonra ısınarak Xışını üretir.Yığılma diskine dik olarak oluşan radyo jetleri dediğimiz yapıyla X ışınları dışarı atılır.

	PULSARLAR		Gyrosynchrotron Radyasyon		Bir pulsar mağnetik kutuplar boyunca radyasyon yayan mağnetize olmuş nötron yıldızıdır.
GALAKSİLER ARASI ORTAM	**RADYO GALAKSİLER**	**Galaksilerdeki Yıldız Patlamaları**	Synchrotron Radyasyon	Süpernova patlamalarının şok dalgaları rölativistik elektronları hızlandırırlar ve bunlar galaktik mağnetik alanla etkileşir.	Patlayan yıldız galaksisi,yıldız oluşumunun çok olduğu bir galaksidir.Bu galaksiye ait radyo emisyonları büyük oranda bizim galaksimizin radyo emisyonlarıyla karşılaştırılabilir.
			Brehmsstrahlung	Sıcak ve genç yıldızlardan gelen UV radyasyonlarıyla H II bölgeleri ısınır ve iyonize olur.	
		Kuasarlar (aktif galaktik çekirdek)		bipolar radyo jetler	Bir kuasar bir süper büyük karadelik merkezinin ötesinde radyo ışınımı salan plazmanın dev lobları ucunda,farklı doğrultularda kaçan birbirine yakın iki jet maddesi tarafından karakterize edilen bir radyo galaksidir.
	KOZMİK ARDALAN MİKRODALGA		Kara Cisim Radyasyon	Büyük Patlamadan artakalan termal dengedeki madde ve radyasyon	