İNÖNÜ ÜNİVERSİTESİ 1975

TAD 1981 TÜRK ASTRONOMİ DERNEĞİ

Prof.Dr. Zeki ASLAN Onuruna

XVIII. ULUSAL ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ KONGRESİ

VII. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ KONGRESİ

27 AĞUSTOS - 1 EYLÜL 2012
İnönü Üniversitesi
MALATYA

TÜBİTAK

OPTRONİK

UAK 2012

BİLİM KURULU
Aysun Akyüz
Berahitdin Albayrak
Dursun Koçer
Halil Kırbıyık
İbrahim Küçük
Mehmet Ali Alpar
Mehmet Emin Özel
Osman Demircan
Renan Pekünlü
Selim Selam
Serdar Evren
Türker Özkan
Ümit Kızıloğlu
Zeki Aslan
Zeynel Tunca

DÜZENLEME KURULU
Ahmet Devlen
Ahmet İskender
Ayşegül Yelkenci
Birol Gürol
Ferhat Fikri Özeren
Gülnur İkis
Hıncal Gökhan Bakır
İbrahim Ünal
Koray Yelkenci
Kutluay Yüce
Muhittin Şahan
Nazım Aksaker
Nuri Emrahoğlu
Sinan Kaan Yerli
Timur Şahin
Tuncay Özdemir (Düzenleme Kurulu Başkanı)

İÇİNDEKİLER

BAŞLIK	YAZAR ADI	SAYFA NO
ASTEROİDLERİN KONUM ve YÖRÜNGE ELEMANLARININ BELİRLENMESİ	Adnan ÖKTEN, Remziye CANBAY, Songül ÖZIRMAK	1
ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİ'NDE ASTEROİDLERE İLİŞKİN FOTOMETRİK MODELLEME	Afşar KABAŞ	9
SEÇİLMİŞ YARI DÜZENLİ DEĞİŞENLERİN GÖZLEMİ	Ahmet DEVLEN, Tuncay ÖZDEMİR, Varol KESKİN, Zeki ASLAN	17
19.YÜZYIL OSMANLI ASTRONOMİSİNİN GÜNÜMÜZ YÖNTEMLERİYLE KARŞILAŞTIRILMASI	Anıl ATALAN, Olcay PLEVNE	23
ESO BİLİM TOPLUM AĞI - TÜRKİYE	Arif SOLMAZ	31
2012 ve 1032 VENÜS GEÇİŞLERİ VE İBN-İ SİNA	Arif SOLMAZ, M. Emin ÖZEL	37
ÖTE-GEZEGEN BARINDAN WASP-12 YILDIZININ TAYFSAL ANALİZİ	Aslı ELMASLI AKÇAR1	41
SAMANYOLU MERKEZİNDEKİ SÜPER KÜTLELİ KARADELİK ETRAFINDA YER ALAN YILDIZ VE GAZ DİSKLERİN EVRİMİ	Başak EKİNCİ	49
ASTEROİDLERDE YARKOVSKY YORP ETKİSİ	Bilal Hakan ÖZCAN Afşar KABAŞ	57
CYG OB2 OYMAĞI ÜYESİ ÇOK BÜYÜK KÜTLELİ ETKİLEŞEN BİR ÇİFT SİSTEM: V729 CYG	Bülent YAŞARSOY, Kadri YAKUT	65
KUANTUM YAPILI KIZILÖTESİ ALGILAYICILAR	Bülent ASLAN	73
KLASİK ALGOL TÜRÜ ÇİFT SİSTEM AT PEG: MUTLAK PARAMETRELER VE KÜTLE AKTARIMININ ARAŞTIRILMASI	Çağdaş KANVERMEZ ve Faruk SOYDUGAN	89
İLGİNÇ BİR SARI YARI-DÜZENLİ DEĞİŞEN: SS GEMİNORUM	Cenk KAYHAN, Günay TAŞ	97
BORNOVA BELEDİYESİ MEVLANA TOPLUM VE BİLİM MERKEZİ 2010-2012 İSTATİSTİKLERİ	Deniz B. GÖKÇE, C. Muzaffer ÇAMURDAN, Tuncay DOĞAN	105
KUZEY GÜNEŞTACI DELİĞİNDE MHD DALGALARININ	Dicle ZENGİN ÇAMURDAN, Ebru DEVLEN, E. Rennan PEKÜNLÜ	113

SÖNÜMLENMESİ		
A1831 GALAKSİ KÜMESİNİN SUZAKU UYDUSU X-IŞINI VERİLERİ KULLANILARAK ELEMENT BOLLUKLARININ BELİRLENMESİ	Ebru AKTEKİN, Fatma GÖK	121
GYROVİSKOZ KARARSIZLIKTA ORTAYA ÇIKAN DALGA MODLARININ FİZİKSEL YAPISI	Ebru DEVLEN	129
VİKİPEDİ'NİN ASTRONOMİ VE UZAY KAYNAKLARINI ARTTIRMAK, GELİŞTİRMEK VE BİLİNEN YANLIŞLIKLARI DÜZELTMEK İÇİN KULLANILMASI	Ece Gülfem DAĞDEVİREN, H. Aziz KAYIHAN, Serkan YILDIZ	135
ÇİFT YILDIZ YÖRÜNGE DÜZLEMLERİNİN GALAKTİK KONUMA GÖRE DAĞILIMLARININ İNCELENMESİ	Fehmi EKMEKÇİ	141
VELA BENZERİ PULSARLAR İÇİN BİR SIÇRAMA İSTATİSTİĞİ	Erbil GÜGERCİNOĞLU, M.Türker ÖZKAN	149
CFHTLS PROJESİNDEN ELDE EDİLEN FOTOMETRİK KIRMIZIYA KAYMALARIN KARAKTERİZASYONU	Eyüp Kaan ÜLGEN, Christophe BENOIST, Sinan ALİŞ	157
EL Aqr ve V407 Peg'in MUTLAK PARAMETRELERİ	Fahri ALİÇAVUŞ, Filiz KAHRAMAN, Faruk SOYDUGAN ve Esin SOYDUGAN	163
V444 CYG ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN TAYFSAL ENERJİ DAĞILIMI VE GÖRSEL BÖLGE İÇİN PoWR MODEL ÇALIŞMASI	Figen Z. ERİŞ, Fehmi EKMEKÇİ1, Paul CROWTHER2	169
T122'LİK TELESKOPLA GÖZLENEN DELTA SCUTİ BİLEŞENLİ BİR ÇİFT SİSTEM: V469 CYG	Filiz KAHRAMAN, Esin SOYDUGAN ve Çağlar PÜSKÜLLÜ	177
SW UMa VE BZ UMa'NIN X- IŞIN (SUZAKU) VE OPTİK VERİLERİNİN (RTT150) ANALİZLERİ VE SONUÇLARI	Gülnur İKİS GÜN, Fatma GÖK, Ebru AKTEKİN, Ata KARAGÜL	183
RS CVn TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT MM HERCULIS'İN 33 YILLIK AKTİVİTE SERÜVENİ	Günay TAŞ, Orkun ÖZDARCAN	191
ULUSLARARASI İŞBİRLİĞİ İLE BİR ASTEROİD BULMAK İÇİN KULLANILAN YÖNTEMLER VE "FIND AN ASTEROID" PROJESİ	H. Aziz KAYIHAN, Serkan YILDIZ, Charitarth A. VYAS, H. Elif YALVAÇ, Lidia MAYANGSARI	197
KEPLER VERİLERİNİN ANALİZLERE UYGUN YAPIYA DÖNÜŞTÜRÜLMESİ	Hakan V. ŞENAVCI, Lale ÇELİK, Fehmi EKMEKÇİ ve arkadaşları	203

YAKIN GALAKSİLERDE X-IŞIN KAYNAKLARININ XMMNEWTON VE CHANDRA GÖZLEMLERİ	Hasan AVDAN, Şenay KAYACI, Aysun AKYÜZ	209
KURULUŞUNDAN BUGÜNE KANDİLLİ RASATHANESİ'NDE ASTRONOMİ	Hülya YEŞİLYAPRAK	217
MANYETİK KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR HU AQR VE V2069 CYG' NİN X-IŞIN VE FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ	İlham NASIROĞLU, Agnieszka SLOWIKOWSKA, Krzysztof GOZDZIEWSKI Gottfried KANBACH	225
TÜRKİYE'DE ÖĞRENCİ KATKILARI İLE YAPILABİLECEK TEMEL RADYO ÇALIŞMALARI VE YÖNTEMLERİ	Kerem Osman ÇUBUK, Can TERZİOĞLU, H. Aziz KAYIHAN ve arkadaşları	233
GALAKSİLERİN MORFOLOJİK SINIFLANDIRILMASI ve GALAKSİ EVRİMİ	Korhan YELKENCİ, Christophe BENOIST ve arkadaşları	239
ELEMENT BOLLUK ANALİZİNDE KULLANILAN İKİ TEKNİK: TAYFSAL ÇİZGİ ÖLÇÜMLERİ ve TAYFSAL SENTEZ	Kutluay YÜCE	245
GÜNEŞ VE GÜNEŞ BENZERİ YILDIZLARIN UBVRI VE INFRARED RENK ÖLÇEKLERİ: ASAS KATALOĞU	Mehmet TANRIVER	253
TARİHTE GEZEGEN GEÇİŞLERİ VE 2012 VENÜS GEÇİŞİ	Mehmet E. ÖZEL, Arif SOLMAZ, Edwin BUDDING, Nuri EMHRAHOGLU	267
GÖKYÜZÜ PARLAKLIĞI ÖLÇÜMÜ VE IŞIK KİRLİLİĞİ HARİTALAMASI Örnek Uygulama: Eskişehir Kent Merkezi ve Yakın Çevresi	Metin ALTAN, Bülent ASLAN, Samet ÖZDEMİR, Tahsin ERTAŞ	273
GELİŞTİRİLEN İÜG GÜNEŞ GÖZLEM SİSTEMLERİ, YAZILIMLARI, ÜRÜNLERİ VE HEDEFLERİ	Mevlânâ BAŞAL, Asuman GÜLTEKİN, Hikmet ÇAKMAK, Nurol AL	279
İLKÖĞRETİMDEN YÜKSEK ÖĞRETİME SON SINIF ÖĞRENCİLERİNİN TEMEL ASTRONOMİ KAVRAMLARINI ANLAMA SEVİYELERİ VE KAVRAM YANILGILARI	Nuri EMRAHOĞLU, Ayşe ÖZTÜRK	287
KIRMIZI YIĞIN YILDIZLARI İÇİN IŞIMA GÜCÜ – RENK İLİŞKİLERİ	Özgecan ÖNAL, Selçuk BİLİR Salih KARAALİ ve arkadaşları	295
BELİRLENMİŞ GALAKTİK DİSK AÇIK YILDIZ KÜMELERİNİN TEMEL VE YAPISAL	Özgün ARSLAN, İbrahim KÜÇÜK	303

PARAMETRELERİNİN ELDE EDİLMESİ		
TÜRKİYEDE İLK YAKIN KIRMIZIÖTE GÖZLEMLER	Sacit ÖZDEMİR, H. Gökhan GÖKAY, Ceren YILDIRIM	311
FERMİ AÇMAZI İÇİN YENİ BİR ÇÖZÜM ÖNERİSİ	Selma Belen, M.Emin Özel	319
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi - Coude Eşel Tayf İndirgemesi ve Element Bolluk Analizi: 29 And ve 89 Cet	Sıla ERYILMAZ , Kutluay YÜCE	323
CFHTLS'DEN SEÇİLMİŞ GALAKSİ KÜMELERİNİN MERKEZİ PARLAK GALAKSİLERİ	Sinan ALİŞ, Korhan YELKENCİ, Christophe BENOIST, Füsun LİMBOZ	333
KLASİK T TAURİ YILDIZLARINDA TOPLANMA DİSKİ-MANYETİKKÜRE ETKİLEŞİMİ	Suzan DOĞAN ve E. Rennan PEKÜNLÜ	341
GENÇ OB YILDIZI OLAN V2107 CYGNI DİZGESİNİN ANALİZİ	Şeyda ŞEN	349
GALAKSİMİZİN EN UZAK KÜRESEL KÜMELERİNDEN PALOMAR 14	Şeyma ÇALIŞKAN, Berahitdin ALBAYRAK	357
ESKİ TÜRK METİNLERİNDE ASTRONOMİ	Şirvan Kalsın, M.E.Özel	365
GALAKTİK DİSKTEKİ YAŞ-METAL BOLLUĞU VE YAŞ-HIZ DİSPERSİYONU İLİŞKİLERİ	Şivan DURAN1, Serap AK, Selçuk BİLİR ve arkadaşları	369
σ Cygni ve η Leo'nun tayfsal analizi	T. Tanrıverdi	377
RV TAU-BENZERİ IRAS YILDIZLARININ DİKİNE HIZ ÖLÇÜMLERİ: "RADIAL VELOCITY ANALYSIS SOFTWARE" RadVELAS	Timur ŞAHİN	381
YAKIN VE ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEM OO Aql'nın FİZİKSEL PARAMETRELERİNİN BELİRLENMESİ ve EVRİM DURUMU	Tuğçe İÇLİ , Dolunay KOÇAK, G. Çisem BOZ, Kadri YAKUT	387
ALTERNATİF BİR BİLİM EĞİTİMİ PROJESİ OLARAK "BORNOVA BELEDİYESİ MEVLANA TOPLUM VE BİLİM MERKEZİ" Ve ASTRONOMİ EĞİTİMLERİNİN ÖĞRENENLER ÜZERİNDEKİ ETKİLERİ	Tuncay DOĞAN, C. Muzaffer ÇAMURDAN, Deniz B. GÖKÇE	395
MİLİMETRE/MİLİMETRE-ALTI GÖZLEMLERİ İLE YILDIZ OLUŞUMU	Umut A. YILDIZ, Evine F. Van DISHOECK, Lars E. KRISTENSEN	400
ULUSAL RADYOTELESKOP PROJESİ	Umut A. YILDIZ, İbrahim KÜÇÜK, Fahri ÖZTÜRK ve arkadaşları	409

TÜRKİYE'NİN ESO ÜYELİK YOLCULUĞU	Umut A. YILDIZ, Arif SOLMAZ, Özgecan ÖNAL ve arkadaşları	415
GENÇ NÖTRON YILDIZI SİSTEMLERİNİN YAYILMA DİSKLERİYLE EVRİMİ	Ünal Ertan, Şirin ÇALIŞKAN, M. Ali ALPAR	423
AKATS: Abdullah Kızılırmak Alan Tarama Sistemi	Varol KESKİN, Ahmet DEVLEN	431
SX Dra'nın Sıcak Bileşeninde Delta Scuti Türü Değişimler	Yasemin KAÇAR, Esin SOYDUGAN	441
DIBRED: Canon 550D Kamerası Görüntülerinden FITS Formatlı Astronomik Görüntülere Dönüşüm ve Fotometri Yazılımı	Yücel KILIÇ, Sacit ÖZDEMİR, M. Emre AYDIN ve arkadaşları	
POSTER BİLDİRİLERİ		
PLANETARYUM GÖRÜNTÜLEME SİSTEMLERİ	Ali DÖNMEZ, Uğur ÖZEN, Ozan ÖZEN ve arkadaşları	457
KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR İÇİN YENİ BİR UZAKLIK KALİBRASYONU	Aykut ÖZDÖNMEZ, Tansel AK, Selçuk BİLİR	461
GELECEĞİN GÖKYÜZÜ TARAMA PROJELERİ: LSST VE GAIA	Ayşe YALÇINKAYA, H. Bahar ATALI	465
HİTİT YERLEŞİMLERİNDE ASTRONOMİK YÖN KULLANIMI	Ayşegül F. TEKER YELKENCİ	468
GALAKTİK SÜPERNOVA KALINTISI KES 27'NİN SUZAKU X-IŞINI UYDUSU İLE "MİXED-MORFOLOJİ" ÖZELLİKLERİNİN İNCELENMESİ	Aytap SEZER ve Fatma GÖK	473
SN 2012AW SÜPERNOVASININ FOTOMETRİK İNCELEMESİ	M. Burak Doğruel	477
POLİTROPİK YAKIN ÇİFT YILDIZ BİLEŞENLERİNDE AKUSTİK DALGA YAYILIMI	Burak ULAŞ	481
4 MAYIS – 25 AĞUSTOS 2012 TARİHLERİ ARASINDAKİ METEOR YAĞMURLARININ RADYO BÖLGEDEKİ GÖZLEMLERİ VE GÖZLEMLERİN DEĞERLENDİRİLMESİ	Can TERZİOĞLU, Kerem Osman ÇUBUK, H. Aziz KAYIHAN ve arkadaşları	485
GÜNEŞ SİSTEMİ DIŞI GEZEGENLERİN UÇLAŞMAÖLÇÜMÜ	Cenk KAYHAN, Serdar EVREN	489
Gaia İLE ASTEROİT ASTROMETRİSİ	Eda GÜZEL, Serdar EVREN	493
FARKLI MORFOLOJİLERE SAHİP	Ekrem Murat ESMER, Selim O.	497

KEPLER IŞIK EĞRİLERİ	SELAM, Cihan Tuğrul TEZCAN ve arkadaşları	
GALAKTİK SÜPERNOVA KALINTISI KES 79 (G33.6+0.1)'DAN GELEN X-IŞIMASININ DOĞASI	Fatma GÖK , Aytap SEZER	501
ASAS Veritabanı İçinde Bulunan Örten Değişen Çift Sistemlerin Işık Eğrileri	Atilla YILDIRIM, Afra Sena GÜNARSLAN,Mehmet Oğuzhan ERTURAN ve arkadaşları	505
ASAS Veritabanı Seçilmiş Bazı Örten Değişen Sistemlerin Işık Eğrisi Analizi	Atilla YILDIRIM, Afra Sena GÜNARSLAN,Mehmet Oğuzhan ERTURAN ve arkadaşları	507
OB Oymaklarındaki Çift Sistemlerin Fotometrik ve Tayfsal Gözlemleri: Cyg OB Oymağı Bölgesindeki V443 Cyg, V456 Cyg ve V2107 Cyg	1Figen YILMAZ, Volkan BAKIŞ	511
HD213470 (A3 Ia) Yıldızının Element Bolluk Sonuçları	H. Koyuncu1, T. Tanrıverdi	515
W UMA TÜRÜ DEĞEN SİSTEM OLAN V546 AND SİSTEMİNİN FİZİKSEL VE GEOMETRİK PARAMETRELERİ	Hande GÜRSOYTRAK, Yahya DEMİRCAN, Zahide TERZİOĞLU ve arkadaşları	519
V2280 CYGNI SİSTEMİNİN KEPLER IŞIK EĞRİLERİ VE DÖNEM ANALİZİ	İbrahim ÖZAVCI, Selim O. SELAM, Özgür BAŞTÜRK, Mesut YILMAZ	523
DÖNEN KARA DELİKLERDE ENERJİ AKTARIM SÜREÇLERİ	İsmail ÖZBAKIR	527
KIC 7671081 YILDIZININ FREKANS ANALİZİ	Lale ÇELİK, Fehmi EKMEKÇİ, Hakan Volkan ŞENAVCI	529
YILDIZLARIN SPEKTROFOTOMETRİSİ	Lütfiye ERKUŞ, Kutluay YÜCE	533
BG Vul : GÜNEŞ BENZERİ ÇİFT YILDIZIN FOTOMETRİK ÇÖZÜMÜ	Mehmet TANRIVER	539
W UMa TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT SİSTEM TU BOO'NUN YÖRÜNGE DÖNEMİ ANALİZİ	Merve KUTLUALP, Naci ERKAN, Caner ÇİÇEK, Ahmet BULUT	545
W UMa TÜRÜ V1363 ORİ SİSTEMİNİN FOTOMETRİK İNCELENMESİ	Neslihan ALAN, Mehmet ALPSOY	549
RX CASSİOPEIA VE SX CASSİOPEIA ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARINDA KÜTLE AKTARIMI VE KÜTLE KAYBI ÜZERİNE BİR ÇALIŞMA	Oğuz ÖZTÜRK, Ahmet ERDEM ve Caner ÇİÇEK	553
DEĞEN ÇİFT YILDIZLARDAN KIRMIZI NOVALARA GİDEN İNCE YOL: KIRMIZI NOVALARIN SIRRI	Osman DEMİRCAN, Fahri ALİÇAVUŞ ve Filiz KAHRAMAN	557

YILDIZ OLUŞUM BÖLGELERİNDE BİYOLOJİK ÖNEME SAHİP MOLEKÜLLERİN BOLLUĞU	Özgür Barış ETLİ, Melike AFŞAR	561
ASTEROİDLERİN GÜNEŞ SİSTEM'İNDEKİ YERİ VE ÖNEMİ	Remziye CANBAY,Songül ÖZIRMAK	565
GEZEGENLİ YILDIZLAR	Samet OK, Zeynep ÇELİK, Mutlu YILDIZ	571
Yıldız Spektroskopisinde Atomik Verinin Önemi	Senem Erden ÇABUK, Kutluay YÜCE	574
YAKIN GALAKSİ NGC 4736'DA ULX KAYNAĞININ YARIPERİYODİK SALINIMLARININ İNCELENMESİ	Şenay KAYACI, Hasan AVDAN, Aysun AYKÜZ	583
Echelle Spectrum Analysis Package - TIGER	Timur ŞAHİN	587
HD119608: A Rapid Rotating Hot Post-Asymptotic Giant Branch Star	Timur ŞAHİN	591
GÖZLEMEVİ YER SEÇİMİ VE COĞRAFİ BİLGİ SİSTEMİ	Tuba ÇETİN, İbrahim KÜÇÜK	595
V2362 CYG - YENİ BİR NOVA	Yeliz AKSOYU, A. Talat SAYGAÇ, Sinan ALİŞ	599
ÜLKEMİZDE ASTRONOMİ BİLİMİNE EMEK VERENLER-II	Günay TAŞ	605
UYGARLIK GÖSTERGESİ OLARAK KADIN ASTRONOM SAYISI	Gülçin ERİŞKİN KANDEMİR	606
HAYATI RASATLAMAK	Levent ALTAŞ	609
UZUN SOLUKLU BİR ÇALIŞMA: BOĞAZİÇİ ÜNİVERSİTESİ KANDİLLİ RASATHANESİ EL YAZMALARI KATALOGU	Cumhure ÜÇER	613
KANDİLLİ RASATHANESİ OPTİK LABORATUARI	M. Engin SÖZEN	616

SÖZLÜ
BİLDİRİLER

ASTEROİDLERİN KONUM ve YÖRÜNGE ELEMANLARININ BELİRLENMESİ

Adnan ÖKTEN[1], Remziye CANBAY[1], Songül ÖZIRMAK[1]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*
aokten@istanbul.edu.tr rmzycnby@gmail.com dieblade@hotmail.com .

Özet

Bilindiği üzere asteroidler çoğunluğu Mars ile Jüpiter arasında –ana kuşak asteroidler- olmak üzere Güneş Sistemi'nin oluşumundan beri Güneş etrafında dolanan sayıları milyonları aşan irili ufaklı gök cisimleridir. Ana kuşak asteroidlerinin sayı ve büyüklüklerini daha iyi anlamak için Arz'a Yakın Asteroidler'in (Near Earth Asteroids: NEAs) sayı yoğunluğunun bilinmesi gerekir. Çünkü NEA'ların çoğunun ana kuşakta oluştuğuna inanılmaktadır. Ana kuşakta Jüpiter'in gravitasyonel etkisi ile oluşan dört özel farklı bölge vardır. NEAs olarak isimlendirdiğimiz asteroidlerin çoğu bu dört bölgedeki çarpışmaların sonucu oluşmuş ve Jüpiter'in gravitasyonel etkisi ile yörüngeleri Arz yörüngesini keser hale gelmiştir.

Yakın geçmişte 1908'de Sibirya-Tunguska'ya yaklaşık 50 metre çapında olduğu tahmin edilen bir asteroidin, 1994 yılında da Jüpiter'e birkaç kilometre çaplı kuyruklu yıldız parçalarının düşmesi göksel tehdidin Arz için hala var olduğunun yakın örnekleridir.

Burada iki şey önemlidir; Birincisi ana kuşaktaki bu asteroidlerin NEAs'ler hakkında daha fazla şey öğrenmemizi sağlaması açısından incelenmesi, diğeri ise bu asteroidlerin yörüngelerinin evriminin takip edilerek Arz'ı tehdit edip etmediğinin ortaya çıkarılmasıdır.

Bölümümüzün, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde bulunan İST60 teleskobu ile elde edilen seçilmiş bazı asteroidlerin konumları ve yörünge elemanları Küçük Gezegen Merkezi'nin ürettiği sonuçlarla karşılaştırılmış ve kabul edilebilir hata sınırları içinde oldukları görülmüştür. Böylece İST60 teleskobunun asteroid gözlemleri için oldukça uygun bir teleskop olduğu kanaatine varılmıştır.

1. Giriş

CCD astronomisinin devreye girmesi, konum ve yörünge tayini konularında yazılımların geliştirilmesi ve genel kullanıma açılması astrometrik çalışmalarda yeni bir dönem başlatmıştır. Kaliteli bir CCD ile (piksek boyutu 9-15 μm) uygun odak uzaklıklı (4 m üzeri) bir teleskop ve uygun yöntemler (nokta dağılım fonksiyonunu –PSF- kullananlar gibi) yardımıyla 0″.1'nin altında çok yüksek hassasiyetle konum belirleyebilme olanağı vardır.

Asteroidlerin çoğunluğu sırasıyla uzaklıkları 1,6 ve 5,2 Astronomi Birimi (AB) olan Mars ve Jüpiter gezegenleri arasında, kendi isimleriyle anılan bir kuşakta bulunmaktadır. Büyük gezegenler gibi asteroidler de Güneş etrafında bağımsız elips yörüngelerde dolanmaktadırlar. Böyle olmakla beraber, Mars ile Jüpiter arasında tanımlanan kuşağın dışına taşan ve Arz'a yaklaşan asteroidler de vardır. Bir kısmı Arz'ı tehdit edecek kadar yakın geçen bu gök cisimleri, NEAs'lar başlığı altında, *Atira*, *Aten*, *Apollo* ve *Amor* asteroidleri olmak üzere dört farklı grupta toplanmışlardır. Nitekim bunlardan Atira grubu asteroidler Arz yörüngesinin içerisinde kalan yörüngelerde dolanmaktadırlar. En az üyesi bulunan Atira asteroidlerinin bilinen sayısı 11'dir. 716 adedi bilinmekte olan Atenler'in dolanım periyotları 1 yıldan küçük olup yörüngeleri Arz'ınkini kesen asteroidlerdir. 4910

adedi bilinen Apollo grubu asteroidler de Arz yörüngesini kesen yörüngelerde dolanmakta olup, periyotları 1 yıldan uzundur. Şu anda bilinen adeti 3413 olan Amorlar ise Mars yörüngesini kesen yörüngelerde dolanan, Dünya'ya fazla yaklaşmayan asteroidlerdir. Sürekli yapılan hassas gözlemler sonucu her geçen gün yenileri keşfedilerek sayıları artmakla beraber, bu metnin hazırlandığı 03.09.2012 tarihi itibariyle Arz'a yeterince yakın yörüngelerde dolanan, dolayısıyla Arz için potansiyel tehlike arz eden 1328 adet asteroid vardır. Bunlar astronomide Tehlike Potansiyeli Taşıyan Cisimler (Potantially Hazardous Objects: PHAs) olarak adlandırılırlar.

Bu çalışma bir giriş niteliğinde olup bir asterodin gözlenip gözlenemeyeceği kriterlerinin neler olduğundan gözlem sırasında verilecek poz sürelerinin hesaplanmasına, asteroidin CCD görüntüsü üzerindeki yerinden görünen koordinatlarına (göksel ekvatoral koordinatlara), Küçük Gezegen Merkezi'ne (Minor Planet Center; MPC) "txt" dosyası şeklinde raporun nasıl hazırlanacağından bu dosya ve bir paket program yardımı ile yörünge elemanlarının nasıl hesaplanacağına, yeni bulunacak bir cismin yörüngesinin nasıl hesaplanacağından cismin efemerisinin nasıl oluşturulacağına ve sonra cismin nasıl takip edileceğine kadar olan aşamalar sırasıyla verilmeye çalışılacaktır. Çanakkale'de Haziran, Temmuz ve Ağustos aylarında yapılan gözlemlerin sonuçlarına da bu çalışmada verilecektir.

2. Alt Yapının Hazırlanması

Asteroidlerin konum ve yörünge tayinini yapacak genç araştırmacıların özellikle koordinat sistemlerini, katalogları, zaman ve teğet düzlem kavramlarını, standart koordinatları, CCD koordinatları ve sabitlerini, ayrıca bu sabitlerin hatalarını ve hataların nasıl iyileştirilmesi gerektiğini iyi bilmeleri gerekmektedir.

Astrometrik çalışmanın temel şartı duyarlı ve sürekli gözlemdir. Gözlemin yapabilmesi için de hedef cismin gökküresinde nerede olduğunun bulunması gerekir. Cismin koordinatları hesaplarla bulunduktan sonra teleskop hedefe yönlendirilir ve gelişmiş bir astronomik CCD vasıtasıyla sayısal görüntüler alınır. Hedef cismin çevresinde görüntü alanına giren yüzlerce yıldız bulunabilir. Bunlardan uygun olanlar yeni bulunan cismin veya asteroidin koordinatlarını belirlemek için referans yıldızı olarak seçilir. Yıldızların göksel koordinatlarının yanı sıra, CCD üzerindeki belirli bir başlangıç noktasına göre lineer koordinatlarını da ölçmek gerekir. Ölçülen koordinatlar ve CCD merkez koordinatlarından yararlanılarak hedef cismin göksel koordinatları hesaplanabilir. Nihayet farklı zamanlarda yapılan gözlemlerden elde edilen göksel koordinatlar yardımı ile yeni cismin Güneş etrafındaki yörüngesi ve elemanları hesaplanabilir.

3. Bir Gök Cisminin Gökküresi Üzerindeki Yerinin Bulunması

Şayet cismin göksel ekvatoral koordinatları biliniyorsa, ufuksal koordinatlar gözlem anı için doğrudan hesaplanabilir. Bu problem kullanılan teleskobun ufuksal veya ekvatoral yerleşimli olmasına bağlı olarak iki şekilde çözülebilir.

Ufuksal yerleşim halinde çözüm: A_Y, cismin gözlem anındaki azimutu, a_Y , cismin gözlem anındaki yüksekliği, Hγ, cismin gözlem anındaki saat açısı, l_s, Bölgenin standart boylamı, $l_ç$, Çanakkale'nin boylamı, $\varphi_ç$, Çanakkale'nin enlemi, δ_Y, cismin deklinasyonu α_Y, cismin rektasansyonu, θ_0, Greenwich (0^h UT1'de) yıldız zamanı olmak üzere bir yıldızın veya cismin gözlem anındaki yüksekliğini bulmak için (1) nolu bağıntıdan yararlanılır.

$$\sin(a_\gamma) = \sin(\delta_\gamma)\sin(\varphi_g) + \cos(\delta_\gamma)\cos(\varphi_g)\cos(H_\gamma) \quad (1)$$

Bağıntıdaki Hγ, yıldızın saat açısı (2) nolu bağıntıdan yararlanılarak (3) nolu bağıntıdan hesaplanır.

$$\theta_g = (B.Z. - i_z) * 1.002737909 + \theta_0 + l_g \quad (2)$$

$$H_\gamma = \theta_g - \alpha_\gamma \quad (3)$$

Yükseklik bilindiğinden, (5) bağıntısı yardımıyla azimut bulunur.

$$\sin(\delta_\gamma) = \sin(a_\gamma)\sin(\varphi_g) + \cos(a_\gamma)\cos(\varphi_g)\cos(360 - A_\gamma) \quad (4)$$

$$\sin A_\gamma = -\frac{\sin H_\gamma \cos\delta_\gamma}{\cos(a)} \quad (5)$$

Ekvatoral yerleşim halinde çözüm: Yıldızın deklinasyonu bilindiğinden parametrelerden biri hazırdır. Teleskopu yönlendirmek için gerekli olan diğer parametre olan saat açısı, (2) nolu bağıntıdan yıldız zamanının bulunması ve (3) numaralı bağıntıda yerine konmasıyla bulunabilir. Böylece teleskop yersel ekvatoral koordinatlara [δ,H] göre cisme yönlendirilebilir.

Şayet modern bir teleskopla gözlem yapılıyorsa ve cismin uygun bir katalogdan rektasansyon ve deklinasyon değerleri biliniyorsa hedef cisim direkt olarak teleskobu idare eden bir program yardımı ile CCD merkezine alınabilir.

Belirli bir referans tarihi (epok) ve o tarihe ait ortalama anomali (M) ile yörünge elemanlarının bilinmesi durumunda da göksel ekvatoral koordinatlar bulunabilir. Örneğin {Epok, M, [Ω, ω, í, a, e, τ]} {Burada Ω, çıkış düğümünün boylamı; ω, perihelin argümanı; í, referans düzlemi ile cismin gerçek yörüngesi arasındaki açı; a, yörüngenin yarı büyük ekseni; e, yörüngenin eksentrisitesi; τ, cismin yörüngesi üzerinde perihenden geçiş anı} verilerinden yola çıkarak gözlemi yapılacak cismin göksel ekvatoral (α, δ) koordinatlarına geçilebilir.

Küçük Gezegen Merkezi internet sitesinin menülerinden istenilen bir tarih, saat ve gözlemevi için asteroidin efemerisi üretilebilir. Alternatif olarak bir asteroidin efemerisini NASA'nın ilgili sitelerinden üretmek de mümkündür**.**

4. Gözlem Tekniği ve Gözlemler

Gözlemlerde açıklığı 60cm, odak uzunluğu 480cm olan ekvatoral yerleşimli İST60 teleskobu ile yüksek kuantum etkinliği olan Apogee marka Alta U42 model CCD kamerası kullanılmıştır. 2048x2048 pikselli kare şeklindeki CCD çipinin her bir pikselinin boyutu 13,5x13,5 mikrondur. Çip boyutları 27,65x27,65mm olup, uzaysal görüş alanı yaklaşık 20x20 yay dakikasıdır. Her bir pikselin uzaysal ayırma gücü 0″.58 yay saniyesidir.

Gözlem sırasında asteroide verilecek poz süresi asteroidin hızına ve FWHM (Full Width Half Maximum) değeriyle yani görüş kalitesiyle (seeing) yakından ilişkilidir. Verilen poz süresine bağlı olarak asteroidin CCD pikselleri üzerinde bırakacağı izin uzunluğunun FWHM değerini geçmemesi gerekmektedir. Aksi takdirde asteroid yıldızlar gibi nokta kaynak olarak görüntülenemezler ve bu durum indirgemede ilave zorluklar getirir. Ayrıca, Parlak cisimlerde poz süresinin "kuyu derinliğini" aşmayacak şekilde ayarlanması gerekir.

Bu çalışmada ki gözlemler Haziran (18,19,20,21,22), Temmuz (19,20) aylarına aittir. Haziran'da 20, Temmuz'da 7 farklı asteroid gözlenmiştir. Sonuçlar 9. Bölümde tartışılmıştır.

5. Gözlemlerin İndirgenmesi

Yapılan gözlemler paket bilgisayar programları kullanılmak suretiyle indirgenmiştir. Programın cismin göksel ekvatoral koordinatlarını hesaplayamadığı durumlarda çözümün bir aşaması elle hesap aşaması programla yapılmıştır.

Elle yapılan indirgemelerin aşamaları: Asteroidin ve çevresinden seçilen referans yıldızların x,y (lineer uzunluk) değerleri MaxIM DL5 paket programı yardımı ile ölçülmüştür. Yıldızların koordinatları "Aladin Sky Atlas" dan CCD merkezine ait yıldız alanının çağrılması ve üzerine UCAC2 katalogunun çakıştırılması suretiyle elde edilmiştir.

Enter approximate RA Dec of center of image (hh mm ss.s... ±dd mm ss.s...): 20 02 00.00 +13 50 00.00

Enter number of stars to use in calculating the plate constants (at least 4, no more than 10): 4 ?

Enter for each star its RA Dec, and the x y pixel coordinates of its image centroid (?)
(RA Dec in the format hh mm ss.s... ±dd mm ss.s...; x y in the format xxx.xxx... yyy.yyy...):

RA Dec:	20 02 48.711 +14 08 25.11	x y:	279.23 877.94
RA Dec:	20 03 58.936 +13 39 13.57	x y:	14.59 373.46
RA Dec:	20 00 44.093 +13 32 00.31	x y:	794.31 272.06
RA Dec:	20 02 45.502 +13 37 15.97	x y:	307.11 346.88
RA Dec:		x y:	
RA Dec:		x y:	
RA Dec:		x y:	
RA Dec:		x y:	
RA Dec:		x y:	
RA Dec:		x y:	

Enter x y pixel coordinates of the centroid of object of unknown RA Dec:
382.41 521.57 ?

Calculate

Resulting plate constants(?):
a = -1.000017729 b = -5.386692821 c = 0.008858402
d = -4.853747567 e = -0.999982939 f = -0.009482830

Resulting RMS residual in RA (seconds) and Dec (arcseconds): 0.1856109(2.8262729((?)
Resulting RMS residual in arcseconds: 3.9110420((?)

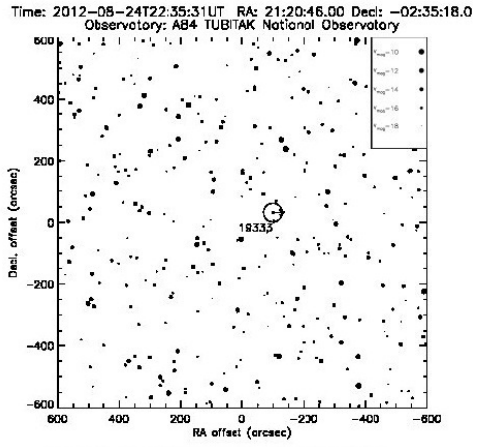
Resulting RA Dec of object: 20 2 25.450879440100778 13 47 21.0248222347((?)

Şekil 1. "Astrometry Calculator" dan bir örnek.

Plak merkezine, yıldızlara ve asteroide ait bilgiler "Astrometry Calculator" adlı programda uygun veri girişi yapılarak asteroidin koordinatları hesaplatılmıştır (Şekil 1). Direk bilgisayar programı yardımı ile yapılan indirgemelerde CCDSoft ve Sky6 programı kullanılmıştır. CCDSoft'ta indirgeme öncesi "Research /Analyze Folder of Images /Pre Analyze" menüsünden "Source Extraction Setup" 'a girilerek ilgili yerlerin (açıklık çapı, FWHM, piksel boyutu gibi…) doldurulması gerekir. Sonra tekrar "Research /Insert WCS /AutoAstrometry" menüsünden Setup'taki "Residuel filter" için 0″.1 değeri kullanılarak referans yıldızlara ait işlem yaptırılır. Çözüm elde edilememesi durumunda bu değerin 0″.5'e kadar çekilmesinde bir mahsur yoktur. Cismin koordinatlarını bulmak için son olarak MPC Observation menüsü tıklanır, cursor astroidin üzerine getirilir ve cismin koordinatları elde edilir. "Observation List" kısmından MPC'a gönderilecek formatta bir "txt" dosyası da oluşturmak mümkündür.

6. Bilinen Bir Asteroitin veya Yeni Bir Cismin CCD Görüş Alanında Bulunması

"Astrometrica", "MaxIM DL5", "CCDSoft" veya diğer herhangi bir programla CCD görüş alanına "Blink" yöntemi uygulanarak yıldız dışındaki yabancı cisimler görsel olarak teşhis edilebilir. Görüş alanındaki bu yabancı cisimler Lowell Gözlemevi'nin hazırladığı "astplot" scripti ile sorgulanabilir (Şekil 2) (http://asteroid.lowell.edu/cgi-bin/astplot).

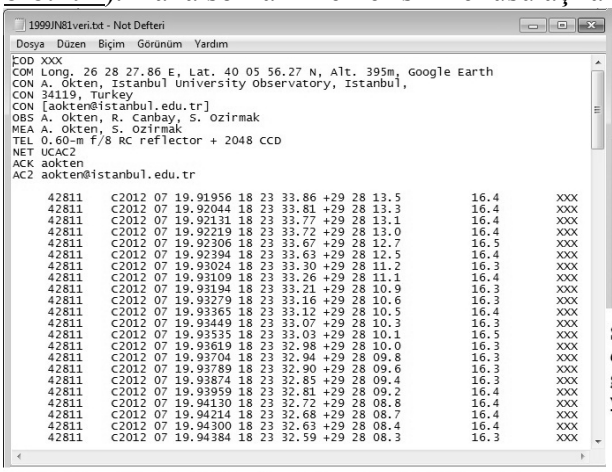


Şekil 2. Lowell Gözlemevi yıldız alanı.

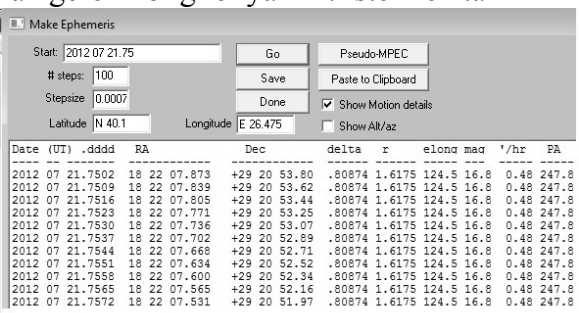
CCD görüntüsüne ait "heather" bilgileri "astplot" ta uygun yerlere yazıldıktan sonra program çalıştırılır. Gelen görüntü kendi görüntünüz ile çakıştırılır. Mevcut asteroidleri hareket doğrultuları ile birlikte görüş alanında görmek mümkündür. Şayet sizin cisminiz görüş alanında görünmüyorsa bunun yabancı bir cisim veya asteroid olma ihtimali yüksektir. Acilen cismi takibe almak gerekir. O gece yapılan gözlemlerden aşağıda anlatılan şekilde bir efemeris oluşturarak cismin ertesi gün de takibi sağlanabilir. Cismin yabancı bir cisim olup olmadığı kontrolü NASA'nın ilgili sitesinden de yapılabilir (http://ssd.jpl.nasa.gov/sbfind.cgi#top).

7. "Yeni" Olduğu Düşünülen Bir Cismin Gökküresinde Takibi

"Blink" testini müteakip "astplot" yardımı ile cismin bilinen bir asteroid olmadığı teşhis edilirse o gece mümkün olduğunca çok sayıda gözlemi elde edilmeye çalışılır. Bu gözlemler yardımı ile 5. Maddedeki yöntemden biri ile cismin α ve δ koordinatlarına ait özel formatta bir "txt" dosyası (Şekil 3) oluşturulur. "Find_Orb" programı çalıştırıldıktan sonra bu "txt" dosyası "Open" menüsünden çağırılır (http://www.projectpluto.com/find_orb.htm). Daha sonra "Efemeris" menüsü açılarak gerekli bilgiler yazılır. İstenilen tarih için arzu edilen uygun zaman adımlarıyla efemeris üretilebilir (Şekil 4). Böylece yeni bulunulduğu düşünülen cisim müteakip günlerde de gözlem yapmak suretiyle takibi yapılır. Burada dikkat edilecek nokta yeni gözlemler elde edildikçe yeni yörünge elemanları hesaplanması ve buna göre efemeris üretilmesidir.



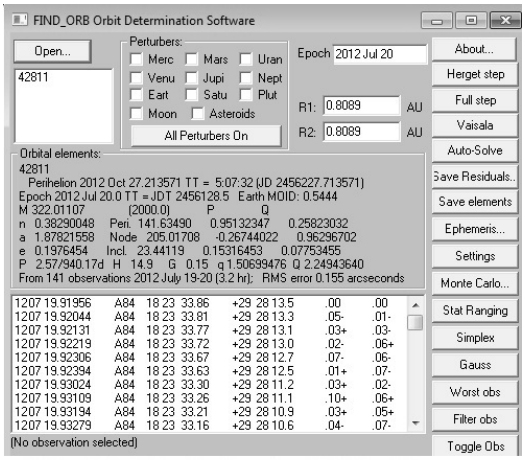
Şekil 3. Asteroidler için MPC tarafından istenen format. XXX'ler gözlemevinin bir gözlem kodu olmadığını, OBS gözlemcileri, MEA indirgemeyi yapanları, TEL teleskobun özelliklerini, NET hangi katalogdan yararlanıldığını, AC2 irtibata geçilecek adresi göstermektedir. Bir satır 80 karakterle sınırlandırılmıştır. 42811 asteroidin özel numarası, C gözlemin CCD ile yapıldığını gösterir.



Şekil 4. "Find_Orb" dan üretilen efemeris. Step size 0.0007 birer dakikalık aralıklarla rektasansyon ve deklinasyonun üretildiğini gösterir. RA, rektasansyonu, Dec deklinasyonu, ('/hr) cismin saatteki yay dakikası cinsinden hızını göstermektedir.

8. Cismin Yörüngenin Hesabı

"Find Orb" yörünge tayini programı yardımı ile cismin yörünge elemanları bulunabilir. Programın çalıştırılması ile ilgili kısa bir açıklama yapmak gerekirse: Sol üstteki "Open" menüsünden özel formatta hazırlanmış "txt" dosyası çağırıldığında program direk yörünge elemanlarını gerekli olabilecek diğer birçok parametrelerle birlikte hesaplar (Şekil 5). Bu programda şeklin sağında görünen menülerden başka yöntemlerle de yörünge elemanları üretmek ve bunları birbirleri ile karşılaştırmak mümkündür.



Şekil 5. Find_Orb softveri yardımı ile elde edilen yörünge elemanları. Bu örnekte 42811 nolu asteroidin yörüngesi 19, 20, 21 Temmuz 2012 tarihlerinde yapılan 141 gözlemden elde edilmiştir.

9. Tartışma ve Sonuç

İST60 teleskobu ile elde edilen gerek konum gerekse yörünge elemanları değerleri efemeris üreten üç sitenin (MPC, Astroplot ve Horizon) değerleri ile karşılaştırılmıştır.

Şekil 6'da bunlardan bazılarının MPC ile olan karşılaştırma verilmiştir. Şekil 6'daki sonuçlar dikkatli incelendiğinde rektasansyon ve deklinasyonda –ki şimdilik bizi ilgilendiren en önemli parametreleri oluşturuyorlar- sırasıyla $0^s.1$ ve $0''.1$ gibi MPC'den

ÇANAKKALE ULUPINAR GÖZLEMEVİ E 26.475, N 40.1 Altitude:393 m

AST. NO	Date(UT).dddd	RA	Dec	delta	r	elong	mag	'/hr	PA	
2408	2012 07 20.9998	20 06 15.788	+03 54 17.37	1.0681	2.037	155.6	15.0	0.67	225.0	FIND ORB
2408	2012 07 21 0000	20 06 15.8	+03 54 17	1.091	2.059	155.6	14.4	0.67	225.0	MPC
2408	2012 07 21.0005	20 06 15.756	+03 54 16.89	1.068	2.037	155.6	15.0	0.67	225.0	FIND ORB
2408	2012 07 21 0002	20 06 15.7	+03 54 16	1.091	2.059	155.6	14.4	0.67	225.0	MPC
7914	2012 07 20.9998	20 13 54.104	+05 03 03.29	1.147	2.109	154.3	16.0	0.51	269.0	FIND ORB
7914	2012 07 21 0001	20 13 54.0	+05 03 03	0.961	1.927	154.3	15.7	0.52	268.8	MPC
7914	2012 07 21.0005	20 13 54.069	+05 03 03.28	1.147	2.109	154.3	16.0	0.51	269.0	FIND ORB
7914	2012 07 21 0002	20 13 54.0	+05 03 03	0.961	1.927	154.3	15.7	0.52	268.8	MPC
316651	2012 07 20.0002	19 32 02.070	+04 34 45.68	0.439	1.424	154.0	16.9	0.93	176.1	FIND ORB
316651	2012 07 20 0001	19 32 01.7	+04 34 39	0.490	1.473	154.0	15.9	0.96	177.8	MPC
316651	2012 07 20.0009	19 32 02.074	+04 34 44.75	0.439	1.424	154.0	16.9	0.93	176.1	FIND ORB
316651	2012 07 20 0002	19 32 01.7	+04 34 38	0.490	1.473	154.0	15.9	0.96	177.8	MPC
6376	2012 07 21.0005	20 30 49.696	+01 35 35.07	0.928	1.904	156.9	15.3	0.66	219.9	FIND ORB
6376	2012 07 21 0001	20 30 49.7	+01 35 35	0.960	1.936	156.9	14.8	0.66	219.8	MPC
6376	2012 07 21.0012	20 30 49.667	+01 35 34.57	0.928	1.904	156.9	15.3	0.66	219.9	FIND ORB
6376	2012 07 21 0002	20 30 49.6	+01 35 34	0.960	1.936	156.9	14.8	0.66	219.8	MPC
18582	2012 06 23.0005	17 31 43.675	+02 08 14.51	0.67880	1.650	153.0	15.6	1.03	312.6	FIND ORB
18582	2012 06 23 0001	17 31 43.7	+02 08 15	0.766	1.734	153.0	14.9	1.03	312.8	MPC
18582	2012 06 23.0012	17 31 43.62	+02 08 15.21	0.67880	1.650	153.0	15.6	1.03	312.6	FIND ORB
18582	2012 06 23 0002	17 31 43.6	+02 08 16	0.766	1.734	153.0	14.9	1.03	312.8	MPC

Şekil 6. Beş farklı asteroid için elde edilen yörünge elemanlarından itibaren üretilen rektasansyon, deklinasyon, Arz'a ve Güneş'e uzaklığı, elengasyonu, parlaklığı, hızı ve pozisyon açısı karşılaştırılmıştır. Her bir asteroid için örnek olsun diye iki değer alınmıştır.

	A	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K
1		Asteroid	Yer	Tarih	Saat (UT)	Rektasansyon(α)	Deklinasyon (δ)	Mag.	Stars	Fark (α) sn	Fark (δ) "
2	1	1999 EC8	Çanakkale	18.06.2012	23 41 17	18 31 14.74	-02 15 37.5	16.7	21	-	-
3			MPC	18.06.2012	23 41 17	18 31 14.8	-02 15 38.0	16.7		0.06	0.5
4			Astroplot	18.06.2012	23 41 17	18 31 14.744	-02 15 37.34	16.7		0.004	0.16
5			Horizon	18.06.2012	23 41 17	18 31 14.77	-02 15 37.9	16.7		0.02	0.4
6	2	1999 EC8	Çanakkale	18.06.2012	23 42 29	18 31 14.68	-02 15 37.3	16.7		-	-
7			MPC	18.06.2012	23 42 29	18 31 14.7	-02 15 38.0	16.7		0.02	0.7
8			Astroplot	18.06.2012	23 42 29	18 31 14.702	-02 15 37.36	16.7		0.022	0.06
9			Horizon	18.06.2012	23 42 29	18 31 14.72	-02 15 37.9	16.7		0.04	0.6
10	3	1999 EC8	Çanakkale	18.06.2012	23 43 40	18 31 14.65	-02 15 37.4	16.7	21	-	-
11			MPC	18.06.2012	23 43 40	18 31 14.7	-02 15 38.0	16.7		0.05	0.6
12			Astroplot	18.06.2012	23 43 40	18 31 14.661	-02 15 37.37	16.7		0.011	0.03
13			Horizon	18.06.2012	23 43 40	18 31 14.70	-02 15 37.9	16.81		0.03	0.5
14	4	1999 EC8	Çanakkale	18.06.2012	23 44 52	18 31 14.62	-02 15 37.4	16.5		-	-
15			MPC	18.06.2012	23 44 52	18 31 14.6	-02 15 38.0	16.7		0.02	0.6
16			Astroplot	18.06.2012	23 44 52	18 31 14.619	-02 15 37.39	16.7		0.001	0.01
17			Horizon	18.06.2012	23 44 52	18 31 14.67	-02 15 37.9	16.8		0.05	0.5

	A	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K
1		Asteroid	Yer	Tarih	Saat (UT)	Rektasansyon(α)	Deklinasyon (δ)	Mag.	Stars	Fark (α) sn	Fark (δ) "
2	1	1997 XK9	Çanakkale	19.06.2012	00 03 36	17 36 27.52	00 56 59.0			-	-
3			MPC	19.06.2012		17 36 27.6	00 56 59	14.8		0.08	0.00
4			Astroplot	19.06.2012		17 36 27.541	00 56 59.24	14.7		0.02	0.24
5			Horizon	19.06.2012		17 36 27.59	00 56 58.7	14.5		0.07	0.30
6	2	1997 XK9	Çanakkale	19.06.2012	00 04 12	17 36 27.37	00 56 59.4				
7			MPC	19.06.2012		17 36 27.6	00 56 59	14.8		0.23	0.40
8			Astroplot	19.06.2012		17 36 27.509	00 56 59.71	14.7		0.139	0.31
9			Horizon	19.06.2012		17 36 27.55	00 56 59.1	14.5		0.05	0.30
10	3	1997 XK9	Çanakkale	19.06.2012	00 04 48	17 36 27.15	00 56 59.4		229		
11			MPC	19.06.2012		17 36 27.5	00 56 57.0	14.8		0.35	2.40
12			Astroplot	19.06.2012		17 36 27.478	00 57 00.18	14.7		0.32	0.78
13			Horizon	19.06.2012		17 36 27.52	00 56 59.7	14.5		0.37	0.30
14	4	1997 XK9	Çanakkale	19.06.2012	00 05 25	17 36 27.15	00 56 59.6		235		
15			MPC	19.06.2012		17 36 27.5	00 57 00.0	14.8		0.35	0.40
16			Astroplot	19.06.2012		17 36 27.445	00 57 00.66	14.7		0.295	1.06
17			Horizon	19.06.2012		17 36 27.48	00 57 00.2	14.8		0.33	0.60

	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K
1	Asteroid	Yer	Tarih	Saat (UT)	Rektasansyon(α)	Deklinasyon (δ)	Mag.	Stars	Fark (α) sn	Fark (δ) "
2	2012 LZ1	Çanakkale	18.06.2012	20 49 39	20 05 57.71	30 46 34.2		393	-	-
3		MPC	18.06.2012	20 49 39	20 05 57.7	30 46 34			0.01	0.20
4		Astroplot	18.06.2012	20 49 39	20 05 57.645	30 46 45.72	15.7		0.065	11.52
5		Horizon	18.06.2012	20 49 39	20 05 58.08	30 46 18.5			0.37	16.00
6	2012 LZ1	Çanakkale	18.06.2012	20 50 20	20 05 57.82	30 46 50.7		386	-	-
7		MPC	18.06.2012	20 50 20	20 05 57.7	30 46 34			0.12	16.70
8		Astroplot	18.06.2012	20 50 20	20 05 57.752	30 46 58.20			0.068	8.20
9		Horizon	18.06.2012	20 50 20	20 05 57.79	30 46 46.2			0.03	4.50
10	2012 LZ1	Çanakkale	18.06.2012	20 53 41	20 05 58.38	30 47 52.4		42		
11		MPC	18.06.2012	20 53 41	20 05 57.8	30 46 46			0.58	66.00
12		Astroplot	18.06.2012	20 53 41	20 05 58.276	30 47 59.44			0.104	7.04
13		Horizon	18.06.2012	20 53 41	20 05 58.34	30 47 47.3			0.04	5.10
14	2012 LZ1	Çanakkale	18.06.2012	20 54 22	20 05 58.47	30 48 04.5			-	-
15		MPC	18.06.2012	20 54 22	20 05 58.4	30 48 00			0.07	4.50
16		Astroplot	18.06.2012	20 54 22	20 05 58.383	30 48 11.93			0.087	7.43
17		Horizon	18.06.2012	20 54 22	20 05 58.43	30 47 59.5			0.04	4.90

Şekil 7. 1999 EC8, 1997 XK9 ve 2012 LZ1 nolu asteroidlerin tarafımızdan indirgenen konumları diğer MPC, Astroplot ve Horizon tarafından üretilen efemerislerle karşılaştırılması.

üretilen değerlerle hemen hemen aynıdır. Sonuçların birbirine bu kadar yakın çıkması gözlemlerin iyi yapıldığını, konum indirgemede hata yapılmadığını ve kullanılan programların da iyi çalıştığını göstermektedir. CCDSoft ile yapılan indirgemelerde resudial filter değerinin 0″.1 gibi çok düşük bir değer alınması ve bu hassasiyette bile 30 ila 50 referans yıldızın indirgemede devreye girmesinin etkisinin büyük olduğunu düşünmekteyiz. Diğer üretilen efemerislerle bizim bulduğumuz sonuçların ne kadar uyuştuğunu görmek için farklı özellikli asteroitler için Şekil 7 hazırlanmıştır. Asteroidlerden biri 2012 LZ1 Haziran gözlem dönemimizde MPC tarafından takip edilmesi acil olan oldukça hızlı (23″/min) asteroidtir. Diğer ikisi 1999 EC8 (0″.51/min) ve 1997 XK9 (1″.13/min) ana asteroid kuşağına ait asteroidlerdir. Cisim yüksek hızda hareket ettiği zaman üretilen efemerislerin birbirleri ile oldukça farklı olduğu görülmektedir. 2012 LZ1 örneğinde bu farklar sadece bizim sonuçlarımız değil aynı zamanda birbirleri arasında da zaman zaman 60″ 'sine varan farklar vardır. Bu bize hızlı hareket eden cisimlerin yörünge elemanlarını ve efemerislerini üretirken çok sayıda gözleme ihtiyaç olduğunu göstermektedir.

Asteroidler üzerine yapılan çalışmaların sadece konum belirleme ve yörünge elemanlarının tayini ile sınırlandırılmaması gerekir. Asteroidlerin parlaklık değişimlerinden yararlanılarak rotasyon peryotlarının tayini, dönme ekseninin yönü, kimyasal yapısı gibi bilgilere ulaşmak mümkündür. Uygun "appletler" kullanılarak çarpma ihtimalleri hesaplanabilir. Bu çarpmanın bölgesel olarak ne zaman nereye çarpacağı da bulunabilir. Şayet çarpma kaçınılmazsa cismin büyüklüğüne, hızına ve çarpma açısına ve çarpacağı bölgenin jeolojik yapısına bağlı olarak oluşturabileceği hasarları da öngörmek mümkündür. Ayrıca, yıllar öncesinden çarpacağı kesinleşen asteroidlere –Apophis'in çarpmanın kaçınılmaz olduğu "keyhole" girmesi halinde sadece 3 rotasyonluk zamanımız kalıyor– uydular göndererek yörüngelerinden saptıracak tedbirlerin alınması üzerine çalışmaların bir an önce başlatılması gerekmektedir.

Arz'ı tehdit eden asteroidlerin sayısı her geçen gün artmaktadır. Arz'ı tehdit edenlerin erken tespit edilmesi ve sürekli takipte tutulması gerekir. Güzel dünyamızı tehdit eden asteroidlerden korumak için yapılacak gözlemlerin gerçekten hayati önemi vardır.

10. Teşekkür

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Proje Biriminin 21183 nolu projesi tarafından desteklenmiştir. Ayrıca, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi'ne İST60/İST40 teleskoplarını BAP3685 nolu proje kapsamında kullandırarak sağladıkları kısmı destekleri için teşekkür ederiz.

11. Kaynaklar

http://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi
http://asteroid.lowell.edu/cgi-bin/astplot
http://ssd.jpl.nasa.gov/sbfind.cgi#top
http://www.projectpluto.com/find_orb.htm
http://www.imcce.fr/en/
http://www.minorplanetcenter.net/iau/MPEph/MPEph.html
http://solarsystem.nasa.gov/planets/profile.cfm?Object=Asteroids
http://www.minorplanetcenter.net/iau/MPEph/MPEph.html

ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİ'NDE ASTEROİDLERE İLİŞKİN FOTOMETRİK MODELLEME ÇALIŞMALARI

Afşar KABAŞ[1,2]

[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100 Çanakkale, akabas@comu.edu.tr*
[2]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Ulupınar Köyü Mevkii,17000 Çanakkale, akabas@comu.edu.tr*

Özet

Bir asteroidin şeklini, yıldızıl dönme dönemini ve dönme ekseni doğrultusunu konveks analiz (convex inversion) yöntemiyle belirlemenin yolları basitçe açıklanmış ve bu konuyla ilgili olarak Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan bazı örnek uygulamaların sonuçları sunulmuştur.

Anahtar Kelimeler: Asteroidler, fotometri, dönme, şekil, konveks analiz

1. Giriş

Nokta kaynak olarak gözlenen asteroidlerin yansıttığı toplam Güneş ışığı miktarı herhangi bir anda, Yer tabanlı optik teleskoplar ve uygun dedektörler kullanılarak fotometrik gözlem yoluyla ölçülebilmektedir. Asteroidler genellikle düzensiz şekillere sahip oldukları için, kendi eksenleri etrafında dönerlerken, yüzeylerinin "gözlenen ve aydınlanan" alanı sürekli olarak değişecektir. Bu nedenle, eğer gözlemci asteroide dönme ekseni doğrultusundan bakmıyorsa, asteroidten yansıyan toplam ışık miktarının dönmeyle değiştiğini görecektir.

Asteroidlere yönelik konveks analiz yöntemine ilişkin teori ve bazı uygulamalar ilk kez Kaasalainen ve ark. (1992a, b)'de verilmiştir. Çalışma gurubu sonraki yıllarda bu yöntemi temel alan ilgili algoritmayı (convexinv kodu) geliştirmiş ve söz konusu teori ve uygulamalar – bu sefer pratik esaslar da dikkate alınarak – ilk kez Kaasalainen ve Torppa (2001) ve Kaasalainen ve ark. (2001)'de açıklanmıştır.

Buna göre, geniş bir zaman aralığı içerisinde farklı gözlem geometrilerinden elde edilmiş çok sayıda relatif ışık eğrisinin eş zamanlı analiziyle, asteroidlere ilişkin dönme durumları (yani kendi eksenleri etrafındaki yıldızıl dönme dönemleri, dönme yönleri ve dönme eksenlerinin uzaydaki yönelimleri), yüzeyleri boyunca bir albedo değişiminin olup olmadığı ve şekil modelleri tek ve değişmez olarak belirlenebilmektedir.

Bu çalışmada kolay gözlemlenebiliyor olması nedeniyle, göreli olarak kısa dönme dönemine sahip, ana-kuşak içinden parlak dört adet asteroid seçilmiş ve bu asteroidlerin şekillerini, dönme durumlarını ve yüzeyleri üzerinde olası bir albedo değişimi olup olmadığını Kaasalainen ve Torppa (2001) ve Kaasalainen ve ark. (2001)'de açıklanan konveks analiz yöntemiyle belirlemek için Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) bünyesinde fotometrik gözlemler yapılmıştır.

Gerçekte, seçilen bu asteroidlerin (201 Penelope, 511 Davida, 694 Ekard, 776 Berbericia) literatürde şekil ve dönme modeli mevcuttur; bununla birlikte bu bilgilere ulaşmak için, yeterli miktarda gözlem geometrilerinden elde edilen zamana yayılmış çok sayıda fotometrik veriye ihtiyaç duyulduğundan, elimizdeki sınırlı veri, konveks analiz

yöntemi üzerinde tecrübe oluşturmak, yöntemi denetlemek, ilgili asteroidlere ilişkin literatür sonuçlarını iyileştirmek ve bu uygulamanın Türkiye'deki ilk örneğini ortaya koymak adına literatür verileriyle birlikte göz önüne alınmıştır.

Literatürdekilerle uyumlu sonuçlar bulunmuş ve elde ettiğimiz gözlemsel ışık eğrilerine konveks analiz yöntemi yoluyla model ışık eğrileri fit edilmiştir.

2. Asteroidlerde Konveks Analiz

Konveks analiz yöntemindeki polihedron yaklaşımına göre asteroid, uzayda sabit bir eksen etrafında düzgünce dönen genel kapalı dışbükey bir polihedron (kapalı çokyüzlü) olarak varsayılmaktadır. Böyle bir polihedrondan yansıyan Güneş ışığı, asteroidin Yer'e ve Güneş'e olan uzaklığı 1 AB'ne indirgenmişse,

$$\underline{L} = L\,[(\text{polihedrona ilişkin şekil parametreleri}), \underline{S}, (\beta_0, \lambda_0, P_{sid}), \underline{Y}, \underline{A}, \underline{t}] \quad \text{.....(1)}$$

şeklinde bir fonksiyon olur (değerleri bilinenler altı çizili olarak gösterilmiştir).

Burada,

S: Konveks analizde kullanılan deneysel bir yüzey ışık saçılım fonksiyonu,
λ_0 : Asteroidin dönme ekseninin Kuzey doğrultusunun tutulum (ekliptik) boylamı,
β_0: Asteroidin dönme ekseninin Kuzey doğrultusunun tutulum enlemi,
P_{sid}: Asteroidin dönme ekseni etrafındaki yıldızıl (sideral) dönme dönemi,
Y: Yer'in yörünge elemanları,
A: Asteroidin yörünge elemanları,
t: Zaman

olarak tanımlanmıştır.

Polihedrona ilişkin şekil parametreleri, konveks polihedronu oluşturan her bir düzlemsel yüzün alan değerleri ve yine her bir yüze ilişkin dış normal birim vektör koordinatlarıdır. Şekil parametrelerine ilişkin sayı ve dış normal birim vektör koordinatları kullanıcı tarafından önceden belirlenebilmektedir (Kaasaainen ve Torppa, 2001). Bu durumda polihedrona ilişkin şekil parametreleri, polihedronu oluşturan her bir düzlemsel yüzün alan değerleridir.

(β_0, λ_0 , P_{sid}) parametreleri, asteroide ilişkin dönme durumunu ifade ederler. Dönme ekseni üzerinden asteroide bakan bir gözlemci eğer asteroidi pozitif yönde dönüyor görüyorsa, gözlemcinin bulunduğu yön dönme ekseninin Kuzey yönü olarak kabul edilir. Bu durumda β_0 değeri negatifse, asteroidin kendi ekseni etrafında dönmesi ters yönlü olacaktır.

Kaasalainen ve ark. (2001)'de de belirtildiği gibi, konveks analiz yönteminde genellikle deneysel yapılı bir yüzey ışık saçılım fonksiyonu (yasası) kullanılmaktadır. Bu fonksiyon (S) içinde geçen dört parametre, gözlemsel veriye yapılan model ışık eğrisi fitini güçlü biçimde etkilemediğinden, relatif ışık eğrileri için belirli ortalama değerlere sabitlenebilmektedirler (Torppa, 2007).

Gözlemsel relatif veriyle kuramsal veri arasındaki farkı (χ^2_{rel}) en küçük yapan, (β_0, λ_0, P_{sid}) ve şekil parametreleri aranan çözümler olacaktır. Bu parametreler ışık eğrisinin sadece biçimini etkileyen parametreler olduklarından, bunların belirlenmesi için fotometrik gözlem verisinin parlaklık uzayında olması gerekmez. Relatif ışık eğrilerinden elde edilen

çözümler, kalibre edilmiş gözlemlerden elde edilen çözümlerin çoğunu karşılamaktadır (Kaasalainen ve Torppa, 2001).

$$\chi^2_{rel} = \chi^2_{rel}(\lambda_0, \beta_0, P_{sid}) = \sum_{c=1}^{N_{IE}} |(\mathbf{L}^c{}_{obs} / \mathcal{L}^c{}_{obs}) - (\mathbf{L}^c / \mathcal{L}^c)|^2 \quad \ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots(2)$$

Bu ifadede c = 1, 2, ..., N_{IE} olmak üzere, N_{IE}, ışık eğrisi setindeki toplam ışık eğrisi sayısıdır. $\mathbf{L}^c{}_{obs}$ ve $\mathbf{L}^c$, sırasıyla gözlenen ve modellenen c. ışık eğrileridirler ve bu ışık eğrilerinin ortalama parlaklıkları sırasıyla $\mathcal{L}^c{}_{obs}$ ve $\mathcal{L}^c$ olarak gösterilmiştir. Bu durumda $(\mathbf{L}^c{}_{obs} / \mathcal{L}^c{}_{obs})$ ve $(\mathbf{L}^c / \mathcal{L}^c)$ ifadeleri, ortalama parlaklıkları üzerinden normalize edilmiş, sırasıyla gözlenen ve modellenen ışık eğrileridirler (Kaasalainen ve ark., 2002a).

(2)'nin minimizasyonunda, belirli bir hata aralığı içerisinde verilen P_{sid} değeri ve küre üzerine eşit olarak dağıtılmış belli sayıda (β_0, λ_0) değerinden ilki başlangıç değerleri olarak başta ele alınır ve bu başlangıç değerleri iterasyona sokularak, P_{sid}, (β_0, λ_0) ve şekil parametrelerinin nihai değerleri elde edilir. Bu işlemden sonra, başlangıçta kullanılan P_{sid} değeri bu sefer de küre üzerindeki (β_0, λ_0) değerlerinin ikincisiyle birlikte başlangıç değerleri olarak ele alınır ve iterasyona sokulurlar. Böylece bu ikinci başlangıç değerleri için nihai değerler belirlenir. Bu işlem bu şekilde küre üzerindeki sonuncu (β_0, λ_0) değerine kadar yapılır ve gözlemsel ışık eğrileriyle en uyumlu model ışık eğrilerini üreten (yani en küçük χ^2_{rel} değerine sahip) P_{sid}, (β_0, λ_0) ve şekil parametreleri eş zamanlı olarak bu şekilde belirlenir (Warner, 2007).

χ^2_{rel} değerinin minimizasyonu sonrasında, dönme durumuna ve şekle ilişkin elde edilen parametrelerle üretilen model ışık eğrisi, eldeki gözlemsel ışık eğrisi setinde yer alan tüm eğrileri tek başına en iyi ifade eden tek eğridir ve konveks analiz yoluyla belirlenen bu parametreler, dönme periyodu sürecince alınmış gözlemsel ışık eğrileri eğer yeterli geometrilerden elde edilmişseler ve gözlemdeki gürültü 0.05 mag değerinden büyük değilse, "tek" ve "değişmez" olarak bulunacaktır (Kaasalainen ve Torppa, 2001).

Seçilen dış normal birim vektör koordinatlarından ve belirlenen alan değerlerinden sonra, polihedronun her bir yüzüne ilişkin tanımlanan **r** yarıçap vektör değerleri, Minkowski minimizasyonu olarak bilinen standart bir yöntem kullanılarak, konveks analiz yoluyla belirlenebilmekte ve bu sayede üç boyutlu model elde edilebilmektedir (Lamberg, 1993; Kaasalainen ve Torppa, 2001).

Yapılan testlerden anlaşıldığı kadarıyla, konveks anliz yoluyla elde edilen şekil modelleri, gerçek şekle ilişkin dışbükey kabuğa / örtüye (convex hull) oldukça benzemektedir (Kaasalainen ve Torppa, 2001). Herhangi bir cismin dışbükey kabuğu, bir paket kağıdının o cisim üzerine sıkı sıkıya kaplanmasıyla elde edilen şekildir. Orijinal cisim dışbükeyse, elde edilen dışbükey kabuk doğrudan orijinal şekli ifade eder. Ancak orijinal cisim içbükey yüzeylere sahipse, söz konusu dışbükey kabuk ve orijinal şekil tam olarak çakışmaz, bu durumda dışbükey kabuk üzerinde oluşan geniş düzlemsel bölgeler, orijinal şekil üzerindeki içbükeyliklere karşılık gelen yerleri ifade edecektir (Kaasalainen ve Torppa, 2001). Asteroidlere ilişkin literatürde yer alan diğer pek çok fotometrik modelleme yönteminin, yüzey üzerindeki olası içbükeyliklerin konumlarına ilişkin fikir veremiyor olduğu göz önünde bulundurulduğunda, dışbükey kabuğu belirleyen konveks analiz yönteminin bu konuda belirgin bir üstünlüğe sahip olduğu anlaşılmaktadır (Kaasalainen ve Torppa, 2001).

3. Gözlemler ve Kullanılan Veri

Konveks analiz çalışması için seçtiğimiz dört asteroid; 201 Penelope, 511 Davida, 694 Ekard ve 776 Berbericia'dır. 201 Penelope üç gece, 511 Davida iki gece, 694 Ekard ve 776 Berbericia ise birer gece boyunca Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenmiştir. Diğer taraftan 201 Penelope, dört gece boyunca da TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) bünyesinde gözlenmiştir. 2005 – 2010 yılları arasına dağılmış tüm bu relatif fotometrik gözlemlere ve modellemede bu verilerle beraber kullanılan literatürdeki diğer tüm relatif fotometrik gözlemlere ilişkin ayrıntılar ve analizde kullanılan materyallere yönelik detaylar Kabaş (2010)'da görülebilir.

4. Analiz Sonuçları

4.1. Seçilen Asteroidlerin Dönme Durumu Çözümleri

Seçilen asteroidlere ilişkin dönme durumu sonuçları ve bu sonuçların literatürdekilerle karşılaştırmaları Tablo 1'de görülmektedir. Analizde kullanılan tüm ışık eğrilerinin (kendi elde ettiklerimiz ve literatürden kullandıklarımız) analiz için gereken nitelikleri büyük ölçüde karşıladığı bilindiğine göre, (β_0, λ_0) değerlerine ilişkin ortalama hata aralığı ± 10° ve yıldızıl dönme dönemi P_{sid} için maksimum hata aralığı ise ± 10^{-5} saat olarak ele alınmalıdır. Kaasalainen ve ark. (2001)'de de belirtildiği üzere bu hata değerleri yönteme ilişkin değerler olup deneysel yollarla belirlenmiştir. Elde ettiğimiz dönme durumu çözümleri, bu hata aralıkları çerçevesinde literatürdekilerle uyumludur.

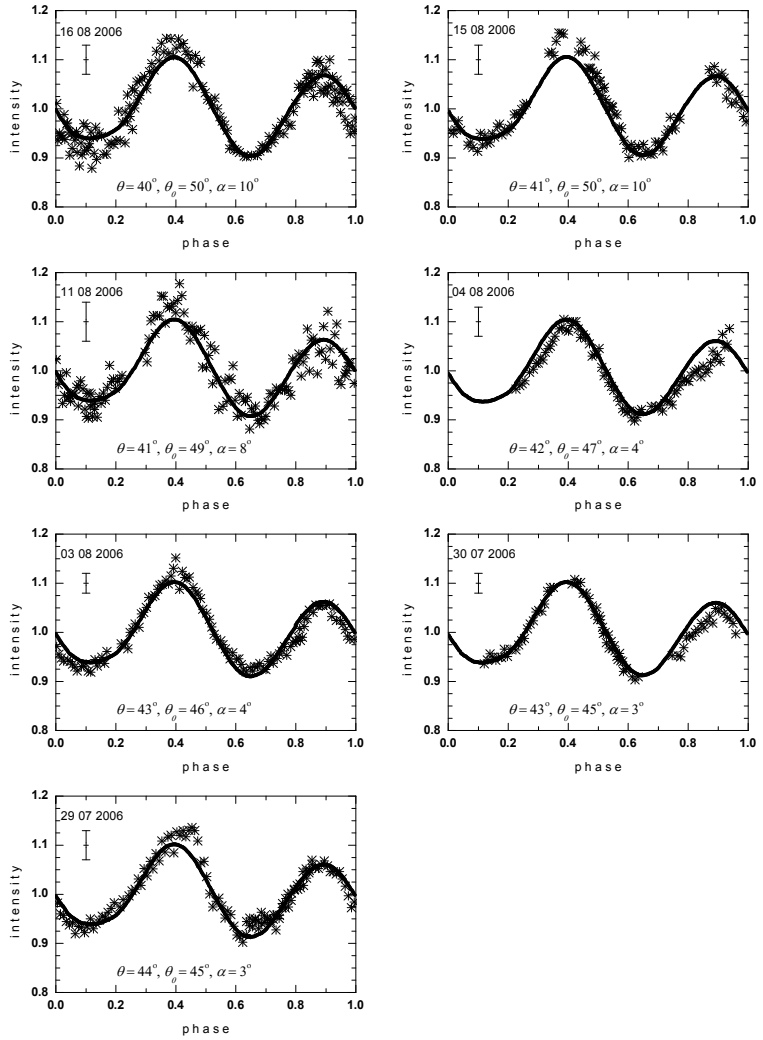
Tablo 1. Seçilen dört asteroidin dönme durumu sonuçları ve bu sonuçların literatürdekilerle karşılaştırılmaları.

	Literatür				**Sonuçlarımız**			
Asteroid	β_0 (°)	λ_0 (°)	P_{sid} (saat)	**Kaynak**	β_0 (°)	λ_0 (°)	P_{sid} (saat)	**Kaynak**
201Penelope	-15	84	3.747455	(Torppa ve ark., 2003)	-11	81	3.74746	(Kabaş, 2010) (Kabaş ve Demircan, 2012)
511 Davida	26	297	5.129363	(Durech ve ark., 2008)	27	299	5.12936	(Kabaş, 2010)
694 Ekard	51	266	5.92193	(Durech ve ark., 2008)	52	265	5.92193	(Kabaş, 2010)
776 Berbericia	59	170	7.66701	(Torppa ve ark., 2008)	61	171	7.66701	(Kabaş, 2010)

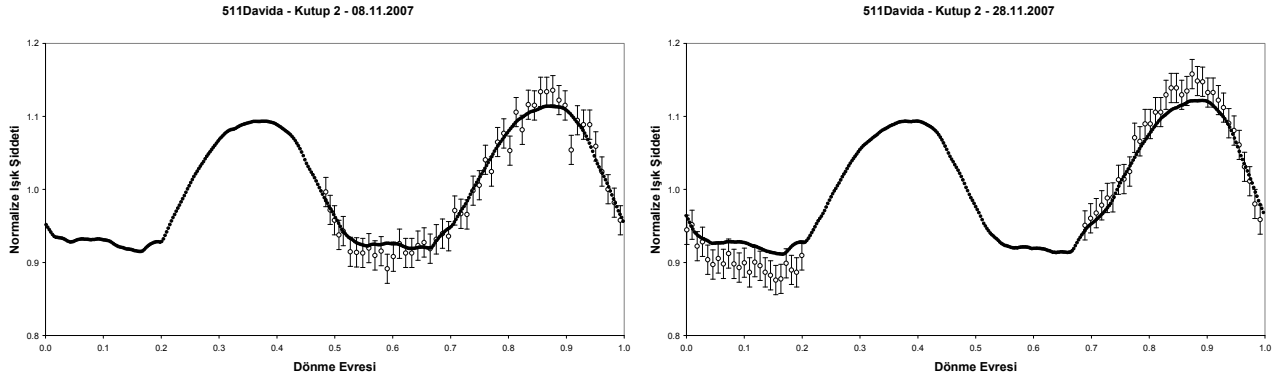
4.2. Gözlemlerimize Uygulanan Model Işık Eğrisi Fitleri

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) bünyesinde elde edilen ışık eğrilerine, konveks analiz yoluyla model ışık eğrileri fit edilmiştir (grafiklerdeki sürekli eğri). Yatay eksen, P_{sid} üzerinden hesaplanan dönme evresi, düşey eksen ise ortalama üzerinden normalize edilmiş relatif ışık şiddetidir. Gözlem hatalarını gösteren barlar, $0^m.05$ değerinden küçük yarı uzunluklara sahiptir. Asteroidin dönme ekseninin Kuzey yönüyle asteroid-Yer doğrultusu arasında kalan açı θ, eksenin Kuzey yönüyle asteroid-Güneş doğrultusu arasındaki açı θ_0 ve Güneş-asteroid-Yer arası açı α, asteroide ilişkin geometrik yönelim parametrelerini ifade etmektedir. Burada verilen geometrik yönelim parametreleri, (β_0, λ_0) ve Yer'in ve Güneş'in tutulum koordinatları kullanılarak ışık eğrilerinin elde edildiği her bir tarihe ilişkin ayrı ayrı hesaplanmıştır.

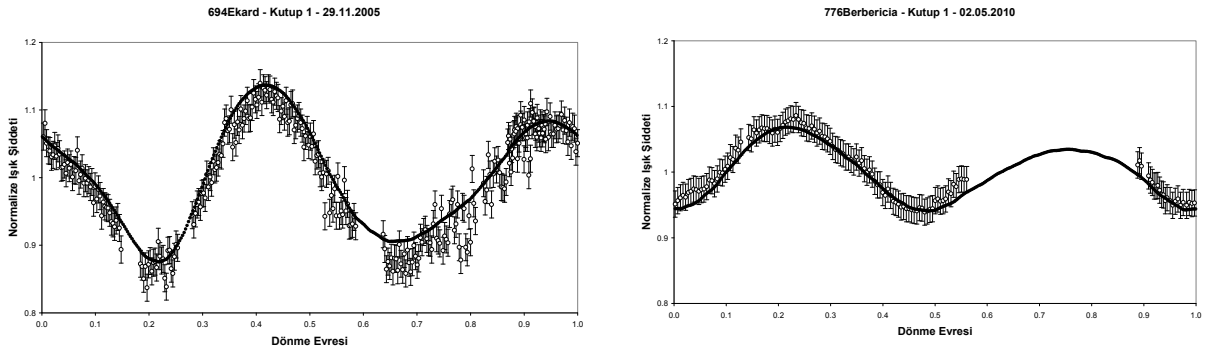
Elde edilen model ışık eğrileri, gözlemsel veriyle genel olarak iyi bir uyum içerisindedir.



Şekil 1. 201 Penelope'nin elde ettiğimiz ışık eğrilerine konveks analiz yoluyla uygulanan model ışık eğrisi fitleri.



Şekil 2. 511 Davida için uygulanan model fitler. Geometrik yönelim parametreleri (θ, θ_0, α) sırasıyla (85°, 81°, 11°) ve (88°, 78°, 16°) biçimindedir.



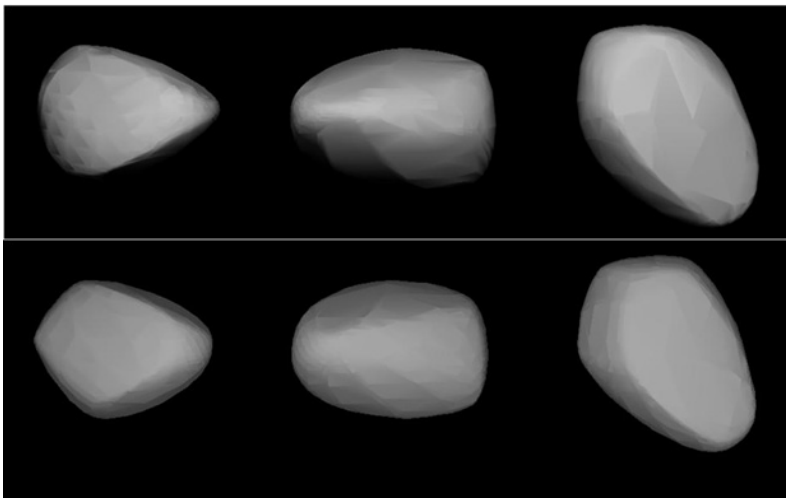
Şekil 3. 694 Ekard (solda) ve 776 Berbericia (sağda) için uygulanan model fitler. Geometrik yönelim parametreleri (θ, θ_0, α) sırasıyla (60°, 57°, 10°) ve (142°, 136°, 14°) biçimindedir.

4.3. Şekil Çözümleri

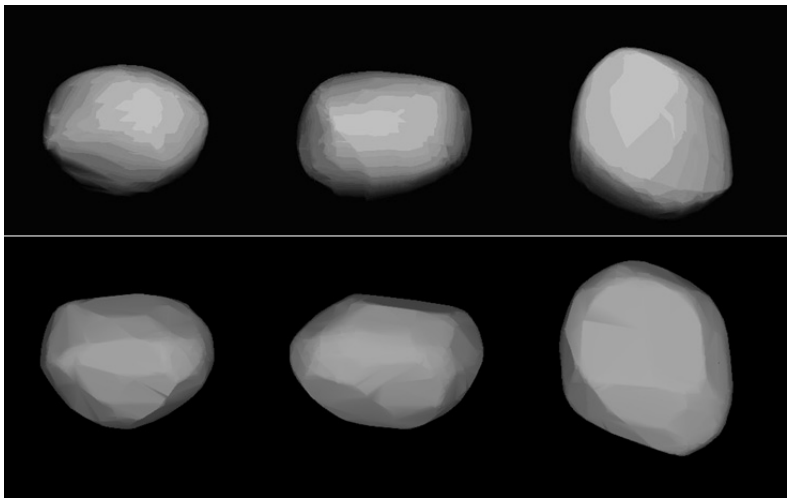
Seçilen asteroidlere ilişkin elde ettiğimiz ışık eğrileri literatürdekilerle birlikte konveks analizde kullanılmış ve bu asteroidlerin şekil modelleri belirlenmiştir. Elde ettiğimiz bu modeller literatürdekilerle karşılaştırılmış ve genel olarak birbirleriyle iyi bir uyum sergiliyor oldukları görülmüştür.

Şekillerdeki üst sıra kendi çözümümüzü, alt sıra ise literatür çözümünü göstermektedir. Her sırada, aynı modelin üç farklı açıdan görünümleri sunulmuştur ve bu görünümler, Güneş gözlemcinin tam arkasında var sayılarak elde edilmiştir. İlk iki görünüm, aralarında 90° dönme evre açısı olan ekvatoral görünümlerdir (bu görünümlerde asteroidin dönme ekseninin Kuzey yönü, dik bir şekilde yukarıyı gösterir). Üçüncü görünümde ise, dönme ekseninin Kuzey yönü gözlemciden geçmektedir.

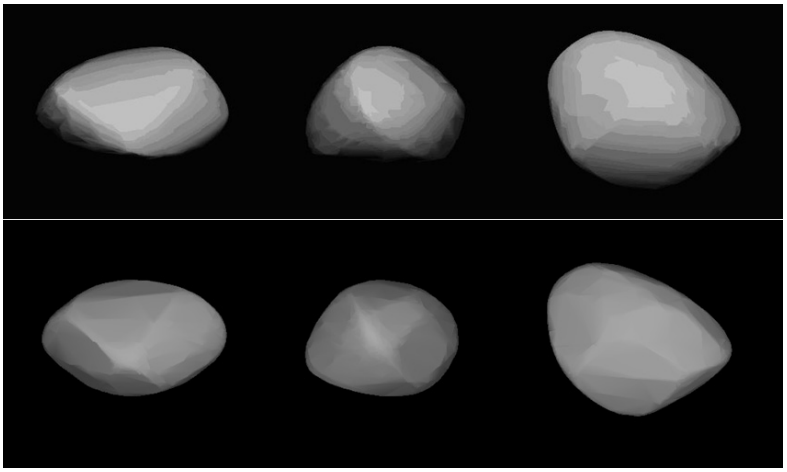
Kaasalainen ve Torppa (2001) ve Kaasalainen ve ark. (2002b)'de tanımlanan artık vektörün boyu, model şeklin toplam alanının %1'inden küçük olduğundan, seçilen asteroidlerin hiçbiri için yüzey üzerinde belirgin bir albedo değişimine analizde rastlanılmamıştır.



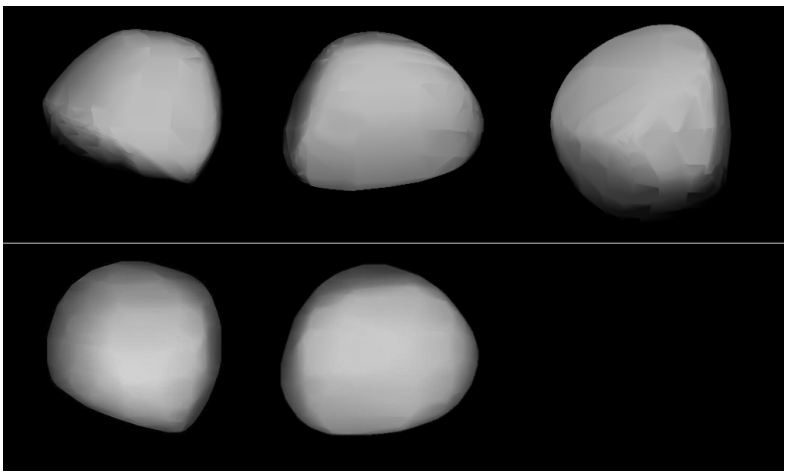
Şekil 4. 201 Penelope için şekil çözümleri. Üst sıradaki kendi çözümlerimiz Kabaş (2010) ve Kabaş ve Demircan (2012)'den, literatür çözümü olan alt sıra ise Durech ve ark. (2008)'den alınmıştır.



Şekil 5. 511 Davida için şekil çözümleri. Üst sıradaki çözümlerimiz Kabaş (2010)'dan, literatür çözümünü gösteren alt sıra Durech ve ark. (2008)'den alınmıştır.



Şekil 6. 694 Ekard için şekil çözümleri. Üst sıra çözümleri Kabaş (2010)'dan, literatür çözümünü olan alt sıra çözümleri Durech ve ark. (2008)'den alınmıştır.



Şekil 7. 776 Berbericia için şekil çözümleri. Üst sıra Kabaş (2010)'dan, alt sıra Torppa ve ark. (2008)'den alınmıştır (üçüncü görünüm literatürde gösterilmemiştir).

5. Konuya İlişkin Genel Önem

Konveks analiz yoluyla, asteroide ilişkin herhangi bir ön şekil varsayılmadan, yeterli geometrilerden alınmış uygun duyarlılıktaki fotometrik verilerle dönme durumu, şekil ve yüzey özellikleriyle ilgili önemli bilgilere ulaşılabilmektedir.

Konveks analiz çözümlerindeki şekil modelleri, radar gözlemleriyle elde edilenler kadar duyarlı değildir. Ancak radar gözlem tekniği, sınırlı sayıda asteroide (bazı yakın asteroidler) uygulanabilmektedir, fotometrik gözlemlerde ise böyle bir sınırlama söz konusu değildir. Bu nedenle fotometrik gözlemler, asteroidlerin genelini tanımada halen ana bilgi kaynağı durumundadır ve gelecekte de bu özelliğini koruyacaktır.

Çalışmaları yakın gelecekte hızlanacak olan genel gök tarama programları (PanSTARRS (Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System), GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) ve LSST (Large Synoptic Survey Telescope) gibi), asteroidlere uygulanan fotometrik analiz yöntemleri için yaygın ve duyarlı veri sağlayacak ve bu sayede bu cisimlerin dönme durumları, şekilleri ve yüzey özellikleri daha esaslı bir çerçevede istatistiksel olarak incelenebilecektir.

Bu parametrelerin konveks analiz yöntemleriyle çözülmesi ve elde edilen çözümlere yönelik dağılımların istatistiksel olarak çalışılmasıyla, asteroidlerin çarpışma geçmişlerini, evrimlerini ve Güneş Sisteminin oluşumuna ilişkin çok değerli bilgileri ortaya koyan, asteroidlere ilişkin farklı özellikler arasındaki olası bağlantılar belirlenebilecektir.

** Bu çalışma, doktora tezi Kabaş (2010)'dan bir bölümdür ve burada kullanılan fotometrik verilerin bir bölümü, TÜBİTAK destekli 106T051 no'lu proje çalışmasıyla sağlanmıştır.*

KAYNAKLAR

Durech J., Kaasalainen M. ve Sidorin V., 2008. Retrieved June 29, 2010, from http://astro.troja.mff.cuni.cz/projects/asteroids3D/web.php

Kaasalainen M., Lamberg L., Lumme K. ve Bowell E., 1992a. Astronomy and Astrophysics, 259: 318-332.

Kaasalainen M., Lamberg L. ve Lumme K., 1992b. Astronomy and Astrophysics, 259: 333-340.

Kaasalainen M. ve Torppa J., 2001. Icarus, 153: 24-36.

Kaasalainen M., Torppa J. ve Muinonen K., 2001. Icarus, 153: 37-51.

Kaasalainen M., Mottola S. ve Fulchignoni M., 2002a. In: Bottke Jr. W. F., Cellino A., Paolicchi P. ve Binzel R. P., Eds. Asteroids III. University of Arizona Press. 139-150.

Kaasalainen M., Torppa J. ve Piironen J., 2002b. Icarus, 159: 369-395.

Kabaş A., 2010. Asteroidlerin Fotometrik Gözlemlerinin Analizi (Doktora Tezi). Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale-Türkiye.

Kabaş A. ve Demircan O., 2012. Balkan Physics Letters, 20: 249-254.

Lamberg L., 1993. Academia Scientiarum Fennica, Series A, I. Mathematica dissertationes 87, University of Helsinki.

Torppa J., Kaasalainen M., Michalowski T., Kwiatkowski T., Kryszczynska A., Denchev P. ve Kowalski R., 2003. Icarus, 164: 346-383.

Torppa J., 2007. Lightcurve Inversion for Asteroid Spins and Shapes (Doktora Tezi). Faculty of Science of the University of Helsinki, Department of Astronomy, Finland.

Torppa J., Hentunen V.-P., Pääkkönen P., Kehusmaa P. ve Muinonen K., 2008. Icarus, 198: 91-107.

Warner B.D., 2007. In Proceedings for the 26th Annual Conference of the Society for Astronomical Sciences, Symposium on Telescope Science (Warner B. D., Foote J., Kenyon D. A. ve Mais D., Eds.), p. 79, Northwoods Resort, Big Bear Lake, CA-USA, 22-24 May 2007.

SEÇİLMİŞ YARI DÜZENLİ DEĞİŞENLERİN GÖZLEMİ

Ahmet DEVLEN[1], Tuncay ÖZDEMİR[2], Varol KESKİN[1], Zeki ASLAN[3]
[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü – İzmir
ahmet.devlen@ege.edu.tr
[2]İnönü Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü – Malatya
tuncay@inonu.edu.tr
[3]İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü – İstanbul
z.aslan@iku.edu.tr

Özet: ROTSE-IIID teleskobuyla elde edilen gözlem verilerinden, ışık eğrilerine göre uzun dönemli ve/veya çoklu dönemli olarak değerlendirdiğimiz 20 adet yeni bulunan değişen yıldız, 1 adet değişen yıldız olduğu rapor edilmiş ancak ışık eğrisi olmayan bir yıldız (ilk ışık eğrisi ROTSE gözlemlerinden çıkarılmıştır) ve 7 adet uzun dönemli değişen yıldız olduğu (SR+L türü) rapor edilmiş yıldız olmak üzere toplam 29 adet yıldız seçtik. Bize göre bu yıldızlar ya Mira, SR ya da L tipi değişenlerdir. Işık eğrilerindeki zaman boşlukları, kimi gözlemlerden elde edilen parlaklıklardaki gözlem hataları ve değişimin tam dönemli olmaması nedeniyle gözlemleri tam sağlayan değişim dönemi ve değişim tipi bulunamadı. Bu yıldızlardan 6 tanesinin gözlemlerini TUG-T60 da BVR süzgeçlerinde tekrarlayıp ışık eğrilerini elde etmeyi amaçladık. Farklı süzgeçlerdeki parlaklık gözlemleriyle tayf türü hakkında bilgi vereceğinden ve daha hassas olacağını düşündüğümüz ışık eğrilerinden oldukça duyarlı bir dönem bulmak mümkün olacaktır. Seçilen yıldızların tahmini dönemleri 140 – 570 gün arasında değişmektedir. Bulunan dönem ve genliklerin yıldızın iç yapısındaki fiziksel değişimlerden de kaynaklanacağı gözönüne alınırsa, yıldızların bu parametrelerinin bulunması, yarı düzenli değişenlerin evrimlerinin anlaşılmasına katkıda bulunacaktır. Ayrıca bu yıldızların tayflarının da alınması amaçlanmaktadır.

1. Giriş

Yarı düzenli değişen dev ve süperdevler grubunun (SRd) (F, G, K tayf sınıflarından) fotometrik değişim genliklerine baktığımız zaman, 4 kadire kadar çıkmasına rağmen genlikler çoğunlukla 1-2 kadirden daha azdır. Dönemleriyse 1 aydan başlayıp 2-3 yıla kadar değişmektedir. ROTSE-IIID teleskobuna verilen "Bazı Yeni Uzun-Dönemli Değişen Yıldızların Gözlemi" başlıklı TUG projesinde elde edilen gözlem verilerinden seçilen yıldızları içermektedir. Elde edilen gözlem verilerinden, ışık eğrilerine göre uzun dönemli ve/veya çoklu dönemli olarak değerlendirdiğimiz 28 adet yıldız seçildi. Bu yıldızların koordinatları ve USNO-A2.0 ve USNO-B1.0 numaraları Aladin veri tabanı (Bonnarel, F., ve diğ., 2000) kullanılarak belirlenmiştir. SIMBAD ve GCVS (http://www.sai.msu.su/gcvs/) veri tabanları taranarak bu yıldızların değişen yıldız olup olmadığı incelendi. Bu yıldızlardan 20 tanesinin yeni bulunan değişen yıldız olduğu (literatürde olmadığı), 1 tanesinin değişen yıldız olduğu rapor edilmiş ancak ışık eğrisinin olmadığı (ilk ışık eğrisi ROTSE gözlemlerinden çıkarılmıştır) ve 7 tanesinin de yalnızca uzun dönemli değişen yıldız olarak (SR+L türü) rapor edilmiş olduğu belirlendi. Bu yıldızlara bir de **M3III** tayf türü olduğu bilinen Yarı düzenli değişen yıldız RY Cam'ı eklemek suretiyle toplam 29 adet yıldızı seçtik. Çok renk gözlemlerini elde etmek için seçilen bu 29 yıldız Çizelge-1'de verilmiştir.

Çizelge-1 Çok renk gözlemlerini elde etmek için seçilen yıldızlar.

No	Frame Adı	Katolog No	RA DEC (2000)	mag	Filtre
1	F165	USNO-B1.0 1456-0120596	04 01 26.34 +55 38 07.9	14.3	V
2	F175	USNO-B1.0 1456-0118973	03 58 35.87 +55 41 56.74	13.97	V
4	G1351	USNO-B1.0 1446-0017638	00 29 25.77 +54 39 17.46	14.43	V
5	G1391	USNO-B1.0 1446-0022817	00 39 45.54 +54 39 51.79	13.63	V
6	G1437	USNO-B1.0 1446-0021983	00 37 59.89 +54 41 02.68	14.04	V
7	G1999	USNO-B1.0 1449-0022856	00 40 33.24 +54 57 10.83	15.99	V
8 (V1)	**G2895**	**USNO-B1.0 1454-0021359**	**00 36 06.28 +55 25 22.44**	**12.89**	**V**
9	G3326	USNO-B1.0 1456-0022316	00 36 50.13 +55 37 29.02	14.93	V
10 (V2)	**G3333**	**USNO-B1.0 1456-0024071**	**00 40 47.84 +55 36 49.28**	**12.24**	**R**
11	G3755	NOMAD1 1458-0019119	00 30 34.47 +55 49 50.48	11.82	R
3	G93	USNO-B1.0 1440-0018876	00 33 58.97 +54 05 13.39	13.47	V
12 (V3)	**I1296**	**USNO-B1.0.1332-0026741**	**01 04 35.99 +43 15 39.54**	**12.37**	**V**
13	J174	USNO-B1.0 1453-0074487	02 18 51.16 +55 21 05.87	13.79	V
15 (V4)	**J2237**	**USNO-B1.0 1463-0080205**	**02 20 57.65 +56 23 20.15**	**13.35**	**V**
14	J666	USNO-B1.0 1456-0073768	02 15 51.62 +55 37 05.58	13.4	V
16	K2108	USNO-B1.0 1432-0047978	01 15 59.31 +53 14 24.57	14.91	V
17	K2161	USNO-B1.0 1432-0047619	01 15 21.68 +53 16 11.9	13.86	R
18	L1319	USNO-B1.0 1474-0078488	01 55 31.44 +57 26 05.23	13.86	R
19	M1682	USNO-B1.0 1486-0065465	01 58 35.36 +58 39 55.04	14.19	R
20	M2524	USNO-B1.0 1489-0065046	02 00 45.53 +58 59 11.49	14.11	V
21	M2551	USNO-B1.0 1489-0066968	02 03 58.57 +58 59 23.86	14.83	R
22 (V5)	**M2561**	**USNO-B1.0 1489-0064830**	**02 00 24.76 +58 59 50.30**	**12.1**	**R**
23	M3254	USNO-B1.0 1492-0066630	02 00 49.42 +59 15 07.57	13.59	V
24	M3801	USNO-B1.0 1494-0069706	02 01 45.19 +59 27 41.43	14.79	V
25	N1155	USNO-B1.0 1468-0107420	03 04 37.66 +56 49 14.59	16.15	R
26	N1464	USNO-B1.0 1470-0110909	03 04 53.07 +57 02 12.39	13.6	R
27	N2400	USNO-B1.0 1476-0126272	02 59 57.42 +57 37 41.75	13.81	V
28	N2422	USNO-B1.0 1476-0125039	02 58 03.10 +57 38 16.80	15.67	R
29 (V6)	**ZA1**	**USNO-B1.0 1544-0116367**	**04 30 50.07 +64 26 30.38**	**8.42**	**V**

2. Gözlemler

Gözlemler, Antalya Bakırlıtepe'de kurulu bulunan TÜBITAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) Robotic Optical Transient Search Experiment –IIId (ROTSE-IIId) teleskobuyla başlamış ve çok renk gözlemleriyse TUG-T60 teleskobuyla yapılmıştır ve devam etmektedir. ROTSE-III teleskopları, uydular tarafından tespit edilen Gama-Işın Patlamalarına çok hızlı cevap verebilecek şekilde, ~6sn gibi bir sürede o kaynağa yönelip gözleme başlayacak şekilde dizayn edilmişlerdir, detayları Akerlof ve diğ. (2003) makalesinde anlatılmıştır (Kızıloğlu ve diğ., 2005). ROTSE-IIId teleskobunda yapılan gözlemlerde, bütün görüntülerde kara akım düzeltmesi ve düz alan düzeltmesi, görüntü alınır alınmaz hemen otomatik olarak yapılmaktadır (Kızıloğlu ve diğ., 2005). Ön indirgemesi yapılmış her bir görüntü için, Sextractor yazılımıyla (Bertin ve Arnouts, 1996) 5 piksel çaplı açıklık kullanılarak aletsel parlaklıklar elde edilmiştir. Daha sonra alandaki

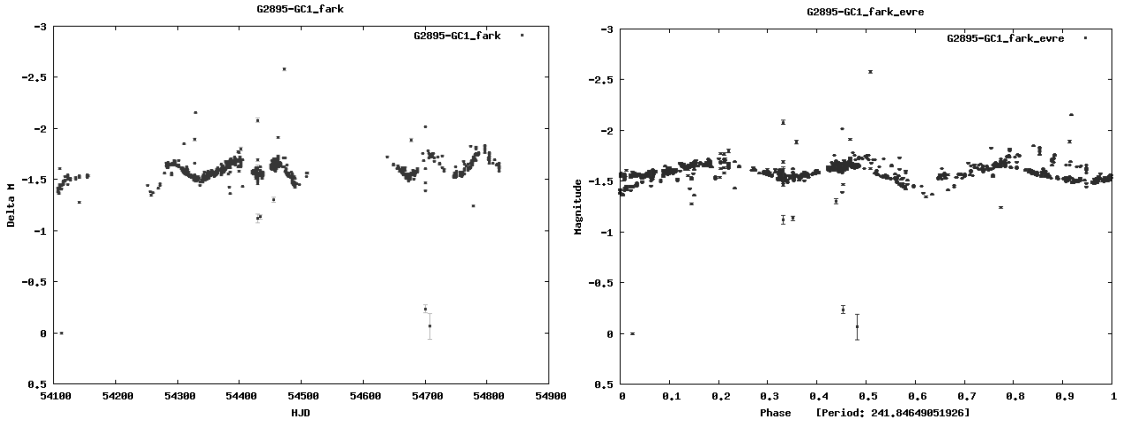
bütün yıldızlar, üçgen-eşleme yöntemi kullanılarak USNO A2.0 R-Süzgeci kataloğu ile karşılaştırılıp parlaklıklar kalibre edilmiştir (Kızıloğlu ve diğ., 2005). Gözlem görüntülerinden bütün yıldızların parlaklıkları okutulup, gözlem zamanlarına Güneş merkezli zaman düzeltmesi uygulanmıştır. Seçilen yıldızlara önce bir frame adı atanmış daha sonra bu yıldızların koordinatları ve USNO-B1.0 katolog numaraları Aladin veri tabanı (Bonnarel, F., ve diğ., 2000) kullanılarak belirlenmiştir (Çizelge-1).

Bu yirmidokuz yıldızdan 6 tanesinin (V1,V2,V3,V4,V5,V6) TÜBITAK Ulusal Gözlemevi'ndeki TUG-T60 teleskobu ile geniş band, B,V,R Bessel süzgeçleri kullanılarak çok renk gözlemlerine başlanmıştır ve gözlemler halen devam etmektedir. Yapılan gözlemlerin indirgenmesinde IRAF (Image Reduction Analysis and Facility) programı kullanılmıştır. Gözlemlerde sırasıyla sıfır (bias), karaakım (dark) ve düz alan (flat field) düzeltmeleri yapılmış ve sonra parlaklıklar yine IRAF'taki **noao/digiphot/apphot** paketiyle ölçülerek, bütün gözlemler Güneş merkezli zamana (Heliocentric) indirgenmiştir. Her bir yıldız için aynı gözlem karesinde yeralan bir mukayese yıldızı ve bir denet yıldız seçilerek, mukayese yıldızlarının ışık değişimi gösterip göstermediği incelenmiş ve değişim göstermeyen mukayeseler kullanılmıştır.

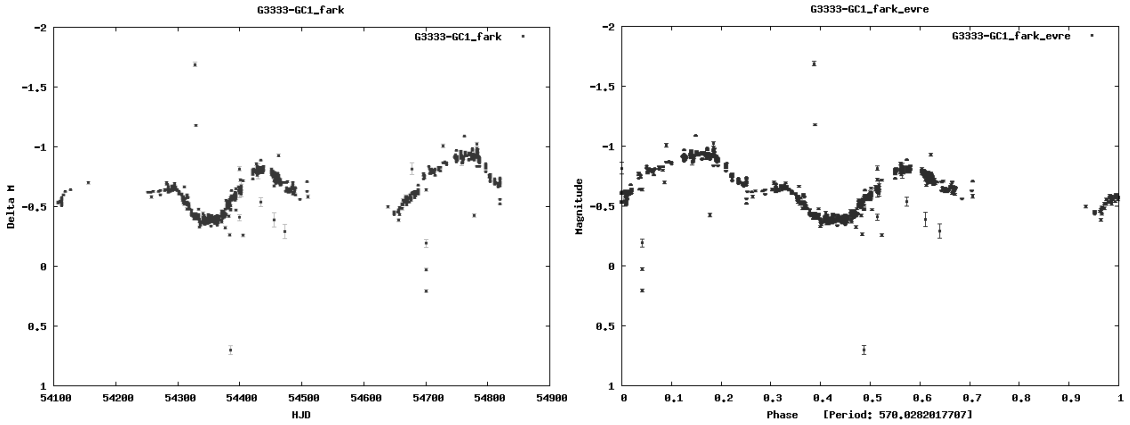
3. Işık Eğrileri

Gözlenen yıldızların dönemlerini bulmada kullanılan yazılım, Schwarzenberg-Czerny (1989, 1996) tarafından geliştirilen ve varyans analizine dayalı bir algoritma ile çalışmaktadır. 0.1 ile 1000 gün arasında tarama yapılmakta, 8 evre bölümü için 2. derece bir polinom çakıştırması etrafında varyansı en küçük yapan dönem seçilmektedir. Aliaslardan en kuvvetli 12 tanesi, yanlış belirlenen dönemleri içerecek biçimde elenmekte ve bundan sonraki en iyi dönem alınmaktadır. Çok sayıda farklı veri için %1 kadar gerçek dönem elemesi olmaktadır. Sonuç olarak dönem belirlendiğinde, 1'den 19'a kadar oranlı katları da, daha iyi dönem verip vermeyeceğini görmek için ayrıca denenmektedir.

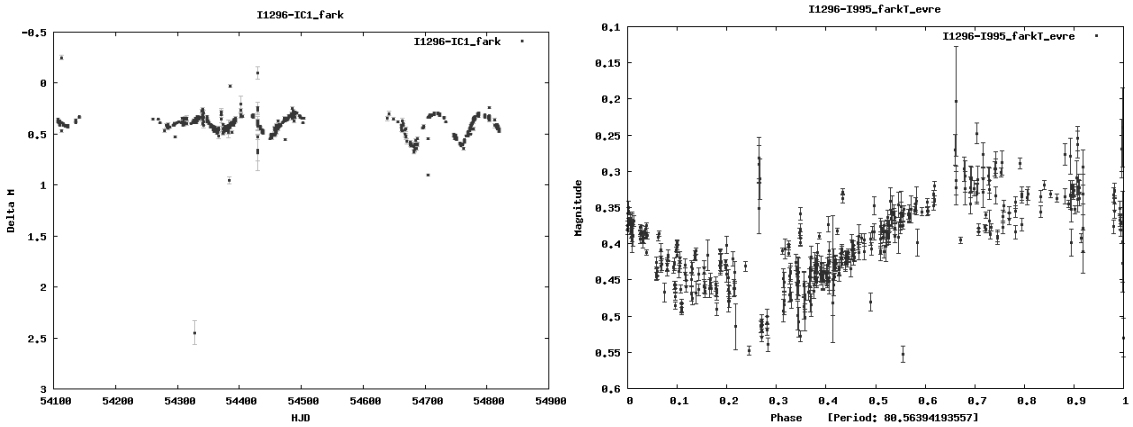
Verilen dönem kullanılarak saçılma miktarı belirlenmektedir. Eğer dönem doğruysa, saçılma da minimum olmaktadır. Eğer ışık eğrisi yanlış dönem ile katlanırsa, saçılma artmakta ve verinin dağılımı rastgele olmaktadır. Bu aşamada, test edilen her dönem için saçılmalar hesaplanmakta ve ortalama saçılmadan en az ayrılan sigma değerleri hesaplanmaktadır. Bu yıldızlardan bazılarının ışık eğrileri Şekil-1 - Şekil-6 da verilmiştir. Çizelge-2'de ise ilk dönem belirlemesi yapılan yıldızlardan örnekler verilmiştir.



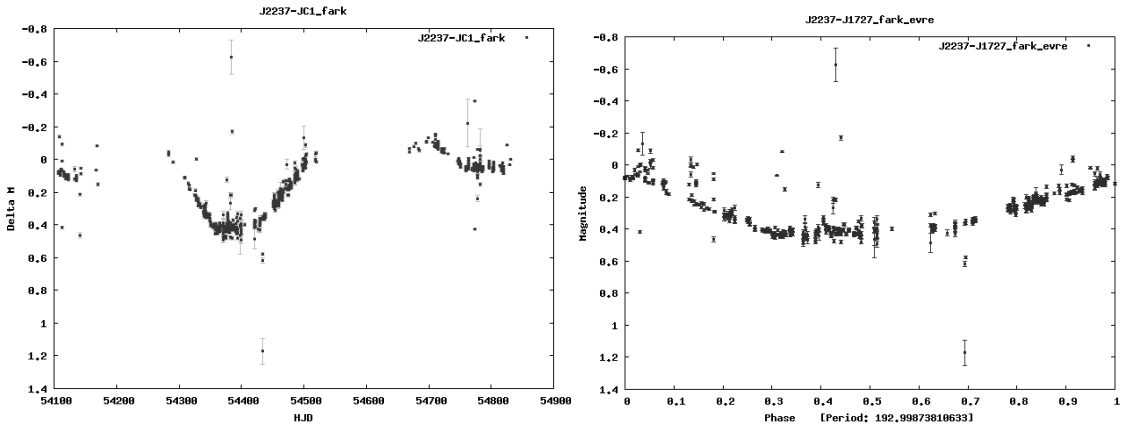
Şekil-1 USNO-B1.0 1454-0021359 yıldızının ışık eğrisi.



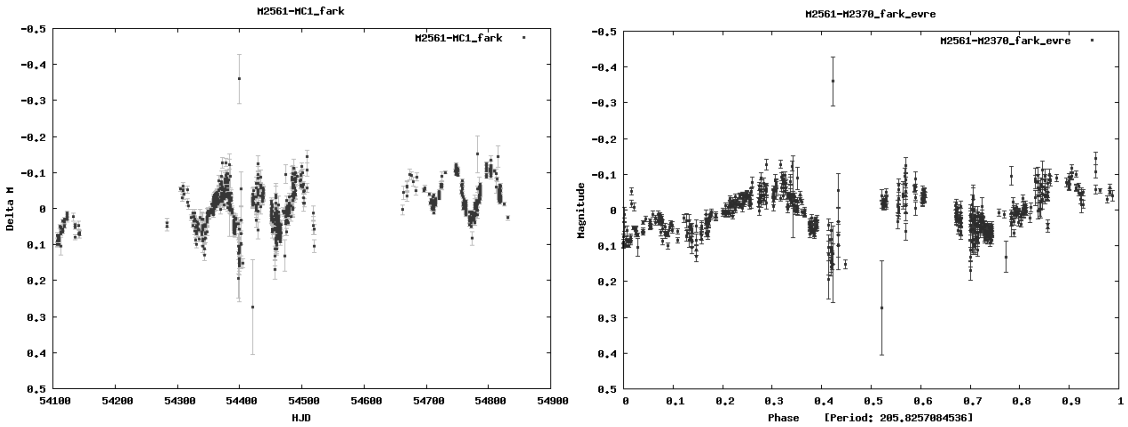
Şekil-2 USNO-B1.0 1456-0024071 yıldızının ışık eğrisi.



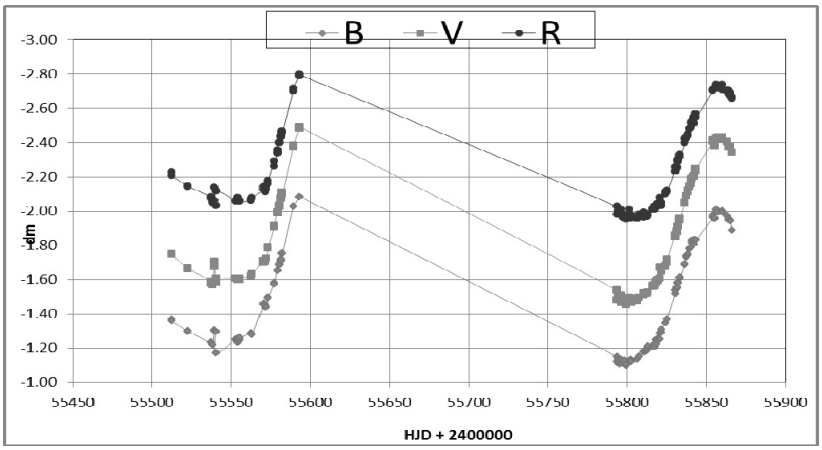
Şekil-3 USNO-B1.0.1332-0026741 yıldızının ışık eğrisi.



Şekil-4 USNO-B1.0 1463-0080205 yıldızının ışık eğrisi.



Şekil-5 USNO-B1.0 1489-0064830 yıldızının ışık eğrisi.



Şekil-6 USNO-B1.0 1544-0116367 yıldızının ışık eğrisi.

Çizelge-2 Dönemi belirlenen yıldızlardan bazıları.

Yıldız Adı	**Mag(V)**	**Dönem (gün)**
USNO-B1.0- 1454-0021359	12.090	241.846 (.082)
USNO-B1.0- 1456-0024071	13.29:	570.028 (.192)
USNO-B1.0- 1432-0026741	12.470	80.564 (.057)
USNO-B1.0- 1489-0064830	12.830	192.999 (.130)
USNO-B1.0- 1463-0080205	14.060	205.826 (.057)

Bu seçilen 6 yıldızın (V1,V2,..,V6) tayf gözlemlerinin ise RTT150 teleskobuyla yapılması için 2012A döneminde 3 gece gözlem zamanı alınabilmiştir. Ancak hava şartları nedeniyle gözlem yapılamamıştır. Bu yıldızların tayf gözlemlerinin 2012B döneminde TFOSC ile yapılması planlanmaktadır. 2012B döneminde de RTT150 teleskobunda 3 gece gözlem zamanı alınabilmiştir. Ayrıca bu yıldızların TUG-T60 teleskobunda çok renk gözlemleri 2012C döneminde de devam etmektedir.

Bu çalışma için gözlem zamanı sağlayan Türkiye Ulusal Gözlemevi'ne teşekkür ederiz. Bu çalışmada SIMBAD veri tabanından (CDS, Strasburg, Fransa) yararlanılmıştır.

4. Kaynaklar

Akerlof, C. W., ve diğ., 2003, PASP, 115, 132

Bertin, E. ve Arnouts, S., 1996, A&AS, 117, 393

Bonnarel, F., Fernique, P., Bienaymé, O., Egret, D., Genova, F., Louys, M.,

Kızıloğlu, Ü., Kızıloğlu, N., Baykal, A., 2005, *AJ*, 130, 2766

Schwarzenberg-Czerny, A., 1989, MNRAS, 241, 153

Schwarzenberg-Czerny, A. , 1996, ApJ, 460, L107

19.YÜZYIL OSMANLI ASTRONOMİSİNİN GÜNÜMÜZ YÖNTEMLERİYLE KARŞILAŞTIRILMASI

Anıl ATALAN[1], Olcay PLEVNE[2]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, eposta: anilatalan@facebook.com*

[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, eposta: olcayplevne@facebook.com*

Özet: 19.yüzyıl döneminin büyük devletlerinden olan Osmanlı'nın bilim ve teknoloji alanındaki, özellikle de astronomi bilimi üzerindeki çalışmalarının sonucunda oluşturdukları belgelerin incelenerek günümüz hassas aletleriyle yapılan hesaplamalar sonucunda ortaya çıkan verilerle karşılaştırılarak, doğruluğunun incelenme çalışması bu posterde anlatılmaktadır.

1. Çalışmanın Amacı

Başbakanlık Devlet Arşivlerine bağlı bulunan Osmanlı Arşivi'nde bilimsel belgelerin araştırılması sırasında elde ettiğimiz Merkür geçişi ve parçalı Ay tutulması tasvirlerinin günümüz Türkçesine çevrilmesini ve tasvirlerde yer alan bilgilerin, günümüz teknolojisiyle sağlanan verilerle karşılaştırmayı amaçladık.

2. Osmanlıda Zaman Tayini Nasıl Yapılırdı?

Belgelerimiz 19.yüzyıl Osmanlısında yazılmış olduğundan, çalışmanın güvenilirliği için öncelikle dönemin takvim ve saat kullanımını incelemek gerekti.

2.1. Hicri ve Rumi Takvim

İslam ülkelerinde kullanılan Hicri takvim Hz.Muhammed'in M.S. 622'de Mekke'den Medine'ye Hicret'iyle başlar. Hicri - Kameri takvim, ayın dünyanın etrafında dönüşüne göre tanımlanır. Bir yıl Muharrem, Sefer, Rebiyülevvel, Rebiyülahir, Cemaziyülevvel, Cemaziyülahir, Recep, Şaban, Ramazan, Şevval, Zilkaade ve Zilhicce adı verilen 12 aydan oluşur. Her bir Kameri ay yaklaşık 29.5 gün sürer ve bir Kameri yıl 354 gün olarak elde edilir. Bu nedenle Kameri takvimde 6 adet 29 günlük 6 adet 30 günlük ay bulunur. Hangi ayların 29 ya da 30 gün süreceği ayın fazı göz önünde bulundurularak Şeyh-ül İslam tarafından belirlenirdi.

Ancak gerçek Kameri ay 29.5 günden 44 dakika 3 saniye daha uzun olduğundan 12 Kameri ayın belirlediği 354 günlük kuramsal Kameri yıldan 8 saat 48 dakika 36 saniye daha uzundur. 30 yılda bu hata 11 gün 0 saat 18 dakika 0 saniye olacağından eşzamanlılığı sağlamak için 30 yıl boyunca 19 adet 354 gün süreli ve 11 adet 355 gün süreli sene oluşturulur. 355 günlük seneler son aya bir gün ilave edilerek gerçeklenir. Böylece eşzamanlılık sağlanır ve ancak 2400 senede bir takvime tekrar 1 gün ilave etmek gerekir.

Kameri yılın ortalama süresi günlerin yıllara göre dağılımından [(19x354)+(11 x 355)] / 30=354 gün 8 saat 48 dakika olarak hesaplanır. Bugün kullanılan güneş yılı yaklaşık 365 gün 5 saat 48 dakika olduğundan Kameri yıl güneş yılından yaklaşık 10 gün 21 saat daha kısadır. Buna göre, 1 Kameri yıl güneş yılının 0.9702 katına, 1 güneş yılı Kameri yılın 1.0307 katına karşı düşer. Ayrıca hicret 15 Temmuz 622'de gerçekleştiğinden, kameri takvimin miladi takvimine göre 621.536 yıl kadar faz farkı bulunur. Eğer örneğin 1 Ocak 1993'ün hicri takvimdeki karşılığını bulmak istersek yukarıdaki değerlerden (1992-621.536) x l.0307=1412.5372 buluruz. Hicri takvime göre 1412 yıl geçmiş olduğundan bu tarih hicri 1413 yılına karşı düşer.

Hicri takvimin haricinde Osmanlı devletinde 1678'den sonra maliye ile ilgili işlerde Rumi takvim de kullanılmaya başlanmıştır. Mali yılın başlangıcı 1 Mart olarak kabul edilir. Rumi yıl 365 gün olup güneş yılına karşı düşen miladi seneyle eş uzunluktadır. Rumi sene her 33 yılda 354 gün olan hicri seneyi bir yıl geçer. Bu farkı gidermek için Rumi seneden her 33 yılda bir hicret yılı düşülür; buna sıvış senesi denir. Her iki takvim arasında ayrıca 13 günlük bir fark bulunur. Ayrıca Rumi sene miladi 584'te başlatıldığından Rumi seneyi bulmak için Miladi seneden 584 çıkarmak gerekir. Aylar Mart, Nisan, Mayıs, Haziran, Temmuz, Ağustos, Eylül, Teşrini-evvel, Teşrini-sani. Kanuni-evvel. Kanuni-sani, Şubat olarak adlandırılır. Örneğin Miladi 1 Ocak 1993 tarihi Rumi 19 Kanuni-evvel 1408 tarihine karşı düşer. Osmanlı devletinin sonuna kadar mali işlemlerde kullanılan Rumi sene 1925'te Miladi takvim yılının kabul edilmesi üzerine terk edilmiştir.

2.2. Gün ve Saat Tanımı

İslam dünyasında yeni gün güneşin batışıyla başlar. Güneş ufukta kaybolunca saat 12 ya da 0'dır. Bir sonraki güneş batışına kadar geçen süre 2x12 saate ayrılır. Ezani saat adı verilen bu saat tanımında, günün başlangıcı değişmekte ancak gün boyunca bir saatlik süre aynı kalmaktadır.

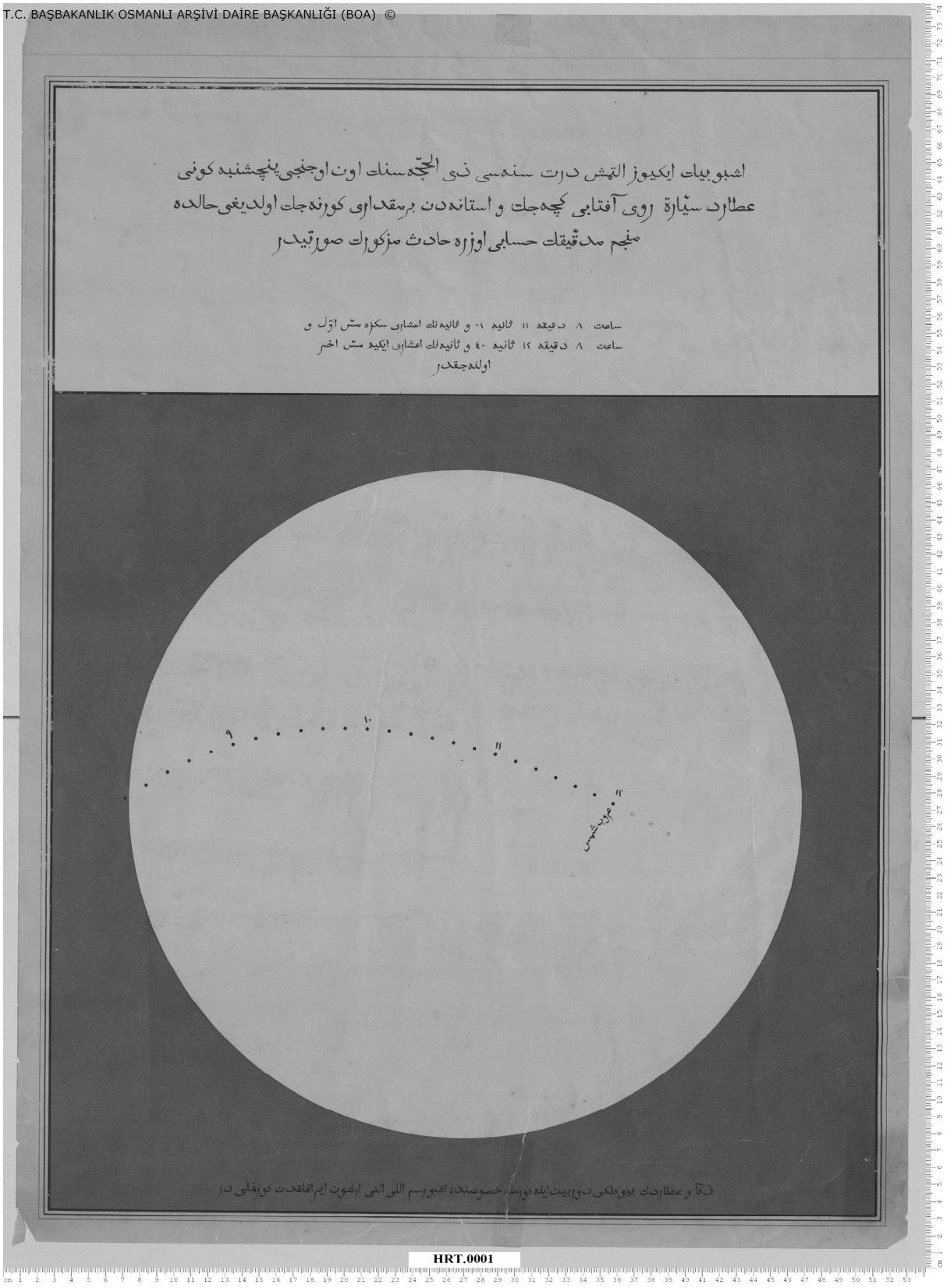
3. Merkür'ün Güneş Geçişi

Merkür her yıl 3 kez alt kavuşum (gezegenin Güneş ile arasında kaldığı, yani Güneşin önünden geçtiği, Yer'e en yakın konum) konumundan geçtiği halde, yörüngesinin tutulum düzlemine 7 derecelik bir açı yapması nedeniyle Güneş diskinin önünden geçişi nadiren gerçekleşir. Merkür yörüngesinin tutulum düzlemini kestiği noktalar, yani yörüngenin çıkan ve inen düğümleri ile Güneş ve Yer'in düz bir çizgi üzerinde yer almasını gerektiren bu durum her yüzyılda 13-14 kez ve yalnız Mayıs ve Kasım ayları içinde gözlenir. Güneş diski üzerinde küçük siyah bir beneğin ilerlemesi şeklinde izlenen bu olay, Merkür'ün yörünge hızının daha düşük olduğu günöte noktasına daha yakın olduğu Mayıs geçişlerinde daha yavaş olur ve 9 saat kadar sürebilir.

3.1. Utarid Seyyaresinin Ruy-ı Afıtabı Geçiş Tasviri

9 Kasım 1848 yılında gerçekleşen Merkür'ün Güneş önünden geçişini tasvir eden el yazması haritanın çevirisinin yapılması ve üzerindeki bilgilerin günümüz bilgileriyle karşılaştırılması bu başlık altında anlatılmaktadır.

T.C. BAŞBAKANLIK OSMANLI ARŞİVİ DAİRE BAŞKANLIĞI (BOA) ©



3.1.1. Belgenin Tam Çevirisi

*İş bu 1264 senesi Zilhicce'sinin 13. perşembe günü Utarid seyyaresi ruy-ı afıtabı geçecek ve Asitaneden bir miktarı görünecek olduğu halde müneccim-i müdakkik-i hesabı üzerine hadisi meskunun suretidir.

**saat 8, dk 11, sn 01 ve saniyenin onda biri 8'e messi evvel
ve saat 8, dk 12, sn 40 ve saniyenin onda biri 2'ye messi evvel

***9, 10, 11, güneşin batışı 12

****Zeka ve Utarid'in büyüklüğü devri beyt ile görmek hususunda iş bu resim 56 arşın ıraklıktan görülmelidir.

3.1.2. Belgenin Günümüz Türkçesine Çevirisi

*13 Zilhicce 1264 perşembe günü gerçekleşecek ve İstanbul'dan bir kısmı görünecek olan Merkür gezegeninin Güneş önünden geçişinin astronom tarafından hesaplanarak çizilmiş halidir.

**8^h 11^m 01.8^s
ve 8^h 12^m 40.2^s

3.2. Belgenin İncelenmesi ve Doğruluğunun Araştırılması

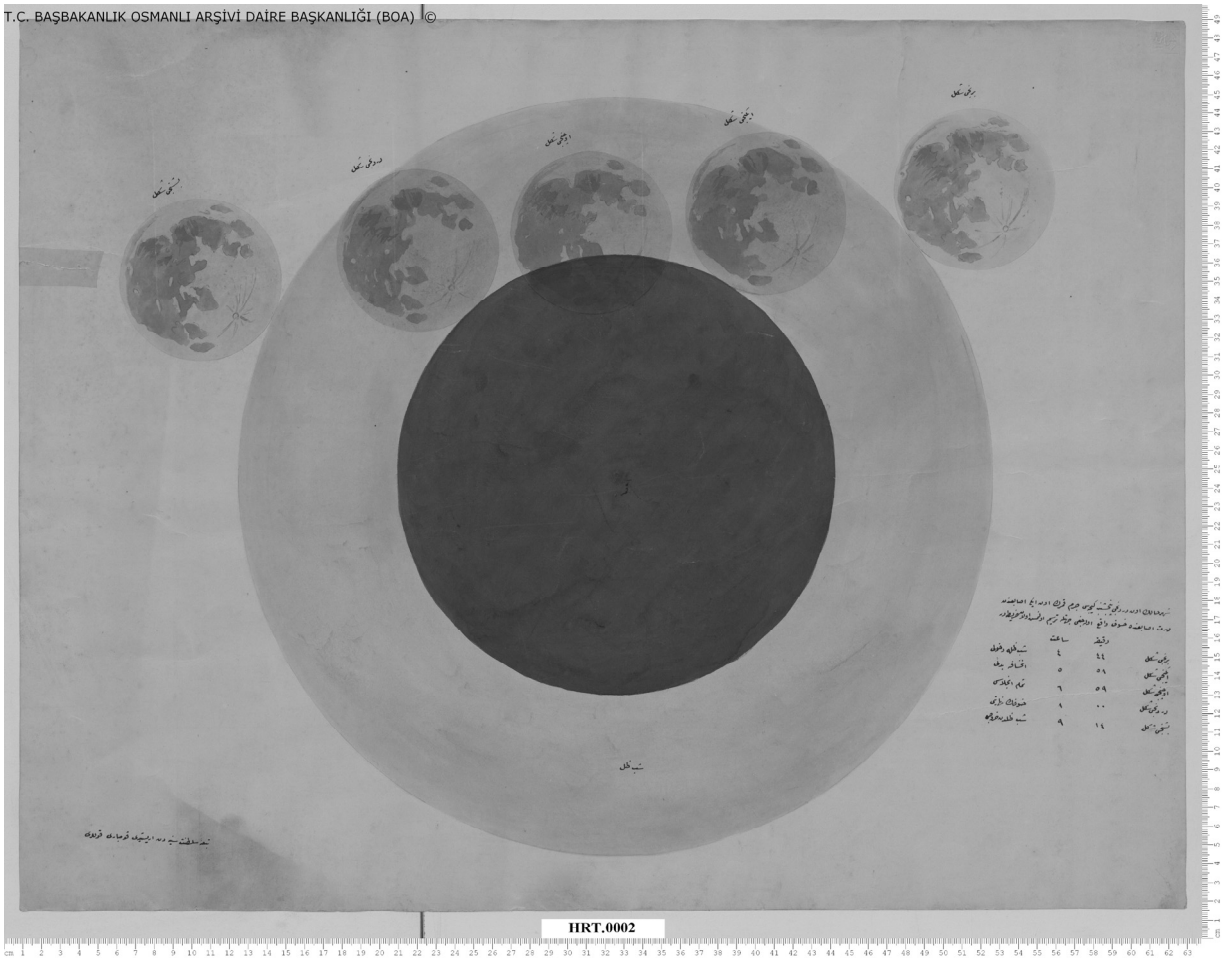
Araştırmamız sırasında ulaştığımız Osmanlı'da saat tayini bilgilerinden yola çıkarak; belgede bulunan 13 Zilhicce 1264 tarihi göz önüne alınarak Miladî takvime çevrildiğinde çıkan sonuç 10 Kasım 1848 olmaktadır. Ancak bu tür belgelerde kullanılan tarihlendirmelerde belgeyi düzenleyen şahısların ayın kaçıncı günü olduğunu genellikle bir gün hatayla verdikleri görülmektedir. Bu nedenle bu tür tarihi dönüşümlerde ayın kaçıncı günü olduğu değil de, haftanın hangi günü olduğu tarih tespitinde önem kazanmaktadır. Bu bilgileri göz önünde bulundurup yaptığımız hesaplamalar sonucunda belgenin işaret ettiği Miladî tarihin 9 Kasım 1848 olduğu sonucuna vardık.

9 Kasım 1848 gününde Güneşin saat 17:50 civarında battığı bilgisini kullanarak, harita üzerindeki verilerle karşılaştırdığımızda, harita üzerinde Güneşin batış saatinin gösterildiği noktanın günümüz zamanında saat 17:50 civarına denk düştüğünü belirledik. Bu bilgiden yola çıkarak haritayı incelediğimizde ilk temasın İstanbul yerel saatiyle yaklaşık 13:00'e karşılık geldiği sonucuna vardık.

Bu ulaştığımız sonuçları doğrulamak için NASA[3] kurumunun verileriyle karşılaştırdığımızda verilerin birbiriyle tutarlı olduğu ortaya çıkmıştır.

4. Aristidi Kumbari'nin Parçalı Ay Tutulması Tasviri

Rasathane-i Amire'nin ilk müdürü Aristidi Kumbari tarafından tasvir edilen el yazması parçalı ay tutulması haritasının çevirisinin yapılması ve muhtemel tarihinin belirlenmesi bu başlık altında anlatılmaktadır.



4.1. Belgenin Tam Çevirisi

*1inci şekil, 2nci şekil, 3üncü şekil, 4üncü şekil, 5inci şekil.

**Şehr-i halin 14. perşembe gecesi cirm-i kamerin 12 esabiinden 4 esabiinde husuf vaki olacağı cihetle tersim olmuş olan haritadır.

***1.şekil 44 dk, 4 saat gölgenin girişi
2.şekil 58 dk, 5 saat başlama
3.şekil 59 dk, 6 saat incılas
4.şekil 00 dk, 8 saat tutulma bitimi
5.şekil 14 dk 9 saat yarı gölge

****Teba-i saltanat-ı seniyye Aristidi Kombari

4.2. Belgenin Günümüz Türkçesine Çevirisi

*1inci şekil, 2nci şekil, 3üncü şekil, 4üncü şekil, 5inci şekil.

**Bu ayın 14.perşembe gecesi Ay'ın üçte birinde tutulma olacağını gösteren haritadır.

***1.şekil 44 dk, 4 saat gölgenin girişi
2.şekil 58 dk, 5 saat başlama
3.şekil 59 dk, 6 saat tam tutulma
4.şekil 00 dk, 8 saat tutulma bitimi

5.şekil 14 dk 9 saat yarı gölge

****Osmanlı vatandaşı Aristidi Kombari

4.3. Aristidi Kumbari Kimdir?

Osmanlı Arşivi'ndeki belgelere göre Kumbari Aristidi Efendi; Hicri 1243 İstanbul doğumlu, Yanker Kiryako'nun oğlu ve Rasathane-i Amire müdürüdür. Kardeşinin kaydında belirtildiği şekilde babaları Kiryako Kumbari'nin tüccar olduğundan yola çıkarak kayıtlar incelendiğinde, Kiryako Kumbari'nin Nemçe tebeasına mensup olduğu sonucuna varılmıştır.
Nemçe ise Türk Dil Kurumu'na göre Osmanlı döneminde Avusturya ve bölgesini tanımlamak için kullanılırdı. Bu veriler sonucunda Aristidi Kumbari'nin Avusturya kökenli bir Osmanlı vatandaşı olduğu görülmektedir.

4.3. Belgenin İncelenmesi ve Doğruluğunun Araştırılması

Belge üzerindeki tarihin yalnızca ayın 14.perşembe günü olarak verilmesi nedeniyle kesin veriye ulaşmanın imkansızlığı bizi arşiv kayıt tarihine yönlendirdi. Arşivdeki tarihin hicri 29 Zilhicce 1342, miladi 12 Ağustos 1923 olması ise Kumbari'nin ölüm yılı olan 1896 tarihinden sonra olması nedeniyle bu tarihinde doğruluğu imkansızlaştı. Bu nedenle araştırmamızı Kumbari'nin yaşam dönemi olan 1828 ve 1896 yılları arasında İstanbuldan görülen parçalı ay tutulmalarına yönelttik. 68 yıllık dönemdeki NASA verileri incelendiğinde bu özellikleri gösteren tek tutulmanın, yine bir günlük kayma ile 15 Cemazeyilevvel 1306 yani 17 Ocak 1889 Perşembe günü olduğu sonuçuna vardık.

Harita 17 Ocak 1889 tarihli UK. Hydrographic Office verileri dikkate alınarak incelendiğinde başlama tarihinin bire bir uyduğu,tutulma bitiminde ise 14 dakikalık bir fazlalık olduğu görüldü.

Tasvir üzerindeki Dünya-Ay çizimlerinde ki oranlar incelendiğinde Günümüz ölçümleri ile:
RAy = 0.273 x RDünya
Belge üstünde ki oranlar ise: RAy = 0,375 x RDünya olarak görüldü.

5. Sonuç

Bu çalışmada sonuca ulaşabilmek için öncelikle belgelerin hazırlandığı dönem ile ilgili bilgiler edinmemiz gerekti. Bu edindiğimiz bilgiler ışığında elimizdeki belgeyi incelediğimizde ortaya çıkan sonuçları günümüz verileriyle karşılaştırıp 19. yüzyıl Osmanlı astronomisinin günümüz teknolojisinden mahrum olmasına rağmen oldukça başarılı ve günümüz verileriyle ciddi oranda tutarlı çalışmalar ortaya koyduğunu gördük.

6. Teşekkür

Belgenin Türkçe'ye çevirisinde bize yardımcı olan İstanbul Üniversitesi Tarih Bölümü Yeniçağ Tarihi Anabilim Dalı öğretim görevlisi Doç. Dr. Fikret SARICAOĞLU'na ve bize bu çalışmada yol gösteren İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü öğretim görevlisi Yrd. Doç. Dr. Esma YAZ GÖKÇE'ye çok teşekkür ederiz.

7. Kaynakça

1T.C. Başbakanlık Devlet Arşivleri Genel Müdürlüğü Osmanlı Arşivi

[2] Osmanlı imparatorluğunun doruğu 16. yüzyıl teknolojisi, Editor Prof. Dr. Kazım Çeçen, İstanbul 1999
[3] NASA Eclipse
[4] UK. Hydrographic Office
[5] Diyanet İşleri Başkanlığı
[6] Türk Tarih Kurumu

ESO BİLİM TOPLUM AĞI - TÜRKİYE

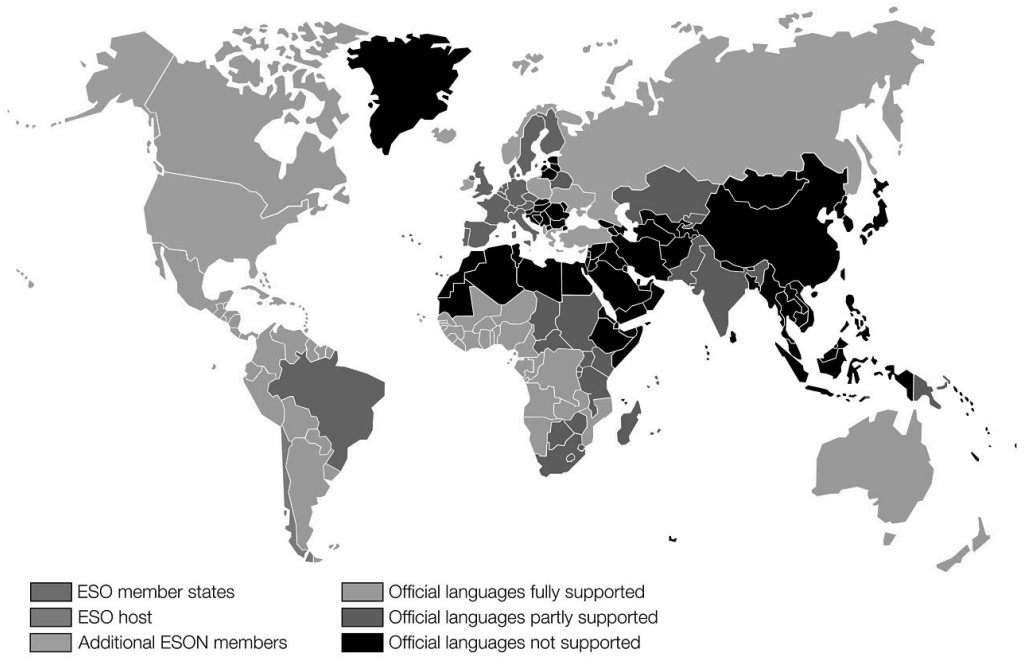
Arif SOLMAZ[1]

[1] *Çağ Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Matematik ve Bilgisayar Bilimleri Bölümü, Yenice/Tarsus-Mersin*
eposta: arifsolmaz@cag.edu.tr

Özet: ESO eğitim ve Halkla İlişkiler Bölümü, ESO üyesi ve diğer ülkelerde, ESO'daki gelişmeler, Basın Bültenleri vb. konularda medya ile yerel bağlantı saylayan kişilerden oluşan bir ağ kurmuştur. Aynı zamanda, bu kişiler kendi alanlarında medya ve bilim insanları arasında faydalı bağlantılar da sağlayabilmektedirler. ESON üyeleri veya onların temsilcileri genellikle, ulusal oyuncular (medya, akademi vb.) hakkında tecrübeli, onlarla düzenli olarak irtibat halinde olan tam-zamanlı bilim iletişimcileri olup, ESO'yu tanıtmaya oldukça ilgi göstererek bu konuda ulusal bir açı bulabilen ve kendi alanlarındaki hedef gruplara en iyi şekilde nasıl ulaşılabileceği konusunda düzenli girdiler ve fikirler geliştiren kişilerdir. Daha açık olarak görevleri: "Üye ve potansiyel üye durumundaki ülkelerde, genel amacı ESO'nun görevini tanıtmak ve gökbilimin ilham veren yönlerini göstererek ESO'nun medya ve toplum temsilcisi olmaktır."

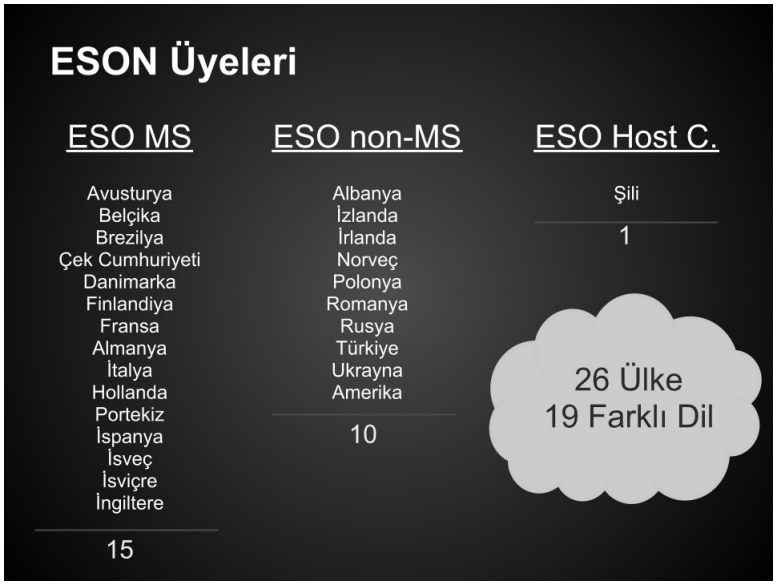
1. Giriş

ESO Bilim-Toplum Ağı, ESO Eğitim ve Halkla İlişkiler Bölümü çalışanlarınca kurulan ve ESO teleskopları ile yapılan bilimsel çalışmaların basın ve toplumla paylaşılmasını sağlayacak bir amaç üzerinde çalışmaktadır. Aşağıdaki görüntüde tüm dünya ülkeleri arasından ESO/ESON üyesi ülkelerin yanısıra ESO'nun resmi dillerinin tamamen veya kısmen desteklendiği ülkeler de görülmektedir.



Şekil-1: *Sırasıyla ESO üyesi ülkeler, ESO Ev sahibi ülke, İlave ESON üyeleri, Resmi dilin tamamen desteklendiği ülkeler, Resmi dilin kısmen desteklendiği ülkeler, Resmi dilin desteklenmediği ülker.*

ESON içerinde toplam 26 ülke olup 19 farklı dilde yayın yapılmaktadır. Bunlardan en önemlisi her hafta "Kurumsal, Bilimsel, Görüntü" gibi üç türden birinde yayınlanan basın bültenleridir.



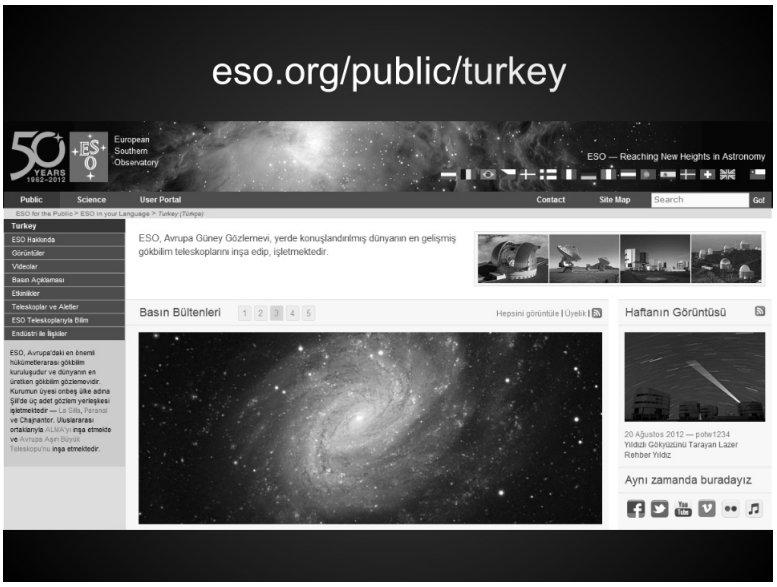
Şekil-2: *Yukarıdaki şekilde ESON üyesi ülkelerin bir listesi bulunmaktadır. Çoğunluğu ESO üyesi ülkelerden oluşan ESON ülkelerinin, ESO'ya potansiyel olarak üye olmak isteyen ülkeler için de etkin bir rolu bulunmaktadır.*

2. ESON Türkiye

ESON bünyesinde yapılan işlerin tümü İngilizce'den diğer dillere yapılan çevirilerdir. ESO ePOD bünyesinde üretilen tanıtım malzemeleri yayınlanmadan önce ESON birimleri ile paylaşılmakta ve eş güdüm içerisinde nihai ürünler aynı anda 19 dilde yayınlanmaktadır. Üzerinde sürekli zaman harcanması gereken bu tür bir eylem için ekip çalışmasının gerekliliği ortadadır. Bu nedenle aşağıdaki şekilde görüleceği üzere ESON Türkiye'de bir ekip halinde çalışmalara katılmaktadır.

Şekil-3: *ESON bünyesinde yapılan çalışmalar ve çalışma ekibi bilgileri.*

Herbir ESON üyesi ülkenin kendi adına düzenlenen ve sürekli güncellenen bir web sitesi bulunmaktadır. Türkiye için düzenlenmiş web sitesinden bir görüntü aşağıdaki şekilde gösterilmiştir.



Şekil-4: *ESON Türkiye ekibi tarafından her hafta güncellenen tamamen Türkçe dilinde yayın yapan ESON Türkiye sayfası*

Basın bültenlerinin yanısıra ePOD tarafından çok sayıda tanıtım malzemesi üretilmektedir. Bunlar ESO Shop aracılığı ile tüm dünyaya satışa sunulmakta olup, ESON üyesi ve temsilcilerine ücretsiz olarak belirli dönemlerde gönderilmektedir. Bu ürünler arasında poster, broşür, kitap, kitapçık, çıkartma, bardak, t-shirt, ceket, video yayınları, CD/DVD/Blue-Ray vb ürünler yer almaktadır.

ESON tarafından üretilen ürünlerin büyük çoğunluğu toplumun her kesimi tarafından astronomi eğitimi amacıyla kullanılabilecek ürünlerdir. Bunların başında ESO video (ESOCast) yayınları gelmektedir. ESON Türkiye ekibi tarafından Türkçe altyazıları hazırlanan en son ESOcast serisi ESO'nun 50. Yıl kutlamaları nedeniyle "Avrupa'dan Yıldızlara" adlı bir belgesel olarak hazırlanmış ve 2012 Ekim ayında kullanıma sunulmuştur.

Şekil-5: *ESON Türkiye ekibi tarafından Türkçe altyazılı ESOcast serisi"Avrupa'dan Yıldızlara" adlı özel belgesel için biraraya getirildi. Belgesel 2012 yılı Ekim ayı içerisinde aralarında Türkçe'nin de bulunduğu 10 dan fazla dilde eş zamanlı olarak vitrinlerdeki yerini aldı.*

ESO aynı zamanda eğitim alanında uluslararası işbirliklerini yürütmekte ve destek vermektedir. Bunlardan en önemlisi Dünya Astronomi Yılı 2009 köşe taşı projelerinden biri olan "Evreni Anlayalım" (UNAWE) adlı projedir. Bu projenin amacı Evrenin güzelliklerini ve gökbilimin ilham verici yönlerini küçük yaştaki çocuklarla paylaşmaktır. UNAWE'nin en önemli etkinliklerinden biri ise Türkçe olarak da yayınlanan "Uzay Gazetesi" adlı projedir.

Şekil-5: *İlk olarak 2009 yılında başlatılan Evreni Anlayalım (UNAWE) projesi çocuklar için gökbilim programları hazırlanması için ilgili ülkeler ile işbirliği yapıyor. UNAWE etkinliklerine Türkiye de etkin bir katılım gösteriyor.*

Avrupa Güney Gözlemevi (ESO) ve Evreni Anlayalım (Universe Awareness – UNAWE) adlı eğitim projesi ortak bir anlaşma ile, çocukların; özellikle 7-11 yaş

arasındakilerin kolaylıkla anlayabileceği bir haber bülteni hazırlıyor. ESO'nun her hafta yayınladığı görüntülü ve bilimsel haber bültenlerinin dili çocuklar için özel olarak daha basit bir dile indirgeniyor böylece geleceğin bilim adamları şimdiden evrenin sınırlarına açılan pencereden bakma şansı ediniyorlar. Uzay Gazetesi, Evreni Anlayalım Projesi tarafından Avrupa Güney Gözlemevi ve NASA'nın Chandra X-ışın Gözlemevi ortaklığında yürütülmektedir.

3. Tartışma ve Sonuç

ESO Bilim Toplum Ağı üyesi olan ülkemizde henüz bilim toplum çalışmaları yeterince verimli bir şekilde yürütülmese de, bu konuda son yıllarda hızla yol aldığımızı söyleyebiliriz. ESON sayesinde elde ettiğimiz ve ESO üyesi olarak edineceğimiz tecrübelerin artması ve aramıza yeni katılacak arkadaşlarla sanıyorum Türkiye olarak bizlerde kısa süre sonra ülkemizde bilim yapıldığını, önemli bilim insanlarının önemli çalışmalara imza attığını kendi insanımıza anlaşılır bir dil kullanarak ve zamanında aktarabileceğiz.

Zira bilim toplumu olmanın yolu, toplumu bilimle daha haşır neşir etmektir. Toplumun bilimsel çalışmaların sonuçlarına ulaşmak, ödediği vergilerle evrensel düzeyde bilim yapılıp yapılmadığını denetlemeye hakkı vardır. Bunun sorumluluğu bilim insanları olarak bizlerdedir. Elimizdeki bilimsel sonuçları toplumumuzla paylaşmak, bilim toplumu olma yolunda, bilimsel farkındalık yaratma adımlarının en önemlisidir.

UNAWE benzeri oluşumlar ise, bilgi çağında bugün öğretmen ve ebeveynlerinden bazı konularda daha bilgili olan küçük çocukların gökbilim alanındaki meraklarını gidermek, sorularını uzmanlar tarafından anlaşılabilir ve tatmin edici cevaplarla yanıtlamak için günümüzde yürütülen örnek çalışmalardan bir tanesidir.

Umarım Türkiye'de çalışan genç yaşlı bilim insanı ve araştırmacılarımız da bilimin topluma aktarılması konusundaki çalışmalara mümkün olduğunca destek verir ve katılım sağlarlar. Bu şekilde diğer bilim dallarına da kapı açan, fizik, kimya, biyoloji, matematik gibi gençlerin gözünü korkutan çalışma alanlarına gökbilimin ilham veren, yeni sorular sorduran yanlarını kullanarak ilgilerini çekmiş oluruz.

2012 ve 1032 VENÜS GEÇİŞLERİ VE İBN-İ SİNA

Arif SOLMAZ[1], M. Emin ÖZEL[2]

[1] *Çağ Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Matematik ve Bilgisayar Bilimleri Bölümü, Yenice/Tarsus-Mersin*
eposta: arifsolmaz@cag.edu.tr
[2] *Çağ Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Matematik ve Bilgisayar Bilimleri Bölümü, Yenice/Tarsus-Mersin*
eposta: me_ozel@hotmail.com

Özet: Güneş Sistemi'nin iç gezegenleri olan Merkür ve Venüs'ün, belirli şartlar altında Güneş diski önünden geçişi yeryüzünden gözlenebilmektedir. Gözlemlerin sahip olduğu geometrik özellikler, hem Batlamyus siteminde hem de Kopernik sisteminde, Güneş Sistemi'nin büyüklüğü ve modellerin geçerliliği hakkında belirgin sorunların çözülmesinde yardımcı olabilme potansiyelini taşımaktadır.

Bugün, bu geçişlerin inandırıcı kayıtlarının ancak teleskop sonrası dönemde mümkün olduğu, genellikle kabul görmektedir (Maor, 2004). Daha önceki tarihlere ait bazı "gezegen geçişi iddiaları" (Goldstein, 1969) modern astronominin olanakları ve hesaplama teknikleri ile kolaylıkla denetlenebilmektedir. Tüm iddialar arasında, iddia sahibinin yaşam dönemi ve/veya gözlem dönemi ile uyum halinde olan en önemlisi İbni Sina (980-1037)'ya ait olandır. NASA (Espenak, 2004) ve diğer araştırıcıların (Marsden, 1967) yaptıkları hesaplar, 24 Mayıs 1032'de o sırada İbni Sina'nın yaşadığı Isfahan'dan görülebilecek bir Venüs Geçişi olduğunu kanıtlamaktadır.

Geçişin çıplak gözle ve/veya "iğne deliği kamerası" (camera obscura) (IDK) yöntemi ile gözlenebilir olup olmadığının 5-6 Haziran 2012 Venüs Geçişi olayı sırasında denetlenmesi için Çağ Üniversitesi Uzay Gözlem ve Araştırma Merkezi'nde gerçekleştirdiğimiz IDK odası ile Venüs Geçişi gözlemleri, bu yöntemin ol ayı gözlemede başarı ile kullanılabileceğini göstermektedir. 1032 geçişinin Isfahan'da ancak gün batışı sırasında gözlenebilir olması, çıplak gözle yapılacak gözlemlerin de olanaklı olduğu konusunda ipuçları vermektedir.

Bu tebliğde, Çağ Üniversitesi'nde yapılan 6 Haziran 2012 Venüs Geçişi gözlemlerinden elde edilen sonuçlar, İbni Sina'nın gözlemleri ve öte-gezegen gözlemlerlerindeki geçişler de göz önüne alınarak değerlendirilecektir.

1. Giriş

18 ve 19. yy.'da gökbilimciler yeryüzünün Güneş'e olan uzaklığını hassas bir şekilde belirlemek için dikkatli Venüs geçişi gözlemleri yapıyorlardı. Kilometre mertebesinde belirlenen bu uzaklık güneş sisteminin tümü ve hatta çevresi hakkında mutlak bazı fiziksel ölçüler vermekteydi.

2. Astronomik Ölçümler

Kopernik ve Kepler'e dayanarak yapılan hesaplamalar gezegenlerin güneşe olan uzaklıklarını Yer-Güneş mesafesi cinsinden (Astronomik Birim - AB) hassas bir şekilde vermektedir. Örneğin, Merkür Güneş'ten 0.39 AB, Venüs 0.72 AB, Mars 1.5 AB ve Jüpiter 5.2 uzaklıktaydı. Ancak Yer-Güneş mesafesi hakkında kilometre mertebesinde kimsenin bir fikri yoktu ve güneş sisteminin gerçek fiziksel boyutu çok iyi bilinemiyordu.

1600'lü yıllarda, gökbilimciler Venüs geçişinin böyle bir ölçüm için kullanılabileceğini fark etti.

Açı ölçümü için kullanılan birim genellikle derece olurken, gökbilimciler bunu nadiren kullanılar. Uzayın engin derinliklerindeki cisimler genellikle derecenin yüzlerce veya binlerce katında biri olduğundan başka birimlerle ifade edilirler. Çünkü gökbilimciler gördükleri nesnelerin boyutları için mili-derece ya da mikro-derece gibi ifadeler kullanmayı tercih etmezler. Bunun yerine Babilliler'den kalan 60-tabanlı sistem içerisindeki yay dakikası ve yay saniyesi gibi birimleri kullanırlar.

Venüs geçişi için gökbilimciler üç çeşit birim kullanıyor, yay-saniyesi, Astronomik Birim (AB) ve kilometre. Bu tür birimlerle ilgilenmek bilgisayarlarla yapılan işlemlerde gökbilimcilerin işini önemli ölçüde kolaylaştırmaktadır. Birimlerle ilgili bazı basit dönüşümler aşağıda verilmektedir.

1 radyan = 57.2958 derece
1 derece = 60 yay dakikası = 3600 yay saniyesi
1 AB = 149 milyon kilometre

Gökyüzüne baktığımızda her bir nesnenin ne kadar uzakta olduğunu bilemeyiz bu nedenle onların metre veya kilometre cinsinden ne kadar büyük olduğu hakkında fikir yürütemeyiz. Ölçebileceğimiz şey nesnenin açısal büyüklüğü ve açısal ölçüme dayanan uzaklığıdır. Bakılan cismin ne olduğu önemli olmadan, açısal uzaklık ve boyutlar hakkında ölçüm yapabiliriz. 5-6 Haziran 2012 Venüs geçişi gününde Güneş'in dünyadan görülen açısal çapının 0.5244 derece olacağını söylememiz gibi.

Her ikisi de Güneş'in etrafında dolanan Venüs ve Dünya'nın yörünge hızları birbirinden farklıdır. Güneş'e olan uzaklıkları yardımıyla bu gezegenleri yörünge hızlarını ve her bir gezegenin bir yılını (dönme periyodu) hesaplayabiliriz. Aşağıda bazı yörünge verileri sunulmuştur.

	Uzaklık	Dönem
Dünya	1.00 AB	365.24 gün
Venüs	0.72 AB	224.7 gün

Bir nesne gökyüzünde hareket ettiği zaman gökbilimciler bu gökcisminin açısal hızını derece/saat, yay-dakikası/saniye, ya da benzer açı/zaman birimi ölçeğinde ölçebilirler. Dünyanın farklı bölgelerinde geçiş gözlemi yapan gözlemciler güneş diski üzerinde farklı kirişler görürler. Bunun nedeni paralaks etkisidir.

Eğer elinizi kol uzaklığınız kadar uzatarak tek gözünüzü kapatıp bir parmağınızı gözlerseniz ve bunu diğer gözünüzle tekrar ederseniz parmağınızın arka taraftaki mobilyalara göre yer değiştirdiğini görürsünüz. Aynı etki Venüs gezegeni Güneş'in önünden geçerken de gerçekleşir ve bu sayede gökbilimciler Venüs'ün Dünya'ya uzaklığını hesaplayabilirler.

3. Tartışma ve Sonuç

6 Haziran 2012 tarihinde ve öncesinde yapılan hazırlıklar doğrultusunda Venüs Geçişi gözlemi Çağ Üniversitesi Uzay Gözlem ve Araştırma Merkezi (UGAM)

kompleksinde gerçekleştirilmiştir. Güneş gözleminin kendine has zorlukları nedeniyle (ışık miktarı ve çıplak gözle gözlem yapma imkanları) çeşitli gözlem teknikleri denenmiştir. İbn-i Sina'nın gözlediğini iddia ettiği 1032 tarihli Venüs geçişi Güneş batarken gerçekleştiği halde, bizler de bu tür bir geçiş gözlemini çıplak gözle Güneş doğarken yapabilir miyiz sorusu ile yola çıktık. Malesef gözlem yaptığımız yerin ve havanın koşulları nedeniyle çıplak gözle güneşin doğuşu esnasında Venüs gezegenini Güneş diski üzerinde tespit edemedik. Bunun yerine 10 cm çaplı optik teleskop kullanarak görüntünün filtre kullanmadan düz bir ekran üzerine düşmesini sağladık. Ve bu şekilde hem Venüs geçişini gözledik hem de fotoğraflama imkanı bulduk.

Diğer yandan İbn-i Sina'nın yapmış olabileceğini düşündüğüz başka bir gözlem tekniği ise 'karanlık oda' ya da diğer adıyla 'iğne deliği kamerası' adlı yöntemdi. Bunun için UGAM gözlem odalarından bir tanesini böyle bir yere çevirdik. Doğu yönüne bakan tüm pencereleri ışık geçirmeyen bir malzeme ile kapladık. Ve 6 Haziran sabahı bu pencerelerden biri üzerinde açılacak bir delikten (iğne deliği) geçen Güneş ışınlarının nereye düşeceğini hesaplayarak buraya düz bir düzenek yerleştirdik. Planladığımız gibi diğer görüntüleme tekniklerinin yanısıra 'karanlık oda' görüntüleme tekniği de işe yaradı ve Venüs gezegenini Güneş diski üzerinde başka hiçbir alet kullanmadan görmüş olduk.

Dolayısıyla İbn-i Sina gerçekten de o dönemde, elimizdeki modern hesapları kullanarak böyle bir geçişi hesaplamış ve görülebilecek bir yerden güneşin batışı esnasında alet kullanmadan Venüs geçişini gözlemiş olabilir. Diğer yandan bizim kullandığımıza benzer bir iğne deliği kamerası da yapmış olabilir. Bu konuda henüz kesin bir kanıya varmak için erken olsa da, bilimsel açıdan yeterince iyi olduğumuz 9-11 yy.lar arasındaki bir dönemde bizim topraklarımızdan birinin böyle bir gözlemi gerçekleştirmiş olması, yanısıra NASA vb. kuruluşlarca yapılan hesapların böyle bir geçişin belirtilen tarih ve saatlerde gerçekleştiğinin ve gözlem yerinden de görülebiliyor olması yeterince önemlidir.

4. Kaynaklar

Goldstein, B.R., 1969, "Some Mediveal Reports of Mercury and Venus Transits", Centaurus, 14, 49-59.

Espenak, F., 2004, http://eclipse.gsfc.nasa.gov/transit/catalog.html

Maor, E., 2004, "Venus in Transit", Princeton Univ. Pres.

Marsden, B.,1967, Smithsonian Astrophysical Observatory, (mentioned by Goldstein, 1969).

ÖTE-GEZEGEN BARINDAN WASP-12 YILDIZININ TAYFSAL ANALİZİ

Aslı ELMASLI AKÇAR[1]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara (eposta: elmasli@ankara.edu.tr)*

Özet: Öte-gezegene sahip bir yıldızın atmosfer özelliklerinin güvenilir bir şekilde belirlenmesi sonucunda görünmeyen gezegenin fiziksel parametreleri hakkında bilgi elde edilir. Öte-gezegenlerin parlaklıkları çok sönük olması ve bugünkü gözlem teknolojisinin sahip olduğu ayırma gücünün yetersizliği, bir öte-gezegenin yüzeyini tayfsal yöntemler ile doğrudan gözlemeye imkan vermemektedir. Buna karşın, öte-gezegenin bağlı bulunduğu yıldızın yüksek çözünürlük ve S/N oranına sahip tayfsal verilerinin analizi, öte-gezegenin metal bolluğu hakkında dolaylı yoldan bir fikir vermektedir. Bu çalışmada, sıcak-Jüpiter benzeri öte-gezegen barındıran WASP-12 yıldızının ESPaDOnS tayfçekeri ile elde edilen yüksek çözünürlüklü tayfsal verilerine kimyasal bolluk analizi yapıldı. Buna ek olarak, WASP-12 yıldızının yaşı (1.0–2.65 milyar yıl), kütlesi (1.23-1.49 $M_{\odot}$), ve uzaklığı (295–465 pc) da belirlendi.

1. Giriş

1992 yılında Wolszczan ve Frail (1992), PSR 1257+12 milisaniye atarcası etrafında bir öte-gezegen keşfinden itibaren tam 10 yıl geçti. Bu zaman zarfında gözlemsel tekniklerin gelişmesi ile bugün bu sayı 837 (http://exoplanet.eu/, Eylül 2012)'ye yükseldi. Öte-gezegen belirleme yöntemleri;

- Radyal Hız (Doppler Tekniği) ve Astrometri
- Transit
- Mikrolens Tekniği
- Görüntüleme
- Zamanlama'dır.

Bu keşiflerin ~%58'si radyal hız ve astrometri, ve ~%34'ü transit yöntemler ile gerçekleşmiştir. WASP-12 yıldızının öte-gezegeni olan WASP-12b, transit gözlemlerden belirlenmiştir. Transit, bir gezegenin bağlı bulunduğu yıldızın önünden geçmesine denir. Transit esnasında yıldızın ışığının bir kısmı örtülerek ışık değişimine neden olduğundan fotometrik gözlemler ile bunlar tespit edilmektedir. Bu amaç doğrultusunda 1999 yılından beri öte-gezegen araştırma projeleri yerden ve 2007 yılından itibaren uzaydan (2007'de COROT ve 2010 KEPLER uydusu) yapılmaktadır.

Yer tabanlı transit gözlemleri için yürütülen projelerden bazıları aşağıdadır;

-STARE Projesi: STellar Astrophysics & Research on Exoplanets projesi kapsamında odak uzunluğu 286 mm ve açıklığı 99 mm olan teleskopları ile transit yöntemiyle keşfedilen ilk öte-gezegen HD 209458 (Charbonneau et al. 2000) yıldızı etrafında dolanan HD 209458b gezegenidir.

- OGLE Projesi: Optical Gravitational Lens Experiment projesinin esas hedefi kara madde araştırmaları yapmak olmasına rağmen bir yan ürün olarak transit yöntemiyle OGLE-TR-56b gezegeni keşfedildi. Bugüne kadar bu proje kapsamında toplam 8 keşif yapılmıştır.

- TrES Projesi: Trans-atlantic Exoplanet Projesi'nde Lowell Observtory, Mount Palomar ve Kanarya Adaları'nda yer alan 3 tane 10 cm çaplı teleskop kullanılmaktadır. Bu projede transit yöntemi ile keşfedilen ilk gezegen TRES-1 dir ve toplam 5 keşif yapılmıştır.

- HATNet Projesi: Hungarian-made Automated Telescope Arizona ve Hawaii yer alan 6 tane 11 cm çaplı teleskop kullanılmaktadır. Bu projede transit yöntemi ile keşfedilen ilk gezegen HAT-P-1b dir. Bugüne kadar toplam 38 keşif yapılmıştır.

- MEarth Projesi: M tayf türünde yıldızlar etrafında dünya benzeri öte-gezegen araştırmaları yapmaktadır. Arizona'da yer alan 1.2 m çaplı ve 40 cm'lik 8 tane otomatik teleskop kullanılmaktadır. 2009 yılında ilk Dünya benzeri bir gezegen GJ 1214 b keşfi Charbonneau et al. (2009) yaptı. Bu gezegenin kütlesinin 6.55 $M_{\oplus}$ ve çapının 2.68 $R_{\oplus}$ olduğu belirlendi.

- SuperWASP Projesi: Wide Angle Search for Planets İngiltere'de bulunan sekiz akademik enstitüsünün oluşturduğu bir öte-gezegen araştırma projesidir. Bu bağlamda, Kuzey ve Güney gökyüzü yıl boyunca iki geniş alan kamerası (biri La Palma'daki Isaac Newton Group of Telescopes organizasyonunda, diğeri ise Güney Afrika'daki South African Astronomical Observatory yerleşkesinde) ile transit geçişlerin varlığının tespitine yönelik taranmaktadır. Bu projede transit yöntemi ile keşfedilen ilk gezegen WASP-1b dir. Bugüne kadar toplam 67 öte-gezegen keşfedildi.

Uydu verilerinden belirlenen transit gözlem için yürütülen projeler ise;

- COROT Projesi: 2007 yılından bu projede transit yöntemi ile keşfedilen ilk gezegen COROT-1b dir. Bugüne kadar toplam 21 öte-gezegen transit yöntemi ile keşfedildi.

- KEPLER Projesi: Bu projede transit yöntemi ile keşfedilen ilk gezegen COROT-1b dir. Bugüne kadar toplam 63 öte-gezegen transit yöntemi ile keşfedildi.

2. Gözlemsel Veriler

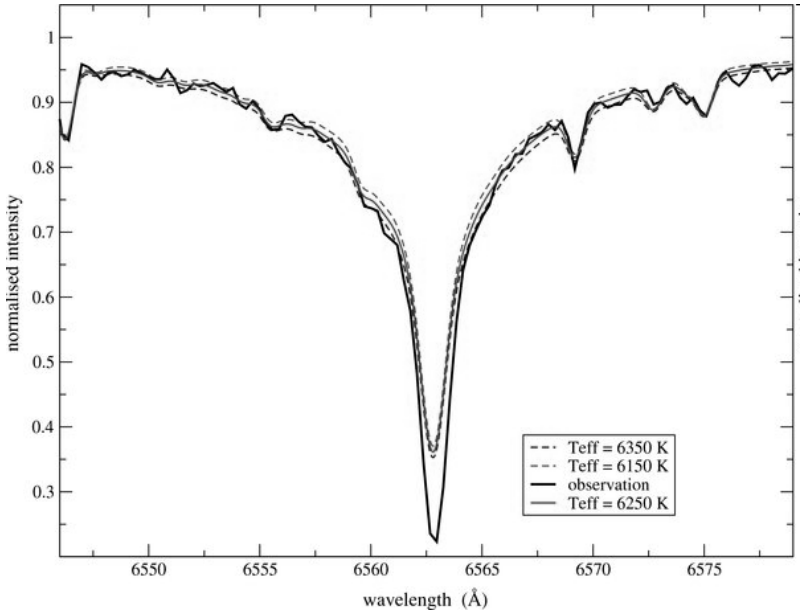
Tayfsal veriler 3-5 Ocak 2010 tarihleri arasında Canada-France Hawaii Teleskobuna (3.6 m, Hawaii) bağlı ESPaDOnS tayfçekeri ile elde edildi. Çözünürlükleri 65,000 olan bu verilerin kapsadığı dalgaboyu aralığı 3700-10400 Å'dır. Ayrıca, yıldızın yüzey sıcaklığını belirlemek için düşük çözünürlüklü (R = 8,000) Isaac Newton Teleskobuna (La Palma, Kanarya Adaları) bağlı IDS tayfçekeri ile elde edilen verinin gözlemsel Hα profili de kullanıldı.

3. WASP-12'nin Atmosfer Parametreleri ve Bolluk Analizi

Bir gezegenin fiziksel özellikleri, bağlı bulunduğu yıldızın parametrelerinin duyarlılığı ile ilişkilidir. Örneğin, gezegenin yapısının anlaşılabilmesi için teorik hesaplamalarda gerekli olan kütle ve yarıçap değerleri doğrudan yıldızın kütle ve yarıçapına bağlıdır. Dev gezegen oluşum modellerini oluşturabilmek için yıldızın kimyasal bolluğunun iyi bilinmesi gerekir. Benzer şekilde sıcak ve çok sıcak Jüpiterler'deki kütle kaybının miktarını tespit edebilmek için yıldızın yaşı ve tayf türü iyi bilinmelidir. Bu

nedenlerden ötürü, WASP-12 yıldızın ayrıntılı bir şekilde tayfsal analizi gerçekleştirildi.

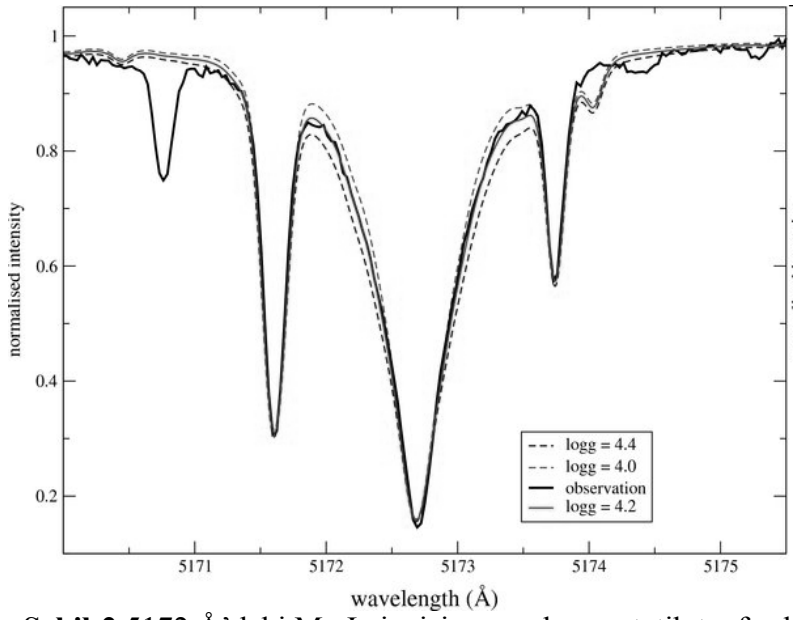
WASP-12 yıldızının atmosfer parametrelerini belirleyebilmek için öncelikle Hebb et al. (2009)'ın hesaplamış olduğu T_e= 6300 ± 150 K, logg = 4.38 ± 0.10 ve v_{mikro}= 0.85 km/s değerleri, başlangıç değerler olarak alındı. Bu başlangıç değerleri kullanarak ve farklı tayfsal belirteçlerden (Hidrojen profilleri, metal çizgileri) yararlanarak iterasyon ile atmosfer parametreleri hassas bir şekilde belirlendi. İterasyon sürecinde T_e, logg, v_{mikro} ve bolluk değerinden herhangi biri değiştiğinde, son belirlenen değerler ile tekrardan atmosfer modelleri üretilerek analizler yenilendi. Atmosfer modelleri LLmodels (Shulyak et al. 2004) kodları ile üretildi.



Şekil-1 IDS tayfçekerinin Hα profilinin gözlemsel verisine yapılmış sentetik tayf çakıştırması

WASP-12 yıldızının etkin sıcaklık değerini hesaplamak için hem ESPaDOnS, hem de IDS gözlemsel Hα profillerine, SYNTH3 (Kochukhov 2007) kodu ile üretilen sentetik tayfların çakıştırması yapıldı. Her iki tayfçekerin gözlemsel verisi için Te= 6250 ± 100 K değeri uyum göstermektedir. Şekil-1'de IDS tayfçekerinden elde edilen gözlemsel Hα profiline 6150, 6250 ve 6350 K sıcaklıkları için üretilen sentetik tayfsal verilerinin gözlemsel veri ile uyumu gösterildi.

WASP-12'nın etkin sıcaklığını belirledikten sonra yüzey çekim ivmesi değerini belirleyebilmek için ESPaDOnS verisindeki logg'ye duyarlı olan genişlemiş Mg çizgi profillerine bakıldı. 5172 Å'daki Mg I çizgisine yapılan sentetik tayf çakıştırması sonucunda logg=4.2 ± 0.2 olarak belirlendi (Şekil-2).



Şekil-2 5172 Å'daki Mg I çizgisine yapılan sentetik tayf çakıştırması

Bolluk analizi için öncelikle 4240-9900 Å aralığında bulunan blend olmamış ve atomik parametreleri iyi tanımlanmış olan tayfsal çizgilere WIDTH9 kodu (Kurucz 1993) uygulandı. Aşırı ince yapı bölünmesi gösteren çizgiler için ise SYNTH3 (Kochukhov 2007) kodu ile sentetik tayf üretilerek bolluk analizi yapıldı. Tablo-1'de bu çizgiler yardımıyla hesaplanan bolluk değerleri listelendi. Bu tabloda, ikinci yöntem ile belirlenen elementlerin yanına # işareti konuldu. Bu değerler ile WASP-12 yıldızın metal bolluğu Z = 0.021 ± 0.002 dex olarak hesaplandı.

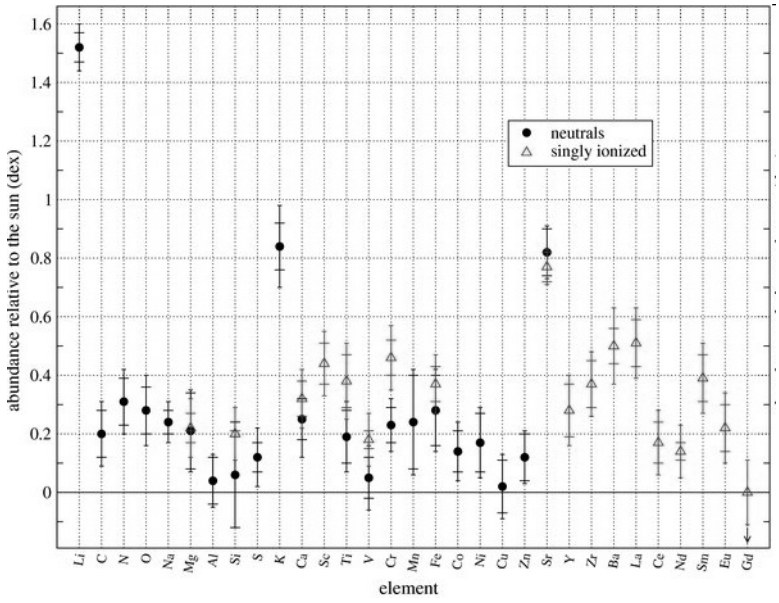
	$\log(N/N_{tot})$	n	$[N_{el}/N_{tot}]$	$\log(N/N_{tot})$
Li I #	−9.47 ± 0.05	2	+1.52	−10.99
C I	−3.45 ± 0.08	14	+0.20	−3.65
N I #	−3.95	1	+0.31	−4.26
O I	−3.10	1	+0.28	−3.38
Na I	−5.63 ± 0.04	4	+0.24	−5.87
Mg I	−4.30 ± 0.13	4	+0.21	−4.51
Mg II	−4.29 ± 0.05	3	+0.22	−4.51
Al I	−5.63 ± 0.08	4	+0.04	−5.67
Si I	−4.47 ± 0.18	60	+0.06	−4.53
Si II	−4.33 ± 0.01	2	+0.20	−4.53
S I #	−4.78 ± 0.05	8	+0.12	−4.90
K I	−6.12	1	+0.84	−6.96
Ca I	−5.48 ± 0.07	24	+0.25	−5.73
Ca II	−5.41 ± 0.06	7	+0.32	−5.73
Sc II	−8.55 ± 0.07	8	+0.44	−8.99
Ti I	−6.95 ± 0.09	37	+0.19	−7.14
Ti II	−6.76 ± 0.09	24	+0.38	−7.14
V I	−7.99 ± 0.07	11	+0.05	−8.04
V II	−7.86 ± 0.03	2	+0.18	−8.04
Cr I	−6.17 ± 0.06	32	+0.23	−6.40
Cr II	−5.94 ± 0.06	12	+0.46	−6.40
Mn I	−6.41 ± 0.16	16	+0.24	−6.65
Fe I	−4.31 ± 0.12	389	+0.28	−4.59
Fe II	−4.22 ± 0.06	38	+0.37	−4.59
Co I	−6.98 ± 0.07	12	+0.14	−7.12
Ni I	−5.64 ± 0.10	105	+0.17	−5.81
Cu I	−7.81 ± 0.09	4	+0.02	−7.83
Zn I	−7.32	1	+0.12	−7.44
Sr I #	−8.30	1	+0.82	−9.12
Sr II#	−8.35 ± 0.05	3	+0.77	−9.12
Y II	−9.55 ± 0.09	10	+0.28	−9.83
Zr II	−9.08	1	+0.37	−9.45
Ba II	−9.37 ± 0.06	2	+0.50	−9.87
La II	−10.40	1	+0.51	−10.91
Ce II	−10.29 ± 0.07	3	+0.17	−10.46
Nd II	−10.45 ± 0.03	4	+0.14	−10.59
Sm II	−10.64	1	+0.39	−11.03
Eu II#	−11.30	1	+0.22	−11.52
Gd II#	⩽ −10.92	1	+0.00	−10.92
T_{eff}		6250 K		5777 K
$\log g$		4.20		4.44

Tablo-1 Bolluk analizi sonuçları

Mikrotürbülans hızı, belirli iyon (Ca I, Ca II, Fe I, Fe II ve Ni II) çizgilerinin eşdeğer genişlik ve bolluklarının korelasyonu minimumize edilerek 1.2 ± 0.3 km/s olarak hesaplandı. Dönme hızı ise, gözlenen tayfsal veride seçilmiş belirli çizgilere sentetik tayf çakıştırması yapılarak vsini = 4.6 ± 0.5 km/s olarak hesaplandı. Makrotürbülans hızı için Valenti & Fisher (2005) vsini-v_{mak} bağıntısından yararlanılarak v_{mak}= 4.75-7.0 ± 0.6 km/s belirlendi.

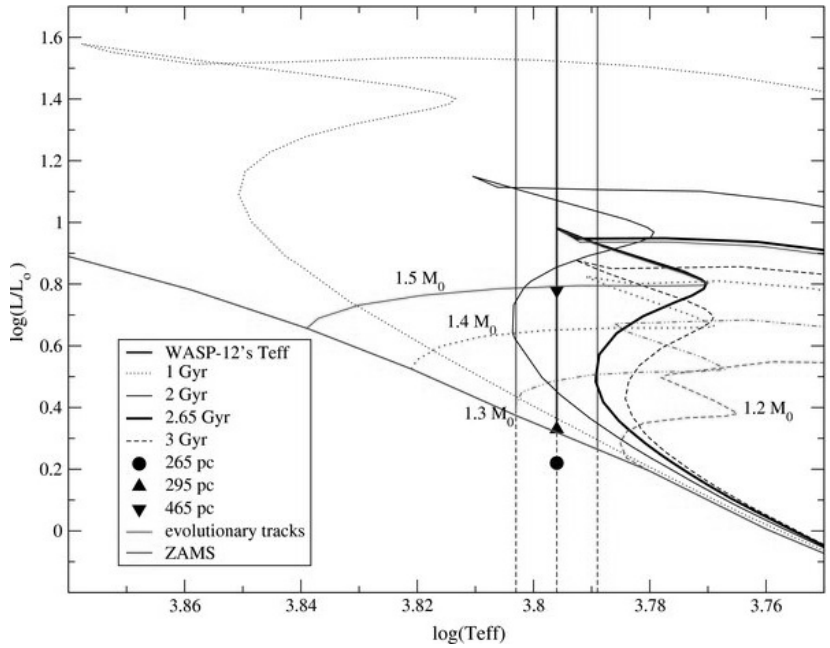
4. Tartışma ve Sonuç

Öte-Gezegen Barından WASP-12 yıldızının 3-5 Ocak 2010 tarihleri arasında ESPaDOnS tayfçekeri ile gözlenen tayfsal verilerine detaylı bolluk analizi yapıldı. WASP-12'nın atmosfer parametreleri (T_e=6250 ± 100 K, logg=4.2 ± 0.2, v_{mikro}= 1.2 ± 0.3 km/s) hesaplandı.



Şekil-3 WASP-12 yıldızının atmosferinde yer alan element/iyonların bolluklarının Güneş'e (Asplund et al. 2005) göre karşılaştırması

WASP-12 yıldızının atmosferinde yer alan element/iyonların bolluklarının Güneş'e (Asplund et al. 2005) göre karşılaştırması Şekil-3'de yapıldı. K, non-LTE'den etkilendiğinden güneşe göre bolluk fazlalığı görülmektedir. Sr'daki bolluk fazlalığı ise gerçektir, yani WASP-12 yıldızına özgü olduğu belirlendi.



Şekil-4 WASP-12 yıldızı için oluşturulan H-R diyagramı

Yıldızlara ilişkin gözlemsel yöntem ile en iyi belirlediğimiz parametresi, rengi dolayısıyla etkin sıcaklığıdır. WASP-12 yıldızının etkin sıcaklığını izokron (Marigo et al. 2008) ve evrim modelleri (Girardi et al. 2000) ile kıyaslayarak yıldızın uzaklığı ve yaşı belirlendi. Hebb et al. (2009)'un tayfsal ve fotometrik verileri ile belirlediği parametrelerden ve 2MASS IR akı değerlerinden yararlanarak yıldızın uzaklığını 265±20 pc olarak hesapladı. 2MASS IR verileri yıldızın metal bolluğunu Güneş benzeri ve sıfır kızarma etkisi ile belirlediğinden bu uzaklık değeri WASP-12 yıldızı için uygun değildir.

Hebb et al. (2009) WASP-12 yıldızı için belirlediği yaş 2 ± 1 milyar yıl aralığı dikkate alınarak Marigo et al. (2008)'ın yaş izokronları Şekil-4'deki H-R diyagramı üzerine yerleştirildi. Yıldızın sıcaklık sınırları dikkate alındığında minimum sıcaklığı 2.65 milyar yıl izokronu ile çakışma göstermektedir.

Evrim yolları dikkate alındığında ise yıldızın kütlesini 1.35 ± 0.14 $M_\odot$ belirledi (hatası dikkate alındığında maksimum kütle değeri 1.49 $M_\odot$). H-R diyagramında, 1.5 $M_\odot$ evrim yoluna göre yıldızın uzaklığı 465 pc ve sıfır yaş anakol uzaklığına göre ise 295 pc'dir. 1.2 – 1.3 $M_\odot$ evrim yolları arasında interpolasyon yaparak yıldızın minimum kütlesi 1.23 $M_\odot$ olarak belirlendi.

Sonuç olarak, WASP-12 yıldızı için hazırlanan H-R diyagramından yaşı 1.0 milyar yıl < yaş < 2.65 milyar yıl, kütlesi 1.23 $M_\odot$< kütle < 1.49 $M_\odot$ ve uzaklığı 295 pc < uzaklık < 465 pc aralığında olduğu belirlendi.

5. Kaynaklar

Asplund, M., Grevesse, N. & Sauval, A. J. 2005, in ASP Conf. Ser. 336, Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, ed. T. G. Barnes III & F. N. Bash (San Francisco, CA: ASP), 25

Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W. & Mayor, M., 2000, ApJ, 529, 45

Charbonneau, D.,, Berta, Z. K., Irwin, J., Burke, C. J., Nutzman, P., Buchhave, L. A., Lovis, C., Bonfils, X., Latham, D. W., Udry, S., Murray-Clay, R. A., Holman, M. J., Falco, E. E., Winn, J. N., Queloz, D., Pepe, Fr., Mayor, M., Delfosse, X., Forveille, T., 2009, Nature, 462, 891

Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, A&AS, 141, 371

Hebb, L., et al. 2009, ApJ, 693, 1920

Kochukhov, O. 2007, in Proc. Int. Conf., Physics of Magnetic Stars, 109, ed. I. Romanyuk & D. O. Kudryavtsev (Zelenchukskiy: Special Astrophysical Observatory of the Russian AS), 118

Kurucz, R. 1993a, ATLAS9: Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid, Kurucz CD-ROM No. 13 (Cambridge, MA: Smithsonian Astrophysical Observatory)

Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Groenewegen, M.A.T., Silva, L. & Granato, G.L. 2008, A&A, 482, 883

Shulyak, D., Tsymbal, V., Ryabchikova, T., St¨utz, Ch., & Weiss, W. W., 2004, A&A, 428, 993

Valenti, J. A., & Fisher, D. A. 2005, ApJS, 159, 141

Wolszczan ve Frail, 1992, Nature, 355, 145

SAMANYOLU MERKEZİNDEKİ SÜPER KÜTLELİ KARADELİK ETRAFINDA YER ALAN YILDIZ VE GAZ DİSKLERİN EVRİMİ

Başak EKİNCİ

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Vezneciler/İstanbul
(eposta: baekinci@windowslive.com)

Özet: Samanyolu merkezi, yakınlığı dolayısıyla galaktik merkezlerdeki fiziksel süreçleri yakın gelecekte başka bir galaksi merkezinde erişilebilir olmayacak bir ayrıntı düzeyinde çalışma fırsatı sunar. Son yıllarda yapılan gözlemler Samanyolu merkezinin çok yakın komşuluğunda 200'e yakın genç yıldızın var olduğunu ortaya çıkarmıştır. Fakat teorik beklentiler galaksi merkezindeki yaklaşık $4x10^6 M_{sun}$ kütleli karadeliğin (SgrA*), yakın civarında yıldız oluşumuna olanak sağlamayacağı yönündedir. Gözlenen genç yıldızlardan bir kısmı merkeze 0.03-0.5 pc uzaklığındadır ve yaklaşık yarısı, 60 derecelik bir eğrilik sergileyen saat yönünde dönen disk (SY) sisteminde bulunur. SgrA* ve SY yıldız diski, merkezden yaklaşık 1.7-4 pc aralığında bulunan, ve yine eğriliğe sahip moleküler bir gaz diski tarafından çevrelenmektedir. Gaz diskin uzun zaman ölçeklerindeki evrimi halen güncel bir tartışma konusudur. Bu çalışmada moleküler gaz disk, aralarındaki kütle çekimsel etkileşim potansiyeli lineer olmayan halkalardan oluşan eğrilikli bir disk yapı olarak ele alınacak ve bu sistemin zaman evrimi, sayısal simülasyonlar yardımı ile incelenecektir.

1. Giriş

Samanyolu galaksi merkezi kütlesi $4x10^6$ M_{sun} olan (Gillessen ve diğ. 2009), bize en yakın süper kütleli karadeliği barındırdığından, bizim için eşsiz bir laboratuvar görevi görmektedir. Gökada merkezinin yaklaşık ilk 10 pc'i içerisinde yaşları birkaç milyar yıl olan yaşlı yıldızlar (Trippe ve diğ. 2008, Schödel ve diğ. 2009) ile, yaşları yaklaşık birkaç milyon yıl olan genç yıldızlar (Paumard ve diğ. 2001) ve bunları çevreleyen moleküler gaz disk (Becklin ve diğ. 1982) bulunmaktadır.

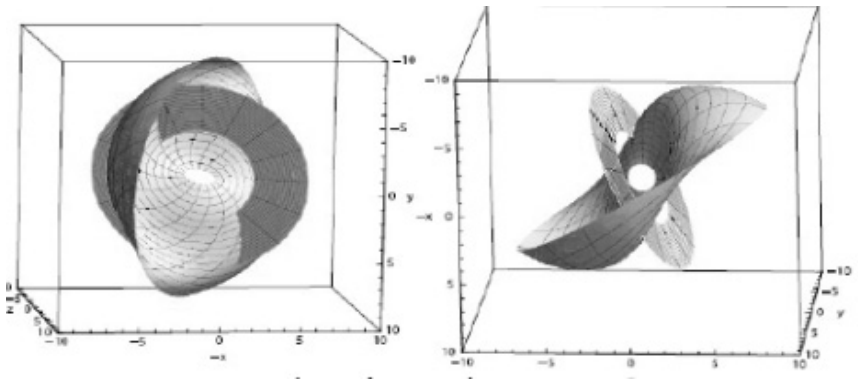
Samanyolunun ilk 0.5 pc içerisinde bulunan ve SgrA*'ın güçlü çekim etkisi ile oluşmasını beklemediğimiz genç yıldızlar, S yıldızları (Gillessen ve diğ. 2009) ve HeI (Genzel ve diğ. 2003, Levin ve diğ. 2003, Lu ve diğ. 2009, Bartko ve diğ. 2009) yıldızlarından oluşmaktadır. Merkezden yaklaşık 0.03 pc den daha içeride bulunan S yıldızları eş yönlü yörüngelere sahip yıldızlar iken, merkezden 0.03-0.5 pc uzaklığında bulunan HeI yıldızları eş yönlü yörüngelere sahip olmayan yıldızlardır.

Galaktik merkezdeki sayıları 136 tane olan HeI yıldızlarının yarısına yakının yörüngesi gökyüzü düzleminde saat yönünde dönen yaklaşık 60^o eğriliğe sahip bir disk oluştururken, bir kısmı ise bu eğrilikli diske hemen hemen dik ve gökyüzü düzleminde saat yönünün tersinde dönen başka bir disk oluşturur (Bartko ve diğ. 2009, 2010). Bu disklerin toplam kütlesi merkezlerinde yer alan kara deliğin kütlesinin binde biri kadardır.

Galaktik merkezde oluşumunu beklemediğimiz HeI yıldızlarının oluşumu için son yıllarda ortaya atılan senaryolardan biri, Nayakshin ve diğ. (2005)'nin ortaya attığı kütle aktarım diski senaryosudur. Bu senaryoya göre, düşük açısal momentumlu bir bulut, SgrA* tarafından yakalanır ve yıldızlar, düzlemsel bir disk üzerinde yani şu an gözlemlendikleri

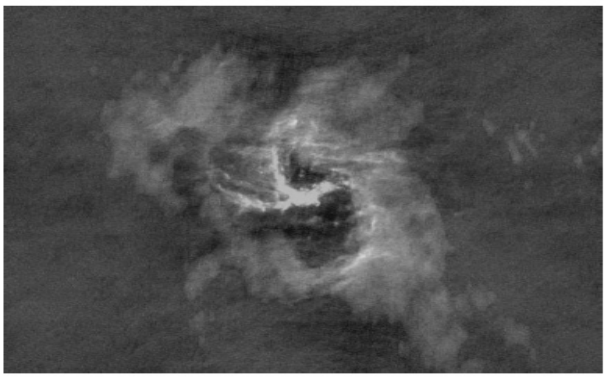
yerde oluşurlar. Yıldızlar düzlemsel bir disk üzerinde oluştular ise, bugünkü yörünge dağılımlarının da düzlemsel olması beklenir, fakat gözlemler şu an yıldızların çoğunun izlediği yörüngenin 60^o lik eğriliğe sahip disk oluşturduğunu göstermektedir. Cuadra ve diğ. (2008) 'nin yaptığı çalışma, düzlemsel bir disk üzerinde oluşan yıldızları bugün gözlemlendikleri eğime fırlatacak herhangi bir mekanizmanın olmadığını göstermiştir. Ulubay-Sıddıki ve diğ. (2012) ise bu probleme çözüm olarak yıldızların standart bir toplanma diskinden değil, yıldız oluşumu başlamadan önce eğrilik kazanmış özçekimsel bir diskten oluşmuş olabileceklerini önermiştir.

(Bartko ve diğ. 2009)



Şekil- 1: Eğrilikli genç yıldız disklerinin 3 boyutlu geometrilerinin farklı yönlerden gösterimi

Genç yıldız disklerini çevreleyen ve genç yıldız oluşumu için uygun ortam sağladığı düşünülen MGD, Becklin ve diğ. (1982) tarafından uzak kızılöte toz gözlemleri ile bulunmuştur.



(Wright ve diğ. 2001)

Şekil- 2 : Kırmızı ile gösterilen bölge 20^o eğikliğe (Jackson ve diğ. 1993) sahip MGD, iç kısımda yer alan parlak yeşil bölge ise iyonize olmuş mini spiral yapı.

MGD'nin birbirinden farklı zamanlarda çeşitli molekül gözlemleri yapılmış ve bu molekül gözlemleri sonucunda farklı değerlerde kütle ve yarıçap değerleri elde edilmiştir.

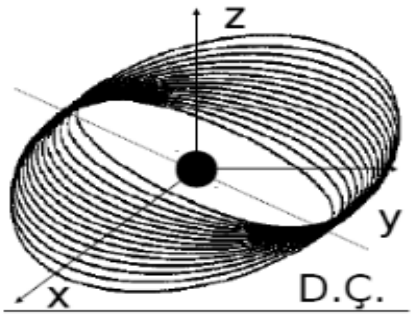
MGD'nin kütlesi $10^{4\text{-}6}$ M_{sun} (Genzel ve diğ. 1985; Christopher ve diğ. 2005) aralığında değerler alırken, iç yarıçapı 1.5- 2 pc (Wright ve diğ. 2001) , dış yarıçapı ise, 7-10 pc (Wright ve diğ. 2001) aralığında değerler almaktadır.

MGD'nin bu belirgin olmayan kütle ve yarıçap değerleri bir sorun olarak karşımıza çıkmaktadır, çünkü genç yıldız oluşumu için uygun bir ortam sağladığı düşünülen MGD'nin bu ortamı sağlayabilmesi için, kararlı bir yapıda olması gerekir. Kararlı bir yapıda olup olmadığı ise MGD'nin belirli kütle ve yarıçap değerlerinde belirlenebilir.

Bu çalışmada, MGD'nin farklı kütle değerleri için yapılmış olan yörünge evrimi simülasyonlarının sonuçları sunulacaktır.

2 . Eğrilikli disk modeli

Yaptığımız simülasyonlarda disk yapısı, birbirine eğimli ve çekimsel olarak etkileşen, dairesel, iç içe geçmiş halkalar olarak ele alınmıştır (Ulubay-Siddiki ve diğ. 2009). Böyle bir halkalar sisteminin 3 boyutlu şematik gösterimi Şekil 3'te gösterilmektedir.



Şekil- 3: Halkalar sisteminin 3 boyutlu şematik gosterimi

Bahsi geçen halkalar sistemi için Lagrangien aşağıda verilmektedir.

$$L_i = \frac{m_i r_i^2}{4}(\dot{\theta}_i^2 + \dot{\phi}_i^2 \sin^2\theta_i) + \frac{m_i r_i^2}{2}(\dot{\psi} + \dot{\phi}\cos\theta_i)^2 - V(r_i, \theta_i, \phi_i)$$

Lagrangien denkleminde ilk iki terim hareketin kinetik enerji, son terim ise karadeliğin çekimi ve halkaların karşılıklı çekimsel etkileşimi sonucu oluşan potansiyel enerji terimini verir. m ve r sırası ile herhangibir i halkasının kütle ve yarıçapını temsil etmektedir.Aşağıda halkalar için verilen hareket denklemlerinde, p_{ϕ_i} z -yönünde p_{θ_i} ise halkaların kesiştiği düğümler çizgisi etrafında momentum bileşenlerini vermektedir.

$$p_{\theta_i} = \frac{m_i r_i^2}{2}\dot{\theta}_i,$$

$$p_{\phi_i} = \frac{m_i r_i^2}{2}\dot{\phi}_i \sin^2\theta_i + p_{\psi_i}\cos\theta_i,$$

$$\dot{p}_{\theta_i} = \frac{m_i r_i^2}{2}\dot{\phi}_i^2 \sin\theta_i\cos\theta_i - \dot{\phi}_i p_{\psi_i}\sin\theta_i - \frac{\partial V(r_i, \theta_i, \phi_i)}{\partial \theta_i},$$

$$\dot{p}_{\phi_i} = -\frac{\partial V(r_i, \theta_i, \phi_i)}{\partial \phi_i}.$$

Simülasyonlar boyunca integre edilen hareket denklemleri ve Lagrangiyen denkleminde yer alan (θ, ϕ, ψ) ise standart euler açıları olup θ, birbirlerine eğimli halkaların karşılıklı çekimsel etkileşimi sonucu ortaya çıkan presesyon hareketinin meydana geldiği düzleme eğiklik açısı. ϕ, azimutal açı ve ψ de herhangi bir parçacığın halka üzerindeki yeridir.

2.1 Model Parametreleri

Kullanılan modellerde merkezde yer alan karadeliğin kütlesi $4x10^6$ M_{sun} (Schodel ve diğ. 2002, Gillessen ve diğ. 2009) olarak alınmıştır. Diskin yüzey yoğunluğunun yaklaşık olarak $1/r^2$ ile değiştiği düşünülmüş, iç yarıçap 1.5 pc dış yarıçap ise 4 pc de sabit tutulmuştur. Simülasyon başlangıcında (t=0 anında), 20^o 'lik eğriliğe sahip olan MGD'ni oluşturan halkaların eğiklik açısı -10^o - 10^o arasında değerler almış, yine t=0 anında her bir halkanın azimut açısı 0^o olarak alınmış ve hareket denklemleri simülasyon boyunca $2.5x10^6$ yıl boyunca evrimleştirilmiştir.

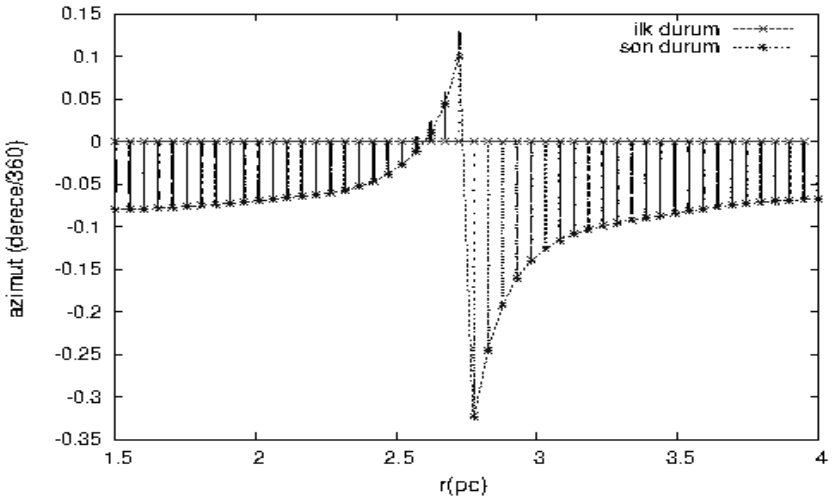
MGD için yukarıdaki parametrelerin 10^4 ve 10^5 M_{sun} kütle değerleri kullanılarak oluşturulan modellerinin simülasyon sonuçları aşağıda verilmektedir.

3.Tartışma ve Sonuç

$10^4 M_{sun}$ kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD

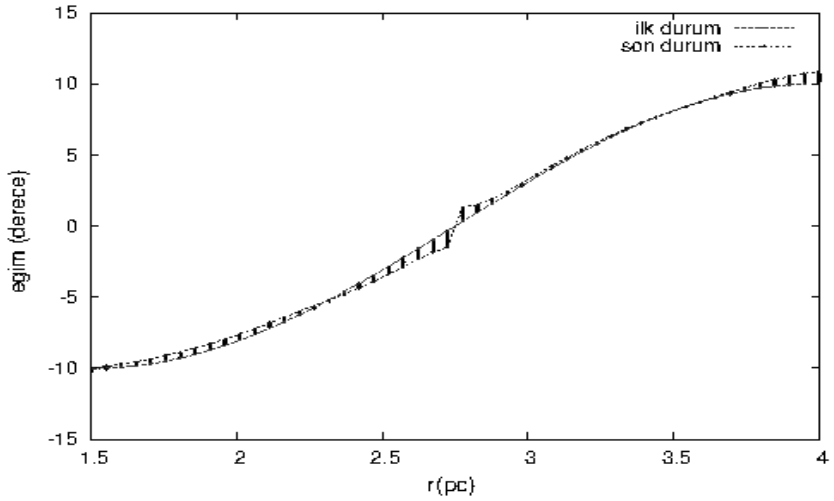
Şekillerde 10^4 M_{sun} kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD' nin zaman evrimi boyucaki yarıçap-azimut profili (Şekil 4) ve yarıçap-eğim profili (Şekil 5) görülmektedir .

Grafiklerde ilk durum (t=0) kırmızı renkte, son durum (t= $2.5x10^6$ yıl) mavi renkte, simulasyonun çalıştırıldığı sürece değişim ise siyah renkte verilmiştir.

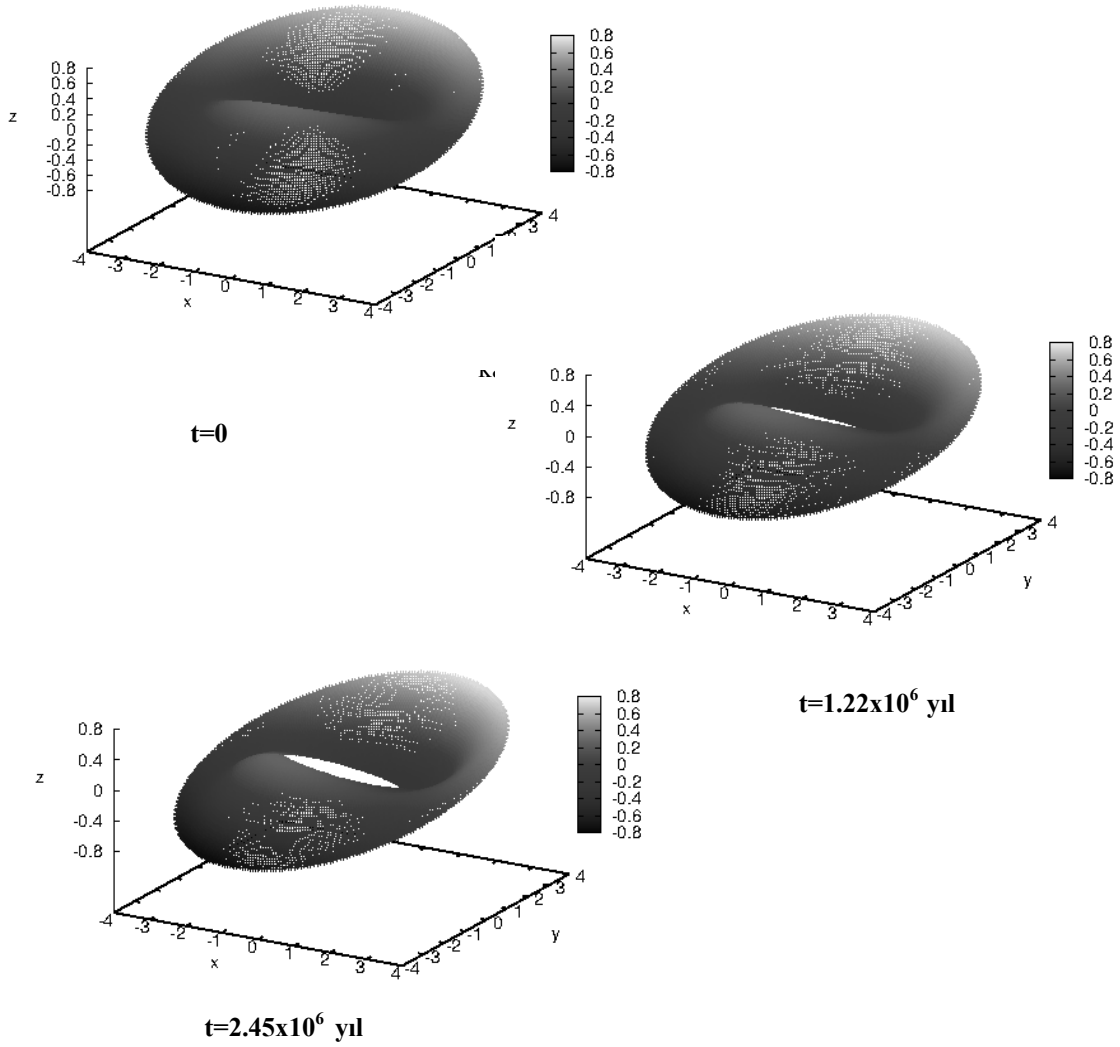


Şekil- 4: 10^4 M_{sun} kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD'nin simülasyonlar boyunca azimut profili, diskin iç ve dış kısımlarının 0.1 tur presesyon hareketini yaptığı görülmekte.

Şekil- 4'te diskin iç ve dış kısımlarının hemen hemen aynı 0.1 tur presesyon hareketini yaptığı, şekil- 5'te ise yapılan presesyon hareketine bağlı olarak eğim - yarıçap profilinin hemen hemen değişmeden kaldığı görülmektedir. Eğim yarıçap grafiğinde görülen bu küçük değişim bize diskin zaman evrimi boyunca kararlı bir şekilde hareketine devam ettiğini göstermektedir.Sekil-6'da simulasyonların farklı zamanlarında elde edilmis 3 boyutlu görünümler gösterilmektedir. Bu grafiklerden de gorulmektedir ki, disk zaman evrimi boyunca kararlı yapısını korumakta ve parçalanmadan hareketine devam etmektedir. (Diskin 3 boyutlu görünümünde renk ölçeği diskin yüksekliğini vermektedir).

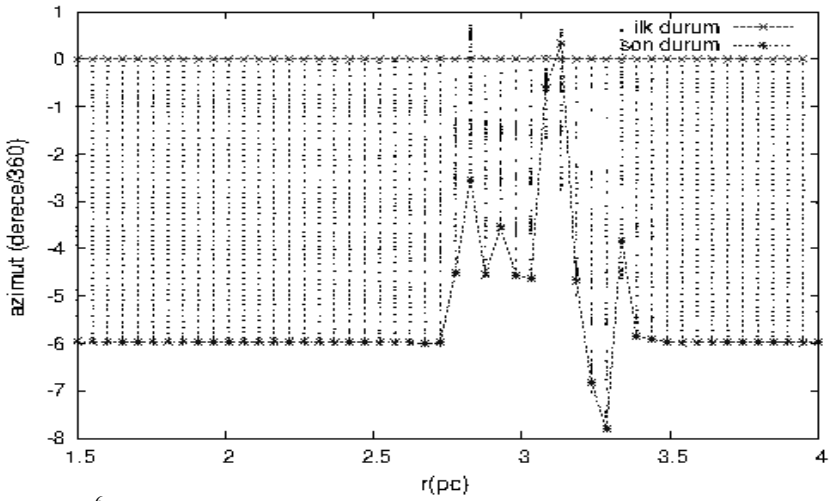


Şekil- 5: 10^4 Msun kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD'nin simülasyonlar boyunca eğim profili, diskin eğimi hemen hemen değişmeden kalmakta.



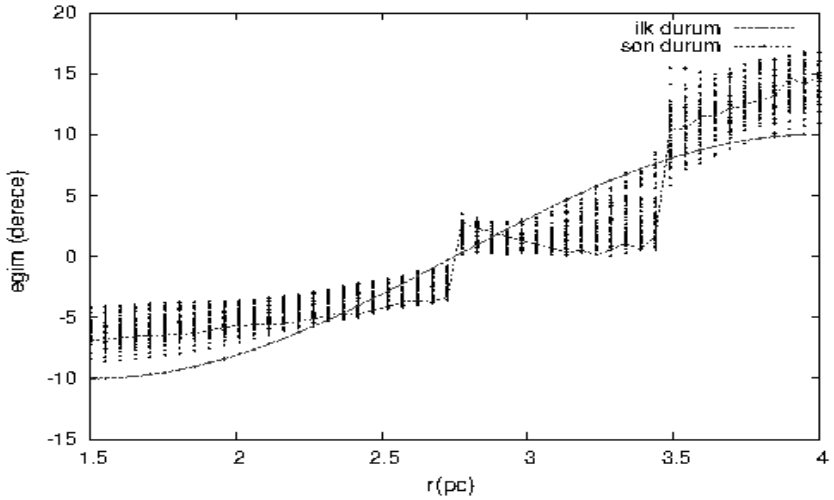
Şekil- 6: Disklerin belirli zamanlarda elde edilen 3 boyutlu görünümü

$10^6 M_{sun}$ kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD

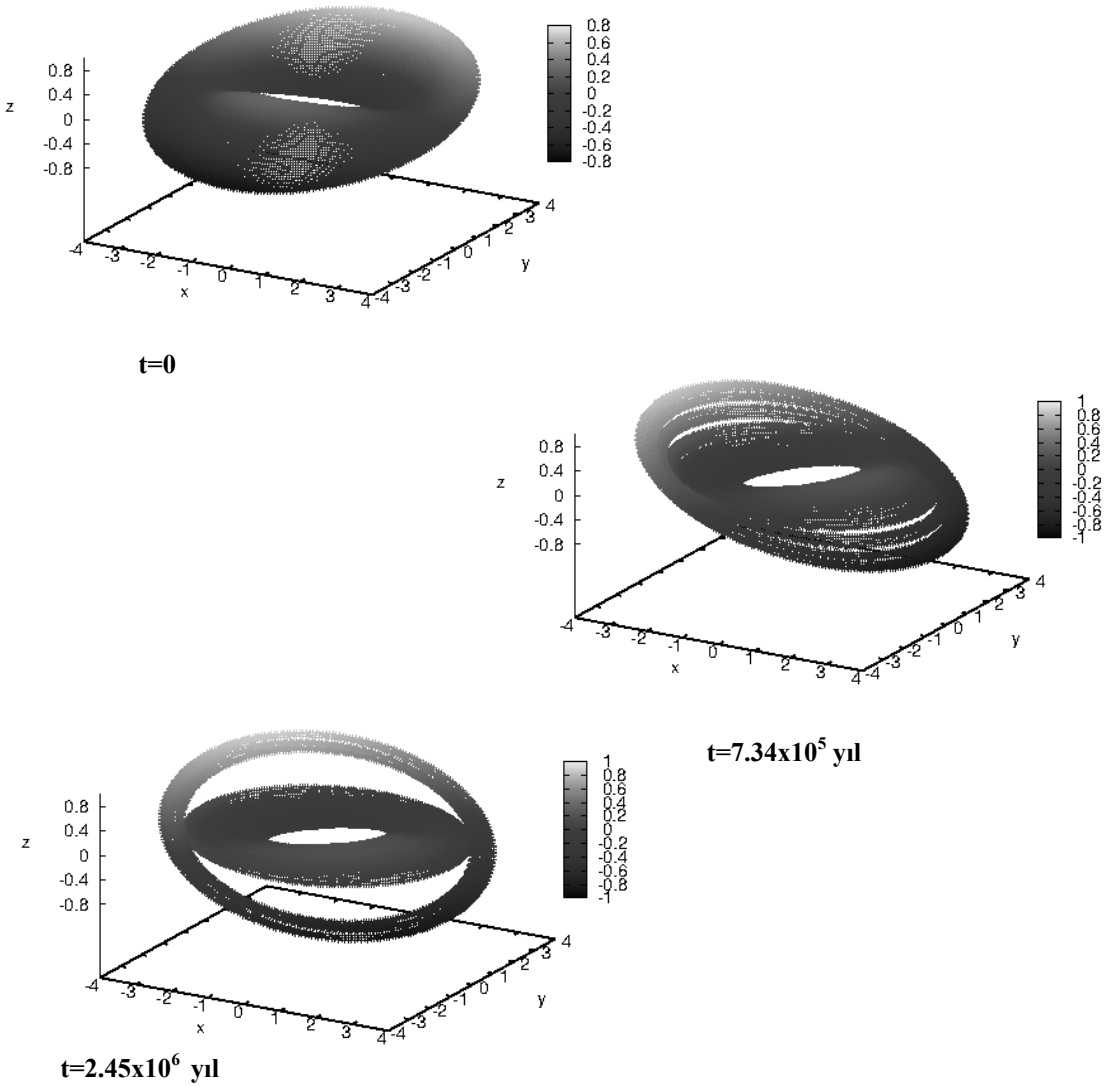


Şekil- 7: 10^6 Msun kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD'nin simülasyonlar boyunca azimut profili, diskin iç ve dış kısımlarının 6 tur presesyon hareketini yaptığı görülmekte.

Şekil-7 'de yarıçap – azimut profilinden diskin iç ve dış kısımlarının hemen hemen aynı 6.tur presesyon hareketi yaptığı görülmekte, bu presesyon hareketinin etkisine eğim-yarıçap profilin (Şekil- 8) den baktığımızda diskin 3 parçaya ayrıldığını görmekteyiz.
Yine diskin 3 boyutlu zaman evrimine bakıldığında diskin yörünge hareketi boyunca kararlı yapıda kalmayıp bölündüğü gözlenmektedir.(Şekil- 9)



Şekil- 8: 10^6 Msun kütleli 1.5 - 4 pc yarıçap aralığındaki MGD'nin simülasyonlar boyunca eğim profili, diskin 3 parçaya bölündüğü görülmekte..



Şekil- 9: Disklerin belirli zamanlarda elde edilen 3 boyutlu görünümü

Bu calışmada, Galaksi Merkezi'nde bulunan merkezi gaz diskin, farklı kütle değerleri ve sabit yarıçap aralığı için yörünge evrimi incelenmiştir. Yaptığımız simülasyonlarda, diskin kütlesi arttıkça presesyon miktarının diskin kütlesiyle yaklaşık doğru orantılı olarak arttığı buna bağlı olarak düşük kütleli modelde, diskin kararlı bir şekilde hareketine devam ettiği, yüksek kütlelerde ise diskin farklı bölgelerinin farklı oranlarda presesyon yapması nedeniyle parçalara ayrıldığı gözlemlendi.

4.Kaynaklar

BECKLIN E. E., Far-infrared observations of Sagittarius A - The luminosity and dust density in the central parsec of the Galaxy, Journal of Physics Conference Series, 258, 135-142, (1982).

GENZEL, R., Crawford, M. K., The Neutral-Gas Disk araound the Galactic Center ApJ. , 297, 766, (1985).

JACKSON J. M., ve diğ., Neutral gas in the central 2 parsecs of the Galaxy , ApJ , 402, 173-184 , (1993).

WRIGHT M.C.H., ve diğ., Molecular Tracers of the Central 12 Parsecs of the Galactic Center, ApJ, 551, 254-268, (2001).

SCHÖDEL R., A star in a 15.2-year orbit around the supermassive black hole at the centre of the Milky Way, Nature, 419, 694-696, (2002).

GENZEL R., ve diğ., 2003, The Stellar Cusp around the Supermassive Black Hole in the Galactic Center ,ApJ, 594, 812-832,(2003).

LEVIN Y., Beloborodov A. M., Stellar Disk in the Galactic Center A Remnant of a Dense Accretion Disk?, ApJ, 590, L33-L36 , (2003).

NAYAKSHIN S., Cuadra., A self-gravitating accretion disk in Sgr A* a few million years ago: Is Sgr A* a failed quasar?, Astronomy and Astrophysics, 437, 437-445 , (2005).

CHRİSTOPHER,. ve diğ., HCN and HCO^+ Observations of the Galactic Circumnuclear Disk, ApJ , 622, 346, (2005).

Lu J. R., ve diğ., Galactic Center Youth: Orbits and Origins of the Young Stars in the Central Parsec Journal of Physics: Conference Series, 54, 279-287, (2006).

PAUMARD T., ve diğ., The two young star disks in the central parsec of the Galaxy: properties, dynamics, and formation Journal of Physics: Conference Series, 54, 199-207, (2006).

CUADRA ve diğ., Stellar dynamical evidence against a cold disc origin for stars in the Galactic Centre,Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 388, L64-L68,(2008).

BARTKO ve diğ., Evidence for Warped Disks of Young Stars in the Galactic Center, ApJ, 697, 1741-1763, (2009).

GILLESSEN S., Monitoring Stellar Orbits Around the Massive Black Hole in the Galactic Center, ApJ, 692, 1075-1109, (2009).

ULUBAY-SIDDIKI,. ve diğ., Self-gravitating warped discs around supermassive black holes, MNRAS, 398, 535-547, (2009).

BARTKO ve diğ., An Extremely Top-Heavy Initial Mass Function in the Galactic Center Stellar Disks, ApJ, 708, 834-840, (2010).

ULUBAY-SIDDIKI,. ve diğ., (2012) , MNRAS'a gonderildi.

ASTEROİDLERDE YARKOVSKY YORP ETKİSİ

Bilal Hakan ÖZCAN[1,2], Afşar KABAŞ[1,2]

[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü*
[2]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi*

Özet

Güneş ışığının asteroidlerin yörünge ve dönme dinamiği üzerinde bir etkiye sahip olma olasılığı her ne kadar 1900'lü yılların başlarından beri düşünülmüş olsa da, bu etkinin kesin varlığı son 20 yıllık çalışmalar içinde gösterilebilmiştir. Aslında oldukça zayıf olan bu etki, uzun zaman dilimlerinde bu dinamikleri belirgin olarak değiştirmekte ve böylece sistemdeki asteroid popülasyonunun evriminde doğrudan bir rol üstlenmektedir.

Bu çalışmada, asteroidler üzerindeki Yarkovsky ve YORP etkisinin mekanizmaları kısaca tanıtılmış ve konuyla ilgili olarak literatürde yer alan birkaç asteroid örnek verilmiştir.

Anahtar Kelimeler: Asteroidler, Meteoroidler, Yarkovsky etkisi, YORP etkisi, Isısal ışınım

1. Giriş

Asteroidlerin yörünge ve dönme dinamiğinin evriminde çarpışmalar ve kütle çekimsel kuvvetler kadar önemli rol oynadığına inanılan diğer bir etki de Güneş ışığı etkisidir. Bir Asteroid tarafından soğurulan Güneş ışığı, soğuma sırasında, kızılöte bölgede ısısal ışınım şeklinde anizotropik olarak geri salınır. Salınan fotonların asteroidten momentum çalıyor olması nedeniyle, asteroid, yaptığı ısısal salınımın tersi yönde bir itme kuvvetine ya da bir torka maruz kalır. Aslında süreç içinde bu tepki kuvvetinin yanında foton basıncı adı verilen bir ikinci kuvvet daha söz konusudur. Ancak bu kuvvetlerin ikisi de son derece zayıftır ve yörüngeye ve dönmeye olan etkileri, göreceli olarak küçük (1 m – 50 km çap aralığında) asteroidler için ancak uzun zaman ölçeklerinde belirgin olabilmektedir.

Sürecin yörüngeyi etkileyen bileşeni Yarkovsky etkisi, dönme durumunu etkileyen bileşeni ise YORP etkisi olarak bilinmektedir.

2. Yarkovsky ve YORP Etkisi

2.1. Yarkovsky Etkisi

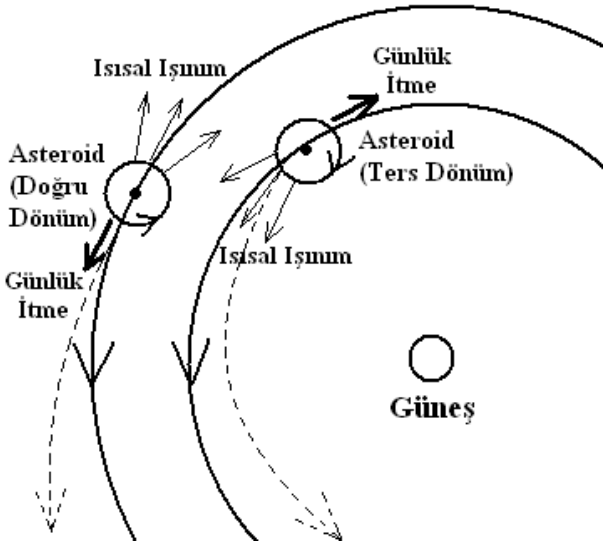
Bu etkinin olası varlığı ilk kez Rus mühendis Ivan Osipovich Yarkovsky tarafından ortaya konmuştur. 1900 yıllarında yazmış olduğu bir kitapta, küçük asteroidlerin yörüngelerinin Güneş ışığı etkisiyle uzun zaman ölçeklerinde belirgin olarak değişebileceğini not etmiştir. Geçmişte Yarkovsky'nin kitabını okuyan astronom Ernst J. Öpik, bu etkinin (Yarkovsky etkisi) asteroidler açısından muhtemel önemini yıllar sonra tartışmaya açmıştır (Öpik, 1951).

Yarkovsky etkisi genel olarak iki bileşenden oluşur: Günlük etki ve Mevsimlik etki.

2.1.1. Günlük Etki

Kendi ekseni etrafında dönmekte olan bir asteroidin öğlen vaktini yaşayan yüzeyi, Dünya'da olana benzer olarak, geceyi yaşayan yüzeyine göre ısınacaktır. Günlük dönme devam ettikçe ısınmış olan bu yüzey akşam kuşağına (gün batımı - gece yarısı öncesi bölge) girerek soğumaya başlayacaktır. Soğuma sürecinde, akşamı yaşayan yüzeyinden uzaya ısısal ışınım yayan asteroid, yaydığı bu ışınımdan kaynaklanan zıt yönlü bir tepki kuvvetiyle akşamı yaşayan yüzden sabahı yaşayan yüze doğru bir itilmeye uğrayacaktır (gece yarısı sonrası – gün doğumu arası bölgede yüzeyden uzaya ısısal ışınım yayılmamaktadır).

Eğer asteroid, yörüngesi üzerinde ve kendi ekseni etrafında aynı yöne doğru dönüyorsa, günlük etkiden oluşan kuvvet asteroidin yörünge hareketi yönünde olur ve dolayısıyla asteroid uzun zaman ölçeğinde spiral çizerek Güneş'ten uzaklaşır. Dolanma ve dönme yönlerinin ters olması durumda ise, bu süreç asteroidin yörüngesini küçültecektir (Şekil 1).

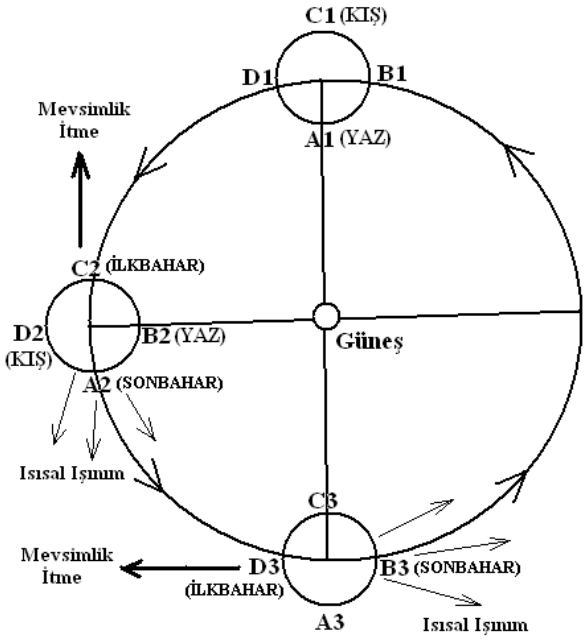


Şekil 1. Yarkovsky etkisinin günlük etkisi. Bu bileşen özellikle 100 m çapın üzerindeki asteroidlerde (100 m – 10 km) baskın durumdadır.

2.1.2. Mevsimlik Etki

Güneş etrafında dolanmakta olan bir asteroidin yaz mevsimini yaşayan yüzeyi (Şekil 2, A1 yüzeyi), yine Dünya'da olana benzer olarak, kış mevsimini yaşayan yüzeyine (Şekil 2, C1 yüzeyi) göre ısınacaktır. Yörünge üzerinde dolanma devam ettikçe yaz boyunca ısınmış olan bu yüzey (A1) sonbahar mevsimine girecek ve burada bu yüzey için (A2) soğuma süreci başlayacaktır. Soğuma sürecinde, sonbaharı yaşayan yüzden (A2'den) uzaya ısısal ışınım yayan asteroid, yaydığı bu ışınımdan kaynaklanan zıt yönlü bir tepki kuvvetiyle sonbaharı yaşayan yüzden ilkbaharı yaşayan yüze (C2'ye) doğru bir itilmeye uğrayacaktır (ilkbaharı yaşayan yüzden uzaya ısısal ışınım yayılmamaktadır). Bu sırada B2'de yaz, D2'de kış yaşanır ve yine üç ay sonra yaz boyunca ısınmış yüzey (B2) sonbahar sürecine girer (B3). Sonbaharı yaşayan yüzden (B3'ten) uzaya ısısal ışınım yayan asteroid, aynı mekanizmayla B3'ten o anda ilkbaharı yaşayan yüze (D3'e) doğru itilecektir ve sürecin bundan sonraki kısmı da benzer şekilde devam edip gidecektir.

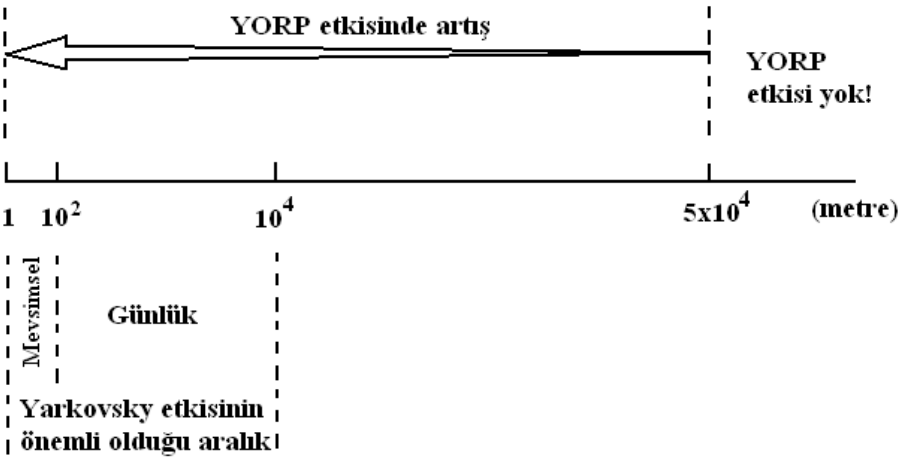
Şekil 2'den de anlaşılacağı üzere mevsimlik etkiden oluşan bu tepki kuvveti, asteroidin yörünge hareketine göre daima ters yönde oluşur. Bu nedenle Yarkovsky etkisinin bu bileşeni, asteroid yörüngelerini uzun zaman ölçeğinde küçültme eğilimindedir.



Şekil 2. Yarkovsky etkisinin mevsimlik etkisi. Bu bileşen özellikle 100 m çapın altındaki asteroidlerde (1 m – 100 m) baskın durumdadır. Hepsi de küçük boyutlu olan Yakın Asteroidlerin şimdiki küçük yörüngelerinde olmalarının ana sebebi, Yarkovsky etkisinin mevsimlik bileşenidir.

2.1.3. Genel Bakış

Aşağıdaki şekil (Şekil 3), Yarkovsky ve YORP etkisinin etkili olduğu boyut aralığını göstermektedir.



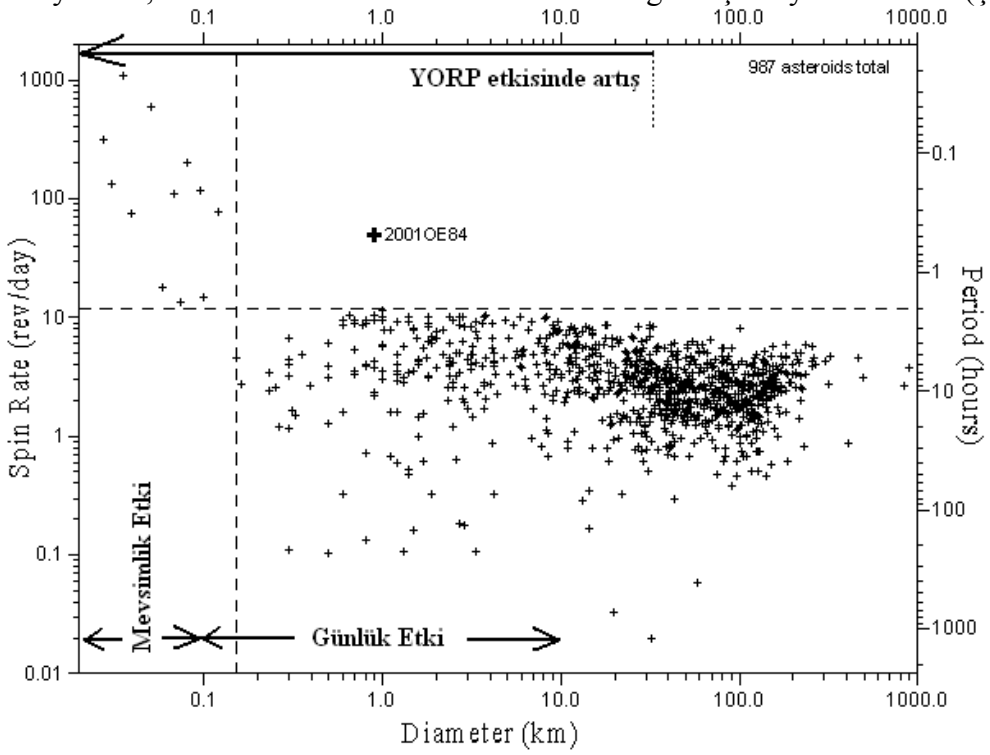
Şekil 3. Yarkovsky ve YORP etkisinin etkili olduğu asteroid boyutları.

Mevsimlik etki, asteroidin eksen eğimi artıkça artmaktadır; eksen eğimi 0° ya da 180° iken bu bileşen sıfır (bu durumda günlük etki maksimum), 90° iken maksimumdur (bu durumda da günlük etki sıfırdır).

Mevsimlik etkinin baskın olduğu bölgedeki asteroidler, Şekil 3'ten de görüldüğü üzere göreceli olarak küçüktürler. Küçük asteroidlerin yüzeyleri genellikle yalıtkan regolit tabakasıyla kaplı değildir, böylelikle cismin tüm kütlesi hemen hemen eş sıcaklıktadır. Bu

durum, yüzey üzerindeki sıcaklık farkını minimuma indirmekte ve bu sebeple Yarkovsky etkisinin günlük bileşenini zayıflatıp mevsimlik etkiyi baskın hale getirmektedir. Ayrıca küçük boyutlu asteroidler kendi eksenleri etrafında hızlı dönerler (Şekil 4); asteroidin ısınmış yüzeyi soğumak için, soğumuş yüzeyi de ısınmak için yeterince zaman bulamaz ve yüzeydeki sıcaklık bu sebeple yine eş dağılımlı olacağı için günlük etki zayıflayıp mevsimlik etki güçlenir.

Günlük etkinin baskın olduğu bölgedeki asteroidler (Şekil 3), yüzeyleri üzerinde eş sıcaklık dağılımına sahip olamayacak kadar büyük ve daha yavaş dönen asteroidlerdir (Şekil 4). Yarkovsky etkisi, 10 km üstü asteroidlerde etkisini belirgin ölçüde yitirmektedir (Şekil 3).



Şekil 4. Güneş sistemimizdeki asteroid popülasyonunda, dönme oranı – çap ilişkisi. Sağ üstte yer alan dikdörtgen biçimli geniş boşluk, iri boyutlarına göre hızlı dönen asteroidlerin merkezkaç kuvvetinin etkisiyle dağılıp yok olmasının sonucudur (2001 OE84, bilinen en büyük tek parça kaya olma özelliğiyle bu duruma bir istisna oluşturmaktadır) (Pravec ve Harris, 2000).

Uzun zaman ölçeklerinde, çarpışmalar, kütle çekimsel kuvvetler ve YORP etkisi gibi sebeplerle asteroidlerin dönme ekseni eğimi değişebilmektedir. Bu durumda bu cisimler üzerine etkiyen günlük ve mevsimlik Yarkovsky etkisinin şiddeti değişim gösterecektir. Dönme ekseninin 180° değiştiği durumlarda, Asteroid kendi ekseni etrafında ters yönde dönmeye başlayacağından, üzerine etkiyen günlük etki asteroidi bu defa ters yönde etkileyebilecektir.

Pratikte, Yarkovsky etkisinin bir asteroidin yörüngesi üzerindeki tam etkisinin nasıl olacağını kesin olarak söylemek kolay değildir. Çünkü etki, Güneşe olan uzaklık, boyut ve dönme döneminin yanında, asteroidin gerçek şekline, eksen eğimine, albedoya ve albedonun yüzey üzerindeki olası değişimine de bağlıdır.

Yarkovsky etkisi ilk kez 1991-2003 yıllarında 6489 Golevka üzerinde ölçülmüştür. Bu etki sebebiyle Asteroid, 20 yıllık bir zaman aralığı içerisinde, olması gereken konumundan 15 km kadar farklı bir noktada gözlenmektedir (Chesley ve ark., 2003).

Uzak bir zaman sonra Yer'e çarpma ihtimali taşıyan bazı Yakın Asteroidlerin yörüngelerini değiştirip bu tehlikeyi engelleme adına Yarkovsky etkisinden faydalanma

çalışmaları halen daha araştırılmakta olan bir konudur. Yarkovsky etkisinin asteroid üzerindeki şiddetini değiştirmek için üretilen fikirler arasında, asteroidin bir bölgesini farklı bir renge boyamak yoluyla yüzey üzerinde belirgin bir albedo değişimi oluşturmak ya da çeşitli uzay araçlarıyla Güneş ışığını asteroide odaklamak yer almaktadır.

2.2. YORP Etkisi

Terim olarak YORP , Yarkovsky-O'Keefe-Radzievskii-Paddack'ın bir kısaltmasıdır ve ilk kez Dr. David P. Rubincam tarafından 2000 yılında kullanılmıştır (Rubincam, 2000). Terimin uzun halinde geçen isimler, genel olarak belirtmek gerekirse, ısısal salınım yapmakta olan katı bir cismin dinamik parametrelerindeki değişimleri ilk kez inceleyen araştırmacılara aittir.

Isısal salınım yapmakta olan katı bir cisim, küre ya da elipsoid şekilli değilse (cisim düzensiz bir şekle sahipse), cismin verilen bir yüzey elemanından uzaya saldığı fotonlar, bu yüzey elemanına dik olmayan bir tepki kuvveti oluşturacak ve bu durum cisim üzerinde bir tork meydana getirecektir. Cismin dönmesi bu tork altında ya giderek hızlanacak ya da giderek yavaşlayacaktır, ayrıca dönme ekseni doğrultusu da bu süreç içerisinde değişecektir (presesyon yapacaktır).

YORP etkisinin şiddeti, cismin (asteroidin) Güneş'e olan uzaklığına, boyutuna, şekline, albedosuna ve yüzeyi üzerindeki olası albedo değişimine bağlıdır. Bu etkinin, uzun zaman ölçeğinde asteroidlerin dönüşünü hızlandırdığı ve 150 m'den büyük olanların parçalanmalarına sebep olduğu, çift asteroidlerin oluşumunda çarpışmalardan ve kütle çekimsel parçalanmalardan bile önemli bir rol oynadığı ve bazı asteroid ailelerinde benzer dönme durumlarının oluşmasından sorumlu olduğu düşünülmektedir.

Yapılan gözlemlere göre 125 km üstü asteroidlerin dönme hızları Maxwell hız dağılımına uyar (Şekil 4). 125 km'den 50 km'ye doğru gidildikçe asteroidlerin dönme hızlarında minik bir artış gözlenir (Şekil 4). YORP etkisi 50 km altındaki asteroidlerde ortaya çıkmaya başlar (Şekil 4) ve daha küçük boyutlara doğru gittikçe etkinin şiddeti de artar (Şekil 3). 50 km altındaki boyutlarda, asteroidlerin dönme hızları ya belirgin ölçüde hızlı, ya da belirgin ölçüde yavaştır. Bu durum, daha küçük boyutlara doğru daha fazla göze çarpar ancak 150 m'nin altındaki boyutlardaki asteroidlerin hemen hepsi hızlı dönen asteroidlerdir (150 m'nin altında yavaş dönen asteroid gözlenmemiştir) (Şekil 4). Çünkü çok küçük kütleli bir asteroid (bir de özellikle küçük bir yörüngedeyse), YORP etkisiyle yavaşlamaktaysa, yavaşlama – durma ve ters yöne hızlanma sürecini göreceli olarak kısa sürede tamamlar.

YORP etkisi, 2000PH5 ve 1862 Apollo gibi küçük asteroidler üzerinde 2007'de yapılan gözlemler yoluyla direkt olarak doğrulanmıştır (Lowry ve ark., 2007; Taylor ve ark., 2007; Kaasalainen ve ark., 2007). 2000PH5, 600000 yıllık bir zaman aralığında dönme hızını YORP etkisi nedeniyle ikiye katlayacaktır. YORP etkisinin doğrulandığı ilk asteroid olması nedeniyle 2000PH5, sonradan 54509 YORP olarak anılmaya başlanmıştır.

3. Sonuç

Asteroid popülasyonuyla ilgili sahip olmaya çalışılan bilgiler, Güneş sistemimizin erken dönemlerdeki evrimine ışık tutabiliyor olmaları açısından önemlidir. Sistemin evriminde önemli parçalardan biri de asteroidlerin evrimi konusudur. Dolayısıyla bu cisimlerin geçmişte yaşadığı ve halen yaşamakta olduğu süreçleri daha iyi belirleyebilmek adına, eski ve yeni çarpışmaların, kütle çekimsel kuvvetlerin ve Güneş kaynaklı ısısal salınım kuvvetlerinin bu cisimler üzerindeki etkilerini iyi anlamak gerekmektedir. Isısal salınım kuvvetlerinin asteroid popülasyonunun evrimi sürecinde en az çarpışmalar ve kütle çekimsel kuvvetler kadar önemli olduğu gerçeğinden yola çıkılırsa, sadece Yarkovsky ve YORP etkilerinin çalışılmasıyla asteroid evriminin önemli bir kesri anlaşılmış olacaktır.

KAYNAKLAR

Chesley, S. R. ve ark.: 2003. Science 302, 1739.

Kaasalainen, M. ve ark.: 2007. *Nature* 446, 420.

Lowry, S. C. ve ark.: 2007. *Science* 316, 272.

Öpik, E. J. 1951.: *Proceedings of the Royal Irish Academy* 54A, 165.

Pravec, P., Harris, A. W.: 2000. *Icarus* 148, 12.

Rubincam, D. P.: 2000. *Icarus* 148, 2.

Taylor, P. A. ve ark.: 2007. *Science* 316, 274.

CYG OB2 OYMAĞI ÜYESİ ÇOK BÜYÜK KÜTLELİ ETKİLEŞEN BİR ÇİFT SİSTEM: V729 CYG

Bülent YAŞARSOY[1], Kadri YAKUT[1]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir
eposta: bulent.yasarsoy@gmail.com

Özet: V729 Cyg (Cygnus OB2-5=BD+40°4220, P=6.6 gün) örten çift yıldız sistemi bize yakın (d< 1.5 kpc) uzaklıkta bulunan büyük kütleli yıldızları barındıran Cygnus OB2 oymağı üyesi büyük kütleli etkileşen bir çift sistemdir. V729 Cyg'nin ışık değişimleri Ağustos 2010 ile Ekim 2011 arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) 60 cm'lik teleskobu ile FLI CCD ve Bessel UBVRI süzgeçleri kullanılarak elde edilmiş, ayrıca Ege Üniversitesi Gözlemevi (EUG) 40 cm'lik teleskobu ve Apogee U47 CCD ve Bessel BVRI süzgeçleri kullanılarak 71 gece gözlemi yapılmıştır. V729 Cyg'nin dikine hız ve beş renk ışık eğrisi eşzamanlı olarak analiz edildi ve fiziksel parametreleri türetildi.

1. Giriş

Gökadamız içerisinde bulunan yıldız oymakları içerisinde büyük kütleli yıldızları barındıran Cygnus OB2 oymağı bize yakın oymaklardan birisidir (d<1.5 kpc). Cygnus OB2 oymağı yıldız oluşum bölgesi Cygnus X ile ilişkilendirilmektedir. Oymak içerisinde çok sayıda O, B ve Wolf-Rayet yıldızları bulunmaktadır. Oymağın toplam kütlesi yaklaşık olarak 30.000 $M_{\odot}$ olarak verilmektedir (Wright ve ark., 2011). Kümenin yaşı 1-10 Myıl olarak tahmin edilmektedir. Farklı araştırmacılar kümenin yaşı hakkında farklı değerler vermektedir. Massey ve ark. (1995) yaptığı çalışmalardan 1-4 yıl olarak, Wright ve ark. (2010) ise 3.5-5.3 Myıl olarak hesaplamışlardır. Bugüne kadar oymak elektromanyetik tayfın her bölgesinde farklı araştırmacılar tarafından çalışılmıştır.

Oymağın uzaklığı farklı araştırmacılar ve farklı yöntemler kullanılarak çalışıldığından farklılıklar göstermektedir. Kiminki ve ark. (2007) 146 OB sisteminin analizinden görsel artık (A_v) değerini 5.4 kadir olarak hesaplayarak uzaklık modülünü 11.3 kadir olarak belirlemişlerdir. Linder ve ark. (2009) cygnus OB2-5 sisteminin fotometrik çalışmalarının sonuçlarını kullanarak oymağın uzaklığını 925 (25) pc olarak belirlemişlerdir. V729 Cyg (Cygnus OB2-5=BD+40°4220, P=6.6 gün) Cygnus OB2 oymağının bir üyesi ve büyük kütleli sıcak değen bir çift yıldızdır. 1948 yılında Wilson tarafından keşfedildiğinden bu yana birçok çalışmada ele alınmıştır (Wilson & Abt 1951, Hall 1974, Bohannan & Conti 1976, Leung & Schneider 1978, Vreux 1985, Rauw ve ark. 1999, Linder ve ark. 2009). V729 Cyg çift yıldız sistemini oluşturan bileşen yıldızlar iki süperdev yıldızdan oluşmaktadır. Son yıllarda Kennedy ve ark. (2010) dolaylı yollardan elde edilmiş kanıtlarla V729 Cyg'nin 6.7 yıl yörünge dönemi olan üçüncü bileşeninin olduğunu bulmuştur.

Sistemin UBV değişimi Hall (1974) tarafından elde edilmiştir. Hall tarafından elde edilen ışık değişimi Wilson-Devinney kodu (Wilson ve Devinney 1971, bundan sonra W-D kodu olarak gösterilecektir.) kullanılarak Leung ve Schneider (1978) tarafından sistemin

yörünge ve fiziksel parametreleri elde edilmiştir. Bileşenlerin kütleleri M_1=58.7±9.1 $M_\odot$ ve M_2=13.7±6.3 $M_\odot$ olarak hesaplanmıştır.

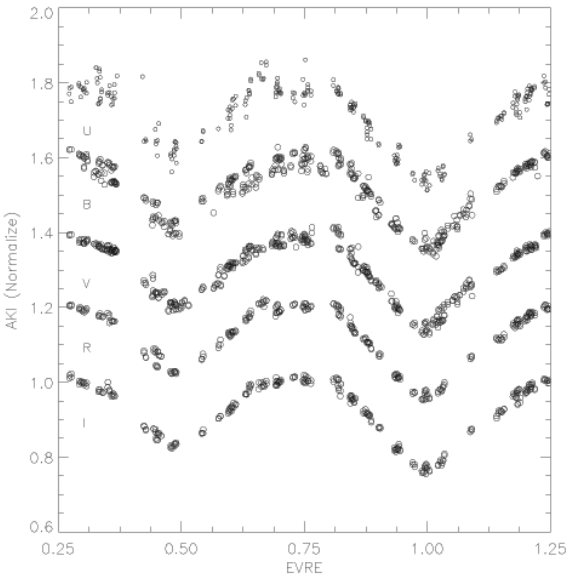
Rauw ve ark. (1999) bileşenlerin dikine hızlarını ölçmüşler ve yıldız rüzgarları etkileşimlerinin neden olduğu salma çizgi profilini çalışmışlardır. Bileşenlerin kütle fonksiyonlarını $M_1 \sin^3 i$ = 24 $M_\odot$ ve $M_2 \sin^3 i$ = 6.9 $M_\odot$ ve yıldız rüzgarları ile kütle kaybı oranını da dM_1/dt = 5.0 x 10-6 $M_\odot$/yıl ve dM_2/dt =5.5 x 10-6 $M_\odot$/yıl hesaplamışlardır. Bileşenlerin tayf türlerini O6.5-7 Ia + Ofpe/WN9 olarak

2. Yeni Gözlemler ve Işık Eğrisi Analizi

V729 Cyg'nin ışık değişimi Ağustos 2010 ve Ekim 2011 arasında TUG 60 cm'lik teleskobu ile FLI CCD ve Bessel UBVRI süzgeçleri kullanılarak, Haziran – Temmuz 2012 arasında EUG 40 cm'lik teleskobu ile Apogee U47 CCD ve Bessel BVRI süzgeçleri kullanılarak toplam 71 gece gözlemi yapılarak elde edilmiştir. Sisteme ait yeni minimum zamanları EUG 40 cm'lik teleskobu ile elde edilmiştir. Literatürde daha önce kullanılan ve test edilen mukayese yıldızları GSC 3161-01269 ve GSC 3161-01384 kullanılmıştır.

Veri indirgemesinde IRAF (DIGIPHOT/APPHOT) paketi kullanılmıştır. Herbir görüntüden standart bias görüntüsü ve dark görüntüsü çıkartılmış ve düzalan (flat) görüntüsü bölünmüş daha sonrasında açıklık fotometresi ile indirgemesi yapılmıştır. İndirgeme boyunca her bir gece ve her bir görüntü ayrı ayrı çalışılmıştır. U, B, V, R ve I süzgeçleri için standart sapma sırasıyla $0^m.030$, $0^m.010$, $0^m.010$, $0^m.008$ ve $0^m.009$ olarak bulunmuştur. Sistemin yeni elde edilen gözlemleri Şekil 1'de UBVRI renkleri ayrı ayrı olarak Evre-Akı grafiğinde gösterilmiştir. İndirgeme boyunca kullanılan ışık öğeleri Denklem (1) de verilmiştir.

$$\text{Min I} = 24\ 40413.821\ (38) + 6.597887\ (28) \times E \quad \ldots\ldots\ (1)$$



Şekil 1. V729 Cyg sistemine ilişkin UBVRI süzgeçlerinde elde edilen yeni ışık değişimleri. İyi bir görüntü için R, V, B, ve U süzgeçleri sabit bir sayı eklenerek ötelenmiştir.

Işık değişimi analizi sırasında yeni elde edilen ışık eğrileri ile literatürde Hall (1974) ve Linder (2009) tarafından elde edilmiş ışık eğrileri de ortak çözüm sırasında kullanılmıştır. Ayrıca Rauw (1999) tarafından elde edilen dikine hız eğrileri W-D kodu temelli PHOEBE (Prsa ve Zwitter, 2005) programı kullanılarak çözümlemeleri yapılmıştır.

Çözümleme boyunca birinci bileşenin, kenar kararması (van Hamme, 1993), albedolar (Rucinski, 1969)ve çekim kararması (von Zeipel, 1924) sabit parametreler olarak seçilmiştir. Birinci bileşenin sıcaklığı Rauw ve ark. (1999) tarafından yapılan tayf çalışmasından 36000 K ve ayrıca O9I tayf türü için uygun değer olarak kabul edilen 32000 K seçilmiştir (Cox 2000). Ayrıca yaptığımız modeller sıcaklığın 28000 K civarında da olabileceğini göstermiştir. Bu nedenle çözüm sırasında farklı sıcaklıklar ele alınarak yapılmıştır. Çözüm sırasında minimum zamanı T_o, yörünge dönemi P, yörünge eğikliği i, kütle oranı q, ikinci bileşenin sıcaklığı T_2, yüzey potansiyelleri $\Omega_1 = \Omega_2$, ışıtmalar L(U), L(B), L(V), L(R), L(I), L_1(U1), L_1(B1), L_1(V1) serbest parametreler olarak seçilmiştir. Sonuçlar Çizelge 1'de özetlenmiştir. Birinci bileşenin ışık eğrisine tüm süzgeçlerde katkısı yaklaşık %85 olmaktadır.

Çizelge 1. V729 Cyg sisteminin ışık eğrisi analiz sonuçları. Çözümler farklı sıcaklık değerleri için yapılmıştır.

Parametre	**T_1 = 28000 K**	**T_1 = 32000 K**	**T_1 = 36000 K**
T_0	24 40413.799(5)	24 40413.799(5)	24 40413.799(5)
P (gün)	6.597983(3)	6.597981(2)	6.597981(2)
Tayfsal Parametreler			
K_1	76.4 (2.3)	77.0 (2.4)	77.0 (2.4)
$V_{\gamma 1}$	-35.10 (4.3)	-35.10 (4.3)	-35.10 (4.3)
K_2	272.8 (8.3)	274.9 (8.4)	275.1 (8.4)
$V_{\gamma 2}$	-67.8 (7.2)	-67.8 (7.2)	-67.8 (7.2)
Geometrik Parametreler			
i (°)	63.7 (1)	64.6 (1)	64.7 (1)
a	50.78 (1.8)	50.78 (1.8)	50.78 (1.8)
q	0.280 (12)	0.280 (12)	0.280 (12)
$\Omega_{1,2}$	2.382 (6)	2.382 (6)	2.392 (7)
Doldurma oranı (%)	22 (2)	22 (2)	17 (3)
Birinci bileşenin kesirsel yarıçapı			
r_1 pole	0.4697	0.4699	0.4676
r_1 side	0.5082	0.5085	0.5053
r_1 back	0.5357	0.5361	0.5321
$\bar{r}_1$	0.5039 (4)	0.5042 (5)	0.5010 (6)
İkinci bileşenin kesirsel yarıçapı			
r_2 pole	0.2652	0.2626	0.2626
r_2 side	0.2773	0.2740	0.2740
r_2 back	0.3177	0.3110	0.3110
$\bar{r}_2$	0.2859 (4)	0.2862 (6)	0.2826 (6)
Işınım parametreleri			
T_2 (K)	21263 (365)	24253 (420)	26865 (480)
Albedo ($A_1 = A_2$)	1.0	1.0	1.0
Çekim kararması ($g_1 = g_2$)	1.0	1.0	1.0
Işıtma Oranı L1/Lt(%)			
U	86	86	86
B	84	85	84
V	84	85	84
R	84	85	84
I	83	84	85
UH	86	85	84
BH	84	84	84
VH	84	83	83
C1	84	83	83
C2	84	83	83
CIV	84	82	83
HeI	84	84	84
HeII	84	83	83

3. Tutulma Zamanları ve Dönem Değişim Analizi

V729 Cyg gibi uzun dönemli çift yıldızların minimum zamanlarını elde etmek daha zordur. Bunun nedeni sistemin uzun dönemli olmasından dolayı gözlem sezonu içerisinden daha az minimum zamanlarının gözlenebilecek zaman aralığında olmasındandır. Bundan dolayı V729 Cyg'nin geçen yüzyılda elde edilmiş minimum zamanları diğer tür çift yıldızlar kadar çok fazla sayıda değildir. Gözlenen dönem değişimlerinin olası nedenlerini çalışmanın bir yolu sistemin O-C (O, Gözlenen; C, Hesaplanan) fark değişimlerini çalışmaktır. Bu değişim yörünge dönemindeki değişimler hakkında bilgi vermektedir. Tarafımızdan elde edilen minimum zamanları ve literatürden topladığımız minimum zamanları Çizelge 2'de verilmiştir. O-C değişimi kolları yukarı bakan parabolik bir değişim sergilemektedir. Bu değişim yörünge döneminin arttığını göstermektedir. Bunun nedeni ise yarı ayrık sistemlerde düşük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşen doğru madde aktarımı ile açıklanırken; ayrık sistemlerde dönem artışı bir ya da iki bileşenin yıldız rüzgarları ile kütle kaybı ile de açıklanabilinmektedir. Ayrıca çift sistemin üçüncü cisim ile bir yörüngesi olması durumunda uzun dönemli yüksek salınımlı değişimlerin olması beklenmektedir.

Çizelge 2. V729 Cyg sistemine ilişkin toplanan minimum zamanları. Bu çizelgede referanslar şu şekildedir: 1- Sazanov (1961) (1975); 2- Hall (1974); 3- Bush et al. (1964); 4- Romano (1969); 5- Hipparcos; 6- Heubscher & Walter (2007); 7- bu çalışma

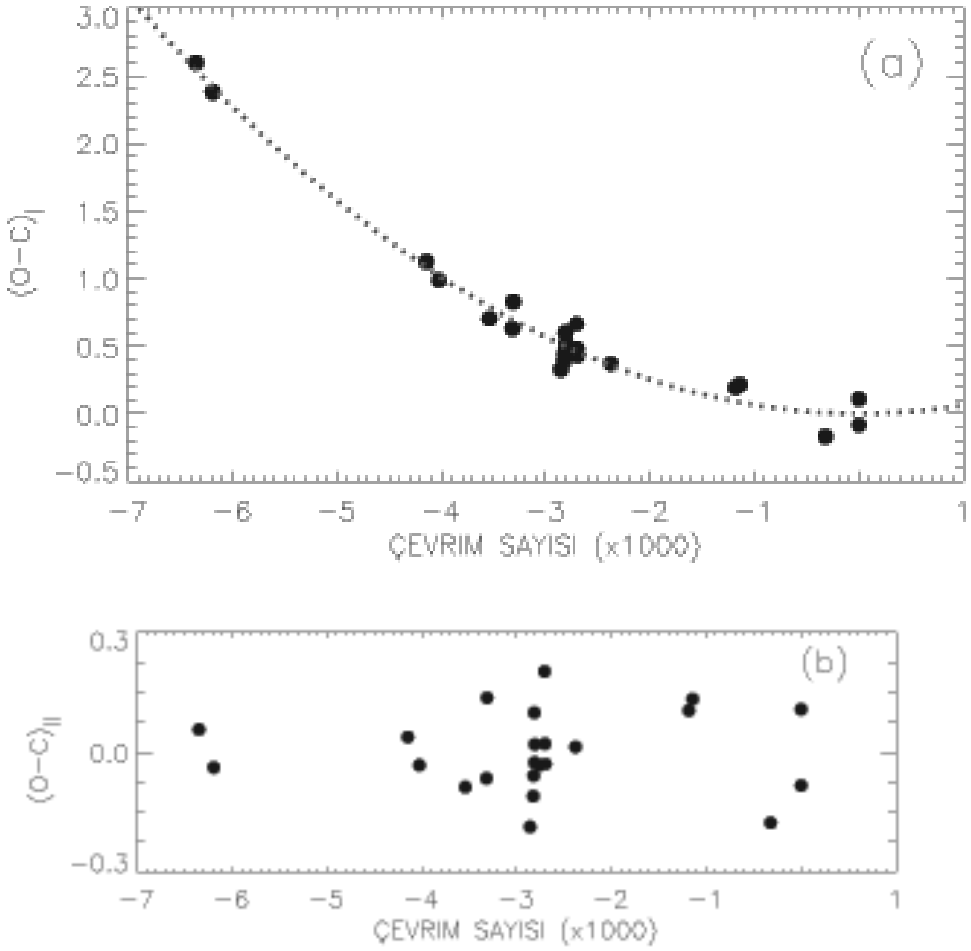
HJD Min	Kaynak	HJD Min	Kaynak
14228.269	1	37563.530	4
15257.350	1	37583.369	3
28749.154	1	37959.387	3
29553.985	1	38256.520	3
32747.167	2	38289.327	3
34218.463	2	38322.265	3
34264.849	1	40413.796	2
37253.276	3	48301.616	5
37464.480	4	48555.665	5
37497.520	4	53985.493	6
37550.460	4	56100.454(4)	7
		56103.562(3)	7

O-C değişimine ağırlıklı en küçük kareler yöntemi uygulandığında elde edilen kuadratik çözüm;

$$HJD = HJD_o + P_oE + ½\ dP/dE\ E^2$$

$$=24\ 56103.646(38) + 6.598074\ (12)\ x\ E + 6.3\ (6)\ x\ 10^{-8}\ x\ E^2 \qquad (2)$$

Hesaplanan farklar Şekil 2'de gösterilmiştir. Bu sonuçlar yörünge dönem değişimini $P/dP/dt \sim 9.4\ x\ 10^5$ olarak göstermektedir. Kennedy ve ark. (2010) tarafından önerilen 6.7 yıllık üçüncü cisim dönemi tarafımızdan elde edilememiştir. Bunun nedeni muhtemelen gözlenen minimum zamanların hem yeterli olmaması hem de gerektiği kadar hasas olmamasıdır.



Şekil 2. V729 Cyg sistemine ilişkin dönem değişim analizi sonuç grafikleri. Üst panel sistemin bileşenleri arasında bir madde transferi olduğuna işaret etmektedir. Alt panel parabolik değişim çıkarıldıktan sonra kalan farkları göstermektedir.

4. Tartışma ve Sonuç

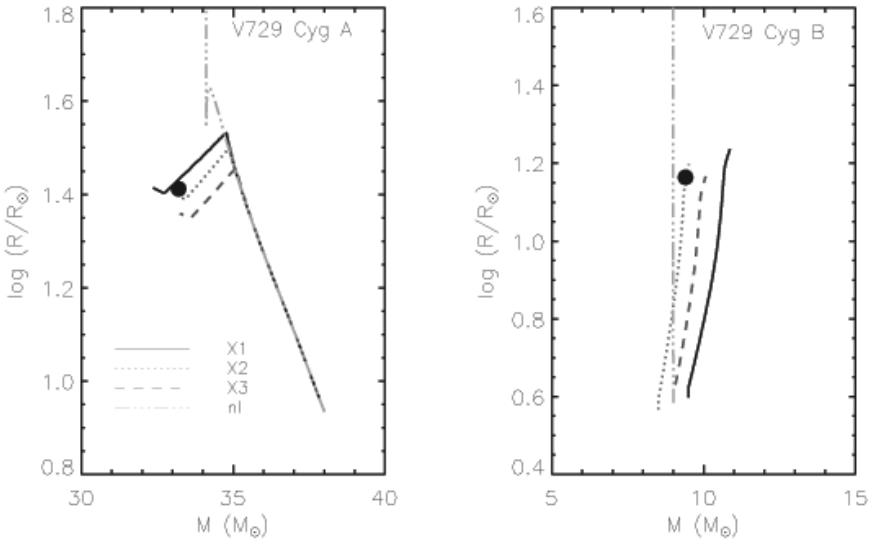
Sistemin yörünge öğeleri elde edildikten sonra bu değerler kullanılarak sistemin fiziksel öğeleri elde edilmiştir. Hesaplamalar sırasında Güneş'in sıcaklığı 5777 K ve bolometrik parlaklığı $4^m.732$ olarak alınmıştır. Yapılan hesaplamalar sonucunda bileşenlerin kütleleri 31.6 $M_\odot$ ve 8.8 $M_\odot$ olarak elde edilmiştir. Sisteme ait elde edilen fiziksel öğeler Çizelge 3'de verilmiştir.

Ön tür sistemler bilindiği gibi özellikle yıldız rüzgarları ile önemli miktarda maddesini kaybeder. Bu kayıp miktarı onların evrimine doğrudan etkir. Şekil 3'de V729 Cyg sisteminin evrim modeli gösterilmiştir. Bileşen yıldızların evrimi modellenirken onların farklı başlangıç koşulları dikkate alındı. Yapılan onlarca model içerisinde en uygun üç model şekilde gösterilmiştir. Modeller P.P. Eggleton tarafından geliştirilen Cambridge STARS kodunun etkileşen çift sistemler için güncellenmiş versiyonu kullanıldı.

Çizelge 3. Baş (OIa) ve yoldaş (O/WN9) yıldızın fiziksel öğeleri.

		T_1=36000K	
Parametre	**Birim**	**A**	**B**
Kütle (M)	M_Θ	32(3)	8.8(3)
Yarıçap (R)	R_Θ	25.4(1.1)	14.4(1.0)
Sıcaklık (T_{eff})	K	36000	26865(480)
Işıtma (logL)	L_Θ	5.989(65)	4.984(96)
YüzeyÇekimi (*log* g)	CGS	3.13(2)	3.07(2)
Mutlakbol.Parlaklık (M_b)	mag	-10.24	-7.28
Mutlakgör.Parlaklık (M_v)	mag	-6.77	-5.02
Bileşenlerarası ayrıklık (a)	R_Θ	50.8(1.8)	
Uzaklık(d)	pc	1021(22)	

Elde edilen sonuç modellere göre sistemi oluşturan yıldızların başlangıçta 38 M_Θ 8.5 M_Θ ile hayatlarına başlamamış olmaları ve yörünge dönemlerinin ise 8 gün kadar olması öngörülmektedir. Her iki bileşen yıldız rüzgarları ile kütle kaybettikten sonra baş bileşen kendi Roche lobunu doldurmuş ve yan bileşene madde aktarmaya başlamıştır. Bu aşamada yan bileşen, hem rüzgarlar ile kütle kayıp etmeye devam etmiş hem de baş bileşenden kütle almaya başlamıştır. Baş bileşen kütle kaybederek yan bileşen ise kütle alarak kütleleri gözlenen bugünkü değerlere ulaşmıştır.



Şekil 3. Erken tür değen bir sistem olan V729 Cyg'nin evriminin Kütle-Yarıçap panelinde gösterimi. Burada onlarca model yapılmış fakat en uygun üç tanesi konmuştur. Burada X1 modeli 38 M_Θ +8.5 M_Θ, 8 gün başlangıç koşullarını; X2 modeli 38 M_Θ +9 M_Θ, 7 gün ve X3 modeli ise 38 M_Θ +9.5 M_Θ, 9 gün başlangıç koşullarını göstermektedir.

Teşşekür: *Bu çalışma TÜBİTAK 111T270 nolu proje kapsamında desteklenmektedir.*

5. Kaynaklar

Bohannan B., Conti P. S., 1976, ApJ, 204, 797
Cox A. N., 2000, Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Publisher: New York: AIP Press; Springer
Hall D. S., 1974, The O9+Of eclipsing binary V729 Cygni in Cygnus OB2, AcA, 24, 69
Hubscher, J., & Walter, F. 2007, IBVS 5761
Kennedy M., Dougherty S. M., Fink A., Williams P. M., 2010, ApJ, 709, 632
Kiminki D. C., et al., 2007, ApJ, 664, 1102
Leung K.-C., Schneider D. P., 1978, ApJ, 224, 565
Linder N., Rauw G., Manfroid J., Damerdji Y., De Becker M., Eenens P., Royer P., Vreux J.-M., 2009, A&A, 495, 231
Massey P., Johnson K. E., Degioia-Eastwood K. 1995, ApJ, 454, 151
Prsa, A., ve Zwitter, T. 2005, ApJ, 628, 426
Rauw G., Vreux J.-M., Bohannan B., 1999, ApJ, 517, 416
Rucinski, S. M. 1969, Acta Astron. 19, 245
van Hamme, W. 1993, AJ, 106, 2096
von Zeipel, H. 1924, MNRAS, 84, 665
Vreux, J. M., 1985, A&A, 143, 209
Wilson, O. C., Abt A., 1951, ApJ, 114, 477
Wilson, O. C., 1948, PASP, 60, 385
Wilson, R.E., Devinney, E.J. 1971, ApJ, 166, 605
Wright, N. J., Drake J. J., Drew J. E., Vink J. S., 2010, ApJ, 713, 871
Wright N. J., Drake J. J., Drew J. E., Vink J. S., 2011, arXiv, arXiv: 1103.0778, v1
Yakut, K., & Eggleton, P. P. 2005, ApJ, 629, 1055

KUANTUM YAPILI KIZILÖTESİ ALGILAYICILAR

Bülent ASLAN

Anadolu Üniversitesi Fen Fakültesi Fizik Bölümü
Nanoboyut Araştırma Laboratuvarı, Yunusemre Kampüsü 26470 Eskişehir
bulentaslan@anadolu.edu.tr

ÖZET

Kızılötesi ışınımın keşfinden beri araştırılmakta/çalışılmakta olan kızılötesi algılayıcılar bugün çok farklı uygulama alanlarına sahiptir. Elektromanyetik tayfın bu bölgesinde çalışan algılayıcı sistemlerin geliştirilmesi ve en iyileştirilmesi, uygulama alanlarındaki genişlik ve hassasiyet nedeniyle hızla çalışılmaya devam etmektedir.

Bu çalışmada, kızılötesi kavramından kısaca bahsedildikten sonra bu bölgede algılama yapan yapılar ve algılamanın fiziği temel seviyede açıklanmaya çalışılmıştır. Bir kızılötesi algılayıcı sistemi oluşturan birimlerin tanımlaması yapıldıktan sonra Türkiye'nin bu konudaki yerini ve tecrübesini gösteren çalışmalar/basamaklar kısaca açıklanmıştır. Ülkemizde Astronomi uygulamalarında kullanılmak üzere kızılötesi dedektör geliştirilmesi konusunda henüz bir girişimin olmadığı ancak bu konuda bir projenin başlatılabilmesi için yeterli altyapının olduğu vurgulanmıştır.

GİRİŞ: KIZILÖTESİ KAVRAMI

İnsan gözü, 0,69 μm'de gelen ışınımın sadece %1'ini algılar; bu oran 0,75 μm'de ise %0,01'e düşer. Bu değerler, gelen ışık şiddetinin çok fazla olmadığı durumlarda görmenin mümkün olmadığını söylemektedir. İnsan gözü için "karanlık" bölge olarak niteleyebileceğimiz bu bölgede "görmek", kızılötesi ışımanın keşfinden bu yana merak uyandırmıştır. Kızılötesi dalgaboylarının algılanmasını istemekteki sebeplerimizden bir kaçını bugünkü bilgi birikimimizle şöyle sıralayabiliriz;

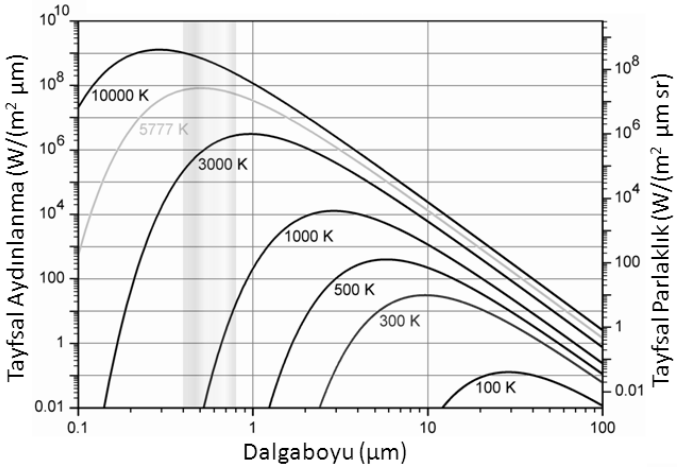
- Karanlıkta görebilmek
- Ortamdaki "sıcak" noktaları algılayabilmek (insan, ateş-yangın, makine vs)
- Toz ve dumanda görüntü alabilmek
- Malzeme tanımlaması yapabilmek.

Karacisim Işıması ve Atmosfer Geçirgenliği

Görünür bölge dalgaboyuna kıyasla daha büyük dalgaboyuna sahip elektromanyetik tayfın bu bölgesinin bizim için önemli olmasının iki temel nedeni vardır: karacisim ışıması ve moleküler titreşimler. Bilindiği gibi, 0 K (mutlak sıfır) sıcaklığından farklı sıcaklığa sahip her nesne ışıma yapar. *Karacisim ışıması* olarak bilinen bu ışımanın şiddeti ve dalgaboyu cismin sıcaklığına bağlıdır ve birim katı açı başına düşen parlaklık değeri şu şekilde ifade edilir:

$$L_{e,\lambda}(\lambda, T)\, d\lambda = \frac{2hc^2}{\lambda^5 \left(e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1\right)}\, d\lambda \quad \left[\frac{W}{cm^2 \cdot sr}\right] \tag{1}$$

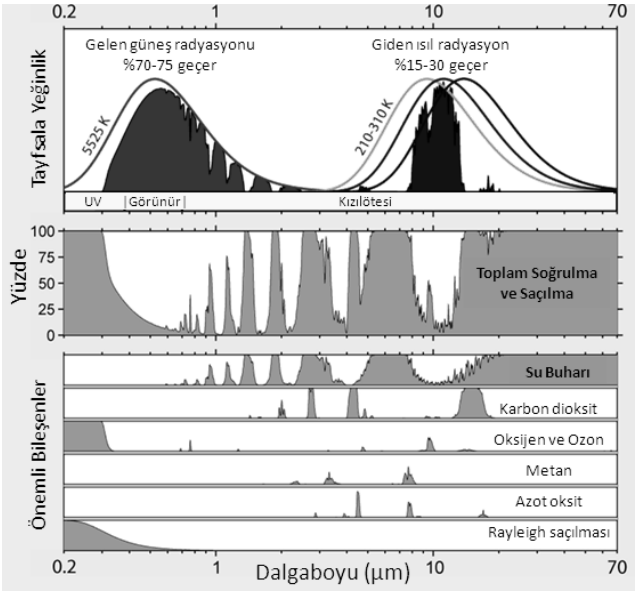
Burada, *k*: Boltzmann sabiti, *h*: Planck sabiti, *c*: ışık hızı, *T*: sıcaklık ve *λ*: dalgaboyudur. Şekil 1'de, bu eşitlikten elde edilen tayfsal parlaklık eğrileri gösterilmiştir. Görüldüğü gibi, ışıma tayflarının bilinmesi, cisimler hakkında bilgi almak bakımından veya cisimlerin doğasını anlamak bakımından önemlidir (Şekil 2).



Şekil 1. Karacisim ışıması. Oda sıcaklığındaki cisimler (300 K) en çok ~9 μm dalgaboyu civarında ışıma yaparlar (kırmızı renkli eğri).

Şekil 2. Görünür ve kızılötesi bölgelerde alınmış görüntülerin karşılaştırılması. Görünür bölgede geçirgen olmayan siyah renkli torba, 7,5–13 μm dalgaboyu aralığına duyarlı ısıl (termal) kamera ile bakıldığında şeffaf görünmektedir. Benzer şekilde gözlük camları ise kızılötesi bölgede geçirgen değillerdir. Sağ kolon, soğukkanlı bir kertenkelenin vücut sıcaklığının sıcakkanlı insanla farkını göstermektedir. Görüntülerin ve farklılıkların sebebi yine karacisim ışımasıdır. [1,2]

Kızılötesi bölge, aynı zamanda cisimlerin yapısal karakterleri hakkında bilgi edinmek amaçlı da kullanılmaktadır. Moleküllerin dönme ve titreşim hareketleri, kızılötesi bölgede soğurma yapmalarına sebep olur. Bağların titreşim frekansı ile üzerine gelen ışımanın frekansı aynı olduğunda, gelen ışıma yapı tarafından soğurulur. Soğrulan bu frekans değerleri, atomun kütlesine, moleküllerin şekline ve uzunluklarına bağlı olarak değişmektedir. Bu nedenle, barındırdığı gaz moleküllerinin, yağmurun ve karın etkisiyle atmosfer, doğrudan soğrulma ve saçılma yoluyla kızılötesi ışınımı soğurur (Şekil 3). Bu, ısıl ışınımın atmosfer boyunca bazı dalgaboylarında zayıflayarak geçmesi anlamına gelmektedir. Böylece, kızılötesi ışınımın geçebileceği atmosfer pencereleri oluşur.



Şekil 3. Atmosfer geçirgenliği. Güneşin yüksek sıcaklığı nedeniyle küçük dalgaboylarında (< 2 μm) atmosfere gelen ışımanın (kırmızı bölge) %70-75'i geçerek yere ulaşır. Yeryüzündeki ortalama sıcaklık nedeniyle ~10 μm bölgesindeki ışımanın (mavi bölge) %15-30'u atmosferden geçerek tekrar uzaya yayılır. Işımaların geri kalan kısımları, atmosferdeki moleküller tarafından soğrulur.

Kızılötesi Bölge Tanımlamaları

Görünür bölge sınırı kabul edilen 0,7 μm'den büyük dalgaboylarını kapsayan kızılötesi bölge, alt gruplara ayrılarak isimlendirilmiştir. Sınırların çok keskin olarak çizilemediği bu bölge tanımlamaları, farklı çalışma grupları tarafından farklı yapılmıştır: Uluslararası Aydınlatma Komisyonu (CIE), ISO 20473, Haberleşme (optik iletişim) tanımlamaları mevcuttur. Bu çalışmayı ilgilendiren iki temel alan, Astronomi ve Algılayıcı Tepkisi tanımlamaları ve ait oldukları dalgaboyu aralıkları Tablo 1'de örnek olarak verilmiştir.

Tablo 1. Kızılötesi bölge tanımlamaları.

	İsim - Tanımlama	**Gösterim**	**Dalgaboyu aralığı (μm)**
Astronomi Tanımlaması	Yakın kızılötesi	NIR	(0,7–1) – 5
	Orta kızılötesi	MIR	5 – (25–40)
	Uzak kızılötesi	FIR	(25–40) – (250–350)
Algılayıcı Tepkisi Tanımlaması	Yakın kızılötesi	NIR	0,7 – 1
	Kısa-dalga kızılötesi	SWIR	1 – 3
	Orta-dalga kızılötesi	MWIR	3 – 5
	Uzun-dalga kızılötesi	LWIR	8 – 12 veya 7 – 14
	Çok uzun-dalga kızılötesi	VLWIR	12 – 30

Kullanım Alanları

Kızılötesi algılayıcıların kullanıldığı askeri ve sivil birçok uygulama mevcuttur. Bu uygulamalara, yazılanlarla sınırlı olmamak koşuluyla, örnek olarak şunları verebiliriz:

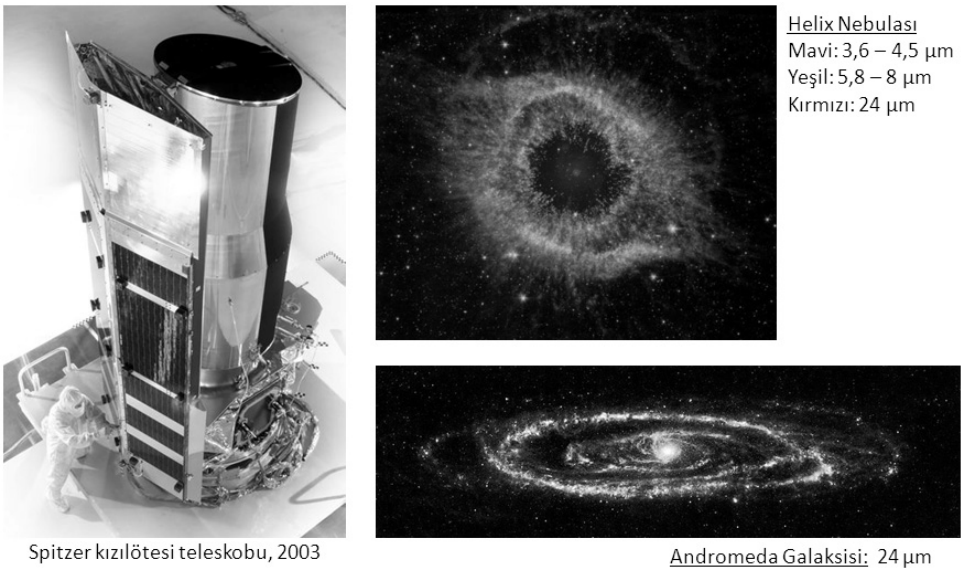
Sivil

Isı verimi analizleri	Çevre kontrolü / takibi	Astronomi
Endüstriyel tesis denetimi	Uzaktan sıcaklık algılama	Arkeoloji
Kısa mesafe kablosuz iletişim	Spektroskopi / malzeme analizi	Tıp / Sağlık
Hava tahmini	Arama / Kurtarma	…

Askeri

Hedef belirleme	Gözetleme / güvenlik
Gece görüş	Güdüm kontrolü

Önemli uygulama alanlarından biri olan Astronomi'de, kızılötesi algılayıcılar, uzayın "tozlu" bölgelerinin arkasında kalan bölgelerinin, yıldız evrelerinin, galaksilerin büyümelerinin, evrenin ilk günlerinin araştırılması gibi amaçlarla kullanılmaktadır. Kızılötesi algılayıcıların bulunduğu teleskopların 1980'lerin başında dünya çevresindeki yörüngelere gönderilmeye başlanmasıyla çok sayıda yeni keşif yapılmıştır. Örneğin, Amerika, İngiltere ve Hollanda ortak projesi olan Kızılötesi Astronomik Uydusu (IRAS), 12, 25, 60 ve 100 μm dalgaboylarında algılama yapabilme yeteneğiyle, kataloglanmış astronomik kaynakların sayısını %70 mertebesinde arttırmıştır [3]. Benzer şekilde, 2003 yılında yörüngeye yerleştirilen Spitzer kızılötesi teleskobu, gelişmiş teknolojisi ve çok sayıda algılayıcısıyla çözünürlüğü çok daha yüksek görüntüler alarak bilgi üretmeye devam etmektedir (Şekil 4) [4].



Şekil 4. Spitzer kızılötesi uzay teleskobu ve farklı dalgaboylarında aldığı görüntüler. [4]

Sanat tarihi uygulamalarındaki, resimlerin incelenmesi, yenilenmesi (restorasyon) ve korunması, sahte eserlerin tespiti gibi gereksinimler, 1960'larda geliştirilen Kızılötesi Yansımagrafisi tekniği kullanılarak giderilebilmektedir [5]. Örneğin, Pablo Picasso'nun *Yaşlı Gitarcı* eseri bu yöntemle incelendiğinde, resmin altında başka figür olduğu görülmüştür. Mısır'da kızılötesi kamera ile alınan uydu görüntüleri kullanılarak çok sayıda piramit, lahit ve kazı alanı bölgeleri tespit edilmiştir [6]. Kore'de Ulusal Kültürel Miras

Araştırma Enstitüsü'nde, geleneksel mimari eserlerin incelenmesi ve korunmasında kızılötesi görüntüleri kullanılmaktadır [7]. Bu ilginç örnekler daha çok arttırılabilir. Kızılötesi algılayıcılar, bahsedilenlere ek olarak, arama kurtarma çalışmalarında, binalardaki ısı ve su kaçaklarının tespitinde, enerji tasarrufu uygulamalarında, demiryolu kontrolü ve orman yangınlarında, meteorolojide, adli vakalarda ve suçbilim uygulamalarında, otomotiv sektöründe sürücü gece görüşü sağlanmasında ve benzeri çok sayıda uygulamada/alanda kullanılmaktadır.

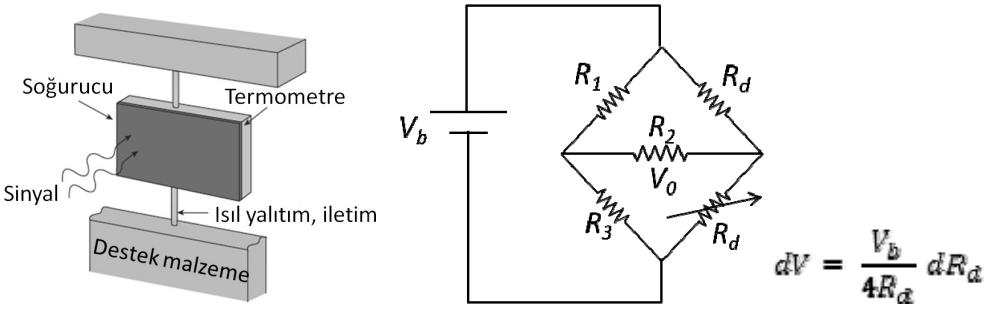
KIZILÖTESİ DEDEKTÖRLER VE ALGILAMANIN FİZİĞİ

Dedektörler, *foton* ve *ısıl* dedektörler olmak üzere iki grupta sınıflandırılabilirler. Gruplarda yer alan dedektörlerin temel algılama mekanizmaları ve diğer özellikleri şöyle özetlenebilir:

	Foton Dedektörler	***Isıl Dedektörler***
Mekanizma	Algılanacak foton, malzeme içindeki kristal örgü ile etkileşir: elektron uyarılır ve foto-elektron oluşur.	Algılanacak foton, yapı tarafından soğurulur ve malzemede sıcaklık değişimi olur: ölçülebilir bir parametreye çevrilir.
Değişim	Direnç İndüktans Voltaj Akım	Direnç Yüzey yükleri Voltaj Sığa
Tepki	Hızlı Fotonun enerjisine/sayısına bağlı	Yavaş Fotonun enerjisinden bağımsız
Örnek	Fotovoltaik (voltaj/akım) Fotoiletken (direnç/iletkenlik) Fotoyayılım (fotokatot) Fotoelektromanyetik	Bolometre (direnç) Pyroelektrik (sığa) Termoçift (voltaj) Golay hücresi (mekanik yerdeğiştirme)

Isıl dedektör: Bolometre

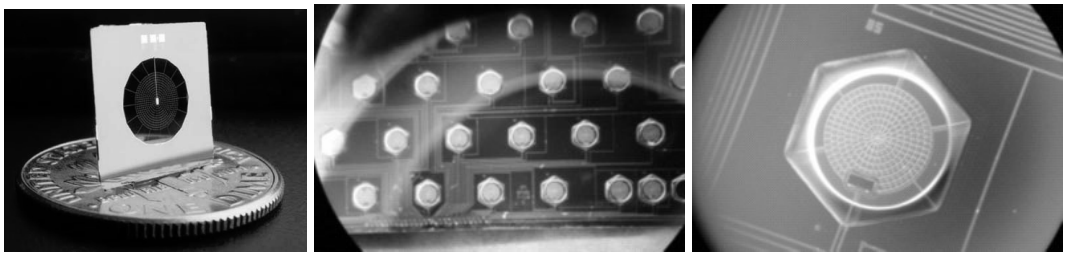
Aktif bölgelerinde sentetik elmas, germanyum, silisyum, nikel, kobalt gibi malzemelerin kullanıldığı bolometreler, 10 – 5000 μm dalgaboyu aralığını algılayabilirler. Ancak, algılanması istenen dalgaboyuna göre sistemde uygun optik filtrelerin kullanılması ve aktif bölge boyutunun doğru ayarlanması gerekmektedir: Gelen ışınımın yapı tarafından soğrulabilmesi için aktif bölge boyutu algılanması istenilen dalgaboyundan büyük olmalıdır.



Şekil 5. Bolometre yapısı ve çalışma ilkesinin şematik gösterimi. Sistem içindeki iki özdeş bolometreden bir tanesinin üzerine ışıma gelmesi engellenerek referans olarak kullanılır. R_1, R_2 ve R_3 dirençlerinin özdeş olması durumunda orta koldan akım geçmez. Aktif yapı üzerine düşen ışınımın yarattığı direnç değişikliği, orta koldan ölçülebilir bir akım geçmesine sebep olur.

Küçük enerjili ışınımın (büyük dalgaboyu) algılanabilmesi için ısıl yalıtımı iyi olan aktif bölgenin askıda tutulduğu tasarımlarda, bağlantı noktalarının büyüklüğü mikrobolometrenin performansını belirler. Küçük bağlantı noktalı yapılarda, ısıl iletim düşük olduğundan yüksek algılayabilirlik değerlerine ulaşılabilir ancak ısınan bölgenin tekrar eski sıcaklığına dönmesi uzun zaman alacağından, tepki süresi uzundur (yavaş). Büyük bağlantı noktalı yapılarda ise, ısıl iletim fazla olduğundan algılayabilirlik değerleri daha düşüktür ve tepki süresi daha kısadır (hızlı). Uzun zamandır, Mikro-Elektro-Mekanik-Sistemler (MEMS) başlığı altında yapılan çalışmalar sonucunda bugün, mikrobolometre üretim yetenekleri Türkiye'de gelişmiş durumdadır [8].

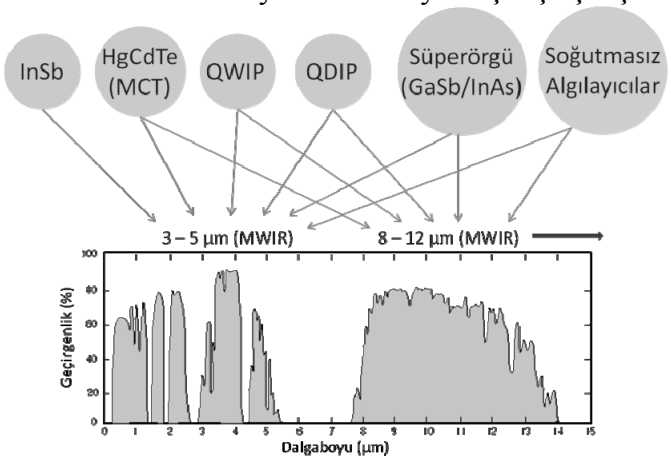
Bolometreler astronomide, kozmik mikrodalga arkaplan ışımasını ölçmek ve yıldız oluşum süreçlerini incelemek amacıyla kullanılmaktadır. Örümcek ağı şeklinde birbirlerine bağlanarak oluşturulan aktif sistemler, farklı dalgaboylarını algılayacak şekilde tasarlanmışlardır (Şekil 6). Örneğin, BLAST olarak bilinen ve balonla taşınan büyük açıklıklı milimetre-altı teleskopta bulunan 3 tane Silisyum Nitrat (SiN) bolometre dizini 250, 350 ve 500 μm dalgaboylarını algılamaktadır. Bunlar sırasıyla, 149, 88 ve 43 tane dedektörden oluşmaktadır [9]. (BLAST: Balloon-borne Large-Aperture Submillimeter Telescope)



Şekil 6. Astronomide kullanılan "örümcek ağı" bolometre yapılar. [10]

Foton Dedektörler: Yaygın Kızılötesi Algılayıcı Teknolojileri

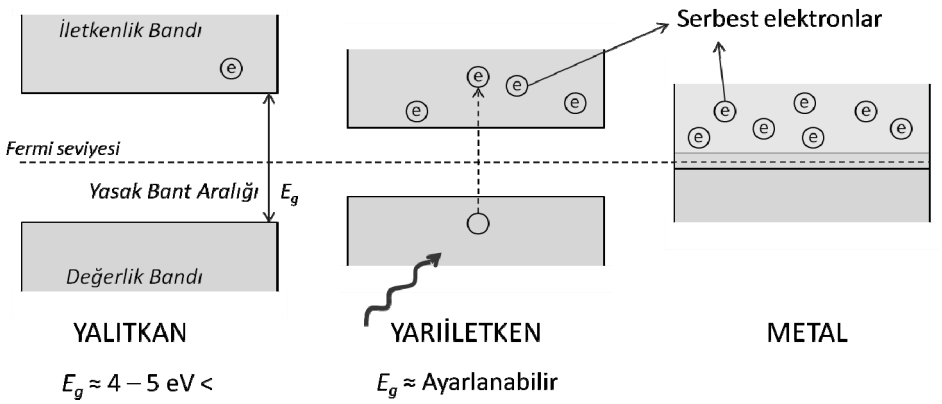
Algılama mekanizmalarına ve çalışma bölgelerine bağlı olarak en çok kullanılan yarıiletken dedektör malzemeleri Şekil 7'de gösterilmiştir. InSb (indiyum antimoni) ve HgCdTe (MCT – cıva-kadmiyum-telür) dedektörler, 1950'li yıllardan beri kullanılmakta olan yüksek performanslı malzeme sistemleridir. Göreli olarak daha yeni olan kuantum kuyu (QWIP – Quantum Well Infrared Photodetector) ve GaSb/InAs (galyum antimoni/ indiyum arsenik) tabanlı tip-II süperörgü yapılı kızılötesi algılayıcı sistemler ise, sırasıyla 1980'li yılların ortalarından ve 2000'li yıllardan bu yana çokça çalışılmaktadır.



Şekil 7. Günümüzde yaygın olarak kullanılan kızılötesi foton algılayıcı teknolojileri ve çalıştıkları atmosfer pencereleri.

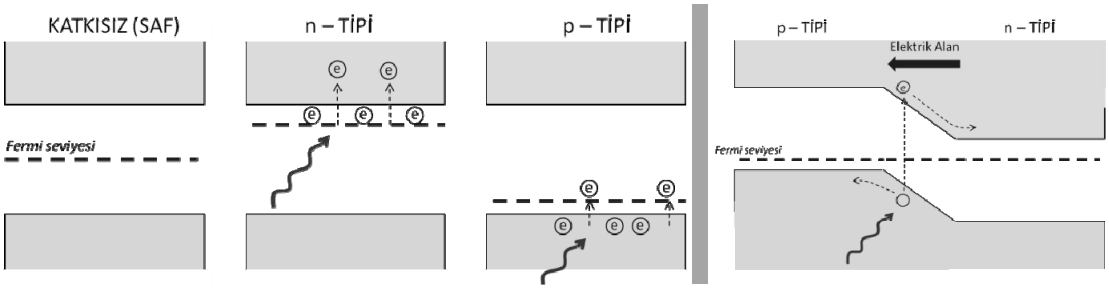
Yarıiletkenlerde Algılama

Yarıiletken malzemelerde, yasak bant aralığı olarak tanımlanan ve yapı içindeki değerlik elektronlarının serbest kalmak için ihtiyaç duydukları en küçük enerjiye karşılık gelen değer, yaklaşık olarak 0,2 eV ile 3–4 eV aralığındadır. Şekil 8'de gösterildiği gibi, değerlik bandı ile iletkenlik bandı arasındaki bu enerji değeri, yalıtkan malzemelerde 4–5 eV ve üzerinde, iletkenlerde (metal) ise eksidir yani bantlar birbirinin içine girmiştir. Yarıiletken bir malzeme üzerine gelen fotonun enerjisi, değerlik bandındaki bir elektronu uyararak iletkenlik bandına çıkartmaya yetecek kadar olduğunda, yapı tarafından soğrulur ve böylece algılama gerçekleşir. Dolayısıyla, yarıiletken malzemenin yasak bant aralığı, algılanacak fotonun en küçük enerjisini (yani en büyük dalgaboyunu = kesim dalgaboyu) belirler. Örneğin, 300 K oda sıcaklığındaki bant aralığı 0,170 eV olan InSb ile algılanabilecek fotonların dalgaboyu en büyük 7,3 μm'dir: daha büyük dalgaboyuna sahip fotonların enerjileri, elektronları iletkenlik bandına geçirebilmek için yeterli olmadığından bu malzeme ile algılanamazlar. HgCdTe gibi üçlü bileşiklerde, yasak bant aralığı, bileşeni oluşturan elementlerin oranlarının değiştirilmesi ile ayarlanabilir: $Hg_{1-x}Cd_xTe$ olarak gösterilen bu üçlü bileşikteki Cd oranı değiştirilerek kesim dalgaboyu 0,7–25 μm aralığında ayarlanabilir. HgCdTe, x=0,2 için 8–14 μm ve x=0,3 için 3–5 μm atmosfer penceresinde kullanılabilir/kullanılmaktadır.



Şekil 8. Yalıtkan, yarıiletken ve iletkenin enerji bant seviyelerinin şematik gösterimi. Yarıiletken malzemelerde, değerlik bandındaki elektronların iletkenlik bandına uyarılmasıyla algılama gerçekleşir.

Yarıiletken kızılötesi fotodedektörlerde başka bir algılama yöntemi, katkı atomlarının yasak bant içinde oluşturdukları enerji seviyelerinin kullanılmasıdır. Şekil 9'da şematik olarak gösterildiği gibi, n-tipi yarıiletkenlerde algılama, verici atomlarının yasak bant içinde, iletkenlik bandına yakın bir yerde yarattıkları enerji seviyesinde bulunan elektronların, gelen foton tarafından iletkenlik bandına uyarılmasıyla gerçekleşir. Bu enerji seviyesi, yarıiletkene ve katkı atomlarına bağlı olarak değişir. Tablo 2'de bazı yarıiletkenlerdeki katkı enerjileri ve buna karşılık gelen kesim dalgaboyları ile diğer dedektör parametreleri gösterilmiştir.



Şekil 9. Sol: Katkılı ve katkısız yarıiletkenlerde enerji bant seviyelerinin şematik gösterimi. Algılama, katkı seviyeleri üzerinden olmaktadır. Sağ: p-n eklemi şematik gösterimi.

Bahsedilen algılama mekanizmalarında, iletkenlik bandına uyarılan elektronun ve değerlik bandındaki boşluğun dedektör yapısı içinde akım oluşturabilmesi için bir elektrik alan yardımıyla kontak bölgelerine sürüklenmesi gerekmektedir. Sürükleyici elektrik alan, yapıya dışarıdan uygulanan potansiyel fark (voltaj) ile yaratılmaktadır ki bu durum dedektör sistemine bir yük getirmektedir. Şekil 9 sağ panelde gösterildiği gibi, bir p-n eklem yapısındaki içsel elektrik alan, oluşturulan elektron-boşluk çiftlerini kontak bölgelerine sürükleyerek sistemin harici voltaj ihtiyacını azaltır. Yarıiletken yapılar üzerine gelen fotonun uyarmasıyla oluşan elektron-boşluk çiftleri, verimli bir şekilde birbirlerinden uzaklaştırılmadıkları takdirde, yeniden birleşerek kaybolurlar. Böylece yapı içinde bir akım oluşturulamadığından gelen foton algılanamamış olur.

Tablo 2. Silisyum ve germanyum için safsızlık atomları katkılı dedektör parametreleri.

Malzeme: Katkı Atomu	**Safsızlık Miktarı (cm^{-3})**	**Enerji (eV)**	**Dalgaboyu (μm)**	**Çalışma Sıcaklığı (K)**
Si: As	3×10^{16}	0,052	24	10
Si: P	3×10^{16}	0,045	28	4
Si: Ga	3×10^{16}	0,073	19	18
Si: In		0,155	8	45
Ge: Cu	3×10^{16}	0,041	29	4
Ge: Hg	8×10^{15}	0,088	14	30
Ge: In		0,033	38	4
Ge: Zn		0,0104	118	2

QWIP – Kuantum Kuyu Kızılötesi Fotodedektörler

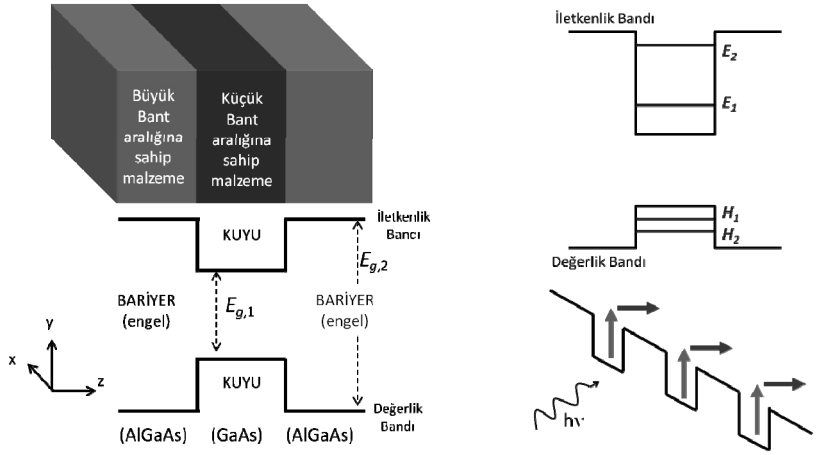
Yasak bant aralığı küçük bir yarıiletken malzeme, bant aralığı daha büyük başka bir yarıiletken arasında sıkıştırılırsa, eldeki sistem kuantum fiziğinden bildiğimiz potansiyel kuyu problemine benzer (Şekil 10). Birinci malzemenin iletkenlik (değerlik) bandındaki elektronlar (boşluklar) iki boyutta serbest hareket edebilirlerken bir boyutta sınırlandırılmışlardır. Bu durumda, Schrödinger denklemi ve dalga fonksiyonu

$$-\frac{\hbar^2}{2m^*}\nabla^2\Psi\left(\vec{r}\right) + E_c(\vec{r})\Psi\left(\vec{r}\right) = E\Psi(\vec{r}) \quad , \quad \Psi\left(\vec{r}\right) = C\Psi(z)\, e^{ik_x x}\, e^{ik_y y} \qquad (2)$$

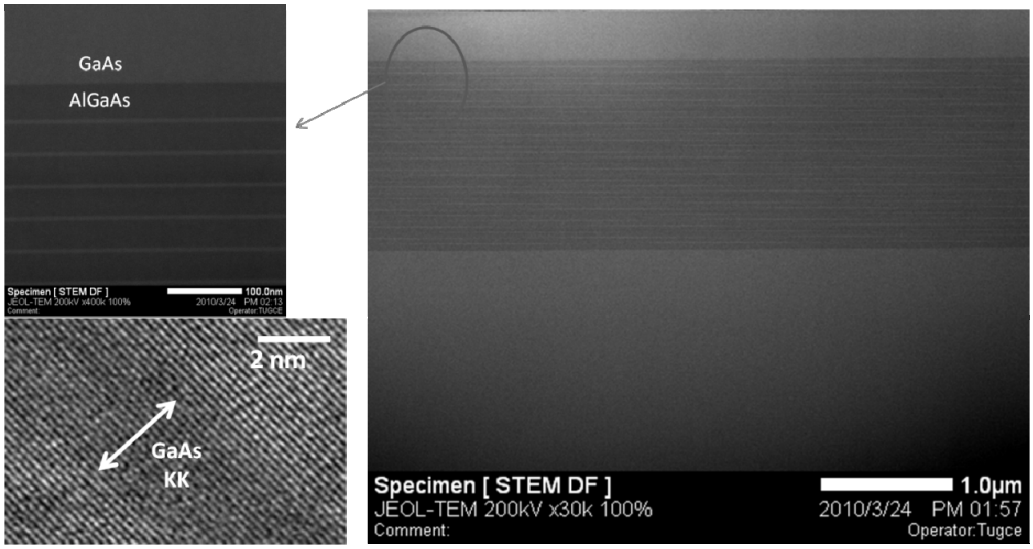
şeklinde yazılır. Yeterince "derin" kuyular için bu problem çözüldüğünde, kuyu içindeki taşıyıcıların (elektronlar, boşluklar) sahip olabileceği enerjiler

$$E_n = \frac{\hbar^2}{2m^*}\left(\frac{n\pi}{w}\right)^2 \qquad (3)$$

olarak bulunur. Burada *m**: taşıyıcıların etkin kütlesi, *w*: kuyu genişliği ve *n*: tam sayıdır. Kuantum kuyulu yapılar üzerine gelen fotonun algılanması, kuyu içindeki taşıyıcıların (elektron, boşluk) gelen foton tarafından potansiyel kuyu dışına uyarılması ve dışarıdan uygulanan elektrik alan yardımıyla kontak bölgelerine sürüklenmesiyle olur (Şekil 10). Elektronların kuyu içindeki enerji seviyeleri ve kuyunun yüksekliği, kuyunun genişliği ve seçilen malzemeye göre değiştirilebildiğinden, QWIP dedektörlerde kesim dalgaboyu amaca uygun olarak ayarlanabilir. Bahsedilen tabakaların çok ince olması (~2–10 nm), aktif bölgenin küçük, algılanan foton sayısının az olması anlamına gelmektedir. O nedenle, kuantum kuyulu kızılötesi fotodedektörlerde, kuyu-engel ikili yapı ardışık olarak çok defa tekrar edilerek soğrulma merkezleri arttırılır. Şekil 10'da, çok tekrarlı yapıda algılama şematik olarak gösterilmiştir. Şekil 11'de ise, büyütülen gerçek bir kuantum kuyu fotodedektör yapısının geçirimli elektron mikroskobu (TEM) görüntüleri verilmiştir.



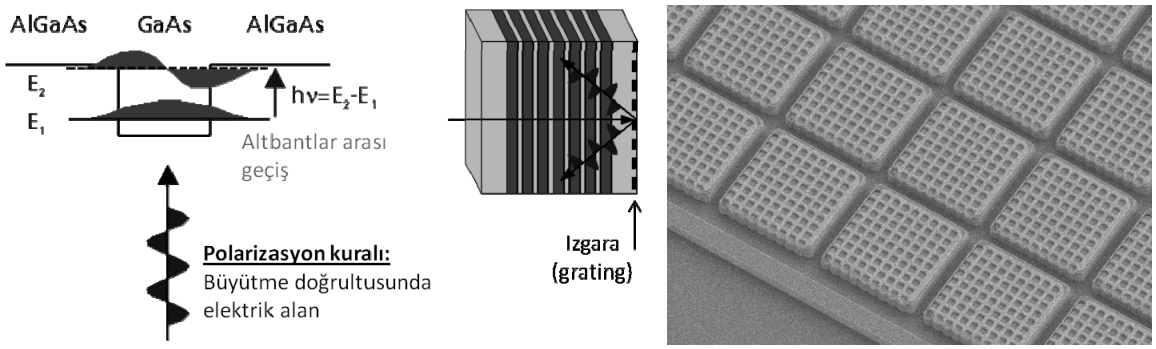
Şekil 10. Kuantum kuyu kızılötesi dedektör yapılarda enerji bant seviyelerinin şematik gösterimi. Algılama, bir boyutta sınırlamanın etkisiyle oluşan tanımlı enerji seviyelerindeki elektronların kuyunun dışına uyarılması ve elektrik alan yardımıyla kontak bölgelerine sürüklenmesiyle olur.



Şekil 11. GaAs/AlGaAs çok tekrarlı kuantum kuyu yapıların TEM görüntüsü [11].

Kuantum kuyu yapılı fotodedektörler üzerine gelen fotonun algılanabilmesi için, gelen fotonun elektrik alan vektörünün sınırlama doğrultusunda olması gerekmektedir. Bu nedenle, QWIP'ler yüzeylerine dik gelen ışımaya tepki vermezler. Kuantum mekaniksel bu sınırlamanın aşılabilmesi için, yapının yüzeyine, gelen fotonun dalgaboyuna uygun olacak

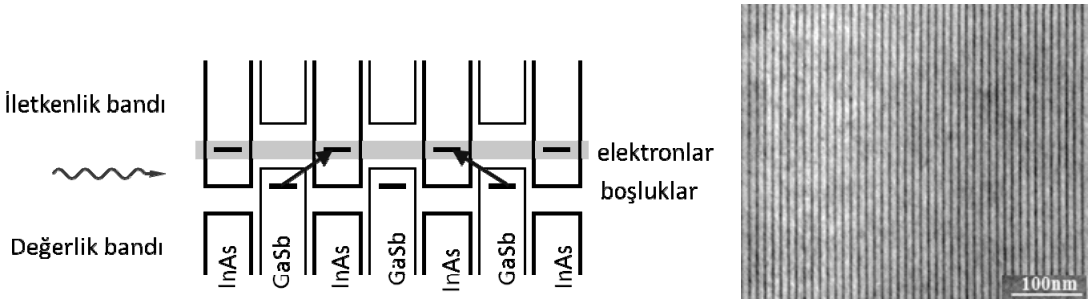
şekilde bir ızgara (grating) yapılır. Bu ızgara, tabakalara dik (sınırlama doğrultusunda) gelen fotonların saçılmasına ve elektrik alan doğrultularının değişmesine sebep olur; böylece, algılanabilirlik koşulu sağlanır (Şekil 11). Polarizasyon bağımlılığı nedeniyle, kuantum kuyu kızılötesi fotodedektörlerde kuantum verimi düşüktür (~%15–20).



Şekil 11. QWIP yapılarda polarizasyon kuralı ve piksellerin üzerindeki ızgaraların taramalı elektron mikroskobu (SEM) görüntüsü [12]. Fotonların elektrik alan vektörleri, sınırlamanın olduğu doğrultuda olmalıdır.

GaSb/InAs Tip-II Süperörgü Yapılar

QWIP yapılarda, kuyular arasındaki engel (bariyer) genişliklerinin 20–30 nm mertebesinde olması, ardışık kuyular içindeki elektronların dalga fonksiyonlarının birbirleriyle etkileşmemesini dolayısıyla kuyular arasında tünellemenin olmamasını sağlar. Bu kalınlıkların 2–5 nm kalınlığında olması, ardışık kuyuların etkileşmesi sonucunda bant içinde mini-bantların oluşmasına sebep olur. Yarıiletken katmanlarının ardışık olarak oluşturdukları periyodik yapının örgü sabitini yarıiletkenlerin örgü sabitleri yerine ardışık yapının periyodu belirlediği için *süperörgü* olarak adlandırılırlar. Ardışık tabakaların bant hizalanması, yukarıda bahsedilen kuantum kuyu yapılardan farklı olarak Şekil 12'de görüldüğü gibi birbirlerinin içine geçmesi sonucunda ise tip-II süperörgü yapılar oluşur.



Şekil 12. GaSb/InAs Tip-II süperörgü yapının enerji bant seviyelerinin şematik gösterimi. Sağ: kesitten TEM görüntüsü.

Süperörgü yapılarda, GaSb ve InAs tabakalarının kalınlıkları değiştirilerek aktif bant aralığı yani algılanan ışığın dalgaboyu ayarlanabilir: InAs tabakasının kalınlığının azalmasıyla sınırlı/tanımlı enerji seviyesi yukarıya itildiğinden aktif bant aralığı artar ve kesim dalgaboyu küçülür. GaSb tabakasının kalınlığının azalması ise ardışık InAs tabakalarında hapsedilen elektronların dalga fonksiyonlarının birbirleriyle etkileşmesini arttırdığı için kesim dalgaboyunun azalmasına sebep olur. Polarizasyon bağımlılığı olmadığından yüksek kuantum verimi elde edilebilir, hızlı algılama yapılabilir.

Foton Dedektörlerin Karşılaştırması

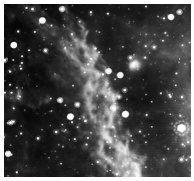
Yukarıda bahsedilen ve bugün Türkiye'de de çalışılan HgCdTe, QWIP ve Tip-II Süperörgü sistemler, günümüzde en çok kullanılan dedektör teknolojileridir. 3. Nesil olarak adlandırılan, büyük formatlı, okuma devreli, iki veya çok bantta/renkte algılama yapabilecek şekilde tasarlanabilen bu teknolojilerin karşılaştırması Tablo 3'de verilmiştir.

Tablo 3. Günümüzde yaygın olarak kullanılan 3. Nesil kızılötesi fotodedektör teknolojilerinin karşılaştırılması.

Teknoloji	Kuantum verimi Çalışma sıcaklığı Tepki süresi	Çok renk yeteneği	Teknolojik olgunluk	Düzgünlük	Tekrar edilebilirlik Büyük alttaş mevcudiyeti & Fiyatı
HgCdTe	√	√	√	X	X
QWIP	X	√	√	√	√
Tip-II Süperörgü	√	√	X √	√	√ X

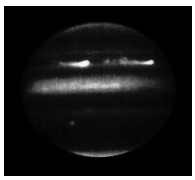
Hepsi Astronomide Var!

Bahsedilen foton dedektörlerin hepsi, farklı uygulama alanlarında kullanıldığı gibi Astronomi'de de kullanılmaktadır. Aşağıda, Astronomi uygulamalarında kullanılan yarıiletken kızılötesi fotodedektörlerin bazıları referans olmaları açısından örnek olarak verilmiştir.



Spitzer
IRAC (InfraRed Array Camera) : InSb, InSb:As (256 x 256)
IRS (Infrared Spectrograph) : InSb:As, Si:Sb (128 x 128)
MIPS (Multiband Imaging Photometer) : Si:As (128 x 128)
Ge:Ga (32 x 32, 2 x 20)

UKIRT
(UK Infrared Telescope)
Wide Field Camera (WFCAM)
HgTeCd (2048 x 2048)

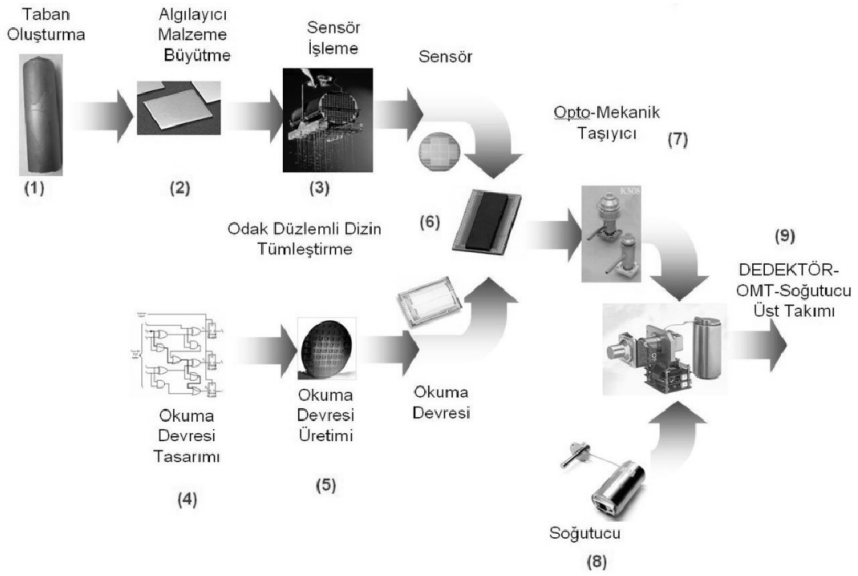


SpeX
NASA IRTF
(Infrared Telescope Facility)
InSb (1024 x 1024)

NASA Landsat Uydusu
LDCM (Landsat Data Continuity Mission)
GaAs/AlGaAs QWIP (640 x 512)
(Ocak 2013'de yörüngeye yerleştirilmesi planlanmaktadır)

Fotodedektör Üretim Süreci

Bir fotodedektör sisteminin üretim süreci Şekil 13'de sıralanan basamaklardan oluşmaktadır. Şekil, öz açıklamalı olduğundan basamaklardan metin içinde yeniden bahsedilmemiştir. Kendi içinde çok sayıda alt basamaktan oluşan her kademe, ayrıntılı ve titiz bir çalışma süreci gerektirmektedir.

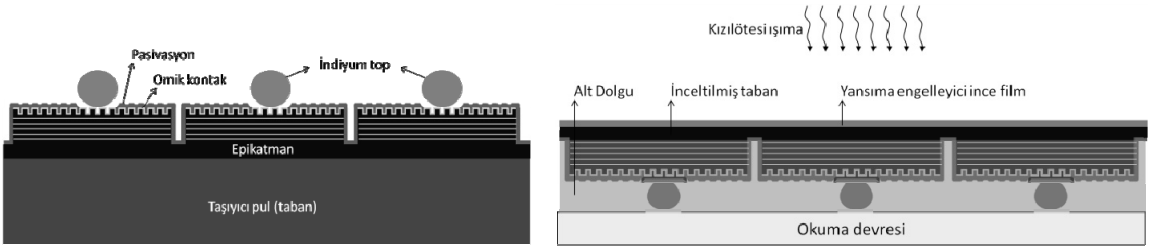


Şekil 13. Fotodedektör üretim süreci. Kırmızı sayılar, işlem basamak sırasını göstermektedir.

Örnek olması bakımından, bir QWIP fotodedektör sensör (foton algılayıcı birim) üretimi ve okuma devresiyle birleştirilmesinin temel basamakları sırasıyla aşağıda numaralandırılarak kısaca açıklanmış, Şekil 14'de şematik olarak gösterilmiştir.

- *Epitaksiyel büyütme*: Şekil 11'de görülen çok tekrarlı tabakalı yapının taşıyıcı pul üzerine oluşturulmasıdır. Büyütme işlemi, moleküler demet epitaksi (MBE) gibi atomik mertebede kontrol sağlayan sistemlerle yapılır.
- *Masatepe aşındırma (piksel tanımlaması)*: Malzeme sistemine uygun olarak seçilen kimyasal aşındırıcılar kullanılarak yüzeyin bir kısmının aşındırılması ile algılamanın yapılacağı aktif bölgeler (pikseller) oluşturulur.
- *Izgara oluşturma*: Gelen fotonları saçarak yukarıda bahsedilen polarizasyon koşulunu sağlayabilmek için, masatepelerin üzerlerine, derinliği ve periyodu algılanacak dalgaboyuna göre belirlenen ızgara deseni yapılır.
- *Omik kontak kaplama*: Yapı içinde üretilen fotoelektronların sürüklenmesini sağlayan elektrik alanı yaratmak ve dış devreye taşınmasını sağlamak için elektriksel iletkenlik sağlayan kontak noktalarıdır. Bu aşamada, çalışılan malzeme sistemiyle uyumlu metaller seçilmelidir.
- *Pasivasyon kaplama*: Yüzeydeki kopuk bağlar nedeniyle oluşan ve istenmeyen kaçak akımların baskılanması için açıkta kalan kısımlar özel yalıtkan bir malzeme ile kaplanır. Böylece, karanlık akım diye tanımlanan, dedektöre ışık düşmediği durumda da yapı içinden akan akım azaltılır.
- *İndiyum top kontak oluşturma*: Oluşturulan masatepe yapılar (odak düzlem dizini – FPA) ile okuma devresinin bütünleşmesini sağlayacak olan iletken, yumuşak kontak noktalarıdır. Her bir masatepenin ortasına yerleştirilir.

- *Okuma devresi ile bütünleştirme*: Her bir pikselin üzerinde indiyum topların olduğu odak düzlem dizin yapısı, ters çevrilerek kendisi ile uyumlu okuma devresi üzerine yerleştirilir. Böylece, her piksel üzerine düşen foton bilgisi bireysel olarak okunabilecektir.
- *Alt dolgu*: Odak düzlem dizin ile okuma devresi arasında kalan boşlukların bir dolgu maddesi ile doldurulmasıdır. Bu dolgu maddesi, bir sonraki aşama olan taban inceltme sırasında yapının zarar görmesini engellemek amacıyla fiziksel destek olarak kullanılmaktadır.
- *Taban inceltme*: Epikatman yapıların üzerine büyütüldüğü taşıyıcı pulun (taban) fiziksel ve kimyasal yöntemlerle inceltilmesidir. Ön tarafta okuma devresi olduğu için arka yüzeyden gelen fotonların, aktif bölgeye ulaşabilmeleri için bu kalın taşıyıcı pul içinden geçmesi gerekmektedir. Bu esnada, fotonların bir kısmı taban tarafından soğrularak kaybolurlar. Bu kayıpların en aza indirilmesi için taban inceltmesi yapılır.
- *Yansıma engelleyici tabaka kaplama*: Yapı üzerine gelen fotonların yüzey tarafından yansıtılmasını engellemek amacıyla yüzey, yansıma engelleyici ince film ile kaplanır. Yansıma engelleyici filmler, dedektörün aktif olduğu dalgaboyuna bağlı olarak değişiklik gösterir.



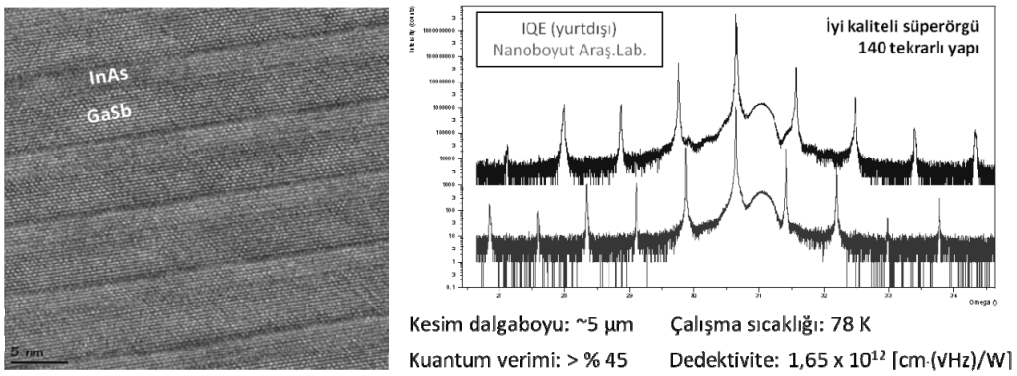
Şekil 14. QWIP odak düzlem dizini ve okuma devresiyle birleştirilmesinin şematik gösterimi.

Türkiye…

Türkiye'de, özellikle Milli Savunma Bakanlığı (MSB) ve Savunma Sanayii Müsteşarlığı (SSM) gibi kurumların desteği ile askeri uygulamalar çerçevesinde kızılötesi fotodedektör geliştirilmesi projeleri son yıllarda olgunluk kazanmıştır. Günümüzde yaygın olarak kullanılan yeni nesil kızılötesi fotodedektör teknolojileri (Tablo 3), özellikle üniversite laboratuvarlarında uzun yıllardır çalışılmaktadır. Bu çalışmaların ilk zamanlarında, yurtdışından satın alınan epikatmanlar üzerinde teknoloji ve altyapı geliştirmesi yapılırken bugün, sınırlı sayıda olsa bile epikatman yapıların büyütülmesi de Türkiye'de bazı üniversite laboratuvarlarında yapılabilmektedir. Bugün itibariyle, yukarıda bahsedilen dedektör yapıları büyütülebilmekte, odak düzlem dizin haline getirilebilmekte, okuma devresi tasarlanıp üretilebilmekte ve görüntü alınabilmektedir.

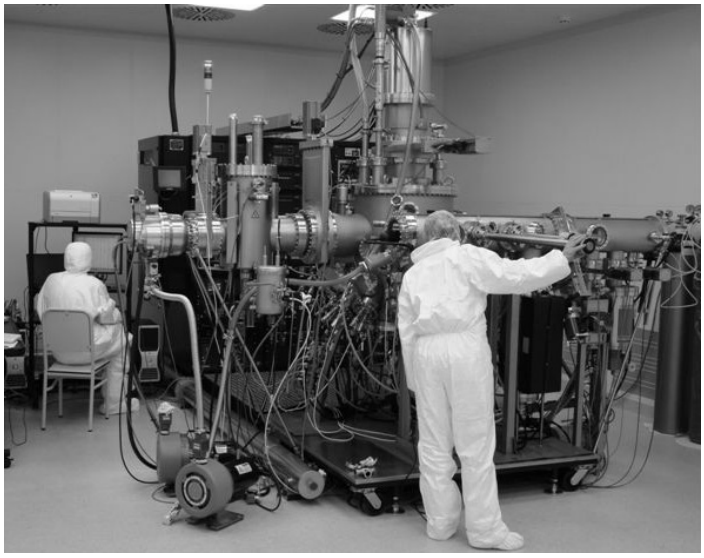
Son yıllarda dünyada üzerine çok yatırım yapılan ve gelecek için büyük umut vaat eden GaSb/InAs tabanlı süperörgü fotodedektör teknolojisi de, 2009 yılının sonunda başlatılan bir proje ile Türkiye'de çalışılmaya başlanmıştır. *GaSb/InAs Kızılötesi Fotodedektör Teknolojisi Geliştirilmesi Projesi* (KÖFDE) isimli bu proje, savunma Ar-Ge Yol Haritası kapsamında oluşturulan Mükemmeliyet Ağları programı kapsamındaki Mikro-Nano-Teknolojiler alt grubunda yer almaktadır. Proje, süperörgü malzeme tasarımı, büyütülmesi/geliştirilmesi ile test ve doğrulanması aşamalarını kapsamaktadır. Aselsan A.Ş.'nin yürütücülüğünü yaptığı projede Anadolu, Bilkent ve Orta Doğu Teknik Üniversiteleri ortak çalışmaktadır. Aralık 2012'de tamamlanması planlanan projede süperörgü yapılar başarıyla büyütülmüş ve literatürde verilen performans değerleriyle

karşılaştırılabilir değerler elde edilmiştir. Şekil 15'de, Anadolu Üniversitesi Nanoboyut Araştırma Laboratuvarı'nda büyütülen bir süperörgü yapının kesit TEM görüntüsü ve elde edilen dedektör parametreleri verilmiştir.



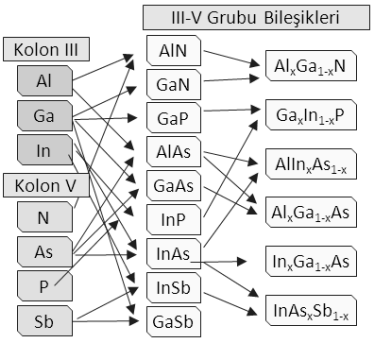
Şekil 15. Nanoboyut Araştırma Laboratuvarı'nda büyütülen GaSb/InAs süperörgü yapı. Sol: Kesitten TEM görüntüsü. Sağ: Kristal kalitesini gösteren XRD sallantı eğrisinin yurtdışında ticari bir kuruluşa büyüttürülen kontrol örneği ile karşılaştırılması ve dedektör parametreleri.

Ayrıntılarından bahsedilen epikatman büyütme ve fotodedektör fabrikasyon işlerinin yapılması, özel tasarlanmış cihazlar ve laboratuvarlarda yapılmaktadır. Örnek olması bakımından, Anadolu Üniversitesi Nanoboyut Araştırma Laboratuvarı'nda bulunan MBE cihazı Şekil 16'da gösterilmiştir. Türkiye'de bulunan sistemler içinde en donanımlısı olan Veeco GEN20 MC marka/model bu MBE cihazı, III-V grubu elementlerinin büyütülebilmesi için tasarlanmıştır. Toplam 12 hücreli sistemle, 4 inç (~100 mm) büyüklüğe kadar olan tabanlar üzerine büyütme yapılabilmektedir. Şekil 17'de ise, bir dedektör üretimi ve karakterizasyonu için kullanılan laboratuvar ortamı gösterilmiştir.



Ana Elementler
Ga: Galyum
In: İndiyum
Sb: Antimoni
As: Arsenik
Al: Alüminyum
N: Azot
P: Fosfor

Katkı Malzemeleri
Si: Silisyum
Be: Berilyum
GaTe: Galyum Telür



Şekil 16. Nanoboyut Araştırma Laboratuvarı'nda bulunan moleküler demet epitaksi (MBE) cihazı ve malzeme kapasitesi. Bu malzemelerin ikili, üçlü ve dörtlü bileşikleri yapılabilmektedir.

Şekil 17. Test dedektörü üretimi ve karakterizasyonu için kullanılan laboratuvar ortamı (Anadolu Üniversitesi, Nanoboyut Araştırma Laboratuvarı).

SONUÇ

Dünyada büyük gözlemevlerinin hemen hepsinde var olan kızılötesi bölgede algılama yeteneğinin Türkiye'de de geliştirilebilmesi için ülkemizde yeterli bilgi birikimi ve altyapı vardır. Dolayısıyla, özellikle savunma araştırma-geliştirme yol haritası kapsamında geliştirilen kızılötesi fotodedektör teknolojisinin astronomiye uyarlanması göreli olarak daha rahat olacaktır. Hareketli sistemlerde kullanılan algılayıcı sistemlerinin küçük, hızlı, yüksek sıcaklıkta çalışabilir olması gibi sınırlayıcı ve zorlayıcı koşulları, astronomi uygulamalarında geçerli değildir. Bir teleskopla eşlenecek kızılötesi dedektörün hareketsiz bir sistem olması, fiziksel olarak daha büyük sistemlerin kullanılabileceği anlamına gelmektedir ki bu durumda bahsi geçen zorlayıcı unsurların birçoğu devre dışı kalmaktadır. Yapılması gereken, kızılötesi astronomi için koşulların/ihtiyaçların tanımlanması ve var olan imkânların bu çerçevede kullanılabilmesini sağlamaktır.

Ülkemizde Astronomi uygulamalarında kullanılmak üzere kızılötesi dedektör geliştirilmesi konusunda bir girişim yoktur. Ancak, bu konuda bir projenin bir an önce başlatılması ve zaman kaybetmeden kızılötesi astronominin gelişmesi sağlanmalıdır.

KAYNAKLAR

[1] http://www.spitzer.caltech.edu/images/

[2] http://coolcosmos.ipac.caltech.edu/image_galleries

[3] http://irsa.ipac.caltech.edu/IRASdocs/iras.html

[4] http://www.spitzer.caltech.edu/

[5] P. Kammerer, E. Zolda, R. Sablatnig, *4th International Symposium on Virtual Reality, Archaeology and Intelligent Cultural Heritage*, 1–9 (2003)

[6] http://www.bbc.co.uk/news/world-13522957

[7] http://www.nrich.go.kr/eng/ArchitecturalHeritage/Architecture.jsp

[8] D. Sabuncuoglu Tezcan, *Yüksek Lisans Tezi*, ODTÜ (2002)

[9] E. Pascale ve ark., *The Astrophysical Journal* **681**, 400-414 (2008)

[10] http://www.blastexperiment.info/

[11] T. Karakulak, *Yüksek Lisans Tezi*, Anadolu Üniversitesi (2010)

[12] A. Bezinger ve ark., *IEE Electronics Letters* **43**, 685 (2007)

KLASİK ALGOL TÜRÜ ÇİFT SİSTEM AT PEG: MUTLAK PARAMETRELER VE KÜTLE AKTARIMININ ARAŞTIRILMASI

Çağdaş KANVERMEZ [1,2] ve Faruk SOYDUGAN [2,3]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Çanakkale (kanvermez.c@gmail.com)
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Çanakkale
[3]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale, fsoydugan@comu.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, klasik Algol türü çift sistem AT Peg'in tayfsal ve fotometrik verilerinin analiz sonuçları sunulmuştur. Sistemin Catania Astrofizik Gözlemevi'nde (İtalya) alınan orta çözünürlüklü tayf verilerinden öncelikle bileşenlerin dikine hızları belirlenerek sistemin yörünge çözümü yapılmıştır. Bunun yanında, AT Peg'in Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde (ÇOMÜG) elde edilen çok renk ışık eğrileri çözülerek sistemin fotometrik parametreleri belirlenmiştir. Dikine ve ışık eğrisi analiz sonuçları birleştirilerek bileşenlerin mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Buna göre AT Peg'in sıcak ve soğuk bileşeninin sırasıyla kütleleri, 2.43 ve 1.19 $M_{\odot}$, yarıçapları ise 1.85 ve 2.24 $R_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Sistemin O-C verisi analiz edilmiş ve soğuk bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanan açısal momentum kaybının neden olabileceği dönem azalması ve olası üçüncü bir bileşenin oluşturduğu periyodik değişimler belirlenmiştir. Bunun yanında, göreli olarak kısa dönemli yarı-ayrık sistem olan AT Peg'de olması beklenen kütle aktarımının etkisinin araştırılması için, kütle alan sıcak bileşenin dönme hızı (*v sini*) ölçülmüş ve ayrıca Hα fark profili incelenmiştir.

1. Giriş

Klasik Algol türü örten çift sistem olan AT Peg (A4V+G, Maxted ve ark. 1994) göreli olarak kısa dönemli bir sistemdir. Fotometrik çalışması ilk kez Cristaldi ve Walter (1963) tarafından yapılmıştır. Maxted ve ark. (1994) tarafından yapılan çalışmada bileşenlerin dikine hız eğrileri belirlenmiş ve Cristaldi ve Walter (1963) tarafından yayınlanan ışık eğrisi de kullanılarak, bileşenlerin mutlak parametreleri elde edilmiştir. Son çalışma ise, ışık eğrisi ve yörünge dönem analizini içermekte olup Liakos ve ark. (2012) tarafından yayınlanmıştır.

Bu çalışmada, AT Peg'in fotometrik ve tayfsal veri analizlerinden elde edilen sonuçlar tartışılacaktır. Öncelikle gözlem bilgisi verilip daha sonra ışık eğrisi çözümüne ilişkin sonuçlar tartışılacaktır. Dikine hız ölçümleri ve yörünge analizi verildikten sonra sıcak bileşenin dönme hızı ve Hα profili incelenecektir. Yörünge dönem değişimi tartışıldıktan sonra, sistemin bileşenlerinin mutlak parametreleri verilecek ve sonuçlar değerlendirilecektir.

2. Gözlemler

AT Peg'in tayf gözlemleri İtalya'da bulunan Catania Astrofizik Gözlemevi'nde yapılmıştır. Gözlemlerde 91cm çaplı Cassegrain teleskobuna bağlı echelle tayfçeker (FRESCO) kullanılmıştır. Tayf serisi ortalama 21000 çözümleme gücünde, 4300-6650 Å aralığında 19 diziye yayılmış olarak alınmıştır. 1024x1024 piksel boyutlarında arkadan aydınlatmalı CCD kamera kullanılmıştır. 2003 ve 2004 yıllarında yapılan gözlemler sonucunda sisteme ilişkin toplam 20 tayf alınmıştır. Tayf verisinin indirgenmesinde IRAF yazılımının (iraf.noao.edu/) *echelle* paketi kullanılmıştır.

AT Peg'in fotometrik gözlemleri, Temmuz-Ağustos 2010 gözlem döneminde ÇOMÜG'de yapılmıştır. 30 cm'lik Schmidt-Cassegrain türü teleskop ve buna bağlı SBIG STL-1001E CCD kamerası kullanılmıştır. Işık eğrileri, Johnson BVR süzgeçlerinde yaklaşık 40 saatlik gözlem sonunda elde edilmiştir. Işık eğrisi oluşturulurken kullanılan yörünge evrelerini hesaplamak için aşağıdaki ışık elemanlarından yararlanılmıştır:

$$HJD(Min\ I) = 2455124.2709+1.146081xE \qquad (1)$$

Buradaki minimum zamanı 2009 yılında ÇAAM'da elde edilmiş olup yörünge dönemi ise Kreiner (2004)'ten alınmıştır.

Çizelge 1. AT Peg ve gözlemlerde kullanılan mukayese ile denet yıldızlarının kimlik bilgileri (SIMBAD Veritanabı, http://simbad.u-strasbg.fr).

Yıldız	**GSC NO**	**V (mag)**	**B-V (mag)**	**α (2000) (saat dak. san.)**	**δ (2000) (deg dak. san.)**	**Tayf Türü**
AT Peg	1137-185-1	9.02	0.195	22 13 23,5	08 25 30.7	A0
C1	1136-1084	8.37	0.551	22 12 13,4	08 27 38.0	F8
C2	1137-134	10.58	0.531	22 13 35,0	08 28 16.2	-

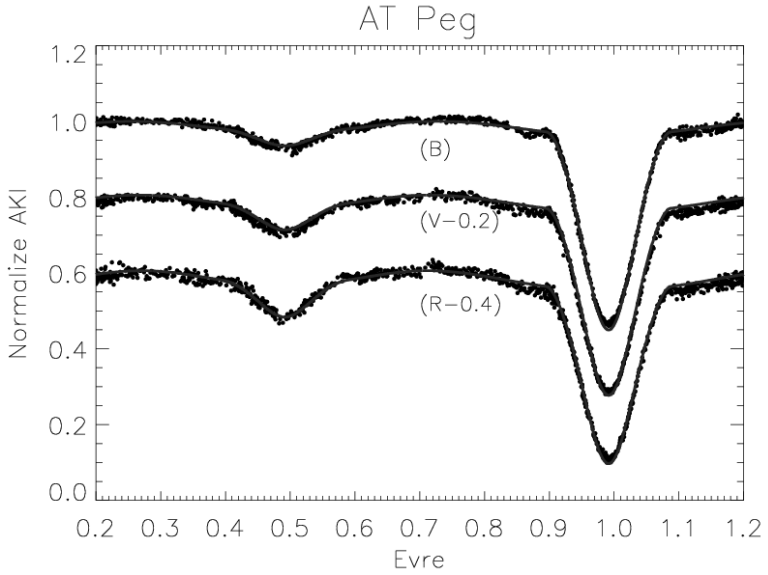
3. Işık Eğrisi Analizi

AT Peg'in ışık eğrisi çözümü için Wilson-Devinney (WD) programının 2005 sürümü kullanılmıştır (Wilson ve Devinney,1971;van Hamme ve Wilson, 2003). Çözümde bazı parametreler serbest bazıları ise sabit parametreler olarak kabul edilmiştir. Serbest parametreler; evre kayması, yörünge eğikliği (i), yoldaş bileşenin yüzey sıcaklığı (T_2), baş bileşenin potansiyeli (Ω_1), kütle oranı (q), baş bileşenin ışıtmaya katkısı (L_1)'dır. Sabit parametreler ise baş bileşen sıcaklığı (T_1), lineer ve bolometrik kenar kararma katsayıları (van Hamme, 1993), bolometrik albedolar (A_1 ve A_2, Rucinski 1969), çekim kararma katsayıları (g_1 ve g_2) sırasıyla radyatif atmosferli yıldızlar için (baş bileşen) von Zeipel (1924)'ten ve konvektif atmosferli yıldızlar için (yoldaş bileşen) Lucy (1967)'den alınmıştır. Bu yöntem ile ışık eğrisini çözmek için sistemin özelliğine ve literatür bilgisine göre parametre aralığı belirlenir ve WD yazılımı diferansiyel düzeltme yöntemi uygulayarak en olası çözüme ulaşılmaya çalışılır. İterasyonlar, olası hatalar düzeltmelerden büyük olana kadar yapılmıştır.

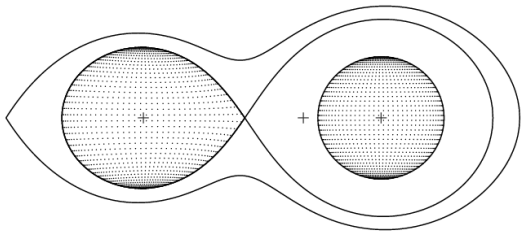
Işık eğrisi çözümü sırasında baş bileşen sıcaklığı 8400 K sabit olarak alınmıştır (Maxted ve ark. 1994). Kütle oranı (q) değeri ise 0.488 olarak (yörünge çözümünden bulunan değer) kullanılmıştır. Çözüm sırasında üçüncü cisim ışık katkısı serbest bırakılmış ve V bandında yaklaşık %25'lik üçüncü ışık katkısı belirlenmiştir. Çizelge 2'de çözüm sonunda bulunan parametreler, Şekil 1'de ise bu parametrelerle elde edilen kuramsal eğrilerin gözlemlerle uyumu gösterilmektedir. Şekil 2'de ise sistemin Roche geometrisi verilmiştir.

Çizelge 2 AT Peg'in BVR ışık eğrisi çözümünden elde edilen parametreleri.

Parametre	**AT Peg**
i (derece)	$81^0.19 \pm 0.03$
T_1 *(K)*	8400
T_2 *(K)*	5011 ± 200
Ω_1	4.342 ± 0.011
Ω_2	2.851
Evre Kayması	-0.0017 ± 0.0002
q	0.488
l_3 *(B, V, R)*	0.264±0.004, 0.257±0.003, 0.241±0.003
e	0.0
$A_1 - A_2$	1.0 - 0.5
$g_1 - g_2$	1.00 – 0.32
$L_1 / (L_1 + L_2)$- *(B, V, R)*	0.654 ± 0.003, 0.627 ± 0.002, 0.610 ± 0.002
$L_2 / (L_1 + L_2)$- *(B, V, R)*	0.081, 0.116, 0.149
r_{1_ort}	0.262 ± 0.007
r_{2_ort}	0.317



Şekil 1. AT Peg'in BVR ışık eğrileri ve ışık eğrisi çözümünden elde edilmiş parametreleri ile hesaplanmış kuramsal eğriler.



Şekil 2. AT Peg'in 0.75 evrede Roche geometrisi..

4. Dikine Hız Ölçümü ve Yörünge Çözümü

AT Peg'in dikine hız değerlerinin ölçümü, çapraz korelasyon yöntemi ile IRAF içinde yer alan *fxcor* programı yardımıyla yapılmıştır. Yöntem, bileşenlerin yaptıkları yörünge hareketi nedeniyle tayf çizgilerinde ortaya çıkan Doppler kaymalarının hız karşılığını hesaplar. Ölçümlerde kullanılan standart yıldızlar Çizelge 3'te verilmektedir.

Çizelge 3. AT Peg'in dikine hız ölçümünde kullanılan standart yıldızlar (SIMBAD Veritabanı).

Sistem	Sıcak bileşen dikine hız standardı	Soğuk bileşen dikine hız standardı
AT Peg (A4 V + G)	Vega – 72 Oph (A0 V – A4 IV)	α Boo (K1.5 III)

AT Peg kısa dönemli bir sistem olduğundan, bileşenlerin hızlı dönmesi beklenir bu da tayf çizgilerinin genişlemesi olarak karşımıza çıkar. Ölçülen dikine hız değerlerinin bazıları Çizelge 4'te verilmektedir. Şekil 3'te ise birinci bileşen ve ikinci bileşene ait dikine hız eğrileri gösterilmektedir. Yörünge çözümüne ilişkin sonuçlar Çizelge 5'te listelenmiştir. Maxted ve ark. (1994) tarafından elde edilen yörünge çözüm sonuçları ile karşılaştırıldığında uyumlu sonuçlar elde edilmiştir.

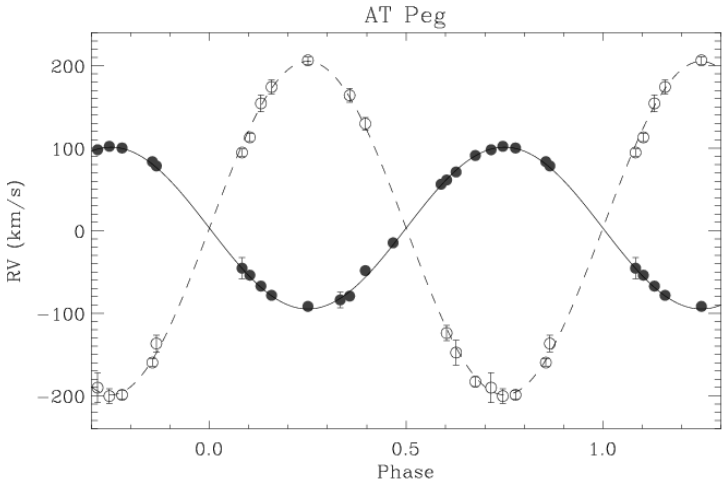
Çizelge 4.AT Peg'in iki bileşeninin ölçülen dikine hızları ve hataları için örnek veri.

Zaman - HJD (+2400000)	Evre	Vr_1 (km/s)	Hata - Vr_1 (km/s)	Vr_2 (km/s)	Hata - Vr_2 (km/s)
53203.4892	0.0430	-34.7	2.9	51.8	5.3
52896.3846	0.0828	-45.5	12.9	94.7	4.3
…	…	…	…	…	…
53213.4995	0.7773	100.1	5.2	-199.1	5.4
53213.5875	0.8544	83.6	4.1	-159.8	4.7
52922.4949	0.8650	78.4	2.7	-136.8	10

Çizelge 5. AT Peg'in ölçülen dikine hız değerlerinden elde edilen yörünge çözüm sonuçları.

Parametre	Bu çalışma	Maxted ve ark. (1994)
To (HJD+2400000)	52500.8916[a]	42661.5281
P (gün)	1.146081[a]	1.146077
Vo (km/s)	3.3 ± 0.7	4.1± 0,6
K_1 (km/s)	98.0 ± 1.0	94.1± 0.7
K_2 (km/s)	202.1 ± 2.1	199.0 ± 3.5
$q = (M_2/M_1)$	0.488 ± 0.007	0.47± 0.02
$M_1 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	2.13 ± 0.05	2.04± 0.06
$M_2 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	1.04 ± 0.02	0.96± 0.03
$a_1 \sin i$ (km)	$1.54 \times 10^6 \pm 1.5 \times 10^4$	-
$a_2 \sin i$ (km)	$3.17 \times 10^6 \pm 3.4 \times 10^4$	-
$a \sin i$ (km)	$4.71 \times 10^6 \pm 3.7 \times 10^4$	4.62×10^6

[a] Kreiner (2004)'ten alınmıştır.

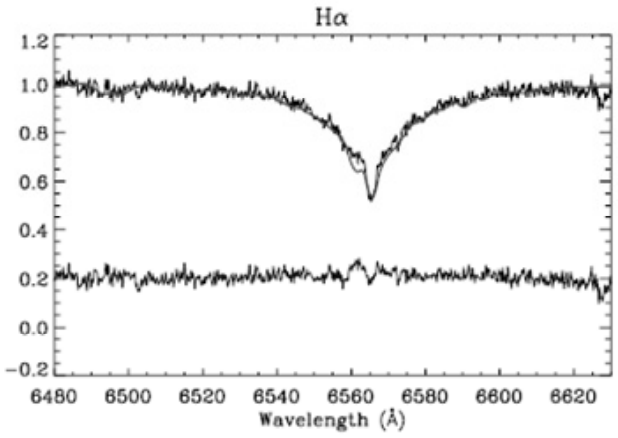


Şekil 3. AT Peg'in birinci (içi dolu daire) ve ikinci bileşen (içi boş daire) için ölçülen dikine hız değerleri ile bulunan yörünge çözümüne ilişkin kuramsal eğriler.

5. Sıcak Bileşenin Dönme Hızı ve Hα Profili

Klasik Algollerdeki çalışmalar incelendiğinde, kütle alan bileşenlerin dönme hızlarının kütle aktarımı ve toplanmasına ilişkin kanıtlar sunabileceği görülmektedir. Bu tür sistemlerde, kütle alan bileşenin kütle aktarımının etkisi sonucunda eş-dönmeden daha hızlı dönmesi beklenebilir. Bu nedenle bu çalışmada, AT Peg'in sıcak bileşenin dönme hızı da (*vsini*) belirlenmiştir. Dönme hızı ölçümünde, *FWHM-vsini* korelasyonu kullanılmıştır. Vega standart yıldızı için oluşturulan korelasyon, AT Peg için kullanılmış ve böylece sıcak bileşen için $v \sin i \approx 82 \pm 2$ km/s olarak belirlenmiş olup bu değer ilgili bileşenin eş-dönme hızına oldukça yakın çıkmıştır.

Kütle aktarımı ve özellikle toplanma yapılarının etkileri, Hα profilleri incelenerek çalışılabilir. Bu nedenle, AT Peg'in bileşenlerinin elde edilen parametrelerine uygun olarak oluşturulan sentetik tayf ile gözlenen tayf karşılaştırılmış ve kütle aktarımına ilişkin açık bir kanıt bulunamamıştır (örnek çalışma için bakınız Soydugan ve ark. 2007). İlgili tayflar ve sentetik ile gözlenen tayflar arasındaki farklardan oluşan fark profili Şekil 4'te verilmektedir.



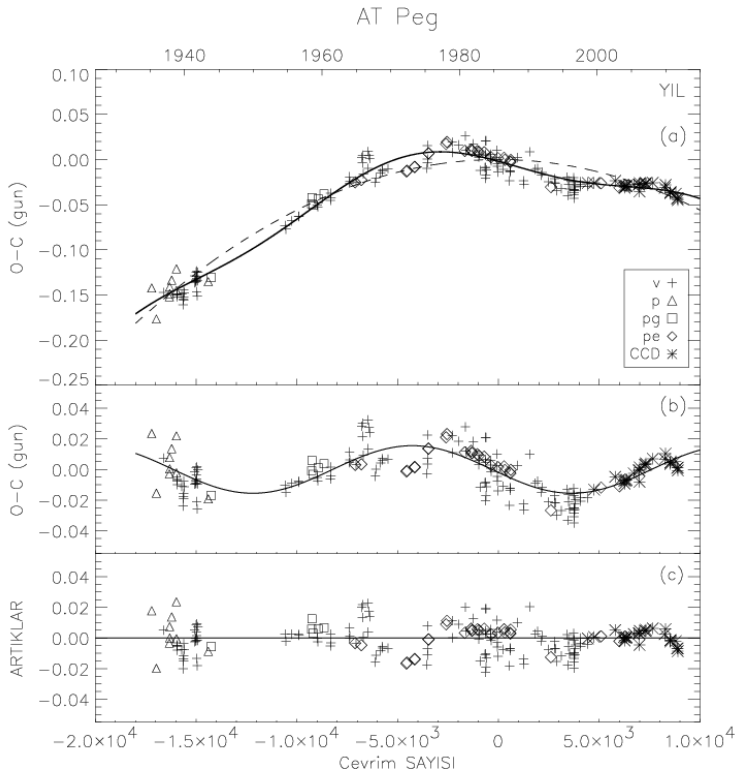
Şekil 4. AT Peg'in 0.71 evrede alınan Hα profili ile oluşturulan sentetik tayfın uyumu ve fark profilinin görünümü.

6. Yörünge Dönem Analizi

AT Peg'in O-C grafiğinde, yörünge döneminin değiştiği açıkça görülmektedir (Kreiner ve ark. 2001). O-C verisinin dağılımı, parabolik bir değişim ile çevrimsel değişimi birlikte gösterdiğinden, yörünge dönem analizinde parabolik terim ve ışık-zaman etkisini içeren terim (LITE) birlikte kullanılmıştır (örneğin bakınız Soydugan ve ark. 2011). Dönem analizi sonucu bulunan parametreler Çizelge 6'da verilmektedir. O-C grafiği ile ona yapılan kuramsal temsiller ve farkların dağılımı Şekil 5'te görülebilir.

Çizelge 6. AT Peg'in yörünge dönemi analizi sonucu bulunan parametre değerleri ve hataları.

Parametre	De eri ve Hatası
T_0(HJD)	24 45640.4661 (48)
$P_{yör}$ (gün)	1.1460830 (9)
Q (gün)	$-5.6(1) \times 10^{-10}$
a_{12}sini (AB)	2.69 (23)
e	0
T (HJD)	24 40742 (181)
P_{12} (yıl)	49.6 (1.0)
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.0079 (20)
m_3 ($M_\odot$); i=90^0	0.5
K_{12} (km s^{-1})	1.64



Şekil 5. a) AT Peg'in O-C değişimi ve analiz sonucunda bulunan parabolik ve LITE terimleriyle oluşturulmuş sürekli kuramsal eğriler. b) LITE etkisini temsil eden sürekli kuramsal eğri ile gözlem noktaları. c) Parabolik ve dönemli değişim temsilinden olan artıklar.

AT Peg'in O-C analizinden bulunan parabolik terimin (Q) katsayısından sistemin yörünge döneminin -0,031 s/yıl oranında azaldığını göstermektedir. O-C grafiğinde yer alan dönemli değişimine uygulanan LITE denklemi sonucunda, çiftin olası üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafında yaklaşık 50 yıllık bir dönemle dolandığı öngörülmüştür. Gelecek bölümde verilecek olan sistemin bileşenlerinin kütleleri ve üçüncü cisim çözümünden elde edilen kütle fonksiyonu kullanılarak, olası üçüncü cismin minimum kütlesi ise $M_3 \approx 0.5\ M_\odot$ hesaplanmıştır. Işık eğrisi çözümünden de elde edilen üçüncü ışık katkısı bu sonucu desteklemektedir. Olası üçüncü bileşen nedeniyle, çift sistemin kütle merkezinin dikine hızının değişim genliği ise 1.6 km/s olarak bulunmuştur. Şekil 5'in en alt bölümünde parabolik ve LITE ile oluşturulmuş kuramsal eğri ile gözlem noktaları arasındaki artıklar görülmektedir. Bu artıkların da, özellikle son yıllardaki gözlem noktalarının daha duyarlı olduğu düşünülürse, çevrimsele benzer değişim gösterdiği söylenebilir. Üçüncü cisme göre daha kısa dönemli (20 yıldan küçük) ve çevrimsel olabilecek bu tür bir değişimin kaynağı AT Peg'in olası manyetik etkinlik gösterebilecek ikinci bileşeni olabilir. Ancak, bu değişiminin daha açık ortaya konması için daha fazla duyarlı gözleme ihtiyaç vardır.

7. Tartışma ve Sonuç

AT Peg'in tayfsal ve fotometrik verilerinin analizleri yapılarak sistemin ve bileşen yıldızların parametrelerine ulaşılmıştır. Yörünge ve ışık eğrisi çözümünden elde edilen parametreler birleştirilerek hesaplanan mutlak parametreler Çizelge 7'de verilmektedir. AT Peg'in bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları incelendiğinde birinci bileşen ZAMS koluna yakın iken ikinci bileşen anakoldan ayrılmış görülmektedir. AT Peg'in kütle oranı (0.488), klasik Algoller'in ortalama kütle oranı değerinden (SD'lar için ortalama kütle oranı 0.27; İbanoğlu ve ark., 2006) oldukça büyük olup bu da sistemin evrim durumunda genel dağılıma göre farklılıklar olduğunu göstermektedir.

Çizelge 7. AT Peg'in bileşenlerinin mutlak parametreleri.

Parametre	**AT Peg**	
	Sıcak	Soğuk
M ($M_\odot$)	2.21(7)	1.08(5)
R ($R_\odot$)	1.79(3)	2.17(3)
T (K)	8400[b]	5011(100)
Log L ($L_\odot$)	1.16(4)	0.43(5)
Log g	4.28(4)	3.80(3)
M_{bol} (kadir)	1.86(9)	3.69(12)
Uzaklık (pc)	261 (14)	

[a]Maxted ve ark. (1994)

Tayf analizi sonucunda, sıcak bileşen dönme hızı 82±2 km/s olarak ölçülmüştür, yörünge dönemi 1.14608 gün ve birinci bileşen yarıçapı 1.79 $R_\odot$ alınarak eş-dönme hızı hesaplandığında 79 km/s elde edilmiştir. Hatalar da dikkate alınırsa bu değer sıcak bileşenin hemen hemen eş-dönme hızında döndüğünü göstermektedir. Kütle aktarımına/toplanmasına ilişkin Hα profillerinde açık bir etki görülmemiştir.

AT Peg'in yörünge dönem değişimi, dönem azalması ve çevrimsel değişimleri içermektedir. Bu değişimlerden, dönem azalmasının, özellikle soğuk (5011 K) ve alt-dev olan bileşenin olası manyetik etkinliğinin sonucu olarak oluşan açısal momentum kaybından kaynaklanabileceği önerilebilir. Manyetik etkinlik için, Hα fark profillerinde, ikinci bileşen kaynaklı zayıf da olsa bir salma olması, dönem değişimdeki azalmayı desteklemektedir (bakınız Şekil 4). O-C dağılımındaki çevrimsel dağılım ise, sistemde olası bir üçüncü cisim ile açıklanmış ve ışık eğrisi çözümünde bulunan üçüncü ışık katkısı da bu olasılık için ikinci bir kanıt olmuştur.

Teşekkür. Bu çalışma 111T224 nolu TÜBİTAK projesi ve Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi BAP birimi tarafından 2011/014 nolu proje ile desteklenmiştir.

8. Kaynaklar

Hill G., Barnes J.V., 1972, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. 84, 430.

İbanoğlu C., Soydugan F., Soydugan E., Dervisoglu A., 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.* 373, 435.

Kreiner, J.M., Kim, C-H., Nha, II-S., 2001, Wydawnictwo Naukowe AP, Kraków, ul. Studencka 5, Poland.

Kreiner J.M., 2004, *Acta Astronomica*. 54, 207.

Liakos, A., Niarchos, P., Budding, E., 2012, *IAU Symposium*, Volume 282, p. 55.

Lucy L.B., 1967, *Zeitschrift für Astrophysik.* 65, 89.

Maxted P.F.L., Hill G., Hilditch R.W., 1994, *Astronomy and Astrophysics.* 285, 535.

Rucinski S.M., 1969, *Acta Astronomica*. 19, 245.

Soydugan F. ve ark. 2011, *New Astronomy*, 16, 253.

Soydugan F. ve ark. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 379, 1653.

SIMBAD Astronomical Database, http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/.

Van Hamme W., ve Wilson R., 1990, *The Astronomical Journal*. 100, 1981.

Van Hamme W., ve Wilson R., 1993, *The Astronomical Journal*. 106, 2096.

Van Hamme W., ve Wilson R.E., 2003, *ASP Conference Series*. 298, 323.

Wilson R.E. ve Devinney E.J., 1971, *The Astrophysical Journal*. 166, 605.

İLGİNÇ BİR SARI YARI-DÜZENLİ DEĞİŞEN: SS GEMİNORUM

Cenk KAYHAN, Günay TAŞ

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova – İZMİR
e-posta: cenkkayhan@gmail.com; gunay.tas@ege.edu.tr

Özet: SS Gem, RV Tauri değişen yıldız grubunun RVa türü yani ortalama parlaklığı değişmeyen alt sınıfına dahil olduğu düşünülen yaklaşık 9. kadirden F8 - G8 Ib yıldızıdır. Bu çalışmada AAVSO'da biriktirilen, ancak yayınlanmamış, görsel gözlem verileri kullanılarak SS Gem'in parlaklık, genlik ve dönem değişimi ve birbirleriyle ilişkisi araştırılıyor. Çalışmanın üç önemli sonucu vardır: ilki RVa türüne atfedilen değişmeyen ortalama parlaklığın değiştiğinin belirlenmesidir. Bu, RVa türüne yeni bir yorum getirmeyi ya da SS Gem'in değişen türü üzerine yeni tartışmalar yapmayı gerektiren bir sonuçtur. İkincisi, dönem analizinden ortalama 88 günlük değişken bir dönem belirlenmiştir. Işık değişimleri, genellikle biri diğerinin yaklaşık yarısı olan ikinci bir dönemin olduğunu göstermiştir. Üçüncüsü, ışık eğrisindeki baş ve ikinci minimumun ortaya çıkışı sırasında maksimum parlaklık değişimlerinin olduğunun belirlenmiş olmasıdır.

1. Giriş

1.1 RV Tauri Değişenleri

RV Tauri değişenleri sarı yarı-düzenli değişenlerin iyi anlaşılamamış bir alt grubunu oluşturur. RV Tauri değişenlerinin evrim durumu belirsizdir (Zsoldos 1995). Genellikle *asimptotik dev kolu sonrası* (post-AGB) yıldızları olarak kabul edilmekle beraber (Jura 1986), tek başına bu yorumun yeterli olamayacağı gösterilmiştir. RV Tauri değişenleri çok heterojen bir grup oluşturur (örn. bkz. Wahlgren 1992) ve gözlemler bazen birbirini desteklemeyen sonuçlar verir (Zsoldos 1993).

RV Tauri değişenleri, F-K tayf türünden zonklayan yıldızlardır; *maksimum parlaklığa sahipken* F-G ve *minimum parlaklığa sahipken* K-M tayf türünden zonklayan süperdevler olarak görünürler. Işık eğrilerinin özelliği birbirini takip eden biri derin ve diğeri sığ iki minimuma sahip olmasıdır. Bu olay hala iyi anlaşılabilmiş değildir. Zaman içinde derinlikler, derin minimum sığ olacak şekilde değişebilir. Genlikler V'de 3-4 kadir civarına ulaşabilir. Birbirini takip eden iki derin minimumdan belirlenen dönemler 30 ile 150 gün arasında değişir. RV Tauri yıldızlarının iki alt türü vardır:

RVa – ortalama parlaklığı değişmeyenler,

RVb – ortalama parlaklıkları 600 ile 1500 gün (hatta daha fazla) arasında dönemlerle ve V'de 2 kadirden büyük genliklerle dönemli olarak değişenler (Kholopov ve ark. 1985).

Pek çok RV Tauri yıldızı iki baskın dönem gösterir: uzun dönemli (P ~ 800 gün gibi örneğin) ve büyük ya da eşit genlikli değişimler üzerine binmiş, daha küçük dönemli (P ~ 40 gün) ve genlikli değişimler. Kısa dönemli çevrim boyunca tayf türü, ışık maksimumuna yakınken en erken ve ışık minimumunda en geri olarak görünecek şekilde değişir. RV Tauri yıldızları ilginç tayfsal özelliklere de sahiptir. Dikine hızları, renk / tayf türü değişimleriyle aynı evreli olarak değişir. Kısa dönemli değişimler için fotometrik ve tayfsal özellikler zonklayan bir atmosfer olduğunu gösterir (Giridhar et al. 1994).

Bu zonklayan süperdevler, yaşlı disk ve Öbek II yıldızları arasında bulunurlar (Percy et al. 1997). AGB evresinden birkaç bin yıllık bir zaman ölçeğinde beyaz cüce evresine büzülecek olan post-AGB yıldızları olarak kabul edilirler (Jura 1986). AGB yıldızları, büyük, seyrek, hidrojence zengin konvektif bir zarf altında ince bir helyum katmanın çevrelediği yozlaşmış elektronlu C-O çekirdeğe sahiplerdir. He kabukla bu zarf arasında ortaya çıkan karışma, daha sonra bir He yanma ürünü olan karbonu ve He yanması sırasında salınan nötrinoların bir yan ürünü olan s-süreci elementlerini zenginleştirir. Bazı

RV Tauri türü yıldızları karbonca zengindir yani karbon miktarı belirgin bir şekilde oksijenden fazladır (Preston ve ark. 1963 tarafından "*b türü*" olarak adlandırıldılar). RV Tauri türü yıldızların kimyasal bileşimlerinin belirlenmesi üzerine çok az çalışma vardır, dolayısıyla bu yıldızların AGB başlangıcında ya da sonunda olduğunu ayırt etmek zordur (Giridhar et al. 1994).

RV Tauri yıldızlarının O-C değişimi üzerine pek çok çalışma vardır. En çok çalışma Erleksova (1971) tarafından yapılmıştır. Buradan pozitif olduğu kadar negatif de olabilen O-C değişimlerinin, keskin değişimler gösterdiği ortaya koyulmuştur. Genellikle O-C diyagramları, verinin zaman aralığı çevrim uzunluğundan çok daha fazla olmamasına rağmen, çevrimli bir hareket var gibi görünür. AC Her gibi dönemli O-C değişimi gösterenler de vardır. Zsoldos (1995) bu çevrimlerin genliği ile renk gibi yıldızların diğer özellikleri arasında bir ilişki olduğunu buldu (RVa yıldızlarında). 2.5 kadirden büyük genliklerle zonklayan değişen AGB yıldızları olan Mira türü değişenler de yarı-çevrimli O-C değişimleri gösterir. Buradan yola çıkarak RV Tau türü yıldızların da bu tür salınımlar gösterebileceği öne sürülmüştür. Eğer bu gerçekse o zaman bu tür rastgele salınımlardan evrimsel nedenlerle olan dönem değişimlerini çıkarmak zorlaşır.

1.2 SS Geminorum

SS Gem, ortalama parlaklığı değişmeyen bir RV Tauri yıldızı yani RVa türü bir değişen olarak sınıflanmıştır. SS Gem'in parlaklığındaki değişim A. J. Cannon tarafından keşfedilmiştir (Pickering 1908). Pek çok gözlemci tarafından gözlenmiştir (kaynaklar için bkz. Zsoldos 1991). Başlangıçta G0 - K0 tayf türünden bir yıldız olarak sınıflanmış (Cannon ve Walton 1930), daha sonraki çalışmalarla tayf türü F8 - G8 Ib olarak verilmiştir (Preston ve ark. 1963).

SS Gem, RV Tauri türü yıldızların daha düzenli bir grubuna ait olmasına rağmen dönemi sabit değildir. Erleksova (1971), dönem değişimini $|\Delta P/P| = -2.17$ olarak hesapladı. DuPuy (1973) ışık eğrisinin de değiştiğini gösterdi. Zsoldos (1991), 1984 – 1990 yılları arasında sistemin UBV fotometrisini yaptı ve ulaştığı verilere uyguladığı dönem analiziyle gösterdi ki SS Gem'in ışık değişimi belli bir dönemle (P = 88.89 gün) ya da onun harmonikleriyle (P = 29.5 ve 27.3 gün gibi) ifade edilebilmektedir (Zsoldos 1991). Bu sonuç, DuPuy (1973)'un bulgularının zıttıdır. Burada söylenen dönem, iki derin minimum arasındaki süredir ve formal yani düzenli zonklama dönemine karşılık gelir (Takeuti ve Petersen 1983). Gerasimovic (1927) de ışık eğrisindeki değişimlere dikkat çekti. Literatürde ve bu çalışmada SS Gem için yapılmış dönem analizlerinden elde edilen sonuçlar Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge-1. SS Gem için yapılan dönem analizlerinden ulaşılan dönemlere ilişkin çalışmalar. Literatür bilgisi Zsoldos (1991)'dan alınmıştır.

Dönem (gün)	**Kaynak**
92.0	Enebo (1909)
92.4	Luizet (1909)
89.2	Enebo (1911)
89.04	Ahnert (1925)
89.33	Gerasimovic (1927)
89.30	Beyer (1929)
89.31	Beyer (1937)
89.1414	Ahnert (1948)
89.31	Chudovicheva (1952)
88.89	Zsoldos (1991)
88.0	Bu çalışma

Zsoldos (1991), RV Tau türü yıldızların ışık eğrilerinde gözlenen birinci ve ikinci minimumların yer değiştirmesi olayının SS Gem'de görülmediğini ifade etmiştir. Gerasimovic (1927) ise bundan farklı olarak bu tür yer değiştirmeler görüldüğünden bahsetmiştir. Bu tür değişimlerin belirlenebilmesi için çok uzun bir gözlem aralığına gereksinim vardır.

Zsoldos (1991) tarafından SS Gem'in O-C değişimlerinin nispeten çevrimli görünüme sahip olduğu ifade edildi. Zsoldos (1991) tarafından yapılan O-C çalışmasının bir görüntüsü Şekil 1'de fikir vermesi için verilmiştir. Şekilde dikkat çekici bir "dalga" vardır ve ~ 15 400 günlük (~ 42.2 yıl) bir çevrime sahiptir. Bu, diğer bir düzenli RV Tau değişeni olan AC Her'in davranışına oldukça benzerdir. Bu

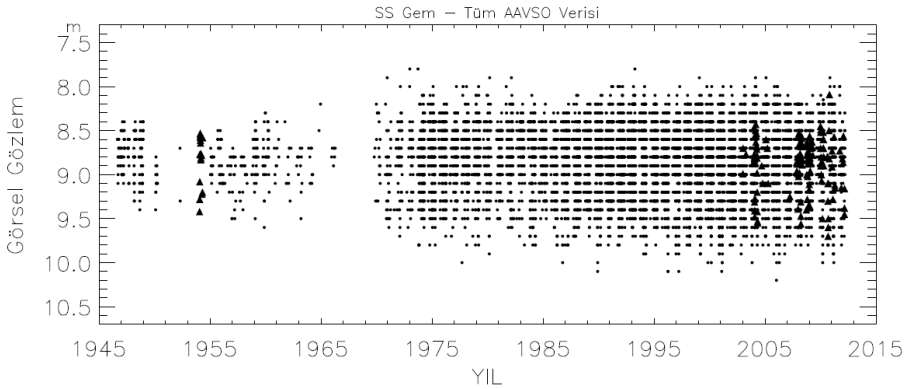
dalganın bir bileşenden dolayı olduğu düşünülemez, çünkü dönem çok uzun ve genlik çok büyüktür. Dönem değişimi olasılıklarının araştırılmasında diğer bir kullanışlı araç "geri dönüş haritasıdır (return map)". Ama Zsoldos (1991), birbirini takip eden az sayıda birinci ve ikinci minimum olduğu için kullanmamıştır.

DuPuy (1973) tarafından SS Gem için renk artığı E (B-V) = 0.40 ve Zsoldos (1991) tarafından ise 0.42 olarak verilmiştir. SS Gem'in etkin sıcaklığı ve demir bolluğu Dawson (1979) tarafından Te = 4700 – 5800 K ve [Fe / H] = -0.39 olarak verilmiştir. Maalesef kütle, yarıçap ve yüzey çekimi belirsizdir. Gonzales ve ark. (1997) aralarında SS Gem'in de bulunduğu dört RV Tau değişeninin 13 ayrı element üzerinden tayfsal sıcaklık ve yüzey çekimini inceledi. Bu belirsizlikte ortalama bir görüntü oluşturacak şekilde Giridhar (2000) M5'in H-R diyagramında SS Gem'i yerleştirdi.

RV Tauri yıldızları genellikle post-AGB yıldızları olarak kabul edilmelerine rağmen, SS Gem'in evrimine ilişkin yapılan tartışmalar sonucunda Zsoldos (1991), onun büyük olasılıkla post-AGB evresinde olmadığını ve daha ziyade klasik Cepheid'lerle ilişkili orta kütleli bir yıldız olduğunu önermiştir. Kızılöte (IR) artıklar da bu düşünceyi destekler; her ne kadar IR artıkların nedeni olan tozun, AGB üzerinde kütle kayıp evresinin kalıntısı olduğu düşünülse de, Klasik Cepheid'lerin de IR artıklar gösterebildiği belirlenmiştir (örn. X Pup ve RS Pup). SS Gem'in 60 mikrometrede yayımladığı akısı yoktur, daha kısa IR dalgaboylarında IR artık gösteriyor olmalıdır. Dolayısıyla SS Gem'in büyük kütleli bir Öbek I yıldızı olmaması için de hiçbir neden yoktur (Zsoldos 1991).

2. Gözlemler

SS Gem gibi uzun dönemli değişenlerin sistematik ya da çevrimli değişimler gösterip göstermediğinin belirlenebilmesi için yıllara yayılan kesintisiz gözlemlere gereksinim duyulur. Bu yüzden, çok boylamlı gözlemler gerekir. Profesyonel kampanyalar kadar amatörlerin gözlemleri de çok değerli olur. Bu bağlamda, AAVSO (American Association of Variable Star Observers) çatısı altındaki yüzlerce gözlemci, bu kurumun sağladığı yazılım desteği ile muazzam bir veri tabanı oluşturulmasına yardımcı olmaktadır. SS Gem de AAVSO'nun çok farklı boylamlardan gözlem katkısı verdiği, sürekli gözlemi yapılan yıldızlar arasındadır. Bu çalışmada yararlanılan gözlem verisi de AAVSO'nun veri tabanından alınan görsel gözlemlerdir[1].



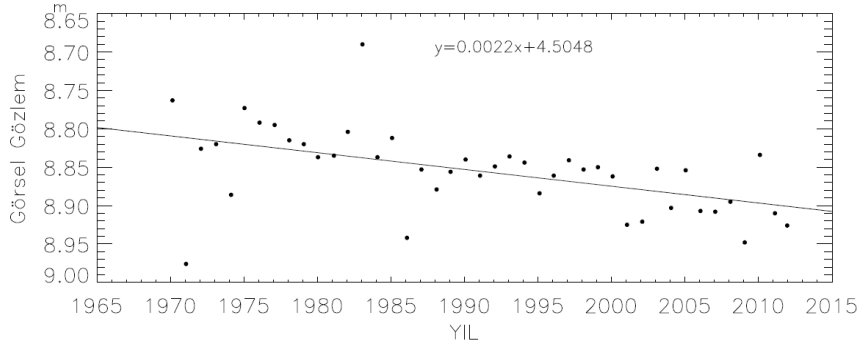
Şekil-1. AAVSO'dan alınan tüm görsel gözlemlerin yıllar içindeki dağılımı. İçi dolu üçgenler V süzgeciyle yapılmış gözlemlere karşılık gelmektedir.

Şekil 1'de tüm veri yıllara göre noktalanmıştır. İçi boş daireler görsel gözlemleri ve içi dolu üçgenler V süzgecinde elde edilen gözlemleri göstermektedir. Olabildiğince geniş bir zaman aralığı üzerinden çalışmayı amaçladığımız için daha sınırlı bir zaman aralığına ait (2004 – 2012 yılları arası) süzgeç kullanılarak elde edilen gözlemler yerine görsel

[1] http://www.aavso.org/sites/default/files/tmp/aavsodata_4fc4850b91fd9.txt

gözlemlerin kullanılması tercih edilmiştir. Neredeyse kesintisiz olarak yaklaşık 65 yıla yayılan görsel gözlemlerle V süzgecinde elde edilen gözlemlerin uyumu Şekil 1'den fark edilebilir.

Çalışmanın hedefinde hem kısa hem de uzun dönemli parlaklık ve genlik değişimlerine yönelik amaçlar olduğu için önce beş'er ve sonrasında on'ar yıllık zaman aralıklarına ayırarak verinin genel yapısını incelediğimizde 1960 sonlarına kadar olan verinin amaçlarımıza uygun sıklık ve dağılıma sahip olmadığını gördük. Dolayısıyla verinin bu kısmını çalışma içine almadık. Tüm veriyi önce uzun dönemli değişimlerin varlığı açısından inceledik. Şekil 1'den görüleceği üzere SS Gem'in parlaklığı RVa türüne atfedilen şekilde sabit gibi görünmektedir.



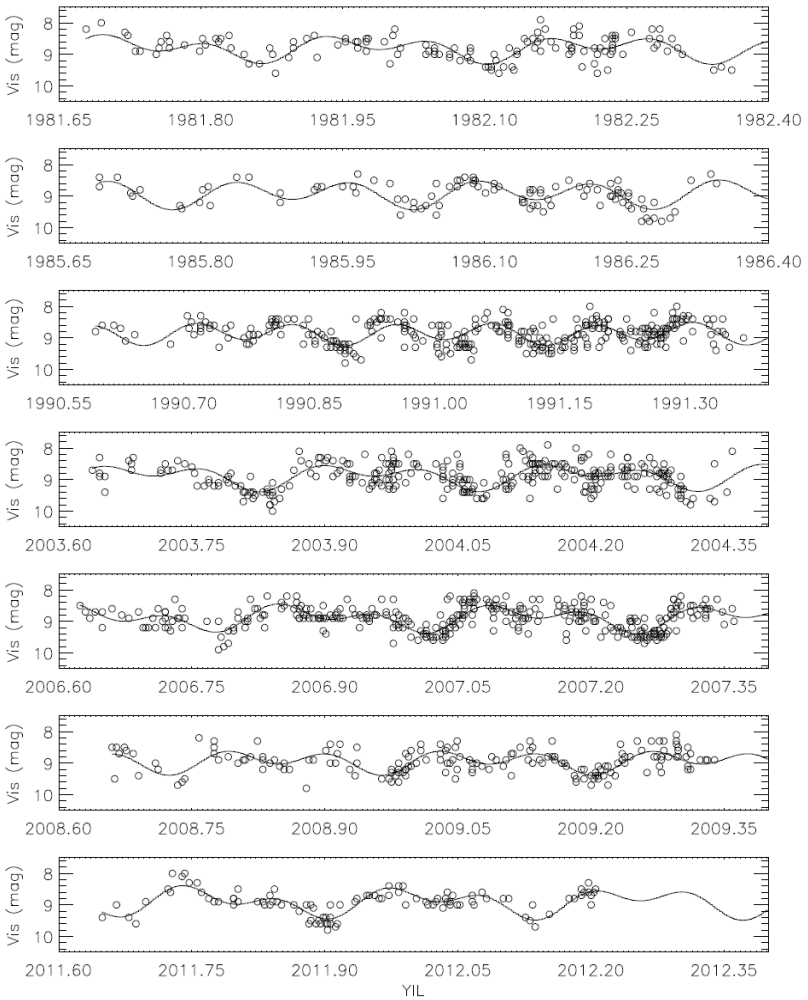
Şekil-2. SS Gem'in ortalama görsel parlaklık değişimi.

Verideki değişimleri daha belirgin olarak inceleyebilmek için beşer yıllık ortalamalarını elde ettik. Parlaklık ortalamaları beklenmedik bir sonuç verdi: Şekil 2'de görüleceği gibi 1970'den günümüze belirgin bir şekilde sürekli bir parlaklık azalması vardır. Bu değişimi nicel olarak ifade etmek için multi regresyon analizi uygulayarak değişimin biçimini ve güvenilirliğini test ettik. Buna göre, değişimi bir doğru ile temsil ettik. Doğrunun denklemi görsel parlaklık = 0.002185 × (Yıl) + 4.504765 olarak belirlendi. Buradaki katsayılar kullanılarak ortalama olarak minimum ve maksimum parlaklıklar 8.9 ve 8.8 kadir olarak hesaplandı. Analizler için görsel parlaklıkların kullanılması nedeniyle, çalışma boyunca parlaklık değerleri tek basamak olarak verilecek. Buna göre, *SS Gem'in ortalama parlaklığında 42 yıldır devam etmekte olan, yaklaşık 0.1 kadirlik bir azalma vardır*. Burada $\alpha = 0.01$ için (%99 güvenilirlik) hesap yapılmıştır. Genellikle P-value $< \alpha = 0.05$ istatistik olarak anlamlı kabul edilir ve %95 güvenilirliğe karşılık gelir. Buradaki değişim için P-değeri 0.0005 ($< \alpha = 0.01$) olarak hesaplanmıştır. Doğrunun temsil yeteneği (R^2) 0.26'dır. Bu, noktaların temsilinin çok iyi olmadığını gösterir. Bunun nedeni, büyük olasılıkla 1971.066, 1974.134, 1983.064 ve 1986.088 yıllarına karşılık gelen, doğrudan büyük sapmalar yapan parlaklık verileridir. Bu büyük sapmaya sahip ortalama veriler olmaksızın yaptığımız doğrusal regresyon analizi %67 düzeyinde iyi bir uyum vermektedir.

Bu eğim her ne kadar istatistik olarak anlamlı ve dolayısıyla bir astrofizik sürece karşılık geliyor olsa da, 2 kadirlik parlaklık aralığına dağılmış tüm gözlem verisinden, çıkararak ve çıkarmadan iki biçimde de yapılan dönem analiz sonuçlarına etki etmediği görüldü. Dolayısıyla, analizin daha sonraki kısımlarında 0.1 kadirlik eğimin düzeltilmediği orijinal veri kullanıldı. Tüm veri yıllık olarak ele alındı ve her gözlem yılı için alt veri setleri oluşturularak gözlenen değişim PERIOD04 dönem analiz programı yardımıyla analiz edildi.

PERIOD04 programı asimetrik görünüme sahip ışık değişimini, Fourier dönüşüm katsayılarıyla iki sinüsün toplamı şeklinde temsil etme olanağı verir. Işık eğrilerinin daha iyi temsil edilebilmesi için aynı parlaklık seviyesine sahip çok noktanın bulunduğu ya da daha sık aralıklarla gözlem noktasının elde edildiği yıllarda ışık değişiminin biçiminin

belirginleşebilmesi için dört-beş günlük ortalamalar alınarak analiz işlemi yapılmıştır. Olası ışık eğrisi biçimi bozulmalarına yol açmamak ve orjinal değişimde neden olunacak olası bozulmalarla karşılaşmamak için ortalama nokta uygulamasına gidilmemiştir. Her bir gözlem sezonunda elde edilen ışık eğrileri üst üste binmiş iki farklı döneme karşılık gelen sinüslerin toplamıyla iyi bir şekilde temsil edildi (Bkz. Şekil 3). İki dönemli temsillerden temel dönemlerin 81 ile 95 gün arasında ve ikincil dönemlerin ise 42 ile 47 gün arasında değiştiği belirlendi. Buna göre, SS Gem'in ortalama olarak 88.0 ve 44.5 günlük dönemlerle birbirini takip eden derin ve sığ minimumlar gösterdiği bulundu. Bu dönemleri Şekil 4'de yıllara göre çizdirdiğimizde rastgele bir değişimden ziyade çevrimli bir değişim gösterdiği farkedildi. Birincil dönemler Şekil 4'de sol tarafta düşey eksene P1 yazılarak ikincil dönemler ise iki ile çarpılarak ve düşey eksene P2 yazılarak gösterilmiştir. Bu iki dönem hem birlikte hem de ayrı ayrı analiz edilmiştir. Buraya ayrı ayrı analizlerinin sonuçları yansıtılmıştır. Böylece, Şekil 4'de, gözlem sezonlarına uygulanan dönem analizi ile ulaşılan temsillerden belirlenen birinci ve ikinci frekanslara karşılık gelen dönemlerin değişimi görülmektedir. Analiz sonucunda hesaplanan dönem değişimine karşılık gelen dönemler Çizelge 2'de hatalarıyla beraber listelenmiştir.



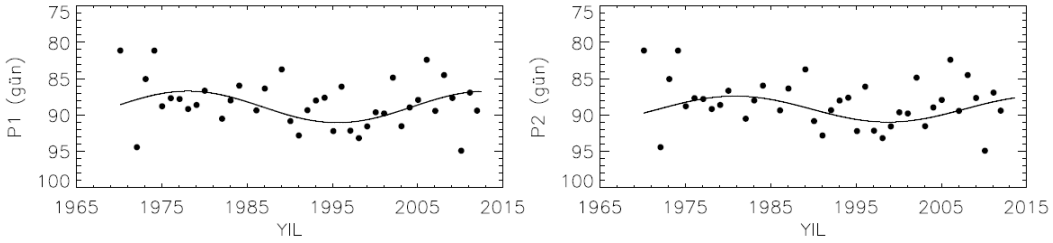
Şekil-3. SS Gem'in farklı gözlem yıllarına ait görsel parlaklık değişimi.

Dönem analiziyle belirlenen bu dönemler için SNR (sinyal-gürültü oranı) ~ 3'dür. Breger ve ark. (1993), SNR > 4 olduğunda dönem analizi sonucunun %99.9'dan daha iyi güvenilirlikle sinyal belirlemek için iyi bir kriter olduğunu önerdi ve günümüzde yaygın olarak kullanılmaktadır.

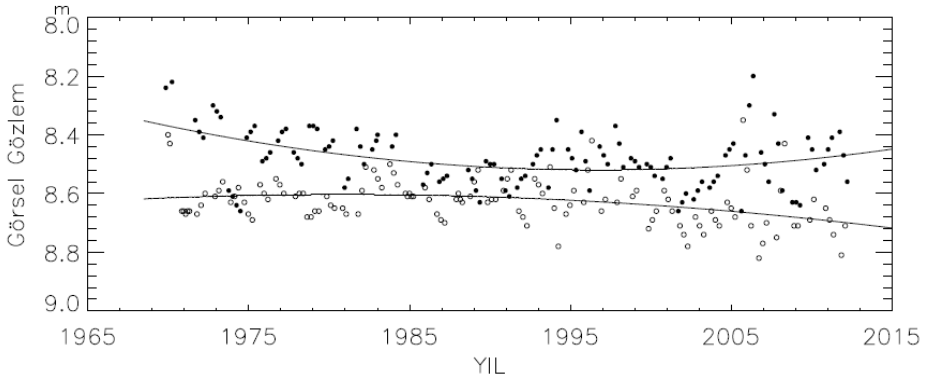
Çizelge-2. Sezonluk ışık değişimlerinden hesaplanan birinci ve ikinci frekanslara karşılık gelen dönemlerin değişimi.

	F1'den	**F2'den**
P (yıl)	34.97 ± 9.06	35.83 ± 4.78
A (gün)	4.4 ± 0.6	3.6 ± 0.4
SNR	3.28	3.13

Kallinger & Weiss (2002) dönem belirlenmesinde en azından 3.25'lik bir SNR'nın %95'lik bir güvenilirlik sağlamaya olanak vereceğini göstermiştir. Bu bağlamda, Çizelge 2'de her iki dönem değişimi için yapılan analizden belirlenen SNR'larından görüleceği gibi dönem değişimi için belirlenen yaklaşık 35 yıllık dönem ~%95 güvenilirliğe sahiptir, başka bir deyişle istatistik açıdan anlamlıdır (önemlilik düzeyi = 0.05'e karşılık gelir). Bu, yaklaşık olarak 4 günlük bir genlikle değişen ortalama 35 yıllık dönem, hata sınırları içinde Zsoldos (1991) tarafından SS Gem'in O-C değişimlerinden belirlediği 42 yıllık çevrime çok benzemektedir.



Şekil-4. SS Gem'in herbir gözlem sezonuna uygulanan dönem analizlerinden bulunan birinci ve ikinci frekanslara karşılık gelen dönemlerin değişimi. P1, temel ve P2 ise ikincil frekanslardan hesaplanan dönemi göstermek için kullanıldı.

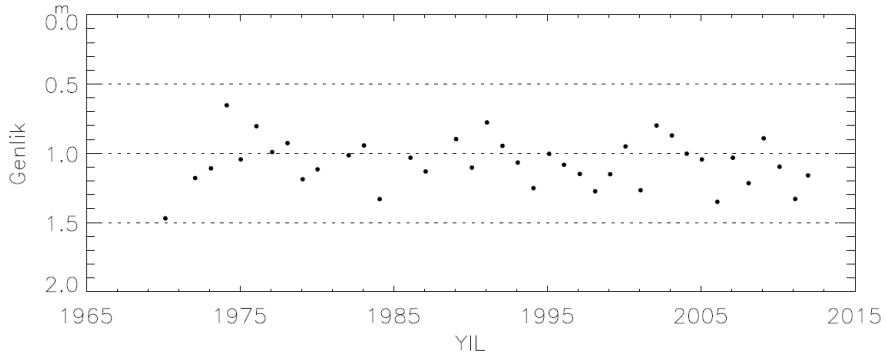


Şekil-5. Hem sığ hem derin değişimler için maksimum parlaklık değerlerinin yıllar içerisindeki değişimi. İçi dolu daireler derin, içi boş olanlar ise sığ minimumlara ilişkin maksimum parlaklık değerlerini göstermektedir.

Şekil 3'de sunulan farklı yıllara ait ışık eğrilerinden görüleceği üzere ışık eğrileri biri derin diğeri sığ birbirini takip eden ışık minimumları göstermektedir. Sığ ve derin minimumlar olarak kendini gösteren bu değişimlerin genlikleri ve biçimleri de değişmektedir. Sığ ve derin minimumlara iniş maksimum parlaklıkları bazen benzer olurken, bazı yıllarda ise derin minimumdan çıkış kolunun parlaklığı aynı seviyede kalırken, derin minimuma iniş kolu parlaklığının azaldığı belirlenmiştir. Bu değişimin belli bir astrofizik soruna işaret edecek şekilde belli bir düzen içinde gerçekleşip gerçekleşmediğine bir kanıt bulabilmek için ışık eğri temsilleri üzerinden maksimum parlaklıklar okundu ve Şekil 5'de zamana karşı hem sığ hem derin değişimler için noktalandı. Her ikisinin birbirine zıt yönlü olarak değiştiği uygulanan parabolik fit ile net bir şekilde görüldü.

1970 ile 2012 arasında elde edilen SS Gem ışık eğrilerinin temsillerinden bulunan tüm genlikler Şekil 6'da yıllara göre noktalandı. Şekil 6'dan görüleceği gibi SS Gem 1.4

ile 0.6 kadir arasında genlikleri olan ışık değişimlerine sahiptir. Ortalama olarak yaklaşık 1 kadir mertebesinde bir genlikle değişim göstermektedir. Genlikteki değişimin belli bir dönem ya da çevrime göre değil, rastgele olarak ortaya çıkıyor görünmektedir.



Şekil-6. SS Gem'in herbir gözlem sezonuna uygulanan dönem analizlerinden bulunan genliklerin dağılımı.

3. Sonuçlar

SS Gem en temel astrofizik parametreler başta olmak üzere evrim durumu, fotometrik özellikleri hala tartışmalı olan bir süperdev zonklayan yıldızdır. Elimizdeki AAVSO'dan ulaşılan uzun soluklu görsel veri analiz edilerek bu ilginç yıldızın fotometrik olarak gösterdiği değişim doğasına ilişkin bazı özelliklerin aydınlatılmasına çalışılmıştır. Bu çalışmanın sonuçlarını maddeler halinde şöyle sıralayabiliriz:

1. SS Gem'in ortalama parlaklığındaki 0.1 kadirlik sürekli bir azalma olduğu yapılan multi regresyon analiziyle %99 güvenilirlikle ortaya kondu.

2. Birbirini takip eden sığ ve derin minimumlar yer değiştiriyor görünmemekle beraber derin minimumdan iniş ve çıkış kollarındaki parlaklığın değiştiği belirlendi. Bu değişimin dönemli ya da çevrimli olduğuna dair bir kanıt bulmak için yapılan dönem analizi sonucunda derin minimumların maksimum parlaklık değişimi için biri uzun (~54 yıl) ve diğeri daha kısa (~12 yıl) olan üst üste binmiş dönemler hesaplanırken, sığ minimumlar için herhangi bir değer bulunamamıştır. Derin minimumlar için bulunan dönem gözlem aralığından daha uzun bir değere sahiptir. Bu tür bir değişimden emin olabilmek için daha uzun dönemli bir gözleme ihtiyaç vardır. Bu belirgin zıt yönlü değişimin fiziksel kökeni henüz bilinmemektedir.

3. Sığ ve derin minimumların minimum parlaklık düzeylerinin ise değişmediği belirlendi.

4. Işık eğri genlikleri ortalama olarak 1 kadir mertebesindedir ve yıllar içinde yaklaşık ±0.5 kadir civarında sapmalarla sabit kalmaktadır.

5. Her bir gözlem sezonuna uygulanan dönem analiziyle üst üste binmiş iki dönemli temsillerden bulunan temel dönem 81 ile 95 gün arasında değişirken, ikincil dönemler 42 ile 47 gün arasında değişmektedir. Buna göre, ortalama olarak 88.0 ve 44.5 günlük ortalama dönemler hesaplanmıştır. Bu dönemlerin çevrimli ya da rastgele bir değişim gösterip göstermediği incelendiğinde birinci ve ikinci dönemlerin ayrı ayrı Fourier analizinden genliği yaklaşık 4 gün olan 35 yıllık bir çevrimle değiştiği bulunmuştur.

Bu yeni bulgular ışığında SS Gem'in değişim doğası ve ait olduğu değişen sınıfı üzerine yeni tartışmaların yapılması gerekmektedir. Bu noktada, uzun ve/veya kısa zaman aralığına yayılmış, çok renk geniş ve ortaband gözlemler anahtar öneme sahip olacaktır. Elektromanyetik tayfın farklı dalgaboyu bölgelerinden alınacak tayflarla yıldızın enerji dağılımının elde edilmesi, bir model oluşturulabilmesi açısından gereklidir. IR gözlemler evrim durumunun ya da değişim türünün belirlenebilmesi için özellikle önemli görünmektedir.

Teşekkür: *Bu çalışmanın yazarları, büyük bir emek ve sabırla amatör gözlemcilerin yetişmesine önem veren ve onların yarı-profesyoneller haline gelmesini sağlayan, gözlemin ve gözlemciliğin öneminin altını çizen ve topladığı veriler sayesinde bu çalışmanın yapılabilmesine olanak sağlayan AAVSO'ya teşekkür eder.*

Bu çalışma, 1973'den vefat ettiği 2004 yılına kadar geçen zaman aralığında AAVSO'nun yöneticiliğini yapan, ulusal ve uluslararası astronomi camiasına büyük katkılarda bulunan değerli hocamız Janet AKYÜZ MATTEI'ye adanmıştır.

4.Kaynaklar

Ahnert, P. 1948, AN, 276, 133
Ahnert, P., 1925, AN, 226, 87
Beyer, M., 1937, AN, 262, 257
Breger, M., Stich, J., Garrido, R.,Martin, B., Jiang, S. Y., Li, Z. P., Hube, D. P., Ostermann, W., Paparo, M., Scheck, M., 1993, AA, 271, 482
Cannon, A. J., Walton, M. L., 1930, Harvard Bull., 874, 19
Chudovicheva, O. N., 1952, Perem. Zv., 9, 133
Dawson, D. W., 1979, ApJ SS, 41, 97
DuPuy, D. L., 1973, ApJ, 185, 597
Enebo, S., 1909, AN, 181, 47
Enebo, S., 1911, Beobachtungen Ver. Sterne, 5
Erleksova, G. E., 1971, Perem Zv., 18, 53
Gerasimovic, B. P., 1927, Harvard Bull., 846, 16
Giridhar, S., Rao, N. K., Lambert, D. L., 1994, ApJ, 437, 476
Jura, M., 1986, ApJ, 309, 732
Kallinger, T., Weiss, W. W., 2002, AA, 385, 533
Kholopov, P. N., Samus, N. N., Frolov, M. S., Goranskij, V. P., Gorynya, N. A., Karitskaya, E. A., Kazarovets, E. V., Kireeva, N. N., Kukarkina, N. P., Kurochkin, N. E., Medvedeva, G. I., Pastukhova, E.N., Perova, N. B., Rastorguev, A. S., Shugarov, S. Y., 1985, General Catalogue of Variable Stars, 4th ed. (Moscow, Nauka)
Luizet, M., 1909, AN, 182, 101
Percy, J. R., Bezuhly, M., Milanowski, M., Zsoldos, E., 1997, PASP, 109, 264
Preston, G. W., Krzeminski, W., Smak, J., Williams, J. A., 1963, ApJ, 137, 401
Takeuti, M., Petersen, J. O., 1983, AA, 117, 352
Wahlgren, G. M., 1992, AJ, 104, 1174
Zsoldos, E., 1991, ApJ SS, 181, 203
Zsoldos, E., 1993, AA, 268, 149
Zsoldos, E., 1995, AA, 296, 122

BORNOVA BELEDİYESİ MEVLANA TOPLUM VE BİLİM MERKEZİ 2010-2012 İSTATİSTİKLERİ

Deniz B. GÖKÇE[1,3], C. Muzaffer ÇAMURDAN[1], Tuncay DOĞAN[1,2]

[1] *Bornova Belediyesi, İzmir, Türkiye (muzaffercamurdan@bornova.bel.tr)*
[2] *Ege Üniveristesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye (tuncaydogan@bornova.bel.tr)*
[3] *İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye (denizgokce@bornova.bel.tr)*

Özet: Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi (BB-MTBM) alternatif bir eğitim projesi olarak 2010 yılı sonlarında hayata geçmiştir. Günümüze kadar farklı yaş gruplarından sekiz yüze yakın öğrenciye temel bilimler (Astronomi, Biyoloji, Fizik, Kimya) ile Bilim Tarihi ve Felsefesi alanında özgün olarak tasarlanan ve geliştirilen eğitimler sunulmuştur. Öncelikli hedefi öğrenenler üzerinde duyuşsal kazanımlar elde ederek 'bilimi sevdirmek' olan BB-MTBM'de, Popüler Bilim Kulüpleri adı altında yapılan etkinlikler ile özellikle eğitim bilimciler için iyi bir inceleme ortamı yaratılmaktadır.

Bu çalışmada 2010 yılından bu yana BB-MTBM katılımcılarının ve kayıt başvurularının istatistikleri sunulmaktadır. Katılımcıların Popüler Bilim Kulüplerindeki tercih sıralamaları, yaş gruplarındaki dağılımlar, öğrenenlere uygulanan anketlerin sonuçları paylaşılmıştır. Özellikle Astronomi Kulübüne ilişkin veriler diğer bilim kulüpler ile karşılaştırılarak irdelenmiştir.

1. Giriş

'Bilim Merkezleri' bilime olan ilgiyi artırmanın yanı sıra okul dışı alternatif öğrenme ortamları olarak karşımıza çıkmaktadır. Bilim merkezleri, her yaştan farklı birikime sahip insanları bilimle buluşturmak, bilgiyi kaynağından öğrenmelerini sağlamak ve bilime olan merakı tetiklemek üzere tasarlanmış, deneysel ve uygulamalı merkezlerdir (Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu - TÜBİTAK, 2012).

Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi (BB-MTBM) de alternatif bir bilim eğitimi projesi olarak 2010 yılında kurulmuş ve özgün olarak geliştirdiği bilim eğitimi programı ile aynı yılın sonunda eğitimlere başlamıştır (Gökçe, D.B. ve ark., 2012). Astronominin yanı sıra Fizik, Biyoloji, Kimya gibi temel bilim eğitimleri ile Bilim Tarihi ve Felsefesi eğitimlerinin yer aldığı programlar, ilgili alanlarda uzmanlaşmış (yüksek lisans ya da doktora derecesine sahip) kişiler tarafından ortak bir tartışma ortamı oluşturularak tasarlanmış ve geliştirilmiştir. Programa uygun olarak üç ay süren eğitim dönemleri boyunca katılımcılar haftanın bir günü ve iki saat süren düzenli eğitimlere katılmaktadırlar. Bu eğitimler yine ilgili alanda belli bir uzmanlığı sahip eğitmenler tarafından verilmektedir (BB-MTBM, 2012). Etkinlikler, öğrenenin algılaması istenilen doğa olayının, öğrenen tarafından yeniden modellenmesi, deney düzeneğinin oluşturulması ve uygulanması odaklıdır. Böylece öğrenenler hem doğanın nasıl işlediğini keşfedebilmekte hem de bu süreç boyunca eğlenceli uygulamalarla bilimsel beceriler geliştirmektedir. (Çamurdan, C.M. ve ark., 2012)

İlk olarak Bornova ilçe sınırları içerisinde yer alan Mevlana Mahallesi, Yunus Emre Mah. ve Doğanlar Mah.'nde bulunan beş İlköğretim Okulu (İÖO) Pilot uygulama için

seçilmiştir. Bu okullar: Şehit Teğmen Murat Arslantürk İÖO, Doğanlar Hüsnü Bornovalı İÖO, Nihat Gündüz İÖO ve Hacı Yaşar Kandur İÖO'dur. Bu okulların seçilmesinin nedeni; yetersiz laboratuvar koşullarına sahip olmaları ve Mevlana Mahallesi'nde bulunan BB-MTBM'ye olan yakınlıklarıdır. Öğrenci kabul edilen bu beş ilköğretim okulunun tamamında yaklaşık 7400 öğrenci mevcuttur ve bunların % 32'sini 6., 7. ve 8. sınıf (sınıf sistemi eski siteme göre verilmiştir) öğrencileri oluşturmaktadır.

Okullar seçildikten sonra, her bir okulun İdarecileri ve Fen Teknoloji öğretmenleri ile iletişime geçilmiş, öğrencilere BB-MTBM'deki 180 kişi kapasiteli Prof.Dr. Abdullah KIZILIRMAK Salonu'nda hem BB-MTBM hakkında genel hem de her bir bilim kulübü hakkında tanıtıcı seminerler verilmiştir. Seminer sonunda öğrenciler merkezde yer alan Astronomi, Biyoloji, Fizik, Kimya ve Bilim Tarihi ve Felsefesi Kulüplerini serbestçe dolaşmışlar ve her kulüpte, o kulübün eğitmeni tarafında bilgilendirilmişlerdir. Bu tanıtımın ardından öğrencilere başvuru formları dağıtılmış ve başvurmak istedikleri iki kulübü tercih etmeleri istenmiştir. Kararsız olanlar için daha sonra BB-MTBM'nin internet sitesinden de başvuru yapabilecekleri bildirilmiş ya da aldıkları formu daha sonra bilim merkezine teslim etmeleri istenmiştir. Başvuru yapan tüm öğrencilerin bilgileri oluşturulan veri tabanına kaydedilmiştir. Başvuran öğrenciler yaptıkları tercihlere ve her bir bilim kulübü için belirlenen kontenjana göre kabul edilmiş, ardından bilim kulüplerine yerleştirilmişlerdir. Bu çalışmanın hazırlanmasına kadar biri Pilot Uygulama olmak üzere BB-MTBM'de üç ayrı dönemde yapılan etkinliklere toplam 723 öğrenci (418 K, 305 E) kabul edilmiş, beş farklı bilim kulübünde toplam 1440 saat uygulamalı eğitim gerçekleştirilmiştir.

Çalışma kapsamında, benzer bir süreç ile başvuruları alınan (Pilot uygulamadan sonra başvuru kabulleri Bornova ilçe sınırları içerisindeki tüm okulları kapsayacak şekilde genişletilmiştir) öğrencilerin başvurularında yaptıkları tercihlerin istatistikleri incelenmiştir. Her ne kadar yapılan başvurularda öğrencilerin tamamı ilk tercihlerine yerleştirilememiş olsalar da, onların başvuru sırasında ilk tercih olarak seçtikleri kulüp, farklı bilim dallarına karşı besledikleri ilgiye dair bize bilgi vermektedir. Başvuruların Bilim Kulüplerine ve cinsiyete göre genel ve dönemsel dağılımları şekillerle verilmiştir.

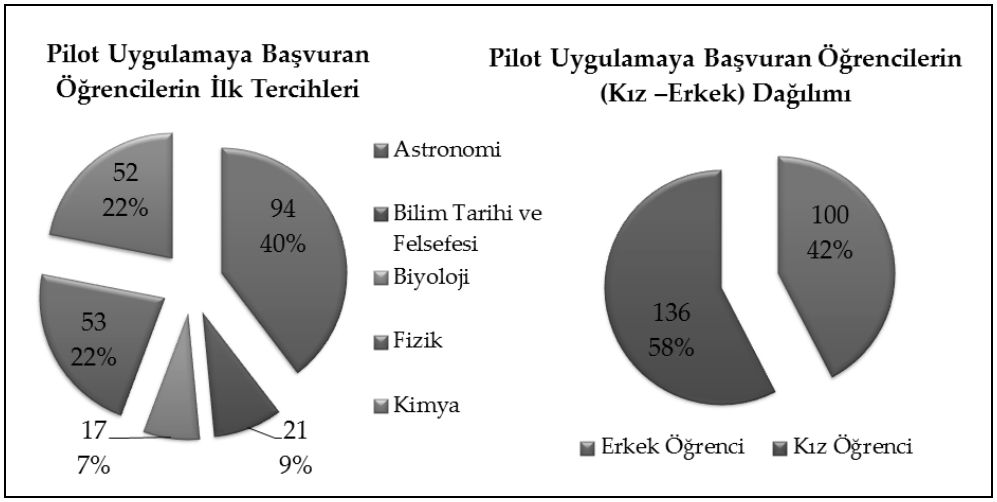
2. Eğitim Dönemleri ve Başvurular

2.1. Birinci Dönem (Pilot Uygulama)

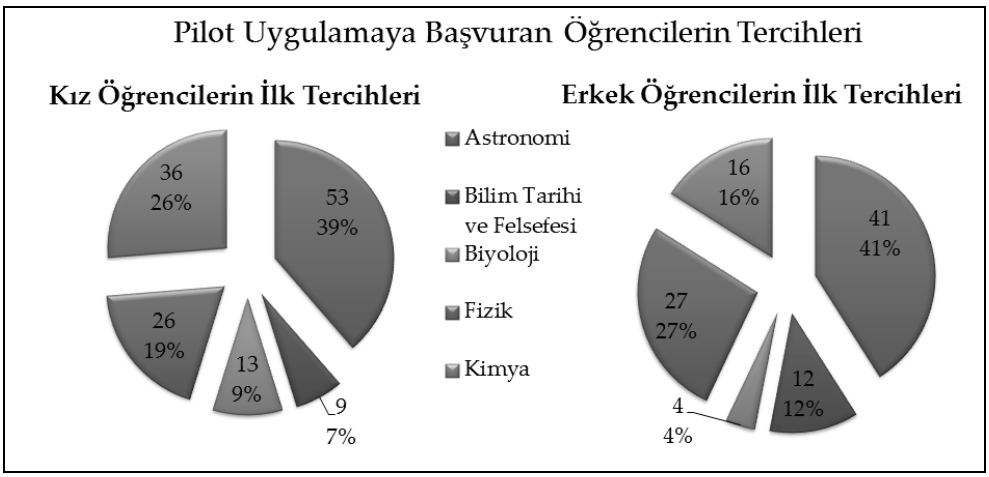
Pilot uygulamada BB-MTBM'ye coğrafi olarak yakın ve dezavantajlı bir bölgeden öğrenci kabulü yapılmıştır. Başvuru yapan öğrencilerin ilk (1.) tercihleri Şekil-1'de verilmiştir. Şekil-1'den de görüldüğü üzere, başvuru yapan öğrencilerin % 40'ı Astronomi Kulübü'nü tercih etmiş, Fizik ve Kimya Kulüpleri % 22 ile ikinci sırada tercih edilmişlerdir. Bilim Tarihi ve Felsefesi Kulübü % 9'luk bir tercih oranına sahipken, Biyoloji Kulübü ise % 7 ile en az tercih edilen bilim kulübü olmuştur.

Başvuru yapan öğrencilerin % 42,2'si erkek öğrenci, % 57,8'i ise kız öğrencidir. Burada kız öğrencilerin, erkek öğrencilere göre bilim merkezine daha çok ilgi gösterdiği görülmektedir. Şekil-2'de erkek ve kız öğrencilerin yaptıkları tercihler ayrı ayrı gösterilmiştir. Buna göre, kız öğrenciler Astronomi ve Kimya Kulüplerine ilgi duyarken, erkek öğrenciler Astronomi ve Fizik Kulüplerine daha çok ilgi duymaktadır. Ayrıca Bilim

Tarihi ve Felsefesi Kulübü'nü erkek öğrenciler Biyoloji Kulübü'nden daha fazla tercih ederken, kız öğrenciler Biyoloji Kulübü'nü Bilim Tarihi ve Felsefesi Kulübü'nden daha fazla tercih etmişlerdir.



Şekil-1. Pilot uygulamaya yapılan başvurularda cinsiyetin ve ilk tercihlerin Bilim Kulüplerine göre dağılımı. Grafiklerde başvuran öğrenci hem yüzde hem de sayı olarak verilmiştir.

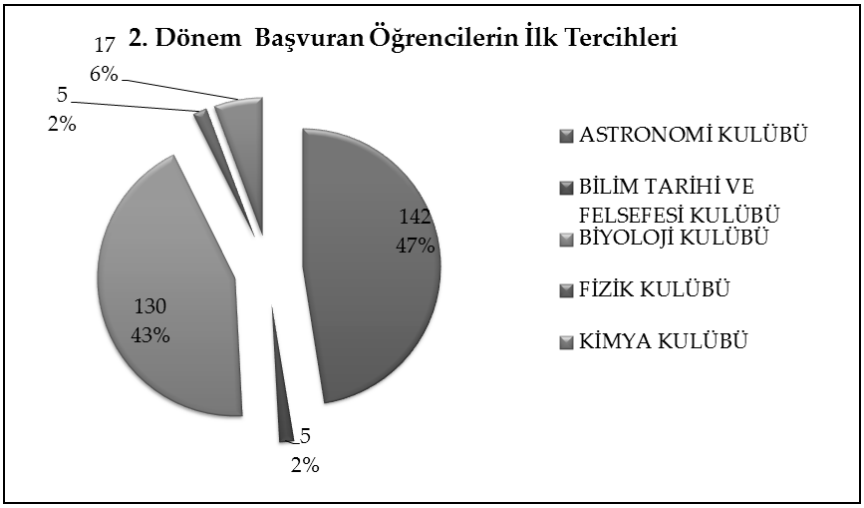


Şekil-2. Pilot uygulamaya başvuran kız ve erkek öğrencilerin yaptıkları ilk tercihlerin bilim kulüplerine göre dağılımları.

2.2. İkinci Dönem

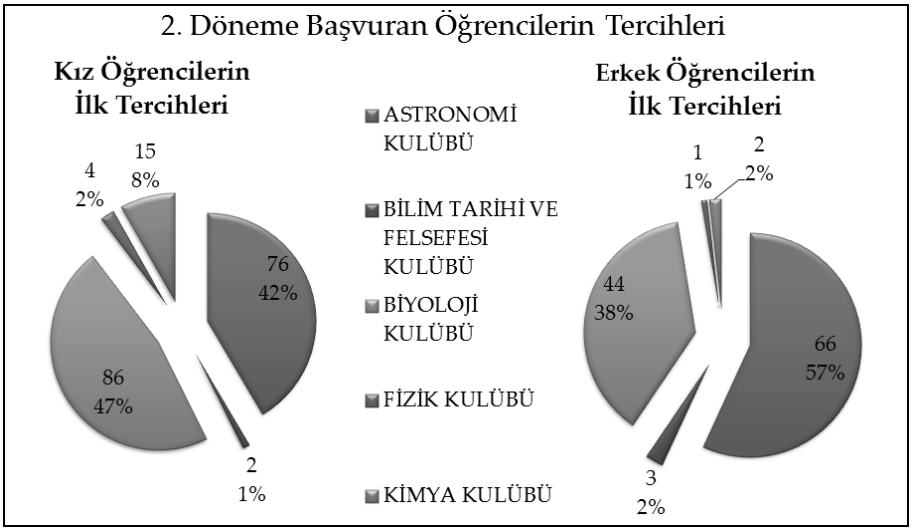
Pilot uygulamanın ardından Popüler Bilim Kulüplerinde (PBK) geri bildirimler ışığında düzenlemeler yapılmış ve müfredat revize edilmiştir. İkinci dönem başvuruları ilk dönemden farklı olarak tüm Bornova ilçe sınırları dahilindeki okulları kapsayacak şekilde genişletilmiştir. Yine de belirtilmelidir ki BB-MTBM'ye göreli olarak uzak mesafede ikamet eden ya da okuyan öğrencileri ile okul yönetimlerinin ilgisi, verilen eğitimlerin henüz iyi bilinmemesi ve coğrafi uzaklığa (ulaşımın zorluğuna) da bağlı olarak beklenilen düzeyde olmamıştır. Bu durum başvurularda bir talep sıkıntısına yol açmamış, sadece pilot uygulamadaki öğrenci profiline benzer başvuruların baskın olmasına neden olmuştur.

Başvurulardaki genel dağılıma bakıldığında (Şekil-3), Astronomi Kulübü'nün % 47 ile yine en çok tercih edilen bilim kulübü olması ve bir miktar da artış olmasına karşın, asıl Biyoloji Kulübü'nü tercihlerdeki artış dikkat çekicidir. Diğer bilim kulüplerine olan başvurularda ise belirgin bir azalma olmuştur.



Şekil-3. İkinci dönem başvurularında ilk tercihlerin bilim kulüplerine göre dağılımları.

Bu dönem yapılan başvurularda ilk göze çarpan bir önceki döneme göre kız öğrencilerin bilim merkezine ilgilerinin arttığıdır. Yapılan başvuruların % 61,2'si kız, % 38,8'i erkek öğrencidir. Cinsiyete göre ilk tercihlerin dağılımına bakıldığında (Şekil-4), kız öğrenciler arasında % 47 ile Biyoloji Kulübü en çok tercih edilen kulüp olmuştur. En az tercih edilen ise % 1 ile Bilim Tarihi ve Felsefesi Kulübü'dür. Erkek öğrencilerde ise Astronomi Kulübü'nde de bir önceki döneme göre önemli bir artış olmuş ve % 57 ile en çok tercih edilen bilim kulübü olmuştur. Bir önceki döneme göre Fizik ve Kimya Kulüplerine olan başvurularda ise önemli bir düşüş gözlenmiştir.



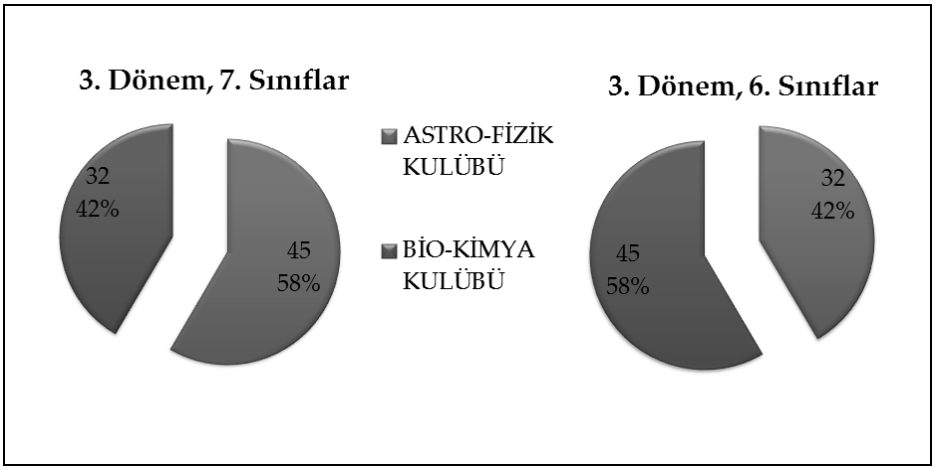
Şekil 4. İkinci dönem başvurularında ilk tercihlerin cinsiyetlere göre dağılımları.

2.3. Üçüncü Dönem

Üçüncü dönem başvuruları, yine bir önceki dönemlerin ayrıntılı incelenmesinden sonra, bazı değişiklikler de yapılarak alınmıştır. Öncelikle ilk iki dönemde yapılan tercihlerin neden bu kadar farklı olduğu araştırılmıştır. Bu farklıklar Biyoloji Kulübü tercihlerinin artması ile Fizik ve Kimya Kulüplerinin tercihlerinin belirgin şekilde azalmasıdır.

Bu durum, Ege Üniversitesi Eğitim Bilimleri Fakültesi'nde görevli akademisyen ve doktora öğrencileri ile yapılan toplantılarda tartışılmış ve PBK'nin eğitim içerikleri irdelenmiştir. Yapılan tartışmalar ve incelemeler sonucunda, 6. ve 7. sınıf öğrencilerin seçimlerini yaparken bilim dallarına yönelik ayırımların net olmadığı ve tercihlerini o bilim dalının içeriğine bakarak değil de, ya rastgele ya da başka kriterlere bakarak (arkadaşının o kulüpte yer alması, adının ilgi çekici olması vb.) yaptığı görülmüştür. Bu nedenle, üçüncü dönem'de Biyoloji ve Kimya Kulüpleri birleştirilerek Bio-Kimya Kulübü şeklinde tek bir bilim kulübü haline getirilmiştir. Benzer olarak Astronomi ve Fizik Kulüpleri de Astro-Fizik Kulübü olarak birleştirilmiştir. Böylece üçüncü dönem için 6. ve 7. sınıfların sadece Astro-Fizik ve Bio-Kimya kulüplerine başvuruları alınmış, 8. sınıfların da her zamanki gibi tüm kulüplere ayrı ayrı başvuru yapmaları beklenmiştir.

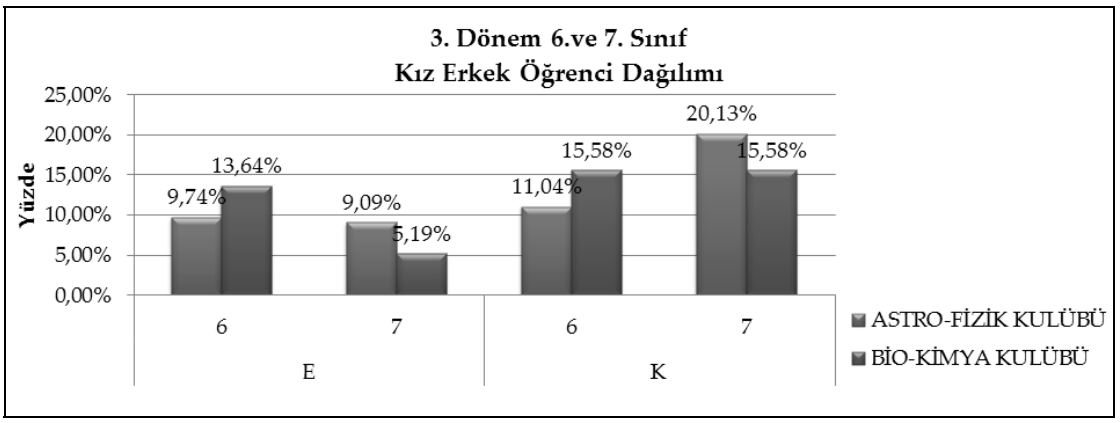
Bu dönemde 6. ve 7. sınıf öğrencileri arasındaki kız ve erkek dağılımı şöyledir: % 62,3 kız öğrenci ve %37,7 erkek öğrenci. 6. ve 7. sınıfların yaptıkları başvuruda ilk tercihlerinin dağılımı Şekil-5'te sınıf ayrımına göre ayrı ayrı verilmiştir. Bu grafiğe göre 7. sınıflarda Astro-Fizik Kulübü % 58 ile en çok tercih edilen kulüp olmuştur. 6. sınıflarda ise aynı oranla % 58 ile en çok tercih edilen bilim kulübü Bio-Kimya Kulübü olmuştur. 6. ve 7. sınıfların Kız ve Erkek olarak ayrı ayrı tercihleri ise Şekil-6'da ayrıntılı olarak verilmiştir. Bu grafiğe göre, kız öğrenciler arasında 7. sınıf olanlar en çok Astro-Fizik Kulübünü tercih ederken, erkek öğrencilerde 6. sınıf olanlar Bio-Kimya Kulübünü en çok tercih etmiştir.



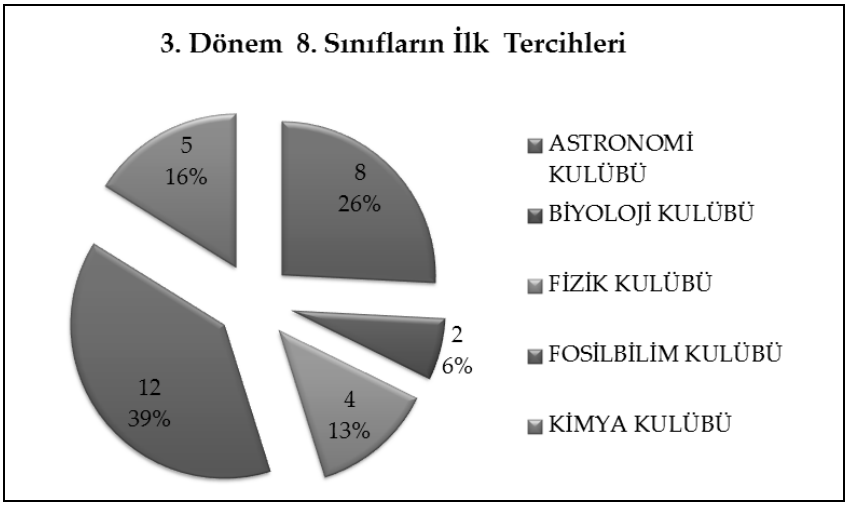
Şekil - 5: Üçüncü dönemde Astro-Fizik ve Bio-Kimya Kulüplerine 6. ve 7. sınıf öğrencilerinin yaptıkları başvuruların dağılımları.

Bu dönemde ilk defa, Fosil Bilim Kulübü için de başvurular alınmıştır. Henüz faaliyete alınmamış olsa da, daha sonraki dönemler için, 8. sınıfların bu kulübü tercih edip etmeyeceklerinin incelenmesi açısından araştırılmıştır. 8. sınıf öğrencilerin başvurularında

yaptıkları tercihler incelendiğinde (Şekil-7.) Fosil Bilim kulübü'nün % 39 ile en çok tercih edilen kulüp olduğu görülmektedir. Onu % 26 ile Astronomi Kulübü takip etmektedir. Genel olarak değerlendirildiğinde, 8. sınıfların yaptıkları tercihlerin az çok birbirine yakın olması, daha bilinçli bir tercih yapıyor olmaları olarak da yorumlanabilir.



Şekil – 6: Üçüncü döneme başvuran 6. ve 7. sınıf öğrencilerinin ilk tercihlerinin cinsiyete göre dağılımı.



Şekil -7: Üçüncü döneme başvuran 8. sınıf öğrencilerinin ilk tercihlerinin bilim kulüplerine göre dağılımı.

3. Değerlendirme

- Analizler Bilim Kulüplerine olan başvurularda Astronomiye olan ilginin tüm dönemlerde diğer bilim kulüplerinden daha yüksek olduğunu göstermektedir. Bununla birlikte Tabiat Tarihi ve Fosilbilim gibi bilinen önyargıların ve formüllerin olmadığı düşünülen eğitimlerin verilmesi halinde ilginin paylaşılması/değişmesi söz konusudur.
- Laboratuvar ortamında uygulanan eğitimlerden Biyoloji pilot uygulamada belirgin şekilde tercih edilmese de süreç içerisinde tanınmasının ardından öncelikli tercih edilir hale gelmiştir. Bunun nedeni Fizik ve Kimya derslerine olan önyargı olabileceği gibi, Biyoloji kulübündeki eğitimlerde mikroskop gibi optik aletlerin kullanılması, uygulamaların günlük hayata daha yakın ve bilindik olması da olabilir.

- Eğitime başvuran öğrencilerde kız öğrencilerin başvurusu belirgin bir şekilde fazladır. Buna ek olarak kız öğrencilerin katıldıkları programlara devamlılıkları da benzer şekilde erkek öğrencilerden daha istikrarlıdır. BB-MTBM'nin ve öğrencilerin kabul edildiği bölge dezavantajlı bir bölgedir ve kız öğrenciler göreli olarak uzak mesafelerdeki imkanlardan erkek öğrencilere kıyasla daha az yararlanmaktadır. Bu sebeple ikamet adreslerine yakın olan BB-MTBM'deki eğitimlere kız öğrencilerinin katılımları daha yoğun olmaktadır (bu katılım oranı Merkezde verilen tiyatro, satranç, gitar gibi diğer sosyal içerikli kurslarda da benzerdir.
- Bilim Kulüplerinde 6. ve 7. sınıf öğrencileri için 3. Dönemden itibaren eğitim bilimciler ile ortak çalışmalar sonunda yeniden yapılandırılarak oluşturulan Astro-Fizik ve Bio-Kimya eğitimleri önceki dönemlere göre daha verimli olmakla birlikte her iki eğitimde de Astronomiye ve Biyolojiye olan ilginin tercih sırasında daha belirleyici olduğu düşünülmektedir. Analizlerde 6. sınıfların Bio-Kimya'ya, 7. sınıfların ise Astro-Fizik alanına biraz daha ilgili oldukları görülmektedir.
- Eğitimler göstermektedir ki branş bilinci oluştukça tercihler kişisel beklentilere ve meraka daha uygun yapılmaktadır. Bunun en somut örneği 8. sınıf öğrencilerinin tercihlerinde Fizik ve Kimya'ya olan ilginin artmasında ve/veya Tabiat Tarihi ve Fosilbilim gibi alternatif tercihlere olan ilgi de görülmektedir.

4. Kaynakça

BB-MTBM – Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi, mtbm.bornova.bel.tr, [26.Ağustos.2012].

ÇAMURDAN, C.M., GÖKÇE, D.B., DOĞAN, T. (2012), "Aktif ve Etkileşimli Bilim Eğitimi Uygulamaları: Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi", I. Türkiye Bilim Merkezleri Sempozyumu, s. 121-124, Bursa

GÖKÇE, D.B., ÇAMURDAN, C.M., DOĞAN, T., (2012), "Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi ve Alternatif Bilim Eğitimi Programı Geliştirme Modeli", I. Türkiye Bilim Merkezleri Sempozyumu, s. 45-50, Bursa

TÜBİTAK - Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu, Bilim Merkezleri, http://www.tubitak.gov.tr/sid/934/pid/461/cid/9420/index.htm [26.Ağustos.2012].

KUZEY GÜNEŞTACI DELİĞİNDE MHD DALGALARININ SÖNÜMLENMESİ

Dicle ZENGİN ÇAMURDAN[1], Ebru DEVLEN[1], E. Rennan PEKÜNLÜ[1]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir
(dicle.zengincamurdan@ege.edu.tr, ebru.devlen@ege.edu.tr , rpekunlu@gmail.com)

Özet: Bu çalışmada Güneş'in kuzey güneştacı deliğinde plume ve plumelararası bölgeler arasındaki sıcaklık, parçacık sayı yoğunluğu ve ısısal olmayan hızlardaki farklılığını dikkate alarak MHD dalgalarının sönümlenmesi incelenmiştir. OVI iyonunun etkin sıcaklığına ısısal olmayan katkının iyon -cyclotron rezonans sürecinden geldiği varsayılmıştır. Paralel ve dikine ısı iletimi ile viskozite içeren tek akışkan denklemlerinin doğrusallaştırılmasından Alfven ve manyetik-ses dalgalarının dağılma bağıntılarını elde ederek dalgaların sönümlenme uzunluk ölçeklerinin plume ve plumelar arası bölgede ve sınır bölgesindeki değişimi incelenmiştir. Dalga akılarını hesaplayarak bu dalgaların koronanın ısıtılma sürecine ve hızlı güneş rüzgarının ivmelenmesine katkısı hesaplanmıştır.

1. Giriş

Gözlemler Güneşin Kuzey Güneştacı deliğindeki ortalama sıcaklık değerlerinin $1.0\times10^6 - 10^8$ *K* arasında olduğu göstermektedir. Bu sıcaklıktaki Güneştacı plazması, optikçe ince ışınım ve geçiş bölgesinin aşağısına ısı iletkenliği yolu ile erke kaybedecektir (Pekünlü et al. 2002). Bu yitik erkenin nasıl yerine konulacağı ve böylece Güneştacında gözlenen sıcaklık değerlerinin nasıl sürdürüldüğü sorununa henüz tam olarak bir yanıt verilememiştir. Isısal iletkenlik, elektiriksel direnç ve viskozite gibi küçük ölçekli süreçler, MHD dalgalarının mekanik erkesinin parçacıkların düzensiz ısısal hareketlerine dönüşmesine neden olmaktadır. Erke saçıcı süreçler MHD dalgalarının sönmesine neden olurlar ve bu dalgalar kuzey uçlak güneştacı deliğindeki plazmayı ısıtabilir (Braginskii, 1965).

Kuzey uçlak güneştacı deliğinin yapısının parlak, soğuk ve yüksek yoğunluklu "plume" ve sönük, sıcak ve düşük yoğunluklu "plumelerarası şerit"lerden (IPL) oluştuğu belirlemiştir (Wilhelm et al., 1998). SOHO/UVCS verileri OVI iyonunun güneştacı deliğinde ölçülen sıcaklığının yönbağımlı olduğunu belirlemiştir (Kohl et al.1997; Cranmer et al., 2008). Bu durumda OVI iyonunun manyetik alana dik yöndeki kinetik sıcaklığı, $T_\perp$, paralel yöndeki sıcaklığından $T_{//}$ daha büyüktür. UVCS verileri, güneştacı deliğindeki diğer ender iyonlar (He^{++}, SiVIII, MgX, *vb*.) için de benzer sıcaklık yönbağımlılıkları saptamıştır. Bu iki ayrı bölgeden elde edilen OVI çizgilerinin genişliği, "plumelerarası" şeritlerde daha geniştir. Bu durum, OVI iyonlarının dik yönde ısıtılmalarının karanlık şeritlerde daha etkin olduğuna işaret eder. Bu veriler de güneştacı plazmasının iyon-cyclotron zoruna titreşim süreciyle ısıtılabileceği işaret etmektedir.

Bu çalışmada OVI iyonunun sıcaklık, parçacık sayı yoğunluğu ve plume ve PIPL arasındaki ısısal olmayan hızları gözönüne alınarak, kuzay güneştacı deliğinde manyetik alana paralel ve dik doğrultuda ısı iletkenliği ve viskozitenin olması durumunda MHD dalgalarının yayılma özellikleri incelenmiştir.

2. Kuzey Güneştacı Deliğinin MHD Modeli

Güneş tacı deliğindeki plume ve çevresinde bölgelere ilişkin plazmanın özellikleri hala tam olarak belirlenememiştir. Cranmer et al. (2008) OVI iyonlarının güneştacı deliğindeki parçacık sayı yoğunluğunu, renkküreden güneştacına geçiş bölgesinde $N_{OVI} = 2.4\times10^{-6} N_p$ ve $N_{OVI} = 8.7\times10^{-7} N_p$ olarak vermektedir. Plume ve IP bölgesindeki elektron sayı yoğunluk değişimi için Doyle et al. (1999) tarafından verilen uzaklığa bağlı değişim kullanılmıştır. Bununla birlikte Güneştacı deliği plazmasının elektriksel olarak nötre yakın (quasineutral) olduğunu işaret eden çalışmalar bulunmaktadır (Voitenko & Goosens, 2002). Kohl et al. (1997) plume bölgelerinin PIPL'den daha yoğun olduğunu göstermiştir. Bu çalışmada $N_e = N_p$ alınarak IPL koşullarında protonların sayısal yoğunluğunun (R,x) uzayındaki dağılım için aşağıdaki bağıntı kullanılmıştır,

$$N_p^{PL}(R,x) = N_p^{IPL}(R)\left(1+0.1\sin^2\left(2\pi x/92.16R\right)\right) \tag{2.1}$$

Bu bağıntıda R, r/$R_\odot$ biriminde olup korona tabanından olan yükseklikliktir x, gözlemcinin bakış doğrultusu ve manyetik alana dik yönde ölçülen yay saniyesi cinsinden uzaklıktır. Güneşin kuzey uçlak deliğindeki manyetik alan için Hollweg (1999) tarafından verilen model kullanılmıştır.

$$B = 1.5\left(f_{\max}-1\right)R^{-3.5} + 1.5R^{-2} \tag{2.2}$$

Bu bağıntıda $f_{\max} = 9$ olarak alınmaktadır. Manyetik alanın x-yönündeki değişimine ilişkin bir bilgi ile karşılaşılmadığı için 2.2 nolu bağıntının hem plume hem de PIPL bölgesinde geçerli olduğu varsayılmıştır. Kuzey güneştacı deliğindeki plazmanın sıcaklık dağılımı için PIPL yapısı gözününe alınarak T_{eff} nin (R,x) yönündeki değişimi ise şu şekilde alınmıştır,

$$T_{eff}^{PL}(R,x) = T_{eff}^{IPL}(R)\left(1-0.3\sin^2\left(2\pi x/92.16R\right)\right) \tag{2.3}$$

Kinematik viskozite katsayısı (ν), Güneş tacındaki değeri en belirsiz olan parametrelerden biridir ve bu nedenle çalışmamızda ν, serbest parametre olarak alınmıştır.

3. Temel MHD Eşitlikleri ve Dağılma Bağıntısı

Bir plazmada dalganın yayılması ve erke aktarımının incelenmesi için temel eşitlikler sırasıyla kütlenin, momentum, erkenin, manyetik akının korunumu eşitlikleri ve manyetik indüksiyon eşitlikleridir. Bu eşitliklerin doğrusallaştırılmış biçimi aşağıdaki şekildedir.

$$\frac{\partial\rho_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1\cdot\nabla)\rho_0 + \rho_0(\nabla\cdot\mathbf{v}_1) = 0 \tag{3.1}$$

$$\rho_0\frac{\partial\mathbf{v}_1}{\partial t} + \rho_0(\mathbf{v}_1\cdot\nabla)\mathbf{v}_1 = -\nabla p_1 + (\nabla\times\boldsymbol{B}_1)\times\frac{\boldsymbol{B}_0}{\mu} + \rho\nu\left[\frac{4}{3}\nabla(\nabla\cdot\mathbf{v}_1) - \nabla\times(\nabla\times\mathbf{v}_1)\right] \tag{3.2}$$

$$\frac{\partial p_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1\cdot\nabla)p_0 - c_s^2\left[\frac{\partial\rho_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1\cdot\nabla)\rho_0\right] = -0.6\nabla\cdot\boldsymbol{q}_1 \tag{3.3}$$

$$\frac{\partial \boldsymbol{B}_1}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{v}_1 \times \boldsymbol{B}_0 \right) \tag{3.4}$$

$$\nabla \cdot \boldsymbol{B}_1 = 0 \tag{3.5}$$

Bu bağıntılarda ρ yoğunluk, p basınç, $\mathbf{v}$ hız, B manyetik alan, μ manyetik geçirgenlik (permeability), ν kinematik viskozite katsayısı ve γ adyabatik indextir (günaştacı plazması için değeri 5/3 alınmıştır). 3.3 nolu eşitlikteki $\boldsymbol{q}$ ısı akısı vektörünü, κ ısısal geçirgenlik katsayısı olmak üzere $\boldsymbol{q}_i = -\kappa_{//}^{i} \nabla_{//} \left(T_i \right) \hat{\boldsymbol{B}} - \kappa_{\perp}^{i} \nabla_{\perp} \left(T_i \right) \hat{\mathbf{v}}_1$ ile gösterilmektedir (Priest,1984). Isı akısı ifadesinde iyonların paralel yöndeki ısı akısı için $\kappa_{//} = 8.4 \times 10^{-7} T^{2.5}$ (Hollweg, 1986), dik yöndeki ısı akısı için de $\kappa_{\perp} = \kappa_{//} 10^{-14}$ (Spitzer, 1962) kullanılmıştır.

3.1. Paralel ısı iletiminin olmadığı durum

3.1.1 Ses Dalgası

Kuzey güneştacı deliğinde viskozite ve paralel ısı iletiminin olmadığı durum durumunda yayılan dalgaların sönümlenme uzunluk ölçeklerinin değişimi incelenecektir. Bu nedenle dağılma bağıntısındaki ısı akısı terimi $H_{//}$ sıfır kabul edilirse MHD eşitliklerinin çözümünden elde edilen köklerden birinin ses dalgası olduğu görülmektedir.

$$k^4 \left(M - \frac{\rho \nu}{\rho_0} i\omega \right)^2 - k^2 2\omega^2 \left(M - \frac{\rho \nu}{\rho_0} i\omega + 2\xi^2 \right) + \omega^4 = 0 \tag{3.6}$$

Dağılma bağıntısındaki M terimi aşağıdaki şekilde tanımlanmıştır.

$$M = \left(1.6 c_s^2 - 0.6 \frac{1}{\rho_0} \frac{H_{\perp}}{\xi} - \frac{\rho \nu}{\rho_0} 0.3 i\omega \right) \tag{3.7}$$

Bu dalga modu viskozite ve ısı akısı nedeniyle değişikliğe uğramış ses dalgası olarak adlandırılabilir. 3.6 nolu eşitlikte elde edilen yavaş ses dalgalarının, sönümlenme uzunluk ölçeğinin $1.25 \times 10^{11} cm - 7 \times 10^{10} cm$ ~ 1.8-1 $R_{\odot}$ olduğu görülmektedir (bkz. Şekil 1). Bu dalgalar için hesaplanan ses dalgalarının enerji akı yoğunluğunun, $1/k_i$ değerlerinin en büyük olduğu yerde $1.07 \times 10^5 erg\, cm^{-2} s^{-1}$ olarak elde edilmiştir (bkz. Şekil 1). Sonuç olarak yavaş ses dalgalarının enerji akı yoğunluğunun güneştacının tabanında ($R = 1.7\ R_{\odot}$) plazmanın ısıtılmasına katkıda bulunduğu söylenebilir. Viskozitenin artmasıyla sönümlenme uzunluk ölçekleri azalmaktadır.

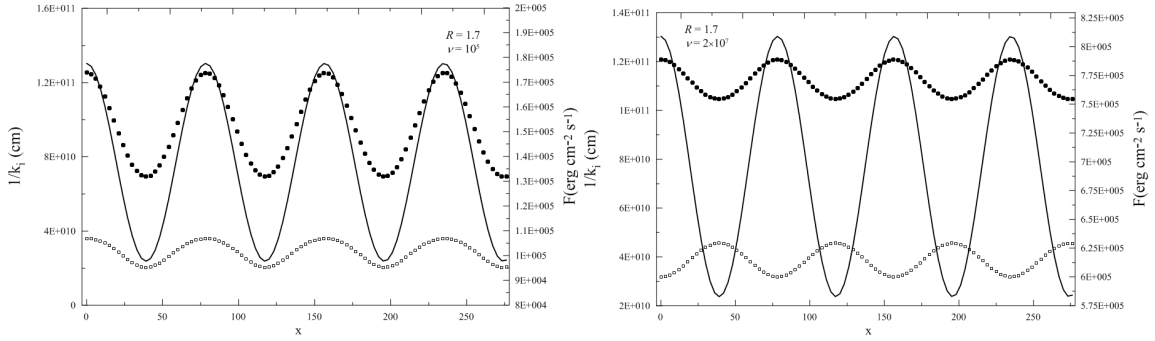
3.1.2 NPCH'de Alfven Dalgası

Köklerden diğerinin çözümü yayılan dalgaların Alfven dalgasını olduğunu göstermektedir.

$$\left(\omega^2 + \frac{\rho \nu}{\rho_0} i\omega k^2 - v_A^2 k^2 \right) = 0 \tag{3.8}$$

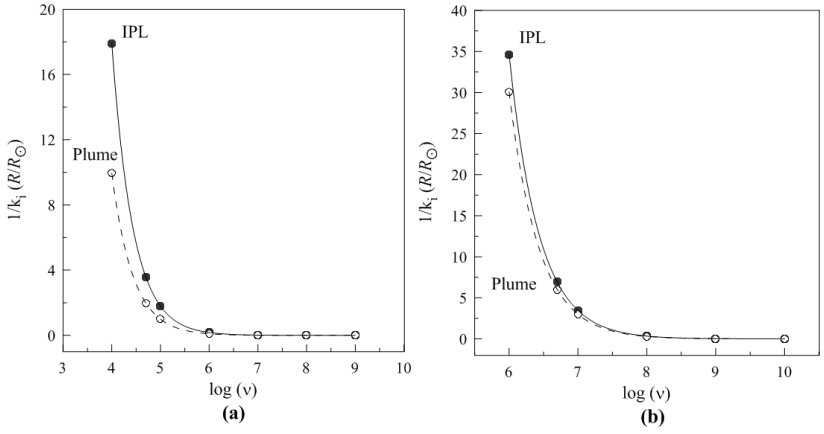
Şekil 1'de Alfven dalgasının sönümlenme uzunluk ölçeğinin değişimi gösterilmektedir. Çözümde R, 1.7 değerinde sabit değer olarak alınırken viskozite için $2 \times 10^7 cm^2 s^{-1}$ değeri kullanıldığında sönümlenme ölçek uzunluğu $1.05 \times 10^{11} cm - 1.2 \times 10^{11}$ ~ 1.51-1.72 $R_{\odot}$ olarak

elde edilmektedir. Bu dalgaların enerji akı yoğunluğu $\sim 6\times10^5 - 6.3\times10^5 \, erg\, cm^{-2} s^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Ofman (2004) çalışmasında, Alfven hızı $V_a = 1527 \, km\, s^{-1}$ ve yoğunluk $\rho = 1.8\times10^{-16} \, g\, cm^{-3}$ değerlerini kullanarak dalgaların enerji akı yoğunluğunu $5.6\times10^5 \, erg\, cm^{-2} s^{-1}$ olarak verilmektedir. Bu sonuçların Ofman (2004) ile uyumlu olduğu görülmektedir. Viskozite değeri $10^{11} cm^2 s^{-1}$ alındığında sönümlenme ölçek uzunluğu $2.4\times10^7 cm \sim 240 \, km$ olarak elde edilmektedir. Viskozite değerinin arttırılmasının elde edilen dalgaların enerji akı yoğunluğunun değiştirmediği görülmüştür.



Şekil 1. Ses (soldaki) ve Alfven (sağdaki) dalgasının sönümlenme ölçek uzunluğunun ve akının değişimi. İçi dolu daireler dalgaların sönümlenme ölçek uzunluğunu, daireler ise enerji akı yoğunluğunu göstermektedir. Sürekli çizgi plume ve interplume bölgelerinde x -yönündeki etkin sıcaklık değişimini temsil etmektedir.

Sönümlenme uzunluk ölçeğinin ise viskoziteye duyarlı olduğu görülmüştür. Şekil 2'de serbest parametre olarak alınan viskozitenin dalgaların yayılma sürecine etkisini görmek amacıyla logν - $1/k_i$ değişimi incelenmiştir. Şekil 2a ses dalgaları, Şekil 2b ise Alfven dalgaları için Plume ($x = 40$) ve IPL ($x = 80$) bölgelerine karşılık gelen iki farklı x değeri için viskozitenin sönümlenme ölçek uzunluğuna göre değişimi göstermektedir. Viskozite değerinin arttıkça sönümlenme uzunluk ölçeği azalmaktadır.



Şekil 2: Sönümlenme uzunluk ölçeğinin viskoziteye göre değişimi. Solda, plume ve IPL yayılan akustik dalgalar ve sağda: Alfven dalgalarının değişimi görülmektedir.

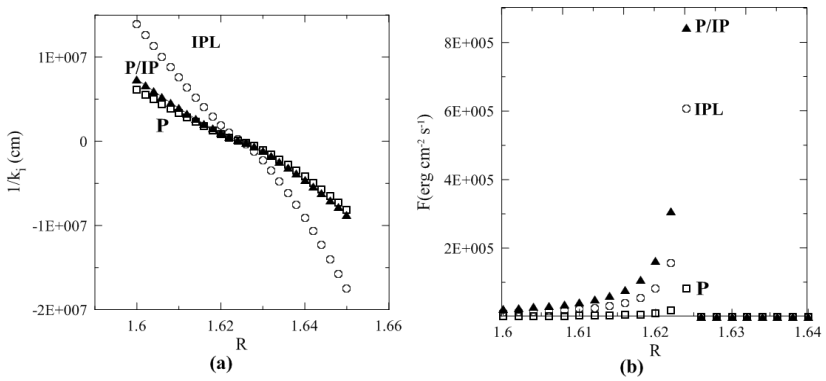
3.2. Paralel ısı iletiminin olduğu durum

Paralel ısı iletiminin olmadığı durumda MHD eşitliklerinin çözümünden üç kök elde edilmektedir.

3.2.1 (X_1, Y_1) için Çözüm

$$k^2\left(M - v_A^2\right)\left[v_A^2 - \frac{\rho\nu}{\rho_0} i\omega\right] + 4\omega 0.6 \frac{1}{\rho_0} H_{//} k - \left(M - v_A^2\right)\omega^2 = 0 \qquad (3.9)$$

Viskozitenin olmadığı durumda dağılma bağıntısı dalgaların evanescent mod olan manyetik ses dalgası olduğunu göstermektedir ($k_R = 0$ ve $k_i > 0$). Eğer viskozite hesaba katılırsa dalga $R = 1.6$ ile $R = 1.625$ aralığında $k_R > 0$ olduğu yayılan bir dalga modu elde edilmektedir (bkz. Şekil 3).



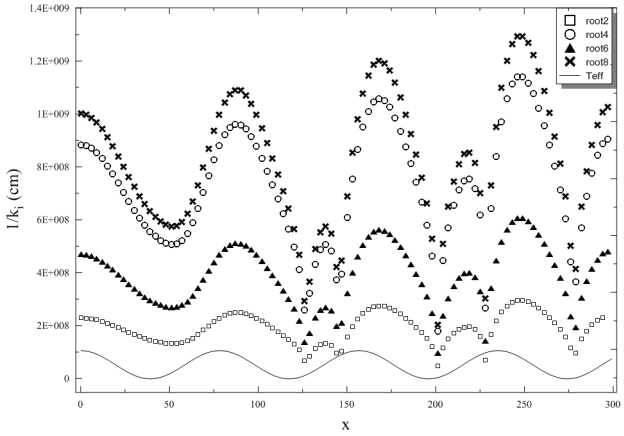
Şekil 3: Dalgaların sönümlenme uzunluk ölçeği (a) ve enerji akı yoğunluğunun (b) yarıçap doğrultusundaki uzaklığa göre ve dalgaların yayıldığı bölgelere bağlı olarak değişimi. Şekilde $\nu = 10^{14} cm^{-2} s^{-1}$ değeri alınmış ve $x = 40''$ (P); $x = 60''$ (P/IP) and $x = 80''$ (IP), olmak üzere P, P/IP and IP sırasıyla "plume", "plume/interplume geçiş sınırı" and "interplume" bölgeleri temsil etmektedir.

3.2.2 (X_2, Y_2) için Çözüm

Paralel ısı iletiminin olması durumunda MHD denklemlerinin çözümünden (X_2, Y_2) kökü için 10. dereceden bir dağılma bağıntısı elde edilmiştir. Dağılma bağıntısı 5 farklı mod verir. Şekil 4'de 4 farklı modun sönümlenme uzunluk ölçeği gösterilmiştir. 5. Modun sönümlenme uzunluk ölçeği çok küçük olduğu ($10^{-4} cm$) için bu mod üretildiği yerde sönümlendiği görülmektedir. IPL'de yayılan dalgaların sönümlenme uzunluk ölçeği PL'de yayılan dalgalarınkinden daha büyüktür. x'in büyük değerlerinde sıcaklık gradyentinin pozitif olduğu durumda (plumedan interplume giderken) sönümlenme uzunluk ölçeğinde ani bir artma ve azalma ($125 < x < 150$ ve $200 < x < 225$ aralığındaki küçük genlikli değişimler) görülür.

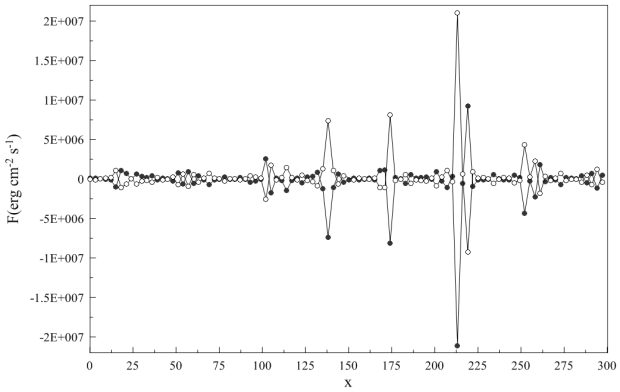
Bu modların erke akı yoğunluğu $10^{10} erg\, cm^{-2}\, s^{-1}$ düzeylerindedir, ancak bu büyük değerler grup hızının ışık hızından daha büyük olmasından kaynaklanır. Bu nedenle bu modlara ilişkin enerji akı yoğunlukları grup hızını içeren bağıntı ile belirlenememiştir. Bu çalışmada MHD dalgalarının ışık hızından büyük hızlarla yayılabileceğine ilişkin sonuçlar elde ettik. NPCH dağıtıcı karakteristiklere sahip soğurucu bir ortamdır. R = 1.7 değeri bu çalışmada kabul ettiğimiz dalga frekansı ile iyon-cyclotron frekanslarının aynı değerde olduğu bir yeri temsil etmektedir. Bu nedenle iyon-cyclotron rezonans süreci ve dalga soğurulmasının R = 1.7'de olması beklenmelidir. Olağandışı bir soğurma ortamındaki MHD dalgalarının grup hızı, nedensellik ilkesi ve/veya özel görelilik teorisini bozmadan

ışık hızından daha hızlı, sonsuz yada negatif değerli olabilmektedir (Bolda & Chiao, 1993, Chu & Wong, 1982).



Şekil 4: $R = 1.7$ ve $\nu = 10^{14}$ için sönümlenme uzunluk ölçeğinin ve sıcaklığın x'e göre değişimi.

Dalgaların enerji akı yoğunluğunun x'e göre değişimi Şekil 5'de verilmiştir. Bu şekilde R=1.7 değeri alınmıştır. Şekil 5, modlardan birinin enerji akı yoğunluğunun pozitif ve negatifler alabildiğini göstermektedir. Bu moda ilişkin forward (ileri yönde giden) ve backward (geri yönde giden) bileşenler içi dolu ve boş daireler ile gösterilmiştir. Enerji akı yoğunluğundaki sıfır düzeyine göre simetrik dağılıma bakarak, *vuru frekansında* ($|\omega - \omega_{ci}| /2\pi$) plazma parçacıkları ve dalgalar arasındaki enerji alışverişinin gerçekleştiğini söyleyebiliriz. Dalganın frekansı iyonların cyclotron frekansına giderek daha çok yaklaştıkça parçacıkların Larmor yarıçapı ve kinetik enerjisi artar, vuru frekansı daha da azalır ve $\omega=\omega_{ci}$ olduğunda, dalgadan parçacığa enerji aktarımı gerçekleşir. Bir çok model dalga ile parçacıklar arasında gerçekleşen iyon-cyclotron rezonans sürecini kuzey güneştacı deliğinin ısıtlımasında temel ısı kaynağı olduğunu kabul etmektedir.



Şekil 5: $H_{//} = 0$, $\upsilon = 0$ için R = 1.7'de dalgaların enerji akı yoğunluğunun x'e göre değişimi.

3.2.3 (X_3, Y_3) için Çözüm

Paralel ısı iletiminin olması durumunda MHD denklemlerinin çözümünden (X_3, Y_3) kökü için (3.24) bağıntısı ile verilen 10. dereceden bir dağılma bağıntısı elde edilmiştir. Viskozitenin olmadığı durumda dağılma bağıntısının çözümünden elde edilen sönümlenme uzunluk ölçeği $\sim 3000\,\text{km}$'dir ve değişiminin Şekil 5 ile benzer olduğu görülmüştür. Dalgaların enerji akı yoğunluğunun x'e göre değişimi Şekil 5 ile benzer ancak akı

yoğunluk değerlerinin 1000 kat küçük olduğu görülmüştür. Viskoziteyi arttırdığımızda dalganın sönümlenme uzunluk ölçeği değişmezken dalganın enerji akı yoğunluğu değerleri giderek küçülmektedir ($\nu = 10^{14}$ için $F = 10^{-3} - 10^{-4}$). Sonuç olarak dağılma bağıntısının çözümü, dalgaların sönümlenme uzunluk ölçeğinin ~ 10^8 cm olduğunu ancak dalgaların enerji akı yoğunluklarının düşük olması nedeniyle güneştacının ısıtılma sürecine katkıda bulunmadıklarını göstermektedir.

4. Sonuçlar ve Tartışma

Kuzey Güneştacı deliğinin tabanında dikine ısı iletimi paralel ısı iletiminden daha baskın olduğu ve viskozitenin yüksek olduğu durumda hem ses hem de Alfven dalgaları için plumelerdeki ses dalgalarının sönümlenme uzunluk ölçekleri, interplumelerde yayılan dalgalardan daha küçüktür. Ses ve Alfven dalgalarının enerji akı yoğunluklarının, optikçe ince ışınım ve geçiş bölgesinin aşağısına ısı iletkenliği yolu ile kaybedilen enerjiyi sağlayabilecek kadar yüksek ($5.6 \times 10^5\ erg\, cm^{-2} s^{-1}$) olduğu belirlenmiştir.

Paralel ısı iletiminin gözönüne alındığı durumda elde edilen dağılma bağıntısında viskoziteyi olmadığı durumda R=1.62'de evanescent modda manyetik ses dalgaları olduğu ve bu dalga modunun viskozitenin ($\nu = 10^{14}\ cm^{-2} s^{-1}$) gözönüne alınması durumunda yayılan bir dalga olduğu belirlenmiştir. İkinci kökün çözümünden elde edilen dağılma bağıntısında manyetik ses dalgalarının 2000 km - 0.02 $R_\odot$ aralığında sönümlendiğini göstermektedir. Ancak bu dalgaların enerjileri hesaplanamadığı için NPCH ısıtılmasına katkısı belirlenememiştir. Ancak bu dalga modlarından birinin enerji akı yoğunluğunun değişimi dalga ile OVI iyonları arasındaki karşılıklı enerji aktarımına ilişkin ipuçları vermektedir.

Kaynaklar

Braginskii, S.I. 1965, in Reviews of Plasma Physics, Vol. 1, ed. M. A. Leontovich (New York: Consultants Bureau), 205.
Bolda, E.L., Chiao, R.Y., garrison, J.C., 1993, Physical Rev. A., 48, 3890.
Chu, S., & Wong, S., 1982, Phys. Rev. Lett., 48, 738.
Cranmer, S.R., Panasyuk, A. V., & Kohl, J.L.,2008, ApJ, 678, 1480.
Doyle, J.G., Teriaca, L., Banerjee, D., 1999, A&A, 349, 956.
Hollweg, J.V., ApJ, 1986, 306, 730.
Hollweg, J.V., J. Geophys. Res., 1999, 104, 24781.
Kohl, J. L., Noci, G., Antonucci, E., et al. 1997,Solar Phys., 175, 613
Ofman, L., 2004, J. Geophys. Res., 109, A07102.
Pekünlü, E.R., Çakirli, Özetken, E. 2001, MNRAS, 326, 675.
Priest, E.R., 1984, *Solar Manyetohydrodynamics*, D. Reidek Pub. Co., Dordrecht.
Spitzer, L. Jr., 1962, *Physics of Fully Ionized Gases*, Interscience Pub., NY.
Voitenko, Y., Goosens,M., 2002, Sol., Phys., 206,285.
Wilhelm, K., Marsch, E., Dwivedi, et al., 1998, ApJ, 500, 1023.

A1831 GALAKSİ KÜMESİNİN SUZAKU UYDUSU X-IŞINI VERİLERİ KULLANILARAK ELEMENT BOLLUKLARININ BELİRLENMESİ

Ebru AKTEKİN[1], Fatma GÖK[2]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya
(eposta: aktekinebru@gmail.com[1])
[2] Akdeniz Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, Fizik Eğitimi Bölümü, Antalya
(eposta: gok@akdeniz.edu.tr)

Özet: Bu araştırmada A1831 galaksi kümesinin (z=0.0613), küme içi galaksiler arası sıcak plazmadaki (ICM) element bolluğunun ve bu bolluğun sebebinin belirlenmesi amaçlanmıştır. Bu amaçla SUZAKU arşivinden X-ışın görüntü spektrometresi verileri alınmıştır. Alınan veriler analiz edilerek X-ışını tayfı elde edilmiştir. Elde edilen tayfa ısısal çarpışmalı plazma için üretilmiş olan `apec` modeli uygulanarak en uygun fit belirlenmeye çalışılmıştır. Elde edilen fit parametreleri kullanılarak kümeye ait bolluk değerleri belirlenmiştir (güneşteki bolluk biriminde O = 0.26 ± 0.01, Mg = 0.36 ± 0.02, Si = 0.25 ± 0.02, S = 0.15 ± 0.01, Fe = 0.43 ± 0.04 ve Ni = 1.92 ± 0.21). Ağır elementler SN patlamaları ile oluşur (Dupke ve Arnaud 1999, Fabian 1994, Gastaldello ve Molendi 2004), bu elementlerin bolluk oranları ise, SN patlama türüne bağlıdır. Bilindiği gibi tip Ia SN patlamaları sonunda en fazla Ni ve Fe ağır elementleri üretilir. SN tip II, Ib ve Ic 'lerde ise O, Si, Mg ve S daha fazla açığa çıkar. Bu teoriye göre, A1831 kümesi için elde edilen sonuçlar küme içerisindeki galaksilerde SN tip Ia patlamalarının baskın olduğunu göstermektedir. Ayrıca, küme merkezinden radyal dışa doğru element bolluğunun değişimine bakıldığında, A1831 kümesinin cD (Merkezinde baskın bir galaksi içeren) türünden olduğu ve kümede soğutma akışının başladığı görülmektedir.

1. Giriş

Galaksi kümeleri kendi kütle çekim etkileriyle bir arada bulunan, devasa yapılarıdır. Evrendeki toplam kütlenin hesaplanması, morfolojisinin belirlenmesi ve kimyasal elementlerin kökeninin ortaya konulabilmesi gibi henüz tam olarak cevaplanamamış sorulara yanıt verebilecek niteliktedir. Galaksi kümelerinin sıcaklıkları $10^7 – 10^8$ ^{0}K, kütlesi 10^{14} $M_\odot$, yoğunluğu (n) 1 parçacık/litre ve çapları 2 – 4 Mpc civarındadır. Ortalama bir galaksi kümesinin kütlesinin yaklaşık olarak, %10' u galaksilerden, %20' si hidrostatik dengede sıcak iyonize gaz (ICM-**I**ntra**C**luster **M**edium)' dan ve %70' i karanlık maddeden oluşur (Frederiksen vd 2009). Kümeyi bir arada tutan kütle çekimsel etkinin, kümenin kütlesine önemli miktarda katkı sağlayan karanlık madde olduğu düşünülmektedir (Sarazin 1986).

A1831 galaksi kümesi de Bootes süper kümesine aittir. Koordinatları α: 13^{sa} 59^{dk} 10^{s}, δ: $+27^{o}$ $59^{/}$ $28^{//}$, B bandındaki parlaklığı 15.40 kadir, V bandındaki parlaklığı 13.90 kadir ve yarıçapı 2.27 Mpc' dir (Kopylov ve Kopylova 2010). Kümeye ait kırmızıya kayma değeri 0.0613 olarak bilinmektedir (Pierpaoli vd 2001). Merkezinde baskın bir galaksi içeren cD tipi galaksi kümesidir.

[1] Bu araştırma EA' nın doktora tezinin bir bölümünden oluşmaktadır.

2. Materyal ve Metod

2.1. SUZAKU Uydusu

SUZAKU, Japonya' nın uzaysal X-ışın kaynaklarının gözlemine adanmış X-ışın astronomi uydularının beşincisidir. 10 Temmuz 2005' de Japon Uzay Keşif Ajansı (JAXA) tarafından Uchinoura Uzay Merkezinden M–V roketi ile fırlatılmıştır. Adını Asya mitolojisine göre gökkürenin 4 gardiyanından güney muhafızı kırmızı renkli Anka kuşundan almıştır.

SUZAKU, ayrı amaçlara yönelik kullanılan 3 bilimsel cihaz taşımaktadır. Birinci cihaz, yüksek enerji çözünürlüğüne sahip (0.3–12 keV enerji aralığında çözünürlük 7 eV' dir) X-ışını spektrometresidir (XRS). XRS, sıvı helyum kaybından dolayı şu anda çalışmamaktadır. İkinci cihaz görüntülemesiz yüksek enerjili X-ışın cihazı olan "Yüksek Enerjili X-Işın Detektörü" dür (HXD). HXD, 10–700 keV aralığında 4eV çözünürlüğünde çalışmaktadır (Mitsuda vd 2007).

Son cihaz ise X-ışın duyarlılıklı 4 adet CCD kamerasıdır (X-ışın görüntü spektrometresi-XIS). Her bir XIS kamera $17'.8 \times 17'.8$ görüş alanına sahiptir ve 1024 x 1024 pikselden oluşmaktadır. Her bir piksel büyüklüğü 24μm x 24μm' dir. Enerji çözünürlüğü 6 keV' de yaklaşık 130 eV' dur. XIS CCD' lerden üçü önden aydınlatmalı (Front Illuminated; enerji aralığı 0.4–12 keV, isimleri XIS0, XIS2 ve XIS3) ve bir tanesi de arkadan aydınlatmalıdır (Back Illuminated; enerji aralığı 0.2–12 keV ismi XIS1).

2.2. X-ışını analizi

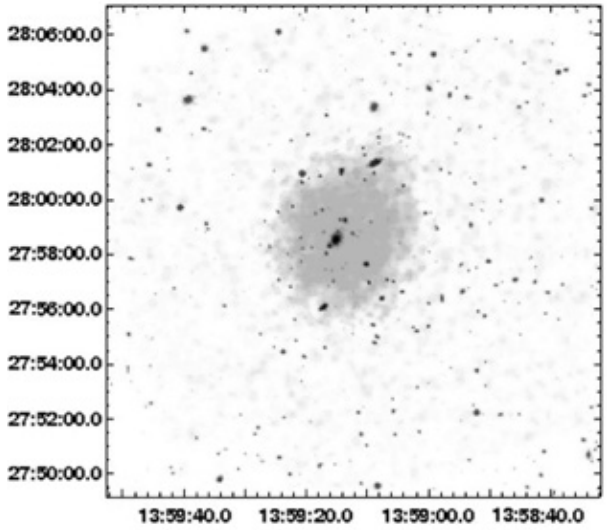
SUZAKU X-ışını gözlem verileri http://heasarc.gsfc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3browse.pl adresinde arşivlenmiş ve kullanıma sunulmuştur. SUZAKU gözlem verilerinin analizi için Yüksek Enerji Astrofiziği Yazılımı (Heasoft–High Energy Astrophysics Software) programı kullanılır. Heasoft farklı analizler için kullanılan çeşitli yazılımlar içermektedir. Bu yazılımlardan xselect V2.4a sürümü ve xspec 2.14.1 sürümü SUZAKU X-ışını analizi için ve DS9 yazılımını görüntüleme için kullanılmaktadır. Alınan X-ışını verilerinin analizleri için uygulanacak adımlar şu şekilde sıralanabilir.

a) Veri dosyalarının aletsel etkilerden arındırılması
b) Bölge ve ardalan seçimi
c) Karşılık (Response) dosyalarının oluşturulması
d) Gruplama
e) Tayfın elde edilip modellenmesi

Yukarıdaki işlemler sonucunda seçilen kaynağın enerji grafiği elde edilecektir.

3. Bulgular

A1831 kümesi SUZAKU uydusu tarafından XIS kullanılarak 21 Temmuz 2006' da 18 ks boyunca gözlenmiştir (Gözlem no: 801077010). Bu gözlemde XIS0, XIS1, XIS2 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. Gözlem verileri 8 Ağustos 2007 tarihinde genel kullanıma açılmıştır.



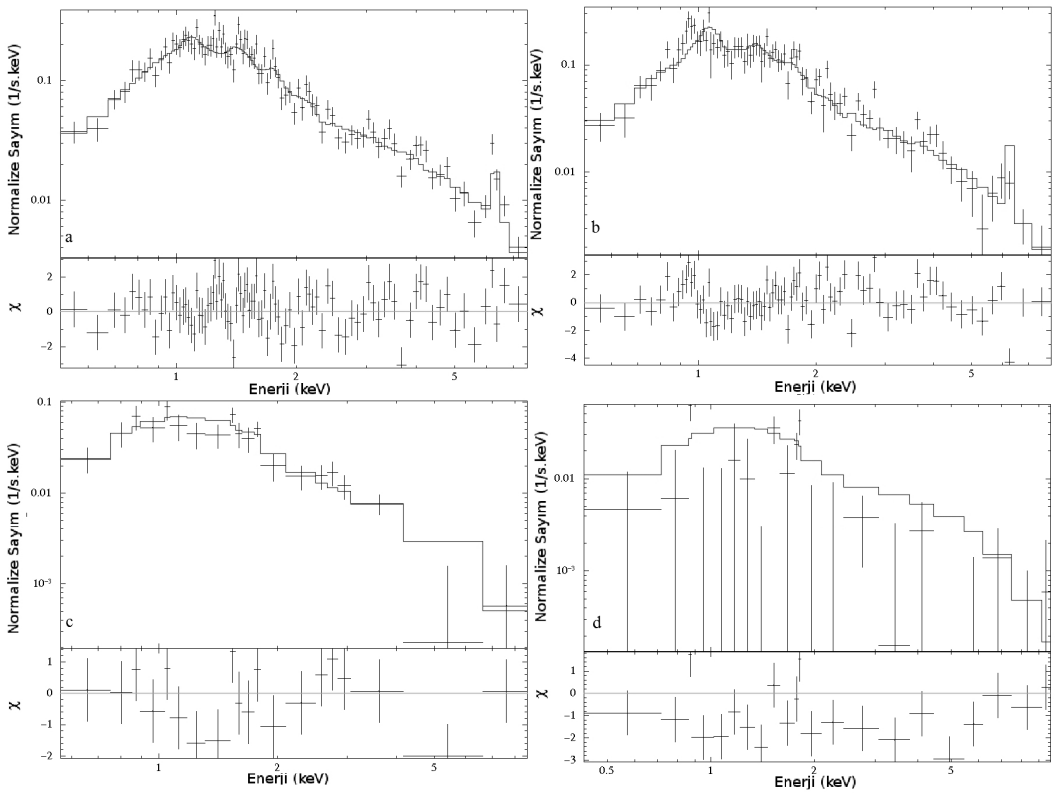
Şekil-1. A1831 kümesine ait parlaklık haritası. Yatay eksen sağaçıklığı ve dikey eksen ise dikaçıklığı (J2000) ifade etmektedir. Şekilde 300–700 eV aralığı mavi, 1200–5000 eV aralığı sarı ve SDSS görüntüsü pembe renkle verilmiştir. Küme merkezi, mavi ve sarı renkli bölgelerin üst üste binmesinden dolayı yeşil renkte görülmektedir. Kümenin merkezlerindeki belirgin galaksi hem optik hem de X-ışını bölgesinde görüntülenebilmiştir.

Galaksi kümelerinin X-ışını çalışmaları ile kümenin sıcaklığı ve ortamdaki element bolluğu belirlenmektedir. Kümenin merkezine ait sıcaklık değerinin belirlenmesi ve küme içerisinde sıcaklık dağılımının bulunması soğutma akışı modeli hakkında bilgi edinilmesini sağlar. ICM' deki element bolluğunun belirlenmesi ise küme içerisindeki galaksilerde meydana gelen SN patlama türleri hakkında bilgi verir.

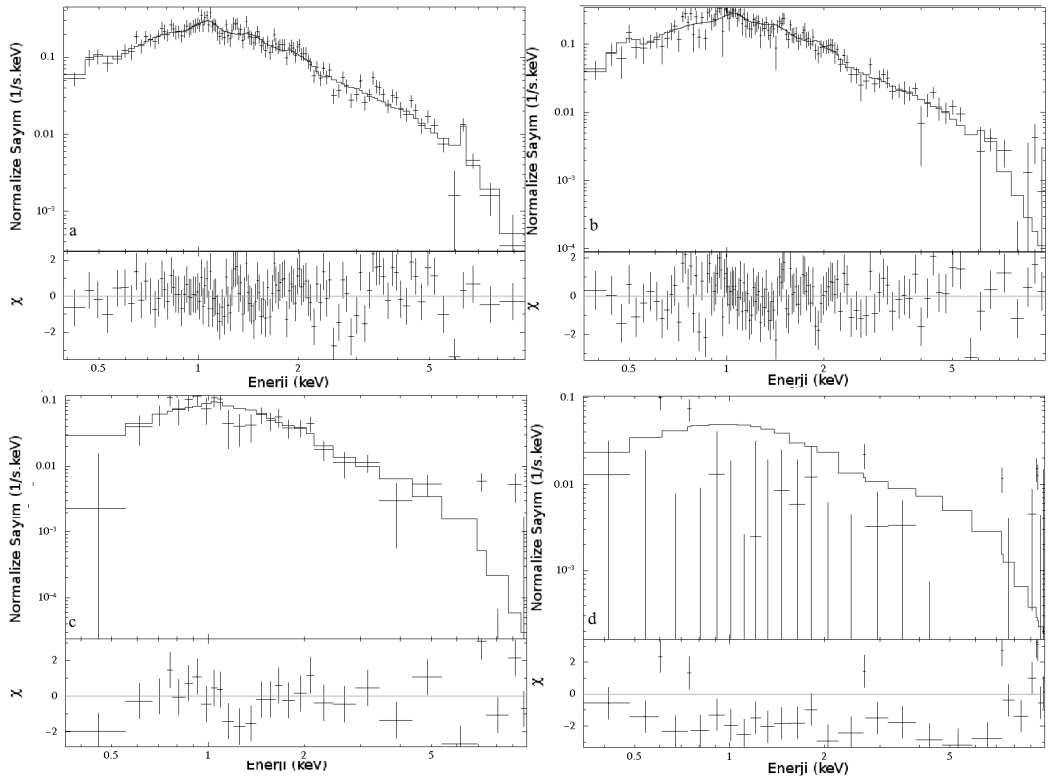
Bu amaçla, kümelerin merkezinden itibaren dışa doğru sıcaklık ve ağır element bolluğunun dağılımına bakılmıştır. İnceleme, kümenin merkezinden başlanarak en dış kısma kadar belirli bölgeler seçilerek yapılmıştır. Kümenin merkezinde $2'$ yarıçaplı dairesel bir alan seçilmiş ve seçilen bölgenin sıcaklık ve element bolluğu hesaplanmıştır.

Merkezden dışarıya doğru gidildikçe küme içi gazın davranışının anlaşılabilmesi için, yarıçap $2'$ artırılarak alanlar seçilmiş, oluşan yeni dairesel alandan bir önceki dairesel alan çıkarılarak kalınlığı $2'$ olan halkalar elde edilmiştir. Böylece, seçilen alanlar merkezden itibaren, $0'$–$2'$, $2'$–$4'$, $4'$–$6'$ ve $6'$–$8'$ aralıklarını kapsamaktadır. Veriler 30 foton 1 grup olacak şekilde gruplandırılmıştır.

Astrofizikte plazma için kullanılan modeller fotoiyonizasyon ve çarpışmalı modeller olmak üzere iki gruba ayrılır. Galaksi kümelerinde ICM için çarpışmalı modeller uygundur. Bu amaçla üretilmiş iki model bulunmaktadır, bunlar `meka` (Mewe–Kaastra–Liedahl ısısal plazma modeli) (Kaastra 1992) ve `apec`' tir (Astrofiziksel Plazma Salma Kodu) (Smith vd 2001). Her iki model de ısısal çarpışmalı plazmayı tarif eder. Aralarındaki fark `apec` modelin yüksek çözünürlüklü verilerde kullanılabilmesidir. SUZAKU verileri `apec` modeli uygulandığında daha iyi sonuçlar vermektedir (Mitsuda vd 2007, Fukazawa vd 2011, Smith vd 2001). İnceleme kapsamında her iki model de kullanılmış, fakat daha uygun olmasından dolayı sadece `apec` modeli ile elde edilen tayflar Şekil-2 (XIS1) ve Şekil-3' de (XIS0, XIS2 ve XIS3 verilerinin toplanmış hali) verilmiştir.



Şekil-2. A1831 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



Şekil-3. A1831 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir

Galaksi kümelerinde plazmanın incelenmesi için X-ışını tayfına, `apec` ve `meka` modelleri uygulanmıştır. Modeller uygulanırken kümeye ait kırmızıya kayma değerleri literatürde verilen değerlere sabitlenmiştir. Ayrıca galaksi kümelerine ait tayflarda baskın olarak görülen O, Mg, Si, S, Fe ve Ni elementleri serbest bırakılıp diğer elementler Güneşteki bolluk değerlerine (Anders ve Grevesse 1989) sabitlendiğinde en iyi $\chi 2$/d.o.f değeri elde edilmiştir. Dolayısıyla uygulanan modeller ile her bir bölge için sözü geçen elementlerin bolluk değerleri (güneş bollukları cinsinden "hidrojen çekirdeği başına çekirdek sayısı") ve sıcaklıkları (kT) hesaplanmıştır. Her bir küme için uygulanan `apec` ve `meka` modelleri için elde edilen, kT, element bolluk değerleri ve elementlerin demir element bolluğuna oranları Çizelge-1'de verilmiştir.

Çizelge-1. A1831 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde `meka` ve `apec` modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir

A1831	0′–2′		2′–4′		4′–6′		6′–8′	
Parametreler	APEC	MEKA	APEC	MEKA	APEC	MEKA	APEC	MEKA
kT (keV)	4.37±0.07	4.40±0.14	5.19±0.18	4.87±0.24	6.12±0.37	6.06±0.43	7.37±1.42	10.08±3.11
$[O/H]_{bağıl}$	0.26±0.01	0.21±0.11	0.11±0.02	0.06±0.04	0.07±0.02	0.06±0.04		
$[Mg/H]_{bağıl}$	0.36±0.02	0.43±0.32	0.42±0.03	0.34±0.05	0.07±0.04	0.03±0.04		
$[Si/H]_{bağıl}$	0.25±0.02	0.14±0.12	0.23±0.02	0.33±0.02	0.03±0.03	0.03±0.03		
$[S/H]_{bağıl}$	0.15±0.01	0.11±0.07	0.12±0.01	0.08±0.03	0.05±0.02	0.05±0.03		
$[Fe/H]_{bağıl}$	0.43±0.04	0.34±0.04	0.27±0.09	0.24±0.04	0.11±0.10	0.13±0.12	0.05±0.04	0.04±0.05
$[Ni/H]_{bağıl}$	1.92±0.21	1.99±0.56	1.86±0.13	1.97±0.15	0.72±0.15	0.67±0.23	0.04±0.03	0.03±0.06
χ2/d.o.f	**1.09**	**1.29**	**1.34**	**1.47**	**1.20**	**1.22**	**1.44**	**1.52**
O/Fe	0.60	0.62	0.41	0.25	0.64	0.46		
Mg/Fe	0.84	1.26	1.56	1.42	0.64	0.23		
Si/Fe	0.58	0.41	0.85	1.38	0.27	0.23		
S/Fe	0.35	0.32	0.44	0.33	0.45	0.38		
Ni/Fe	4.47	5.85	6.89	8.21	6.55	5.15	0.80	0.75

4. Tartışma ve Sonuç

İnceleme kapsamında A1831 galaksi kümesinin SUZAKU X-ışını analizleri ve sonuçları sunulmuştur. Elde edilen sonuçlar şu şekilde sıralanabilir.

1. X-ışını çalışmalarının ilk adımı, kümelerin merkez bölgelerindeki sıcaklık değerlerinin bulunmasıdır. Bilindiği üzere ICM' nin yüksek sıcaklığı ($\sim 10^6$ ^oK) ortamdaki enerji akışından kaynaklanmaktadır, bu enerji akışı ortamı ısıtarak iyonlaşmaya neden olur.

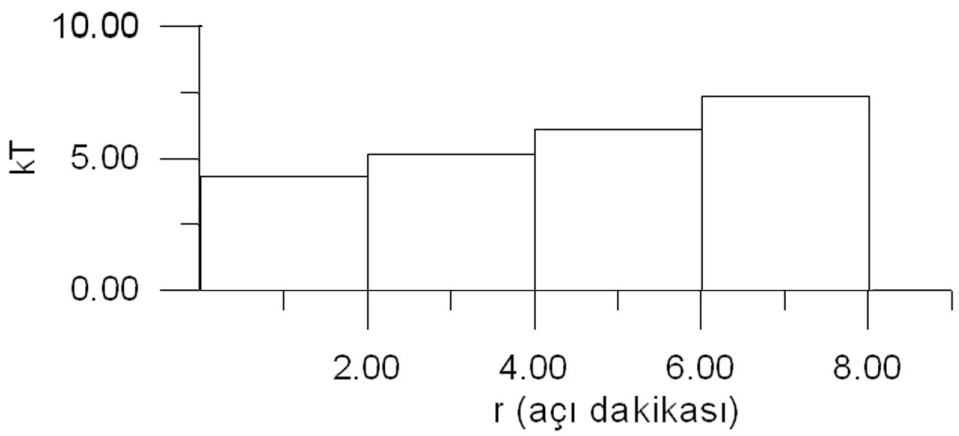
A1831 galaksi kümesinin merkez bölgesine ait kT değerleri hesaplanmıştır. Aynı veriler kullanılarak kT değerleri Shang ve Scharf (2009) tarafından bulunmuştur. Ebeling vd (1996), 2–10 keV enerji aralığı için, A1831 kümesininde dahil olduğu, 242 tane Abell kümesinin merkez bölgesinin kT değerlerini hesaplamıştır. Çizelge-2' de incelenen küme için tezde hesaplanan, Shang ve Scharf (2009) ve Ebeling vd (1996) tarafından bulunan kT değerleri listelenmiştir.

Çizelge-2. A1831 kümesine ait inceleme kapsamında 0.3–10 keV enerji aralığında hesaplanan ve aynı kümeler için Shang ve Scharf (2009) ve Ebeling vd (1996) tarafından hesaplanan kT (keV) sıcaklık parametresi değerleri

küme	Sıcaklık (kT) (0.3-10 keV)	Sıcaklık (kT) (0.3-10 keV) (Shang ve Scharf 2009)	Sıcaklık (kT) (Ebeling vd 1996) (2-10 keV)
A1831	3.9 keV	4.2 keV	4.0 keV

Abell kümeleri için beklenen kT değerleri 2–8 keV aralığındadır (Fabian 1994). İnceleme kapsamında elde edilen sonuçlar, Abell kümeleri için beklenen aralıktadır. Hesaplanan kT değerleri ile Ebeling vd (1996) tarafından hesaplanan değerler arasındaki farkın nedeni, seçilen enerji aralığının farklı olmasıdır. Shang ve Scharf (2009) ile incelemede elde edilen değerlerin farklı olmasının nedeni küme merkezinden itibaren seçilen bölgelerin farklı genişlikte seçilmesidir.

2. İncelenen kümede soğutma akışının araştırılabilmesi için kümelerin merkezinden uzaklaştıkça sıcaklık dağılımına bakılmıştır. Bu dağılım Şekil-4' de grafik olarak gösterilmektedir.



Şekil-4. A1831 kümesinin merkezden dış kısma doğru X-ışını tayflarından elde edilen kT (keV) sıcaklık parametresi değerlerinin dağılımı

Bu bilgi bizi A1831 kümesi için iki olası sonuca götürür. İlk olası sonuç, küme merkezinde soğuma olayının gerçekleşmiş olduğunu gösterir. Çünkü yeni oluşmuş bir küme merkezi sıcaktır, zamanla soğutma akışı nedeniyle merkez soğumaya ve dış kısma madde aktarmaya başlayacaktır. Dolayısıyla merkez bölgenin daha soğuk olması, küme merkezinde soğutma akışının çok önceden başladığını, kümenin yeni oluşmuş bir küme olmadığını söyler. Düşünülen ikinci olası durum ise merkezden uzaktaki galaksilerin birbirleri arasında etkileşimin olması ve bulundukları ortamı ısıtmalarıdır.

3. Küme içerisindeki ağır element bolluk oranları bulunmuştur. Ağır elementler SN patlamaları ile oluşurlar (Dupke ve Arnaud 1999, Fabian 1994, Gastaldello ve Molendi 2004), bu elementlerin bolluk oranları ise SN patlama türüne bağlıdır. Tip Ia SN patlamaları sonunda en fazla Ni ve Fe ağır elementleri üretilirken, SN Tip II, Ib ve Ic' lerde ise O, Si, Mg ve S daha fazla açığa çıkar. Hesaplanan element

bollukları bize küme içi galaksilerde meydana gelen SN patlamalarının türü hakkında bilgi verir. Nomoto vd (1997a ve 1997b) tarafından yapılan çalışmalarda SN patlamaları sonrasında oluşan element bollukları Çizelge-3'de verilmiştir.

Çizelge-3. SN patlamaları sonucunda ortaya çıkan element bolluk oranları (Nomoto vd 1997a ve 1997b)

SN Ia	SN II
O ≈ Mg ≈ 0.035 Fe Ne ≈ 0.006 Fe Si ≈ S ≈ 0.5 Fe Ni ≈ 4.8 Fe	O ≈ Mg ≈ Si ≈ 3.7 Fe Ne ≈ S ≈ 2.5 Fe Ni ≈ 1.7 Fe

İnceleme kapsamında, kümenin merkez bölgesinden itibaren ağır element bollukları hesaplanmıştır. Kümenin merkez bölgesi için bulunan element bolluk değerlerinin Fe bolluğuna oranı Çizelge-4' de görülmektedir.

Çizelge-4. A1831 galaksi kümesinin merkez bölgesine ait element bolluklarının demir bolluğuna oranları

Kümeler	O/Fe	Mg/Fe	Si/Fe	S/Fe	Ni/Fe
A1831	0.60	0.84	0.58	0.35	4.47

Elde edilen bu oranlar kullanılarak aşağıdaki sonuçlar çıkarmak mümkündür:

A1831 galaksi kümesinde, küme içi galaksilerde Tip Ia SN patlamalarının daha fazla olduğunu göstermektedir. Ayrıca ICM serbest–serbest soğurma konusunda optikçe incedir. Merkezde üretilen Fe-Kα ışınımı plazma içerisindeki Fe iyonları tarafından soğrulup geri saçılır (resonant scattering). Bu soğrulma Fe-Kβ ışınımı için %20 daha azdır. Bu etki Fe-Kβ/ Fe-Kα oranının artmasına neden olur (Dupke ve Arnaud 1999). Bu oranın optikçe ince plazma için geçerli değerde olabilmesi için Ni/Fe oranının güneş değerinin birkaç katı olması gerekir (Dupke ve Arnaud 1999). Eğer bulduğumuz sonuçlarda Ni/Fe oranının büyük olmasının tek nedeni rezonans saçılması olsaydı merkezden uzaklaştıkça oranın belirgin bir şekilde azalması gerekirdi. Azalmanın olmaması, sistemde hem rezonans saçılmasının hem de SN Tip Ia tarafından üretilen Ni elementinin varlığını göstermektedir.

Ayrıca Diğer element bolluklarının beklendiği gibi merkezden uzaklaştıkça azalması, kümelerin cD tipi olduğunu göstermektedir.

4. İncelenen kümeye ait X-ışını tayflarında göze çarpan en belirgin durum, He–Fe çizgisinin varlığıdır ki bu çizgi cD türü kümelerde görülmektedir. A1831 kümesi cD türü kümelerdir dolayısıyla X-ışını tayflarında He–Fe (6.67 keV) çizgisinin varlığı beklenen bir sonuçtur.

5. Kaynaklar

ANDERS, E. and GREVESSE, N. 1989. Abundances of the elements – Meteoritic and solar. Geochimica et Cosmochimica Acta (ISSN 0016–7037), 53: 197–214.

BAUTZ, L. P. and MORGAN, W. W. 1970. On the Classification of the Forms of Clusters of Galaxies. *The Astrophysical Journal Letters*, 162: 149–153.

DUPKE, R. A. and ARNAUD, K. A. 1999. Central Elemental Abundance Ratios in the Perseus Cluster: Resonant Scattering or SN IA Enrichment? *The Astrophysical Journal*, 548: 141–149.

EBELING, H., VOGES, W., BOHRINGER, H., EDGE, A. C., HUCHRA, J. P. and BRIEL, U. G. 1996. Properties of the X-ray–brightest Abell–type clusters of galaxies (XBACs) from ROSAT All–Sky Survey data – I. The sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 281: 799–829.

FABIAN, A.C. 1994. Cooling flows in clusters of galaxies. *Annual Reviews Astronomy and Astrophysics*, 32: 277–318.

FREDERIKSEN, T. F., HANSEN, S. H., HOST, O. and RONCADELLI, M. 2009. Determining All Gas Properties in Galaxy Clusters from the Dark Matter Distribution Alone. *The Astrophysical Journal*, 700: 1603-1608.

FUKAZAWA, Y. HIRAGI, K., YAMAZAKI, S., MIZUNO, M., HAYASHI, K., HAYASHI, K. O., NISHINO, S., TAKAHASHI, H. and OHNO, M. 2011. Suzaku View of X-Ray Spectral Variability of the Radio Galaxy Centaurus A: Partial Covering Absorber, Reflector, and Possible Jet Component. *The Astrophysical Journal*, 743 (2): 124-139.

GASTALDELLO, F. and MOLENDI, S. 2004. Ni Abundance in the Core of the Perseus Cluster: An Answer to the Significance of Resonant Scattering. *The Astrophysical Journal*, 600 (2): 670–680.

KAASTRA, J. S. 1992. An X-ray spectral code for optically thin plasmas. Internal SRON–Leiden Report, version 2.0.

KOPYLOV, A. I. and KOPYLOVA, F. G. 2010. Structure of clusters with bimodal distribution of galaxy line-of-sight velocities III: A1831, *Astrophysical Bulletin*, 65(3): 205-216.

MITSUDA, K., BAUTZ, M., INOUE, H., KELLEY, R. L., KOYAMA, K., vd 2007. The X-Ray Observatory Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 1–7.

NOMOTO, K., HASHIMOTO, M., TSUJIMOTO, T., THIELEMANN, F. K., KISHIMOTO, N. and KUBO, Y. 1997a. Nucleosynthesis in type II supernovae. *Nuclear Physics A*, 616: 79-90.

NOMOTO, K., IWAMOTO, K. and KISHIMOTO, N. 1997b. Type Ia supernovae: their origin and possible applications in cosmology. *Science*, 276: 1378-1382.

PIERPAOLI, E, SCOTT, D. and WHITE, M. 2001. Power–spectrum normalization from the local abundance of rich clusters of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 325: 77–88.

SARAZIN, C. L. 1986. X-ray emission from clusters of galaxies. *Reviews of Modern Physics*, 58: 1–115.

SHANG, C. and SCHARF, C. 2009. A Low-Redshift Galaxy Cluster X-Ray Temperature Function Incorporating Suzaku Data, *The Astrophysical Journal*, 690 (1): 879-890.

SMITH, R.K., BRICKHOUSE, N. S., LIEDAHL, D. A. and RAYMOND, J. C. 2001. Collisional Plasma Models with APEC/APED: Emission–Line Diagnostics of Hydrogen–like and Helium–like Ions. *The Astrophysical Journal*, 556: 91–95.

GYROVİSKOZ KARARSIZLIKTA ORTAYA ÇIKAN DALGA MODLARININ FİZİKSEL YAPISI

Ebru DEVLEN

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100 İzmir
ebru.devlen@ege.edu.tr

Özet: Sıcak, seyreltik, diferansiyel dönen plazmada sonlu Larmor yarıçapı etkisinin neden olduğu gyroviskoz manyetik dönme kararsızlığı sonucu ortaya çıkan dalga modlarının detaylı fiziksel yapısı incelenmiştir. Sonlu Larmor yarıçapı etkisi hız gradyenti boyunca ek bir sürüklenme dalgası üretir. Sürüklenme, Alfven ve manyetik-Coriolis dalgaların dalgasayısı-frekans diyagramları elde edilmiştir. Son derece güçlü olan bu kararsızlık toplanma disklerinden gökada kümelerinin küme içi ortamına, yıldız koronasından yıldızlararası ortama değin geniş bir astrofiziksel plazma ortamlarına uygulanabilir.

1. Giriş

İyon çarpışma ortalama serbest yolunun (λ_i) iyon gyroyarıçapından (r_{Li}) çok çok büyük olduğu ve iyon cyclotron frekansının (ω_{ci}) iyon-iyon çarpışma frekansından ν_{ii} çok çok büyük olduğu plazmalar seyreltik (dilute) plazma olarak adlandırılır. Spitzer (1962) hidrojen plazma için $\varepsilon \equiv \omega_{ci} / \nu_{ii}$ parametresini şöyle tanımlamıştır:

$$\varepsilon = \left(\frac{1.09 \times 10^5}{n} \right) \frac{T_4^{3/2} B_{\mu G}}{\ln \Lambda} \tag{1}$$

burada n, cm^{-3} biriminde proton sayı yoğunluğu; T_4 , $10^4\ K$ biriminde sıcaklık; $B_{\mu G}$, $10^{-6} G$ biriminde manyetik alan ve $\ln \Lambda$, Coulomb logaritmasıdır. $\varepsilon \ll 1$ koşulu $n \le 1$, $T_4 \ge 1$ için çok çok zayıf manyetik alanlarda bile sağlanmaktadır.

Seyreltik plazmada manyetikhidrodinamik (MHD) eşitlikler manyetik alan çizgileri boyunca olan özgür parçacık akışkandan kaynaklanan yönbağımlı taşınım terimlerini içermelidir (Braginskii 1965). İyon paralel viskozitesi elektronunkinden $(m_i/m_e)^{1/2}$ çarpanı denli büyüktür. Bu yüzden seyreltik plazmanın viskozitesi başlıca iyonlar tarafından belirlenir. Zayıf bir manyetik alanla çevrili astrofiziksel seyreltik plazmada momentum, manyetik alan çizgileri boyunca iyonlar tarafından taşınır.

2. Gyroviskoz Kararsızlık

Stres tensörünü içeren iki akışkan denklemleri kullanılarak genişletilmiş MHD denklemleri elde edilir:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \rho \left(\nabla \cdot \mathbf{v} \right) = 0 \tag{2}$$

$$\rho \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \rho \left(\mathbf{v} \cdot \nabla \right) \mathbf{v} = -\nabla P - \nabla \times \mathbf{\Pi} + \left(\nabla \times \boldsymbol{B} \right) \times \frac{\boldsymbol{B}}{c} + \rho \mathbf{g} \tag{3}$$

$$\frac{\partial P}{\partial t}+(\mathbf{v}\cdot\nabla)P+\frac{5}{3}P(\nabla\cdot\mathbf{v})=-\frac{2}{3}\nabla\cdot\mathbf{Q} \tag{4}$$

$$\frac{\partial \boldsymbol{B}}{\partial t}=\nabla\times(\mathbf{v}\times\boldsymbol{B}) \tag{5}$$

burada ρ kütle yoğunluğu, $\mathbf{v}$ akışkan hızı, P skaler basınç, $\mathbf{\Pi}$ stres tensörü, $\mathbf{g}$ çekim ivmesi, $\mathbf{Q}$ ısı akısıdır. Stres tensörünün parelel ve gyroviskoz bileşeni şöyledir:

$$\mathbf{\Pi}^{v}=0.96\frac{P_i}{2\nu_{ii}}\left(\mathbf{I}-3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)\left(\hat{\mathbf{b}}\cdot\mathbf{W}\cdot\hat{\mathbf{b}}\right) \tag{6}$$

$$\mathbf{\Pi}^{gv}=\frac{P_i}{4\omega_{ci}}\left[\hat{\mathbf{b}}\times\mathbf{W}\cdot\left(\mathbf{I}+3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)+\left[\hat{\mathbf{b}}\times\mathbf{W}\cdot\left(\mathbf{I}+3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)\right]^{T}\right] \tag{7}$$

Burada $\hat{\mathbf{b}}=\mathbf{B}/B$ manyetik alan boyuncaki birim vektör ve $\mathbf{W}=\nabla\mathbf{v}+(\nabla\mathbf{v})^{T}-2/3\mathbf{I}(\nabla\cdot\mathbf{v})$ şekil değiştirme hız tensörüdür (rate of strain tensor).

Devlen & Pekünlü (2010) ve Devlen (2011) tüm tedirgin edilmiş niceliklerin uzay-zaman bağımlılığını $\exp(i\mathbf{k}\cdot\mathbf{r}+\omega t)$ varsayıp, ısı akısının varlığı ve yokluğunda yukarıdaki MHD denklemlerini doğrusallaştırarak dağılma bağıntısını elde etmişlerdir. Nümerik çözümler çok güçlü bir kararsızlığın ortaya çıktığını göstermiştir. Gyroviskoz manyetik dönme kararsızlığının özgür erke kaynağı gyroviskoz kuvvetle eşleşen diferansiyel dönmedir. Bu kararsızlığın büyüme oranı $0.5\Omega-3\Omega$ düzeylerindedir. Konvektif kararlı seyreltik plazmanın kararsızlığı üzerinde sıcaklık gradyentinin işareti önemli değildir. Kararsız bölgelerin genişliği ve kararsızlığın büyüme oranı $\theta=\tan^{-1}(B_z/B_\phi)$ açısına ve gyroviskozite parametresine bağlıdır. Bu kararsızlık dev karadeliklerin etrafındaki düşük yoğunluklu toplanma akışları, ışınımsal olarak etkin olmayan toplanma akışları, gökadaların yıldızlarası ortamı, gökada kümelerinin küme içi ortamı gibi seyreltik plazma içeren cisimlerin yanısıra kararsızlık sıcaklık gradyentinden bağımsız olduğundan yıldız koronalarındaki soğuk, yoğun gaz ile sıcak, yoğunluğu düşük plazma arasındaki geçiş bölgelerinde, toplanma diskleri ile yıldızlararası ortamda karşımıza çıkacaktır.

3. Modların Fiziksel Yapısı

Bu kararsızlık sonucu plazmada ortaya çıkan dalga modlarını incelemek ve sonlu Larmor yarıçapı (Finite Larmor Radius: FLR) etkisinin fiziksel anlamını yorumlamak için dik manyetik alan $\mathbf{B}=B\hat{\mathbf{z}}$ içeren tekdüze (uniform) dönen seyreltik plazmayı inceleyelim. Basitlik için paralel viskozite, ısı akısı ve radyal katmanlaşmayı boşlayalım. Sadece z ye bağlı olan düzlemsel dalga tedirginliklerini ($\exp(ikz-i\omega t)$ biçimindeki) alalım. Doğrusallaştırılmış hareket denklemi ile indüksiyon denkleminin radyal ve azimut bileşenleri şöyledir:

$$-i\omega\delta v_R-\left(2\Omega-4V_{gyro}\right)\delta v_\phi-\frac{ikB}{4\pi\rho}\delta B_R=0 \tag{8}$$

$$-i\omega\delta v_\phi+\left(2\Omega-4V_{gyro}\right)\delta v_R-\frac{ikB}{4\pi\rho}\delta B_\phi=0 \tag{9}$$

$$-i\omega\delta B_R - ikB\delta v_R = 0 \tag{10}$$

$$-i\omega\delta B_\phi - ikB\delta v_\phi = 0 \tag{11}$$

burada $V_{gyro} = k_z^2 P / 4\omega_{ci}\rho$ gyroviskoz stresin zaman ölçeğinin tersidir.

Gyroviskoz kuvvet hareket denklemi içine Coriolis benzeri bir terim olarak girer. Dağılma bağıntısı şöyle bulunur:

$$\omega^4 - \omega^2\left[2k^2v_A^2 + 4\Omega^2\left(1 - \frac{k^2v_D^2}{\Omega^2}\right)\right] + k^4v_A^4 = 0 \tag{12}$$

burada $v_A^2 = B^2 / 4\pi\rho$ Alfven hızı ve $v_D^2 = P\Omega / 2\omega_{ci}\rho$ sürüklenme (drift) hızıdır.

FLR stresi parçacığın bir gyro-yörüngesi boyunca sürüklenme hızındaki değişimlerden kaynaklanır. Bu stres parçacık yörüngesinin bozulmasına neden olur ve güdücü özek (guiding-center) sürüklenmesine neden olur. İyonlar ve elektronlar farklı Larmor yarıçapına sahip olduğundan FLR etkisinden ötürü farklı hareket ederler. Hareketteki bu farklılık yük ayrıklığına neden olur, bu da sonlu paralel elektrik alan üretir. FLR etkisi hız doğrultusundaki tedirginlikleri yayan bir sürüklenme dalgası üretir.

Eğer açısal hız vektörü ile manyetik alan vektörü aynı yönlü ise V_{gyro} terimi pozitif olur. (8)-(11) Denklemlerinden sürüklenme hareketinin Coriolis kuvvetine zıt olduğu görülmektedir. Böylece kararlılığa neden olan dinamik ilmik hareketi (epicycle motion) yavaşlar ve manyetik gerilme kuvveti etkin şekilde artar. Bu açısal momentum taşınımını arttırır. Sonuç kararsızlıktır. Eğer açısal hız vektörü ve manyetik alan vektörü ters yönlüyse bu etkilerin işaretleri yerdeğiştirir.

3.1 Dönmenin olmadığı durum

$\Omega \to 0$ limitinde dağılma bağıntısı şöyle elde edilir:

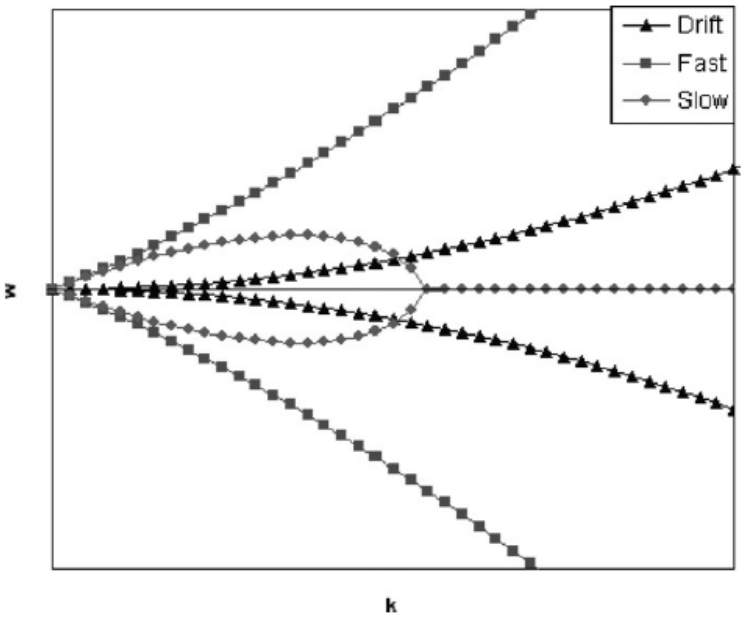
$$\omega^4 - \omega^2\left[2k^2v_A^2 + k^4\left(\frac{Pmc}{eB\rho}\right)^2\right] + k^4v_A^4 = 0 \tag{13}$$

Bu denklemin iki kökü vardır:

$$\omega^2 = \frac{1}{2}\left[2k^2v_A^2 + k^4\left(\frac{Pmc}{eB\rho}\right)^2\right] \pm \frac{1}{2}\left[k^4\left(\frac{Pmc}{eB\rho}\right)^2\left(4k^2v_A^2 + k^4\left(\frac{Pmc}{eB\rho}\right)^2\right)\right]^{1/2} \tag{14}$$

Büyük dalgasayıları için köklerden biri sürüklenme modunu verir. Küçük dalgasayıları için diğer kök gyroviskoz kuvvetin ürettiği küçük bir frekans yarılması gösteren Alfven dalgasıdır (bkz. Şekil 1):

$$\omega^2 = k^2v_A^2\left(1 \pm \frac{Pmc / eB\rho}{kv_A}\right) \tag{15}$$



Şekil 1. Dönmenin yokluğunda dalgasayısı-frekans çizgesi. Düz siyah çizgi $\omega = 0$ eksenidir. İleri yönde giden dalga (forward wave) ve geri yönde giden dalga (backward wave) sırasıyla ω'nın pozitif ve negatif değerlerine karşılık gelir.

3.2 Dönmenin olduğu durum

Tekdüze dönmenin varlığında bulunan (12) nolu dağılma bağıntısı frekanslar cinsinden yazılabilir:

$$\omega^2 \pm \omega\omega_I \left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right) - \omega_A^2 = 0 \tag{16}$$

burada genel manyetik alan geometrileri ve dalgasayıları için sürüklenme frekansı $\omega_D^2 = Pmc\left(\mathbf{k}\cdot\mathbf{\Omega}\right)^2 / 2e\rho\left(\mathbf{\Omega}\cdot\mathbf{B}\right)$, Alfven dalga frekansı $\omega_A^2 = \left(\mathbf{k}\cdot\mathbf{B}\right)/4\pi\rho$ ve eylemsiz (inertial) dalga frekansı $\omega_I = 2\left(\mathbf{k}\cdot\mathbf{\Omega}\right)/k$ dır. (16) denklemin çözümü şöyledir:

$$\omega = \pm\frac{1}{2}\omega_I\left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right) \pm \frac{1}{2}\left[\omega_I^2\left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right)^2 + 4\omega_A^2\right] \tag{17}$$

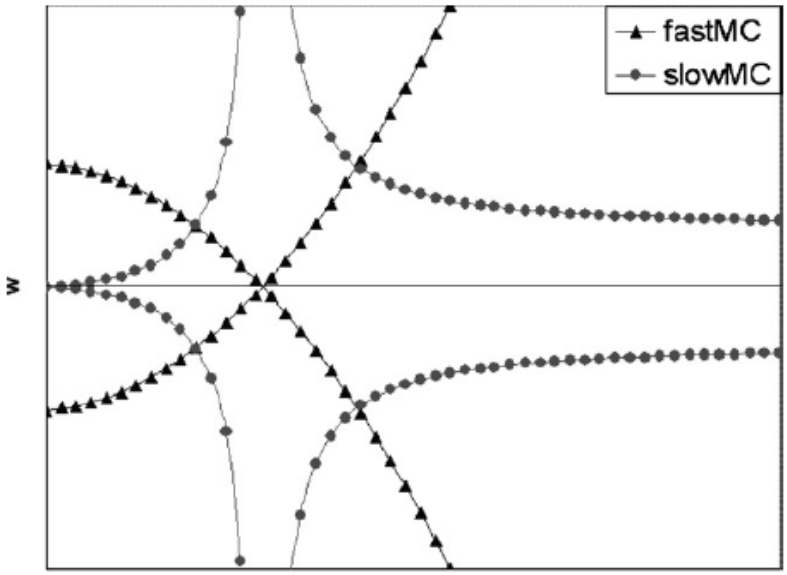
(17) denklemindeki köşeli parantez içindeki ilk terim ikinci terimden büyük olduğunu varsayarak bu denklemi Taylor serisine açarsak hızlı ve yavaş dalgaların frekanslarını buluruz:

$$\omega_+ = \pm\omega_I\left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right)\left(1 + \frac{\omega_A^2}{\omega_I^2\left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right)^2}\right) \tag{18}$$

$$\omega_{-} = \pm \frac{\omega_A^2}{\omega_I \left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right)} \tag{19}$$

Bu dalgalar eylemsiz ve Alfven dalgarının birleşimidir ve manyetocoriolis (MC) dalgalar olarak adlandırılırlar. Manyetik alan ve dönme ekseni aynı yönlü olduğunda MC dalgası hız tedirginliğine göre bir dairesel uçlaşmış bileşene sahiptir ve yönü saat yönünün tersidir. Bu yüzden Coriolis ve Lorentz kuvvetleri aynı evrelidir. Sonuç kuvvet, eylemsizlik ivmelenmesine neden olur. Bu mod hızlı (fast) MC dalgasıdır (ω_+ modu). (18) ve (19) denklemlerinde eylemsizlik modu sürüklenme modu ile birlikte gelir. Bu yüzden hızlı MC dalgasına göre daha büyük frekansa sahiptir.

Yavaş (slow) MC dalgası (ω_- modu) da saat yönündeki dairesel uçlaşmış bileşendir. Coriolis ve Lorentz kuvvetleri zıt evrelidir, sonuç kuvvet zayıftır. Bu yavaş MC olarak adlandırılır. Bazı kaynaklarda bu mod manyetostrofik (mangetostrophic) dalga veya hidromanyetik-eylemsiz dalga olarak adlandırılmıştır (bkz. Şekil 2). Bu dalgalar özellikle dinamo probleminde önemlidir (Moffatt 1978; Acheson & Hide 1973).

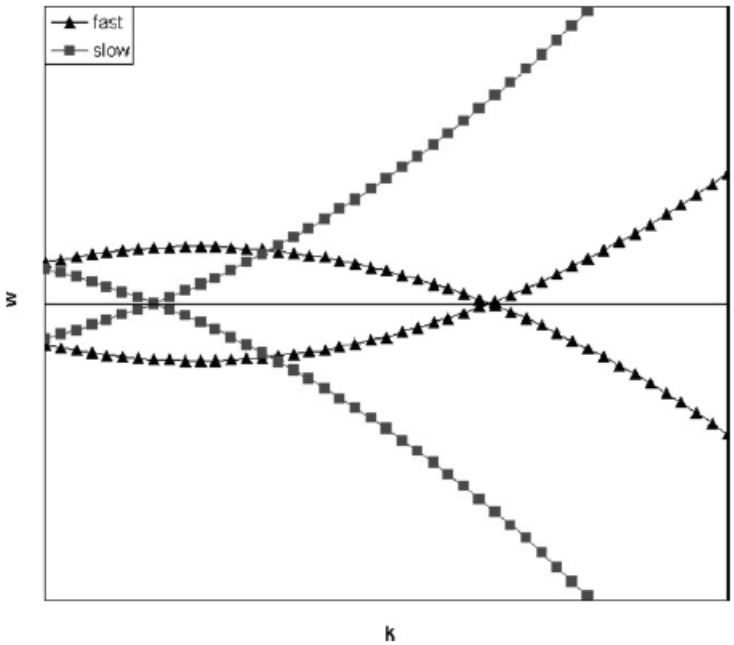


Şekil 2. Dönmenin varlığında dalgasayısı-frekans çizgesi. Düz siyah çizgi $\omega = 0$ eksenidir. İleri yönde giden dalga (forward wave) ve geri yönde giden dalga (backward wave) sırasıyla ω'nın pozitif ve negatif değerlerine karşılık gelir.

(17) denklemindeki köşeli parantez içindeki ilk terimin ikinci terimden küçük olduğunu varsayarak bu denklemi Taylor serisine açarsak frekans yarılması gösteren değişmiş Alfven dalgasını buluruz:

$$\omega = \pm\omega_A \left(1 \pm \frac{\omega_I}{2\omega_A}\left(1 - \frac{4\omega_D^2}{\omega_I^2}\right)\right) \tag{20}$$

Bu dalgaların dalgasayısı-frekans çizgesi Şekil 3 te verilmiştir. Genelde açısal hız ve manyetik alan vektörleri birbirine paralel değildir, ancak bu durumlar çok karmaşıktır. Bununla birlikte fiziksel resim aynı kalacaktır.



Şekil 3. Dönmenin varlığında dalgasayısı-frekans çizgesi. Düz siyah çizgi $\omega = 0$ eksenidir. İleri yönde giden dalga (forward wave) ve geri yönde giden dalga (backward wave) sırasıyla ω'nın pozitif ve negatif değerlerine karşılık gelir.

4. Sonuç

Seyreltik plazmada son derece güçlü olarak karşımıza çıkan gyroviskoz manyetik dönme kararsızlığının özgür erke kaynağı gyroviskoz kuvvetle eşleşen diferansiyel dönmedir. Bu kararsızlığın büyüme oranı $0.5\Omega - 3\Omega$ düzeylerindedir. Gyroviskoz manyetik dönme kararsızlığı sonucu ortaya çıkan dalga modlarının detaylı fiziksel yapısı incelenmiştir. Sonlu Larmor yarıçapı etkisi hız gradyenti boyunca ek bir sürüklenme dalgası üretir. Eğer açısal hız vektörü ile manyetik alan vektörü aynı yönlü ise V_{gyro} terimi pozitif olur. (8)-(11) Denklemlerinden sürüklenme hareketinin Coriolis kuvvetine zıt olduğu görülmektedir. Böylece kararlılığa neden olan dinamik ilmik hareketi (epicycle motion) yavaşlar ve manyetik gerilme kuvveti etkin şekilde artar. Bu açısal momentum taşınımını arttırır. Sonuç kararsızlıktır.

Sürüklenme, Alfven ve manyetik-Coriolis dalgaların dalgasayısı-frekans diyagramları elde edilmiştir. Bu kararsızlık ile ilgili detaylı bilgi Devlen & Pekünlü (2010) ve Devlen (2011) makalelerinde bulunabilir.

5. Kaynaklar

Acheson, D. J., & Hide, R. 1973, Rep. Prog. Phys., 36, 159
Braginskii, S. I. 1965, in Reviews of Plasma Physics, Vol. 1, ed. M. A. Leontovich (New York: Consultants Bureau), 205
Devlen, E., & Pekünlü, E. R. 2010, MNRAS, 404, 830
Devlen, E. 2011, ApJ, 731, 104
Moffatt, H. K. 1978, Magnetic Field Generation in Electrically Conducting Fluids (Cambridge: Cambridge Univ. Press)

VİKİPEDİ'NİN ASTRONOMİ VE UZAY KAYNAKLARINI ARTTIRMAK, GELİŞTİRMEK VE BİLİNEN YANLIŞLIKLARI DÜZELTMEK İÇİN KULLANILMASI

Ece Gülfem DAĞDEVİREN[1], H. Aziz KAYIHAN[2], Serkan YILDIZ[3]

[1]Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, ecegdagdeviren@gmail.com
[2]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[3]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Özet: Bu bildiride, astronomi alanında eğitim gören, konuda araştırma yapan veya konuya merakı olan kişilerin yanlış bilgi ve kaynak kullanmasının önüne geçmek ve bilinen yanlışları düzeltmek için Vikipedi'nin bir araç olarak kullanılması, geliştirilmesi ve yaygınlaştırılması ele alınmaktadır.
Anahtar kelimeler: Vikipedi, astronomi terimleri, farkındalık, astronomide Türkçe kaynak.
Abstract: In this article, we talk about the developing, expanding and the use of Wikipedia as a tool to prevent people who are studying astronomy, making research on astronomy or related to it from using the wrong information and wrong refererences.
Keywords: Wikipedia, astronomy terms, awareness, Turkish resources in astronomy.

1. Giriş

Ansiklopedilerin sadece koleksiyon ürünü olduğu şu zamanlarda, doğru kaynak ve bilgiye erişmek gerçekten sıkıntı vericidir. İnternet ortamında –özellikle astronomi ile ilgili– doğru bilgiye ulaşmak her geçe gün daha da zorlaşmakta. Kulaktan dolma, bilim kaynağından uzak nitelikteki içerikler, uzman olmayan, halktan veya öğrenme düzeyinde olan bir kişiyi yanıltabilmektedir.

Bu durumda Vikipedi, açık kaynak sistemi ile beklenen talebi biraz karşılayabilmekte. Konu uzmanı olan, kullanıcı desteği ile çalışıldığında Vikipedi, astronomi ile ilgili bilgilerin geliştirilmesi, mevcut olmayan bilgilerin çoğaltılması ve yanlışlıkların düzeltilmesi açısından güzel bir imkan sağlamaktadır. Ancak –uzman olmayan– gönüllü kişiler tarafından yapılan çeviri/veri girişlerinde çok büyük yanlışlıklar bulunmakta, konunun uzman kişiler tarafından takibi yapılmadığında girilen bu bilgilerin orada stabil olarak kalması, Türkçeleştirme adına yapılan çalışmalarda genel Türkçe'den sıyrılınıp Göktürkçe gibi çok eski dillere gidilmesi, durumu zorlaştırmaktadır.

2. Vikipedi Nedir?

İnsanların gönüllü katılımları ile katkıda bulundukları e-ansiklopedi olarak tanımlanan Vikipedi, "Tüm İnsanlığın Bilgisine Serbest Erişim" amacı ile kurulmuştur. Katkıda bulunmak için üye olmak gibi bir zorunluluk da barındırmamakla beraber güncel bilginin herkes tarafından değiştirilebilmesine ve erişilmesine olanak tanımaktadır.

Vikipedi'nin bu politikası, bilgiye erişimi ve elde olmayan bilgiyi, ihtiyacı olan kişilere ulaştırmayı kolaylaştırırken, diğer yandan kontrol olmadığında Bölüm-1'de bahsedilen bazı sorunları doğurmaktadır.

Bu bağlamda, astronomiye en hakim kişiler olarak astronomlar ve astrofizikçiler, Vikipedi'yi yakından takip etmeli ve belli maddelerdeki değişiklikleri izlemelidirler. Yaptığımız bu çalışmada öne çıkarmak istediğimiz en önemli şeylerden birisi de, Vikipedi'ye sadece bir sosyal paylaşım sitesi kadar vakit ayırarak çok şeylerin

yapılabileceğidir. Vikipedi'ye bu katkıları yapmak için gerekli zaman bir gazete okumak veya kitap okumak kadar olabilir ve farkındalık yaratılıp, konuya uzman kişilerin yönelimi sağlandığında bu süre yeterlidir.

3. Astronomi Kaynaklarındaki Yanlış Bilgilere Örnekler

Vikipedi'de bulunan astronomi kaynakları, takip edilmediğinde bir takım yanlış bilgiler içerebiliyor. Bu yanlış bilgiler uzman olmayan kişilerin sağlamaya çalıştığı katkılarla ve/veya vandalizm sonucu kötü kullanımla oluşabilmektedir.

3.1. Uzman Olmayan Kişiler Tarafından Girilen Yanlış Bilgiler

Konuya vâkıf olmayan kişiler tarafından kulaktan dolma, tahminsel, kaynağı belirsiz olarak girilen bilgiler okuyanı yanlış bilgilendirmekte ve yönlendirmektedir. Bireyde bilgi kirliliği oluşumunda ve yanlış bilginin kalıcılığında büyük rol oynamaktadırlar. Örneğin;

"*Güneş büyük bir sarı cüce olarak sınıflandırılır ama galaksimizde bulunan diğer yıldızlarla kıyaslandığında bu isim yanıltıcıdır çünkü Güneş oldukça büyük ve parlaktır.*"

Yukarıdaki cümle kısmen doğru bilgiyi içeriyor, evet, güneş bir sarı cücedir. Ancak cümlenin geri kalanına bakıldığı zaman girilmiş verinin yanlışlığı göze fena bir şekilde çarpmaktadır. Bir başka örnek ise;

"*Plüton'un uydusu Charon, Ay ve Plüton'dan bile daha büyüktür, bazı bilim insanlarınca ikili uzay sisteminde gösterilir.*"

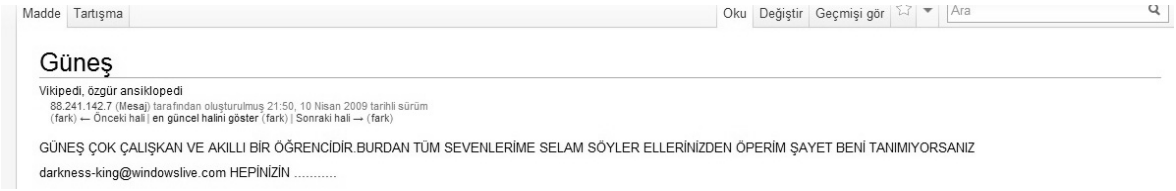
Veriyi giren kişinin ikili gezegen sistemi teorisi ile ilgili bilgi vermeye çalıştı ortada. Ancak bu veriyi aktarırken yanlış terimler seçilmiş olması, kavram karmaşası yaratmaktadır. Bunun yanında Charon'u Ay ve Plüton'dan büyük olarak nitendirmesi tamamen yanlış olup, konu ile amatör düzeyde uğraşan kesimler tarafından yanlış bilgi olarak akılda kalıcı bir yer edinebilir.

3.2. Vandalizm Örnekleri

"Vandallık veya akım olarak Vandalizm, bilerek ve isteyerek, kişiye ya da kamuya ait bir mala, araca ya da ürüne zarar verme eylemidir."

Yukarıdaki tanım, Vikipedi içierisinde, üye olmayanların dahi düzenleme yetkisi olduğu noktada ortaya çıkmaktadır. Vikipedi günümüzde ne kadar, Devriyeler ve Hizmetliler'le her şeyi kontrol altında tutup gerek görülen maddeleri üye olmayanların düzenlemesine kapatabilseler de, bazen gözden kaçan durumlar oluşabilmektedir.

Şekil-1 temel bir vandalizm örneği olarak gösterilebilir. Bu örnekte görülen örnek çok uç bir vandalizm örneği. Bu denli vandalizmler, çok kısa süreler içerisinde herhangi başka bir kullanıcı tarafından fark edildiğinde kaldırılmaktadır. Ancak küçük çapta vandalizmler zaman zaman gözden kaçabilmektedir. Bu sebeple konuya hakim kişilerin, belirli maddeleri takip etmesi, Vikipedi'de vandalizm'in önüne geçilebilecek en önemli eylemdir.



Şekil-1: Üye olmayan bir kullanıcı Güneş maddesinin tüm içeriğini boşaltarak maddeyi kendine göre alakasız bir içerikle doldurmuştur.

4. Eklenen Maddeler

Vikipedi lisans öncesi öğrencilerin, halkın ve hatta ana konudan lisans ve lisans üstü öğrencilerin temel bir bilgiyi daha çabuk ve hızlı kavramak için sıklıkla başvurduğu bir kaynak. Bu göz önüne alındığında, astronomi alanında Vikipedi'de bir çok temel madde eksikliği göze çarpmakta. Vikipedi'ye, çok fazla bilgi girmeye gerek kalmadan, sadece bir veya iki paragrafla şablon maddeler eklenebilmekte. Bir maddenin şablon olması, geliştirmeye ihtiyacı olduğunu, ancak temel bilgiyi kişiye verdiğini belirtmektedir.

Biz de çalışmamız bağlamında Vikipedi'ye eksikliğini gördüğümüz temel maddeleri ekledik. Bunlardan bazıları şu şekilde sıralanablir: Nadir, Zenit, Anakol, Merdiyen (astronomi), Ulusal Astronomi Kongresi.

Şekil-2: Vikipedi'ye bu çalışma kapsamında eklenen Nadir maddesinin görünümü.

5. Çeviriler ve Çeviri Yanlışlıkları

Vikipedi'de konu hakkında uzman olan kişilerin yanısıra, uzman olmayan kişilerde çeviri yapmaktadır. Temelde İngilizce'den Türkçe'ye gereçekleşen bu çeviriler, çeviriyi yapan kişi(ler) konunun uzmanı değil ise bir takım terimsel problemler yaratabilmektedir. Astronomi maddelerine bu açıdan bakacak olduğumuzda "anakol" kelimesinin "anadizi", "yansıtılabilirlik" anlamındaki "albedo" kelimesinin "beyazlık", "tayf"'ın "spektra" veya "spektrum", "astronomi birimi"nin ise "astronomik ünite" olarak çevirildiğine rastlamaktayız. Her ne kadar iyi niyetli olsa da, konuya hakim olmayan kişilerin çevirileri bu örneklere benzer terim karmaşalarına ve hatta yanlış bilgilenmeye sebep olabilmektedir. Örnek olarak Mars'ın albedosu ile ilgili halktan bir insana bir konu açıklanırken asıl

kelime yerine "beyazlık" kullanıldığında kişinin Mars'ın beyaz görünmesi ile ilgili düşüncelere kapılması gayet normaldir.

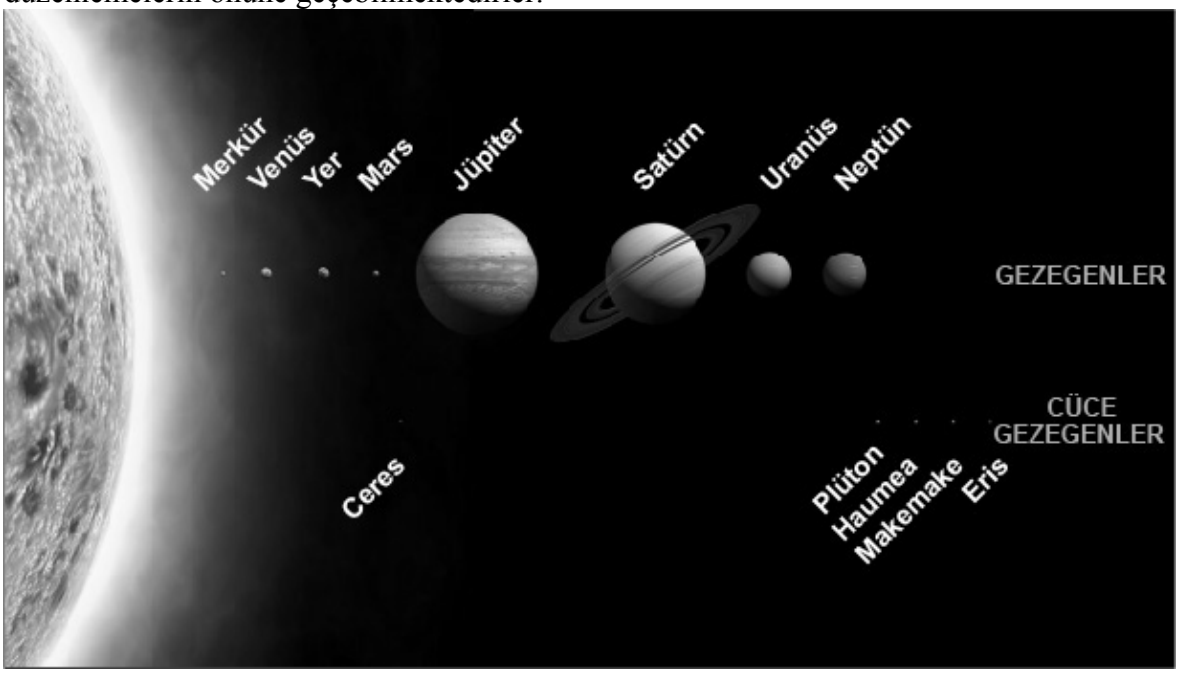
Konuya uzman kişilerin bu ve buna benzer sorunların önüne geçebileceği açıktır.

Çalışma dahilinde aynı zamanda bazı maddelerin Türkçe çevirileri yapıldı. Bunların başlıcaları "Neptün Ötesi Cisim" ve "Yörünge Civarını Temizlemek" olarak verilebilir. Bu ve buna benzer bazı maddelere yönelmemizdeki en önemli etmen bu iki maddenin Yeni Gezegenlik Statüsü'nü açıklamaya ve anlamaya yardımcı olduğudur. Son yıllarda ilk ve orta öğrenimde, Fizik dersleri kapsamında Yeni Gezegenlik Statüsü hakkında dönem ödevleri verildiği göz önünde bulundurulduğunda bu maddelerin önemi daha net orataya çıkmaktadır.

6. Görsel Çevirileri

Bir çok insan için, bir konuyu öğrendikten sonra veya öğrenme sırasında, görsel materyal yardımı konuyu çok akılda kalıcı kılmaktadır. Bu bağlamda çalışma kapsamında görsel çevirileri de yapılmakta.

Vikipedi'nin bu bağlamda kullanıcılara sunduğu en büyük kolaylık ise yeni bir görsel formatı olan *.svg formatı. *.svg formatı bir görsel üzerindeki metinleri resimden ayrı bir katma olarak tutmakta ve böylece çevirilerin daha kolay yapılmasını sağlamaktadır. Kullanıcılar *.svg formatındaki bir resmi Photoshop ve benzeri programlara gerek duymadan çevirebilmekte ve aynı zamanda görsel üzerinde yama yapılmış gibi görünen düzenlemelerin önüne geçebilmektedirler.



Şekil-3: Çalışma kapsamında yapılan görsel çevirilere bir örnek.[1]

7. Astronomiye Emek Verenler

Geçtiğimiz kongrede Günay hocamız tarafından ilk defa düzenlenen ve bu kongrede de başarıyla devam ettirilen "Astronomiye Emek Verenler" oturumu, bizi de bu açıdan hareketlendirdi. Bu fikirden yola çıkarak bir analiz yapıldığında astronomi alanıda önemli katkılarda bulunmuş hocalarımız ile ilgili çok kısıtlı bilgi bulunduğunu fark ettik. Bunu da

bir sorumluluk bilerek Abdullah KIZILIRMAK hocamızın maddesini ve kongrenin onuruna düzenlendiği sevgili hocamız ve değerli bilim insanı Zeki ASLAN'ın Vikipedi sayfalarını ekledik. Abdullah ve Zeki hocalarımızın eklenmesi ile birlikte, Wikipedia genelinde maddeleri bulunan Türk Astronomisi'ne emek vermiş kişilerin maddeleri aşağıdaki gibidir:

- Hatice Nüzhet GÖKDOĞAN – TR
- Janet Akyüz MATTEI – TR, EN, JP
- Egbert Adriaan KREIKEN – TR, EN, NL
- Zeki ASLAN – TR
- Dilhan ERYURT – TR
- Abdullah KIZILIRMAK – TR
- Paris PİŞMİŞ – EN, DE, PL, LB

Yukarıda listelenen bu maddelerin çoğu Türkçe Vikipedi'de sadece şablon olarak bulunmakta ve geliştirilmeye açık. Paris PİŞMİŞ'in ise Türkçe Vikipedi'de bir maddesi bulunmamaktadır.

8. Wikipedia Nasıl Kullanılmalı?

Tüm bu çalışma sonrasında bahsetmemiz gereken en önemli nokta aslında Wikipedia ve alt sitelerinin kullanımının nasıl yapılması gerektiği konusunda. Astronomi alanında bahsedecek olursak, bizler Wiki üzerinden bir bigiye eriştiğimizde, bu o bilgiyi olduğu haliyle istediğimiz gibi kullanabileceğimiz anlamına gelmemekte. Wikipedia, bilgiye daha hızlı ulaşabilmek ve daha temel olarak anlatabilmek amacı ile kurulan bir kaynaklar veritabanı olarak düşünülebilir. Doalyısı ile Wikipedia üzerinden alınan bir bilgi, başka bir kaynağa atıfla, özgün olarak yazıldığı için, yapılan herhangi bir çalışma içn söz konusu bu kaynaklara ulaşılmalı ve gerekiyorsa kendi çalışmamızda bu kaynaklar referans gösterilmelidir.

Unutulmaması gereken en önemli husus Wikipdia'nın temelinde bir ansiklopedi olduğu ve profesyonel düzeyde çalışmalara kaynak olamayacağıdır.

9. Sonuç

Herhangi bir günde, çalışma yaparken, çalışmamızdan 5 dakika ara vermek istediğimizde, dikkatimizi kısa süreli başka bir yöne çevirmek istediğimizde, Vikipedi, bu kısa süreçler için kullanılabilecek ve Bölüm-2'de bahsedildiği üzere, sağlanabilecek katkı için bu kadar kısa sürelerin gerekli ve yeterli olduğu bir kaynak.

Yapı kendi içinde de, Topluluk Portalı, Köy Çeşmesi gibi oluşumlar ve yönerge şablonları ile çalışma yapmak ve Vikipedi'ye doğru bilgiyi taşımak isteyen kişilere bir çok imkan sunmaktadır. Bizler yaptığımız işin profesyonelleri olarak, boş vakitlerimizde dahi çeşitli katkılar sağlayabilir ve belirli yanlışları düzelterek Vikipedi'nin dhaa güvenilir bir kaynak olmasını sağlayabiliriz.

10. Kaynaklar

[1] http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solar_System_size_to_scale_TR.jpg

ÇİFT YILDIZ YÖRÜNGE DÜZLEMLERİNİN GALAKTİK KONUMA GÖRE DAĞILIMLARININ İNCELENMESİ

Fehmi EKMEKÇİ [1]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara*
(eposta: fekmekci@science.ankara.edu.tr)

Özet: Gökyüzü düzlemine göre yörünge düzlemi eğim açıları ve uzaklıkları bilinen çift yıldız sistemleri, bugüne kadar yayınlanmış çift yıldız katalogları ile birlikte diğer yıldız katalogları ve çift yıldız sistemlerinin analizleri ile ilgili çalışmaların yayınları taranarak, bu çift yıldız sistemlerinin galaktik koordinatları ile birlikte derlemesi yapıldı. Bu derlemeden yararlanarak bu inceleme için veri dosyası oluşturuldu. Gökyüzü düzlemine göre sistemlerin yörünge eğim açıları, galaktik düzleme göre eğim açılarına ilgili hesaplar yapılarak dönüştürüldü. Elde edilen bu verilere dayanarak, çift yıldız sistemlerinin yörünge düzlemlerinin galaktik düzleme göre eğim açılarının, sistemlerin galaktik konuma göre uzay dağılımları incelendi. Galaksi dinamiğinin araştırılması konularında daha sonra kullanılabilecek olan uzay dağılım grafiklerinin bir ön değerlendirmesi bu çalışmada özetle verilmektedir.

1. Giriş

Çift yıldız sistemlerinin türleri, ışık eğrilerinin biçimlerine göre, ayrıca tayfsal ve fotometrik gözlem sonuçlarının özelliklerine göre sınıflandırılması yapıldıkça onlarla ilgili katalogların yapılması ve yayınlanması 1980 lerden sonra giderek artmıştır. Bu kataloglarda çift yıldız sistemlerinin yörünge özelliklerinin yanı sıra tayfsal ve galaktik koordinatlar dahil koordinat verileri de eklenmiştir. "Simbad database" verileri de bu konuda önemli bir kaynak özelliğini taşımaktadır. Bu çalışmada, galaksi dinamiğinin araştırılmasına katkı sağlayabilecek olan bu çift yıldız sistemlerinin yörünge düzlemlerinin gökada konumlarına göre dağılımları ele alındı. İlk sonuçlarının sunulduğu bu çalışmanın tamamlanabilmesi için bu sistemlerin kütle merkezlerinin uzay hızlarının da dikkate alınması gerekir. Bu uzay hızları ile ilgili değerlendirme daha sonraki aşamada bu çalışma kapsamına dahil edilerek inceleme sonuçlandırılacaktır.

2. Veri Taraması

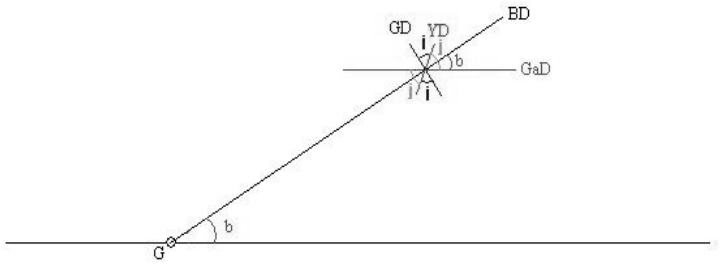
Kromosferik etkin çift yıldız sistemlerinin, W UMa türü çift yıldız sistemlerinin , X-ışını yayan kataklismik değişenlerin ve diğer türlerin bigilerinin/kataloglarının verildiği aşağıdaki yayınlardan toplam 1943 çift yıldız sisteminin yörünge eğim açıları, uzaklıkları ve 2000 ılımı koordinat verileri tarandı. Kronolojik sıraya göre bu yayınlar: Cester vd (1979), Ritter (1984), Ritter (1987), Demircan ve Selam (1990), Ritter (1990), Strassmeier vd (1993), ESA (1997), Cuygers ve Seggewis (1999), Guesinov vd (2000), Liu, van Paradijs ve van den Heuvel (2001), Zickgraf vd (2003), Ritter ve Kalb (2003), Selam (2004), Budding vd (2004), Dryomova, Perevoznika ve Svechnikov (2005), Djurasevic vd (2006), Liu, van Paradijs ve van den Heuvel (2006), Malkov vd

(2006), Bulut ve Demircan (2007), Eker vd (2008), Halminiak vd (2009), Zasche (2009), Zasche vd (2009), Deb ve Sing (2011).

Bu yayınlardan verileri taranan 1943 tane çift yıldız sistemlerinden uzaklıkları bilinen ama yörünge eğim açıları bilinmeyen sistemlerin sayısı 819, uzaklıkları bilinmeyen ama yörünge eğim açıları bilinen sistemlerin sayısı 419, uzaklıkları ve yörünge eğim açıları bilinen sistemlerin sayısı 671, ne uzaklığı ve ne de yörünge eğim açıları bilinmeyen sistemlerin sayısı da 34 tane olmuştur. Bu sonuca göre yörünge eğim açılarına göre galaktik konum dağılımı incelenebilecek çift yıldız sistemi sayısı 671 olmuştur. Bu 671(bu sayının yüzdesi %100 olmak üzere) çift yıldız sisteminin türlere göre sayıca dağılımı ve yüzdeleri şöyledir; Algol:236(%35,2), RS CVn: 146(%21,8), W UMa: 144(%21,5), β Lyr: 50(%7,5), CV: 19(%3), BY Dra: 16(%2,4), DoMS: 16(%2,4), Star:12(%1,8), SB: 7(%1), Flare S: 4(%0,6), Ellipsoid: 3(%0,4), BeS: 3(%0,4), LMXRB: 3(%0,4), SiDS: 2(%0,3), HPMS: 2(%0,3), δ Sct: 2(%0,3), RelObj: 2(%0,3), Mira Cet: 1(%0,1), SRp: 1(%0,1), WN: 1(%0,1), Pre-ms-s: 1(%0,1).

3. Eğim Açılarının Galaktik Düzleme Göre Dönüşümü ve Galaksi Merkezine İndirgenmiş Koordinat Elemanları

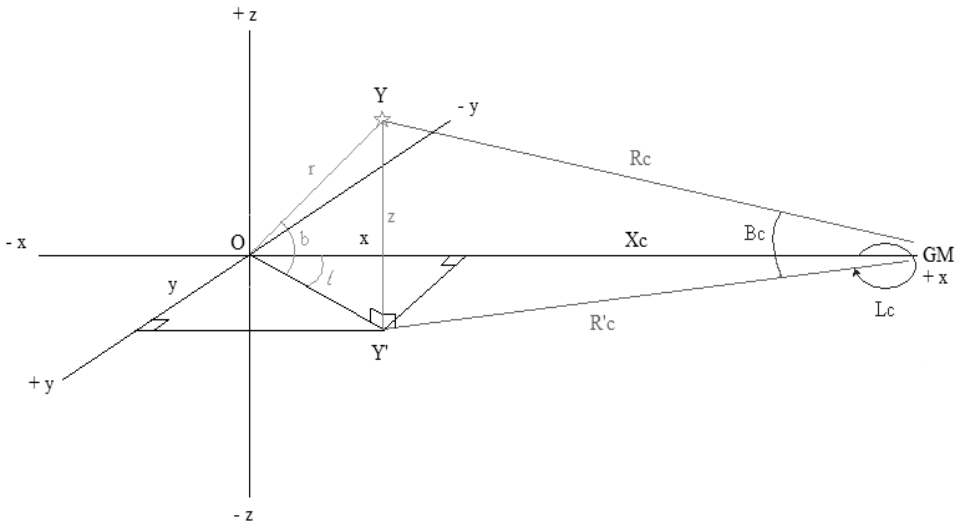
Gökyüzü düzlemine göre belirlenmiş yörünge eğim açıları (i), Şekil-1 de gösterildiği gibi galaktik düzleme göre olan eğim açılarına (j) şöyle dönüştürülebilir:
Galaktik enlem b olmak üzere,
b>0 ise, j = | 90-i | + b ; b<0 ise, j = | 90-i | - b …..(1)



Şekil-1. Gökyüzü düzlemine (GD) göre olan yörünge düzlemi eğim açısının (i), Galaktik düzleme (GaD) göre eğim açısına (j) dönüştürülmesi. Şekilde G ile Güneş, BD ile bakış doğrultusu ve YD ile çift yıldız sisteminin yörünge düzlemi belirtilmiştir. Şekilde b>0 için bir örnek verilmektedir.

Güneş sistemi merkezli galaktik koordinatlar (l, b), Galaktik merkezli koordinatlara Şekil-2 de belirtildiği gibi dönüştürülebilir. Bu şekilden görüleceği gibi Galaktik merkeze indirgenen galaktik boylam Lc nin ölçümü saatin dönme yönünde ve Galaktik merkez- Güneş doğrultusundan başlamak üzere 0^o ile 360^o arasında değerler alacak şekilde tanımlanmıştır. Güneş merkezli galaktik koordinatlar (l, b), galaktik merkeze indirgenmiş galaktik boylam Lc ve galaktik enlem Bc ye aşağıdaki hesaplama yardımıyla dönüştürülebilir:
x (kpc) = r(kpc) cos b cos l , y(kpc) = r(kpc) cos b sin l , z(kpc) = r(kpc) sin b ...(2)
Xc(kpc) = 8,2 ± x(kpc) , (R'c)2 = (Xc)2 + y2 , (Rc)2 = x2 + (R'c)2 …(3)
tan (360-Lc) = y / Xc , tan Bc = z / R'c , ...(4)

Burada r(kpc) sistemin kpc cinsinden uzaklığıdır. Güneş'in galaksi merkezine olan uzaklığı da 8,2 kpc olarak alınmıştır.

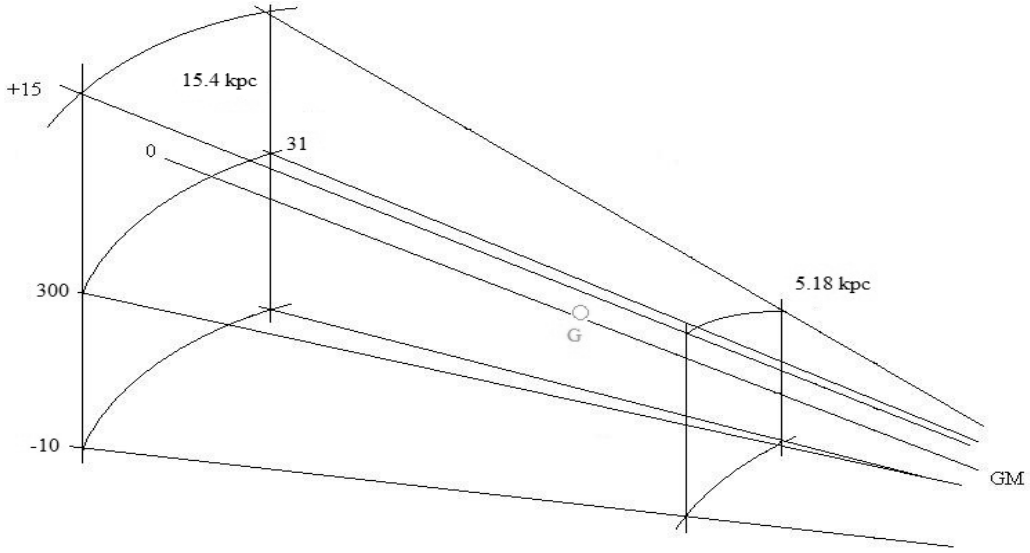


Şekil-2. Güneş merkezli (l, b) galaktik koordinatların, Gökada merkezli Lc ve Bc galaktik koordinatlara dönüştürülmesi. O noktasında bulunan Güneş'in gökada merkezine uzaklığı 8,2 kpc olarak alınmıştır.

Bu hesaplamalar sonucunda uzaklıkları ve yörünge eğim açıları bilinen 671 çift yıldız sisteminin gökadadaki konumlarına göre dağılım sınırları şöyledir:

$15{,}4 \text{ kpc} < Rc < 5{,}18 \text{ kpc}$, $31^{o} < Lc < 300^{o}$, $-10^{o} < Bc < 15^{o}$

Bu sınırlar içerisinde sözü edilen 671 çift yıldız sisteminin bulunduğu galaktik oylum dilimi Şekil-3 te gösterilmektedir.



Şekil-3. Uzaklığı ve yörünge eğim açıları bilinen 671 çift yıldız sisteminin içinde bulunduğu galaktik oylum dilimi. GM galaktik merkez doğrultusunu göstermektedir.

Uzaklıklardaki belirsizliklerin ortalama %30 mertebesinde olması ve yörünge eğim açılarındaki belirsizliklerin de ortalama $\pm 10^{o}$ yöresinde olması nedeniyle, değerlendirme yaparken uzaklıklar için yaklaşık 500 pc lik dilimler içindeki uzaklıkları ve yörünge eğim açılarındaki aralıklar için 10^{o} lik dilimleri dikkate alarak sistemler gruplandırılmıştır. Bu şekilde belirlenen aralıklara göre çift yıldız sistemlerinin galaktik konumlarına göre yörünge eğim açılarının istatistik dağılımını veren bir örnek çizelge, aşağıdaki Tablo-1 de verilmektedir.

Tablo-1. Galaktik düzleme göre yörünge eğim açılarının galaktik konuma göre dağılım istatistik verileri.

Rc(kpc)	Lc(der)	Bc(der)	j(0-10)	j(11-20)	j(21-30)	j(31-40)	j(41-50)	j(51-60)	j(61-70)	j(71-80)	j(81-90)
7,5	358,5	1,4	0	0	0	0	0	0	0	1-WU	0
7,5	358,5	-0,35	0	1-BL	0	0	0	0	0	0	0
7,5	358,5	-0,45	0	1-RS	0	0	0	0	0	0	0
7,5	358,5	-1,2	0	0	1-A	0	0	0	0	0	0
8,0	358,5	2,8	0	0	0	0	0	0	0	0	1-Ell
8,0	358,5	2,6	0	0	0	0	0	0	0	0	1-CV
8,5	358,5	2,2	0	0	0	1-A	0	0	0	0	0
8,0	358,5	2,1	0	0	0	0	0	1-RS	0	0	0
8,0	358,5	2,01	0	0	0	0	0	0	1-WU	0	0
8,0	358,5	1,5	0	0	0	0	0	1-BL	0	0	0
8,0	358,5	1,1	0	0	0	1-A	0	0	0	0	0
8,0	358,5	0,98	0	0	0	0	0	1-WU	0	0	0
8,0	358,5	0,9	0	0	0	1-BL	0	0	0	0	0
8,0	358,5	0,6	0	1-A	1-A+1-RS	1-BL	0	0	0	0	0
8,0	358,5	0,4	0	1-RS	0	0	0	0	0	0	0
8,0	358,5	0,3	0	3-A	0	1-WU	0	0	0	0	0
8,0	358,5	0,2	0	1-A	0	0	0	1-DS	0	0	0
8,0	358,5	0,1	2-A+1-BeS	0	0	0	0	0	0	0	0
8,0	358,5	0	1-A	0	0	0	1-BL	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,07	2-A	0	0	0	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,13	0	0	0	1-RS	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,2	1-Doms	1-A	0	1-WU	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,3	0	2-A	0	1-WU	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,4	0	0	1-WU	0	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,5	0	0	2-A	0	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,6	0	0	0	1-A	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-0,7	0	0	0	0	0	0	0	1-RS	0
8,0	358,5	-0,8	0	0	0	1-WU	0	0	0	0	0
8,0	358,5	-1	0	0	0	0	0	0	0	0	1-WU

Tablo-1 de, gökada düzlemine göre j yörünge düzlemi eğim açıları 0^{o} ile 10^{o} arasında olanlar j(0-10), 11^{o} ile 20^{o} arasında olanlar j(11-20), … , 81^{o} ile 90^{o} arasında olanlar j(81-90) şeklinde gösterilmiştir. Elde edilen bu sonuçlara göre çift yıldız yörünge düzlemlerinin galaktik düzleme göre eğim açılarının istatistik dağılım durumları şöyledir:

j(0-10):51A+8RS+7BL+6WU+3DoMS+2BeS+1S+1CV=79
j(11-20):91A+8RS+10BL+7WU+1DoMS+1BeS+1S+1BY+1WN+1FL+1SiDS=123
j(21-30):32A+11RS+12BL+17WU+3DoMS+2SB+1BY+1CV+2LMXRB=81
j(31-40):23A+23RS+4BL+15WU+2DoMS+1S+1CV=69
j(41-50):16A+14RS+4BL+12WU+2DoMS+1S+4BY+2CV=55
j(51-60):14A+23RS+5BL+12WU+1DoMS+1S+2BY+5CV+1FL+1dSct+1MC+1RO=67
j(61-70):5A+22RS+4BL+25WU+1DoMS+1SB+3BY+4CV+2FL+2Ell+2HPMS=71
j(71-80):3A+21RS+1BL+31WU+2DoMS+3S+1SB+2BY+1CV+1dSct+1SiDS=67

j(81-90):1A+16RS+3BL+19WU+1DoMS+4S+3SB+3BY+4CV+1LMXRB+1Ell+1SRp
+1RO+1pms=59

Toplam: 236A+146RS+50BL+144WU+16DoMS+12S+7SB+16BY+19CV+4FL+3BeS+
+3Ell+3LMXRB+2SiDS+2dSct+2RO+2HPMS+1WN+1SRp+1MC+1pms=671

Bu sistemlerin içinde RS CVn türü olan BM Cam, IN Vel, IS Vir ve V2253 Oph çift yıldız sistemleri için literatürde i yörünge eğim açısı yerine i(rot) dönme ekseni eğim açıları verilmiştir. Bu sistemler için bu i(rot) eğim açıları kullanılarak değerlendirme yapıldı. Bunlar için yörünge eğim açıları belli olunca gereken düzeltmeler yapılabilir.

4. Tartışma ve Sonuç

Çift yıldız yörünge düzlemlerinin gökada düzlemine göre eğim açılarının, gökada merkezine uzaklıkları, gökada boylamları ve gökada enlemlerine göre dağılım durumlarını veren Çizelge 1 deki verilerden görüleceği gibi;

-Gökada merkezinden uzaklaştıkça gökada düzleminden daha uzak olan enlemlere gidildikçe yörünge düzlemleri gökada düzlemine göre daha dik olma eğilimi vardır.

-Algol türü sistemlerin yörüngelerinin gökada düzlemine paralel olma eğilimi vardır (%21,6 sı j(0-10) da, %38,6 sı j(11-20) de, %13,6 sı j(21-30) da, %9,7 si j(31-40) da, %6,8 i j(41-50) de, %5,9 u j(51-60) da, %2,1 i j(61-70) de, %1,3 ü j(71-80) de, %0,4 ü j(81-90) da).

-W UMa türü sistemlerin yörüngelerinin gökada düzlemine göre dik olma eğilimi vardır(%4,2 si j(0-10) da, %4,9 u j(11-20) de, %11,8 i j(21-30) da, %10,4 ü j(31-40) da, %8,3 ü j(41-50) de, %10 u j(51-60) da, %17,4 ü j(61-70) de, %21,5 i j(71-80) de, %13,2 si j(81-90) da).

-β Lyr türü sistemlerin yörüngelerinin gökada düzlemine paralel olma eğilimi vardır(%14 ü j(0-10) da, %20 si j(11-20) de, %24 ü j(21-30) da, %8 i j(31-40) da, %8 i j(41-50) de, %10 u j(51-60) da, %8 i j(61-70) de, %2 si j(71-80) de, %6 sı j(81-90) da).

-Bir bileşeni veya bileşenleri etkin olan RS CVn veya BY Dra türü sistemlerin yörüngeleri ise, bileşenler arasındaki uzaklığın mertebesine göre ya Algol türü veya W UMa türü sistemlerin yörünge düzlemi dağılımına benzerlik göstermektedirler.
RS CVn türü sistemlerin yörünge eğim açıları için dağılım; %5,5 u j(0-10) da, %5,5 u j(11-20) de, %7,5 u j(21-30) da, %15,8 i j(31-40) da, %9,6 sı j(41-50) de, %15,8 i j(51-60) da, %15,1 i j(61-70) de, %14,4 ü j(71-80) de, %10,9 u j(81-90) da bulunurken,
BY Dra türü sistemler için bu dağılım; %6,25 i j(11-20) de, %6,21 i j(21-30) da, %25 i j(41-50) de, %12,5 i j(51-60) da, %18,8 i j(61-70) de, %12,5 i j(71-80) de ve %18,8 i j(81-90) olan yörüngelerde bulunmaktadır.

Bu sonuçlara göre çift yıldız sistemlerinin evrimi ile galaktik konumlarının dağılımı arasında bir ilişkinin var olabileceği ve bunun bir inceleme konusu olarak önemli olacağı söylenebilir. Bu istatistiksel bilgilere ayrıca çift yıldız sistemlerinin uzay hızları da eklenerek bir değerlendirme yapılırsa galaksi dinamiği açısından da bir sonuca varılabilir. Bu konu çalışmaya dahil edilecektir. Bir IDL programı aracılığıyla bu çift yıldız yörünge düzlemlerinin galaktik konum dağılımlarının üç boyutlu grafiksel

görünümü ile ilgili işlemler, Dr. Mesut YILMAZ ile yapılan ortak bir çalışmada ele alındı ve bu ortak çalışma sürdürülmektedir.

Çift yıldız sistemlerine ilişkin verilerin bilgisayar dosyalarına aktarılmasında yardımları olan Gamze SAYDAN, Ayşegül ÖZDOĞAN, Ali EKMEKÇİ ve Mihriban AKI'ya ayrıca bilgisayar sistem dosyaları ile program kullanımında yardımları olan Araş. Gör. Tolgahan KILIÇOĞLU, Ali Kemal BİNGÜL ve Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI'ya teşekkür ederim. Bu çalışmada "Simbad database operated at CDS" ve "NASA ADS Bibliographic Services" sitelerinden yararlanılmıştır.

5. Kaynaklar

Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, İ., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakış, V., Demircan, O. 2004, "Catalogue of Algol type binary stars". A&A, 417, 263

Bulut, İ., Demircan, O. 2007, "A new catalogue of eclipsing binary stars with eccentric orbits". MNRAS, 378, 179

Cester, B., Fedel, B., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., Predolin, F. 1979, "A Catalogue of Modern Lightcurve Synthesis Photometric Solutions of Close Binary Systems". MmSAI, 50, 553

Cuypers, J., Seggewiss, W. 1999, "CCD photometry and astrometry of visual double and multiple stars of the HIPPARCOS Catalogue. II. CCD photometry and differential astrometry of 288 southern "ıntermediate" systems". A&AS, 139, 425

Deb, S., Sing, H.P. 2011, "Physical parameters of 62 eclipsing binary stars using the All Sky Automated Survey-3 data-I". MNRAS, 412, 1787

Demircan, O., Selam, S.O. 1990, "A Catalog of Contact and Near-Contact Binary Stars". IBVS, No.3492

Djurasevic, G., Dimitriov, D., Arbutina, B., Albayrak, B., Selam, S.O., Atanackovic-Vukmanovic, O. 2006, "A photometric Study of the Contact Binaries:XY Leo, EE Cet and AQ Psc". PASA, 23, 154

Dryomova, G., Perevozkina, E., Svechnikov, M. 2005, "Catalogue of the orbital elements, masses and luminosities for short-periodic RS CVn-type eclipsing systems". A&A, 437, 375

Eker, Z., Ak, N. Filiz, Bilir, S., Doğru, D., Tüysüz, M., Soydugan, E., Bakış, H., Uğraş, B., Soydugan, F., Erdem, A., Demircan, O. 2008, "A catalogue of chromospherically active binary stars(third edition)". MNRAS, 389, 1722

ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA-SP-1200

Guseinov, O.H., Saygaç, A.T., Allakhverdiev, A., Çalışkan, H., Özdemir, S., Yerli, S.K., Ankay, A. 2000, "A preliminary version of a catalog of High-Low-Mass X-ray binaries". AstL, 26, 725

Helminiak, K.G., Konacki, M., Ratajczak, M., Muterspoaugh, M.W. 2009, "Orbital and physical parameters of eclipsing binaries from the All Sky Automated Survey catalogue-I. A sample of systems with components' masses between 1 and 2 Msun". MNRAS, 400, 969

Liu, Q.Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E.P.J. 2001, "A catalogue of low mass X-ray binaries". A&A, 368, 1021

Liu, Q.Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E.P.J. 2006, "Catalogue of high-mass X-ray binaries in the Galaxy(4th edition)". A&A, 455, 1165

Malkov, O. Yu., Oblak, E., Snegireva, E.A., Torra, J. 2006, "A catalogue of eclipsing variables". A&A, 446, 785

Ritter, H. 1984, "Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects(Third edition)". A&AS, 57, 385

Ritter, H. 1987, "Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects(Fourth edition)". A&AS, 70, 335

Ritter, H. 1990, "Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects(Fifth edition)". A&AS, 85, 1179

Ritter, H., Kalb, U. 2003, "Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects(Seventh edition)". A&A, 404, 301

Selam, S.O. 2004, "Key parameters of W UMa-type contact binaries discovered by HIPPARCOS". A&A, 416, 1097

Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Fekel, F.C., Scheck, M. 1993, "A cataolg of chromospherically active binary stars(second edition)". A&AS, 100, 173

Zasche, P. 2009, "The data mining: An analysis of 20 eclipsing binary light-curves observed by the INTEGRAL/OMC". New Astr., 14, 129

Zasche, P., Wolf, M., Hartkopf, W.I., Svoboda, P. Uhlař, R., Liakos, A., Gazeas, K. 2009, "A Catalog of Visual Double and Multiple Stars With Eclipsing Components". AJ, 138, 664

Zickgraf, F.-J., Engels, D., Hagen, H.-J., Reimers, D., Voges, W. 2003, "The Hamburg/RASS Catalogue of optical identifications Northern high-galactic latitude ROSAT Bright Source Catalogue X-ray sources". A&A, 406, 535

VELA BENZERİ PULSARLAR İÇİN BİR SIÇRAMA İSTATİSTİĞİ

Erbil GÜGERCİNOĞLU[1], M.Türker ÖZKAN[2]

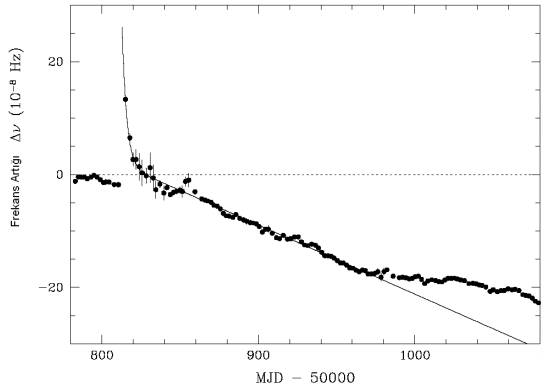
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34452, İstanbul, Türkiye*
(eposta: egugercinoglu@gmail.com)
[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34452, İstanbul, Türkiye*
(eposta: ozkant@istanbul.edu.tr)

Özet: Pulsarların dönmeleri fazlasıyla düzenlidir. Buna rağmen pulsarlar iki tür zamanlama düzensizliği göstermektedirler: zamanlama gürültüsü ve sıçramalar. Zamanlama gürültüsü dönme parametrelerinde modellenememiş periyodik benzeri davranış olarak görülür. Sıçramalar ise, pulsarın dönme hızının sonrasında sönüm gösterecek şekilde ani olarak artması olayıdır. Kesirsel büyüklüğü ($\Delta\Omega/\Omega$) 10^{-9}-10^{-6} aralığında değişen sıçramalar nötron yıldızlarının iç yapısını araştırmada önemli bir araçtır. Daha çok genç pulsarlarda olmak üzere 129 pulsarda 400 tane sıçrama görülmüştür. Kaydedilmiş sıçramaların sayısının artması bu konuda istatistik çalışmaların yapılabilmesine olanak sağlamıştır. Bu çalışmamızda en çok sıçrama yapması beklenen Vela benzeri, yani 10^4-10^5 yıl yaş aralığındaki pulsarlar için yaptıkları sıçramalar arasındaki birtakım ortak özellikler belirlenmiş, sıçrama modelleri ile uyumluluğu tartışılmış ve literatürdeki diğer istatistik çalışmalarıyla karşılaştırmalar yapılmıştır.

1. Giriş

Pulsarlar çok hızlı dönen nötron yıldızlarıdır. Tüm pulsarların periyotları elektromanyetik dipol radyasyonu sebebiyle zamanla yavaşça ve düzenli olarak artmaktadır. Spin yavaşlamaları genellikle düzenli olmasına rağmen pulsarlarda iki tür dönme düzensizliği vardır. Bunlardan zamanlama gürültüsü, dönme parametrelerinde (dönme fazı, frekans ve frekans türevi) aylardan yıllara kadar değişen zaman ölçeklerinde rasgele adım olarak görülür (Cordes ve Helfand 1980). Diğer zamanlama düzensizliği ise sıçramalardır. Sıçrama, pulsarın dönme oranında meydana gelen beklenmedik ani artıştır. Farklı şiddette zamanlama gürültüsü pulsarların çoğunda gözlenmiştir. Hâlbuki sıçramalar pulsarların yalnızca küçük bir kesrinde görülmüştür. Bu iki tip dönme düzensizliğinin ortak bir özelliği, her ikisinin de daha çok genç pulsarlarda gözlenmiş olmasıdır. Sıçramalar genellikle açısal hızda kesirsel olarak $\Delta\Omega/\Omega \sim 10^{-9}$-$10^{-6}$'lik bir değişim olarak meydana gelir. Bu değer küçük görünse de etkisi büyüktür. Örneğin; Dünya'nın dönme oranında böyle değişim olsa, bu Richter ölçeğinde 17 şiddetinde bir depreme denk gelirdi ve Dünya'nın ekseni 50 adım (~15 m) kayardı (Pines 1999). Frekans artışını ($\Delta\nu/\nu$), yani sıçramayı spin yavaşlama oranında ($d\nu/dt$) ve dolayısıyla dönme hızı türevinde genellikle $\Delta\dot{\Omega}/\dot{\Omega} \sim 10^{-3}$-$10^{-2}$'lik kesirsel değişim takip eder. Ancak, gözlemler arasındaki uzun boşluklar sebebiyle spin yavaşlama oranındaki değişimler çok az ölçülebilmektedir, hatta bazı durumlarda hata oranı %20'leri aşabilmektedir (McKenna ve Lyne 1990). Bir sıçramadan sonra spin yavaşlama oranı tekrar denge değerine ulaşır. Sıçramanın eski haline gelmesi süreci aylar ve hatta yıllar alabilir. Sıçrama sonrası sönüm bir pulsardan diğerine ve ayrıca aynı pulsarda meydana gelen farklı sıçramalarda değişkenlik gösterebilir. Örneğin Vela pulsarında $d\nu/dt$ deki artışın yaklaşık yarısı birkaç gün içinde

bozunurken, bunu geri kalanın yavaş bir sönümü izler (Cordes ve diğ. 1988). Yengeç pulsarındaki sıçramalar ise frekans türevinde kalıcı ve biriken bir artışla karakterize edilir (Wong ve diğ. 2001). Bu, Yengeç pulsarının sıçramalar olmasa sahip olacağı değere göre daha yavaş bir oranda döndüğü anlamına gelir. Yengeç pulsarında meydana gelen bir sıçrama Şekil-1'de gösterilmiştir.



Şekil-1: Yengeç pulsarında meydana gelmiş bir sıçrama. Wong ve diğ. (2001)'den alınmıştır.

2. Sıçramaların Genel ve İstatistiki Özellikleri

İlk gözlendiği 1969 yılından bu yana pulsar sıçramaları büyük ilgi uyandırmış ve astronomlar dışında dünyada laboratuvarlarda erişilemeyecek şartlarda fiziksel ortamın sağlaması, özellikle de yoğun madde kuramlarının oluşturulması ve sınanması bakımından fizikçilerin de dikkatini çekmiştir. Örneğin; pulsar sıçramaları nötron yıldızlarında süperakışkan iç yapının varlığı için gözlemsel delil oluşturmaktadır (Baym ve diğ. 1969). Pulsar sıçramaları yoğun uğraşlara rağmen hâlâ tamamen açığa kavuşmamış güncel bir araştırma konusudur. Özellikle İngiltere'deki Jodrell Bank Gözlemevi, Güney Afrika'daki HartRAO (Hartebeesthoek Radio Astronomy Observatory), Avustralya'daki ATNF (Australia Telescope National Facility) gibi merkezlerde tahsis edilmiş radyo teleskopları ile birçok pulsar sıçraması gözlenmiştir ve meydana geldikten hemen sonra yakalayabilmek arzusuyla gözlemlerin yapılmasına devam edilmektedir. Gözlem tekniklerinin ve galaktik pulsar taramalarının sayısının artmasıyla, hem keşfedilmiş pulsar sayısında hem de kaydedilen pulsar sıçramalarında büyük artış olmuştur. Artan verilerin sonucu olarak pulsar sıçramaları hakkında istatistik çalışmaların yapılması olanağı doğmuştur. İstatistiğe geçmeden önce sıçramaların gözlenen özelliklere değinelim.

Sıçramaların genel ve istatistiki özellikleri şöyledir:

- 129 pulsarda toplam 400 sıçrama gözlenmiştir. Bunlar arasında 6 tane manyetar vardır ve toplamda 18 sıçraması gözlenmiştir.
- Kaydedilen en büyük sıçrama PSR J1718-3718 pulsarında olup kesirsel büyüklüğü $\Delta\Omega/\Omega = (33.25 \pm 0.01) \times 10^{-6}$ dır (Hobbs ve Manchester 2011).
- Kaydedilen en küçük sıçrama ise bir çift sistemde bileşen yıldızdan kütle aktaran milisaniye pulsarı PSR B1821–24'e ait olup kesirsel büyüklüğü $\Delta\Omega/\Omega = 0.0095 \times 10^{-9}$ dır (Cognard ve Backer 2004).
- Spin yavaşlama oranındaki en büyük artış PSR J2301+5852'de gözlenmiş olup kesirsel büyüklüğü $\Delta\dot{\Omega}/\dot{\Omega} = 1.11$ dir (Kaspi ve Gavriil 2003).

- Spin yavaşlama oranındaki en büyük azalış PSR B1825-0935'de gözlenmiş olup kesirsel büyüklüğü $\Delta\dot{\Omega}/\dot{\Omega} = -2.7 \times 10^{-3}$ dir (Shabanova 2007).
- En fazla sıçrama yapan pulsar PSR B1737–30 olup, bu pulsarın toplamda 33 sıçraması kaydedilmiştir.
- Sıçrama yapan en genç pulsar PSR J1119-6127 olup ~800 yıl yaşındadır.
- Sıçrama yapan en yaşlı pulsar PSR B1821-24 olup ~30000000 yıl yaşındadır.
- Sıçramalar için spin hızlanma zamanı en hassas şekilde Vela için kısıtlanmış olup ~40 saniyeden kısadır (Dodson ve diğ. 2002).
- Manyetarlar dışındaki pulsarlarda PSR J1119-6127 istisnası dışında sıçrama ile bağlantılı pulsar emisyon özelliklerinde değişim gözlenmemiştir (Weltevrede ve diğ. 2011).
- Pulsar sıçramaları en çok karakteristik yaşları τ_c~10 kyıl olan pulsarlarda görülürken (Wang ve diğ. 2000), artan yaşla azalır ve τ_c> 20 Myıl olan pulsarlarda kaybolur. Aynı zamanda sıçrama aktivitesi τ_c < 1 kyıl olan pulsarlarda (Yengeç pulsarı buna istisnai bir durum oluşturur) daha küçüktür (Shemar ve Lyne 1996).
- $|\dot{\nu}_{-15}| < 0.5$ Hzs^{-1} olan pulsarlarda sıçrama gözlenmemiştir (Espinoza ve diğ. 2011).
- Büyük frekans sıçramalarına ($\Delta\nu/\nu$) büyük frekans türevi sıçramaları ($\Delta\dot{\nu}/\dot{\nu}$) eşlik eder. Buna istisna büyük sıçrama yapmasına karşın $|\dot{\nu}|$'da değişiklik olmayan PSR B1758-23'dir (Yuan ve diğ. 2010).
- Bir pulsarda meydana gelen sıçramalar arasındaki zaman genelde sabit değildir. Dolayısıyla da bir sonraki sıçrama önceden tahmin edilemez. Buna iki istisna vardır. Vela pulsarı (PSR B0833-45) ve PSR J0537-6910, sıçramalarını yaklaşık olarak sırasıyla 1000 gün (Cordes ve diğ. 1988) ve 120 günlük (Middleditch ve diğ. 2006) aralıklarla yapmaktadırlar.
- $\Delta\Omega/\Omega \sim 10^{-6}$ büyüklüğünde en fazla sıçrama yapan pulsar Vela (17 sıçramasının 14'ü)'dır. Bundan dolayı bu büyüklükteki sıçramalar Vela büyüklüğünde sıçramalar olarak adlandırılır.
- 45 pulsarda toplamda 85 tane Vela büyüklüğünde sıçrama meydana gelmiştir.
- Sıçramadan ötürü spin hızlanma oranı, $|\Delta\dot{\nu}|$~10^{-14}-10^{-11} Hz s^{-1} aralığında değişen pulsarlar için $|\dot{\nu}|$ ile orantılıdır (Lyne ve diğ. 2000).
- Karakteristik yaşı τ_c olan bir pulsar yıl başına en fazla $(6\pm2)\times\tau_c^{-0.48(4)}$ kez sıçrama yapar (Espinoza ve diğ. 2011).

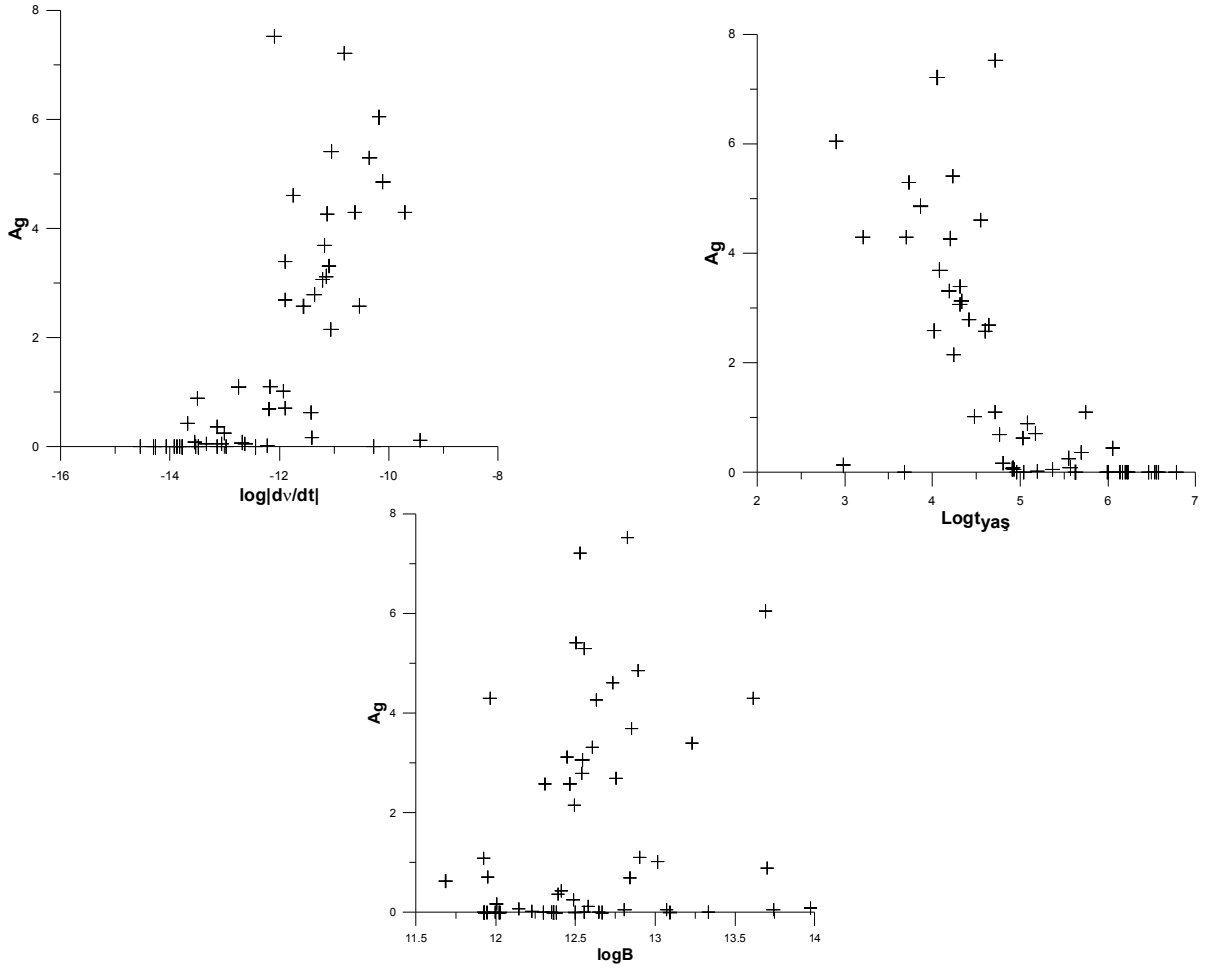
3. Sıçrama İstatistiği

McKenna ve Lyne (1990) PSR B1737–30 pulsarında meydana gelen sıçramaları inceledikleri çalışmalarında ellerindeki az sayıdaki veriye rağmen bir istatistik geliştirmişlerdir. Buna göre, bir pulsarın dönme periyodunda yıl başına sıçrama sebebiyle meydana gelen kesirsel değişikliği niteleyen ve sıçrama aktivitesi olarak adlandırılan A_g parametresini geliştirmişlerdir:

$$A_g = \frac{N}{t_{göz}} \frac{\Delta\Omega}{\Omega} \qquad (1)$$

Burada $t_{göz}$ pulsarın toplam gözlendiği zaman, N toplam sıçrama sayısı ve $\Delta\Omega/\Omega$'da sıçramanın büyüklüğüdür. Bu parametre pulsarın yaptığı sıçramaların büyüklüğü ile sıklığını ifade etmede kullanışlıdır. McKenna ve Lyne (1990) yukarıda sıçramaların genel özelliklerinde de belirtildiği gibi spin yavaşlama oranı daha büyük olan pulsarlarda sıçrama

aktivitesinin daha yüksek olduğu sonucuna varmışlardır. Sıçrama aktivitesine dayanan bu istatistiği daha sonra Shemar ve Lyne (1996) ve Lyne ve diğ. (2000) artan sıçrama verisiyle birlikte tekrar ele almış ve yine benzer sonuçlar elde etmişlerdir. En az 2 tane sıçrama yapmış pulsarların (54 tane) sıçrama aktivitesinin spin yavaşlama oranı ($\dot{\nu}$), karakteristik yaş ($t_{yaş}$) ve manyetik alan (B) ile değişimi Şekil 2'de verilmiştir.



Şekil-2: Sıçrama aktivitesinin spin yavaşlama oranı ($\dot{\nu}$), karakteristik yaş ($t_{yaş}$) ve manyetik alan (B) ile değişimi.

Urama ve Okeke (1999) o zamana değin meydana gelmiş pulsar sıçramalarını (30 pulsarda 71 adet) ele alarak Vela benzeri genç (10^4-10^5 yıl yaşlarındaki) ve büyük sıçrama yapan pulsarlarda A_g sıçrama aktivitesi ile spin yavaşlama oranı $\dot{\nu}$ arasındaki ilişkiyi incelemişlerdir. Bunun sonucunda 10^4 yıldan yaşlı tekrarlamış sıçrama yapmış pulsarlar (ki o zaman sayısı 10 idi) için sıçrama aktivitesi ile spin yavaşlama oranının logaritması arasında oldukça iyi (korelasyon katsayısı=0.89), $A_g \approx 41.4 + 3.22 \log|\dot{\nu}|$ şeklinde lineer bir ilişki bulmuşlardır. Bu çalışmamızda Urama ve Okeke'nin (1999) çalışması temel alınarak böyle bir ilişkinin geçen 12 yıl içinde hâlâ korunup korunmadığına bakılmıştır. Tüm pulsar sıçramaları göz önüne alındığında 10^4–10^5 yıl yaş aralığında olan 35 pulsarda sıçrama gözlenmiştir. Bu pulsarlar ve özellikleri Tablo-1'de verilmiştir.

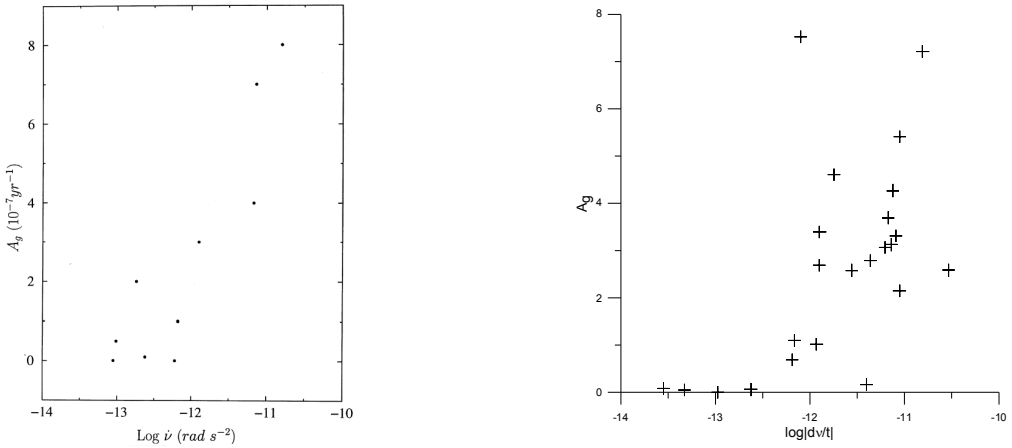
Tablo-1: 10^4-10^5 yıl yaş aralığındaki sıçrama yapan pulsarların listesi. Tabloda T pulsarın toplam sıçrama sayısını, N de Vela büyüklüğündeki ($\Delta\Omega/\Omega \sim 10^{-6}$) sıçramaların sayısını göstermektedir.

Pulsar	Yaş (10^3 yıl)	N	T	$\log\lvert\dot{\nu}\rvert$	A_g
J0007+7303	13.9	0	1	-11.4421	1,554969
J0631+1036	43.6	2	15	-11.898	2,689889
J0729-1448	35.2	1	5	-11.7474	4,610816
B0833-45	11.3	14	17	-10.8074	7,20899
B1046-58	20.4	2	4	-11.2025	3,062391
J1105-6107	63.3	0	3	-11,4025	0,17116
B1338-62	12.1	4	14	-11,1692	3,695179
J1410-6132	24.8	0	1	-10,8972	0,58476
J1413-6205	62.9	1	1	-11,6386	6,117488
J1420-6048	13.0	0	1	-10,749	0,690072
J1617-5055	80.8	0	1	-10,5482	0,418945
B1706-44	17.4	2	2	-11,0524	2,153904
J1718-3718	34	1	1	-12,8527	25,22235
B1727-33	26.0	2	2	-11,3604	2,793932
B1727-47	80.3	0	3	-12,6242	0,061266
B1737-30	20.6	3	33	-11,8974	3,392436
J1737-3137	51.4	1	3	-12,165	1,104204
B1757-24	15.4	4	5	-11,0874	3,311054
B1758-23	58.4	0	10	-12,1852	0,691811
B1800-21	15.8	4	5	-11,1242	4,270143
J1806-2125	65	1	1	-12,2964	10,88431
J1809-1917	51.3	1	1	-11,4284	1,132763
J1813-1246	43.4	1	1	-11,1192	3,260961
J1814-1744	85	0	7	-13,3278	0,056786
B1823-13	21.4	3	5	-11,1375	3,124662
J1838-0453	52.2	1	2	-12,0983	7,525972
J1841-0524	30.2	1	3	-11,9295	1,017862
J1847-0130	83.3	0	2	-13,5476	0,088404
B1853+01	20.3	1	1	-11,5356	4,919182
J1909+0912	98.7	0	1	-12,1425	0,003646
J1913+0446	91.8	0	2	-12,9715	0,007011
B1930+22	40	2	3	-11,5593	2,581444
J2021+3651	17	2	3	-11,0511	5,408734
J2229+6114	10.5	2	5	-10,5321	2,583947
B2334+61	41	1	1	-12,107	7,008509

Tabloya göz atıldığında bazı özellikler kendisini belli etmektedir:

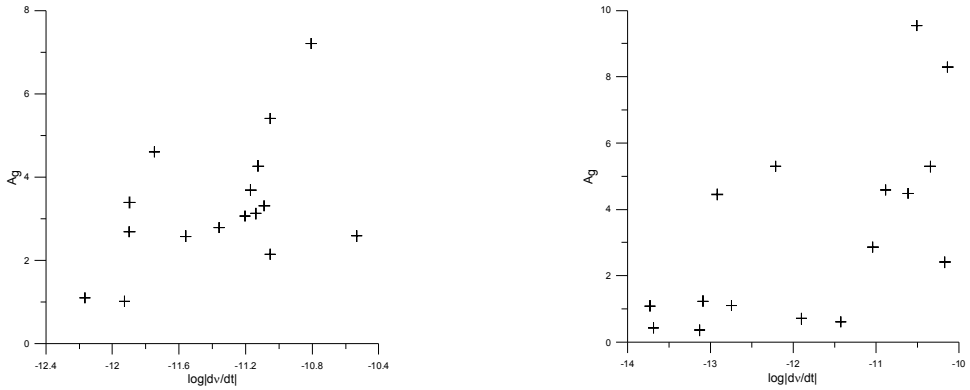
- Genç pulsarlarda 57 tanesi Vela büyüklüğünde olmak üzere toplam 165 sıçrama gözlenmiştir.
- Bu pulsarların 11 tanesinde Vela büyüklüğünde sıçrama görülmemiştir.
- Bu pulsarlardan 12 tanesi sadece bir kez sıçrama yapmıştır ve bunların 7'si Vela büyüklüğündedir.
- Yalnızca Vela büyüklüğündeki sıçramalara bakılırsa yaş aralığı 11–26 kyıl olan genç pulsarlarda birden fazla sıçrama gözlenmiştir.
- Vela büyüklüğünde sıçrama yapmış genç pulsarların spin yavaşlama oranlarına bakıldığında $\log\lvert\dot{\nu}\rvert \sim -11\,\mathrm{Hzs}^{-1}$ civarında toplanmış oldukları gözükmektedir.
- Vela büyüklüğünde sıçramalara bakıldığında ~50 kyıl dan sonra bu büyüklükte sıçrama yapma oranı minimum olur.

Tablo-1'deki pulsarların spin yavaşlama oranlarının sıçrama aktivitelerine karşı çizdirilmesinden Şekil-3'deki grafikler elde edilir.



Şekil-3: Vela benzeri pulsarlar için sıçrama aktiviteleri ile spin yavaşlama oranlarının logaritması arasındaki ilişki. Solda Urama ve Okeke (1999)'nin çalışması, Sağda Tablo-1' den elde edilen sonuçlar verimiştir.

Grafik incelendiğinde Vela yaş aralığındaki pulsarlarda sıçrama aktivitesi ile spin yavaşlama oranının logaritması arasında Urama ve Okeke'nin (1999) bulduğu lineer ilişki bozulmuştur (korelasyon katsayısı 0.32) ve artık $A_g \approx 21.5 + 1.6 \log|\dot{\nu}|$ ifadesiyle verilmektedir. Karşılaştırma yapmak üzere Vela büyüklüğünde ve Vela yaş aralığında olmayıp, bu büyüklükte sıçrama yapmış pulsarlar için grafikler Şekil-4'de verilmiştir.



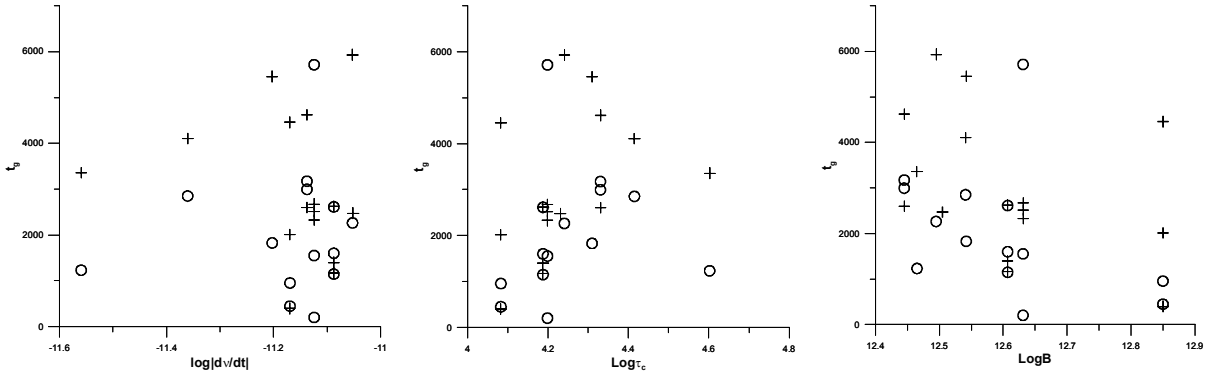
Şekil-4: Vela büyüklüğünde (solda) ve Vela yaş aralığında olmayıp bu büyüklükte sıçrama yapmış pulsarlar (sağda) için sıçrama aktivitesinin spin yavaşlama oranının logaritmasına göre değişimi.

4. İstatistiğin Sıçrama Modelleriyle Karşılaştırılması

İstatistik çalışmamıza dahil ettiğimiz pulsarları sıçrama modellerinin öngörüleriyle karşılaştırmak üzere en başarılı iki model seçilmiştir. Bunlar; vorteks tırmanması (Alpar ve diğ. 1984,1993) ve akı tüpü (Ruderman ve diğ. 1998) modelleridir. Vorteks tırmanması modeli nötron yıldızının kabuğunun süperakışkan yapısına dayanır. Bu modele göre süperakışkanın dönmesini ve açısal momentumun aktarılmasını sağlayan yapılar olan vorteks çizgileri nötron yıldızının kabuğundaki atom çekirdeklerine takılırlar. Böylece kabuk ile süperakışkan arasında bir (açısal) hız farkı oluşur. Bu hız farkı kritik bir değere ulaştığında vorteks çizgileri ($\sim 10^{14}$ tane) takıldıkları yerden kurtulurlar ve açısal momentumlarını kabuğa aktararak sıçrama meydana getirirler. Sıçrama sonrası sönüm ise vorteks tırmanmasının yeni bir denge durumuna gelmesi sürecidir. Bu modele göre sıçramalar arası zaman gözlenen büyüklükler ve model parametreleri cinsinden şu şekilde ifade edilir:

$$t_g = \frac{\delta\Omega_s}{|\dot{\Omega}|} = 2\times10^{-3}\left(\frac{I_B}{I_A}+\frac{1}{2}\right)\tau_c\left[\left(\frac{\Delta\Omega}{\Omega}\right)_{-6} / \left(\frac{\Delta\dot{\Omega}}{\dot{\Omega}}\right)_{-3}\right] \quad (2)$$

Burada $\delta\Omega_s$ süperakışkanın açısal hızındaki değişim, I yıldızın toplam eylemsizlik momentidir. I_A kabuk süperakışkanının içerisinden vorteks akımının geçtiği, böylece de hem $\Delta\Omega$'ya hem de $\Delta\dot{\Omega}$'ye katkı veren kısımlarının eylemsizlik momentidir. I_B ise kabuk süperakışkanı içerisinde sadece sıçrama anında vorteks çizgilerinin geçtiği, bu yüzden de sadece $\Delta\Omega$'ya katkı sağlayan bölgelerin eylemsizlik momentidir.
Tablo-1'deki pulsarlardan Vela büyüklüğünde tekrarlamış sıçrama yapmış olanlar için sıçramalar arası zamanın gözlenen değeri ile vorteks tırmanması modelinin verdiği sonuçlar Şekil-5'te verilmiştir.

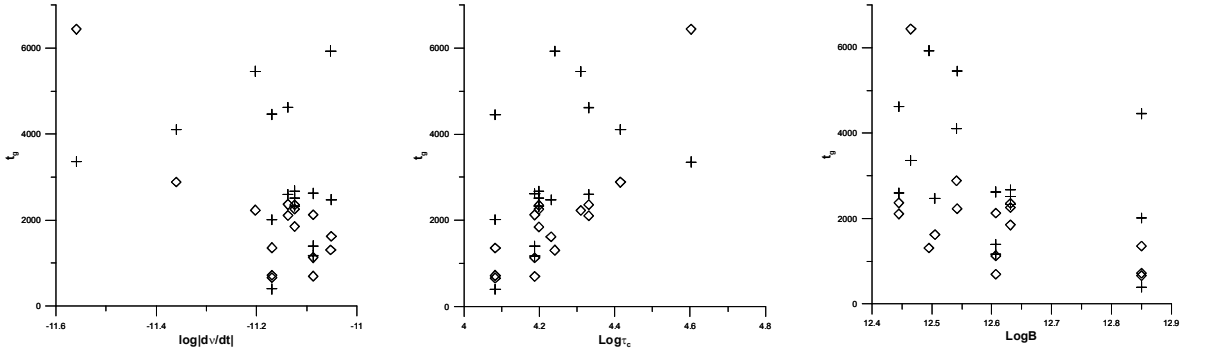


Şekil-5: Tekrarlamış Vela büyüklüğünde sıçrama yapmış Vela benzeri pulsarların sıçramaları arası zamanın gözlenen (+ sembolü) değerleri ile vorteks tırmanması modeli (o sembolü) tahmininin karşılaştırılması.

Akı tüpü modeli ise nötron yıldızının özek (kor) bölgesinin süperiletken-süperakışkan yapısına dayanır. Bir Tip II süperiletkeninde manyetik alan akı tüpleri içerisine hapsolmuştur. Vorteks çizgilerine takılan veya vortekslerle birlikte sürüklenen akı tüpleri kabuğun tabanına doğru açılırlar ve kabuğu gererek kırılmasına sebep olurlar. Bunun sonucunda da sıçrama meydana gelir. Bu modele göre sıçramalar arası zaman şu ifade ile verilir:

$$\frac{\Delta\Omega}{\Omega}\times\frac{1}{t_g} \sim \frac{\dot{\Omega}}{\Omega}\frac{I_n}{I} \sim \frac{10^{-5}\,yıl^{-1}}{\left(yaş/10^3\,yıl\right)} \quad (3)$$

Tablo-1'deki pulsarlardan Vela büyüklüğünde tekrarlamış sıçrama yapmış olanlar için sıçramalar arası zamanın gözlenen değeri ile akı tüpü modelinin verdiği sonuçlar Şekil-6'da verilmiştir.



Şekil-5: Vela büyüklüğünde tekrarlamış sıçrama yapmış Vela benzeri pulsarların sıçramaları arası zamanın gözlenen (+ sembolü) değerleri ile akı tüpü modeli (◊ sembolü) tahmininin karşılaştırılması.

5. Tartışma ve Sonuç

İstatistik çalışmamızda elde edilen sonuçlar şöyle sıralanabilir:

- Çalışmamızda sıçrama aktivitesi (A_g) ile spin yavaşlama oranı ($\dot{\nu}$) ve karakteristik yaş ($t_{yaş}$) arasındaki ilişkiler için önceki çalışmalarla (Lyne ve diğ. 2000, Wang ve diğ. 2000, Yuan ve diğ. 2010, Espinoza ve diğ. 2011) paralel sonuçlar bulunmuştur.
- Sıçrama aktivitesi ile manyetik alan (B) arasında herhangi bir ilişki görülmemiştir.
- Urama ve Okeke'nin (1999) Vela yaş aralığında (10^4-10^5 yıl) tekrarlamış sıçrama yapmış pulsarlar ile ilgili istatistik çalışmasının geçen 12 yıl içerisinde, pulsar sayısının artması ile birlikte, geçerliliğini koruyup korumadığına bakılmıştır. Şekil-3'deki grafikten de görüleceği üzerine sıçrama aktivitesi ile spin yavaşlama oranının logaritması arasındaki lineer ilişki bozulmuştur.
- Sıçrama istatistiği ile ilgili iki farklı duruma daha bakılmıştır. İlkinde Vela büyüklüğünde sıçrama yapmış ve Vela yaş aralığındaki 16 pulsar için sıçrama aktivitesi ile spin yavaşlama oranının logaritması arasındaki ilişki incelenmiştir. İkinci durumda ise yine Vela büyüklüğünde sıçrama yapmış fakat Vela yaş aralığında olmayan 16 pulsar için aynı ilişkiye bakılmıştır. Bu iki duruma karşılık gelen $A_g \approx 22.36 + 1.67 \log|\dot{\nu}|$, $A_g \approx 24.12 + 1.73 \log|\dot{\nu}|$ ifadeleri elde edilmiştir. Bu iki durum için sırasıyla 0.23 ve 0.39 olan korelasyon katsayılarından da anlaşılacağı üzere söz konusu ilişkilerin çok iyi olmadığı görülmektedir.
- Vela benzeri ve tekrarlamış Vela büyüklüğünde sıçrama yapmış pularlar için Alpar ve diğ. (1984,1993)'in vorteks tırmanması modeli ve Ruderman ve diğ. (1998)'in akı tüpü modeli sıçramalar arası zaman için iyi sonuçlar vermektedir.

6. Kaynaklar

-Alpar, M.A., Anderson, P.W., Pines, D. ve Shaham, J., 1984, ApJ, 276, 325
-Alpar, M.A., Chau, H.F., Cheng, K.S., ve Pines, D., 1993, ApJ, 409, 345
-Baym, G., Pethick, C.J. ve Pines, D., 1969, Nature, 224, 872
-Cognard, I. ve Backer, D.C., 2004, ApJ, 612, L25
-Cordes, J.M., Downs, G.S., ve Krause-Polstorff, J., 1988, ApJ, 330, 847
-Cordes, J.M. ve Helfand D.J., 1980, ApJ, 239, 640
-Dodson, R.G., McCulloch, P.M. ve Lewis, D.R., 2002, ApJ, 564, L85
-Espinoza, C.M., Lyne, A.G., Stappers, B.W. ve Kramer, M., 2011, MNRAS, 414, 1679
-Hobbs, G. ve Manchester, R.N., 2011, arXiv:astro-ph/1106.5192v1
-Kaspi, V.M. ve Gavriil, F.P., 2003, ApJ, 596, L71
-Lyne, A.G., Shemar, S.L. ve Smith, F.G., 2000, MNRAS, 315, 534
-McKenna, J. ve Lyne, A.G., 1990, Nature, 343, 349
-Middleditch, J., Marshall, F.E., Wang, Q.D., Gotthelf, E.V. ve Zhang, W., 2006, ApJ, 652, 1531
-Pines, D., 1999, ptgr.conf., 1999
-Ruderman, M.A., Zhu, T. ve Cken, K., 1998, ApJ, 492, 267
-Shabanova, T.V., Ap&SS, 308, 591
-Shemar, S.L. ve Lyne, A.G., 1996, MNRAS, 282, 677
-Urama, J.O. ve Okeke, P.N., 1999, MNRAS, 310,313
-Wang, N., Manchester, R.N., Pace, R.T., Bailes, M., Kaspi, V.M., Stappers, B.W. ve Lyne, A.G., MNRAS, 317, 843
-Weltevrede, P., Johnston, S. ve Espinoza, C.M., 2011, MNRAS, 411, 1917
-Wong, T., Backer, D.C. ve Lyne, A.G., 2001, ApJ, 548, 447
-Yuan, J.P., Wang, N., Manchester, R.N. ve Liu, Z.Y., 2010, MNRAS, 404, 289

CFHTLS PROJESİNDEN ELDE EDİLEN FOTOMETRİK KIRMIZIYA KAYMALARIN KARAKTERİZASYONU

Eyüp Kaan ÜLGEN[1], Christophe BENOIST[2], Sinan ALİŞ[1]

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
k.ulgen90@gmail.com salis@istanbul.edu.tr
[2]Laboratoire Lagrange, Observatoire de la Côte d'Azur, Nice, France
benoist@oca.eu

ÖZET

Galaksilerin kırmızıya kaymaları spektroskopik gözlemlerle çok yüksek doğrulukla belirlenebilir. Ancak bir galaksinin kırmızıya kaymasının spektroskopik olarak belirlenebilmesi oldukça fazla teleskop zamanı gerektirir. Son zamanlarda sayıları iyice artan gökyüzü tarama projelerinde üretilen galaksi kataloglarındaki galaksi sayıları gözönüne alındığında tüm galaksilerin spektroskopik kırmızıya kaymalarının elde edilmesi neredeyse imkansız bir hedef olarak durmaktadır. Bu amaçla fotometrik kırmızıya kayma yöntemi geliştirilmiş ve tarama projelerindeki çok bantlı gözlemler sayesinde galaksilerin kırmızıya kaymaları belirlenebilir hale gelmiştir. Fotometrik kırmızıya kaymalardaki doğruluk her geçen gün artmaktadır ancak yine de yöntemin doğası gereği dikkat edilmesi gereken noktalar vardır. Yapılan varsayımlara ve gözlem yöntemine bağlı olarak bazı yanlılıklar oluşabilir. Evrenin geniş ölçekli yapısını anlamamızda bir araç olarak kullanılan fotometrik kırmızıya kaymalardaki olası bu yanlılıkların ve hataların analizinin dikkatle yapılması ihtiyacı vardır. Bu çalışmada **VVDS** (VIMOS VLT Deep Survey) ve **CFHTLS** (Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey) optik verileri ve galaksi katalogları ile literatürden elde edilmiş simülasyon verileri kullanılmış ve fotometrik kırmızıya kayma değerlerindeki hataların kırmızıya kaymaya bağlılıkları incelenmiştir. CFHTLS projesi tasarımı itibariyle $0.2 \leq z \leq 1.3$ aralığındaki galaksilerin fotometrik kırmızıya kaymalarını belirleyebilmektedir. Daha büyük kırmızıya kaymalar için IR bölgede yapılacak gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır. Bu konuda ülkemizde filizlenmekte olan *Doğu Anadolu Gözlemevi*'nin önemli bir katkısı olabileceği düşüncesindeyiz.

1. Giriş

Galaksilerin kırmızıya kaymalarının (z) belirlenmesi evrenin haritalandırılması açısından çok önemlidir. Kırmızıya kayma değerleri yardımıyla galaksilerin ve galaksi kümelerinin bizden uzaklaşma hızları yani bir başka deyişle evrenin genişleme hızı bulunabilir. Bu da gözlemsel kozmolojinin en önemli çalışma alanlarından biridir. Fakat kırmızıya kaymanın spektroskopik (z_s) olarak belirlenmesi çok fazla teleskop zamanı gerektirir. Çok sayıda galaksinin kırmızıya kayması ölçülmek istendiğinde bu kırmızıya kaymaları spektroskopik olarak elde etmek neredeyse imkânsızdır. Bu sebepten dolayı günümüzde gökyüzü tarama projelerinde milyonlarca galaksinin kırmızıya kayması (z_p) fotometrik yolla belirlenmiştir. Gözlemsel kozmoloji çalışmaları için photo-z'ler çok önemli hale gelmiştir. Ancak z_p yöntemi ile elde edilen z değerlerinde hata payları ve yanlılıkları mevcuttur. Ayrıca fotometrik kırmızıya kayma yöntemi $0.2 \leq z_p \leq 1.3$ arasında etkin olarak kullanılır. Bunun temel sebepleri galaksi gözlemlerinde kullanılan Balmer break ve Lyman break yöntemlerinden dolayıdır. 4000 Å gözlenen Balmer break $0.2 \leq z \leq 1.2$ arasında gözlemlenebiliniyor. z değeri arttıkça 4000 Å gözlenen çizgi 10000 Å kadar kaymaktadır. Bu durumda optik bantlarda yapılan gözlemler yetersiz kalmaktadır. Bunun için IR bölgede yapılacak gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır. $3 \leq z$ olduğunda ise 1216 Å gözlenen Lyman break artık 3600 Å gözlenmektedir. Bu sebeplerden dolayı incelememizi $0.2 \leq z \leq 1.3$ arasında yaptık. Çalışmamızın temel amacı ise z_p değerlerindeki hataların (Δz), kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olup olmadığını belirlemek.

2. Veriler

Çalışmamızda CFHTLS (Canada-France-Hawai Telescope Legacy Survey), VVDS (VIMOS VLT Deep Survey) verilerini kullandık. CFHTLS 2003 - 2009 yılları arasında gözlemleri yapılmış önemli bir gökyüzü tarama projesidir. VVDS projesi ise CFHTLS ile gözlenen galaksiler için yürütülmüş bir spektroskopik takip projesidir. VVDS ile elde edilen spektroskopik kırmızıya kaymalar CFHTLS' de elde edilen fotometrik kırmızıya kaymaları analiz etmek için kullanılmıştır (Ilbert ve ark., 2006).

CFHTLS taraması derin alan taramasıdır. D1, D2, D3 ve D4 olmak üzere 4 derin alan ve W1, W2, W3 ve W4 olmak üzere de 4 geniş alan taraması yapılmıştır. Fotometrik kırmızıya kaymaların tespitinde "Le Phare" programı kullanılmıştır. Bu program, SED'lerin çakıştırılması tekniğine dayanmaktadır. CFHTLS projesinde *u*, g′, r′, i', z'* bantlarında ölçümler yapılmıştır. Veriler $0 < z < 1.3$ aralığındadır. Bunun temel sebebi optik teleskopların ancak bu aralıkta galaksilerin kırmızıya kaymalarını belirleyebilmesidir.

Çalışmamızda CFHTLS projesinin D1 derin alanının verilerini kullandık. Bunun temel sebebi VVDS projesi kapsamında gözlenen galaksilerin bu alanda yer almasıdır. CFHTLS-D1 343196 galaksi gözlenmiştir. VVDS projesinde ise 8981 galaksi gözlenmiştir. VVDS ve CFHTLS' den anlamlı sonuçlar elde edebilmemiz için verileri eşleştirmemiz gerekiyordu. İlk olarak kullandığımız verilere bazı sınırlamalar getirdik. VVDS taramasından z_s 'leri yüksek derecede güvenilir olan galaksileri seçtik. CFHTLS-D1 kullandığımız verilere en az 3 bant sınırı ve fotometrik hataları 1/10 olanları aldık. Bu sınırlamalar sonucunda birebir eşleşen galaksi sayısı 2909 dur.

3. **Bulgular**

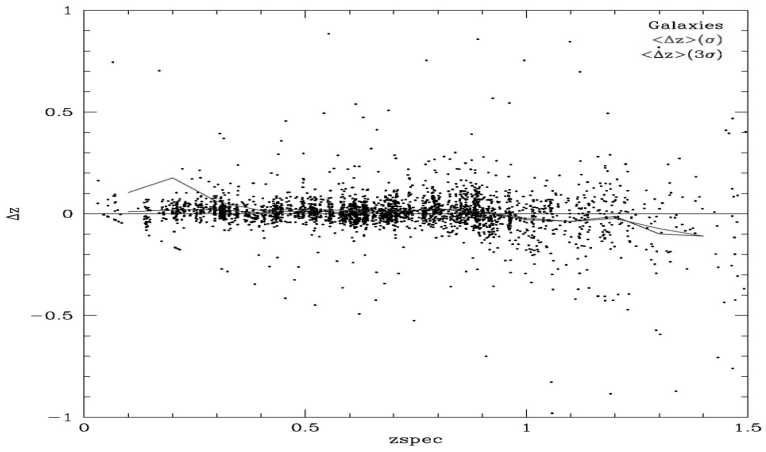
İlk olarak CFHTLS ve VVDS verilerinden elde ettiğimiz sonuçları inceledik.

z_cent	z_min	z_max	<Δz>	k	σ	<Δz>*	k(*)	σ(*)	%	<Δz>/1+z
0.00	-0.05	0.05	0.897	174	0.92	0.768	169	0.55	97	0.768
0.10	0.05	0.15	0.105	56	0.50	0.010	54	0.11	96	0.0090
0.20	0.15	0.25	0.176	127	0.61	0.019	119	0.08	93	0.0158
0.30	0.25	0.35	0.061	282	0.28	0.021	275	0.06	97	0.0161
0.40	0.35	0.45	0.016	199	0.13	0.005	197	0.07	98	0.0035
0.50	0.45	0.55	0.023	211	0.15	0.015	208	0.07	98	0.01
0.60	0.55	0.65	0.017	426	0.15	0.005	420	0.06	98	0.0031
0.70	0.65	0.75	0.010	338	0.08	0.012	329	0.05	97	0.0070
0.80	0.75	0.85	0.025	263	0.09	0.022	260	0.07	98	0.0122
0.90	0.85	0.95	0.011	364	0.10	0.009	359	0.08	98	0.0047
1.00	0.95	1.05	-0.021	171	0.12	-0.029	169	0.09	98	-0.0145
1.10	1.05	1.15	-0.038	113	0.20	-0.037	109	0.12	96	-0.0176
1.20	1.15	1.25	-0.023	92	0.19	-0.013	91	0.17	98	-0.0059
1.30	1.25	1.35	-0.073	36	0.27	-0.099	35	0.23	97	-0.0430
1.40	1.35	1.45	-0.110	17	0.21	-0.110	17	0.21	100	-0.0458

(*) → 3 σ uygulanmış

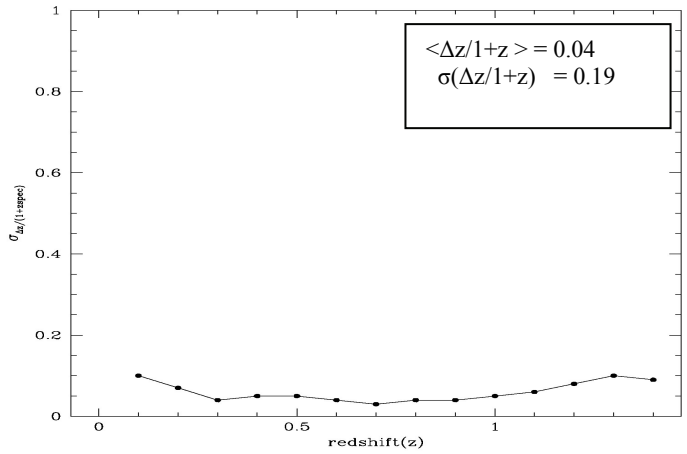
TABLO-1

Yukarıdaki tabloda CFHTLS ve VVDS verilerinden elde ettiğimiz sonuçlar bulunmaktadır. Çalışmamızda z değerini aralıklara ayırdık. Yaptığımız bütün hesapları her bir aralık için yaptık. İlk olarak her bir aralığın Δz' sinin ortalamasını hesapladık. Sonra bunların standart sapmalarını hesapladık. Bu işlemleri 3σ uyguladıktan sonrada tekrar ettik. Son olarak da her bir aralık için rölativistlik hataları hesapladık.



ŞEKİL-1
CFHTLS+VVDS verilerinden elde edilen Δz - z_s grafiği. $\Delta z = z_p - z_s$

Şekil-1'i incelediğimizde 0 üzerinde bir dağılım mevcuttur. Bu beklenen bir durumdur. Bu sonuç bizim z_p değerlerimizin güvenirliğini göstermektedir. Şekilde görülen kırmızı çizgi Tablo-1 de hesaplanan Δz'nin her bir aralıktaki ortalamasını temsil etmektedir. Her bir aralık için ortalama almamızın sebebi elde ettiğimiz sonuçlardaki hata oranını azaltmak istememiz. Ayrıca verilerimize 3σ uyguladık. Bunun sonucunda verilerde bulunan catastrophic hatalar dışlanmış oldu. Şekilde ki mavi çizgi 3σ uyguladıktan sonra her bir aralık için Δz'nin ortalamasını göstermektedir. Görüldüğü gibi $z \geq 1.2$ olduğu değerde mavi ve kırmızı çizgilerde 0 dan saçılmalar mevcut. Bunun sebebi Balmer break gözlenememesinden dolayıdır.



ŞEKİL-2
CFHTLS+VVDS verilerinden elde edilen σ(Δz/1+z) – z grafiği.

Şekil-2'yi incelediğimizde $z < 0.3$ ve $z > 1.2$ değerlerde sapmalar görülmektedir. Bunun sebebi yukarıdaki bölümler de bahsettiğim optik bantlarda alınan gözlemlerin yetersizliğinden kaynaklanmaktadır. $z < 0.3$ olan değerlerde U.V bölgede, $z > 1.2$ olan değerlerde ise IR bölgede yapılacak gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır.

4. Tartışma ve Sonuç

Çalışmamızın sonucunda Δz'nin kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olmadığı gördük. Ölçümlerdeki hataların temel sebebi ise optik bantlardaki ölçümlerin yetersiz olmasından dolayıdır. İleri aşamada Δz'nin galaksi tipine ve parlaklığa bağlı bir fonksiyon olup olmadığına bakacağız.

5. Kaynaklar

Ilbert O., Arnouts S. et al., 2006, A&A, 457, 841
http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHLS/
http://cesam.oamp.fr/vvdsproject/
http://www.cfht.hawaii.edu/~arnouts/LEPHARE/lephare.html

DEĞEN ÇİFTLERDE SON DURUM:
EL Aqr ve V407 Peg'in MUTLAK PARAMETRELERİ

Fahri ALİÇAVUŞ[1,2], Filiz KAHRAMAN[1,2], Faruk SOYDUGAN[1,2] ve Esin SOYDUGAN[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültsi, Fizik bölümü
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi
(eposta: fahrialicavus@comu.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada, W UMa türü çift sistemler olan EL Aqr ve V407 Peg' in çok renk ışık eğrileri elde edilerek literatürde bulunan tayfsal verilerden elde edilen dikine hız değerleri ile birlikte eş zamanlı olarak çözülmüş ve sistemlerin bileşenlerinin salt parametreleri elde edilmiştir. V407 Peg için ışık eğrisinde görülen tutulmalar dışında, soğuk bileşen yüzeyinde manyetik etkinlik kaynaklı değişimler, olası soğuk lekeler yardımıyla modellenmiş ve leke parametreleri belirlenmiştir. Çözümler sonucunda EL Aqr' nın baş ve ikinci bileşenlerinin kütleleri ve yarıçapları sırasıyla, 1.61 $M_{\odot}$ ve 0.36 $M_{\odot}$, 1.75 $R_{\odot}$ ve 0.94 $R_{\odot}$ olarak bulunurken V407 Peg için ise sırasıyla, 1.76 $M_{\odot}$ ve 0.46 $M_{\odot}$, yarıçaplar ise 2.09 $R_{\odot}$ ve 1.16 $R_{\odot}$ olarak belirlenmiştir. Bulunan parametreler, 111T224 kodlu "Çift Yıldızlarda Açısal Momentum ve Yörünge Evrimi" adlı TÜBİTAK projesinin bir parçası olarak kullanılmak üzere oluşturulmakta olan "Değen Çift Yıldızlar" kataloğuna eklenmiştir. EL Aqr ve V407 Peg'in bileşenlerinin HR diyagramında ve diğer temel düzlemler üzerindeki yerleri, diğer W UMa bileşenleri ile birlikte ele alınarak yorumlanmıştır.

1. Giriş

Örten çift sistemlerin bir alt grubu olan W UMa değişenleri, bir günden daha kısa dönemli ve bileşenlerin her ikisi de Roche loblarını doldurmuş olan çoğunluğu anakolda bulunan yıldızlardır. Bu tür sistemler, yıldız evrimlerinin incelenmesi ve araştırılması bakımından önem taşımakta ve bu tür yıldızların kısa dönemli ayrık çift sistemlerin evrimleri sonucunda veya aynı ortamda oluşan birbirine çok yakın iki yıldız çekirdeğinin ortak zarf içinde meydana geldiği öngörülmektedir (Vilhu, 1982). Bu konuda yapılan araştırmalar devam etmektedir. Bu nedenle bu tür sistemlerle ilgili yapılan analizler bu araştırmalara ve bu tür sistemlerle ilgili daha ayrıntılı bilgiler elde edilmesine ışık tutması açısından önemlidir. Bu çalışmada da, W UMa türü çift sistemler olan EL Aqr ve V407 Peg' in çok renk ışık eğrileri elde edilerek literatürde bulunan tayfsal verilerden elde edilen dikine hız değerleri ile birlikte eş zamanlı olarak çözülmüş ve sistemlerin salt parametreleri elde edilmiştir.

V407 Peg (V = 9.45) ilk olarak Maciejewski ve ark. (2002) tarafından keşfedilmiş ve W UMa türü değişim gösterdiği belirtilmiştir. Sistemin dönemi 0.636889 gün, tayf türü ise F0V olarak verilmektedir (Rucinski ve ark. 2008). İlk fotometrik ve tayfsal çalışması ise yine Maciejewski ve ark. (2003) tarafından yapılmıştır. Yapılan bu çalışmada sisteme ait ışık eğrisi çözümü Wilson Devinney programı ile yapılırken sistemin tayfsal çalışmasından da elde edilen radyal hız eğrisinden $V_{\gamma} = 4.2 \pm 0.8$ km/s, kütle oranıda $q = 0.253 \pm 0.034$ olarak elde edilmiştir. Işık eğrisi çözümü ise birinci yıldızın üzerine sıcak leke konularak yapılmıştır. Sistemin ikinci radyal hız çalışması da Maciejewski ve Ligeza (2004) tarafından yapılmış ve bu çalışmada da yıldızın kütle merkezinin hızı $V_{\gamma}= 22.1 \pm 5.9$ km/s bulunurken $q= 0.234 \pm 0.022$ olarak elde edilmiştir. Sistemin son radyal hız çalışmasıda

Rucinski ve ark. (2008) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada da sistemin kütle oranı q= 0.256 ± 0.006 olarak verilmiştir. Sistemin son fotometrik çalışması ise Deb ve Singh (2011) tarafından ASAS (All Sky Automatic Survey) ışık eğrisi çözümü ile yapılmıştır. Sistemin dönem değişim ile ilgili olarak tek bilgi Zasche (2011) tarafından verilmiş ve sistemde eksen dönmesi olabileceği belirtilmiş fakat detaylı bir analiz yapılmamıştır.

EL Aqr (BD-08 6189, HIP 117317, V=10^m.572) ise ilk kez Hoffmeister (1933) tarafından dönemli ışık değişimi gösteren bir yıldız olarak tanımlanmıştır. Daha sonra Stepien (1968), sistemin ışığının 0.35 kadirlik genlikle ve 0.48141 günlük bir dönem ile W UMa türü değişim gösterdiğini duyurmuştur. Sistemin ilk tayfsal çalışması Rucinski ve ark. (2001) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada sistemin toplam 41 adet tayf verisi alınmış ve dikine hız çözümü yapılmıştır. Çözümler sonucunda K_1=53.38 km/s, K_2=263.34 km/s olarak belirlenmiştir. Ayrıca V_γ=12.51 km/s olarak hesaplanmıştır. Rusincski ve ark. (2001), sistemin A tipinden W UMa türü değişen bir çift sistem olduğunu ortaya koyarak baş bileşenin tayf türünü F3V olarak belirlemişlerdir. Sistemin ilk ayrıntılı ışıkölçüm çalışması *Hipparcos* ve ASAS ışık eğrileri kullanılarak Wadhwa ve Zealey (2004) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada da sistemin A tipi değen çift olduğu ve değme/taşma parametresinin %44 olduğu belirlenmiştir. Rucinski ve Duerbeck (2006), EL Aqr' nın 15 adet tayfını alarak analiz etmişlerdir. Bu çalışmada elde edilen dikine hız çözümü ile Rucinski ve ark. (2001) tarafından yapılan çözümün uyumlu olduğu görülmektedir. Sisteme ilişkin bir diğer araştırmada ise, Rucinski ve ark. (2007) tarafından, adaptive optik yöntemi kullanılarak üçüncü bileşen taraması yapılmıştır ancak herhangi bir üçüncü cisim gözlenememiştir. Sistem için son bir fotometrik çalışma da Deb ve Singh (2011) tarafından ASAS verilerinin incelenmesi ile yapılmıştır.

2. Gözlemler

EL Aqr ve V407 Peg'in fotometrik gözlemleri, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde, 2011 gözlem sezonu boyunca yapılmıştır. EL Aqr sisteminin ışık eğrisi T122'lik teleskop ve ona bağlı STL1001E kamera ile VRI süzgeçleri kullanılarak toplam 3 gece, V407 Peg sisteminin ise 30 cm'lik teleskop ve ona bağlı STL1001E kamera ile BVR süzgeçleri kullanılarak toplam 4 gece yapılmıştır. Her iki sistem içinde seçilen mukayese ve denet yıldızları sırasıyla EL Aqr ve V407 Peg için GSC 5830-53 ile GSC 583-782 ve GSC 1720-1719 ile GSC 1720-986 yıldızlarıdır ve herhangi bir ışık değişimi göstermedikleri görülmüştür. EL Aqr'nın VRI filtrelerindeki gözlem verilerinde ortalama hatalar sırasıyla 0^m.006, 0^m.007 ve 0^m.006 olarak V407 Peg sisteminin ise BVR filtrelerinde gözlem duyarlılıkları ise B filtresi için 0^m.01 iken VR filtrelerinde 0^m.008 olarak elde edilmiştir.

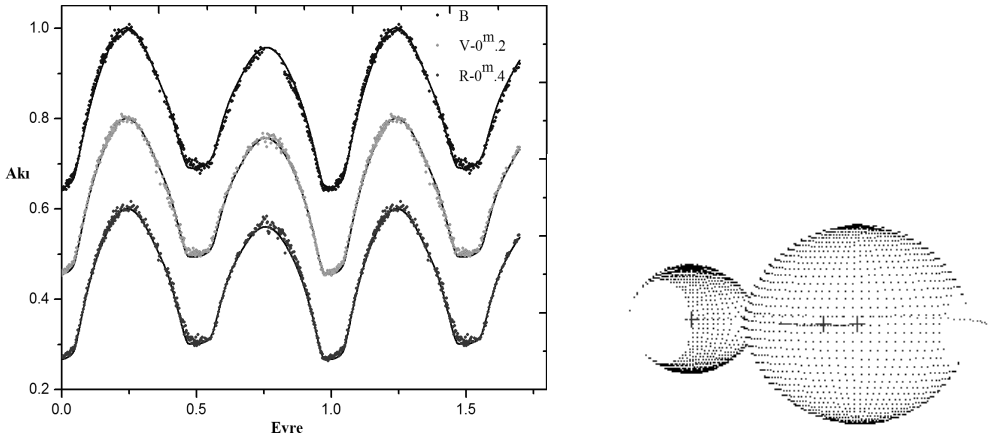
3. Analiz ve Bulgular

EL Aqr ve V407 Peg sisteminin elde edilen ışık eğrileri literatürde yer alan dikine hız verileri yardımıyla Wilson-Devinney (WD) programının 2003 versiyonu ile çözülmüştür. Sistemlerin fotometrik çözümleri, WD programının değen örten çift sistemler için kullanılan mod3 yardımıyla yapılmıştır. Sistemlerinin baş bileşen sıcaklıkları ise sırasıyla EL Aqr için Rucinski ve ark. (2001) tarafından verilen F3V tayf türüne göre, V407 Peg için ise yine Rucinski ve ark. (2008) tarafından verilen F0V tayf türüne göre Cox (2000)'dan 6883 K ve 7300 K olarak seçilmiş ve sabit parametre olarak alınmıştır. Kütle oranlarının başlangıç değeri olarak ise sistemlerin tayf türlerinin alındığı makalelerdeki yörünge çözümünden bulunan değerler alınmış (EL Aqr için 0.203, V407 Peg sistemi içinde 0.256) ve çözüm sırasında serbest bırakılmıştır. V407 Peg sisteminin ışık eğrisinde

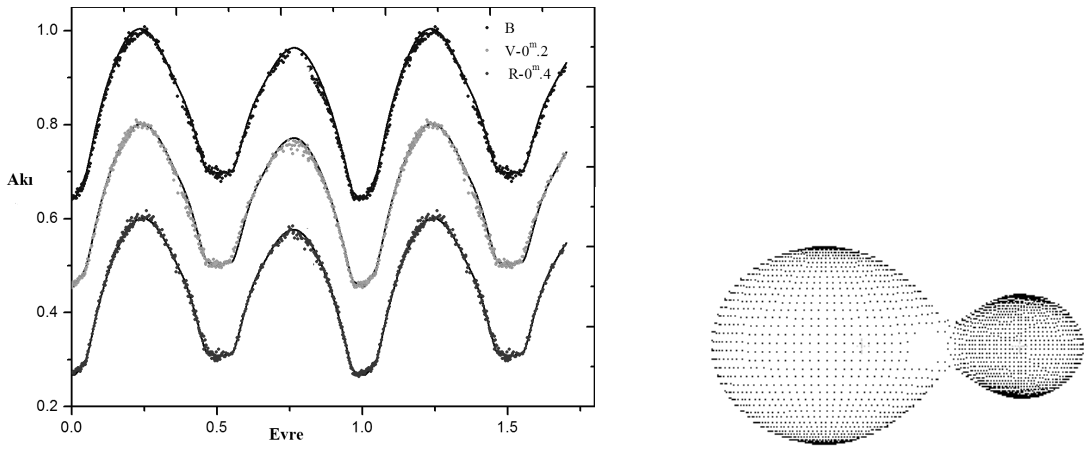
maksimumlarda yer alan asimetriler ise olası soğuk-sıcak lekeler ile irdelenmiştir ve çözülmüştür. Sistemlerinin ışık eğrileri ve bileşenlerin dikine hızlarının analizi sonucunda bulunan parametreler Çizelge 1'de verilmiştir. Bu parametreler ile elde edilen kuramsal eğrilerin gözlem noktaları ile birlikte gösterimi ise Şekil 1, 2 ve 3'te verilmiştir.

Çizelge 1. EL Aqr ve V407 Peg sistemlerinin ışık eğrisi çözüm parametreleri.

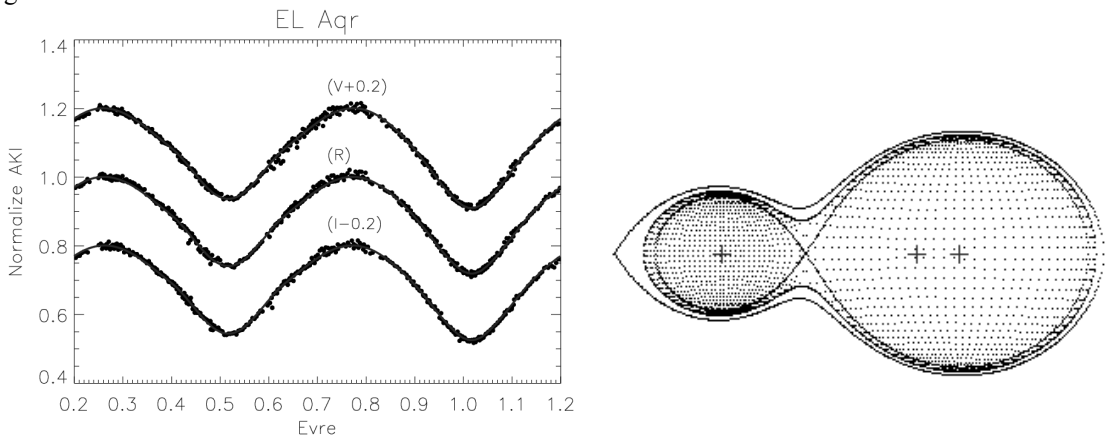
Parametre	**EL Aqr**	**V407 Peg Soğuk leke Çözümü**	**V407 Peg Sıcak leke Çözümü**
T_0	2452500.1191	2455795.452551	2455795.452551
P (gün)	0.48141	0.6368831	0.6368831
Φ	0.0168 ± 0.0002	0.0068 ± 0.0011	0.0089 ± 0.00112
q	0.224 ± 0.002	0.26034 ± 0.002	0.227 ± 0.001
Tayf Türü	F3V	F0V	F0V
T_1 (K)	6883	7300	7300
T_2 (K)	6606 ± 19	6315 ± 12	6653 ± 10
i (^{o})	69.24 ± 0.24	87.489 ± 0.218	88.777 ± 0.299
Ω_1	2.212 ± 0.005	2.3289 ± 0.004	2.2408 ± 0.003
Ω_2	2.212 ± 0.005	2.3289 ± 0.004	2.2408 ± 0.003
M_1 ($M_\odot$)	1.61	1.76	1.62
M_2 ($M_\odot$)	0.36	0.46	0.35
R_1 ($R_\odot$)	1.75	2.09	2.08
R_2 ($R_\odot$)	0.94	1.16	1.1
L_1 / (L1+L2)_B	0.806± 0.003	0.86 ± 0.083	0.84 ± 0.002
L_1 / (L1+L2)_V	0.803 ± 0.003	0.85 ± 0.081	0.84 ± 0.002
L_1 / (L1+L2)_R	0.802± 0.003	0.84 ± 0.078	0.83 ± 0.002
Fill-out	55	29	40
l3_B	0.0	0.1496 ± 0.0006	0.1327 ± 0.006
l3_V	0.0	0.1341 ± 0.0005	0.1136 ± 0.005
l3_R	0.0	0.1263 ± 0.0004	0.1048 ± 0.004
V_γ (kms^{-1})	13.3 ± 0.5	5.75 ± 0.07	6.6 ± 0.075
a ($R_\odot$)	3.24± 0.01	4.0607 ± 0.014	3.9168 ± 0.014
$Enlem_1$	-	92.57	90.96
$Boylam_1$	-	196.1 ± 0.0213	341 ± 0.0645
R_1	-	19.26 ± 0.246	8.6 ± 0.250
T_1	-	0.8	1.53 ± 0.016
$Enlem_2$	-	92.57	-
$Boylam_2$	-	258.2 ± 0.452	-
R_2	-	47.37 ± 0.006	-
T_2	-	0.8	-



Şekil-1. V407 Peg sisteminin soğuk leke modelli çözümünün gözlem noktaları ile uyuşumu ve Roche geometrisi.

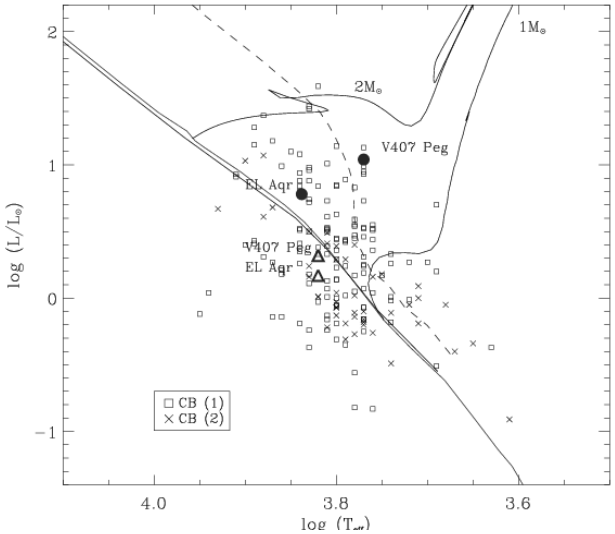


Şekil-2. V407 Peg sisteminin sıcak leke modelli çözümünün gözlem noktaları ile uyuşumu ve Roche geometrisi.



Şekil-3. EL Aqr sisteminin çözümünün gözlem noktaları ile uyumu ve Roche geometrisi.

Ayrıca bu çözümler ışığında, her iki çift sistem için de bulunan temel parametreleri dikkate alarak ve daha önceki çalışmalarda elde edilen şimdiye kadar mutlak parametreleri belirlenen yıldızlar ile birlikte birinci ve ikinci bileşenleri ayrı ayrı çizdirdiğimizde, H-R diyagramında (Şekil-4), bilinen W UMa türü örten çift sistemler ile her iki sistemin bileşenlerinin konumları için oldukça iyi bir uyum söz konusudur.



Şekil-4. EL Aqr ve V407 Peg için elde edilen çözümler ışığında hesaplanan mutlak parametlerin, H-R diyagramı üzerinde diğer W Uma türü yıldızlar ile karşılaştırılması.

4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada EL Aqr ve V407 Peg sistemlerinin ışık eğrileri, literatürde bulunan dikine hız verileri ile birlikte çözülmüş ve sistemlere ait mutlak parametreler elde edilmiştir. V407 Peg'in ışık eğrisinde görülen asimetriler de olası bir soğuk veya sıcak leke yaklaşımı ile temsil edilmiştir. Lekeli çözümler incelendiğinde ise, soğuk lekeli yaklaşım da soğuk bileşen için manyetik aktivite kaynaklı soğuk lekenin varlığı olası görünürken, sıcak bileşendeki soğuk lekenin varlığını açıklamak için radyatif dış katmanı düşündüğümüzde çok mümkün görünmemektedir. Bu tür yıldızların genişlemiş atmosferleri ve atmosfer hareketleri düşünüldüğünde soğuk leke yüzeyde homejen olmayan bir madde dağılımı sonucu olabileceği düşünülebilir ancak bu yaklaşımda beraberinde birçok sorun getirmektedir. Bu tür yıldızlar bu açıdan araştırmaya açıktır. Sıcak lekeli çözümü incelediğimizde ise, küçük kütleli bileşenden gelen maddenin bazı bölgelerinde ısınmalara sebep olacağı düşünülebilir. V407 Peg sisteminin yapılan analizinde sisteme ortalama %13'lük katkı sağlayan üçüncü bir cisim saptanmıştır. Bu üçüncü cismin kanıtlanabilmesi açısından daha önceki dikine hız çözümleri sonucunda görülen sistemin uzay hızındaki değişim incelenebilir ve bunun için zamana yayılmış dikine hız eğrisi çözümlerine ihtiyaç vardır. Her iki sistem içinde yapılan analizler sonucunda sistemlerin değme/taşma oranları sırasıyla, EL Aqr için %55, V407 Peg içinse soğuk leke modelinde %29, sıcak leke modelinde ise %40 elde edilmiştir ve sistemlerin aşırı değen çift yıldızlar olduğu görülmüştür. EL Aqr ve V407 Peg yıldızlarının analizler sonucu bulunan kütle oranlarının ise literatürde tayfsal çalışma sonucunda bulunan değerlerle uyum içinde olduğu söylenebilir. Fakat V407 Peg sistemi için yapılan olası sıcak leke yaklaşımında elde edilen kütle oranın, literatürdeki çalışma ile uyuşumunun biraz daha az olduğu görülmüştür. Sistemlerin elde edilen mutlak parametreleri yardımıyla sistemlerin ışıtmaları EL Aqr için L_1=6.16 $L_\odot$, L_2=1.51 $L_\odot$, V407 Peg için sırasıyla sıcak ve soğuk leke modelleri için L_1=11.11$L_\odot$, L_2=1.92$L_\odot$ ve L_1=11.01 $L_\odot$, L_2=1.04$L_\odot$ elde edilmiş ve 111T224 kodlu "Çift Yıldızlarda Açısal Momentum ve Yörünge Evrimi" adlı Tübitak projesinde oluşturulmakta olan "Değen Çift Sistemler" kataloğunda ele alınmıştır. Ayrıca çalışılan sistemlerin, tüm W UMa sistemleri için verilen kütle- yarıçap ve kütle-ışıtma dağılımlarına uydukları görülmüştür.

Teşekkür. Bu çalışma, TÜBİTAK tarafından 111T224 nolu proje ile desteklenmiştir.

5. Kaynaklar

Deb, Sukanta; Singh, Harinder P.,2011,MNRAS,412,1787D.
Hoffmeister, Cuno,1933,AN,247,281H.
Kalomeni, B.; Yakut, K.; Keskin, V.; Değirmenci, Ö. L.; Ulaş, B.; Köse, O., 2007,AJ, 134, 642K.
Maciejewski, Gracjan; Karska, Agata; Niedzielski, Andrzej, 2002,IBVS, 5343, 1M.
Maciejewski, Gracjan; Ligeza, Piotr; Karska, Agata, 2003, IBVS, 5400, 1M.
Maciejewski, Gracjan; Ligeza, Piotr, 2004, IBVS,5504, 1M.
Rucinski, Slavek M.; Lu, Wenxian; Mochnacki, Stefan W.; Ogłoza, Waldemar; Stachowski, Greg, 2001,AJ,122,1974R.
Rucinski, Slavek M.; Duerbeck, Hilmar W. 2006,AJ,132,1539R.
Rucinski, Slavek M.; Pribulla, Theodor; van Kerkwijk, Marten H. 2007,AJ,134,2353R.
Rucinski, Slavek M.; Pribulla, Theodor; Mochnacki, Stefan W.; Liokumovich, Evgenij;

Lu, Wenxian; DeBond, Heide; De Ridder, Archie; Karmo, Toomas; Rock, Matt; Thomson, J. R.; and 3 coauthors, 2008,AJ,136,586R.
Stepien, Kazimierz,1968,PASP,80,220S.
Vilhu, O., 1982, A&A, 109, 17.
Wadhwa, Surjit S.; Zealey, William J., 2004,Ap&SS,291,21W.
Zasche, P.2011,IBVS,5991,1Z.

V444 CYG ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN TAYFSAL ENERJİ DAĞILIMI VE GÖRSEL BÖLGE İÇİN PoWR MODEL ÇALIŞMASI

Figen Z. ERİŞ[1], Fehmi EKMEKÇİ[1], Paul CROWTHER[2]

[1]*Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümleri, 06100 Tandoğan, Ankara, Türkiye, figeneris@yahoo.com*
[1]*Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümleri, 06100 Tandoğan, Ankara, Türkiye, fekmekci@science.ankara.edu.tr*
[2] *University of Sheffield, Dept of PhysicsandAstronomy, Hounsfield Road, Sheffield, S3 7RH, United Kingdom, Paul.Crowther@sheffield.ac.uk*

Özet : Bu çalışmada galaktik WN türü çift çizgili bir tayfsal çift Wolf-Rayet yıldızı olan WR139 (V444 Cyg) yıldızının PoWR programı ile görsel bölge tayfının tayfsal enerji dağılımı incelenerek model parametreleri tanımlandı. Model'in süreklilik akısı optik ve kızılöte fotometrik çalışmaları ile karşılaştırıldı. WR139'un görsel bölge tayfındaki N IV ve He II çizgilerinin merkezi dalga boyu, çizgi şiddeti ve eşdeğer genişlik hesap sonuçları ilgili IRAF paket programında profil fitleri uygulanarak elde edildi. PoWR model çalışması sonucu elde edilen N IV ve He II model çizgilerine de aynı şekilde IRAF paket programında profil fitleri uygulandı ve model ile gözlemsel değerler karşılaştırıldı. Tayfsal enerji dağılımı için elde edilen en uygun model fitinin parametreleri Wolf-Rayet yıldızı için Rosseland optik derinliği τ=20'de T_*=62.745 kK, R_*=3.78 $R_\odot$, log$L/L_\odot$=4.632, v_∞=1600 km s^{-1}, $\dot{M}$=6.76·$10^{-6}$$M_\odot$ y^{-1} ve uzaklık modülü DM= 10.31 kadir'den M_v= -4.51 kadir olarak belirlendi.

1. Giriş

Wolf-Rayet yıldızları (WR) ilk kez 1867 yılında C.J.E Wolf ve G. Rayet tarafından tanımlanmış olan, tayflarında görülen geniş salma çizgileri ile karakterize, büyük kütleli evrimleşmiş yıldızlardır ve 2000 km s^{-1} e varan çok güçlü yıldız rüzgarları ile hızla kütle kaybederler. Bu tür yıldızların kütleleri 5 ile 60 $M_\odot$ arasında yüzey sıcaklıkları ise 25,000 K den başlayarak 100,000 K üzerine kadar çıkmaktadır.

WR yıldızları tayflarında bulunan geniş salma çizgilerine göre WN, WC ve WO alt tayf türlerine ayrılmaktadır. WN yıldızlarının tayflarında C, Si ve H'e ait salmalar görülse de hakim olan He ve N salma çizgileridir. WC yıldızlarının tayflarında C ve He salma çizgileri hakimdir, H ve N'a ait çizgiler görülmemektedir. WO yıldızlarının tayfları WC yıldızlarınınkine benzer, tek farkla ki bunlarda O çizgileri daha belirgindir ve daha yüksek iyonizasyon derecelerine ait çizgiler görülebilmektedir. Bu üç tayf sınıfı ayrıca iyonizasyona göre sınıflamayı veren alt sınıflara ayrılmaktadır. Yüksek iyonizasyon derecelerine ait salmalar gösteren(örn. He II, N V, O VI) WN yıldızları WN2, düşük iyonizasyon derecelerine ait salmalar gösteren (örn. HeI, N III) WN yıldızları ise WN9 olarak tanımlanmaktadır. Sınıflama WN11'e kadar gitmektedir.WN2'den WN11'e doğru gidildikçe yüksek iyonizasyon potansiyellerine sahip iyonların çizgi şiddetleri azalırken düşük iyonizasyon potansiyeline sahip iyonların çizgi şiddetleri artmaktadır. (Willis et al. 2004). Yayınlarda ayrıca WN2-5 yıldızlar erken tür (WNE:WN-Early type), WN6-9 yıldızlar ise geç tür (WNL:WN-Late type) olarak tanımlanmaktadır. Önemli istisnalar olmasına rağmen WNE yıldızları genellikle H salma çizgileri göstermezler. Bu çizgiler WNL yıldızlarında mevcuttur (Hillier 2000).WC yıldızlarında da aynı özellik görülmesine

rağmen bazı WC alt türlerinde durum WN'de olduğu kadar belirgin değildir. Bunun nedeninin kimyasal bolluklardaki farklılıklar olduğu bildirilmektedir (Willis et al. 2004).

Şu ana kadar literatürde tespit edilmiş 501 WR yıldızı bulunmaktadır. Bunların 355'i galaktik, 134'ü Büyük Macellan Bulutunda ve 12'si Küçük Macellan Bulutunda yer almaktadır.

WR yıldızları 3 farklı şekilde karşımıza çıkmaktadır :

a) Kütleli çift sistemlerin daha düşük kütleli bileşenleri olarak. Bilinen WR yıldızlarının ≈%40'ı bir çift yıldız bileşenidir ve bunların da ≈ %30'unda yoldaş bir O yıldızıdır. Ayrıca WR-WR ve WR-kompakt bileşenlerden oluşan çift sistemlere de rastlamak mümkündür. Ancak tayflarında gösterdikleri daha dar salma çizgileri ve daha güçlü P-Cygni profilleri ile diğer WN yıldızlardan ayrılan bilinen WN8/9 yıldızlarının hemen hemen hiç biri WR+O çift sistemlerinde yer almazlar. Bu yıldızlar genellikle "runaway" yıldızlar olarak karşımıza çıkmaktadırlar. WN8/9 yıldızları ayrıca yüksek seviyede fotometrik gürültü gösteren yıldızlar olarak da diğer alt türlerden ayrılmaktadırlar. Buna karşın WN6/7 yıldızlarının ≈ %60'ı bir WR+O çift sistemi bileşenidir (Moffat 1995).
b) Genellikle Pop I halka nebulalarla ilişkili tek yıldızlar olarak. Bu durumda WR yıldızı $Z_{\odot}$'e sahip ve başlangıç kütlesi > 20 $M_{\odot}$ olan yıldızların son evrim aşamasıdır. Galaktik WR yıldızlarının %33'ünün etrafında halka nebula vardır. WN halka nebulalarının sayısı WC halka nebulaların sayısından daha fazladır. WN halka nebulaların sayıca WC halka nebulalardan daha fazla olmasının WN → WC evrimi kapsamında halka nebulaların yıldız evrimi sırasında buharlaştığına işaret ettiği düşünülmektedir (van der Hutch 2001).
c) Bazı gezegenimsi bulutsuların çekirdekleri olarak. Gezegenimsi bulutsuların merkezi yıldızları genellikle, kütleleri $0.6M_{\odot}$ civarında olan ve ince bir He kabuk ve H'ce zengin dış atmosferle çevrili yoğun CO çekirdeğe sahip, sıcak, beyaz cüce öncesi yıldızlar olmakla birlikte, bilinen galaktik gezegenimsi bulutsulardan yaklaşık 50 tanesinin merkezinde yoğun WR özellikleri gösteren yıldızlar bulunmaktadır. Bunların hepsinin WC türü yıldızlar oldukları bildirilmiştir (Peňa et al. 2001) .

Yüksek hızlı yıldız rüzgarları sonucu tayflarında görülen geniş salma çizgileriyle karakterize olan Wolf-Rayet yıldızları büyük kütleli yıldızların bir evrim aşaması olup ayrıca da süpernova patlamaları ve gama ışın parlamaları gibi yüksek enerjili olayların ataları oldukları düşünülmektedir. Bu nedenlerle Wolf-Rayet yıldızları ile ilgili araştırmalar yıldızlararası ortamın kimyasal evrimi, dinamiği ve enerjisini anlayabilmek açısından önem taşımaktadır.

Bu çalışmada WR bileşenli bir galaktik çift yıldız sistemi olan V444 Cyg'nin, La Palma'da bulunan Isaac Newton Teleskobuna (INT) bağlı orta dispersiyon tayfçekeri (IDS) ile alınmış olan görsel bölge tayfının tayfsal enerji dağılımı, Potsdam grubu tarafından hazırlanan PoWR modelleriyle karşılaştırıldı. Modelleme çalışması sistemin atmosfer parametreleri açısından değerlendirildi.

2. Model

Potsdam grubu tarafından özel olarak farklı WR alt tayf grupları için hazırlanmış olan PoWR modeli küresel olarak simetrik sabit kütle kaybı varsayımı üzerine kurulmuştur. Model çizgi örtüşmesini ve non-LTE rüzgar düzensizliğini dikkate almaktadır. Buna bağlı olarak kümeleşme faktörü (D) WNE, WNL ve WC yıldızları için ayrı ayrı hesaplanmış ve

sabitlenmiştir. Kimyasal bolluklar da aynı şekilde WNE, WNL ve WC alt grupları için ayrı ayrı hesaplanmış ve sabitlenmiştir. Çizgi genişlemesi için yalnızca Doppler genişlemesi dikkate alınmış ve modelde Doppler hızı 100 km s^{-1} olarak sabitlenmiştir. Yıldız yarıçapı R_*, τ= 20 Rosseland optik derinliğine karşılık gelmektedir ve bu model için yıldızın iç sınırını temsil etmektedir. Yıldız sıcaklığı T_*, Stefan-Boltzman yasasına uygun olarak ışınım gücü L ve yıldız yarıçapı R_* ile tanımlanmaktadır. Her bir WR modeli kimyasal bileşim ve L, T_*, $\dot{M}$, v_∞ ve D parametreleri ile tanımlanmıştır. Ancak Scmutz et al 1989 tarafından Wolf-Rayet yıldızları için belirlenen ölçekleme yasasının yardımıyla modeller yalnızca 2 serbest parametreyle tanımlanacak şekilde düzenlenmiştir. Bu parametrelerden biri T_*, diğeri ise "transformed radius" olarak bilinen R_t'dir.

$$R_t = R_* \left(\frac{v_{/2500}}{\dot{M}\sqrt{D}_{/10^{-4}}} \right)^{2/3}$$

WR bileşeninin etrafındaki kabukta hem gazın yoğunluğu azalmakta hem de yıldız ışınımı geometrik olarak bir seyrelmeye uğramaktadır. Modelde "transformed radius" kullanılmasının nedeni bu etkidir. "Transformed radius" hem yıldız yarıçapını, hem kümeleşme faktörünü, hem terminal hızı, hemde kütle kayıp hızını dikkate alır ve bu parametreler WR atmosferini karakterize eden, yıldızdan uzaklaştıkça ışınım üzerinde etkili olan parametrelerdir.

3. V444 Cyg ve Gözlemsel Bilgi

V444 Cyg hem Wilson tarafından 1939 yılında ortaya konduğu gibi bir tayfsal çift yıldız hem de Gaposchkin tarafından 1941 yılında gösterildiği gibi örten bir çift sistemdir. Bir WN5 Wolf-Rayet yıldızı ile O6V tayf türünden bir anakol yıldızından oluşmaktadır. Ekvator koordinatları $\alpha=20^{sa}\ 19^{dk}\ 32^{sn}$ ve $\delta=+38^0\ 43'\ 53"$, galaktik koordinatları ise $\ell=076^o.5980$ ve $b=+01^o.4287$'dır. Perryman et al. (1997) tarafından Hipparcos Kataloğu bilgilerine dayanılarak paralaksı 2.62 miliyay saniye (382 pc) olarak verilmektedir. Nugis1996 ise V444 Cyg'nin uzaklığını 1.15 kpc olarak vermektedir. Forbes et al. (1992) V444 Cygni'nin Berkeley 86 açık kümesinin bir üyesi olduğunu bildirmişlerdir. Berkeley 86 açık kümesinin uzaklığı Forbes tarafından 1981 yılında 1.72 kpc olarak bildirilmiştir. Kron ve Gordon (1950) uzaklığı 1.50 kpc olarak hesaplamışlardır. V444 Cygni'nin U bandı parlaklığı 8.11 kadir, V bandı parlaklığı 8.02 kadir, K bandı parlaklığı 6.327 kadir ve dönemi 4.212 gündür (Mount Wilson GCRV).

Bu çalışmada V444 Cyg'nin 0.00 evresinde alınmış olan optik bölge tayfı ile kontrol amaçlı olarak yine aynı 0.00 evresinde alınmış olan IUE tayfı kullanıldı. IUE tayfı NASA'nın arşivinden alındı. Optik bölgede ise sistemin, La Palma'da bulunan Isaac Newton Teleskobuna (INT) bağlı orta dispersiyon tayf çekeri (IDS) ile alınmış olan tayfı kullanıldı. Kullanılan tayfların listesi Tablo-1'de verilmiştir.

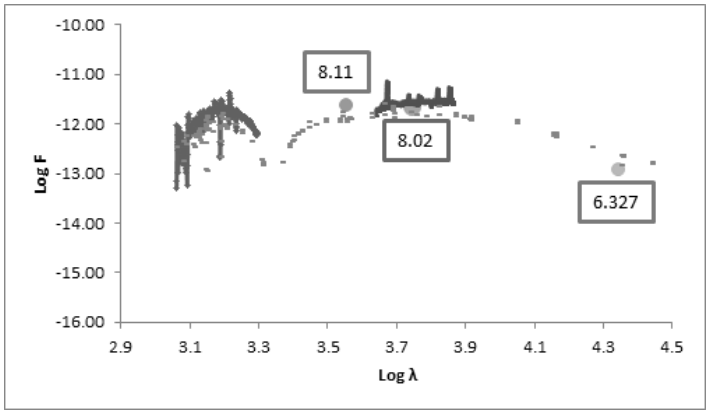
Tablo-1.PoWR model çalışmasında kullanılan tayflar

Tayf	Tarih	Evre	Poz Süresi (sn)	Çözünürlük
IUE SWP15401	05.11.1981	0.069	299.697	Düşük
WR139INT_IDS	19.09.1991	0.062	1960.006	Orta

4. Tayfsal Enerji Dağılımı

V444 Cyg çift yıldız sisteminin WR bileşeni için modelin serbest parametreleri R_t ve τ=20'deki T_* hesaplandı. T_*'nin hesaplanmasında T_{eff} = 31 kK (Eriş ve Ekmekçi 2011) olarak alındı ve $T^4 = \frac{3}{4} T_{eff}^4 (\tau + \frac{2}{3})$'den $T_* = 62.745\ kK$ olarak bulundu.

R_t'nin hesaplanmasında ise $\dot{M} = 6.76 \cdot 10^{-6} M_\odot y^{-1}$ (Eriş ve Ekmekçi 2011) ile modelin öngördüğü $v_\infty = 1600\ km\ s^{-1}$, $D = 4$, L=$10^{5.3}$ alınarak R_t = 10.656 R_Θ olarak bulundu. Bu parametrelerle elde edilen sentetik WR tayfının akısı Log L/L_Θ = 4.632 alınarak (Eriş ve Ekmekçi 2011) yeniden düzenlendi. Ayrıca yıldızın uzaklığı $d = 1150\ pc$ (Nugis 1996) olarak alınarak model akısına yıldızlararası ortam kızarma etkisi eklendi (Krelowski ve Papaj 1992). Model akısı CDS Strasbourg, Fransa tarafından işletilen SIMBAD veri tabanından sağlanan U, V ve K bandı fotometrik verileri ile karşılaştırıldı. Akı düzenlemesi yapılmış olan model tayfı ile gözlemsel tayfın birlikte çizdirildiği tayfsal enerji dağılımı Şekil-1'de gösterilmektedir.



Şekil-1. Tayfsal enerji dağılımı. WNE grid model no. 09-11. IUE gözlemi mavi ile, kadir cinsinden U, V ve K bandı parlaklıkları kutular içerisinde, bu parlaklıklara karşılık gelen akılar büyük renkli noktalarla, görsel bölge gözlemsel tayfı kahverengi ile ve model akısı noktalı çizgi ile gösterilmiştir.

Tayfsal enerji dağılımı için elde edilen en uygun model fitinin parametreleri Tablo-2'de listelenmiştir.

Tablo-2. Tayfsal enerji dağılımı model parametreleri

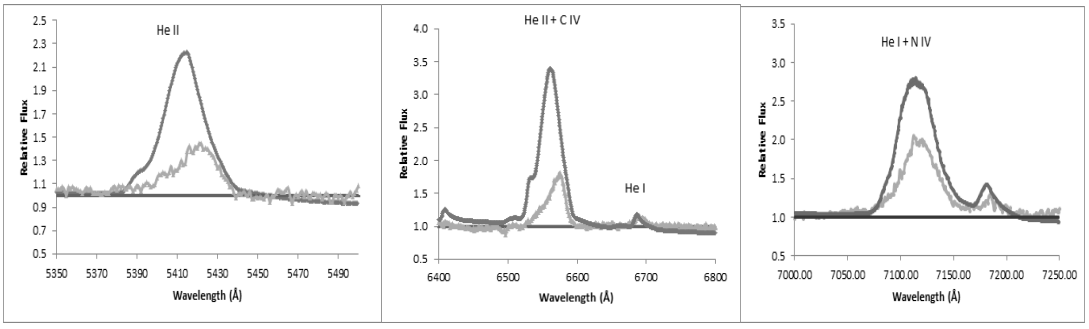
$T_*(\tau=20)$	62,745 K
$R_*(\tau=20)$	3.78 R_Θ
logL/L_Θ	4.632
v_{dop}	100 km s^{-1}
R_t	10.66 R_Θ
v_∞	1600 km s^{-1}
$\dot{M}$	$6.76 \cdot 10^{-6} M_\Theta\ y^{-1}$
X_H	0
X_{He}	0.98
X_N	0.015

WR yıldızı için $L=10^{4.632}L_{\odot}$ alındığında Langer(1989) tarafından verilen kütle ışınım gücü bağıntısı kullanılarak $M_{WR}=6.13\ M_{\odot}$ bulundu.

V444 Cyg sisteminin WR bileşeni için uzaklık modülü DM= 10.31 kadir'den mutlak parlaklık M_v= -4.51 kadir olarak hesaplandı.

5. Çizgi Tayfı

O tayf türünden yıldızlar HeII ve NIV salma çizgileri göstermezler ve bu iyonlara ait soğurmalar O tayf türünden yıldızlarda doymamış soğurmalardır(Shore 1988). Bu nedenleve ayrıca çalışmamızda kullanılan görsel bölge tayfı WR yıldızının önde olduğu 0.00 evresinde alındığından O yıldızının katkısı gözardı edilerek He II (λ5412, λ6562) ile NIV (λ7116) çizgilerinin WR bileşeninden kaynaklandığı değerlendirildi. Wolf-Rayet bileşeninin rüzgar özelliklerinin değerlendirilmesinde NIV λ7116 Å çizgisi ile HeIIλ5412 ve λ6562 Å çizgilerinin kullanılması uygun görüldü. Bunun için akı kalibrasyonu yapılmış olarak temin edilen gözlemsel tayf sürekliliğe normalize edildi ve NIV ile HeII çizgilerine IRAF paket program fitleri uygulanarak merkezi dalga boyları, eşdeğer genişlikleri ve yarı maksimumdaki tam genişlik (FWHM) değerleri elde edildi. WNE grid model 09-11 sentetik tayfı önce yıldızın kendi uzaklığı olan d=1150 pc'e indirgendi. Model akısı $L=10^{4.632}L_{\odot}$ alınarak yeniden düzenlendi ve sürekliliğe normalize edildi. Bu şekilde elde edilen sentetik tayf çizgilerine de IRAF paket program fitleri uygulandı ve elde edilen merkezi dalga boyları, eşdeğer genişlikleri ve FWHM değerleri gözlemsel değerlerle karşılaştırıldı. Çizgilere ait bu değerler Tablo-3'de listelenmiştir. HeIIλ6562 Å çizgisi CIV çizgisi ile "blend" haldedir. IRAF paket programında deblending işleminden sonra HeII çizgisine ait değerler Tablo-3'de verilmiştir. NIV λ7116 Å çizgisi ise yine bir HeI çizgisi ile "blend" haldedir ve esasında 6 çizgiden oluşan bir çokludur ancak bu çoklunun en güçlü 3 çizgisi görüldüğünden Tablo-3'de deblending işleminden geçirilmiş olan bu 3 çizgiye ait IRAF paket fit sonuçları verilmiştir. Şekil-2'de ise gözlemsel çizgiler ile model çizgilerinin birlikte çizdirildiği durum görülmektedir.



Şekil-2. Model çizgileri ile gözlemsel çizgilerin karşılaştırılması

Tablo-3.Gözlemsel çizgiler ile model çizgilerinin merkezi dalgaboyu, eşdeğergenişlik ve FWHM değerleri.

	Model	Gözlemsel
NIV Çizgisi		
MerkezibDalgaboyu	7110.06	7108.75
Eşdeğer genişlik	-79.43	79.45
FWHM	36.20	41.58
Merkezi Dalgaboyu	7116.55	7112.98
Eşdeğer genişlik	60.07	-123.7
FWHM	39.45	41.64
Merkezi Dalgaboyu	7123.14	7120.58
Eşdeğer genişlik	-62.58	9.85
FWHM	40.27	40.4
He II λ 6562 Å Çizgisi		
Merkezi Dalgaboyu	6561.88	6574.40
Eşdeğer Genişlik	-138.90	-52.3
FWHM	33.5 (Lorentz)	32.33 (Lorentz)
He II λ 5412 Å Çizgisi		
Merkezi Dalgaboyu	5413.45	5422.55
Eşdeğer genişlik	-62.91	-19.74
FWHM	26.29(Lorentz)	25.26(Lorentz)

6. Sonuç Ve Tartışma

WR bileşenli galaktik bir çift yıldız sistemi olan V444 Cyg'nin atmosfer parametrelerinin değerlendirilmesinde, Potsdam grubu tarafından WR yıldızlarının modellemesi için non-LTE atmosferleri ve çizgi örtüşmesini dikkate alarak hazırlanan PoWR modeli kullanılarak tayfsal enerji dağılımı ve çizgi tayfları incelenmiştir. Tayfsal enerji dağılımı incelemesinde en uygun model fitini veren kütle kayıp hızı $\dot{M} = (6.76 \pm 0.39) \cdot 10^{-6} M_{\odot} y^{-1}$ Eriş ve Ekmekçi (2011) tarafından dönem değişiminden hesaplanmıştır ve PoWR modelinin dikkate aldığı gaz kümeleşmesi ile (düzensiz rüzgarlarla) uyum sağlamaktadır. Bu kütle kayıp hızı Kurosawa et al. (2002) tarafından non-LTE radyatif transfer modeli ile birlikte 3-D Monte Carlo modeli kullanılarak $\dot{M}$ = (0.6± 0.2)·10−5 $M_{\odot}\, y^{-1}$ olarak bulunan kütle kayıp hızı ve St. Louis et al. (1993) tarafından polarizasyon tutulma çalışması sonucu $\dot{M}$=0.75·10−5 $M_{\odot}\, y^{-1}$ olarak elde edilen kütle kayıp hızıyla uyum içindedir. Kızılöte ve radyo dalgaboyu bölgelerinde serbest-serbest ışınımdan kütle kayıp hızı hesaplayan Nugis et al (1998) düzensiz rüzgarların dikkate alınması gerektiği sonucuna varmıştır. Yakın kızılöte bölgede serbest-serbest akıdan V444 Cyg için kütle kayıp hızını $\dot{M} = 6.3 \cdot 10^{-5} M_{\odot} y^{-1}$ olarak hesaplayan Nishimaki et al (2008), düzensiz rüzgarlara ait kümeleşme faktörünü dikkate aldığında kütle kayıp hızını $\dot{M} = 1.6 \cdot 10^{-5} M_{\odot} y^{-1}$ olarak bulmuştur ki bu değer V444 Cyg için kütle kayıp hızını gaz kümeleşmesini dikkate alarak radyo bölge serbest-serbest akıdan belirleyen Nugis ve Lamers (2000)'in bulduğu $\dot{M} = 1.1 \cdot 10^{-5} M_{\odot} y^{-1}$ değeri ile uyumludur. Düzensiz rüzgarları dikkate almayan ve uzaklığa bağlı diğer hesaplama yöntemleri ile elde edilen kütle kayıp hızlarının ise yaklaşık 3 kat daha yüksek bulunduğu bilinmektedir (Bieging et al. 1982, Abbott et al. 1986, Prinja et al. 1990, Howarth ve Schmutz 1992, Eriş ve Ekmekçi 2011).

Langer (1989)'un kütle-ışınım gücü bağıntısı kullanıldığında M_{WR}=6.13 M_{Θ} olarak elde edilmektedir. Eriş ve Ekmekçi (2011) tarafından ışık eğrisi analiz yöntemiyle $L=10^{4.632}L_{\Theta}$ bulunurken aynı zamanda M_{WR}=10.642±1.544M_{Θ} olarak bulunmuştur. Langer (1989) bu bağıntıyı modelleme çalışmasına dayanarak çıkarttığından gözlemsel değerlerin daha uygun sonuçlar verdiği görülmektedir.

V444 Cyg sisteminin WR bileşeni için uzaklık modülünden hesaplanan mutlak parlaklık M_v= -4.51 kadir Hamann et al (2006)'nın galaktik WNE yıldızları için belirlediği mutlak parlaklık limitleri içerisindedir.

Çizgi tayfı incelemesinde gözlemsel tayfın HeII çizgisinin modele göre daha uzun dalga boyuna, NIV çizgilerinin ise daha kısa dalga boylarına kaydıkları görüldü. Bu durumun V444 Cyg'nin rüzgar yapısının düzensiz ve asimetrik olduğuna işaret ettiği değerlendirilmektedir. Hem modelin hem de gözlemsel tayfın HeII ve NIV çizgilerinin FWHM değerlerinin birbirlerine yakın değerler olarak bulunması modelin 100 km s^{-1} olarak belirlediği Doppler hızının gözlemsel tayfla uyumlu olduğu sonucuna götürmektedir. Gözlemsel tayfın HeII çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin modelinkinin yaklaşık 1/3'ü kadar olduğu görülmüştür. Bu durumun bolluk farkından kaynaklanıyor olabileceği değerlendirilmektedir. Modelin WNE yıldızları için kabul ettiği ve sabitlediği He bolluğu %98'dir. Oysa, V444 Cyg için ışık eğrisi analizinden He bolluğu Eriş ve Ekmekçi (2011) tarafından %90 olarak belirlenmiştir. Bolluk farkının yanısıra parçalı tutulma gösteren V444 Cyg'de O yıldızının ışığının HeII çizgisinin eşdeğer genişlikleri üzerinde etkili olabileceği de değerlendirilmektedir. 3 NIV çizgisinden ikisinin gözlemsel tayfta soğurmada, model tayfında ise bu 3 çizgiden aynı 2 çizginin salmada olduğu görülmektedir. Bu durumun gözlemsel tayfın NIV çizgisinin merkezi akısının modelinkine göre daha düşük olmasına neden olduğu değerlendirilmektedir. N bolluğunun ise modelle uyum içinde olduğu söylenebilir(yaklaşık 0.015). Hem modelin hem de gözlemsel tayfın HeII çizgileri Lorentz profili fiti verirken NIV çizgileri Gauss profil fiti vermektedir. He II çizgilerinin şiddeti üzerinde çarpışmayla genişleme etkisinin var olabileceği düşüncesini He bolluğunun %90 larda olması da desteklemektedir.

Bu çalışmada IUE verileri NASA veritabanı MAST Archive'dan alınmıştır. Ayrıca CDS Strasburg, Fransa tarafından işletilen Simbad veritabanı ve NASA'nın "Astrophysics Data System Bibliographic Services" sitesinden yararlanılmıştır. Dr. Mesut YILMAZ, Dr. Özgür BAŞTÜRK ve Tolgahan KILIÇOĞLU'na katkı ve yardımlarından dolayı teşekkür ederiz.

7. Kaynaklar

Abbott, D.C.,Bieging, J.H., Churchwell, E., Torres, A.V., 1986,ApJ, 303, 239.
Bieging, J.H.,Abbott, D.C., Churchwell, E.B.,1982, ApJ, 263, 207.
Eriş, F.Z., Ekmekçi, F., 2011, AN, 332, 616.
Forbes, D., 1981, PASP, 93, 441.
Forbes, D., English, D., De Robertis, M. M. andDawson, P. C., 1992, A.J., 103, 916.
Gräfener, G.,Koesterke, L., Hamann, W. -R., 2002, A&A, 387, 244.
Hamann, W.-R.,Gräfener, G., Liermann, A., 2006, A&A, 457, 1015.
Hamann, W.-R.,Gräfener, G., 2004, A&A, 427, 697.
Hillier, D. J., 2000,Wolf-Rayet Stars. Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, Ed. Paul Murdin..
Howarth, I.D.,Schmutz, W., 1992, A&A, 261, 503.
Krelowski, J.,Papaj, J., 1992, ActaAstronomica, 42, 233.

Kron, G. E., Gordon, K. C., 1950,Ap. J., 111, 454.
Kurosawa, R.,Hillier, D.J., Pittard, J.M., 2002, A&A, 388, 957.
Langer, N., 1989, A&A, 210, 93.
Moffat, F.J.A., 1995, IAUS, 163, 213.
Nishimaki, Y.,Yamamuro, T., Motohara, K., Miyata, T., Tanaka,M., 2008, PASJ, 60, 191.
Nugis, T., 1996,33rd Liege International AstrophysicsColloqium, no.33, 283.
Nugis, T.,Crowther, P.A.,Willis, A.J., 1998, A&A, 333, 956.
Peňa, M.,Stasińska, G.,Medina, S., 2001, RevMaxAA, 10, 9.
Perryman, M. A. C.,Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hog, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Creze, M., Donati, F., Grenon, M., Van Leeuwen, F., Van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschle, M. and Petersen, C. S., 1997, A & A, 323, 49.
Prinja, R.K.,Barlow, M.J., Howarth, I.D., 1990, ApJ, 361, 607.
Schmutz, W.,Hamann, W.-R.,Wesselowski, U., 1989. A&A, 210, 236.
Shore, S. N., Brown, D. N., 1988,Ap. J., 334, 1021.
St.Louis, N.,Moffat, A. F. J., Lapointe, L., Efimov, Y. S., Shakhovskoy, N. M., Fox, G. K. and Piirola, V., 1993,Ap.J., 410, 342.
van der Hucht, K. A.,2001, NewAstronomyReviews, 45, 135.
Willis, A. J.,Crowther, P. A., Fullerton, A. W., Hutchings, J. B., Sonneborn, G., Brownsberger, K., Massa, D. L. andWalborn, N. R., 2004,Ap.J.S.S., 154, 651.

T122'LİK TELESKOPLA GÖZLENEN DELTA SCUTİ BİLEŞENLİ BİR ÇİFT SİSTEM: V469 CYG

Filiz KAHRAMAN[1,2], Esin SOYDUGAN[1,2] ve Çağlar PÜSKÜLLÜ[1,2]

[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Terzioğlu Kampüsü Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü*
[2]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi*

filizkahraman01@gmail.com, esoydugan@comu.edu.tr, cpuskullu@comu.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, Delta Scuti bileşenli Algol türü bir çift sistem V469 Cyg'nin literatürdeki ilk ışık ölçüm çalışması yer almaktadır. Wilson-Devinney programıyla, sistem ve bileşen parametreleri belirlenmiş ve kuramsal eğriler hesaplanmıştır. Kuramsal eğrilerden her bir gözlem noktasının farkı alınarak, zonklayan bileşenin zonklama doğası belirlenmiştir. Sıcak bileşenin iki modda zonklama gösterdiği ve zonklama döneminin 0.03 gün ve toplam zonklama genliğinin $0^m.02$ olduğu, zonklayan bileşenin frekans analizi sonucunda bulunmuştur. V469 Cyg için elde edilen zonklama döneminin, yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki korelasyonla uyumlu olduğu belirlenmiştir. İkinci bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanan açısal momentum kaybı ile; V469 Cyg'nin O-C değişiminde bir dönem azalması görülmüştür.

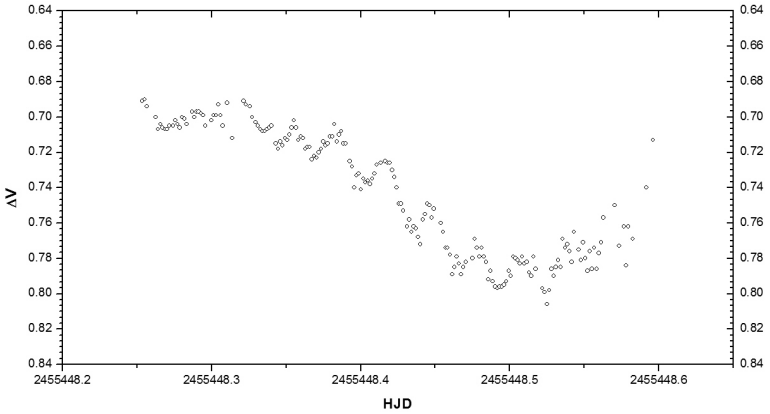
1. Giriş

İlerleyen teknoloji ile birlikte gökyüzü kapılarını daha da aralanmış ve uydularla birliktede gökyüzünü, evreni tanıma imkânımız daha da artmıştır. Zonklayan yıldızların sayısı da bu ilerleme esnasında, daha iyi teleskopların elde edilmesi ile birlikte daha da artmakta ve yıldız içyapısı, uzaklıklarının bulunması, diferansiyel dönmenin tayini gibi bilgilerin öğrenilmesinde yardımcı olmaktadırlar. Zonklayan yıldızların bir üyesi olan Delta Scuti yıldızları bugün en çok çalışılan yıldız gruplarından biridir. Dönemleri 20 dakika ile 8 saat arasında değişen ve A2 ile F2 tayf türleri arasında olan ve kararsızlık kuşağının anakola yakın kısmında yer alan sistemlerdir. Son on yıl içerisinde bir çift sistemin üyesi olan Delta Scuti türü zonklamalar gösteren yıldızlarla ilgili yapılan çalışmalarda artış gözlenmiştir. Bu tür sistemlerde yapılan çalışmalar her iki bileşenin temel parametreleri ve özellikleri belirlenmesi adına önem taşımaktadır. Çifte ilişkin parametrelere ilave olarak, zonklayan birleşenin zonklama parametreleri de duyarlı olarak belirlenebilir. Bu çalışmada da Örten çift yıldız V469 Cyg'nin fotometrik modellemesi ve zonklayan sıcak bileşenin zonklama doğasını ortaya koymak üzere frekans analizi sunulmuştur.

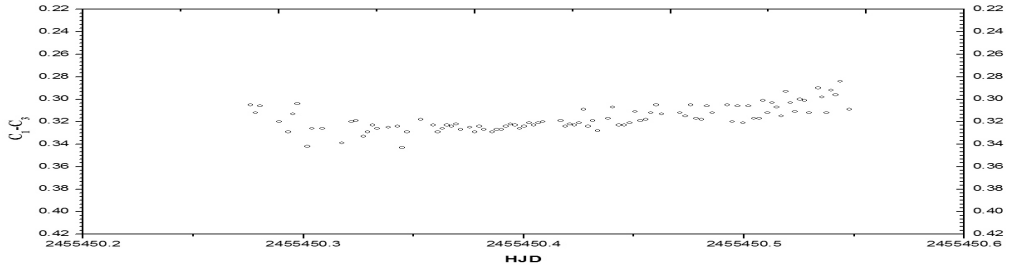
V469 Cyg ($B=12^m.8$) sistemi ilk olarak Wachmann (1940) tarafından keşfedilmiş Algol türü bir değişendir. Sistemin baş bileşeninin Delta Scuti türü zonklamalar gösterdiği ise, ilk olarak Caton (2004) tarafından duyurulmuştur. Sistemin tayf türü de B8+F0 olarak Budding ve ark., (2004) tarafından verilmiştir.

2. Gözlemler

V469 Cyg sisteminin Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 2010 gözlem sezonu boyunca T122 cm çaplı teleskopla 12 gecelik gözlemi yapıldı. Bu gözlemlerden yaklaşık olarak 60 saatlik veri elde edildi. Baş bileşenin zonklama kaynaklı parlaklık değişimleri, Şekil1'de görülmektedir. Gözlemlerin B ve V filtrelerindeki duyarlıkları $0^m.004$ 'dir. Gözlemler sırasında ise GSC 2679-704 ($V = 11^m.6$) ve GSC 2679-340 ($V = 11^m.36$) sistemleri mukayese ve denet yıldızları olarak kullanıldı ve herhangi bir ışık değişimi göstermedikleri belirlendi (Bkz. Şekil 2)



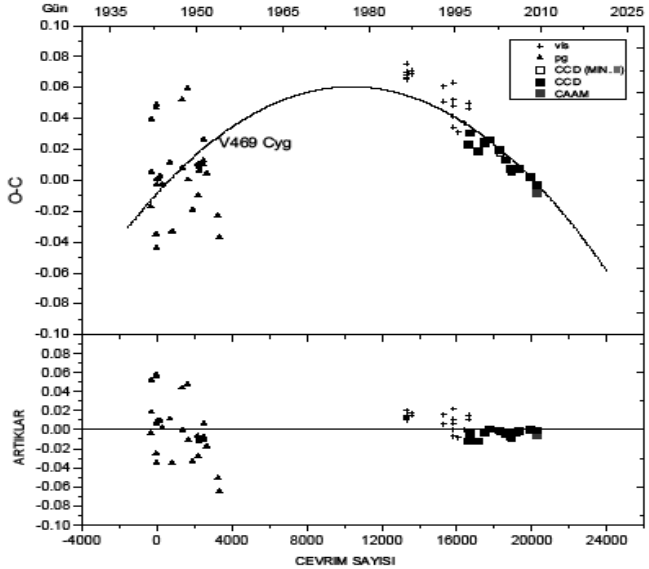
Şekil-1. V469 Cyg sisteminin yan minimum evresinde gösterdiği zonklamadan kaynaklı ışık değişimi.



Şekil-2. Mukayese ve denet yıldızları parlaklık farkı.

3. Yörünge Dönem Analizi

O-C analizinde, literatürden toplanan 65 minimum zamanıyla, bu çalışmada elde edilen 3 minimum zamanı birleştirilerek, 19 görsel (v), 30 fotografik (pg), 19 CCD, olmak üzere toplam 68 minimum zamanı kullanılmıştır. O-C analiziyle minimum zamanlarına yapılan fit ve artıklar Şekil 3'te verilmektedir. O-C analizi sonucu elde edilen en iyi uyuşumu veren parametreler ve bu parametreler ışığında bulunan diğer parametreler Çizelge 1'de verilmektedir.



Şekil-3. V469 Cyg'in minimum zamanlarına yapılan parabol fiti ve parabolden farklar.

Çizelge-1. V469 Cyg sisteminin dönem analizi sonucunda elde edilen parametreler.

	Değer
T_0 (HJD)	2428814.3873 ± 0.0047
P (gün)	1.312523 ± 0.000002
Q (gün)	$-6.4\text{x}10^{-10} \pm 0.08\text{x}10^{-9}$
dP/dT (s/yıl)	-0.031 ± 0.004
dM/dt ($M_\odot$/yıl)	$-6\ \text{x}10^{-9}$

O-C değişimlerinin aşağı parabolik karakterde olması yörünge döneminin azaldığını göstermektedir. Klasik Algollerde yoldaş bileşen Roche lobunu doldurduğu için, bu bileşenden baş bileşene kütle transferinin gerçekleşmesi beklenmektedir. Ayrıca, yoldaş bileşen, genellikle geri tayf türündendir bu nedenle manyetik etkinlik gösterebilir, dolayısıyla, yoldaş bileşen, manyetik aktiviteden kaynaklanan yıldız rüzgârlarıyla açısal momentum ve kütle kaybına yol açabilmektedir. Bileşenler arası kütle transferini ve yoldaş bileşenden olası kütle kaybını, yörünge dönemi değişimine birleştiren denklem (1) (Erdem ve ark. 2005) tarafından verilmiştir. Bu denkleme göre sağdaki ilk terim, kütle kaybını temsil etmektedir ve her zaman için negatif olup sistemin yörünge döneminin azaldığını göstermektedir. Denklemin sağındaki ikinci terimi ise bileşenler arası kütle transferini belirtmektedir. Bu terim, klasik Algoller için her zaman pozitif olur (yörünge döneminin arttığını gösterir). Bu transferin 10^{-8} $M_\odot$/yıl olduğu varsayılır ve sistemin yörüngesinin azaldığı düşünülürse ve ışık eğrisi analizinden elde edilen sonuçlar doğrultusunda hesaplanan temel parametrelerin yardımıyla V469 Cyg için yörünge dönemi azalmasına yol açan sistemden olası kütle kaybı oranı yaklaşık 6 x 10^{-9} $M_\odot$ /yıl olarak hesaplanmıştır. Dönem değişim oranı $\frac{dP}{dt} \approx -3.1\ s/yüzyil$ 'dır. Bu azalmanın nedenlerinin içerisinde sistemden olası açısal momentum kaybı da olabilir.

$$\frac{\Delta P}{P} = 3k^2\left(\frac{r_A}{a}\right)^2 \frac{(m_1+m_2)}{m_1 m_2}\delta m + 3\frac{(m_2-m_1)}{m_1 m_2}\Delta m \qquad (1)$$

Bu denklemde, m_1 ve m_2, baş ve yoldaş bileşenlerin kütle değerleri, Δm aktarılan kütle miktarı, k kütle kaybeden bileşenin jirasyon sabiti, δm sistemden kütle kaybı miktarı, r_A Alfven yarıçapı ve a bileşenler arası uzaklığı belirtmektedir.

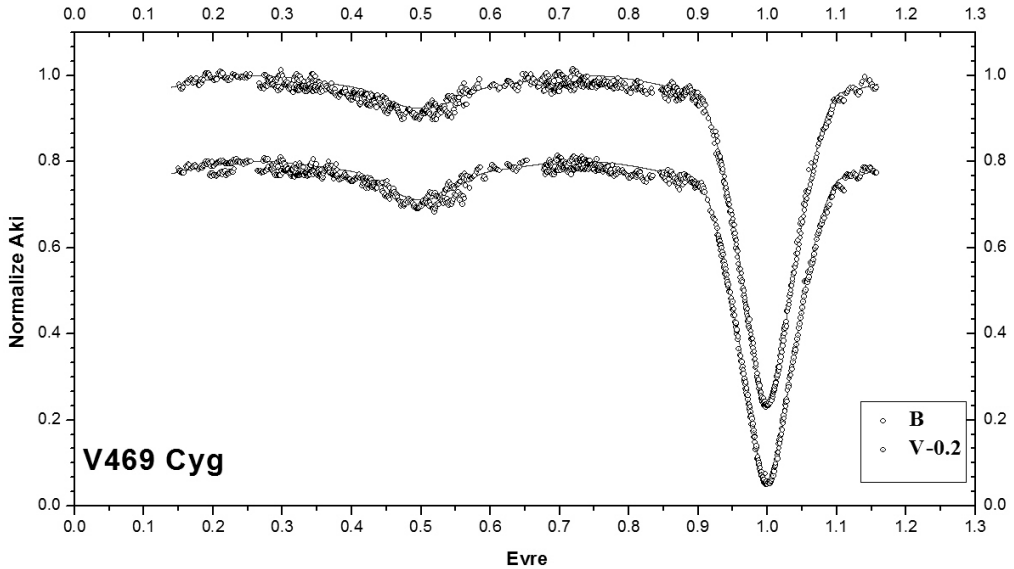
4. Işık Eğrisi Modellenmesi

V469 Cyg sisteminin ışık eğrisi modellemesinde Wilson-Devinney programının (Wilson ve Devinney, 1971) 2003 sürümü kullanıldı. Literatürde sistemin yarı ayrık ve tayf türünün de B8+F0 olabileceği söylenmiştir (Budding ve ark., 2004). Sistemin sıcak bileşeninin Delta Scuti türü zonklamalar yaptığı göz önüne alındığında, tayf türü aralığının A0 ile F2 arasında olması beklendiğinden, sitemin bu tayf türü aralığına karşılık gelen her sıcaklık değeri için hem ayrık hem yarı ayrık çözümü yapılmıştır. Sistemin ayrık olabileceği varsayımı altında yapılan çözüm denemelerinde, soğuk bileşenin potansiyel değerlerine göre Roche lobunu doldurduğu sonucuna varıldı. Bu nedenle çözümler yarı-ayrık varsayımı altında yapıldı. Sistemin yarı-ayrık varsayımı altındaki çözümlerinde baş bileşenin sıcaklığı (Cox, 2000), bolometrik albedolar sıcak bileşen için 1.0, soğuk bileşen için 0.5 (Rucinski, 1969),kenar kararma katsayıları radyatif atmosferli bileşen için 1.0 (von Zeipel, 1924), konvektif atmosferli bileşen içinde 0.32 (Lucy, 1967) sabit alındı. Ayrıca, sistemin dairesel bir yörüngeye sahip olduğu ve eş dönme gösterdiği varsayılıp sırasıyla

e=0 ve F1=F2=1 alındı. Baş bileşenin sıcaklığını belirleyebilmek için; A0 ile F2 tayf türü aralığında sıcaklık taraması yapıldı. En iyi çözüm A9 tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değeri için belirlendi. Sıcaklık taramasıyla, baş bileşenin sıcaklığına karar verildikten sonra, çözümler B ve V filtrelerinde eş zamanlı olarak yeniden yapıldı. Bulunan sonuçlar Çizelge 2'de listelendi. Kuramsal eğrilerle gözlem noktalarının uyumu Şekil 4'te verilmektedir.

Çizelge-2. V469 Cyg sisteminin ışık eğrisi analizi sonucunda bulunan parametreleri.

Parametre	**B&V**
i (^{o})	88.304 ± 0.152
T_1 (K)	7476 *
T_2 (K)	4082 ± 13
Ω_1	3.4224 ± 0.004
Ω_2	2.5023 ± 0.001
Φ	0.0001 ± 0.0005
q	0.316 ± 0.01
l_3	0
e	0
g_1	1.0
g_2	0.32
$L_1/(L_1+L_2)$	0.977 (B), 0.962 (V)
$L_2/(L_1+L_2)$	0.023 (B), 0.038 (V)
r_1 (ort)	0.327± 0.001
r_2 (ort)	0.283± 0.001



Şekil-4. V469 Cyg'nin ışık eğrisi analizi sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile gözlem noktalarının uyumu.

Baş bileşenin A9 tayf türünden bir anakol yıldızı olduğu varsayılarak, bu tayf türüne karşılık gelen kütle değeri (Cox 2000)'den alındı. Sistemin literatürde tayfsal çalışması olmadığından, ışık eğrisi çözümü sonucunda bulunan parametre değerleri kullanılarak sistemin mutlak parametreleri yaklaşık olarak belirlendi (bkz. Çizelge 3)

Çizelge-3. V469 Cyg sisteminin hesaplanan salt parametreleri.

Parametre	**Değer**
T_1 (K)	7476 ± 300
T_2 (K)	4082 ± 313
M_1 ($M_\odot$)	1.68 ± 0.10
M_2($M_\odot$)	0.53 ± 0.05
R_1 ($R_\odot$)	2.15 ± 0.07
R_2 ($R_\odot$)	1.86 ± 0.07
L_1 ($L_\odot$)	12.9 ± 2.9
L_2 ($L_\odot$)	0.85 ± 0.33
a($R_\odot$)	6.56 ± 0.15
$\log g_1$	4
$\log g_2$	3.6

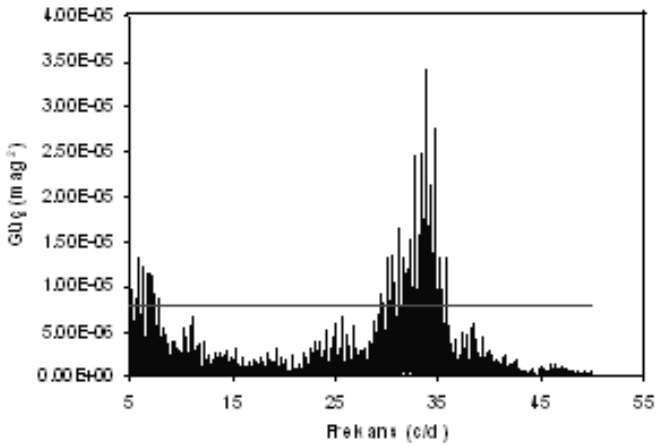
5. Frekans Analizi

V469 Peg sisteminin sıcak bileşene ait zonklamadan kaynaklanan ışık değişimi sistemin ışık eğrisinin maksimumlarında ve yan minimumunda görülmektedir. Sistemin ışık eğrisi çözümü sonucu elde edilen teorik eğri ile gözlemsel eğri arasındaki farklar alınarak çiften kaynaklanan yakınlık etkilerinden (yansıma, basıklık) ışık eğrisi arındırıldı. Geriye kalan sıcak bileşenin zonklamasından kaynaklanan ışık değişimine PERIOD04 programı (Lenz ve Breger, 2005) uygulandı. Elde edilen sonuçlar Çizelge 4'te listelendi. Bulunan sonuçlara göre çizilen güç tayfı da Şekil 6'da verilmektedir. Frekans analizi sonucunda hem B hem de V filtrelerinde f_1= 33.7 c/d ve f_2=31.6 c/d'lik frekans değerleri elde edildi. Çizelge 4'ten de görüldüğü gibi V filtresinde elde edilen ikinci frekans değerinin S/N değeri 4'ten küçük olduğu için; daha fazla gözlem verisine gereksinim olduğu sonucuna varıldı.

Breger (1993)'ün ortaya koyduğu S/N ≥ 4 kriterine göre, V filtresinde elde edilen ikinci frekans değerinin duyarlık sınırının altında kaldığı hesaplandı. Bu frekanslara karşılık toplam zonklama genliği B ve V filtrelerinde sırasıyla, yaklaşık $0^m.02$ ve $0^m.016$'dir.

Çizelge-4. V469 Cyg'nin baş bileşeninin zonklama parametreleri.

Filtre	**Frekans (c/d)**	**Genlik (mag)**	**S/N**
B	33.727 ± 0.0006	0.0061 ± 0.0005	6.87
	31.576 ± 0.0009	0.0037 ± 0.0005	4.21
V	33.725 ± 0.0041	0.0056 ± 0.0006	6.38
	31.568 ± 0.1224	0.0027 ± 0.0007	3.31



Şekil-6. V469 Cyg sisteminin B filtresindeki güç tayfı ve duyarlılık sınırı (sürekli çizgi)

6. Tartışma ve Sonuç

Sistemle ilgili literatürde yapılan ilk ayrıntılı fotometrik çalışmadır. Sistemin ışık eğrisi modellemesiyle bileşenlerin geometrik ve fiziksel parametreleri hesaplandı. Çözüm sonucunda baş bileşenin tayf türünün A9V olduğuna karar verildi. Kütle oranı yaklaşık 0.32 olarak belirlendi. Baş bileşenin B filtresinde toplam ışınıma katkısı yaklaşık 0.98 iken, ikinci bileşenin katkısı 0.02'dir. Sistemde olası bir üçüncü cisim katkısı çözüm sonucunda bulunamamıştır. Sistemin bileşenlerinin yaklaşık salt parametre değerleri de yaklaşım altında belirlenmiştir.

Sıcak bileşene ait frekans analizi sonucunda, baş bileşenin iki zonklama frekansıyla, Delta Scuti türü değişim yaptığı belirlendi. İlk frekans değeri 43 dakika ikinci frekans değeri de 46 dakika'ya karşılık gelmektedir. Toplam zonklama genliği B ve V filtrelerinde sırası ile yaklaşık olarak $0^m.02$ ve $0^m.0176$'dir. Frekans analizi sonucunda elde edilen baskın frekans değerine karşılık gelen zonklama dönem, Soydugan ve ark. (2006) tarafından elde edilen yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki korelasyon uyum içerisindedir. Yapılan ilk dönem analizi ile dönemdeki azalma miktarı, $\approx -3.1 \times 10^{-2}$ s/yüzyıl ve sistemden kütle kaybı miktarı da 6×10^{-9} $M_\odot$ /yıl olarak hesaplandı.

7. Kaynaklar

Breger, M., Stich, J., Garrido, R., et al., 1993. A&A 271, 482.
Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakiş, V., Demircan, O., 2004, A&A, 417, 263.
Caton, D. B., 2004, IBVS, 5531, 1.
Erdem, A., Budding, E., Demircan, O., Lütfi Değirmenci, Ö., Gülmen, Ö., Sezer, C. 2005, AN, 326, 332.
Cox, A.N., 2000. Allen's Astrophysical Quantities, 4th ed.
Lenz, P., Breger, M., 2005, CoAst, 146, 53.
Lucy, L.B., 1967. ZA 65, 89.
O-C Gateway, http://var.astro.cz/ocgate/
Rucinski, S.M., 1969. AcA 19, 245.
Soydugan, E., Soydugan, F., Demircan, O., İbanoğlu, C., 2006. MNRAS 370, 2013.
von Zeipel, H., 1924. MNRAS 84, 665.
Wachmann, A.A., 1940, Beobachtungs z.d. Astron Nach, 22, no.2, p.10
Wilson, R.E., Devinney, R.J., 1971. ApJ 166, 605.

SW UMa VE BZ UMa'NIN X- IŞIN (SUZAKU) VE OPTİK VERİLERİNİN (RTT150) ANALİZLERİ VE SONUÇLARI

Gülnur İKİS GÜN[1], Fatma GÖK[2], Ebru AKTEKİN[3], Ata KARAGÜL[4]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yerleşkesi, Merkez, Çanakkale. gulnur@comu.edu.tr
[2,4]Akdeniz Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, 07058, Antalya
[2]gök@akdeniz.edu.tr, [4]atakaragul@akdeniz.edu.tr
[3]Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, Antalya.
eaktekin@akdeniz.edu.tr

ÖZET : Bu çalışmada SW UMa ve BZ UMa Coşkun Değişen sistemlerinin SUZAKU uydusu gözlemlerinin ilk analizleri ve sonuçları ile RTT150-TUG teleskobu ile yapılmış aynı sistemlere ait optik gözlemlerin analizleri ve sonuçları verilerek, özellikle son yıllarda bu sistemlerin sınıflandırılmaları ile ilgili ortaya çıkan sorulara ışık tutulmaya çalışılmıştır. Sınıflandırmalarda özellikle tayf özellikleri ve periyot değerleri etkin olduğu için hem X-ışını hem de optik bölge verilerine tayf analizi uygulanmıştır.

SUZAKU verileri enerji üretim mekanizmaları arasında herhangi bir fark olup olmadığına bakılmak amacıyla üç bant aralığında [0.5 – 6 keV (yumuşak + sert X ışınları)], [0.5 – 2.5 keV (yumuşak X ışınları)] ve [2 - 6 keV (sert X ışınları)] analiz edilmiş fakat sadece sert X-ışını fotonlarının analizinden herhangi bir sonuç elde edilemezken diğer iki aralık için aynı tayf modeli sonuçları elde edilmiştir. Her iki sistem için foton tayflarına en iyi uyumu sağlayan tayf modelleri, akı, parlaklık, sınır tabakası sıcaklığı ve sınır tabakası kütle yığılma oranları hesaplanmıştır. Tayf analizlerinden sistemlerin ikincil bileşenlerinin M tayf türünden olabileceği bulunurken zamanlama analizinden SW UMa için 15.38 dakikalık ve BZ UMa için ise 13.01 ve 24.89 dakikalık iki baskın periyot bulunmuştur. Bu periyotların sistemlerin birincil bileşenlerinin dönme periyodu olabileceği düşünülmektedir.

Optik verinin tayf analizinden her iki sistemin tayfının da kuvvetli H, Ne III, OI, TiO çizgileri (SU UMa tipi sistemlerin tipik özellikleri) ve zayıf He II çizgileri (Orta Kutupsal (OK) tipi sistemlerin tipik özelliği) gösterdiği bulunmuştur. Optik gözlem süresi çok kısa olduğu için bu bölge verilerine periyot analizi yapılamamıştır.

Analizler hem SW UMa hem de BZ UMa'nın bazı zayıf OK türü sistem özellikleri göstermelerine rağmen daha baskın olarak SU UMa türü coşkun değişen sistemlerin özelliklerine sahip olduklarını doğrular niteliktedir.

1. Giriş

Coşkun Değişenler birincil bileşen olarak adlandırılan bir Beyaz Cüce ile ikincil bileşen olarak adlandırılan bir K veya M türü anakol yıldızından oluşurlar. Bunlar tipik olarak küçük sistemlerdir. Tüm sistem genellikle Dünya-ay sisteminin boyutlarına sahiptir ve yörünge periyotları 1 ile 10 saat arasında değişir.

Eğer Beyaz cücenin zayıf bir manyetik alanı varsa ikincil bileşenden akan madde birincil etrafında bir disk oluşturarak beyaz cücenin ekvator bölgesine doğru akar. İkincil bileşenin etrafındaki Roche şişiminden akan maddenin yığılma diskine çarptığı yerde parlak (veya sıcak) nokta oluşur. Eğer orta kuvvette bir manyetik alanı varsa oluşan disk manyetik alanın kuvveti ile orantılı bir yarıçaptan sonra bozulur ve madde diskten beyaz cücenin kutuplarına doğru manyetik alan çizgileri boyunca oluşturduğu yığılma kolonlarında akar. Eğer manyetik alan çok kuvvetli ise disk hiç oluşamaz ve madde doğrudan yığılma kolonları ile aktarılır.

Beyaz cücenin zayıf manyetik alana sahip olduğu sistemlerde X ışınları disk ile beyaz cüce arasındaki sınır tabakasından yayınlanır. Eğer sınır tabakasındaki gaz optik

olarak ince ise ısısal frenleme mekanizması tersine gaz optik olarak kalın ise kara cisim mekanizması ile yayınlanır. Optik olarak ince gazdan yayınlanan X ışınları yüksek enerjilere sahip olduklarından sert olarak, optik olarak kalın gazdan yayınlananlar enerjileri düşük olduğundan yumuşak X ışınları olarak adlandırılırlar. Bazı durumlarda sert X ışınları yolları üzerindeki optik olarak kalın gazdan geçerken enerjileri düşüp yumuşak X ışınları olarak ta yayınlanırlar. Burada X ışınlarının enerjine etken olan bir diğer önemli yapı da yıldızlararası ortamdaki gaz ve tozun kalınlığıdır ki bu N_H Hidrojen kolon yoğunluğu olarak bilinir.

Coşkun Değişenlerin dört alt sınıfı vardır:Cüce Novalar, Klasik Novalar, Tekrarlayan Novalar ve Nova Benzeri Değişenler.

Cüce Novalar (patlama evreleri genellikle kısa zaman aralıklarında gerçekleşir. Patlama evreleri dışında bu sistemler, sakin evrede de bulunurlar).Bu tipin üç alt sınıfı vardır : Zayıf manyetik alanlı beyaz cücelere sahip SU UMa (İki belirgin türde patlama gösterirler. Bu patlama tiplerinin biri kısa "normal" patlamadır (1.5-2 kadir), birkaç gün sürer ve daha sık gerçekleşir. Diğeri uzun "süper" patlamadır (6–8 kadir) ve 2 hafta kadar sürer (Osaki,1996)), U Gem (Az düzenli tam periyodik olmayan patlamalar gösterirler) ve Z Cam (sık sık kesikli patlamalar gösterirler. Minimum ve maksimum patlamalar arasında bir orta değerde yaklaşık olarak sabit parlaklıkta görünürler. Bu tiplerdeki sistemlerde madde aktarımı ikincilden birincile disk yolu ile olur.

Nova Benzeri Değişenlerin bir alt tipi Manyetik Nova Benzeri Değişenlerdir ki bunlar da orta kuvvette manyetik alana sahip (B ~ 0.1 – 1 MG) ve kuvvetli manyetik alana sahip (B ~10 – 20 MG) beyaz cüceliler olmak üzere ikiye ayrılırlar. İlkine Orta kutupsal (OK) denir ve 10^5- 10^6 G aralığında zayıf bir manyetik alana sahiptirler (Lamb ve Patterson 1983). İkincil yıldızdan aktarılan madde önce BC etrafında bir disk oluşturur. Oluşan diskin iç kısmı BC'ye iyice yaklaştığında manyetik alan tarafından disk oluşumu bozulur ve madde manyetik alan çizgileri boyunca akarak BC 'nin kutuplarına ulaşır. Bu olayın sonucunda genellikle ısısal frenleme ışıması yoluyla sert X-ışınlarından UV aralığına doğru kinetik enerji salınır (Sing 2004). Bu sınıfı basit bir şekilde tanımlarsak sistemin OK sistemi olması ile ilgili önemli ipuçları aşağıdaki gibidir: a) Kararlı optik periyodu, $P_{dönme}<P_{yörünge}$ olmalıdır, b) X-ışını titreşimleri $P_{dönme}$'e yakındır, c) Titreşimlerinde HeII emisyon çizgileri gösterir, (Patterson 1994).

SW UMa (α = 08h 36m 42.76s ; δ = +53^o 28$^{'}$ 37$^{''}$.9) L. Ceraski tarafından 1909 yılında keşfedilmiştir. Süper patlama gösterdiğinin bulunuduğu 1986 yılından sonra SU UMa türü bir Coşkun Değişen olduğu kabul edilmiştir.. İki hafta süren ve periyodu yörünge periyodundan % 3 daha uzun olan süper patlamalar gösterir. 1977 ile 1993 yılları arasında meydana getirdiği 10 patlamadan hiç biri normal patlama değildir. SW UMa optik bölgede büyük amplitütlü salınım benzeri değişimler ve yarı periyodik salınımlar gösterir
BZ UMa (α = 08h 53m 43.2s ; δ = +57^o 48$^{'}$ 36$^{''}$.0) Coşkun değişen olarak önerilmesi Mayal tarafından yapılmış ve ilk olarak Gren tarafından bir Cüce Nova olduğu öne sürülmüştür. Çok nadir patlama gösterdiği için ve kısa bir fotometrik periyoda sahip olduğu için bazı yazarlar tarafından sınıflaması U Gem ve WZ Sge arasında yapılmaktadır. Jurcevic, *ve ark*.(1994) kütle oranını q = 0.20 ± 0.09 olarak bulmuş ve düşük yörünge periyodu değeri, uzun patlama aralıkları ve düşük kütle oranından dolayı sınıflamasının U Gem ile SU UMa arasında olması gerektiğini söylemişlerdir. BZ UMa periyot boşluğunun altında bir periyot değerine sahip olduğundan sınıflamasının SU UMa olduğu düşünülmektedir. Price *ve ark*.(2009) SU UMa ve U Gem tipi sistemlerin en önemli özelliği olan süper hörgüçleri gözlemişlerdir. Price *ve ark*. %2'lik bir polarizasyon gözlediklerinden sistemin zayıfta olsa bir manyetik alana sahip olabileceğini belirtmektedirler. 40 yıllık gözlemlerin sonucu olarak BZ UMa'nın tipik bir OK tipi sistem olmadığı ve tercihen SU UMa ile U Gem tiplerinin özelliklerini gösterdiği söylenebilir.

2. Gözlemler

2.1. X Işını

Suzaku Japon Amerikan ortaklığı ürünü bir X-ışın uydusudur. Geniş bir duyarlılık aralığına 0.3-600 keV ve yüksek enerji ayırma gücüne (~ 6.5 eV at 6 keV) sahiptir. Bu çalışmada kullanılan veriler uydunun arşivinden alınmıştır ve bu veri ile yayınlanmış herhangi bir çalışma bulunmamaktadır. Bu X-ışın verilerinin alındığı tarihlerde AAVSO verilerine göre SW UMa 16-17 kadir ve BZ UMa 15.8-16 parlaklığında bulunmaktadırlar yani her iki sistemde durağan haldedirler. Gözlemlere ait çeşitli bilgiler Tablo 1'den görülebilir.

2.2. Optik

Optik verilerin alınması için TUG RTT150 teleskobu kullanıldı. Tayf 3500 and 7000Å arasındaki dalga boylarında alındı. Dalga boyları He-Ne ark lambaları ile kalibre edildi. Optik verilerin alındığı tarihlerde ise SW UMa 16 – 16.5 kadir ve BZ UMa 16 – 17 kadir parlaklıkları ile yine durağan evrelerindeydiler. Gözlemlere ait çeşitli bilgiler Tablo-1'den görülebilir.

Tablo- 1. Sistemlere uygulanan X ışın ve optik gözlemlerin çeşitli bilgileri.

Gözlem Türü	Özellikler	SW UMa	BZ UMa
X IŞINI	Gözlem Tarihi	6 Kasım 2007	24 Mart 2008
	Gözlem Süresi	~ 17 ks	~ 30 ks
	Gözlem Aleti	SUZAKU XIS1	SUZAKU XIS1
	Foton Sayım Oranı	0.43 ± 0.01 sayım/s	0.480 ± 0.003 sayım/s
	Veri Sertlik Oranı	~ 0.9	~ 0.3
	Foton Gruplama sayısı	10 foton/grup	20 foton/grup
OPTİK	Gözlem Tarihi	5 Şubat 2011	8 Şubat 2011
	Gözlem Süresi	900 s	900 s
	Gözlem Aleti	TUG RTT150	TUG RTT150

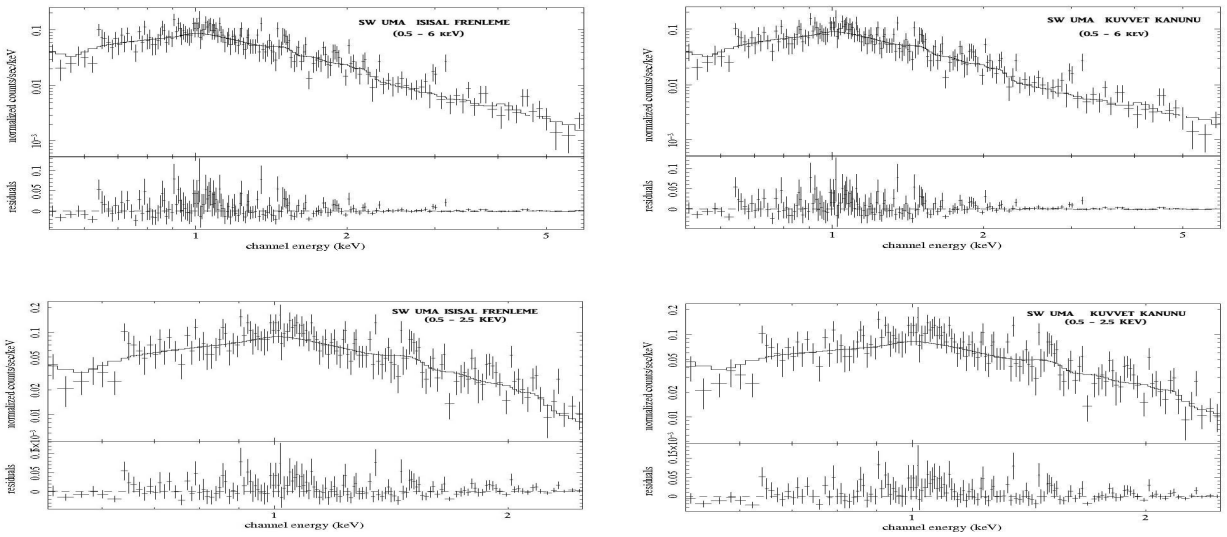
3. X Işını Analizleri

3.1. Tayf Analizi

SW UMa için verilerden elde edilen tayfa uygulanan teorik modellerden ısısal frenleme ve kuvvet kanunu modelleri hem verinin tamamına (0.5 – 6 keV) hem de sadece yumuşak X-ışını kısmına (0.5 – 2.5 keV) en iyi uyumu veren modellerdir. Verinin sert kısmına tek başına sadece eksponansiyel model uyum göstermiş ve bu nedenle verinin tamamına frenleme ve kuvvet kanunu modelleri ile birlikte uygulanmıştır. Literatürde bu sistem için verilen sadece bir tek N_H değeri 1 x 10^{20} cm^{-2} şeklinde olduğundan Reina and Tarengi (1973)'nin formülünü kullanarak sistemin galaktik koordinatlarını temel alan 5.7 x 10^{20} cm^{-2} değeri hesaplanmış ve analizler sırasında kullanılmıştır. Tayf modellerinin uyum araştırması sırasında bu değer serbest bırakıldığında anlamlı N_H değerleri elde edilememiştir.

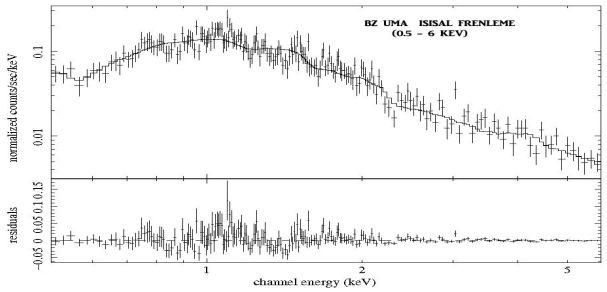
BZ UMa için de N_H değeri serbest bırakıldığında analizlerde anlamlı sonuç elde edilemediğinden ve literatürde verilmiş N_H değeri de bulunmadığından yukarıda sözü edilen aynı yazarların formülü kullanılarak elde edilen 5.4 x 10^{20} cm^{-2} değeri analizler boyunca kullanılmıştır. BZ UMa için sadece verinin tamamına uygulanan ısısal frenleme

mekanizması uyumlu sonuç vermiş başka hiçbir model ne bu enerji aralığına ne de yumuşak X ışını kısmına uyum sağlamamıştır.



Şekil-1. SW UMa sistemine uygulanan tayf analizinde elde edilen modeller.

Patterson ve Raymond (1985)'ın sınır tabakasındaki sıcaklık değerini kullandıkları ve Pringle ve Savonije (1979)'nin sınır tabakası parlaklığını kullandıkları formülleri ile kütle yığılma oranları hesaplanmıştır. Tablo-2'den de görülmekte olduğu üzere tüm hesaplanan değerler sınır tabakası kütle yığılma oranı için çeşitli yazarlar tarafından kabul görmüş bulunan 2 x 10^{16} grs^{-1} değerinden azdır. Bu da her iki sistemin sınır tabakasındaki kütle aktarımının az olduğunu göstermektedir.



Şekil-2. BZ UMa sistemine uygulanan tayf analizinde elde edilen model.

3.2. Periyot Analizi

SW UMa'nın verisine uygulanan periyot analizi sonucunda 15.38 dakikalık baskın bir periyot değeri bulunmuştur (Şekil-3). Kuvvet tayfında görülen diğer iki periyot değeri 33.30 dakika ve 19.61 dakikadır.

BZ UMa için elde edilen kuvvet tayfında (Şekil-4) iki baskın periyot değeri vardır : 13.01 ve 24.89 dakika.

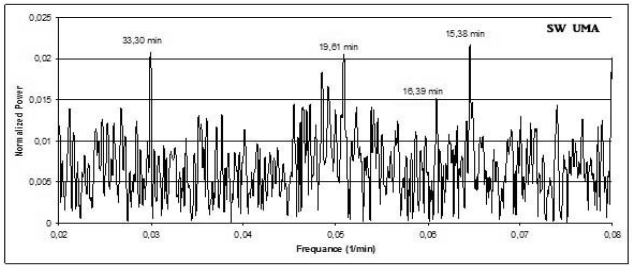
4. Optik Analizler

Şekil-5 ve 6'dan görülebileceği gibi her iki sistemin optik bölge tayf analizinde kuvvetli H, He I, OI, Ne III ve TiO çizgileri görülmektedir ki bunlar SU UMa türü cüce

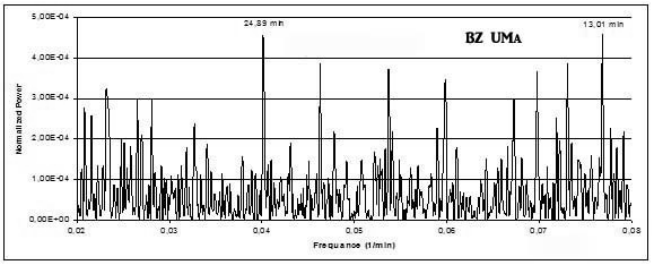
novaların tipik özelliğidir. Kuvvetli H ve He I çizgileri tipik olarak yörünge periyodu 1.5 saatten az olan sistemlerde görülmektedir. Bir sistemin tayfında TiO çizgisi varsa bu o sistemin M tayf türünden bir ikincil bileşene sahip olduğunu işaretidir ki literatürde her iki sistemin ikincil bileşenlerinin bu tayf türünden olduğu söylenmektedir. Zayıf He II çizgisi sistemlerin OK türünden olabileceğine işaret edebilir çünkü He II çizgisi genelde bu tip sistemlerin tayfında görülmektedir (Patterson, 1994).

Tablo-2. Sistemlere uygulanan X ışını tayf analizi sonuçları.

SİSTEMLER	**SW UMa**				**BZ UMa**
TAYF MODELİ	Isısal Frenleme		Kuvvet kanunu		Isısal Frenleme
Enerji Aralığı	0.5 – 6 keV	0.5 – 2.5 keV	0.5 – 6 keV	0.5 – 2.5 keV	0.5 – 6 keV
N_H (cm^{-2})	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}	5.4×10^{20}
kT (keV)	0.84 ± 0.16	1.64 ± 0.15	-	-	9.08 ± 3.72
α (Foton İndeksi)	-	-	1.87 ± 0.25	2.30 ± 0.07	-
χ^2_υ	1.07	1.19	1.05	1.20	0.99
υ	160	131	160	131	187
F ($ergcm^{-2}s^{-1}$)	$3.48^{+0.02}_{-0.40} x10^{-10}$	$2.5^{+0.04}_{-0.10} x10^{-10}$	$3.48^{+0.07}_{-0.20} x10^{-10}$	$(2.46\pm0.06)x10^{-10}$	$2.89^{+0.01}_{-0.21} x10^{-10}$
L ($ergs^{-1}$)	$10.54^{+0.06}_{-1.21} x10^{32}$	$7.43^{+0.12}_{-0.30} x10^{32}$	$10.54^{+0.21}_{-1.21} x10^{32}$	$(7.45\pm0.18)x10^{32}$	$6.77^{+0.03}_{-0.49} x10^{32}$
T sıcaklık (^oK)	$(0,97 \pm 0.19) \times 10^7$	$(1.90 \pm 0.17) \times 10^7$	-	-	$(1.05\pm0.43)x10^8$
$\dot{M}$ Kütle yığılma oranı (grs^{-1})	$1.61^{+0.30}_{-0.26} x10^{16}$	$0.82^{+0.09}_{-0.06} x10^{16}$	-	-	$1.08^{+0.00}_{-0.08} x10^{16}$
Parlaklık ($ergs^{-1}$)	$10.54^{+0.06}_{-1.21} x10^{32}$	$7.43^{+0.12}_{-0.30} x10^{32}$	-	-	$6.77^{+0.03}_{-0.49} x10^{32}$
$\dot{M}$ Kütle yığılma oranı (grs^{-1})	$1.99^{+0.00}_{-0.23} x10^{16}$	$1.40^{+0.02}_{-0.06} x10^{16}$	-	-	$0.11^{+0.8}_{-0.3} x10^{16}$

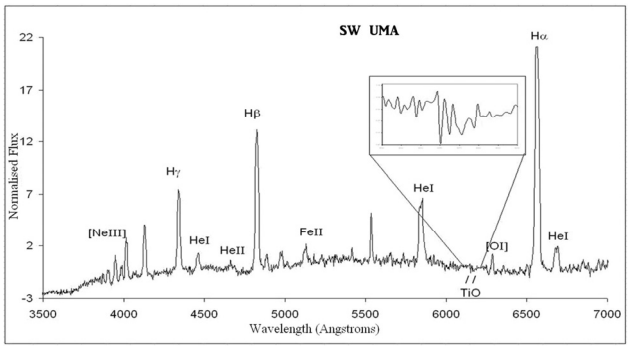


Şekil-3. SW UMa sisteminin kuvvet tayfı.

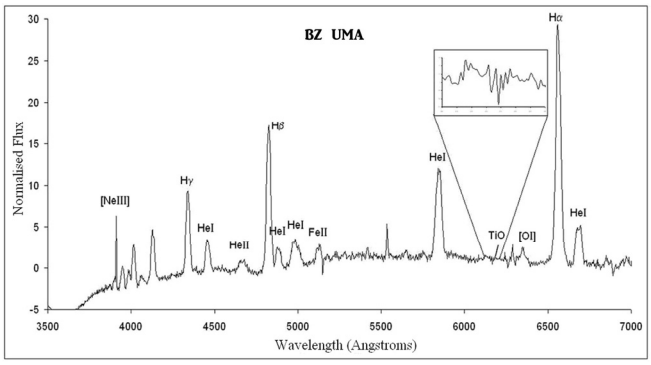


Şekil-4. BZ UMa sisteminin kuvvet tayfı.

Maalesef optik gözlem süreleri (~900 s) herhangi bir zamanlama analizi yapılamayacak kadar kısa olduğundan periyot değeri tespit edilememiştir.



Şekil-5. SW UMa sisteminin RTT150 teleskobunda TFOSC CCD ile alınmış optik tayfı.



Şekil-6. BZ UMa sisteminin RTT150 teleskobunda TFOSC CCD ile alınmış optik tayfı.

5. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada SW UMa'nın X-ışın tayf analizinden elde edilen sonuçları daha önceki çalışmalarla (bkz Tablo-3) karşılaştırdığımız zaman elde edilen kütle yığılma oranlarının birbirlerinden 10 veya 10^2 değeri kadar farklılıklar gösterdiği görülebilir ki bu verilerin elde edildiği uyduların kapsadığı enerji aralıklarının farklı olmasından ve Suzaku uydusunun daha sert X ışını fotonlarını da almasından kaynaklanan doğal bir sonuçtur. Bununla birlikte hem önceki çalışmaların hem de bu çalışmanın verdiği kütle yığılma oranı değerleri 2 x 10^{16} gs^{-1} den küçüktür ki bu bize X ışınlarının yayınlandığı bölgenin optik olarak ince sıcak (~ 10^7 ^oK) bir gaz olduğunu söylemektedir. Bir kaynak hem ultra yumuşak hem de yumuşak X ışınlarını iki şekilde yayınlayabilir : ilk durumda yığılma diskinden yayınlanan yüksek enerjili X ışınları (yumuşak) daha sonra sınır tabakası veya korona tarafından soğurulup daha düşük enerjili X ışınları (ultra yumuşak) olarak yayınlanır (Pringle ve Savonije,1979). Ayrıca böyle bir sistemin büyük beyaz cüce kütlesine ve düşük galaktik soğurma değerine sahip olması gerektiği öne sürülmektedir (Patterson ve Raymond, 1985). İkinci durumda ultra yumuşak X ışınları doğrudan çok düşük yoğunluklu korona tarafından yayınlanır. SW UMa hem ultra yumuşak hem de yumuşak X ışınlarını aynı anda yayınlamaktadır ve büyük bir beyaz cüce kütlesine (0.71 ± 0.22) $M_\odot$ sahip olduğu gibi bu çalışmada elde edilen değeri ile 5.7 × 10^{20} cm^{-2}'lik bir düşük bir galaktik soğurma değerine sahiptir.

Önceki bir çalışma hariç tüm çalışmalar sadece ısıl temelli emisyon mekanizmaları önermekte iken bu çalışmada tayf analizinde kuvvet kanunu modelinin de uyumlu sonuç vermiş olması sistemde manyetik temelli bir ışıma mekanizmasının da etkin olabileceğini düşündürmektedir. Bu durumda sistemin OK türünden olabileceği olasılığını da göz ardı etmemek gerekmektedir. Ayrıca optik tayf analizinde diske sahip cüce novaların

karakteristik çizgilerinin yanında zayıf He II çizgisi olması da yine manyetik alana bir işaret olabilir. İlk bahsedilen değer literatürde Shafter (1986) da verilen 15.9 dakikalık beyaz cüce dönme periyodu ile uyumlu bir sonuçtur. Yörünge ve dönme periyotları arasında vuru frekansı arama çalışması sonucunda 15.38 dakika için bu değerin 18.94 dakika olması gerektiği hesaplanmıştır ki buna en yakın değer kuvvet tayfında 19.61 dakika olarak görülmektedir. Literatürde 33.30 dakikalık değerle uyumlu herhangi bir sonuç bulunamadığı gibi bu değer dönme periyodu olarak kabul edilse vuru frekansının 56.16 dakika olması gerektiği hesaplanmıştır ki bu kuvvet tayfında olmayan bir değerdir. Bunların yanında eğer sistemimiz bir OK tipi sistem ise bu iki frekans değeri yarı periyodik salınım da olabilir.

Tablo-3. SW UMa sisteminin önceki X ışın çalışmalarında elde edilen bulguları.

Uydu	**EXOSAT (0.05 – 50 keV)**		**ROSAT (0.1 - 2.4 keV)**		
Yazarlar / **Özellikler**	Shafter ve ark.,1986.	Szkody ve ark.,1988.	Rosen ve ark.,1994.	Richman, 1996.	Gün ve Ercan., 2003.
X Işın oluşum mekanizması	0.07 keV sıcaklıklı karacisim ve 0.21 keV sıcaklıklı ısısal frenleme.	100 eV karacisim ve 0.5 keV ısısal frenleme	Ayrıntıları Lui ve ark.1995 tarafından verilen coronadan yayınlanan iki sıcaklıklı Raymond-Smith modeli.	Tek sıcaklıklı ısısal frenleme	1.39 ± 0.39 keV sıcaklıklı Raymond-Smith emisyon mekanizması.
Manyetik Beyaz Cüce	Periyot analizine göre iç diskte madde yığılma kolonları ile akmakta (OK?)	Manyetik alana iat herhangi bir ip ucu yok.	Manyetik alan yok	-	-
Sınır tabakası kütle yığılma oranı	-	-	-	-	0.01×10^{16} gs^{-1}

BZ UMa sisteminin sonuçlarını daha önceki çalışmalar (bakınız Tablo-4) ile karşılaştırdığımız zaman ROSAT uydusu sadece ultra yumuşak X ışınlarını gözlediği için bu çalışmada elde edilen sıcaklık değerinin daha fazla olması normaldir çünkü daha yüksek enerjili X ışınları da gözlenmektedir. Bu sistemin de hem ultra yumuşak hem de yumuşak X ışınlarını aynı anda yayınlaması ile ilgili olarak SW UMa için verilen açıklamalar geçerlidir. Bu sistemin süper patlama gösterdiği 2009 yılında tespit edilmiş olduğundan SU UMa tipi bir cüce nova olduğu açıktır. Optik tayf analizinde disk yapılı sistemlerin karakteristik çizgileri yanında zayıf ta olsa HeII çizgisi olması OK tipi olabileceği ile ilgili soru işaretleri doğmasına sebep olmaktadır. Periyot analizinde iki baskın değer bulunmuştur. Eğer bu değerlerden biri sistemdeki beyaz cücenin dönme periyodu ise yörünge periyodu ile aralarında olması gereken vuru frekansı değerleri 13.01 dakika için 15.13 dakika ve 24.89 dakika için 33.39 dakika olmalıdır. Ne yazık ki bu vuru frekansı değerleri kuvvet tayfında görülmemektedir. Literatürde bu sistem için karşılaştırma yapılabilecek, verilmiş herhangi bir dönme periyodu değeri de bulunmamaktadır. Bu durumda hangisinin dönme periyodu olduğuna karar vermek oldukça güçtür. Bunu dışında sistemimiz eğer bir OK tipi sistem ise her iki değerde yarı periyodik salınım olmaya uygundur.

Tablo-4. BZ UMa sisteminin önceki ışın çalışmalarında elde edilen bulguları.

Uydu	**ROSAT (0.1 - 2.4 keV)**	
Yazarlar / **Özellikler**	Richman,1996.	Gün ve Ercan,2003)
X Işın oluşum mekanizması	Tek sıcaklıklı ısısal frenleme modeli. İki veri seti için sıcaklıklar 1.3 ± 0.2 keV ve 1.3 ± 0.1 keV.	Tek sıcaklıklı Raymond-Smith mekaznizması. Üç veri seti için sıcaklıklar : 1.51 keV, 1.51 ± 0.31 keV ve 1.7 keV.
Manyetik Beyaz Cüce	-	-
Sınır tabakası kütle yığılma oranı	-	0.02×10^{16} gs^{-1}

Analizler hem SW UMa hem de BZ UMa'nın bazı zayıf OK türü sistem özellikleri göstermelerine rağmen daha baskın olarak SU UMa türü coşkun değişen sistemlerin özelliklerine sahip olduklarını doğrular niteliktedir.

Kaynaklar

1. Gün, G.Ý. and Ercan, E.N., 2003, *International Journal of Modern Physics-D* 12, Issue 4 , 739.
2. Jurcevic, J.S., Honeycutt, R.K., Schgel, E.M., and Webbink R.F., 1994, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 106 ,669, 481.
3. Lamb, D.Q., and Patterson, J., 1983, Cataclysmic variables and related objects; Proceedings of the Seventy-second Colloquium, Haifa, Israel, August 9-13, 1982 (A84-35926 16-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., p. 229-236.
4. Lui, F.K, Meyer, F., and Meyer-Hofmeister, E.,1995, *Astronomy and Astrophysics*, 300, 823.
5. Osaki, Y. 1996, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, p. 39–60.
6. Patterson, J. and Raymond, J.C , 1985, *The Astrophysical Journal* 292, Issue 2, 550.
7. Patterson, J.,1994*The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 697,209.
8. Price, A., Masiero, J., Henden, A. A., Vanmunster, T., Dvorak, S., Oksanen, A., Shears, J., Starkey, D., Arminski, A., Collins, D., Durig, D., Harris, B., Koff, R., Kopelman, M., Krajci, T., Reszelski, M., Simonsen, M., Arranz, T., Tomlin, R. and Wells, D.,2009, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121, 885, 1205.
9. Pringle, J.E., and Savonije, G.J., 1979, *Monthly Notices of Royal Astronomical Society* 187, 777.
10. Reina, C., and Tarengi, M., 1973, *Astronomy and Astrophysics* 26, 257.
11. Richman, H. R., 1996, *The Astrophysical Journal*, 462,404.
12. Rosen, S.R., Clayton, K., Osborne, J.P, and McGale, P.A.,1994, *Monthly Notices of Royal Astronomical Society* 269, Issue 4, 913.
13. Shafter, A. W.,1983, *Information Bulletin on Variable Stars*, 2354 ,2.
14. Shafter, A.W., Szkody, P. and Thorstensen, J.R., 1986, *Astrophysical Journal* 308,765.
15. Sing, D. K., Howell, S. B., Szkody, P. and Cordova, F. A. 2004. Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Spectroscopy of the Transitional Magnetic Cataclysmic Variable V405 Aurigae. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 825, p. 1056–1060.
16. Szkody, P., Osborne, J., and Hassal, J.M.,1988, *The Astrophysical Journal*, 328, 2

RS CVn TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT MM HERCULIS'İN 33 YILLIK AKTİVİTE SERÜVENİ

Günay TAŞ[1], Orkun ÖZDARCAN[1]

[1]Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova – İZMİR
(eposta: gunay.tas@ege.edu.tr; orkun.ozdarcan@ege.edu.tr)

Özet: MM Her RS CVn türünün karakteristiklerinin ortaya koyulmasında yararlanılan türün ilk üyelerindendir. İlk keşfedildiği günden bugüne kadar süren çok renkte fotometrik gözlemleri, aktif yıldız türlerinin kısa dönemli olduğu kadar uzun dönemli aktivite doğasına da ışık tutmaya başlamıştır. Bu çalışmada 1976 - 2009 tarihleri arasındaki 33 yıla yayılan fotometrik gözlemlerle görülmüştür ki sistemin K0 IV tayf türünden soğuk bileşeni üzerine yerleşen aktivite yapıları nedeniyle ışık ve renk eğrileri, ışık eğrisi genlik değişimleri yaklaşık ortalama 23 yıllık bir manyetik çevrim ve ortalama 8 yıllık bir aktivite çevrimi göstererek yıllar içinde değişmiştir. MM Her'in uzun dönemli renk değişimleri, aktif yıldız üzerinde yalnız lekelerin değil, faküla benzeri parlak ve sıcak aktivite yapılarının varlığını da ortaya koymuştur.

1. Giriş: MM Her RS CVn türü örten bir çift sistemdir. RS CVn sınıfının karakteristiklerinin ortaya koyulmasında yararlanılmış ilk sistemlerdendir (örn. Popper 1976). Çift çizgili tayfsal bir çifttir. Sistem G2 V tayf türünden sıcak ve K0 IV tayf türünden aktif, soğuk bir bileşenden oluşmuştur (Taş et al. 2001). Değişik zamanlarda yapılan dikine hız çalışmalarıyla bileşenlere ilişkin salt parametrelerin çözümüne gidilmeye çalışılmıştır (Imbert 2002, Taş et al. 2001). Aktivitenin varlığının en önemli göstergelerinden olan Ca II H, K, Hα salmaları pek çok çalışmanın konusu olmuştur (örn. Fernandez-Figueroa et al. 1994; Montes et al. 1997; Taş et al. 2001).

MM Her fotometrik olarak ilk Tsesevich (1954) tarafından gözlendi. Işık eğrisinde tutulmalardışı dalga benzeri bozulmanın varlığı ise ilk Hall et al. (1977) tarafından belirlendi. MM Her fotometrik olarak aralıklı ama her seferinde oldukça kapsamlı çalışılmış bir sistemdir (örn. Sowell et al. 1983; Evren 1985, 1987a, 1987b; Heckert and Ordway 1995; Taş et al. 1999). Bu çalışmalar aktif bileşen üzerinde yaklaşık 7.5, 3.5 ve 6 yıl gibi farklı dönemlerle hareket eden aktivite bölgelerinin varlığından bahseder. MM Her'in belki de en çarpıcı fotometrik özelliklerinden biri faküler yapıların varlığına işaret ettiğine inanılan, ışık değişiminin minimum olduğu evrede B-V renginin mavileşmesidir (Evren and Taş 1999, Taş et al. 1999).

MM Her de diğer RS CVn sistemleri gibi X-ışınlarından radyoya kadar geniş bir dalgaboyu aralığında gözlenmiştir. MM Her'in aynı zamanda Algol türü ışık değişimine sahip ayrık bir örten çift olması onu aktivite - çift olma - evrim ilişkisi tartışmaları açısından değerli bir bilgi hazinesi yapar (örn. Welty and Ramsey 1995, Singh et al. 1996).

Son dönemde çok sayıda gökyüzü taraması ve uydu çalışması ile pek çok yeni aktif yıldızın keşfi, aktif sınıfının ilk üyeleri arasında yer alan yıldızlara ilişkin çalışmaların azalmasına neden oldu. Ancak toplanan verisi uzun bir zaman aralığına yayılan çok fazla yıldız olmadığı düşünülürse, aktif yıldız sınıfının ilk üyelerinin gözlemlerinin devam etmesinin önemi ortaya çıkar. Bu çalışmada MM Her'in 2000 ile 2009 yılları arasındaki yeni fotometrik gözlemleri, literatürden derlenen verilerle birlikte yıldızın kısa ve uzun dönemli aktivite doğasını tartışmakta kullanıldı.

2. Gözlemler: Gözlemler, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin (EUG) 48 cm teleskobuna bağlı SSP-5 (2000 – 2002 yılları arasında) ve high speed three channel photometer (2003 – 2009 yılları arasında) ile yapıldı. 2000 yılı hariç tüm gözlemlerde UBVR filtreleri kullanıldı. Gözlemlerde kullanılan mukayese ve denet yıldızları sırasıyla BD +21° 3274 ve BD +22° 3250'dir. MM Her 18 arcsec uzaktaki görsel bileşeniyle [(V, B-V, U-B) = (13.5, +0.57, 0.00) mag] (Eggen 1978) birlikte gözlenmiştir. Gözlem yapılan teleskop ve alıcılar 13.5 mag'lık bir yıldız ışığına duyarlı olmadığı için optik bileşenin etkisini ihmal ettik.

MM Her'in dönemi günün katlarına yakındır, ve nispeten uzun dönemli bir yıldızdır, bu yüzden gökyüzünde bulunduğu süre içinde tüm evrelerde gözlem noktası elde etmek zordur. Taş ve Evren (2012)'den alınan aşağıdaki yeni ışık öğeleri, ışık eğrilerinin evrelerini hesaplamakta kullanıldı:

$$\text{HJD (Min I)} = 24\ 53575.4282\ (17) + 7^{d}.960317\ (2) \times E\ .....\ (1)$$

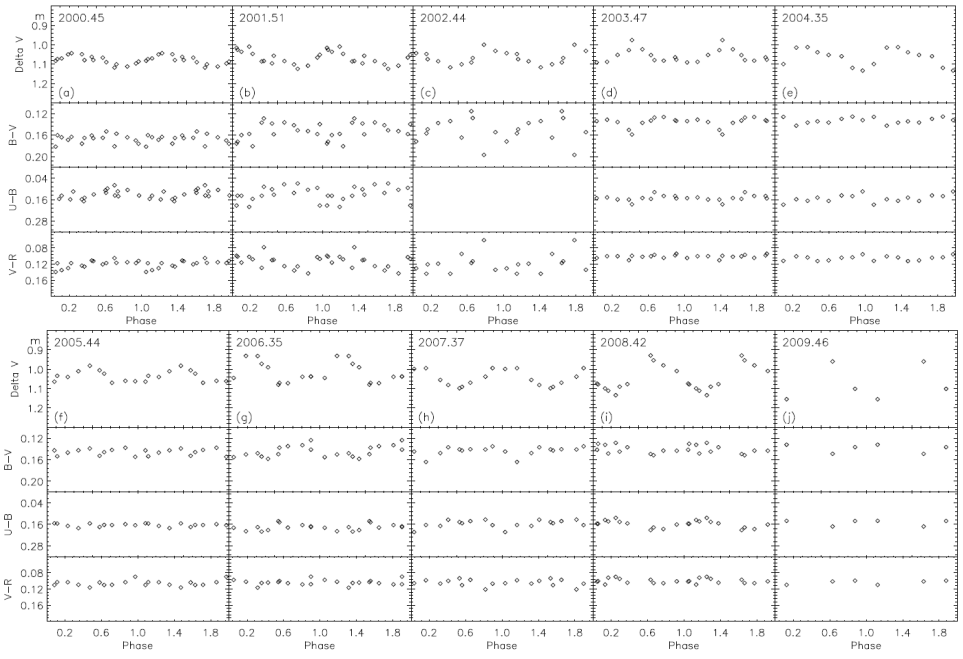
Çizelge 1. 1976 – 2009 yılları arasında yapılan gözlemlerin tutulmalardışı, sezonluk değişimlerinin Fourier kaysayılarıyla temsiliyle elde edilen fotometrik ve aktivite parametreleri.

	Yıl	HJD	V(Max)	V(Min)	V(Ort.)	U-B	B-V	V-R	Genlik	Sp1	Sp2	Sp3	Ref.
		(2400000+)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)				
1	2009.46	55001.1483	0.947	1.164	1.095	0.146	0.137	0.104	0.217	0.06	-	-	(e)
2	2008.42	54620.8642	0.943	1.122	1.050	0.159	0.140	0.102	0.179	0.19	0.30	0.80	(e)
3	2007.37	54239.5303	0.989	1.096	1.047	0.160	0.145	0.104	0.107	0.48	0.48	0.98	(e)
4	2006.35	53866.8641	0.921	1.076	1.022	0.172	0.145	0.103	0.155	0.75	0.03	0.54	(e)
5	2005.44	53533.2420	0.982	1.073	1.040	0.164	0.146	0.105	0.091	0.93	0.24	0.73	(e)
6	2004.35	53135.2319	1.006	1.136	1.075	0.147	0.133	0.105	0.130	0.92	0.50	1.00	(e)
7	2003.47	52815.7954	1.002	1.092	1.063	0.150	0.134	0.101	0.091	0.18	0.18	0.68	(e)
8	2002.44	52436.5559	1.006	1.127	1.067	-	0.151	-	0.122	0.42	0.04	0.54	(e)
9	2001.51	52100.1941	1.009	1.120	1.071	0.129	0.150	0.115	0.111	0.65	0.34	0.84	(e)
10	2000.45	51712.0854	1.051	1.109	1.081	0.138	0.165	0.118	0.058	0.78	0.40	0.89	(e)
11	1999.50	51365.3336	1.021	1.073	1.049	-	0.162	-	0.051	0.01	0.01	0.52	(d)
12	1998.52	51006.3403	1.031	1.061	1.041	-	0.160	-	0.030	0.09	0.09	0.59	(d)
13	1997.62	50679.2714	1.012	1.108	1.055	-	0.167	-	0.096	0.14	0.26	0.26	(d)
14	1985.56	46272.7481	1.004	1.156	1.073	-	0.138	-	0.152	0.34	0.41	0.41	(b)
15	1984.50	45886.2476	1.009	1.141	1.072	-	0.140	-	0.133	0.49	0.55	0.55	(b)
16	1983.55	45537.8299	1.011	1.127	1.065	-	0.144	-	0.116	0.72	0.40	0.90	(a)
17	1980.24	44326.8994	0.993	1.108	1.048	-	0.174	-	0.115	0.35	0.26	0.26	(c)
18	1980.57	44448.6116	1.013	1.091	1.036	-	0.171	-	0.078	0.25	0.25	0.25	(c)
19	1980.56	44445.4381	0.982	1.073	1.003	-	0.160	-	0.091	-	-	-	(a)
20	1979.42	44030.7783	0.921	0.980	0.943	-	0.178	-	0.058	0.78	0.28	0.77	(a)
21	1979.48	44052.8696	0.835	1.047	0.984	-	0.159	-	0.211	0.83	0.16	0.65	(a)
22	1979.70	44133.1205	-	-	-	-	-	-	0.011	0.92	0.45	0.95	(c)
23	1978.41	43658.9501	0.993	1.087	1.053	-	0.167	-	0.094	0.67	0.43	0.93	(c)
24	1977.56	43349.1343	1.012	1.140	1.053	-	0.165	-	0.128	0.72	0.16	0.67	(c)
25	1977.40	43292.6778	-	-	-	-	-	-	0.147	0.74	0.21	0.72	(c)
26	1976.57	42987.3821	1.032	1.103	1.064	-	0.184	-	0.072	0.77	0.31	0.82	(c)

(a) Evren (1985) ; (b) Evren (1987a); (c) Sowell et all. (1983); (d) Taş et al. (1999); (e) Bu çalışma

3. Işık Eğrilerindeki Tutulmalardışı Dalga Benzeri Bozulmalar: Tutulmalardışı ışık değişimini inceleyebilmek için öncelikle tüm ışık eğrisi elde edilebilen yıllar için tutulmaya ilişkin gözlem noktaları atıldı. Bunun için, 1998 ile 2009 arasındaki her gözlem sezonu için tutulmaların olduğu evreler ışık eğrilerinden temizlendi. Bunun için minimumlardan $0^{p}.027$ evre (Evren 1985) kadar öncesi ve sonrası ışık eğrilerinden çıkarıldı. Her gözlem sezonu için tutulmalardışı evrelere en küçük kareler yöntemi uygulayarak, aktivite kökenli dalga benzeri bozulmayı temsil eden çakışma (temsil) için Fourier katsayıları belirlendi. Tüm bu işlemler için yalnız V süzgecindeki gözlemler kullanıldı. Bu çalışmada sunulan yeni fotometrik gözlemlerin dışında daha önce yayımlanmış veriler Sowell et al. (1983), Evren (1985) ve Taş et al. (1999)'dan alındı. Sistemin ışık eğrilerinin yüzeyinde birden fazla aktif bölgenin varlığına işaret edecek

şekilde tek leke minimumlu ya da genellikle asimetrik olma durumu gözönüne alınarak her bir veri grubu iki terimli Fourier katsayıları kullanılarak temsil edildi. Her bir ışık eğrisi bu şekilde en iyi biçimde temsil edildikten sonra bu kuramsal eğriler üzerinden leke minimum evreleri, genlikler, maksimum ve minimum parlaklıklar belirlendi. Sowell et al. (1983)'den alınan ortalama 1977.40 ve 1979.70 gözlem sezonlarında yapılan gözlemlerde farklı mukayeseler kullanıldığı için diferansiyel parlaklıklar farklıdır. Bu iki gözlem sezonu uzun dönemli parlaklık değerlendirmelerine katılmadılar, ama leke minimum evreleri ve genlikleri ilgili tartışmalar içine alındılar. Tüm bu veriler her bir gözlem sezonuna ilişkin hesaplanan ortalama parlaklık ve renk değerleriyle birlikte Çizelge 1'de listelendi.

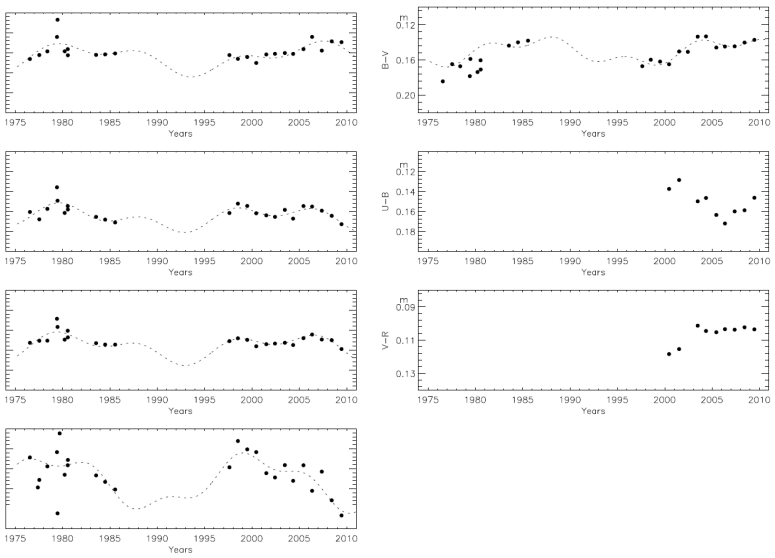


Şekil 1. 2000 – 2009 yılları arası elde edilen ışık ve renk eğrilerinin sezonluk değişimleri.

Sistemin ışık eğrisinin bir gözlem sezonunda bile hızlı değişimler geçirdiği gözlem sezonları, birden fazla gruba ayrılarak incelendi (1980 yılı gibi). Bu tür gözlem yılları istisnadır. 1977 ile 1999 arası ışık eğrileri burada verilen ilgili literatürde bulunabilir. Bu yüzden, bu burada yalnız, ilk olarak bu çalışmada sunulan 2000 ile 2009 yılları arasına ait ışık ve renk eğrilerine yer verildi ve Şekil 1'de evreye karşı noktalanarak gösterildi. Şekil 1'te üst panel ışık, alt panel ise üstten alta doğru U-B, B-V ve V-R renk eğrilerini gösteriyor. Şekil 1'den de görüleceği gibi U-B saçılmalı olmasına rağmen B-V'ye benzer bir şekilde, leke minimum evresinde parlaklık sönerken mavileşiyor görünmektedir. V-R ise tamamen soğuk aktivite yapılarına karşılık verecek şekilde kırmızılaşmaktadır. Ayrıca soğuk bileşen üzerindeki aktivite yapılarının evriminin sistemin parlaklık ve renk düzeyine etkisi, değişim genliklerinin ve leke minimum evrelerinin farklı gözlem sezonlarında değiştiği de Şekil 1'de farklı gözlem sezonlarına ilişkin arka arkaya gelen ışık ve renk eğrilerinin incelenmesiyle kolaylıkla farkedilir.

MM Her'in fotometrik parametrelerinin uzun dönemli değişimini daha iyi gösterebilmek için Çizelge 1'de listelenen yıllık parlaklık ve renk ortalamaları Şekil 2'de noktalanmıştır. Şekil 2'de sol panelde üstten alta doğru maksimum, minimum ve ortalama V parlaklığının yıllık ortalamalarının yıllara göre değişimi gösterilmektedir. Sağ panelde ise üstten alta doğru U-B, B-V, ve V-R renklerinin yıllık ortalamalarının değişimi gösterilmektedir. Parlaklık ve renklerin uzun dönemli değişimleri karşılaştırıldığında U-B

ile B-V renklerinin yıldız global olarak sönerken mavileştiği görülür. V-R'nin değişimi ise daha belirsiz olmakla beraber aynı zaman aralığında kırmızılaşmaktadır.



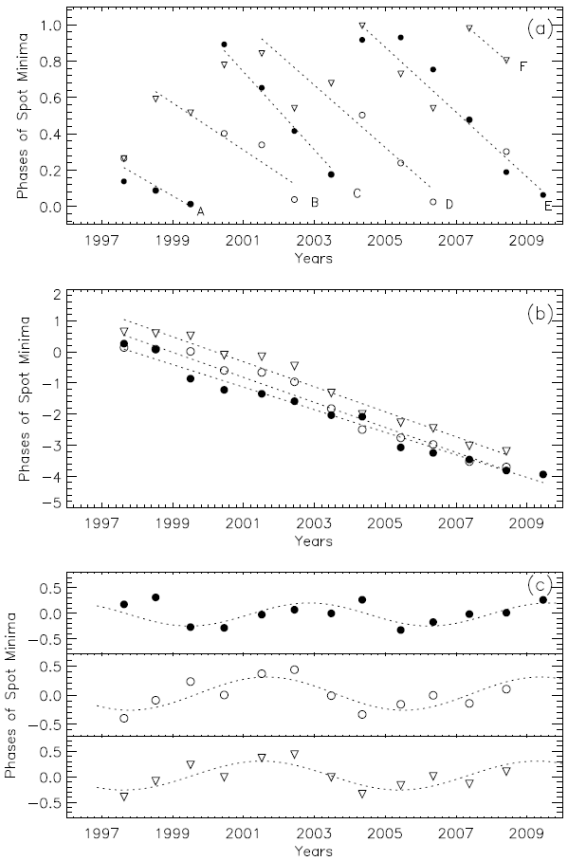
Şekil 2. Maksimum, minimum, ortalama ışık ve U-B, B-V, V-R renk eğrilerinin yıllar içindeki değişimi olası değişim dönemlerini veren fitlerle beraber gösterilmiştir.

Diğer yandan hem renkler hem de parlaklıklar belli bir dönemle değişiyor görünmektedir. PERIOD04 dönem analiz programını kullanılarak olası değişimin dönemi araştırıldı, en iyi çakışmaya iki dönemli temsillerle ulaşıldı. Parlaklıklardan ortalama 22.4 ve 9.5 yıllık, B-V renginden ise yaklaşık 21.4 ve 7.5 yıllık dönemler bulundu. U ve R gözlemleri uzun dönemli değişimi ifade etmek için yeterli olmadığı için herhangi bir dönem araştırmasında yararlanılmadı. Ancak U-B'de net bir şekilde 2001'de başlayan ve 2006'da en kırmızı olduğu noktaya ulaşan bir kırmızılaşma ve sonra 2009'a kadar süren bir mavileşme görülmektedir. Buradan en az 8 yıl dönemi olan bir U-B değişiminin varlığı net olarak kendini göstermektedir. V-R'de ise daha belirsiz olmakla beraber U-B ile tamamen ters yönlü bir değişim olduğu görülür. B-V ise V parlaklığı ile zıt yönlü bir değişime sahiptir ve bu, uzun dönemli değişimde baskın etkinin sıcak aktivite yapılarından kaynaklanma olasılığının kuvvetli olduğuna işaret eder. Ancak $(B\text{-}V)_{ort}$'nin yıllar içindeki değişim genliği ve biçiminin diğer iki renkle karşılaştırılmasından, $(B\text{-}V)_{ort}$'ye hem sıcak hem de soğuk her iki aktivite yapılarının etki ettiği farkedilir; adeta V-R ve U-B'ye etki eden özelliklerin bileşke görüntüsünü bize sunar.

Şekil 2'de genliklerin yıllara göre değişimi noktalanmıştır. Genliğin yıllara göre değişimi ile renk ve parlaklık değişimi arasında doğrudan bir ilişki bulunamamıştır. Ancak uzun dönemli genlik değişiminin de renk ve parlaklık değişimi için bulunanlara benzer olarak yaklaşık 21.4 ve 7.6 yıllık iki dönemle temsil edilebildiği görülmüştür.

Her bir gözlem sezonuna ait tutulmalardışı ışık değişimi yukarıda ifade edildiği gibi Fourier dönüşüm katsayıları kullanılarak oluşturuldu. Işık eğrileri genellikle asimetrik biçime sahip olduğu için birbirine yakın lekelerden oluşan leke gruplarının etkilerini gördüğümüzü varsaydık. Bir tek ve bir çift minimumlu iki kuramsal eğrinin toplamıyla gözlenen ışık değişimini oldukça iyi bir şekilde temsil edebildik. Dolayısıyla bu kuramsal eğrilerdeki her bir minimum parlaklığa neden olan bir leke bölgesi var kabulüyle leke minimum evrelerini belirledik. Çizelge 1'de bu üç leke grubuna karşılık gelen evreler Sp1, Sp2 ve Sp3 olarak isimlendirildi ve Şekil 3'de yıllara göre noktalandı. Maalesef 1985 ile 1997 yılları arasında yıldızın hiçbir gözleminin olmaması detaylı bir tartışmaya olanak vermez. Sistemin 1997'den itibaren 12 yıl boyunca aynı gözlemevinde aynı gözlemciler tarafından gözlenmiş olması bu çalışmada son yıllara daha ağırlık verilmesine neden oldu. Şekil 3a'da 1997 ile 2009 yılları arasında belirlenen leke minimum evrelerinin yıllara göre değişimi görülüyor. Işık eğrisinde leke bölgelerinin azalan evrelere doğru kaydığı farkedilir. Bu kaymanın bittiği yılı takiben hemen büyük evrelerde yeni bir grup ortaya çıkar, sonra o da azalan evrelere doğru kaymaya başlar. Bu güneş benzeri dinamonun

varlığının göstergesidir. Eğer çevrimler ekleterek bu evreleri alt alta çizdirirsek Şekil 5b'deki gibi bir leke grubunun bir aktif boylam içindeki yaşam süresini buluruz. Burada bu 2.6 ± 0.4 yıl olarak hesaplandı. Temsilden farklar Şekil 3c'den görüleceği üzere belli bir çevrimli değişim sergilemektedir. Dönem analizi ile buradan yıldızın manyetik aktivite çevrimi 7.8 ± 0.7 yıl olarak hesaplandı.



Şekil 3. MM Her'in yıllar içindeki leke minimum evrelerinin değişimi. (a) 1997 ile 2009 yılları arasında MM Her'in leke gruplarının boylamsal hareketi. Kesikli dikey çizgilerle temsil edildiler. Farklı semboller farklı leke gruplarını gösteriyor; içi dolu ve boş olan daireler Sp1 ve Sp2'yi, üçgenler ise Sp3'ü gösteriyor. (b) Leke minimum evrelerinin yıllar içinde boylamsal kayması çevrim eklenerek gösterildi. Her bir grup kesikli çizgilerle temsil edildi. (c) Şeki 5b'deki temsillerden farklar.

4. Tartışma ve Sonuç

Uzun zamandır ihmal edilmiş bir sistem olan MM Her son on yıllık fotometrisi ile aktivite doğasına ilişkin bazı ipuçları vermiştir. B-V rengi ve parlaklık arasındaki zıt evreli ilişkinin her gözlem sezonunda tekrarlandığı ve U-B renginde daha belirgin olduğu görülmüştür. Bu tür zıt yönlü renk-parlaklık ilişkilerine, MM Her'de, faküla benzeri parlak fotosferik yapıların kaynaklık edebileceği Taş et al. (1999) tarafından tartışılmıştır. V-R rengi ise V parlaklığıyla aynı yönlü değişim gösterir. Bu ilişkiler MM Her'in uzun dönemli renk – parlaklık değişimleri için de benzer olarak bulunmuştur. Radick et al. (1998) genç yıldızların uzun dönemli değişimi üzerine yıldız lekeleri baskınken, Güneş gibi yaşlı yıldızlarda fakülaların baskın olduğunu ifade etmiştir. Bu değişim Skumanich (1972)'in aktivite – yaş arasında verdiği ters kare yasasına gore $1M_{\odot}$ kütleli yıldızlar için 1-2 x 10^9 yıllık bir yaşta ortaya çıkar. MM Her durumunda sıcak, parlak aktivite yapılarının varlığına ilişkin kanıtlar yukarıda ifade edilen şekilde renklerden gelmektedir. MM Her, log t = 9.599 (~4 milyar yıl)'lik bir yaştadır. Küçük kütleli tek anakol yıldızları için dönme, yaşın büyümesiyle yavaşlamasına rağmen, etkileşen çiftlerde dönme hızı, yaştan ziyade birincil belirleyicinin yıldız aktivitesi olduğu kanıtlanmıştır (Barrado et al. 1994).

Yıldızın uzun dönemli değişimi iki dönemle temsil edilebilmiştir. Bunlardan uzun olanı yaklaşık 21 yıl civarındadır. O-C'den bulunan manyetik aktiviteye atfedilen 23 yıllık dönem ile ışık, renk ve genliklerin uzun dönemli değişiminden hesaplanan bu ortalama 21 yıllık dönem birbirine benzemektedir ve değişimin nedeninin manyetik aktivite olduğunu desteklemektedir.

Parlaklık, renk ve genlik değişimlerine karşılık bulunan yaklaşık 9.5 ve 7.5 yıllık ikinci dönemlerle leke minimum evrelerinin değişiminden bulunan yaklaşık 6.5 yıllık dönem birbirinden biraz farklıdır. Aktivite kökenli olan bu değişimlerin benzer dönemler vermesini beklemek mantıklı olurdu. Ancak farklı sıcaklık ve ömürlere sahip aktivite yapılarından kaynaklanan değişimlerin etkisinin bileşkesi farklı filtrelerde kendini değişik ağırlıklarda belli eder. Diğer yandan, fakülaların lekelerden önce ortaya çıkıp lekelerin habercisi olduğunu Güneş gözlemlerinden biliyoruz. Lekeler kaybolduktan sonra da

faküler bölgeler bir süre daha varlıklarını korurular. Dolayısıyla bu tür etkiler, parlaklık ve renklerde farklı aktivite yapılarının kendini daha belirgin ve/veya uzun süreyle göstermesini etkiler. Özellikle genlik değişimleri aktivite yapılarının kapladığı alan ve sıcaklık kadar yıldızın eğikliğine ve lekelerin oluştuğu enlemin değerine çok bağımlıdır. Tüm bu kombinasyonlar değişik parametrelerle farklı aktivite yapılarının evrimine ilişkin farklı dönemler bulmamıza neden olabilir. Bir diğer neden leke modellemesi için verinin yeterliliği ya da kullanılan yöntemlerin farklılığı olabilir. Örneğin Sowell et al. (1983) 7.5 yıl, Evren (1985) 3.5 yıl, Taş et al. (1999) 5.9 yıl gibi farklı dönemlerle yıldız yüzeyinde hareket eden aktivite bölgelerinin varlığını ifade eder. Catalano et al. (1998), Gondoin (2008) leke kadar fakülaları da hesaba katan leke modelleri üzerinde çalıştılar. Ancak henüz çeşitli aktivite yapılarının, fotometrik olarak yıldız ışığının değişiminin görünürlüğüne etki eden çok sayıda parametreyi gözönüne alma olasılığı veren leke modelleme programları üretilememiştir. Geri tür yıldızların aktivite doğasını aydınlatmakta en önemli gereksinim ise uzun zaman aralığına yayılmış çok renk kesiksiz gözlem verisi elde etmektir. Özellikle MM Her gibi aktif yıldız türünün ilk üyesi olmaktan dolayı yaklaşık 33 yıla yayılmış gözlemleri bulunan aktif yıldızların gözlemlerinin sürmesi ayrı bir öneme sahiptir.

5. Kaynaklar

Barrado, D., Fernandez-Figueroa, M. J., Montesinos, B., de Castro, E.: 1994, AA 290, 137
Eggen, O. J.: 1978, IBVS No. 1426
Evren, S., Taş, G.: 1999, IBVS No. 4687
Evren, S.: 1985, ApSS 108, 113
Evren, S.: 1987a, ApSS 137, 151
Evren, S.: 1987b, ApSS 137, 357
Fernandez-Figueroa, M. J., Montes, D., de Castro, E., Cornide, M.: 1994, ApJS 90, 433
Hall, D. S., Henry, G. W., Burke, E. W., Jr., Mullins, J. L.: 1977, IBVS No. 1311
Heckert, P. A., Ordway, J. I.: 1995, AJ 109, 2169
Imbert, M.: 2002, AA 387, 850
Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., Sanz-Forcada, J.: 1997, AASS 125, 263
Popper, D. M.: 1976, IBVS No. 1083
Radick, R. R., Lockwood, G. W., Skiff, B. A., Baliunas, S. L.: 1998, ApJSS 118, 239
Singh, K. P., Drake, S. A., White, N. E.: 1996, AJ 111, 2415
Skumanich, A.: 1972, ApJ 171, 565
Sowell, J. R., Hall, D. S., Henry, G. W., Burke, E. W., Jr., Milone, E. F.: 1983, ApSS 90, 421
Taş, G., Evren, S., İbanoğlu, C.: 1999, AA 349, 546
Taş, G., Evren, S., Marino, G., Frasca, A., İbanoğlu, C., Catalano, S.: 2001, AA 376, 966
Taş, G., Evren, S., 2012, baskıda
Tsesevich, V. P.: 1954, Odessa Izv. 4, Part 2, 116
Welty, A. D., Ramsey, L. W.: 1995, AJ 109, 2187

ULUSLARARASI İŞBİRLİĞİ İLE BİR ASTEROİD BULMAK İÇİN KULLANILAN YÖNTEMLER VE "FIND AN ASTEROID" PROJESİ

H. Aziz KAYIHAN[1,2,3], Serkan YILDIZ[1,4], Charitarth A. VYAS[1,5], H. Elif YALVAÇ[6], Lidia MAYANGSARI[7]

[1]Space Generation Advisory Council
[2]SGAC, Middle East Regional Coordinator, aziz.kayihan@spacegeneration.org
[3]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[4]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, serkanyildiz86@gmail.com
[5]National Institute of Science, Physics Department, Gujurat, India
[6]h.elif.yalvac@gmail.com
[7]Institut Teknologi Bandung, Astronomy Department, Bandung, Indonesia

Özet: Bu bildiri, dünya çapında 15 takımın katılım sağladığı, amacı bir asteroid bulmak olan "Find an Asteroid" projesinin çalışma mantığını ve proje sırasında kullanılan yöntemleri, takımların çalışma şekillerini ve projenin geleceğini ele almaktadır.
Anahtar kelimeler: Find An Asteroid, neo, mba, IASC, SGAC.
Abstract: This article talks about the working principle, methods, and the future of "Find an Asteroid" project, to which, 15 teams around the globe joined with the purpose of discovering a new asteroid.
Keywords: Find An Asteroid, neo, mba, IASC, SGAC.

1. Giriş

Birleşmiş Milletler'in Uzay Programı tarafından desteklenen Uzay Nesli Tavsiye Kurulu (SGAC)'nun NEO (Near Earth Object) grubu, Mayıs ayı içerisinde IASC (International Astronomical Search Collobration) ile birlikte yapmış oldukları ortaklık sonucunda Asteroid keşfetmek üzere gönüllüler aramaya başladı.

Haziran'ın ilk haftasına kadar toplanan bu gönüllüler 14 Ağustos - 18 Eylül 2012 tarihleri arasında gerçekleştirilecek Asteroid bulma kampanyasında çalışacak, dünyanın dört bir tarafından gönüllülerden oluşuyordu.

Takımlar, 14 Ağustos tarihinde başlayan kampanya doğrultusunda, Asteroid bulmak üzere ccd görüntülerinin nasıl incelenebileceği, Minor Planet Center'a görüntü raporlarının nasıl yollanacağı hakkında çeşitli tecrübeler edindiler.

Bildiride takımların asteroid keşfetmek amacı ile kullandıkları program ve yöntemler ve asteroid keşfinden sonraki süreç ile ilgili bilgiler verilmektedir.

2. Uluslar Arası Bir Yöntem İle Asteroid Keşif Yöntemleri

Kısa adı IASC (okunuşu: Isaac) International Astronomical Search Collobration, Amerika Birleşik Devletleri'nde bulunan 5 adet teleskobuyla görüntü alıp, bu görüntüleri, görüntülerdeki asteroidleri keşfetmek üzere Dünya çapında lise öğrencilerine göndermektedir. Bu sürecin temel amaçlarından birisi, ana asteroid kuşağı ve Yer'e yakın çevrelerde bulunan asteroidlerle ilgili yapılan bilimde, kolay ve temel kısımları gönüllü kişilere yaptırarak, işin bilimine doğru hızla yönelebilmek. Tabii ki bu esnada, asteroid keşif çalışmalarında yer alan öğrencilerin en büyük ödülü ise keşfetmiş oldukları asteroidler oluyor. Aynı zamanda da bu öğrenciler, temel bilimler ve astronomi hakkında

belli bir bilgi birikimine sahip oluyorlar ve bu gelecekteki meslek tercihlerinde önemli bir rol oynuyor.

IASC, 2006 yılından bu yana 20'si Uluslararası Astronomi Birliği tarafından isim verilip kategorize edilmiş toplam 433 asteroid keşfine olanak sağladı.

3. SGAC Asteroid Search Campign

SGAC'nin başlattığı Asteroid Bulma Kampanyası'na 73 kişiden oluşmuş 15 Takım, 20 ülkeyi temsilen katılım göstermekte. Bu bildiri çalışmasını hazırlayanlar olarak yer aldığımız "Team Alpine" bu takımlardan sadece biri. Takım, 3'ü Türkiye'den, 1'i Hindistan'dan ve 1'i Endonezya'dan olmak üzere toplam 5 kişiden oluşmakta ve adını, takım üyelerinin Alpin kuşağı üzerinde yer alıyor olmasından almaktadır.

SGAC kampanyasındaki 15 takım 1 Eylül 2012 itibari ile 49 NEO gözlemi, 16 NEO doğrulaması, 35 MBA (Main Belt Asteroid) ön keşfi ve 3 MBA keşfi gerçekleştirdiler. Bu keşif ve gözlemlerden 1 NEO gözlemi, 3 NEO doğrulaması ve 3 MBA ön keşfi Team Alpine olarak bizlere ait.

2012 QV32	**A. Lazzarini, H. Schulz, & H. Rios**	**Educativa**	**Brazil**	**Provisional**	**08.20.12**	**EDU0002**
2012 QC15	**R. Aditya & K. Sanath**	**The Celestial**	**India**	**Provisional**	**08.20.12**	**TCX0001**
2012 QX36	**J. Lui, A. Schuck, K. Grayson, F. Stojcevski, & P. Blaber**	**Team Hayabu**	**Australia**	**Provisional**	**08.22.12**	**HAY1006**
TOV6PB	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	Preliminary	08.18.12	ALN0001
TOV6PD	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	Preliminary	08.18.12	ALN0003
TOV6PC	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	Preliminary	08.18.12	ALN0004
2012 PA20	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	08.16.12		
2012 QD10	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	08.21.12		
2012 QU14	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	08.24.12		
2012 PC20	H.A. Kayihan, S. Yildiz, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari, & C.A. Vyas	Team Alpine	Turkey, India, Indonesia	08.22.12		

Şekil-1: SGAC kampanyası sırasında 1 Eylül 2012 tarihine kadar yapılan MBA keşifleri ve Team Alpine'ın yapmış olduğu ön keşifle, NEO gözlemi ve NEO doğrulamaları şekilde görülmektedir.

4. Astrometrica ve Görüntülerin İncelenmesi

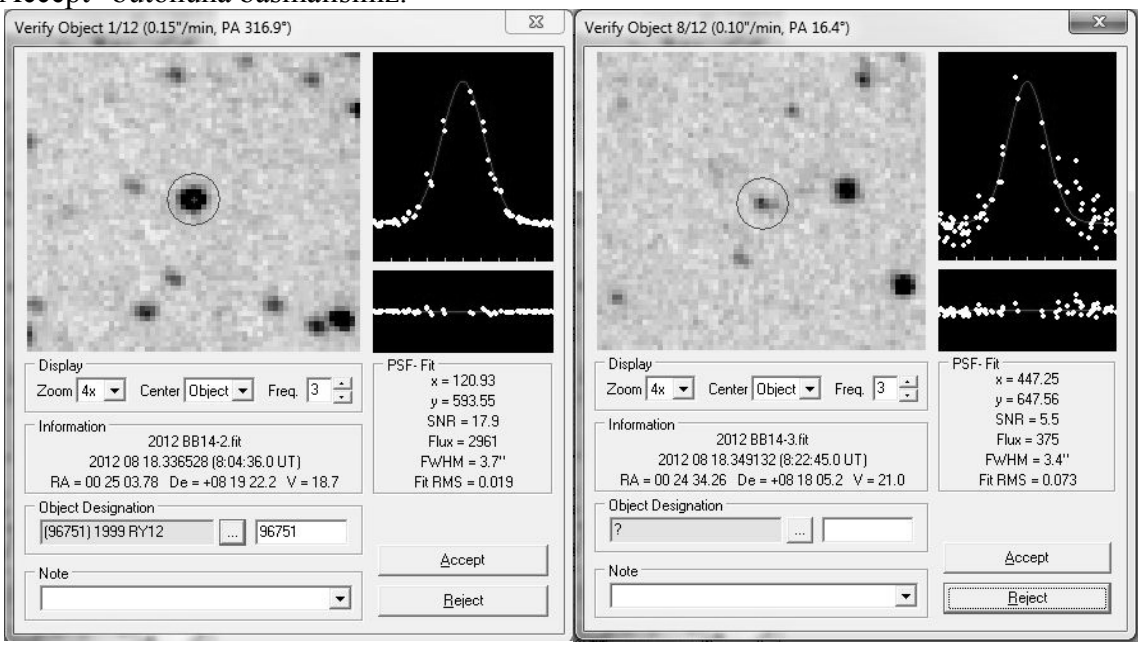
IASC "Find an Asteroid" projesi katılımcısı her bir takıma haftada ortalama 6 görüntü seti göndermektedir. Yaklaşık 6-7 dk. aralıklarla seçilen bu görüntüler, Astrometrica programı ile analiz edilmektedir. Bu analizler öncelikli olarak otomatik tespitle, ikincil olarak ise manuel tespitle yapılmakta.

4.1. Otomatik Tespit

Astrometrica programına görüntüleri yükledikten sonra, "Moving Object Utility" sekmesi aracılığı ile bir otomatik tarama gerçekleştirilebiliyor. Bu sekme öncelikli olarak, sağ açıklık ve dik açıklık bilgileri ile görüntüdeki yıldızları katalogdakilerle eşleyip, arkasından arka planda hareketli bulunan cisimleri size gösteriyor.

Görünt hareketli bir cisim bulduğunda bu cisimle ilgili PSF-Fiti'ni size gösteriyor. Eğer görüntüdeki cisim daha önceden keşfedilmiş bir asteroid veya NEO ise, o cismin kodunu size "Object Designation" kısmında gösteriyor. Bu noktada o cisim için "Accept" butonuna tıklamanız yeterli.

Eğer görüntüdeki hareketli cisim, kataloglanmış bir asteroid değil ise, program size "Object Designation" sekmesinde bir soru işareti gösterecektir (bkz. Şekil-2). Bu noktada öncelikli olarak onun gerçekten bir asteroid olup olmadığına karar vedikten sonra (bkz. Bölüm-4.3), asteroid ise, 3 adet harf ve 4 adet karakterden oluşan geçici kodunuzu girip "Accept" butonuna basmalısınız.



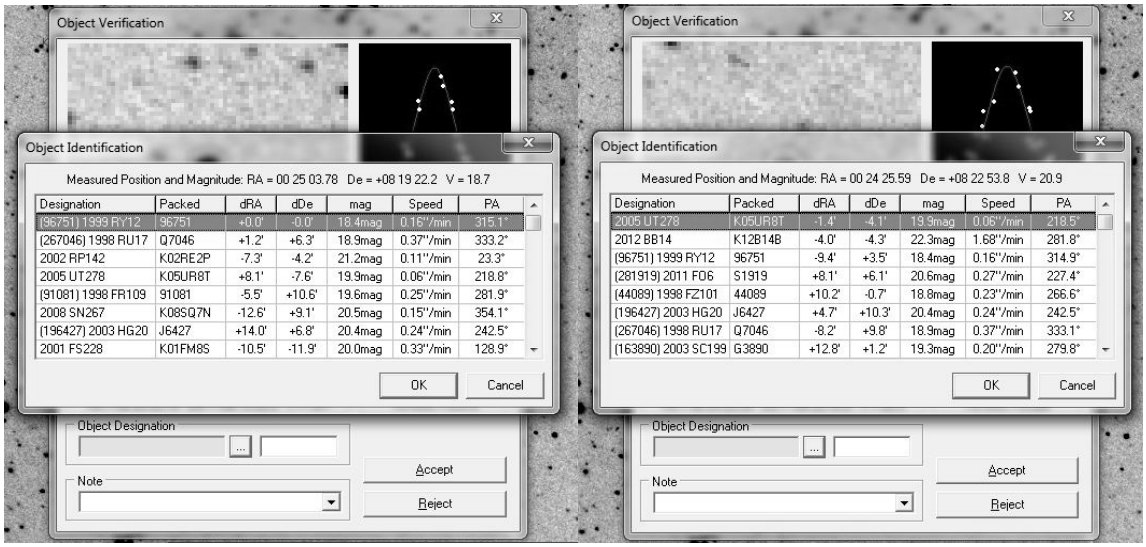
Şekil-2: Daha önceden keşfedilmiş bir asteroidin PSF-Fit'i (solda) ve keşfedilmemiş bir asteroidin PSF-Fiti (sağda).

4.2. Manuel Tespit

Astrometrica zaman zaman çok sönük cisimleri otomatik taramada atlayabilmekte. Bu sebeple her zaman manuel bir tarama yapmak gerekiyor.

Blink seçeneği aracılığı ile yaptığımız bu tarama aslında otomatik taramadan çok farklı değil. Sadece arkaplanda hareketli cisimleri kendimiz bulup işaretlemek durumundayız. Bu bağlamda Astrometrica bizi yine aynı PSF-Fit penceresine yönlendiriyor ancak, bu sefer bilinen asteroidleri kendisi bulmadığı için biz "Object Designation"ın yanındaki "..." butonu aracılığı ile söz konusu cismin keşfedilmiş bir asteroid mi, yeni bir asteroid mi olduğuna karar vermeliyiz.

Bu noktada Astrometrica bize bölgeye yakın asteroidlerin bir listesini getiriyor. Eğer listede sağ ve dik açıklığı 0 ve 0'a çok yakın bir asteroid varsa bunu işaretliyoruz, eğer yoksa bu yine yeni bir keşif demektir ve bu noktada Bölüm-4.1'deki şekilde devam ediyoruz. (bkz. Şekil-3)



Şekil-3: Hareketli cisim daa önceden keşfedilmiş bir asteroid ise sağ ve dik açıklığı 0 veya 0'a çok yakın olmalı (solda). Listede dik ve sağ açıklığı 0 olan bir cisim olmadığından cisim yeni bir asteroid (sağda).

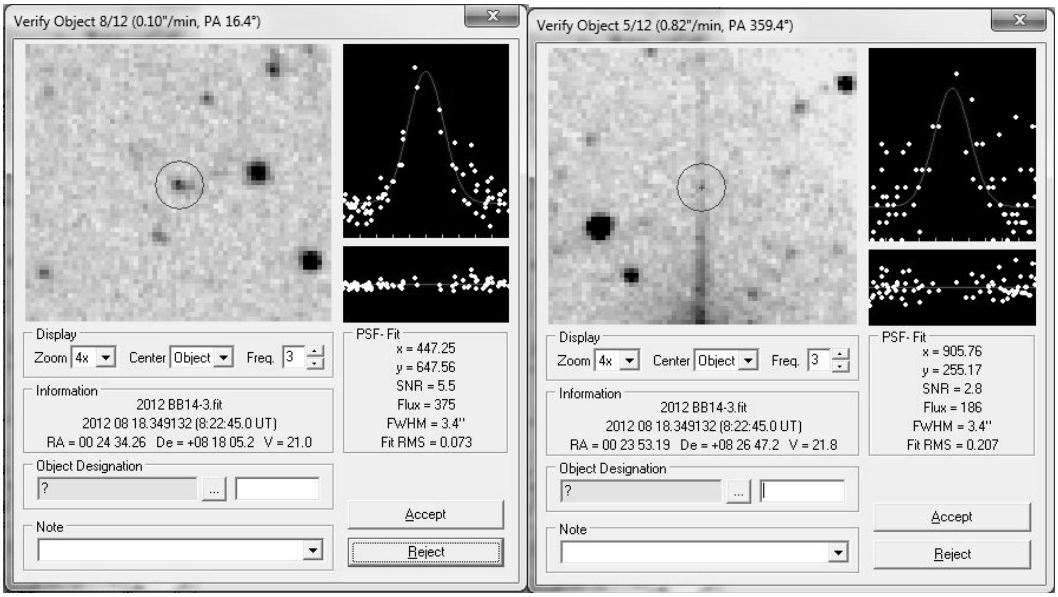
4.3. Asteroid Tespitleri (True and False Signatures)

Görüntülerde gördüğümüz cisimler her zaman asteroidler değil, bazen gerçekten de bir asteroid gibi görünse ve hareket etse de pikseller olabiliyor. Bunların ayrımını çeşitli verilerle yapabiliyoruz.

Bir cismin PSF-Fit'i grafik üzerine oturuyorsa, bu noktada bakacağımız 3 şey var:

- Cismin parlaklığı: Göreli olarak sabit olmalı ve 0,7 - 0,8 kadirden fazla değişmemeli.
- SNR - Signal to Noise Ratio: Cismin sinyal-gürültü oranı 5'e çok yakın veya üzerinde olmalı.
- Cisim düz bir çizgi üzerinde ve göreli olarak sabit bir hızla ilerliyor olmalı.

Saydığımız bu kriterler dışında kalan cisimlere "False Signature" adını veriyoruz. Eğer cisim tüm kriterlere uyuyorsa buna "True Signature" diyoruz.



Şekil-4: True Signature (solda) ve False Signature (sağda) örnekleri.

4.4. MPC Raporu

Tüm taramalar bittikten sonra, "File -> View MPC Report File" altından MPC raporunu görüntüleyebiliyoruz. MPC (Minor Planet Center) gözlemevi, gözlemci(ler), ölçümü yapan(lar), gözlem araçları ve bulunan ve mevcut asteroidlerle ilgili parlaklık, sağ açıklık, dikaçıklık ve isim (kod) gibi verileri içermeli.

Bir MPC raporu hazırlarken dikkat edilmesi gereken en önemli nokta, raporun içinde CCD markasından bahsedilmemesi gerektiği.

MPC04.txt - Notepad

File Edit Format View Help

```
COD H21
OBS R. Holmes
MEA H.A. Kayıhan, S. Yıldız, H.E. Yalvaç, L. Mayangsari & C.A. Vyas (Team Alpine)
TEL 0.81-m f/4.5 astrograph + CCD
ACK MPCReport file updated 2012.08.19 19:40:59
AC2 ari@astro-research.org
NET PPMXL

Image Set: 26-2012 BB14-0818-32

     ALN0001  C2012 08 18.32392400 23 55.62 +08 28 18.6          20.7 V      H21
     ALN0001  C2012 08 18.33652800 23 55.13 +08 28 23.7          20.9 V      H21
     ALN0001  C2012 08 18.34913200 23 54.68 +08 28 28.7          20.6 V      H21
     ALN0002  C2012 08 18.32392400 24 34.20 +08 18 01.7          20.9 V      H21
     ALN0002  C2012 08 18.33652800 24 34.23 +08 18 03.9          20.8 V      H21
     ALN0002  C2012 08 18.34913200 24 34.26 +08 18 05.2          21.0 V      H21
     ALN0003  C2012 08 18.32392400 24 26.26 +08 22 50.9          20.9 V      H21
     ALN0003  C2012 08 18.33652800 24 25.93 +08 22 52.3          20.7 V      H21
     ALN0003  C2012 08 18.34913200 24 25.59 +08 22 53.8          20.9 V      H21
     ALN0004  C2012 08 18.32392400 24 07.45 +08 24 09.1          21.0 V      H21
     ALN0004  C2012 08 18.33652800 24 07.32 +08 24 12.4          21.1 V      H21
     ALN0004  C2012 08 18.34913200 24 07.20 +08 24 14.6          21.2 V      H21
44089         C2012 08 18.32392400 23 45.09 +08 23 34.9          19.2 V      H21
44089         C2012 08 18.33652800 23 44.81 +08 23 34.6          19.2 V      H21
44089         C2012 08 18.34913200 23 44.54 +08 23 34.4          19.2 V      H21
96751         C2012 08 18.32392400 25 03.91 +08 19 20.1          18.7 V      H21
96751         C2012 08 18.33652800 25 03.78 +08 19 22.2          18.7 V      H21
96751         C2012 08 18.34913200 25 03.64 +08 19 24.2          18.7 V      H21
J6427         C2012 08 18.32392400 24 07.42 +08 12 39.0          20.4 V      H21
J6427         C2012 08 18.33652800 24 07.17 +08 12 37.1          20.5 V      H21
J6427         C2012 08 18.34913200 24 06.90 +08 12 34.9          20.5 V      H21
Q7046         C2012 08 18.32392400 24 59.42 +08 12 53.6          19.0 V      H21
Q7046         C2012 08 18.33652800 24 59.19 +08 13 00.1          18.8 V      H21
Q7046         C2012 08 18.34913200 24 59.01 +08 13 05.6          18.7 V      H21

----- end -----
```

Şekil-5: Örnek bir MPC raporu.

5. Keşif Sonrası

Astrometrica'da yaptığınız ölçümler, bir NEO'nun gözlemi, doğrulaması, ya da yeni bir asteroidin ilk gözlemi olabilir. Asteroidler için keşif süreçleri aşağıdaki maddelerle ele alınabilir.

Ön keşif: Bir asteroid ilk defa gözlendiğinde bu bir ön-keşif olarak adlandırılır. Minor Planet Center tarafından asteroide geçici bir kod verilir ve bu asteroid takip eden 10-15 gün boyunca tekrar yakalanmaya çalışılır. Eğer cisim bu süreç içerisinde tekrar gözlenemezse, kaybedilmiş olarak ilan edilir ve ona yönelik gözlemler durdulur.

Keşif: Bir cisim keşfini takiben 10-15 günlük süre içerisinde ikinci kere gözlenirse, MPC tarafından bu asteroid'e bir kod verilir ve asteroid sürekli olarak gözlenmeye başlanır.

Yörünge parametrelerinin belirlenmesi: Keşfi doğrulanan bir asteroid, ikinci gözlemi takiben geçe 3-6 yıl boyunca gözlenir ve tüm yörünge parametreleri elde edilir. Tüm bu süreçten sonra yörünge parametreleri çıkarılan bir asteroid Uluslararası Astronomi Birliği'nin resmi listesine kaydedilir.

İsimlendirme: Yörünge parametreleri belirlenen bir cisim, onu keşfeden kişiler tarafından isimlendirilebilmektedir.

6. Sonuç

SGAC'nin başlatmış olduğu bu kampanya 18 Eylül'e kadar devam edecek ve bu tarihte sonlandırılacak. Asteroid keşiflerinin en temel ancak en kolay adımı olan görüntü analizlerinin, lise öğrencileri ve amatörler tarafından yapılması MBA ve NEO keşiflerinin hızlanmasına, iş yükünün hafiflemesine ve özellikle fen bilimlerine duyulan ilginin astronomi aracılığı ile arttırılmasına ön ayak olabilir. Özellikle Türkiye'de de buna benzer girişimlerle IASC destekli kampanyalar başlatılabilir ve böylece hem lisans öncesi eğitim gören öğrenciler astronomi hakkında bazı temel bilgiler edinir, hem de gelecekte meslek olarak astronomiyi tercih edecek kişileri teşvik edebilir.

KEPLER VERİLERİNİN ANALİZLERE UYGUN YAPIYA DÖNÜŞTÜRÜLMESİ

Hakan V. ŞENAVCI[1], Lale ÇELİK[1], Fehmi EKMEKÇİ[1], M. Ertan TÖRÜN[1], James M. NEMEC[2], Katrien KOLENBERG[3], Joseph M. BENKO[4], Robert SZABO[4], Donald W. KURTZ[5], Karen KINEMUCHI[6]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, E-Blok 2. Kat Tandoğan Ankara (eposta: hvsenavci@ankara.edu.tr, lalecelik81@gmail.com, fekmekci@science.ankara.edu.tr, ertan.torun@gmail.com)
[2] Department of Physics & Astronomy, Camosun College, Victoria, British Columbia V8P 5J2 Canada (eposta: jmn@isr.bc.ca)
[3] Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138, USA (eposta: kkolenbe@cfa.harvard.edu)
[4] Konkoly Observatory, Research Center for Astronomy and Earth Sciences, PO Box 67, H-1525 Budapest, Hungary (eposta: benko@konkoly.hu, rszabo@konkoly.hu)
[5] Jeremiah Horrocks Institute, University of Central Lancashire, Preston PR1 2HE, UK (eposta: dwkurtz@uclan.ac.uk)
[6] Apache Point Observatory/New Mexico State University, PO Box 59 Sunspot, NM 88349, USA (eposta: kinemuchi@apo.nmsu.edu)

Özet: Bu çalışmada Kepler uydusu tarafından elde edilen verilerin, ötegezegen araştırmaları dışında diğer astrofiziksel amaçlara yönelik analizlerin daha gerçekçi olarak yapılabilmesi için düzenlenmesine ilişkin bazı aşamalar tanımlandı. Bu bağlamda, aletsel ve sistematik hataların giderildiği bazı aşamalarla ilgili bilgiler verilerek farklı sezonlarda elde edilmiş verilerin seviye farklarının giderilmesi ve birleştirilmesine ilişkin "stitching" aşaması, RR Lyr türü bünyesel değişen yıldızlara ilişkin örneklerle birlikte tartışıldı.

1. Giriş

Kepler uydusunun birincil görevi, transit yöntemi yardımıyla soğuk yıldızlar etrafında dolanan Dünya benzeri gezegenleri keşfetmektir. Kepler Uydusu tarafından, Kuğu – Çalgı Takımyıldızları civarında yaklaşık 156000 yıldızın neredeyse kesintisiz olarak elde edilen ve oldukça yüksek duyarlılığa sahip verileri kullanılarak keşfedilen ötegezegen sayısı, 06 Eylül 2012 tarihi itibariyle 74'e ulaşmıştır. Bu yüksek kalitedeki veri, ötegezegen araştırmalarının yanısıra özellikle asterosismolojik çalışmalarla birlikte, farklı türden fiziksel süreçlere sahip birçok yıldızın ayrıntılı araştırılmasına olanak sağlamaktadır. Buna ek olarak, yine bu yüksek kalitedeki veri yardımıyla, yeni değişen yıldız türleri bile keşfedilebilmektedir (bkz. Thompson vd. 2012).

Gökyüzünde yaklaşık 115 derece karelik bir alanı gören ve 21 CCD'den oluşan Kepler uydusu, Güneş enerjisinden en iyi biçimde yararlanabilmek amacıyla 3 ayda bir 90 derece dönmektedir ve bu 3 aylık dönemler sezon (quarter) olarak adlandırılır. İncelenmek istenen cisim, uydunun bu hareketi nedeniyle farklı sezonlarda teleskobun görüş alanında farklı bölgelere ve dolayısıyla farklı CCD'lere düşmektedir. Bu da, CCD'lerin farklı duyarlılıklara sahip olması ve ek olarak takip problemi, ısısal etkiler gibi bazı diğer altesel etkiler nedeniyle (detay için bkz. Koch vd. 2010 ve Haas vd. 2010), ilgili cisim için farklı sezonlarda Kepler Uydusu tarafından elde edilen ışık eğrilerinde genlik ve seviye farkları ile trendlerin (eğilim) oluşmasına neden

olmaktadır. Uluslararası ortaklık kapsamında KASC (Kepler Asteroseismic Science Consortium) çalışma grubu ile sürdürülen bu çalışmada, Kepler Uydu verilerinin analizinden önce gerçekleştirilmesi gereken düzeltme adımlarından biri, farklı sezonlarda elde edilmiş ışık eğrilerinde oluşan genlik ve seviye farklarının giderilmesiyle (stitching) ilgili bilgiler çalışma grubumuz tarafından geliştirilen yöntemle birlikte verilerek bazı RR Lyr türü bünyesel değişen yıldızların Kepler ışık eğrileri üzerinde örneklendirildi. Buna ek olarak, stitching aşamasından önce gerçekleştirilmesi gereken ve aletsel etkilerden kaynaklanan hataların giderilmesinin gerçekleştirildiği PyRAF programı ile çalışan Kepler paketinin altındaki bazı uygulamalar ile ilgili bilgiler verildi.

2. Aletsel Etkilerden Kaynaklanan Hataların Giderilmesi

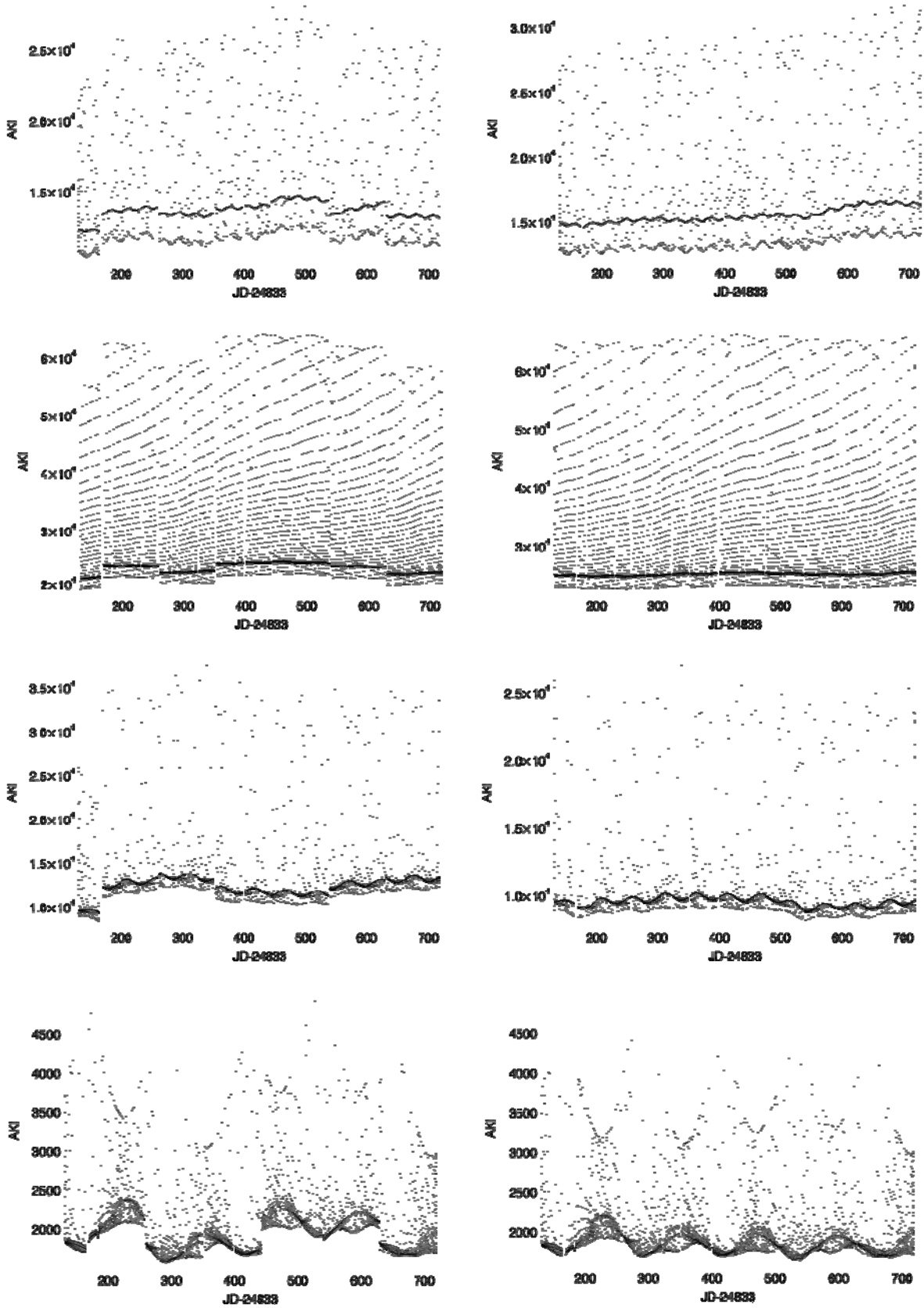
Kepler Uydusunca elde edilen verilerin kalibre edilerek basit açıklık fotometrisi uygulanmış hali "SAP Flux" (Simple Aperture Photometry Flux) olarak tanımlanmaktadır. Bu veri seti, içerisinde kısaca Giriş Bölümü'nde de bahsedilen aletsel ve sistematik hataları içermektedir. Örneğin, uydunun dönmesi nedeniyle hedef cisim farklı bir CCD'ye düşecek ve dolayısıyla nokta dağılım fonksiyonu (PSF) değişecektir. Bu da, yeni bir CCD karakteristiğini ve nokta dağılım fonksiyonunu dikkate alan yeni bir açıklık değerini yani, hedef cismin içinde bulunduğu yeni piksellerin seçimini gerektirmektedir. Buna ek olarak, hedef cismin bulunduğu açıklık içine girmiş arka alan cisimlerinden kaynaklanan yüksek sayım değerleri de hedef cisme ilişkin verileri olumsuz yönde etkilemektedir. Uyduya ilişkin sistematik hatalar, her dedektöre düşen ve özel olarak seçilmiş bazı "sabit ışınımlı" yıldızların ışık değişimlerinden elde edilmiştir. Her sezon ve her CCD için bu sistematik değişimler 16 model vektör ile temsil edilmiş ve bu vektörler "Cotrended Basis Vectors – CBV" olarak adlandırılmıştır. Bu vektörler kullanılarak ışık eğrilerindeki trendler giderilebilir.

Bilinen bu hatalar doğrultusunda, Kepler "Science Operations Center – SOC", bir dizi kalibrasyon adımı ve yöntem geliştirerek ilgili hataların büyük ölçüde giderilebildiği "Pre-Search Data Conditioning – PDC" olarak adlandırılan PDCSAPFlux değerlerini tüm veriler için yayınlamıştır (Fanelli vd. 2011). Her ne kadar PDCSAPFlux değerleri büyük ölçüde ilgili hataları giderebilmiş olsa da, ötegezegen araştırması dışında diğer astrofiziksel problemler için ilgili adımların PyRAF Kepler paketi altındaki uygulamalar kullanılarak amaca uygun bir biçimde manuel olarak gerçekleştirilmesi önerilmektedir (detay için bkz. Kepler Science Center/PyKE Primer). Bu bağlamda kullanıcı, hedef cisme ilişkin verilerin elde edildiği pikselleri görmek için Kepler paketi altındaki "keppixseries" uygulamasını kullanabilir, "kepmask" ve "kepextract" uygulamaları yardımıyla astrofiziksel amaca uygun olarak sırasıyla hedef pikselleri belirleyerek yeni ışık eğrilerini elde edebilir. Ayrıca, hedef cismin ilgili açıklık içindeki akı kesrini içeren "FLFRCSAP" ve hedef cismin içinde bulunduğu açıklıkta varsa diğer cisimlerin akılarına oranını barındıran "CROWDSAP" parametreleri yardımıyla, sırasıyla genlik düzeltmesi ve arka alan gürültüsünden arındırma aşamaları "keparith" uygulaması kullanılarak gerçekleştirilebilir. Buna ek olarak hedef cismin ışık eğrilerindeki uydu kaynaklı sistematik eğimler, yukarıda bahsedilen CBV'lerin her sezon için elde edilen uygun modelleri kullanılarak "kepcotrend" uygulaması yardımıyla giderilebilir.

3. Genlik ve Seviye Farklarının Giderilmesi (Stitching)

Kepler SOC tarafından yayınlanan PDC verileri, gerek oldukça düşük genlikli gezegen transitlerinde, gerekse yıldız aktivitesi veya dönmesi gibi yüksek duyarlılık gerektiren astrofiziksel analizlerde beklenen performansı gösterememektedir (Stumpe vd. 2011). Ayrıca, manuel olarak gerçekleştirilen adımlar esnasında bazı eksikliklerle karşılaşılmaktadır (kullanıcı tarafından belirlenen yeni hedef pikseller için "FLFRCSAP" ve "CROWDSAP" parametrelerinin bulunmayışı gibi). Dolayısıyla Kepler verilerinin ilgili astrofiziksel problem doğrultusunda analizi için farklı araştırıcılar tarafından farklı yöntemler geliştirilmektedir (örn. Prsa vd. 2012). Bu bağlamda araştırma grubumuz tarafından özellikle RR Lyr türü bünyesel değişen yıldızların frekans analizlerinin gerçekleştirilebilmesi için Kepler verilerinin düzenlenmesine yönelik bir yöntem geliştirildi.

Verilerin yeniden ölçeklendirilmesine ilişkin yöntem; ardışık iki sezonda, Kepler uydusunun Güneş enerjisinden en iyi biçimde yararlanabilmek amacıyla 3 ayda bir 90 derece dönmesinden kaynaklanan veri boşlukları arada kalacak şekilde, zaman ölçeğinde birbirine en yakın birkaç çevrimin evrelendirilerek karşılaştırılmasına dayanmaktadır. Bu karşılaştırma, ilgili çevrimlerin aynı evrelerine ilişkin seviye farklarının eşit olması gerektiği prensibini temel almaktadır. Tekniğin uygulanması oldukça basit işlemlere dayanmaktadır. İlk olarak bilinmesi gereken en önemli parametre yıldızın dönemidir (burada RR Lyr yıldızları için temel modda zonklama dönemi). Yıldızın dönemi elde edildikten sonra birinci sezona ilişkin veri setinin son noktasından itibaren yıldızın döneminin, örneğin 5 katı kadar öncesi alınır ki bu, birinci sezondaki ışık eğrilerinin son beş çevrime karşılık gelmektedir. Benzer şekilde ikinci sezonun, bu sefer veri setinin ilk noktasından başlamak üzere, yıldızın döneminin 5 katı kadar sonrası alınır. Bu da ikinci sezonun ilk beş çevrimine karşılık gelir. Bu aşamadan sonra alınan bu verilerin evrelendirme işlemine geçilir. Bunun için yıldızın döneminin yanında bilinmesi gereken bir diğer önemli parametre referans alınabilecek bir zamandır. Bu, örneğin RR Lyr türü yıldızları için maksimum zamanı olabilir. Birinci ve ikinci sezonlara ilişkin sırasıyla son beş ve ilk beş çevrimin evrelendirme işleminin ardından aynı evrelerin karşılaştırılması aşaması gerçekleştirilir. Bu aşamada evrenin hassasiyeti önem kazanır. Bu çalışma kapsamında evre hassasiyeti noktadan sonra iki hane olarak alınmıştır. Dolayısıyla mevcut evreler noktadan sonra iki haneye yuvarlanarak karşılaştırma işlemi gerçekleştirilir. Karşılaştırma sonrasında her iki sezon için evrelendirilen ışık eğrilerinin aynı evrelerine karşılık gelen akı değerleri belirlenerek oranlanır (birinci sezona ilişkin akı değerleri ikinci sezona ilişkin akı değerlerine bölünür) ve ilgili evreler için katsayılar elde edilmiş olur. Bu aşamadan sonra elde edilen tüm katsayıların aritmetik ortalaması alınarak ikinci sezon için tek bir katsayı elde edilmiş olur. İkinci sezona ilişkin tüm akı değerleri bu katsayı ile çarpılarak ilk iki sezon için ölçeklendirme tamamlanmış olur. Her ölçeklendirme işleminden sonra ölçeklendirmenin yapıldığı sezonlar tek bir sezon olarak kabul edilir ve bu işlem mevcut sezon sayısı kadar tekrarlanır. İlgili yöntem ile dört RR Lyr türü bünyesel değişen KIC5559631, KIC10789273, KIC12155928 KIC7671081 yıldızları için, kullanıcıya açık 7 (Q1 – Q7) sezonluk Kepler verilerinden PDCSAPFlux değerleri kullanılarak yapılan ölçeklendirme işleminin sonuçları ölçeklendirilmemiş ışık eğrileri ile karşılaştırmalı olarak Şekil-1'de verildi.



Şekil-1. KIC5559631, KIC10789273, KIC12155928 ve KIC7671081 yıldızlarının ölçeklendirilmemiş (sol panel) ve ölçeklendirilmiş (sağ panel) ışık eğrileri

4. Tartışma ve Sonuç

Bölüm 3'de verilen Şekil-1'de, özellikle KIC5559631 ve KIC12155928 yıldızlarının ışık eğrilerinde hatırı sayılır ölçüde trend gösteren yapılar görülmektedir. Işık eğrilerine ilişkin seviye farklarının giderilmesinde kullanılan yöntem, her bir sezon için bir katsayı belirleyerek ışık eğrilerini bu katsayı ile çarpılmasına dayanmaktadır. Dolayısıyla ışık eğrilerinde görülen bu trend, kullanılan PDCSAPFlux değerlerinden kaynaklanmaktadır. Bu da gerçekten Kepler SOC tarafından yayınlanan PDC değerlerinin çok da başarılı olmadığının bir göstergesidir. Yine Kepler SOC tarafından, farklı bir yaklaşımı temel alan ve astrofiziksel çalışmalarda kullanımı daha verimli olan yeni bir PDC versiyonu yakın zamanda yayınlanacaktır.

Çalışma grubumuz tarafından geliştirilen yöntem, yine Şekil-1'den de görülebileceği gibi RR Lyr türü bünyesel değişen yıldızlar için oldukça iyi sonuçlar vermiştir. Yöntemin uygulandığı ve C programlama dilinde yazılan arayüzlü kod, halen geliştirme aşamasında olup FITS formatındaki Kepler verilerini okuyarak header parametrelerinin ve farklı veri setlerinin (örn. SAPFlux, PDCSAPFlux gibi) grafik arayüzü ile çizdirilerek incelenmesine olanak sağlamaktadır. Kod, mevcut versiyonu ile sadece tek bir T_0 ve P parametresi kullanarak evrelendirme işlemini gerçekleştirmektedir. Ancak önemli ölçüde dönem değişiminin görüldüğü yıldızlarda, örneğin her bir sezon için farklı T_0 ve P değeri kullanılarak, kodun daha sağlıklı bir evrelendirme işlemi yapacak şekilde geliştirilmesi planlanmaktadır. Buna ek olarak, kodun RR Lyr türü bünyesel değişen yıldızlar dışında farklı türden değişen yıldızlar için de (örn. örten değişen yıldızlar, delta-scuti türü bünyesel değişen yıldızlar gibi) kullanılabilmesine yönelik çalışmalar devam etmektedir.

5. Kaynaklar

Fanelli, Michael N., Jon M., Bryson, Stephen T. vd., "Kepler Data Processing Handbook", 2011, NASA Ames Research Center, Moffett Field, CA. 94035.

Haas, Michael R., Batalha, Natalie M., Bryson, Steve T. vd., "Kepler Science Operations", 2010, ApJL, 713, 115.

Koch, David G., Borucki, William J., Basri, Gibor vd., "Kepler Mission Design, Realized Photometric Performance, and Early Science", 2010, ApJL, 713, 79.

Prsa, Andrej, Kepler Eclipsing Binary Working Group, "Eclipsing Binaries with the Kepler Mission", 2012, AAS, 22040601.

Smith, Jeffrey C., Stumpe, Martin C., Van Cleve, Jeffrey E. vd., "Kepler Presearch Data Conditioning II - A Bayesian Approach to Systematic Error Correction", 2012, arXiv1203.1383.

Stumpe, Martin C., Smith, Jeffrey C., Van Cleve, Jeffrey E. vd., "Kepler Presearch Data Conditioning I - Architecture and Algorithms for Error Correction in Kepler Light Curves", 2012, arXiv1203.1382.

Thompson, Susan E., Everett, M., Mullally, F. vd., "A Class of Eccentric Binaries with Dynamic Tidal Distortions Discovered with Kepler", 2012, ApJ, 753, 86.

YAKIN GALAKSİLERDE X-IŞIN KAYNAKLARININ XMM-NEWTON VE CHANDRA GÖZLEMLERİ

Hasan AVDAN[1], Şenay KAYACI[2], Aysun AKYÜZ[3]

[1] *Çukurova Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Anabilim dalı, Adana*
(eposta: avdan.hsn@gmail.com)
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri*
(eposta: kayaci.s@gmail.com)
[3] *Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Adana*
(eposta: aakyuz@cu.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada XMM-Newton ve Chandra uydularının arşiv gözlem verileri kullanılarak, seçilen yakın galaksilerde (NGC 4631, NGC 4490/4485 ve NGC 4945) gözlenen noktasal (point-like) X-ışın kaynakları belirlenmiştir. Analiz için yeterli veriye sahip olan toplam 15 kaynağın X-ışın tayfları ve zamansal değişimleri incelenmiştir. İki galaksinin (NGC 4490/4485 ve NGC 4945) XMM-Newton arşiv gözlem verileri ilk kez noktasal kaynakların belirlenmesi amacıyla bu çalışmada kullanılmıştır. Belirlenen kaynakların X-ışın özellikleri ve ışıma mekanizmaları dikkate alınarak kaynakların doğası tartışılmıştır.

1. Giriş

Galaksi-ötesi X-ışın kaynaklarının araştırılması yüksek enerji astrofiziğinde önemli ve güncelliğini koruyan konulardan biridir. Yakın galaksilerde (< 10 Mpc) X-ışın kaynaklarının araştırılması 1978 yılında uzaya fırlatılan Einstein uydusu ile en verimli dönemine başlamıştır. 1999 yılında fırlatılan ve halen gözlemlerini sürdüren *XMM-Newton* ve *Chandra* uyduları, X-ışın astronomisi çalışmalarına çok önemli katkılar sağlamaktadır. Bu yeni nesil uydular, önceki X-ışın uyduları (ROSAT, ASCA, BeppoSAX) ile karşılaştırıldığında daha iyi açısal, uzaysal çözümleme gücüne ve ~10 kat daha fazla dedektör duyarlılığına sahiptir.

Noktasal X-ışın kaynaklarının yakın galaksilerde çalışılması, çeşitli galaksilerdeki kaynak popülasyonunu anlamımıza yardımcı olmaktadır. Böylece X-ışın kaynaklarının ve bu kaynakların ev sahibi galaksilerinin evrimi hakkında bilgi edinmemizi sağlamaktadır.

Yakın galaksilerde yapılan X-ışın çalışmalarında belirlenen noktasal X-ışın kaynakları; X-ışın çiftleri (X-ray Binaries, XRB), süpernovalar (SN) ve süpernova kalıntıları (Supernova Remnants, SNR), süper yumuşak kaynaklar (Super Soft Sources, SSS) ve aktif galaksi çekirdekleri (Active Galactic Nuclei, AGN) olarak sınıflandırılmaktadır.

Bu çalışmada, seçilen yakın galaksilerin (NGC 4631, NGC 4490/4485 ve NGC 4945), *XMM-Newton* ve *Chandra* uydularının gözlem arşivlerinden alınan en uzun poz süreli gözlem verileri kullanılmıştır. Her iki uydunun da görüş alanına giren ve analiz için yeterli veriye sahip noktasal X-ışın kaynakları karşılaştırılarak, X-ışın tayfları ve zamansal değişimleri incelenmiştir. X-ışın özellikleri ve ışıma mekanizmaları dikkate alınarak kaynakların sınıflandırılması tartışılmıştır.

2. Gözlemler ve Veri İndirgeme

Her üç galaksinin *Chandra* gözlemlerinin arşiv verileri *Chandra Interactive Analysis of Observations* (*CIAO*) *v.4.3* programı ve *CALDB v.3.3.0* kalibrasyon veritabanı

ile kalibre edilmiştir. Seçilen noktasal X-ışın kaynaklarını merkeze alacak şekilde yarıçapı 2" – 3" aralığında olan dairesel alanlar seçilmiştir. Ayrıca her bir kaynaktan ardalanın katkısını çıkarmak için kaynağın yakınlarında 2" – 5" aralığında dairesel alanlar seçilmiştir. Ardalan olarak seçilen bu bölgelerde başka noktasal kaynakların olmamasına dikkat edilmiştir. *CIAO v.4.3* programı ile bu seçilen alanlar kullanılarak kaynakların tayf analizleri için gerekli veri dosyaları elde edilmiştir.

XMM-Newton gözlemlerinin arşiv verilerinin analizinde *Science Analysis System (SAS) v.10.0* programı kullanılmıştır. *SAS*'ın en yüksek olasılık (maximum likelihood) tekniği kullanılarak noktasal X-ışın kaynakları belirlenmiştir. Seçilen noktasal X-ışın kaynaklarını merkeze alacak şekilde 10" – 20" aralığında ve ardalan için de 20" – 40" aralığında daireler seçilmiştir. Seçilen alanlar kullanılarak tayfsal ve zamansal analizler için gerekli veri dosyaları *SAS v.10.0* programı ile elde edilmiştir. Galaksilerin analizinde kullanılan arşiv gözlemlerinin listesi Tablo-1'de verilmiştir.

Belirlenen kaynakların X-ışın tayfları *XSPEC v.12* programı kullanılarak oluşturulmuştur. *XSPEC* içerisinde bulunan tek bileşenli blackbody (BBODY), powerlaw (PL), diskblackbody (DISKBB), bremsstrahlung (BREMSS) modelleri ve çift bileşenli PL+BBODY, PL+DISKBB ve PL+MEKAL modelleri kaynakların tayflarına uygulanmıştır. Burada amaç, kaynağın tayfı ile model arasındaki en iyi uyumu gösteren indirgenmiş (reduced) χ^2 değerini ($\Delta\chi^2$ = 0.8 - 1.4) bulmaktır. Genel olarak, 0.3 – 10 keV enerji aralığında kaynağa en iyi uyumlu model belirlenerek ışıma mekanizması ve kaynağın olası doğası tartışılmıştır.

Kaynakların zamansal değişim gösterip göstermediği, *XMM-Newton* verileri ile *lcurve* programında elde edilen kısa dönemli ışık eğrileri dikkate alınarak belirlenmiştir. Elde edilen ışık eğrilerine χ^2 istatistiği uygulanarak, eğrilerin genliklerinin, ortalama foton sayısından sapma olasılığı hesaplanmıştır. Bu sapma miktarının %95'den büyük olduğu durumlarda kaynakların kısa dönemli ışık eğrilerinin (1σ güvenilirlikle) değişim gösterdiği varsayılmaktadır.

Tablo-1. Seçilen galaksilerin analizinde kullanılan arşiv gözlemleri.

Galaksi	Uydu	Gözlem No	Gözlem Tarihi	Gözlem Süresi (s)
NGC 4631	*XMM-Newton*	0110900201	2002.06.28	50750
	Chandra	797	2000.04.16	59970
NGC 4490	*XMM-Newton*	0556300101	2008.05.19	29822
	Chandra	4726	2004.11.20	40140
NGC 4945	*XMM-Newton*	0204870101	2004.01.10	63034
	Chandra	864	2000.01.27	49750

3. Tartışma ve Sonuç

3.1 NGC 4631

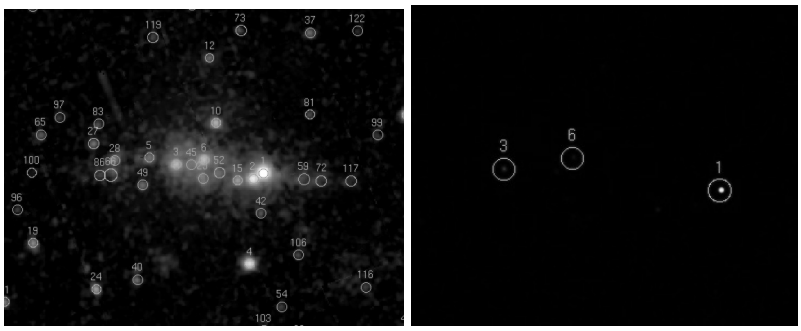
NGC 4631, geç tip sarmal (spiral) bir galaksidir. 7.6 Mpc uzaklığa ve neredeyse kenardan görünüme (i = 85^0) sahiptir (Tully, 1988). NGC 4631'de yıldız oluşumu yoğundur ve dev yıldız oluşum bölgelerine sahiptir. Merkez bölgesi etrafında sıcak bir gaz diski bulunmakta ve galaksi düzleminde fazla sayıda HII bölgeleri görülmektedir (Vogler ve Pietsch, 1996). Radyo bölgesinde yapılan gözlemlerde, galaksinin manyetik alan çizgilerinin bu diske dik olduğu belirlenmiştir. Bu durumun güçlü kütle akışına neden olduğu düşünülmektedir (Read ve ark. 1997).

Bu çalışmada NGC 4631'in *XMM-Newton* gözleminde tayf analizi için yeterli veriye sahip (merkez bölgesi hariç) 5 kaynak (XMM-1, 2, 3, 5 ve 6) incelenmiştir. Bu 5

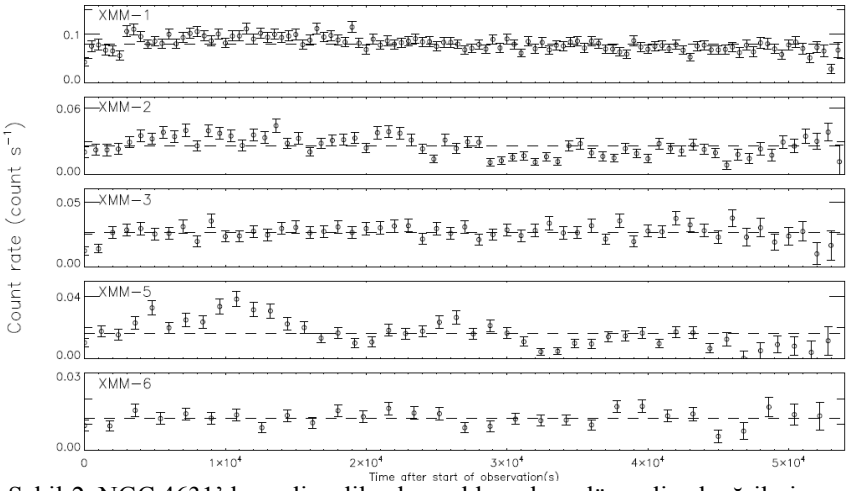
kaynaklardan sadece 3'ü (XMM-1, 3 ve 6) *Chandra* gözleminde de görülebilmiştir. Galaksinin *XMM-Newton* EPIC RGB (Red Green Blue, Kırmızı Yeşil Mavi) ve *Chandra* görüntüsü Şekil-1'de verilmiştir. Seçilen kaynakların, *XMM-Newton* verileri kullanılarak elde edilen kısa dönemli ışık eğrileri Şekil-2'de verilmiştir. Tablo-2 (*XMM-Newton*) ve Tablo-3'de (*Chandra*), NGC 4631'de incelenen kaynakların X-ışın tayflarına en iyi uyum gösteren model parametreleri verilmiştir.

XMM-1 ve XMM-2 kaynakları PL modeli ile en iyi uyumu göstermiştir ve kaynakların kısa dönemli ışık eğrilerinde belirgin değişkenlik görülmüştür. Kaynakların model parametrelerine, ışıma güçlerine ve zamansal değişkenlikleri dikkate alınarak bu kaynaklar ULX bir kaynaklar sınıflandırılabilir. Tayfsal indisleri (Γ), Remillard ve McClintock (2006) tarafından düşük/sert (low/hard) durumdaki ULX'ler için belirlenmiş aralıkta (Γ≈1.4 – 2.1) olduğundani bu iki kaynağın düşük/sert durumda bir ULX olduğu söylenebilir.

XMM-3 kaynağının tayfı DISKBB modeli ile en iyi uyumu göstermiştir. Kaynağın kısa dönemli ışık eğrisindeki belirgin değişkenlik, model parametreleri ve ışıma gücüne bakılarak ULX olarak sınıflandırılabilir. Kaynağın sıcaklığının McClintock ve Remillard (2006) tarafından ısısal yüksek/yumuşak (thermal high/soft) durumda ULX'ler için belirlenmiş olan aralıkta (kT=0.7 – 1.5 keV) bulunduğundan, XMM-3 ısısal yüksek/yumuşak durumunda bir ULX kaynak olarak sınıflandırılabilir.



Şekil-1. NGC 4631 galaksisinin *XMM-Newton* EPIC RGB (solda) ve Chandra (sağda) görüntüleri.



Şekil-2. NGC 4631'de analiz edilen kaynakların kısa dönemli ışık eğrileri.

XMM-5 kaynağının tayfı BBODY modeli ile en iyi uyumu göstermiştir ve kısa dönemli ışık eğrisinde belirgin değişkenliğe sahip olduğu görülmüştür. Kaynağın modelini ve düşük sıcaklığını (kT=0.07 keV) dikkate alarak, XMM-5'i SSS olarak sınıflandırabiliriz.

XMM-5 sahip olduğu yüksek ışıma gücü (L~10^{40} erg s^{-1}) nedeniyle çok parlak SSS sınıfına girmektedir.

XMM-6 kaynağının tayfı PL modeli ile en iyi uyumu göstermektedir. Kaynağın kısa dönemli ışık eğrisinde belirgin bir değişkenlik gözlenmiştir. Model parametrelerine ve kısa dönem değişkenlik özelliği dikkate alınarak bu kaynağı bir XRB olarak sınıflandırabiliriz.

Tablo-2. NGC 4631 galaksisinde incelenen kaynakların *XMM-Newton* verileri ile hesaplanan model parametreleri (N_H: Hidrojen kolon yoğunluğu. Γ: Tayfsal indis. F: Akı. L: ışıma gücü).

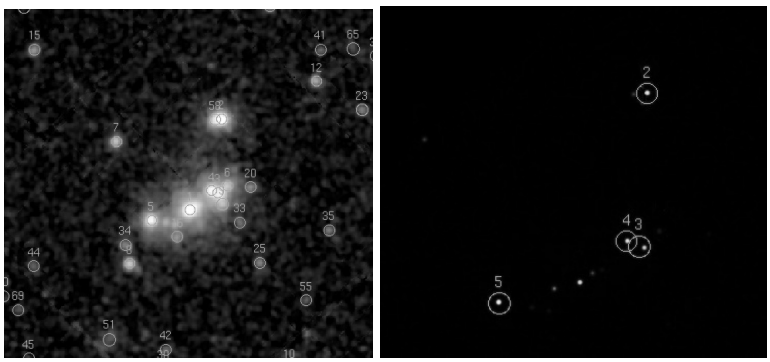
Kaynak	Model	N_H (10^{22}) cm^{-2}	Γ	kT keV	Δχ2	F (10^{-13}) ergcm^{-2} s^{-1}	L (10^{38}) erg s^{-1}
XMM-1	PL	$0.26^{+0.02}_{-0.02}$	$2.15^{+0.07}_{-0.07}$		1.10	7.93	53.32
XMM-2	PL	$0.21^{+0.03}_{-0.03}$	$1.98^{+0.14}_{-0.11}$		1.18	2.22	14.93
XMM-3	DISKBB	$2.26^{+0.35}_{-0.53}$		$1.34^{+0.13}_{-0.12}$	1.45	4.34	29.18
XMM-5	BBODY	$0.61^{+0.27}_{-0.15}$		$0.07^{+0.01}_{-0.01}$	1.32	96.80	650.88
XMM-6	PL	$0.24^{+0.04}_{-0.04}$	$2.19^{+0.20}_{-0.09}$		1.02	1.21	8.14

Tablo-3. NGC 4631 galaksisinde incelenen kaynakların *Chandra* verileri ile hesaplanan model parametreleri (N_H: Hidrojen kolon yoğunluğu. Γ: Tayfsal indis. F: Akı. L: ışıma gücü).

Kaynak	Model	N_H (10^{22}) cm^{-2}	Γ	kT keV	Δχ2	F (10^{-13}) ergcm^{-2} s^{-1}	L (10^{38}) erg s^{-1}
XMM-1	PL	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$1.81^{+0.09}_{-0.08}$		0.95	6.03	50.55
XMM-3	DISKBB	$2.66^{+0.33}_{-0.29}$		$1.45^{+0.19}_{-0.16}$	0.66	6.21	41.75
XMM-6	PL	$0.34^{+0.18}_{-0.12}$	$1.74^{+0.28}_{-0.17}$		1.25	0.93	6.25

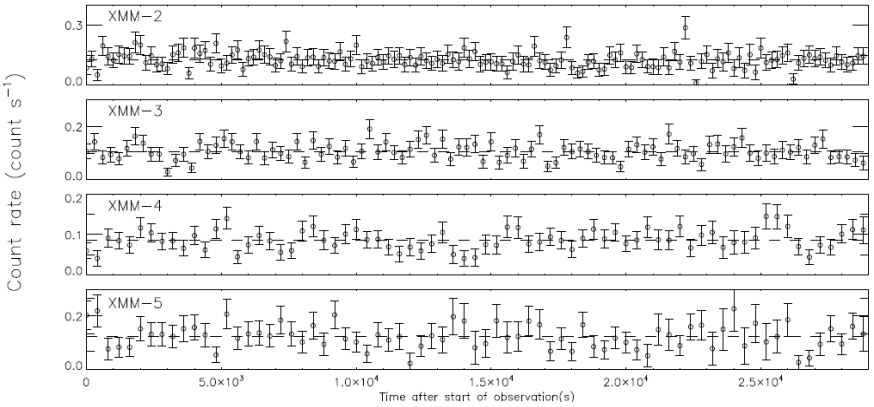
3.2 NGC 4490/4485

NGC 4490 galaksisi bizden 7.8 Mpc uzaklıkta, sarmal bir galaksidir (Tully, 1988). Galaksinin kuzeyinde, yaklaşık 8 kpc uzağında etkileşimde olduğu küçük bir ikiz galaksi bulunmaktadır; NGC 4485. NGC 4485 düzensiz tipte bir galaksidir. NGC 4490/4485 sistemi yapısal olarak iyi bilinen Girdap (Whirlpool) sistemine (NGC 5194/5195) benzemektedir. NGC 4490/4485'in radyo ve uzak kızıl-ötesi bölgelerindeki gözlemlerinde yoğun yıldız oluşum bölgeleri belirlenmiştir (Roberts ve ark. 2002).



Şekil-3. NGC 4490/4485 galaksisinin *XMM-Newton* EPIC RGB (solda) ve *Chandra* (sağda) görüntüleri.

Bu çalışmada NGC 4490/4485'in *XMM-Newton* ve *Chandra* gözlemlerinde merkez bölgesi hariç analiz için yeterli veriye sahip 4 kaynak (XMM-2, 3, 4 ve 5) incelenmiştir. Galaksinin *XMM-Newton* EPIC RGB ve *Chandra* görüntüleri Şekil-3'de verilmiştir. Seçilen kaynakların, *XMM-Newton* verileri kullanılarak elde edilen kısa dönemli ışık eğrileri Şekil-4'de verilmiştir. Tablo-4 (*XMM-Newton*) ve Tablo-5'de (*Chandra*), NGC 4490/4485'de incelenen kaynakların X-ışın tayflarına en iyi uyum gösteren model parametreleri verilmiştir.



Şekil-4. NGC 4490/4485'de analiz edilen kaynakların kısa dönemli ışık eğrileri.

XMM-2, 3 ve 4 kaynaklarının tayfları PL modeli ile XMM-5 kaynağının tayfı DISKBB modeli ile en iyi uyumu göstermiştir. Kaynakların model parametleri, ışık eğrileri ve ışıma güçleri dikkate alınarak XMM-2, 3, 4 düşük/sert durumda ULX ve XMM-5 ısısal yüksek/yumuşak durumda ULX olarak sınıflandırılmıştır.

Tablo-4. NGC 4490/4485 galaksisinde incelenen kaynakların *XMM-Newton* verileri ile hesaplanan model parametreleri (N_H: Hidrojen kolon yoğunluğu. Γ: Tayfsal indis. F: Akı. L: ışıma gücü).

Kaynak	Model	N_H (10^{22}) cm^{-2}	Γ	kT keV	Δχ2	F (10^{-13}) $ergcm^{-2}$ s^{-1}	L (10^{38}) erg s^{-1}
XMM-2	PL	$0.28^{+0.03}_{-0.04}$	$2.07^{+0.11}_{-0.14}$		1.05	5.67	41.24
XMM-3	PL	$0.72^{+0.12}_{-0.10}$	$1.75^{+0.15}_{-0.13}$		0.92	8.04	58.47
XMM-4	PL	$0.45^{+0.08}_{-0.07}$	$1.94^{+0.15}_{-0.14}$		0.98	5.09	37.01
XMM-5	DISKBB	$0.23^{+0.05}_{-0.05}$		$1.20^{+0.08}_{-0.08}$	1.01	3.98	28.95

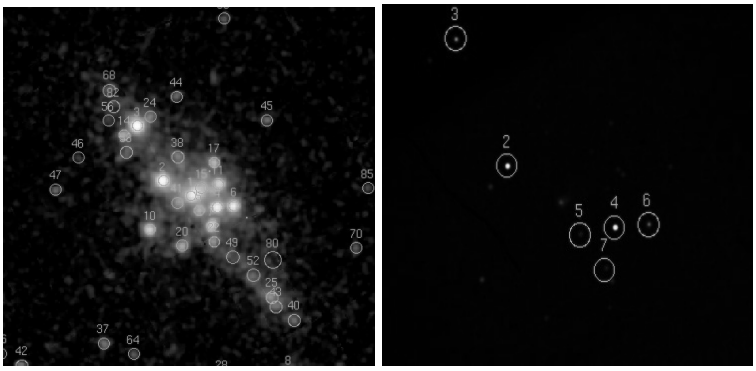
Tablo-5. NGC 4490/4485 galaksisinde incelenen kaynakların *Chandra* verileri ile hesaplanan model parametreleri (N_H: Hidrojen kolon yoğunluğu. Γ: Tayfsal indis. F: Akı. L: ışıma gücü) .

Kaynak	Model	N_H (10^{22}) cm^{-2}	Γ	kT keV	Δχ2	F (10^{-13}) $ergcm^{-2}$ s^{-1}	L (10^{38}) erg s^{-1}
XMM-2	PL	$0.29^{+0.05}_{-0.05}$	$1.89^{+0.13}_{-0.12}$		1.11	6.07	41.14
XMM-3	PL	$1.01^{+0.14}_{-0.12}$	$2.19^{+0.18}_{-0.16}$		1.12	1.02	7.41
XMM-4	PL	$0.61^{+0.09}_{-0.08}$	$1.91^{+0.14}_{-0.13}$		1.40	7.57	55.05
XMM-5	DISKBB	$0.39^{+0.06}_{-0.06}$		$1.32^{+0.11}_{-0.10}$	1.01	6.03	43.85

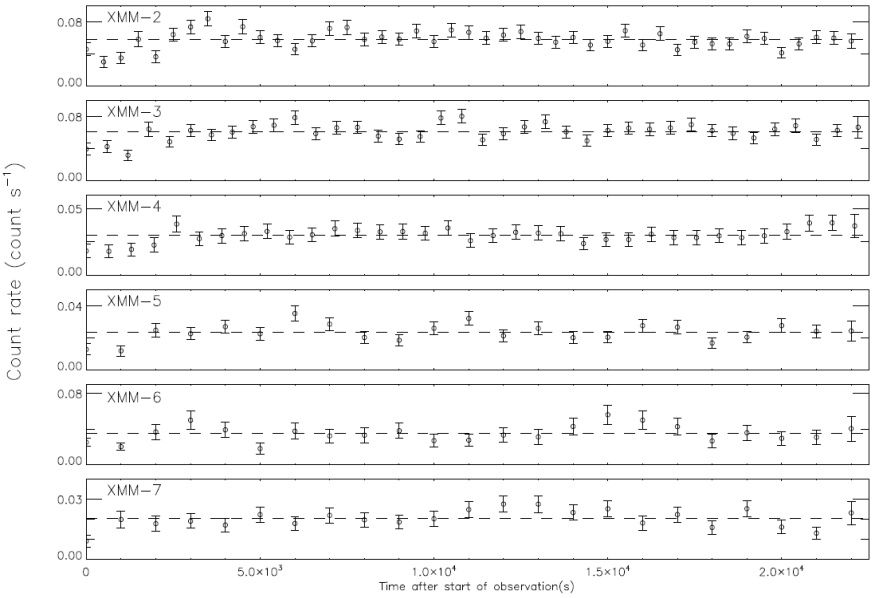
3.3 NGC 4945

NGC 4945, 3.7 Mpc uzaklığa sahip sarmal tipte bir Seyfert 2 galaksisidir. Yakın kızılötesi gözlemleri, NGC 4945'in merkezinde optik bölgede gözlenemeyen çok yoğun yıldız oluşum bölgeleri bulunduğunu ortaya çıkarmıştır. Galaksinin merkeziyle çakışan çok parlak ve değişken sert bir X-ışın kaynağının belirlenmesi, NGC 4945'in merkezinde aktif bir çekirdek bulunduğunu doğrulamıştır. NGC 4945 bilinen Seyfert 2 galaksileri arasında en parlak çekirdeğe sahip galaksidir (Schurch ve ark. 2002).

Bu çalışmada NGC 4945 galaksisinin XMM-Newton gözleminde yeterli veriye sahip (merkez bölgesi hariç) 6 kaynak (XMM-2, 3, 4, 5, 6 ve 7) incelenmiştir. Bu 6 kaynaktan sadece 4 kaynak (XMM-2, 3, 4 ve 6) Chandra gözleminde belirlenmiştir. Galaksinin *XMM-Newton* EPIC RGB ve *Chandra* görüntüleri Şekil-5'de verilmiştir. Seçilen kaynakların, XMM-Newton verileri kullanılarak elde edilen kısa dönemli ışık eğrileri Şekil-6'da verilmiştir.



Şekil-5. NGC 4945 galaksisinin *XMM-Newton* EPIC RGB (solda) ve *Chandra* (sağda) görüntüleri.



Şekil-6. NGC 4945'de analiz edilen kaynakların kısa dönemli ışık eğrileri.

Tablo-6 (*XMM-Newton*) ve Tablo-7'de (*Chandra*), NGC 4945'de incelenen kaynakların X-ışın tayflarına en iyi uyum gösteren model parametreleri verilmiştir. Model parametreleri, ışıma güçleri ve kısa dönemli ışık eğrileri dikkate alınarak XMM-2, 3, 4

kaynakları düşük/sert durumda ULX; XMM-5, 6 ve 7 kaynakları XRB olarak sınıflandırılmıştır.

Tablo-6. NGC 4945 galaksisinde incelenen kaynakların *XMM-Newton* verileri ile hesaplanan model parametreleri (N_H: Hidrojen kolon yoğunluğu. Γ: Tayfsal indis. F: Akı. L: ışıma gücü).

Kaynak	Model	N_H (10^{22}) cm^{-2}	Γ	kT keV	Δχ2	F (10^{-13}) $ergcm^{-2}$ s^{-1}	L (10^{38}) erg s^{-1}
XMM-2	PL	$0.60^{+0.09}_{-0.08}$	$1.85^{+0.14}_{-0.12}$		0.93	7.98	13.06
XMM-3	PL	$0.35^{+0.06}_{-0.05}$	$1.59^{+0.09}_{-0.10}$		1.08	6.40	10.47
XMM-4	DISKBB	$0.31^{+0.07}_{-0.07}$		$0.83^{+0.09}_{-0.08}$	1.15	2.17	3.55
XMM-5	PL	$1.20^{+0.40}_{-0.32}$	$1.33^{+0.27}_{-0.19}$		1.07	4.36	7.13
XMM-6	PL	$0.33^{+0.13}_{-0.11}$	$1.73^{+0.21}_{-0.21}$		1.15	3.68	6.02
XMM-7	BBODY	$0.22^{+0.13}_{-0.11}$		$0.92^{+0.09}_{-0.07}$	1.10	1.60	2.62

Tablo-7. NGC 4945 galaksisinde incelenen kaynakların *Chandra* verileri ile hesaplanan model parametreleri (N_H: Hidrojen kolon yoğunluğu. Γ: Tayfsal indis. F: Akı. L: ışıma gücü).

Kaynak	Model	N_H (10^{22}) cm^{-2}	Γ	kT keV	Δχ2	F (10^{-13}) $ergcm^{-2}$ s^{-1}	L (10^{38}) erg s^{-1}
XMM-2	PL	$0.78^{+0.07}_{-0.06}$	$1.88^{+0.11}_{-0.10}$		1.22	12.04	19.70
XMM-3	PL	$0.58^{+0.09}_{-0.09}$	$1.95^{+0.16}_{-0.15}$		1.08	6.62	10.83
XMM-4	DISKBB	$0.39^{+0.03}_{-0.03}$		$1.13^{+0.06}_{-0.06}$	1.03	6.59	10.78
XMM-6	DISKBB	$0.18^{+0.04}_{-0.03}$		$1.65^{+0.28}_{-0.18}$	1.01	2.82	4.61

Sonuç olarak bu üç galaksinin *XMM-Newton* ve *Chandra* verileri kullanılarak yapılan noktasal X-ışın kaynak çalışmasında, toplam 15 kaynağın tayfsal ve zamansal analizleri yapıldı. Yapılan analizler sonucunda 10 kaynak ULX, 4 kaynak XRB ve 1 kaynak SSS olarak sınıflandırıldı.

Yeni nesil *XMM-Newton* ve *Chandra* uyduları sayesinde X-ışın astronomisinde Galaksi-ötesi nokta kaynakların çalışılması sonucunda bu kaynakların doğaları berlilenmekte ve galaksilerdeki kaynak popülasyonları daha iyi anlaşılmaktadır. Gelecek nesil X-ışın teleskopu olarak hazırlanan eROSITA (extended Roentgen Survey with an Imaging Telescope Array) uydusu ile X-ışın astronomisinde henüz anlaşılamamış bir çok konunun daha ayrıntılı ele alınması beklenmektedir.

4. Kaynaklar

McClintock J. E., Remillard R. A., 2006, in Lewin W. H. G., van der Klis M., Compact Stellar X-Ray Sources, Cambridge Univ. Press, Cambridge
Read A. M., Ponman T. J., Strickland D. K., 1997, MNRAS, 286, 626
Remillard R. A., McClintock J. E., 2006, ARA&A, 44, 49
Roberts T. P. et al., 2002, MNRAS, 337, 677
Schurch N. J., Roberts T. P., Warwick R. S., 2002, MNRAS, 335, 241
Tully R. B., 1988, Nearby Galaxies Catalogue. Cambridge Univ. Press, Cambridge
Vogler A., Pietsch W., 1996, A&A, 311, 35

KURULUŞUNDAN BUGÜNE KANDİLLİ RASATHANESİ'NDE ASTRONOMİ

Hülya YEŞİLYAPRAK
Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü Astronomi laboratuarı
yesilyap@boun.edu.tr

Özet: Kuruluş nedeni itibariyle toplumun ihtiyaç duyduğu deprem, zaman ve meteorolojik bilgi ihtiyacına cevap vermek amacıyla faaliyetine başlayan Kandilli Rasathanesi'nde, Rasathane-i Âmire'den, Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü'ne astronomi çalışmalarının başlangıcı ve bugünü tanıtılacak bu çerçevede zaman astronomisi ve güneş fiziği ve diğer astronomi çalışmaları hakkında bilgi verilecektir.

1. Giriş

Genel anlamıyla gözlemevi, astronomik amaçlı gözlemlerin planlı ve örgütlü bir şekilde yürütüldüğü kurumdur. Bu kurumlar gözlemsel astronomi de uluslararası düzeyde eleman yetiştiren ve eğitim-öğretimde önemli yapıcı rolleri bulunan ve öncelikle ilgili üniversitelerdeki astronomi laboratuvarlarıdır.[1] Bu tanıma göre gözlemevi denilince ilk akla gelen gökbilim olmasına rağmen Kandilli Rasathanesi yer ve gökbilimlerinde bugüne kadar kuruluşundaki amaç doğrultusunda planlı gözlemlerini sürdürmüş, astronomi dışındaki bölümlerinde lisansüstü ve doktora düzeyinde eğitim- öğretim faaliyetini de devam ettirmektedir. Kurumsal yapısı itibariyle Türkiye'deki diğer Rasathanelerden farklıdır. Türkiyedeki gözlemevleri ile ilgili daha önce de tanıtımlar yapılmış olsa da, Kandilli Rasathanesindeki astronomi çalışmalarının Osmanlı dönemi ve günümüz Türkiyesi'nde geçirdiği evreler ilave tarihi bilgilerle anlatılmaya çalışılacaktır.

2. Osmanlı İmparatorluğu'nun ikinci, Türkiye Cumhuriyeti'nin ilk Rasathanesi

2.1.Osmanlı dönemi

Rasathane-i Amire (Observatoire Imperial Meteorologique)
Rasathane-i Amire-i Ala-i Mülcev (1868)[2]
Rasadhane-i Havaiyye-i Osmaniye[6]

Osmanlı İmparatorluğunda kurulan ilk rasathane'nin **1579** yılında top ateşiyle yıkılmasından sonra Tanzimata (:yenileşme, modernleşme 1839-1876) ve hatta çok sonrasına kadar, muvakkithanelerde yapılan çalışmalardan başka yeni ilmi rasatlar yapılmamıştır.
Avrupa matematik ve astronomi'sinin ülkemize esaslı olarak girişi özellikle Mühendishane-i Bahri**(1773)** Mühendishane-i Berri **(1795)** okullarının açılması ile başlar. **1825**'de Mühendishane-i Berri'nin, **1845**'deki Harbiye Mektebi'nin ıslahları, **1838**'de açılan rüştiyeler(ortaokul) ve **1869** da açılan idadilerde (lise) diğer pozitif ilimler gibi

astronomi de öğretilmeye başlanmış ve zamanın astronomi ve kozmoloji kitapları bu okullar için tercüme edilmiştir.

Harbiye Mektebi'nde astronomiye önem verilmiştir. Kırım savaşı (1853-1856) sırasında hastaneye dönüştürülen okulda, çıkan yangın ile ilgili yazılarda, okuldaki teleskoptan şu şekilde bahsedilmektedir. *"İngiltere'den 2000 liraya doğru mübayaa(satın alma) ve celp olunan nefis bir rasat dûr-bînî ki 5 metre tûl'u (uzunluğu) ve 1 metre kutr'u(çapı) vardı. Adeseleri(mercekleri) ve sair tetimmâtı(eksiği tamamlanmış) pek muntazam ve metin olup makine ile tahrik olunurdu. İşte mezkûr(anılan) harikte(yangın) dûr-bînî mezbûr (adı geçen dürbün) dahi zedelenip ekseri âlât'ı mahvolmuştur."*[2]

Bu gelişmelerin yanında düzenli gözlem yapıp bilimsel araştırma yapacak rasathane yoktu. Tanzimatın sonlarına doğru kurulan Der-saâdet Rasathane-i Amire'si, Rasathane-i Amire-i Alâ-i mülcev, Beyoğlu'nda Pera (İstiklâl) Caddesi'nde Tünel'e yakın Della Suda Eczane'sinin karşısında, bir meteoroloji istasyonu olarak kurulmuştu. Bu rasathane'nin nasıl açıldığını müdürü Mösyö Coumbary 1888 de yayınladığı **"Der-saâdet Rasathane-i Amire'sinin cevv-i hevâ'ya dair 20 senelik tarassudatı"** adlı eserinin önsözünde şu şekilde yazmaktadır: " *Tahavvülât-ı havaiye yi birbirlerine ihbar için milel-i muhtelife (çeşitli milletler) beyn-inde teşekkül eden cemiyetin telgrafla muhabereleri 1863'de başlar. 5 sene sonra Fransız hükümetinin tavsiyesi üzerine Hükümet-i Seniyye işbu müessesata iştirak eyledi. Der-saâdet Rasathanesi'nin güşâd'ına (açmaya,kurmaya) memur buyruldum ve rasâthâne-i mezkûr **1868** senesinde bu irâde-i seniyye güşâd olundu.Devletin telgraf vasıtasiyle tahavvülât-ı havaiye muhâberesi ber-vech-i âtî (aşağıda olduğu gibi) üzere müteşekkildir….."*[2]

Rasathane'deki çalışmaların bu şekilde sürdürülmesine, müneccimlik makamının devam ediyor olmasına ve muvakkıthanelerin çalışıyor olmasına rağmen[7] İlk Müdürü Mösyö Coumbary'nin **3 Ağustos 1869** tarihinde Maliye Nezaretine yazdığı yazıda alet ve kitap alımı için istekte bulunduğu, istediği kitaplar içinde astronomi kitapları da olduğu belirtilmektedir. Alınmasını istediği aletler arasında da yıldızları gözlemek ve aralarındaki mesafeyi belirlemek için rakkas-i nücumi (yıldız sarkacı) gibi aletler de vardır.[6]. Ayrıca 1872 yılına ait salname, bir Astronomi takvimi olup, gezegenler, kuyruklu yıldızlar, ışık yılı uzaklığı, yıldız zamanını Güneş zamanına dönüştürülmesi, yıldız yükseklikleri'nin tayini, enlem tayini vs'den bahsetmektedir.[8] "Aynı salnamede İstanbulda gözlenecek olan kısmî Güneş ve Ay tutulmaları hakkındaki teknik bilgiler de yer almıştır. (Annuaire, 1872, s.7)

Bundan başka Rasathane-i Amire'nin müdürü Coumbary (1826-1896) 17 Haziran 1890 tarihinde Türkiye'nin güney bölgesinden izlenebilecek halkalı Güneş tutulmasının süresi ve gözlemleneceği şehirler hakkında gazetelere bilgi vermiştir."[10]

Kendine ait binası olmayan ve birkaç kez taşınan rasathane için, **1894** İstanbul depreminden sonra, yer seçimi çalışmaları sırasında bugünkü rasathanede de devam eden **teşkilat yapısının** oluşturulmaya çalışıldığı görülmektedir.

Sadâret (sadrazamlık) makamına sunulan raporda, Şişli'de sergi için öngörülen Darülacaze binasının karşısındaki arazi önerilip, söz konusu arazi, **jeodinamik, astronomi, meteoroloji, ve manyetik** servislerinin tümünü içerecek büyüklüğe sahiptir denilmektedir.[9] Ancak irade-i seniyye, uygun yerin aranması ve bulunmasının ardından rasathanenin öyle **"külliyetli masraf edilmeyerek"** inşa edilmesinin gereğinin altını çizmiştir. Dolayısı ile istenilen büyüklükte rasathane inşâ edilememiştir. Bugün İTÜ maçka kampüsünü oluşturan tarihi Silahhane bahçesinde öncelikle sismoğraflar için mimarların baraka olarak niteledikleri büyüklükte bir bina inşa edilmiştir.

Coumbary'nin ölümünden sonra Rasathane müdürlüğüne Salih Zeki Bey atanmıştır. Resim 1'de görüldüğü gibi Fatin Hoca (Gökmen) 30 Eylül 1340 (1924) tarih ve 100 sayılı Milli Eğitim Bakanlığı Özel kalem müdürlüğüne yazdığı, Rasathane çalışanları hakkında bilgi

verdiği yazıda, Selefi Salih Zeki Bey'in Hicri 1324 (1906) yılı Eylül veya Ekim sonlarında ayrıldığını ve yeni tayin yapılıncaya kadar, yani kendisi Rasathane-i Amire müdürlüğüne tayin edilinceye kadar Müdürlüğün münhal (boş, me'muru bulunmayan yer) olduğunu yazmıştır.

Resim 1: 30 Eylül 1924 tarih, 100 sayılı yazı[8]

Salih Zeki Bey'in ayrılmasından sonra (1906), Katip Bedii Bey, Rasathaneyi Maçka topçu okulunun karşısındaki telgrafhaneden Emile Lacoin'in sismoğraflarının bulunduğu binaya (silahhane bahçesinde yapılan bina) taşımıştır. Rasathane, 12 Nisan 1909 da (31 Mart ihtilâli) şeriat isteyen askerler tarafından tahrip edilip aletleri parçalanmıştır. **Burada ilk Rasathane'nin yıkılışında olduğu gibi, doğa olaylarını araştırmanın din ile bağdaştırılamadığı anlaşılmaktadır.** Çünkü bu Rasathane de hem yer hem gökbilim çalışmaları yapılmaktadır. İçinde 8 cm açıklıklı bir dürbünün de olduğu sağlam kalabilen bazı aletler Kabataş Lisesi'ne verilmiştir.

2.2. Fatin (Hoca) Efendi, Osmanlı - Cumhuriyet dönemi ve kadın astronomlar

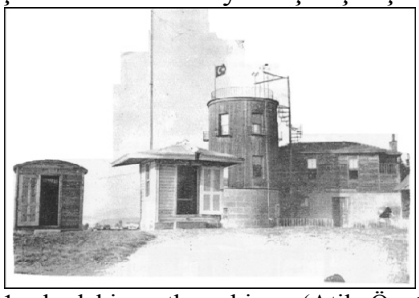
İlk tahsilini Gödene'de amcası Esad Efendi'den, Akseki ve Alanya'da yaptıktan sonra İstanbul'a gelen Fatin Efendi Ödemişli Mustafa Fehmi Efendi'nin (ölm. 1912) derslerine devam ederek tahsilini tamamladı. Sultan Selim Muvakkithanesi'nde çalıştı. Bu arada zamanın müneccimbaşısı olan son müneccimbaşı Karlova'lı Hüseyin Hilmi Efendi'den (ölm. 1340/1924) eski astronomi ve takvim hazırlama usullerini öğrendi. Salih Zeki'nin teşvikiyle 1901'de İstanbul Dârülfünun'una girebilmek için önce İdadi bitirme imtihanlarını dışarıdan vermiş ve daha sonra Dârülfünun giriş imtihanlarında büyük bir başarı elde ederek birincilikle Fen Medresesi'ne kaydolmuştur. 1904'te Dârülfünun Fen Medresesi'ni birincilikle bitiren Fatin Efendi burada talebe iken İttihad ve Terakki Cemiyeti'ne girmiş, bu yüzden bir müddet de Taşkışla'da hapsedilmiştir. Milli Mücadele senelerinde İstanbul'da kurulan Kuva-yı Milliye Teşkilatı'na girerek faal bir rol oynamıştır. Kendisine İttihatçılar tarafından Şeyhülislamlık teklif edilmişse de kabul etmemiştir. Dârülfünun'dan mezun olduktan sonra Dârülmuallimin-i Aliyye, Dârüşşafaka, Halkalı Ziraat Mektebi ve Mercan İdadisi gibi mekteplerde matematik öğretmenliği yapmıştır.

İkinci Meşrutiyet ile birlikte Darülfünun'da yeni düzenlemelere gidilmiştir.Salih Zeki Bey, okuttuğu Hey'et (astronomi) dersini bir süre sonra Fatin Hoca'ya bırakmıştır.

Darüşşafaka Kongresi sırasında Meclis-i Maarif Daire-i İlmiye üyesi olan Salih Zeki Bey, Fatin Hoca'ya Rasathane müdürlüğünü kabul ettirmiştir. Bunun üzerine Eğitim Bakanı (Maarif Nâzırı) Emrullah Efendi, Fatin Hoca'yı **21.06.1910** tarih, **1076** sayılı yazı ile ve **3000 kuruş** maaşla Rasathane-i Amire Müdürlüğüne tâyin etmiş ve Rasathane kurmaya uygun bir yer aramasını istemiştir.

Bundan sonra Fatin Hoca, Vaniköy'ün üstündeki İcadiye tepesinde bulunan ve Boğazlar Kumandanlığına mensup bir topçu birliği ile İstanbul Şehremanetine (Belediyesi) mensup

Köşkçü'lerin (yangını haber veren memur) ikamet ettiği bir kâgir kule ile iki ufak odadan ibaret binanın yerini beğenmiş ve buranın tahliyesi için çalışmalara başlamıştır.



Resim 2 : 1911 yılındaki rasathane binası (Atila Özgüç özel arşivi)

Öncelikle bina restore edilmiş, Fransa'dan Prof. Angot ile temasa geçilerek yeni meteoroloji cihazları alınmış ve **Temmuz 1911**'de 7. 14, 21 saatlerinde meteorolojik rasatlara başlanmıştır.

12 Nisan 1909 ihtilalinde (31 Mart vakası) tahrip edilen Rasathaneden sağlam kalan iki deniz kronometresi, eski bir mürur(geçiş) aleti ufak bir teodolit ve iki elektrikli duvar saati devir alınmıştır. 1912 yılında iki Leroy kronometresi ile iki sekstant daha alınarak bunlarla Rasathane de (bir saniye incelikle) zaman tayini yapılmış ve bu bilgi P.T.T. 'ye ve D.D.Y. 'na bildirilmiştir.

1911'de İtalya'nın Trablusgarp'a saldırısı, ardından Balkan savaşı ve sonrasında Birinci Dünya savaşı, bitiminde Mondros Mütarekesi ve Kurtuluş Savaşı sebebiyle, Rasathane, **Cumhuriyetin** kurulup gelişmeye başlamasını beklemek durumunda kalmıştır. Bu nedenle bütçe için 1925 yılına kadar 14 yıllık bir süre geçmiştir.

Resim 3: Büyük Ekvatoryal Dürbün

Zamanın zor koşullarına rağmen Fatin Hoca, 1918 yılında, Carl Zeiss firmasına BÜYÜK EKVATORYAL TELESKOP'u (rasathane de genellikle kullanılan adı dürbün) sipariş etmiş ancak bu teleskop 1. Dünya Savaşına ait Almanya'daki hesapların tasfiyesine kadar ülkemize gelememiştir. Harbiye mektebinde yanan, Kabataş Lisesine verilen teleskoplardan sonra bu teleskop'un ülkemize gelen 3. teleskop olduğu anlaşılmaktadır.

Bu yıllarda rasathane'de astronomi ile ilgili gelişmeler ise şu şekildedir:

1925 yılında sipariş edilen dürbün yola çıkmış ve durum gazetelere haber olmuştur.

Fatin Hoca'nın hem Cumhuriyet Gazetesi'ne, hem de Yıldız dergisinde yayınlanan röportajlarında teleskopla ilgili verdiği bilgi şu şekildedir:

"Avrupadan dürbün aldık. Teferruatıyla beraber bize 23 bin liraya mal oluyor. 15 gün evvel yola çıkarılmıştır. Bu dürbün için bir bina projesi hazırladık. 3-4 odalı ve 10 metro yüksekliğinde, bir de kulesi olmak şartıyla 35 bin liraya yapılabilecektir. Para verilmesse dürbünden maateessüf istifade edilemeyecek.Rasathanelerin üç çeşit dürbünü vardır…."

1925'de kısa ve uzun radyoları alınmış Çengelköy mezarlığından kesilen iki selvi direği ile antenleri kurulmuş ve çalıştırılmıştır. **1926**'da verilen 35 bin lira ile dürbün binasının

temeli atılmış, atelye ve kütüphane binaları tamamlanmış, **1927**'de askaniyanin meridiyen pasaj aleti (meridyen geçiş), kolimatörü ve mir takımı alınmış,**1928**'de dürbün binasının duvarları yapılmış, **1931**'de riefler'den bir sabit tazyikli saat ve Onogo saat işaretlerini vermeye mahsus cihazlar getirilmiştir. **1932**'de bir astrolab ile bir tadili şahsi aleti alınmış, **1933**'de dürbün binasının en üst katı tamamlanmış kule kurulup dürbün pilyenin üstüne oturtulmuştur. **1934**' te bir zenit teleskobu, bir daire taksimatını muayene aleti bir şebeke (retikule) kılı takmaya mahsus alet alınmıştır. **1935**'de dürbün binası tamamlanmıştır.
1926-1927 ders yılında Fen Fakültesi'ndeki 9 Enstitü'den biri de Hey'et Enstitüsü idi. Bu Enstitü'nün Müdürü, ilm-i hey'et-i riyâzî, hatâya nazariyesi, hisab-ı ihtimali derslerinin müderrisi olan Fatin Gökmen idi. **Fatin Gökmen'in,Darülfünün Fen Fakültesinin dekanlığını, Hey'et Enstitüsü'nün müdürlüğünü ve Rasathane-i Amire'nin müdürlüğünü** aynı anda yürüttüğü anlaşılmaktadır.
Rasathane'nin adı yazı devriminden (**1928**) sonra Maarif Vekâleti Hey'et Fizîkî Arzî İstanbul Rasathanesi olmuştur. **1940** yılından sonraki adı Milli Eğitim Bakanlığı Astronomi ve Jeofizik İstanbul Kandilli Rasathanesi olarak değişmiştir.
Fatin Hoca'nın, Milli Eğitim Bakanlığına "*Rasathane teşkilat ve tesisatı hakkında malumat*" konulu**, 09.04.1932 tarih, 1147 sayılı** bir yazısında rasathane ilgili bilgileri şöyle vermektedir.
"Rasathane dört şube-i ilmiye ile bir idare şubesi ve birde atelye dairesinden ibarettir. Astronomi ile ilgili birimlerin isimlerini ise;

- ***Hey'et Şubesi*** *(sonradan* ***Kronometri servisi, Zaman servisi*** *olarak , hizmet veren servis)*
- ***Hey'et Fizikiye Şubesi*** *(* ***Heliofizik Servis, Güneş Fiziği Servisi*** *olarak bilinen servis.)*

Aynı yazıda:
"... Yazın ise Güneş'in lekelerinin ve hedabatın tahavvülatını tetkik etmek sipektroskopik ve fotografik bazı tecrübelerde bulunmaktadır. Bu faaliyetimiz tecrübe mahiyetinde olup ilmi tetkikat yapmaktayız. Hey'etin bu şubesi en külfetli ve masraflı bir kısımdır. Yalnız bu küçük dürbün ile iktifa etmek ve Güneş tetkikatı için bir helyostat ve 40 cm bir objektifle ve bazı tali teferruatı lazım ile takviye ve itmam için 20 bin lira kadar bir masrafa ihtiyaç vardır ki bu nevakisi mutad tesisat masrafımızla dört beş senede ikmal edebilmek ümidindeyiz. Bu dürbün Fizik Hey'etinin en küçük aletidir. Fiziki Hey'inin orta aleti yani açıklığı 60-70 santim olan bir teleskop ve 35, 50 cm olan bir muadele ve tefferruatı ve bunlara ait binayı husule getirecek bir tekamülü bittabi uzun bir atiye bırakmış oluyoruz."

Bu arada ilk kadın matematikçimiz -astronom Paris Pişmiş'in Fatin Hoca ile ilgili anısına değinmek yerinde olacaktır. "Fatin Hoca ile hey'et dersi okuduk…. Fatin Hoca derslerini önceden hazırlamadan gelir, bizim verdiğimiz bir kitabı açar, bir göz atar ve dersini mükemmel anlatırdı. Fatin Hoca'nın fevkalade zeki bir insan olduğunu belirtmek isterim. Onunla da çok tatbikat yapardık, bu şekilde onun düşünüş tarzını hissedebilirdim. Burada bir parantez açmak, bilim çevrelerinde bile kızların matematikte başarılı olamayacağı şeklinde bir önyargı olduğunu anlayabilmek bakımından yararlı olacak. Gerçi sonraları **Fatin Bey beni Kandilli Rasathanesine almak istemişti** ama ilk derse geldiğinde talebeler arasında Hakime ile beni görünce gözlüklerini kaldırarak şöyle demişti: Buraya epeyce kadın talebe geldi. Fakat hiç kimse muvaffak olamadı… 1933 yılının sonbaharında Darülfünun açılmadı. İstanbul Darülfünun'u İstanbul Üniversitesi olmuştu. 1933'te bütün eski profesörlerin yerine Alman profesörler geldi."[12]
Milli eğitim Bakanlığının 1928-1945 yılları arasında Türk Eğitim sisteminde görev almaları için Almanya, Belçika, Fransa, İsviçre ve İngiltere'ye yılda ortalama 120 öğrenci gönderme projesinin ilk öğrencilerinden olan Nüzhet Gökdoğan 1928 yılı Kasım ayında

Matematik ve Fizik öğrenimi görmek üzere Fransa'ya gider. 1934 yılı temmuz ayında Türkiye ye dönen Nüzhet Gökdoğan Kandilli rasathanesinde çalışmak üzere başvurur ve "*o dağ başına tek başına göndermem*" diyen babası ile beraber rasathaneyi gezerler. Gökdoğan Avrupadaki rasathanelerin şartlarını bildiği için Kandilli Rasathanesini son derece yetersiz bulur. Kendisinin deyimi ile Fatin Hoca da zaten kendisiyle çalışmaya pek hevesli değildir.[2]

Kandilli Rasathanesinde ilk astronomi Çalışması 19 Haziran 1936 da Uludağ'da gözlenen tam Güneş tutulması olmuştur. Bu olayla ilgili olarak tam tutulma hattı hesapları yayınlanmış ve ekvatoryal dürbünün tüp ve mercekleri Uludağ'a, sonra'dan Fatin Tepe olarak anılan gözlem alanına götürülmüştür.

Resim 4: 19 Haziran 1936 tutulması Uludağ (Atila Özgüç özel arşivi)

2.3.Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü'nde Astronomi

28.03.1982 tarihinde, 2809 sayılı kanunla Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi Rektörlüğüne bağlı astrofizik, jeofizik, jeodezi ve deprem mühendisliği ana bilim dallarını bünyesinde toplayan enstitü statüsüne getirilerek Kandilli Rasathanesi ve Deprem araştırma Enstitüsü adını almıştır. Sonraki yıllarda Rasathanenin servisleri rektörlüğe ve enstitüye bağlı merkezlerde faaliyetlerini sürdürmüşler, 1995 yılında ise laboratuvar adını almışlardır. Astrofizik anabilim dalı faaliyetine devam edememiştir.

2.3.1. Zaman servisi

Özel yapılmış binası, Meridyen geçiş aleti ve Zenit teleskobu gözlem pavyonları ve Danjon Astrolab pavyonu ile amacı, ülkemizde doğru saat ayarını vermek olan Rasathane'nin en eski servisi olan bu servisin gözlemsel çalışmaları **1974** yılında bitmiştir.

1992 yılında Zaman Servisi, Güneş Fiziği Servisi ile aynı çatı altında "**Astronomi Laboratuarı**" adıyla birleştirilmiştir. Zaman servisinin çalışmaları arasında bulunan hicri-kameri aybaşları tespiti ve Adalet Bakanlığı tarafından rasathaneye yönlendirilen adli astronomi talepleri ile ilgili çalışmalar, astronomi laboratuvarında sürdürülmektedir. Zaman servisi yayınları çeşitli matbaalarda basılmıştır. Bu yayınlardan bazıları:

1-Gökmen, F.,19 Haziran 1936 küsufu küllisi p.40-1936

2-Tayşi, H.,Güneş Lekelerinin Hayat müddetleri hakkında (yayınlanmamış doktora tezi 1949

3-Tayşi, H., Mira Ceti'nin periyotları ve maksimum parlaklıkları hakkında 1953,

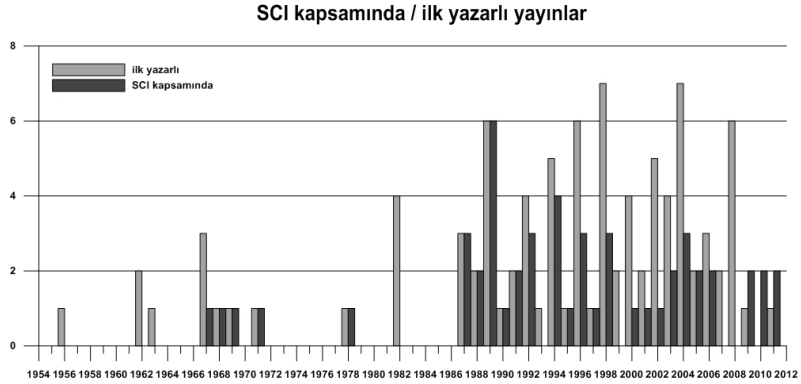
4-Gökmen, T., Group-sequence Criterion for Series of Observations. 1954 (Doktora tezi)

6-Gökmen, T.,stanbul Kandilli Rasathanesi Saat İşaretleri Neşriyatı, 1959
8-Gökmen, T.,Kandilli Rasathanesinin enlemi seri A No:1,1966
9-Gökmen, T., Annular Sollar Eclipse of 20 May 1966
10- Üçer, C., 10 kasım 1973 Merkür Geçişi

Rasathane'de Fatin Hoca'nın kişisel çabasıyla topladığı astronomi, takvim, astroloji, matematik ve diğer bazı konularda Türkçe, Arapça ve Farsça dillerinde yazılmış, 828 cilt içinde 1340 el yazması eser korunmaktadır. Digital ortama aktarılmış bu eserlere erişim kolaylaşmıştır.

2.3.2. Güneş Fiziği Servisi

Gleissberg, "Kandilli Rasathanesi'nin d=20 cm, f=305 cm'lik Zeiss mercekli teleskobu'nun 1935 yılında binaya yerleştirildiğini ancak uygun personel olmadığı için on yıldan fazla süre teleskobun öksüz kaldığını, gözlemlerin öğrencisi Muammer Dizer tarafından başlatıldığını belirtir"[13] Güneş Fiziği servisinde düzenli güneş leke gözlemlerine **1947** yılında başlanmış bu güne kadar gözlem günü sayısı 15500 günü geçmiştir. Havanın açık olduğu hergün yapılan gözlemin sonucunda elde edilen güneş leke sayıları, **SIDC** (Solar Influences Data Analysis Center) ve **AAVSO**'nun (American Association of Variable Star Observers) internet ortamında hazırladıkları arayüzlere girilmekte, Güneş leke grublarının değerlendirilmesine ait veri ise her ay sonu **NGDC**'ye (National Geophysical Data Center) gönderilmektedir. Spektroskopla görsel protüberans (prominans, fışkırma) gözlemlerine **1949** yılında, fotoğrafik kromosfer gözlemlerine 1**964** yılında başlanmıştır. Arada kesintilerle 1994 yılına kadar Hidrojenin H_α ve CaII'nin K spektrel çizgilerinin ışınımında gözlemler sürdürülmüştür. Gözlem sonuçları gene NGDC'ye gönderilmiştir. (ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/space-weather/solar-data/solar-features/solar-flares/flare-patrol/patrol/) CCD ile kromosfer gözlemlerine teknik yetersizlikler nedeni ile başlanamamıştır. 1976 -2009 arası Dr. Tamer Ataç tarafından hesaplanan Flare İndex'in hesabı laboratuvarımızda sürdürülmektedir. Türk astronom'un yaptığı ilk yurt dışı yayın *Sur le cycle de 80 ans de l'activite solarie Ann. D'Astrophysique,, Vol. 19,207,*1956 yılında Muammer Dizer tarafından yapılmıştır. 1987 yılından itibaren özellikle yurtdışı yayınlarda artış gözlenmekte, Güneş Fiziği ve Uzay Havası (Space Weather) konularındaki bu yayınların sayısı 101, ilk yazarı laboratuvarımızdan olan yayınların sayısı ise 78'dir. SCI kapsamındaki yayınların sayısı ise 47'dir. Gene bu yıldan itibaren alınan toplam atıf sayısı ise 401'dir.



Resim 5: SCI kapsamındaki yayınlar ve ilk yazarı laboratuvarımız elemanı olan yayınlar

3.Düzenlenen ulusal ve uluslararası toplantılar

- Observatories in Islam - International Symposium İstanbul, 19-23 Eylül 1977
- Ruyet-i Hilâl Toplantısı İstanbul, 26-28 Kasım 1978
- Cumhuriyet Döneminde Astronomi Çalısmaları Sempozyumu, İstanbul, 26 Aralık 1983

- IV.Ulusal Astronomi Kongresi İstanbul,1984
- X. Ulusal Astronomi Kongresi, 1996, (İstanbul Üniversitesi ile birlikte)
- The Last Total Solar Eclipse of the Millennium in Turkey İstanbul, 13-15 Ağustos 1999
- Annual Meeting of the Balkans, Black Sea and Caspian Sea Regional Network on Space Weather Studies, Antalya,30 Mart-01 Nisan 2006
- Dünya Rasathaneler Forumu İstanbul,04-06 Ağustos 2008

Tartışma Sonuç

Türkiye Cumhuriyeti'nin ilk rasathanesindeki astronomi'nin geliştirilmesi ve sürdürülmesi tarihe bir vefa borcudur. Bunun için Tüm Türk astronomları ve kurum çalışanları gayret göstermelidir. Bunun için öncelikle Türkiye'deki tüm rasathaneleri de tehdit eden teknik eleman sıkıntısı (mekanik-optik-elektronik-yazılım uzmanı) ortadan kaldırılmalı gerektiğinde rasathaneler böyle bir teknik ekibi ortak kullanabilmelidir. Bunun için de Tübitak Ulusal gözlemevi öncülüğünde bu teknik ekip kurulmalıdır.

KAYNAKLAR

1. Türkiye Gözlemevleri ve Günümüz Gökbilim çalşmaları Prof.Dr. Abdullah Kızılırmak Sempozyumu, 3 Aralık 1993 ed. Prof. Dr. Necdet Güdür, İzmir, 1994
2. Feryal Saygılıgil, Kainatta Bir Nokta: Nüzhet Gökdoğan, İstanbul Kültür Üniversitesi yayınları s. 121-127
3. Cumhuriyetin 50. Yılında Türk Rasathaneleri, Kandilli Rasathanesi 50.yıl yayınları No.3, 1973
4. 2009 Astronomi Yılı'nda Türkiye'deki Astronomi Faaliyetlerinin Değerlendirilmesi" Sempozyumu - İstanbul Üniversitesi 20 Kasım 2009
5. Türkiyedeki Teleskoplarla Bilim Sempozyumu- İstanbul Üniversitesi, 14-15 Mayıs 2012
6. Anameriç, H., Rukancı, F., Rasadhane-i Amireye 1869 Yılında Alınan Bazı Araç ve Kitaplar Hakkında Belgeler, Ankara Üniversitesi Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi 49, 2 (2009) 223-244
7. İhsanoğlu, E, Şeşen, R., İzg, C., Akpınar, C., Fazlıoğlu, İ., Editör Ekmeleddin İhsanoğlu Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi, Hazırlayanlar İslam Tarih, Sanat ve Kültür Araştırma Merkezi (IRCICA) İstanbul 1977 s. 720-725
8. Dizer ,M. Kandilli Rasathanesi, T.C. M.E.B. Kandilli Rasathanesi 50. Yıl Yayınları No:2. 1973, s.1-55
9. Batur, A., Rasathane-i Amire Binası İçin 1895 projeleri, Osmanlı Bilimi Araştırmaları VI/2 (2005), s.125-138
10. Günergun, F., Türkiye'de Güneş Tutulması Gözlemleri üzerine Tarihsel Notlar, Dörtöge Felsefe ve Bilim Tarihi Yazıları Yıl:1 Sayı1: 2012-1
11. Günergun, F. http://www.bilkent.edu.tr/~sertoz/depo/SalihZeki.pdf
12. Tübitak Bilim ve Teknik Dergisi Eylül 1995
13. Günergun F., Kadıoğlu,S., Bilim İnsanlarının ülkelerarası Yolculuğu: İstanbul Üniversitesi'nde Dört Yabancı Astronom (1933-1958) *Osmanlı Bilimi Araştırmaları* XIII/1 (2011)

MANYETİK KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR HU AQR VE V2069 CYG' NİN X-IŞIN VE FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

İlham NASIROĞLU[1], Agnieszka SLOWIKOWSKA[2], Krzysztof GOZDZIEWSKI[3] Gottfried KANBACH[4]

[1] *Çukurova Üniversitesi, FEF, Fizik Bölümü, Adana, Türkiye*
(nasirbuf@yahoo.com)
[2]*Zielona Gora Üniversitesi, Kepler Astronomi Enstitüsü, Lubuska 2, 65-265 Zielona Gora, Poland*
(aga@astro.ia.uz.zgora.pl)
[3]*Nicolaus Copernicus Üniversitesi, Torun Astronomi Merkezi, Gagarin Str. 11, 87-100 Torun, Poland*
(k.gozdziewski@astri.umk.pl)
[4] *Max Planck Enstitüsü, Giessenbachstrasse, 85748 Garching, Almanya*
(gok@mpe.mpg.de)

Özet: Bu çalışmada iki manyetik kataklismik değişen yıldızın (polar HU Aqr ve orta kutup V2069 Cyg) X-ışın ve hızlı-fotometrik gözlemlerinden elde edilen sonuçlar sunulmaktadır. Hızlı-fotometrik gözlemler, Skinakas gözlemevi (Girit)'de bulunan 1.3m teleskop üzerine takılı OPTIMA (Optical Timing Analyzer, Kanbach ve ark. 2008) ve X-ışın gözlemleri XMM-Newton ve SWIFT/XRT uyduları kullanılarak yapılmıştır. Işık eğrilerinin zamansal analizden, V2069 Cyg'nin her iki dalga boyunda (optik ve X-ışın) çift tepeli bir yayınım profiline sahip olduğu gözlenmiş ve sistemdeki baş yıldızın (beyaz cüce) dönüş frekansı hesaplanmıştır. Sistemin çift tepeli bir yayınım profiline neden olan muhtemel mekanizma tartışılmış ve bunun baş yıldızın düşük manyetik alana ve kısa dönüş periyoduna sahip olmasından kaynaklandığı düşünülmüştür. Ayrıca sistemin X-ışın tayf analizi yapılmıştır. Bununla birlikte, tutulma gösteren yakın çift yıldız sistem olan HU Aqr'nin yörüngesel periyodunun uzun dönemli değişimleri incelenmiştir. Bu kaynak için literatürde bulunan tüm tutulma zamanları ile bu çalışmada elde edilen yeni tutulma zamanları birleştirilerek sistemin O-C eğrileri oluşturulmuş ve dönem değişimleri analiz edilmiştir. Bu analizler sonucu, sistemin yörüngesel periodunun zamanla azaldığı gözlenmiş ve buna sistemdeki üçüncü bir cismin neden olduğu LTT (Light Travel Time) etkisinin sorumlu olduğu düşünülmüştür. Ayrıca bu değişime neden olabilecek diğer olası mekanizmalar tartışılmıştır. Daha fazla ayrıntı için bu çalışmalar Nasiroglu ve ark. (2012) ve Gozdziewski & Nasiroglu ve ark. (2012)' de yeralmaktadır.

1. Introduction

Magnetic cataclysmic variables (CVs) are interacting close binary systems in which material transferred from a Roche lobe filling low-mass companion is accreted by a magnetic white dwarf (WD). Magnetic CVs are subdivided in two groups: polars (or AM Her type) and intermediate polars (IPs; or DQ Herculis type). In polars, the WD has a sufficiently strong magnetic field ($B \sim 10^7$–10^8 G) which locks the system into synchronous rotation ($P_{\rm spin} = P_{\rm orb}$) and prevents the accretion disc to form around the WD. In IPs, the field of the WD is one order of magnitude weaker ($B \sim 10^6$–10^7 G), and therefore insufficient to force the WD to spin with the same period as the binary system orbits ($P_{\rm spin} < P_{\rm orb}$). The accretion in IPs happens through a disc with a disrupted inner region (Warner 1995; Hellier 2001).

2. V2069 Cygni

V2069 Cyg (Motch et al. 1996) is a hard X-ray emitting intermediate polar (IP) with a soft X-ray component belonging to the group of Cataclysmic Variables and hosting a magnetic white dwarf (WD) accompanied by a Roche-lobe filling low mass star (Hellier 2001). Its orbital period is ~7.48 hr (Thorstensen &Taylor 2001) and spin period is ~743.2 s (de Martino et al. 2009).

To analyze the data we used the HEAsoft package, v.6.9. The photon arrival times were converted to the solar system barycenteric time. The X-ray and optical raw data were binned with 1 s and the background counts were subtracted. The resulting light curves shows a prominent periodic variability (Figure 1). The power spectra (FFT algorithm) shows a prominent peak at spin frequency (0.00134277 Hz = 744.7 s) in both optical and X-ray data, a strong peak at the second harmonic in the optical, and harmonics up to the fourth in the X-ray data (Figure 2). By using the Xronos/*efsearch* task for the optical data and a Bayesian formalism (Gregory & Loredo 1996) for X-ray data, we found the best spin period of the WD as 743.38 ± 0.25 s and 742.35 ± 0.23 s, respectively (Nasiroglu et al. 2012).

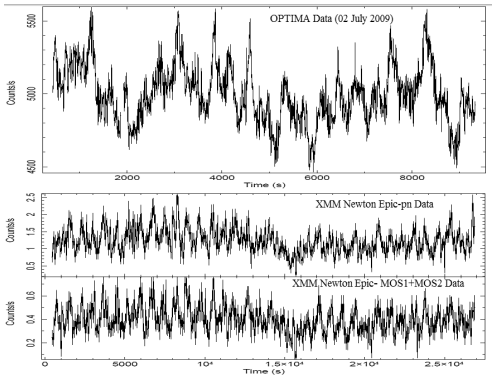


Figure 1. The optical (above) and X-ray (below, 0.2−10.0 keV) light curves of V2069 Cyg obtained with OPTIMA and XMM Newton Epic instruments.

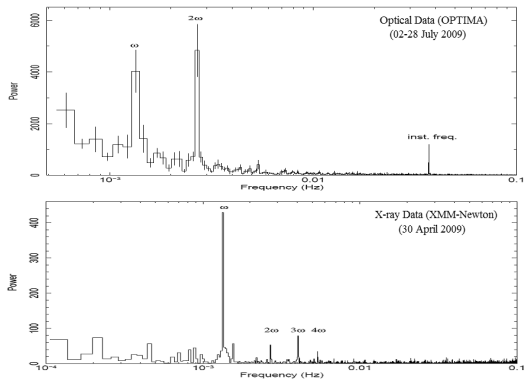


Figure 2. Optical (above) and X-ray (below) power spectrum of V2069 Cyg. The power spectrum shows strong peak at spin frequency (0.00134277 Hz) in both optical and X-ray data.

The optical and hard/soft X-ray light curve (folded with the spin period, 743.38 s and 742.35, respectively) show double-peaked pulse profiles (Figure 3). This is

probably due to the changing viewing geometry onto the accreting polar caps. We view the emitting region most favourably when one of the poles points towards us (Evans & Hellier 2004).

We found that the pulse profiles of the optical and X-ray data are out of phase (Figure 4). In some IPs, the optical photons are thought to originate in the X-ray-heated magnetic polar caps and possibly in the accretion stream. During the emission, some part of the optical photons will be absorbed by the flow while the accretion flow is heating the second pole. At that time, the remaining optical modulations will be seen, which are shifted with respect to the X-rays (Norton. et al 2004, Revnivtsev et al. 2010).

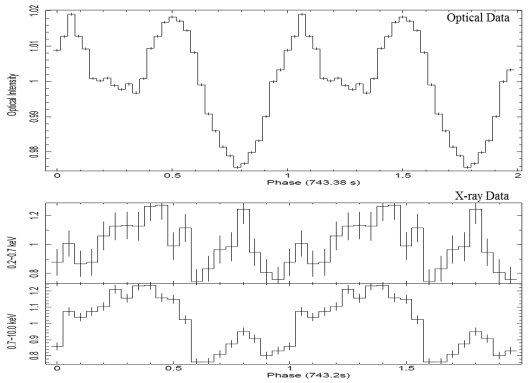


Figure 3. Double-peaked pulse profiles obtained from optical data folded with the 743.38s spin period (above) and soft -hard X-ray data with 742.35s (below).

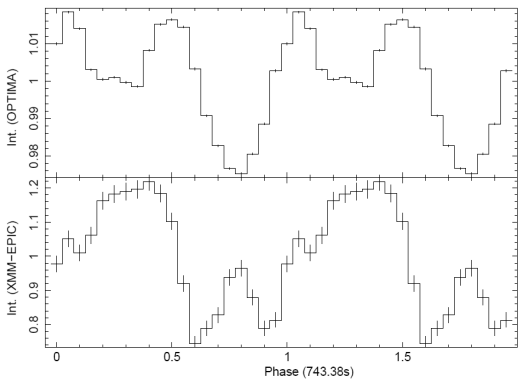


Figure 4. Pulse profiles folded with 743.38 s obtained from OPTIMA (above) and combined XMM-EPIC 0.2−10 keV (below) data.

The X-ray spectra obtained from the XMM–EPIC instruments were modelled (XSPEC v.12.5.0x) by a plasma emission and a soft blackbody component with a partial covering photoelectric absorption model with a covering fraction of 0.65 *(phabs*pcfabs*(mekal+bbody+gaussian)*constant).* An additional Gaussian emission line at 6.385 keV with an equivalent width of 243 eV is required to account for fluorescent emission from neutral iron. The iron fluorescence (~6.4 keV) and Fe XXVI lines (~6.95 keV) are clearly resolved in the EPIC spectra (Figure 5).

3. HU Aquarii

HU Aquarii (HU Aqr), is an eclipsing system belonging to Polar type of CVs hosting high magnetic WD (0.88 $M_\odot$) accompanied by a red dwarf (with a spectral type of M4V and a mass of 0.2 $M_\odot$). The system was discovered in 1993 in the ROSAT survey and has since been extensively studied in various wavelength bands. The magnetic field of WD strong enough to synchronize the spin period of the WD to the orbital period of the binary, which is 125 minutes.

To follow the secular changes of the orbital period, the eclipse times of HU Aqr have been observed in optical, UV and X-rays over the last 19 years (since 1993), including regular OPTIMA observations. Among these measurements, 68 eclipse times were obtained with OPTIMA instrument that operated mostly at the Skinakas Observatory since 1999. The currently available data set of HU Aqr egress times consists of 171 measurements in total. All of these eclipse egress times have been already published in recent publication, in Gozdziewski & Nasiroglu et al. (2012).

We have generated new fits to eclipse mid-egress times of HU Aqr, as well as reanalyzed many of the already published OPTIMA data. Measuring the time of mid-egress properly is critical to obtain the **O**bserved minus **C**alculated (O−C) diagrams, since it is the time marker of the eclipse (Schwarz et al. 2009). To determine the mid-egress times we fitted the OPTIMA count rates with a sigmoid function ($y[x]=A_1+[A_2-A_1]/[1+\exp(x_0-x)/\Delta x]$) and took the half intensity point of the egress time (x_0) as reference (Figure 6). We calculated the eclipse ephemeris using different least square fit models (linear, quadratic and sinusoidal functions). $T_{calc} = T_{ref} + E.P_{ref}$ where, T_{ref} and P_{ref} are reference time and period of the eclipse egress (respectively) calculated from the best fit line, E is the number of the eclipse cycles (orbital epoch) in the period P.

From the analysis of the (O−C) curve of HU Aqr, we found a periodic variation which is superimposed on a long-term period decrease, $\dot{P}_{orb} = -3.0\pm0.4)\times10^{-12}$ ss^{-1} (Nasiroglu et al 2010). This kind of periodic variations of (O−C) diagrams in binary systems have often been explained as a effect related to the one of three mechanisms: (i) the presence of a third body orbiting the binary, (ii) the magnetic

activity in the binary system and (iii) the angular momentum loss by gravitational radiation or magnetic braking.

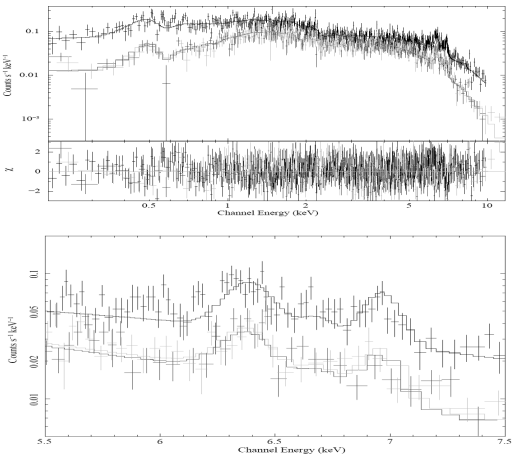


Figure 5. The composite model fitted to the spectrum of the EPIC-pn (black) and MOS (green- red) data (0.2−10 keV, above), and enlarged part of the spectra showing the Fe line complex (below).

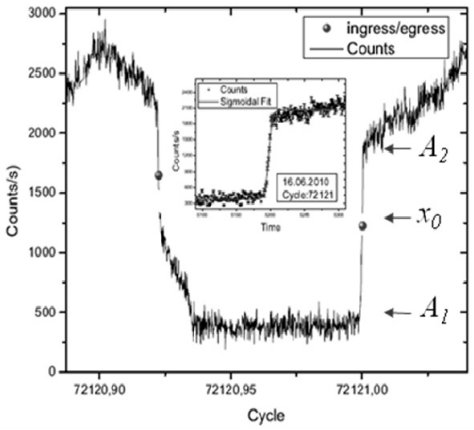


Figure 6. An example for sigmoid fit on a eclipse egress of HU Aqr. The reference for phase zero is the mid-time of the eclipse egress, which is obtained from a sigmoid fit.

Here we discussed the first mechanism, presence of smaller 'planetary' bodies orbiting the compact binary at large distances. This mechanism effects the light-travel-time (LTT), which is seen as a small but significant changes (a monotonic increase or decrease) in the binary period. When the binary moves towards the observer, the light from the eclipse may seem to reach much faster to the observer (take shorter time) than when the binary is moving away. Therefore, the LTT effect causes the times of the eclipses to trace out as a cyclic changes in the (O−C) diagram. The sinusoidal variations and the presence of two different periods in our results (Nasiroglu et al. 2010) seemed to hint strongly at an explanation in terms of changes in the light travel time (LTT) due to the presence of smaller 'planetary' bodies orbiting the compact binary at large distances.

In our recent work (Gozdziewski & Nasiroglu et al. 2012), the Keplerian-kinematic model of LTT signal in the three-body configuration is developed and the data set published in the literature re-analysed, following the 2-planet hypothesis in the literature. Using a new formulation of the LTT of the (O−C) to the available data of the HU Aqr system, we found that the 2-planet hypothesis is not likely. We used

the new set of precision OPTIMA mid-egress measurements, as well as observations performed recently and we re-analysed planetary models to the whole set of data (in total 171 measurements) up to November 18th, 2011. We fitted the data with the linear and quadratic ephemeris models .

Firstly, we tested the 1-planet hypothesis. For the linear ephemeris model, the 1-planet solution is characterized by extreme eccentricity and displays large residuals and a strong trend present in the (O−C) diagram. A more general 1-planet LTT model with quadratic ephemeris to all available data are shown in Figure 7. This model fits the data very well in a large part of the time window. But, over approximately one fourth of the time-window, the data fit the synthetic curve rather poorly.

We claim that because the observations that currently exist in the literature are non-homogeneous with respect to different spectral windows (ultraviolet, X-ray, visual, polarimetric mode) and the reported mid-egress measurements errors, they may introduce systematics that affect orbital fits. To remove the possible inconsistency due to the different spectral windows and filters, we considered data sets consisting of the egress times measured only in the optical range (without polarimetric measurements which are in the white-light band), and we fitted the quadratic ephemeris 1-planet model again. The synthetic curve of this fit with data points over-plotted is shown in Figure 8.

The results of these models show that the 1-planet solution is relatively well constrained by available optical observations selected as a homogeneous data set. Because the early optical data (the white light and V-band measurements) are coherent with an impressive, very clear quasi sinusoidal signal exhibited by superior-precision like OPTIMA measurements, a single-companion hypothesis seems well justified. The observed (O−C) variations may be consistently explained by the presence of only one circumbinary planet of the minimal mass of ∼7 $M_{Jupiter}$, in an orbit with a small eccentricity of ∼0.1 at a distance of ∼4.5 AU and an orbital period of ∼10 yr, similar to Jupiter in the Solar System.

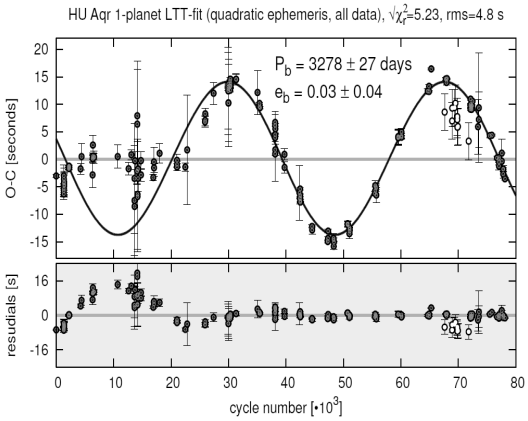


Figure 7. Synthetic curve of the 1-planet LTT model with quadratic ephemeris to all available data, gathered in this work, including the very recent mid-egress. [Taken from Gozdziewski & Nasiroglu et al. (2012)]

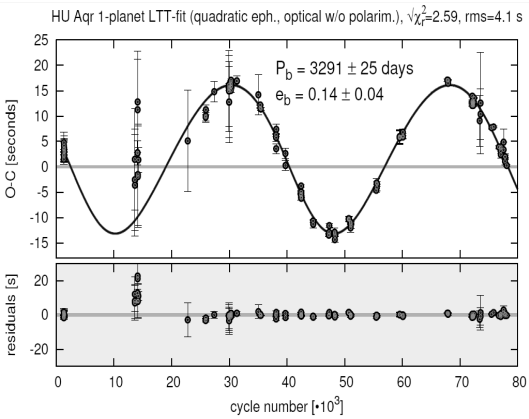


Figure 8. Synthetic curve of the 1-planet LTT model with quadratic ephemeris to observations in white light+V band without measurements in polarimetric data. [Taken from Gozdziewski & Nasiroglu et al. (2012)]

4. Conclusion

V2069 Cygni;

We conclude that V2069 Cyg is an example of an IP that shows double-peak emission profiles in both optical and X-ray wavelength at the WD spin period, which are probably caused by a weak magnetic field, in a WD with short spin period. The emission profiles of the optical and X-ray data are out of phase. This phase shift exists most probably due to the X-ray and optical/infrared photons originating from two different regions. The X-ray spectra can be described by thermal plasma emission (kT of ∼20 keV) plus a soft blackbody component with complex absorption and an additional fluorescent iron-K emission line, which originates on the WD surface (at 6.4 keV).

HU Aquarii;

We investigated the long term orbital period change of the eclipsing binary system HU Aqr. We presented new modeling of the orbital ephemeris and created observed minus calculated (O−C) diagram of the system including recent 2008-2011 observations together with the existing data in the literature. We improve the Keplerian, kinematic model of Light Travel Time effect and re-analyse the whole currently available data set. We added almost 60 new, yet unpublished, mostly

precision light curves. We determine new mid-egress times with a mean uncertainty at the level of 1 second or better. We claim that because the observations that currently exist in the literature are non-homogeneous with respect to spectral windows (ultraviolet, X-ray, visual, polarimetric mode) and the reported mid-egress measurement errors, they may introduce systematics that affect orbital fits.

Many qualitatively different and best-fit 2-planet configurations in the literature, including self-consistent, Newtonian N-body solutions may be able to explain the data. However, using a new formulation of the Light Travel Time model of the (O−C) to the available data of the HU Aqr system, we found that the previous 2-planet hypothesis is not likely. Morover, using a much extended, precision data set obtained by OPTIMA, we have found that the (O−C) deviations may be consistently explained by the presence of a single circumbinary companion orbiting (with an orbital period of ∼10 yr) at a distance of ∼4.5 AU with a small eccentricity of ∼0.1 and having ∼7 $M_{Jupiter}$, masses.

5. References

Evans, P. A., and Hellier, C., 2004, MNRAS, 353, 447

Gozdziewski K., & Nasiroglu I., et al., 2012, 425, 930-949.

Hellier C., 2001, cvs..book

Kanbach, G., et al., 2008, ASS Library, 351, 153

de Martino, D., et al.,2009, Atel, 2089, 1

Motch C., et al., 1996, A&A, 307, 459

Nasiroglu, I., et al. 2010, HTRA IV-48.

Nasiroglu, I., et al. 2012, MNRAS 420, 3350-3359.

Norton A. J. et al., 2004, ASPC, 315, 216

Revnivtsev M., et al., 2010, 513, A63.

Schwarz, R., et al., 2009, A&A, 496, 833

Thorstensen, J.R., et al., 2001, MNRAS, 326

Warner B., 1995, cvs..book

TÜRKİYE'DE ÖĞRENCİ KATKILARI İLE YAPILABİLECEK TEMEL RADYO ÇALIŞMALARI VE YÖNTEMLERİ

Kerem Osman ÇUBUK[1,2,3], Can TERZİOĞLU[1,2,3], H. Aziz KAYIHAN[1,2,3], Mehmet İhsan SELMANOĞLU[1,2,3], Sara BULUT[1,2,3], Ferhat Fikri ÖZEREN[2,3,4]

[1]Radio Wave Hunters, info@radiowavehunters.com
[2]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[3]Erciyes Üniversitesi, Astronomi Kulübü (ASTER)
[4]Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (UZAYBİMER)

Özet: Radyo astronomi çalışmaları, kurumsal gereklilikler olmadan, amatörler ve öğrenciler tarafından da çok etkin bir şekilde yürütülebilmektedir. Dünya çapında buna benzer amatör ve profesyonel çalışmalar çok yaygın olarak yapılmakta, birçok veri alınmakta, bu veriler çeşitli bilimsel çalışmalarda kullanılmaktadır. Ancak Türkiye'de bu tarz çalışmalar eksik kalmakta ve radyo astronomi istenilen düzeyde gelişememektedir. Bu bildiride Türkiye'de yapılan çalışmaların katlandırılması için yapılabilecek çalışma ve yöntemlerden bahsedilmektedir.
Anahtar kelimeler: kurumsallık, farkındalık, öğrenci katkıları, radyo astronomi çalışmaları, Radio Wave Hunters.
Abstract: Radio astronomy studies can be actively executed by amateurs and students without institutional necessities. All over the world, such amateur and professional studies are being executed widely, data are being taken and thus data are being used in various scientific studies. Unfortunately in Turkey, with the lack of such studies, radio astronomy cannot be developed as expected. In this paper, we talk about the studies and methods to increase studies on radio astronomy.
Keywords: institutionalism, awareness, student supports, radio astronomy studies, Radio Wave Hunters.

1. Giriş

Ülkelerin kendi içinde gösterdikleri gelişmeler doğal olarak eğitimlerine de zaman içinde yansımaktadır. Bizim ülkemizde olduğu gibi pek çok ülkede iletişimin, bilginin ve eğitimin yaygınlaşması ile zaman içinde büyük bütçelerle resmi makamlar tarafından yapılabilen çalışmalar artık çok daha kolay ve var olan teknolojinin kullanılması ile de daha da ucuza mal edilebilmektedir.

Ülkemizde de bu yönde bilgi ve ilgi birikimi yeterince yoğunlaşmış ve olgunlaşmıştır. Ve bu noktada katkımız olması için Radio Wave Hunters 1 Kasım 2010 tarihinde, Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nden birkaç lisans öğrencisi tarafından kurulmuştur. Geride kalan yaklaşık iki yıl içeresinde farklı bölümlerde lisans öğrencisi olan takım üyeleri de olmuş ve büyümeye devam edecektir.

Türkiye'de yapılan radyo astronomi çalışmaları büyük oranda kurumsal düzeyde ilerlediğinden ve amatör düzeyde yeterli olmadığından bu eksikliği gidermek ve Türkiye'de radyo astronomi farkındalığını arttırmak üzere yola çıkılmıştır.

Günümüzde bir kırtasiyeden bile küçük bir optik teleskop alınabilmekte ve halkımız küçük yaşlardan itibaren optik astronomi üzerine ilgi duymaya başlayabilmektedir. Oysa ki çoğu insan radyo astronomi diye bir dalın olduğundan bile haberdar değildir.

Dünya'da 1930'lu yıllarda başlayan radyo astronomi çalışmaları, ne yazık ki 2012 yılında aktif olarak ülkemizde hala başlayamamıştır. Üniversitelerde yapılan pek çok çalışma ilk anda doğal olarak öğrencilerin, akademisyenlerin ve gerekli teknik ekibin zaman içinde yetiştirilebilmesi için kullanılmaktadır. Zaman içinde çok daha büyük projelerin hayata geçirilebileceği de aşikardır. Ancak yine de amatör ve yarı profesyonel düzeyde yapılabilecek pek çok araştırma ve çalışma vardır. Üniversitelerde profesyonel düzeyde hazırlıkları yapılan bu çalışmaların da ileriki zamanlarda daha anlamlı hale gelebilmesi için bu konulardaki farkındalığı yaratmak ve bunun sürekliliğini sağlamak çok önemlidir.

2. Farkındalığı Yaratmak

Hem ASTER çalışma grubu hem de bu çalışmaların ve deneyimlerin öğrencilikten sonra kaybolmaması için kurulan RWH grubunun çeşitli çalışmaları olmuştur. Bu çalışmaları zaman içinde geliştirip zenginleştirmek amacı doğrultusunda adımlar hızla atılmaktadır.

Çalışmalara başlandığında takımın radyo astronomi üzerine bilgi birikimi çok azdı. Bu nedenle takımın öncelikle kendi kendini eğitmesi gerekiyordu. Bu kapsamda takım içi eğitimler yapılmış, RWH, bilgi birikimi arttıkça bilimsel projelere yönelmeye başlamıştır.

Yapılan ilk çalışma Prof. Dr. Zeki Aslan Onuruna XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi'nde yayınlanan 4 Mayıs – 25 Ağustos 2012 Tarihleri Arasındaki Meteor Yağmurlarının Radyo Bölgedeki Gözlemleri ve Gözlemlerin Değerlendirilmesi başlıklı posterdir.[1]

3. Neler Yapılabilir?

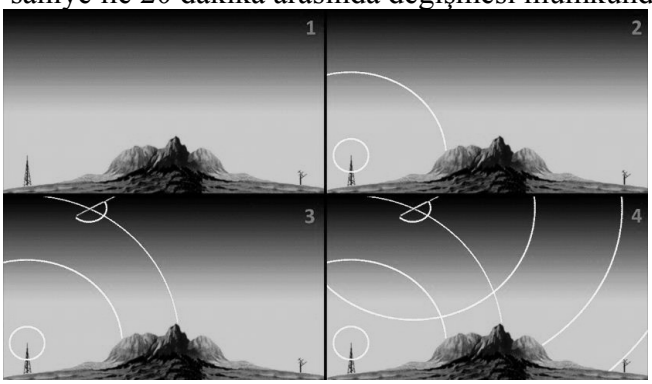
Bu bölümde ucuz ve uygun düzeneklerle yapılabilecek bazı temel araştırma, konu ve yöntemlerinden bahsedilecektir.

3.1. Meteor Gözlemleri

Yılın her döneminde Yer atmosferine meteorlar girmektedir. Bu meteorların çoğu ise bir meteor yağmuruna dahildir. El yapımı bir yagi anten (Şekil-1) ve uygun alıcı ile belirli bir doğrultuda atmosfere giren meteorların sayımı yapılabilmektedir.

Şekil-1: RWH-Y100 (RWH'nin yaptığı ilk yagi anten.)

Herhangi bir radyo istasyonundan yapılan FM bandındaki (88.5 – 108.0 MHz) yayınlar gerek yeryüzü şekilleri gerekse de Yer'in küresel yapısı nedeniyle yaklaşık olarak 300 km'den öteye ulaşamamaktadır. Yer atmosferinin FM bandında geçirgen olması da yayınların uzaktan dinlenememesinde önemli bir etkendir. Atmosfer dışına çıkacak olan FM yayını büyük bir kuş sürüsü, bir uçak veya atmosfere giren bir meteorun arkasında bıraktığı iyon bulutundan yansıyarak normal şartlarda ulaşamayacağı mesafelere ulaşabilir. (300 – 2000 km) (Şekil-2) [2] Bu prensip kullanılarak anten ve alıcı yayını alınamayan uzak bir radyo istasyonuna göre ayarlanır. Bu istasyondan yapılan yayınlar bir engelden yansıyıp antene ulaşırsa dinlenebilecektir. Gelen yayınların meteorun büyüklüğüne ve hızına bağlı olarak 1 saniye ile 20 dakika arasında değişmesi mümkündür.

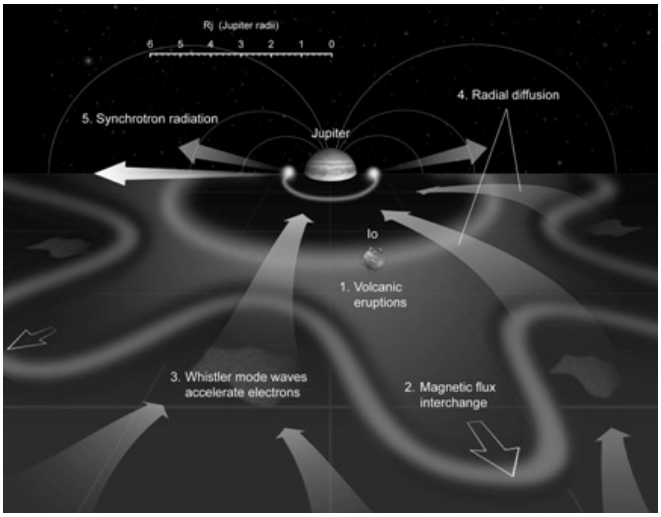


Şekil-2: Meteor Yakalama Prensibi (Pierre Terrier, 2000)

Bu çalışma daha yüksek bütçeler ile daha ileri götürülerek, güçlü bir verici ve alıcı yardımıyla, atmosfere giren meteorlar hakkında kimyasal analiz yapılmasını ve dolayısıyla meteorların kaynağı olan asteroid ve kuyruklu yıldızlar hakkında daha kapsamlı verilere ulaşılmasını sağlayabilmetedir.

3.2. Jüpiter Gözlemleri

Jüpiter Güneş Sistemi içinde en güçlü manyetik alana sahip gezegendir. (Şekil-3) Gezegenin bu denli güçlü bir manyetik alanının olmasının ana sebeplerinden biri metalik sıvı hidrojen bölgeleridir. Bu bölgelerde yüksek miktarda yüklü parçacık bulunmaktadır. Jüpiter'in rotasyon hızının çok yüksek olması sebebiyle bu yüklü parçacıkların hareketi çok kuvvetli bir manyetik alan oluşturur.



Şekil-3: Jüpiter'in manyetik alanının oluşum mekanizması [3]

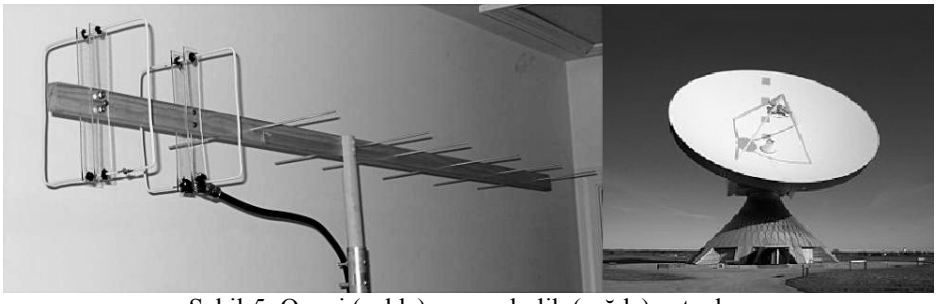
Jüpiter'den salınan ışımaların radyo bölgedeki gözlemleri hem ısısal hem de ısısal olmayan mekanizmaları ortaya çıkarmıştır. Isısal ışıma gezegenin kendisi tarafından yapılan ışımadır (karacisim ışıması). Diğer taraftan ısısal olmayan güçlü ışıma, sinkrotron ışımasıdır ve dekametre ile desimetre arasındaki dalgaboylarında değişiklik gösterir.

Io, Jüpiter'in dört Galileo uydusundan biridir. Üzerine etki eden çekimsel kuvvetler nedeniyle Io, Güneş Sistemi'ndeki en kuvvetli volkanik aktiviteye sahiptir. Volkanik aktiviteler sonucu materyaller Io'nun yüzeyinin üzerinden çok uzaklara atılabilir. Bu materyallerin çoğu Jüpiter'in kütle çekimine kapılarak gezegenin etrafında yüklü bir halka oluşturur. Bu halka Jüpiter'in manyetik alanına büyük katkıda bulunur.
Manyetik alan kaynaklı, ısısal olmayan ışınım (sinkrotron) Yer'den 15 ile 40 MHz arasında gözlenebilmektedir.[4] Gözlemler sonucunda Jüpiter'in iç yapısı ve bu iç yapıdaki değişimler hakkında bilgi sahibi olmak mümkündür. Gözlemi yapabilmek için Şekil-4'de görülen dipol anten sistemi kurulabilir. Bu çalışma için NASA'nın hazırladığı Radio JOVE isimli bir kit de mevcuttur.

Şekil-4: Jüpiter gözlemi için kurulan bir dipol anten.

3.3. Süreklilik Gözlemleri

Evrenin her yanında 408 MHz ve 1420 MHz frekanslarda doğal ışıma olduğu bilinmektedir. Bu ışımalar yaklaşık olarak sırasıyla 73 cm ve 21 cm dalga boyunda olduğundan radyo bölgeye düşmektedir. Uygun yagi,quagi ve parabolik anten (Şekil-5) yapıldığında bu ışımaları gözlemek mümkün olabilmektedir.[5] Meteor gözlemlerine göre bu gözlemi biraz daha zor kılan etkenlerden biri bu özel frekanslar için alıcı bulabilmek ve bir diğeri ise antenler için takip motoruna sahip olabilmektir.



Şekil-5: Quagi (solda) ve parabolik (sağda) antenler.

3.4. Güneş Gözlemleri

Güneş'in her katmanı farklı bir frekansta yayın yapmaktadır. Hangi katman üzerinde çalışılıyorsa bu katmandan gelecek olan frekansa uygun yagi, quagi veya parabolik anten kullanılabilmektedir. Bu gözlemler için de takip motoru ve spesifik alıcılar gerektiğinden görece daha büyük bütçelere ihtiyaç vardır.

3.5. İnterferometre

Bahsi geçen gözlem yöntemlerini daha büyük hassasiyette yapabilmek için interferometre sistemleri kullanılabilir. Ücretsiz açık kaynak yazılımlar ve gerekli elektronik bağlantılar kullanılarak her türlü anteni (yagi, quagi, dipol, parabolik) interferometre sistemine çevirmek mümkündür.[5] Bu noktada en büyük zorluk yine takip motorundadır. Her anten için küçük bir takip motoruna sahip olmak kolay olsa da bunların %100 senkronla çalıştırılması zordur. Daha çok tercih edilen ama daha pahalı olan bir diğer yöntem ise büyük, güçlü ve her anteni tek seferde döndürebilen takip motorlarıdır.

4. Neler Yapacağız?

Ekim ayından itibaren Jüpiter gözlemlerine başlayacağız. Nasa'nın Radio Jove için yolladığı alıcı elimizde mevcut olduğundan sadece dipol anteni kurmamız yeterli olacak. Bunun yanında her büyük meteor yağmurunda meteor sayımlarına devam edeceğiz. Uzun zamandır devre dışı olan, Erciyes Üniversitesi'nin 5 metrelik parabolik anten ile ilk radyo astronomi gözlemevi olan ERT-5, tarafımızca tekrar çalışır hale getirilecek ve aralıksız Güneş gözlemleri yapılacaktır.

Bu çalışmaları yaparken bir yandan da Türkiye çapında aynı çalışmaları yapmak isteyen herkese elimizden gelen desteği vereceğiz. Kullanılacak sistemleri basit şekilde al-yap-çalıştır kitlerine çevirip, tüm eğitim kurumlarına kar amacı olmadan satılacaktır. Bununla ilgili MEB ile gerekli bağlantıları da kuracağız.

Umuyoruz ki Radio Wave Hunters gelecek Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi'ne amaçlarının büyük bir kısmını gerçekleştirmiş olarak katılacaktır.

5. Kaynaklar

[1] Terzioğlu C., Çubuk K.O., Kayıhan H.A., Selmanoğlu M.İ., Bulut S., Özeren F.F., 2012, "4 Mayıs – 25 Ağustos 2012 Tarihleri Arasındaki Meteor Yağmurlarının Radyo Bölgedeki Gözlemleri ve Gözlemlerin Değerlendirilmesi", Prof. Dr. Zeki Aslan Onuruna XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, İnönü Üniversitesi, Malatya.
[2] http:// http://radio.meteor.free.fr/us/
[3] http://www.antarctica.ac.uk/press/press_releases/press_release.php?id=350
[4] http://www.radiosky.com/rjcentral.html
[5] Tapping K., 2001, A Correlation Interferometer for 408 MHz.

GALAKSİLERİN MORFOLOJİK SINIFLANDIRILMASI ve GALAKSİ EVRİMİ

Korhan YELKENCİ[1], Christophe BENOIST[2], Sinan ALİŞ[1], Gökmen TEKTUNALI[1], Füsun LİMBOZ[1]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul
eposta: yelkenci@istanbul.edu.tr , salis@istanbul.edu.tr , tektunal@istanbul.edu.tr , limboz@istanbul.edu.tr
[2]Laboratoire Lagrange, Observatoire de la Côte d'Azur, CEDEX 4, 06304, Nice, France
eposta: benoist@oca.eu

Özet: Galaksilerin morfolojik olarak sınıflandırılması, galaksi morfolojisi-yoğunluk ilişkisinin geniş ölçeklerde çalışılabilmesi bakımından önemlidir. Günümüzde gökyüzü tarama projeleri ile çok sayıda galaksi kümesi tespit edilebilmektedir. Galaksi kümelerindeki galaksilerin oluşum ve evrimlerini anlamada morfoloji-yoğunluk ilişkisi temel bir öneme sahiptir. Bu ilişkinin geniş bir kırmızıya kayma aralığında incelenmesi; galaksilerin yapısını etkileyen faktörleri, çevresel etkileri ve galaksi kümelerindeki etkileşimleri anlamanın etkin bir yoludur.

Bu çalışmada, yüzbinlerce galaksinin otomatik olarak ve parametrik yaklaşımla sınıflandırılması için literatürde bulunan programlar kullanılarak, paralel hesaplama yapabilen bir algoritma geliştirilmiştir. Burada CFHTLS (Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey) projesi çerçevesinde tespit edilmiş küme galaksilerine uygulanan bu yöntemin ilk sonuçları sunulmakta ve yöntem tartışılmaktadır.

(Bu çalışma boyunca, standart ΛCDM kozmolojisi çerçevesinde Ωm = 0.3, ΩΛ = 0.7 ve H0 = 75 km sn-1 Mpc-1 olarak alınmıştır.)

1. Giriş

Galaksilerdeki yıldız oluşumları; galaksilerdeki şekil bozuklukları; galaksiler arası etkileşimler, çarpışmalar, birleşmeler araştırılmaya devam eden güncel konulardır. Özellikle galaksiler yoğun bölgelere girdiklerinde yıldız oluşumlarının neden durduğu hala tam olarak açıklanamamıştır. Galaksi morfoloji-yoğunluk ilişkisi, galaksilerin morfolojik tipleri(Hubble tipleri) ile galaksilerin bulundukları çevreler arasındaki gözlemsel olarak hesaplanmış bir ilişkidir. Morfoloji-yoğunluk ilişkisinin evrimsel açıdan farklı kırmızıya kayma(z) değerleri için nasıl değiştiğinin araştırılması, galaksilerin oluşum ve evrimlerinin ve galaksilerin bulundukları çevre ile olan etkileşimlerinin anlaşılmasında, galaksilerde yıldız oluşumu ve sonlanması mekanizmalarının açıklanmasında önemli bir yol göstericidir.

Yeni tarama projeleri, çok sayıda galaksiyi farklı uzaysal çözünürlükte ve farklı dalga boylarında çalışmamıza imkan sağlamaktadır. Bu sayede galaksileri evrimsel olarak inceleyebilmektedir.

Bu çalışmada, yakın zamanda tamamlan CFHTLS projesi tarafından elde edilen ve kırmızıya kayması $0.2<z<\sim1.3$ kadar olan galaksiler kullanıldı. Otomatik olarak morfolojik sınıflandırma yapılabilmesi için literatürde sıklıkla kullanılan GALFIT programı seçildi. Programın model yaklaşımındaki analitik özellikleri, veriler ve yöntemler kısmında açıklanmıştır. Çok sayıda galaksinin hızlı bir şekilde morfolojik özelliklerini belirlenmesi için paralel hesaplama yapabilen ve küme bilgisayarlarda

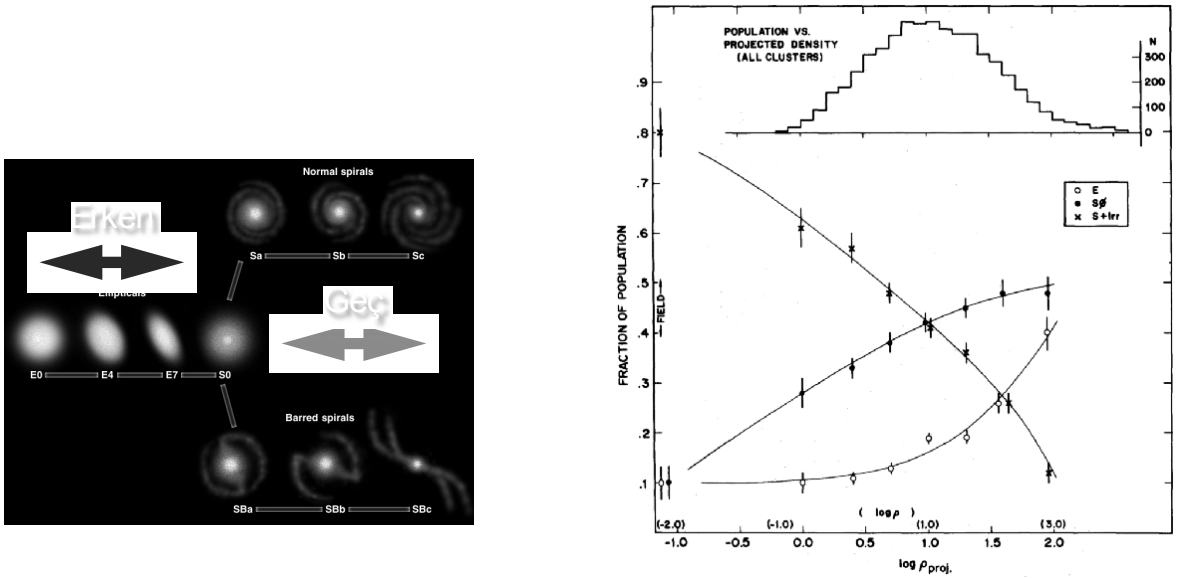
çalışan paralel algoritmalar geliştirildi. Geliştirilen algoritmalar, açık kaynak kodlu paralel hesaplama yönetim sistemi olan "OAR mimarisi" üzerinde denendi.

Morfolojik tanımlanması yapılacak ~1 milyon CFHTLS galaksisi için ilk testler, CFHTLS tarama projesinin W1 alanından seçilmiş 25 adet galaksi üzerinde, farklı analitik fonksiyonlar kullanılarak gerçekleştirildi. Seçilen galaksilerin görüntülerinde bulunan ve galaksinin görüntüsüne etki edebilecek cisimler geliştirilen maskeleme yöntemi ile profil modelleme aşamasında çıkarıldı. Sonuçlar GALFIT programının modelin duyarlılığına dair verdiği $\chi 2$ sonuçları olarak verilmiştir.

2. Galaksi Morfoloji-Yoğunluk İlişkisi

Dressler (1980) tarafından ortaya konulan galaksi morfolojisi-yoğunluk ilişkisi, galaksilerin morfolojik tipleri(Hubble tipleri) ile galaksilerin bulundukları çevreler arasındaki gözlemsel olarak hesaplanmış bir ilişkidir.

Geç tip galaksiler, kümelerde ya da yoğun bölgelerde bulunmazken alan galaksisi olarak bulunurlar; erken tipler ise kümelerde daha sıklıkla bulunurken alanda seyrek olarak bulunurlar.



Resim – 1: Soldaki panel Hubble sınıflaması. Sağdaki panel galaksi morfolojisi- yoğunluk ilişkisi(Dressler 1980A), spiral elliptik ve S0 galaksileri için gösterilmektedir.

Galaksi morfoloji-yoğunluk ilişkisinin farklı kırmızı kayma değerlerine bağlı olarak evrimsel incelenmesi, galaksilerin oluşum ve evrimleri açısından oldukça önemli ipuçları sağlamaktadır. Özellikle alanda ve kümelerde bulunan galaksilerin yapısal özellikleri, çevresel etkilerden nasıl etkilediği, galaksilerin içindeki yıldız oluşum mekanizmalarının doğasının anlaşılmasına yarar sağlayabilmektedir.

3. Veriler ve Yöntem

Bu çalışmada 3.6m'lik CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope)'de gerçekleştirilmiş olan CFHT-LS(Legacy Survey) taraması verileri kullanılmıştır.

CFHT-LS taraması için 1° derece karelik görüş alanına sahip 36 adet 2048x4617piksel CCD'den oluşmuş, 340 megapiksellik "MegaCam" mozaik kamerası kullanılmıştır. u,g,r,i,y,z bantları ile yapılan CFHTLS, toplamda 170X170 derecekarelik geniş(wide) ve derin(deep) alanlara sahip bir tarama projesidir. CFHTLS ile kırmızıya kayma $0.1 < z <\sim 1.3$ değerleri aralığına ulaşılmıştır.

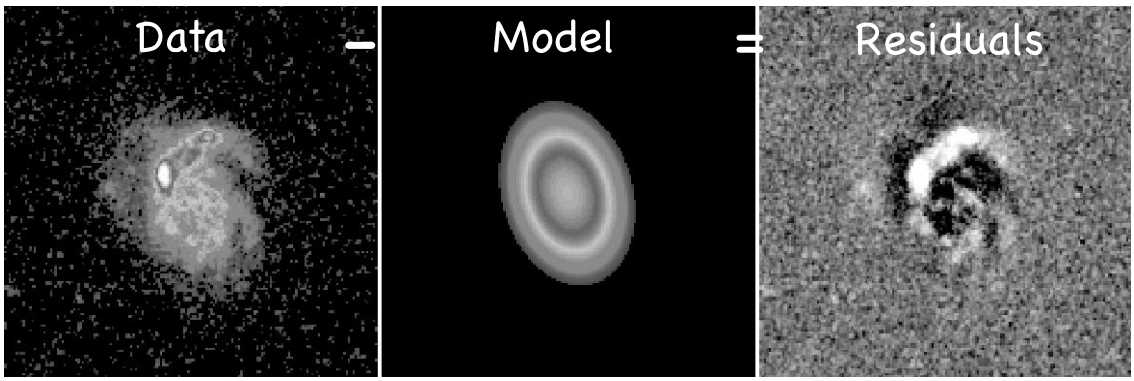
CFHT-LS galaksileri incelenebilmesi için çok sayıda parametreyi içerisine alan bir protokol izlenmiştir. CFHT-LS galaksi katalog bilgilerinin elde edilmesi, görüntü birleştirilmesi, her bir galaksi için küçük görüntülerin(cut-out) oluşturulması, PSF'lerin oluşturulması, görüntüler üzerindeki çevresel etkiler için maskeleme yapılması, yüzey parlaklık profillerinin elde edilmesi, vb., işleri paralel hesaplama ile otomatik olarak yapan ve OAR mimarisi üzerinde çalışan bir algoritma geliştirilmiştir.

3.1 GALFIT Programı

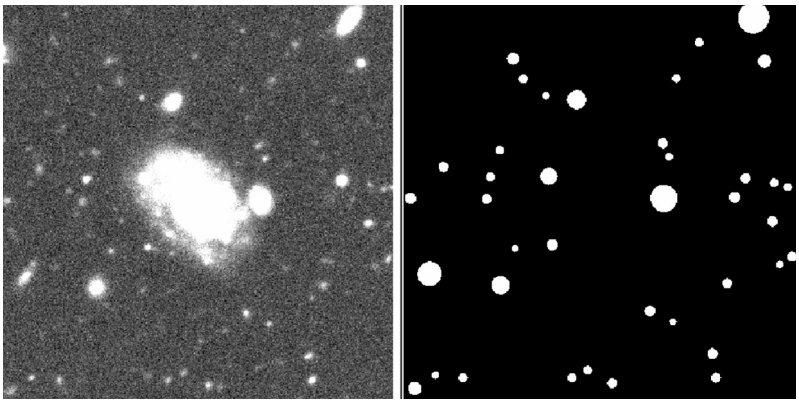
GALFIT, galaksilerin yüzey parlaklık dağılımını analitik fonksiyonlar (Sersic fonksiyonu, exponansiyel disk, gaussian vb.) ile modelleyen bir programdır.

$$\chi^2_\nu = \frac{1}{N_{DOF}} \sum_{x=1}^{nx} \sum_{y=1}^{ny} \frac{(f_{data}(x,y) - f_{model}(x,y))^2}{\sigma(x,y)^2}, \qquad \Sigma(r) = \Sigma_e \exp\left[-\kappa\left(\left(\frac{r}{r_e}\right)^{1/n} - 1\right)\right]$$

Figür -1 : GALFIT modelin doğruluğu ve duyarlılığı için $\chi 2$ minimizasyonu kullanmaktadır (Denklem 1 – sol panel). Sersic fonksiyonu, literatürde bilinen ve eliptik galaksilerin yüzey modellenmesinde kullanılan bir analitik fonksiyondur (Denklem 2 – sağ panel).

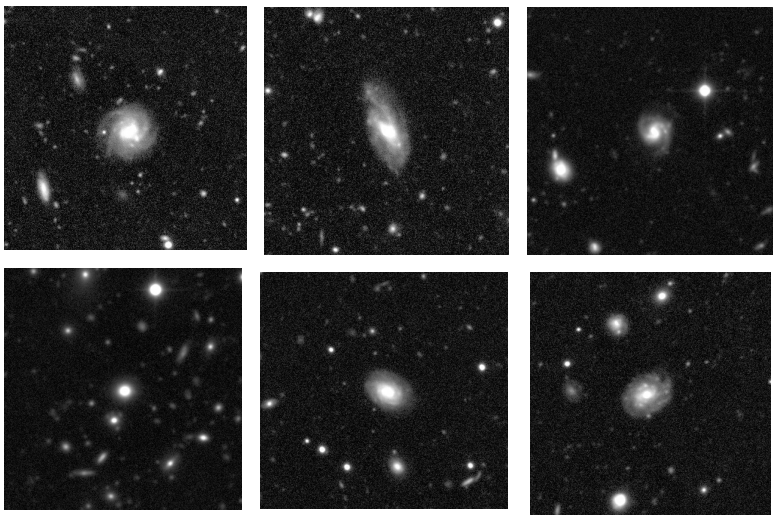


Resim – 2: GALFIT model çözümü. 1. Panel'de örnek bir galaksi görülmektedir. 2. Panelde bu galaksi için programın vermiş olduğu model gösterilmektedir. 3. Panelde ise model ile gözlem arasındaki fark verilmiştir.



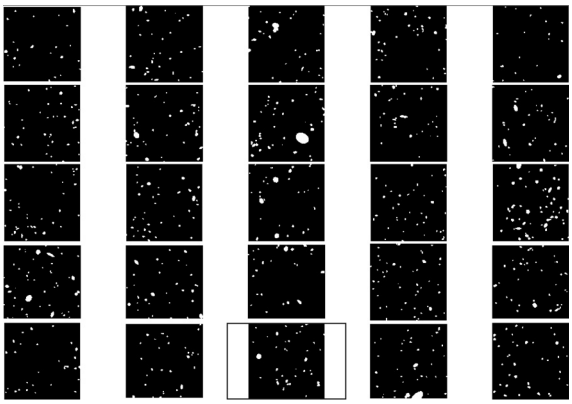
Resim 3: Maskeleme. GALFIT için geliştirilen ve modellenecek galaksinin(sol panel) çevresel etkilerden arındırılması için oluşturulan maske(sağ panel).

Geliştirilen paralel algoritmalar, 48 çekirdekli bir küme bilgisayar kullanılarak açık kaynak kodlu OAR mimarisinde test edilmiştir. Bu test için 25 adet CFHTLS galaksisi tüm yüzeyi bakış doğrultusunda olacak şekilde seçilmiştir. Resim – 4 'de görüldüğü gibi her bir galaksi için küçük görüntüler oluşturulmuştur. Her bir galaksi görüntüsü için ilgili maskeleri oluşturulmuştur (Resim – 5). Geliştirilen algoritmaya bağlı olarak GALFIT çözümleri elde edilmiştir (Resim – 6).

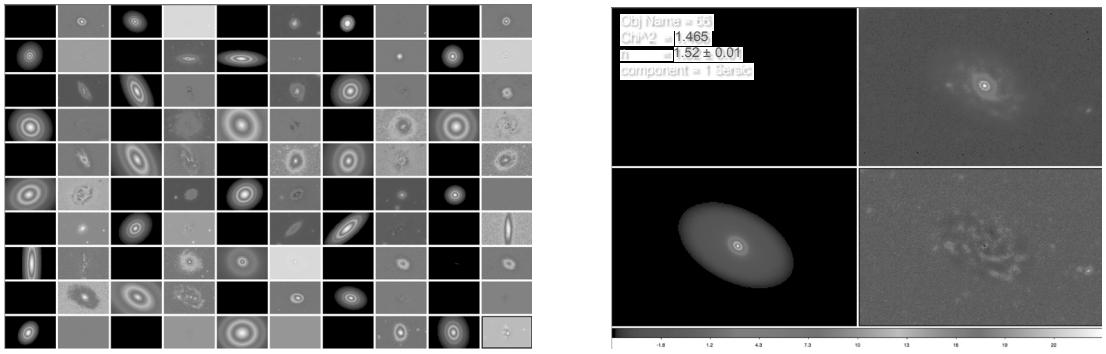


Resim – 4 : Test için seçilmiş 25 CFHT-LS galaksisinden bazıları görülmektedir.

Seçilmiş CFHT-LS galaksileri için maskeleme ya da PSF kullanarak ve kullanmadan gerçekleştirilen testler Tablo – 1'de verilmektedir.



Resim – 5 : 25 test galaksisi için oluşturulan maskeler



Resim – 6 : 25 test galaksisinin GALFIT sonuçları. Sağ panel tüm GALFIT sonuçlarını göstermektedir. Sol panel sadece bir galaksi için GALFIT model sonucunu ve artıkları (residuals) göstermektedir.

No	Obj.	TC_masking	TC_w/o_masking	OC_masking	OC_w/o_masking
1	12	3.179	46.682	3.564	47.052
2	39	2.448	8.664	2.54	8.755
3	43	1.463	2.916	1.486	3.13
4	66	1.257	1.629	1.465	1.834
5	81	8.279	3.971	1.481	4.17
6	88	77.329	355.787	77.616	355.795
7	90	20.968	300.192	20.837	298.698
8	91	1.699	-	1.687	2.854
9	100	1.174	23.937	1.369	2.626
10	102	18.434	21.801	18.533	21.807
11	117	21.621	-	1.875	19.342
12	123	1.946	19.994	10.628	18.794
13	126	1.276	1.387	1.288	1.411
14	141	3.348	18.395	3.565	51.419
15	152	1.428	2.354	2.863	33.818
16	226	2.133	15.689	1.93	15.77
17	227	1.259	2.707	1.277	2.674
18	234	1.32	4.572	1.507	4.753
19	276	1.222	3.19	1.388	3.355
20	280	-	7.791	2.364	8.077
21	293	6.854	50.99	4.589	38.842
22	379	58.768	-	15.519	78.172
23	427	5.86	57.132	3.135	57.13
24	494	1.431	2.294	1.432	2.295
25	495	7.274	15.923	7.274	15.923

Tablo – 1: 25 CFHT-LS test galaksisi için GALFIT $\chi 2$ sonuçları. "masking" ile başlayan kolonlar maskeleme ile, "w/o masking" kolonları ise maskeleme olmadan elde edilen test sonuçlarıdır.

4. Tartışma ve Sonuç

Seçilmiş 25 CFHT-LS test galaksisi için elde edilen sonuçlar, literatürdeki $\chi 2$ sonuçları ile karşılaştırıldığında uygun oldukları gözlenmiştir. Özellikle galaksilerin morfolojilerini elde etmek için kullandığımız GALFIT programı için maskeleme uygulandığında $\chi 2$ sonuçlarının iyileştiği görüldü.

Oluşturulan algoritmanın testleri ve geliştirilmesi devam etmektedir. Bu sayede çok sayıda galaksinin otomatik olarak çalışılabilmesi sağlanacaktır. Varsayılan azami galaksi sayısı 1 milyon mertebesindedir.

Çok sayıda galaksinin otomatik olarak morfolojilerinin tanımlanması, morfoloji-yoğunluk ilişkisinin çalışılmasına imkan tanımaktadır. Aynı zamanda CFHT-LS gökyüzü taraması farklı kırmızıya kayma değerlerinde galaksileri de çalışmamıza imkan sağladığından, evrimsel açıdan CFHT-LS 'in sınırları çerçevesinde galaksilerin evrimsel süreçleri incelenmesi planlanmaktadır.

5. Kaynaklar

1. Dressler (1980)
2. STIFF (Bertin 2010)
3. SExtractor (Bertin 1996)
4. PSFex (Bertin 2011)
5. GALFIT (Peng 2002)
6. fitsio(http://heasarc.gsfc.nasa.gov/fitsio/)
7. OAR(oar.imag.fr)

Bu doktora çalışması, 1059B141100066 kod numaralı TÜBİTAK - 2214 Yurtdışı Araştırma Bursu ile desteklenmiştir.

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci kongresi
27 Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

ELEMENT BOLLUK ANALİZİNDE KULLANILAN İKİ TEKNİK: TAYFSAL ÇİZGİ ÖLÇÜMLERİ ve TAYFSAL SENTEZ

Kutluay YÜCE[1]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara*
(e-posta: kyuce@ankara.edu.tr)

Özet: Yıldız Spektroskopisi (tayf ölçümü/bilimi), yıldızların gözlemsel tayflarının ayrıntılı analizidir. Bu çok güçlü araç, mantıksal bir sırada yıldızların sınıflandırılmasını içeren pek çok fiziksel ve kimyasal özelliği anlamalarında tayfbilimcilere imkan sağlar. Son 10 yılda kaydedilen bilimsel gelişmeler ışığında, yıldızların optik bölge tayflarının analizlerini inceliyoruz. Özellikle B, A ve erken-F tayf türü yıldızların kimyasal bileşimlerini belirliyoruz. Tek tek yıldızların kimyasal bileşimlerinin çalışılmasına olan bu ilgi, anakol bandı ve komşuluğundaki yıldızların tayfsal özelliklerinin genellikle iyi anlaşılmamış olmasından kaynaklanmaktadır.

Bu çalışmanın amacı, yıldız atmosferlerinin sayısal modellemesini kullanan element bolluk analizindeki mevcut iki tekniği incelemek ve bazı güncel sonuçları tartışmaktır: "Tayfsal Çizgi Ölçümü (fine analysis)" ve "Tayfsal Sentez (spectral synthesis)". İlk teknik, gözlemsel tayfların sürekliliklerinin belirlenmesi, çizgi ölçümlerinin yapılması, çizgi tanılarının gerçekleştirilmesi, atmosfer parametrelerinin (etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, mikrotürbülans hızı) belirlenmesi ve mevcut atom ve/veya iyonlardan element bolluk miktarlarının hesaplanmasına ilişkin birbiri ardınca yapılan süreçleri kapsar (örneğin; Adelman et al. DAO serisi makaleleri). Tayfsal sentez analizi genellikle ATLAS9 ve ATLAS12 modelleri ile bazı diğer girdi verilerini kullanarak kuramsal yıldız tayflarını hesaplamaktadır. Bu teknik yüksek çözünürlüğe sahip tayfların kullanımı ile yıldız atmosferlerine ilişkin daha gerçekçi kimyasal bileşim belirlenmesini ve atomik verilerin geliştirilmesini sağlar (örneğin; Fe II için Castelli et al. 2009 ve Castelli & Kurucz 2010, Xe II için Yüce et al. 2011).

Abstract: Stellar Spectroscopy is the detailed study of the observed spectra of stars. This very powerful tool enables stellar spectroscopists to infer many physical and chemical properties of stars including classifying them into a logical sequence. In light of progress made in the last 10 years, we examine the analyses of spectra in the optical region. In particular we assess/investigate the elemental abundances of the B, A and early-F spectral type. The main interest in studying the chemical composition of individual stars comes from the generally poor understanding of spectral properties of main sequence band stars.

Aim of this work is that two techniques available using the quantitative modeling of stellar atmospheres are outlined and some recent results are discussed: "Fine Analysis" and "Spectral Synthesis". Fine Analysis involves the normalization of spectra, line measurements, identification, determination of the atmosphere parameters (effective temperature, surface gravity, microturbulent velocity) and computation of elemental abundances from all atomic and ionized species by one after another process (e.g. Adelman et al. DAO series papers). A spectral synthesis analysis computes synthetic stellar spectra often using ATLAS9 ve 12 atmosphere models and certain other inputs. The second technique with the use of the high resolution spectra is the way to derive the more realistic composition of the stellar atmospheres and improve atomic data (e.g.; Castelli et al. 2009 and Castelli & Kurucz 2010 for Fe II , Yüce et al. 2011 for Xe II).

1. Giriş

Yıldız astrofiziğinde en önemli bilgi, yıldızların ayrıntılı tayf analizlerinden elde edilir. Yüksek kaliteli gözlemsel tayflar üzerinden gerçekleştirilen analizler, yıldızların kimyasal bileşimi yanında atmosfer parametrelerinin (etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi) de belirlenmesini sağlar. Buradan elde edilen sonuçlar, yıldızların evrimsel incelemelerinde önemli bir yer tutar. Yıldız astrofiziği gelişirken, yıldızların mevcut modellerine ilişkin ayrıntılar ve iyileştirmeler üzerinde yoğunlaşılmış, böylece nicel olarak doğruluk gittikçe önem kazanmıştır. Gerçeğe yakın sonuçlara yaklaşıldıkça, yıldız atmosferlerindeki fiziksel süreçlerin anlaşılması ve modellenebilmesi daha anlamlı hale gelmektedir. Ayrıca, laboratuvar ortamında incelenen atomik verilerin astrofizik açıdan geliştirilmesine de katkı sağlamaktadır. Tayfsal analizlerin güvenilirliği, model atmosferlerin ne ölçüde fiziksel gerçekliliği tanımlayabilme/açıklayabilme kapasitesine bağlıdır. Teorik ve gözlemsel olarak yıldız atmosferlerinin genel yapısı, Mihalas (1969) ve Gray (1992)'ın kitaplarında yer alır.

Yıldızların tayfsal gözlemleri, hesaplama imkanlarının sürekli gelişimi sayesinde daha hassas/doğru hale gelmekte olan model atmosferler ile yorumlanır. 40 yılı aşan bir süredir yıldız atmosferlerini modelleyen farklı bilgisayar kodları geliştirilmiştir. Yerel termodinamik denge varsayımı (kısaca YTD veya LTE) altında kullanılan en yaygın bilgisayar kodu ATLAS (Kurucz 1970, 1979, 1993) dır. Bu yazılım, Robert L. Kurucz ve astrofizikçiler tarafından çok farklı gridlerden oluşan model atmosferlerin hesaplanmasında, enerji dağılımlarının, kenar kararma eğrilerinin ve renk indislerinin oluşturulmasında kullanılmıştır. Sentetik tayfın üretilmesinde "SYNTHE", blend olmamış çizgilerin ölçümünden kimyasal bollukların hesaplanmasında "WIDTH" ve Balmer çizgi profillerinin modellenmesinde "BALMER" kodlarına yardımcı olur.

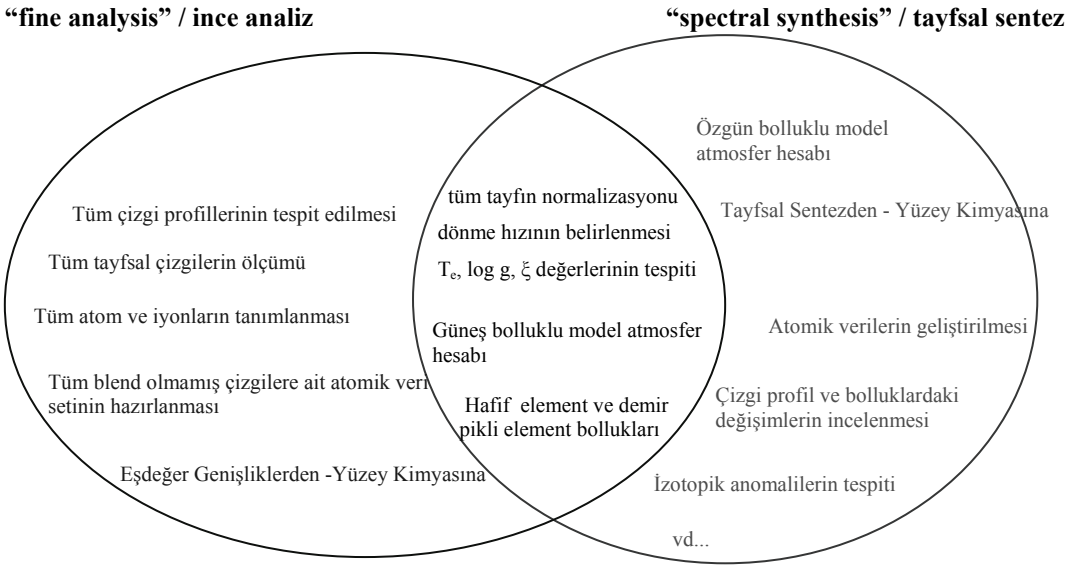
ATLAS programının, çizgi donukluğunu ele alma yöntemi bakımından iki etkin sürümü mevcuttur. ATLAS9 opasite dağılım fonksiyonları (ODF) formunda çizgi ve süreklilik donukluklarını hesaplama amacına yönelik yüzey kimyasına ve mikrotürbülans hızına sınırlama getirerek atmosfer modelleri üretir. Bu yaklaşım ile, model atmosferleri çok hızlı bir sürede üretilebilmektedir. ATLAS12, herhangi bir kimyasal bileşimde örnek atmosfer hesaplamaya izin verir ve donukluk örnekleme yöntemini (OS) kullanarak çizgi donukluluklarını hesaplar. Bu türden bir model üretiminde daha uzun bir zamana ihtiyaç duyar. Bilimsel hesaplamalara dayanan bu kodların ayrıntılı tanımlamaları Kurucz (2005) tarafından referans olarak tanımlanmıştır.

İnce Analiz (Fine Analysis), yıldızların optik bölge tayflarındaki çizgi profillerinin ölçümünden başlayarak yüzey element bolluklarını tayin ve belirleme sürecidir. Çizgi eşdeğer genişlikleri, tipik sinyal gürültü oranı S/G >200 civarında olan yüksek ayırma gücüne sahip tayflardan ölçülmesi genel kabul görür. Belirlenen eşdeğer genişlikler yıldız model atmosferleri ve atomik çizgi parametreleri de kullanılarak, element bolluklarının tespitine dönüştürülür.

Tayfsal Sentez (Spectral Synthesis), yıldızların yüzey element bolluklarının belirlenmesinde kullanılan modern bir hesaplama yöntemidir. Bu yöntemde temel olarak, gözlemsel yıldız akıları (enerji dağılımı) ve H_β ve/veya H_γ gibi hidrojen çizgi profilleri etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesine ait değerlerin belirlenmesinde kullanılır. Yöntem olarak kabul başlangıç prensipleri bir dizi bolluk değerleri ile ele alınarak değerlendirilip,

kuramsal tayfın üretimi gerçekleştirilir. Çizgi genişlikleri aletsel profil ile yıldızların dönme karakterleri dikkate alınarak ayarlanır. Bu betimlemeler kullanılarak, yeni bir sentetik tayf üretilir. Dikkate alınan elementin gözlemsel çizgilerinin karşılaştırılması değerlendirilerek, model üretimi ve bolluk değerleri geliştirilir. Gözlemsel ve kuramsal tayf arasında en iyi uyum tespit edilinceye kadar süreç devam ettirilir.

2. Gözlemsel Yıldız Tayflarının İncelenmesi



Yukarıda uzun yıllar süren bilimsel çalışmalarım neticesinde geliştirdiğim şematik çizimde "İnce Analiz" ve "Tayfsal Sentez" yöntemlerinin ortak benzerlik ve farklılıkları sistematik olarak gösterilmiştir.

İnce analiz ve tayfsal sentez yöntemlerinin en önemli başlangıç adımı, yıldız tayflarının yüksek doğrululukta sürekliliğinin belirlenmesi çalışmasıdır. Gözlemsel ve kuramsal profillerin karşılaştırılması, çizgi merkezine göre aynı uzaklıkta normalize işleminin gerçekleştirilmesi ile mümkündür. Çizgi analizinde yaygın olarak kabul edilen görüş, eşdeğer genişlik ile ifade edilen çizgi profilinin ölçülmesi ve modellenmesidir. Bu sayede, soğurma çizgilerinin merkezi dalgaboyu ve eşdeğer genişliği tespit edilmektedir. İnce analiz tekniği ile B, A ve F yıldızlarının element bolluklarının elde edilmesi tekniklerinde ciddi bir tecrübeye sahibiz. Bu amaçla, "Dominion Astrofizik Gözlemevi Tayfları ile Element Bolluk Analizleri; DAO" serisinde incelemekte olduğumuz yıldız tayfları, çok amaçlı bir paket program olan ve interaktif bilgisayar grafik arayüzüne sahip REDUCE ve VLINE (Hill et al. 1982) yardımıyla normalize edilmekte ve çizgi ölçümleri gerçekleştirilmektedir. Elektromanyetik tayfın geniş bir dalgaboyu aralığını içeren ve yüksek kaliteli tayflara uygulanan tayfsal sentez tekniğinde ise çizgi ölçümü/analizi için IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paketi yaygın olarak kullanılmaktadır.

Tayfsal analizlerin bir diğer adımı, model atmosferlerin hesaplanmasında ihtiyaç duyulan atmosfer parametrelerinin (etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi) başlangıç değerlerinin belirlenmesidir. Genel olarak, Strömgren fotometrisinden (Hauck &

Mermilliod 1998) ve demirin ardışık iki iyonlaşma durumuna ait çizgilerinden elde edilen bollukların uyumuna ilişkin iyonizasyon dengesinden belirlenir. Aslında atmosferik parametreler, Strömgren ve başka fotometrik kalibrasyonlardan daha gelişmiş yöntemler kullanılarak da belirlenmelidir. DAO serisinin çoğu analizinde de yapıldığı gibi; gözlemsel Balmer çizgisi (H_γ ve/veya H_β) ve akı dağılımının (spektrofotometrik veri) model tahminleri ile karşılaştırılması, normal fotometrik çıkarıma göre daha iyi bir yöntem olarak kabul edilir. Buna ek olarak, ele alınan tayfsal verilerin morötesi ve kırmızıöte bölgeyi içermesi tercih edilmelidir. Bu tür bir çalışma, mutlak spektrofotometrik gözlemler üzerinde çalışan ACCESS Projesi (Kaiser et al., 2008) ve göreli olarak optik bölge akılarının daha iyi elde edileceği ASTRA Projesi (Adelman et al., 2007; Smalley et al., 2007) ile sağlanacaktır.

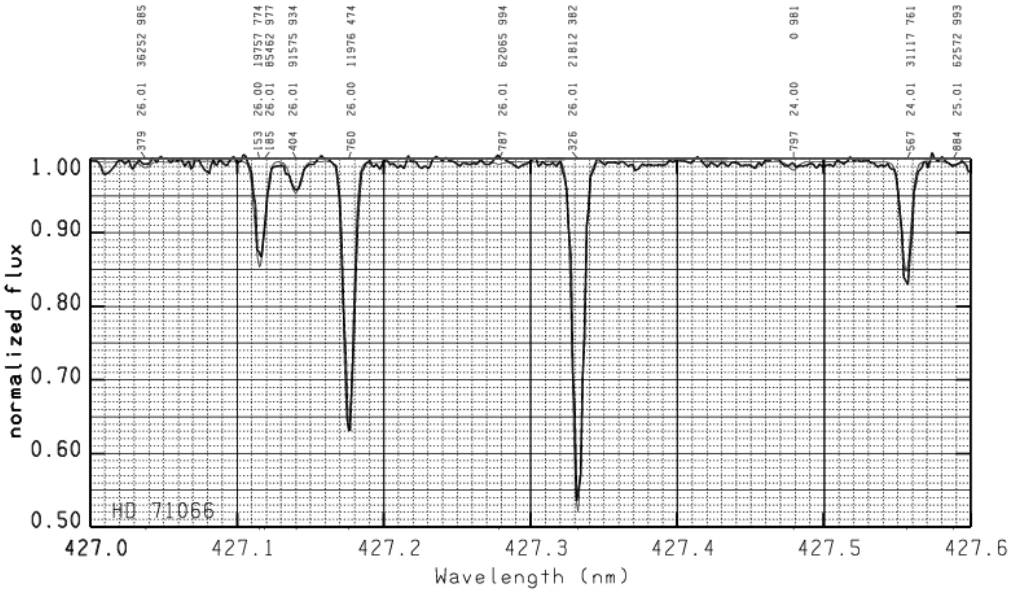
Her iki analiz yöntemi model atmosfer üretiminde, Güneş bolluklu (örneğin; Grevesse ve Sauval, 1998) ATLAS9 modellerinden yararlanılır. İnce analizler sırasında sabitlenen tahmini dönme hızı değeri, olası mikrotürbülans hızı ve bolluk sonuçları, ATLAS12 yardımıyla gerçekleştirilecek modelin üretiminde kullanılmaktadır.

İnce analiz tekniği, mikrotürbülans hızının belirlenmesine önemle yaklaşır. Tayfta en fazla çizgiye sahip atom ve/veya iyon(lar)dan elde edilen bollukların eşdeğer genişlikten bağımsız olduğu (ξ_1) ve ortalama civarında en az saçılmaya uğradığı (ξ_2) dağılımı veren olası bir değer aralığından elde edilir (Blackwell et al. 1982).

İnce analizler sırasında He/H değeri, SYNSPEC programı (Hubeny et al. 1994) yardımıyla üretilen kuramsal He I çizgilerinin gözlemsel profilleri ile uyumundan belirlenir. Diğer element bollukları, "klasik çizgi tanısı" yöntemiyle belirlenen tüm elementlerin blend olmamış çizgilerinden belirlenmeye çalışılır. Bu aşamada bolluk hesaplamaları, yarı-klasik yaklaşımlardan ve Kurucz & Bell (1995)'den alınan metal sönümleme sabitleri kullanılarak WIDTH9 (Kurucz 1993) programı ile gerçekleştirilir. Tayfsal sentezin başlangıç sentetik tayf üretiminde ise, hafif element ve demir pikli elementlerin (Si, P, Cr, Mn, Fe) bazı çizgilerine ait ölçüm değerlerinden elde edilen bolluklara ihtiyaç duyulur. Bunun için Güneş bolluklu modeller yardımı ile yapılacak değerlendirmeler, ilk sonuçlara ulaşılmasını sağlar. Bir kaç yüz Ångström bölgeler halinde üretilen sentetik tayflar, nispeten daha küçük bölgeler için gözlemsel tayflar ile karşılaştırılır (Şekil 1). Her elemente ait çizgilere ayrı ayrı odaklanarak, her element için en iyi uyum sağlanıncaya kadar yapılan uyarlamalardan bolluk sonuçlarına gidilmesi gerekir. Yıldızın nihai model atmosferleri, gözlemsel tayf bölgesini içeren sentetik tayfın üretilmesinde kullanılır. (örneğin; Castelli & Hubrig 2004, Castelli & Hubrig 2007, Castelli et al. 2009, Ganzolez et al. 2010, Yüce et al. 2011).

İnce analizlere ait çalışmalarımızda temel olarak, Kurucz'un atomik çizgi listelerini kullanmaktayız. Bu listeleri, ince analizler çizgi kartlarının oluşturulmasında, tayfsal sentez ise girdi dosyası olarak kullanır. Dalgaboyu, osilatör şiddeti ve çizgi genişleme parametrelerinin sıkça güncellendiği en uygun veri seti olarak düşünebiliriz. Ancak $Z > 30$ atom numarasına sahip elementler, atomik veri listelerinde çok iyi bir şekilde temsil edilememiş olduklarından, bu listelerde yer alamayan eksik çizgilerin listelere dahil edilebilmesi için ziyadesiyle çaba sarf edilmesi gerekmektedir. Özellikle; Dr. Fiorella Castelli ve arkadaşları C I, C II, N I, O I, Si II, Ti II, Cr II, Hg I, Hg II'e ait osilatör şiddetlerini literatürde yer alan güncel tespitleri ile değiştirmektedir. Ayrıca Ga II, Br II, Xe II, Ce III, Pr III, Nd III, Yb III, Pt II ve Au II'nin eksik çizgileri, Si II'nin Stark

genişleme parametreleri ve Mn II, Ga II, Ba II, Pt II, Hg I ve Hg II'nin aşırı ince yapı ve izotopik bileşenleri de eklenmiştir.



Şekil 1. HD 71066 yıldızının gözlemsel ve sentetik tayf karşılaştırmasına ait bir kesit (T_e = 12000 K, log g = 4.1, ξ = 0.0 km sn^{-1}, $v$sin$i$ = 1.0 km sn^{-1}).

Bu kongrede yıldızların TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden elde edilen eşel tayflarının ince analizlerde kullanımı Sıla Eryılmaz ve Kutluay Yüce tarafından sunulan "TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi - Coude Eşel Tayf İndirgemesi ve Element Bolluk Analizi: 29 And ve 89 Cet" başlıklı bildiride ele alınmıştır. Benzer şekilde bolluk analizlerinde hatırı sayılır bir şekilde öneme sahip atomik veriler üzerine ayrıntılı bilgiye Senem Erden Çabuk ve Kutluay Yüce tarafından "Atomik Verilerin Spektroskopideki Rolü" başlıklı posterde ve atmosfer parametrelerinin tespitinde kullanılan spektrofotometri konusuna Lütfiye Erkuş ve Kutluay Yüce tarafından "Yıldızların Spektrofotometrisi" başlıklı posterde yer verilmiştir.

3. Kimyasal Analizlerden - Yıldızların Görünümüne

Tayfsal sınıflama yapan araştırmacıların tayfsal görünümlerine göre "normal yıldız" olarak tanımladığı, ancak yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılarak yapılan element bolluk analizlerinde öyle olmadığı anlaşılan yıldızlar, Charles Cowley tarafından "görünürde normal yıldızlar (superficially normal stars)" olarak tanımlanır. Adelman (2004)'e göre bir çok *HgMn* (civa-mangan) yıldızı ve marjinal *Am* (metalik çizgili) yıldızı bu sınıfa girmektedir. Sınıflandırma standartlarına göre normal yıldız olan diğer tuhaf A yıldızları, tayflarından ziyade fotometrisine göre sınıflandırılmaktadır.

Bundan yaklaşık bir yüzyıl önce Harvard Gözlemevi tayfsal sınıflandırıcıları, geç B – orta F türü yıldızları fotoğrafik emülsiyonlar kullanarak, 100 Å/mm özellikli tayflardan tanımlamışlardır. Kimyasal tuhaf yıldızlar, tayfları daha yaygın normal yıldızlardan farklı yıldızlardır. En tuhaf (peküliyer) B, A ve F yıldızları (örneğin; *Ap* ve *Fp* ve *Am* yıldızları), normal benzerlerinden daha güçlü metal çizgilere sahip olmaları nedeniyle, Henry Draper

Kataloğu'nun tayfsal sınıflandırıcıları tarafından tespit edilmiştir. Yüksek manyetik özellikli B ve sıcak *Am* gibi diğer tuhaf yıldızlar, daha yüksek ayırma gücüne sahip tayflar kullanılarak keşfedilmiştir. Tayfsal sınıflama Pop I tek yıldızlar için tasarlanmıştır. Metal bakımından fakir, evrimleşmiş A türü Pop II yıldızları aynı zamanda tuhaf yıldızlardır. Güneş komşuluğunun geniş bir bölgesindeki yıldızların çoğu, yatay-kol yıldızlarıdır; örneğin, FHB B ve A yıldızları, RR Lyrae yıldızları.

Anakol bandını içeren pek çok çalışma Ia, Ib, II ışınım sınıfından süperdevler ve beyaz cüceleri *normal yıldızlardan* ayrı tutar. Kuşkusuz onların ataları, bugünün Pop I anakol A yıldızlarından farklı ZAMS (Zero-Age Main Sequence = Sıfır-Yaş Anakol) kütlelerine sahipti.

Diğer tuhaf Pop I A yıldızları aşağıda belirtilen gruplarda toplanmaktadır;

A. metal fakiri – örneğin; λ Boo, Vega, α Dra
B. çevresel madde veya yıldızlararası madde bulunduranlar – örneğin; β Pic, shell ve Ae yıldızları
C. algılanabilir manyetik alanları veya tayfları aşağıdakilere benzer olanlar;
    1. manyetik özellikli CP (mCP) yıldızları – Preston'un CP2 yıldızları
    2. roAp yıldızları – mCP yıldız kolunun soğuk bölgesi
D. *Am* ya da metal çizgili yıldızlar – Preston'un CP1 yıldızları
E. HgMn ya da civa-mangan yıldızları – Preston'un CP3 yıldızları
F. Bileşeninden önemli miktarda kütle alan çift yıldızlar, örneğin Sirius

Güneş'in yüzey kimyasına benzer ve düşük genlikli fotometrik değişen yıldızlar, *normal A* yıldızları olarak kabul edilebilir. Çünkü bu tür değişimler muhtemelen sadece daha dış katmanları bozmaktadır (Adelman 2004).

Adelman (2004) *normal A* yıldızlarının fiziksel özelliklerini tanımladı. N*ormal* A ve *Am* yıldızlarının önemli ölçüde birbirlerini kapsadığını tespit ile kaydetti. İnce analiz tekniği ile ulaşılan bu sonucu, tayfsal sentez tekniğini de kullanarak geliştirmek istiyoruz.

Literatürde bir seri olarak yayınlanan yıldızların ayrıntılı tayfsal analizleri, farklı tekniklerin uygulanması ve farklı girdi verilerinin kullanılması ile gerçekleştirilen analizler arasındaki farklılıkları ortadan kaldırır. DAO serisindeki yıldızların çoğu, anakol bandı normal ve peküliyer B, A ve F yıldızlarıdır. Dominion Astrofizik Gözlemevi'ndeki 1.22 metrelik teleskoba bağlı coude tayfçekerinin uzun kamerasında CCD dedektörler ile elde edilen yüksek ayırma gücüne sahip, yüksek S/G ($\geq$ 200) tayflar kullanılarak, ince analiz tekniği ile gerçekleştirilen analizlerden elde edilen taysal verileri (etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, mikrotürbülans, element bolluğu) sağlar.

Tayfsal sentezde, ince analiz işlemleri başlangıç olarak dikkatlice ele alınmalıdır. Yüksek çözünürlüğe, yüksek sinyal-gürültü oranına sahip ve geniş dalgaboyu aralığını içeren UVES tayflarının kullanılması sentez yönteminin uygulanmasında avantaj sağlar. Multipletlerin tüm bileşenlerinin dahil edilerek sentetik profillerin sentezlenmesi, analizlerde ideal bir durumdur. Tayfsal sentez tekniğinin uygulandığı güncel çalışmalar, özellikle HD 175640 (Castelli & Hubrig, 2004), HR 6000 (Castelli et al., 2009) ve AO Vel (Ganzolez et al. 2010) yıldızları için yapılmıştır ve Erspamer & North (2003) ve Hill (1995) tarafından otomatik olarak yapılan sentez analizlerine oranla iyileştirmeler kapsar.

Castelli & Hubrig (2007) ve Castelli & Kurucz (2010) bir CP yıldızı olan HR 6000 yıldızının tayfsal sentez analizleri sırasında, laboratuvar çalışmalarında belirlenmemiş iyonizasyon limitine yakın üst uyarılma (eksitasyon) seviyelerini içeren yeni Fe II multipletlerini keşfettiler (örn.; Castelli et al. 2007).

Hubrig et al. (2010) tipik bir HgMn yıldızı olan AR Aur'ın bazı element bolluklarında düzenli değişimler belirledi. Özellikle, 2005 ve 2009 yıllarına ait gözlemsel verilerden yitriyum bolluğunda +3.9 dex'e varan bir fark kaydedilmiştir. Fe ve Y için elde edilen sonuçlar, yıldız yüzeyinde dikkate değer element dağılımının evrimini gösterir. Kimyasal olarak farklı türden peküliyer yıldızların evrimsel durumlarına ilişkin incelemelerden çelişkili sonuçların çıkması, bu tür yıldızlarda pekületitenin gelişim sürecinin hala net olarak anlaşılmadığını gösterir (Gonzalez et al. 2010).

Civa mangan yıldızlarının bazı Mn II, Cr II, Ti II, Fe II, C I çizgilerinde salma çizgi yapıları keşfedildi (örneğin; HR 6000 için Wahlgren & Hubrig 2000, Sigut 2001, Castelli & Hubrig 2007 ve HD 175640 için Castelli & Hubrig 2004). Anakol B yıldızlarında zayıf salma çizgilerinin varlığı, yerel termodinamik dengeden ayrılmalardan kaynaklanan NLTE etkileri (Sigut 2001) ve olası "fluorescence" mekanizması (Wahlgren & Hubrig 2000) ile açıklanmaktadır.

Yüce et al. (2011) kimyasal tuhaf B türü yıldızların bir çoğunun tayfında gözlenebilen 100 adet Xe II çizgisinin dalgaboyu ve log gf değerlerini belirledi. Bu çizgilerin yalnızca 22 tanesinin log gf değeri NIST Atomik Fizik veritabanında (versiyon-4) mevcuttur. Xe II çizgileri bir elementin laboratuvar çalışmalarını genişletmekte yararlı olabilecek astrofizik sonuçların elde edilmesinde, kaliteli tayflar kullanılarak yapılan çalışmaların en iyi örneklerinden biridir. Civa mangan yıldızlarının kimyasal tuhaflık/peküliyer özellikleri, atomik tayfların geliştirilmesinde önemli bir faktördür. Optik bölgenin geniş dalgaboyu aralığına ait gözlemsel tayflar (λλ3050-10000Å) ve geliştirilmiş atomik verilerin kullanımı ile gerçekleştirilen atmosfer analizleri, yıldız atmosferlerinin doğasını açığa kavuşturmada kaydedilen önemli çalışmalardır.

4. Kaynaklar

Adelman, S. J., 2004, in: J. Zverko, J. Ziznovsky, S.J. Adelman, W.W. Weiss (eds.), *The A-Star Puzzle*, IAU Symp. 224, p. 1.

Adelman, S. J., Gulliver, A. F., Smalley, B., Pazder, J. S., Younger, P. F., Boyd, L. J., Epand, D., Younger, T., 2007, The Future of Photometric, Spectrophotometric and Polarimetric Standardization, ASP Conference Series, Vol. 364, Proceedings of a conference held 8-11 May, 2006 in Blankenberge, Belgium. Edited by C. Sterken. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.255.

Blackwell, D.E., Shallis, M. J., Simmons, G. J., 1982, MNRAS 199, 33.

Castelli, F., Hubrig, S., 2004, A&A, 425, 263.

Castelli, F., Hubrig, S., 2007, A&A, 475, 1041.

Castelli, F., Kurucz, R., Hubrig, S., 2009, A&A, 508, 401.

Castelli, F., Kurucz, R. L., 2010, A&A, 520, 57.

Erspamer, D., North, P., 2003, A&A, 398, 1121.

González, J. F., Hubrig, S., Castelli, F., 2010, MNRAS, 402, 2539.

Gray, D.F., 1992, Observations and Analysis of Stellar Photospheres, 2nd. edition (Cambridge University Press, Cambridge)

Grevesse, N., Sauval, A. J., 1998, Space Sci. Rev., 85, 161.
Hauck, B., Mermilliod, M., 1998, A&AS, 129, 431.
Hill, G., Fisher, W.A., Poeckert, R., 1982, Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria 16, 27.
Hill, G.M., 1995, A&A, 294, 536.
Hubeny, I., Lanz, T., Jeffrey, C.S., 1994, Daresbury Lab. New. Anal. Astron. Spectra, No. 20, p. 30.
Hubrig, S., Savanov, I., Ilyin, I., et al., 2010, MNRAS, 408, L61.
Kaiser, M.E., Kruk, J.W., McCandliss, S.R., et al., 2008. ACCESS: Enabling an improved flux scale for astrophysics. In: McLean, I.S., Casali, M.M., (Eds.), Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II, Proceedings of the SPIE, vol. 7015, pp. 70145Y–70145Y-14.
Kurucz, R.L., 1970, Smithsonian Astrophys. Obs. Spec. Rept., No. 309, Cambridge, MA.
Kurucz, R.L., 1979, ApJS, 40, 1.
Kurucz, R.L., 1993, Kurucz CD-ROM No. 13, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA.
Kurucz, B., 2005, Mem.S.A.It.Supp., 8, 44.
Kurucz, R.L., Bell, B., 1995, *Atomic Data for Opacity Calculations*, Kurucz CD-Rom No. 23, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA
Mihalas, D., 1969, Stellar Atmospheres, (W. H. Freeman & Co., San Francisco, CA).
Sigut, T. A. A., 2001, ApJ 546, 115.
Smalley, B., Gulliver, A. F., Adelman, S. J., The Future of Photometric, Spectrophotometric and Polarimetric Standardization, ASP Conference Series, Vol. 364, Proceedings of a conference held 8-11 May, 2006 in Blankenberge, Belgium. Edited by C. Sterken. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.265
Wahlgren, G. M., Hubrig, S., 2000, A&A, 362, 13.
Yüce, K., Castelli, F., Hubrig, S., 2011, A&A, 528, A32.

Teşekkür: Bu çalışmada SIMBAD veritabanı (Strasbourg, Fransa) kullanılmıştır.

GÜNEŞ VE GÜNEŞ BENZERİ YILDIZLARIN UBVRI VE INFRARED RENK ÖLÇEKLERİ: ASAS KATALOĞU

Mehmet TANRIVER[1]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Talas yolu, 38039, KAYSERİ*
e-posta: mtanriver@erciyes.edu.tr

ÖZET:
Bize en yakın yıldız olduğundan dolayı, güneş çok daha sönük yıldızlar ile (onu-güneşi) karşılaştıramayacak kadar çok parlak bir yıldızdır. Nokta bir kaynak olmadığından dolayı, diğer yıldızları gözlemek için kullanılan fotometrik gözlemsel teknikler güneşe uygulanamadığından, astronomik çalışmalar için doğrudan ölçümlerle farklı bandlarda kesin renklerini çıkarmak / elde etmek kolay değildir. Günümüze kadar konu ile ilgili çalışmaların çoğu dolaylı yollara/metodlara dayanıyor. Güneş rengini çıkarmanın dolaylı yollarından biri güneş ile çok benzer özelliklere sahip olan güneş benzeri veya solar analog yıldızların yada solar twin yıldızların renklerinin ortalamasını almaktır. Solar twin yıldızlar, tüm fiziksel parametrelerde güneş ile aynı (ideal olarak) olan ve renkleri güneşe çok benzeyen yıldızlar olduğundan dolayı en iyi seçimdir. 1964 yılından günümüze kadar Literatürde Güneş ve Güneş benzeri yıldızlar çalışmasının 60 tane makalesi dikkate alınarak Güneşin UBVRIJHKLM bantlarındaki renk ölçekleri tahmin edilmiştir. Buna göre Güneşin renk indisleri B-V = 0,6457 , V-J = 1,1413 , H-K = 0,0572 , U-B = 0,1463 , V-H = 1,4613 , J-K = 0,3777 , R-I = 0,3403 , V-K = 1,5210 , J-L = 0,4187 , U-V = 0,7926 , V-L = 1,5167 , J-M = 0,3711 , V-R = 0,4674 , V-M = 1,4621 , K-L = 0,0403 , V-I = 0,7053 , J-H = 0,3196 , K-M = 0,0063 dır. G2V tayf türünde renk indislerinin (B-V, V-J, H-K, U-B, V-H, J-K, R-I, V-K, J-L, U-V, V-L, J-M, V-R, V-M, K-L, V-I, J-H, K-M) dağılımı solar twin yıldızları için iyi bir kriter olduğunu gösteriyor ve $0,6 \leq$ B-V $\leq 0,692$; $0,99 \leq$ V-J $\leq 1,296$; $-0,04 \leq$ H-K $\leq 0,11$; $0,04 \leq$ U-B $\leq 0,24$; $1,3053 \leq$ V-H $\leq 1,64$; $0,2994 \leq$ J-K $\leq 0,481$; $0,3 \leq$ R-I $\leq 0,38$; $1,3386 \leq$ V-K $\leq 1,7516$; $0,35 \leq$ J-L $\leq 0,47$; $0,64 \leq$ U-V $\leq 0,901$; $1,445 \leq$ V-L $\leq 1,59$; $0,28 \leq$ J-M $\leq 0,455$; $0,351 \leq$ V-R $\leq 0,58$; $1,39 \leq$ V-M $\leq 1,54$; $-0,04 \leq$ K-L $\leq 0,12$; $0,68 \leq$ V-I $\leq 0,7786$; $0,25 \leq$ J-H $\leq 0,39$ ve $-0,06 \leq$ K-M $\leq 0,065$ aralığında olduğunu gösteriyor.
Anahtar kelimeler: *Yıldızlar, çift yıldızlar, örten çift yıldızlar, Güneş, Güneş benzeri çift yıldızlar, renk ölçeği, ASAS kataloğu*

GİRİŞ:

Güneş astrofizksel fotometrik özellikleri doğrudan ölçülen hemen hemen tüm temel parametreleri (kütle, kim komp, yaş, etk sıcaklık, yaıçap, ışınım gücü-luminosite, magnetohidrodinamik yapı, atm hız alanları, iç yapısı, magnetik alan, yüzey gravity, dönme hızı, ve krom etk seviyesi, …) en iyi doğrulukta bilinen soğuk cüce bir yıldızdır. Güneş, fiziksel parametreleri doğrudan ölçülebilir olduğundan dolayı astronomide önemli ve faydalı referanslara hizmet etmektedir. Güneş, anakol üzerinde ortalama-düşük kütleli bir yıldızdır. Bize en yakın yıldız olduğundan dolayı, çok daha sönük yıldızlar ile karşılaştıramayacak kadar çok parlak bir yıldızdır. Nokta bir kaynak olmadığından dolayı, diğer yıldızları gözlemek için kullanılan fotometrik gözlemsel teknikler güneşe uygulanamadığından, astronomik çalışmalar için doğrudan ölçümlerle farklı bandlarda kesin renklerini çıkarmak / elde etmek kolay değildir. Farklı bandlarda güneşin renkleri ve mutlak parlaklıkları, yıldız astrofiziği, galaktik ve extragalaktik astronominin geniş bir aralığı için doğal bir kalibrasyon noktası olmaktadır. Sonuç olarak Güneş, bir çok astronomik kalibrasyonlarda temel standart kaynak olarak kullanılıyor. Farklı çalışmalar farklı değerler çıkardığından dolayı güneşin fotometrik değerleri hakkında anlaşmazlık günümüze kadar devam etmektedir.

Güneşin renklerinin çıkarılması için solar-type güneş türü yıldızların kullanılması uzun ve asil bir tarihsel geçmişe sahiptir (Casagrande L., 2010). Güneşe benzeyen yıldızların (Solar analog yıldızların) araştırması Hardrop (1978, 1980ab) un maklesiyle başladı ve daha sonra bu yıldızların alt alanları gelişti. Bu alanlar Cayrel de Strobel & Bentolila (1989); Cayrel de Strobel et al., 1981; Cayrel de Strobel 1996; Secchi 1868; Cayrel de Strobel 1990; Soderblom & King, 1998 tarafından belirtildi. Nokta kaynak olarak onu gözleme imkansızlığı doğal olan güneşin fotometrik indeksler sorununun çözümü ile meşgul oldular. Cayrel de Strobel ve diğer yazarlar [Cayrel de Strobel & Bentolila (1989); Cayrel de Strobel et al., 1981; Cayrel de Strobel 1996; Secchi 1868; Cayrel de Strobel 1990, Soderblom & King, 1998] solar-like yıldızları, solar analog ve solar twin terimlerini önerdiler ve ayrıntılı tanımlarını vermişlerdir (Hall, J. C. and Lockwood, G. W., 2000; Hall, J. C.,et.al., 2007; Y. Chmielewski, 1981). Böylelikle Güneşe benzerliğe göre yıldızlar "solar-like stars", "solar analogs" ve "solar twins" olarak 3 alt gruba ayrılmış oldu (Cayrel de Strobel & Bentolila 1989; Secchi 1868; Cayrel de Strobel, 1996; Soderblom & King, 1998, Meléndez, J., et.al., 2010).

Çoğu çalışmada güneş renklerini çıkarmak için ya solar-type yada solar analog yıldızları kullanılmıştır. Bir çok yazar, erken G-türü cüce yıldızlar arasında solar analogları araştırmışlardır (Secchi 1868; Pettit & Nicholson, 1928; Kuiper 1938; Stebbins &Whitford 1945; Stebbins & Kron, 1957; Johnson, 1962; Kron. 1963; van den Bergh 1965; Croft et al., 1972; Olsen, 1976; Schuster. 1976; Barry et al., 1978; Hardorp, 1978, 1980ab; Clements & Netft, 1979; Cayrel deStrobel et al., 1981; Neckel & Labs, 1981; Chmielewski 1981; Tueg & Schmidt-Kaler, 1982; Magain, 1983; Taylor, 1984; Mitchell & Schuster. 1985; Neckel 1986; Vandenberg & Poll, 1989; Cayrel de Strobel & Bentolila 1989; Gray, 1992, 1995; Straizys & Valiauga, 1994; Taylor, 1994; Cayrel de Strobel, 1996; Colina et al., 1996; Hauck & Kunzli, 1996; Bessell et al., 1998; Mironov et al., 1998; Soderblom & King, 1998; Sekiguchi & Fukugita, 2000; Melendez & Ramirez, 2003; RM05b; Soubiran & Triaud 2004; Holmberg et al., 2006; Pasquini et al., 2008; Rieke et al., 2008; Meléndez, J., et. al., 2010; Casagrande et al., 2010; Meléndez, J., et. al., 2010; Straižys V. and Valiauga G., 1994).

Solar twin yıldızların kavramı, ilk kez Cayrel de Strobel & Bentolila (1989) tarafından tanımlandı ve diğer yazarlar (Cayrel de Strobel 1996; Cayrel de Strobel 1990; Soderblom & King, 1998; Mello, G. F. P. and Silva, L., 1997) tarafından da ele alındı. Gerçek solar twin araştırması G. Cayrel de Strobel ve diğer araştırmacılar tarafından yapılmıştır (Cayrel de Strobel et al., 1981; Cayrel de Strobel & Bentolila 1989; Cayrel de Strobel 1990, Gliese & Jahreiss 1991, Friel, E., et.al., 1993) Güneş benzeri yıldızlar, solar analog ve solar twin tanımları literatürde bir çok yazar tarafından tanımlanmıştır.

Sun-like (Güneş benzeri) yıldızlar, tipik olarak B-V renkleri güneşe/inkine benzeyen geç F ile erken K yıldızlarıdır (Holmberg, J., et.al., 2006, Meléndez, J., et.al., 2010).

Solar analoglar, güneş ile aynı fotometrik özelliklere sahip yıldızlardır (Galeev, A. I., et.al., 2004, Mello, G. F. P. and Silva, L., 1997, Farnham, T. and Schleicher, D., 1997). Bu yıldızların taysal enerji dağılımları güneşininkine benzerdir (Holmberg, J., et.al., 2006, Galeev, A. I., et.al., 2004, Y. Chmielewski, 1981). Temel fiziksel parametreleri güneşe çok benzer olan yıldızlardır.; Kütle, yaş, Tayf türü, etkin sıcaklık, lüminosite, çekim ivmesi, kim.komp., lityum bolluğu, atms hız alanları, magn alan, krom etkinlik (Friel, E. D., 1997, Farnham, T. and Schleicher, D., 1997). Bu yıldızların renk indisleri, güneşinin renk indisine yakın olmalıdır (Galeev, A. I., et.al., 2004, V. Straižys and G. Valiauga, 1994). Solar analog lar, genelde güneş ile benzer özelliğe sahip yıldızlardır (D. R. Soderblom & J. R. King, 1997). Solar analogs ları Meléndez, J., et.al., 2010 G0-G5 cüceleri olarak belirtmişlerdir.

Solar twin (Güneş ikizi) yıldızlar, güneşe oldukça çok benzeyen yıldızlardır (Meléndez, J., et.al., 2010, Hall, J. C. and Lockwood, G. W., 2000, Mello, G. F. P. and Silva, L., 1997). Güneş ile aynı renge sahip olan yıldızlar "solar twins" olarak ifade edilmektedir (Y. Chmielewski, 1981). Y. Chmielewski, 1981 Renk ölçeklerini $(B-V)_{\odot} = 0.665$ and $(U-B)_{\odot} = 0.20$ olarak vermiştir. Güneş ile hemen hemen aynı tayfa sahip olan yıldızlardır. Bu yıldızların taysal enerji dağılımları güneşininki ile aynı olmalıdır (Meléndez, J., et.al., 2010, Bazot, M., et.al., 2010, Glushneva, I. N., et.al., 2000). Güneş ile aynı fiziksel parametrelere sahip olmalıdır: *etkin sıcaklık, kütle, yaş, luminosite, çekim ivmesi, kimyasal kompozisyon, atmosferik hız alanları, magnetik alan, kromosferik etkinlik* (Glushneva, I. N., et.al., 2002, Zhao ZhengShi, et.al., 2009, Glushneva, I. N., et.al., 1999, Mello, G. F. P. and Silva, L., 1997). Farklı fotometrik sistemlerde bir yıldızın renk indisi güneşin renk indisi ile aynı olan yıldızlardır./aynı olmalıdır. Güneşe çok benzer fotometrik özelliklere sahip solar–type yıldızlardır (Glushneva, I. N., et.al., 2000, Glushneva, I. N., et.al., 1999). Spektroskopik olarak güneşe benzeyen yıldızlardır (Meléndez, J., et.al., 2010, Bazot, M., et.al., 2010, Glushneva, I. N., et.al., 2000). Solar twin ler Güneşden pek fazla ayrılmayan yıldızlardır. Solar analoglar içinde güneşe çok daha yakın olan, çok daha benzer özellikte olan yıldızlardır (D. R. Soderblom & J. R. King, 1997).

Literatürde bir çok yazarın güneşin renk ölçekleri üzerine çalışmaları vardır. Bazı yazarlar ilk zamanlarda güneşin B-V renk ölçekleri üzerine araştırmalar yapmıştır. Bazıları ise son zamanlarda güneşin infrared renk ölçekleri üzerine çalışmalar da yapmıştır.

(Hall, J. C., et.al., 2006), Elodie Top Ten solar analogs (Soubiran & Triaud 2004) arasında en iyi solar analogs bölgesinin B-V renginde 0,55 <= B-V <= 0,75 olduğunu belirtmişlerdir. (Glushneva, I. N., et.al., 2002, Glushneva, I. N., et.al., 1999), güneşin renk indisi B-V'nin, *0,62 den 0,68 e kadar* oldukça geniş bir aralıkta değiştiğini belirtmişlerdir. Cayrel de Strobel, 1996'in *109 yıldız listesinde renk indisi 0,59 dan 0,69 a kadar değişmektedir.*(Glushneva, I. N., et.al., 2002, Glushneva, I. N., et.al., 1999) (Zhao ZhengShi, et.al., 2009), sun-like, solar analog veya solar twin yıldızların renklerinin ortalaması alınarak, Güneşin renginin, 0,62 den 0,65 e kadar aralıkta değiştiğini belirtmişlerdir (Hardorp 1978; Wamstecker 1981; Cayrel de Strobel 1996; Sekiguchi & Fukugita 2000; Soubiran & Triaud 2004; Ramirez & Meléndez 2005; Holmberg et al. 2006; Pasquini et al. 2008). (Friel, E. D., 1997) çalışmasında B-V renk indexi, 0,59 ile 0,69 arasında olan yıldızları seçmiştir. (Soubiran C. & Triaud A., 2007) $0.55 < (B-V) < 0.75$ (B-V ~0,65) aralığında olan G tayf türünde 208 tayfı inceleyerek, güneş ile aynı renk ve aynı mutlak parlığa sahip yıldızlar arasından ELODIE kataloğunda (Soubiran & Triaud 2004) soalr analog araştırması yapmışlardır ve. bu yıldızların renk ölçeği $0.63 < (B-V) < 0.68$, $0,16 < (U-B) < 0,23$ şeklinde olduklarını ifade etmişlerdir. (M. Fracassini, et.al., 1985), solar type yıldızları (ST); $U-B = 0.20 \pm 0.02$ and $B-V = 0.66 \pm 0.01$, olan yıldızlar; solar analog yıldızları (SA); $0.07 \leq U-B \leq 0.28$ and $0.62 \leq B-V \leq 0.71$, olan yıldızlar; solar adayı yıldızları (SC); $0.02 \leq U-B \leq 0.38$ and $0.41 \leq B-V \leq 0.80$ arasında olan yıldızlar olarak belirlemişlerdir / düşünmüşlerdir. $0.58 \leq B-V \leq 0.65$, renk aralığı, ST yıldızları için en uygun tayfsal renk aralığı olarak ifade etmişlerdir. (King J. R., et.al., 2005) solar twin adaylarının $0.63 \leq (B-V) \leq 0.66$, aralığında olan yıldızlar olduklarını belirtmişlerdir. Pratikte, Cayrel de Strobel (1996) (ve Neckel 1986a, b, c), solar-like güneş benzeri yıldızları B-V de 0,48 ile 0,80 aralığında tanımlamışlardır. (Soderblom, D. R., & King, J. R., 1997) çalışmalarında solar-like güneş benzeri yıldızları, F8V ile K2V arasında ve B-V renginide 0,5 ile 1,00 aralığında tanımlamışlardır. Güneş benzeri yıldızlar için (Giampapa, M. S., 1997)'nin fotometrik kriteri, $+0.55 <= (B-V) <= +0.78$ arasındadır. Güneşin Sentetik renk indeksi, $U-B = 0.10$, $B-V = 0.62$ ye çok yakındır, normal bir G2V yıldızı için son derece uygun, uyumlu olduğu (Burlov-Vasiljev, K. A., et.al., 1997) tarafından belirtilmiştir. (Tug and Schmidt-Kaler, 1982) in renkleri ise ($U-B = 0.18$ and $B-$

V = 0.67) dir. (Sekiguchi, M. and Fukugita, M., 1999) ün makalesinde belirttikleri örnek yıldızlar $0.3 \leq B - V \leq 1.5$ aralığında dağılmaktadır. Çalışmalarında $B - V = 0.3$ and 0.9 aralığını sınır olarak almışlardır. (Sekiguchi, M. and Fukugita, M., 1999), Kurucz (1993)'s atmosphere modelini ve bunun yanında metallisitede dikkate aldıklarında, $B - V = 0.4 - 0.8$, aralığının en iyi uyum olark ortaya çıktığını belirtmişlerdir. Beş Solar analoglar için B-V renk aralığı, $0.61 < (B - V) < 0.65$ olarak (Ramirez, I. and Melendez, J., 2005) tarafından verilmiştir. (Y. Takeda, et.al., 2007) 118 solar analog için HR diagramında (Mv karşı B-V) örnek yıldızların, $0.62 < (B - V) < 0.67$ aralığında dağıldığını belirtmişlerdir.

GÜNEŞİN RENK İNDİSİNİN TAHMİN EDİLMESİ.
Yöntem, ASAS kataloğu

Bu çalışmada Meléndez, J., et.al., 2010'in belirttiği solar analoglar için geçerli olan tayf türü (G0-G5) aralığı sınır olarak alınmıştır. Literatürde 1964 yılından bugüne kadar güneşin ve G0 - G5 tayf türü arasında olan güneş benzeri yıldızların renk ve renk ölçeği bilgileri toplanmıştır. Günümüze kadar konu ile ilgili 100'e yakın makale taranmıştır.
Solar analog çalışması, güneşin fotometrik renklerinin bilinmesinde uzun-dönemli çözümlere yardımcı olacaktır (Mello, G. F. P. and Silva, L., 1997).
İnfrared bölgede yıldızların enerji dağılımları, güneşin enerji dağılımına benzediği düşünülmektedir. (Glushneva, I. N., et.al., 2000) (Johnson. 1965: Campins *et al.,* 1985; Wamsteker. 1981; A'Hearn *et al.,* 1984).
Solar analoglar genellikle fotometrik parametrelere dayanarak seçilmektedir (Galeev, A. I., et.al., 2004). Günümüze kadar konu ile ilgili Çalışmaların çoğu dolaylı yollara/metodlara dayanırken, doğrudan veya kısmen doğrudan yollar/metodlar/yöntemler şimdiye kadar birkaç çalışmada yer aldı. Güneş rengini çıkarmanın dolaylı yollarından biri güneş ile çok benzer özelliklere sahip olan güneş benzeri veya solar analog yıldızların renklerinin ortalamasını almaktır. Bu yöntem güneşin doğrudan ölçümlerine ihtiyaç duymaz/gerek duymaz/gerekmez/gerek yoktur ve teorik yıldız modellerine dayanmaz/dayanmamaktadır. Bu metotda en önemli nokta, Güneşe gerçekten benzer olan yıldızları seçmektir. (Zhao Zheng Shi, et.al., 2009; Hardorp 1978; Wamstecker 1981; Cayrel de Strobel 1996; Sekiguchi & Fukugita 2000; Soubiran & Triaud 2004; Ramirez & Meléndez 2005; Holmberg et al. 2006; Pasquini et al. 2008).
Bu nedenle biz önceki çalışmalarda bulunan solar twin ve solar analog adaylarını topladık, ve bu solar twinlerin fotometrik renklerinden güneşin rengini tahmin ettik. Solar twin yıldızlar, tüm fiziksel parametrelerde güneş ile aynı (ideal olarak) olan ve renkleri güneşe çok benzeyen yıldızlar olduğundan dolayı en iyi seçimdir.
Görüldüğü üzere, Sun, sun-like, solar analog ve solar twin yıldızlarının renklerini elde etmek için literatürde de belirtildiği gibi, tüm bandlardaki renkler üzerinden ortalama almaktır. Literatürden toplanan Sun, sun-like, solar analog ve solar twin yıldızlarına ait renkler aşağıdaki tabloda (Tablo1) verilmiştir. Bu tablo 1881 satırdan oluşmaktadır. Burada bu tablonun bir kısmı verilmiştir. Birinci sütun (ref*); literatürde yararlanılan kaynakları, 2. Sütun; kaynakların makalelerinde kullandıkları güneş ve güneş benzeri yıldızların isimlerini, 3. Sütun; yıldızların tayf türlerini ve diğer sütunlarda sırasıyla B-V, U-B, U-V, V-R, V-I, V-J, V-H, V-K, V-L, V-M, R-I, J-H, H-K, J-K, J-L, J-M, K-L ve K-M renklerini göstermektedir.

Tablo1. Literatürden toplanan güneş, solar analog ve solar twin yıldızlarının renk ölçeği değerleri (bir kısmı).

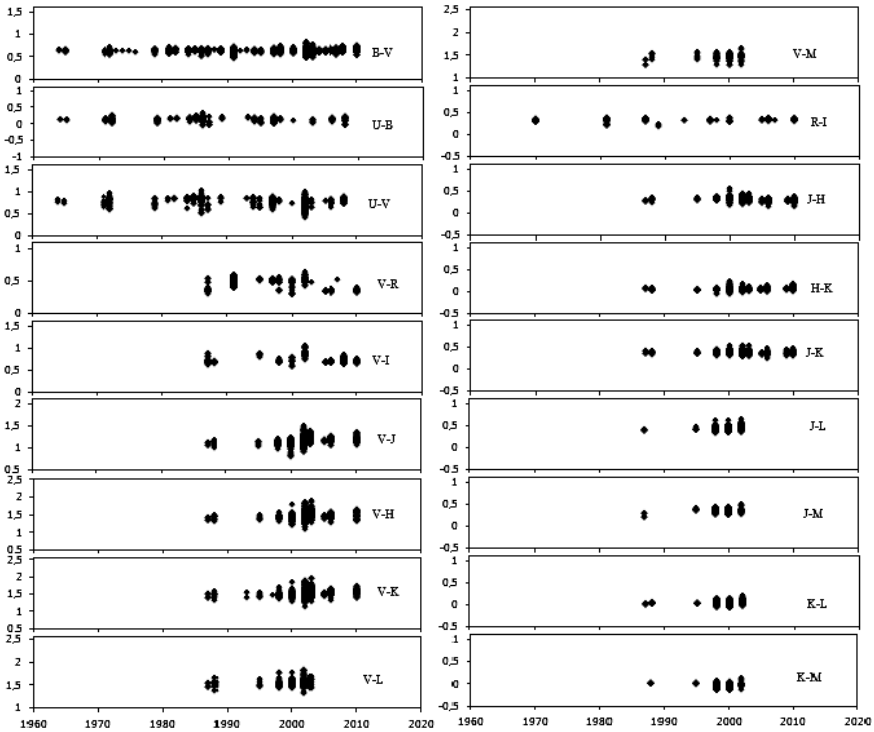
Ref*	source	SpT	B-V	U-B	U-V	V-R	V-I	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	R-I	J-H	H-K	J-K	J-L	J-M	K-L	K-M
G64	sun	G2V	0,68	0,15	0,83															
G64	sun	G2V	0,63	0,15	0,78															
B65	sun	G2V	0,65																	

B65	sun	G2V	0,62																	
B65	sun	G2V	0,62																	
B65	sun	G2V	0,64	0,10	0,74															
SV94	s.a.	G1 V	0,60	0,04	0,64	0,52	0,84	1,08	1,39	1,44	1,49	1,44		0,31	0,05	0,36	0,41	0,36	0,05	0,00
SV94	s.a.	G2 V	0,62	0,02	0,64	0,53	0,86	1,09	1,41	1,46	1,51	1,47		0,32	0,05	0,37	0,42	0,38	0,05	0,01
SV94	s.a.	G3 V	0,63	0,08	0,71	0,53	0,87	1,11	1,44	1,49	1,54	1,50		0,33	0,05	0,38	0,43	0,39	0,05	0,01
SV94	s.a.	G5 V	0,66	0,20	0,86	0,54	0,89	1,16	1,52	1,58	1,63	1,59		0,36	0,06	0,42	0,47	0,43	0,05	0,01
PMS97	sun	G2V	0,65	0,18	0,83															
PMS97	HR6060	G2Va	0,65	0,17	0,82															
PMS97	16 Cyg A	G1,5V	0,64	0,19	0,83															
PMS97	16 Cyg B	G2,5V	0,66	0,20	0,86															
GS98	HD10307	G1.5V						1,06	1,38	1,42	1,52	1,44		0,32	0,04	0,36	0,46	0,38	0,10	0,02
GS98	HD186408	G1.5V						1,07	1,39	1,49	1,57	1,43		0,32	0,10	0,42	0,50	0,36	0,08	-0,06
GS98	HD89010	G1.5IV-V						1,17	1,48	1,54	1,53	1,46		0,31	0,06	0,37	0,36	0,29	-0,01	-0,08
GS98	HD89010	G1.5IV-V						1,12	1,46	1,53				0,34	0,07	0,41				
GS98	HD89010	G1.5IV-V						1,16	1,51	1,57	1,65	1,55		0,35	0,06	0,41	0,49	0,39	0,08	-0,02
Z10	HD 98618		0,64				0,71							0,31	0,08	0,39				
Z10	HD101364		0,65				0,71							0,28	0,04	0,32				
Z10	HD159222		0,64				0,70							0,27	0,08	0,34				
C10	HD68017		0,68					1,35	1,67	1,73				0,33	0,06	0,39				
C10	HD73524		0,60			0,33	0,64	1,07	1,32	1,43			0,31	0,25	0,11	0,36				
C10	HD90508		0,60					1,25	1,55	1,57				0,30	0,02	0,32				
C10	HD92788		0,69					1,18	1,51	1,59				0,33	0,08	0,41				

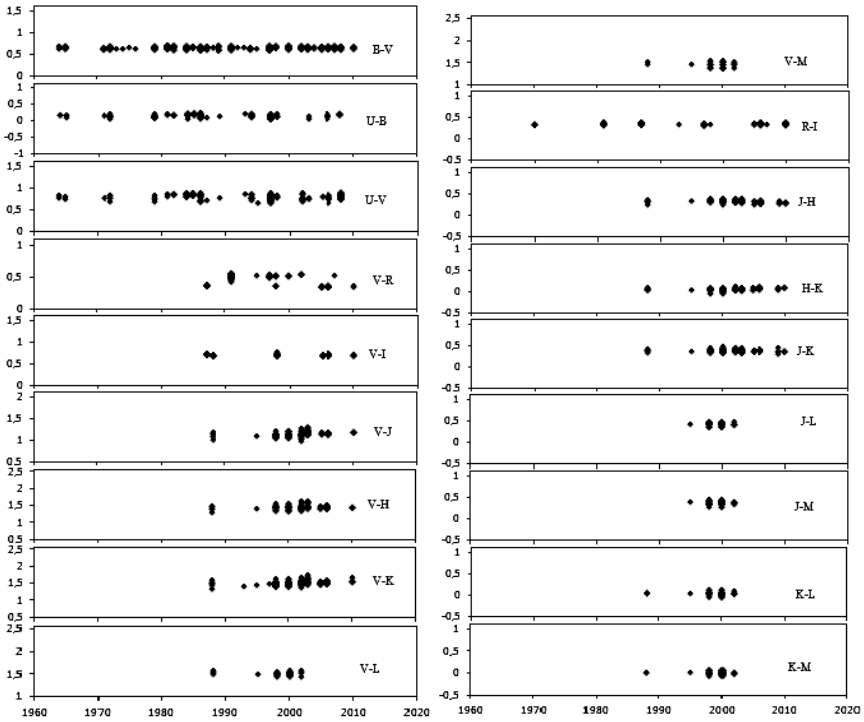
Ref*; G64; Gallouette (1964), B65; van den Bergh (1965), SV94; Straižys and Valiauga (1994), PMS97; Porto de Mello and da Silva (1997), GS98; Glushneva and Shenavrin (1998), Z10; Zhao et al. (2010), C10; Casagrande et al. (2010).

Tablodaki tüm renklerin (G0-G5 tayf türü arasındaki) zamana göre değişim grafikleri (solar analogs) aşağıdaki şekillerde verilmiştir. Aynı şekilde sadece G2 tayf türündeki renklerin (sun and solar twins) grafikleride aşağıda verilmiştir.

Tablo1 de verilen değerler kullanılarak G2V tayf türüne karşılık gelen renk ölçeklerinin ortalaması alınmıştır. Buna göre güneş için ortalama renk ölçeği değerleri bulunmuştur. Bu değerler aşağıdaki tabloda (Tablo2) verilmiştir.



Şekil1. G0 ve G5 arasında yer alan Tablo1 deki tüm solar analog yıldızların renklerinin yıllara göre değişim grafiği



Şekil2. Güneş ve G2 tayf türünde olan Tablo1 deki tüm solar twin yıldızların renklerinin yıllara göre değişim grafiği

Solar analog ve solar twin yıldızları için renk indisi değişim aralıkları benzer şekilde Tablo1 den belirlenmiştir. G0 ve G5 tayf türlerine karşılık gelen renklerin ortalaması dikkate alınarak, solar analogların renk aralıkları belirlenmiştir.(solar analog için geçerli olan renk indisi aralıkları bulunmuştur). Aynı şekilde solar twinler için G2 tayf türüne karşılık gelen veriler dikkate alınmıştır ve bunlar için uygun bir renk aralığı verilmiştir. Solar analog ve solar twin yıldızları için geçerli olan bu renk aralıkları Şekil.1-2 de görülmektedir.

Tablo2. Güneşin elde edilen ortalama renk ölçeği değerleri.

B-V	0,6457	**V-J**	1,1413	**H-K**	0,0572
U-B	0,1463	**V-H**	1,4613	**J-K**	0,3777
R-I	0,3403	**V-K**	1,5210	**J-L**	0,4187
U-V	0,7926	**V-L**	1,5167	**J-M**	0,3711
V-R	0,4674	**V-M**	1,4621	**K-L**	0,0403
V-I	0,7053	**J-H**	0,3196	**K-M**	0,0063

Solar analog (G0-G5) ve Solar twin (G2) yıldızları için renk ölçeği aralıkları aşağıdaki tablolarda (Toblo.3-4) verilmiştir.

Tablo3. Elde edilen solar analog yıldızlarının renk ölçeği aralıkları.

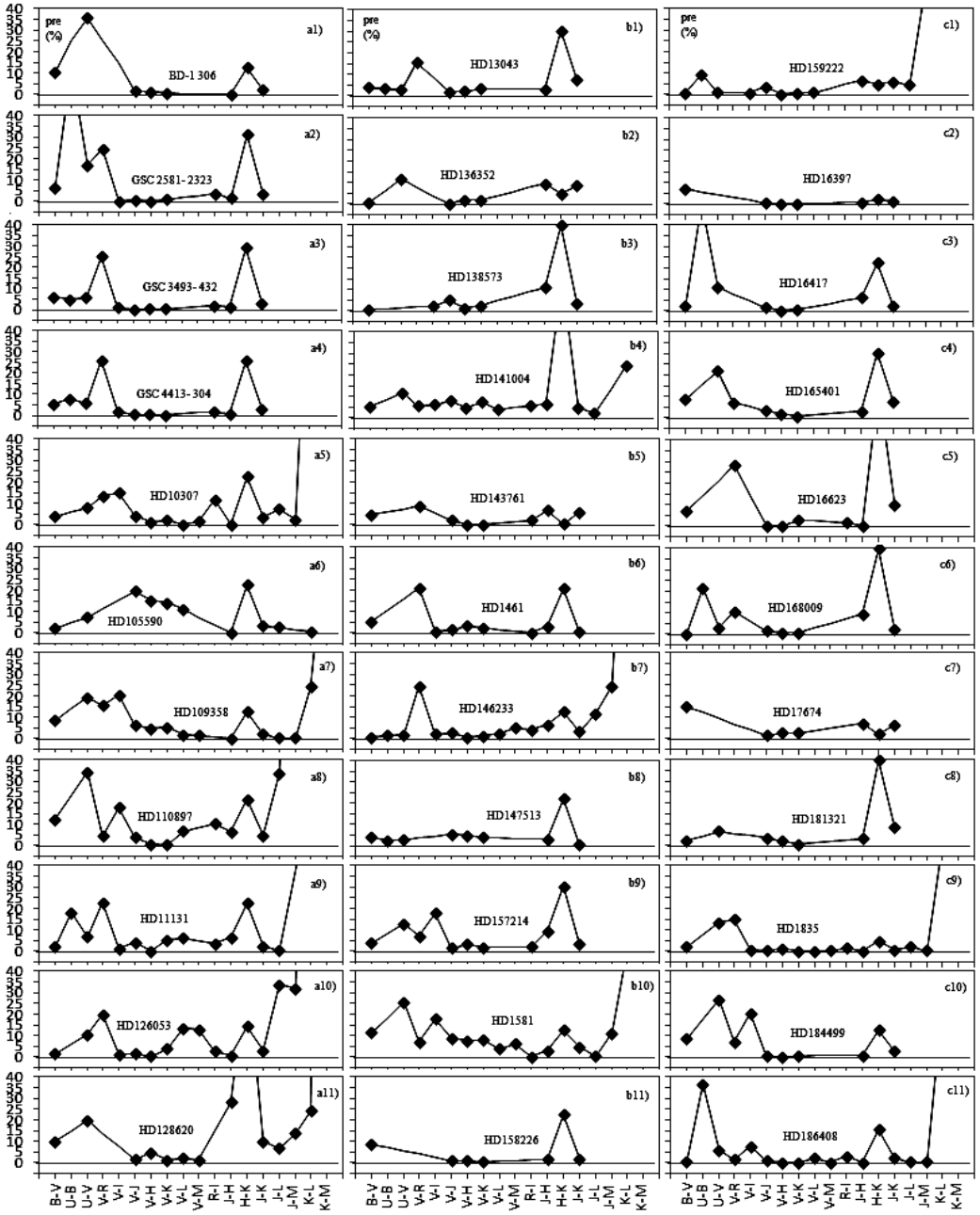
0,482	≤	B-V	≤	0,84	;	0,816	≤	V-J	≤	1,5	;	-0,04	≤	H-K	≤	0,239
-0,06	≤	U-B	≤	0,33	;	1,1	≤	V-H	≤	1,895	;	0,242	≤	J-K	≤	0,53
0,195	≤	R-I	≤	0,4	;	1,14	≤	V-K	≤	1,955	;	0,34	≤	J-L	≤	0,64
0,43	≤	U-V	≤	1,04	;	1,33	≤	V-L	≤	1,84	;	0,21	≤	J-M	≤	0,5
0,3	≤	V-R	≤	0,65	;	1,28	≤	V-M	≤	1,65	;	-0,04	≤	K-L	≤	0,2
0,6	≤	V-I	≤	1,06	;	0,148	≤	J-H	≤	0,566	;	-0,13	≤	K-M	≤	0,13

Tablo4. Elde edilen solar twin yıldızlarının renk ölçeği aralıkları.

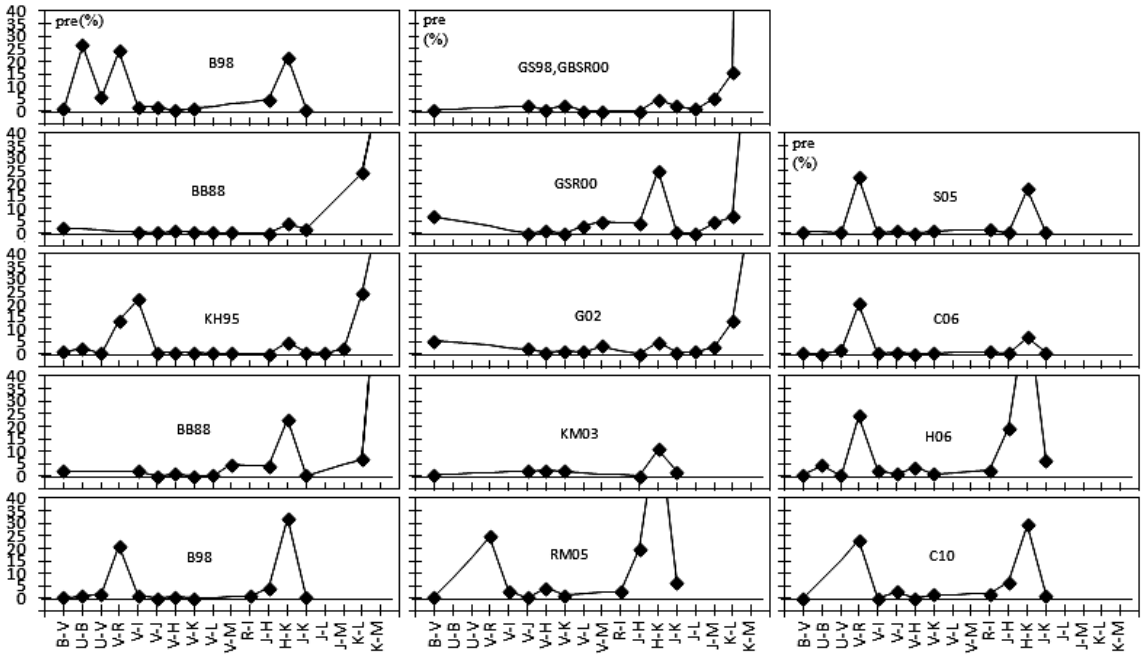
0,6	≤	B-V	≤	0,692	;	0,99	≤	V-J	≤	1,296	;	-0,04	≤	H-K	≤	0,11
0,04	≤	U-B	≤	0,24	;	1,305	≤	V-H	≤	1,64	;	0,299	≤	J-K	≤	0,481
0,3	≤	R-I	≤	0,38	;	1,339	≤	V-K	≤	1,752	;	0,35	≤	J-L	≤	0,47
0,64	≤	U-V	≤	0,901	;	1,445	≤	V-L	≤	1,59	;	0,28	≤	J-M	≤	0,455
0,351	≤	V-R	≤	0,58	;	1,39	≤	V-M	≤	1,54	;	-0,04	≤	K-L	≤	0,12
0,68	≤	V-I	≤	0,779	;	0,25	≤	J-H	≤	0,39	;	-0,06	≤	K-M	≤	0,065

Yukarıdaki şekillerden (Şekil.1-2) bu aralıkların dağılımı (Tablo3-4) görülebilir.

Tablo1 den bizim elde ettiğimiz güneş renklerine en iyi uyum sağlayan yıldızları çıkardık. Öncelikle tablo1 deki solar analog ve solar twin yıldızların literatürden elde edilmiş renklerinden bizim sonuç renklerimizin farkını aldık ve bizim sonuç renklerimizden olan yüzde bağıl hatalarını hesapladık. Yüzde bağıl hatası çok düşük olan yıldızları belirledik. Bu yıldızların bizim renklerimize uygunluğunu gösteren şekiller ise aşağıda verilmektedir (Şekil.3). Aynı şekilde, benzer işlemi literatürde verilen (tablo1) güneş renkleri içinde yaptık ve bizim belirlediğimiz sonuç renklerimizle uyumlu olan literatür çalışmalarını belirledik. Bunlarında şekilleride (Şekil.4) aşağıda verilmiştir.



Şekil3. solar analog yıldızların her bir renk ölçeğine karşılık yüzde bağıl hata (pre%) değişim grafikleri



Şekil4. Literatürdeki güneş renk değerlerinin sonuç değerlerimize göre yüzde bağıl hata (pre%) değişim grafikleri

ASAS ta tayf türü bilgisi yoktur. Asas kataloğunda VIJHK bandlarındaki parlaklık değerleri. ve Bu parlaklık değerlerine karşılık gelen V-I, V-J, V-H, V-K, J-H, H-K, J-K renk ölçekleri mevcuttur. / verilmiştir. Ancak ASAS taki yıldızların renk ölçeklerine bakarak tayf türleri hakkında bilgi sahibi olabiliriz. Bu (yukarıda verilen) yukarıda verdiğimiz, elde ettiğimiz G0-G5 tayf türünde solar analog, G2 tayf türünde solar twin renk aralığı değerleri kullanılarak, asas taki / kataloğundaki güneş benzeri yıldızlar belirlenmiştir/elde edilmiştir/ belirledik. solar analog ve soalr twin için geçerli olan asas katalogundaki yıldızlar elde edilmiştir, listelenmiştir. ASAS taki güneş benzeri değişen yıldızların tablosu aşağıda verilmiştir (Tablo5-6). ASAS kataloğundaki solar analog yıldızlarının sayısı (tablonun satır sayısı) 3764 dür (Tablo5). ASAS kataloğundaki solar twin yıldızlarının sayısı (tablonun satır sayısı) 963 dür (Tablo6). Bu listelerin bir kısmı aşağıda verilmiştir. Bu listede yer alan bir güneş benzeri bir yıldız olan BG Vul'un fotometrik çözümü ise poster bildiri olarak verilmiştir. Tablo5 ve Tablo6 sırasıyla, ASAS taki solar analog ve solar twin yıldızlarını göstermektedir.

Tablo5. ASAS kataloğundaki Solar analog yıldızlarının listesi (bir kısmı)

ASAS ID	RA	DEC	Period	T0	V	V Amp	Class	O. ID	O. Class	J	H	K	V-J	V-H	V-K	J-H	H-K	J-K
085432+0000.1	08:54:32	00:00:06	0,41528	1870,02	12,98	0,77	EC	-	-	11,95	11,64	11,57	1,03	1,34	1,41	0,31	0,07	0,38
190309+0002.0	19:03:09	00:02:00	2,69088	1981,58	11,66	0,34	ED	-	-	10,19	9,93	9,81	1,47	1,73	1,85	0,26	0,12	0,38
062224+0002.8	06:22:24	00:02:48	0,73186	1869,54	12,78	0,4	EC/RRC/ESD	-	-	11,69	11,5	11,41	1,09	1,28	1,37	0,19	0,09	0,28
050917+0005.5	05:09:17	00:05:30	0,40123	1870,13	12,53	0,28	EC/DSCT/ESD	-	-	11,31	11,07	10,98	1,22	1,46	1,55	0,24	0,09	0,33
023458+0005.9	02:34:58	00:05:54	0,40647	1919,7	11,5	0,21	ESD/EC	-	-	10,44	10,2	10,16	1,06	1,3	1,34	0,24	0,04	0,28
110909+0007.6	11:09:09	00:07:36	1,37139	1874,5	13,37	1,21	ED	-	-	11,94	11,54	11,44	1,43	1,83	1,93	0,4	0,1	0,5
182658+0008.3	18:26:58	00:08:18	0,46825	1963,1	10,7	0,38	ESD/EC	-	-	9,85	9,54	9,46	0,85	1,16	1,24	0,31	0,08	0,39
094227+0008.9	09:42:27	00:08:54	0,73652	1870,64	12,36	0,25	ESD/ED	-	-	11,09	10,73	10,66	1,27	1,63	1,7	0,36	0,07	0,43
044349+0009.4	04:43:49	00:09:24	0,40471	1870,07	11,5	0,15	EC/DSCT/ESD	-	-	10,62	10,38	10,35	0,88	1,12	1,15	0,24	0,03	0,27
072307+0010.9	07:23:07	00:10:54	0,67082	1870,48	11,51	0,33	ESD/EC	-	-	10,65	10,41	10,33	0,86	1,1	1,18	0,24	0,08	0,32
051721+0012.5	05:17:21	00:12:30	0,40417	1870,25	12,3	0,33	EC/RRC/DSCT	-	-	11,26	10,96	10,83	1,04	1,34	1,47	0,3	0,13	0,43
070303+0013.8	07:03:03	00:13:48	0,40766	1869,13	12,75	0,75	EC/ESD	HM~Mon	EB	11,47	11,19	11,04	1,28	1,56	1,71	0,28	0,15	0,43
115437+0016.1	11:54:37	00:16:06	0,36801	1872,34	13,56	0,53	EC/DSCT/ESD	-	-	12,61	12,34	12,31	0,95	1,22	1,25	0,27	0,03	0,3
012025+0016.4	01:20:25	00:16:24	0,37225	1869,06	13,56	0,61	ESD/EC	-	-	12,35	12,04	11,97	1,21	1,52	1,59	0,31	0,07	0,38
024609+0017.1	02:46:09	00:17:06	0,37516	1919,92	12,32	0,4	EC/DSCT/ESD	-	-	11,16	10,82	10,78	1,16	1,5	1,54	0,34	0,04	0,38
044830+0017.9	04:48:30	00:17:54	0,45001	1870,3	12,81	0,32	ESD/EC	-	-	11,66	11,39	11,3	1,15	1,42	1,51	0,27	0,09	0,36
200610+0019.7	20:06:10	00:19:42	0,43551	2383,2	12,27	0,55	EC	-	-	11,2	10,97	10,8	1,07	1,3	1,47	0,23	0,17	0,4
064919+0019.8	06:49:19	00:19:48	2,597	1869,32	11,4	0,62	ESD	V0450~Mon	EB/DM	10,11	9,93	9,83	1,29	1,47	1,57	0,18	0,1	0,28
111245+0020.9	11:12:45	00:20:54	6,729	1876,9	8,44	0,34	ED	FM~Leo	EA	7,52	7,33	7,21	0,92	1,11	1,23	0,19	0,12	0,31
204859+0027.3	20:48:59	00:27:18	0,5135	2025,87	11,6	0,45	EC	-	-	10,76	10,49	10,41	0,84	1,11	1,19	0,27	0,08	0,35

Tablo6. ASAS kataloğundaki Solar twin yıldızlarının listesi (bir kısmı)

ASAS ID	RA	DEC	Period	T0	V	V Amp	Class	Other ID	Other Class	J	H	K	V-J	V-H	V-K	J-H	H-K	J-K
171830+0516.6	17:18:30	05:16:36	0,38618	2384,22	11,86	0,41	EC/DSCT	NSV08493	E	10,87	10,54	10,5	0,99	1,32	1,36	0,33	0,04	0,37
032936-0149.2	03:29:36	-01:49:12	0,34587	1921,12	12,41	0,45	EC/DSCT	-	-	11,42	11,1	11,06	0,99	1,31	1,35	0,32	0,04	0,36
044017-2410.7	04:40:17	-24:10:42	0,41632	1869,42	13,75	0,73	EC	-	-	12,76	12,41	12,32	0,99	1,34	1,43	0,35	0,09	0,44
062828-2547.8	06:28:28	-25:47:48	0,29165	1868,84	11,86	0,52	EC	-	-	10,87	10,49	10,43	0,99	1,37	1,43	0,38	0,06	0,44
133349-4757.9	13:33:49	-47:57:54	0,75028	1888,16	12,03	0,49	EC/ESD	-	-	11,04	10,68	10,65	0,99	1,35	1,38	0,36	0,03	0,39
013020-8332.0	01:30:20	-83:32:00	4,489	1872,5	11,42	1,1	ED	NSV~550	-	10,43	10,07	10,01	0,99	1,35	1,41	0,36	0,06	0,42
031751+1756.8	03:17:51	17:56:48	0,30743	2621,94	12,75	0,42	EC/DSCT/ESD	-	-	11,75	11,39	11,32	1	1,36	1,43	0,36	0,07	0,43
112145-0850.2	11:21:45	-08:50:12	8,36885	1880,6	10,67	0,35	ED	-	-	9,67	9,35	9,31	1	1,32	1,36	0,32	0,04	0,36
032123-1017.1	03:21:23	-10:17:06	1,5575	1869,92	11,68	0,88	ED	VV~Eri	-	10,68	10,37	10,3	1	1,31	1,38	0,31	0,07	0,38
224141-1624.9	22:41:41	-16:24:54	0,3282	1871	13,19	0,31	ESD/EC	-	-	12,19	11,87	11,85	1	1,32	1,34	0,32	0,02	0,34
111939-1815.1	11:19:39	-18:15:06	0,41854	1870,84	12,38	0,53	EC	-	-	11,38	11,05	11,04	1	1,33	1,34	0,33	0,01	0,34
071643-5623.8	07:16:43	-56:23:48	0,89948	1869,04	11,4	0,52	ESD	NSV03517	#	10,4	10,08	10,03	1	1,32	1,37	0,32	0,05	0,37
080513-6028.9	08:05:13	-60:28:54	0,35602	1869,19	13,03	0,87	EC/DSCT/ESD	-	-	12,03	11,7	11,59	1	1,33	1,44	0,33	0,11	0,44
154913-6418.8	15:49:13	-64:18:48	2,14172	1921,94	10,03	1,42	ED	EO~TrA	EA/SD	9,03	8,68	8,6	1	1,35	1,43	0,35	0,08	0,43
093945-7120.2	09:39:45	-71:20:12	0,41037	1869,27	10,75	0,29	EC/DSCT	-	-	9,75	9,44	9,4	1	1,31	1,35	0,31	0,04	0,35
074230-3824.5	07:42:30	-38:24:30	0,35143	1880,82	12,55	0,64	EC	-	-	11,54	11,2	11,11	1,006	1,346	1,436	0,34	0,09	0,43
092539+0631.9	09:25:39	06:31:54	0,39147	2391,93	13,33	0,76	EC/DSCT/ESD	-	-	12,32	11,95	11,88	1,01	1,38	1,45	0,37	0,07	0,44
162022+1205.5	16:20:22	12:05:30	0,32385	2383,8	12,68	0,73	EC	-	-	11,67	11,31	11,28	1,01	1,37	1,4	0,36	0,03	0,39
114540+1412.1	11:45:40	14:12:06	0,34328	2625,11	12,02	0,52	EC	-	-	11,01	10,68	10,61	1,01	1,34	1,41	0,33	0,07	0,4
160002-1215.4	16:00:02	-12:15:24	0,439	1932,31	13,26	0,5	EC=ESD	-	-	12,25	11,92	11,87	1,01	1,34	1,39	0,33	0,05	0,38

SONUÇ VE TARTIŞMA:

Bizim başlangıçtaki amacımız, güneş ile aynı özellikte güneş benzeri yıldızları karşılaştırarak, fotometrik sistemlerin geniş aralığında güneşin renklerinin bir tahminini elde etmektir. Güneş için G2V tayf türüne göre renk ölçekleri tablo2 de veriliyor. G0-G5 ve G2 tayf türüne göre solar analog ve solar twin yıldızların renk aralıkları tablo3-4 de veriliyor. Bu çalışmadaki yıldızlar Güneşin renk ölçeklerini bulmak için literatürde aynı tayf türünde yıldızların temeli üzerinde seçilmiştir. Güneş benzeri yıldızlardan güneşin renk tahminlerini çıkardık. Literatürdeki çalışmalar tablo1 de özetlenmiştir. Güneş için bulduğumuz bu ortalama renkleri, güneşin fotometrik renkleri olarak kabul ettik. Bu renklere uygun olan yıldızları önceki çalışmalardan tablo1111den belirledik ve önceki çalışmaları bizim sonuçlarımızla karşılaştırdık. 18 farklı renk indisini dikkate aldık (UBVRIJHKLM fotometresinde B-V; V-J; H-K; U-B; V-H; J-K; R-I; V-K; J-L; U-V; V-L; J-M; V-R; V-M; K-L; V-I; J-H; K-M renk indisleri). Dolaylı yöntemimizin bir sonucu olarak, güneş için B-V = 0,6457 , V-J = 1,1413 , H-K = 0,0572 , U-B = 0,1463 , V-H = 1,4613 , J-K = 0,3777 , R-I = 0,3403 , V-K = 1,5210 , J-L = 0,4187 , U-V = 0,7926 , V-L = 1,5167 , J-M = 0,3711 , V-R = 0,4674 , V-M = 1,4621 , K-L = 0,0403 , V-I = 0,7053 , J-H = 0,3196 , K-M = 0,0063 olarak bulduk. Bu sonuç tipik bir G2V standart bir yıldız için kabul edilmiş renk değerlerine uygundur. Sonuç renk indisleri G2V tayf türü ile uyumludur. Ek olarak, güneşin renk indislerine sınır koymak için bu solar twin yıldızların temel parametrelerini kullanabiliriz.

Bizim solar analoglar için önerdiğimiz renk aralıkları, Hall, J. C., et.al., 2006 (0,55 <= B-V <= 0,75), Friel, E. D., 1997 (0,59 ile 0,69), Soubiran C. & Triaud A., 2007 (0.63 < (B - V) < 0.68), Y. Takeda, et.al., 2007 (0.62 < (B - V) < 0.67), I. N. Glushneva, V. I. Shenavrin, and I. A. Roshchina (0.60 ≤ B–V ≤ 0.68), Soubiran C. 1 & Triaud A. 1,2 (0.55< B−V <0.75)'un solar analog yıldızlar için belirtmiş oldukları renk aralıklarıyla uyumludur.

Bizim güneş ve solar twin yıldızlar için elde ettiğimiz sonuç renk aralıkları, Glushneva, I. N., et.al., 2002, Glushneva, I. N., et.al., 1999 (0,6 <= B-V <= 0,692 *0,62 den 0,68)*, Zhao ZhengShi, et.al., 2009 (0,62 den 0,65), King J. R., et.al., 2005 0.63 ≤ (B - V) ≤ 0.66, Fracassini, M., et.al., 1985 (0,06<=U-B<=0,1 ve 0,58<=B-V<=0,65) ın vermiş oldukları renk aralıklarıyla çok iyi uyuşum içindedir.

Gerçekte tüm renklerimiz (tahmin edilen güneş renkleri); C06, S05, B98, KH95, BB88, GS98, GBSR00, G02, BB88, GSR00, H06 kilerin güneş renkleri ile hata tahminlerimiz içinde mükemmel bir uyuşma olduğu bulundu.

"En yakın solar twin yıldızı"; Bu konu astrofizikçiler için uzun yıllar ilginç bir konu oldu ve birkaç keşif 1970 lerden beri yapılmadı. "closest ever solar twin" en yakın solar twin için birkaç spesifik aday şimdi biliniyor, bu yıldızlar üzerine literatürde çok çalışma var. 18 Sco (=HD 146233 = HIP 79672; PMS97; Porto de Mello and da Silva 1997, GS98; Glushneva and Shenavrin 1998, GBSR00; Glushneva et al. 2000a, GSR00; Glushneva et al. 2000b, HL00; Hall and Lockwood 2000, G02; Glushneva et al. 2002, G04; Galaev et al. 2004, K05; King et al. 2005, C06; Casagrande et al. 2006, T07; Takeda et al. 2007, ST08; Soubiran and Triaud 2004, 2008, Z10; Zhao et al. 2010, Bazot et al. 2011), HIP 78399 (=HD 143436; K05; King et al. 2005, T07; Takeda et al. 2007), and HD 98618 (=HIP 55459; Melendez et al. 2006, C06; Casagrande et al. 2006, T07; Takeda et al. 2007). Ayrıca, Soubiran & Triaud (2004, 2008) ELODIE listesinde ki2 testini uygulayarak top-ten solar analogs ları listesini (HD10145, HD159222, HD168009, HD186104, HD187123, HD42618, HD47309, HD5294, HD71148, HD76151, HD89269, HD95128) rapor etti.
Önceki çalışmalarda güneşe çok benzeyen solar twin adayları belirtilmiştir. Dolayısıyla bu yıldızların renkleride güneşin renkleriyle uygun olmalıdır. literatürde güneşe en yakın çok benzeyen diğer önerilen soalr twin adayları/yıldızları şunlardır:
HD10307 (=HR483, Stebbins and Kron 1957, GS98; Glushneva and Shenavrin 1998, GBSR00; Glushneva et al. 2000a, M03; Metlov 2003, ST08; Soubiran and Triaud 2004, 2008), HD34411 (=λ Aur), HD84737 (=HR3881) (Kron 1963), HD29461 (F85; Fracassini et al. 1985), HD186427 (=16 Cyg B, F85; Fracassini et al. 1985, F93; Friel et al. 1993, SV94; Straižys and Valiauga 1994, GSR00; Glushneva et al. 2000b, M03; Metlov 2003, ST08; Soubiran and Triaud 2004, 2008), HD44594 (CSB89; Cayrel de Strobel and Bentolila 1989), HD186408 (=16 Cyg A, F93; Friel et al. 1993, SV94; Straižys and Valiauga 1994, GSR00; Glushneva et al. 2000b), HD28099 (=VB64, SV94; Straižys and Valiauga 1994), HD213575 (GS98; Glushneva and Shenavrin 1998, GBSR00; Glushneva et al. 2000a), HD217014 (=51 Peg, GSR00; Glushneva et al. 2000b), HD193664 (=HR7783, GS98; Glushneva and Shenavrin 1998, GBSR00; Glushneva et al. 2000a, M03; Metlov 2003), BD+13 2311 A/B, HD6872 A/B, HD9518A, HD9518B, HD98744, HD98745 (M02; Martin et al. 2002), HD89010 (M03; Metlov 2003), HD195034 (=HIP100963, T07; Takeda et al. 2007, ST08; Soubiran and Triaud 2004, 2008, Z10; Zhao et al. 2010), HD101364 (=HIP56948, Melendez & Ramırez 2007, Takeda & Tajitsu 2009, C10; Casagrande et al. 2010), Cl* NGC 2682 YBP 637, YBP1194, YBP1787 (Castro et al. 2011). Bunlar arasından HD186408 (D02, F93, GBSR00, GSR00, GS98, KM03), HD89010 (D02, GBSR00, GS98, GSR00, KM03, M03), HD213575 (GBSR00, GS98, GSR00, M03), HD44594 (D02, GS98, GS98), HD159222 (F71, D02, Z10, C10, KM03, ST08), HD186427 (C10, D02, F93, GBSR00, GSR00, KM03, M03), HD146233 (GBSR00, GSR00, GS98, J70, M03, RM05, Z10), HD28099 (FS97, GS98, GSR00), HD76151 (D02, FS97, GSR00, G02, R87), HD10307 (D02, GBSR00, GS98, GSR00, GSR00, RM05), HD84737 (C72, K91, D02), HD34411 (GS98, D02, KM03) yıldızları bizim sonuçlarımıza uygun renkler göstermektedir. Bu yıldızlardan başka (uyumlu solar twin yıldızlarından başka), Literatürde tablo1 de listelenen solar analog yıldızlar arasından bizim sonuçlarımızla uygunluk gösteren diğer yıldızlar şunlardır: HD1835 (C10, D02, GBSR00, GSR00, GS98, R87), HD20630 (CSB89, D02, GSR00, R87), HD20766 (SF87, D02), HD25680 (FS97, GSR00, GSR00), GSC 3493- 432 (C06), GSC 4413- 304 (C06), HD141004 (R87, KM97, D02), HD11131 (FS97, GSR00), HD86728 (GSR00, N86), HD187923A (C72, GSR00, KM97), HD109358 (D02), HD1581 (G81, D02). bize göre bu yıldızlar ve ASAS güneş benzeri yıldız listemizdeki (ASAS solar twin tablosu) yıldızlarda fotometrik olarak güneşe çok benzeyen en iyi solar twin yıldızlar olduğunu da belirtiyoruz. Aynı zamanda bu yıldızlar arasında güneş sistemimiz gibi gezegen barındıran sistemlerde olabilir. Ayrıca bu yıldızlar gezegen arayışımızda bize umut olacaklardır.

Yakın gelecekte yeni çalışmalarla bu durumu geliştirmeyi planlıyoruz.

Teşekkür: Bu çalışma XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresinde bildiri olarak sunulmasında Erciyes Üniversitesi Rektörlüğü FBY-******** Bilimsel Araştırma Projesi kapsamında desteklenmiştir.

4. KAYNAKLAR

Stebbins, Joel; Kron, Gerald E., 1957, Six-Color Photometry of Stars. X. The Stellar Magnitude and Color Index of the Sun., Astrophysical Journal, vol. 126, p.266

Kron, Gerald E, 1963, The Color of the Sun, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Vol. 75, No. 444, p.288

Gallouëtte, L., 1964, Magnitude stellaire du soleil, Annales d'Astrophysique, Vol. 27, p.423 (G64)

van den Bergh, Sidney, 1965, The Colour of the Sun, Journal of the Royal Astronomical Society of Canada, Vol. 59, p.253 (B65)

Jacobsen, P. U., 1970, R-I colour index for 330 late type stars, Astronomy and Astrophysics, Vol. 4, p. 302 (J70)

Fernie, J. D.; Hagen, J. Peter, Jr.; Hagen, Gretchen L.; McClure, Lyn, 1971, The Color Index of the Sun from the Mg B Triplet, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Vol. 83, No. 491, p.79 (F71)

Croft, S. K.; McNamara, D. H.; Feltz, Kent A., Jr., 1972, The (B-V) and (U-B) Color Indices of the Sun, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Vol. 84, No. 500, p.515 (C72)

Clements, G. L.; Neff, J. S., 1979, Comparison of solar and stellar flux distributions and the determination of the B-V and U-B colors of the sun, Astronomy and Astrophysics, vol. 75, no. 1-2, May 1979, p. 193-196. (CN79)

Cayrel de Strobel, G.; Knowles, N.; Hernandez, G.; Bentolila, C., 1981, In search of real solar twins, Astronomy and Astrophysics, vol. 94, no. 1, Jan. 1981, p. 1-11. (CS81)

Chmielewski, Y., 1981, On the photometric colour indices of the sun, Astronomy and Astrophysics, vol. 93, no. 1-2, Jan. 1981, p. 334-338. (C81)

Gehren, T., 1981, The temperature scale of solar-type stars, Astronomy and Astrophysics, vol. 100, no. 1, July 1981, p. 97-106. (G81)

Tueg, H.; Schmidt-Kaler, T., 1982, A direct UBV color measurement of the sun, Astronomy and Astrophysics, vol. 105, no. 2, Jan. 1982, p. 400-404. (TSK82)

Taylor, B. J., 1984, Energy distributions for 12 solar-type stars and synthetic UBV photometry of the sun, Astrophysical Journal Supplement Series (ISSN 0067-0049), vol. 54, Jan. 1984, p. 167-175. (T84)

Fracassini, M.; Pasinetti, L. E.; Borella, M.; Pasinetti, A., 1985, MKJ and MSS classification of solar-type stars within 100 parsecs of the sun - Preliminary results, IN: Calibration of fundamental stellar quantities; Proceedings of the Symposium, Como, Italy, May 24-29, 1984 (A86-39101 18-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1985, p. 407-409; Discussion, p. 410. (F85)

Neckel, H., 1986, The 'bright stars' with UBV-colors close to those of the sun, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 169, no. 1-2, Nov. 1986, p. 194-200. (N86)

da Silva, L.; Foy, R., 1987, Zeta-1 and Zeta-2 RETICULI - A puzzling solar-type twin system, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 177, no. 1-2, May 1987, p. 204-216. (SF87)

Rucinski, S. M, 1987, Relation between the (V-R) and (R-I) color indices and activity for solar-type stars, Astronomical Society of the Pacific, Publications (ISSN 0004-6280), vol. 99, April 1987, p. 288-296. (R87)

Bessell, M. S.; Brett, J. M., 1988, JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors, Astronomical Society of the Pacific, Publications (ISSN 0004-6280), vol. 100, Sept. 1988, p. 1134-1151. (BB88)

Cayrel de Strobel, G.; Bentolila, C, 1989, In search of real solar twins. II, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 211, no. 2, March 1989, p. 324-340. (CSB89)

Gray, David F., 1992, The inferred color index of the sun, Astronomical Society of the Pacific, Publications (ISSN 0004-6280), vol. 104, no. 681, p. 1035-1038. (G92)

Friel, E.; Cayrel de Strobel, G.; Chmielewski, Y.; Spite, M.; Lebre, A.; Bentolila, C., 1993, In Search of Real Solar Twins - Part Three, Astronomy and Astrophysics, Vol. 274, NO. 3/JUL(III), P. 825, 1993 (F93)

Straizys, V.; Valiauga, G., 1994, Color Indices of the Sun in the Vilnius and the UBV Systems, Baltic Astronomy, Vol. 3, NO. 3, P. 282, 1994 (SV94)

Kenyon, Scott J.; Hartmann, Lee, 1995, Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud, Astrophysical Journal Supplement v.101, p.117 (KH95)

Pojmanski, G., 1997, *The All Sky Automated Survey*, Acta Astronomica, **47**, 467

Porto de Mello, G. F.; da Silva, L., 1997, HR 6060: The Closest Ever Solar Twin?, Astrophysical Journal Letters v.482, p.L89 (PMS97)
Taylor, B. J., 1997, The colours of the sun., International Astronomical Union Symposium, No. 189, p. 83 - 88 (T97)
Bessell, M. S.; Castelli, F.; Plez, B., 1998, Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O - M stars, Astronomy and Astrophysics, v.333, p.231-250 (1998) (B98)
Glushneva, Irina N.; Shenavrin, V. I., 1998, 3400 - 7500Å Energy Distribution and JHKLM Photometry of Solar-Type Stars, Solar Analogs : Characteristics and Optimum Candidates. Edited by Jeffrey C. Hall. Flagstaff, Arizona : Lowell Observatory, 1998., p.77 (GS98)
Radick, Richard R.; Lockwood, G. W.; Skiff, B. A.; Baliunas, S. L., 1998, Patterns of Variation among Sun-like Stars, The Astrophysical Journal Supplement Series, Volume 118, Issue 1, pp. 239-258. (R98)
Glushneva, I. N.; Borisov, G. V.; Shenavrin, V. I.; Roshchina, I. A., 2000, Solar type stars: Spectral energy distribution and JHKLM photometry, Astronomical and Astrophysical Transactions, vol. 18, Issue 4, pp.631-644 (GBSR00)
Glushneva, I. N.; Shenavrin, V. I.; Roshchina, I. A., 2000, Solar Analogs: Spectral Energy Distributions and Physical Parameters of Their Atmospheres, Astronomy Reports, Volume 44, Issue 4, April 2000, pp.246-254 (GSR00)
Hall, Jeffrey C.; Lockwood, G. W., 2000, Evidence of a Pronounced Activity Cycle in the Solar Twin 18 Scorpii, The Astrophysical Journal, Volume 545, Issue 1, pp. L43-L45. (HL00)
Knyazeva, L. N.; Kharitonov, A. V., 2000, G0-G5V Stars and the Sun in the uveeby System, Astronomy Reports, Volume 44, Issue 5, May 2000, pp.334-337 (KK00)
Sekiguchi, Maki; Fukugita, Masataka, 2000, A Study of the B-V Color-Temperature Relation, The Astronomical Journal, Volume 120, Issue 2, pp. 1072-1084. (SF00)
Glushneva, I. N.; Shenavrin, V. I.; Roshchina, I. A., 2002, Effective Temperatures of Solar Type Stars, Astronomical and Astrophysical Transactions, vol. 21, Issue 4, p.317-325 (G02)
Martín, Eduardo L.; Basri, Gibor; Pavlenko, Yakiv; Lyubchik, Yuri, 2002, Lithium Abundances in Wide Binaries with Solar-Type Twin Components, The Astrophysical Journal, Volume 579, Issue 1, pp. 437-445. (M02)
Kidger, Mark R.; Martín-Luis, Fabiola, 2003, High-Precision Near-Infrared Photometry of a Large Sample of Bright Stars Visible from the Northern Hemisphere, The Astronomical Journal, Volume 125, Issue 6, pp. 3311-3333. (KM03)
Metlov, V. G., 2003, Photoelectric Observations of Bright Solar Type Stars, Astronomical and Astrophysical Transactions, vol. 22, Issue 1, p.47-50 (M03)
Galeev, A. I.; Bikmaev, I. F.; Musaev, F. A.; Galazutdinov, G. A., 2004, Chemical Composition of 15 Photometric Analogues of the Sun, Astronomy Reports, Volume 48, Issue 6, pp.492-510 (G04)
Soubiran, C.; Triaud, A., 2004, The Top Ten solar analogs in the ELODIE library, Astronomy and Astrophysics, v.418, p.1089-1100 (2004)
King, Jeremy R.; Boesgaard, Ann M.; Schuler, Simon C., 2005, Keck HIRES Spectroscopy of Four Candidate Solar Twins, The Astronomical Journal, Volume 130, Issue 5, pp. 2318-2325. (K05)
Ramírez, Iván; Meléndez, Jorge, 2005, The Effective Temperature Scale of FGK Stars. II. Teff:Color:[Fe/H] Calibrations, The Astrophysical Journal, Volume 626, Issue 1, pp. 465-485. (RM05)
Stritzinger, Maximilian; Suntzeff, Nicholas B.; Hamuy, Mario; Challis, Peter; Demarco, Ricardo; Germany, Lisa; Soderberg, A. M., 2005, An Atlas of Spectrophotometric Landolt Standard Stars, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 117, Issue 834, pp. 810-822. (S05)
Casagrande, Luca; Portinari, Laura; Flynn, Chris, 2006, Accurate fundamental parameters for lower main-sequence stars, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 373, Issue 1, pp. 13-44. (C06)
Holmberg, Johan; Flynn, Chris; Portinari, Laura, 2006, The colours of the Sun, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 367, Issue 2, pp. 449-453. (H06)
Leggett, S. K.; Currie, M. J.; Varricatt, W. P.; Hawarden, T. G.; Adamson, A. J.; Buckle, J.; Carroll, T.; Davi es, J. K.; Davis, C. J.; Kerr, T. H.; Kuhn, O. P.; Seigar, M. S.;Wold, T., 2006, JHK observations of faint standard stars in the Mauna Kea Observatories near-infrared photometric system, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 373, Issue 2, pp. 781-792. (L06)
Paczynski, B., Szczygiel, D., Pilecki, B., Pojmanski, G. 2006, *Eclipsing binaries in the All Sky Automated Survey catalogue* MNRAS, 368, 1311
Hall, Jeffrey C.; Lockwood, G. W.; Skiff, Brian A., 2007, The Activity and Variability of the Sun and Sun-like Stars. I. Synoptic Ca II H and K Observations, The Astronomical Journal, Volume 133, Issue 3, pp. 862-881. (H07)

Takeda, Y.; Kawanomoto, S.; Honda, S.; Ando, H.; Sakurai, T., 2007, Behavior of Li abundances in solar-analog stars. Evidence for line-width dependence, Astronomy and Astrophysics, Volume 468, Issue 2, June III 2007, pp.663-677 (T07)

Pasquini, L.; Biazzo, K.; Bonifacio, P.; Randich, S.; Bedin, L. R., 2008, Solar twins in M 67, Astronomy and Astrophysics, Volume 489, Issue 2, 2008, pp.677-684 (P08)

Rieke, G. H.; Blaylock, M.; Decin, L.; Engelbracht, C.; Ogle, P.; Avrett, E.; Carpenter, J.; Cutri, R. M.; Arm us, L.; Gordon, K.; Gray, R. O.; Hinz, J.; Su, K.;Willmer, Christopher N. A., 2008, Absolute Physical Calibration in the Infrared, The Astronomical Journal, Volume 135, Issue 6, pp. 2245-2263 (2008).

Straižys, V.; Lazauskaitė, Romualda, 2009, Intrinsic Color Indices and Luminosity Sequences of Stars in the 2MASS Two-Color Diagram, Baltic Astronomy, Vol. 18, p. 19-31 (SL09)

Bazot, M.; Ireland, M. J.; Huber, D.; Bedding, T. R.; Broomhall, A.-M.; Campante, T. L.; Carfantan, H.; Chaplin, W. J.; Elsworth, Y.; Meléndez, J.; Petit, P.; Théado, S.;va n Grootel, V.; Arentoft, T.; Asplund, M.; Castro, M.; Christensen-Dalsgaard, J.; Do Nascimento, J. D.; Dintrans, B.; Dumusque, X.; Kjeldsen, H.; McAlister, H. A.;Metca lfe, T. S.; Monteiro, M. J. P. F. G.; Santos, N. C.; Sousa, S.; Sturmann, J.; Sturmann, L.; Ten Brummela ar, T. A.; Turner, N.; Vauclair, S., 2011, The radius and mass of the close solar twin 18 Scorpii derived from asteroseismology and interferometry, Astronomy and Astrophysics, Volume 526, id.L4

Casagrande, L.; Ramírez, I.; Meléndez, J.; Bessell, M.; Asplund, M., 2010, An absolutely calibrated Teff scale from the infrared flux method. Dwarfs and subgiants, Astronomy and Astrophysics, Volume 512, id.A54 (C10)

Meléndez, J.; Schuster, W. J.; Silva, J. S.; Ramírez, I.; Casagrande, L.; Coelho, P., 2010, uvby-β photometry of solar twins . The solar colors, model atmospheres, and the Teff and metallicity scales, Astronomy and Astrophysics, Volume 522, id.A98

Önehag, A.; Korn, A.; Gustafsson, B.; Stempels, E.; Vandenberg, D. A., 2011, M67-1194, an unusually Sun-like solar twin in M67, Astronomy & Astrophysics, Volume 528, id.A85 (Ö10)

Zhao, Zhengshi; Chen, Yuqin; Zhao, Jingkun; Zhao, Gang, 2011, Spectral analysis of two solar twins and the colors of the Sun, Science China Physics, Mechanics and Astronomy, Volume 53, Issue 3, pp.579-585 (Z10)

Tanrıver, M., 2012, BG Vul : Güneş Benzeri Çift Yıldızın Fotometrik Çözümü, XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, İnönü Üniversitesi, Malatya

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci kongresi
27 Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

TARİHTE GEZEGEN GEÇİŞLERİ VE 2012 VENÜS GEÇİŞİ

Mehmet E. ÖZEL[1], Arif SOLMAZ[1], Edwin BUDDING[2], Nuri EMHRAHOGLU[3]

[1]Çağ Üniv. Uzay Gözlem ve Araştırma Merkezi, Yenice-Tarsus/Mersin
(me.ozel@gmail.com)
[2]Carter Observatory, Yeni Zelanda
[3]Çukurova Üniv. Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Arş ve Uyg Merkezi(UZAYMER), Adana

Özet: Yazılı tarihteki kayıtlı Merkür ve Venüs geçişleri ile bunların öte-gezegen araştırmalarındaki yeri özetlenecek ve 6 Haziran 2012 Venüs geçişi ile ilgili olarak Çağ Üniv.'nde gerçekleştirilen "*camera obscura*" (iğne-deliği kamerası) gözleminin, İbni Sina'ca gözlendiği bildirilen 24 Mayıs 1032 geçişine ilişkin bize öğrettikleri üzerinde durulacaktır.

Abstract : A review of registered and claimed Mercury and Venus transits as well as the position of transit observations in exoplanet search will be evaluated. Venus Transit event of June 6, 2012 as observed at Çağ Univ. (Tarsus-Mersin) by the "camera obscura" method will be evaluated in the light of claims by Ibn-i Sina (Avicenna) fort he observation of May 24, 1032 Venus Transit.

1. Giriş

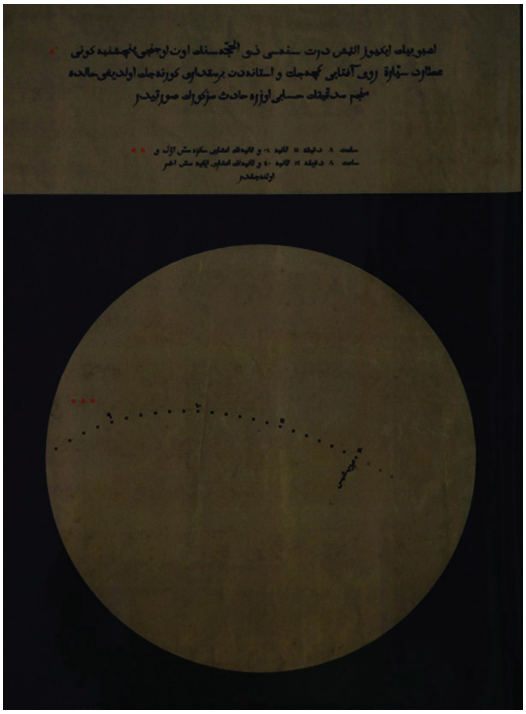
Merkür ve Venüs'ün Güneş yüzeyinden geçişleri, antik dönemden beri bilinmektedir ve geliştirilen yer-merkezli Evdoksus-Aristo-Batlamyus evren modelinde de Venüs ve Merkür, Ay ile birlikte, Güneş-altı mekanda gösterilmektedir. Temelde, yer-merkezli model kullanılarak ta bu gezegenlerin güneş önünden geçişleri ile ilgili hesap ve tahminler yapmak mümkündür. Ancak, bu yönde yapıldığı bilinen antik dönem ve İslam dönemi geçiş gözlemi hesap veya iddialarının çoğunun gerçekte gezegen geçişi olmayıp olasılıkla yanılmalar veya güneş-lekesi gözlemleri olduğu anlaşılmaktadır (Goldstein, 1969). Bilgisayarların yükselişi ile artan sayısal hesaplama olanakları ile, Ay ve Güneş tutulmaları yanında, bu 2 gezegene ait geçiş olayları da, büyük bir duyarlılıkla binlerce yıl geçmişe ve geleceğe yönelik olarak hesaplanabilmektedir (Espenak, 2004). Bu hesaplar da göz önüne alındığında, tüm gezegen geçişi gözlem iddialarından 24 Mayıs 1032 tarihli olan ve İbni Sina'nın İran-Isfahan'da yaşadığı sırada gerçekleşen ve o konumdan gözlenebilir olduğu gösterilen olay dikkati çekmektedir. Gerçekten de 1032 geçişi, çıplak gözle veya o tarihte de bilinen "iğne deliği" kamerası yöntemiyle gözlenmiş olması en yüksek olay olarak karşımıza çıkmaktadır (Özel, 2012). Venüs'ün 2012 gözlemlerinin Isfahandaki gibi gün batımı, kısmen de güneşin ufka yakın olacağı gündoğumu sırasındaki gözlemlerinin bu olayı aydınlatma yönünde de katkıları olabileceği düşünülmüş ve Çağ Üniversitesi Uzay Gözlem ve Araştırma Merkezi içinde hazırlanan bir odada, Venüs Geçişi, gözle görülebilir şekilde takip edilmiş ve fotoğraflanmıştır.

Bu tebliğde, bilgisayar hesapları ve tarihsel notlar ışığında Merkür ve Venüs geçişleri gözden geçirilecek ve 2012 geçişi ile 1032 geçişi arasındaki benzerlik ve farklılıklar ışığında, İbni Sina'nın gözlem iddiası değerlendirilecektir.

2. Tarihte Merkür Geçişleri

Güneş'e daha yakın olan Merkür, daha sık olarak bu olaylara neden olmaktadır. Antik dönem ve sonrasında denetlenebilir bir Merkür geçişi kaydına ulaşamadık. Teleskop sonrası dönemin ilk gözlenen Merkür Geçişi 7 Kasım 1631 oldu ve Fransız Pierre Cassendi tarafından Paris'te gözlendi. Bu aynı zamanda (ele alacağımız 1032 İbni Sina gözlemi dışında) ilk gezegen geçişi gözlemi oldu (Maor,2000), fakat bu geçiş sırasında bir Merkür veya Güneş uzaklığı hesabı yapılmadı.

Her yüzyılda 13 veya 14 Merkür Geçişi olmaktadır. Geçişler, her seferinde, gezegen günberi noktasındayken 10 Kasım civarında veya günöte noktasındayken 8 Mayıs civarında olmaktadır. İlki 13 ve 33 yıllık tekrarlara sahipken, ikincisi 3, 13 ve 33 yıllık tekrarlar yapar. Son 3 geçiş 15 Kasım1999, 7 Mayıs 2003 ve 8 Kasım 2006'da olmuştur. Gelecek geçiş 9 Mayıs 2016'dadır.



Şekil 1: Atalan ve Plevne (2012) tarafından 18. UAK toplantısında sunulan tebliğe göre, bu resim, Hicri 12 Zilhicce 1264 (Miladi 9 Kasım 1849) tarihli Merkür (Utarit) geçişinin Müneccimbaşı'nca tasviridir.

Şekil 2: Merkür'ün en son 8 Kasım 2006 geçişi teleskoplarla yeryüzünden bu şekilde kaydedildi. (Güneş'in orta alt bölümünde, sağdaki küçük leke Merkür'dür.)

TABLO 1: Merkür Geçişleri / MS1601'den2300'e kadar 7 yüzyıllık Katalog (Espenak,2004)

	----Geçiş Temas Anları (UT)----		**Minimum**---	**Sun**----						**Transit**	
Tarih	**I**	**II**	**En Büyük III**		**IV**	**Ayrıklık**	**RA**	**Dec**	**GST**	**Serisi**	
	h:m	h:m	h:m	h:m	h:m	"	h	°	h		Notlar
1605 Nov 01	18:43	18:47	20:02	21:18	21:21	855.9	14.471	-14.68	2.739	6	
1615 May 03	06:41	06:44	10:09	13:33	13:36	468.4	2.666	15.61	14.725	5	
1618 Nov 04	11:08	11:10	13:42	16:14	16:15	352.8	14.642	-15.49	2.909	4	
1628 May 05	14:19	14:23	17:32	20:40	20:44	571.0	2.869	16.52	14.933	3	
1631 Nov 07	04:38	04:39	07:20	10:01	10:03	146.4	14.814	-16.27	3.079	2	Kepler/Gassendi
1848 Nov 09	11:05	11:07	13:48	16:28	16:30	163.0	14.991	-17.02	3.257	4	İstanbul Gözlemi
1999 Nov 15	21:15	21:30	21:41	21:52	22:07	963.0	15.379	-18.54	3.635	2	
2003 May 07	05:13	05:17	07:52	10:27	10:32	708.3	2.926	16.73	14.983	9	
2006 Nov 08	19:12	19:14	21:41	00:08	00:10	422.9	14.925	-16.73	3.196	8	en son geçiş
2016 May 09	11:12	11:15	14:57	18:39	18:42	318.5	3.130	17.58	15.190	7	gelecek geçiş
2019 Nov 11	12:35	12:37	15:20	18:02	18:04	75.9	15.098	-17.45	3.366	6	

Osmanlı tarihi açısından ilginç bir Merkür geçişi kaydı, son dönemde Arşivlerin incelemesi sırasında ortaya çıkarıldı (Atalan ve Plevne, 2012). 9 Kasım 1849 tarihli Merkür geçişinin Istanbul'dan da izlendiği anlaşılmaktadır. 9 Kasım 1849 ve 8 Kasım 2006 geçişleri ile ilgili görsel malzeme Şekil 1 ve 2 olarak yan yana sunulmaktadır. Merkür geçişlerinin son 400 yıllık tarihlendirilmesi ve özellikleri ise yukarda, Tablo 1'de verilmiştir.

3. Tarihte Venüs Geçişleri

NASA tarafından yapıla hesaplara göre (Espenak, 2004), MÖ 2000- MS 2012 arasında toplam 53 Venüs geçişi oldu. Bunların bir bölümü Antik dönemde, yer-merkezli evren modelinin ilk kez inşa edildiği MÖ VI. ve V. yüzyıllarda gerçekleşti. MÖ VII.yy ve MS II. yy arasında geçen Venüs geçişleri, diğer önemli geçişlerle beraber Tablo 2'de verilmiştir. Bundan da görülebileceği gibi, bu tarihler arasında geçen 9 Venüs geçişinden 4 tanesi İyonya ve Grekya (bugünkü Yunanistan)'dan görülebilir durumdadır. Fakat bunlardan hiçbiri, dönemin önemli filozoflarının ve yer-merkezli kuramın kurucu ve savunucularının [Eflatun (MÖ 428-370), Evdoksus (MÖ 408-355), Aristo (MÖ 384-322), Batlamyus (MS 85-165)…] yaşam dönemlerinde gerçekleşmemiştir. Merkür ve Venüs'ün güneş-altı bölgede olduğu, başka kaynaklardan veya daha önceki gözlemlerden edinilen bilgilere dayandırılmış olmalıdır.

TABLO 2: Venüs Geçişleri / MÖ2000'den MS4000'e 6 Bin Yıllık Katalog (Espenak, 2004)

Tarih	----Geçiş Temas Anları (UT)---- I	II	En Büyük III	IV	**Minimum**--- Güneş---- Ayrıklık	RA	Dec	GST	**Transit** Serisi	Notlar
	h:m	h:m	h:m	h:m	"	h	°	h		
-1998 Nov 18	07:34	07:51	11:20	14:50	15:07	374.0	14.541	-15.31	2.665	2	
-1892 May 21	16:18	16:37	19:26	22:15	22:35	617.5	2.721	16.16	14.879	1	
-0669 May 22	10:02	10:17	14:03	17:50	18:05	137.4	3.345	18.69	15.488	3	Antik
-0548 Nov 22	21:15	21:33	00:54	04:15	04:32	451.2	15.489	-19.21	3.652	4	Dönem
-0540 Nov 19	-	-	13:53	-	-	1012.3	15.322	-18.59	3.494	2	
-0426 May 22	14:38	14:52	18:41	22:30	22:45	61.5	3.502	19.25	15.638	3	(Eflatun/Aristo)
-0305 Nov 23	20:39	20:56	00:30	04:04	04:20	335.5	15.623	-19.66	3.789	4	(Evdoksus)
-0183 May 22	19:00	19:15	23:04	02:53	03:07	11.0	3.659	19.76	15.788	3	
-0062 Nov 23	20:19	20:34	00:16	03:58	04:14	229.8	15.759	-20.08	3.927	4	
0060 May 23	23:20	23:34	03:23	07:11	07:25	87.4	3.817	20.25	15.939	3	(Batlamyus)
0181 Nov 22	19:36	19:52	23:39	03:27	03:42	114.3	15.895	-20.48	4.064	4	
1032 May 24	15:18	15:34	19:03	22:32	22:48	373.4	4.463	21.87	16.539	3	İbni Sina
1040 May 22	10:02	10:29	12:23	14:18	14:45	791.8	4.314	21.52	16.393	5	
1631 Dec 07	03:51	04:59	05:19	05:40	06:47	939.3	16.912	-22.64	5.045	6	Kepler(-)
1639 Dec 04	14:57	15:15	18:25	21:36	21:54	523.6	16.738	-22.34	4.888	4	Horrocs/Crabt.
1882 Dec 06	13:57	14:17	17:06	19:55	20:15	637.3	16.881	-22.56	5.025	4	Modern
2004 Jun 08	05:13	05:33	08:20	11:07	11:26	626.9	5.121	22.89	17.137	3	Çağ
2012 Jun 06	22:09	22:27	01:29	04:32	04:49	554.4	4.969	22.68	16.991	5	
2117 Dec 11	23:58	00:21	02:48	05:15	05:38	723.6	17.201	-22.97	5.320	6	
2125 Dec 08	13:15	13:38	16:01	18:24	18:48	736.4	17.026	-22.74	5.163	4	

Teleskopun icadından beri gözlemleri yapılan 4 çift Venüs Geçişi olayı söz konusudur. Bu gözlemlerden elde edilen belli başlı sonuçlar şunlardır :

(1)1639- Horrocs ve Crabtree, İngiltere (8 yıl önceki 1631 geçişi Avrupadan gözlenemez bir geometrideydi ve Kepler bunları öngörmüş ve güney denizlerine gidenlerden gözlem talebinde bulunmuştu; ancak başarılı bir gözlem haberi gelmemişti. 1639 geçişi ise, Kepler tarafından, "gözlenemez" kaydı ile hesaplanmıştı. Ancak, Horrocs, Kepler'in Yer'in merkezine göre olan Kepler hesabının eksik olduğunu fark ederek, gözlenebilirliği hesaplamış ve bunu arkadaşı Crabtree'ye iletmişti. Gözlem ile ilgili bilgiler daha sonra Crabtree tarafından duyuruldu. İlk kez yer güneş uzaklığı, AB'=93 Milyon km= 0,639 AB olarak hesaplandı.) (2)1761 : Lomonosov, St Petersburg'daki gözlemlerinde Venüs'ün atmosferinin varlığını kanıtladı. 1771'de J.Lalande, 1761-

1769 verilerini kullanarak, 1 AB=153+/-1 Mkm olarak hesapladı. (3) 1769: bu geçiş Hawai'den Kaptan Cook tarafından düzenlenen özel seferle de gözlendi. (4)1874, 1882, 2004 ve 2012 geçişleri uluslar arası işbirlikleri çerçevesinde yoğunlukla gözlendi. İlkinde, S.Newcomb, 1 AB=149,59 Mkm olarak hesapladı. (5)11 Aralık 2117 23:58UT-12 Aralık 2117 05:38 UT: bundan sonraki Venüs geçişinin tarihidir ve şu anda yaşayan hiçbir kişi tarafından gözlenemeyecek kadar uzak bir tarihte gerçekleşecektir.

Venüs Geçişlerinin diğer bir özelliği, olayların, 121,5 ve 105,5 yıl aralıklı, toplam 243 yıllık bir dönemselliğe sahip olmasıdır. Diğer taraftan, her bir olay 8 yıl aralı 2 geçiş içerir. Bunun nedeni, 8 yılın 13 Venüs yılına eşit olması ve 2 gezegenin 8 yıl içinde tekrar aynı konuma ulaşmasıdır. Bu randevuya Venüs her seferinde 22 saat erken geldiğinden, 8 yıllık aralığın yıl içindeki konumu yavaş yavaş yılın daha geç ünlerine kaymaktadır.

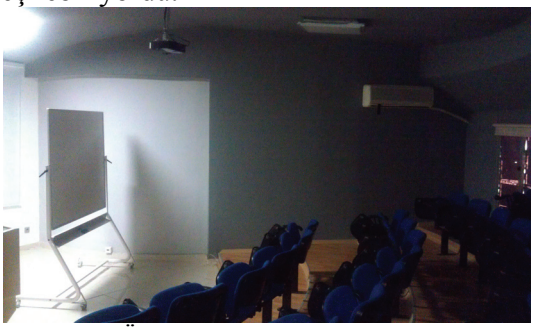
4. İbni Sina'nın Gözlediği 1032 Venüs Geçişi

İbni Sina, Batlamyus'un El Majesti ('Almagest') kitabı üzerine olan yorumlu açıklamasında (şerhinde), "Venüs'ü Güneş üzerinde bir nokta olarak gördüm" diye not düşmüştü (Goldstein, 1969). Onun yaşamı dönemindeki (980-1037) tek Venüs geçişi olayı 24 Mayıs 1032'de gerçekleşmiştir.

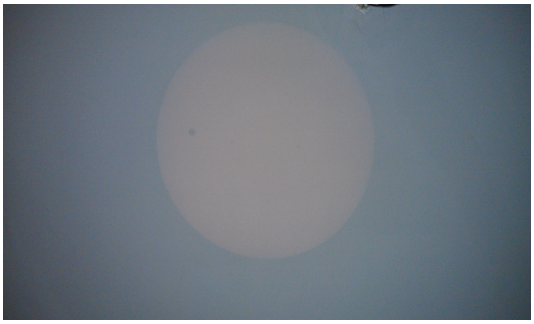
İbni Sina o tarihte Isfahan'da yaşıyordu (Strohmaier, 2006). Yapılan hesaplar (Özel, 2012), İbni Sina'nın Venüs Geçişi olayını gün batımı sırasında gözleyebileceğini gösteriyor. Venüs Geçişi olayının o dönemki koşullar altında, ya çıplak gözle, ya da o dönemde de bilinen "iğne deliği kamerası" (camera obscura) yoluyla gözlemiş olabilirdi. 2012 geçiş olayının Türkiye'den sabaha karşı güneş ufka çok yakınken gözlenmeğe başlayacak olması, İbni Sina'ya atfedilebilecek gözlem şeklinin bir denetlemesini sağlayabilirdi.

5. 2012 Venüs Geçişi'nin "İğne Deliği Kamerası" Gözlemleri

Çağ Üniv. Uzay Gözlem ve Arş. Merkezi olanakları ile hazırlanan bir "iğne deliği kamerası" (IDK) odası (Şekil 3) bu amaçla başarı ile kullanıldı (Şekil 4). Parlak güneş üzerinde olağan koşullarda gözle seçilmesi kolay olmayan (hatta bazen olanak dışı olan) Venüs noktacığı, yöntemi ile kolayca seçilebiliyordu.



Şekil 3: Çağ Üniv. Uzay Gözlem ve Araştırma Merk.'de hazırlanan "iğne deliği kamerası" (IDK) odasında, Güneş ışınları soldaki pencereden ekrana ulaşıyordu.



Şekil 4: IDK odasında 06.06. 2012'de 06:07:16'da alınan bu görüntüde, Venüs, iğne deliğinin tersleme etkisi nedeni ile, sol yarının ortasına yakın, soldadır.

İnternet üzerinden yapılan, dünya üzerinde güneş batarken yaşanan Venüs Geçişi fotoğrafları taranarak, herhangi bir mercek veya teleskop etkisi kullanılmadan alınan fotoğraflar arandı be türden fotoğraflar bulundu. Gerçekten de güneşi batma konumunda, ışınlarının oldukça zayıfladığı dönemlerinde güneşe bakmanın olası olduğu, bu fotoğraflarda da görülmektedir. Ayrıca, güneşin doğuşuna yakın anlarda yapılan çıplak gözlü gözlemlerde de Venüs'ü güneş üzerinde bir leke olarak seçebilen gözlemcilerin olduğu, yapılan kısa bir soruşturma sonrasında ortaya çıktı.

Sonuç olarak, İbni Sina'nın 1032 yılında Venüs Geçişi olayını Isfahan'dan gözlemiş olabileceği yönünde önemli kanıtlara ulaştık. Ancak, İbni Sina'nın bu gözlemini nasıl yaptığı, bunun yer-merkezli sisteme dayalı bir hesaplama sonucu mu gerçekleştirdiği yolunda bir bilgiye henüz ulaşılamamıştır. Bilim tarihçilerinin İbni Sina'nın ve zamanının el yazmalarını ve belgelerini bu noktayı göz önünde bulundurarak daha yakından incelemeleri gerekli hale gelmektedir.

6. Merkür-Venüs hemzaman geçişleri

Diğer ilginç bir konu, bu iki gezegenin aynı dönemde güneş yüzeyi üstünde görünüp görünmediğinin araştırılmasıdır. Tarih dönemleri içinde buna en yakın olay, her 2 olayın ilk gözlemleri olan 1631 yılındadır. Merkür'ün geçişi 7 Kasım, Venüs'ün geçişi ise, 1 ay sonra, tam 7 Aralık'tadır. Bu 2 nadir olayın gerçekten birlikte örtüşen sürelerde Güneş yüzeyinde bulunmasının gözlenebileceği tarihlerin araştırılması, bu türden son olayın çok çok erken bir tarihte, MÖ 22 Eylul 373 173'te olduğunu, bundan sonraki ilk ortak geçiş tarihinin de gene oldukça uzak bir tarihte, MS 26 Temmuz 69 163 yılında gerçekleşeceğini göstermektedir (Sky & Telescope, 2004).

7. Tartışma ve Sonuç

Merkür ve Venüs'ün Güneş ile dünya arasında gezegenler olduğu yer-merkezli İlk Çağ Evren modellerinde de yer almaktadır. Ancak, bu modelleri kuran Evdoksus, Aristo veya Batlamyus gibi Antik bilimcilerin hiç birinin yaşam dönemlerinde, bu geçiş olaylarının yaşanmadığı, kuramda bu gezegenlerin Güneş-altı bölgeye yerleştirilmesi, daha önceki Venüs ve Merkür geçişlerine veya başka ipuçlarına dayandırılmış olduğu ortaya çıkmaktadır.

Son dönemde artan ötegezegen keşiflerinin transit gözlemleri bölümü, ana yıldızın önünden geçen gezegenlerin neden olduğu parlaklık azalmasına bağlıdır. 2004'teki sakin bir güneş önünden geçişle 2012'deki etkin bir güneş önünden geçişlerin, iyi bilinen Venüs-Güneş sisteminde incelenmesi, yeni keşifler için de önemli bilgiler sağlamaktadır. Venüs geçişinin güneş parlaklığında 0,001 kadirlik bir azalmaya neden olduğu hesaplanmaktadır. Bu iyi ölçülebilen azalma, ötegezegenlerdeki benzeri azalmalarla karşılaştırılarak, ötegezegenin büyüklüğü ve diğer bazı özellikleri hakkında daha doğru kestirimlerde bulunabilmemizi sağlayacaktır.

2004-2008 Venüs geçişleri, teleskopun icadından beri yaşanan 4. geçiş çiftidir. Bu türden ilk geçiş olan 1639'dan beri, özellikle Venüs geçişleri, Güneş sisteminin boyutları ve gezegenin doğası üzerinde oldukça önemli bulguların kaynağı olmuştur. Diğer taraftan, 2012 Venüs Geçişi, tüm dünyada, belki şimdiye kadar olduğundan çok daha fazla heyecan ve dikkatle izlenmiştir. Bu, *internet* üzerindeki astronomi sitelerinden kolayca takip edilebilir (Şekil 5).

Şekil 5: 6 Haz 2012 günü gün doğumu sırasında Kermanşah-İran'dan elde edilen, Venüs geçişi görüntüsünde Venüs seçilebilir bir nokta konumundadır.

Bizim için önemli olan diğer bir nokta ise, ilk Venüs Geçişi (böylece, ilk gezegen geçişi) gözlemini gerçekleştirme şerefinin belki de büyük bilimcimiz İbni Sina'ya ait olabileceği yönündeki ilk önemli ipuçlarını ortaya çıkarmamız olmuştur. Gerçekten de, 2012'de İDK yoluyla Venüs gözlemi yapan başka bir gözlemciye şimdiye dek *internet* kaynaklarında rastlamadık ve bu açıdan dünyada tek olduğumuz görülmektedir. Bu ise, olayın çıplak gözle gözlenmesine alternatif ve gerçekleştirilmesi oldukça kolay bir yöntemdir ve İbni Sina tarafından da kullanılmış olabilir.

Küçük teleskop kullanarak güneş görüntüsünü ekrana yansıtma şeklindeki standart gözlemlere paralel gözlemlerimiz sırasında Venüs görüntüsünün üst ve altında kırmızı ve yeşil-mavi ışımalı bölgeler görüldüğünde de, Venüs atmosferinin varlığı yanında, Venüs atmosferinin gezegen yüzeyine göre aşırı hızlı (4 güne karşılık 243 günde) dönmesinden kaynaklanan "süper-dönme" olayına ve buna karşılık gelebilecek bir Doppler kaymasına işaret edebileceği yolundaki tahminlerimiz, bunun teleskop ayna ve yansıtma sistemi kaynaklı yerel bir olay olduğunun (literatürün de yardımı ile) anlaşılması sonrasında, desteklenmemiştir. Ancak, Venüs sisteminin sahip olduğu gizemlerin sürdüğü ve halen gezegeni inceleyen uyduların yeni bulgularla bize her an yeni heyecanlar sunabileceği de gözden uzak tutulmamalıdır.

6 Haziran 2012 Venüs Geçişi olayının Çağ Üniversitesi Uzay Gözlem ve Araştırma Merkezi tarafından planlanan detaylı gözlenmesi çalışmaları, İbni Sina olayında olduğu gibi, halen dünya astronomisine katkıda bulunma potansiyelini yitirmemiş görünmektedir.

8. Kaynaklar

Atalan, A., Plevne, O., 2012, XVIII.UAK Toplantısı tebliğleri (bu toplantı), Malatya.
Espenak, F., 2004, http://eclipse.gsfc.nasa.gov/transit/catalog
Goldstein, B.R., 1969, "Some Mediveal Reports of Venus and Mercury Transits", Centaurus, 14, 49-59.
Moar, E., 2000, "Venus in Transit", Princeton Univ. Press.
Nogales, S.G., 1980, "How Ibni Sina became Avicenna", UNESCO Courrier, October , s.32-39.
Özel, M.E. 2012, "İslam ve Batı Arasında Değişen Roller ve İbni Sina", Cumhuriyet Bilim Teknoloji, 8 Haziran 2012, s. 10-11.
Strohmaier, G., 2006, in "Astronomie vor Galilei", a Dossier beim Spectrum der Wissenschaft, p.22-29.

Not: *Metin 6 sayfa (3 yaprak) ile sınırlıdır. Sayfa marjları "üst 3 cm", "sağ 3 cm" , "sol 2.5 cm ve alt 2.5 cm" dir.Giriş kısmından sonra yazarlar metin üzerinde istedikleri kadar bölüm, alt bölüm açabilirler. Metin, tartışma ve sonuç bölümünü takiben kaynaklar ile sonuçlandırılmalıdır ve sayfalar numaralandırılmamış olmalıdır. En son ulaştırılma tarihi 10 Eylül 2012 dir.(Bu dökümanın hazırlanmasında Türkiyede Teleskoplarla bilim sempozyumu şablonu temel alınmıştır)*

GÖKYÜZÜ PARLAKLIĞI ÖLÇÜMÜ VE IŞIK KİRLİLİĞİ HARİTALAMASI

Örnek Uygulama: Eskişehir Kent Merkezi ve Yakın Çevresi

Metin ALTAN[1,2], Bülent ASLAN[2], Samet ÖZDEMİR[3], Tahsin ERTAŞ[2]

[1]Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü, İkieylül Kampüsü, Eskişehir
[2]Anadolu Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Yunusemre Kampüsü, 26470 Eskişehir
[3]Anadolu Üniversitesi F.B.E. İleri Teknolojiler Anabilim Dalı, Nanoteknoloji Bilim Dalı, Yunusemre Kampüsü, 26470 Eskişehir

ÖZET

İstanbul Kültür Üniversitesi bünyesinde yürütülmekte olan "*Türkiye'de seçilmiş bölgelerde gece gökyüzü parlaklığının ölçülmesi*" konulu projenin bir basamağı olarak, pilot proje statüsünde, Eskişehir kent merkezi ve yakın çevresinin gece gökyüzü parlaklığı (ışık kirliliği) modellemesi ve haritalanmasını içeren projenin ilk aşaması, bu çalışma kapsamında değerlendirilmektedir.

Yerleşim yerlerinin gökyüzü parlaklığı verilerinden, ışık kirliliğinin ekonomik, biyolojik, çevresel ve kültürel boyutunun değerlendirilmesi amaçlanmaktadır. Gelecekte kurulması olası astronomi gözlemevleri, amatör gökbilimi gözlemleri ve gökyüzü şenlikleri için uygun karanlık yerleri belirlemek, bitki ve hayvanların yaşamlarını olumsuz yönde etkileyen faktörleri ortaya çıkarmak ve bunların koruma altına alınması için ilgililer nezdinde girişimlerde bulunmak bu projenin amaçları arasındadır.

Proje kapsamında, çalışma alanı (Eskişehir) "*kent merkezi*" ve "*kent merkezi yakın çevresi*" olarak iki kısma ayrılmıştır. Kent merkezi, sistematik olarak homojen 112 kareye ayrılmış ve 106 noktadan ölçüm alınmıştır. Kent merkezi yakın çevresinde 30x36 km^2'de toplam 132 noktadan ölçüm alınmıştır. Ölçümler ölçekli, koordinatlı ve projeksiyon tanımlı sayısal bir harita üzerinde veri tabanı etkileşimli olarak konumlandırılmıştır. İstatistiksel algoritmalar kullanılarak ölçüm değerlerinin çalışma alanı üzerindeki dağılımı modellenmiş ve konumsal ilişkileri sayısal harita üzerinde çıkarılmıştır. Elde edilen ölçüm değerleri ve sayısal harita, Türkiye gece gökyüzü parlaklığı haritasının bir parçası olmasına yönelik uygun formatta yapılandırılması için hazırlanmıştır.

GİRİŞ

Kısaca, ışığın yanlış yerde, yanlış zamanda, yanlış miktarda ve yanlış yönde kullanılması olarak tanımlanan ışık kirliliği, bugün farklı boyutlarda hem toplumsal yaşantımızı, hem doğa ile ilişkimizi ve doğanın dengesini, hem de akademik/bilimsel çalışmalarımızı olumsuz etkileyen bir unsur olarak karşımızda durmaktadır. Işığın gerekmeyen yeri aydınlatması, rahatsız edici ışık olmasının yanında, boşa giden enerji demektir. Gözün alışık olduğu aydınlatma düzeyini aşan ışık, gözün görme yetisinin bozulmasına sebep olduğu gibi, nesnelerin görünürlüğünün kaybolmasına, dolayısıyla da yol ve çevre güvenliğinin olumsuz etkilenmesine neden olur. Gökyüzüne doğru yayılan yapay ışık, atmosferdeki toz ve moleküller tarafından her yöne saçılır ve gökyüzünün fon parlaklığını artırır; böylece, gökyüzünün doğal güzelliği ve yıldızlar kaybolur. Bu bağlamda, ışık kirliliği "***çözümü yerel olan küresel bir sorun***"dur.

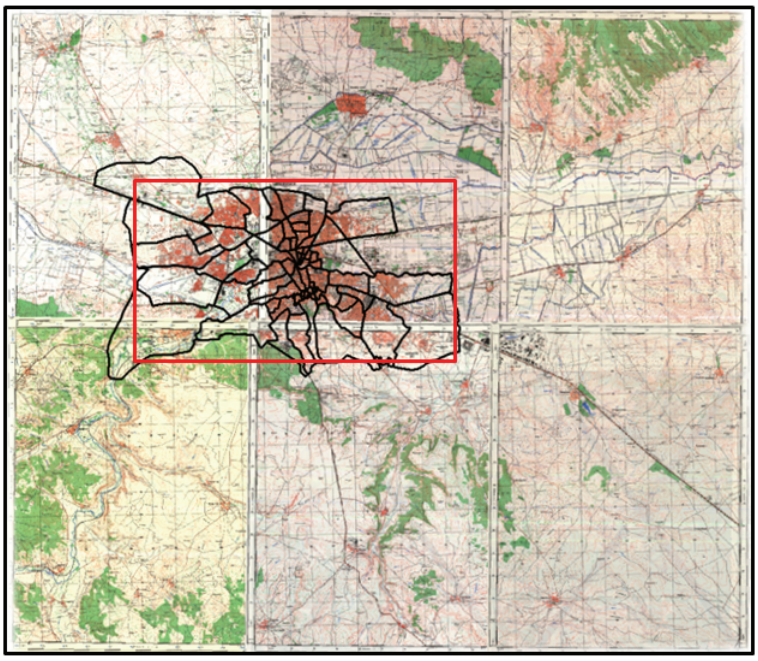
Bu sorunun ülkemizdeki çözümüne dair ilk farkındalık çalışmaları, 1990'lı yıllarda Prof. Dr. Zeki ASLAN tarafından başlatılmıştır. Geçen zaman içindeki kazanımlar sonrasında bugün, farklı şehirlerden gerek akademik gerek gönüllü bireylerin katılımıyla,

bir ***Ulusal Proje*** olarak Türkiye'nin ışık kirliliği haritası oluşturulma çalışmaları sürdürülmektedir. İstanbul Kültür Üniversitesi bünyesinde yürütülmekte olan "*Türkiye'de gece gökyüzü parlaklığının ölçülmesi*" başlıklı projenin amacı; Türkiye'de seçilmiş yerleşim yerlerinde (şehirler, kasabalar, köyler), seçilmiş "karanlık" yerlerde, astronomi gözlemevlerinde ve milli parklarda, doğal yaşam alanlarında gece gökyüzü parlaklığını ölçmek ve bu ölçümleri yıldızlı gecelerin doğal gök parlaklığı ile karşılaştırmaktır. Yerleşim yerlerinin gök parlaklığı verilerinden, ışık kirliliğinin ekonomik, çevresel ve kültürel boyutunun değerlendirilmesi amaçlanmaktadır [1].

Bu çalışmada, bahsi geçen projenin bir basamağı olarak, pilot proje statüsünde, Eskişehir kent merkezi ve yakın çevresinin gece gökyüzü parlaklığı (ışık kirliliği) modellemesi ve haritalanması yapılmış ve elde edilen ilk sonuçlar değerlendirilmiştir.

ÇALIŞMA ALANI VE YÖNTEM

Uygulama kapsamında, çalışma alanı olarak **Eskişehir**, "*kent merkezi*" ve "*kent merkezi yakın çevresi*" olarak iki kısma ayrılmıştır (Şekil 1). Kent merkezi, 14x8 km^2'lik bir alanı kapsamakta, iki alt belediye ve 64 mahalleden oluşmaktadır. Kentin organize sanayi bölgesi, farklı nitelikte olduğundan özellikle çalışma alanı kapsamına alınmamıştır. Kent merkezi yakın çevresi ise 30x36 km^2'lik bir alanı içermektedir (Şekil 1).



Şekil 1. Çalışma alanı olarak seçilen Eskişehir kent merkezi ve yakın çevresinin 1/25.000 ölçekli harita üzerinde gösterimi. Küçük (kırmızı) çerçeveli kısım *kent merkezi*, büyük (siyah) çerçeveli kısım ise *kent merkezi yakın çevresi* ölçüm sınırlarını göstermektedir.

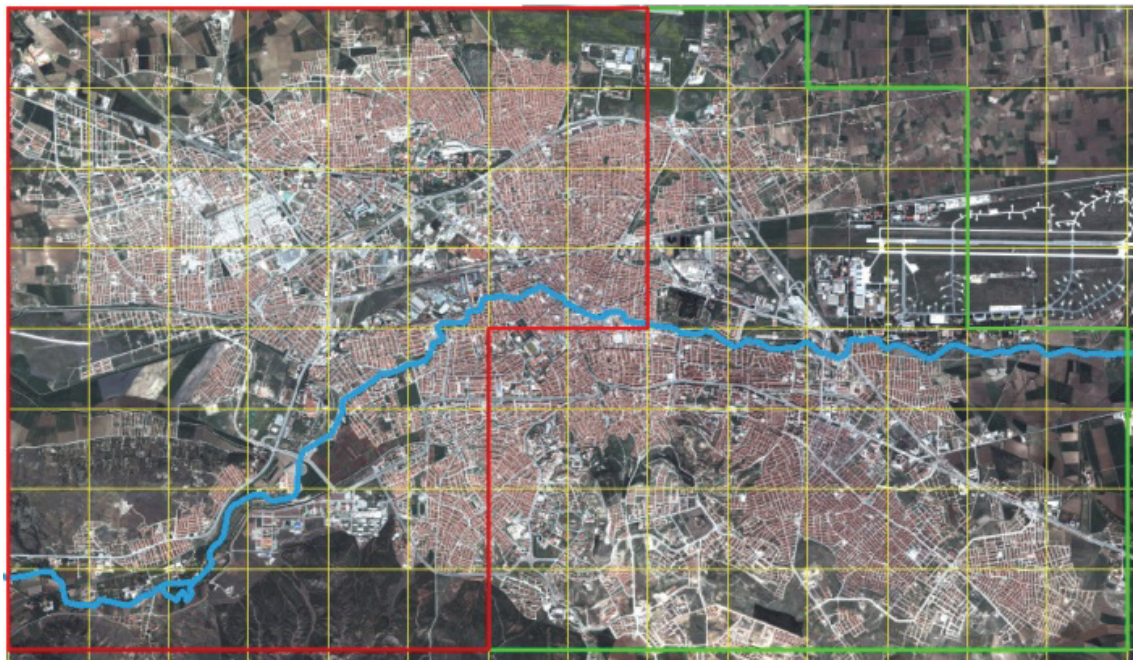
Çalışma sürecinde planlama ve konumsal ilişkilendirme uygulamaları, Uzaktan Algılama ve Coğrafi Bilgi Sistemleri teknikleri kullanılarak, Ikonos uydusuna ait uydu görüntüleri ve veritabanı etkileşimli sayısal harita üzerinde yapılmıştır. Coğrafi Bilgi Sistemleri teknikleri, konumsal olarak harita elemanları arasındaki ilişkileri sayısal ortamda tanımlayabilmeyi sağlar. Her harita elemanının öznitelik bilgisi, ait olduğu eleman sınıfı için veri tabanında ayrılan alana kaydedilir. Bu öznitelik bilgisi, sayısal haritadaki grafik veri ile ilişkilendirilerek, sorgulama, analiz ve modelleme için zemin hazırlar.

Ölçümler, veri tabanı etkileşimli, ölçekli ve projeksiyon tanımlı olarak hazırlanan sayısal harita üzerinde, gerçek koordinatlarında konumlandırılmıştır. Vektör veri formatında çizilen karelaj altına, Ikonos uydusundan alınan çalışma alanının uydu görüntüsü, raster (piksel) veri formatında, farklı bir katman halinde koordinatlandırılmıştır. Gösterimdeki karmaşıklığı önlemek amacıyla, her harita eleman sınıfı, farklı katmanlarda yapılandırılmıştır. Diğer katman, ölçüm noktalarını içermektedir. Her ölçüm noktası, arazide okunan GPS değeri ile ilgili farklı koordinata, fakat sayısal harita üzerindeki aynı katmana konumlandırılmıştır. Böylece, analiz aşamasında diğer harita elemanlarından bağımsız değerlendirilebilmiştir. Analizler yapılırken, istatistiksel algoritmalar kullanılarak, ölçüm değerlerinin çalışma alanı üzerindeki dağılımı modellenmiş ve konumsal ilişkileri sayısal harita üzerinde çıkarılmıştır.

Kent Merkezi

Sistematik ve kontrollü veri toplayabilme amacı ile, sayısal harita üzerinde, çalışma alanı 1x1 km^2'lik alanlara bölünerek (grid), toplamda homojen 112 kare alan oluşturulmuştur (Şekil 2). Çalışma alanı iki bölgeye ayrılmış ve ölçümler ikişer kişiden oluşan iki ekip tarafından eş zamanlı olarak yapılmıştır (Şekil 2). Ölçümler yapılırken dikkat edilen unsurlar aşağıdaki şekilde sıralanabilir:

- Ay'ın olmadığı günler seçilmiştir: 16 – 23 Nisan 2012.
- Şehir aydınlatmasındaki saate bağlı etkilerin asgaride tutulabilmesi için, ölçüm zamanı saat 21:00 – 24:00 arasında sınırlandırılmıştır.
- Bulutluluk oranı göz önünde bulundurulmuştur.
- Her ölçüm karesinin orta koordinatına ulaşılabilir en yakın koordinat, ölçüm noktası olarak seçilmeye özen gösterilmiştir.
- Aydınlatmaların doğrudan etkisinden olabildiğince uzak koordinatlardan ölçüm alınırken, otomobil, fasılalı yanıp sönen bozuk aydınlatmalar gibi sürekliliği olmayan geçici aydınlanmaların olmadığı zamanlarda ölçüm alınmaya çalışılmıştır.



Şekil 2. Ikonos uydu görüntüsü üzerinde konumlandırılan Kent Merkezi çalışma alanındaki 1x1 km^2'lik kare alanlar (grid) (sarı renkte) ve eş zamanlı ölçüm alan iki ekibin alt çalışma bölgeleri (kırmızı ve yeşil renkte).

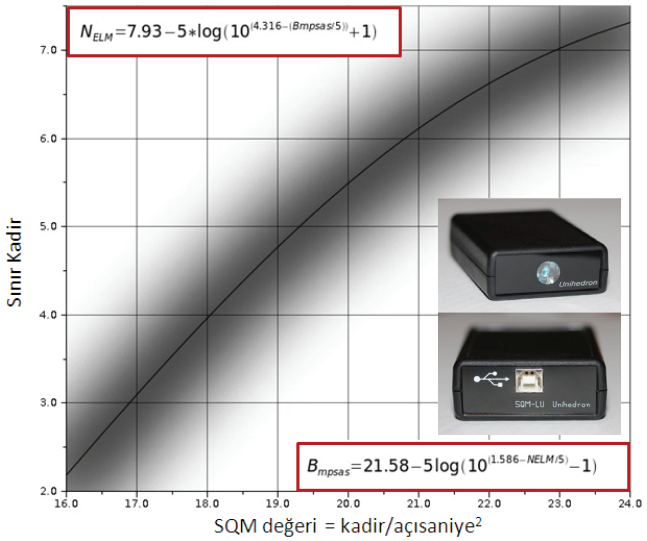
Kent Merkezi Yakın Çevresi

Ölçümler, kent merkezi yakın çevresinde 30x36 km^2'lik bölge içinde kalan yerleşim yerleri (uydu yerleşimler, köyler vb) göz önüne alınarak belirlenen güzergâhlar boyunca alınmıştır. Ölçümler yapılırken yukarıda belirtilenlere ek olarak dikkat edilen unsurlar şu şekilde sıralanabilir:

- Ölçümler 18 – 25 Temmuz 2012 arasında yapılmıştır.
- Güzergâhtaki yerleşim yerleri (köyler) içinden ölçüm alınmaya çalışılmıştır. Yanlış aydınlatma nedeniyle ölçümün mümkün olmadığı yerleşim yerlerinin giriş veya çıkışlarından ölçüm alınmıştır.
- Şehrin kuzey batısında, kent merkezinden uzaklaştıkça ölçülen parlaklık değerinin azaldığını ayrıntılı olarak gösterebilmek için kontrol amaçlı ölçüm aralıkları sıklaştırılmıştır.

Ölçüm Cihazı

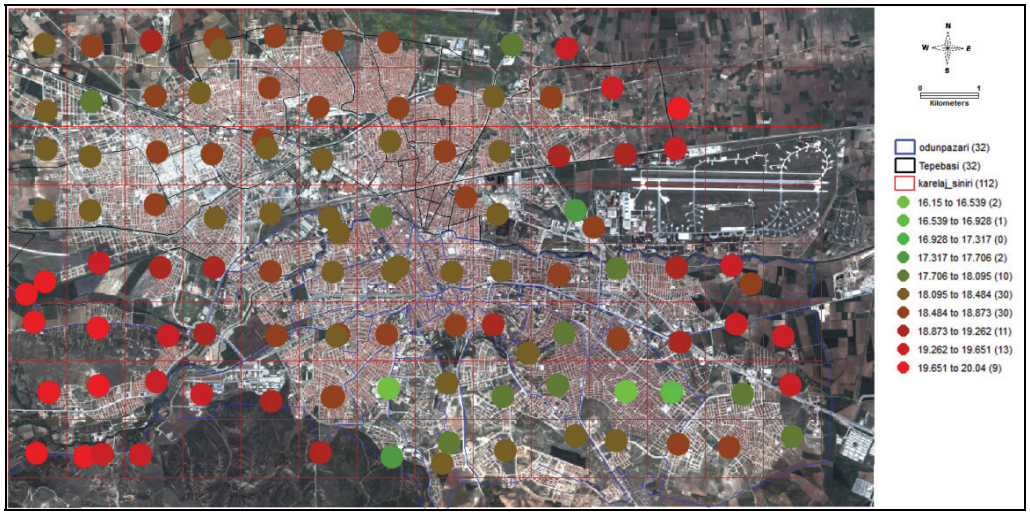
Ölçümler, mevcut en iyi yöntem olarak kabul edilen, Unihedron firmasının Gök Niteliği Ölçeri (Sky Quality Meter – SQM: Clear Sky Detector) kullanılarak yapılmıştır. Arazideki farklı noktalardan ölçüm alma aşamasında, cihazlar dizüstü bilgisayarlar ile USB yolu ile bağlantılı olarak çalışmışlardır. Ölçüm alınan her noktada, en az beş defa gökyüzü parlaklığı değeri okunmuş ve bu değerlerin ortalaması (duruma göre en çok okunan değer) o koordinat için okunan değer olarak atanmıştır. Cihazdan okunan ve "*SQM okuma değeri*" olarak bilinen sayısal gökyüzü parlaklık değeri, "*kadir/açısaniye*^{2}" birimindedir ve bilinen "*sınır kadir*" değeri ile Şekil 3'de gösterildiği gibi bir matematiksel ifade ile ilişkilidir. SQM değerinin 5 kadir/açısaniye^2 azalması, gökyüzü parlaklığının 100 kat artması anlamına gelmektedir.



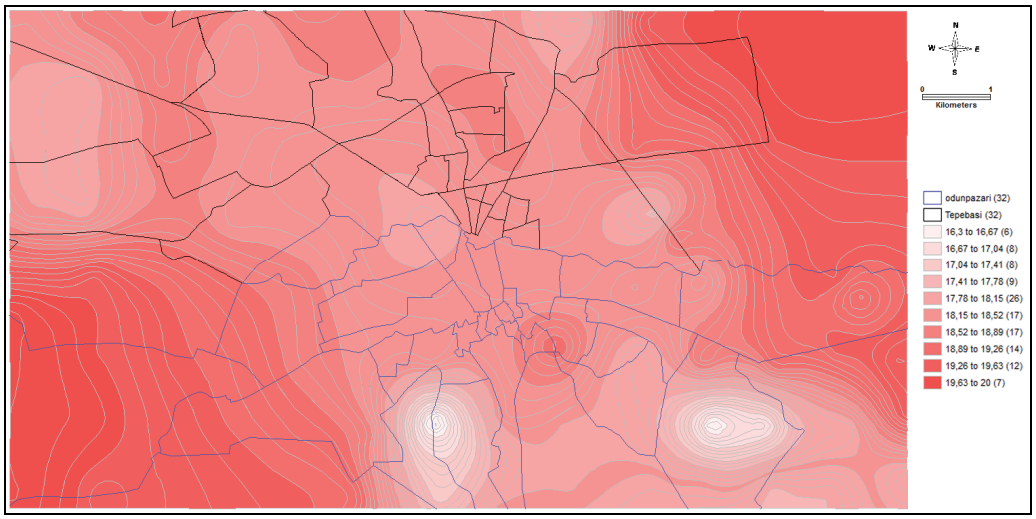
Şekil 3. Ölçümlerde kullanılan Gök Niteliği Ölçeri cihazı ve cihazdan okunan SQM değerinin bilinen sınır kadir cinsinden karşılığı [2].

TARTIŞMA VE SONUÇ

Arazide okunan GPS değerlerine göre, her ölçüm noktası için atanan değerler, *GeoMedia Professional 6.1* Coğrafi Bilgi Sistemleri yazılımı kullanılarak yapılandırılan veritabanı etkileşimli sayısal haritada, katmanlar halinde konumlandırılmıştır. Kaydedilen gökyüzü parlaklık değerleri, daha sonra sayısal harita üzerindeki konumlarına göre aynı anda görüntülenerek kıyaslanabilmesi sağlanmıştır. Kent merkezi için okunan değerler, Ikonos uydu görüntüsü üzerine konumlandırılmış, en aydınlık (16,15) ve en karanlık (20,04) değer arası 10 eşit kademeye bölünerek renk kodlaması yapılmıştır (Şekil 4). Alınan her ölçümün ait olduğu kare alanın (grid) ışık kirliliğini temsil ettiği düşünüldüğünde, çözünürlüğü düşük olan bir dağılım haritası elde edilmektedir. Bu nedenle farklılıkların daha ayrıntılı değerlendirilebilmesi için, istatistiksel algoritmalar uygulanarak bir dağılım haritası elde edilmiş ve sonuçlar *eş parlaklık eğrileri* olarak gösterilmiştir (Şekil 5). Kent merkezinin güney ve güney doğusunda *sıcak nokta* olarak kendini gösteren bölgelerde okunan yüksek parlaklık değerlerinin nedeni, yeni yapılanma sürecindeki yanlış aydınlatmalardır. Görüldüğü gibi, sorunlu/etrafından farklı davranışta olan bölgeler, bu yöntemle kolaylıkla fark edilebilmektedir.

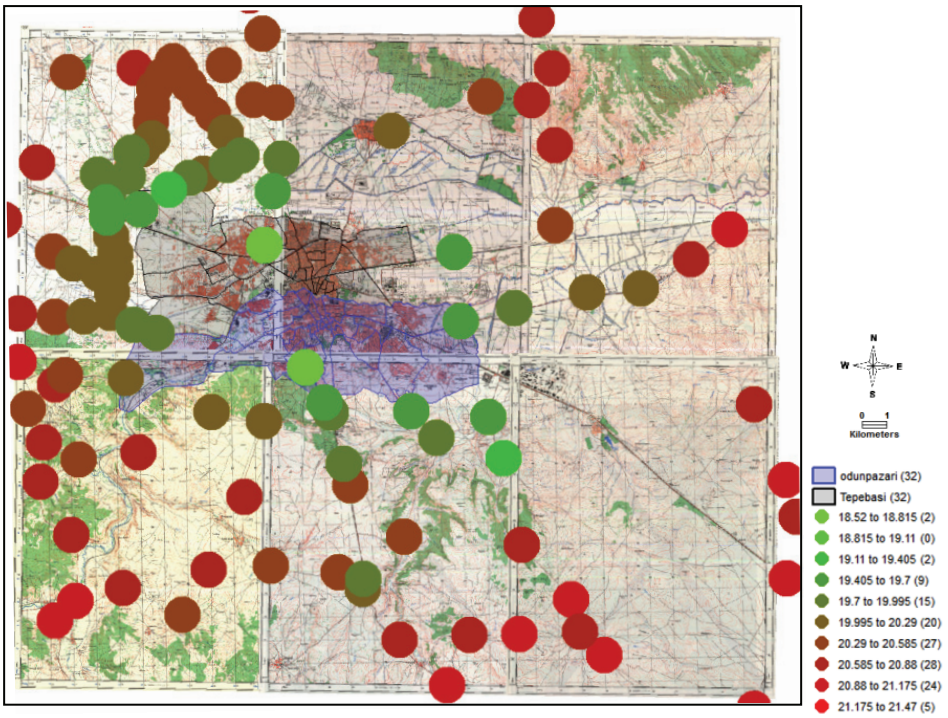


Şekil 4. Parlaklık ölçüm değerlerinin kent merkezinde dağılımı. 16,15 (en aydınlık) ve 20,04 (en karanlık) arası 10 kademeye bölünerek renk kodlanmıştır.



Şekil 5. Kent merkezi ölçüm değerlerinin eş parlaklık eğrileri. 16,3 (en aydınlık) ve 20,0 (en karanlık) arası 10 kademeye bölünerek renk kodlanmıştır.

Benzer şekilde, kent merkezi yakın çevresi için okunan değerler, 1/25.000 ölçekli altı pafta harita üzerinde konumlandırılmış, en aydınlık (18,52) ve en karanlık (21,47) değer arası 10 eşit kademeye bölünerek renk kodlaması yapılmıştır (Şekil 6). Kent merkezi için alınan ölçüm değerleri bu haritada gösterilmemiştir.



Şekil 6. Parlaklık ölçüm değerlerinin kent merkezi yakın çevresinde dağılımı. 18,52 (en aydınlık) ve 21,47 (en karanlık) arası 10 kademeye bölünerek renk kodlanmıştır.

Burada gösterilmemekle birlikte, bahsedilen yöntem kullanılarak her harita elemanının öznitelik bilgisi, sayısal haritadaki grafik veri ile ilişkilendirilerek sorgulama, analiz ve modelleme yapılabilmektedir. Örneğin, çalışma alanının tamamında veya tanımlanan bir bölgesinde, istenilen tek bir ölçüm değerine sahip noktalar ya da istenilen aralıkta olan noktalar/bölgeler çıkartılabilmektedir. Böylece istenen sorgulamalar istenen ölçütlere bağlı olarak çağrılabilmekte ve analizler yapılabilmektedir.

Projenin ilerleyen aşamalarında, elde edilen bu değerlerin kent merkezindeki dağılımı gözönünde bulundurulup, enerji kaybı hesabı yapılarak, yanlış aydınlatmaların ve dolayısıyla ışık kirliliğinin ekonomiye getirdiği yük bulunmaya çalışılacak ve sonuçlar Eskişehir Büyükşehir Belediyesi'ne rapor edilecektir.

Bu proje kapsamında bir internet sitesi oluşturulmuş ve aktif hale getirilmiştir [3].

Teşekkür

Bu çalışmanın gerçekleşmesindeki önderliği ve yardımları için Prof. Dr. Zeki Aslan'a ve ölçüm cihazlarının teminini sağlayan Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü'ne teşekkür ederiz.

KAYNAKLAR

[1] http://www.iku.edu.tr/TR/semp_icerik.php?kategoriNo=433&p=204&r=3
[2] http://www.unihedron.com
[3] http://www.isikkirliligi.org

GELİŞTİRİLEN İÜG GÜNEŞ GÖZLEM SİSTEMLERİ, YAZILIMLARI, ÜRÜNLERİ VE HEDEFLERİ

Mevlânâ BAŞAL, Asuman GÜLTEKİN, Hikmet ÇAKMAK, Nurol AL

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
İstanbul Üniversitesi Gözlemevi 34119 Üniversite-İSTANBUL.
(mbasal@istanbul.edu.tr, asumang@istanbul.edu.tr, hcakmak@istanbul.edu.tr, al@istanbul.edu.tr)

Özet: Güneş'in fotosfer ve kromosfer tabakalarında belirgin olarak kendini gösteren değişken Güneş aktivitesinin anlaşılması, Güneş'in ve ondan itibaren emsali yıldızların anlaşılması yolunda atılacak çok büyük bir adımdır. Arz'a yakın uzaya ve atmosfere göz ardı edilemeyecek yansımaları olan bu değişkenlik, yıldızları tanıma imkânı doğuracak olan temel bilimsel önemi yanında, yörüngedeki uydulardan atmosferdeki ve Yeryüzü'ndeki faaliyetlere kadar uzanan çok geniş bir yelpazede günlük hayatımızı da etkilemektedir. Dolayısıyla, Güneş faaliyetlerini takibe ve anlamaya yönelik çabaların gelecekte daha da önem kazanacağı aşikârdır.

Bu bağlamda, gözlemsel donanımın geliştirilmesi; hızlı ve etkin kullanımı; sonuçların güvenilir, erişimi ve kullanımı kolay ortamlarda depolanması; yaygın paylaşım gibi göz ardı edilemez ihtiyaçlar, çağın kaçınılamaz bir gereği olarak, hedeflenen aletsel ve yazılımsal modernizasyonun ana unsurlarıdır.

Bu ihtiyaçları gözeterek kapsamlı bir projeye de konu ettiğimiz çalışmalarımız, hem Güneş gözlem sistemlerinin yenilenmesi ve çeşitlendirilmesi, hem gerekli yazılımların hazırlanması ve kullanıma sokulması, hem de güvenilir ve esnek bir arşiv sisteminin oluşturulması ve verilerin etkin paylaşımı gibi sonuçları dikkate alınarak değerlendirildiğinde, ülkemizde Güneş faaliyetlerini takibe ve açıklamaya yönelik imkânların geliştirilmesi yolunda atılmış önemli bir adımdır.

1. Giriş

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde (Bundan böyle İÜG) atılan bu adımın bir sonucu olarak, mevcut *H-alfa* kromosferik CCD görüntüleme sisteminin yanı sıra, Güneş kromosferinin *CaII K* dalgaboyunda gözlemine imkân tanıyan bir CCD gözlem ve değerlendirme sitemi daha kurulmuştur. Bu yatırımla, Güneş'in hem alt hem de üst kromosfer tabakası bundan böyle 'iki farklı gözlem penceresinde' doğrudan doğruya sayısal ve eş zamanlı olarak gözlenebilecek, çalışılabilecek ve elde edilen CCD verileri esnek bir veri tabanında saklanarak kullanıma sunulabilecektir.

Çalışmamızda daha önce tanıtılan (Başal, 2010) gözlem sistemlerimize kısaca değinmekten başka, 22. ve 23. Güneş leke çevrimlerinin kendi gözlemsel verilerimizden itibaren yaptığımız bir değerlendirmesine de yer verilmektedir.

2. Gelişim ve Genel Bilgiler

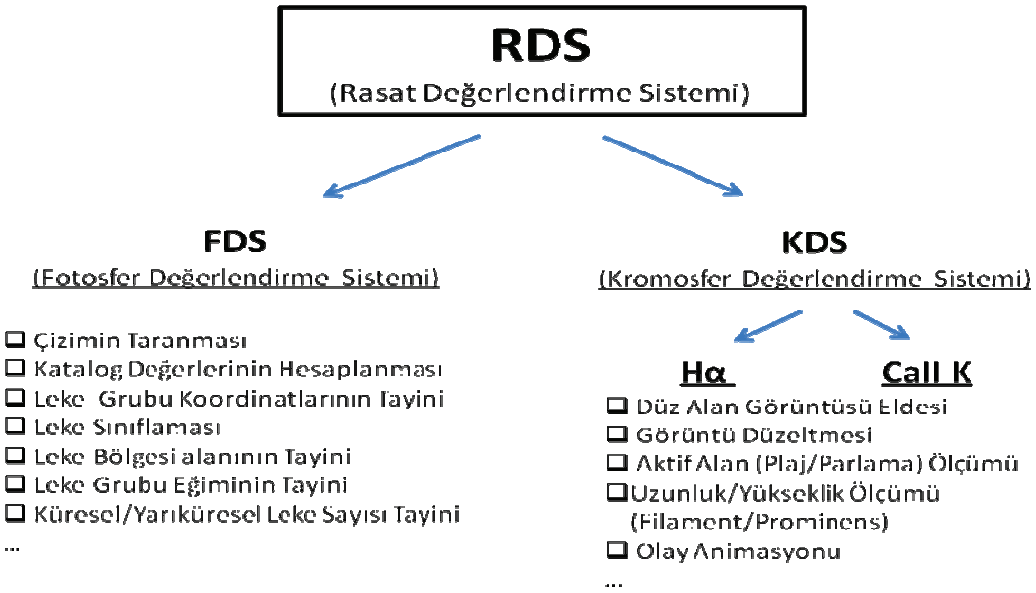
İÜG'nde yapılan düzenli Güneş gözlemlerinin yaklaşık 67 yıllık bir geçmişi vardır. 1934 yılında sipariş edilen taşıyıcı astrograf ve beraberindeki refraktörlerin bu iş için inşa edilen binaya kurulmasıyla 1936 yılında faaliyete geçen Gözlemevi'mizde, rutin Güneş gözlemleri 1945 yılında başlatılmıştır. Ülkemizde süreklilik arz eden gözlemsel Güneş çalışmalarının başlangıcı budur. 1951 yılından itibaren iz düşüm diskinin çapı artırılmış (10cm'den 25cm'ye çıkarılmış), böylece leke grupları daha ayrıntılı olarak resmedilmeye başlanmış ve Güneş aktivite çevriminin lekeler üzerinden analizi aşamasına geçilmiştir.

1956 yılında hizmete sokulan dar bant (0,69ÅΔλ) ***Hα*** filtresi sayesinde, Güneş'in fotosfer tabakasının gözlemi ve çiziminin yanı sıra kromosferik gözlem ve fotoğraflamaya da

başlanmış, böylece önemli bir çevrimsel aktivite göstergesi olarak Güneş parlama ve fışkırmalarının kaydedilmesi ve incelenmesi de mümkün hale gelmiştir. Bu suretle yaklaşık son 60 yıllık zaman zarfında ikisi bildirimize konu olan 5 tam Güneş çevriminin fotosferik ve kromosferik kayıtları tutulmuş, bunlar üzerinden çalışmalar yapılmış ve geniş bir arşiv oluşturulmuştur. Kapsamlı bir proje dâhilinde sağlanan son gelişmelerle çok daha hızlı, esnek, etkin ve ekonomik bir gözlem, değerlendirme, depolama ve paylaşım zemini yaratılmış olup, bu suretle sayısal gözlem, arşiv ve değerlendirmeye geçilmiş, bunun için programlar yazılmış, ayrıca Türkiye'de bir ilk olarak kromosfere ***CaII K*** dalgaboyunda yeni bir CCD gözlem penceresi daha açılmıştır.

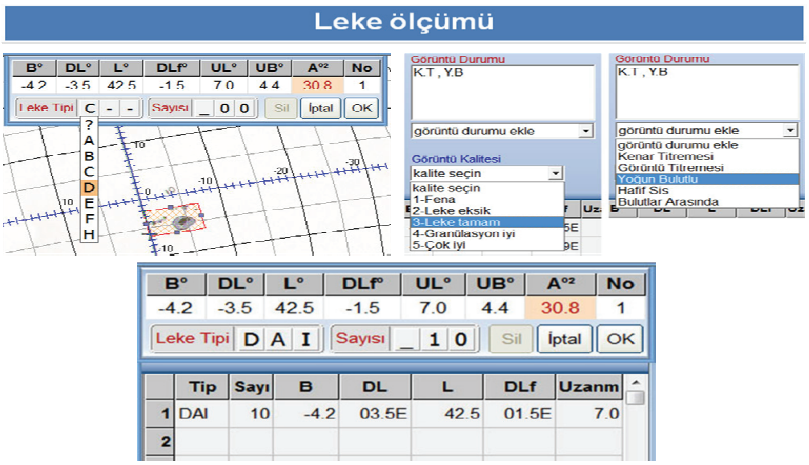
2.1. "*Rasat Değerlendirme Sistemi*" Bileşenleri ve Örnek İndirgemeler

Bünyemizde geliştirilen Rasat Değerlendirme Sistemi (RDS) adlı paket yazılımın başlıca özellikleri, fotosfer (FDS) ve kromosfer (KDS) ayırımıyla, Şekil-1'de verilmektedir.

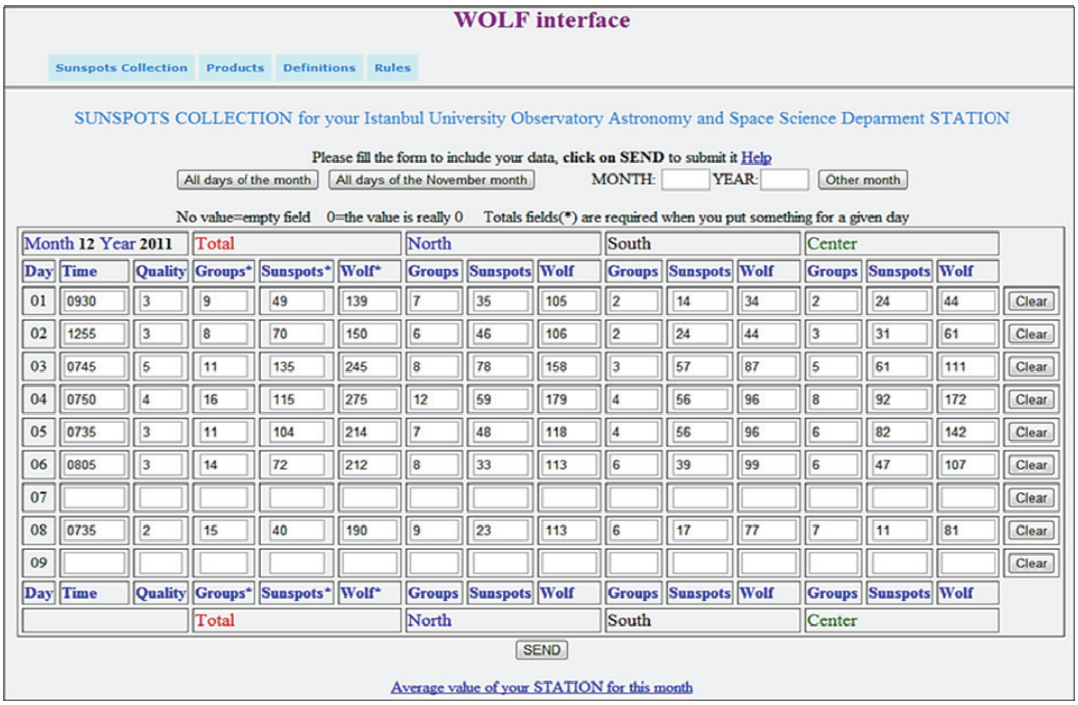


Şekil-1. Bünyemizde geliştirilen Rasat Değerlendirme Sistemi'nin başlıca özellikleri.

Şekil-2, FDS işlevlerine bir örnek olarak, leke ölçüm ve hesaplamalarına ilişkin ekran görüntülerini içermektedir. Dünya Veri Merkezi'nin (WDC) istediği formatta yarıküre ve ekvator kuşağı ayırımlı olarak elde edilen değerlendirme sonuçları, bir internet ara yüzü (Wolf ara yüzü) vasıtasıyla değerlendirmenin hemen akabinde bu kuruluşa gönderilmekte ve gözlemevimizde arşivlenmektedir (Şekil-3).



Şekil-2. FDS işlevleri örneği leke grubu ölçüm ve değerlendirme ekran çıktıları.



WOLF interface

Sunspots Collection | Products | Definitions | Rules

SUNSPOTS COLLECTION for your Istanbul University Observatory Astronomy and Space Science Deparment STATION

Please fill the form to include your data, **click on SEND** to submit it Help

All days of the month | All days of the November month | MONTH: | YEAR: | Other month

No value=empty field 0=the value is really 0 Totals fields(*) are required when you put something for a given day

Month 12 Year 2011			Total			North			South			Center			
Day	Time	Quality	Groups*	Sunspots*	Wolf*	Groups	Sunspots	Wolf	Groups	Sunspots	Wolf	Groups	Sunspots	Wolf	
01	0930	3	9	49	139	7	35	105	2	14	34	2	24	44	Clear
02	1255	3	8	70	150	6	46	106	2	24	44	3	31	61	Clear
03	0745	5	11	135	245	8	78	158	3	57	87	5	61	111	Clear
04	0750	4	16	115	275	12	59	179	4	56	96	8	92	172	Clear
05	0735	3	11	104	214	7	48	118	4	56	96	6	82	142	Clear
06	0805	3	14	72	212	8	33	113	6	39	99	6	47	107	Clear
07															Clear
08	0735	2	15	40	190	9	23	113	6	17	77	7	11	81	Clear
09															Clear
Day	Time	Quality	Groups*	Sunspots*	Wolf*	Groups	Sunspots	Wolf	Groups	Sunspots	Wolf	Groups	Sunspots	Wolf	
			Total			North			South			Center			

SEND

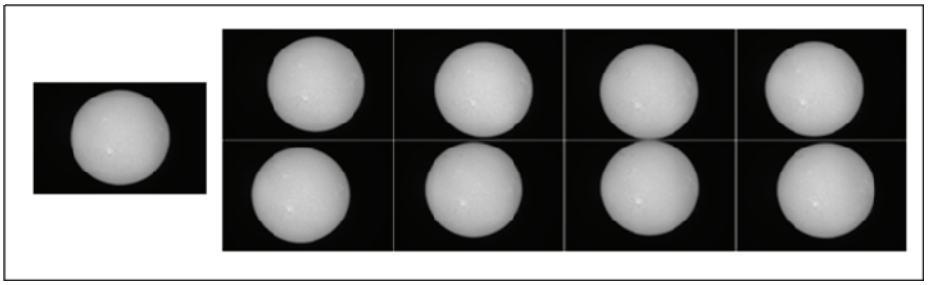
Average value of your STATION for this month

Şekil-3. Leke gözlemi sonuçlarının Wolf ara yüzü ile Dünya Data Merkezi'ne (WDC) aktarılması

Alışıldık nokta görüntülere uygulanandan farklı olduğu için KDS altındaki işlemlere örnek olarak seçilen *Kuhn Lin Loranz Yöntemi* esaslı "düz alan" düzeltmesine ise aşağıda ayrı bir alt başlıkla değinilmektedir.

2.1.1. Kuhn-Lin-Loranz Tekniği ile "Düz Alan" Düzeltmesi

İÜG'nde elde edilen CDD görüntülerinin indirgenmesinde, kara akım düzeltmesinden sonra yapılması gereken düz alan düzeltmesi için Kuhn, Lin ve Loranz'ın geliştirdiği yöntem (KLL yöntemi) uygulanmaktadır (Kuhn, Lin ve Loranz, 1991). Kromosfer görüntülerini bu yöntemle indirgemek amacıyla, IDL (Interactive Data Language) programlama diliyle yazılmış kodlar kullanılır. Bunun için referans Güneş görüntüsüne göre belli yönlerde belli miktarlarda kaydırılmış görüntüler dikkate alınmaktadır (Şekil-4).



Şekil-4. Referans görüntü ve buna göre sekiz farklı yönde eşit miktarda kaydırılarak alınmış görüntüler.

N, alınan görüntü sayısı, $\vec{x}$, bir pikselin koordinatı, $d_i(\vec{x})$, CCD'de gözlenen *i*. görüntünün bir pikseline ait şiddet, $g(\vec{x})$, piksele ait kazanç ve $s_i(\vec{x})$ gelen ışık şiddeti olmak üzere, gözlenen şiddet;

$$d_i(\vec{x}) = g(\vec{x}) \cdot s_i(\vec{x}) \qquad i=1,\ldots,N$$

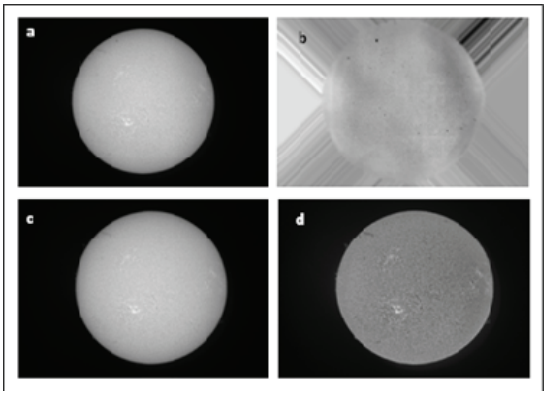
şeklinde verilebilir. $s(\vec{x})$ referans görüntü ve a_i bir yöndeki kayma miktarı olmak üzere, $s_i(\vec{x})$ ile $s(\vec{x} - a_i\vec{})$ birbirine eşittir. Yani aynı ışık miktarı ile aydınlatılmış iki piksel söz

konusudur. Dolayısıyla bu kaymaya tekabül eden pikseller için gözlenen şiddetlerin oranı ile kazançların oranı birbirine eşit olur ve bu durumda şöyle yazılabilir:

$$\frac{d_i(\vec{x}+\vec{a}_i)}{d_j(\vec{x}+\vec{a}_j)} = \frac{g(\vec{x}+\vec{a}_i)}{g(\vec{x}+\vec{a}_j)}$$

Bu şekilde Güneş'in farklı yönlerde kaydırılmış görüntülerine karşılık çok sayıda benzer oran elde edilir ve böylece lineer bir denklem sistemi oluşturulur. Bu denklem sisteminin çözümü, her pikselin kazancını ve sonuç olarak bir düz alan görüntüsünü verir. Nihayet, daha önce kara akım düzeltmesi yapılmış olan referans görüntünün elde edilen düz alan görüntüsüne oranlanmasıyla alan düzeltmesi işlemi tamamlanır (Şekil-5a, b ve c).

Güneş'in kromosfer görüntülerine uygulanması gereken bir diğer düzeltme kenar kararmasına ilişkindir. Bu etkinin giderilmesi için iki boyutlu merkez-kenar profili oluşturulur ve bu düz alan işlemi uygulanmış kromosfer görüntüsünden çıkarılarak kontrastı arttırılmış nihai görüntü elde edilir (Şekil-5d).



Şekil-5. (a) Ham kromosfer görüntüsü, **(b)** düz alan görüntüsü, **(c)** kara akım ve düz alan düzeltmesi yapılmış görüntü, ve **(d)** kenar kararması düzeltmesi yapılmış nihai görüntü.

2.2. Başlıca Aktivite Göstergeleri ve Wolf Sayısı

Fler İndeksi (FI), Koronal Kütle Atımları (CMEs), 10,7cm Güneş Radyo Akısı (F10,7) ve CaII K indeksi gibi başka Güneş aktivite göstergeleri de olmakla beraber, en yaygın kullanılanı, önemine istinaden devamla tarihsel gelişimine de kısaca yer vereceğimiz Güneş Leke Sayısı'dır (Tanımlayıcısına atfen Wolf Sayısı olarak da anılır). Kayda değer bir leke aktivitesinin görülmediği Maunder Minimumu'nu da içerecek şekilde, 400 yılı aşkın bir zaman dilimi için mevcut olan bu gözlemsel göstergenin kalitesi zamanla sürekli artmış, nihayet J.R.Wolf'un 1848 yılında başladığı gözlemlerini (Wolf, 1848) sistematik olarak kaydettiği ve yayınladığı 1849'dan itibaren kesintisiz ve güvenilir hale gelmiştir (Waldmeier, 1961; McKinnon, 1987).

Kendinden önceki gözlemleri dikkate alarak leke çevriminin ortalama uzunluğunu da 11,1 yıl olarak hesaplayan J.R.Wolf, aynı zamanda her bir gözlem günü için görünen leke gruplarının sayısına (**g**) ve bu grupların her birindeki tekil lekelerin toplam sayısına (**f**) bağlı olarak Rölatif Sayı (**R**) adını verdiği aktivite göstergesini formüle eden kişidir (Wolf, 1852). Zamanla formülünü geliştirmiş, son olarak yapılan gözlemin gözlemciye, teleskopa ve görüş şartlarına bağlılığını tanımlayan bir indirgeme faktörünü de (**A**) dikkate almak suretiyle, yaygın olarak hâlâ kullanılan **R=A(10g+f)** formundaki rölatif sayı bağıntısına ulaşmıştır (Wolf, 1861). İndirgeme faktörünün bağıntıya ithaliyle, farklı gözlemcilerin farklı yerlerden yaptıkları gözlemler arasında uyum sağlanmış, sonuçları karşılaştırma ve birlikte değerlendirme imkânı doğmuştur.

Rölatif Güneş leke sayısı serilerini birkaç ayrı formda düzenleyerek bir kitap halinde yayınlayan M.Waldmeier (Waldmeier, 1961), çalışmasında 1700-1960 aralığı için yıllık

ortalamaları, 1749-1960 aralığı için aylık ortalamaları ve 1818-1960 aralığı için günlük ortalamaları vermiştir. 1961'den 1980'e kadar olan günlük, aylık ve yıllık Güneş leke sayıları yine Waldmeier tarafından düzenli yıllık makaleler halinde gözden geçirilerek detaylı tartışmaların eşlik ettiği çizelgeler şeklinde listelenmiştir (Izenman, 1983).

1749'dan öncesine ait kesintili erken dönem verilerinin Hoyt ve Schatten (1998a, 1998b) tarafından düzeltildiği ve derlendiği de dikkate alındığında, Rölatif Güneş Leke Sayısı'nın, Güneş aktivitesinin en güvenilir temsilcilerinden biri olmasının yanı sıra, verisi en uzun dönemli olan ve bu sayede en kapsamlı inceleme imkânı tanıyan indeks olduğu da aşikârdır.

Bununla beraber, literatürde farklı araştırmacılar tarafından hazırlanan çok sayıda Güneş leke sayısı seti vardır ve bunlar birbirleriyle uyumlu değildir (Bkz. Ör. Yule, 1927; Waldmeier, 1961). Setlerin ait oldukları dönemler ve bu dönemlerdeki leke davranışlarını temsil kabiliyetleri bakımından tüm uyumlulaştırma çabalarına rağmen var olan karmaşa (Izenman, 1983), Güneş leke aktivite incelemelerinde en güvenilir veriler olarak Waldmeier'inkilerin (Waldmeier, 1961) kullanılmasına dair genel mutabakatla aşılabilir…

3. 22'nci ve 23'üncü Aktivite Çevrimlerinin Leke Sayıları Üzerinden Özet İncelemesi

1857'de Wolf, aylık ortalama rölatif sayıların 12 ay uzunluklu ardışık iki dönemlik yürüyen ortalamaları üzerinden tanımladığı aşağıdaki formülle, 1836-1873 aralığına ait aylık rölatif sayıların "düzleştirilmiş" yıllık versiyonlarını hesapladı (Waldmeier, 1961). Bu aydan aya olabilen yanıltıcı keskin değişimlerin bertaraf edilmesi ve gereksiz pürüzler temizlenerek çevrimin genel karakterinin daha belirgin bir şekilde ortaya koyulması bakımından çok faydalı bir işlemdir.

$$S_m(r_t) = \{ r_{t-6} + 2 \sum_{k=-5}^{5} r_{t-k} + r_{t+6} \} / 24$$

Nitekim biz de çalışmamızda kendi verilerimizi (İÜG verilerini) halen kullanılmakta olan bu formülü uygulayarak "yumuşattık". Böylece, Güneş aktivite çevriminin en güvenilir göstergesi olan Rölatif Güneş Leke Sayısı'nın (R) 12 aylık yürüyen ortalamalarını hesaplanmak suretiyle, sınır zamanları ve toplam süreleri ile İÜG gözlem günü sayılarını Tablo-1'de verdiğimiz 22. ve 23. leke çevrimlerini bu değerler üzerinden hem tüm küre için hem de yarıküresel ayırımla çalıştık.

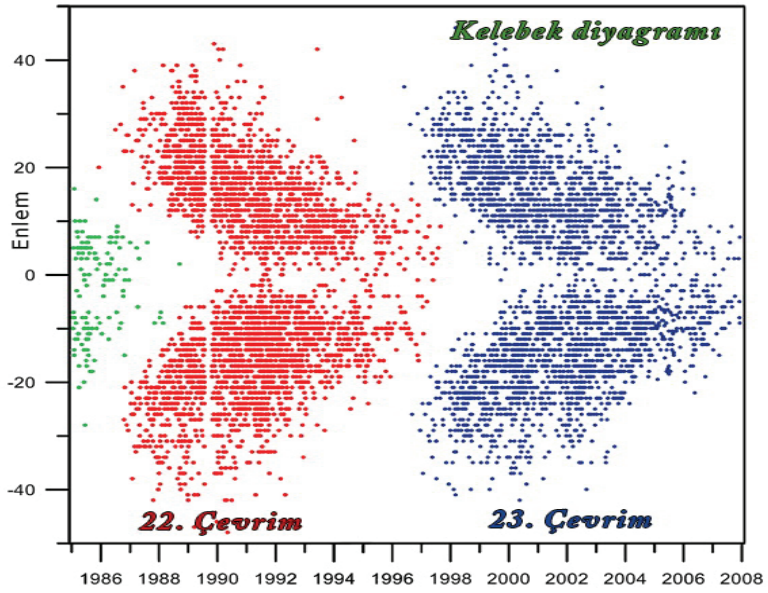
Tablo- 1. İncelenen çevrimlerin sınır zamanları ve toplam süreleri ile İÜG gözlem günü sayıları.

Çevrim No.	Başlangıç	Bitiş	Top. Süre	Gözlem Oranı
22	Ekim 1986	Mayıs 1996	9,7 yıl	2898/4082
23	Mayıs 1996	Ocak 2008	11,7yıl	3191/4524
(İÜG yıllık ortalama gözlem günü sayısı : 275)				

3.1. Çevrimlerin Kelebek Diyagramları ile Küresel ve Yarımküresel Gidişatları

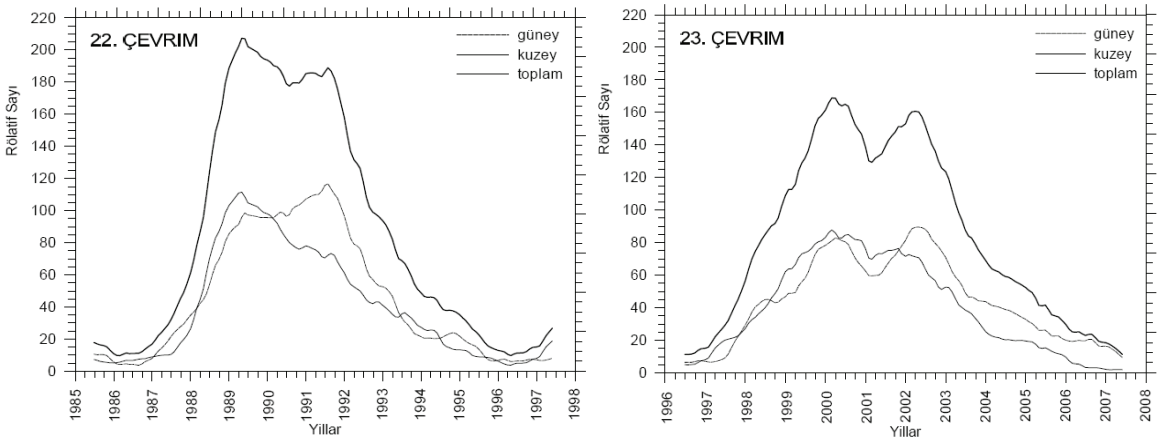
Şekil-6 ile her iki çevrimin leke gruplarının enlemlere dağılımlarını resmeden kelebek diyagramları gösterilmiştir. Çizime 21. çevrimin son çeyrek verisi de dâhil edilerek, düşük enlemlerde sonlanan önceki çevrimlerle ilkin yüksek enlemlerde kendini gösteren sonraki

çevrimlerin bilinen zamansal girişimi 21-22 ve 22-23. çevrimler üzerinden bariz bir şekilde ifade edilmiştir.



Şekil-6. Leke gruplarının enlemsel dağılımlarını resmeden kelebek diyagramları (Karşılaştırma için 21. çevrimin son çeyreğine de yer verilmiştir).

Çevrimler her zaman tek ve keskin bir uçlanma sergilemezler. Şekil-7'de aylık ortalama rölatif sayıların 12 aylık yürüyen ortalamalarıyla resmettiğimiz her iki çevrim de, bariz hörgüçlü yapılarıyla, bunun çok iyi örnekleridir. Bu yapı özellikle 23. çevrimde hem kuzey hem de güney yarımkürede tartışmasız şekilde görülebilecek kadar belirgindir. Gnevyshev (1967, 1977) bu durumdan hareketle 11 yıllık çevrimin iki farklı aktivite dalgasına sahip olduğu sonucuna varmıştır.



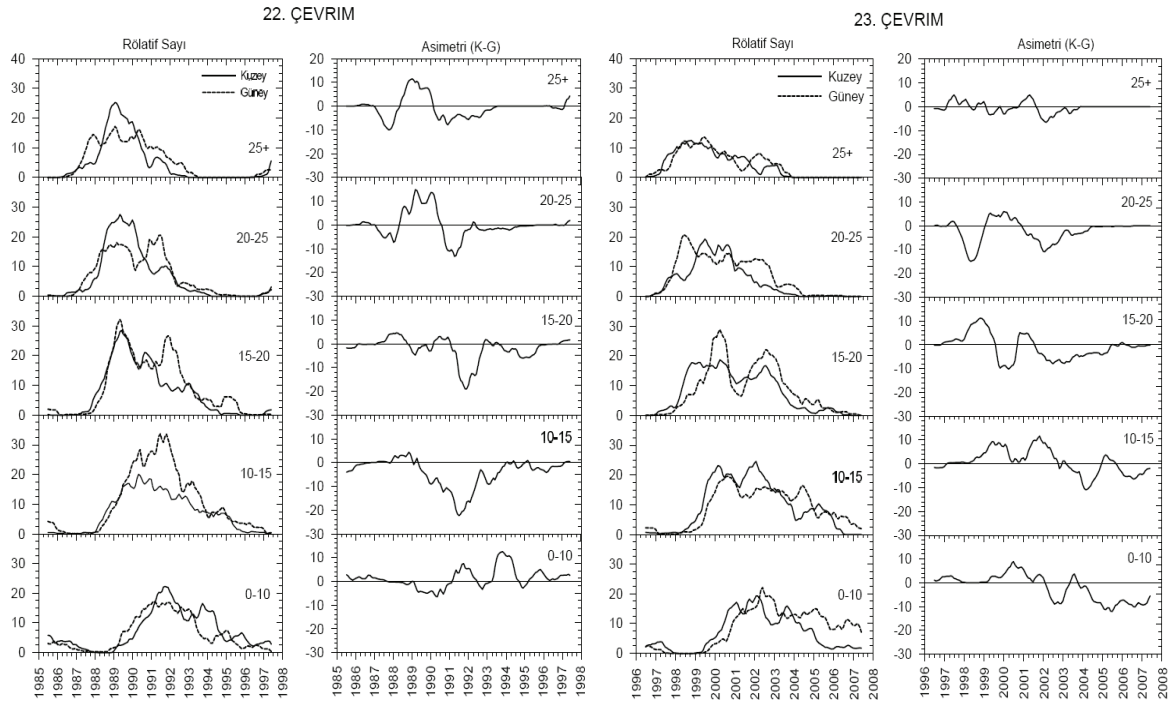
Şekil-7. Çalışılan çevrimlerin bariz hörgüç yapılar sergileyen küresel ve yarımküresel gidişatları.

22. çevrimde birinci uçlanmayı kuzey, ikinci uçlanmayı ise güney yarımküre aşırılığı belirlerken, 23. çevrimde yarımküreler arasında nispeten dengeli bir dağılımla benzer bir gidişat dikkati çekmektedir. Hörgüç yapının 23. çevrimde çok daha belirgin olmasının sebebi budur.

3.2. Yarımküre Ayırımlı Enlem Kuşaksal Gidişat ve Asimetri Analiz

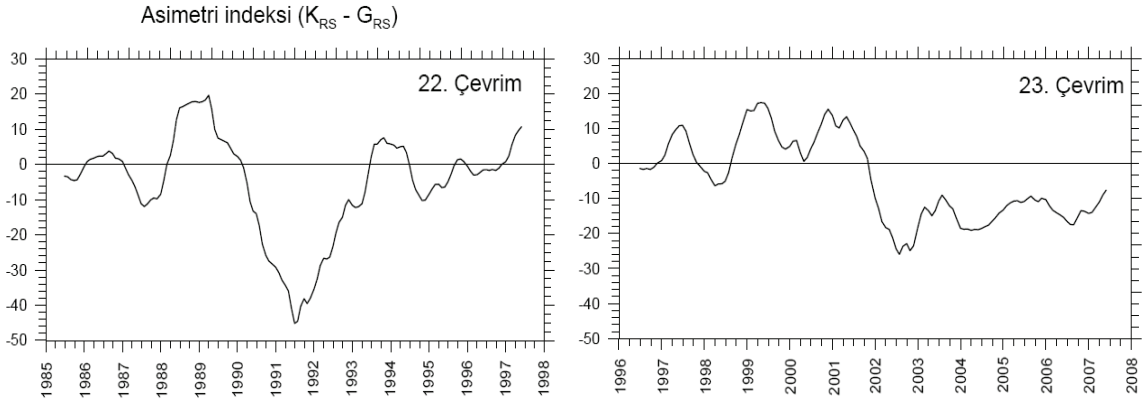
Her iki çevrimin farklı enlem kuşaklarındaki seyirlerini kuzey-güney yarımküre ayırımıyla ortaya koymak üzere, benzer çizimleri [0°-10°], [10°-15°], [15°-20°], [20°-25°] ve [25°+] enlem kuşakları için ayrıca yaptık ve her bir kuşak için kuzey-güney asimetrilerini hesaplayarak zamana göre çizdirdik (Şekil-8). Buna göre, kimi kuşaklar belli zamansal

kaymalar ve yarımküresel farklılıklarla çevrimlerin genel gidişatlarını temsil ederlerken, kimileri de etmemektedir. Örneğin 22. çevrimin [15°-20°] güney enlem kuşağı yarımküresinin tersine bir gidişat gösterirken, aynı enlem kuşağının kuzey yarımkürede olanı yarımküresinin genel gidişatıyla uyumludur. 23. çevrimin aynı enlem kuşağı ise her iki yarımküredeki gidişatla genel bir uyum halindedir.



Şekil-8. Çalışılan çevrimlerin yarımküre ayırımlı enlem kuşaksal gidişatları ve asimetrileri.

Hem rölatif sayının hem de asimetrilerin çevrimsel seyrinde baskın karakter sergileyenler orta kuşaklardır. Yüksek ve düşük enlem kuşaklarına ait leke sayıların azlığı (dolayısıyla hesaplanan değerlerin düşüklüğü) bunun doğal sebebi olmalıdır. Asimetri hesabında **(K-G)/(K+G)** oranı yerine **(K-G)** basit farkını tercih etmiş olmamız suni aşırılıklardan kaçınmamızı sağlamıştır. Kuşaklar boyunca farklı yarıküreler farklı çevrim fazlarında asimetriye hâkim olup, asimetri çevrim boyunca işaretini bazı kuşaklarda birkaç kez değiştirebilmektedir.



Şekil-9. 22. ve 23. çevrimler için kuzey-güney asimetrisinin tüm küre üzerinden çevrimsel gidişatı.

Çevrimsel asimetrilerin Şekil-9 ile verilen küresel gidişatları 22. çevrim için [10°-15°] ve [15°-20°] enlem kuşaklarındakilerle, 23. çevrim için ise [0°-10°] ve [10°-15°] enlem kuşaklarındakilerle kayda değer benzerlikler arz etmektedir.

Kuşaksal rölatif sayı çizimlerinde genel olarak dikkati çeken "uçlanmaların düşük enlemlere doğru giderek daha geç ortaya çıkmaları" hali, kuzey yarımküreler için biraz daha net olmak üzere, yeterince açık bir enlemsel göçe işaret etmektedir (Bkz. keza Kane, 2008).

4. Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada 22. ve 23. Güneş leke çevrimleri İÜG verilerinden itibaren aylık ortalama rölatif sayıların hesaplanan 12 aylık yürüyen ortalamaları üzerinden çalışılmış ve başlıca aşağıdaki sonuçlara ulaşılmıştır:

i- Süreleri neredeyse hızlı bir çevrimin çıkış kolu uzunluğu kadar fark ediyor olmakla beraber, her iki çevrim de bariz çift hörgüçlü maksimumlara sahiptirler ve bu halleriyle *Gnevyshev Boşluğu'*nu (GG) gerçeklemektedirler. Bununla beraber, uçlanmalar arası boşluk öngörüldüğü gibi ≈1 yıl değil, 2 yıl kadardır…

ii- 22. çevrim, daha hızlı bir gelişimle daha büyük bir genliğe (maksimum R değerine) ulaşarak, 23. çevrimden daha kısa sürmüştür. Her iki çevrim bu halleriyle "*bir çevrimin genliği ne kadar büyükse uzunluğu o kadar küçüktür*" şeklinde özetlenebilecek *Waldmeier etkisi*ni gerçeklemektedir.

iii- Çift numaralı 22. çevrimin daha yüksek olan birinci uçlanması 200'ün üzerinde iken, takip eden tek numaralı 23. çevrimin yine daha yüksek olan ilk uçlanması 180'in altındadır. Bu durum, çevrimin şiddetinin ölçüsü olarak çevrimin genliği alındığında, Gnevyshev-Ohl kuralının ihlali anlamındadır…

iv- Her iki çevrim için yaptığımız enlem kuşaksal inceleme, uçlanmaların düşük enlemlere doğru giderek daha geç ortaya çıkması suretiyle, kelebek diagramı misali enlemsel bir göçe işaret ettiğini göstermektedir.

5. Kaynaklar

- Başal, M., 2010. "*Güneş ve Güneş Benzeri Yıldızlar Sempozyumu"*, ISBN 978-975-404-886-5.
- Gnevyshev, M. N., 1967. *Solar Phys.* **1**, 107.
- Gnevyshev, M. N., 1977. *Solar Phys.* **51**, 175.
- Hoyt, D.V., Schatten, K.H., 1998a. *Solar Phys.* **179**, 189.
- Hoyt, D.V., Schatten, K.H., 1998b. *Solar Phys.* **181**, 491.
- Izenman, A. J., 1983. "J. R. Wolf and H. A. Wolfer: An Historical Note on the Zurich Sunspot Relative Numbers." *Journal of the Royal Statistical Society. Series A*, 146, No.3, 311-318.
- *Kane, R.P., 2008. Solar Phys. 249, 355.*
- Kuhn, J.R., Lin, H., Loranz, D., 1991. Gain calibrating nonuniform image-array data using only the image data, *PASP*, 103, 1097-1108.
- McKinnon, J. A., 1987. "Sunspot Numbers: 1610-1985," *Report UAG-95*, World Data Center for Solar-Terrestrial Physics, NOAA, Boulder, Colorado, USA.
- Waldmeier, M., 1961. *The Sunspot-Activity in the Years 1610 – 1960*, Zurich, Schulthess and Co.
- Wolf, R., 1848. "Nachrichten von der Sternwarte in Berne. Sonnenflacken Beobachten."*Mittheilungen der Naturforschenden Gesellschaft in Bern,* 169-173.
- Wolf, R., 1852. "Neue Untersuchungen uber die Periode der Sonnenflecken und ihre Bedeutun."*Mittheilungen der Naturforschenden Gesellschaft in Bern,* 255,249-270.
- Wolf, R., 1861. "Mittheilungen über die Sonnenflecken."*Vierteljahrsschrift der Naturforschenden Gesellschaft in Zurich*. 6. 157-198.
- Yule, G. Udny. 1927. "On a Method of Investigating Periodicities in Disturbed Series, with Special Reference to Wolfer's Sunspot Numbers," *Philosophical Transactions of the Royal Society of London. Series A, Containing Papers of a Mathematical or Physical Character*, 226, 267-298.

İLKÖĞRETİMDEN YÜKSEK ÖĞRETİME SON SINIF ÖĞRENCİLERİNİN TEMEL ASTRONOMİ KAVRAMLARINI ANLAMA SEVİYELERİ VE KAVRAM YANILGILARI

(Nuri EMRAHOĞLU[1], Ayşe ÖZTÜRK[2])

[1] *Çukurova Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, İlköğretim Bölüm, Balcalı/Adana*
(eposta: nemrahoglu@cu.edu.tr)
[2] *Çukurova Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, Eğitim Bilimleri Bölümü (EPÖ), Balcalı/Adana*
(eposta: ozturkayse2007@gmail.com.tr)

Özet:

Bu araştırmada ilköğretimden yüksek öğretime farklı eğitim kademelerinde öğrenim görmekte olan son sınıf öğrencilerinin temel astronomi kavramlarına ilişkin anlayışları ve kavram yanılgıları incelenmiştir. Araştırma ilköğretim birinci ve ikinci kademe, orta öğretim ve yüksek öğretim son sınıf öğrencileri üzerinde, her bir eğitim kademesinde 100 öğrenci olmak üzere toplam 400 kişilik bir öğrenci grubu üzerinde yürütülmüştür. Gelişimsel araştırmanın kesit alma modelinde olan çalışmanın verileri yedi kişilik uzman bir grup tarafından nitel araştırma yöntemlerinden görüşme tekniğiyle toplanmıştır. Araştırmada ilgili alan yazından faydalanılarak geliştirilen yarı yapılandırılmış Temel Astronomi Kavramları Görüşme Formu (TAKGF) kullanılmıştır. Araştırma sonuçları, ilköğretimden yüksek öğretime kadar tüm eğitim kademelerinde temel astronomi kavramları ile ilgili çok sayıda kavram yanılgısının taşındığını, bunlardan birçoğunun tüm eğitim kademelerinde süreklilik gösterdiğini ve bilimsel olarak doğru açıklamaların eğitim kademelerindeki artışla paralel bir şekilde arttığını ortaya koymuştur.

Anahtar Kelimeler: Astronomi kavramları, kavram yanılgıları, fen ve fizik eğitimi, astronomi eğitimi.

1. Giriş

Çocuklar dünyaya ve evrene ilişkin ilk algılarını astronomi olaylarını gözlemleyerek yapılandırırlar. Gece-gündüz oluşumu, güneşteki değişim, ay, mevsimler gibi astronomi olayları ile ilgili gözlemler yaparak çeşitli anlayışlar geliştirirler. Astronomi olayları ile ilgili formal fen eğitimine başlamadan önce geliştirilen bu anlayışların çoğu ise bilimsel doğruları yansıtmayan alternatif anlayışlardan oluşmaktadır (Baxter, 1989).

Astronomi, bilgilerin edinilme ve anlamlandırılma sürecinde bireysel yaşantıların ön plana çıktığı bir alan olup (Hannust ve Kikas, 2007) astronomi olayları ile ilgili günlük yaşamdaki yaşantılarla edinilen anlayışlar ve zihinsel modeller bilimsel gerçeği yansıtan anlayış ve zihinsel modellerden oldukça farklılık göstermektedir (Vosniadou, 1992). Fen eğitiminde de öğrencilerin Dünya'ya ilişkin kavram yanılgılarının bilimsel gerçeklerle değiştirilmesi önemli bir yer tutmaktadır (Brunsell ve Marcks, 2007). Astronomi eğitim ve öğretiminin öneminin farkına varan birçok ülkede gözlemlenebilen astronomi olayları ile ilgili yetişkinler ve çocuklar üzerinde birçok araştırma yapılmıştır (Nussbaum ve Novak, 1976; Nussbaum, 1979; Mali ve Howe, 1979; Baxter,1989; Bisard, Aron, Francek, Nelson, 1994; Jones, Lynch, Reesink**,** 1987; Bryce ve Blown, 2006; Hannust ve Kikas, 2007; Trumper, 2000, 2001a, 2001b, 2006; Vosnidou ve Brewer, 1990, 1992, 1994; Zeillik, Schau, Mattern 1998; Seinder ve Pulos, 1983, Stahly, Krockover, Shepardson 1999). Bunlardan, Stahly ve diğerleri (1999) üçüncü sınıf öğrencilerini; Brunsell ve Marcks (2007); Nussbaum (1979) ilköğretim öğrencilerini, Trumper (2001b) lise öğrencilerini, Trumper (2000; 2006) üniversite öğrencilerini örneklem olarak seçmişlerdir ve bu öğrencilerin gözlemlenebilen astronomi olayları ve astronomi kavramlarıyla ilgili anlayışlarını, zihinsel modellemelerini ve kavram yanılgılarını incelemişlerdir. Bunlardan

farklı olarak Bryce ve Blown (2006); Vosniadou ve Brewer (1990) araştırmalarını aynı yaş grubunda bulunan farklı ülkelerdeki öğrenciler üzerinde yürütmüşler ve kültürler arası karşılaştırma ile öğrencilerin astronomiyle ilgili anlayışlarını ve kavram yanılgılarını incelemişlerdir. Baxter (1989), Bisard ve diğerleri (1994) ve Trumper (2001a) ise birden fazla eğitim kademesini içerecek şekilde çalışmalarla astronomi ile ilgili kavram yanılgılarını ve anlayışlarını incelemişlerdir. Bu incelemeler öğrencilerin astronomi ile ilgili çok sayıda kavram yanılgısı taşıdıklarını göstermiştir.

Türkiye'de de ilköğretim, ortaöğretim ve yüksek öğretimde eğitim görmekte olan öğrenciler üzerinde çeşitli araştırmalar (Güneş, Ünsal, Ergin, 2001; Kalkan, Kalkan, Ustabaş, 2006; Ekiz, Akbaş, 2005; Şahin, 2001; Orbay, Gökdere, 2006; Gönen, 2008; Korkmaz, 2009; Emrahoğlu, Öztürk, 2009; Güneş, 2010) yapılmıştır. Genel olarak tek bir eğitim kademesine odaklanılarak yürütülen bu araştırmalar öğrencilerin astronomi ile ilgili çok sayıda kavram yanılgısı taşıdıklarını göstermiştir. Bununla birlikte astronomi eğitim ve öğretiminin daha etkili bir şekilde gerçekleştirilmesi için anlayış ve yanılgıların derinlemesine incelendiği geniş kapsamlı araştırmalara ihtiyaç duyulmaktadır. Uluslar arası alan yazında da bu amaçla çeşitli çalışmaların yapıldığı görülmektedir (Bisard, 1994; Baxter, 1989; Nussbaum, 1979, Trumper, 2001). Bu araştırmalar kapsamında farklı eğitim kademelerinde öğrenim görmekte olan öğrencilerin astronomi ile ilgili kavram yanılgıları ve bu yanılgıların sürekliliği incelenmiştir. Böylece, duruma ilişkin daha ayrıntılı bilgi edinilmeye çalışılmıştır. Ancak, ulaşılabilen kaynaklarla sınırlı olmak üzere Türkiye'de durum analizi için birden fazla eğitim kademesini içeren bir çalışmaya rastlanmamıştır.

Astronomi eğitim ve öğretiminin daha etkili hale getirilebilmesi için hangi eğitim kademesinde öğrencilerin ne tür yanlış anlamalara sahip olduklarının ve bunlardan ortak olanların saptanarak incelenmesinin önemli olduğu düşünülmektedir. Böyle bir araştırmanın hem eğitim kademesindeki artışla öğrencilerin astronomi kavramlarını anlama seviyelerinde nasıl bir değişim yaşandığının hem de hangi eğitim kademesinde ne tür yanılgıların taşındığının; bunlardan hangilerinin sürekli olduğunun tespit edilmesi için önemli bilgi sağlayacağı ve fen eğitiminde astronomi eğitimi için program geliştirme çalışmalarına önemli bir kaynak olacağı düşünülmektedir.

Belirtilen gerekçeler doğrultusunda, bu araştırmada ilköğretimden yüksek öğretime kadar farklı eğitim kademelerinde öğrenim görmekte olan son sınıf öğrencilerinin gezegen, yıldız, güneş, güneş sistemi, kuyruklu yıldız kavramlarını anlama seviyelerinin ve kavram yanılgılarının incelenmesi amaçlanmıştır.

Yöntem

Araştırmanın Modeli

Bu araştırma ilköğretimden yüksek öğretime kadar farklı eğitim kademelerinde öğrenim görmekte olan son sınıf öğrencilerinin gezegen, yıldız, güneş, güneş sistemi, kuyruklu yıldız kavramlarına ilişkin geliştirdikleri anlayışları ve kavram yanılgılarını belirleyebilmek amacıyla gerçekleştirilmiş gelişimsel araştırmanın kesit alma modelinde bir çalışmadır (Cohen ve Manion, 1994). Araştırma verilerinin toplanması sürecinde nitel araştırma yöntemlerinden yarı yapılandırılmış görüşme tekniğinden faydalanılmıştır. Araştırmada veri toplama aracı olarak Temel Astronomi Kavramları Görüşme Formu (TAKGF) kullanılmıştır.

Araştırmanın Örneklemi

Araştırma alt, orta ve yüksek sosyoekonomik düzeydeki 4 ilköğretim okulu, biri düz lise, biri Anadolu lisesi ve biri Anadolu öğretmen lisesi olmak üzere 3 orta öğretim okulu ve 2 devlet üniversitesi olmak üzere toplam 9 eğitim kurumunda öğrenim görmekte

olan 400 öğrenci üzerinde yürütülmüştür. Araştırmanın örneklemine dahil edilen 400 öğrencinin 100' ü ilköğretim 5. sınıf, 100' ü ilköğretim 8. sınıf, 100'ü orta öğretim 12. sınıf, 100' ü ise eğitim fakültesi sınıf öğretmenliği ve fen bilgisi öğretmenliğine devam etmekte olan son sınıf öğrencileri arasından tesadüfi örnekleme yöntemiyle seçilmiştir. Böylece, ilköğretimden yüksek öğretime kadar tüm eğitim kademelerinden ayrılmadan önce öğrencilerin gözlemlenen astronomi olaylarına ilişkin sahip oldukları anlayışlar ve kavram yanılgıları incelenmeye çalışılmıştır.

Veri toplama Aracı

Araştırmada ilgili alan yazın (Güneş ve diğerleri, 2001; Marble, 1993; Ekiz ve Akbaş, 2005) doğrultusunda hazırlanmış Temel Astronomi Kavramları Görüşme Formu (TAKGF) kullanılmıştır. Araştırmada verileri nitel araştırma yöntemlerinden yarı yapılandırılmış görüşme tekniği kullanılarak yedi kişilik uzman bir grup tarafından nitel araştırma yöntemlerinden görüşme tekniğiyle toplanmıştır. Geliştirilen form uzman görüşüne sunulup bu görüşler doğrultusunda değişiklikler yapılarak tekrar düzenlenmiştir. Düzenlenen form ilköğretim, orta öğretim ve yüksek öğretimde beşer öğrenci üzerinde pilot uygulaması yapıldıktan sonra son şeklilini almıştır. TAKGF gezegen, yıldız, güneş, güneş sistemi, kuyruklu yıldız kavramlarına ilişkin anlayış ve yanılgıları açığa çıkarma amaçlı açık uçlu sorulardan oluşturulmuştur.

Verilerin Toplanması

Veriler araştırma için gerekli izinler alındıktan sonra yaklaşık iki aylık bir süreç içerisinde yedi kişilik uzman bir grup tarafından toplanmıştır. Bu uzman grup bir Yrd.Doç.Dr., bir doktora öğrencisi ile beş yüksek lisans derecesine sahip alanda uzman araştırmacılardan oluşmaktadır. Verilerin toplanma sürecinde nitel araştırma yöntemlerinden biri olan görüşme tekniğinden faydalanılmıştır. Yarı yapılandırılmış görüşme formunun kullanıldığı araştırmada katılımcılarla görüşme için hazırlanan yerlerde birebir görüşülmüş ve görüşmeler yazılı olarak kaydedilmiştir.

Verilerin Analizi

Araştırma verilerinin analizi aşamasında Ekiz ve Akbaş (2005)' ın ilgili alan yazından faydalanarak çalışmalarında kullandıkları analiz şekli temele alınarak gerçekleştirilmiştir. Anlama seviyeleri anlama, sınırlı anlama, anlamama, yanlış anlama, cevap verememe olarak beş kategoride incelenmiştir. Bu çalışmada kullanılan anlama seviyelerini gösteren sınıflandırmalar ve açıklamaları aşağıda verilmiştir.

- Anlama: Soru ile ilgili bilimsel cevabın bütün yönlerini içeren cevapları içermektedir
- Sınırlı Anlama: Geçerli olan bilimsel cevabın bir ya da birkaç yönünü içeren fakat bütün yönlerini içermeyen cevapları kapsamaktadır.
- Anlamama: Soruyu aynen tekrarlama, ilgisiz ya da açık olmayan cevaplar bu kategoride yer almaktadır.
- Yanlış Anlama: Geçerli olan bilimsel cevaplara alternatif olan öğrenci cevapları bu kategoride toplanmıştır. Bu kategorideki öğrenci cevapları çok değişik olabilir ve genellikle bilimsel gerçeklere uymayan farklı öğrenci anlamalarını içermektedir.
- Cevap verememe: Boş bırakma "bilmiyorum" ya da "unuttum" , şeklinde verilen cevaplar bu kategoride toplanmıştır.

Anlama seviyelerine ilişkin sonuçlar için yüzde ve frekans tablosu yapılmıştır. Aynı zamanda veriler kavram yanılgıları açısından da analiz edilerek mevcut yanılgılar tespit edilmiştir. Araştırma sonuçlarının güvenirliğini sağlayabilmek amacıyla kodlamalar için uzman görüşüne başvurulmuştur. Alanda uzman olan bu bağımsız kodlayıcının yaptığı kodlamalar araştırmacı tarafından yapılan kodlamalarla karşılaştırılmıştır. Görüş birliği ve görüş ayrılığı tespit edilerek güvenirliğin hesaplaması aşamasında Miles ve Huberman (1994)'ın önerdiği güvenirlik formülü uygulanmıştır. Görüşme verilerine ilişkin kodlayıcı güvenirliği % 94.76 olarak hesaplanmış görüş ayrılığı olan kodlar üzerinde uzmanla birlikte tartışılarak uzlaşmaya varılmıştır.

Bulgular

İlköğretimden yüksek öğretime son sınıf öğrencilerinin temel astronomi kavramlarına ilişkin anlayış ve kavram yanılgılarını inceleyebilmek amacıyla analizler yapılmıştır. Araştırma kapsamında anlama seviyelerine ilişkin elde edilen bulgular Tablo-1' de verilmiştir.

Tablo-1 Temel Astronomi Kavramlarına İlişkin Anlama Seviyeleri

Sorular	Eğitim Kademeleri	Anlama F	%	S.A F	%	A. A F	%	Y.A F	%	C.V F	%	Toplam F	%
Gezegen nedir?	5.Sınıf	2	2	13	13	35	35	40	40	10	10	100	25
	8.Sınıf	5	5	21	21	26	26	21	21	27	27	100	25
	Lise	17	17	40	40	18	18	14	14	11	11	100	25
	Üniversite	29	29	48	48	13	13	6	6	4	4	100	25
	Toplam	53	13.2	122	30.5	92	23.0	81	20.25	52	13.00	400	100
Kuyruklu yıldız nedir?	5.Sınıf	0	0	3	3	1	1	69	69	27	27	100	25
	8.Sınıf	7	7	9	9	5	5	57	57	22	22	100	25
	Lise	9	9	13	13	10	10	31	31	37	37	100	25
	Üniversite	15	15	25	25	0	0	22	22	38	38	100	25
	Toplam	31	7.75	50	12.5	16	4	**179**	**44.75**	124	31.0	400	100
Yıldız nedir?	5.Sınıf	5	5	22	22	10	10	58	58	5	5	100	25
	8.Sınıf	11	11	34	34	8	8	37	37	10	10	100	25
	Lise	19	19	42	42	14	14	17	17	8	8	100	25
	Üniversite	24	24	56	56	9	9	11	11	0	0	100	25
	Toplam	59	14.75	154	38.5	41	10.25	123	30.75	23	5.75	400	100
Güneş nasıl bir sistemdir?	5.Sınıf	60	60	4	4	10	10	26	26	0	0	100	25
	8.Sınıf	62	62	4	4	7	7	19	19	8	8	100	25
	Lise	76	76	1	1	4	4	15	15	4	4	100	25
	Üniversite	84	84	6	6	2	2	8	8	0	0	100	25
	Toplam	**282**	**70.5**	15	3.75	23	5.75	68	17	12	3	400	100
Güneş sistemi nedir?	5.Sınıf	38	38	14	14	15	15	23	23	10	10	100	25
	8.Sınıf	43	43	13	13	19	19	19	19	6	6	100	25
	Lise	51	51	16	16	14	14	9	9	10	10	100	25
	Üniversite	59	59	28	28	7	7	6	6	0	0	100	25
	Toplam	191	47.75	71	17.75	55	13.75	57	14.25	26	6.5	400	100
Güneş sistemindeki gezegenleri güneş' e olan uzaklıklarına göre sıralayınız	5.Sınıf	42	42	18	18	4	4	24	24	12	12	100	25
	8.Sınıf	46	46	23	23	0	0	15	15	16	16	100	25
	Lise	51	51	21	21	0	0	12	12	16	16	100	25
	Üniversite	63	63	29	29	0	0	3	3	5	5	100	25
	Toplam	202	50.5	91	22.75	4	1	54	13.5	49	12.25	400	100

Tablo-1 incelendiğinde temel astronomi kavramları ile ilgili anlama düzeyinde verilen cevapların ilköğretim beşinci sınıftan üniversiteye doğru arttığı görülmektedir. Yanlış anlama düzeyinde verilen cevapların ise en fazla ilköğretim beşinci sınıfta verildiği ve beşinci sınıftan üniversiteye doğru azaldığı görülmektedir. Ayrıca, yanlış anlama düzeyinde en fazla cevabın kuyruklu yıldız kavramına verildiği görülmektedir. Anlama düzeyinde verilen cevabın ise en fazla Güneş'e ait olduğu gözlenmektedir.

Tablo 1' de verilen bulgular araştırma kapsamında tespit edilen kavram yanılgılarıyla birlikte sırasıyla incelenmiştir:

Gezegen kavramına ilişkin bulgular anlama seviyesinde verilen cevapların üniversite düzeyinde %29, lise düzeyinde %17, sekizinci sınıf düzeyinde %5, beşinci sınıf düzeyinde % 2 olduğunu göstermiştir. Sınırlı anlama düzeyinde verilen cevaplar ise üniversite düzeyinde %48, lise düzeyinde %40, sekizinci sınıf düzeyinde %21, beşinci sınıf düzeyinde %13 olarak tespit edilmiştir. Bu bulgular, gezegen kavramının bilimsel olarak doğru bir şekilde anlaşılma oranının tüm eğitim kademelerinde düşük olduğunu ancak eğitim kademesindeki artışla bir miktar arttığını göstermiştir. Aynı zamanda bulgular öğrencilerin gezegenin parlak olmayan yıldız, canlıların yaşadığı yıldız ya da göktaşı olduğuna ilişkin çeşitli yanılgılar taşıdıklarını ortaya koymuştur

Yıldız kavramına ilişkin bulgular ise anlama seviyesinde verilen cevapların üniversite düzeyinde %24, lise düzeyinde %19, sekizinci sınıf düzeyinde %11, beşinci sınıf düzeyinde %5 olduğunu ortaya koymuştur. Sınırlı anlama düzeyinde verilen cevaplar ise üniversiteden beşinci sınıfa doğru sırasıyla %56, %42, %34, %22 olarak tespit edilmiştir. Bu bulgular, yıldız kavramının yüksek oranda bilimsel olarak doğru bir şekilde anlaşılamadığını ve yüksek oranda sınırlı anlama düzeyine anlaşıldığını göstermektedir. Yıldız kavramına ilişkin bulgular kavram yanılgısı açısından incelendiğinde ise öğrencilerin yıldızın ışık saçan gezegen, güneşten aldığı ışığı yansıtan gök cismi, parlak göktaşı olduğuna ilişkin yanılgılar taşıdıklarını göstermiştir.

Kuyruklu yıldız kavramına ilişkin bulgular ise anlama seviyesinde verilen cevapların üniversite düzeyinde %15, lise düzeyinde %9, sekizinci sınıf düzeyinde %7, beşinci sınıf düzeyinde %0 olduğunu ortaya koymuştur. Sınırlı anlama düzeyinde verilen cevaplar ise üniversiteden beşinci sınıfa doğru sırasıyla %25, %13, %9, %3 olarak tespit edilmiştir. Araştırmadan elde edilen bu bulgular kuyruklu yıldız kavramının bilimsel olarak doğru olarak anlaşılma düzeyinin tüm eğitim kademelerinde oldukça düşük olduğunu göstermiştir. Ayrıca, bu bulgular öğrencilerin kuyruklu yıldızın yıldız kümeleri, yıldızların arka arkaya dizilmesiyle oluşan görüntü, yıldızın kuyruklusu, kuzeyi gösteren yıldız, atmosfere girmiş meteor olduğuna dair yanılgılar taşıdıklarını göstermiştir.

Güneşin ne olduğuna ilişkin bulgular ise güneşin üniversite düzeyinde %84, lise düzeyinde %76, sekizinci sınıf düzeyinde %62, beşinci sınıf düzeyinde %60 oranında bir yıldız olarak tanımlandığını ortaya koymuştur. Bu bulgular tüm eğitim kademelerinde yüksek oranlarda güneşin bir yıldız olarak tanımlandığını göstermektedir. Bununla birlikte bulgular kavram yanılgıları açısından incelendiğinde ise öğrencilerin güneşin, bir tür gezegen olduğu, ışık saçan gök taşı, yıldızlardan aldığı ışığı yansıtan gezegen, yıldızlara ışık veren gök cismi gibi çok sayıda yanılgı taşındıklarını göstermiştir.

Güneş sistemi kavramıyla ilgili veriler analiz edildiğinde ise üniversite düzeyinde %59, lise düzeyinde %51, sekizinci sınıf düzeyinde %43, beşinci sınıf düzeyinde ise %38 oranında anlama seviyesinde cevap verildiği görülmüştür. Tüm eğitim kademelerinde

verilen cevaplar birlikte değerlendirildiğinde % 47.75 oranında anlama düzeyinde cevap verildiği sonuç olarak güneş sisteminin yüksek oranda bilimsel olarak doğru bir şekilde anlaşılmadığı görülmektedir. Aynı zamanda, araştırma bulguları güneş sistemiyle ilgili güneş sisteminin Samanyolu Galaksisi olduğu, tüm galaksilerin etrafında döndüğü bir sistem olduğu ya da tüm evreni aydınlatan sistem olduğu gibi çeşitli yanılgılar taşıdıklarını ortaya koymuştur.

Güneş sisteminde bulunan gezegenleri Güneşe olan uzaklıklarına göre sıralamaları istenildiğinde üniversite düzeyinde %63, lise düzeyinde %51, sekizinci sınıf düzeyinde %46, beşinci sınıf düzeyinde ise %42 oranında doğru sıralamanın gerçekleştirildiği gözlenmiştir. Ayrıca, araştırma kapsamında öğrencilerin Ay' ın da bir gezegen olduğuna dair yanılgılar taşıdıkları tespit edilmiştir.

Sonuç ve Tartışma

Bu araştırmada ilköğretim beşinci sınıftan üniversiteye kadar farklı eğitim kademelerinde öğrenim görmekte olan son sınıf öğrencilerinin temel astronomi kavramlarıyla ilgili sahip oldukları anlayışlar ve kavram yanılgıları incelenmiştir. Böylece, öğrencilerin farklı eğitim kademelerinden mezun olmadan önce temel astronomi kavramlarıyla ilgili anlayışlarının nasıl olduğunu ve hangi kavram yanılgılarını taşıdıkları belirlenmeye çalışılmıştır. Araştırma sonuçları ilköğretimden yükseköğretime kadar tüm eğitim kademelerinde öğrenim görmekte olan öğrencilerin astronomi ile ilgili birçok kavram yanılgısı taşıdıklarını ve bu kavramları anlama seviyesinde verilen cevapların ilköğretimden yüksek öğretime doğru arttığını yani doğru cevap oranlarının eğitim kademesindeki artışla yükseldiği göstermiştir. Araştırmanın sonuçları ilgili alan yazındaki farklı çalışmalardan elde edilen sonuçlarla da paralellik göstermektedir.

Baxter (1989), yaşları 9-16 arasında değişen 100 çocuğu örneklem olarak seçmiştir. Yaşlarına göre 9-10, 11-12, 13-14, 15-16 şeklinde gruplandırarak ve verileri her bir grup için ayrı ayrı değerlendirerek elde ettiği bulguları karşılaştırmıştır. Araştırma sonucunda çocuklarda bilimsel olmayan görüşlerin yaş artışıyla bir azalma gösterdiğini ancak kavramlara ilişkin çok sayıda yanlış anlamaların ise birçok çocukta 16 yaşına kadar değişmeden kaldığını yani süreklilik gösterdiğini saptamıştır. Bisard ve diğerleri (1994) ortaokuldan üniversiteye kadar (üniversite öğrencilerini de kapsayan) bir öğrenci grubu üzerinde yürüttüğü araştırma kapsamında öğrencilerin astronomiyle ilgili kavram yanılgılarını belirlemiş ve bunlardan ortak olanları saptamıştır. Araştırma sonucunda ilköğretim öğretmen adaylarının ilköğretimde öğrenim görmekte olan öğrencilerle aynı kavram yanılgılarını taşıdıklarını tespit etmiş ve doğru cevap oranının ortaokul öğrencilerinden (%35) üniversite öğrencilerine (%55) doğru arttığını saptamıştır. Trumper (2001a), araştırmasını lise ve üniversite de eğitim görmekte olan 2087 öğrenci üzerinde yürütmüştür. Araştırma kapsamında lise ve üniversite öğrencilerinin astronomi ile ilgili kavram yanılgılarını incelenmiş ve birçok kavram yanılgısının hem lise hem de üniversite düzeyinde ortak olduğunu saptamıştır.

Astronomiyle ilgili tek bir eğitim kademesinde yürütülen araştırmalara ilişkin alan yazın bulguları da ilgili kademelerde öğrencilerin çeşitli yanılgılar taşıdıklarını göstermiştir. Bu doğrultuda ilköğretim düzeyinde Lightman ve Sadler (1993), Brunsell ve Marcks (2007), Nussbaum (1979), orta öğretim düzeyinde Trumper (2001b), üniversite düzeyinde Trumper (2000) tarafından yapılan araştırmalarda öğrencilerin astronomi ile ilgili çeşitli yanılgılar taşıdıklarını ortaya koymuştur.

Türkiye' de de Ekiz ve Akbaş (2005), 6. sınıf öğrencileri üzerinde yürüttükleri araştırmalarında öğrencilerin güneş, güneş sistemi, yıldız ve gezegen ile ilgili çeşitli

kavram yanılgıları taşıdıklarını ortaya koymuşlardır. Güneş, Ünsal, Ergin, (2001); Kalkan, Kalkan, Ustabaş, (2006) üniversite öğrencilerinin ve Cin (2007) ortaokul öğrencilerinin astronomi ile ilgili çok sayıda yanılgı taşıdıklarını ortaya koymuştur.

İlgili alan yazına ilişkin bu bulguların araştırma kapsamında farklı eğitim kademelerinde astronomi ile ilgili çeşitli yanılgıları taşınmasını ve bilimsel olarak doğru anlayışın eğitim kademesindeki yükselmeyle artışını desteklediği söylenebilir. Bu çalışmanın sonuçlarından elde edilen öneriler aşağıda sıralanmıştır:

Araştırma bulguları yüksek oranda hiçbir eğitim kademesinde astronomi kavramları için kavramsal değişimin sağlanarak anlamlı öğrenmenin gerçekleştirilemediğini göstermiştir. Kavramsal değişimin sağlanarak anlamlı öğrenmenin sağlanması için soyut olan bu kavramların görsel materyaller ve modeller kullanılarak somutlaştırılması önerilebilir. Ayrıca, durumla ilgili daha detaylı bilgi sağlanabilinmesi için farklı daha geniş örneklemler üzerinde araştırmaların yapılması ve astronomi kavramlarını daha etkili öğretilebilmek uygun öğretim yöntemlerinin belirlenmesi için deneysel çalışmalar yapılması önerilebilir.

Kaynaklar

Baxter, J. (1989). Children's understanding of familier astronomical events. *International Journel of Science Education*, 11(5), 302 -313.

Bisard, W., Aron,R., Francek, M. ve Nelson, B. (1994). Assessing selected physical science and earth science misconceptions of middle school through university pre-service teachers. *Journel of Collage Science Education*, 24(4), 38- 42.

Brunsell, E. , Marcks, J. (2007). Teaching for conceptual change in space science. *Science Scope*, 30(9), 20-23

Bryce, T.G.K., Blown, E. J. (2006). Cultural mediation of childeren' s cosmologies: A longitudional study of the astronomy concepts of Chinese and New Zealand childeren. *International Journal of Science Education*, 28(10), 1113-1160

Cin, M.(2007). Alternative views of the solar system among turkish stundents. *International Review of Education*, 53(1), 39-53

Cohen, L. , & Manion, L. (1994), *Research method in education*. London: Routledge

Ekiz, D., Akbaş, Y. (2005). İlköğretim 6. sınıf öğrencilerinin astronomi ile ilgili kavramları anlama düzeyi ve kavram yanılgıları. *Milli Eğitim Dergisi,* 165.

Emrahoğlu, N., Öztürk, A. (2009). Fen bilgisi öğretmen adaylarının astronomi kavramlarını anlama seviyelerinin ve kavram yanılgılarının incelenmesi üzerine boylamsal bir araştırma. *Çukurova Üniversitesi Sosyal Bilimler Enstitüsü Dergisi*, 18(1), 165-180

Gönen, S. (2008). A study on student teachers' misconceptions and scientifically acceptable conceptions about mass and Gravity. *J Sci Educ Technol*, 17: 70-81

Güneş, G. (2010). Öğretmen adaylarının temel astronomi konularında bilgi seviyeleri ile bilimin doğası ve astronomi öz-yeterlilikleri arasındaki ilişkinin incelenmesi, Yüksek lisans tezi, Çukurova Üniversitesi, Adana

Güneş, B., Ünsal Y., Ergin, İ. (2001). Yüksek öğretim öğrencilerinin temel astronomi konularındaki bilgi düzeylerinin tespitine yönelik bir araştırma. *Gazi üniversitesi Gazi Eğitim Fakültesi Dergisi,* 21(3), 47- 60.

Hannust, T. , Kikas, E. (2007). Childeren' s knowledge of astronomy and its change in the course of learning,, *Early Childhood Research Quarterly*, 22(1), 89-104

Jones B. L. , Lynch P. P. , Reesink C. (1987) Childeren conceptions of the Earth, Sun and Moon. *İnternational Journal of Science Education,* 9(1), 43-53

Kalkan H., Kalkan S., Ustabaş, R. (2006, Eylül). *İlk ve orta öğretim öğretmen adaylarının temel astronomi konularındaki kavram yanılgıla*rı. G. Ü. E. F. 7. Ulusal Fen Bilimleri ve Matematik Eğitimi Kongresi sunulan bildiri.

Korkmaz, H. (2009). Gender differences in Turkish primary students' image of astronomical scientists a preliminery study with 21st century style. *Astronomy Education Review*, 8(1), 010106-1-010106-15

Lightman, A., Sadler, P. (1993). Teacher predictions versus actual students gain. *The Physics Teacher*, 31, 162-167

Mali G.B., Howe A.(1979). Development of earth and Gravity Consepts Among Nepali Children. *Science Education*, 63 (5), 685- 91.

Marble, S.(1993).*Astronomy: Minds-on the Universe*. Washington DC: Office of Educational Research and Improvement. (ERIC No. ED 406 240)

Miles, M. B. ve Huberman, A. M. (1994). *Qualitative data analysis: An expanded sourcebook* (2. Edition). Thousand Oaks and London: Sage Publication

Nussbaum, J. (1979). Children's conseptions of the earth as a cosmic body: A cross age study. *Science Education*, . 63(1), 83- 93.

Nusbaum, J., Novak, J. D. (1976). An assessment of childeren' s concepts of the earth utilizing structured interviews. *Science Education*, 60(4), 535-550

Orbay, M., Gökdere, M. (2006, Eylül). *Fen bilgisi ve sınıf öğretmenliği adaylarının temel astronomi kavramlarına ilişkin bilgi düzeylerinin belirlenmes*i. G. Ü. E. F. 7. Ulusal Fen Bilimleri ve Matematik Eğitimi Kongresi sunulan bildiri.

Sneider C., Pulos S., 1983. Childeren' s cosmographics: Understanding the Earth' s shape and gravity. *Science Education*, 67(2): 205-220

Stahly, L.L., Krockover, G. H., Shepardson, D. P. (1999). Third Grade Students' ıdeas about the luner phases. *Journal of Research in Science Teaching*, 36 (2), 159-177

Şahin, F. (2001). "İlköğretim 2. Sınıf Öğrencilerinin Uzay Hakkındaki Bilgilerinin Değerlendirilmesi". *Burdur Eğitim Fakültesi Dergisi*, 2, 156-169.

Trumper, R. A. (2000). Universty student' coceptions of basic astronomy cocpts. *Physics Education*, 35(1), 9- 15.

Trumper, R.(2001a). Assessing students' basic astronomy conceptions from junior high school through university. *Australian Science Teachers Journal*, 41, 21-31

Trumper, R. (2001b), A cross – age study of junior high school students' conceptions of basic astronomy concepts. *Int. J. Scı. Educ*., 23(11), 1111-1123

Trumper, R. A. (2006). Teaching future teachers basic astronomy concepts- seasonal changes- at a time of reform in science education. *Journal of Research in Science Teaching*, 43(9), 879-906

Vosniadou, S. & Brewer, W.R. (1990). A cross-cultural investigation of childeren' s conceptions about the earth, the sun and the moon: Greek and American Data. Technical report no.497. (ERIC No. ED318627).

Vosnidau, S. And Brewer, W.(1992). Mental models of the Earth: a study of conceptual change in childhood. *Cognitive Physchology*, 2(4), 535-585.

Vosniadou, S. & Brewer, W.R. (1994). Mental models of the day/night cycle. *Cognitive Science*, 18(1), 123-183.

Zeilik, M. Schau, C., Mattern, N. (1998). Misconceptions and their change in universty level astronomy courses*. The Physics Teacher*, 36, 104-10

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci Kongresi
27Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

KIRMIZI YIĞIN YILDIZLARI İÇİN IŞIMA GÜCÜ – RENK İLİŞKİLERİ

Özgecan ÖNAL[1], Selçuk BİLİR[1] Salih KARAALİ[1] Antonio CABRERA-LAVERS[2], Hikmet ÇAKMAK[1]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt – Fatih, İstanbul*
eposta: {ozgecan.onal, sbilir, karsa, hcakmak}@istanbul.edu.tr
[2] *Instituto de Astrofisica de Canarias, E-38205, La Laguna, Tenerif, İspanya*
eposta: antonio.cabrera@gtc.iac.es

Özet: Bu çalışmada, yeni indirgenmiş Hipparcos kataloğunda yer alan ve rölatif paralaks hataları %10'dan küçük olan Kırmızı Yığın (Red Clump: RC) yıldızları kullanılarak Johnson – Cousins, 2MASS ve SDSS fotometrileri için ışıma gücü – renk bağıntıları elde edilmiştir. Çalışmanın kontrolünde SA 141 yıldız alanında belirlenen 101 RC yıldızının literatürde kabul edilen sabit mutlak parlaklık değeri (M_V=+1) ve rengin fonksiyonu olarak oluşturulan ışıma gücü – renk bağıntılarıyla elde edilen mutlak parlaklık değerleri kullanılarak bu bölgede bulunan RC yıldızının uzay yoğunlukları hesaplanmıştır. İki farklı yöntemden hesaplanan uzay yoğunlukları ve Galaksi modellerinin karşılaştırılmasıyla elde edilen model parametrelerinin birbirine çok yakın veya eşit olması oluşturulan bağıntıların doğruluğunu kanıtlamaktadır.

1. Giriş

Kırmızı yığın (RC) yıldızları merkezlerinde helyum yakan yatay kol devleridir. Optik ve kızılötesi mutlak parlaklıkları genellikle dar bir aralığında yer aldığından renk uzayındaki konumları iyi bilinmektedir. G8III – K2III tayf türü aralığında bulunan bu cisimler, uzaklık tayini için standart kaynak kullanılır. RC yıldızlarının kütle, yaş, renk, parlaklık ve metal bolluğu dağılımlarının araştırılması yerel Galaktik diskin kimyasal evrim modelleri üzerine faydalı kısıtlamalar koyulmasını sağlayabilir. RC yıldızları kullanılarak yıldız kümeleri ve Yerel Grup galaksilerinin yaşları ve uzaklıkları kolaylık ile tayin edilebilir.

2. Veri

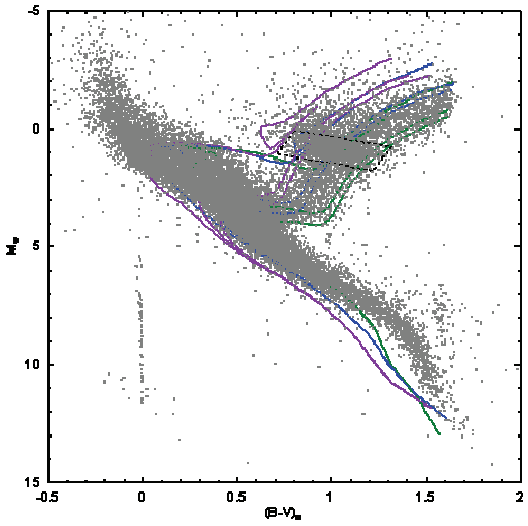
Çalışmamızın ana veri kaynağı yeni yöntemler ile ikinci kez indirgenen Hipparcos kataloğudur (van Leeuwenn, 2007). Öncelikle katalog içinde rölatif paralaks hatası $\alpha_\pi/\pi \leq 0.1$ olan 32144 yıldız belirlenmiştir. Ayrıca örnek içerisindeki tüm yıldızların BVI fotometrik verileri de Hipparcos kataloğundan alınmıştır. Seçilen yıldızların paralaks verilerine, ölçümlerden kaynaklanan sistematik hatalardan arındırmak üzere Lutz – Kelker düzeltmesi (Lutz ve Kelker, 1973) uygulanmıştır. Hipparcos verileri mevcut yıldızların, İki Mikron Tüm Gökyüzü (2MASS; Skrutskie ve diğ., 2006) taramasına ait yakın kızılötesi verileri yıldızların koordinat bilgilerine göre eşleştirilmiştir. Eşleştirilme sonucunda 32144 yıldızdan 32072'in yakın kızılötesi verisine ulaşılabilmiştir. Optik ve kızılötesindeki fotometrik veriler, yıldızlararası ortamın neden olduğu kızarmadan arındırılmıştır. Bunun için kataloğumuzda yer alan yıldızların Galaktik enlem ve boylam değerlerine karşılık gelen E(B-V) renk artıkları Schlegel ve diğ. nin (1998) kızarma atlasından belirlenmiştir. Daha sonra bu değerler, Bahcall ve Soneira'nın (1980) formülü kullanılarak Güneş ile incelenen yıldız arasındaki uzaklığa indirgenmiştir:

$$E_d(B-V) = E_\infty(B-V)(1 - e^{-\frac{|d\,sinb|}{H}}) \quad (1)$$

İndirgenen renk artıkları da optik (BVI) ve yakın kızılötesinde (JHK_s) ölçülen parlaklık ve renklerin kızarmadan arındırılmasında kullanılmıştır. Aşağıdaki renk ve parlaklık düzeltmeleri Bilir ve diğ.'den (2008) alınmıştır.

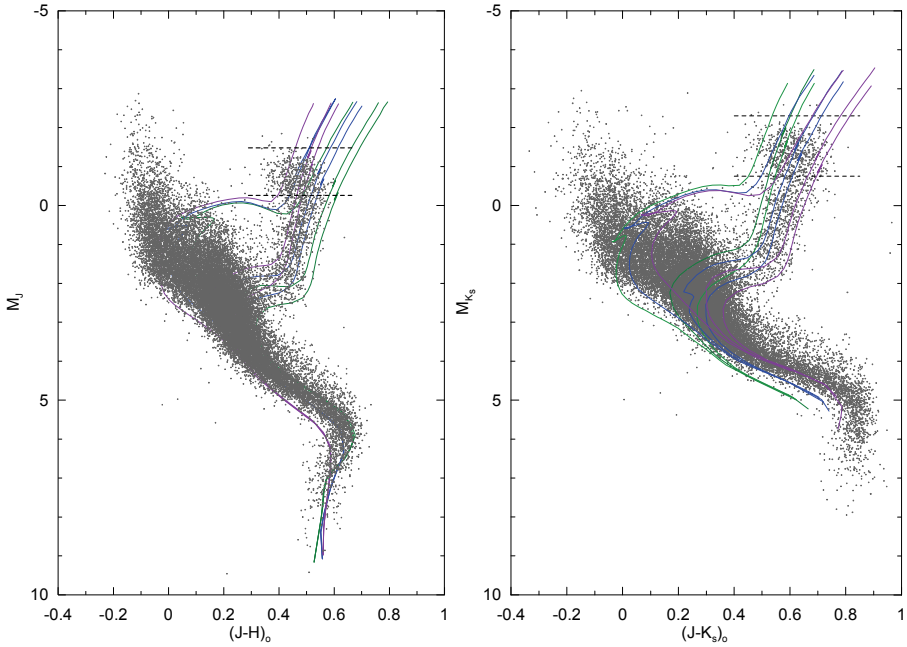
$$\begin{aligned} V_o &= V - 3.1\,E(B-V) \\ (B-V)_o &= (B-V) - E(B-V) \\ (V-I)_o &= (V-I) - 1.25\,E(B-V) \\ J_o &= J - 0.887\,E(B-V) \\ (J-H)_o &= (J-H) - 0.332\,E(B-V) \\ (H-K_S)_o &= (H-K_S) - 0.183\,E(B-V) \end{aligned} \qquad (2)$$

Örnekte yer alan Hipparcos yıldızlarının V görünen parlaklıkları ve trigonometrik paralaksları Pogson bağıntısı kullanılarak M_V mutlak parlaklıkları hesaplanmış ve M_V – $(B-V)_o$ renk-mutlak parlaklık diyagramı çizilmiştir (Şekil 1). Diyagramda RC yıldızlarının bulundukları bölge belirgin olarak görülmektedir (devler kolunda yıldızların yoğun oldukları bölge). Bu bölgenin sınırları eş-yaş eğrileri, yüzey çekim ivmeleri ve renk indeksleri kullanılarak belirlenmiştir. Öncelikle metal bollukları [M/H] = -1, -0.5 ve 0 dex ve yaşları 1, 5 ve 10 Gyr arasında değişen Padova eş-yaş eğrileri (Marigo ve diğ., 2008) H-R diyagramı üzerinde işaretlenmiştir. Ardından RC bölgesinin dış sınırlarını yatay eksende belirlemek için $(B-V)_o$ renk indeksine alt ve üst sınırlamalar getirilmiştir: $0.7 \leq (B-V)_o \leq 1.3$. Son olarak, Puzeras ve diğ. den (2010) RC yıldızlarının yüzey çekim ivmelerinin $2.1 \leq \log g \leq 2.7$ aralığında değiştiği bilgisiyle bölgede bulunan RC yıldızları belirlenmiştir. Bu kriterler sonucunda 2576 Hipparcos yıldızı, RC yıldızı olarak tanımlanmıştır.



Şekil 1. 32144 Hipparcos yıldızının M_v - $(B-V)_o$ diyagramı. Çizgiler farklı metal bolluğu ve farklı yaşlardaki Padova eş-yaş eğrilerini göstermektedir.

Örnekteki Hipparcos yıldızlarının M_J ve M_{Ks} mutlak parlaklıkları Pogson bağıntısı kullanılarak hesaplanmış ve M_J – $(J-H)_o$ ile M_{Ks} – $(J-K_s)_o$ diyagramları çizilmiştir (Şekil 2). Yakın kızılötesi bölgede RC yıldızlarının bulunduğu konum, optik bölge için tanımlanan aşamalar ile belirlenmiştir. Kızılötesindeki parlak kaynaklar için fotometrik hatalar optik bölgedekine göre daha büyük olduğundan kızılötesi parlaklıklara ait kalite bilgilerinin dikkate alınması gerekmiştir. Çalışmada sinyal/Gürültü oranı 20'den büyük kaynaklar dikkate alındığında (A kalite) RC bölgesinde yukarıda belirtilen kriterlere göre 499 yıldız bulunmuştur. Şekil 2'ye göre bu yıldızlar kızılötesi bölgede $0.3 \leq (J-H)_o \leq 0.6$ ve $0.4 \leq (J-K_s)_o \leq 0.7$ renk indeksi aralıklarında yer alırlar.



Şekil 2. Örnekteki yıldızların kızılötesi bantlardaki M_J – $(J-H)_o$ ve M_{Ks} – $(J-K_s)_o$ renk parlaklık diyagramları. Çizgiler farklı metal bolluğu ve farklı yaşlardaki Padova eş-yaş eğrilerini göstermektedir.

Çalışmada kullanılan Hipparcos yıldızlarının optik bölgede SDSS parlaklıkları bulunmamaktadır. Bu yüzden Yaz ve diğ. nin (2010) kızılötesi ve optik bölgelerdeki parlaklıklar arasında oluşturduğu dönüşüm denklemleri kullanılarak SDSS bantları için sentetik mutlak parlaklıklar elde edilmiştir.

3. Işıma Gücü – Renk İlişkileri

Duyarlı ışıma gücü – renk bağıntılarını elde edebilmek için M_V - $(B-V)_o$ renk – parlaklık diyagramındaki RC yıldızları gruplanarak geometrik yerleri hesaplanmıştır. Benzer ilişkiler diğer fotometrik veriler için de elde edilmiştir. Elektromanyetik tayfın farklı dalgaboyu bölgelerinde bulunan dört farklı filtre takımı için gruplanarak oluşturulan veri setleri kullanılarak aşağıdaki denklem biçimleri oluşturulmuş ve denklemlere ait katsayılar regresyon analiziyle tayin edilmiştir.

$$\begin{aligned} M_V &= a_1(B-V)_o + b_1(V-I)_o + c_1 \\ M_g &= a_2(g-r)_o + b_2(r-i)_o + c_2 \\ M_J &= a_3(J-H)_o + b_3(H-K_S)_o + c_3 \\ M_{K_S} &= a_4(J-H)_o + b_4(H-K_S)_o + c_4 \end{aligned} \qquad (3)$$

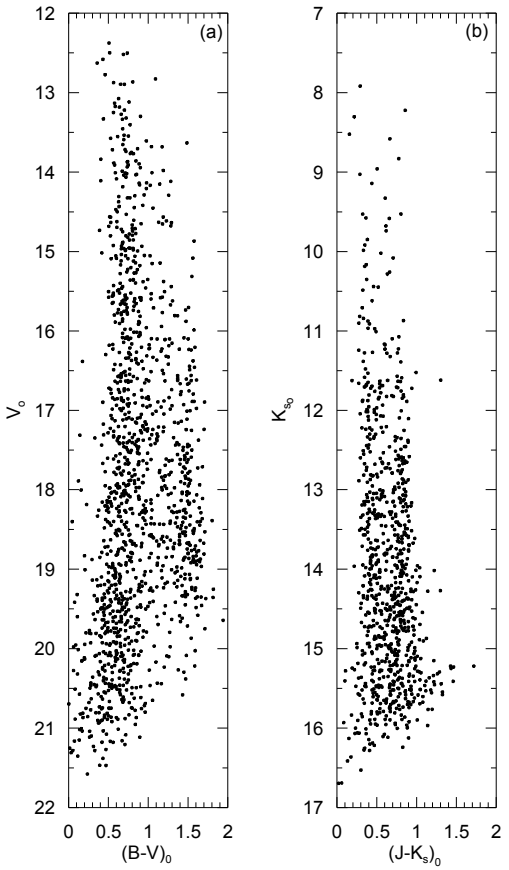
Regresyon analizden elde edilen katsayılar Tablo 1'de gösterilmiştir.

Tablo 1. Optik ve kızılötesi bölgeler için elde edilen ışıma gücü – renk ilişkilerine ait katsayı ve hatalar.

i →	(1) M_V	(2) M_g	(3) M_J	(4) M_{Ks}
a_i	-1.398 ± 0.010	3.152 ± 0.075	0.706 ± 0.017	-0.337 ± 0.013
b_i	-0.011 ± 0.005	-0.213 ± 0.138	0.039 ± 0.019	0.275 ± 0.143
c_i	-0.577 ± 0.001	-0.937 ± 0.075	-1.182 ± 0.034	-1.312 ± 0.025
s	0.0003	0.0009	0.0003	0.0002

4. İlişkilerin Test Edilmesi

Literatürde RC yıldızlarının mutlak parlaklıkları rölatif olarak dar bir parlaklık aralığında bulunduğundan sabit olarak kabul edilmektedir. Optik bölge için V bandında M_V= +1(±0.25) kadir (Keenan ve Barnbaumet, 1999), kızılötesi bölgede K_s bandı için -1.61 (Laney ve diğ., 2012), -1.54 (Groenewegen 2008), -1.62 kadir (Alves, 2000) değerleri kabul görmektedir. Yapılan çalışmada optik bölgede tespit edilen RC'lerin $0.5 \leq M_V \leq 1.19$ kadir aralığında değiştiği tespit edilmiştir. Burada yaklaşık iki kadirlik bir parlaklık değişimi söz konusudur. Literatürde kabul gören sabit değerleri kullanmak mı, yoksa her bir yıldıza ait M_v parlaklığını mı kullanmak daha avantajlıdır? Bu durumu test etmek için Siegel ve diğ. nin (2009), 1.2 derece kare büyüklüğündeki SA 141 yıldız alanı için ölçümlerini yaptıkları CCD UBVRI fotometrik veriler kullanılmıştır. Bu yıldız alanındaki 1299 yıldızın fotometrik verileri $12 < V < 22$ kadir aralığında yer alır. Parlak yıldızların uzun poz sürelerinde doymalarından dolayı V=12'den daha parlak yıldızlar UBVRI fotometrisinde gözlenememiştir. SA 141 yıldız alanı doğrultusunda 859 kaynağın yakın kızılötesindeki verileri 2MASS nokta kaynak kataloğunda bulunmuştur (Cutri ve diğ., 2003). Bunlardan 49'u UBVRI fotometrisinde görülemeyen parlak yıldızlardır. Katalog içinde yıldızların koordinat bilgilerine göre yapılan eşleştirilmeler sonucunda 516 kaynağın hem optik (UBVRI) hem de kızılötesi (JHK_s) fotometrik verilerinin bulunduğu görülmüştür. Fotometrik veriler Schlegel ve diğ. nin (1998) kızarma haritası kullanılarak yıldızlararası ortamın neden olduğu kızarmadan arındırılmıştır. SA 141 doğrultusunda gözlenen yıldızların renk artıkları $0.010 < E(B-V) < 0.025$ kadirdir. Yıldız alanındaki kaynakların optik ve kızılötesi bölgeler için oluşturulmuş $V_o - (B-V)_o$ ve $K_{so} - (J-K_s)_o$ renk – parlaklık diyagramları Şekil 3'te gösterilmiştir.

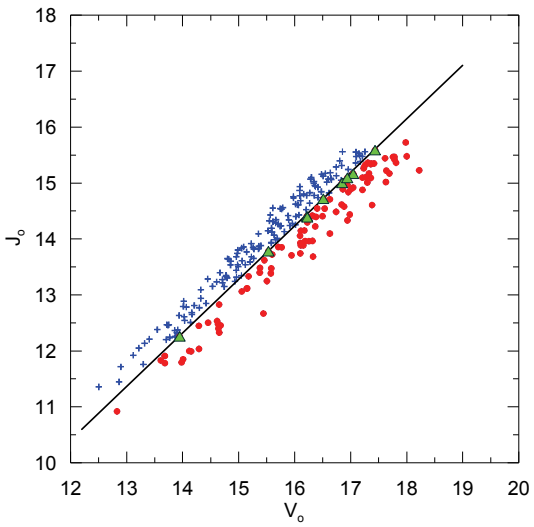


Şekil 3. SA 141 yıldız alanındaki kaynakların optik ve kızılötesindeki renk – parlaklık diyagramları.

Optik ve kızılötesi fotometrik verileri bulunan 516 yıldız içinde RC yıldızlarını belirlemek için bu yıldızların etkin olarak bulunduğu $0.7 \leq (B\text{-}V)_o \leq 1.3$ renk indeksi aralığı öncelikle dikkate alınmış ve 249'unun bu aralıkta bulunduğu tespit edilmiştir. Bu yıldızlar arasında ışıma gücü sınıfını ayırt edebilmek için Bilir ve diğ. nin (2006) geliştirdiği dev–cüce ayrım yöntemi kullanılmıştır. Yöntem, yıldızların V ve J parlaklıklarındaki dağılımlarına dayalıdır. Deneysel olarak elde edilen bu ilişki aşağıdaki bağıntıyla tanımlanmıştır (Bilir ve diğ., 2006):

$$J_o = 0.857\, V_o - 1.079 \qquad (4)$$

Bu işlem sonucunda optik bölgedeki 249 yıldızdan oluşan örnek; 99 dev ve 149 cüce yıldız olarak ayrılmıştır (Şekil 3). Şekilde ayrım çizgisi yakınlarında bulunan ve parlaklık hataları büyük olan dokuz yıldız istatistik dışı bırakılarak toplam dev sayısı 90 olarak belirlenmiştir. Ayrıca optik bölgede fotometrik verisi elde edilemeyen fakat kızılötesinde $0.4 < (J\text{-}K_S) < 0.8$ renk indeksi aralığında bulunan 11 yıldız da dev olarak sınıflanmıştır. Analizler sonucu SA 141 yıldız alanında 101 RC yıldızı tespit edilmiştir.

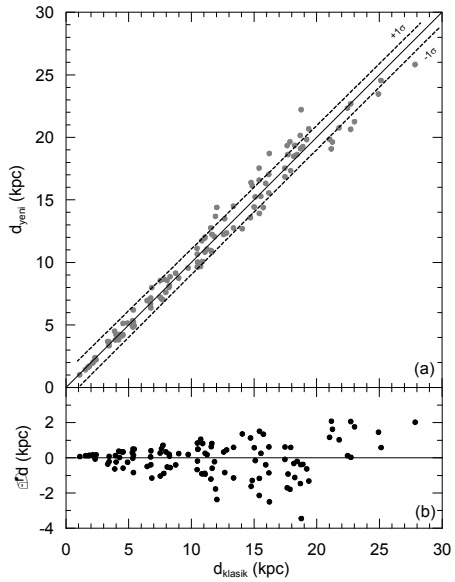


Şekil 3. SA 141 alanında tespit edilen 249 yıldızın V_o-J_o parlaklık-parlaklık diyagramı. Mavi artılar 148 cüce yıldızı, kırmızı noktalar 99 dev yıldızı ve yeşil üçgenler ise ayırma çizgisi yakınlarında hataları büyük olan yıldızları göstermektedir.

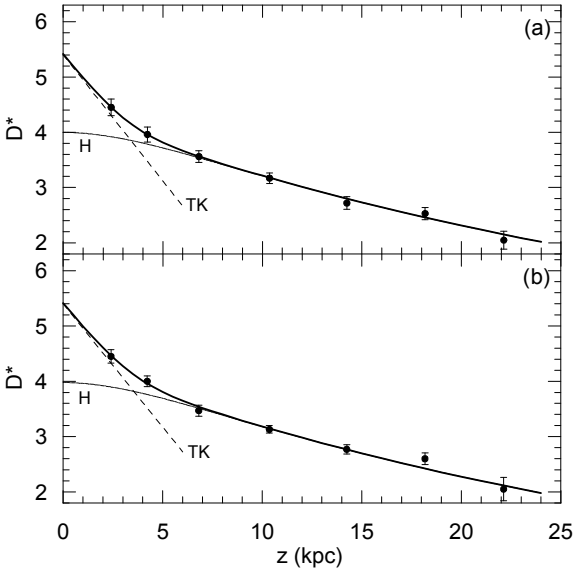
101 RC yıldızının uzaklıkları hem literatürdeki M_V=+1 kadir değeri hem de bu çalışmada elde edilen ışıma gücü - renk bağıntıları (M_V, Denklem 3) kullanılarak mutlak parlaklıkları belirlenmiş ve Pogson formülü kullanılarak ta yıldızlarının uzaklıkları tayin edilmiştir. Hesaplanan uzaklıkların karşılaştırılması Şekil 4'te gösterilmiştir. Şekildeki kesikli çizgiler ±1σ güvenilirlik sınırlarını temsil eder. 15 kpc'ye kadar olan yıldızlar ±1σ içerisindeyken, 15 kpc'ten sonraki uzaklıklarda saçılma artmaktadır.

Yıldızlar, seçilen uzaklık aralıklarına göre sınıflanarak gözlemsel uzay yoğunlukları hesaplanmıştır. Bunun için, $1 \leq r \leq 24$ kpc arasında seçilen ardışık uzaklık aralıkları için uzay hacimleri hesaplanmıştır. Aralıklardaki RC yıldızlarının sayısı bu hacme bölünerek sayı (uzay) yoğunlukları elde edilmiş ve sonuçlar Tablo 2'de verilmiştir. Burada, $D^*=\log D+10$, $D=N/\Delta V_{1,2}$, N:$\Delta V_{1,2}$ hacmindeki yıldız sayısı ve $\Delta V_{1,2}$ ise $\Delta V_{1,2}=(\square/3)(\pi/180)^2(r_2^3-r_1^3)$ eşitliğiyle verilir. □, incelenen yıldız alanının derece kare cinsinden büyüklüğü, r_1 ve r_2 ise Güneş'e olan uzaklıkları göstermekte olup hacmin hesaplandığı kesik piramidin tabanlarını belirler. r*, söz konusu kesik piramide ait kütle

merkezinin Güneş'e uzaklığını göstermekte olup $r^*=[(r_1^3+r_2^3)/2]^{1/3}$ eşitliği yardımıyla hesaplanır. Bu uzay yoğunluklarının Galaksi modelleriyle karşılaştırılmasında Buser ve diğ. nin (1998; 1999) modelleri kullanılmıştır. Buna göre diske ait parametreler, silindirik koordinatlarda Galaksimizin dik ve radyal doğrultudaki eksponansiyel değişimiyle ifade edilmiştir:



Şekil 4. SA 141 alanında tespit edilen RC'ler için iki ayrı yöntemle hesaplanan uzaklıkların karşılaştırılması. Üst panelde apsis ekseninde literatürde sabit kabul edilen M_v değeriyle hesaplanan uzaklıklar, ordinat ekseninde $0.5 < M_V < 1.19$ parlaklık aralığı dikkate alınarak hesaplanan uzaklıklar yer almaktadır. Alt panelde ise uzaklıklar arasındaki farklar görülmektedir.



Şekil 5. SA 141 yıldız alanına ait gözlemsel (•) ve teorik (kalın çizgi) yoğunluk profilleri. Halo: ince düz çizgi, kalın disk: ince kesikli çizgi.

Tablo 2. SA 141 yıldız alanı doğrultusundaki RC yıldızlarının yoğunlukları.

				Bu çalışma		Klasik yöntem	
$r_1 - r_2$	$\Delta V_{1,2}$	r*	z	N	D*	N	D*
(kpc)	(pc^3)	(kpc)	(kpc)				
1-3	3.17 (6)	2.41	2.40	9	4.45	9	4.45
3-5	1.19 (7)	4.24	4.22	12	3.96	11	4.00
5-8	4.72 (7)	6.83	6.81	14	3.56	17	3.47
8-12	1.48 (8)	10.38	10.36	20	3.17	22	3.13
12-16	2.89 (8)	14.28	14.24	17	2.72	15	2.77
16-20	4.76 (8)	18.22	18.17	19	2.53	16	2.60
20-24	7.10 (8)	22.18	22.12	8	2.05	8	2.05
>24	---	---	---	2	---	3	---

$$D_i(R,z) = n_i\, e^{-|z|/H_z}\, e^{-(x-R_o)/h_i} \qquad (5)$$

Burada *z=r sin(b)*; r, yıldızın Güneş'e olan uzaklığı; *b*, yıldızın Galaktik enlemi; R_o, yıldızın Galaksi merkezine uzaklığı (8 kpc; Reid ve Majewski, 1993); $h_{z,i}$, ince disk (i=1) ve kalın disk (i=2) popülasyonun yükseklik ölçeği; h_i, ince disk ve kalın disk popülasyonlarının uzunluk ölçeğidir; n_i, yıldız popülasyonunun yerel uzay yoğunluğudur.

Galaksi halosunun parametre tayininde kullanılan yoğunluk kanunları farklı biçimlerdedir. Eliptik galaksilerin yüzey parlaklık profilinden elde edilen de Vaucouleurs

(1948) kanunu yaygın olarak kullanılır. Bu kanun Young (1976) tarafından üç boyutlu olarak yeniden tasarlanmıştır:

$$D_s(R) = \frac{n_s\, e^{\left\{-7.669\,(\frac{R}{R_e})^{1/4}\right\}}}{(R/R_e)^{7/8}} \tag{6}$$

Burada n_s, haloya ait uzay yoğunluğu; $R=[x^2+(z/\kappa)^2]^{1/2}$ uzay yoğunluğunun hesaplandığı yerin Galaksi merkezine olan uzaklığı, R_e, etkin yarıçap; $\kappa=c/a$ Galaksinin basıklığı; x, yıldızın Galaksi merkezine uzaklığının izdüşümüdür:

$$x = [R_o^2 + (z/\tan b)^2 - 2R_o(z/tan\ b)\ \ cos\ l]^{1/2} \tag{7}$$

z, yıldızın Galaktik düzlemden uzaklığı; *l* ve *b* yıldızın Galaktik boylam ve enlemidir.

SA 141 yıldız alanının Galaktik enlemi b=-85^o.83 olması sebebiyle, (22) denkleminde yatay yoğunluk değişimini ifade eden son çarpanın, yani $\exp(-(x-R_0)/h_i)$ ifadesinin uygulamada bir etkisi olmadığından dikkate alınmamıştır. Tablo 2'te verilen gözlemsel uzay yoğunluklarının, kalın disk ve haloya ait toplam teorik yoğunluklarla karşılaştırılmasında minimum χ^2 yöntemi kullanılmış ve analizler sonucunda elde edilen Galaksi model parametreleri Şekil 5 ve Tablo 3'te verilmiştir.

Tablo 3. SA 141 yıldız alanı doğrultusundaki galaksi model parametreleri.

Pop →	**İnce Disk**	**Kalın Disk**			**Halo**		
Yöntem	**n***	**n***	**%**	**H_z (pc)**	**n***	**%**	**κ**
Bu çalışma	6.61	$5.40^{+0.05}_{-0.07}$	$5.80^{+0.05}_{-0.07}$	975^{+48}_{-48}	$4.02^{+0.07}_{-0.07}$	$0.2^{+0.01}_{-0.01}$	$0.89^{+0.11}_{-0.08}$
Literatür	6.61	$5.40^{+0.02}_{-0.02}$	$5.40^{+0.02}_{-0.03}$	952^{+19}_{-16}	$4.04^{+0.02}_{-0.03}$	$0.2^{+0.01}_{-0.01}$	$0.90^{+0.03}_{-0.04}$

5. Sonuç

SA 141 yıldız alanı doğrultusunda bulunan RC yıldızlarının iki farklı yöntem ile mutlak parlaklıklarının hesaplanması ve her iki yöntem için benzer Galaksi model parametrelerinin elde edilmesi, buna ilaveten sonuçların literatürdekiler ile uyumlu olması çalışmamızdaki bağıntıların doğruluğunu kanıtlamaktadır. Mutlak parlaklık dağılımındaki yaklaşık 2 kadirlik değişim aralığı ise mutlak parlaklığın bütün RC yıldızları için M_V = +1 kadir alınmasının 1 kadirlik ek bir hataya sebep olacağını göstermektedir. Bu durumla, özellikle yıldızların teker teker mutlak parlaklıklarının değerlendirilmesi söz konusu olan araştırmalarda daha çok karşılaşılacaktır.

6. Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK tarafından 210T114 numaralı projeyle desteklenmiştir.

7. Kaynaklar

Alves, D. R., 2000, ApJ, 539, 732
Bahcall, J. N., Soneira, R. M., 1980, ApJS, 44, 73
Bilir, S., Karaali, S., Güver, T., Karataş, Y., Ak, S., 2006, AN, 327, 72
Bilir, S., Ak, S., Karaali, S., Cabrera-Lavers, A., Chonis, T. S., Gaskell, C. M., 2008, MNRAS,384, 1178
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1998, A&A, 331, 934

Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1999, A&A, 348, 98
Cutri, R. M. ve diğ., 2003, CDS/ADC Electronic Catalogues, 2246
de Vaucouleurs, G., 1948, Annales d'Astrophysique, 11, 247
Groenewegen, M. A. T., 2008, A&A, 488, 935
Keenan, P. C., 1999, ApJ, 518, 859
Laney, C. D., Joner, M. D., Pietrzynski, G., 2012, MNRAS, 419, 1637
Lutz, T. E., Kelker, D. H., 1973, PASP*,* 85, 573
Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Groenewegen, M. A. T., Silva, L., Granato, G. L., 2008, A&A, 482, 883.
Puzeras, E. ve diğ., 2010, MNRAS, 408, 1225.
Reid, M. J., Majewski, S. R., 1993, ARAA, 31, 345
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
Siegel, M. H., Karataş, Y., Reid, N., 2009, MNRAS, 395, 1569
Skrutskie, M. F., ve diğ, 2006, AJ, 131, 1163
van Leeuwen, F., 2007, A&A, 474, 653
Yaz, E., Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Coşkunoğlu, B., Cabrera-Lavers, A., 2010, AN, 331, 807
Young, P. J., 1976, AJ*,* 81, 807

BELİRLENMİŞ GALAKTİK DİSK AÇIK YILDIZ KÜMELERİNİN TEMEL VE YAPISAL PARAMETRELERİNİN ELDE EDİLMESİ

Özgün ARSLAN[1], İbrahim KÜÇÜK[1]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri - TÜRKİYE
eposta:ozgunadige67@gmail.com - kucuk@erciyes.edu.tr

Özet: Açık kümelerin temel fiziksel parametrelerinin doğru belirlenmesi galaktik diskin kimyasal ve dinamik evrimini anlamak için önemlidir. Galaktik diskte bulunan açık yıldız kümelerinin uzaklıklarının, yaş, metal bolluğu ve kızarma değerlerinin doğru olarak belirlenmesi yıldız oluşum ve evrimini için daha gerçekçi modeller elde edilmesini sağlar. Yaptığımız bu çalışmada bazı Galaktik açık yıldız kümelerinin temel parametreleri elde edildi. Çalışmada incelenen Tr 32 için 2 Gyr, NGC6802 için 1.1 Gyr, NGC6811 için 1.8 Gyr, Be89 için 2.5 Gyr ve [KGZ2008]53 için 1.3 Gyr yaş değerleri belirlendi. Ayrıca bu kümelerin yapısal parametreleri de incelenerek çekirdek yarıçapı, üye yıldızların merkezi yoğunluğu ve alan yıldızı yoğunluğu belirlendi. 0.2 kadirden küçük hatalar ile J, H, K_S 2MASS fotometrisi renk-parlaklık diyagramları, radyal yoğunluk profilleri oluşturmak için kullanıldı. Oluşturulan renk-parlaklık filtreleriyse olası küme üyesi yıldızları izole etmek için kullanıldı. Ayrıca alan yıldızı temizlemesi işlemi adı geçen beş açık kümeye uygulandı.

Anahtar Kelimeler: Açık Küme Renk-Parlaklık Diyagramları, Padova Eş Yaş Çizgileri, Radyal Yoğunluk Profilleri, Galaktik Disk, 2MASS Fotometresi.

1. Giriş

Açık yıldız kümlerinin temel fiziksel parametrelerinin doğru bir şekilde belirlenmesi, galaktik diskin oluşumu evriminin anlaşılabilmesi oldukça büyük öneme sahiptir. Galaktik diskte bulunan açık yıldız kümlerinin üye sayısı, uzaklık, yaş,metal bolluğu, kızarma miktarı, radyal ve uzay hız dağılımı gibi parametrelerinin sağlıklı bir şekilde belirlenmesi daha gerçekçi yıldız oluşum ve evrim modelleri yapılmasını sağlar. Açık yıldız kümeleri, Galaksimizin evrimsel ve dinamik özelliklerinin anlaşılması açısından büyük öneme sahip olmalarına rağmen, açık kümelerle ilgili yapılan gözlemler Galaksimize ait bu özelliklerin açığa çıkarılması için henüz yeterli seviyeye ulaşmamıştır. Fotometrik ve dinamik sınırlamalar nedeniyle pek çok açık küme gözlemi düşük çözünürlüklü hızlı alan taraması yöntemiyle yapılmıştır. Düşük çözünürlükler ve poz sürelerindeki yetersizlikler bu tür gözlem verilerinden elde edilen kümelere ait temel ve yapısal parametrelerin doğruluklarını sınırlandırır. Düşük çözünürlüklü hızlı alan taramalarıyla elde edilen gözlemsel verilerin birçoğu, kümelerin nükleer ve dinamik evrim durumlarını yansıtan kütle ve ışıma gücü fonksiyonlarının belirlenmesi için de uygun değildir. Bu nedenle farklı filtre sistemlerini kapsayan geniş uzaysal çözünürlüğe sahip detaylı gözlemler, galaktik diskteki açık kümelerin astrofiziksel parametrelerinin, kütle ve ışıma gücü fonksiyonlarının belirlenmesi açısından oldukça önemlidir.

2. Açık Yıldız Kümelerinin Temel ve Yapısal Parametrelerinin Elde Edilmesinde İzlenen Yöntem

Açık kümeler, moleküler bulut parçalanması, yıldız oluşumu, yıldız evrimi ve dinamik evrim modellerin test edilmesinde kullanılabilir. Bu tür kümeler, galaktik disk yapısının incelenmesi için mükemmel kaynaklardır [1]. Pek çok açık yıldız kümesinin renk-parlaklık diyagramları, kümelerin kırmızılaşma miktarını, yaşını ve güneşten olan uzaklığını elde etmek için temel veriler sağlayan, ana-kol, dönüm noktası ve dev kolu gibi yaşa bağımlı bölgeler içerir. Bu nedenle açık yıldız kümleri, galaktik disk özelliklerinin incelenmesinde kullanılabilirler. Ancak, açık kümelerin çekirdek ve limit yarıçapı gibi parametrelerinin teorik modellerle sınırlandırılması gerekir.Parlak kümeler için yaş ve uzaklık tahmini yapmak göreli olarak daha kolay olsa da, birçok açık kümenin galaktik diske yakın konumlarda bulunması, kümelerin kırmızılaşma ve alan yıldızı kirlenmesinden daha çok etkilenmesine yol açar. Yeterli bir gözlemsel çözünürlüğe sahip olunmadığında, kırmızılaşma ve alan yıldızı kirlenmesi gibi olumsuz etkiler analizlerin, yoğun popülasyonlu veya güneşten birkaç parsek uzaklıkta bulunan açık kümelerle sınırlanmasına neden olur.

2.1 2MASS Fotometrisi

Yakın kırmızı öte fotometrisiyle açık kümelerinin temel ve yapısal parametrelerini belirlemek için bu tez çalışmasında kullanılan yöntem, renk-parlaklık diyagramındaki alan yıldızı kirlenmesini en düşük seviyeye indirmek için geliştirilmiş bir analitik prosedür serisinden oluşur. Kullanılan yöntem, geniş parlaklık aralığına sahip açık kümelerin parametrelerinin etkin bir şekilde belirlenmesine olanak sağlar. Yöntemde, uzaysal ve fotometrik homojenliğin sağlanması için J, H ve K_S 2MASS fotometrisi kullanılmaktadır. 2MASS (The Two Micron All Sky Survey) nokta kaynak katalogu, neredeyse tüm gökyüzünü kaplayan göreli olarak sönük parlaklıklara homojen bir şekilde ulaşma imkanı verir. Bu imkan sayesinde, geniş açısal boyutlu kümeler için daha net bir arka alan tanımlaması yapılabilir [2]. İstatistiksel alan yıldızı temizleme yönteminin ve renk-parlaklık filtrelerinin kullanılması, küme parametrelerinin daha doğru bir şekilde elde edilmesini sağlar. Çalışmamızda incelenen kümelerinin J, H ve K_S filtrelerindeki fotometrik verilerine ulaşmak için *VizieR* veritabanı kullanılmıştır. Kümelerinin fotometrik verileri ve sağ açıklık, dik açıklık, galaktik enlem ve boylam gibi parametreleri yaklaşık olarak $R=60'$ yarıçaplı dairesel bölgeler göz önüne alınarak indirilmiştir. Fotometrik verilerin J, H, K_S filtrelerindeki hata aralığıysa 0.2 kadir olarak seçilmiştir.

2.2. Kümelerin Renk-Parlaklık Diyagramlarından Alan Yıldızlarının Temizlenmesi

Galaktik diskte bulunan alçak galaktik enlemlerdeki kümelerin renk-parlaklık diyagramlarında önemli derecede alan yıldızı kirlenmesi vardır. Alan yıldızı kirlenmesi kümelerin merkezlerine doğru gidildikçe genellikle artığı için, küme merkezlerinin belirlenmesini oldukça zorlaştırır [2]. Alan yıldızlarının temizlenmesi, kümelerin temel ve yapısal parametrelerinin daha doğru bir şekilde belirlenmesini sağlar. Özellikle yoğun alan bölgeleri ve fakir popülasyonlu kümeler göz önüne alığında, alan yıldızlarını temizlemek zorlaşır. Çalışmamızdaki kümelerin gerçek renk-parlaklık şekillerini ortaya çıkarmak için, küme bölgesi ve mukayese alanındaki yıldızların göreli sayı yoğunlarını hesaplayan istatistiksel bir algoritma kullanmıştır. Algoritma 2MASS filtrelerindeki belirsizlikleri

hassas bir şekilde göz önüne alarak, J parlaklığı, (J-H) ve (J-K) renkleri olmak üzere üç boyutta çalışır. Temelde algoritma:

i) Analiz edilen renk-parlaklık diyagramının parlaklık ve renk serilerini, eksenleri J, (J-H) ve (J-K) doğrultusunda olan kübik hücrelerden oluşan üç boyutlu aralıklara böler.
ii) Hücreninkiyle kıyaslanabilir parlaklık ve renklere sahip mukayese alan yıldızların sayısını temel alarak her bir hücredeki alan yıldızı sayı yoğunluğunu(beklenen değeri) hesaplar.
iii) Her bir hücreden beklenen alan yıldız sayısını rastgele çıkarır.

2.3. Alan Yıldızlarından Temizlenmiş Renk-Parlaklık Diyagramları

Alan yıldızı temizleme algoritması renk-parlaklık hücrelerindeki beklenen alan yıldızı sayısını hesaplarken, yıldızların sadece parlaklık ve renk özelliklerini göz önüne aldığı için hücrelerdeki benzer parlaklık ve renge sahip küme üyesi ve alan yıldızlarını aynı silinme olasılığına sahiptir. Dolayısıyla da hücrelerden rastgele yıldız çıkarma işlemi, kümelerdeki yıldızların gerçek radyal dağılım istatistiğinde yapay bir değişime neden olur. Bu nedenle, yıldızlarından temizlenmiş fotometriden yıldızların radyal dağlım özellikleri değil, yalnızca renk-parlaklık bilgileri elde edilebilir [3]. Yani alan yıldızı temizleme algoritması yalnızca, renk-parlaklık diyagramlarının gerçek şekillerinin elde edilmesinde kullanılır.

2.4. Renk-Parlaklık Filtreleri

Çalışmamızda arka alan alanıyla mukayese edilebilir renklerdeki yıldızları temizlemek için, renk-parlaklık filtreleri kullanılmıştır. Oluşturulan fitleler sayesinde küme üyesi yıldızları uzaysal dağılımları daha doğru bir şekilde belirlenmiştir. Kullanılan filtreler, ana-kol ve evrimleşmiş yıldızların renk dağılımlarını hatalarıyla birlikte alacak kadar geniş bir yapıda seçilmiştir. İstatistiksel olarak alan yıldızlarından temizlenmiş renk-parlaklık diyagramlarının aksine, kümelerle benzer parlaklıklara sahip artık alan yıldızlarının renk-parlaklık filtrelerinden geçmesi beklenir. Bu durum, kümelerin radyal yoğunluk profillerinde görülen alan yıldızı temizlemesine bağlı yapay değişimlerin ortadan kalkmasını sağlar. Ayrıca renk-parlaklık filtreleri, kümelerin merkezine doğru çift sistemlerinin oranlarının artması gibi dinamik evrimle ilişkili etkileri göz önüne kadar da geniş yapıdadır. Çünkü çift veya çoklu sistemler, kümelerin anakol bandını genişletme eğilimindedir [3].

3. Kümelerin Radyal Yoğunluk Profilleri

Yıldız kümelerin radyal yoğunluk profilleri, küme üyesi yıldızların uzaysal dağılımlarının temsil ederler. Radyal yoğunluk profili, belirli bir uzaysal bölge içindeki yıldız yoğunluğunu tanımlar. Küme üyesi yıldızların uzaysal dağılımları belirlenirken yoğunluk profillerinin kullanılmasının nedeni, küme merkezleri yakınlarındaki veri yığılmasının ve merkezden uzak bölgelerdeki veri azlığının önüne geçmektir. Çalışmamızdaki yoğunluk profilleri elde edilirken, küme merkezinden uzaklaştıkça genişliği artan dairesel bölgeler içindeki yıldızların sayı yoğunluğunu veren bir algoritma kullanılmıştır. Yarıçap birimleri parsek veya açı dakikası olan dairesel bölgelerin sayıları ve genişlikleri kümelerin üye yoğunluklarına ve galaktik konumlarına göre farklılık gösterebilir. Dairesel bölgelerin sayıları ve genişliklerini değiştirerek, küçük Poisson hatalarına sahip yüksek uzaysal

çözünürlüklü radyal yoğunluk profilleri elde edilebilir. Her radyal yoğunluk profilinin artık arka alan kirlenme seviyesi, mukayese alanında ölçülen filtrenmiş yıldızların ortalama sayısına karşılık gelir. Kümelerinin limit yarıçapları ve yarıçaplardaki belirsizler, arka alan yoğunluk dağılımlarıyla radyal yoğunluk dağılımı seviyelerinin görsel olarak mukayese edilmesiyle tahmin edilir. Limit yarıçap tahminleri radyal yoğunluk dağılımlarındaki değişimler göz önüne alınarak yapılır. Kümelerin radyal yoğunluk profillerinin arka alan bölgelerinden görsel olarak ayırt edilemediği yarıçap değeri limit yarıçap değeri olarak tanımlanır [2].

3.1. Üç Parametreli King Profil Fiti

İncelediğimiz kümelerinin yapısal parametreleri küme üyesi yıldızların radyal sayı yoğunlarını modelleyen üç parametreli King profil fitiyle belirlenmiştir. King profil fiti:

$$\sigma(R) = \sigma_{bg} + \sigma_{ok}/(1+(R/R_{core})^2) \qquad (3.1)$$

eşitliğiyle tanımlanır [4]. Eşitlikteki σ_{bg} , σ_{ok} ve R_{core} parametreleri sırasıyla arka alan yıldız sayı yoğunluğunu, kümenin merkezi yüzey sayı yoğunluğunu ve kümenin çekirdek yarıçapını tanımlar.

4. Analiz Sonuçları

4.1. Kümelerin Merkezi Koordinatları

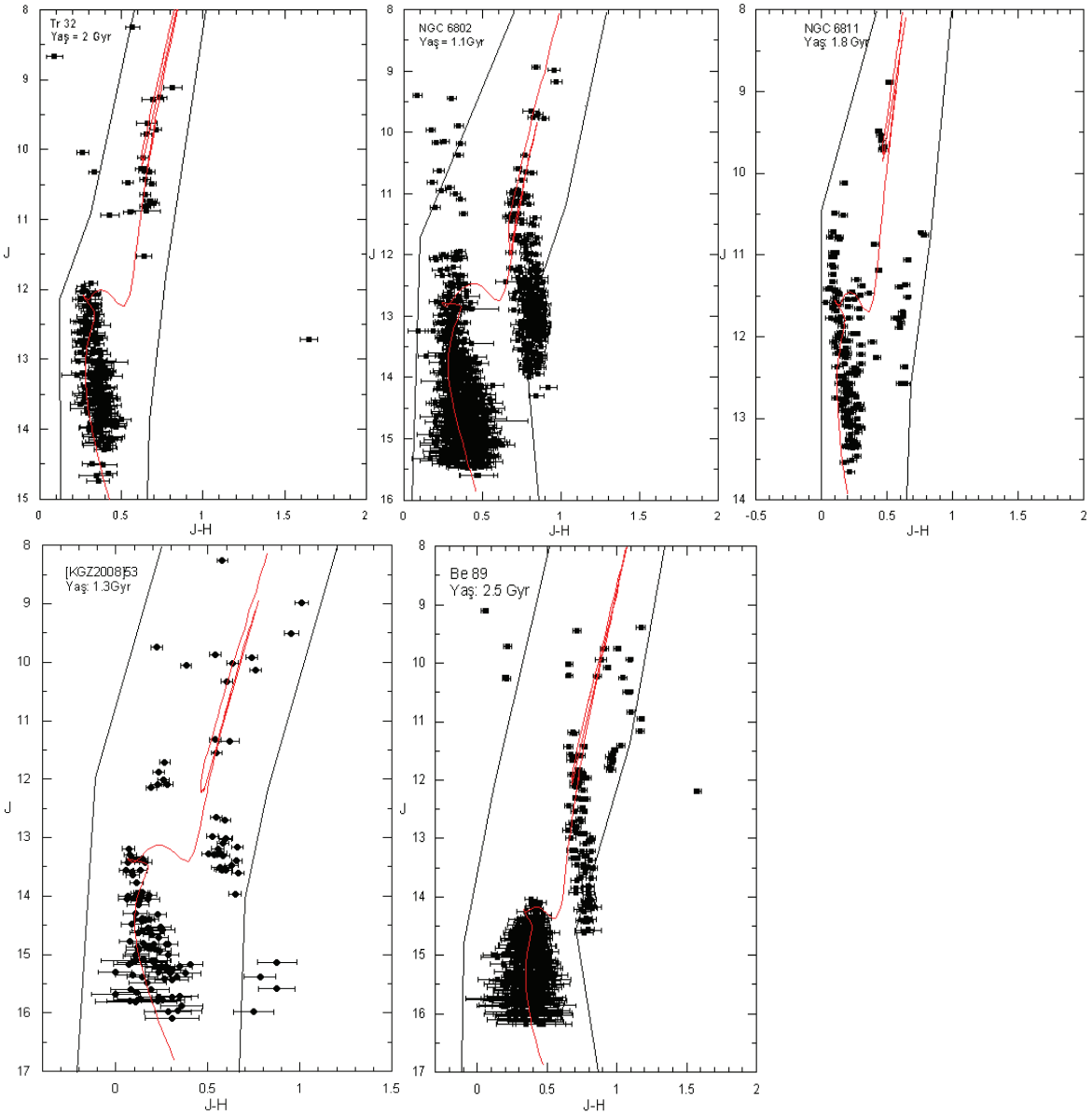
Açık yıldız kümelerinin temel ve yapısal parametreleri belirlenmeden önce yapılması geren ilk iş, kümelerin merkezi koordinatlarının olabildiğince doğru bir şekilde belirlenmesidir. Küme merkezlerinin sağ açıklık ve dik açıklık değerlerinin doğruluk derecesi analiz sonuçlarını önemli ölçüde etkiler. Tez çalışmasındaki kümelerin belirlenen merkezi koordinatların doğruluk dereceleri, yıldız yüzey sayı yoğunluğunu σ (yıldız/açı-dk^{-2}) veren üç boyutlu grafiklerden ve iki boyutlu isopleth (eş alan) yüzeylerinden belirlenmiştir.

4.2. Kümelerin Temel Parametreleri

ncelenen kümelerin ya ları, 2MASS J, H, Ks filtreleri için olu turulan ortalama güne metal bollu una sahip Padova Eş Yaş Çizgileri kullanılarak elde edilmi tir. Kümelerin e ya çizgisi fitlerinden elde edilen parametreleriyse, alan yıldızı kirlenmesinden ve diferansiyel kırmızıla madan önemli ölçüde etkilenen, uzaklık modülleri ve renk artıklarıdır. Kümelerin alan yıldızlarından temizlenmiş renk-parlaklık diyagramları, yaşlarının güvenilebilir bir şekilde belirlenmesini sağlayacak kadar çok veriye sahiptirler. Padova eş yaş çizgilerinden elde edilen küme yaşları sırasıyla TR32: ***2 Gyr***, NGC6802: ***1.1 Gyr***,NGC6802: ***1.8 Gyr***, [KGZ2008] 53: ***1.3 Gyr*** ve Be89: ***2.5 Gyr*** değerlerindedir.
[2] tarafından güncellenen küresel küme parametrelerini temel alınarak elde edilen verilere göre, Güneş ile galaksi merkezi arasındaki uzaklık 7.2 kpc kadardır. Bu hesaplamaya göre çalışmada incelenen kümelerin güneşten olan uzaklıları, TR32: **1.49 kpc**, NGC6802: ***2.04 kpc***, NGC6802: ***1.28 kpc***, [KGZ2008] 53: ***3.54 kpc*** ve Be89***: 3.34 kpc*** değerlerindedir. İncelenen kümelerin uzaklık değerlerini ve renk-parlaklık diyagramlarındaki renk dağılımlarını önemli ölçüde etkilen diferansiyel kırmızılaşma için kullanılan lineer dönüşüm eşitliğiyse:

$$E(J-H) \approx 0.3 \times E(B-V) \qquad (4.1)$$

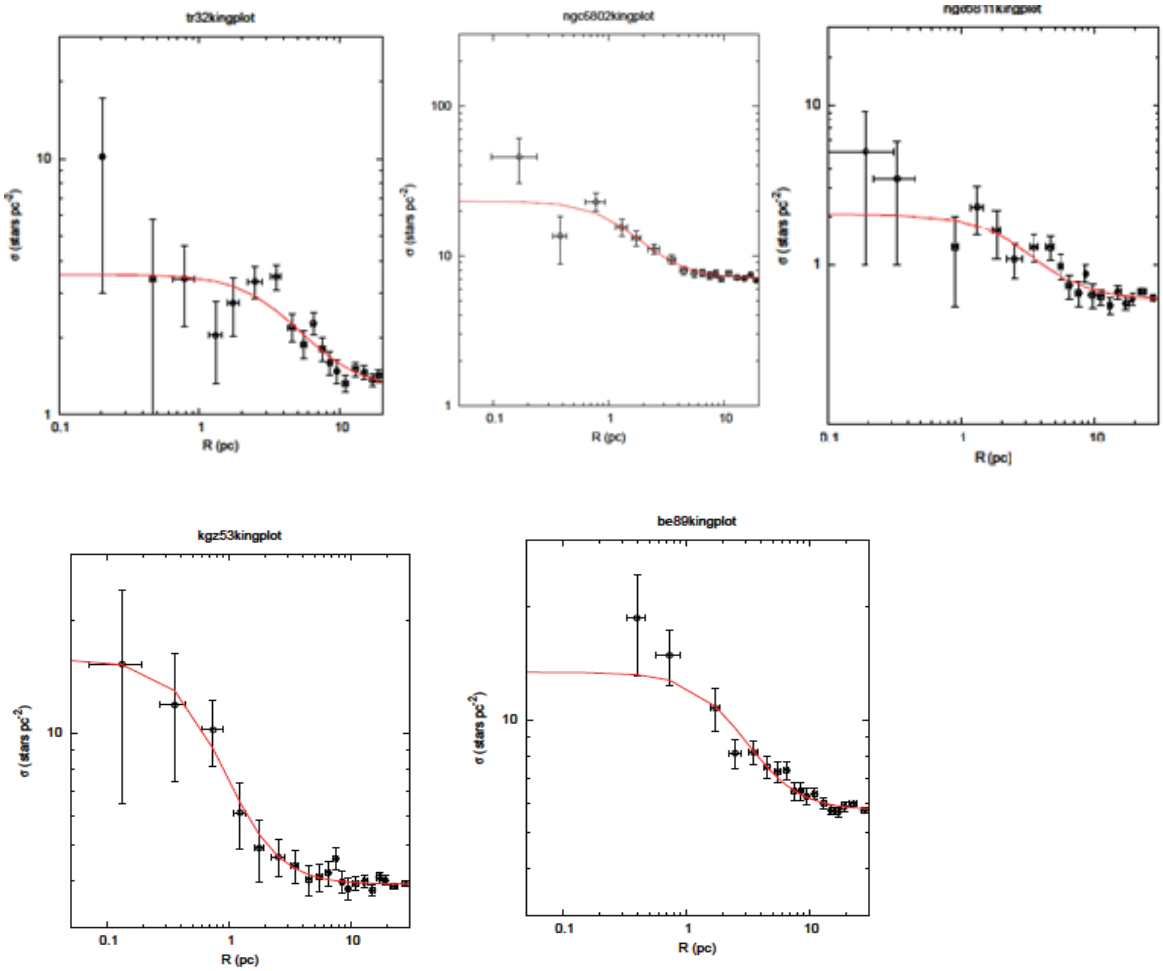
şeklinde ifade edilir [3]. Yakın kırmızı ötedeki diferansiyel kırmızılaşma optik bölgeden daha küçüktür. Bu nedenle J, H, K_S, filtreleriyle yapılan gözlemler kümelerin temel parametrelerinin daha doğru bir şekilde belirlenmesi açısından oldukça kullanışlıdırlar. Kümelerin yakın kırmızı öte ve optik bölgede farklı miktarlarda sönümlemeye maruz kalmaları ve alan yıldızlarının istatistiksel sayısını veren mukayese bölgelerindeki diferansiyel kırmızılaşma hesaplanan E(B-V) değerlerindeki hataları artırabilir. Yaptığımız çalışmamızda bu etkinin önüne geçmek için, küme üyesi olma olasılığı yüksek yıldızların renklerindeki hataların büyük bir kısmını içine alacak kadar geniş renk-parlaklık filtreleri kullanılmıştır.



Şekil 1: Tr 32, NGC 6802, NGC 6811, [KGZ]53 ve Be 89 açık yıldız kümelerinin alan yıldızı eliminasyonu ve renk-parlaklık filtrelemesi yapılmış renk-parlaklık diyagramları. Diyagramlara, 2MASS fotometrisi için oluşturan ortalama güneş metal bolluğuna sahip Padova eş yaş çizgisi fitleri uygulanmıştır

4.3. Kümelerin Yapısal Parametreleri

Yapısal parametreler, kümelerinin orta ve merkezi bölgelerini tanımlayan iki King profil parametresiyle, filtrelenmiş radyal yoğunluk profillerinin fit edilmesiyle elde edilir [5]. Fitler, hataları ağırlık olarak kullanan lineer olamayan en küçük kareler yaklaşımı ile çizilir. Fitlerdeki serbestlik derecesini minimuma indirmek için, mukayese alanında ölçülen artık yıldız değerlerine karşılık gelen arka alan kirlenme seviyesi sabit alınabilir. King fit parametreleri, yıldızların merkezi yıldız yoğunluğu ve çekirdek yarıçapıdır.



Şekil 2: Siyah daireler; Tr 32, NGC 6802, NGC 6811, [KGZ]53 ve Be 89 açık yıldız kümelerinin renk-parlaklık filtresi yapılarak elde edilen radyal yoğunluk profillerini temsil ederken, düz çizgiler ; Bu yoğunluk profillerinden geçen en iyi King profillerini temsil eder. Grafiklerdeki yatay ve düşey eksenler sırasıyla, küme merkezlerinden olan uzaklıkları [R(pc)] ve bir parsek karelik alan içinde kalan yıldız sayı yoğunluklarını [σ(stars pc^{-2})] göstermektedir.

5. Tartışma ve Sonuç

Galaktik disk açık yıldız kümelerinin merkezi yüzey yıldız sayı yoğunluğu, limit ve çekirdek yarıçapı gibi yapısal parametrelerinin belirlenmesiyse açık kümelerin ve galaksimizin dinamik yapısı ve evrimin daha iyi anlaşılması açısından son derecede yararlı bilgiler sağlar. Çalışmamız kapsamında incelenen Tr32, NGC6802, NGC6811, KGZ[2008]53 açık yıldızkümelerinin elde edilen temel ve yapısal parametrelerden yararlanılarak ulaşılması planlanan hedefler söyle sıralanabilir:

1) Küme temel ve yapısal parametrelerinin farklı fotometrik teknikler kullanılarak yüksek bir doğruluk derecesinde belirlenmeleri ve literatüre olabildiğince çok referans verisi kazandırılması,
2) Farklı fotometrik tekniklerle elde edilen parametrelerinin karşılaştırılması,
3) Kümelerin kütle ve ışınım gücü fonksiyonlarının belirlenmesi,
4) Sonuçların bilimsel olarak yorumlanıp, Galaksimizin nükleer ve dinamik yapısı hakkında daha kapsamalı bilgiler elde etmek.

6. Kaynaklar

[1] C. Bonatto and E. Bica, 2006. methods for improving open cluster fundamental parameters applied to M52 and NGC 3940. **Astronomy and Astrophysics, 455(3):** 931-942.
[2] C. Bonatto and E. Bica, 2006. structure and stellar content analysis of the open cluster M 11 with 2MASS photometry. **Astronomy and Astrophysics, 455(1):** 201-209
[3] C. Bonatto and E. Bica, 2007. open clusters in dense fields: the importance of filed-stsr decontamination for NGC 5715, Lynga 4, Lynga 9, Trumpler 23, Trumpler 26 and Czernik 37. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 377(3):**1301-1323.
[4] C. Bonatto and E. Bica, 2009. astrophysical parameters of 14 open clusters projected close to the galactic plane. **Astronomy and Astrophysics, 508(1):** 211-220
[5] King. I. R, 1966. cluster models and the escape of stars, 25. 1966, Astronomical Union. Symposium, 51-56.

TÜRKİYEDE İLK YAKIN KIRMIZIÖTE GÖZLEMLER

Sacit ÖZDEMİR[1], H. Gökhan GÖKAY[1], Ceren YILDIRIM[1]
[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara
(e-posta: sozdemir@ankara.edu.tr)

Ö Z E T

Yakın kırmızıöte (NIR) astronomisi, son yıllarda büyük ilgi duyulan önemli bir gökbilim çalışma alanı olmuştur. Ankara Üniversitesi Gözlemevinde ~1 yıldırki, parlak kırmızı yıldızların K_s bandı NIR fotometrisi sürdürülmektedir. Bu çalışmada iki önemli sonuca ulaşılmıştır: 1) Türkiye'de ilk defa, NIR bölgede yıldızlara ait fotometrik gözlemler başlatılmış; 2) Gündüz vaktinde de yıldız fotometrisinin yapılabileceği gösterilmiştir. Gökcisimlerine ilişkin elde edilen ilk fotometrik NIR ışık eğrileri ve sonuçları sunulmaktadır.

1. G İ R İ Ş

Kırmızı öte (IR) astronomisi, dedektör ve teleskop teknolojilerindeki gelişmeler sayesinde son yıllarda büyük önem kazanmaya başlamıştır. Öyle ki, dünyada IR dedektör sistemi olmayan modern hiçbir gözlemevi bulunmamakta; hatta bazı gözlemevlerinde, optik dedektörlerden bile daha fazla sayıda IR dedektör kullanılmaktadır. IR bölgenin yakın kırmızıöte (NIR) kısmı (1.0 – 3.0 μm) ise, gözlemsel açıdan sağladığı avantajlar nedeniyle, özellikle yer tabanlı gözlemlerde çok tercih edilmektedir. NIR bölgenin en önemli avantajları: i) Atmosferik ışınım katkısının, MIR ve FIR bölgeye göre çok daha az olduğu, üç önemli atmosferik pencereye (J, H ve K bantları) sahip olması, ii) gerek atmosferik gerekse yıldızlararası sönünlenmeden çok az etkilenmesi, iii) bundan dolayı, çevresel zarf içerisinde gömülü olan gök cisimlerinin (genç yıldızlar, AGB yıldızları gibi) gözlenebilmesine olanak sunması, iv) orta derecede kırmızıya kaymaya (z-değeri) sahip galaksilerin elektromanyetik ışınım dağılımlarının bu bölgeye düşmesi, v) soğuk yıldız ve/veya kahverengi cücelerin gözlenebileceği ideal bir bölge olması.

IR gözlemler ülkemizde şimdiye kadar hiç yapılmamıştır. Bu amaçla, Ankara Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeler (BAP) Birimine – esas hedefi NIR bölgede yıldız fotometrisi yapmak olan – "Gündüz Vaktinde Yıldızların Fotometrik Gözlemleri" konulu bir araştırma projesi sunulmuş ve ilgili birimce bu proje desteklenmiştir (kod no: 11A4240001). İlgili proje çerçevesinde i) NIR kamerası (Xenics MCT 230 modeli), ii) K_s filtresi (1.99-2.31 μm) gözlemsel donanımı sağlanmıştır. Bu donanım, Ahi Evran Üniversitesince – ödünç olarak – sağlanan ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde konuşlandırılan, Meade marka LX200GPS 8 inçlik teleskopun odak düzlemine, özel olarak dizayn edilerek yaptırılan adaptör sistemi aracılığıyla, bağlanarak yaklaşık 1yıldır gözlemler sürdürülmektedir. Gözlemleri gerçekleştirilen hedef cisimler çoğunlukla – doğaları gereğince NIR bölgede parlak olan ve yarı-düzenli ya da düzensiz ışık değişimi sergileyen – dev yıldızlar olmuştur.

K bandı civarında, gökyüzü arkafon ışınımının gündüz vaktinde minimumda kalması (Grishin vd. 2003) gerçeğinden yola çıkılarak, bazı yıldızların (Arcturus, Capella) **gündüz saatlerinde de – Güneş gökyüzündeyken bile – fotometrik gözlemleri gerçekleştirilmiştir**. Gözlemlerde K bandı için atmosferik sönüm değeri – sadece 1 gece için – elde edilmiştir. Elde edilen ışık eğrileri sunulmaktadır.

2. G Ö Z L E M S E L S İ S T E M

2.1. Yakın Kırmızıöte CCD Kamerası (Xeva-2.5-320)

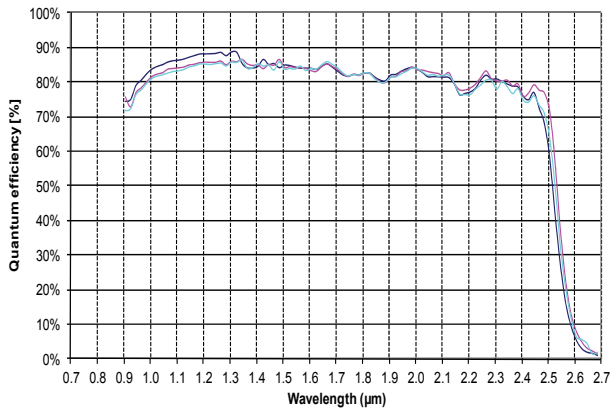
Gözlemlerde kullanılan yakın kırmızı öte (NIR) gözlem cihazı, HgCdTe (MCT) türü CCD çipine sahip, 1.0-2.5 μm dalga boyu aralığına (SWIR ya da NIR bölge) duyarlı bir kameradır. Kamera üreticisi Xenics firması (http://www.xenics.com/) olup, modeli Xeva-2.5-320'dir. Bu kameraya ilişkin

teknik bilgiler Çizelge.1'de verilmiştir. Kamera termo-elektrik 4 aşamalı soğutma sistemine sahiptir. Bu sayede CCD çipi (kış aylarında yapılan gözlemlerde) 1 dk'dan daha kısa sürede -70 C'nin altına kadar soğutulabilmektedir. Kamera idaresi ve veri akışı Xeneth v.2.2.0 yazılımı ile sağlanmaktadır. Xenics firmasından sağlanan, kameraya ait tayfsal duyarlık eğrisi Şekil.1'de sunulmaktadır. Duyarlık eğrisinden görüleceği gibi, bu kameranın, J ve H bandı fotometrik gözlemleri için de kullanılabileceği anlaşılmaktadır.

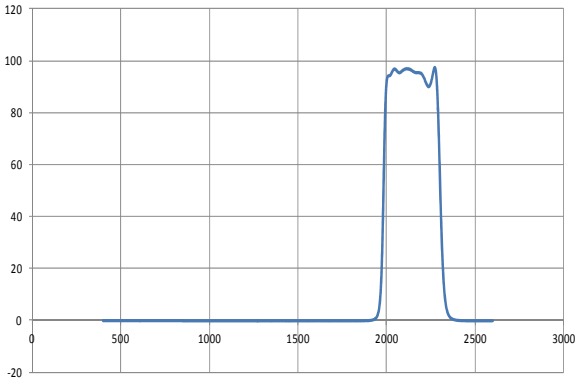
2.2. K_s Filtresi

Kullanılan K_short filtresinin geçirgenlik eğrisi Şekil.2'de verilmiştir. Filtre, 1.99 – 2.31 mikron arasında %90'ın üzerinde geçirgenliğe sahiptir ve geniş bant filtredir. Üretici firma Asahi Spectra (Japonya)'dır. Bu geçirgenlik eğrisi oda sıcaklığında (~290 K) elde edilmiş olup, firma sorumlusu Toshihiko Kimura'dan (t-kimura@asahi-spectra.co.jp) alınan bilgiye göre, sıcaklığa bağımlılığı bulunmamaktadır.

Çizelge.1. Xeva-2.5-320 modeli SWIR bölgeye duyarlı kameraya ait bazı teknik özellikler.	
Tayfsal duyarlık aralığı	0.85 – 2.5 mm
Pixel sayısı	320x256 = 81920
Pixel boyutu	~30 mm
Soğutma sistemi	TE4
Pixel verimliliği	> %99
Görüntü yakalama hızı	60 Hz (bilgisayara kaydetme hızı, kullanılan bilgisayarın teknik özelliklerine bağlı olarak, bu hızın altında kalmaktadır)
Gürültü seviyesi	9.3 ADU
AD dönüştürme rezolusyonu	14-bit
Kamera bağlantısı	USB 2.0
Güç gereksinimi	30 W (max) – 4 W
Giriş gerilimi	12 V – 5 A
Soğutma zamanı	< 5 dk (en fazla)
Kütlesi	~1.8 kg
Kuyu derinliği	0 – 15900 ADU
Shutter	Elektronik (min: 25 pico-saniye, max: ~100 mili-saniye)



Şekil.1. Xeva-2.5-320 modeli SWIR kameranın (3 örnek pixeli için), üretici firmanın teknik ekibi tarafından deneysel yolla elde edilmiş olan kuantum duyarlık eğrisi görülmektedir. Kameranın duyarlı olduğu spektral bölgede (SWIR), kuantum etkinliğinin %70'in üzerinde kaldığına dikkat ediniz.

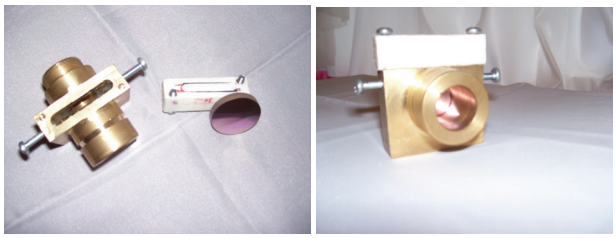


Şekil.2. Asahi Spectra (Japonya) firmasının ürettiği 1.25 inç çapa ve 5 mm kalınlığa sahip K_s filtresine ait, oda sıcaklığında elde edilmiş olan, deneysel geçirgenlik eğrisi görülmektedir.

Yıldızların yakın kırmızıöte fotometrik (K_s bandı) gözlemlerinde kullanılan kamera (Xeva-2.5-320 MCT), yaptırılan uygun bir adaptör vasıtasıyla (bkz. Şekil.3), bir LX200 GPS 8 inç teleskopunun arkasına bağlanmaktadır (Şekil.4). Teleskopun odak oranı f/10 dur. Bu teleskopa bağlanan kamera ile, 3.0 ”/pixel plak ölçeği ve yaklaşık 13x16 yay-dakikalık görüş alanı elde edilebilmektedir.

2.4. Yan Destek Parçaları

a) Adaptör ve Filtre Tutucu; b) Taşıyıcı Oluk (bkz. Şekil.4)



Şekil.3. K_s filtresini içinde barındıran ve NIR kameranın üzerine bağlandığı adaptör sistemi görülmektedir. Soldaki resimde demonte halde, sağdakinde ise filtre içerisine yerleştirildikten sonra görülmektedir.

Şekil.4. Meade LX200 GPS 8” teleskobun odağına bağlanmış olan NIR gözlem sistemi: (A) Xeva 2.5 320 modeli NIR kamerası; (B) K_s filtre tutucusu ve içerisinde filtresi; (C) Kamera destek oluğu; (D) Kamera destek cıvatası.

3. G Ö Z L E M L E R

3.1. İndirgemeler

Xeva-2.5-320 MCT NIR bölge kamerası, profesyonel gökbilim amacıyla üretilmemiştir. Bu nedenle aldığı görüntüler astronomik veri formatında (FITS formatında) değildir. Ancak kamera, sıkıştırılmamış (veri kaybı olmayan) format türü olan, RAW formatında (PNG uzantılı) kayıt yapabilmektedir. Kamera, dört aşamalı termolektrik soğutma sistemi ile -80 C’ye (bazen -90 C’ye) kadar soğutulduktan sonra, gökcisimlerinin görüntüleri PNG uzantılı olarak kaydedilmektedir. Hedef adı, dedektör sıcaklığı, poz süresi gibi bilgiler, dosya adı üzerine yazılarak, kayıt yapılmaktadır. Tarih ve saat ise, dosyanın kaydedildiği sistem saatinden belirlenmektedir. Bu sayede PNG formatlı görüntüler astronomik kullanıma uygun “header” (başlık) bilgilerinin bulunduğu, FITS formatına – *pnmtofits* komutu ile – dönüştürülebilmektedir. Aynı dönüşümler, kalibrasyon amacıyla oluşturulan “dark” (kara akım), “bias” (sıfır seviyesi) ve “flat” (düz alan) görüntülerine de uygulanmaktadır. Düz alan (flat) görüntüleri, Güneş ışığının beyaz bir perdeyi aydınlatması suretiyle elde edilmektedir. Daha sonra standart BDF kalibrasyon stratejisi uygulanarak IRAF yazılımı ile, görüntü üzerindeki yıldızın göreli parlaklık değeri – açıklık fotometrisine dayalı olarak, farklı değerler için – hesaplanmaktadır. Oluşturulan çıktı kütüğüne parlaklık değerlerinin yanında, HJD, hava kütlesi, göreli toplam akı, göreli parlaklık gibi değerler kaydedilmektedir. Belirlenen mukayese yıldızlarına (Capella, Sirius, δ Oph gibi) göre, değişen yıldızının fark fotometrisi elde edilmektedir.

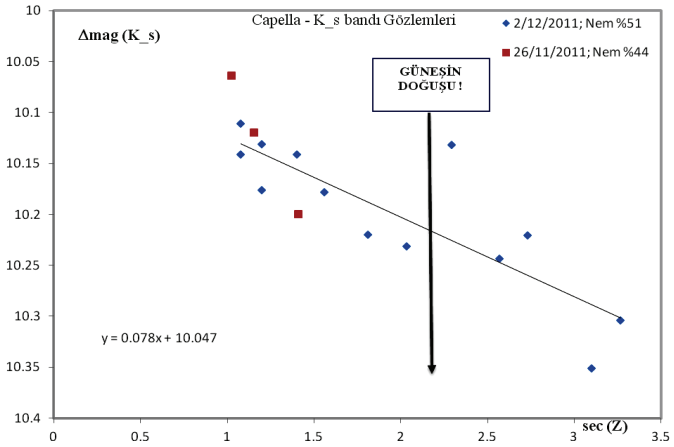
3.2. Fotometrik Sonuçlar

En önemli fotometrik bulgu, hiç şüphesiz, **önceden öngörüldüğü gibi**, Güneş’in doğmasından sonra da yıldızların fotometrik gözlemlerinin sürdürülebilmesi olmuştur. Nitekim, mukayese yıldızı olarak kullanılan Capella yıldızının 2-3 Aralık 2012 gecesine ait atmosferik sönüm eğrisi (bkz. Şekil.5) elde edilirken, **Güneş doğduktan ~ 45 dakika sonrasına kadar**, gözlemler devam ettirilmiştir. Buradan bulunan K_s bandına ait atmosferik sönüm katsayısı 0.08 kadir/kütle olarak ölçülmüştür. Bu sönüm katsayısı mümkün olan her gece için elde edilmeye çalışılmıştır. Böylece standart fotometrik prosedür takip edilerek, yıldızların atmosfer dışı parlaklık değerlerine geçilmektedir. Atmosfer dışı parlaklıklar mukayese yıldızlarınınkiyle karşılaştırılarak, uzun dönemli değişim gösteren parlak kırmızı yıldızların (Çizelge.2) ışık eğrileri elde edilmektedir. Teleskop çapının

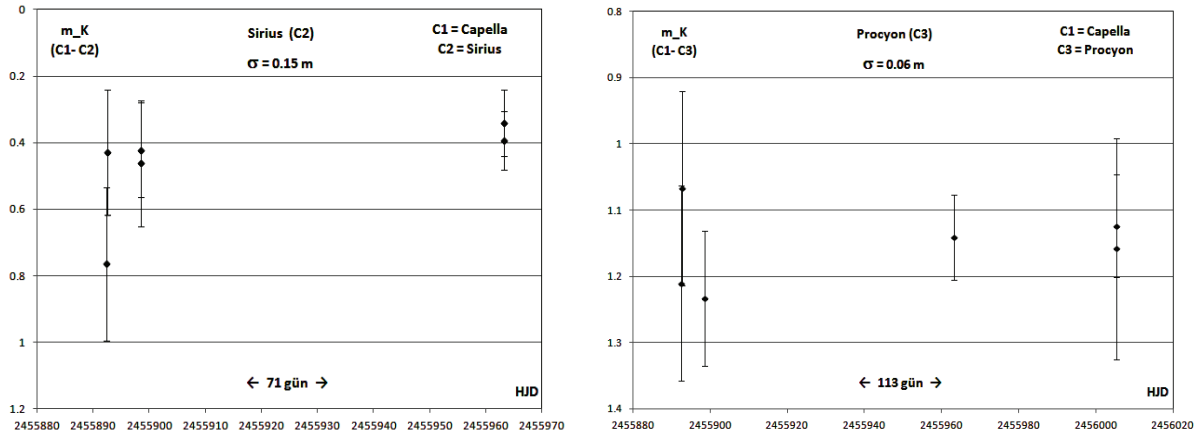
küçük (20 cm) ve kameranın integrasyon zamanının (ms düzeyinde) kısa olması gibi nedenlerden dolayı, gözlem sisteminin, K_s bandındaki **limit parlaklığı**, ancak **~ -0.5 kadirdir**. Gökyüzünde uygun konumda olan gezegenlerin de K_s bandında gözlenmesi denenmektedir. Örneğin Jüpiter ve Satürn gezegenleri, bu gözlem sistemiyle görülememekteyken, Mars gezegeni çok parlak (>-4 kadir) bir şekilde, dedektör tarafından algılanabilmiştir.

3.3. Işık Eğrileri

Mukayese - denet yıldızları ile, yarı düzenli değişim gösteren bazı hedefler ve Mars gezegenine ait, K_s bandı ışık eğrileri Şekil.6.a,b,c'de görülmektedir. Arcturus (Alf Boo) yıldızının gözlem yapılan 232 günlük zaman aralığında parlaklığının ~1.8 kadir azaldığına dikkat ediniz. Bu azalmanın, 15 Temmuz 2012'de gerçekleştirilen, grafikteki son gözlem noktasında da hala devam ettiği görülmektedir.



Şekil.5. Capella (Alfa Aur) yıldızına ait göreli K_s bandı parlaklığının, atmosfer kütlesine karşı değişim grafiği. 02-03/12/2011 tarihli gözlemlerden elde edilen atmosferik sönüm katsayısı, 0.08 kadir/hava kütlesi olarak belirlenmiştir. **Dikey ok Güneş'in doğduğu anı göstermektedir**.



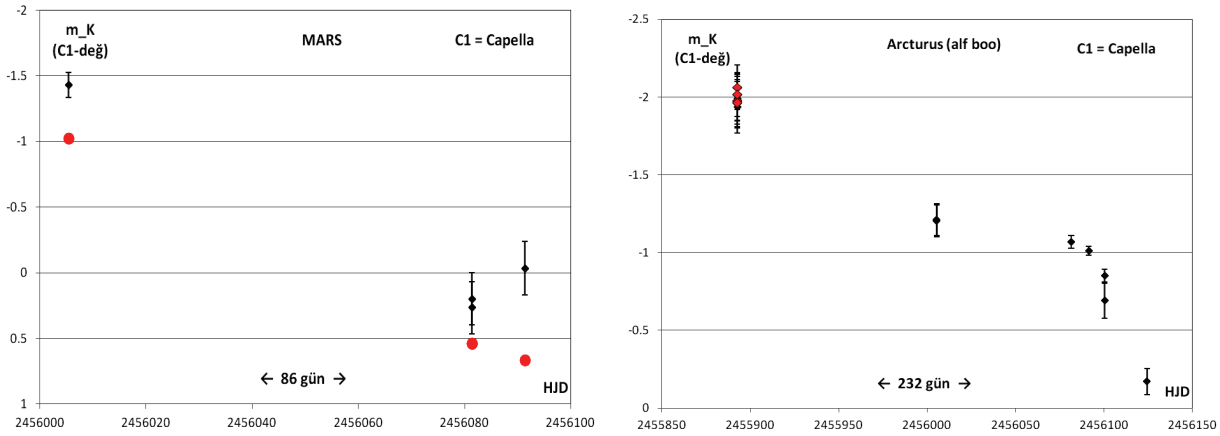
Şekil.6.a. Birinci mukayese yıldızı Capella (Alfa Aur)'nın, denet yıldızları olan Sirius (C2) ve Procyon'a (C3) göre, göreli K_s bandı parlaklıkları görülmektedir. Mukayese-denet farklarına ait standart sapmalar sırasıyla, 0.15m ve 0.06m'dir. Şekillerin alt kenarında veri aralığının kapsadığı toplam gün sayısı görülmektedir.

Çizelge.2. Ankara Üniversitesi Gözlemevinde NIR gözlemleri gerçekleştirilmiş olan bazı hedef cisimlere ait bilgiler sunulmaktadır. Gözlemleri gündüz saatlerinde de (Güneş doğduktan sonra) sürdürülen yıldızlara ait gözlem tarihleri, kalın ve altçizgili şekilde gösterilmiştir.

Hedef Gökcisimleri	**RA (2000)** **Dec (2000)**	**Tayf Türü**	**Dönemi (g)**	**J** **H** **K**	**Gözlem Tarihleri**	**Notlar**	**Poz süresi** **Kamera sıcaklığı**
Beta And	01 09 43.9 +35 37 14	M0 III	. . . . .	-0.96 -1.67 -1.85	16-17/09/2012 (*),	Variable star	25 ms -83 ^{0}C
Beta Peg	23 03 46.5 +28 04 58	M2.5 II-III	43.3 [4]	-1.43 -2.13 -2.38	16-17/09/2012 (*),	SR	25 ms -83 ^{0}C
Alfa Ori (Betelgeuse)	05 55 10.3 +07 24 25	M2 Iab	2335 [4]	-2.99 -4.01 -4.38	24-25/11/2011, 26-27/11/2011, 02-03/12/2011, 03-04/01/2012 (+), 05-06/02/2012, 18-19/03/2012	SRc	20 ms - 81 ^{0}C
Alfa CMa (Sirius)	06 45 08.9 -16 42 58	A1 V	. . . . .	-1.39 -1.39 -1.39	24-25/11/2011, 26-27/11/2011, 02-03/12/2011, 03-04/01/2012 (+) 05-06/02/2012,	Mukayese	50 ms - 81 ^{0}C
Rho Per	03 05 10.6 +38 50 25	M4 II	50: [4]	-0.78 -1.68 1.904	24-25/11/2011, 02-03/12/2011, 03-04/01/2012 (+) 05-06/02/2012,	Semi-regular pulsating	40 ms - 81 ^{0}C
Alfa Aur **(Capella)**	05 16 41.4 +45 59 53	G8III+G0III	. . . . .	-1.25 -1.57 -1.74	24-25/11/2011, 26-27/11/2011, **02-03/12/2011**, 03-04/01/2012 (+) 05-06/02/2012, 18-19/03/2012	Mukayese	40 ms - 81 ^{0}C
Alfa Tau (Aldebaran)	04 35 55.2 +16 30 33	K5 III	. . . . .	-2.1 -2.78 -3.04	26-27/11/2011, 02-03/12/2011, 03-04/01/2012 (+) 05-06/02/2012,	LB	30 ms -81 ^{0}C
Eta Gem	06 14 52.7 +22 30 24	M3 IIIab	2984 [2] 232.9 [4]	-0.73 -1.52 -1.72	26-27/11/2011, 02-03/12/2011, 03-04/01/2012 (+) 05-06/02/2012, 18-19/03/2012	SRa+EA, 232.9d Semi-regular pulsating	50 ms - 81 ^{0}C
Mu Gem	06 22 57.6 +22 30 49	M3 III	25 [1]	-0.91 -1.61 -1.86	26-27/11/2011, 02-03/12/2011, 03-04/01/2012 (+) 05-06/02/2012, 18-19/03/2012	Pulsating variable; SR Mu Gem'in hemen yanındaki 14.5m	50 ms - 81 ^{0}C
Alfa CMi (Procyon)	07 39 18.1 +05 13 30	F5 IV	. . . . .	-0.5 -0.67 -0.66	26-27/11/2011, 02-03/12/2011, 05-06/02/2012, 18-19/03/2012	Mukayese	55 ms - 90 ^{0}C
Alfa Boo **(Arcturus)**	14 15 39.7 +19 10 57	K1.5 III	. . . . .	-2.25 -2.81 -2.91	**26-27/11/2011**, 18-19/03/2012	Variable star	30 ms - 90 ^{0}C
Algieba (CCDM γ1 Leo	10 19 58.4 +19 50 29	K0 III	. . . . .	. . . .	05-06/02/2012, 18-19/03/2012	Double or multiple star. periodic radial velocity variations	70 ms -81 ^{0}C
MARS		Gezegen	. . . .	. . . . > - 4^m (**)	(**) 18-19/03/2012 tarihli gözlem	İlk defa bir gezegen (Mars) K bandında görüldü. Daha önce Jüpiter'in görülemediği anlaşılmıştı.	20 ms -81 ^{0}C

(*) Deneme amaçlı yapılan İLK gözlemlerdir. (+) Nem oranı çok yüksek (%88) olduğundan gözlemler sürdürülemedi.

(1) Tabur, V., vd., 2009, MNRAS, 400, 1945; (2) Taylor, M., 1980, Astr, 17, 77 (eclipse light elements: 2429355+2984E);
(3) Inwoo, H., et al., 2010, A&A 509, 24; (4) AAVSO;



Şekil.6.c. (sol panel): Mars gezegeninin 86 günlük aralıkta K_s bandında gösterdiği değişim görülmektedir. Referans olması bakımından – aynı zaman aralığında – Mars gezegeninin görsel bölgede gösterdiği değişim de kırmızı (içi dolu yuvarlak) sembollerle gösterilmiştir. (sağ panel): Arcturus (Alf Boo) yıldızının 232 günlük gözlem aralığında K_s bandında gösterdiği ~1.8 kadirlik ışık azalması görülmektedir. Kırmızı (sol en üstteki) semboller, **gündüz vaktinde elde edilen parlaklık** değerleridir.

4. S O N U Ç ve T A R T I Ş M A

Ekim 2011 tarihinden itibaren başlatılan yakın kırmızıöte (K_s bandı) ışık ölçüm gözlemlerinde, Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 20 kadar hedef cisim gözlenmiştir. Hedefler esasen – parlak – kırmızı dev, yani asimptotik dev kolu (AGB) yıldızlarından seçilmişlerdir. Doğaları gereği bu tür yıldızlarda, zonklamalarının bir sonucu olarak, yarı düzenli veya düzensiz ışık değişimleri (LB, LC, SRabc gibi) görülür. Bu çalışmada bu türden hedeflerin K_s bandı ışık değişimleri araştırılmış; ayrıca K_s bandı ışık ölçüm gözlemlerinin, gündüz vaktinde de sürdürülebileceği gösterilmiştir.

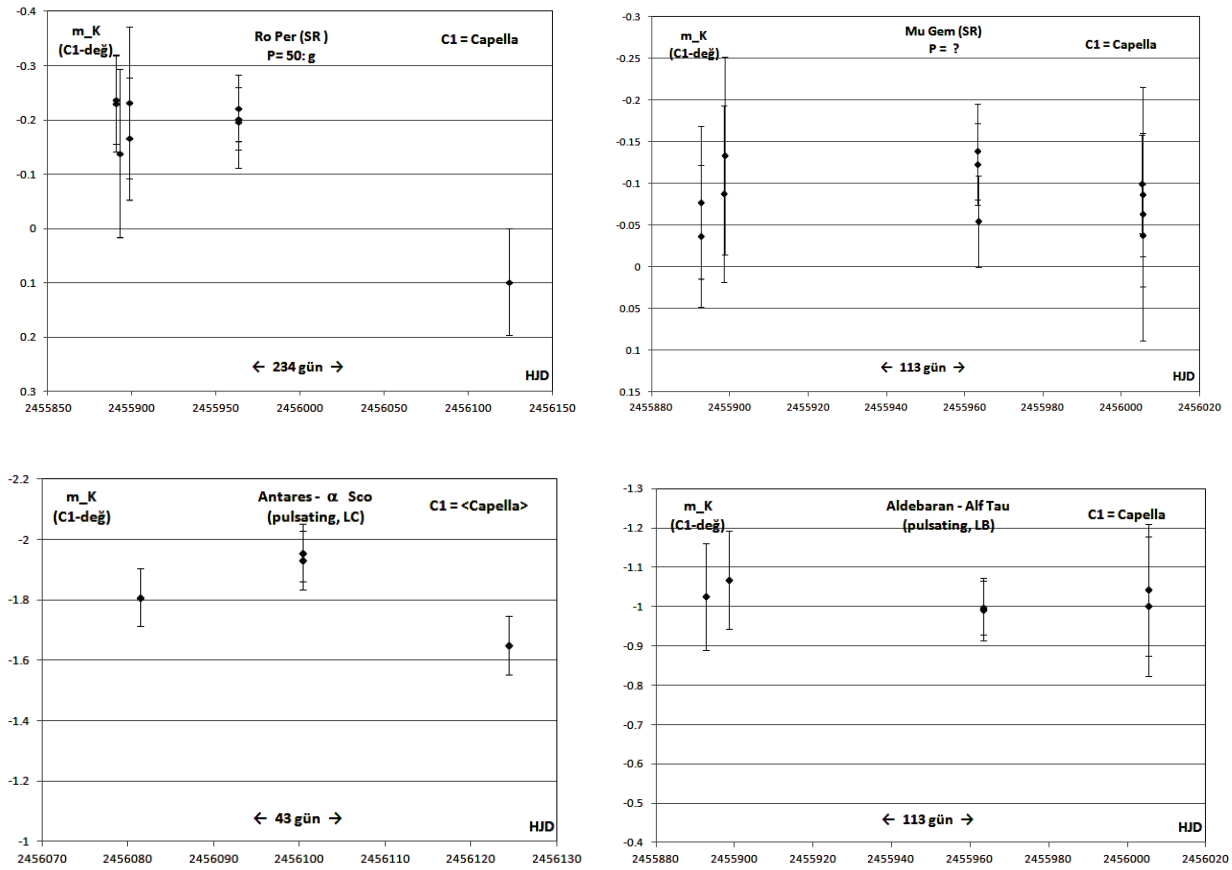
Gözlem sistemi, sekiz inç çaplı bir Cassegrain-Schmidt teleskop, Xeva-2.5-320 MCT modeli NIR bölge kamerası ve K_s bandı filtresinden oluşmaktadır. Gözlem sistemine ait limit parlaklık – teleskobun çap ve kameranın sınırlı (kısa) poz süresinden dolayı – ancak K_s ~ -0.5m kadar olmuştur. Bu limit dahilinde bile gökyüzünde gözlenebilecek yüzlerce hedef bulunmaktadır. Bu hedefler arasından seçilen ve ışık değişimi incelenen AGB yıldızlarından bazılarında, bu süre zarfında görülen değişimler şöyle özetlenebilir: rho Per ~0.2m sönmüştür, alf Boo ~1.8m sönmüştür, alf Sco ~0.3m genlikte bir değişim göstermiştir. Bu değişimler, mukayese yıldızı alf Aur'a göre elde dilmiş fark parlaklıklardır. Mukayese yıldızının (alf Aur) denet yıldızlarına (alf CMa ve alf CMi) göre gösterdiği 1-σ değeri 0.15m ve 0.06m olarak belirlenmiştir. Dolayısıyla bu değerlerden daha büyük değişimlerin fiziksel olarak yıldız kaynaklı olduğu düşünülmüştür (ayrıntılar için bkz. Şekil.6).

Bazı Güneş Sistemi öğelerinin de, bu sistemle gözlenmesi denenmiştir. Jüpiter ve Satürn görülemezken, Mars gezegeninin, 86 günlük aralıkta (büyük oranda yörüngesel geometrik nedenlerden dolayı) ~1.7m kadir söndüğü görülmüştür. Bu değer, Mars'ın bu süre zarfında gösterdiği görsel parlaklık değişimle de uyumludur (bkz. Şekil.6.c). Gökyüzünde bulunduğu zamanlarda Ay, gözlem sisteminin odak ayarının yapılmasında kullanılmıştır.

Sadece (gündüz saatlerinde de gözlemin gerçekleştirildiği) tek gözlem gecesinden belirlenen atmosferik K_s bandı sönüm katsayısı 0.078 m/kütle olarak belirlenmiştir. Capella ve Arcturus yıldızlarına ait fotometrik gözlemler, **gündüz Güneş gökyüzündeyken** de sürdürülmüştür. Bu gözlemler sırasında Capella ile Güneş arasındaki açıklık $\mathbf{154^0.6}$ iken Arcturus ile Güneş arasındaki açıklık $\mathbf{48^0.9}$ kadar olmuştur.

İlerisi için, bu gözlem sistemine J ve H bantlarının da eklenmesiyle, AGB yıldızlarının uzun dönemli, NIR bölge, fotometrik ışık ve renk eğrilerinin elde edilmesi planlanmaktadır. Bu gözlemlerin mümkün olduğunca optik (V bandı) fotometri ile de desteklenmesi düşünülmektedir. Oluşturulacak

optik ve NIR bölge ışık eğrilerinin – özellikle Mira türü değişenlerde – maksimum seviyeleri arasında görülen zaman farkının (phase lag) (örn bkz. Price vd. 2010) araştırılması, önemli bir çalışma konusu olarak görülmektedir. Doğaları gereği zaten uzun dönemli değişim gösteren AGB yıldızlarına ait uzun süreli fotometrik (ışık ve renk değişimleri) gözlemler, sahip oldukları evrimsel durum hakkında önemli bilgiler sağlamaktadır.



Şekil.6.b. Düzensiz ışık değişimi sergileyen dört adet yıldıza (Rho Per, Mu Gem, Alf Sco, Alf tau) ait, elde edilen örnek K_s bandı ışık eğrileri görülmektedir. Her sistemin kapsadığı gözlem aralığı şekillerin altında gösterilmiştir. Parlaklıklar, mukayese yıldızı Capella'ya göre belirlenen, göreli fark parlaklıklardır.

Teşekkür: Bu çalışmada kullanılan NIR gözlem sistemi, Ankara Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeler (BAP) Birimi tarafından verilen finansal destekle sağlanmıştır (Proje Kod No: 11A4240001). Kullanılan teleskop (Meade LX200 GPS 8") ise Ahi Evran Üniversitesi'nin malı olup, geçici olarak bu proje kapsamında, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde konuşlandırılmıştır. Gözlemlerin tamamı, Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi Yönetiminin sağladığı destekle, Ankara Üniversitesi Gözlemevine ait altyapı imkanları kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Grishin, E.A., Melkov, S.N., ve Milovidov, V.L., 2003, Instruments and Experimental Techniques 46 (2), 216
Price, S.D., vd., 2010, ApJSS 190, 203

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci kongresi
27 Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

FERMİ AÇMAZI İÇİN YENİ BİR ÇÖZÜM ÖNERİSİ

Selma Belen, M.Emin Özel

Çağ Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, Yenice TARSUS
(selma.belen@cag.edu.tr / me_ozel@hotmail.com)

Özet: Bu çalışmada, Fermi paradoksu ve Drake denklemi temelinde, evrende muhtemel çok gelişmiş uygarlıklar olabileceği olasılığını dikkate aldığımızda, neden bizlere halen ulaşılamadığı sorusuna yanıt verilmeye çalışılmaktadır. Bunun, söylentinin yayılmasının matematiksel modellemesinin bir uygulaması olabileceği önerilmektedir. Samanyolu içinde çok gelişmiş bir uygarlığın, haberleşme becerisine sahip yaşam bulunan diğer gezegenlerle iletişim kurma çabaları çerçevesinde tüm gökadayı taramış olsa bile, halen iletişim kuramamış olacağı yıldız sistemlerinin (gezegenlerin) toplam bu özellikte sistemlerin sayısına oranı, model uyarınca, 0,203 olacaktır ve biz bu temas kurulamayanların oranı içindeyiz. Dahası, Samanyolu içinde yaşam bulunan gezegenleri keşfe çıkan uygarlıkların sayısı 1'den fazla ise, modelin modifiye edilmiş versiyonu çerçevesinde, hiçbir zaman iletişim kurulamayacakların başlangıçtaki iletişim kurulamamış gezegenlerin sayısına oranı 0,367'ye yükselmektedir ve Güneş sistemi (Dünya) medeniyeti bu oran içinde kalıyor olabilir. Sonuç olarak hiçbir zaman iletişim kurulamayacak gelişmiş uygarlıkların olduğu gezegenlerin her zaman var olacağı söylenebilir. Uzaylıların neden dünyamıza inmedikleri sorusunun yanıtı da, uygarlığımızın temas kurulamamışlar arasında olması ile açıklanabilir!

1.Giriş: Dedikoduların Modellenmesi

Tarihi olarak, söylenti veya dedikodunun yayılmasının modellemesi epidemik kuramına bağlı olarak gelişti. Örneğin, Rapaport (1952, 1953) II. Dünya Savaşı'nın hemen sonrasında bu konuda ilk göze çarpan matematiksel modellemeleri yapmıştır. Savaş öncesi ve devamı yıllarında Almanya'daki siyasi iktidarın yaptığı nazi propagandasının Alman toplumu üzerindeki güçlü etkisi ve hızla yayılmasının, bu konuya büyük dikkat çekilmesini sağladığını görüyoruz. Böylece özel olarak üzerinde durulup söylentinin yayılma boyutlarının belirlenmesi için ilk deterministik matematiksel modellemelerin 50'lerin başlarında Rapaport'un yukarda verilen çalışmaları olduğunu söyleyebiliriz. Dedikoduların yayılması, daha sonra epidemik kuramından tamamen bağımsız bir konu olarak ele alınmıştır. Bunun için ilk çalışma olarak "Stochastic Rumours" (Stokastik Dedikodular) başlıklı makale (Daley ve Kendal, 1965) göze çarpar. "İlk klasik model" olarak nitelendirilen DK modelini Maki ve Thompson'un "ikinci klasik model"i (MT) takip etmiştir. Yazarların "Mathematical models and applications" (Maki ve Thompson, 1973) adlı kitabındaki "Discrete time models for the spread of rumours" (Dedikoduların yayılmasında kesikli zaman modelleri) bölümü bu konuya ayrılmıştır.

Bu modellerin fizikte iyi bilinen "Fermi Açmazı" sorununa uygulanmasında en güçlü motivasyon Maki-Thompson modelinden kaynaklanmaktadır. Bu modeli biraz daha yakından tanıtmak gerekirse, kuramın özgün şeklinde, birbirinden yürüyüş mesafesinden daha uzakta olan ve birbirleri ile telefon bağlantısı olan n+1 adet köy söz konusudur. Bir *t* zamanında, bir söylenti herhangi bir köyden diğer, geri kalan n adet köye telefonla yayılmaya başlar. Başlangıçta, söylenti, çıktığı köyden diğer köye duyurulur. Duyan da bunu diğer bir köye iletir. Yani her duyan, bunu rastgele aradığı diğer bir köye duyurma peşindedir. Ancak, bazı duyanlar, dedikoduyu bilseler de yaymazlar. Böylece, zaman içinde, (1)söylentiyi henüz bilmeyen köyler, (2)söylentiyi bilen ve yaymaya devam eden köyler,(3) bilenler ve yaymaktan vazgeçenler olmak üzere toplam köyler üç gruba ayrılır. Modele göre köyler arasındaki iletişim süreci söylentiyi yayanların, açtıkları telefonlarda dedikoduyu bilenlere rast gelince dedikoduyu yaymaktan vazgeçenler konumuna geçtikleri varsayılmaktadır. Böylece, tüm yayıcıların sıfırlanmasıyla süreç sona erer. Elde edilen analitik ve sayısal sonuçlara göre söylentinin yayılma süreci durduğunda köylerin 0.203'ü hiçbir

zaman söylentiyi öğrenememektedirler. Sayısal simulasyonlara göre, köy başına ortalama iletişim (telefon etme) sayısının toplam köy sayısına oranı 1,592'dir.

Modelin daha gelişmiş versiyonlarında (Belen ve Pierce, 2004; Belen, 2008) gösterildiği gibi, eğer başlangıçtaki yayıcıların sayısı klasik modellerde olduğu gibi yalnızca 1 değil de toplam nüfusun belli bir oranı (bu, yüksek bir oran olsa bile) ise, söylentinin yayılma süreci durduğunda söylentiyi öğrenemeyen bir kesim mutlaka vardır ve fazla noktadan yayıma başlandığında, söylentiyi hiçbir zaman öğrenemeyenlerin başlangıçtaki söylentiyi bilmeyenlere oranının 1/e = 0,367 olduğu analitik ve sayısal olarak gösterilmiştir. Bu modellerin ayrıca Runge-Kutta metodu kullanılarak, hata analizi yapılmış ve nüfus genişliği (köy sayısı) N_0=259 olduğunda hata faktörünün sıfıra indiği görülmüştür (Belen ve ark., 2011), ayrıntılar için [1].

Tüm bu çalışmalar ışığında elde edilen 0,203 ve 0,367 gibi yakınsama değerleri toplam nüfus oldukça geniş ve sonsuza giderken geçerli analitik sonuçlardır. İncelemek istediğimiz, Samanyolu içindeki fazla sayıda (>200 milyar) yıldız ve daha da fazla sayılara ulaşması beklenen gezegenler (> 1 trilyon) üzerinde yaşamın ortaya çıkması, gelişmesi ve bir bölümünün teknolojik düzeylere ulaşarak birbirleri ile haberleşme (birbirinden haberdar olma) potansiyelini taşıması, söylenti modellerinin ve sonuçlarının uygarlıklar arası iletişimin modellenmesinde ve anlaşılmasında uygulanabilirliğini bize sezdirmektedir.

2. Fermi Açmazı

Enrico Fermi'nin 1950'li yıllarda, bir öğle yemeği tartışması sırasında, Evren'de ve Samanyolu içinde, en az dünya kadar hatta ondan ilerde medeniyet taşıyan yıldızların olması gerektiği, bu bakımdan, dünyamızın uzaylılar tarafından ziyaret edilmiş olması gerektiği, bu yönde kanıtların olmaması nedeni ile de, bir "açmaz" içinde olduğumuzu söylediğinden kaynaklanan "Fermi Açmazı" (Sullivan ve Baross, 2007) probleminin birden fazla çözümü önerilmişti. Bu çözümler arasında, "ender yeryüzü" (teknik medeniyetler çok nadirdir); "hayvanat bahçesi", (uzaylılar bizi kolluyorlar ve özel olarak gelişmemizi bekliyor olabilirler) "yetersiz zaman" (teknik bir medeniyet için Büyük Patlama'dan beri yeterli düzeyde teknik medeniyetler için ancak yeterli zaman geçmiştir) veya "arka bahçe" (diğer medeniyetler de henüz kendi arka bahçelerini keşifle meşguldürler) hipotezleri sayılabilir. Burada önerilen "karanlık bölge" hipotezimiz, söylenti ve haberlerin yayılması çalışmaları sırasında ortaya çıkan "her yayılma, keşif ve araştırma sürecinde, mutlaka keşfedilmeyen –ulaşılmayan- (karanlıkta kalan) yerler kalmaktadır" genel sonucuna dayanmaktadır.

3. Drake Denklemi: Samanyolu içindeki haberleşebilecek medeniyetlerin hesaplanması

Söylenti modelimize paralel olarak, Fermi probleminde söz konusu edilecek "keşif uzayımız", Samanyolu(SY) içinde "birbiri ile haberleşebilecek uygarlıkların sayısı" olmaktadır. Bu soru, "Drake Denklemi" olarak bilinen bir "gevşek ilişkiler çarpımı" olarak ele alınabilecek bir yaklaşımda, ilk sonuçları elde etmemize olanak vermektedir. Frank Drake'in kendi çözümü (1965), Samanyolu içinde N=10.000 kadar iletişim kurabilecek uygarlığın olduğunu tahmin etmektedir (zikreden, Sulliwan & Barros, 2007, s.519).

Drake denklemi, N, SY içinde haberleşebileek medeniyetlerin sayısı N'yi şu ifade ile vermektedir:

$$N=Y.G.S.K1.E.I.L/T \qquad (1)$$

Burada, Y, SY içindeki yıldızların sayısı; G, bir yıldızın çevresindeki (ortalama) gezegen sayısı, S: bir yıldız sistemindeki gezegenlerde yaşamın sürdürülebilirliği koşullarını sağlayacakların oranı; K1, yaşamı sürdürebilecek olanlardan, yaşamın gerçekten başlayanların oranı; E, bu noktaya erişenlerden akıllı bir yaşam geliştirebilenlerin oranı; I: akıllı yaşamın oryaya çıktığı gezegenlerde, haberleşme için gerekli teknolojiye ulaşanların oranı; L, yıldızın teknolojik olarak haberleşme

becerisine sahip olduğu ömrü (yıl) ve T, SY'nun yaşı (yıl) olarak verilir. Denklemin farklı faktörler ağırlık veren değişik versiyonları vardır. Burdaki faktörlerin en iyi değerleri ve tahminler yeine konduğunda, akılda kalan bir sonuç şudur:

$$N \sim L \qquad (2)$$

(Sullivan ve Barros, 2007). Burada, L yıl olarak, bir yeknoljik medeniyetin ömrüdür. Draake'in kendisi dünya medeniyeti için 10bin yıl ömür biçmiş durumdadır. Radyo teknolojisini 1900'lerden beri geliştirdiğimizi düşünürsek, alt sınır olarak N=L> 100, medeniyetimiz için daha optimistik görüşler ise N= 10bin (F.Drake) ile N=1 Milyon (Carl Sagan) arasında değişmektedir. Söylentinin yayılma dinamikleri açısından önemli bir kritik sayı, söylenti ve dedikodularla ilgili ayaılma dinamiklerinin, asimtotik oranlara ulaşma için öngördüğü N_0=259 sınırıdır. En kötümser koşullarda bile medeniyetimizin birkaç yüz yıl daha bu düzeyde süreceğini düşünebiliriz.

Sonuç olarak, SY'nda yeteri sayıda teknolojik gelişim sağlamış gezegenleri varlığı genelde kabul görmektedir. Başlangıç olarak Drake'in çözümünü kullanarak SY içinde N=10.000 kadar da iletişim kurabilme potansiyelinde (yayıcı olabilecek) uygarlıklar olduğunu varsayabiliriz. Burada, söylentinin yayılması modelindeki söylentiyi yaymaktan vazgeçmenin eşdeğeri olarak da, bir gezegenden diğerine temas kurulduğunda her ikisi de gelişmiş (ve potansiyel olaraki yayıcı) uygarlıklar söz konusu olduğunda, bunlardan biri (MT modeli) veya her ikisi de (DK modeli) artık temas arama çalışmalarından vazgeçebilir. Eğer birisi vazgeçerse, diğeri (örneğin teknoloji olarak daha ileri olanı) yayıcı uygarlık olarak, SY içindeki diğer gezegenlerle temas kurmayı sürdürebilir ve girişimlerine devam eder. Yaymama nedeni olarak değişik yaklaşımlar ve nedenler (heyecanını yitirme, kaynakların tükenmesi,…) düşünülebilir.

4. Tartışma ve Sonuç

Söylenti ve dedikoduların yayılma dinamikleri ile SY içindeki medeniyetlerin yayılmaları arasında kurulan paralelliklerin geçerli olması halinde, "uzaylılarla neden temasta olmadığımız" hakkındaki Fermi Açmazı için yeni bir çözüm önerisi ortaya çıkmaktadır. Tartışma için, Draeke'in Kabul ettiği şekilde, SY içinde N=10.000 medeniyetin varlığı durumunda,

(1) SY içinde gelişmiş bir uygarlıktan başlayarak tek kaynaklı bir yayılma durumunda (DK modeli), sürecin sonunda tüm uygarlıkların α = %20,3'ü keşfedilemiyecek, kendileri ile temas kurulamıyacaktır. Eğer süreç çoktan sona erdiyse, bu durumda dünyamız α N ~ 2000 adetlik keşfedilmemişler grubunun içindedir. Süreç devam ediyorsa, ilerde böyle bir temasa hazır olmalıyız!.

(2) SY içinde yayılmanın 1'den fazla (mesela n tane) uygarlık tarafından başlatılmış olması durumunda (MT modeli), keşfedilemiyecek/ulaşılamayacak uygarlıkların m sayısının, başlangıçta iletişim çabasına girmemiş ve diğer uygarlıklardan habersiz olanların sayısı olan (N-n)'ye oranı için (s, uygarlıklardan haberdar olup ta kendileri keşfe çıkmamış suskunlar olanlar olmak üzere), söylenti yayılma simulasyonları β = m / (N-n-s) = 0,367'yi vermektedir. Keşfe başlamış uygarlıkların sayısı için n+s << N durumunda, m ~ 3000'i aşkın uygarlık demektir. Dünyanın yine bu oran içinde kalmış olması söz konusudur.

Kaynakça, sadece metinde geçen referansları değil, bu konuda ek bilgiler alınabilecek kaynakları da içermektedir.

5.Kaynakça

Belen S., Kropat, E. ve Weber, G.-W. (2010), "On the classical Maki- Thompson rumour model in continuous time", *CEJOR*, 19, 1-17

Belen, S. ve Pearce, C.E.M. (2004), "Rumours with general initial conditions" *ANZIAM J.* 45, 393-400

Belen, S., (2008), PhD Thesis, Univ. of Adelaide, Avustralya.

Daley D.J. ve Kendal, D.G. (1965), "Stochastic Rumours", *J Inst Math Appl* 1, 42-55.

DiFonzo N., Bordia, P. ve Rosnow, R.L. (1994), "Reining in Rumours", *Organizational Dynamics*, 23(1), 47-62

Frost, C. (2000), "Tales on the internet: making it up as you go along", *ASLIB Proc.* 52, 5-10

Hayes, B. (May 2005), "Rumours and Errours"*, American Scientist,*

Lefevre, C. ve Picard, P. (1994), "Distribution of the final extent of a rumour Process", *J.Appl.Prob*., 31, 244-249

Maki, D.P. ve Thompson, M. (1973), *Mathematical Models and Applications*, Prentice-Hall

Pearce, CEM , 2000, "The exact solution of the general stochastic rumour", *Mathematical and Computer Modelling*, 31(10-12), 289-298

Pittel, B 1990, "On a Daley-Kendall model of random rumours", *J.Appl.Prob*. 27, 14-27

Rapoport, A ve Rebbun, LI ,1952, "On the mathematical theory of rumour spread", *Bull.Math.Biophys*. 14, 375-383

Rapoport, A ,1953, Spread of information through a population with socio-structural bias. I. Assumption of transitivity., *Bull.Math.Biophys*. 15, 523-533.

Sullivan III, W. Baross, J.A. (Edt.) 2007, "Planets and Life", Cambridge Univ. Pres, Ch.26

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi - Coude Eşel Tayf İndirgemesi ve Element Bolluk Analizi: 29 And ve 89 Cet

Sıla ERYILMAZ [1], Kutluay YÜCE [1]

[1]*Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, ANKARA*
(e-posta: silaeryilmaz84@gmail.com, kyuce@ankara.edu.tr)

Özet

29 And (B5 V) ve 89 Cet (B7 IV) yıldızlarının yüzey element bollukları çizgi ölçüm tekniği (fine analysis) ile hesaplandı. Yıldızlar, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde RTT150 teleskobuna bağlı Coude Eşel Tayfçekeri (CET) kullanılarak Dr. Kutluay YÜCE tarafından Ağustos 2009 tarihinde, Yüce vd. (2008)'ın tayfsal karakteristik sonuçları dikkate alınarak gözlenmiştir. Gözlemsel ham veriler, IRAF programı yardımıyla indirgendi. Tayfların sinyal-gürültü oranını (S/G) arttırmak için, aynı gecede ve ardışık olarak 29 And'ın iki adet 1200 sn, beş adet 1800 sn ve 89 Cet'in beş adet 1200 sn poz sürelerinde alınmış tayfsal verilere birleştirme işlemi uygulandı. Geniş bir dalgaboyu aralığındaki (3720-9850 Angström) tayflar, G.Hill'in REDUCE ilgili programları ile ölçülerek, çizgi profillerinin merkezi dalgaboyu, eşdeğer genişliği ve çizgi bulundu. 29 And ve 89 Cet'in belirlenen dönme hızı değeri, sırasıyla, 14 ± 0.5 km/sn ve 20 ± 0.5 km/sn dir.

Model atmosfer ve element bolluk hesaplamalarını, LINUX ortamda yerel termodinamik denge varsayımlı ATLAS9 ve WIDTH9 (Kurucz 1995, Castelli 2005) kodları yardımıyla gerçekleştirdik. Etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivme değerlerini, 29 And için, sırasıyla, 15130 K, 3.70 dex olarak belirledik. 89 Cet yıldızına Fossati vd. (2009)'nin güncel değerleri (12800 K, 3.75 dex) uygulandı. Demir elementinden belirlediğimiz mikrotürbülans hız değerleri 29 And ve 89 Cet için, sırasıyla, 0 km/sn ve 1 km/sn dir.

29 And yıldızı için 25 element (He, C, O, Mg, Al, Si, P, S, Cl, A, Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Fe, Sr, Y, Zr, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Gd), 89 Cet için 27 elemente (He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, P, S, Cl, A, Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Fe, Ni, Sr, Y, Zr, La, Ce, Pr, Nd, Gd) ilişkin bolluk hesabı yapıldı. Bolluk sonuçlarımız bu çalışma kapsamında verilmekte ve literatürde mevcut olan değerlerle karşılaştırılmaktadır.

Anahtar Kelimeler: 29 And, 89 Cet, tayfsal analiz, atmosfer parametreleri, model atmosfer, yüzey element bollukları.

1. GİRİŞ

Yıldızların ayrıntılı tayfsal analizi, yıldız astrofiziğinin önemli çalışma alanlarından biridir. Yıldızların atmosfer parametrelerinin (etkin sıcaklık; T_e, yüzey çekim ivmesi; log g, mikrotürbülans hızını; ξ) belirlenmesini ve uygun model atmosfer hesabı ile yüzey kimyasal bileşiminin ortaya çıkarılmasını içerir. Buradan elde edilen güvenilir bilgiler, yıldızların evrim durumunu ve atmosferlerinde meydana gelen fiziksel süreçleri anlamada önemli bilgiler sağlar.

Ülkemizde son zamanlarda, TUG'dan elde edilen ait yüksek ayırma güçlü tayflar, yıldızların ayrıntılı tayfsal analizlerinde kullanılmaya başlandı (HD 43836; Şahin 2008 ve HD 39866; Eminoğlu 2009). Kutluay Yüce tarafından RTT150 Coude Eşel Tayfçekeri ile elde edilen bir dizi yıldızın tayfı kullanılarak TUG tayflarının genel karakteristiği ayrıntılı olarak irdelenmiştir (Yüce vd. 2008). Adelman ve Yüce (2010) üç adet civa mangan yıldızının TUG tayflarını incelediler.

Bu çalışma, Yrd. Doç. Dr. Kutluay Yüce danışmanlığında ve Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü'nde gerçekleştirilen "*29 And ve 89 Cet Yıldızlarının TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Coude Eşel Tayf İndirgemeleri ve Kimyasal Bolluk Analizleri*" başlıklı yüksek lisans tez çalışmasının özellikle indirgeme ve analiz bilgilerini içermektedir.

29 And (B5 V) ve 89 Cet (B7 IV) yıldızlarını seçme nedenlerimiz:

a) 29 And'ın literatürde az sayıda tayfsal çalışması yer alması nedeniyle, bu çalışma, 29 And yıldızının ilk ayrıntılı tayfsal analizi niteliğindedir. 89 Cet'in en güncel çalışması Fossati vd. (2009) dir.

b) 29 And (m_v= 4^m.3) ve 89 Cet (m_v= 4^m.2) yıldızlarının parlak yıldızlar olması, RTT150 CET ile yüksek Sinyal/Gürültü (S/G) değerlerine sahip verilerin elde edilmesinde onları ideal kılar (Yüce vd. 2008).

c) Her iki yıldızın düşük dönme hızına sahip olması, bu tayf türünden yıldızların tayf analizi sayesinde, çok sayıda atom ve iyon çizgilerini, sağlıklı inceleme imkanı sağlar.

2. 29 And ve 89 Cet Yıldızlarının Genel Özellikleri

29 And ve 89 Cet, normal B tayf türünden anakol ve alt dev ışınım sınıfı yıldızlardır. 29 And yıldızı π And, HD 3369, HR 154, GSC 02279-01665, HIP 2912, BD +32º101, SAO 4033 olarak isimlendirilir. Tayf türü ve ışınım sınıfı Lesh (1968) ve Murphy (1969) tarafından B5 V, Ahmad (1952), Herbig ve Spalding (1955), Kopylov (1958), Belyakina ve Chugailov (1960) tarafından B5 V SB olarak sınıflandırılmıştır. Literatürde belirtilen görsel parlaklık ve renk ölçeği, sırasıyla, yaklaşık 4^m.3 ve -0.13 dır.

89 Cet yıldızı π Cet, HD 17081, HR 811, GSC 05292-00970, HIP 12770, BD -14º519, SAO 148575 isimleri ile de anılır. Tayf türü ve ışınım sınıfı, Johnson ve Morgan (1953), Herbig ve Spalding (1955), Borgman (1960), Jugaku ve Sargent (1961) tarafından B7 V, Vaucouleurs (1957) tarafından B6 III ve diğer bazı eski çalışmalarda B5 V SB olarak belirtilmiştir. 89 Cet için görsel parlaklık ve renk ölçeğine ilişkin değerler, sırasıyla, yaklaşık 4^m.2 ve -0.14 dir. Literatürde 89 Cet' ait tayfsal çalışmaların, moröte bölgede yoğunluk kazandığı görülür. Moröte bölge tayfları, anormal bolluk özelliği sergileyen B, Be, Cu, Ga, Hg, Bi gibi kimyasal tuhaf yıldızların bilgisine ulaşmamızı sağlar. Böyle yıldızlara ait bolluk çalışmalarında 89 Cet genellikle "normal yıldız" olarak sınıflandırılmakta ve karşılaştırma/standart yıldızı olarak ele alınmaktadır. 29 And ve 89 Cet yıldızlarının literatürde yer alan atmosfer parametrelerine ait değerler ve genel özellikleri Eryılmaz (2011)'de verilmiştir.

29 And'ın literatürdeki tek ayrıntılı tayfsal çalışması Heacox (1979)'a aittir. Normal yıldız grubunda yer alan 29 And yanında kontrol grubundaki yıldızlar arasında 89 Cet de yer almaktadır. 29 And ve 89 Cet için mikrotürbülans etkisi dahil edilmeden ve mikrotürbülans hızı 3 km/sn alınarak elde edilen bolluk değerleri çalışmalarında verilmiştir. Adelman (1984, 1991, 1998) tarafından 89 Cet'in atmosfer parametreleri ve yüzey element bollukları belirlenmiştir. Roby ve Lambert (1990) çalışmalarında 89 Cet ve 29 And yıldızlarının karbon, azot, oksijen (CNO) bolluklarını hesaplamışlardır. Fossati vd. (2009) tarafından yapılan çalışma 89 Cet'e ait güncel ve ayrıntılı tayfsal analiz niteliği taşımaktadır. Fossati, tarafından 10 000 - 13 000 K sıcaklık aralığında çalışmanın ideal olduğu belirtilir. Çünkü böyle yıldızların tayfları şiddetli blend etkisi göstermezler. 89 Cet, optik bölge tayfı fark edilir şekilde bileşeni tarafından bozulmadığı için bu çalışmaya dahil edilmiştir. LTE varsayımı ile hesaplanan bolluk değerleri Asplund vd. (2005)'den alınan Güneş'e ait bolluk değerleri karşılaştırılmıştır. Yıldızın doğasının daha iyi anlaşılması için non-LTE analizine ve fotometrik gözlemlere ihtiyaç olduğu vurgulanır. Bu çalışmalar detaylı olarak Eryılmaz (2011)'de irdelenmiştir.

3. MATERYAL VE YÖNTEM

3.1 TUG RTT150 CET Verilerinin İndirgenmesi

Bu çalışmada incelenen 29 And, 89 Cet ve Altair yıldızlarının geniş dalgaboyu aralığındaki görünür bölge tayfları, TUG RTT 150 Coude Eşel Tayfçekeri ile gözlemci Dr. Kutluay Yüce tarafından 30 Ağustos 2009 tarihinde elde edildi. Coude kamerası olarak R = 40 000 ayırma gücüne sahip 2k x 2k Andor CCD dedektörü kullanılmıştır. Yıldızların tayf indirgemelerinde kullanılan ham gözlemsel veriler Çizelge-1'de listelenmiştir. RTT150 CET verilerinin indirgemeleri, Linux ortamda çalışan IRAF 2.14 programı yardımıyla uzun sürede dikkatlice gerçekleştirildi.

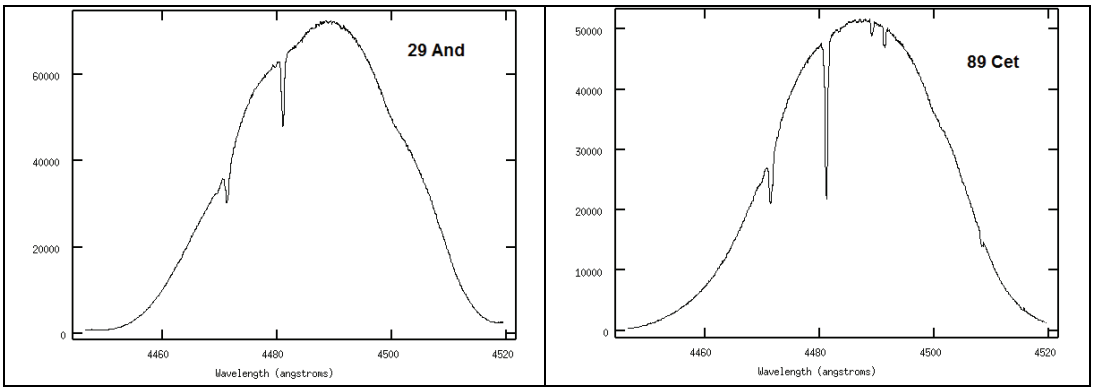
Çizelge-1. 29 And ve 89 Cet yıldızlarının gözlemsel ham verileri

	Yıldız 1200 sn	**Yıldız 1800 sn**	**BIAS**	**FLAT**	**SKYFLAT**	**DARK 1200 sn**	**DARK 1800 sn**	**ThAr Lamba**
29 And	2	5	60	40	5	10	4	6
89 Cet	5	-	60	60	5	10	-	10
Altair	2	-	60	40	5	10	-	6

Gözlemsel ham tayfların ilk incelemesi sırasında, verilerin başlıklarına eksik/gerekli bilgiler (gözlemevi adı, dispersiyon ekseni, görüntü türü, poz süresi, evrensel zaman) eklendi. Görüntü kesilme (trimming) işlemine gerek olmadığı anlaşıldı. Yüksek sinyal gürültü oranına sahip tayf kalitesine ulaşabilmek için, çok sayıda elde edilmiş gözlemsel 'bias', 'dark', 'flat' görüntüleri birleştirilip, 'master' görüntüler elde edildi. Kötü piksel düzelmesi, piksellerin konumları dikkatlice belirlenerek 'object', 'zero', 'dark', 'flat', 'skyflat', 'comp' verileri için gerçekleştirildi. Daha sonra 'Zero', 'Dark' düzeltmeleri yapılarak ön indirgeme işlemi tamamlandı. Tayfsal gözlemlerde elde edilen 'master flat' görüntüsü bilimsel yıldız verilerine doğrudan bölünemediğinden; tüm görüntüye karşılık '1.000' ortalama değeriyle bir düz alan elde edilerek, CCD indirgemesinin önemli bir adımı olan düz alan (flat flating) düzeltmesi verilere uygulandı. Daha sonra saçılmış ışık etkisi giderildi. RTT150 CET verileri için 80 adet açıklık dikkatlice belirlenerek, boyutlandırıldı. Gerçekleştirilen bütün temel CCD ön indirgeme işlemleri başlığa otomatik olarak eklenmiş oldu. Harici etkilerin giderildiği bilimsel görüntülerden yıldızların tayfı elde edildi. Dalgaboyu kalibrasyonu sırasında ilk olarak; dalgaboyu ile CCD piksel numaraları arasındaki ilişkiyi sağlamak amacıyla Th_Ar lamba tayfı çizgilerinin ayrı ayrı laboratuvar dalgaboylarının bilinmesi gerektiğinden, dalgaboyu çözümüne ilişkin tanımlamaları yaparken RTT150 CES-ANDOR ThAr SPECTRAL ATLAS (B.Gürol, 2009) kaynağından yararlanıldı. Dalgaboyu kalibrasyonunda ikinci adım olarak lamba tayfları, bilimsel tayflarla eşleştirildi. Son adım ise, bilimsel görüntülerin başlığında yazılan referans lamba tayflarına göre dalgaboyu çözümünün yıldız (object) tayflarına aktarılması sağlandı. Bu işlem sonunda "wbsfdz_object.ec.fits" isimli tayflar elde edildi. Bilimsel yıldız tayflarında, radyal hızlardaki Güneş merkezli düzeltme hesaplandı.

29 And yıldızının iki adet 1200 saniye, beş adet 1800 saniye poz süreli tayfına kendi içerisinde birleştirme işlemi gerçekleştirildi: 'wbsfdz_29_And_1200_all.ec.fits ve wbsfdz_29_And_1800_all.ec.fits'. İki farklı poz sürelerinde alınmış tayflardan, uzun poz süresi verilerek alınan tayfların, daha belirgin tayf çizgilerine sahip olduğunu görüldü. 29 And'a ait mevcut yedi yıldız tayfının, S/G değerini yükseltmek için tayflar (coaddition) birleştirme işlemine tabii tutulup, bir tek sonuç tayfı elde edildi: "wbsfdz_29_And_ALL.ec.fits". Daha sonra yıldız tayfı, kozmik ışın etkisinden arındırıldı. İndirgeme işlemi, benzer şekilde, 89 Cet ve Altair yıldızlarına da uygulanarak sonuç tayflar elde edildi: "wbsfdz_89_Cet_ALL.ec.fits" ve "wbsfdz_Altair_ALL.ec.fits". Yapılan tayfsal indirgemeler sonucunda 29 And, 89 Cet ve Altair'in tayfları ".fits ve .fts"

formatlarında elde edilerek, tayf ölçümlerini gerçekleştirmek üzere eşel açıklıkları ayrı ayrı elde edildi. Her iki yıldızın 59. açıklığına ait tayfsal görüntü Şekil-1'de görülmektedir.



Şekil-1. 29 And ve 89 Cet'in indirgenmiş tayfları; 'açıklık 59'

3.2 Dönme Hızının Belirlenmesi ve Tayf Ölçümü

29 And ve 89 Cet yıldızlarının "fine analiz" yöntemiyle yapılan ayrıntılı tayfsal analizlerinde, her iki yıldızın λλ3800-10000 Å dalgaboyu aralığındaki indirgenmiş sonuç tayfları kullanıldı. Tayfların ölçümü sırasında aşağıdaki işlem adımları uygulandı:

1) Her bir eşel açıklık/order için süreklilikler belirlenerek, 1-80 açıklıkları için normalize işlemi çok amaçlı interaktif program olan REDUCE (Hill vd. 1982a, b) kodu ile gerçekleştirildi.

2) RTT150 CET verilerinin normalize tayf kalitelerini görebilmek amacıyla, eşel bölgelerinin kısa dalgaboyu, merkezi bölgesi ve uzun dalgaboyu tarafına ait S/G değerleri ölçülerek, en az üç ölçümün S/G ortalaması alındı (Çizelge-2). TUG RTT 150 CET verilerinin, diğer eşel bölgeleri için S/G değerleri ayrıntılı olarak Eryılmaz (2011)'de listelenmiştir.

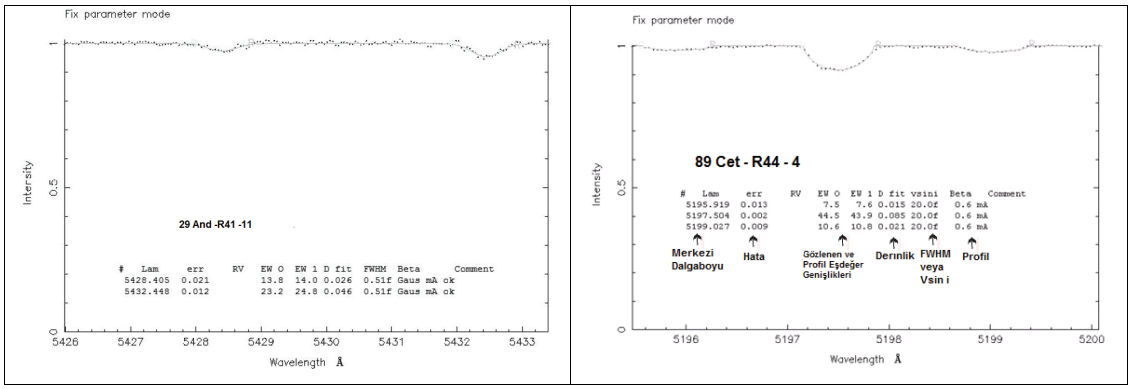
Çizelge-2. 29 And ve 89 Cet'in kaliteli eşel açıklıklarına ait S/G belirlemeleri

	29 And			**89 Cet**		
	Mavi (açıklık)	**Merkez (açıklık)**	**Kırmızı (açıklık)**	**Mavi (açıklık)**	**Merkez (açıklık)**	**Kırmızı (açıklık)**
$(S/G)_{asgari}$	279(53.)	287(66.)	285(58.)	243(60.)	337(67.)	288(62.)
$(S/G)_{azami}$	877(37.)	1361(38.)	791(38.)	704(47.)	1438(34.)	841(27.)

3) Özellikle, > 5000 Å bölgesinde yer alan yıldız çizgilerinden çok daha dar çizgi yapısına sahip, Yer atmosferi kaynaklı (tellürik) çizgilerin tespit edilmesi ve de ayıklanma işlemi için yüksek dönme hızlı Altair (Abt ve Morrell, 1995: 200 km/sn) yıldızının eşel tayflarından yararlanıldı. Altair yıldızının, bu çizgilerden etkilendiği ve etkilenmediği bölgeler belirlenerek, 29 And ve 89 Cet yıldızlarının tayfları ile karşılaştırıldı.

4) 29 And ve 89 Cet'in dönme hızı değerleri, yıldızların blend olmamış ve gürültüden en az etkilenmiş orta şiddetli (50 > EW > 20 mÅ) metal çizgilerinden (Fe II, Al II, Cr II), sırasıyla, 14 ± 0.5 km/sn ve 20 ± 0.5 km/sn olarak belirlendi. Bu dönme hızı değerleri, bir sonraki işlemde çizgi profillerinin tamamına uygulanarak tayfsal çizgi ölçümleri gerçekleştirildi. VLINE ve onun "Fix Parameter Mode" özelliği yardımıyla, tayfta yer alan tüm çizgi profilleri tespit edildi. Tahmini dönme hızı değeri kullanılarak oluşturulan kuramsal fitler yardımıyla gözlemsel çizgilere en iyi fitler yapıldı. Tayflara en iyi uyumun, 89 Cet için 'Rotational', 29 And için 'Gaussian' profil fitlerinden elde edildiğini gördük (Şekil-2). Helyum çizgilerinde ise 'Lorentzian' profilleri kullandık.

Tayf ölçümleri sonucunda, çizgilerin merkezi dalgaboyunu ($\lambda_{gözlenen}$), eşdeğer genişliğini (EW), çizgi derinliğini ve yarı-yükseklikteki tam genişliğini (FWHM) tespit edildi.



Şekil-2. 29 And ve 89 Cet'in tayf çizgi profillerine yapılan fit ve elde edilen ölçümlere ilişkin kesit

TUG RTT150 CET indirgenmiş gözlemsel tayf kalitesini görebilmek için Grunhut (2009)'un çalışmasında yer alan 89 Cet (T_e= 13000 ± 400 K, log g= 4.0, ξ= 2 km/sn, *v* sin*i*= 20 km/sn)'e ilişkin iki gözlem gecesine ait ESPaDOnS tayfları karşılaştırıldı. Çizgi profilerinin oldukça uyumlu olduğu gözlendi.

3.3 Çizgi Tanısı

Bu çalışmada tayf çizgilerinin hangi atom ve iyonlara ait olduklarını klasik çizgi tanı yöntemiyle tanımlandı. Çizgi tanısında gürültüye çok fazla maruz kalmamış, keskin ve orta şiddetli temiz tayf çizgilerinden yararlanıldı, çok zayıf çizgiler (< 2 mÅ) kullanılmamaya dikkat edildi. Çizgi tanısı işleminde "A Multiplet Table of Astrophysical Interest" (Moore 1945), Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions, Part I (Reader & Corliss 1980) ve diğer güncel atomik veri kaynaklarından yararlanıldı. B tayf türünden 29 And ve 89 Cet'in RTT150 Cet tayflarında 500'ün üzerinde atom ve iyona ait çizgi profili tanımlandı.

89 Cet tayflarında kesin olarak tanımlanan atomik ve iyonik çizgiler; Paschen serisi çizgiler, H_α, H_β, H_γ, H_δ, He I, C I, C II, C III, N I, N II, O I, Ne I, Mg I, Mg II, Al II, Al III, Si I, Si II, Si III, P II, S II, Cl II, A II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Ni I, Ni II, Zn I, Sr II, Y II, Zr II, La II, Ce II, Pr II, Nd II, Sm II, Gd II, Er II dir. 29 And'ın tayflarında belirlenen çizgiler ise; Paschen serisi çizgiler, H_α, H_β, H_γ, H_δ, He I, C I, C II, N II, O I, O II Ne II, Mg II, A II, Al II, Al III, Si II, Si III, P II, S II, Cl 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, Sr II, Y II, Zr II, La II, Ce II, Pr II, Nd II, Sm II, Gd II dır. 29 And'ın tüm tayf üzerinden hesaplanan ortalama radyal hız değeri yaklaşık 11 km/sn dir.

Gözlemsel ve indirgenmiş TUG tayflarının çizgi ölçümündeki kaliteyi/hassasiyeti görebilmek için Fossati vd. (2009)'nin Fe II, Si II, N II, Ni II, S II, Cr II ve Ti II eşdeğer genişlik değerleri ile karşılaştırıldı. Oluşan farklılıkların; tayfsal verilerin değişik gözlemevlerinden elde edilmiş olmasından ve indirgeme ile çizgi ölçümlerinde kullanılan yöntem farklılığından kaynaklandığı düşünülmektedir. Fossati vd.'nin çalışmasında 142 adet Fe II çizgisi (1.2 mÅ < EW < 91.8 mÅ) kullanılırken, RTT150 CET için 107 adet Fe II çizgisinden (2.5 mÅ < EW < 83.6 mÅ) yararlanıldı.

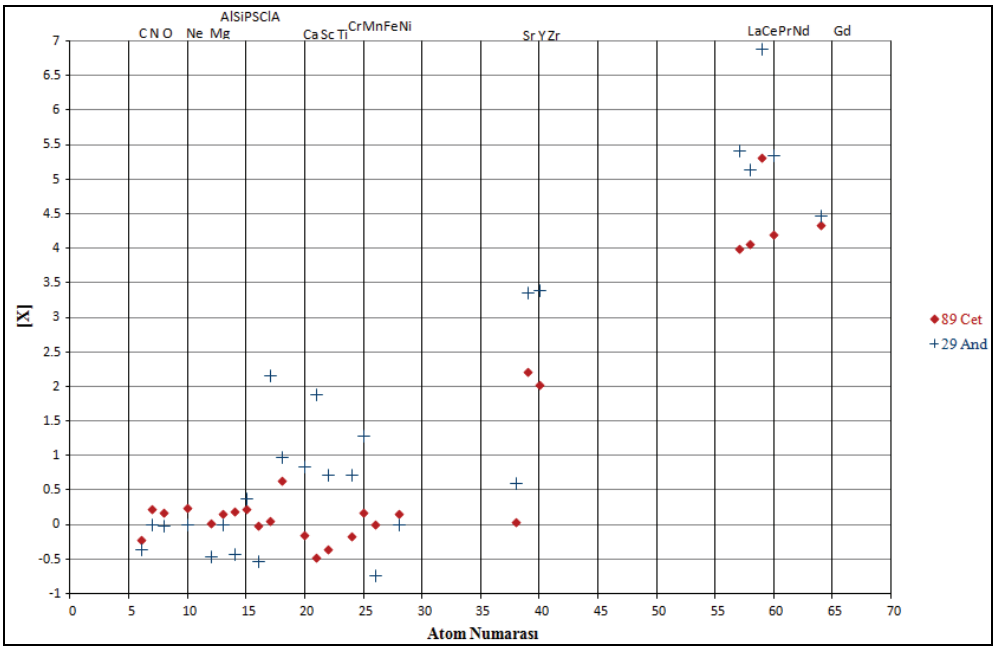
3.4 Bolluk Analizi

29 And yıldızının atmosfer parametre değerleri, Strömgren uvbyβ fotometrisinden (Hauck ve Mermilliod, 1998); V =4.335, (b-y) = -0.061, c_1 = 0.433, m_1 = 0.107, H_β = 2.683, T_e = 15 130 K, log g = 3.70 dex ve E (b-y) = 0.009 olarak belirlendi. 89 Cet için Fossati vd. (2009)'in Strömgren fotometrisinden ve gözlemsel H_β - H_γ çizgilerinin kuramsal profillerle karşılaştırılmasından belirledikleri T_e = 12 800 K, log g = 3.75 dex güncel değerleri bu çalışmada kullanıldı.

Her iki yıldızın mikrotürbülans hızına ait değerlerini, en fazla çizgiye sahip demir elementinden belirledik: Atmosfer parametre çiftleri ve olası mikrotürbülans hız değerleri için demir bolluğunu hesaplandı. Bolluk değerlerinin eşdeğer genişliğe göre değişimlerinden, bağlılığın en az olduğu dağılımlar için 0 km/sn (29 And) ve 1 km/sn (89 Cet) mikrotürbülans hız değerleri olarak kabul edildi. Bu değerler, her iki yıldızın Güneş bolluklu model atmosferlerinin oluşturulmasında ve diğer element bolluklarının hesaplamalarında kullanıldı.

Model atmosfer hesaplamaları ATLAS9 (Kurucz 1995) programının Linux versiyonu (Sbordone vd. 2004) ile gerçekleştirildi. Blend olmayan He I çizgileri tespit edilerek SYNSPEC (Hubeny vd. 1994) programı ile Helyum bolluğu ve diğer element bollukları WIDTH9 (Kurucz 1995) programının Linux versiyonu (Castelli 2005) yardımı ile hesaplandı.. He/H değerleri 29 And için 0.07 (λ4387), 0.06 (λ4438), 0.07 (λ 4713), 0.11 (λ5016) olarak belirledik, ortalama değer 0.08 olup, helyum bolluğu log (He/H) = -1.11 ± 0.02 dir. 89 Cet için 0.12 (λ4121), 0.08 (λ4387), 0.10 (λ4438), 0.05 (λ4472), 0.14 (λ4713), 0.07 (λ4922) olup; ortalama değer 0.09 ve helyum bolluğu log (He/H) = -1.03 ± 0.03 dir.

Her iki yıldızın bu çalışmadan hesaplanan ortalama yüzey element bollukları Güneş'in değerleriyle (Grevesse vd. 1996) Çizelge-3'de karşılaştırıldı. Sayısal sonuçlarımızın daha iyi anlaşılması için yüzey bolluklarının, Güneş'teki değerlerden olan farkları Şekil-3'de görülmektedir.



Şekil-3. 29 And ve 89 Cet'in element bolluklarının Güneş'teki bolluklardan olan farkları

Çizelge-3. 29 And ve 89 Cet yıldızlarının element bollukları ve Güneş'teki değerlerden olan farklar
[1] Grevesse vd. (1996)'den alınmıştır. [2] $[x] = \log \varepsilon (x)_{yıldız} - \log \varepsilon (x)_{Güneş}$

	29 And (B5 V)			89 Cet (B7 IV)			Güneş[1]
Element	**n**	**log N/N_T**	**$[X]_{29\ And}$[2]**	**n**	**log N/N_T**	**$[X]_{89\ Cet}$[2]**	**log N/H**
C I	-	-	-	2	-3.86 ± 0.15	-0.37	-3.45
C II	3	-3.85 ± 0.05	-0.36	4	-3.76 ± 0.18	-0.27	-3.45
C III	-	-	-	1	-3.51	-0.02	-3.45
N I	-	-	-	8	-4.16 ± 0.13	-0.09	-4.03
N II	-	-	-	7	-3.54 ± 0.11	+0.53	-4.03
O I	7	-3.19 ± 0.20	-0.02	7	-3.00 ± 0.11	+0.17	-3.13
Ne I	-	-	-	2	-3.72 ± 0.15	+0.24	[-3.92]
Mg I	-	-	-	2	-4.35 ± 0.07	+0.11	-4.42
Mg II	3	-4.92 ± 0.13	-0.46	3	-4.52 ± 0.14	-0.06	-4.42
Al II	-	-	-	1	-5.69	-0.12	-5.53
Al III	3	-5.33 ± 0.17	+0.24	2	-5.12 ± 0.11	+0.45	-5.53
Si II	4	-5.40 ± 0.18	-0.91	23	-4.47 ± 0.20	+0.02	-4.45
Si III	3	-4.44 ± 0.19	+0.05	2	-4.14 ± 0.07	+0.35	-4.45
P II	3	-6.21 ± 0.18	+0.38	3	-6.36 ± 0.15	+0.23	-6.55
S II	14	-5.23 ± 0.17	-0.52	30	-4.72 ± 0.20	-0.01	-4.67
Cl II	2	-4.38 ± 0.14	+2.16	1	-6.49	+0.05	[-6.50]
A II	1	-4.54	+0.98	2	-4.88 ±0.15	+0.64	[-5.48]
Ca II	1	-4.83	+0.85	2	-5.83 ± 0.17	-0.15	-5.64
Sc II	1	-6.99	+1.88	1	-9.35	-0.48	-8.83
Ti II	4	< -6.30 ± 0.22	+0.72	9	-7.38 ± 0.12	-0.36	-6.98
Cr II	3	-5.65 ± 0.04	+0.72	20	-6.54 ± 0.19	-0.17	-6.33
Mn II	2	-5.37 ± 0.07	+1.28	4	-6.47 ± 0.07	+0.18	-6.61
Fe I	-	-	-	5	-4.51 ± 0.07	+0.03	-4.50
Fe II	20	-5.28 ± 0.17	-0.74	113	-4.59 ± 0.20	-0.05	-4.50
Fe III	-	-	-	4	-4.51 ± 0.11	+0.03	-4.50
Ni II	-	-	-	14	-5.64 ± 0.19	+0.15	-5.75
Sr II	1	-8.47	+0.60	1	-9.04	+0.03	-9.03
Y II	2	-6.44 ± 0.01	+3.36	2	-7.58 ± 0.22	+2.22	-9.76
Zr II	6	-6.05 ± 0.20	+3.39	2	-7.41 ± 0.34	+2.03	-9.40
La II	3	-5.45 ± 0.17	+5.42	4	-6.87 ± 0.14	+4.00	-10.83
Ce II	8	-5.32 ± 0.21	+5.14	6	-6.40 ± 0.15	+4.06	-10.42
Pr II	3	-4.44 ± 0.19	+6.89	1	-6.02	+5.31	-11.29
Nd II	3	-5.20 ± 0.11	+5.34	1	-6.34	+4.2	-10.50
Sm II	3	-5.31 ± 0.26	+5.72	-	-	-	-10.99
Gd II	1	-6.45	+4.47	1	-6.60	+4.34	-10.88

4. TARTIŞMA VE SONUÇ

1- Kullanılan eşel tayfın en önemli avantajı, bu türden yıldızların elektromanyetik tayfın geniş bir dalgaboyu aralığını (λλ3720 – 9850 Å) inceleme imkanı sunmuş olmasıdır.

2- TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde uluslararası ortaklı bir proje kapsamında gözlenen iki yıldızın (29 And, 89 Cet) süreklilik ve çizgi profili olarak tayf kalitesini yükseltmek için, aynı gecede ve ardışık olarak alınmış çok sayıdaki gözlemsel ham tayflar üzerinde birleştirme tekniği ile indirgemeleri gerçekleştirildi. Birleştirilmiş sonuç eşel

tayfların sinyal gürültü oranları, her iki yıldız için tüm açıklıklarda > 250 dir (250 – 1400 aralığındadır).

3- RTT150 CET Andor CCD'den ölçülen çizgi şiddetlerini bir başka gözlemevinin kaliteli verileri ile karşılaştırıldı. RTT150 eşdeğer genişlikleri Fossati vd.(2009)'den yaklaşık % 10'dan daha küçüktür. RTT150 için benzer bir karşılaştırma Adelman ve Yüce (2010) tarafından yapılmış ve SAO-RAS CCD için %12 olarak belirlenmiştir.

4- Her iki yıldızın dönme hız değerleri, Fe II çizgilerinden, 89 Cet için 20 ± 0.5 km/sn ve 29 And için 14 ± 0.5 km/sn elde edildi. 89 Cet için bulunan bu değer, Fekel (2002: 21 km/sn) ve Fossati vd. (2009: 20 km/sn) ile uyumludur.

5- Mikrotürbülans hız değeri, 29 And ve 89 Cet için demir elementinden, sırasıyla, 0 km/sn ve 1 km/sn olarak elde edildi.

6- Her iki yıldızın model atmosferi oluşturuldu: 29 And için (T_e=15 130 K, log g = 4.0 dex) ve 89 Cet için (T_e = 12 800 K, log g = 3.75 dex; Fossati 2009).

7- 29 And yıldızı için 25 elemente (He, C, O, Mg, Al, Si, P, S, Cl, A, Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Fe, Sr, Y, Zr, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Gd) ilişkin yüzey bolluğu ortaya konuldu. 29 And'ın ilk ayrıntılı kimyasal bolluk analizidir. Heacox (1979) 29 And'ın fotografik verileri kullanarak büyüme eğrisi yöntemiyle bolluk belirlemeleri gerçekleşmiştir.

8- 89 Cet için 27 elemente (He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, P, S, Cl, A, Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Fe, Ni, Sr, Y, Zr, La, Ce, Pr, Nd, Gd) ilişkin yüzey bolluğuna ulaşıldı. 89 Cet için Fossati vd. (2009)'nin belirlediği element bolluklarının dışında Y, Zr, Ce, Nd, Gd, La, Pr'e ilişkin değerler ilk kez bu çalışma ile elde edilmiştir.

9- Güneş'teki değerler ile karşılaştırıldığında; 29 And karbon bakımından oldukça fakir ve oksijen bakımından Güneş bolluğundadır ve Roby ve Lambert (1990) ile uyumludur. 89 Cet yıldızı karbon bakımından oldukça fakir, azot bakımından fakir olma ve oksijen bakımından Güneş'teki miktara göre zengin olmaya eğiliminde olup, Roby ve Lambert (1990) ile uyumludur. 89 Cet yıldızının magnezyum, sülfür, klor, kalsiyum, krom, mangan, demir, nikel, stronsiyum bollukları Güneş'in değerlerine yakın yani normal bolluktadır. 29 And yıldızı Güneş'e göre aşırı bolluğa sahip olma eğilimindedir. Her iki yıldızın nadir toprak elementler bakımından Güneş'e göre aşırı bolluk gösterdiklerini bulduk.

10- Kimyasal bolluk analizleri konusunda yapılan önceki çalışmalara bakıldığında; 89 Cet Heacox (1979), Adelman (1991), Fossati vd. (2009) ve 29 And Heacox (1979) tarafından incelenmiştir. Bu çalışmada kullandığımız tayfların, yüksek sinyal gürültü oranına ve çözünürlüğe sahip olması, sürekliliğin yerleştirilmesinde ve blend çizgilerin ayırt edilebilmesinde kolaylık sağlamıştır. Ayrıca çalışmamızda daha güncel atomik veriler kullanıldı.

- 89 Cet'in diğer çalışmalardan farklı olarak, bu çalışmada Ce II, Nd II, Gd II, La II, Pr II çizgilerinden seryum, neodimyum, gadolinyum, lantan, praseodim elementlerinin bolluk değerleri ilk kez belirleme yoluna gidildi. Adelman (1991)'da çoğu element için elde edilen sonuçlar TUG verilerinden elde edilenler ile uyumlu veya daha boldur. Fossati vd. (2009)'nin verilen; C, O, Ne, Mg, Al, Si, P, S, Ca, Sc, Ti, Mn, Fe elementleri için bolluk değerleri RTT150 CET'inkiler ile oldukça uyumlu olduğu görülür.
- 29 And yıldızının TUG verilerinden elde edilen O, Al, Cl, A, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Gd elementlerinin bolluk değerleri bu çalışmada ilk kez hesaplandı. Yıldız Güneş'e göre P, Sc, Ti, Sr, Y, Zr bakımından zengin ve C, Mg, Si, Fe bakımından fakirdir.
- Her iki yıldıza ait karbon, azot ve oksijen bollukları, Roby ve Lambert (1990) tarafından da hesaplanmıştır. Hata sınırları içerisinde bolluklar TUG sonuçları ile uyumludur. Eryılmaz (2011) ve Fossati vd. (2009)'un CNO bollukları için ortak sonucu: "29 And için C II ve O I çizgilerinden elde edilen karbon ve oksijen

bollukları Güneş'in değerine göre daha büyük, 89 Cet için karbon ve oksijen bolluk değerleri uyumlu iken azot elementi daha bol miktardadır".

5. KAYNAKLAR

Abt, A.H. and Morrell, N.I. 1995. "The Relation Between Rotational Velocities and Spectral Peculiarities Among A-Type Stars", Astrophysical Journal Supplement Series, Vol. 99, pp. 135-172.

Adelman, S.J. 1984. "Optical region elemental abundance analyses of B and A stars- I. PI Ceti, 134 Tauri, HR 2154, HR 5780", MNRAS, Vol. 206, p. 637.

Adelman, S.J. 1991. "Elemental abundance analyses with DAO spectrograms – VII. The late normal B stars Pi Ceti, 134 Tauri, 21 Aquilae, Nu Capricorni and the use of Reticon spectra", MNRAS, 252, 116-131.

Adelman S.J. 1998. "Elemental abundance analyses with DAO spectrograms – XIX. The superficially normal B stars ζ Draconis, η Lyrae, 8 Cygni and 22 Cygni", MNRAS, Vol. 296, pp. 856-862.

Adelman, S.J. Pintado O.I., Nieva F., Rayle K.E. and Sanders S.E., 2002. "On the effective temperatures and surface gravities of superficially normal main sequence band B and A stars", Astron. Astrophy., Vol. 392, p. 1031.

Adelman, S.J. and Yüce, K. 2010. "Elemental abundance analyses with Coude Echelle spectrograms from the TUBITAK National Observatory of Turkey: I. The HgMn stars 11 Per, HR 2801, and ν Cnc", Astron. Nachr, 331, No. 8, pp. 785 – 793.

Ahmad, I.I. 1952. "The Intensity of Certain Lines of He I in The B Stars", Astrophysical Journal, 115, p. 341.

Anders, E. and Grevesse, N. 1989. "Abundances of the elements - Meteoritic and solar", Geochimica et Cosmochimica Acta (ISSN 0016-7037), vol. 53, p. 197-214.

Asplund, M. et al., 2005. "The Solar Chemical Composition" Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 336, 25.

Belyakina T.S. and Chugainov P.F. 1960. "On the precision of the determination of spectral classes and colour excesses of O-A2 stars by the methods of two color diagrams", Izv. Krym. Astrofiz. Obs., Vol. 22,p. 257.

Borgman, J. 1960. "Seven-colour photometry of O, B and A stars", Bull. Astron. Inst. Netherlands, Vol. 15,p. 255.

Castelli, F. 2005. "Kurucz's WIDTH code and INPWIDTH", Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement, 8, 44.

Crawford, D.L. et al., 1971. "Four-color, H-beta and UBV photometry for bright B-type stars in the northern hemisphere", Astron. J., Vol. 76, pp. 1058-1071.

De Vaucouleurs A., 1957. "Spectral types and luminosities of B, A and F southern stars", Mon. Not. R. Ast. Soc.,117, 449.

Eminoğlu, F.B., 2009. "Tübitak Ulusal Gözlemevi Coude Eşel Tayflarını Kullanarak HD39866 (A2II) Yıldızının Kimyasal Bolluk Analizi", Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Ankara.

Eryılmaz, S., 2011. "29 And ve 89 Cet Yıldızlarının TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Coude Eşel Tayf İndirgemeleri ve Kimyasal Bolluk Analizleri", Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Ankara.

Fekel, F.C., 2003. "Rotational velocities of B, A and early F narrow-lined stars", PASP, 115, 807-810.

Fossati, L. et al., 2009. "The chemical abundance analysis of normal early A- and late B-type stars", A&A, 503, p. 945.

Grevesse, N., Noels, A. and Sauval, A. J. 1996. "Standard Abundances", Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 99, p. 117.

Grunhut, J.H. 2009. "Using High-Resolution Spectroscopy to Improve the Determination of Effective Temperatures of Pre-Main Sequence Stars", Queen's University Kingston,Ontario, Kanada.

Gürol, B. "RTT150 CES-ANDOR ThAr SPECTRAL ATLAS 2009".

Hauck, B. and Mermilliod M. 1998. "uvbyβ photoelectric photometric catalogue", A&A Supplement, 129, 431-433.

Heacox, W. D. 1979. "Chemical Abundance in Hg-Mn Stars", Astrophysical Journal Suppl. Ser., Vol. 41, pp. 675-688.

Herbig, G.H. and Spalding J.J. 1955. "Axial rotation and line broadening in stars of spectral types F0-K5" , AJ., 121, 118.

Hill, G., Fisher, W. A. , Poeckert, R. 1982 a. Pub. Dominion Astroph. Obs. Vol. 3,p. 27.

Hill, G., Fisher, W. A. , Poeckert, R. 1982 b. Pub. Dominion Astroph. Obs.Vol. 4, p. 43.

Hubeny, I. et al., 1994. TLUSTY & SYNSPEC - A brief Description.Daresbury Lab. New. Anal. Astron. Spectra, 20, 30.

Johnson, H.L. and Morgan W.W. 1953. "Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas", Astrophys. Jour., Vol. 117, p. 313.

Jugaku, J. and Sargent W.L.W. 1961. "The spectrum of alpha Sculptoris", Publ. Astron. Soc. Pac., 73, p. 249.

Kopylov, I.M. 1958. " The equivalent widths of absorption lines in the spectra of 109 O5-B7stars", Izv. Krym. Astrofiz. Obs., 20, 123.

Kurucz, R.L., Bell, B., 1995. Atomic Line Data, Kurucz CD-ROM no. 23,Smithsonian Astro. Observatory, Cambridge.

Lesh, J.R. 1968. "The kinematics of the Gould belt: an expanding group", Astr.. J., Suppl. Ser., 17, p.371.

Mermilliod, J.C. 1986. "Compilation of Eggen's UBV data, transformed to UBV (unpublished)".

Moore, C. E. 1945. "A Multiplet Table Astrophysical Interest", Princeton University Observatory.

Murphy, R.E. 1969. "A Spectroscopic Investigation of Visual Binaries with B Type Primaries", AJ, 74,.9, p. 1082.

Reader, J. et al., 1980." Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions, Part I", Wavelengths, part 2. Transition probabilities. NSRDS-NBS, 68.

Roby, S.W. and Lambert, D.L. 1990. "Carbon, Nitrogen, and Oxygen Abundances in the Chemically Peculiar Stars of the Upper Main Sequence", Astrophysical Journal Suppl., Vol. 73, p. 67.

Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F. and Kurucz, R. L. 2004."ATLAS and SYNTHE under Linux" Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement, 5, p. 93.

Şahin, C. 2008. "Tübitak Ulusal Gözlemevi Coude Eşel Tayfı Kullanılarak HD 43836 (B9II) Yıldızının Tayf Ölçümü", Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Dönem Sonu Projesi, Ankara.

Yüce, K., Gürol B., Adelman S.J. 2008. "TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi- Coude Eşel Tayflarının Tayfsal Karakteristikleri", Ulusal Astronomi Kongresi, Çanakkale, sayfa 1077-1089.

www.iraf.noao.edu, www.simbad.u-strasbg.fr/simbad/

CFHTLS'DEN SEÇİLMİŞ GALAKSİ KÜMELERİNİN MERKEZİ PARLAK GALAKSİLERİ

Sinan ALİŞ[1], Korhan YELKENCİ[1], Christophe BENOIST[2], Füsun LİMBOZ[1]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,34119, Beyazıt, İstanbul*
(eposta: salis@istanbul.edu.tr; yelkenci@istanbul.edu.tr; limboz@istanbul.edu.tr)
[2] *Laboratoire Lagrange, Observatoire de la Côte d'Azur, Cedex 4, 06304, Nice, France.*
(eposta: benoist@oca.eu)

Özet: Galaksi kümelerinin merkezi parlak galaksileri (Brightest Cluster Galaxy - BCG) evrendeki en parlak ve en büyük kütleli galaksilerdir. Bu galaksiler, galaksi kümelerinin merkezlerinde bulunmakta, küme galaksilerini kütleçekimsel olarak yönetmekte ve galaksi kümelerinin evriminde önemli bir rol oynamaktadırlar. CFHTLS (Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey) projesi kapsamında tespit edilmiş galaksi kümelerinden bir grup küme seçilmiş ve bu kümelerin merkezi parlak galaksileri incelenmiştir. Bu çalışmada CFHTLS'den elde edilen fotometrik ve görüntü verileri ile TUG'daki RTT150 teleskobu ile elde edilen spektroskopik veriler kullanılarak ulaşılan sonuçlar sunulmaktadır.

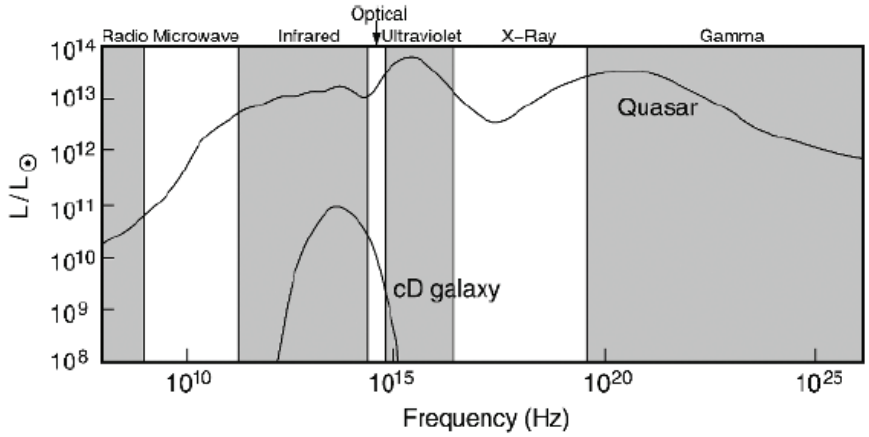
Bu çalışma boyunca, standart ΛCDM kozmolojisi çerçevesinde $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ ve $H_0 = 75$ km sn^{-1} Mpc^{-1} olarak alınmıştır.

1. Giriş

Galaksi evrimi açısından BCG'lerin incelenmesi oldukça önemlidir. ΛCDM kozmolojisi çerçevesinde yapı oluşumu hiyerarşik şekilde meydana gelmektedir ve en büyük yapılar en sonra oluşmaktadırlar. Bu model ile BCG'lerin varlığı bir problem veya özel durum teşkil etmektedir. Bunun yanında, evrendeki en parlak galaksiler olmaları nedeniyle çok uzaklardan kolaylıkla tespit edilebilen BCG'ler galaksi kümelerinin bulunmasında önemli rol oynamaktadırlar (Koester ve ark., 2007; Hao ve ark., 2010).

Şekil 1. Virgo galaksi kümesinin BCG'si.

Galaksi kümelerinin merkezlerinde yeralan bu galaksiler, küme içi etkileşmenin en yoğun olduğu yerde bulunurlar ve bu da onların galaksi birleşmeleri yoluyla boyutlarını büyüttüğünü düşündürmektedir. Buna kanıt olarak, bazı BCG'lerde yıldız oluşumuna dair izlere rastlanılması gösterilebilir (O'Dea ve ark., 2008).



Şekil 2. BCG'lerin enerji dağılımından da görülebildiği gibi enerjilerinin büyük bir bölümü kırmızıöte bölgede yayınlanmaktadır. (Schneider, 2006).

2. Veriler

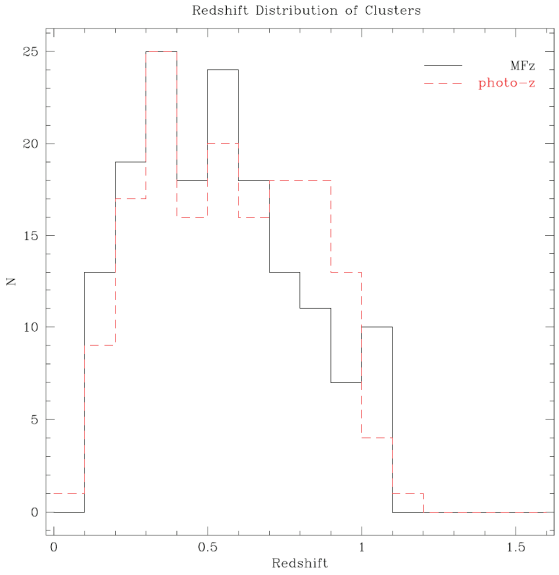
Çalışmamızda kullandığımız veriler Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS) kapsamında elde edilmiş görüntüler, galaksi katalogları ve fotometrik kırmızıya kaymalardan oluşmaktadır. CFHTLS projesi iki seviyede yürütülmüştür: Deep (derin) ve Wide (geniş). Deep projesi 1 derecekarelik 4 alandan oluşmaktadır ve limit parlaklığı i ~ 26 kadirdir. Wide ise; toplamda 170 derecekare olan 4 alandan oluşmakta ve limit parlaklığı da i ~ 24.5 kadire ulaşmaktadır.

BCG'lerini incelediğimiz galaksi kümeleri Olsen ve ark. (2007) ve Grove, Benoist ve Martel (2009) tarafından bulunmuş kümelerdir. Küme merkezi koordinatları kullanılarak, BCG'lerin tespiti tarafımızdan yapılmıştır. BCG tespiti sırasında sentetik renkler, fotometrik kırmızıya kaymalar, küme merkezine olan uzaklık gibi çeşitli kriterler uygulanmış ve Deep alanda 158 BCG'nin tespiti yapılmıştır. Küme bulma algoritmasından gelen %30'luk yanlış tespit oranı da dikkate alındığında 90 kadar BCG'nin doğru bulunduğu düşünülebilir. Bu BCG'ler gözle de kontrol edilerek yöntemin geçerliliği test edilmiştir.

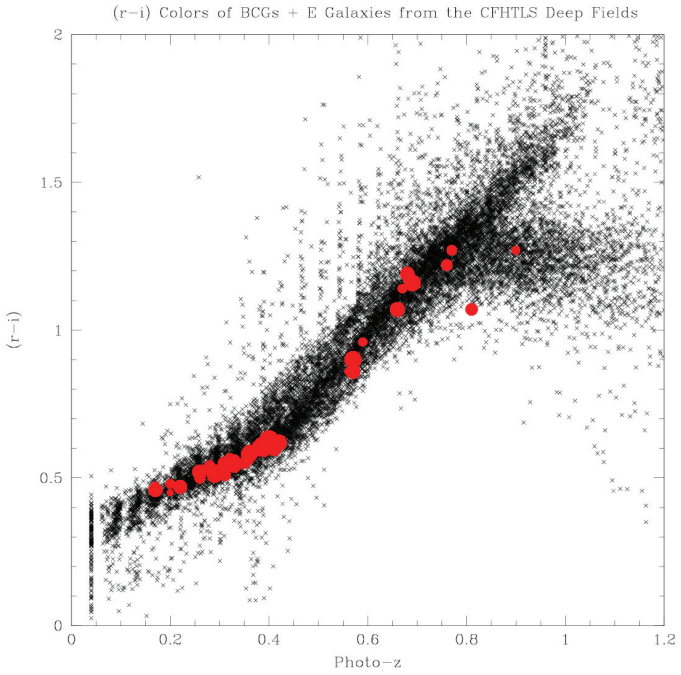
3. CFHTLS-Deep Alanındaki BCG'ler

CFHTLS-Deep alanında tespiti yapılmış BCG'lerin kırmızıya kayma dağılımları Şekil 3'den görülebilir. Buna göre $0.1 < z < 1.2$ aralığında 158 BCG yeralmaktadır. Çalışmaları sürmekte olan CFHTLS-Wide alanına ait BCG'lerin ise benzer aralıkta ancak yaklaşık 3000 tane olması beklenmektedir. BCG tespiti için önce galaksi kümelerinin bulunması gerekmektedir ve bu süreç tamamlanmak üzeredir.

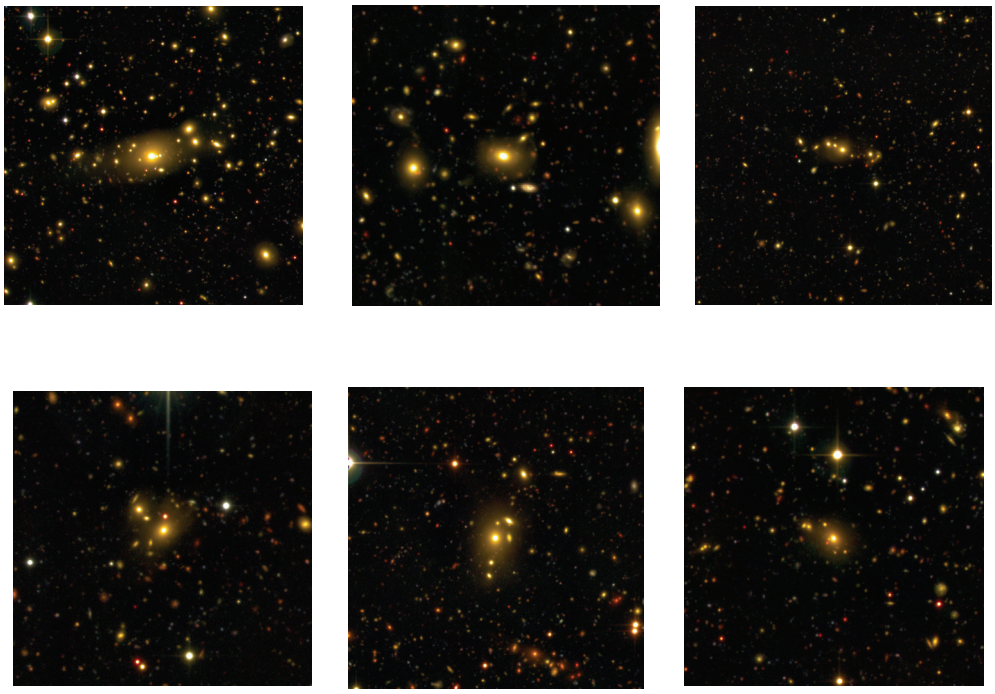
BCG'ler dev eliptik galaksi olduklarından genel olarak eliptik galaksiler ile ilgili ilişkileri ve özellikleri gösterirler. Şekil 4'te CFHTLS-Deep alanındaki tüm eliptik galaksiler ve tespitini yaptığımız BCG'lerin renk (r-i) evrimi gösterilmektedir.



Şekil 3. CFHTLS-Deep alanında tespiti yapılmış BCG'lerin fotometrik kırmızıya kaymaları (kırmızı kesikli çizgi) ile küme bulma algoritmasının yaptığı kırmızıya kayma tahmininin (siyah düz çizgi) karşılaştırılması.



Şekil 4. CFHTLS-Deep alanındaki eliptik galaksilerle BCG'lerin karşılaştırılması.



Şekil 5. CFHTLS-Deep alanında tespit edilmiş BCG'lerden örnekler.

4. TUG-RTT150 ile Spektroskopi

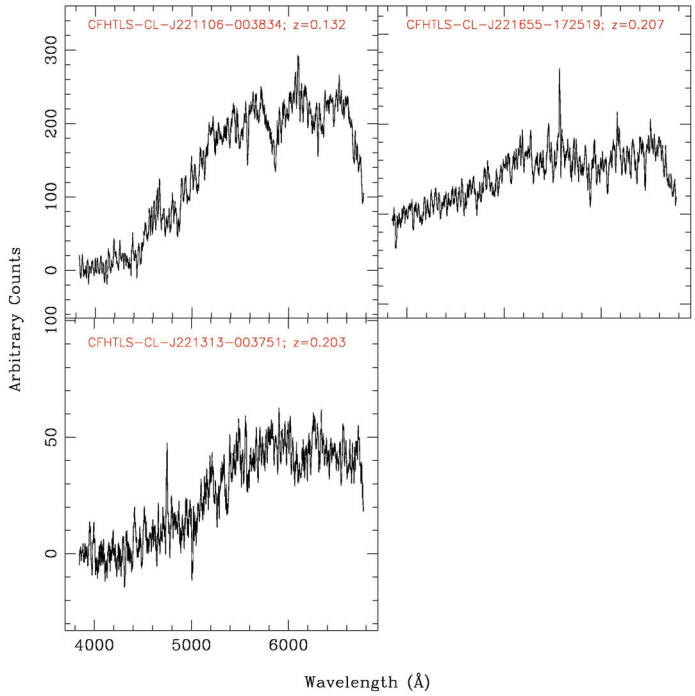
İncelemekte olduğumuz BCG'lerin spektroskopik kırmızıya kaymalarını elde edebilmek amacıyla, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden RTT150 ve TFOSC ile gözlenebilecek olan adayları belirledik. Bu adaylar içinden, SDSS'de tayfı olanları eledikten sonra geriye kalanlar içinden 10 tanesine ait tayflar RTT150 ile elde edildi.

Gözlemler sırasında, BCG'lerin fotometrik kırmızıya kaymalarına bağlı olarak Grism 7, Grism 8 ve Grism 15 kullanıldı. Gözlemlerin detayı Tablo 1'de verilmektedir.

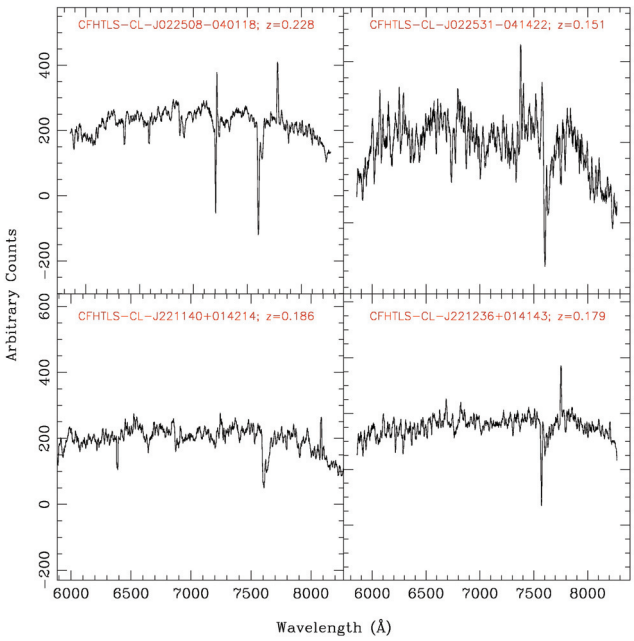
Tablo 1. RTT150-TFOSC ile yapılan gözlemlerin dökümü.

Name[a]	Field[b]	RA (deg)	Dec (deg)	i-band magnitude	Photometric redshift[c]	Grism[d]	Exposure (sec)
CFHTLS-CL-J022508-040118	D1-06	36.2936897	-4.0305371	16.320	0.216	8	2 x 3600
CFHTLS-CL-J022531-041422	D1-08	36.3781433	-4.2384810	16.250	0.175	8	2 x 3600
CFHTLS-CL-J141721+523541	D3-11	214.3375000	52.5947222	17.360	0.310	15	2 X 3600
CFHTLS-CL-J141722+525444	D3-12	214.3416667	52.9122222	17.080	0.290	15	2 X 3600
CFHTLS-CL-J221106-003834	W4-19	332.7725525	-0.6506420	15.880	0.168	7	3 x 1800
CFHTLS-CL-J221140+014214	W4-26	332.9191895	1.7032170	15.460	0.180	8	3 x 1800
CFHTLS-CL-J221236+014143	W4-33	333.1439514	1.6950700	16.060	0.174	8	5400 + 3600
CFHTLS-CL-J221313-003751	W4-38	333.2935486	-0.6456940	16.100	0.206	7	3 x 1800
CFHTLS-CL-J221400-172335	D4-04	333.5000000	-17.3930556	17.340	0.390	15	2 x 3600
CFHTLS-CL-J221655-172519	D4-12	334.2369080	-17.4238377	15.360	0.201	7	3 x 1800
NGC 6042	-	241.1648666	17.7008447	13.410	0.036	15	1800 + 1200

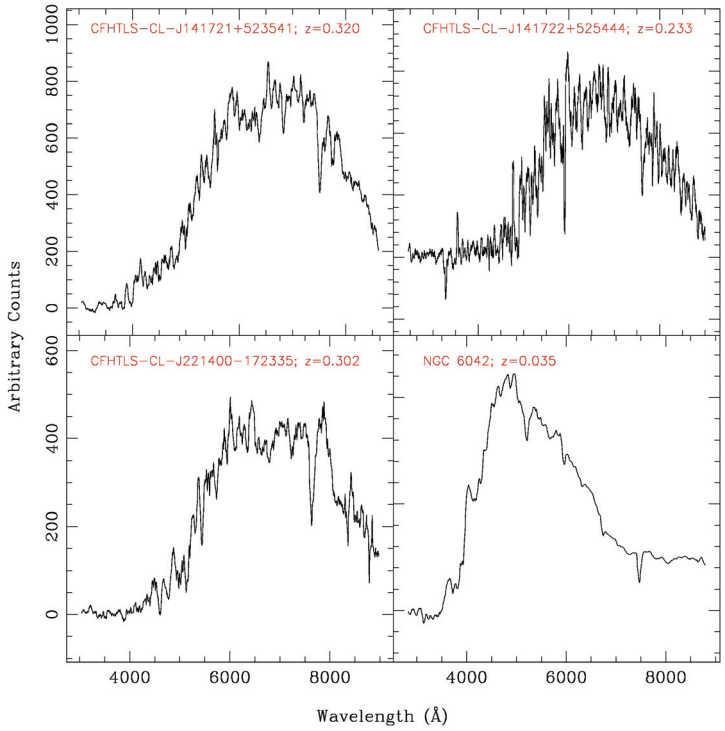
Gözlemler sırasında, model olarak kullanılmak üzere NGC 6042 eliptik galaksisinin de tayfı alınmış ve bu tayf daha sonra kırmızıya kaymanın belirlenmesinde kullanılmıştır. Ayrıca yöntemin testi için de NGC 6042'nin kırmızıya kayması bağımsız olarak belirlenmiş ve SDSS tarafından verilen kırmızıya kayma ile $\Delta z = 0.001$ farkla bulunmuştur.



Şekil 6. Grism 7 ile alınan BCG tayfları.



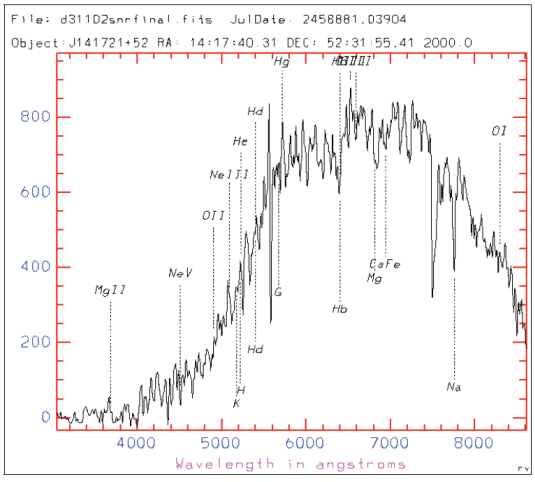
Şekil 7. Grism 8 ile alınan BCG tayfları.



Şekil 8. Grism 15 ile alınan BCG tayfları.

Tayfların indirgenmesi standart yöntemlerle IRAF ile gerçekleştirilmiştir. Çeşitli poz sürelerinde alınan tayflar hem birleştirilerek hem de ayrı ayrı indirgenmiş ve en iyi sinyal gürültü oranı elde edilen tayf kırmızıya kayma analizi için kullanılmıştır.

Galaksilerin kırmızıya kaymaları IRAF'taki RVSAO paketine bağlı ***xcsao*** programı ile belirlenmiştir. Bunun için gereken model tayflar literatürden ve Nice Gözlemevi'ndeki çalışma ortaklarımızdan elde edilmiş ve ayrıca TUG'dan gözlenen NGC 6042'nin tayfı da kullanılmıştır. Kırmızıya kaymalar belirlenirken en çok Ca H & K (3968 & 3933), G-bandı (4304 A), Hbeta (4861 A), Mgb (5175 A), NaD (5892 A) çizgileri kullanılmıştır.



Şekil 9. Örnek bir xcsao sonuç ekranı.

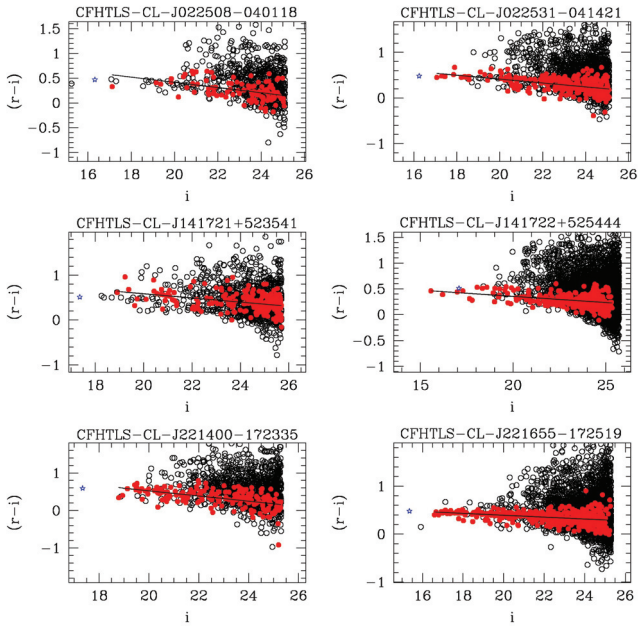
Tablo 2. BCG'lerin CFHTLS'den alınan fotometrik kırmızıya kaymaları ve bu çalışmada elde edilen spektroskopik kırmızıya kaymaları.

Name[a]	Field[b]	z_p[c]	z_s[d]	dz
CFHTLS-CL-J022508-040118	D1-06	0.216	0.228	0.012
CFHTLS-CL-J022531-041422	D1-08	0.175	0.151	-0.024
CFHTLS-CL-J141721+523541	D3-11	0.310	0.320	0.010
CFHTLS-CL-J141722+525444	D3-12	0.290	0.233	-0.057
CFHTLS-CL-J221106-003834	W4-19	0.168	0.132	-0.036
CFHTLS-CL-J221140+014214	W4-26	0.180	0.186	0.006
CFHTLS-CL-J221236+014143	W4-33	0.174	0.179	0.005
CFHTLS-CL-J221313-003751	W4-38	0.206	0.203	-0.003
CFHTLS-CL-J221400-172335	D4-04	0.390	0.302	-0.088
CFHTLS-CL-J221655-172519	D4-12	0.201	0.207	0.006
NGC 6042	-	0.036[e]	0.035	0.001

Bu çalışmada tayfı alınan BCG'ler TUG-RTT150 ile tayfı alınan en uzak cisimler olmuştur. Gözlenen en uzak BCG; CFHTLS-CL-J141721+523541 bugün kabul edilen kozmoloji çerçevesinde **3.6 milyar IY** uzaklıktadır.

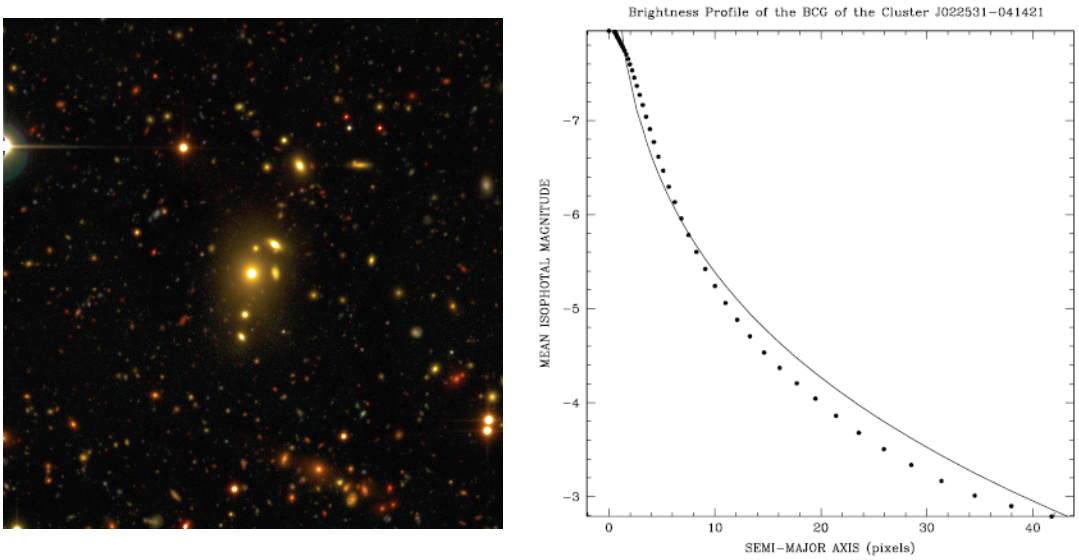
5. Gelecek Çalışmalar

Sürmekte olan çalışmalarımızda amaçlarımızdan biri; CFHTLS-Deep ve Wide alanlarda tespit edilen yaklaşık 3500 galaksi kümesinin renk-kadir diyagramlarını oluşturmak ve BCG'lerin bu renk kadir diyagramlarındaki kırmızı kola göre konumlarını incelemektir. Kırmızı kola göre daha mavi olan BCG'lerin neden daha mavi oldukları ve bunun yıldız oluşumu ile ilgili olup olmadığının incelenmesi planlanmaktadır.



Şekil 10. Bu çalışmada tayfı alınan bazı BCG'lerin bulunduğu kümelerin renk-kadir diyagramları. Kırmızı noktalar muhtemel küme üyesi galaksileri, mavi yıldız ise BCG'yi göstermektedir.

Bunun dışında örneğimizdeki BCG'lerin yüzey parlaklık dağılımlarını elde etmek ve yapısal analizlerini yapmayı planlıyoruz. Böylece BCG'lerin geniş bir kırmızıya kayma aralığında büyüklüklerinin nasıl değiştiğini ortaya koyabileceğiz ve evrimsel etkileri inceleyebileceğiz.



Şekil 11. CFHTLS-CL-J022531-041421 galaksisinin GALFIT programı ile elde edilmiş yüzey parlaklık dağılımı.

6. Kaynaklar

Grove, L. F., Benoist, C., Martel, F., A&A, 494, 845
Hao, J. ve ark., 2010, ApJS, 191, 254
Koester, B. P. ve ark., 2007, ApJ, 660, 239
O'Dea, C. P. ve ark., 2008, ApJ, 681, 1035
Olsen L. F. ve ark., 2007, A&A, 461, 81
Schneider, P., 2006, Extragalactic Astronomy and Cosmology, Springer
Quillen, A. C. ve ark., 2008, ApJ, 176, 39

KLASİK T TAURİ YILDIZLARINDA TOPLANMA DİSKİ-MANYETİKKÜRE ETKİLEŞİMİ

Suzan DOĞAN[1] ve E. Rennan PEKÜNLÜ[1]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Bornova, 35100, İzmir
(eposta: dogansuzan@gmail.com, rpekunlu@gmail.com)

Özet: Manyetik dönme kararsızlığının (MRI) toplanma disklerin dinamiğinde önemli bir etmen olduğu önerilir. Bu çalışmada, klasik T Tauri yıldızlarının (CTTSs) disk-manyetikküre sınırında üretilen diamanyetik akımın MRI büyüme oranını nasıl etkilediği incelendi. Disk akışkanının manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca gelişen akıntıyla (funnel flow) manyetik uçlak bölgelerine yönlendirilmesinde MRI tarafından üretilen durgun dalgaların tetikleyici etkisi gösterildi. Diamanyetik akımın disk-manyetikküre sınırında ortaya çıkardığı manyetik alan gradyenti ve disk akışkanının manyetik alana dik yöndeki gradyenti dikkate alındı. Bu varsayımlarla yapılan MHD eşitliklerinin çözümü, MRI büyüme oranının genliğinin artacağına işaret etti.

1. Giriş

Toplanma disklerinin kuramsal açıdan henüz çözülmemiş sorunsallarından birisi, disk akışkanını disk-manyetikküre sınırındaki çiftuçay manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca güden ve akışkanın manyetik uçlak bölgelerinden yıldızın yüzeyine akmasını sağlayan kararsızlığın tanısının yapılamamış olmasıdır (Ghosh & Lamb 1978; Pringle & Rees 1972, Romanova ve ark. 2002). Yıldızın manyetik uçlak bölgelerinde kuvvet çizgilerinin geometrik yapısı huni benzeri olduğu için bu bölgeye akan plazmaya "Huni akışkanı" (Funnel flow) denir.

Toplanma diski manyetikküre etkileşiminin doğası üzerine birçok kuramsal çalışma yapılmıştır (Pringle & Rees 1972; Lamb ve ark. 1973; Ghosh & Lamb 1978; Camenzind 1990; Königl 1991; Spruit & Taam 1993; Lovelace ve ark 1995; Li ve ark 1996). Bununla birlikte, CTTS dizgelerinde manyetikkürenin neden olduğu "huni akışına" ilişkin gözlemsel kanıtlar var. Stempels & Piskunov (2002) çalışmalarında RU Lup için sundukları gözlemsel sonuçlar, manyetikküre güdümünde akış modelinin öngörülerini doğruladı. Muzerolle ve ark (1998) manyetikküre güdümlü "huni akış" modelini kullanarak gözlenen tayf çizgilerinin şeklini başarıyla açıkladı. Strassmeier ve ark (2005) Doppler görüntüleme yöntemini kullanarak zayıf çizgili TTauri (WTTS) dizgesi olan MN Lupi'nin uçlaklara yakın enlemlerinde akışkanın neden olduğu şok dalgalarının ürettiği sıcak lekeleri ortaya çıkardılar. Donati ve ark (2011) tayfsal polarimetrik gözlemlerden yola çıkarak, TW Hya dizgesinde disk akışkanının baskın olarak manyetik uçlaklar bölgesinden yıldız yüzeyine indiğini savundular.

Yeğin manyetik alana sahip yıldızlar üzerine "huni akışı" yapan toplanma diskleri üzerine sayısal öykünümler de yapılmıştır (Miller & Stone 1997; Romanova ve ark 2002, 2011; Kulkarni & Romanova 2005; Long ve ark 2008). Romanova ve ark (2002) dönen ve manyetik alan içeren yıldız üzerine "huni akışı"nı araştırmışlardır. Değişik manyetik momentleri ve dönme oranlarını inceleyen yazarlar plazmayı "huni akışı"na güden baskın kuvvetin basınç gradyent kuvveti olduğunu bulmuşlardır. Romanova ve ark (2011), manyetikdönme kararsızlığı (magnetorotational instability-MRI) gösteren diskler için yaptıkları MHD öykünümlerde, yıldıza yakın bir bölgede diskin manyetik basınç kuvveti nedeniyle kesintiye uğradığını ve disk akışkanının "huni akışı"na geçtiğini gözlediler.

Disk plazmasının yıldızın manyetikküresine girişi genellikle kararsızıklarla incelenir. Bunların arasında Rayleigh–Taylor kararsızlığı, Kelvin–Helmholtz kararsızlığı, Manyetikdönme kararsızlığı en çok yeğlenen kararsızlıklardır. Biz bu çalışmamızda, CTTS dizgelerinde, diskin iç sınırında disk-manyetikküre etkileşiminde manyetikdönme kararsızlığının rolünü inceledik. Balbus & Hawley (1991) Kepler hız kesitine sahip ve zayıf manyetik alan içeren disklerde plazmanın manyetik alana donmuş olması durumunda (frozen–in) diskin kararsız olduğunu göstermişlerdir. Eğer diskteki manyetik alan zayıfsa, küçük tedirginlikler, durgun, *evanescent* kararsız dalga biçemlerinin ortaya çıkmasına neden olur. Gezegenöncülü disklerde (Protoplanetary disks-PPD) Ohm direnç, Hall etkisi ve ambipolar sızma gibi özgür erke açığa çıkaracak olan MHD süreçlerin dikkate alınmasının gerekli olduğu farklı yazarlarca savunulmuştur (örn. Bai 2011, Armitage 2011). Biz çalışmamızda bunlardan yalnızca Hall etkisini hesaba kattık.

Biz bu çalışmada, diskin iç sınırından başlayan "huni akışına" neden olan etmeni araştırmayı amaçlıyoruz. Çalışmamızda, CTTS dizgelerinde iç disk-manyetikküre sınırında ortaya çıkan diamanyetik etki ve bu etkinin ürettiği manyetik alan gradyentinin ve azimutal hızdaki gradyentin manyetikdönme kararsızlığına getireceği değişiklikle ilgilendik. Çalışmanın bir sonraki bölümünde diskteki diamanyetik etkiyi inceleyecek ve etkinin matematiksel bağıntılarını sunacağız. Üçüncü bölümde, diamanyetik etkinin ortaya çıkardığı manyetik alan gradyenti ve dikine hız gradyentinin kararsız dalganın büyüme oranını nasıl etkilediğini inceleyeceğiz. Son olarak, dördüncü bölümde sonuçları özetleyeceğiz

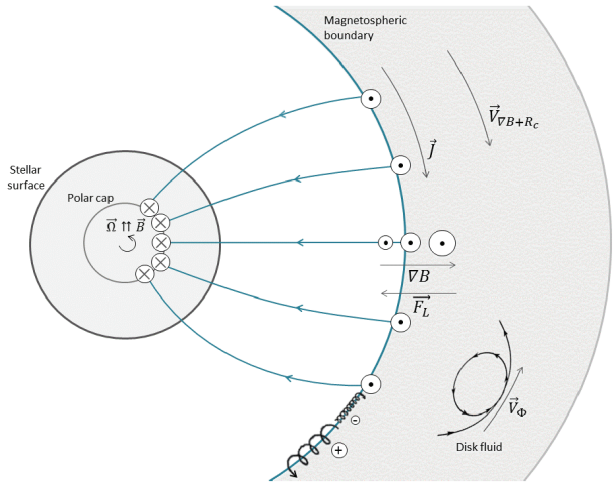
2. Disk Özellikleri

2.1. Diamanyetizm

Bu çalışmada parçacıkların manyetik alana donduğunu (frozen–in) varsayıyoruz. Singal (1986) ve Bodo ve ark (1992) diamanyetik etkiyi nötron yıldız bağlamında incelemişlerdir. Çiftuçay yapıdaki bir dış manyetik alana donmuş olan pozitif ve negatif elektrik yüklü parçacıklar manyetik alandaki gradyent ve eğrilik nedeniyle zıt yönlere doğru sürüklenir ve bu nedenle elektriksel akım üretirler. Bu akım da kendi manyetik alanını üretir. Akımlar kapalı devrelerde dolanır. Akımın ürettiği manyetik alan rotasyonel olduğu için akım devresinin dışında dış manyetik alanla aynı, devrenin içindeyse dış manyetik alanla zıt yönlü olur. Net manyetik alan devrenin içinde zayıf, dışındaysa güçlüdür, bu nedenle "ikili manyetik alan" anlamına gelen "diamanyetizm" olarak adlandırılır (Şekil-1). Diamanyetik etkinin varlığında toplam akım yoğunluğu aşağıdaki (1) numaralı bağıntıyla verilir:

$$\boldsymbol{J} = \frac{c}{4\pi}\left[(1-\varepsilon)\nabla\times\boldsymbol{B} + 2\varepsilon\frac{\nabla B}{B}\times\boldsymbol{B} - 2\varepsilon\frac{\nabla \mathrm{v}_{\perp}}{\mathrm{v}_{\perp}}\times\boldsymbol{B}\right] \qquad (1)$$

Burada $W_B = B^2/8\pi$ manyetik erke yoğunluğu ve $\varepsilon = W_k/3W_B$ *manyetizasyon parametresidir* (Devlen & Pekünlü, 2007, DP07). Eğer diferansiyel dönen diskin iç sınırındaki açısal hız, özekteki yıldızla birlikte dönen manyetikkürenin son kapalı çizgisinin açısal hızına eşitse, disk akışkanının bu sınırda manyetikküreye tuzaklanması beklenir. Yıldız kökenli çiftuçay manyetik alandaki gradyent ve eğrilik nedeniyle pozitif ve negatif elektrik yüklü parçacıklar zıt yönlere doğru sürüklenme hızı kazanacaklardır. Böylece, diskin iç sınırıyla birlikte dönen manyetikküre sınırında bir yerel akım ortaya çıkacaktır. Bu yerel akım kendi manyetik alanını üretir, akım devresinin içindeki net manyetik alan yeğinliği devrenin dışındaki yeğinliğinden daha düşük olacak ve radyal yönde bir manyetik alan gradyenti oluşacaktır. Diamanyetik etkinin MRI üzerine etkisini inceleyen DP07, manyetizasyon akımının ürettiği manyetik alan gradyentinin diskte yeni



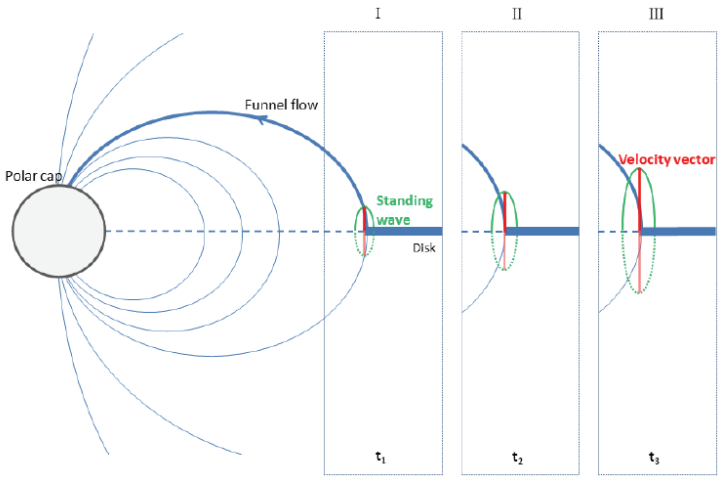
Şekil-1. Diskin iç sınırıyla manyetikkürenin kesiştiği bölgenin uçlak bölgesinin üstünden görünüşü. Θ ve ⊗ simgeleri manyetik alan vektörlerinin gözlemcinin bakış yönünün tersine ve bakış yönünde olduğunu simgeler. Diskin iç sınırındaki cycloid yörüngeler negatif ve pozitif yüklü parçacıkların yörüngeleridir. Tuzaklanmış olan yüklü parçacıklar dış manyetik alandaki gradyent ve eğrilik nedeniyle sürüklenme hızı kazanır ve **J** elektrik akımı üretir. Bu akım kendi manyetik alanını üretir ve disk manyetikküre sınırında radyal yönde manyetik alan gradyenti üretir.

bir kararsız dalga biçemi ürettiğini buldular. DP07 manyetik alana dik hızın ($v_\perp$) R uzaklığındaki uzay yakınlarında değişmediğini varsaydılar, yani (1) numaralı eşitliğin sağ tarafında, $\nabla v_\perp$ içeren terimi dikkate almadılar. Biz bu çalışmamızda hem dikine hız gradyentini hem de manyetizasyon akımının ürettiği manyetik alan gradyentini dikkate alacağız.

2.2. Disk-Manyetikküre sınırının geometrisi

Bu çalışmamızda diferansiyel dönen diski, $\kappa = 4\Omega\, d\Omega \,/\, d\ln R$ epicyclic frekansı ve boyutsuz parametre, $T = d\ln\Omega^2/d\ln R$ ile betimleyeceğiz, Ω diskin açısal hızıdır. Aynı zamanda disk akışkanının diskin zayıf manyetik alanına donmuş olduğunu varsayacağız. Bu iki varsayım, eğer diskte bir kararsızlık ortaya çıkarsa bu kararsızlığın büyük bir olasılıkla MRI olduğu anlamına gelir. Yıldızın çiftuçay manyetik alanının son kapalı çizgisi hem yıldızla hem de toplanma diskinin iç sınırındaki akışkanla aynı açısal hıza sahip varsayımı yapıyoruz. Manyetizasyon akımının aktığı bölgede bölgenin kalınlığı iyonların ortalama Larmor yarıçapının $r_L = m v_\perp c/qB$ iki katı, ve CTTS dizgelerinde yaklaşık 200 cm denlidir. Diamanyetik akım komşuluğundaki manyetik alanın akım devresinin içindeki yeğinliği, dışındaki yeğinliğinden daha azdır (Şekil-1). Böylece disk-manyetikküre sınırında radyal yönde manyetik alan gradyenti oluşur. Eğer manyetik momentin $\mu = m v_\perp^2 / 2B$ korunumu varsayımını kullanırsak, cycloid yörüngelerde dolanan parçacıkların manyetik alanın yeğin ve daha az yeğin bölgelerine girip çıkarken dikine hızlarında değişim, diğer deyişle gradyent kazanacaklarını söyleyebiliriz.

Son olarak, diskin iç sınırında yavaş ve/veya durgun kararsız dalganın üretildiğini düşünelim. Bir sonraki bölümde dağılma bağıntısının kararsız durgun dalganın varlığına işaret ettiğini göstereceğiz. Bu nedenle Şekil-2' de disk-manyetikküre sınırındaki fiziksel süreci betimlemeye çalışalım. Disk akışkanı özekteki yıldızın çekim kuvvetinin etkisiyle, manyetik alanın güdücülüğüyle ve Kepler hız kesitli akışla CTTS'e doğru devinir. Bu



Şekil 2. Diamanyetik akımın değişikliğe uğrattığı MRI ile üretilen kararsız durgun dalganın genliği zamanla büyür. Kararsız dalga disk akışkanını yaklaşık sıfır derecelik tınıs açılarıyla manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca güder. Özekteki yıldızın uyguladığı çekim kuvveti ve manyetik alan kuvvet çizgilerinin güdücülüğü ile disk akışkanı yıldızın manyetik uçlak bilgelerinde huni akışı oluşturur. Kararsız dalganın giderek artan genliği sinüs benzeri eğriyle gösterilmiştir. Kararsız dalganın genliği büyüdükçe disk akışkanı heriki manyetik uçlağa doğru itilir (sürekli ve kesikli çizgiler).

aşamada disk akışkanı, kararsız dalga biçeminin giderek artan genliğiyle yerel manyetik alan çizgileri boyunca, diğer bir deyişle sıfır tınıs açısıyla manyetik uçlaklara doğru itilir. Bu koşullar altında akışkandaki plazma bileşenleri (elektronlar, iyonlar) manyetik aynalarını manyetik alanın en yeğin bölgelerinde ararken uçlak bölgesinde yıldızın yüzeyine çarpacaklardır. Elektronların ve iyonların farklı sürüklenme hızları Hall etkisini de gündeme getirecektir. Tüm bu olasılıkları dikkate alarak, MRI nın yavaş veya durgun dalga üretmesiyle disk akışkanını manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca güderek manyetik uçlak bölgelerine yağmasındaki rolünü inceliyoruz.

2.3. Dağılma bağıntısı

MHD yaklaşımının temel eşitlikleri, sırasıyla, kütlenin korunumu, devinim eşitliği ve manyetik indüksiyon eşitliğidir. Diamanyetik etkinin MRI üzerine yaptığı değişikliği incelemek için (1) eşitliğiyle verilen akım yoğunluğu MHD eşitliklerinde kullanılacaktır. Diske dik manyetik alan, $\boldsymbol{B} = B(R)\hat{z}$ ve radyal yönde manyetik alan gradyenti varlığında, $\nabla B = (dB/dR)\hat{\boldsymbol{R}}$ diferansiyel dönen diskteki yerel kararsızlığı inceliyoruz. Disk akışkanındaki parçacıkların dikine hızlarında da gradyentin varlığını varsaymıştık, $\nabla \mathrm{v}_{\perp} = (d\,\mathrm{v}_{\perp}/dR)\hat{\boldsymbol{R}}$. Çalışmamızda Hall akımlarını da dikkate alıyoruz. İncelemeyi Boussinesq yaklaşımında yapacağız. Silindirik konsayılarda, (R, ϕ, z), çalışıyoruz. Tedirgin edilmiş niceliklerin uzay zaman değişiminin düzlem dalga biçiminde, exp ($ikz + \omega t$) olduğu varsayılacaktır; k, dalga sayısı, ω, açısal frekanstır. Bu varsayımla, pozitif gerçel kök ω, dalga biçeminin eksponansiyel olarak büyüyen kararsız dalga olduğuna işaret eder. Disk düzlemine dik olan plazma devinimiyle ilgilendiğimiz için $\boldsymbol{k}$ dalga vektörünün disk düzlemine dik olduğunu varsayıyoruz. Doğrusallaştırılmış eşitliklerden (bkz. Doğan & Pekünlü, 2012) boyutsuz dağılma bağıntısı aşağıdaki gibi elde edilir:

$$s^4 + \Phi_2 s^2 + \Phi_0 = 0 \qquad (2)$$

s = ω / Ω boyutsuz parametresi kararsız dalganın büyüme oranıdır. Φ_2 ve Φ_0 katsayıları da aşağıda verilmiştir:

$$\Phi_0 = G^2 M_A^{-2}\left\{(1-\varepsilon)\left[X(1+3\varepsilon)+4\chi X\varepsilon+\frac{Y^2}{2}(1-\varepsilon)\right]+(1+\varepsilon)\chi\tilde{\kappa}^2\left[Y\varepsilon-\frac{X}{4}(1+3\varepsilon)\right]\right\}$$

$$+GTM_A^{-2}\left\{\begin{array}{l}\frac{\chi}{2}\tilde{\kappa}^2(X-Y)\varepsilon(1+\varepsilon)-2(3\chi-2)\varepsilon(1-\varepsilon)\\ -\frac{\chi}{8}XT\varepsilon(7+5\varepsilon)+\frac{Y^2}{4}\varepsilon^2(1-\varepsilon)^2+\frac{\chi}{2}XG(1+3\varepsilon)(1+\varepsilon)\\ M_A^{-2}\chi Y\left[\frac{GT}{4}\varepsilon^2(1+3\varepsilon)-2\varepsilon(1-\varepsilon)-\frac{T^2}{8}\varepsilon^2(11+3\varepsilon)-\frac{G^2}{2}\varepsilon(1+3\varepsilon)\right]\end{array}\right\}$$

$$-T^2M_A^{-2}\left\{\begin{array}{l}\frac{\chi}{8}Y\tilde{\kappa}^2\varepsilon(1+3\varepsilon)+\frac{\chi}{2}X\varepsilon\left[(1-\varepsilon)-\tilde{\kappa}^2\varepsilon+T\varepsilon\right]\\ +\frac{\chi}{4}M_A^{-2}\varepsilon^2\left[T^2\varepsilon^2+2(1-\varepsilon)\right]-\frac{Y^2}{8}\varepsilon^2(1-\varepsilon)\end{array}\right\}$$

$$+\left[T(1-\varepsilon)+Y(1-\varepsilon)^2+X(1-\varepsilon)^2\right]\left(\frac{Y\tilde{\kappa}^2}{4}+X\right)$$

$$\Phi_2 = \tilde{\kappa}^2+2X(1-\varepsilon)+\frac{Y}{4}(1-\varepsilon)\left[Y(1-\varepsilon)+T\right]+G^2M_A^{-2}\left[(1+3\varepsilon)-\chi Y\varepsilon(1+\varepsilon)\right]$$

$$+\frac{3}{4}GTM_A^{-2}\chi Y\varepsilon(1+3\varepsilon)+\frac{T^2}{8}M_A^{-2}\chi Y\varepsilon(8-9\varepsilon)$$

Burada $s=\omega/\Omega;\ X=\left(k\mathrm{v}_A/\Omega\right)^2;\ Y=\left(k\mathrm{v}_H/\Omega\right)^2;\ \tilde{\kappa}=\kappa/\Omega;\ G=d\ln B/d\ln R;\ \chi\equiv \mathrm{v}_H^2/\mathrm{v}_A^2$. Kepler yörünge hızı için tanımlanan Alfven Mach sayısı, $M_A=\mathrm{v}_\phi/\mathrm{v}_A$ kinetik erke/manyetik erke oranını simgeler. Bu çalışmada biz Alfven Mach sayısını, $M_A^2=3\varepsilon$ olarak tanımladık.

Bir sonraki bölümde sunacağımız Şekil 3-5, çözümü gerçel ω veren durgun dalganın dağılma bağıntısının (X,Y) uzayındaki görüntüsüdür. Çözümler, $\omega_i = 0$ verdiği için dalgalar yayılmayan, durgun dalga olarak tanı kazanmaktadır. Kararsız durgun dalganın genliği büyürken disk akışkanı da manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca heriki manyetik uçlak bölgesine itilecektir. Disk akışkanını "huni akışı" biçiminde yıldızın üzerine gönderen sürecin bu olduğuna inanıyoruz.

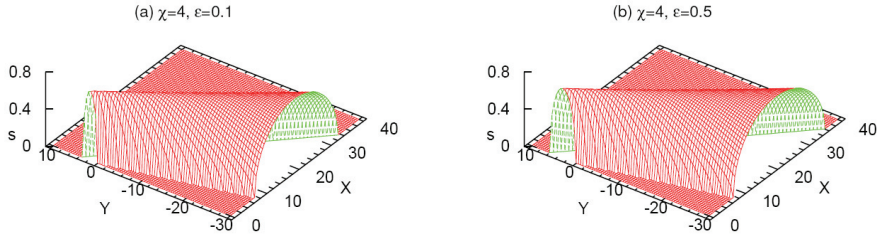
3. Kararsız Dalga Biçeminin Büyüme Oranları

TT disklerinde Hall parametresinin sayısal değeri, manyetik alan, dönme dönemi, elektron sayı yoğunluğu ve manyetikküre yarıçapı için literatürden bulunan sayısal değerler kullanılarak hesaplandı ve χ = 4 olarak bulundu (bkz. Dogan & Pekünlü 2012). Bu bölümde 3 farklı durum için çözüm yapacak ve bu çözümleri karşılaştıracağız: **I)** $\nabla B = 0, \nabla \mathrm{v}_\perp = 0$; **II)** $\nabla B \neq 0, \nabla \mathrm{v}_\perp = 0$; **III)** $\nabla B \neq 0, \nabla \mathrm{v}_\perp \neq 0$.

3.1. ∇B = 0 ve ∇v⊥ = 0 durumunda Kararsızlık Büyüme Oranları

Çözüm I de, disk-manyetikküre sınırında manyetizasyon akımlarının neden olduğu manyetik alandaki ve dikine hızdaki gradyentleri dikkate almayacağız. Diskteki manyetik alanın diske dik yönde olduğunu varsayıyoruz, $\boldsymbol{B} = B\hat{\boldsymbol{z}}$. **Çözüm I** sonuçları Şekil-3 de görülüyor. Manyetizasyonun büyüme oranları üzerine olan etkisini görebilmek için şekiller hem zayıf (ε = 0.1) hem de kuvvetli manyetizasyon (ε = 0.5) için yapıldı. Heriki durumda

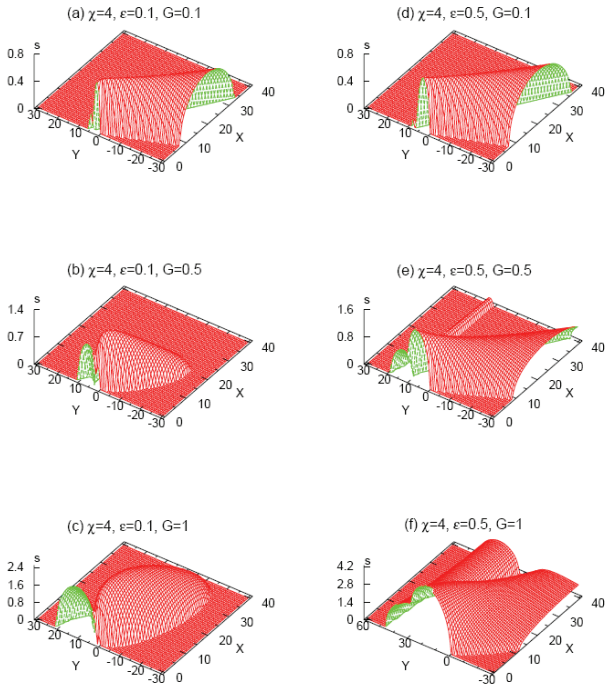
da maksimum büyüme oranı ε değerinden bağımsız olarak 0.75 değerinde görülüyor. Ancak, ε değerini arttırdığımızda yükselti olarak görünen kararsızlık bölgesi genişliyor (Şekil-3b).



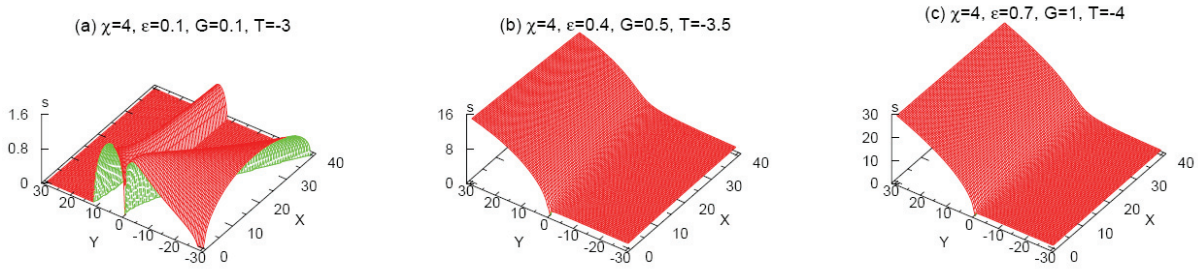
Şekil-3. *Çözüm I* ile elde edilen kararsızlık büyüme oranları. Yalnızca kararsızlık bölgeleri çizilmiştir. Yükseltiler büyüme oranlarını simgeler. Maksimum büyüme oranı heriki durumda da, **a)** zayıf manyetizasyon (ε = 0.1), **b)** kuvvetli manyetizasyon (ε = 0.5) için 0.75 değerindedir. Ancak ε değerinin artmasıyla hem X hem de Y yönünde artış gözlenmektedir.

3.2. ∇B ≠ 0 ve ∇v⊥ = 0 durumunda Kararsızlık Büyüme Oranları

Çözüm II de, disk-manyetikküre sınırında güçlü ve uzun süren manyetizasyon akımının varlığı dikkate alınacak. Denge durumundaki ve z yönündeki manyetik alanın radyal yönde değişimi varsayılıyor, $\boldsymbol{B} = B(R)\hat{z}$. **Çözüm II** sonuçları Şekil-4 de görülüyor. ∇B nin dikkate alınmasıyla yeni bir kararsız bölge ortaya çıkıyor. Bu aşamadan sonra bu ikinci kararsız bölgeye, *ikinci kararsız bölge* (*İKB*) adını vereceğiz. **Çözüm I** de elde edilen kararsız bölgeyi de *birinci kararsız bölge* (*BKB*) olarak adlandıracağız. Çözümler yine **a)** zayıf manyetizasyon ve **b)** kuvvetli manyetizasyon olarak sunulacak. ∇B nin büyüme oranları üzerine olan etkisini görebilmek için ε değerini sabit tutup G değerine 0.1, 0.5 ve 1.0 değerlerini veriyoruz. Şekil-4a, b ve c de ε = 0.1 alındı ve G değerleri arttırıldı.



Şekil-4. TT disklerinde **Çözüm II** için elde edilen kararsızlık büyüme oranları. ∇B nin büyüme oranları üzerine olan etkisini görebilmek için ε değerini sabit tutup G değerine 0.1, 0.5 ve 1.0 değerleri verildi. Sol kolon zayıf manyetizasyon (ε = 0.1) için; sağ kolon da kuvvetli manyetizasyon (ε = 0.5) için çözümleri gösteriyor. ∇B nin eklenmesiyle yeni bir kararsız bölge ortaya çıkıyor. Büyüme oranlarının maksimum değerleri (s_m) Çizelge 1 de verilmiştir.



Şekil-5. Çözüm III ile elde edilen kararsızlık büyüme oranları. $\nabla v_\perp$ teriminin dikkate alınmasıyla maksimum büyüme oranlarının değerinde artış olur (bkz. Çizelge 2).

3.3. $\nabla B \neq 0,\ \nabla v_\perp \neq 0$ durumunda Kararsızlık Büyüme Oranları

Çözüm III de (2) eşitliğindeki $\nabla v_\perp$ terimini de dikkate alacağız. Şekil-5, **Çözüm III** sonuçlarını gösteriyor. Şekil-5a, Kepler dönme hızına sahip diskler için çözümü gösteriyor. Bu nedenle T değeri için $T = d\ln\Omega^2 / d\ln R = -3$ alındı. $\nabla v_\perp$ teriminin dikkate alınmasıyla hem maksimum büyüme oranının değeri arttı hem de kararsız bölgenin sınırları genişledi. Şekil-4a ile Şekil-5a karşılaştırıldığında BKB nin maksimum değerinin 0.78 den 1.41 e arttığı görülüyor. Diğer yandan İKB nin maksimum büyüme oranı da 0.1 den 1.52 ye arttı. Şekil 5b ve 5c de, $\nabla v_\perp$ ve ∇B nedeniyle Kepler hız kesitinden sapma incelendi. G, T ve ε değerleri birbiriyle orantılı olduğu için Şekil 5b ve 5c de T değerlerinin artmasına bağlı olarak, ε ve G nin değerleri de artar. Bu artışlar kararsızlığın maksimum büyüme oranında artışa neden olduğu gibi, kararsız bölgenin genişlemesini de sağlar (Çizelge 2).

Çizelge 1: *Çözüm I* ve *II* den elde edilen maksimum büyüme oranları.

		s_m			
		ε = 0.1		ε = 0.5	
		BKB	*İKB*	*BKB*	*İKB*
Çözüm I	G = 0.0	0.75	-	0.75	-
Çözüm II	G = 0.1	0.78	0.22	0.79	0.1
	G = 0.5	1.37	1.02	1.58	0.82
	G = 1.0	2.43	2.21	4.42	2.65

Çizelge 2: *Çözüm III* den elde edilen maksimum büyüme oranları.

		s_m	
		BKB	*İKB*
Çözüm III	G = 0.1, ε = 0.1, T = - 3	1.41	1.25
	G = 0.5, ε = 0.4, T = - 3.5	-	14.78
	G = 1.0, ε = 0.7, T = - 4.0	-	29.13

3. Sonuç

Bu çalışmada CTTS disklerinde diamanyetik etkinin manyetikdönme kararsızlığını (MRI) nasıl etkilediğini inceledik. MRI sürecinin disk plazmasını manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca güdüp yıldızın manyetik uçlak bölgelerine inmesini sağlayıp sağlayamayacağına baktık. Çalışmamızın bazı sonuçları aşağıdaki gibi sıralanabilir:

a. MRI kararsız bir dalganın üretilmesine neden olur, disk plazmasını diske dik olan manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca manyetik uçlaklara yöneltir. Diamanyetik etki kararsızlığın büyüme oranlarını değiştirir ve kararsız dalganın daha geniş bir dalgaboyu aralığında üretilmesine neden olur. En basit durumda, $\nabla v_\perp$ ve ∇B terimlerinin yokluğunda, ε değerinin artışına bağlı olarak (X,Y) uzayında kararsızlık bölgesi de genişler.

b. ∇B (G) teriminin eklenmesiyle yeni bir kararsız bölge ortaya çıkar. Kararsız biçemin maksimum büyüme oranı (s_m), ε değerinden çok, G değerine bağlıdır. ε değerini sabit tutup G değerini değiştirdiğimizde, maksimum büyüme oranı da artan G değeriyle birlikte artış gösterir. Buna ek olarak, ε değeri arttıkça kararsız bölgenin (X,Y) uzayındaki kapsamı da artar.

c. ∇B (G) teriminin yanısıra $\nabla v_{\perp}$ teriminin de eklenmesiyle maksimum büyüme oranının değeri artar, kararsız bölge genişler. Dahası, $\nabla v_{\perp}$ değerinin artmasıyla maksimum büyüme oranının değeri de artar. Sonuç olarak, $\nabla v_{\perp}$ ve ∇B terimleri MRI nın çok güçlü olmasını sağlar.

Disk-manyetikküre sınırında üretilen kararsız *yavaş* ve/veya *durgun* dalganın genliğinin büyümesine bağlı olarak disk akışkanının diskten kalkıp sıfır tınıs açısıyla manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca güdüleceğini ileri sürebiliriz. Sıfır tınıs açısı, parçacıkların manyetik aynalarını olabildiğince yeğin manyetik alan bölgelerinde arayacağı anlamına gelir. Parçacıklar manyetik aynalarını bulamadan yıldızın manyetik uçlak bölgelerine yağacaklardır. Disk akışkanının diskten kaldırılıp "huni akışkanı" biçiminde uçlak bölgelerine güdülmesi etkinliğini kararsız dalganın genliği ve akışkanın kuvvet çizgileri boyunca olan hız genliği belirler. Bu sorunsalın çözümü bir başka araştırma konusu olacaktır.

Konuyla ilgili yararlı tartışmaları için A.R. King ve R. Lovelace'a teşekkürlerimizi sunuyoruz. Çalışmamızın İngilizcesini kontrol eden B. Kalomeni ve G. James'e de teşekkür ediyoruz. Suzan Doğan (SD), Leicester Üniversitesi Kuramsal Astrofizik Grubunun desteğinden yararlanmıştır. **Bu çalışmayı Türkiye Gökbilim dünyasına bilimsel ve örgütsel açıdan verdiği onurlu çabalar nedeniyle sayın Prof. Dr. Zeki Aslan'a adıyoruz.** Bu çalışmayı TÜBA desteklemiştir. Çalışma SD nın doktora tezinin bir bölümüdür.

Kaynaklar

Armitage, P. J. 2011, *ARA&A*, 49, 195.
Bai, X.-N. 2011, *ApJ*, 739, 50.
Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 1991, *ApJ*, 376, 214.
Bodo, G., Ghisellini, G., & Trussoni, E. 1992, *MNRAS*, 255, 694.
Camenzind, M. 1990, *Reviews in Modern Astronomy*, 3, 234.
Devlen, E., & Pekünlü, E. R. 2007, *MNRAS*, 377, 1245
Doğan, S., & Pekünlü, E.R. 2012, *PASP*, *basım aşamasında.*
Donati, J.-F., Gregory, S. G., Alencar, S. H. P., et al. 2011, *MNRAS*, 417, 472.
Ghosh, P., & Lamb, F. K. 1978, *ApJ*, 223, L83.
Ghosh, P., & Lamb, F. K. 1979, *ApJ*, 234, 296.
Johns-Krull, C. M., & Gafford, A. D. 2002, *ApJ*, 573, 685.
Königl, A. 1991, *ApJL*, 370, L39.
Kulkarni, A. K., & Romanova, M. M. 2005, *ApJ*, 633, 349.
Lamb, F. K., Pethick, C. J., & Pines, D. 1973, *ApJ*, 184, 271.
Li, J., Wickramasinghe, D. T., & Ruediger, G. 1996, *ApJ*, 469, 765.
Long, M., Romanova, M. M., & Lovelace, R. V. E. 2008, *MNRAS*, 386, 1274
Lovelace, R. V. E., Romanova, M. M., & Bisnovatyi-Kogan, G. S. 1995, *MNRAS*, 275, 244.
Miller, K. A., & Stone, J. M. 1997, *ApJ*, 489, 890
Muzerolle, J., Hartmann, L., & Calvet, N. 1998, *AJ*, 116, 455.
Pringle, J. E., & Rees, M. J. 1972, *A&A*, 21, 1.
Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2002, *ApJ*, 578, 420.
Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2011, *MNRAS*, 416, 416.
Singal, A. K. 1986, *A&A*, 155, 242.
Spruit, H. C., & Taam, R. E. 1993, *ApJ*, 402, 593.
Stempels, H. C., & Piskunov, N. 2002, *A&A*, 391, 595.
Strassmeier, K. G., Rice, J. B., Ritter, A., et al. 2005, *A&A*, 440, 1105.

GENÇ OB YILDIZI OLAN V2107 CYGNI DİZGESİNİN ANALİZİ

Şeyda ŞEN[1]

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Bornova İZMİR*
(eposta: senseydastar@gmail.com)

Özet: Büyük kütleli yıldız bulunduran, parlaklık değişimleri Hipparcos uydusu ile belirlenen V2107 Cyg yıldızının ışıkölçüm ve tayfsal gözlemlerinin yapılması planlanmıştır. Işık ve dikine hız eğrilerinin analizi ile bileşen yıldızların kütle, yarıçap, etkin sıcaklık ve ışıtmalarının bulunması amaçlanmıştır. Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılmıştır. Hava koşullarının elverişsiz olması nedeniyle V2107 Cyg örten çiftinin UBV ışık eğrileri elde edilmiştir. TUG'dan alınan gözlem gecelerinde zayıf hava koşulları nedeniyle yalnız bir tayf alınabilmiştir. Işık eğrileri analiz edilmiş, daha önceki tayfsal veriler ile birleştirilerek bileşenlerin salt öğeleri belirlenmiştir. Bulunan salt parametreler kuramsal modellerle karşılaştırılmıştır. Bu modellere göre baş yıldız çekirdeğinde hidrojen yakma evresinin sonuna yaklaşmış görünürken, yoldaş yıldız hidrojen yakmaya yeni başlamış görünmektedir. Dizgenin tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi incelenerek baş yıldızın β Cephei türü bir değişen olduğu sonucuna varılmıştır. Baş yıldız 3.68 saat dönem ve 0.03 kadir genlikli bir zonklayan yıldızdır.

1. Giriş

Büyük kütleli yıldızlar evrenin önemli bileşenlerindendir. Onların derinlemesine araştırılması evreni anlamamıza büyük katkı sağlar. Büyük kütleli yıldızlar helyumdan daha ağır elementlerin üretim yerleridir. Evrimlerinin son aşamalarında gerek yıldız rüzgarlarıyla gerekse süpernova patlamalarıyla bulundukları ortamı kimyasal olarak ağır elementlerce zenginleştirirler. Buradaki yeni elementler, gelecek nesil yıldızların, onların gezegenlerinin hatta belkide o gezegenlerdeki yaşamın oluşumunda rol alırlar. Büyük kütleli yıldızlar gökadanın kimyasal evriminde kritik rol oynarlar çünkü oluşan ağır elementlerin tekrar kullanılması onların bulunduğu çevredeki maddeyi etkiler. Büyük kütleli yıldızların yaşam süresi çok kısa olduğu için elementlerin tekrar kullanılma işlemi oldukça hızlı bir süreçtir. Ek olarak, büyük kütleli yıldızlar, yoğun ışıtmaları, yaşamlarının sonlarında geçirdikleri süpernova patlaması, yıldız rüzgarları, kütle atımı olayları ile kozmik evrimi de büyük ölçüde etkilerler. Bu etkiler gökadanın en önemli madde karışım kaynaklarıdır. Diferansiyel dönme ve çalkantı galaktik dinamoyu sürdürür. Süpernova şoku ile karşılıklı etkileşimden dolayı gökada manyetik alanı üretilir, kozmik ışınlar hızlanır. Kozmik ışınlar, UV ışınımı ve çalkantının yayılımı yıldızlararası ortamın ısınmasını sağlayan başlıca kaynaklardır ki burada tozda bulunan ağır elementler, moleküller, atomik/iyonik formlar yıldızlararası ortamın soğumasından sorumludur. Bu patlamalar komşu gökadaların içine giren en önemli enerji kaynaklarıdır. Bu enerji ile gökadanın tedirgin olan bölgelerinde yıldız doğumları, yıldızların kaçması gibi olaylar görülebilir. Büyük kütleli yıldızlar, yıldız oluşum süreçlerinden (Bally et al., 2005) başka gökadaların fiziksel, kimyasal ve morfolojik yapılarında da oldukça etkilidir (Kennicutt 1998,2005). Büyük kütleli yıldızlar ağır elementlerin ve UV ışınımının temel kaynaklarıdır. Uzak evrende, çok genç gökadaların UV ışınımlarında büyük kütleli yıldızlar baskın rol oynarlar (Steidel et al. 1996; Pettini et al. 2000).

2. V2107 Cygni

2.1 Tarihçe

V2107 Cygni (=BD+36°3900=HD 191473=HIP99246) sağ açıklık $(RA)_{(J2000)}$ $^{(h\ m\ s)}$ = 20 08 45.77, Dik Açıklık $(DEC)_{(J2000)}$ $^{(°\ '\ ")}$ = +37 14 13.36 gökyüzü koordinatlarında yer almaktadır. Yıldızın, U rengi parlaklığı $8^m.04$, B rengi parlaklığı $8^m.64$, V rengi parlaklığı $8^m.58$'dir.

V2107 Cygni bir tayfsal çift olarak bulunmuş ve ilk tayfsal gözlemleri Mercier (1957) tarafından yapılmıştır. Yörünge dönemi 4.2876 gün bulunmuş ve tayf türü B0.5V olarak sınıflandırılmıştır. Tek çizgili bir tayfsal çift olan V2107 Cyg'nin baş yıldızının dikine hız eğrisinden yörünge dışmerkezliği 0.0447 belirlenmiş ve kütle fonksiyonu da 0.535 $M_\odot$ tahmin edilmiştir. Daha sonra Trimble ve Thorne (1969) yıldızın bir dizi tayfını almış ve analiz etmiştir. Bu çalışma ile baş yıldızın tayf türü B0.5V, yörünge dönemi 4.2876 gün, baş yıldızın kütlesi 15 $M_\odot$, yoldaşın minimum kütlesi de 6.2 $M_\odot$ bulunmuştur. İlk kez Boulon (1957), aldığı birkaç tayf ile yıldızın parlaklığının da değiştiğine işaret etmiştir. Roman (1951) yıldızın uzaklık modülünün 11.8 kadir, tayf türünün de B0.5III olduğunu belirtmiştir. Yıldızın görünür parlaklığındaki değişme ancak Hipparcos uydusu ile ortaya çıkartılabilmiştir (Perryman 1997, van Leeuwen 2007). Kazarovets et al. (1999) yıldızı GCVS kataloğundaki belirteçlere göre V2107 Cyg olarak adlandırmıştır. Malkov et al.(2006) parlaklık değişim türünü β Lyr olarak sınıflandırmış, genliği de 0.18 kadir vermiştir. Büyük kütleli yıldız bulunduran bu dizgenin Hipparcos gözlemleri dışında ayrıntılı çok renk ışıkölçümü bulunmamaktadır.

Orta band ışık ölçümleri Comerón et al. (1993) tarafından Cygnus bölgesinin ve seçilen OB tayf türü yıldızların *uvby* fotometrileri sonucunda elde edilmiştir. Ayrıca bu çalışmada yıldızın Cygnus OB1 oymağı üyesi olduğu, gökada koordinatları (l = 74°.18, b = 2°.37), tayf türü de BOIV olarak belirtilmiştir. Monet (1979) çalışmasında dokuz kısa dönemli, tek çizgili tayfsal çift olan büyük kütleli yıldızları incelemiştir.

Yıldıza ait sıcaklık çalışması Gulati et al. (1989) çalışmasında verilmiştir. Bu çalışmada sıcaklık 3 yöntemle belirlenmiştir. İlk yöntem log T_{eff} ve Q_{UV} kullanılarak belirlenmiştir. Kullanılan renk ölçeği kızıllaşmadan bağımsız olduğu için avantajlıdır. Ama buradaki renk ölçeği *c* ye bağlıdır bu da bölgeden bölgeye değişir. Cyg OB1 bölgesindeki V2107 Cyg için bulunan sıcaklık 22400 ± 2500 K dir. İkinci yöntem log T_{eff} ve (m1965-V_0) ilişkisini kullanmıştır. Buna göre bu renk ölçeği erken tür yıldızlar için iyi bir sıcaklık belirtecidir. Referans yıldızlar için log T_{eff}'e karşı (m1965-V_0) noktalanmıştır. Bu yöntemle V2107 Cyg için bulunan sıcaklık 22400 ± 2000 K dir. Üçüncü yöntem log T_{eff} ve $(B-V)_0$ ilişkisidir. Erken tür yıldızlar için bu renklerin sıcaklık hassasiyeti az olmasına karşın $(B-V)_0$ iyi bir sıcaklık belirtecidir. Son yöntem için bulunan sıcaklık 22300 ± 2150 K dir. Comerón et al. (1993) orta band ışık ölçümden sıcaklık belirlemesi yaptığımızda belirlenen sıcaklık 24811 K dir. Bu çalışmada kullanılan sıcaklık bu sıcaklıkların ortalaması olup 23 600 K dir.

2.2 Gözlemler ve İndirgemeler

Bu yıldızların hem ışıkölçümünü hem de tayf gözlemlerini yapabilmek için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG), 1.0 m ayna çaplı T100 teleskobuna ve 1.5 m ayna çaplı RTT150 teleskobuna bilimsel proje olarak sunulmuş. Ayrıca EGE Üniversitesi Gözlemevi 40 cm ayna çaplı T40 teleskobunda da gözlemler gerçekleştirilmiştir. Yapılan gözlemler 15 Eylül 2010 - 30 Kasım 2011 tarihleri arasında Johnson U, B, V süzgeçleri kullanılarak yapılmıştır. V2107 Cyg için 20 gözlem gecesi T100 teleskobunda, 15 gözlem gecesi T40 teleskobunda olmak üzere toplamda 35 gecelik gözlem verisi bulunmaktadır. Dizge ile parlaklık ve renk bakımından uygunluk gösteren CCD de aynı çerçeve de yer alan yıldızlar arasından yıldızlar seçilmiştir.

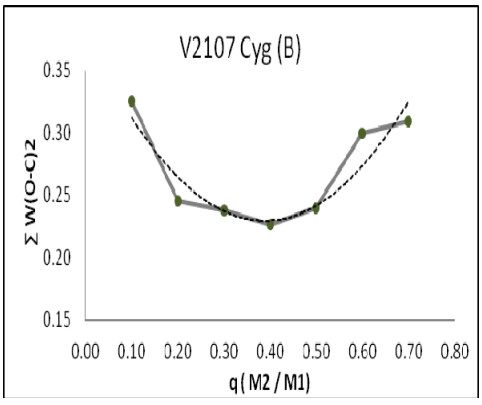
O-C analizi için yeterli veri bulunmadığından gözlemlerin analizinde HIPPARCOS kataloğundan elde edilen T_0 ve P kullanılmıştır. Işık eğrisi analizinde kullanılan Wilson-Devinney programında dönem düzeltmesi parametresi serbest bırakılarak çözümler yapılmıştır. Analizde kullanılan T(HJD), (1) eşitliğinde belirtilmiştir.

$$T(HJD) = 24\,48502.442 + 4^{g}.28463 \times E \qquad (1)$$

Gözlemlerden elde edilen veriler ön indirgeme yapıldıktan sonra analiz için hazır hale gelirler. V2107 Cygni dizgesi için de öncelikle mukayese ve referans yıldızlarında değişim olup olmadığı araştırılmıştır. Kullanılan referans, mukayese 1 ve mukayese 2 yıldızlarının değişim göstermedikleri kesin olarak belirlenmiştir. Işık eğrisindeki değişimin tamamen yıldızın bünyesel değişiminden olduğu görülmüştür. V2107 Cygni dizgesinin analizinde Wilson-Deviney (WD,Wilson ve Deviney,1971) bilgisayar programı kullanılmıştır. V2107 Cygni dizgesi ayrık modda çözülmüştür.

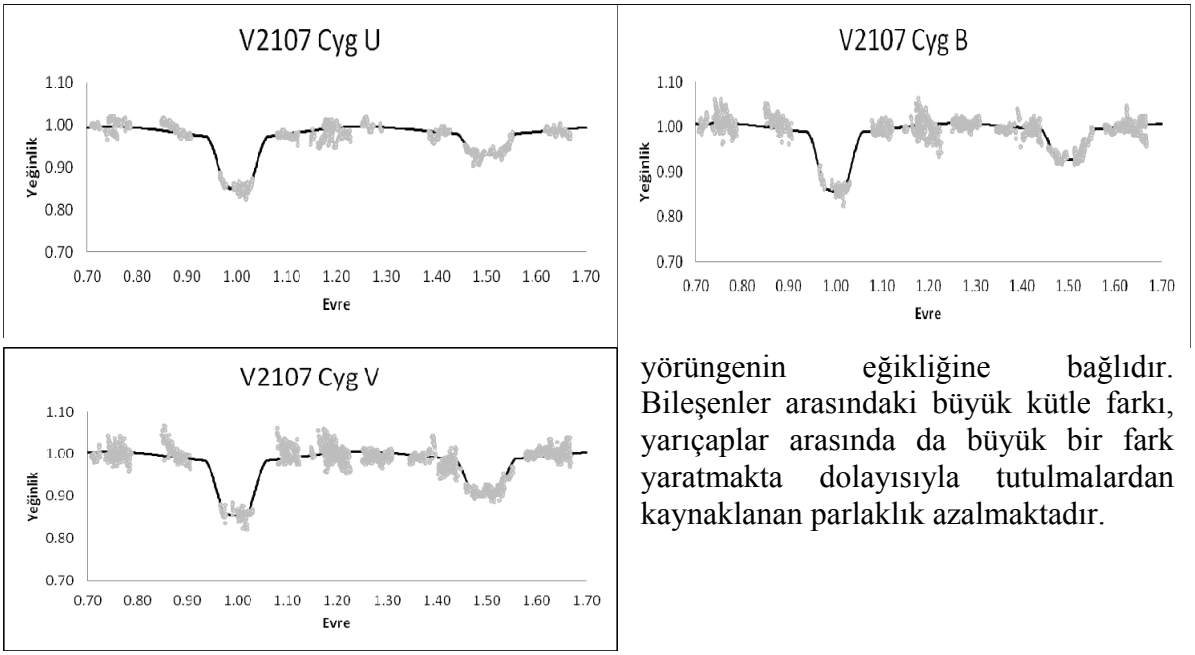
2.2.1 *q* (kütle oranı) taraması

Wilson-Devinney sentetik ışık eğrisi yöntemi, kuramsal eğriyi Roche geometrisine göre hesaplamaktadır. Hesaplanan bu ışık eğrisi, gözlemlerle karşılaştırılarak parametreler için düzeltmeler bulunmaktadır. Roche geometrisinde bilesenlerin kütle oranı $q = M_2 / M_1$ çok önemlidir. Yöntem küçük düzeltmelerle sonuca yaklaştığı için eğer başlangıç parametreleri gerçek parametrelerden çok uzaksa çözüm bulmak çok zor, hatta bazen olanaksızdır. Bu nedenle *q* kütle oranı başlangıç parametresinin, gerçeğe yakın bir degerde seçilmesi gerekir. Bu nedenle gerçege yakın bir ön *q* degeri elde edebilmek için q taraması yapılmasına karar verilmistir. *q* tarama işlemi B renginde yapılmıştır ve en küçük değer q = 0.4 için bulunmuştur.



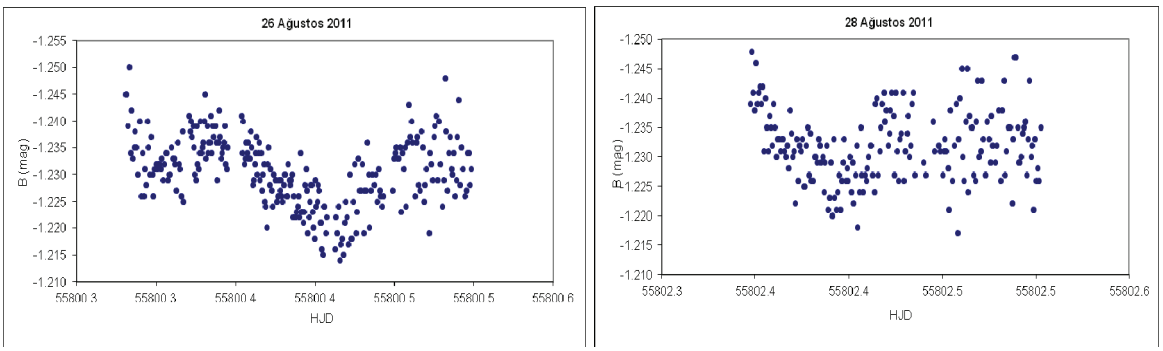
Şekil 1 V2107 Cygni dizgesinin B renginde yapılan q taraması

Bu çalışmada U, B ve V ışık eğrileri ayrı ayrı çözülmüştür. Şekil 2 de U, B ve V renkleri için bağımsız çözümlerden elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin normal gözlem noktalarıyla karşılaştırılması verilmektedir.Bir örten çift yıldızın ışık eğrisinin biçimi bileşenlerin göreli ışıtmalarına, göreli boyutlarına, bileşenler arasındaki uzaklığa ve yörüngenin eğikliğine bağlıdır. Bileşenler arasındaki büyük kütle farkı, yarıçaplar arasında da büyük bir fark yaratmakta dolayısıyla tutulmalardan kaynaklanan parlaklık azalmaktadır.

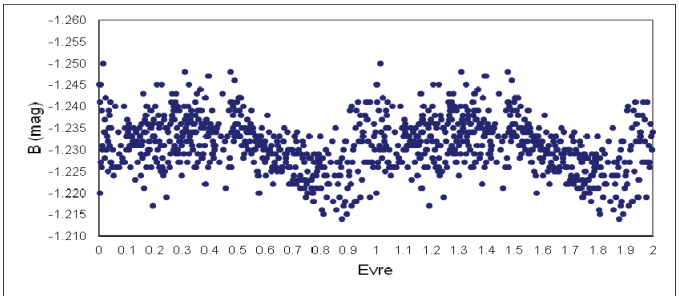


Şekil 2 V2107 Cygni dizgesinin ışık eğrileri. a) U süzgeci , b) B süzgeci, c) V süzgeci değişimi

V2107 Cygni ışık eğrisindeki süreklilikteki saçılmaları incelemek için tutulmalar atılıp geri kalan değişimlere gece gece bakılmıştır. 26 Ağustos 2011 ve 28 Ağustos 2011 tarihlerinde değişim saptanmıştır.



Şekil 3. 26 ve 28 Ağustos 2011tarihindeki Δm_B parlaklığındaki gözlem noktaları



Şekil 4 Δm_B parlaklığındaki evreye karşılık gözlem noktaları

Bu gözlem geceleri için bir değişim olduğu açıkça görülmektedir. Bu yıldızın zonklamasından kaynaklanabileceği düşüncesiyle frekans analizi yapılmıştır. B süzgecinden elde edilen 479 gözlem noktasının frekans analizinin sonucunda dönemi; $P = 3^{h}.6818 \pm$

0.0593 olan değişim saptanmıştır. Gerek yıldızın ön B tayf türünden bulduğumuz olması, gerekse dönemin β Cephei zonklama dönemi aralığına düşüyor olmasından dolayı V2107 Cygni β Cephei yıldızı olabilir. β Cephei yıldızları B0 - B2.5 tayf türü aralığındadırlar. Dönemleri 2.5–8 saat, kütleleri 8–18 $M_\odot$ aralığındadır.

3. Sonuçlar

OB yıldızları arasında kütle, yarıçap, etkin sıcaklık gibi temel parametreleri belirlenenlerin sayısı azdır. Hem yıldızların sayılarının azlığından hem bulundukları çevrenin gözlemi olumsuz etkilemesinden dolayı bu parametreleri duyarlılıkla belirlemek zordur fakat bu aynı zamanda çok önemlidir

Çizelge 1 V2107 Cygni yıldızının U, B ve V renklerindeki ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	U	B	V
q	0.4	0.4	0.4
i (°)	83.968	82.904	83.741
T_1(K)	23600	23600	23600
T_2(K)	15849	15823	17903
Ω_1	3.942	4.050	3.933
Ω_2	5.341	5.256	5.123
L_1/L_T	0.959	0.942	0.925
L_2/L_T	0.041	0.058	0.075
g_1, g_2	1.0, 1.0	1.0, 1.0	1.0, 1.0
A_1, A_2	1.0, 1.0	1.0, 1.0	1.0, 1.0
X_1,bol, X_2,bol	0.500, 0.500	0.766, 0.763	0.766, 0.763
X_1, X_2	0.487, 0.499	0.453, 0.545	0.435, 0.464
$<r_1>$	0.2870± 0.0017	0.2775± 0.0019	0.2889± 0.0030
<r2>	0.0992± 0.0005	0.1012± 0.0007	0.1054± 0.0011
$\sum W(O-C)^2$	0.08651	0.22650	0.50530

V2107 Cygni yıldızının çok renk fotometrisi yapılmış ve elde edilen toplam 8440 gözlem noktası kullanılarak yapılan analizlerden bulunan sonuçlar Çizelge 1'de verilmiştir.

3.1 Salt Parametreler

V2107 Cygni bir tayfsal çift olarak bulunmuştur (Mercier 1957). Tek çizgili bir tayfsal çift olan V2107 Cyg'nin baş yıldızının dikine hız eğrisinden önceki çalışmalarda çeşitli K_1 değerleri bulunmuştur (bakınız Çizelge 2.1). Bu çalışmada dizgenin çözümü yapılırken bu değerlerin ortalamaları alınarak K_1 = 106.7, E (b – y) 0.260 (Comerón et al.1993) olarak kullanılmıştır. Işık eğrisi çözümünden i = 83˚.5, dairesel yörüngeye sahip olduğundan dışmerkezliği e = 0 alınmıştır.

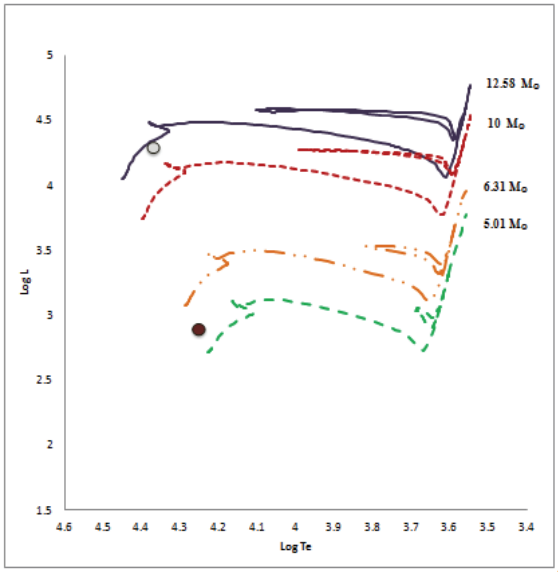
Çizelge 2 V2107 Cygni dizgesinin *Mv*, *B-V*, *Te*, *BC* değerleri.

Tayf Türü	*Mv*	*B-V*	*Te (K)*	*BC*
B0	-4.00	-0.30	30000	-3.16
B2	-2.45	-0.24	20900	-2.35
B1.4	-2.91	-0.26	23600	-2.59

Drilling & Landolt (2000) çalışmasından elde edilen veriler doğrultusunda ağırlıklı ortalamalar alınarak Çizelge.2 de belirtilen sonuçlar elde edilmiştir. B1.4V tayf türüne karşılık gelen kütle 12.88 M_Θ , yarıçap 6.19 R_Θ dir. $M_1 + M_2 = \frac{a^3}{P^2}$ formülünden yarı-büyük eksenin hesaplanan değeri 29.42 R_Θ dir. Göreli yarıçaplar r_1, r_2 sırasıyla 0.2870, 0.0992 bulunmuş ve yarıçaplar hesaplanmıştır. V2107 Cygni dizgesinin temel parametreleri Çizelge 3 de gösterilmiştir.

Çizelge 3.3 V2107 Cygni yıldızının temel parametreleri

Parametreler	**Birinci Bileşen**	**İkinci Bileşen**
M **(M_Θ)**	12.88	5.76
R **(R_Θ)**	8.44	2.92
T **(K)**	23600	17900
L **(L_Θ)**	19526	785
M_{Bol}**(mag)**	-5.99	-2.91
Log g **(cgs)**	3.69	4.26
d **(pc)**	1540	



Şekil 5 V2107 Cygni için birinci bileşen ve ikinci bileşenin evrim yolları

Claret, A., (2004) çalışmasında Z=0.02 için 0.8–125 M_Θ kütle aralığında teorik eğriler hesaplanmıştır. V2107 Cygni için bulunan parametrelerin teorik eğrilerle uyumunu anlayabilmek için yıldızın kütlesine uyan 12.58 M_Θ , 10 M_Θ , 6.31 M_Θ, 5.01 M_Θ teorik eğrileri kullanılmıştır. Şekil 3.1 de düz çizgiyle çizilen eğri 12.58 M_Θ, küçük aralıklı kesikli çizgiyle verilen eğri 10 M_Θ, bir düz iki noktalı çizgiyle belirtilen eğri 6.31 M_Θ ve geniş aralıklı kesikli çizgiyle belirtilen eğri 5.01 M_Θ kütleli yıldızın evrim yollarıdır. Şekil 3.1 de birinci bileşen içi boş nokta ile ikinci bileşen ise içi dolu nokta ile gösterilmiştir. Baş bileşenin ve yoldaş bileşenin $logT_e_logL$ diyagramındaki yeri kuramın tahminleriyle iyi bir uyum içersindedir. Analiz sonucunda birinci bileşenin elde edilen kütlesi 12.88 M_Θ, evrim yolunda düz çizgi ile gösterilen 12.58 eğrisine oturmaktadır. İkinci bileşen için ise analiz sonucunda 5.76 M_Θ bulunmuştur. Bu bileşende 6.31 M_Θ ve 5.01 M_Θ eğrilerinin ortasındadır. Baş yıldız anakoldan ayrılma noktasına yakın iken küçük kütleli bileşen çekirdeğinde hidrojen yakmaya yeni başlamış bir yıldız olarak görünmektedir.

V2107 Cygni dizgesinin uzaklığını hesaplamak için; yıldızın V rengi parlaklığı (8.559) ve birinci bileşenin toplam ışıtmaya katkısı (0.925) kullanılmıştır. Uzaklık modülü formülünden uzaklık 1540 pc bulunur.

4. Değerlendirme ve Tartışma

V2017 Cygni örten çift yıldızı Cygnus OB1 oymağının bir üyesidir. Örten çift özelliği Hipparcos uydusu ile bulunmuştur. İlk kez yer konuşlu teleskoplar ile U, B ve V bandlarında ışık eğrileri bu çalışma ile elde edilmiştir. Tutulmadan kaynaklanan parlaklık değişimi oldukça az olup 0.1 kadir dolayındadır. Tutulma dışında geceden geceye parlaklık değişimi gözlenmiştir. Bu değişimlerin dönemli olup olmadığı araştırılmış ve 3.68 saat dönemli ve 0.03 kadir genlikli bir değişim bulunmuştur. Bu değişim, dönem ve yıldızın tayf türüne bakılarak β Cephei türü zonklamaya bağlanmıştır. Bizim bulduğumuz değişim dönemi ve genliği V2107 Cyg yıldızının baş yıldızının β Cephei türü bir değişen olduğunu göstermektedir. V2107 Cygni örten çiftinin U, B ve V bandı ışık eğrilerinin analizi ile bileşenlerin salt öğeleri bulunmuştur. Tek çizgili bir tayfsal çift olan bu dizgenin ışık eğrilerinin analizi ve baş yıldızın dikine hız eğrisi kullanılarak her iki bileşenin kütleleri belirlenmiş ve bu kütlelere sahip yıldızların evrim yolları ile karşılaştırılmıştır. Belirlediğimiz kütleler kuramsal modeller ile uyuşmaktadır. Baş yıldız anakoldan ayrılma noktasına yakın iken küçük kütleli bileşen çekirdeğinde hidrojen yakmaya yeni başlamış bir yıldız olarak görünmektedir. Dizgenin uzaklık hesabı yapılmış ve 1540 pc bulunmuştur.

5. Kaynaklar

Andersen, J., 1991 A&ARv 3, 91.

Comerón, F., Torra, J., Jordi, C. and Gomez, A.E., 1993, A&ASS, 101, 37.

Claret, A., 2004, A&A, 424, 919.

Gulati, R. K., Malagnini, M. L. and Morossi, C., 1989, A&AS, 80, 73.

Kennicutt, R.C., 1998, Annu. Rev. Astron. Astrophys, 36, 189.

Kennicutt, R.C., 2005, IAUS, 227, 3.

Mercier, J.P.,1957, JO, 40, 12.

Monet D.G., 1979, PASP, 91,95.

Pettini, M., Steidel, C.C., Adelberger, K.L., Dickinson, M. and Giavalisco, M., 2000, ApJ 528, 96.

Roman, N. G., 1951, ApJ, 114, 492.

Steidel, C.C., Giavalisco, M., Pettini, M., et al., 1996, ApJL 462, L17.

Trimble, V. L. and Thorne, K.S., 1969, ApJ, 156, 1013.

GALAKSİMİZİN EN UZAK KÜRESEL KÜMELERİNDEN PALOMAR 14

Şeyma ÇALIŞKAN[1], Berahitdin ALBAYRAK[2]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara (eposta: seyma.caliskan@science.ankara.edu.tr)*
[2] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara (eposta: balbayrak@ankara.edu.tr)*

Özet: En uzak dış halo küresel kümelerinden (~70 kpc) olan Palomar 14 (Pal 14) üyesi dokuz yıldıza ilişkin element bollukları Very Large Telescope (VLT) ile alınan tayflar ışığında belirlendi. Bolluk analizi, bu yüksek çözünürlüklü tayflar ve bir boyutlu model atmosferler temelinde gerçekleştirildi. O, Na, Mg, Si, Ca, Ti, Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Eu ve Dy elementlerine ilişkin bolluk değerleri hesaplandı. Sonuçlar, iç ve dış halo küresel kümeleri, halo alan yıldızları, galaksi ötesi kökene sahip olduğu belirlenen küresel kümeler ve cüce küremsi galaksi alan yıldızları için elde edilmiş değerlerle karşılaştırıldı. Buna göre, Pal 14 küresel kümesi için hesaplanan bollukların iç ve dış haloda bulunan küresel kümeler, halo alan yıldızları ve galaksi ötesi kökenen sahip küresel kümeler için elde edilen bolluklarla benzer, cüce küremsi galaksi alan yıldızlarında hesaplanan bolluklardan farklı olduğu görüldü. Sonuç olarak, Pal 14 küresel kümesi için hesaplanılan kimyasal bolluk karakteristikleri, galaksimiz halosunun cüce küremsi galaksilerden birikmeyle oluştuğunu destekler yöndedir. Küresel kümeler bu birikme teorisinde rol oynasa da oynamasa da, dış halo küresel kümelerinin ve cüce küremsi galaksi küresel kümelerinin oluşum koşullarının benzer olduğu görülmektedir.

1. Giriş

Galaksimizin dış halosunda bulunan küresel kümeler, dış haloda metal bolluğu gradyentinin (Galaksimizin merkezinden dış kısımlarına doğru yıldız ve yıldız topluluklarının metal bolluğundaki değişiminin) varolup olmadığını anlamamıza yardımcı olabilecek en önemli cisimlerdir. Dış haloda, metal bolluğu gradyentinin var olup olmaması Galaksimizin oluşumunu ve Galaktik evrimi anlamada en önemli belirteçlerdendir. Özellikle, metal bolluğu gradyentinin olmaması durumu, galaktik halonun birikmeyle oluştuğu fikrine yol açmaktadır (Searle ve Zinn 1978).

Palomar 14 (Pal 14), galaksimizin dış halosunda bulunan yaygın bir küresel kümedir. Pal 14 (R_{GC} ~ 70 kpc) van den Bergh tarafından 1958 yılında Palomar Uzay Araştırması kayıtlarında keşfedildikten sonra Arp and van den Bergh (1960) tarafından küresel küme olarak sınıflandırıldı. Bu küme AvdB olarak da bilinir. Palomar 14'ün bugüne değin en kapsamlı Renk-Parlaklık diyagramını Sarajedini (1997) tarafından yayınlandı. Sarajedini, bu kümenin benzer metal bolluğuna sahip iç halo küresel kümelerinden 3-4 milyar yıl daha genç olduğu sonucuna vardı (Dotter ve ark. 2008).

Pal 14'ün yaygınlığı, sönüklüğü ve Güneş'ten olan uzaklığı onu gözlenmesi zor bir cisim haline getirmektedir. Pal 14 üyesi bir yıldızın ilk radyal hızı Hartwick and Sargent (1978) tarafından 81 ± 3 km/s olarak ölçüldü. Armandroff ve ark. (1992), küme üyesi iki yıldız için radyal hız ölçümlerini kullanarak 72 ± 3 km/s değerinde bir sistemik hız (kümenin uzay hızı) değeri yayınladı. Armandroff ve ark. (1992) ayrıca, kızarmadan bağımsız bir metod kullanarak kümenin metal bolluğunu [Fe/H] -1.6±0.18

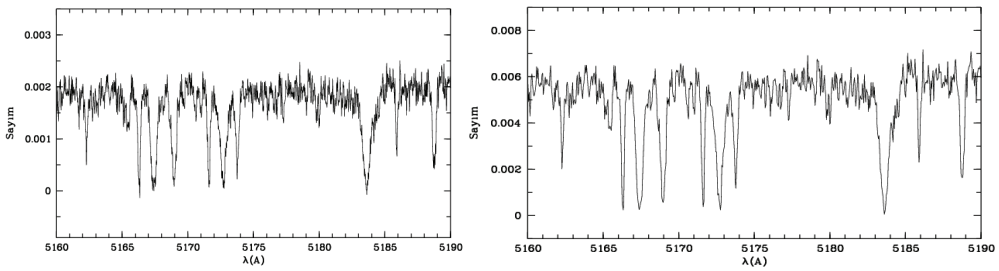
olarak belirledi. Bulunan bu bolluk değeri Da Costa ve ark. (1982) tarafından kümenin (B-V) değerinden yola çıkarak elde edilen bolluk değeriyle uyumludur.

Hilker (2006), Baumgardt ve ark. (2005)'ın çalışmasından AM 1, Pal 3 ve Pal 14 olmak üzere üç küresel kümenin fotometrik verilerini yayınladı. Hilker (2006), Palomar 14'ün yaşının 10 milyar yıl olduğunu onayladı. Dotter ve ark. (2008), Hubble Uzay Teleskobunda bulunan "Wide Field Planetary Camera 2" ile elde edilen arşiv verilerini kullanarak Pal 14 ile ilgili bir fotometrik çalışma yayınladı. Bu çalışmada da Pal 14'ün göreli olarak genç olduğu onaylandı (Jordi ve ark. 2009).

Bu çalışmada, Galaksimizin dış halosunda bulunan ve uzak küresel kümelerden biri olan (R ~70 kpc) Palomar 14 kümesine ait dokuz yıldızın kimyasal bollukları elde edildi. Belirlenen bu bolluklar alan popülasyonuna, iç ve dış haloda bulunan küresel küme yıldızlarına, galaksi ötesi kökene sahip küresel küme yıldızlarına ve cüce küremsi üyesi yıldızlara ilişkin element bolluklarıyla karşılaştırıldı. Çalışmamız, dış haloda bulunan ve yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilmiş Palomar 14 küresel kümesinin ilk detaylı bolluk analizi üzerinedir. Bu türden yıldızların bolluk analizi, evrende bulunan galaksilerin oluşumu ve kimyasal evrimini, ilk yıldızların ve ilk galaksilerin doğasını, yıldız oluşumunu ve bu yıldızların atmosferlerinde barındırdıkları elementlerle ilişkili olan nükleosentez süreçlerini anlamaya yöneliktir.

2. Gözlemler

Analizlerde kullanılan tayflar, VLT(Very Large Telescope)'a bağlı FLAMES/UVES (Fibre Large Array Multi Echelle Spectrograph / Ultraviolet Visual Echelle Spectrograph) düzeneği ile 30 Mayıs 2006 ve 27 Mart 2007 tarihleri arasında, iki gözlem döneminde ve servis modunda elde edildi. UVES, 476-577 nm ile 584-648 nm dalgaboyu aralığında ve 580 nm kırmızı ayarında kullanıldı. Böylece elde edilen tayfların çözme gücü (R) yaklaşık 47000 dir. Etkin S/N oranı elde edebilmek için, hedef yıldızlar parlaklıklarına göre üç gruba ayrıldı ve her bir grup için farklı poz süreleri belirlendi. Buna göre, m_v = 17.37−18.52 kadir aralığında en parlak üç yıldızı içeren gruptaki yıldızların her biri için 60 dk poz süresi verilerek dörder adet, m_v= 18.56−19.05 kadir aralığında bulunan orta derecede parlak beş yıldızdan her biri için 60 dk poz süresi verilerek altışar adet ve son olarak parlaklığı m_v =19.41 kadir olan en sönük yıldız için ise yine 60 dk poz süresi verilerek onbir adet tayf alındı. Bu tayflar co-add algoritmaları ile birleştirildi. Veriler UVES indirgeme düzeneği kullanılarak indirgendi (detaylar için bkz. Jordi ve ark. 2009). Birleştirilmiş tayfların S/N (sinyal-gürültü) oranını arttırmak için 3 faktörüyle binning işlemi uygulandı. Bu işlem sonucunda elde edilen çözünürlük, tayfların uzun dalgaboyu kısmı için 33000 iken kısa dalgaboyu kısmı için 23500 dir. Şekil 1'de, 5160-5190 Å dalgaboyu aralığını içeren, binning uygulanmış ve uygulanmamış tayflar gösterilmektedir.



Şekil 1. Binning uygulanmamış (solda) ve binning uygulanmış (sağda) tayf örnekleri

Yukarda sözü edilen şekilde elde edilen yeni S/N oranları, hedef yıldızların parlaklıkları ve radyal hızları (Jordi vd. 2009) Tablo 1'de verilmektedir. Yıldız Adı[a] ve Yıldız Adı[b] sırasıyla, Hilker (2006) ve Holland ve ark. (1992)'nın yaptıkları yıldız adlandırmalarını göstermektedir.

Tablo 1. Hedef yıldızların gözlemsel özellikleri

Yıldız Adı[a]	*Yıldız Adı[b]*	*m_v (kadir)*	*Poz Süresi (s)*	*v_r (kms^{-1})*	*S/N (5500 Å)*	*S/N (6630 Å)*
1		17.37	4x3600	72.53	26	36
2	HV025	17.77	4x3600	72.56	19	29
3		18.23	4x3600	71.75	15	16
5	HV007	18.52	4x3600	71.68	10	11
6	HH244	18.56	6x3600	72.58	9	9
7	HH201	18.70	6x3600	72.62	6	10
8	HV043	18.84	6x3600	71.56	6	11
9	HV104	19.05	6x3600	73.49	6	10
12	HV074	19.41	11x3600	71.83	7	8

3. Atmosfer Parametreleri

Hedef yıldızların atmosfer parametreleri olan etkin sıcaklık T_{et}, yüzey çekim ivmesi log g, mikrotürbülans hızı ξ ve metal bolluğu [Fe/H] belirlendi. Bunun için fotometrik ve tayfsal yöntemlerden faydalanıldı.

Yıldızların etkin sıcaklıklarını (T_{et}) belirleyebilmek için optik bölge VRI (Saha ve ark. 2005) ve kırmızı öte bölge JHK 2Micron All Sky Survey (2MASS; Cutri ve ark. 2003) fotometrik verileri ve Alonso ve ark. (1999)'nın renk-sıcaklık kalibrasyonları kullanıldı.

Optik RI parlaklıklarının, Johnson-Cousin sistemindeki renk dönüşümleri için Bessell (1979,1983)'in bağıntıları, kırmızı öte JHK parlaklıklarının Telescopio Carlos Sanchez (TCS) sistemine dönüşümleri için Ramirez ve Melendez (2004)'in bağıntıları kullanıldı. Yıldızların tümü için başlangıç metal bolluğu -1.5 dex (Harris 1996) ve kızarma E(B-V)=0.033 (Dotter ve ark. 2008) olarak kabul edildi. Her bir renk için kızarmadan kaynaklanan parlaklık düzeltmeleri Bessell ve ark. (1998)'nın verdiği bağıntılar kullanılarak yapıldı.

Yüzey çekim ivmesi, Alonso ve ark. (1999)'nın renk-sıcaklık bağıntısı kullanılarak elde edilen sıcaklık değerleriyle ilişkili olarak, Yi ve ark. (2001), Kim ve ark. (2002)'nın yaş çizgilerinden belirlendi. Bunun için, metal bolluğu [Fe/H] = -1.5 dex ve [α/Fe] = 0.3 dex olan 10 Gyr yaş çizgisi kullanıldı.

Mikrotürbülans hızı belirlemede geleneksel yöntem olan Fe I çizgilerinden hesaplanan bollukların, çizgilerin EW'lerinden bağımsız olması durumu dikkate alındı. Bunun için, farklı mikrotürbülans hızı değerleri kullanılarak bolluğun EW'e göre trendi incelendi.

Sonuç olarak bu trendi minimum yapan değer o yıldızın mikrotürbülans hızı olarak kabul edildi. Elde edilen bu mikrotürbülans hızları Tablo 2'de listelendi.

Tablo 2. Hedef yıldızların atmosfer parametreleri

Yıldız Adı	*Tet (K)*	*logg*	*ξ (kms^{-1})*
1	4100	0.7	2.1
HV025	4160	0.8	2.3
3	4600	1.6	2.3
HV007	4520	1.4	2.4
HH244	4400	1.2	2.3
HH201	4440	1.3	2.5
HV043	4630	1.6	2.1
HV104	4660	1.7	2.6
HV074	4730	1.8	2.3

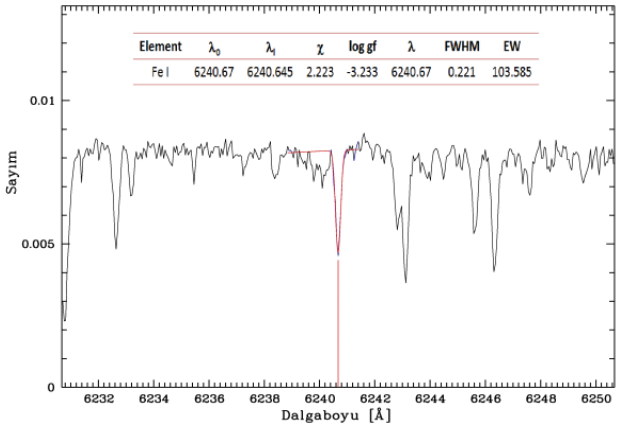
4. Bolluk Analizi

4.1. Atmosfer modelleri

Hedef yıldızlardan her biri için model atmosfer üretmek için ATLAS9 (Kurucz 1993a,b 2005) kodunun linux versiyonu (Sbordone ve ark. 2004) kullanıldı. Yıldızlardan her biri için uygun atmosfer modelleri hesaplamak için, [Fe/H]=-1.5 dex, ξ=2 km/s, α elementleri bakımından zenginleştirilmiş opasite dağılım fonksiyonları kullanan ve hedef yıldızlar için elde edilen T_{et} ve log g değerlerine en yakın değerlere sahip, Castelli ve Kurucz (2003) tarafından hesaplanan başlangıç atmosfer modelleri kullanıldı. Bu başlangıç atmosfer modellerinden yola çıkarak hedef yıldızlardan her biri için fotometrik yöntemle elde edilen yıldız parametreleriyle uyumlu atmosfer modelleri üretildi.

4.2. Çizgi listesi ve eşdeğer genişlik ölçümleri

İncelenen 9 adet yıldızın her biri için 4760 - 5770 Å ve 5840 - 6800 Å dalgaboyu aralığında alınmış tayflarda bulunan çizgilerin hangi atomik türe ait olduğunu belirleyebilmek için Vienna Atomic Line Database (VALD)'nın (Piskunov ve ark., 1995) yanısıra Koch ve ark. (2009), Koch ve McWilliam (2010) ve Melendez ve Barbuy (2009) 'dan alınan çizgi listeleri kullanıldı. Her bir yıldız için, kimyasal bolluk hesaplamasında önemli bir adım olan eşdeğer genişlik (EW) ölçümlerini gerçekleştirebilmek için, tayfın çok küçük aralıkları seçilerek süreklilik belirlendi ve o aralıktaki her bir çizgiye kuramsal Gauss profili çakıştırıldı. Yapılan kuramsal Gauss profil çakıştırmasına bir örnek ve hesaplanan eşdeğer genişlik değerine bir örnek 6240.67 Å dalgaboylu Fe I çizgisi için Şekil 2'de gösterilmektedir.

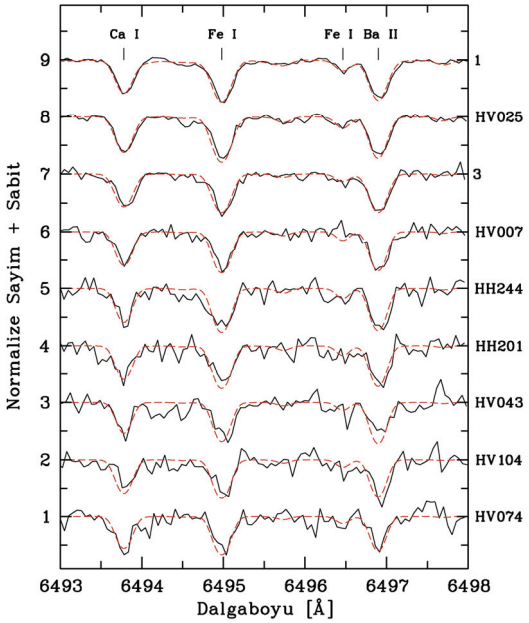


Şekil 2. 6240.67Å dalgaboylu Fe I çizgisine uygulanan kuramsal Gaussian profil çakıştırmaları

Hedef yıldızların tayflarında bulunan çizgilere ait eşdeğer genişlik ölçümleri temelinde bolluk hesabı WIDTH (Kurucz 2005) kodu ile gerçekleştirildi. Böylece, O I, Na I, Mg I, Si I, Ca I, Sc II, Ti I/II, V I, Cr I, Mn I, Co I, Ni I, Cu I, Y II, Zr I/II, Ba II, La II, Ce II, Nd II, Eu II ve Dy II atom ve iyonlarına ilişkin bolluklar belirlendi.

4.3. Tayf sentezi

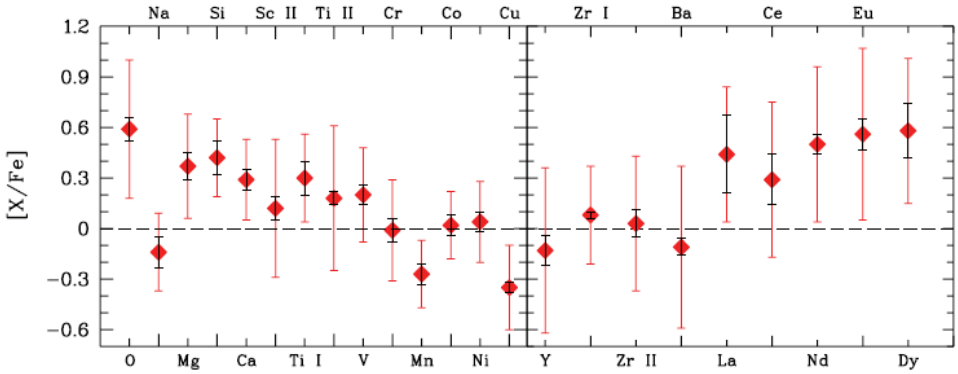
Tayf sentezi için SYNTHE (Kurucz 1993b,2005) kodu kullanıldı. SYNTHE ile bolluk hesaplanması, gözlenen tayf ile kuramsal olarak oluşturulmuş (teorik) tayf uyuşuncaya kadar bollukların değiştirilmesi ile yapıldı. Buna göre SYNTHE kodu kullanılarak Mn, Cu ve Eu elementleri için bolluklar hesaplandı ve yaklaşık -0.15 dex kadar bir aşırı ince yapı düzeltmesi yapıldı. Hedef yıldızların tayfında gözlenen zayıf O I çizgileri (6300 ve 6364 Å) hem Ni ile örtüşmüş hem de yer atmosferinden kaynaklanan salma çizgilerinden (sky emission lines) etkilendiği için, bu çizgilerin bollukları SYNTHE kodu ile belirlendi. Her bir yıldız için üretilen sentetik tayflar ve gözlenen tayfların karşılaştırılması Şekil 3'de gösterilmektedir.



Şekil 3. Pal 14 kümesi yıldızlarının gözlenen (siyah) ve üretilen sentetik (kırmızı) tayflarının 6493-6498Å bölgesi için yapılan çakıştırmalar

5. Tartışma ve Sonuç

Palomar 14 yıldızlarının atmosferlerinde bulunan atomik türlere ilişkin ortalama bolluk sonuçları Şekil 4'de verildi.



Şekil 4. Pal 14 küresel kümesi için belirlenen ortalama bolluk oranları

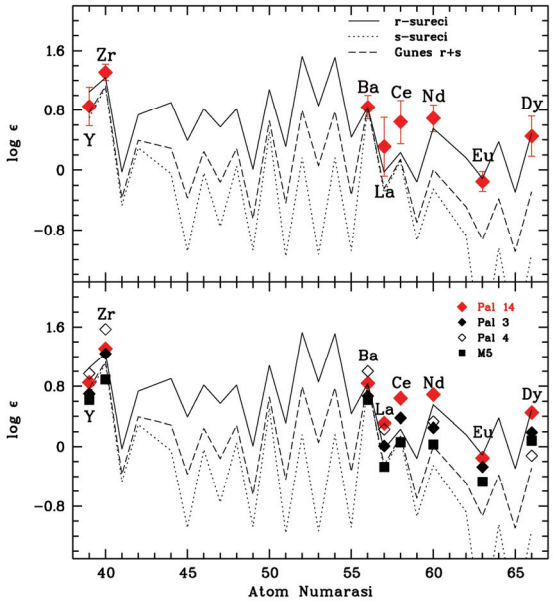
Oksijen bolluğu 6300 ve 6363 Å çizgileri, Na bolluğu 5682 ve 5688 Å çizgileri yardımıyla belirlendi. Hedef yıldızlar için elde edilen O bollukları birbirlerine göre farklılık göstermemekle birlikte güneşe göre oldukça yüksek iken, Na bollukları birbirlerine göre farklılık göstermekte olmasına karşın genel anlamda düşüktür.

Palomar 14 küresel kümesinin α-element bolluk oranı, (Mg+Ca+Ti)/3 bağıntısı kullanılarak 0.34±0.12 dex olarak bulundu. Şekil 5'de, bu değerin Galaktik halo alan yıldızları, iç halo ve dış halo küresel kümelerinin [α/Fe] bolluk oranlarıyla uyumlu olduğu görülmektedir. Cüce küremsi galaksilerin, daha düşük yıldız oluşum oranıyla ilişkilendirilen düşük [α/Fe] oranına sahip oldukları bilinmektedir (Tolstoy ve ark. 2009). Bu anlamda, Pal 14'ün [α/Fe] bolluk oranının cüce küremsi galaksilere kıyasla daha yüksek olduğu göze çarpmaktadır.

Pal 14 yıldızlarının [Mg/Ca] bolluk oranı bu yıldızları oluşturan yıldızların kütleleri hakkında bilgi sahibi olmada kullanılan iyi bir belirteçtir (Koch ve McWilliam 2010). Heger ve Woosley (2010)'nun çalışmasında elde edilen sonuçları Pal 14 yıldızlarına uyarladığımızda, hedef yıldızlardan en düşük [Mg/Ca] oranı olan -0.4 dex değerine sahip yıldızın $15M_{\odot}$ kütleli bir yıldızdan, en yüksek [Mg/Ca] oranına sahip yıldızın ise $20M_{\odot}$ kütleli bir yıldızdan oluşmuş olabileceği sonucuna varıldı.

Pal 14'ün ortalama Fe I bolluğu [Fe I/H]=-1.52±0.03 dex ve Fe II bolluğu [Fe II/H]= -1.29±0.03 dex olarak bulundu. Fe I ve Fe II bollukları arasındaki fark (logε(Fe I) - logε(Fe II)) -0.23±0.04 dex olarak bulundu.

Demir grubu elementlerden Sc , V, Cr, Mn, Co ve Ni element bollukları hesaplandı. Cr ve Ni bolluklarının Güneş bolluklarına kıyasla ~ -0.05 dex, Mn bolluğunun -0.22 dex kadar düşük, buna karşın Sc ve Co bolluklarının ~0.1 dex, V bolluğunun 0.21 dex kadar yüksek olduğu bulunmuştur.



Şekil 5. Pal 14 küresel kümesindeki nötron yakalama element bolluklarının Burris vd. (2000) tarafından Güneş değerlerine ölçeklendirilmiş bolluklara göre gösterimi

Nötron yakalama süreci elementlerinden Y II, Zr I/II, Ba II, La II, Ce II, Nd II, Eu II ve Dy II atom ve iyonlarına ait bolluklar belirlendi. Y ve Ba bollukları güneşe göre düşükken Zr I/II, La II, Ce II, Nd II, Eu II ve Dy II bolluklarının yüksek olduğu bulunmuştur. Şekil 5'de, Pal 14 yıldızlarında gözlenen her bir nötron yakalama elementinin ortalama bolluklarının Burris ve ark. (2000) 'nin Güneş nötron yakalama element bolluklarına göre bir karşılaştırılması verilmektedir. Buna göre, Pal 14'ün ortalama nötron yakalama element bollukları Güneş'e ölçeklendirilmiş hızlı nötron yakalama elementi bolluklarıyla uyumlu olduğu görülmektedir. Bu yönüyle Pal 14, Galaksi'mizde M 15 (Sneden 1997, 2000), Pal 3 (Koch ve ark. 2009) ve M5 (Lai ve ark. 2011)'ten sonra dördüncü küresel kümedir.

Pal 14 küresel kümesi yıldızlarının bolluk sonuçları iç ve dış halo küresel kümeleri, halo alan yıldızları, cüce küremsi üyesi yıldızlar ve galaksi ötesi kökene sahip küresel küme yıldızlarına ilişkin bolluklar ile karşılaştırıldı. Bu karşılaştırma iç halo küresel kümelerinden M3 ve M13, dış halo küresel kümelerinden Pal 3, Pal 4, NGC7006 ve NGC 7492, cüce küremsilerden UMi, Dra ve Scl yıldızları ve galaksi ötesi kökene sahip küresel kümelerden Arp2, M54 ve Fornax#2 kullanılarak yapıldı. Karşılaştırma yapılan tüm cisimler Pal 14 ile benzer metal bolluğuna sahiptir. Buna göre Pal 14 iç ve dış halo küresel kümeleri ve halo alan yıldızlarıyla uyumlu iken, özellikle Pal 3 (~ 95 kpc) küresel kümesinin bolluklarıyla hemen hemen aynıdır.

6. Kaynaklar

Alonso, A., Arribas, S., & Martinez-Roger, C. 1999, A&AS, 140, 261
Armandroff, T.E., Da Costa, G.S., Zinn, R., 1992, AJ, 104, 164
Arp, H. C. & van den Bergh, S., 1960, PASP, 72, 48
Baumgardt, H., Grebel, E. K., & Kroupa, P. , 2005, MNRAS, 359, L1
Beers, T. & Chirstlieb, N., 2005, ARA&A, 43, 531
Bessell, M. S. 1979, PASP, 91, 589
Bessell, M. S. 1983, PASP, 95, 480
Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. 1998, A&A, 333, 231

Burris, D. L. ve ark., 2000, ApJ, 544, 302
Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2003, in IAU Symposium, Vol. 210, Modelling of Stellar Atmospheres, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, A20
Cutri, R. M. ve ark. 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources., NASA/IPAC Infrared Science Archive
Da Costa, G.S., Ortolani, S. & Mould, J., 1982, ApJ, 257, 633
Dotter, A., Sarajedini, A., & Yang, S., 2008, AJ, 136, 1407
Hartwick, F. D. A., & Sargent, W. L. W. ,1978, ApJ, 221, 512
Hartwick, F. D. A. 1987, NATO ASIC Proc. 207: The Galaxy, 281
Hilker, M., 2006, A&A, 448,171
Heger, A. & Woosley, S. E. 2010, ApJ, 724, 341
Holland, S., Harris, W. E. 1992, AJ, 103, 131-141.
Jordi, K. ve ark., 2009, AJ, 137, 4586
Kim, Y., Demarque, P., Yi, S. K., & Alexander, D. R. 2002, ApJS, 143, 499
Koch, A., Cote, P., & McWilliam, A., 2009, A&A, 506, 729
Kurucz, R. 1993a, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No.13.Cambridge,Mass.:Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993, 13
Kurucz, R. 1993b, SYNTHE Spectrum Synthesis Programs and Line Data. Kurucz CD-ROM No.18. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993,18
Kurucz, R. L. 2005, MSAIS, 8, 14
Lai, D. K. ve ark. 2011. Chemical Abundances for Evolved Stars in M5: Lithium through Thorium. The Astronomical Journal, 141, 62-82.
Melendez, J. & Barbuy, B. 2009, A&A, 497, 611
Ramirez, I. & Melendez, J. 2004, ApJ, 609, 417
Piskunov, N. E. ve ark. 1995, A&AS, 112, 525
Pritzl, B. J., Venn, K. A., & Irwin, M., 2005, AJ, 130, 2140
Sarajedini, A., 1997, AJ, 113, 682
Saha, A., Dolphin, A. E., Thim, F., & Whitmore, B. 2005, PASP, 117, 37
Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2004, MSAIS, 5, 93
Searle, L., & Zinn, R., 1978, ApJ, 225, 357
Sneden, C. ve ark., 1997, AJ , 114, 1964-1982.
Sneden, C. ve ark., 2000, ApJ, 536, L85-L88.
Tolstoy, Eline; Hill, Vanessa; Tosi, Monica, 2009, ARA&A, 47,371
Yi, S. ve ark., 2001, ApJS, 136, 417

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci kongresi
27 Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

ESKİ TÜRK METİNLERİNDE ASTRONOMİ

Şirvan Kalsın[1], M.E.Özel[2]

[1] *Çağ Üniversitesi Fen Edebiyat Fak. Türk Dili ve Edebiyatı Böl., Yenice/Tarsus-Mersin (sirvank@hotmail.com)*
[2] *Çağ Üniversitesi Fen Edebiyat Fak. Matematik Bilgisayar Böl., Yenice/Tarsus-Mersin (me_ozel@hotmail.com)*

Özet: Tarihsel kayıtların günümüz astronomisi ışığında ele alınması hem astronomi hem de tarihsel kronoloji açılarından yararlı sonuçlar doğurmaktadır. Türkçe tarihi metinlerin bu görüşle incelenmesinde büyük boşlular vardır. Bu açığı kapatmak için, eski Göktürk ve Uygur metinlerinden bir bölümü ele alınarak bu amaçla değerlendirilmişlerdir. Bu sunumda, MS 600-900 yılları arasında yazıldığı hesaplanan Göktürkçe bir metnin MS837 süpernova olayı ile olası ilişkisi hakkındaki değerlendirmeler özetlenmektedir.

1. Giriş

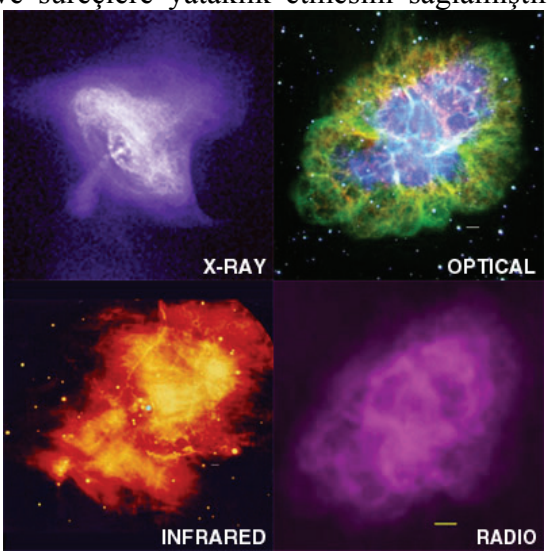
Tarihsel astronomik olayların kayıtlarının incelenmesi, bir yandan ilgili fiziksel-astronomik olayın anlaşılmasına yardımcı olurken, diğer yandan tarihsel kronolojinin doğru yerleştirilmesine katkıda bulunma potansiyelini içinde taşır. Örneğin, süpernova ve novalarla ilgili güvenilir kayıtların bu olayların oluş sıklığı konusunda bizi aydınlatacağı kesindir. Bazı tarihsel olayların kesin zamanlarının belirlenmesinde de bu türden astronomik kayıtların değeri yadsınamaz (Özel, 2010). Ayrıca, tarihsel metinlerin ve diğer materyalin fen-bilimsel amaçlı kullanımı, Üniversitelerin tarih ve edebiyat bölümleri ile fizik-astronomi, fizik, kimya, matematik ve bilim tarihi bölümleri arasında işbirliğinin artmasına da neden olmaktadır.

Bu cümleden olmak üzere, Çağ Üniv. Fen Ed. Fakültesi'nde Eski Türk Dilleri ve Edebiyatları ile astronomi-astrofizik birikimli öğretim üyeleri ortaklığında yürütülmeğe başlanan proje çerçevesinde, eski metinlerin bu amaçla değerlendirilmesi çalışmaları başlatılmıştır. Bu tebliğde, bu yöndeki ilk çalışmaların ön sonuçları özetlenecektir.

2. Tarihsel süpernova olaylarının tarihsel kayıtlardan incelenmesi

Tarihsel kayıtların modern astronomik çalışmalar açısından gündeme getirilmesinde ve bilim çevrelerinde saygın bir kabul görüp çabaların geliştirilmesine katkıda bulunanlar arasında, kendisi de tanınmış bir astrofizikçi olan Sovyet fizikçisi Shklovskii'nin önemli rolü olmuştur. Yazarın "Supernovae" adlı monografisi (Shklovskii, 1968), bugün teleskopların sevdikleri hedefler arasında olan Yengeç Bulutsusu (Crab Nebula) adlı gök cisminin, Çin İmparatorluk Gökyüzü kayıtlarında geçen MS1054 tarihli patlama olduğunun ortaya çıkarılmasında çeşitli fizikçilerin ve kendisinin gösterdiği katkıları özetlemekte ve olayın bir polisiye roman okuyuculara sunmaktadır. Olayın kökeninin iyi bilinir duruma geçmesi, Yengeç Bulutsusu'nu çağdaş astrofiziğin en önemli hedef cisimlerinden bir haline getirmiş ve bu gök cisminin fiziğinin zaman

boyutunda da güvenilir şekilde ele alınabilmesi ile, en iyi çalışılan ve anlaşılan olaylar ve süreçlere yataklık etmesini sağlamıştır (Şekil 1). Bulutsunun çeşitli parçalarının 1921'den beri ölçülen merkezden uzaklaşma hızları, 1054 yılında (XI.yüzyılda) başlayan bir genişleme ile uyumludur ve içerilen enerjiler merkezdeki atarca tarafından sağlanabilecek miktarlardadır (aynı eser, Fig.65, 66).



Şekil 1: Yengeç Bulutsusu, elektromanyetik spektrumun tüm alanlarında en çalışılmış gök cisimlerinden biridir. Solda üstte, x-ışınlarında, merkez bölgede hızla (saniyede 33 kere) dönen atarcanın, çevresini nasıl etkilediği görülürken, sağındaki uzun süreli optik görüntülerde, tüm bulutsuyu kapsayan manyetik alanı ve bunu takip eden ipliksi yapıları ortaya koymakta; kızılötesi görüntüler sıcak malzemenin dağılımını, radyo görüntüsü ise enerjetik elektronların dağılımına işaret etmektedir.

3. 1054 Süpernovası ve Türkler

Türkler IX. Yüzyıldan başlayarak, Çin etkisinden kurtulup İslam medeniyetinin etki alanına girmişler ve bu dönemde çeşitli devletler kurmuşlardır (Tablo 1). Alfabeleri de Göktürk alfabesinden, önce Uygur, daha sonra da Arap alfabesine dönmüş, ancak her 3 alfabe ile de kalıcı ve dikkate değer eserler vermişlerdir. Dönemin önemli kültürel olayları da aynı tabloda özetlenmiştir.

Tablo 1: Türk Tarihinde, 1054 Süpernova Patlaması öncesi ve sonrasındaki önemli tarihsel ve kültürel olaylar

(A) Türklerin kurdukları bazı Devletler ve Alfabeleri

- **Göktürkler (552-745) / Göktürk Alfabesi**
- **Uygurlar(747-840) / Uygur Alfabesi**
- **Karluklar (766-932) / Göktürk ? Alfabesi**
- **Karahanlılar (932-1212) /Arap Alfabesi**
- **Gazneliler (963-1183) / Arap Alfabesi**
- **Harzemşahlar (1097-1231) / Arap Alfabesi**
- **Selçuklular (1040-1157) / Arap Alfabesi**
- **Anadolu Selçukluları (1077-1308) / Arap Alfabesi**
- **Osmanlılar (1299-1922) / Arap Alfabesi**
- **Türkiye Cumhuriyeti (1923+) / Latin Alfabesi**

(B) Önemli Toplumsal ve Kültürel Olaylar

732-735 : Göktürk Anıtları
1010: Firdevsi Şehname'yi Gazne'de M Sultan Mahmud'a sundu.
1032: İbni Sina Hemedan'da Venüs Geçişi olayını (24 Mayıs) gözledi.
1054 (4 Temmuz):Boğa Burcunda gündüz de gözlenebilen 'misafir yıldız' olayı
1055: Tuğrul bey Bağdat'ı ele geçirdi .
1069: Yusuf Has Hacib 'Kutadgu Bilik'i tamamladı ve SaltıkBuğra Han'a sundu.
1074: Kaşgarlı Mahmut 'Divan-ı Lugat it Türk'ü tamamladı ve Halife'ye sundu.
1075: Melikşah Rasathanesi kuruldu.

Önce, 1054 olayı ile ilgili olabilecek olay ve kaynakları ele alacağız.

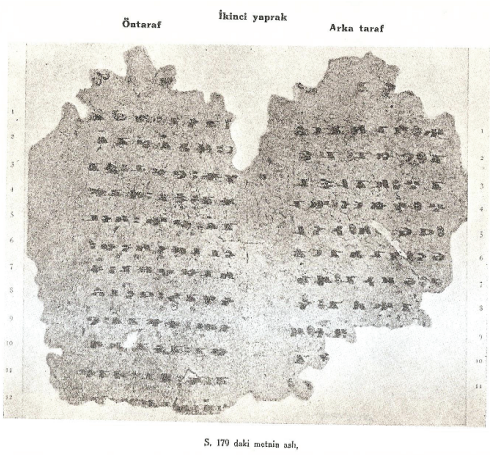
Tablo 1'den görüldüğü gibi, 1054 süpernova patlaması olayı döneminde, hem Yusuf Has Hacip (1018-1080) hem de Kaşgarlı Mahmut olgun (30-40'lı) yaşlarda olmalılar. 1032'deki Güneşin önünden Venüs Geçişi'nin İbni Sina (980-1037) tarafından gözlenmesinden (Goldstein, 1969; Özel ve ark, 2012), 1075 Melikşah Rasathanesinin kurulmasından ve eldeki yazılı eserlerin içeriğinden de anlaşılacağı gibi, çevreleri ile ve göklerle yakından ilgili, zengin bir kültür hayatına sahipTürkçe konuşan ve yazılı

kültürleri olan (alfabe sahibi) topluluklar söz konusudur. Bu topluluklardan okuma-yazması da olan kültürlü bazı kişilerin, gündüzleri 3 ay süre ile görünen ve gece-gündüz toplam görünürlük süresi 22ay'ı bulmuş olan Boğa burcundaki bu misafir yeni yıldız (yani 1054 tarihli Yengeç Bulutsusu Süpernovası) olayını görmüş olmaları ve bir yerlerde kayda da geçirmiş olmaları beklenir.

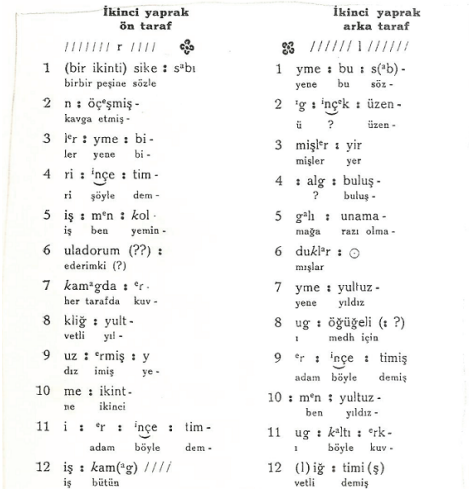
Ancak, yaptığımız ilk taramada, olaydan yaklaşık 20 yıl kadar sonra yazılan Kutadgu Bilik ve Divan-ı Lügat-it Türk'de bu yolda bir ibare bulunamamıştır. 1054'ten sonra yazılan diğer Türk ve İslam kayıtlarının, bu olay göz önünde tutularak tekrar gözden geçirilmesinde yarar olduğunu düşünüyoruz.

4. Diğer Olaylar ve Kayıtlar

Uzun yüzyıllar Çin medeniyeti etkisinde olan Türkler, Göktürkler döneminde kendi yazılarını gerçekleştirmişler ve bu yazıyı hem anıtlarında (Orhun anıtları) hem de mezar taşlarında kullanmışlardır. Hüseyin Namik Orkun, "Eski Türk Yazıtları" adlı eserinde (Orkun, 1962), Orta ve Kuzey Asya, Orta Doğu ve Doğu Avrupa'da belirlenmiş çok sayıda Göktürk ve Uygur yazılı taş ve yazılı eserleri derlemiştir. Bu eserde verilen verilen, Göktürk harfleri ile yazılı bir kağıt parçasında (Şekil 3), Orkun tarafından yapılan çeviriye göre (Şekil 4) "çok parlak ve güçlü bir yıldızı gördüğünü" belirten ve 2 kişi arasında geçen bir konuşma olduğu izlenimini bir metin vardır.

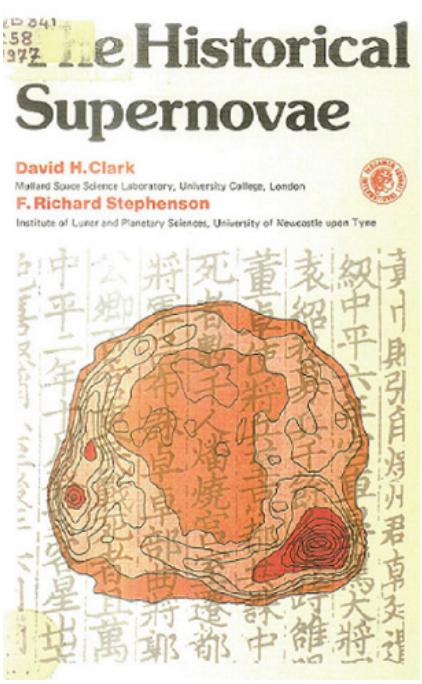


Şekil 3: Göktürk harfleri ile yazılı, MS 600-900 yılları arasına tarihlenen metin (Orkun, 1962), ilk kez tanınmış Türkolog Le Coq tarafından "Köktürkishes aus Turfan" (1909) tarihli Eserinde verimektedir.



Şekil 4: Soldaki metnin, Orkun (1962) tarafından yapılan okunuşu ve bugünkü Türkçe'ye çevrilmiş metin.

Bu metinde geçen "her tarafta kuvvetli (bir) yıldız ışığı" tanımı gerçekten süpernova türü bir olaya işaret ediyor olabilir mi? Böyle bir durumda, bunu destekleyecek başka kanıtlar bulunabilir mi?



Çin kayıtlarını incelemede ve değerlendirmede, Clark ve Stephanson'un "The Historical Supernovae" (C & S, 1977) adlı eseri, astrofizikçiler arasında kabul gören temel kaynak ve referans kitaplarından biridir. Kitapta geçen Tablo 3, MS 600-900 yılları arasında, en parlak misafir yıldız olayının tarihini MS 3 Mayıs 837 olarak vermektedir. Bu tarihte Tekboynuz (Monocerus) Takımyıldızı bölgesinde (Samanyolu kordinatları L=280^{o}, B=65^{o}) gözlenen olay gökyüzünde 75 gün kadar kalmış; uzantısı olmadığından bir kuyruklu yıldız olmadığı, herhangi bir yer değiştirme de yapmadığı cihetle süpernova olayı olması yüksek bir olay olarak listelere girmiş durumdadır.

Şekil 5: Clark & Stephanson'ın adı geçen kitabı. Sayfadaki resimde bulunan Çince metnin 4 Temmuz 1054 misafir yıldız olayının ilk görülmesi ile ilgili olduğu, yazarlarca ifade edilmektedir.

Yukarda (Şekil 3'te fotoğrafı ve çevirisi) verilen Göktürk metninde geçen olayın bununla örtüşüp örtüşmediğini, bu evrede kesin olarak bilmek zordur. Ancak, bu türden metinler üzerinde yapılmış olan şimdiki gibi kaba bir tarama bile, dikkat çekecek bazı "tesadüfleri" gözler önüne getirmektedir.

5. Tartışma ve Sonuç

Modern astrofiziğin bilgi ve olanakları ile, Türkçe metin ve yazıtların daha yakından incelenmesinin, astrofiziksel açıdan da önemli bazı göksel olaylara ışık tutacağı görülmektedir. Çağ Üniv. Fen Edebiyat Fak. Tarafından yürütülmekte olan, "eski Türk metinlerinde geçmiş astrofiziksel olaylar" çalışmasının daha dikkate değer sonuçlara gebe olduğunu şimdiden söyleyebileceğimiz kanısındayız. Edebiyat ve dilcilerimizin, eski metinlerimizi, modern astronominin gözü ile tekrar ele almaları, metinlerin daha doğru anlaşılmasını sağlayabileceği gibi, astronomiye de yeni katkılar getirebilir!

6. Kaynaklar

Clark, DH, Stephanson, FR, 1977, "Historical Supernovae", Pergamon Press, Oxford.
Goldstein, BR, 1969, "Some Mediveal Reports of Venus and Mercury Transits", 1969, Centaurus, 14, 49-59.
Le Coq, 1909, "Köktürkishes aus Turfan", nakleden, Orkun, (1962, s. 367).
Orkun, HN, 1962, "Eski Türk Yazıtları", Türk Tarih Kurumu Yayınları, Ankara.
Özel ME ve ark., 2012, "Tarihte Gezegen Geçişleri", XVIII. UAK, Konferans Tebliğleri (bu toplantı.)
Shklovskii, J., 1968, "Supernovae", Wiley Interscience Publications, London.

GALAKTİK DİSKTEKİ YAŞ-METAL BOLLUĞU VE YAŞ-HIZ DİSPERSİYONU İLİŞKİLERİ

Şivan DURAN[1,*], Serap AK[1], Selçuk BİLİR[1], Salih KARAALİ[1], Tansel AK[1], Z. Funda BOSTANCI[2], Gerry GILMORE[3], George M. SEABROKE[4]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul*
[2] *Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğal Bilimler Fakültesi, 34956, Orhanlı-Tuzla, İstanbul*
[3] *Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge, UK*
[4] *Mullard Space Science Laboratory, University College London, Hombury St Mary, Dorking UK*

Özet: Bu çalışmada Radyal Hız Deneyi (RAdial Velocity Experiement; RAVE) üçüncü veri salımı (DR3) kataloğundan seçilen 4.984 F ve G tayf türü anakol yıldızı kullanılarak, Galaktik diske ait yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri araştırılmıştır. Veriler tayf türü ve popülasyon türlerine göre alt sınıflara ayrılarak incelenmiştir. Örneğimizi oluşturan yıldızların yaşları RAVE DR3'te verilen atmosfer model parametrelerinin, Bayesian yaklaşım kullanılarak, PADOVA eş yaş eğrileriyle karşılaştırılmasından tayin edilmiştir. Tüm örnek içinde yaş-metal bolluğu ilişkisine rastlanmazken, sadece erken tayf türünden yıldızlarda böyle bir ilişki görülmüştür. Örnekteki F ve G tayf türündeki yıldızların hız dispersiyonları yaklaşık 4,5 milyar yıla kadar doğrusal artmakta ve daha büyük yaşlarda sabit olmaktadır. Bu bulgular, diskin evrimi için öngörülen kuramsal ısınma mekanizmalarıyla uyumludur.

1. Giriş

Yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri Galaktik evrim hakkında önemli bilgiler sunar. Twarog (1980) ve Rocha-Pinto ve diğ. (2000) yaş-metal bolluğu arasında bir ilişki bulunduğunu söylerken, Edvardsson ve diğ. (1993), Feltzing ve diğ. (2001), Nordström ve diğ. (2004) durumun tahmin edildiğinden daha karmaşık olduğunu ortaya koymuşlardır. Edvardsson ve diğ. (1993), Güneş civarında bulunan 189 yıldızın hassas tayfsal analizlerini yaparak belirledikleri metal bolluklarıyla yaşları arasında bir saçılmanın olduğunu ve saçılmanın da yaştaki belirsizliklerden kaynaklandığını öne sürmüşlerdir. Feltzing ve diğ. (2001), 5.828 yıldız için etkin sıcaklığını bir fonksiyonu olarak bu ilişkilerin varlığını araştırmışlardır. Analizleri sonucunda log $T_{eff} > 3{,}80$ aralığındaki örnek için yaş ile metal bolluğu ilişkisine rastlamışlardır. Örneklerindeki daha soğuk yıldızlar için bu ilişki belirgin değildir. Nordström ve diğ. (2004) yaş tayininde Bayesian yaklaşım kullanarak istatistiksel hataları en aza indirmişlerdir. Hipparcos uydu (ESA, 1997) verilerinden seçtikleri yaklaşık 14.000 F ve G tayf türünden yıldızın fotometrik verilerini analiz ederek etkin sıcaklık, metal bolluklarını, astrometrik ve tayfsal analizleriyle de kinematik verilerini elde etmişlerdir. Bu çalışmadaki verilerden hesaplanan yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri Edvardsson ve diğ. (1993) sonuçlarıyla uyumlu olduğunu gösterilmiştir. Yaş-metal bolluğu arasındaki ilişkinin yaştaki belirsizliğe çok duyarlı olduğu literatürdeki son çalışmalarda da gösterilmiştir (Holmberg, Nordström, ve Andersen, 2009).

Güneş civarındaki yıldızların rastgele hareketleri zaman ile artar ve bu etki yaş-hız dispersiyonu ilişkisinin oluşmasına neden olur. Yaş-hız dispersiyonu ilişkisinin meydana gelmesinde disk ısınma mekanizmaları rol oynar. Disk ısınma mekanizmalarına; Galaktik diskin gaz katmanındaki dev moleküler bulutların kütle çekimsel etkileri (Spitzer ve Schwarzschild, 1951; 1953), diskteki sarmal kolların yoğunluk dalgaları (Barbanis ve Woltjer, 1967) ve süpernova patlamaları örnek olarak verilebilir. Ayrıca Galaktik diske çarpan uydu galaksiler de diskin ısınmasına katkıda bulunur (Quinn, Hernquist ve Fullagar,

* duransivan@gmail.com

1993). Hänninen ve Flynn (2002) yaşa bağlı olarak disk ısınma mekanizmasını $\sigma \propto t^{\alpha}$ şeklinde bir güç kanunuyla ifade etmiştir. Burada σ hız dispersiyonu, t zamanı göstermekte olup, α değeri de 0,3-0,6 aralığında değişen bir parametredir. Seabroke ve Gilmore (2007) disk ısınma mekanizmalarının yaklaşık 4,5 milyar yıla kadar etkin olduğunu, daha büyük yaşlarda hız dispersiyonlarında bir değişimin bulunmadığını göstermiştir.

Bu çalışmada, RAVE DR3 (Siebert ve diğ., 2011) örneğinden seçilen F ve G tayf türündeki anakol yıldızlarının yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri, tüm örnek ve alt sınıflara ayrılmış örnekler için detaylı bir şekilde incelenmiştir. Bu analizler sonucunda elde edilen bulgular Galaksinin kimyasal evrimi hakkında önemli bilgiler sunacaktır.

2. Veri

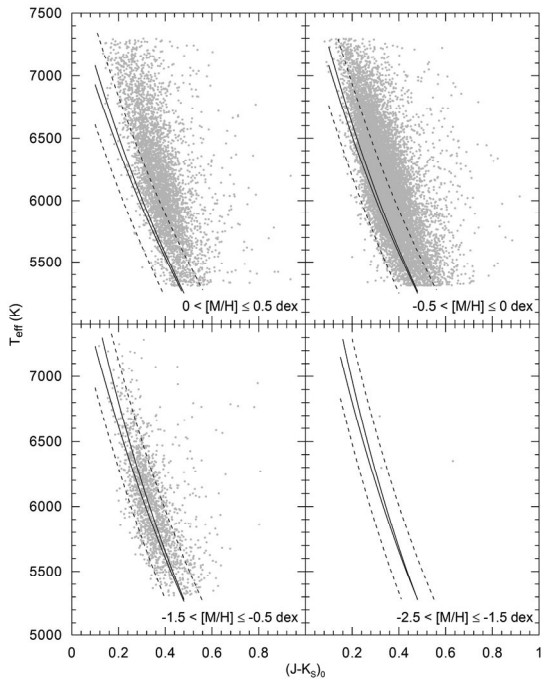
RAVE DR3 82.850 yıldızdan oluşmaktadır. 41.672 yıldızın radyal hız, atmosfer model parametreleri 8410-8795 Å dalgaboyu aralığında alınan tayflardan belirlenmiştir (Siebert ve diğ. 2011). Katalogdaki yıldızların radyal hızları, Tonry ve Davis'in (1979) çapraz eşleme yöntemiyle hesaplanmıştır. Radyal hızlardaki hataların medyan değeri 1,2 km/s'dir. Etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi (log g) ve metal bolluğu ([M/H]) parametreleri Kurucz atmosfer modelleri kullanılarak tayin edilmiştir ve bu parametrelerdeki belirsizlikler sırasıyla, 200 K, 0,3 dex ve 0,2 dex olarak verilmiştir (Siebert ve diğ. 2011).

Örnekteki F ve G tayf türündeki yıldızların seçiminde $5310 \leq T_{eff} \leq 7300$ K (Cox, 2000), log g > 3,8 cm/s^2 (Bilir ve diğ., 2011) aralıkları dikkate alınmıştır. Bu ölçütler çerçevesinde 12.262 F, 5.993 G tayf türünden olmak üzere, toplam 18.255 yıldız belirlenmiştir. Örnek içinde atmosfer model parametreleri duyarlı olan yıldızları belirlemek için González Hernández ve Bonifacio (2009) tarafından anakol yıldızları için verilen renk-sıcaklık kalibrasyonlar kullanılmıştır:

$$\theta_{eff} = 0{,}6524 + 0{,}5813(J\text{-}K_S) + 0{,}1225(J\text{-}K_S)^2 - 0{,}0646(J\text{-}K_S)[Fe/H] + 0{,}037[Fe/H] + 0{,}0016[Fe/H]^2 . \quad (1)$$

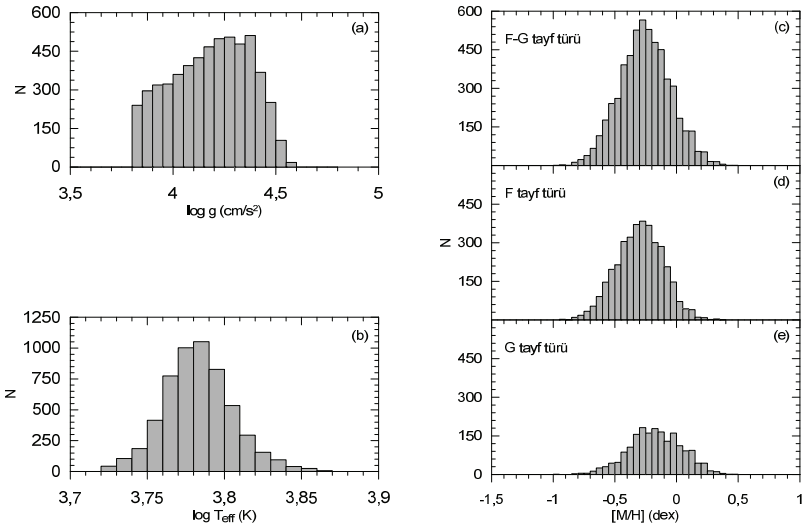
Burada $\theta_{eff}=5040/T_{eff}$ göstermekte olup eşitlik [-3,5, 0,5] metal bolluğu ve [0,1, 0,8] $(J\text{-}K_s)$ renk aralıklarında geçerlidir. 18.955 yıldızın (-2,5, -1,5], (-1,5, -0,5], (-0,5, 0], (0, 0,5] metal bolluğu aralıkları için verilmiş renk-sıcaklık ilişkilerini Şekil 1'de göstermiştir. Şekildeki katı çizgiler panellerde belirtilen metal bolluğu değerleri için çizilmiş limit renk-sıcaklık ilişkilerini, kesikli çizgiler ise RAVE'nin verdiği 2σ güvenilirlik limitlerindeki sıcaklıklara karşılık gelen renkleri göstermektedir. Çalışmada kesikli çizgilerin dışındaki yıldızlar istatistik dışı bırakılmıştır. Böylelikle çalışmaya katılan yıldız sayısı 8.812'tir.

Örneğimizdeki yıldızlar metal bolluklarına göre Herztsprung-Russell diyagramları üzerinde Marigo ve diğ. (2008) tarafından verilen Padova eş yaş eğrileriyle beraber kalibre edilmiştir. Bu diyagramlar üzerinden yıldızların yaşlarını tayin edilebilmesi için alt örnekteki yıldızların sıfır yaş anakolu (ZAMS) ile 13,2 milyar yıl eğrileri arasında bulunması gerekmektedir. Bu ölçütlere uymayan yıldızlar istatistik dışı bırakılmış ve son örnek 5.558 olmuştur. Bu yıldızlardan 3.644'ü F ve geriye kalan 1.914'ü de G tayf türünden anakol yıldızıdır. Son örnekteki yıldızların atmosfer model parametrelerine ait frekans dağılımları Şekil 2'de gösterilmiştir.



Şekil-1 Farklı metal bolluğu aralıklarındaki 18.255 yıldızın renk-sıcaklık ilişkileri. Katı çizgiler ilgili metal bolluğu aralığında González Hernández ve Bonifacio'nun (2009) kuramsal fitlerini, kesikli çizgiler ise bu fitlere denk gelen 2σ güvenilirlik limitlerini göstermektedir.

Örnek içindeki yıldızların kinematik ölçütlerine göre popülasyon türlerini belirlemek için toplam uzay hız hatalarına sınırlama getirilmelidir. Yıldızların toplam uzay hız dağılımlarından geçirilen Gauss eğrisinin 3σ değerinin ötesindeki yıldızlar istatistik dışı bırakılarak, son örnek 4.984 yıldız olarak belirlenmiştir. Bu yıldızların 3.344'ü F ve 1.640'ı G tayf türündendir.



Şekil-2 Son örnekteki yıldızların sıcaklık frekans dağılımı (a), yüzey çekim ivmesi frekans dağılımı (b), tüm yıldızlara (c) ve F ve G tayf türüne ait (d-e) metal bolluğu frekans dağılımı.

3. Yöntem

3.1. Uzaklık Tayini

Örneğimizdeki yıldızların uzaklıklar hesaplanırken Bilir ve diğ. (2008) tarafından verilen, $0 < M_J < 6$ mutlak parlaklık aralığında geçerli, renk-mutlak kadir kalibrasyonu kullanılmıştır. Bu eşitlik yıldızlararası ortamın sönükleştirmesinden az etkilenen 2MASS fotometrik verilerinden elde edilmiştir.

3.2. Uzay Hızı Hesabı

Örnekteki yıldızların uzay hızları hesaplanırken Johnson ve Soderblom (1987) çalışmasında verilen algoritma temel alınmıştır. RAVE DR3 kataloğunda verilen ekvatoral koordinat, öz hareket, radyal hız verileri ve bu çalışmada hesaplanan uzaklıklar kullanılarak U, V ve W uzay hız bileşenleri hesaplanmıştır. U, V ve W hız bileşenleri sırasıyla, Galaksi merkezi, Galaktik dönme ve Kuzey Galaktik Kutup (KGK) doğrultularında ölçülür. Çalışmada, yıldızların U ve V hız bileşenlerine ait diferansiyel dönme etkisi dikkate alınmıştır edilmiştir.

3.3. Yıldız Popülasyonlarının Ayrımı

Güneş civarındaki yıldızların popülasyon ayrımı yapılırken Bensby ve diğ. (2003) tarafından verilen kinematik yöntem kullanılmıştır. Yerel durağanlık standardı (LSR) düzeltmesi uygulanmış uzay hız bileşenlerinin Gaussian dağılım gösterdikleri varsayılır:

$$P_i(U,V,W) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \times \sigma_{i,U} \times \sigma_{i,V} \times \sigma_{i,W}} \times \exp\left(-\frac{U_{LSR}^2}{2\sigma_{i,U}^2} - \frac{(V_{LSR} - v_{i,a})^2}{2\sigma_{i,V}^2} - \frac{W_{LSR}^2}{2\sigma_{i,W}^2} \right). \quad (1)$$

Burada, σ_U, σ_V, σ_W ince disk (i = D) için, sırası ile, 35, 20 ve 16 km/s; kalın disk için (i = TD) 67, 38, 35 km/s ve halo (i = H) için 160, 90, 90 km/s değerlerini alır (Bensby ve diğ., 2003). v_a asimetrik sürüklenmedir ve ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için sırasıyla -15, -46 ve -220 km/s'dir. Bu çalışmada LSR değeri için $(U, V, W)_{LSR}$= (8,50, 13,38, 6,49) km/s değerleri kullanılmıştır (Coşkunoğlu ve diğ., 2011).

Denklem 1 ile hesaplanan olasılık değerleri, her bir popülasyonun Güneş civarında bulunma olasılığı ile çarpılır. Bu değerler ince disk, kalın disk ve halo için sırasıyla, X_D = 0,9385, X_{TD} = 0,06 ve X_H = 0,0015'dir (Robin ve diğ, 1996; Buser ve diğ., 1999). Kalın diskin ince disk ve haloya göre göreli olasılıkları aşağıdaki denklemlerin yardımıyla hesaplanır:

$$\frac{TD}{D} = \frac{X_{TD}}{X_D} \times \frac{P_{TD}}{P_D}, \qquad \frac{TD}{H} = \frac{X_{TD}}{X_H} \times \frac{P_{TD}}{P_H} \quad (2)$$

Burada, $TD/D \leq 0.1$ yüksek olasılıklı ince disk, $0.1 < TD/D \leq 1$ düşük olasılıklı ince disk, $1 < TD/D \leq 10$ düşük olasılıklı kalın disk ve $TD/D > 10$ yüksek olasılıklı kalın disk veya halo yıldızlarını göstermektedir (Bensby ve diğ., 2003).

3.4. Yıldız Yaşlarının Tayini

Yıldız yaşları hesaplanırken Bayesian yaklaşımı temel alan Jørgensen ve Lindegren (2005) yöntemi kullanılmıştır. Yıldızların atmosfer model parametreleri Padova eş yaş eğrileri (Marigo ve diğ., 2008) boyunca karşılaştırılarak aşağıdaki L fonksiyonu hesaplanır:

$$L(\tau,\zeta,m)=\left(\prod_{i=1}^{n}\frac{1}{(2\pi)^{1/2}\sigma_i}\right)\times\exp(-\frac{\chi^2}{2}), \tag{3}$$

Burada τ (yaş), ζ (metal bolluğu) ve m (kütle) parametreleri ve

$$\chi^2=\left(\sum_{i=1}^{n}\frac{q_{i,\text{gözlemsel}}-q_{i,\text{model}}(\tau,\zeta,m)}{\sigma_{i,\text{gözlemsel}}}\right)^2 \text{'dir.} \tag{4}$$

χ^2 fonksiyonundaki q yıldızlara ve modellere ait atmosfer model parametrelerini (T_{eff}, log g, [M/H]) değerlerini gösterirken, σ da gözlemsel verilerin hatalarını ifade etmektedir. Tayin edilen L fonksiyonu yıldızlara ait başlangıç koşullarıyla (f_0) çarpıldığında, yıldızlara ait son koşullar hesaplanır (f).

$$f(\tau,\zeta,m)\propto f_0(\tau,\zeta,m)\times L(\tau,\zeta,m). \tag{5}$$

Burada $f_0(\tau, \zeta, m) = \psi(\tau)\varphi(\zeta)\xi(m)$ ifadesiyle verilir. $\psi(\tau)$ yıldız oluşum oranını, $\varphi(\zeta)$ metal bolluğu dağılımını ve $\xi(m)$ başlangıç kütle fonksiyonunu gösterir, $\xi(m)$ hesaplanırken Kroupa ve diğ. (1992) eşitlikleri dikkate alınmıştır. $\psi(\tau)$ ve $\varphi(\zeta)$ fonksiyonları Galaksi için düzgün kabul edildiğinden $f_0(\tau, \zeta, m)$ fonksiyonu $\xi(m)$ başlangıç kütle fonksiyonuna bağlıdır (Jørgensen ve Lindegren, 2005). Modeldeki her bir yaşa ait olasılık değerini $G(\tau)$ ile gösterilirse aşağıdaki ifadeyi elde edilir:

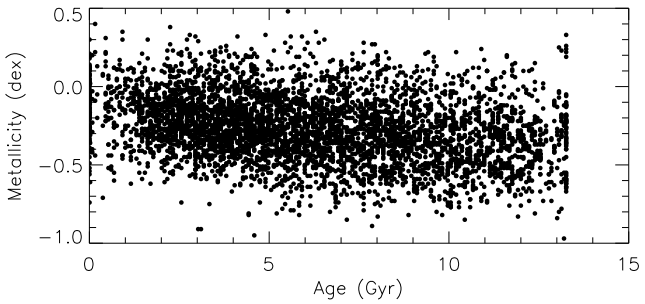
$$G(\tau)\propto\iint L(\tau,\zeta,m)\xi(m)dmd\zeta. \tag{6}$$

Denklem 6 eş yaş eğrileri boyunca çözüldüğünde her bir yaşa ait G fonksiyonu Denklem 7'deki gibi bulunur ve G'yi maksimum yapan yaş, yıldız yaşı olarak hesaplanır.

$$G(\tau_j)\propto\sum_k\sum_l L(\tau_j,\zeta_k,m_{jkl})\xi(m_{jkl})(m_{jkl+1}-m_{jkl-1}). \tag{7}$$

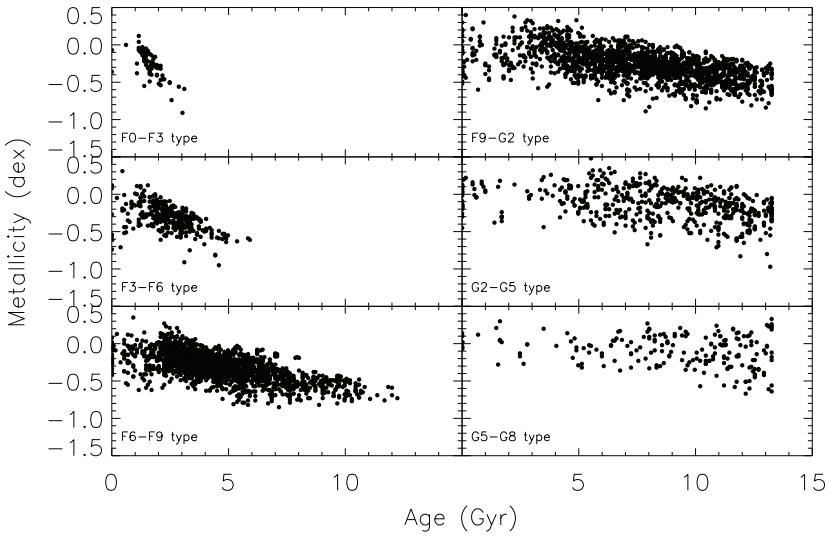
4. Yaş-Metal Bolluğu ve Yaş-Hız Dispersiyonu İlişkileri

Örnekteki 4.984 F ve G anakol yıldız için yaş-metal bolluğu ilişkisi Şekil 3'te gösterilmiştir. Çalışmada tüm örnek için belli bir yaş-metal bolluğu ilişkisi bulunamamıştır. Yaş-metal bolluğu ilişkisinin tayf türüne bağlı olup olmadığını araştırmak için yıldızlar F0-F3, F3-F6, F6-F9, F9-G2, G2-G5, G5-G8 alt tayf türü gruplarına ayrılmış olup, sonuçlar Şekil 4'te verilmiştir. Farklı popülasyon türünden yıldızların yaş-metal bolluğundaki değişimler Şekil 5'te gösterilmiştir.



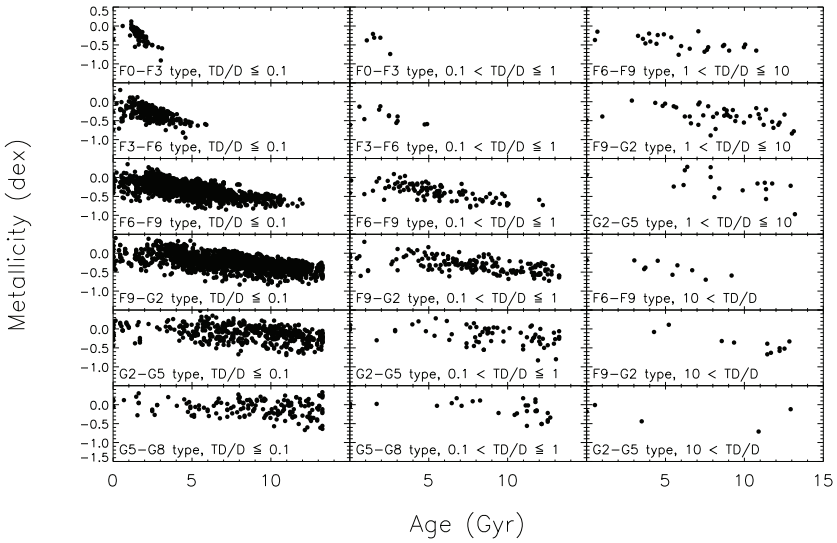
Şekil-3 4.984 RAVE F ve G anakol yıldızının yaş-metal bolluğu dağılımı.

Şekil 4'te de görüldüğü gibi örnekteki en sıcak iki alt tayf türü aralığında açık bir ilişki görülürken, yaş-metal bolluğu ilişkisi F6-F9 tayf türünden sonra kaybolmaktadır. Elde edilen sonuçlar literatürle uyumludur (Feltzing ve diğ., 2001; Nordström ve diğ., 2004). Popülasyon ayrımı yapılan yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkileri de Şekil 5'te gösterilmiş olup, bu ayrım yapıldığında da Şekil 4'tekine benzer sonuçlar bulunmuştur. Galaksinin



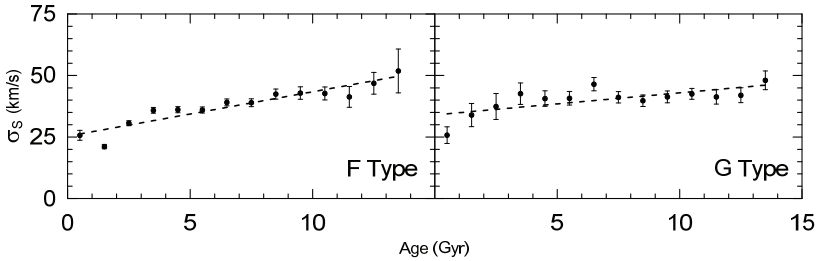
Şekil-4 Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkileri

erken evrelerindeki disk evriminin karmaşıklığı yaş-metal bolluğu ilişkilerinin açıklanmasını zorlaştırmaktadır. Bu dönemlerde oluşan çok büyük kütleli yıldızların kısa yaşam süreleri nedeniyle yıldızlararası ortamı hızla zenginleşmesine, dolayısıyla metalce zengin-yaşlı yıldızların oluşmasına ortam sağlamış olabilir.



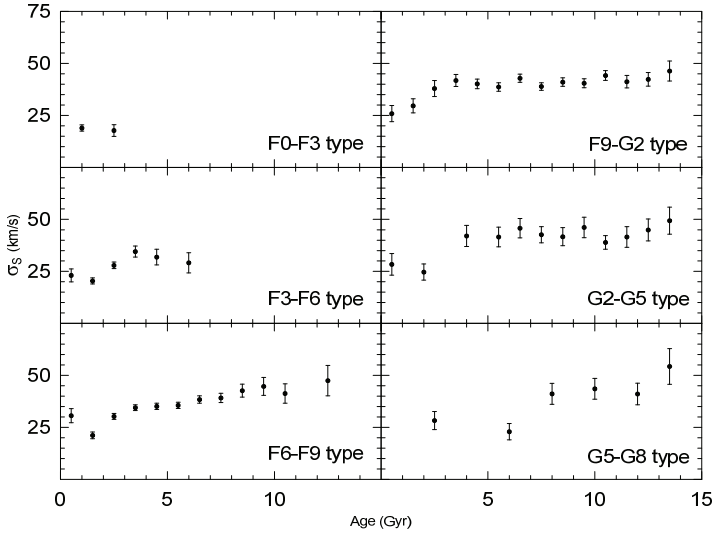
Şekil-5 Tayf türü ve popülasyon ayrımı yapılmış örneğin yaş-metal bolluğu dağılımları.

Yaş-hız dispersiyonu ilişkisi araştırılırken öncelikle F ve G tayf türünden yıldızlar ayrı ayrı incelenmiştir. Ayrıca yaş-hız dispersiyonu ilişkileri analiz edilirken, alt tayf türü aralıkları da dikkate alınmıştır. Ancak örneğin büyük bir kısmı yüksek olasılıklı ince diskten oluştuğu için (Şekil 5) yıldızlar popülasyon türlerine göre ayrılarak incelenememiştir. Şekil 6'da gösterildiği gibi F tayf türünden yıldızların toplam hız dispersiyonlarındaki artış G tayf türünden yıldızlara göre daha büyüktür.



Şekil-6 F ve G tayf türünden yıldızların yaş-toplam hız dispersiyonu ilişkisi.

F ve G tayf türünden yıldızların hız dispersiyonları, belirsizlikler dâhilinde yaklaşık 4,5 milyar yıldan sonra değişim göstermemektedir. Yıldızlar bu yaştan sonra disk düzlemine göre nispeten daha yüksek yörüngelerde dolandıkları için disk ısınma mekanizmalarının etkilerinden uzaklaşmaya başlarlar. Böylelikle uzay hızları, bu yaştan sonra çok az bir değişim göstermektedir. Şekil 7'de de görüleceği gibi, bu eğilim alt tayf türü sınıflarına ayrılan yıldızlarda da gözlenmektedir. Anakolda kalma süreleri kısa olan en sıcak iki alt tayf türü aralığı dışında kalan diğer yıldızlar yukarıdakine benzer bir eğilim göstermektedir



Şekil-7 Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş-toplam hız dispersiyonu ilişkileri.

5. Tartışma ve Sonuç

RAVE gökyüzü taramasının üçüncü veri salımındaki F ve G tayf türünden anakol yıldızları kullanılarak Galaktik diskte yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri araştırılmıştır. Yıldızların uzaklıkları, popülasyon türleri, uzay hızları ve yaşları tayin edilmiştir. Alt tayf ve popülasyon türlerine ayrılan örnekte yaş-metal bolluğu için en beirgin ilişkiyi en sıcak iki tayf türü aralığı göstermişken, daha soğuk tayf türünden yıldılarda bu iliki kaybolmaya başlamıştır. Bunun temel nedeni, liteatürde bahsedildiği gibi yaşlardaki hatalar ya da Galaktik diskin erken evrelerindeki oluşumunun ve evriminin karmaşıklığından kaynaklanıyor olabilir (Feltzing ve diğ., 2001; Nordström, ve diğ., 2004). Bu çalışmanın en çarpıcı özelliği ise medyan uzaklığı yaklaşık 275 pc olan RAVE verilerinden yapılmasıdır. Güneş civarında daha önce yapılan çalışmalar yaklaşık 72 pc medyan uzaklıktaki yıldıları içeren HIPPARCOS verilerini kullanmıştır (Feltzing ve diğ., 2001; Nordström ve diğ., 2004). RAVE verileri Hipparcos'tan yaklaşık 55 kat daha büyük bir hacimden bilgi vermektedir.

Yaş-metal bolluğu ilişkileri, Strömgren fotometrik verilerini kullanan Feltzing ve diğ. (2001), Nordström ve diğ. (2004), Casagrande ve diğ. (2011) sonuçlarıyla uyumludur. Çalışmada elde edilen yaş-hız dispersiyonu ilişkileri Hänninen ve Flynn (2002) ile Seabroke ve Gilmore (2007) tarafından önerilen disk ısınma modellerini desteklemektedir.

***Teşekkür*:** Çalışma TÜBİTAK 210T162 numaralı hızlı destek ve İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliğinin 14474 numaralı projeleriyle desteklenmiştir. Tolga DİNÇER ve Alberto LOMBARDO'ya yardımları için teşekkürler.

6. Kaynaklar

Barbanis, B., Woltjer, L., 1967, ApJ, 150, 461
Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., 2003, A&A, 410, 527
Bilir, S., Karaali, S., Ak S., Yaz E., Cabrera-Lavers, A., Coşkunoğlu, K. B., 2008, MNRAS, 390, 1569
Bilir, S., Karaali, S., Ak S., Önal Ö., Coşkunoğlu, B., Seabroke, G. M., 2011, MNRAS, 418, 444
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1999, A&A, 348, 98
Coşkunoğlu, B., ve diğ., 2011, MNRAS, 412, 1237
Cox, A.N., 2000, AIP Press, New York, 0387987460
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA, Noordwijk
Feltzing, S., Holmberg, J., Hurley, J. R., 2001, A&A, 377, 911
González Hernández, J. I., Bonifacio, P., 2009, A&A, 497, 497
Hänninen, J., Flynn, C., 2002, MNRAS, 337, 731
Holmberg, J., Nordström, B., Andersen, J., 2009, A&A, 501, 941
Johnson, D. R. H., Soderblom, D. R., 1987, AJ, 93, 864
Jørgensen, B. R., Lindegren, L., 2005, A&A, 436, 127
Kroupa, P., Tout, C.A., Gilmore, G., 1993, MNRAS, 262, 545
Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Groenewegen, M. A. T., Silva, L., Granato, G. L., 2008, A&A, 482, 883
Nordström, B. ve diğ., 2004, A&A, 418, 989
Quinn, P. J., Hernquist, L., Fullagar, D. P., 1993, ApJ, 403, 74
Robin, A. C., Haywood, M., Créze, M., Ojha, D.K., Bienaymé, O., 1996, A&A, 305, 125
Rocha-Pinto, H. J., Maciel, W. J., Scalo, J., Flynn, C., 2000, A&A, 423, 535
Seabroke, G. M. ve Gilmore, G., 2007, MNRAS, 380, 1348
Siebert, A. ve diğ., 2011, ApJ, 141, 187
Spitzer, L. Jr., Schwarzschild, M., 1951, ApJ, 114, 385
Spitzer, L. Jr., Schwarzschild, M., 1953, ApJ, 118, 106
Tonry, J., Davis, M., 1979, AJ, 84, 1511
Twarog, B. A., 1980, ApJ, 242, 242

σ Cygni ve η Leo'nun tayfsal analizi

T. Tanrıverdi[1]

[1]Niğde Üniversitesi, Fen -Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 51240, Niğde,Türkiye
ttanriverdi@nigde.edu.tr

Özet: Bu çalışmada erken tür süper dev yıldızlardan σ Cyg (B9 Iab) ve η Leo (A0 Ib)'nun Dominion Astrofizik gözlemevinde (DAO) 1.22 m'lik coude teleskobun tayf çekerine bağlı SITe-2 ve SITe-4 dedektörlerle alınmış yüksek çözünürlüklü (R~62500) ve yüksek sinyal gürültü (S/N~200-300) oranına sahip tayfları kullanıldı. ATLAS9 (Kurucz 1993, Sbordone vd. 2004) model atmosfer programı ile σ Cyg için T_{et}=10388 K ve logg=1.80, ve η Leo için Przybilla vd. (2006)'nın belirlediği T_{et}=9600 K ve logg=2.00 için her iki yıldıza ait kimyasal bolluklar hesaplandı.

1. Giriş

Geç B ve erken A türü super devler ile ilgili yapılan tayfsal çalışmalar bir çok açıdan önemlidir.

- İlk olarak, tayfları temiz olduğu için hafif elementlerden daha ağır elementlere kadar bir çok elementin bolluğunun hesaplanmasına olanak vermektedirler (Przybilla, 2002; Przybilla et al., 2006; Venn et al., 1998).
- Bu tür yıldızlar görsel bölgede daha parlak oldukları için diğer yıldızlara göre hem galaksi hem de galaksi dışında gözlemleri daha kolaydır. Momentum-parlaklık (WLR-Wind momentum luminosity relation) ilişkisi (Puls et al. 1996, Kudritzki et al. 1999) ve akı-çekim-parlaklık (FGLR-flux weighted luminosity relation) ilişkisi (Kudritzki et al. 2003, Kudritzki and Przybilla 2003) kullanılarak hem galaksimizde hem diğer galaksilerde uzaklık belirteci olarak da kullanılabilirler.
- Ayrıca, bu parlak tür super devler galaksinin kimyasal gradyenti ve kimyasal evrimi hakkında da bilgi vermektedirler (i.e. Gehren, 1988;Prybilla, 2002).

σ Cyg (B9 Iab)'nin ekvatoryal koordinatları $\alpha = 21^{sa}\ 17^{dk}\ 24.9526^{sn}$, $\delta = 39°\ 23'\ 40''.85$'dır ve galaktik koordinatları ise l = 84°.1943 ve b = -6°.8723'dir. Cyg OB4 oymağı üyesidir ve disk yıldızıdır. η Leo (A0 Ib)'nun ekvatoryal koordinatları, $\alpha = 10^{sa}\ 07^{dk}\ 19.9523^{sn}$, $\delta = +160\ 45'\ 45''.592$ ve galaktik koordinatları, l = 219°.53 ve b = 50°.75'dir ve alan yıldızıdır. Her iki yıldız için literatürde yapılan son çalışmalar sırasıyla çizelge 1'de verilmektedir.

2. Materyal ve Yöntem

Bu çalışmada kullnılan tayflar Dominion Astrofizik Gözlemevinden (DAO) Dr. Saul Adelman tarafından alınmıştır. Tayflar 1.22 m'lik teleskoba bağlı λ<6500 için SITe-2 (2.4 Å/mm) λ<6500 ve λ>6500 için SITe-4 (4.8 Å/mm), λ>6500 dedektörlerle elde edilmiştir. Tayflardaki çözünürlük λ4500 için R~62500 ve yüksek sinyal gürültü (S/N~200-300) oranına sahiptir. σ Cyg, için λλ3830-5210, λλ5580-6240 ve η Leo için λλ3800-6680, λλ6610-6740 dalgaboyu aralığında tayflar kullanılmıştır.

Tayfların normalizasyonu REDUCE (Hill&Fisher 1986) programı ile yapıldı. Daha sonra, normalize edilen tayflar VLINE programı ile çizgi eşdeğer genişlikleri ölçülüp, radyal hız düzeltmesi yapıldıktan sonra, çizgi tanısı yapıldı. Çizgi tanısı için Moore 1945 kaynağı,

farklı atom ve iyonlar için; bkz. Albayrak vd 2003, ve bu konudaki son çalışmalar (Albayrak, 1999-2000, Yuce 2005) kullanıldı.

Çizelge 1. σ Cyg ve η Leo için literatürde yapılmış son çalışmalar ve atmosfer parametreleri.

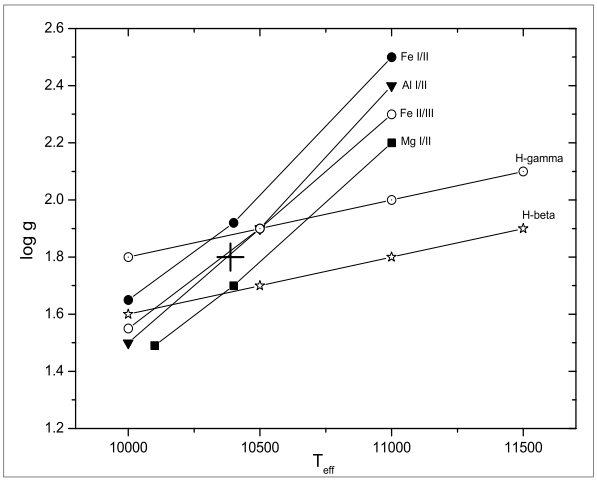
Kaynak	T_{et}	logg(cgs)	Yöntem
σ Cyg			
Pryzbilla vd (2010)	10800±200	1.85±0.10	H,He çizgileri, iyonizasyon dengesi SED
Markova&Puls (2008)	11000±500	1.85	Balmer çizgileri, SiII/SiIII
η Leo			
Cenarro vd (2007)	9730±150	1.97	-
Pryzbilla vd (2006)	9600±150	2.00±0.15	Balmer çizgileri, nLTE MgI/II, SED
Venn (1995)	9700±200	2.00±0.20	Hγ , nLTE Mg I/II

2.1 Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

Bu çalışmada yerel termodinamik dengeyi (LTE-Local Thermodynamic Equilibrium) esas alan ATLAS9 (Kurucz 1993, Sbordone vd. 2004) model atmosfer programı kullanılmıştır. Eşdeğer genişliklerden, element bolluğunun hesaplanabilmesi için öncelikli olarak etkin sıcaklık (T_{et}) ve yüzey çekim ivmesi (logg-cgs) ve mikrotürbülans hızının belirlenmesi gerekmektedir.

- Balmer serisi çizgilerinin (H-alpha, H-beta, H-gamma) kanatları, etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesine duyarlıdır.
- Diğer yandan ardışık iyonizasyon dengeleri de, etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesini belirlemede kullanılabilir.

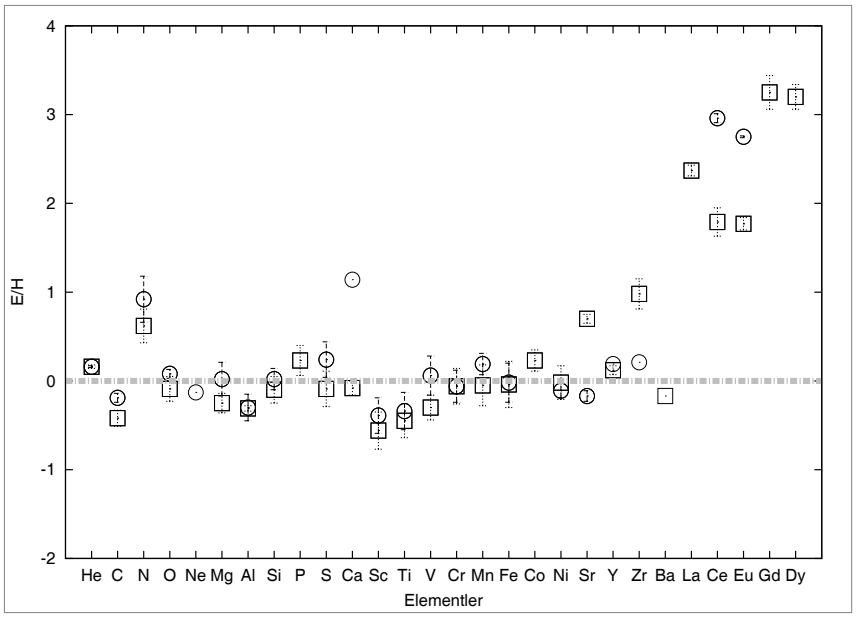
σ Cyg için Balmer serisi çizgilerine yapılan sentetik tayf çakıştırmaları ile Mg I/II, Al I/II Fe I/II ve Fe II/III ardışık iyonizasyon dengeleri için elde edilen etkin sıcaklık ve logg parametreleri sırasıyla, 10388 K ve 1.80'e yakınsadığı görülmektedir (bkz. Şekil 1). η Leo içinse Przybilla vd. 2006'da verilen 9600 ve 2.00 değerleri kullanıldı.



Şekil 1 σ Cyg için Kiel diyagramı ile farklı Tet ve logg değerleri için yakınsayan değer Tet=10388K ve logg=1.80.

3. Bolluk Analiz Sonuçları

Element bollukları gerekli atomik veriler girilerek, WIDTH9 programı ile hesaplandı. Her iki yıldıza ilişkin element bolluğu sonuçları şekil 2'de verilmiştir. σ Cyg; karbonca fakir, azotça zengin oksijen ise güneş bolluğundadır. Sc, Ti ve V bakımından σ Cyg'nin atmosferi fakirdir. Ayrıca ağır elementlere bakacak olursak, Güneş bolluğu yöresinde olduğu görülmektedir. Diğer yandan, η Leo'nun karbon, azot ve oksijen bolluğu σ Cyg'dekine benzer yapıdadır. Sc, Ti ve V yine Güneş'e göre fakirdir. Ağır element bolluğu ise Y hariç güneşe göre oldukça zengindir.



Şekil 2 **σ Cyg (halka) ve η Leo (kutu)'nun güneşe göre bolluklarının (Grevesse vd. 1996) karşılaştırması.**

4. Sonuç ve Tartışma

σ Cyg ve η Leo'nun atmosferinde çizgi tanısı sonucunda Şekil 2'deki elementler tespit edildi ve bunlardan temiz olan çizgilere ilişkin element bollukları verildi. σ Cyg için balmer çizgilerine yapılan uygun çakıştırmalardan ve Mg I/II, Al I/II Fe I/II ve Fe II/III'nin ardışık iyonizasyon dengesinden T_{et}=10388 K ve logg=1.80 olarak hesaplandı. η Leo için ise Przybilla vd. 2006 tarafından hesaplanan T_{et}=9600 K ve logg=2.00 değeri kullanıldı.

Her iki yıldız için yukarıdaki T_{et} ve logg değerlerine göre element bolluklarına bakılacak olursa, CNO bolluğunun geç B ve erken A türü yıldızlarda görülen genel durumla uyuştuğu görülmektedir. Ca'un σ Cyg'nin atmosferinde aşırı bol olduğu tespit edildi. Sc, Ti ve V, nLTE'ye duyarlı olduğu için çalışmada kullandığımız model atmosfer programı ATLAS9, LTE olduğu için, bu elementler nLTE'ye göre daha az hesaplanmışlardır. Przybilla vd. 2006 tarafından hesaplanmış nLTE etkisini dikkate aldığımız zaman güneş yöresinde olacaktır. Ayrıca, σ Cyg ve η Leo'nun atmosferinde ağır elementlerin ise Sr hariç, Güneşe göre zengin olduğu da belirlenmiştir.

5. Kaynaklar

Albayrak, B. 1999. Doktora Tezi, Ankara Üniverstesi Fen Bilimleri Enstitüsü.
Albayrak, B., 2000. A&A 364, 237.
Albayrak, B., Gulliver, A.F., Adelman, S.J., Aydın, C., Koçer, D.2003 A&A 400, 134
Cenarro, A.J., Peletier, R.F., Sanchez-Blazquez P., Selam S.O., Toloba E.,Cardiel N., Falcon-Barroso J., Gorgas J., Jimenez-Vicente, J., Vazdekis, A., 2007. MNRAS 374, 664
Gehren, T., 1988. Rev. Mod. Astron 1, 52.
Grevesse, N., Noels, A., Sauval, A.J., 1996. In: Holt S.S., Sonneborn G.(eds.) Cosmic Abundances. ASP Conference Series, p. 117.
Hill, G. and Fisher, W.A. 1986. PDAO, 16, No. 13.,159
Ivanova, Z.K., Lyubimkov, L.S., 1988. Izv. Krym. Astrofiz. Obs. 79, 49.
Kurucz, R. 1993. CD-ROM, No. 13, http://kurucz.harvard.edu
Kudritzki, R.P., Puls, J., Lennon, D.J., Venn, K.A., Reetz, J., Najarro, F., McCarthy, J.K., Herrero, A., 1999. A&A 350, 970.
Kudritzki, R.P., Bresolin,F., Przybilla, N. 2003, ApJ 582, L83.
Kudritzki, R. P., Przybilla, N. 2003, in Stellar Candles for the Extra-galactic Distance Scale, ed. D. Alloin, & W. Gieren, Lecture Notes in Physics, Vol. 635 (Berlin: Springer Verlag), 123
Markova, N. and Puls, J. 2008. A&A, 478, 823-842.
Moore, C.E. 1945. A Multiplet Table Astrophysical Interest, Princeton University Observatory.
Puls, J., Kudritzki, R.P., Herrero, A., Pauldrach, A.W.A., Haser, S.M., Lennon, D. J., Gabler, R., Voels, S. A., Vilchez, J. M., Wachter, S., Feldmeier, A., 1996. A&A 305, 171.
Przybilla, N. 2002. Quantitative Spectroscopy of Supergiants. PhD Thesis, Ludwig-Maximilians-Universität, München
Przybilla, N. Butler, K., Becker, S.R. and Kudritzki, R.P. 2006. A&A, 445, 1099-1126
Przybilla, N., Firnstein, M., Nieva, M.F., Meynet, G., Maeder, A., 2010. A&A 517, 38.
Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli F. and Kurucz, R.L. 2004. astro-ph/0406268
Venn, K.A., 1995a. APJS 99, 659.
Venn, K.A., McCarthy, J.K., Lennon D.J., Kudritzki, R.P., 1998.ASPC 147, 54.
Yüce, K. 2005. BaltA, 14, 51-82

RV TAU-BENZERİ IRAS YILDIZLARININ DİKİNE HIZ ÖLÇÜMLERİ: "RADIAL VELOCITY ANALYSIS SOFTWARE" RadVELAS

Timur ŞAHİN

[1] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü*
(eposta: timursahin@akdeniz.edu.tr)

Özet: RV Tauri yıldızları 20 ila 150 gün arasında değişen dönemlere sahip kararsızlık kuşağı yıldızlarıdır. Sunumu yapılan bu çalışmada seçilmiş RV Tauri türü yıldız sistemlerinde gözlenen bolluk anomalilerinin (anormal düşüşlerin) açıklanması için literatürde önerilen teorileri echelle spektroskopi tekniğiyle test etmeyi amaçlayan, TÜBİTAK TBAG- 1001; Proje No: 111T219 no'lu TÜBİTAK projesi kapsamında yürütülmekte olan proje kapsamında geliştirilen "**Rad**ial **VEL**ocity **A**nalysis **S**oftware-**RadVELAS**" yazılımı ile ilgili içerik sunulmaktadır. Çalışmada yararlanılan yüksek çözünürlüklü echelle tayflar (R=60,000) 2.1 m lik McDonald Gözlemevi Otto Struve Teleskobunda (U.S.A) Sandiford Cassegrain Echelle Spectrometresi (SES) kullanılarak elde edilmiştir.

1. Giriş

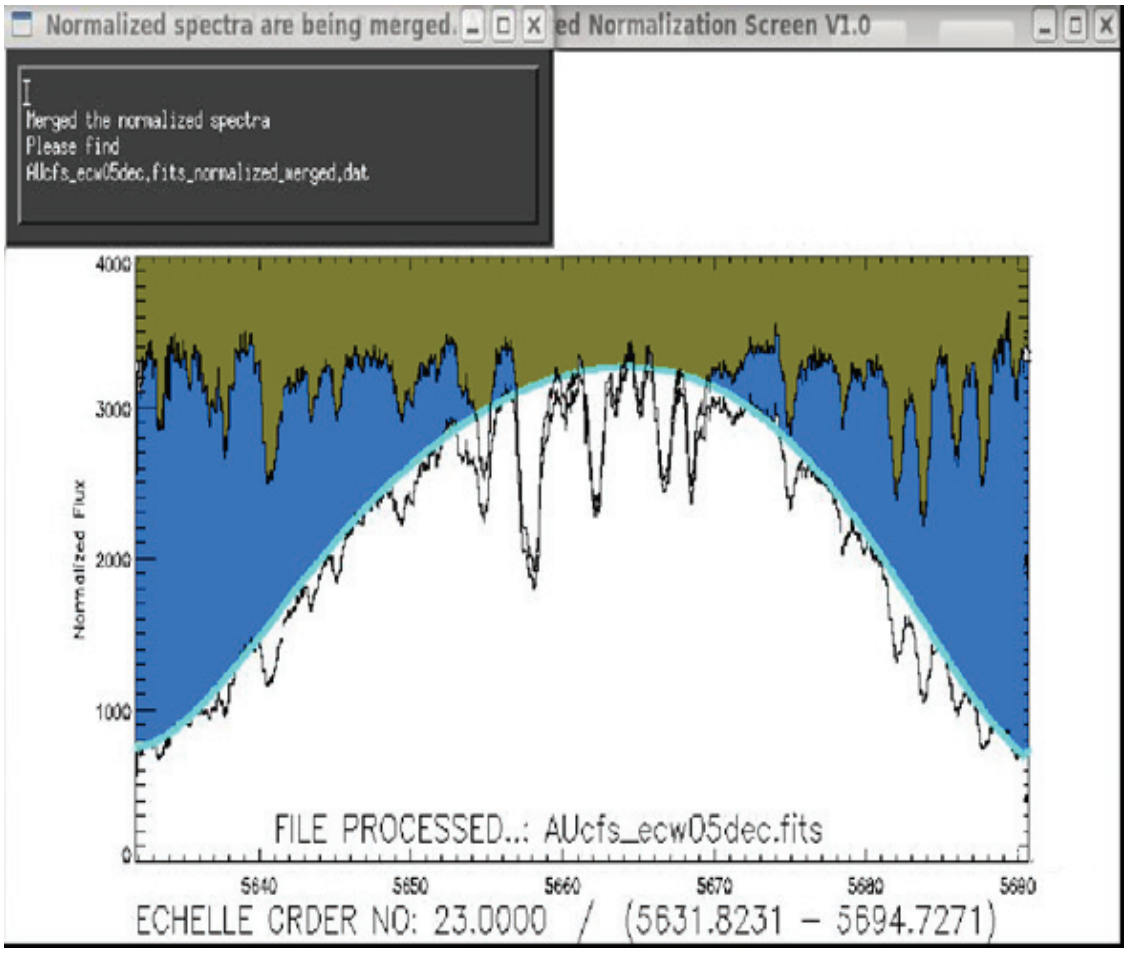
RV Tauri yıldızları Hertzsprung-Russell (H-R) diyagramında kararsızlık kuşağı (instability strip) boyunca uzanan, 20 ila 150 gün arasında değişen dönemlere sahip, değişen sığ ve derin minimumlar gösteren sarı süper-dev yıldızlardır. Bu yıldızlardan bazılarında kırıcı (refractory) elementlerin (Fe, Mg, Si, Al, Ti, Ca vb.) bolluklarında azalma şeklinde gözlenen bolluk anomalileri gözlenmektedir (Gas-Dust Winnowing Effect). Literatürde gaz ve toz ayrışımı etkisi olarak betimlenen ve gözlenen element bolluklarında değişim ile karekterize edilen bu fiziksel süreç; kırıcı elementlerin, yıldızı çevreleyen disk içersinde yer alan toz zerreciklerine tuzaklanmasını ve sistemden yıldız rüzgarları ile uzaklaştırılmasını öngörmektedir.

Ayrışım sürecinin nasıl gerçekleştiğine dair ayrıntılar ise literatürde temel hatlarıyla kabul edilmiş durumdadır. Sözkonusu bu ayrışım süreci, sonuçları itibarıyla, bazı yıldızlarda etkisini daha az gösterebilmekte ve yanlış değerlendirilebilmektedir.

RV Tauri türü yıldızlarda element bolluklarında gözlenen anormal düşüşleri açıklamak için literatürde önerilen teorileri echelle spektroskopi tekniğiyle test etmeyi amaçlayan TÜBİTAK projem kapsamında (TÜBİTAK TBAG- 1001; Proje No: 111T219) gerçekleştirilen bu sunum sözkonusu yıldızlar için elde edilmiş echelle tayflardan dikine hızların ölçümü için geliştirilmiş RadVELAS yazılımını tanıtmayı amaçlamaktadır.

2. RadVELAS

RadVELAS kapsamında tayfsal çıkarımları yapılan echelle tayfların sürekliliğe normalizasyonu için geliştirilmiş bir arayüz yer almakta. Sözkonusu arayüz ile çıkarımı yapılmış ve dalgaboyu kalibrasyonları gerçekleştirilmiş tayflar otomasyona izin veren bir algoritma ile sürekliliğe normalize edilmekte ve "merging" olarak tabir edilen basamak birleştirme işlemine tabi tutulmaktalar.



Şekil-1: RadVELAS ile gerçekleştirilen otomatik normalizasyon sürecini gösterir örnek ekran görüntüsü.

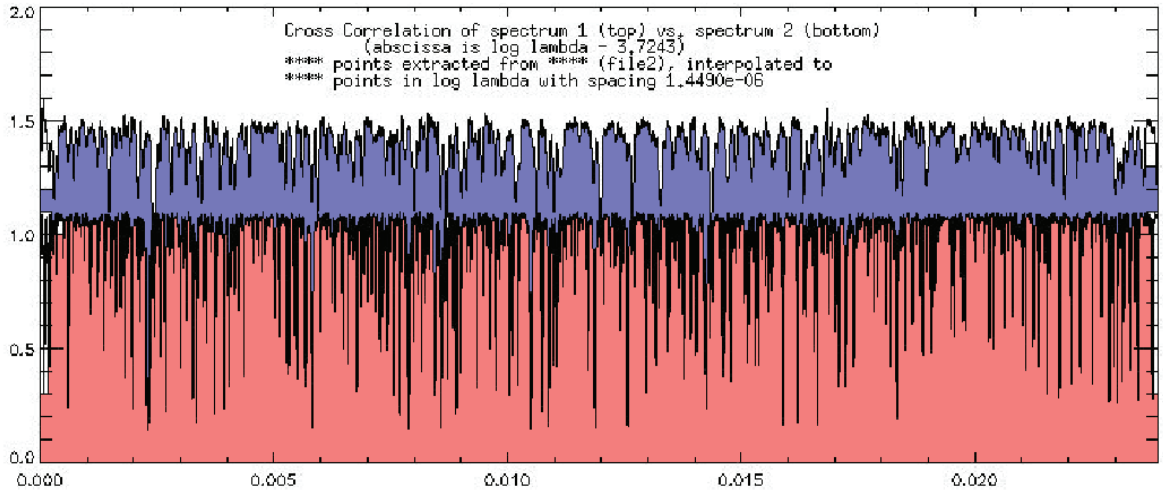
Kodun çalıştırılması esnasında oluşturulan örnek ekran görüntüsü Tablo-1'de sunulmaktadır. Merging işleminin hemen ardından elde edilen birleştirilmiş echelle tayf Spectrum-2 (SP2) formatında bir txt dosyasına dönüştürülerek kaydedilir (bkz. Tablo-2).

```
-----------------------------------------------------
Some statistical information on the frame: AUbfs_10dec08_ecw.fits
-----------------------------------------------------
  NPIX        MEAN      MEDIAN       STDDEV         MIN          MAX
  2755         628.        625.         309.       -33.2         1434

Automated normalization is being started...
-------------------------------------------

                     Order No       Wavelength Range
                     --------    ----------------------
Normalizing Order---1.00000  /  (4847.5334 - 4901.7155)
Normalizing Order---2.00000  /  (4878.4168 - 4932.9462)
Normalizing Order---3.00000  /  (4909.6964 - 4964.5766)
Normalizing Order---4.00000  /  (4941.3798 - 4996.6144)
Normalizing Order---5.00000  /  (4973.4749 - 5029.0675)
Normalizing Order---6.00000  /  (5005.9895 - 5061.9441)
Normalizing Order---7.00000  /  (5038.9319 - 5095.2526)
Normalizing Order---8.00000  /  (5072.3105 - 5129.0017)
Normalizing Order---9.00000  /  (5106.1340 - 5163.2002)
Normalizing Order---10.0000  /  (5140.4111 - 5197.8571)
Normalizing Order---11.0000  /  (5175.1511 - 5232.9819)
Normalizing Order---12.0000  /  (5210.3634 - 5268.5841)
Normalizing Order---13.0000  /  (5246.0574 - 5304.6736)
```

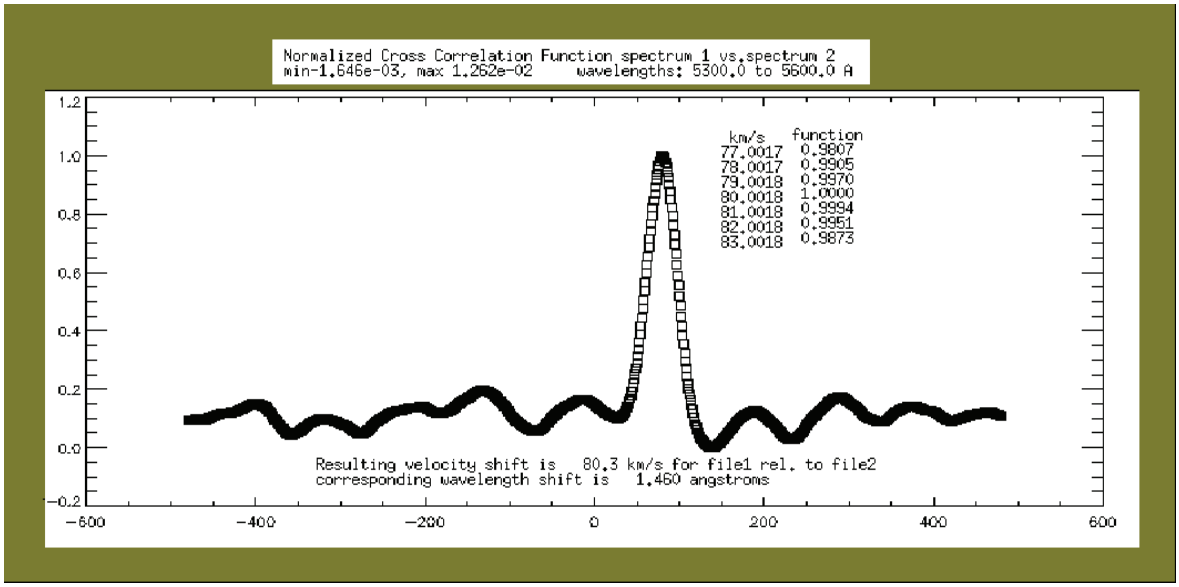
Tablo-1: RadVELAS ile gerçekleştirilen otomatik normalizasyon sürecinin gerçekleştirilmesi esnasında yazılım tarafından üretilen örnek ekran görüntüsü.

```
Merged normalized spectrum of AUcfs_ecw06dec.fits

      17404
 4847.4731   2.21084e-01
 4847.5186   1.78906e-01
 4847.5640   2.53695e-01
 4847.6089   2.45165e-01
 4847.6543   2.22756e-01
 4847.6997   9.02315e-02
 4847.7446   1.86576e-01
```

Tablo-2: RadVELAS ile gerçekleştirilen merging işlemi sonrası oluşturulan örnek SP2 dosya içeriği.



Şekil-2: RadVELAS ile gerçekleştirilen cross-correlation sürecini gösterir örnek ekran görüntüsü. Üst ve alt paneldeki tayflar sırasıyla merging işlemine tabi tutulan örnek yıldız tayfı ve yöntem için kullanılan template tayfını göstermektedir.



Sekil-3: RadVELAS ile gerçekleştirilen cross-correlation sürecini gösterir örnek ekran görüntüsü. Yatay eksen dalgaboyu olarak göreli kayma miktarını göstermektedir. CCF fonksiyonu ve yapılan uydurma sonuçları aynı ekran üzerinde üst sağ köşede sunulmuştur.

Ölçülen dikine hız değeri ve sözkonusu bu hız değeri için yapılması gerekli düzeltmeleri gösterir örnek veritabanı çıktısı Tablo-3'te bilginize sunulmaktadır.

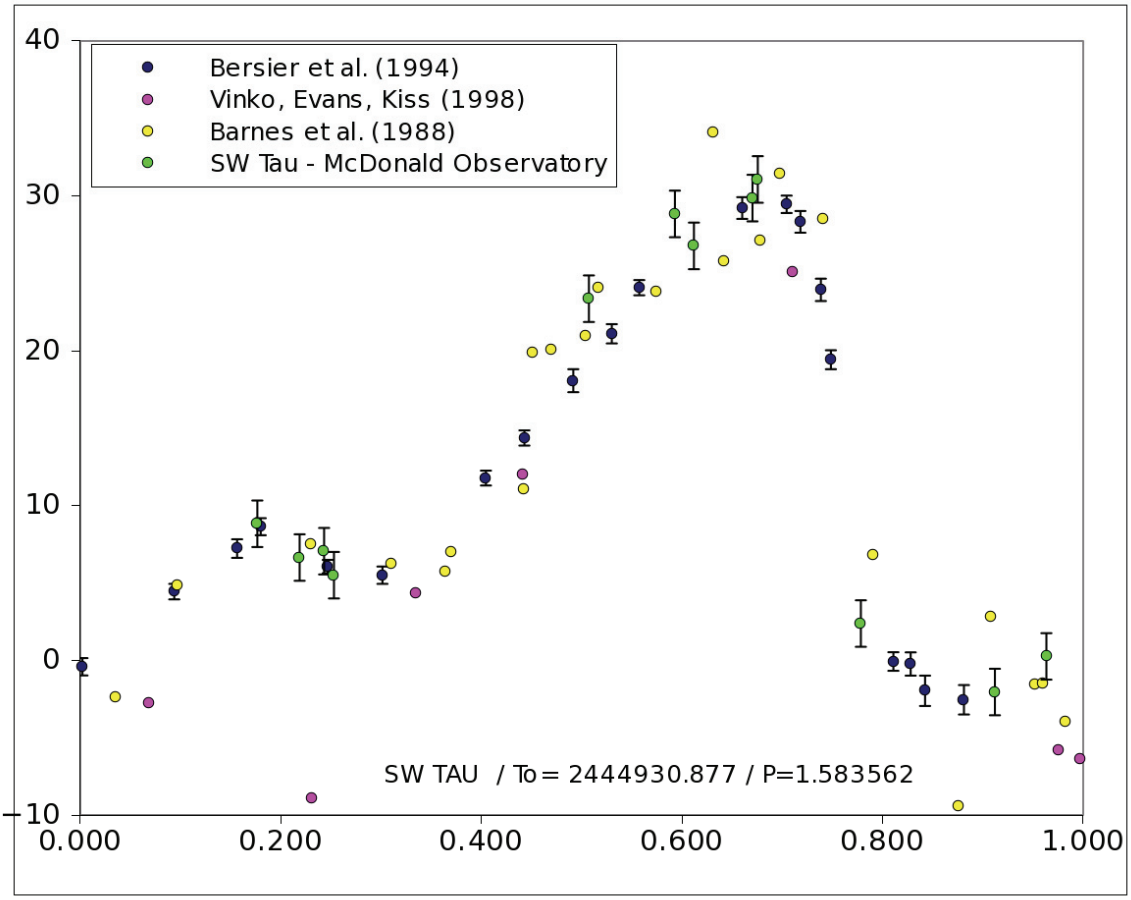
File Edit View Search Terminal Help

```
::::::::::::::
AUbfs_ecw16nov.fits.par
::::::::::::::
Time of Reduction              : 29-Apr-2012 15:50
Object                         : AU PEG
DATE-OBS                       : 2008-11-17
UT-TIME                        : 04:51:01.43
RA                             : 21:24:41.10
DEC                            : +18:14:30.60
Frame Size                     : 1198
Number of orders               : 23
Heliocentric JD (helio_jd)     : 54787.703
Heliocentric corr              : 25.194677
Measured Radial Velocity(km/s): 53.719840
::::::::::::::
```

Tablo-3: RadVELAS sonuç ekranı örnek ekran görüntüsü.

3. Örnek bir uygulama

Program yıldızları arasında yer alan SW Tau sistemine ait ve RadVELAS yazılımı kullanılarak elde edilmiş dikine hızlar Şekil.4 te literatürden yıldız için derlenmiş diğer dikine hız ölçümleri ile birlikte sunulmuştur. SW Tau sistemi için ölçülen dikine hızların diğer dikine hız ölçümleri ile uyumu dikkat çekicidir. Özellikle ikinci maksimumda gözlenen dikine hız değerlerindeki çakışmanın sistemin tek doğasına işaret ettiği düşünülmektedir.



Şekil-4: SW Tau yıldızı için literatürden derlenmiş dikine hız ölçümleri. Proje kapsamında McDonald Gözlemevinde elde edilmiş echelle tayflardan RadVELAS yardımıyla ölçülen dikine hız değerleri yeşil renkli dairelerle betimlenmiştir. Ölçülen dikine hız değerlerindeki hata barları 1.5 km/s olarak alınmıştır.

Bu çalışma TÜBİTAK tarafından 111T279 no'lu proje olarak desteklenmektedir. Gözlemler McDonald Gözlemevi (Texas, USA) olanakları sürdürülmektedir. XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi düzenleme komitesine kongreye katılım için sağladıkları TÜBİTAK desteği için teşekkürlerimi sunuyorum.

YAKIN VE ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEM OO Aql'nın FİZİKSEL PARAMETRELERİNİN BELİRLENMESİ ve EVRİM DURUMU

Tuğçe İÇLİ[1] , Dolunay KOÇAK[1], G. Çisem BOZ[1], Kadri YAKUT[1]

[1] *Ege Üniversitesi , Fen Fakültesi , Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ,35100 , Bornova – İzmir*

Özet: Bu çalışmada geri tür etkileşen örten bir çift sistem olan OO Aql'nın fotometrik çalışması detaylı olarak ele alınmıştır. Sistemin Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yeni elde edilen VRI ışık eğrisi ve daha önce yayınlanmış dikine hız eğrileri eş zamanlı olarak çözülmüştür. Analizler sonucu sistemin yörünge ve fiziksel parametreleri hassas bir şekilde elde edilmiştir. Sistemin bizden olan uzaklığı 135 pc olarak bulunmuştur. Bileşen yıldızlara ilişkin çift yıldız evrim modeli yapılarak onların evrim durumu irdelenmiştir.

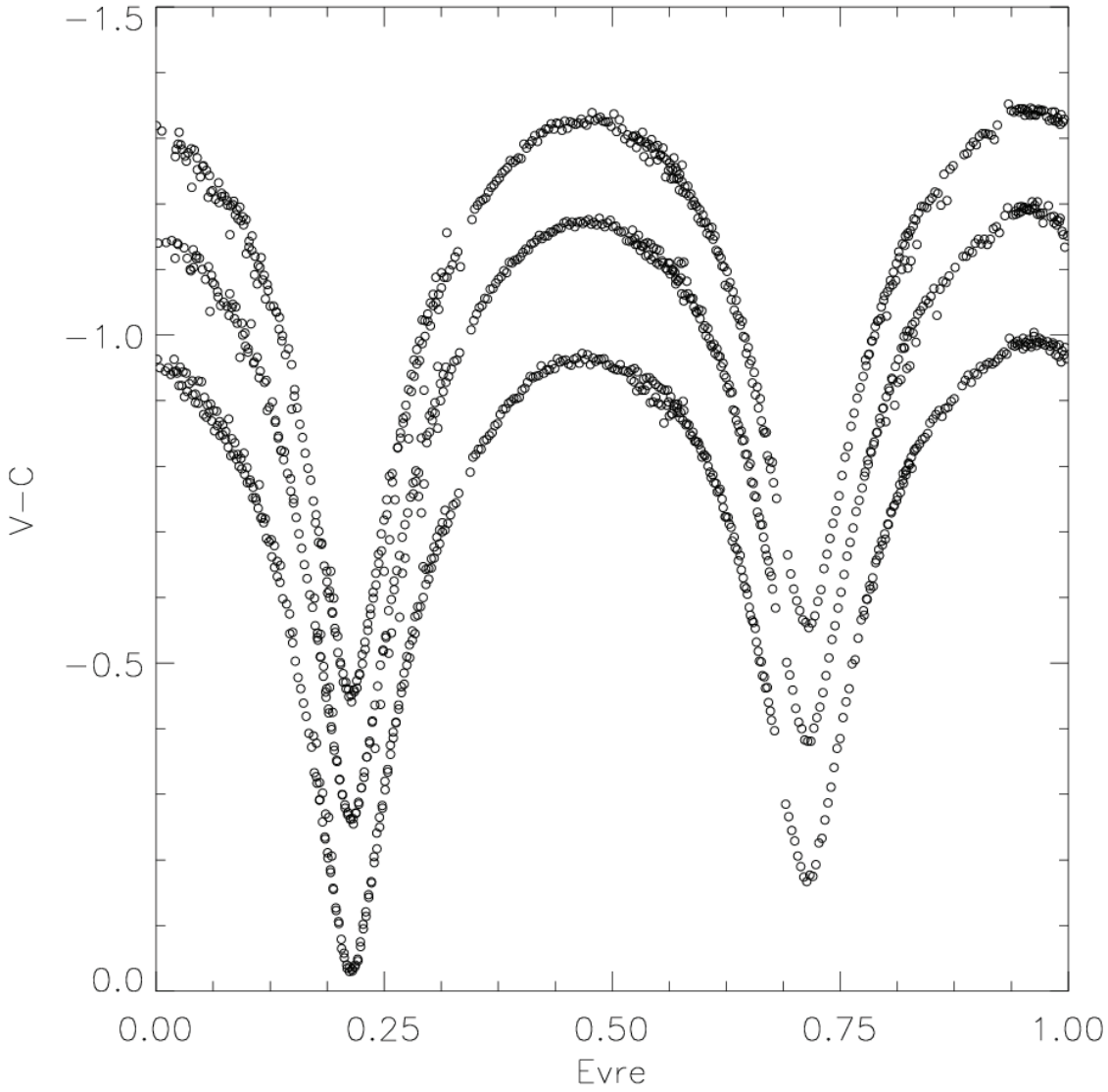
1. Giriş

Yıldızların yapısı ve evrimi modern astrofiziğin temel problemlerinden birini oluşturmaktadır. Güneş benzeri bir yıldızın evrimi ile karşılaştırdığımızda yakın çift yıldızların evrimi daha farklı fiziksel süreçlere bağlıdır. Yıldız akitvitesi kaynaklı yıldızdan kaçan plazmanın neden olduğu madde kaybı, bileşen yıldızlar arasındaki madde aktarımı ve açısal momentum kaybı bu süreçlerin başlıcalarıdır. Yıldızlardan detaylı bilgi elde etmenin yollarından biri onların fiziksel parametrelerini ve kimyasal yapılarını hassas bir şekilde belirlemektir. OO Aql bu çalışma kapsamında seçilmiş ve fiziksel parametreleri hassas bir şekilde elde edilmiş evrim durumu irdelenmiştir.

OO Aql ilk olarak Hoffleit (1932) tarafından değişen olduğu rapor edilmiş sonrasında Binnendijk (1968), Pohl (1969), Pohl ve Kızılırmak (1970, 1975), Djurasevic ve Erkapic (1999), Lafta ve Grainger (1985) tarafından çalışılmıştır. Djurasevic ve Erkapic (1999) sistemin ışık eğrilerini detaylı olarak ele almışlar ve 4 farklı zamanda elde edilmiş ışık eğrilerini analiz etmişlerdir. Analizleri sonucu sistemin yörünge eğim açısını 86 derece ve Roche lobunu doldurma oranını ise 0.08 olarak elde etmişlerdir. Yazarlar aynı çalışmada detaylı leke modeli yapmışlardır. Sistemin dikine hız çalışması Hrivnak ve d. (2001) ve Pribula ve d. (2007) tarafından yapılmıştır. Hrivnak ve d. (2001) kütle oranını 0.84, Pribula ve d. (2007) ise 0.85 olarak elde etmişlerdir.

2. Gözlemler

Bu çalışma kapsamında elde edilen yeni gözlemler Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan 40cm çaplı teleskop kullanılarak toplam 8 gecede elde edilmiştir. Gözlemler 20, 21, 22, 27, 28, 29 Temmuz ve 4, 5 Ağustos tarihlerinde VRI filtreleri kullanılarak yapıldı. Gözlemlerde 2048X2048 Apogee CCD kullanıldı. Mukayese yıldızları olarak TYC 1058-689-1 ve TYC 1058-409-1 olarak seçildi. Elde edilen gözlemler IRAF/APPHOT paketi kullanılarak indirgemesi yapıldı.



Şekil -1 : OO Aql sisteminin Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilmiş V (alt), R (orta) ve I (üst) gözlemleri.

Sistemin elde edilen VRI renklerindeki ışık değişimi (V-C) Şekil-1 de gösterilmiştir. Şekil-1'de görüldüğü gibi maksimum evrelerde küçük bir parlaklık farkı var fakat bu fark daha önce Djurasevic ve Erkapic (1999) tarafından elde edilen fark kadar belirgin değildir.

3. Işık Eğrisi Analizi

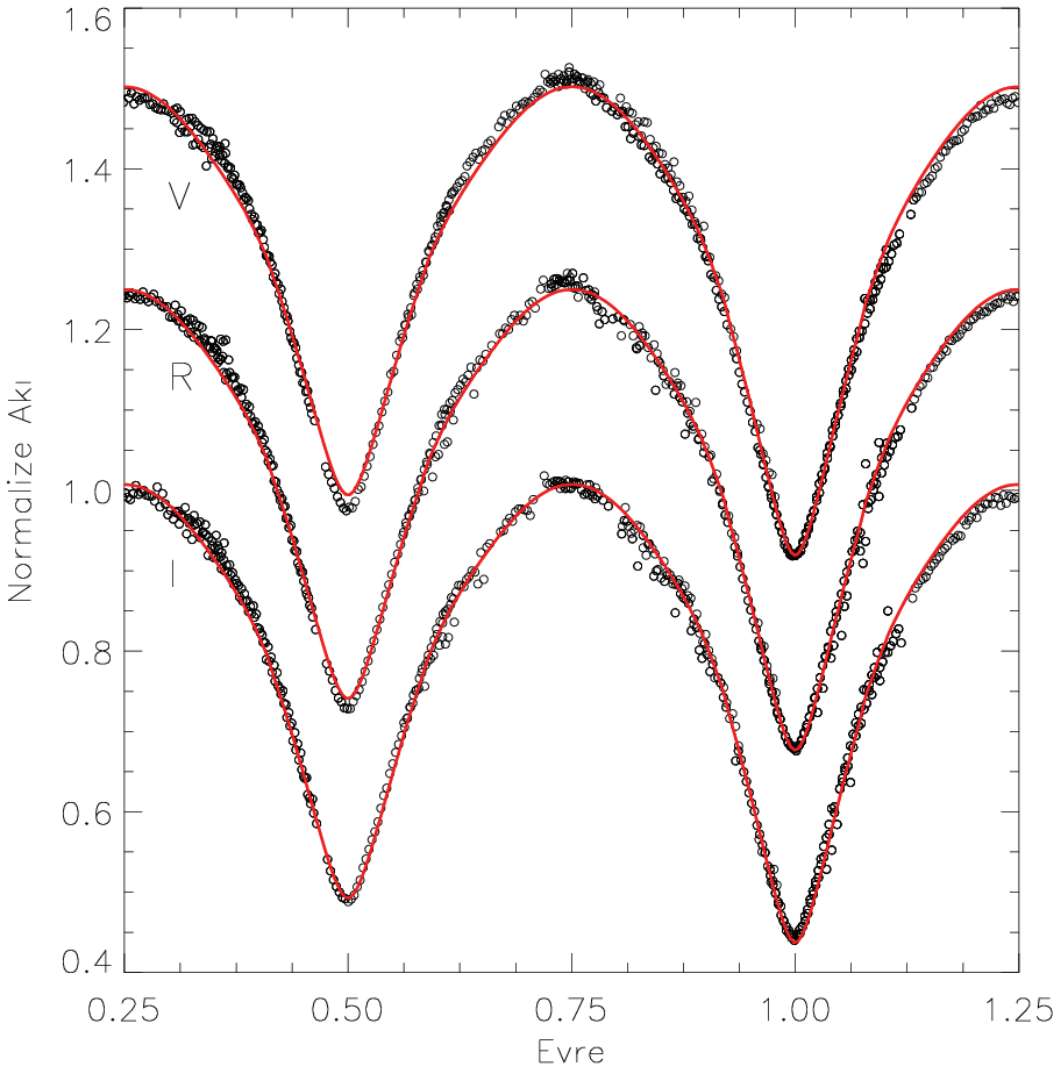
V, R ve I süzgeçlerinde elde edilen parlaklıklar daha sonra ışık eğrisi analizi için normalize edilerek akıya dönüştürüldü. Elde ettiğimiz yeni ışık eğrileri daha önce Pribula ve d. (2007) tarafından elde edilen dikine hızlar ile birleştirilerek eş zamanlı olarak çözüldü. Albedolar Rucinski (1969) çalışmasından ve kenar kararmalar ise van Hamme (1993) çalışmasından alınmıştır. Çözümler sırasında her renk için farklı ağırlıklar kullanıldı. Çözümler Wilson-Devinney programını temel alan Phoebe (Prsa

ve Zwitter 2005) programı kullanılarak yapılmıştır. Analiz sırasında T_0, P, i, q ,V_0, a, T_2, $\Omega_{1,2}$, L_2 parametreleri serbest parametreler olarak belirlenmiştir. Elde ettiğimiz sonuçlar Tablo-1 de gösterilmiştir.

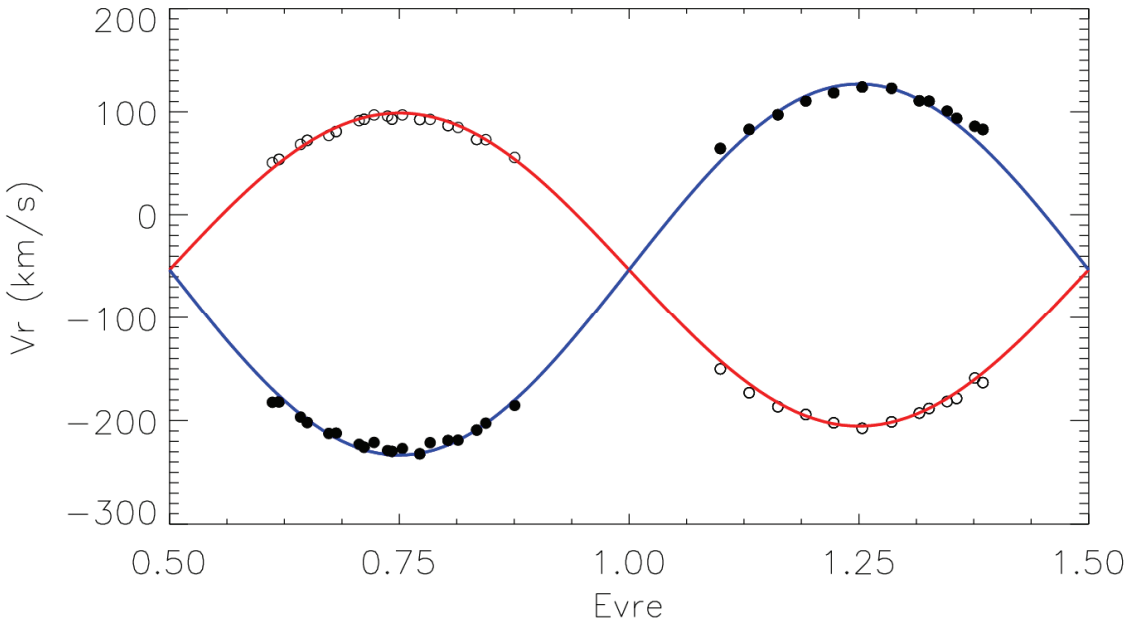
Şekil-2 de çözüm sonuçları grafik olarak gösterilmiştir. Şekilde görülen içi boş daireler gözlemleri, düz çizgi ile temsil edilen ise kuramsal olarak elde edilen çözümü göstermektedir. Aynı çözümde elde edilen dikine hız sonuçları ise Şekil-3 de gösterilmiştir. Işık değişimi analizi sonucu elde edilen eğri gözlemler ile uyum içindedir. Bununla beraber V renginde yaklaşık 0.65 evre civarında bir uyumsuzluk görülmektedir. Bu uyumsuzluğun bir nedeni yıldız aktivitesi sonucu ortaya çıkan leke olabilir.

Tablo 1 : OO Aql çift sisteminin ışık eğrisi analizi sonucu elde edilen yörünge öğeleri.

Parametre	**Değer**
i	85.6 (1)
q	0.844(8)
a ($\mathbf{R_\Theta}$)	3.337(16)
V_0 (km s^{-1})	-53.3(7)
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.391(3)
T_1 (K)	5700
T_2 (K)	5472(18)
Baş yıldızın göreli yarıçapı	0.4112(6)
Yoldaş yıldızın göreli yarıçapı	0.3815(6)
$A_1 = A_2$	0.6
$g_1 = g_2$	0.32
Işıtma oranı: l_1/l_T (%)	
V	58
R	58
I	57



Şekil- 2: OO Aql sisteminin ışık eğrisi analizi sonucu. Düz çizgi ile gösterilen Tablo-1 de elde edilen parametreler kullanılarak elde edilen kuramsal eğriyi göstermektedir.



Şekil- 3 : OO Aql sisteminin dikine hız değişimi. Gözlem noktaları Pribula ve d. (2007)'nin çalışmasından alınmıştır.

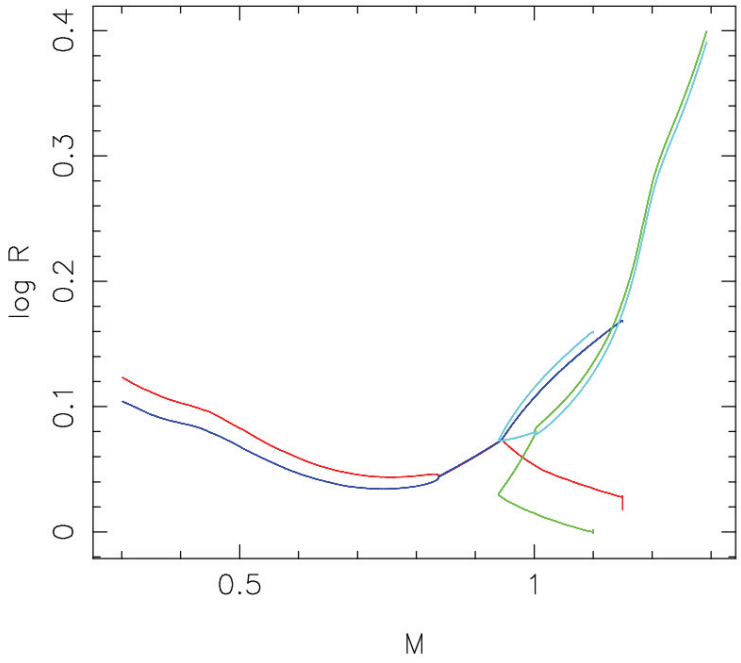
4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada OO Aql'nın Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen VRI gözlemleri ile Pribula ve d. (2007) tarafından yayımlanmış olan dikine hız gözlemleri ortak çözülerek sistemin yörünge ve fiziksel öğeleri hassas bir şekilde elde edildi. Elde edilen sonuçlar Tablo-1 ve Tablo-2 de verilmiştir. Bileşen yıldızların fiziksel parametreleri hesaplanırken Güneş'in etkin sıcaklığı 5777 K, salt parlaklığı $4^m.732$ olarak alınmıştır. Baş yıldızın kütlesi 1.05 $\mathbf{M_\Theta}$ ve yoldaş yıldızın kütlesi 0.89 $\mathbf{M_\Theta}$ olarak elde edildi. Bu değerler daha önce literatürde elde edilen değerler ile uyumludur. Sistemin uzaklığı ise 135 pc olarak bulundu.

Tablo 2 : OO Aql sistemin fiziksel parametreleri.

Parametre	**Birim**	**Baş yıldız**	**Yoldaş yıldız**
Kütle (M)	$\mathbf{M_\Theta}$	1.05 (2)	0.89 (2)
Yarıçap (R)	$\mathbf{R_\Theta}$	1.37 (1)	1.27 (1)
Işıtma (L)	log (L_*/L_Θ)	0.251 (14)	0.116 (13)
Yüzey kütleçekimi (*log*g)	cms^{-2}	4.19	4.18
Bolometrik parlaklık (M_b)	mag	4.10	4.44
Salt parlaklık (M_V)	mag	4.46	4.74
Yarı büyük eksen uzunluğu (a)	$\mathbf{R_\Theta}$	3.34 (2)	
Uzaklık (d)	pc	135 (8)	
Sıcaklık (log T_{eff})	K	3.756	3.738(4)

Yakın ve etkileşen çift yıldızların evrimi, nükleer evrim, madde transferi, madde kaybı ve açısal momentum kaybına bağlıdır. Anakola yeni gelmiş yakın ve ayrık bir çift sistem önce nükleer evrim ve dinamo kaynaklı açısal momentum kaybı ile evrimleşir. Daha sonra baş yıldızın Roche lobunu doldurması ile madde transferi onların evriminde etkili olur. Son olarak sistem değen duruma geçer ve bileşenler arasında madde ve enerji transferi devam eder. Yakın çift yıldızların bu evrim durumu ayrıntılı olarak Yakut ve Eggleton (2005) tarafından detaylı olarak ele alınmıştır. Yazarlar bu çalışmada değen sistemlerin nasıl evrimleştiğini irdelemişler ve yeni bir enerji aktarım süreci tanımlamışlardır. OO Aql sisteminin bugün gözlediğimiz koşullara nasıl geldiğini bulmak için farklı çift yıldız evrim modelleri yapıldı. Yapılan modeller içinde 1.15 $M_\odot$ +1.1 $M_\odot$, 0.6 gün başlangıç koşullarına sahip model bugünkü koşulları başarılı bir şekilde vermektedir (Şekil-4).



Şekil- 4 : Kütle – Yarıçap diyagramında yıldızların evrim yolu. Baş yıldız kırmızı renk ile, yoldaş yıldız yeşil renk ile gösterilmiştir.

Şekil-4 kütle yarıçap diyagramını göstermektedir. Kırmızı ile gösterilen baş yıldız, yeşil ile gösterilen yoldaş yıldızın evrim yolunu göstermektedir. 1.15$M_\odot$ +1.1 $M_\odot$ ve 0.6 gün yörünge dönemi ile anakolda evrimleşmeye başlayan sistem 8.5 milyar yıl sonra yarı-ayrık ve kısa bir zaman sonra da değen sistem durumuna geçmiştir. Sistem günümüz kütle ve yarıçap değerlerine 8.7 milyar yılda gelebilmiştir. Bu çalışmanın ayrıntıları İçli ve d. (2012) tarafından ele alınmıştır.

Bu çalışma 2209 TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmektedir.

5. Kaynaklar

Binnendijk, L., 1968, AJ, 73, 32-41
Djurasevic G., Erkapic S., 1998, Ap&SS, 262, 305
Essam A., El-Bassuni A.A., Mahdy H.A., 1992, Ap&SS, 188, 127
Hoffleit, Dorrit, 1932, Harvard College Observatory Bulletin No. 887, pp.9-13
Hrivnak B.J., Guinan E.F., DeWarf L.E., Ribas I., 2001, AJ, 121, 1084
Lafta, S. J.; Grainger, J. F., 1985, Ap&SS, 114, 23
Lucy L.B., 1967, ZA, 65, 89
Prsa, A., Zwitter, T., 2005, ApJ, 628, 426
Pohl E., 1969, IBVS, 391, 1
Pohl E., Kızılırmak A., 1975, IBVS, 1053, 1
Pohl E., Kızılırmak A., 1970, IBVS, 456, 1
Pribulla T., Rucinski S.M., Conidis G., DeBond H., Thomson J.R., Gazeas K., Ogloza W., 2007, AJ, 133, 1977
van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096
Rucinski S.M., 1969, AcA, 19, 245
Yakut K., Eggleton P.P., 2005, ApJ, 629, 1055

ALTERNATİF BİR BİLİM EĞİTİMİ PROJESİ OLARAK "BORNOVA BELEDİYESİ MEVLANA TOPLUM VE BİLİM MERKEZİ" ve ASTRONOMİ EĞİTİMLERİNİN ÖĞRENENLER ÜZERİNDEKİ ETKİLERİ

Tuncay DOĞAN[1,2], C. Muzaffer ÇAMURDAN[1], Deniz B. GÖKÇE[1,3]

[1] *Bornova Belediyesi, İzmir, Türkiye. (tuncaydogan@bornova.bel.tr)*
[2] *Ege Üniveristesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.(muzaffercamurdan@bornova.bel.tr)*
[3] *İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye. (denizgokce@bornova.bel.tr)*

Özet: Alternatif bir bilim eğitimi programının geliştirilmesi ve uygulaması projesi olarak Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi'nde (BB-MTBM) Astronomi eğitimleri, temel konulardaki eksiklikleri giderme amacını gütmektedir. Öncelikle eğitim ortamının tasarlanmasına yoğunluk verilen merkezde, eğitimler üniversite (eğitim bilimleri ve fen fakültesi) işbirliği ile geliştirilmekte ve uygulanmaktadır.

Astronomi gibi ilgi çekici bir alan, öğrenme ortamının tasarlanmasıyla ilköğrenim öğrencilerinin oldukça merakını uyandırmaktadır. Duvarların astronomi görselleri ve tavanın gök taşları ile tasarlandığı, öğrencilerin klasik sıralar yerine armut koltuklarda ve özel tasarlanmış atölye masalarında eğitim aldığı BB-MTBM Astronomi Odası hem keyifli hem de daha ilgi çekici bir ortam sağlamaktadır [1]. Öğrenme ortamlarının tasarlanması ve önemi ile ilgili olarak eğitim bilimleri literatüründe oldukça fazla kaynak ve çalışma olmasına karşın, bu durum aktif olarak uygulanmamaktadır. Yapılan çalışmalar göstermektedir ki, öğrenme ortamının verilen eğitim konusuna göre tasarlanmış olması, algıda ve akılda kalıcılık bakımından verimi oldukça artırır niteliktedir.

Ege Üniversitesi Eğitim Bilimleri Fakültesi ile yapılan ortak bir çalışma ile BB-MTBM Astronomi Kulübü eğitimlerinin öğrenenler üzerindeki etkileri test edilmiş, sonuçlar tartışılmış ve bilimsel bir yayına dönüştürülmüştür [2]. Uygulanan programın öğrencilerin bilime yönelik tutum puan ortalamalarını arttırdığı ve BB-MTBM'nin iç hedeflerine (bilimi sevdirme temelinde, programların bilişsel kazanımlar sağlaması) ek olarak öğrenenlerde üst-bilişsel süreçlerde de kazanımlar olduğu ortaya konulmuştur.

1. Giriş

Bilim ve teknoloji alanlarında, karşılıklı ve birbirlerine etkileşimli olarak yaşanan gelişmeler ciddi bir ivme kazanmıştır. Mars'a "Merak" adlı robotun gönderilmesi, Büyük Hadron Çarpıştırıcısı'nda yüklü parçacıkların ivmelendirilmesi ile yapılan deneyler vd. gibi birçokları hem teknolojinin gelişimine katkı sağlamakta, hem de gelişen bu teknoloji sayesinde yeni keşiflerle bilimin gelişimine katkıda bulunmaktadır. Bunun yanında, insanın nasıl düşündüğü ve davranışlarında nasıl etkili ve belirgin bir değişime yol açılabileceği konusunda da oldukça fazla çalışma söz konusudur. Pavlov, klasik koşullanma ve reflekslere dayanan öğrenmenin genel bir modelini geliştirirken, Thorndike davranışçı öğrenmeye dayalı çalışmalar yapmıştır; bu yaklaşıma göre insanlar veya

hayvanlar bir ortamdaki uyarıcılara (stimuli) ya da olaylara basitçe tepki vermezler, ortamla etkileşim içindedirler. Diğer bir deyişle, davranışlarımız sadece olaylar (veya uyarıcılar) tarafından etkilenmez, bazen olaylar (veya uyarıcılar) kendi davranışlarımız tarafından belirlenir. Ayrıca sosyal öğrenme olarak adlandırılan Albert Bandura'nın kuramına göre de insan çevresini gözlemleyerek, taklit ederek, model alarak öğrenir ancak her uyarıcıya tepki veren basit bir organizma da değildir. Sosyal öğrenmeye benzer olarak Erik Erikson'un psiko-sosyal öğrenme olarak anılan kuramı geliştirirken, Gestalt'ın da kendi adı ile anılan kuramı oldukça ses getirmiştir. Gestalt kuramına göre, "bütün" parçalardan daha önemlidir ve bireyin her şeyi bir bütün olarak algılama eğiliminde olduğu öne sürülür.

Tüm bu gelişmeler karşısında, bilim eğitiminin bu hıza yetişmek için güncel ve verimli olabilmesi için ayrı bir çaba harcamak gerekmektedir. Genellikle bilim eğitiminde eğitmenin rolünün, bilgiyi öğrenciye aktarmak yerine öğrencinin bilgiyi kazanmasında eğitim ortamını hazırlamak ve rehberlik etmek olduğu, öğrenci merkezli sistemler benimsenmektedir [3]. Bu yapılandırmacı yaklaşım genel olarak öğrencilere aktif bir rol verirken, dinlemek, okumak, rutin çalışmalar yapmak yerine tartışmaya, hipotezler kurmaya, araştırma yapmaya kısacası etkileşime yönlendirmektedir. Etkileşim halindeki bireyler, bilgiyi tekrar keşfederler ve kendi bilgilerinin üzerine yapılandırırlar. Bu esnada eğitmenler, öğrencilerin bilimsel teorileri, tarihsel olayları tekrar keşfetmelerinde rehberlik ederler [4].

Bilimsel gelişmeler temelde bizim doğayı nasıl anladığımızın ve algıladığımızın gelişimidir. Bu açıdan bilimde kullanılan kavramlar, aslında, doğanın işleyişinin birer ipuçlarıdır. Bu kavramların öğretilmesi de, hem doğanın hem de bilimin doğasının kavratılması açısından kritik bir öneme sahiptir. Astronomi hem temel bilimlerin uygulama alanı olması hem de matematik gibi formel bir alanı da içermesi açısından, bilim ve bilimin doğası öğretimi için çok önemlidir. Dikkatlice belirlenecek astronomi etkinlikleri, fizik, biyoloji, kimya gibi temel bilimlerin ve matematik (özel olarak geometri) gibi formel bir alanın her biri ile ilintili olacağından, bilim eğitimi ve öğretimi için temel oluşturabilecek bir yapıya sahiptir. Bu açılardan, Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi alternatif bir bilim eğitimi geliştirme projesi uygulamaktadır. Projenin güdüleyici fikri, astronomi biliminin kendisi ve ilintili olduğu alanlarla olan ilişkisidir.

2. Alternatif Bilim Eğitimi ve Önemi

Eğitimin ilk olarak ailede başlaması ve yaşamın büyük bir kısmını kaplayan okullarda devam etmesi tüm dünyada uygulanan bir eğitim ve öğretim politikasıdır. Türkiye'de astronomi ve bilim çok yeni ve gelişmeye açık alanlardır. Hem ekonomik hem de teknolojik gelişmelerle bir paralellik gösteren bilimin gelişimi, orta öğrenim ve liselerde verilen temel bilim eğitimi ile yakından ilişkilidir. Gelecekte bilim insanı olma yönünde ilerleyecek olan bireylerin, bilimin temel kavramları ile erken yaşta tanışması, başarılarını oldukça etkileyecektir. Bu kavramların doğru ve daha anlaşılır bir şekilde aktarılması da belirlenecek olan bilim eğitimi programına bağlıdır. Bu bağlamda 2009 yılının Kasım ayında projelendirilmeye başlanılan ve 13 Ekim 2010 tarihinde resmen hayata geçirilen "Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi Projesi" alternatif bir eğitim projesidir [1]. Öğrencilerin dokunarak ve hissederek, deneyimli eğitmenler eşliğinde deneyleri kendileri yaparak doğadaki olguları öğrenmeleri ve yaşamaları sağlanmaktadır. Bir Bilim Merkezi projesi olarak BB-MTBM'de en önemli yeniliklerden biri temel bilimlere (Astronomi, Biyoloji, Fizik, Kimya) ek olarak "Bilim Tarihi ve Felsefesi" alanının da aynı çatı altında planlanmış olmasıdır. Böylece Astronomi gibi ilgi çekici bir

alan temel bilimler ile ilişkilendirilmekte, verilen bilim eğitiminin yanı sıra bilim tarihinden bilimin gelişimine temel olmuş olayların da anlatımı ile doğanın ve bilimde kullanılan kavramların daha kolay anlaşılması sağlanmaktadır.

Şekil - 1 BB-MTBM'de verilen eğitimlerden bir görüntü; Bilim Tarihi ve Felsefesi Kulübü.

Bilimin kendisine özgü bir yönteminin olması ve teknolojik çıktısı göz önüne alındığında, bilimi hayatımızda gittikçe daha çok yer kaplayan bir konuma getirdiği söylenebilir. Bu durum, neredeyse her tartışmada gündeme gelen, o tartışmanın bilimsel olup olmadığı kıskacına takılmasına yol açmaktadır. Tekniğin ve bilimin, toplumun kurumsal alanlarına sızdığı ve böylelikle kurumların kendilerini dönüştürdükleri ölçüde, eski meşrulaştırmalar tasfiye edilir [5]. Bilimin dışında kalan bazı konularda bile, ilgili problemin çözümü için ya bilime başvurulur ya da bilimsellik kriterlerinin dışına çıkılmaması için özen gösterilir. Oysaki sosyal, siyasi ve ahlaki birçok konuda bilimin (temel bilim) çok da söyleyecek bir sözü yoktur.

> *"Çağdaş yaşam, yüzyılımızın fizik biliminin ürünlerinin egemenliği hatta bütünüyle onun koruması altındadır. Işığı ya da ısıtıcıyı yakmak için düğmeyi çevirdiğimizde, televizyon seyrederken ya da buzdolabından soğuk bir şey aldığımızda, bilimin tartışmasız başarısını onaylamış oluyoruz. Karayolu, tren yolu, havayolu ve deniz yolu ile ulaşımımız, çağdaş yaratıcılığa bağlıdır. Kısacası, çağdaş bilimin olanakları olmadan yaşam, hayal bile edilemezdi. Bilimsel kurama temel sağladığı iddiasındaki felsefi kuramlara ise neden ihtiyacımız olsun? Bilim işlemektedir."* [6]

Bu açıdan bakıldığında, bilimin ne olduğu, bilimin kendisinin ne tür özellikleri olduğu ve bilimin gelişiminin nasıl olduğu üzerinde düşünülmesi gereken bir konudur. Bu da ancak bilim felsefesi ile olanaklı olacağı için, BB-MTBM'de bu eğitimlere de yer verilmektedir. Her bir bilim kulübünde, on iki hafta süren ve her hafta iki saatlik etkinliklere katılan öğrenciler, bir ya da iki haftalık eğitim programlarını Bilim Tarihi ve Felsefesi Kulübünde geçirmektedir. Böylece devam ettikleri bilim kulübünün tarihsel gelişimini görmekle birlikte, bilim felsefesi ile de öğrendiklerinden şüphe etmeleri, sorgulamaları ve bilimsel bilginin kaynağı hakkında düşünmeye ve tartışmaya uygun bir zemine sahip olmaları sağlanmaktadır.

3. Eğitim Ortamının Tasarlanması ve Eğitimlerin İçeriği

BB-MTBM projesi hayata geçirilirken, öncelikli konulardan biri eğitim ortamının tasarlanması olmuştur. Her kulüp ilgili alan doğrultusunda ve verilecek eğitimin içeriğine göre tasarlanmıştır. Tasarım aşamasında, duvarlar ve mekanın kendisi bir eğitim materyali olarak kullanıma uygun olacak şekilde düzenlenmiştir. Örneğin Astronomi Kulübü odasında tüm duvarlar ve perde ayrıca birer eğitim materyalidir (Şekil 2). Hareketli masalar sayesinde, gerektiğinde bir çalışma atölyesine dönüştürülebilen bu oda, gerektiğinde de armut koltuklarda oturularak sunumların yapıldığı bir hal alabilmektedir.

BB-MTBM'de görev alan eğitmenlerin tamamı ya doktora derecesine sahip ya da doktora veya yüksek lisans öğrencisidir. Oluşturulan eğitim programı her eğitmenin dahil olduğu tartışmalar ile oluşturulmuştur. Okullarda uygulanan müfredata bağlı kalınmamış ve ilgi çekici olduğu kadar merak uyandıracak ve bazı temel bilimsel kavramların daha kolay anlaşılabilmesini sağlayacak etkinlik içerikleri üzerinde durulmuştur. BB-MTBM'nin temel hedefi öğrenenler üzerinde duyuşsal kazanımlar elde etmek ve *bilimi sevdirmek* olarak belirlenmiştir. Hedef kitle olarak orta-öğrenim ve lise öğrencileri seçilmiştir

.

Şekli - 2 BB-MTBM Astronomi Kulübü odasının panoramik görünümü.

Astronomi etkinliklerinin uygulamaları sırasında, Eğitim Bilimleri Fakültesi'nden destek alınmış ve eğitimler sırasında gözlemci olarak eğitim bilimciler (doktora öğrencisi) yer almıştır. Eğitimlerden önce anketler düzenleyen eğitim bilimciler, ayrıca eğitmenlerin görüşlerine de başvurmuştur. Öğrenci ölçekleri şeklinde anketler ve her hafta etkinlik sonu anketleri ile öğrencilerin gelişimi takip edilmiştir. Bu sayede etkinliklerin verimliliği, öğrenciye verilmek istenen bilgi ve becerilerin onlara ulaşıp ulaşmadığı, etkinliklerin niteliğinin ve yeterliliğinin kontrolü her aşamada takip edilebilmiş, geri bildirimler ile program daha dinamik bir yapıya kavuşmuş ve sürekli güncellenmiştir/güncellenmektedir.

4. Değerlendirme

BB-MTBM'nin amacı gelişen ve değişen dünyaya öğrenciler hazırlamak ve onlara yeni bakış açıları kazandırmaktır. Temel bilim alanlarında, kendi seçtikleri bir alana yönlendirilen öğrenciler, bir çok bilimsel deneyi bizzat kendileri yapmaktadır. Örnek olarak Astronomi için belirlenen bazı kazanımlar şu şekilde sıralanabilir:

- *Kavramlar ve olgular arasında neden-sonuç ilişkisi kurabilme,*
- *Günlük yaşamda bilimsel düşüncenin önemini takdir ediş,*
- *Astronomi ile ilgili öğrenme etkinliklerinden zevk alış,*
- *Doğayı, doğal olayları ve bir bütün olarak evreni anlamada astronomi biliminin önemini açıklayabilme,*
- *Astronomi ile ilgili temel kavramlar bilgisi,*
- *Gökyüzündeki değişimleri fark edebilme,*
- *Doğa olaylarını temel fizik yasaları ile ilişkilendirme,*

Bu kazanımlara ulaşılıp ulaşılmadığı ise Ege Üniversitesi Eğitim Bilimleri Fakültesi ile yapılan ortak bir çalışma ile test edilmiş, sonuçlar tartışılmış ve bilimsel bir yayına dönüştürülmüştür [2]. Öğrencilerin Merkeze geldiklerinde genel olarak heyecanla ve ilgiyle derse katıldıkları ve deney yapmaktan, araştırarak yeni şeyler öğrenmekten zevk aldıkları saptanmıştır. Öğrenciler gerçekleştirilen etkinliklerde kendilerini rahat, mutlu ve huzurlu hissettiklerini ifade etmiştir. Uygulanan programın öğrencilerin bilime yönelik tutum puan ortalamalarını arttırdığı ve BB-MTBM'nin iç hedeflerine (programlarının bilişsel kazanımlar sağlaması) ek olarak öğrenenlerde üstbilişsel süreçlerde de kazanımlar olduğu ortaya konulmuştur.

5. Kaynakça

[1] BB-MTBM, (2012), Bornova Belediyesi Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi, mtbm.bornova.bel.tr, [15.Mayıs.2012].

[2] ATEŞ, A., URAL, G ve BAŞBAY, A, (2012), "Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi" Uygulamalarının Öğrenenlerin Bilime Yönelik Tutumlarına Etkisi ve Öğrenme Sürecine Katkıları, Uluslararası Eğitim Programları ve Öğretim Çalışmaları Dergisi, 1 (2), 83-97.

[3] KAYA, A, (2007), Fen Eğitiminde Bilim Tarihi Destekli Öğretimin Fen Bilgisi Öğretmen Adaylarının Bilim Doğasına İlişkin Görüşlerine Etkisinin Değerlendirilmesi, Yüksek Lisans Tezi, Balıkesir Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü.

[4] PERKİNS, D., (1999), "The Many Faces of Constructivism." Educational Leadership, 57, 3, Research Library pg. 6-11.

[5] HABEMAS, J., (2004), Çeviri: Mustafa Tüzel, İdeoloji Olarak Teknik ve Bilim, Yapı Kredi Yayınları, 5. baskı. İstanbul.

[6] TRIGG, R., (1996), Çeviri: Kadir Yerci, Akılcılık ve Bilim, Sarmal Yayınevi, Kesim Ajans-İstanbul

MİLİMETRE/MİLİMETRE-ALTI GÖZLEMLERİ İLE YILDIZ OLUŞUMU

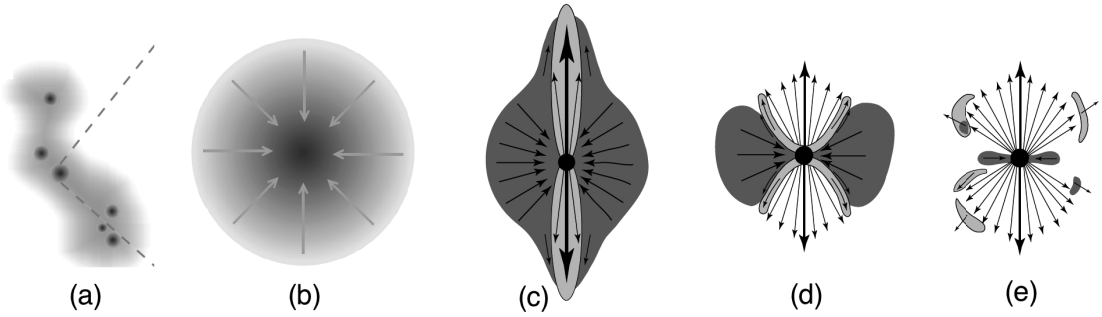
Umut A. YILDIZ[1], Ewine F. van DISHOECK[1,2], Lars E. KRISTENSEN[1,3]

[1] *Leiden University, Leiden Observatory, Niels Bohrweg 2, 2333CA, Leiden Hollanda (eposta: yildiz@strw.leidenuniv.nl)*
[2] *Max Planck Institut für Extraterrestrische Physik, Giessenbachstrasse 1, 85748 Garching, Almanya*
[3] *Harvard University, Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138, USA*

Özet: Henüz yeni oluşmakta olan ilkel yıldızların (protostars) çevresinde bulunan çok miktardaki soğuk gaz ve toz parçacıkları, gelen ışınımın soğurulmasına neden olur. Bu nedenle küçük kütleli (~1$M_{\odot}$) ilkel yıldızları optik veya kırmızı-ötesi dalgaboylarında tespit etmek imkansızdır. Ancak, bu tür soğuk cisimleri daha uzun dalga boylarında yani milimetre veya milimetre-altı (mm-/altı) dalgaboylarında gözlemek ancak son birkaç on yıldır gelişmekte olan teknoloji ile mümkün olmuştur. Mm-/altı bölgede yapılan molekül tayf gözlemleri bu bölgelerdeki yoğun gaz moleküllerinin varlığını ve bolluğunu tespit etmemize yardımcı olur. Bununla beraber, ilkel yıldız çevresinde bulunan zarfın yıldız üzerine hareketi ile ilgili kinematik bilgilerin yanı sıra, bu sırada meydana gelen ilkel yıldız fışkırmalarını gözlemlememizi sağlar. Örneğin, CO molekülü yıldızlararası ortamda H_2'den sonra en yüksek bolluğa sahip molekül olarak bilinir. Basit yapısıyla ve izotopologlarıyla birlikte (^{13}CO, $C^{18}O$, $C^{17}O$) rotasyonel geçişlerinin de kolayca uyarılması sonucu mm--/altı bölgelerde gözlemlenip bu tür soğuk bölgeler hakkında geniş bilgi verir. H_2 molekülü sıcaklıkları binlerce Kelvin derecede bulunan şoklanmış gazı ölçerken, CO ilkel yıldızlardaki moleküler fışkırmalar neticesiyle süpürülen, sıcaklığı çok daha az olan gazı (~10K) incelememize olanak sağlar. Mm-/altı molekül tayf gözlemleri böylelikle evrendeki soğuk ve karanlık bölgelerin araştırılmasında en önemli araç olarak öne çıkmaktadır.

1. Giriş, Yıldız Oluşumu:

Yıldızlar arasında bulunan bölgeye yıldızlararası ortam (Interstellar Medium - ISM) adı verilir. Bu ortamda bulunan maddenin yaklaşık %99'u gaz halindedir. Bunlar genellikle %70 Hidrojen (H yada H_2), %28 Helyum (He) ve kalan %2 de Oksijen (O), Karbon (C) veya Azot (N) gibi diğer ağır elementlerden meydana gelir. Yıldızların doğumunu, yaşamını ve ölümünü belirleyen iki kuvvetten birincisi maddeyi merkeze doğru çökmeye zorlayan kütleçekim kuvveti ve diğeri de yıldızlararası maddeyi dışarı doğru itmeye zorlayan basınç kuvvetidir. Yıldız oluşumunun ilk safhalarında, yıldızın çökebilmesi için kütleçekiminin basınçtan daha baskın olması gerekir. Böyle olduğunda madde yoğun merkeze doğru akmaya başlar. İdeal gaz yasasına göre düşük basınca sahip bölgeler olabildiğince soğuk bölgelerdir. Yıldızlararası ortamda yıldız oluşumunu başlatacak denli yoğunluğa ve çok düşük sıcaklığa sahip bölgelere karanlık molekül bulutlar (dark molecular clouds) adı verilir. Bu tür bulutların en basiti Bok bulutlarıdır ve buralarda sıcaklıklar ~10 K, yoğunluklar ~10^3-10^4 cm^{-3} olup, kütleleri de 10 $M_{\odot}$ ile 100 $M_{\odot}$ arasında değişim gösterebilir. Bok bulutları birkaç parsek büyüklüğünde olabilirken, karanlık molekül bulutlar da birkaç on parsek genişliğinde olabilir. Bu tür bölgeler yıldız oluşumu için en uygun bölgelerdir.



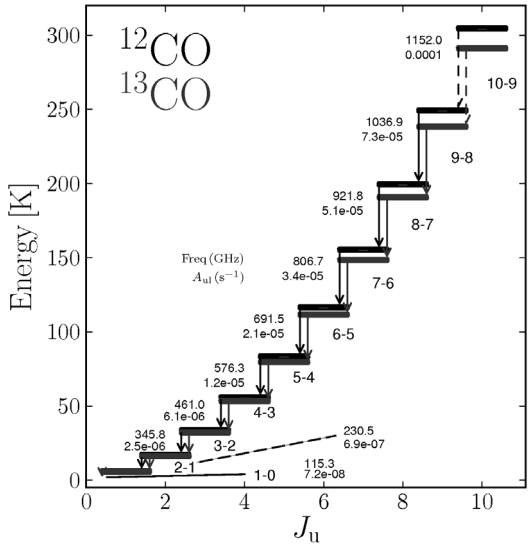
Şekil 1. (a) Karanlık molekül bulutları. (b) Bulutun içerisinde bir yoğunlaşma bölgesi yıldız oluşturmak üzere çökmeye başlıyor. (c) Class 0 denen ilk gömülü safha; yüksek şiddette fışkırmalar var (d) Class I safhası; fışkırmaların gücü azalıp birikim (accretion) diski oluşmaya başlar. (e) Fışkırmalar artık tamamen durur ve gezegen oluşturan disk meydana gelir.

2. Düşük kütleli yıldız oluşumu

Düşük kütleli yıldızlar, kütlesi 5 $M_{\odot}$'den ve bolometrik parlaklığı 100 $L_{\odot}$'den az olan yıldızlar olarak tanımlanır. Şekil 1'de küçük kütleli yıldız oluşum (low-mass star formation) süreci özetlenmiştir. Karanlık moleküler bulut içerisinde madde, bazı bölgelerde kümelenerek ortama göre biraz daha yoğun bölgeler meydana getirir (Şekil 1a). Bulutta bulunan gaz ve toz parçacıkları kütleçekimi vasıtasıyla bu küme bölgelerde çökmeye başlarlar (Şekil 1b). Bu gaz ve toz bulutu aynı zamanda merkezdeki ilkel yıldıza madde aktarılan zarfı da oluşturur. Bu zarfın kütlesi henüz merkezindeki ilkel yıldızın kütlesinden daha fazladır. Çökmekte olan merkezdeki ilkel yıldız, üzerindeki fazla açısal momentumdan kurtulmak için çift kutuplu moleküler fışkırma meydana getirir (Class 0, Şekil 1c). Zamanla madde aktarımı bir birikim (accretion) diski vasıtasıyla devam eder ve fışkırmalar azalır. Bu safhada artık zarfın kütlesi merkezdeki ilkel yıldızın kütlesinden daha düşüktür (Class I, Şekil 1d). Daha ileri safhada artık fışkırmalar tamamen durur, çevresindeki zarf ya ilkel yıldıza aktarılır ya da birikim diskinde gezegenleri oluşturmak üzere dönmeye devam eder (Class II, Şekil 1e). Class 0, I, II şeklinde sınıflandırma biçimi Lada (1999) tarafından yüzlerce ilkel yıldızın tayfsal enerji dağılımı incelenerek oluşturulmuştur. Bu şekilde birkaç farklı safha tanımlanmış olsa da yıldız oluşumu hala tam olarak açıklanamamış bir problem olmaya devam etmektedir.

3. Milimetre ve milimetre-altı Gözlemler

Bilindiği üzere termal kameralar kırmızı-ötesi ışınımı görüntüye dönüştürerek çalışır. Kırmızı-ötesi ışınım da aslında ısıdan kaynaklanan bir ışınımdır. Özellikle bu ışınımı gözlemek istiyorsak teleskobumuz gözlemek istediğimiz cisimden daha soğuk olmalıdır. Moleküler bulutların karanlık görünmesinin nedeni, %99 oranında gazdan meydana gelmesinden ziyade bu ortamda toz parçacıklarının etkin olmasındandır. Bu toz parçacıkları 1 mikrondan çok daha küçük olan silikatlar (kum) veya karbon bileşikleri olan grafitten ibarettir. Her ne kadar yıldızlararası ortamın sadece %1'ini meydana getirse de toz, optik dalgaboyundaki bütün ışınımı soğurma konusunda yeteneklidir. Milimetre-altı ışınım da boyutları yaklaşık 0.1 mikrometre olan bu toz parçacıklarından yayılır.



Şekil 2. Karbonmonoksit molekülünün ^{12}CO (siyah) ve ^{13}CO (mavi) için gösterilen rotasyonel enerji geçişi diyagramı. Kesikli çizgi ile gösterilen geçişler *Herschel*-HIFI tarafından gözlemlenmiştir. Solda görülen frekans değerleri GHz ve Einstein A katsayıları da sn^{-1} cinsinden verilmiştir. Değerler JPL, CDMS ve LAMDA veritabanlarından alınmıştır.

Atom ve moleküllerde üç çeşit enerji geçişi gerçekleşir ve her bir geçiş belli bir frekansa ve enerjiye karşılık gelir. Bunlar; optik dalgaboylarında görülen elektronik geçişler, yakın kırmızı-ötesi dalgaboylarında görülen titreşimsel (vibrasyonel) geçişler ve milimetre ve milimetre-altı dalgaboylarında görülen dönme (rotasyonel) geçişleridir. Moleküllerin rotasyonel geçişlerinde diğer geçiş türlerine göre enerji çok az olduğundan, sıcaklığı 10 ile 250 K arasında değişen çok soğuk bölgeleri gözlemek mümkündür. Bu geçişler de optik bölgede olduğu gibi salınım ve soğurma çizgi tayfları oluşturarak yıldızlararası ortamın fiziksel ve kimyasal yapısı hakkında önemli bilgiler verirler.

Bu çizgilerin enerjisi çok düşük olduğundan bize gelen sinyal de bir o kadar zayıftır. Bu frekans aralığının astronomide önemli bir ihtiyaç olduğu anlaşıldığı sıralarda gökcisimlerinden gelen zayıf sinyalleri güçlendirip bize sunacak bir teknoloji mevcut değildi. Yakın-kırmızı-öte (near-IR) dalgaboyları bile optik teleskoplarla gözlenebiliyorken, uzak-kırmızı-öte (far-IR) ve milimetre-altı (0.1 – 1 mm) için geliştirilmiş bir teknoloji yoktu. Ancak radyo bölgesinde yıllardan beri süren gelişmelerin sonucunda çok güçlü alıcılar yapılabilmişti. Milimetre-altı tam bu iki bölgenin arasında yer aldığından dolayı optik ve radyoyu birleştirip melez bir teknoloji (heterodyne technique) meydana getirildi. Teleskop aynası aynı optikteki gibi pürüzsüz olmakla beraber teleskoba gelen sinyaller bir radyo dalgası gibi yükseltilebildi. Yapılan şey, gökcisminden gelen sinyalin teleskoptaki dedektörden yayınlanan sabit bir sinyal ile çarpılıp radyo dalgalarının bulunduğu bölgeye karşılık getirilmesiydi. Böylece elde edilen sinyal düşük frekansta ancak gökcisminden gelen tüm bilgiler de korunarak işleme hazır hale getirildi.

Yıldız oluşumunun ilk sahneleri soğuk ve karanlık moleküler bulutlardaki gaz ve tozun içerisine gömülü olduğundan ancak uzun dalga boyunda çalışan teleskoplar tarafından çeşitli molekülleri kullanarak dolaylı olarak gözlemlenir. Bu ortamlardaki moleküller de ortamın ısınması ve/veya soğumasında büyük öneme sahiptir. Biz de bu molekülleri gözleyerek bu ortamlardaki fiziksel ve kimyasal yapı hakkında bilgi sahibi olabiliyoruz. Yıldızlararası ortamda bugüne kadar 150'den fazla molekül keşfedilmiştir. Her bir molekül, sahip olduğu kendine özgü enerji geçişleri sonucu oluşan tayflar yoluyla bize farklı bilgiler verir. Örneğin siyanür (CN ve HCN) bu bölgelerdeki UV ışınımı hakkında bilgi verirken, karbonmonosülfid (CS) ortamın yoğunluğu hakkında bilgi verir.

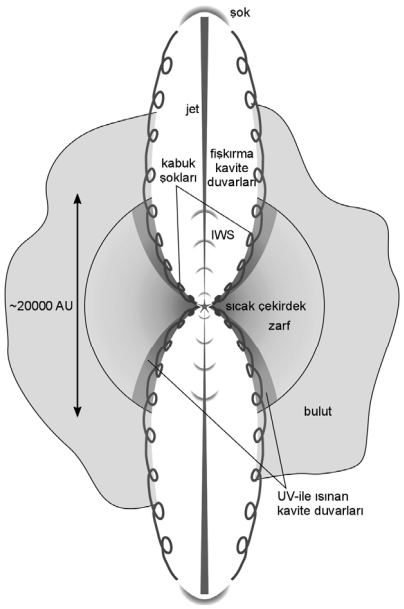
1 http://spec.jpl.nasa.gov/ftp/pub/catalog/catdir.html
2 http://www.astro.uni-koeln.de/cdms/
3 http://www.strw.leidenuniv.nl/~moldata/

Silisyumoksit (SiO) özellikle yüksek hızlı jetleri bulmamıza yardım ederken, karbonmonoksit (CO veya HCO, HCO^+) farklı sıcaklıklardaki bölgeleri bulmamıza yardım eder. Özellikle CO yıllardır yıldızların ilk doğum anları olan ilkel yıldızları araştırmak için kullanılıyor. CO'nun en önemli özelliği yıldızlararası ortamda hidrojen gazından sonra ikinci en çok bolluğa sahip molekül olmasının yanında (her CO molekülüne karşılık 10 000 H_2 molekülü) rotasyonel geçiş enerjileri 5 K (*J*=1-0) gibi çok düşük bir değerden başlar. HIFI dedektörü ile de görebildiği 750 K'e (*J*=16-15) kadar gözlemlenebilir. Milimetre-altı astronomlarının enerji birimi olarak Kelvin kullanması buraya önemli bir not olarak düşülebilir. Karbonmonoksitin her bir geçişi farklı bir bilgi verdiğinden neredeyse her bir geçiş için ayrı bir teleskop yapılmış durumda. Örneğin *J*=(1-0) geçişi İsveç'teki Onsala Radyoteleskobuyla, *J*=(2-1) İspanya'daki IRAM 30 metre teleskobuyla, J=(2-1), (3-2), (4-3) için Hawaii'deki James Clerk Maxwell Teleskoplarıyla gözlenebiliyor. Daha yüksek geçişler için daha yüksek ortamlara çıkmak gerekiyor. *J*=(6-5) ve (7-6) için Şili'deki APEX teleskobu kullanılırken daha sonrası için artık atmosfer dışına yada uzaya gidilmesi gerekiyor. İşte bu noktada *Herschel*-HIFI imdadımıza yetişiyor ve yüksek-*J*'ye sahip geçişleri ve dolayısıyla daha yüksek sıcaklıkları gözlemleyebiliyoruz.

Bu çalışmada kullanılan mm-/altı teleskopları aşağıda sıralanmıştır;
Herschel Uzay Gözlemevi (Herschel Space Observatory) bir ESA/NASA görevi olup, 3.5 metrelik ayna çapıyla bugüne kadar uzaya gönderilen en büyük aynaya sahip uzay teleskobudur. Toplam 3.5 yıl ömür biçilen *Herschel*, 14 Mayıs 2009 yılında fırlatılmış olup Dünya'dan yaklaşık 1.5 milyon km uzaklıkta L2 Lagrange noktasında yer alır ve Dünya ile eşzamanlı olarak Güneş çevresinde hareketini sürdürür. Gözlem dalgaboyu uzun-kırmızı-öte (far-IR) ile milimetre-altı dalgaboyu arasındadır. Bu çalışmada kullanılan *Herschel*'in içerisinde yer alan 3 dedektörden biri olan HIFI, 476 GHz ile 1910 GHz arası gözlem yapma yeteneğine sahiptir.
Atacama Pathfinder Experiment (APEX) teleskobu, Şili'nin Atacama Çölü'nde 5100 metre yükseklikte kurulmuş olup 12 metrelik çanak çapına sahiptir. Teleskopta bulunan $CHAMP^+$ adlı enstrüman 650/850 GHz arası yüksek frekans alıcısı, 2x7 piksel çözünürlüğü ve haritalama kabiliyeti ile dünyanın bu frekanslarda gözlem yapan en etkin dedektörlerinden biridi

4. Gömülü Class 0 safhası

Şekil 3'te görüldüğü gibi küçük kütleli ilkel yıldızlar farklı fiziksel yapılardan meydana gelir. Bunlar arasında, çift kutuplu moleküler fışkırmalar, fışkırmayı sağlayan jetler, merkezde oluşmakta olan ilkel yıldız, çevresinde bulunan ilkel yıldıza madde sağlayan zarf ve onu da çevreleyen moleküler bulut ile kompleks bir yapıya sahiptir. İlkel yıldız zarfını merkezinden dışına doğru tanımlayan sıcaklık ve yoğunluk yapısı Güç Yasası (Power Law) ile ifade edilir (Jørgensen et al. 2002). Böylelikle sıcaklık ve yoğunluk çökme devam ettikçe dışarıdan içeriye doğru sürekli artma gösterir. İlkel yıldızın merkezine yakın bir bölgede geniş açılı ve yüksek hızlı rüzgarlar oluşmasıyla fazla olan açısal momentum taşınır. Bunun sonucu olarak da çift kutuplu moleküler fışkırmalar, akresyon diskine dik olarak yayıldığından merkezdeki ilkel yıldızın düzenli bir şekilde dönmesini ve akresyonun artmasını sağlar. Fışkırmaların yönünü Doppler yasası gereği bir kutbu maviye, diğer kutbu da kırmızıya kayma ile tespit edebiliriz. Fışkırmalar çok yüksek hızlarda olduğundan ortamı ısıtıp çevresindeki maddeyi etkiler ve çeşitli kimyasal tepkimeler vasıtasıyla yeni yeni moleküllerin oluşmasını sağlarlar (Snell et al. 1980, Bachiller & Tafalla 1999).

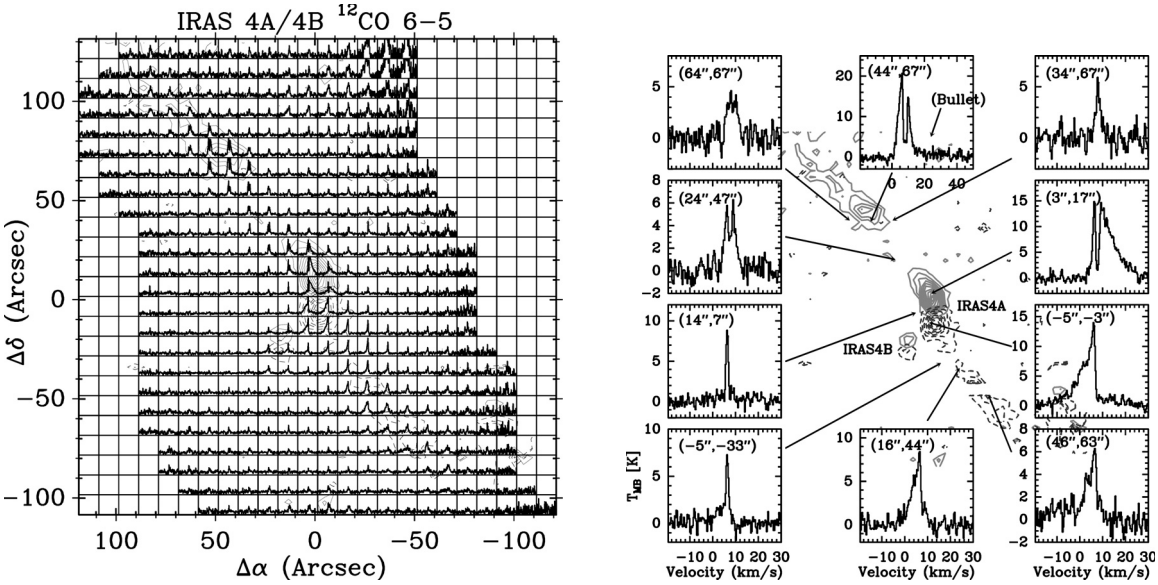


Şekil 3. Bir ilkel yıldız ve çevresinin anatomisi. Merkezde ilkel yıldız (protostar), sarı ile gösterilen gaz ve tozdan meydana gelen zarfı, yeşil ile gösterilen jet ve yanlarındaki beyaz bölge fışkırmaların yol açtığı bölge, kırmızı ile gösterilen fışkırmaların ardında kalan kavite duvarları, ve gri ile gösterilen de yıldızın oluşmasını sağlayan moleküler bulut.

4.1. Yüksek Sıcaklıktaki Gaz

Daha önceden belirtildiği üzere CO, yıllardır ilkel yıldızların fiziksel yapısını incelemek için çok iyi bir araç olarak kullanılıyor. Teknolojinin ve ideal gözlem merkezlerinin elverdiği ölçüde günümüze kadar yapılan tüm araştırmalar genelde CO'nun düşük rotasyonel geçişleri ($J_u \leq 3$) ile yapılan gözlemler neticesinde elde edilmişti (Blake et al. 1995, Shirley et al. 2002). Böylelikle soğuk gaz (< 50 K) içeren bölgeler incelenebiliyordu. Ancak günümüzde yerden yada uzaydan yeni yeni gerçekleştirilen yüksek frekans gözlemleri, CO'nun yüksek rotasyonel geçişlerini gözlememize olanak sağladı. Bununla beraber, soğuk gazın yanında artık ılık (100 K - 150 K) veya sıcak gazın (>150 K) da karakterize edilmesiyle bu tür cisimlerin sıcaklık ve kolon yoğunlukları çok daha iyi tespit edilebilir oldu.

APEX teleskobunun CHAMP$^+$ dedektörünün hızlı ve etkin harita yapabilme kabiliyeti ile ilk defa ilkel yıldız çevrelerinin yüksek frenkanslarda (CO'nun J = 6-5 ve 7-6 geçişlerinin) haritaları elde edilmeye başlandı (van Kempen et al. 2009; Yıldız et al. 2012). Şekil 4'de bize uzaklığı 235 pc olan NGC 1333 IRAS 4A ve IRAS 4B adlı iki ilkel yıldızın bu teleskoptan ^{12}CO 6-5 geçişi ile gözlenmiş haritası sunulmuştur. Burada her bir karecik yaklaşık 10''x10'' yaysaniyesi genişliğinde olup dolayısıyla 2350 AB x 2350 AB (AB: Astronomik Birim) büyüklüğünde bir bölgeyi temsil eder. Böylelikle fışkırmaların boyutlarının yaklaşık 20 000 - 30 000 AB kadar çok geniş bir bölgeyi kapladığını görebiliriz. Tek çanak (single dish) milimetre teleskoplarından bugün itibariyle bu frekanslarda elde edilen en iyi çözünürlüğü APEX teleskobu sunar ve bir pikselin boyutu 8'' mertebesindedir. Şekil 4 *solda* verilen tayfsal haritada ilkel yıldızın etrafındaki CO ışınımını niceliksel olarak bölge bölge ölçebilme olanağına kavuşuyoruz. Elde edilen tayfların yüksek çözünürlüğü vasıtasıyla belli bölgelerdeki tayflara bir yada birkaç Gauss fiti yaparak çözümleyebiliyoruz. Bu fitler ilkel yıldıza ait ortamda farklı fiziksel bileşenleri incelemeye olanak tanır. Çizgi genişliği birkaç km/s olan bileşenler düşük hıza sahip durgun gazı (quiescent envelope gas) tespit etmeye olanak sağlarken, genişlikleri 15-25 km/s olan bileşenler yüksek hızlı fışkırmalar neticesinde ilerleyen gazı (outflowing gas) gösterir.



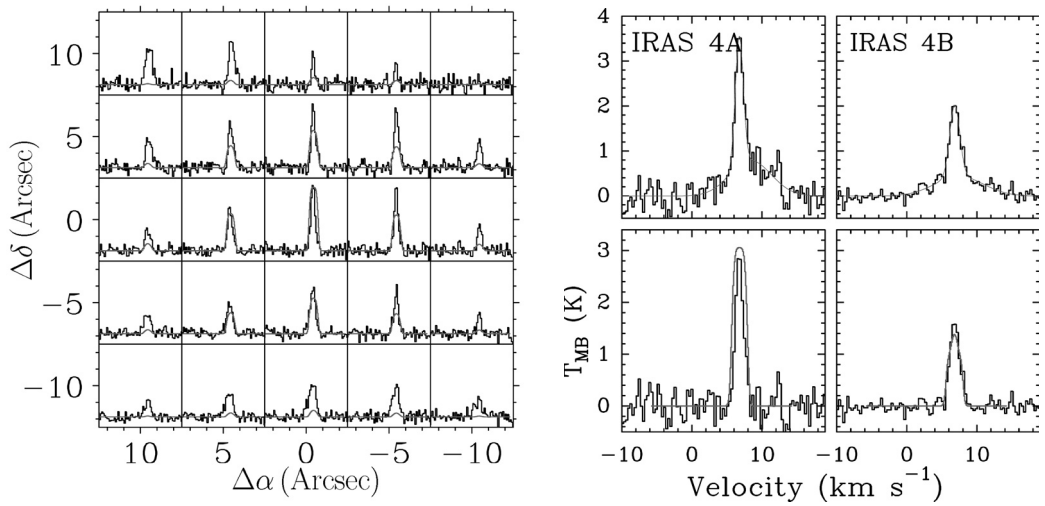
Şekil 4. Sağda, NGC1333 IRAS 4A ve IRAS 4B ilkel yıldızlarının ^{12}CO 6-5 gözlemleri ile hazırlanan tayfsal haritası görülüyor. Solda, aynı haritadan bazı bölgelerin tayflarının büyütülmüş hali görülüyor (Yıldız et al. 2012).

Elde edilen salınım tayfının ayrı ayrı maviye veya kırmızıya kayan bölgelerinin altında kalan alanı (integrated intensity) hesapladığımızda yüksek hıza sahip fışkırmaların boyutunu ve yönünü tespit edebiliriz. Şekil 4 *sağda* da bazı özel bölgelerin tayflarının büyütülmüş hali verilmiştir.

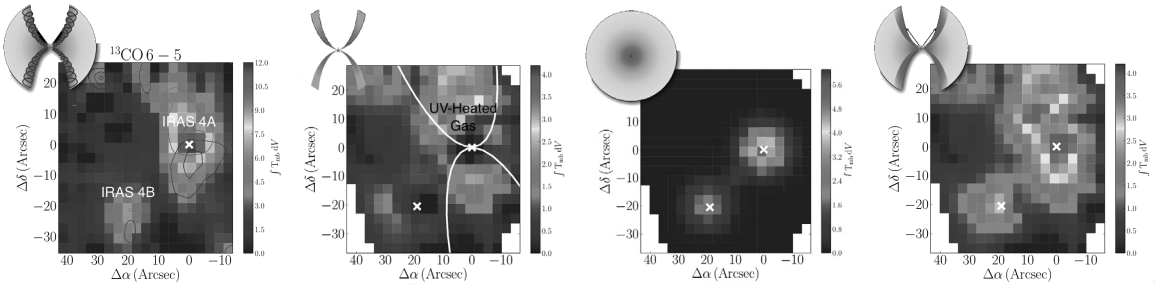
IRAS 4A ilkel yıldızı çok yüksek kolimasyona sahip fışkırmalar oluştururken, IRAS 4B ilkel yıldızı bunun çok daha az fışkırma gösteriyor. CO'nun düşük-*J*'ye sahip çizgilerinde çözünürlük çok daha düşük olduğundan ancak bu yeni gözlemler ile IRAS 4B ilkel yıldız fışkırmalarının bize doğru olduğunu (inclination) tespit edebildik.

4.2. UV ile ısınan kavite duvarları

Elde edilen yüksek çözünürlüklü veri ile CO'nun yüksek geçişleri bize hangi tür gazın nerede bulunduğunu tespit etmemize olanak sağlar. APEX ile aynı zamanda CO'nun izotopologu olan ^{13}CO *J*=(6-5) sayesinde aynı ilkel yıldızların merkez bölgelerini ve yakın çevresinin de gözlemleri yapılabildi (Şekil 6a). ^{12}CO/^{13}CO bolluk oranı 65'tir. Şekil 5'te üst hücrelerde IRAS 4A ve IRAS 4B ilkel yıldızlarının tam merkezlerinden alınan tayflar verilmiştir. Tayflar üzerinde iki Gauss fiti yeşil ile gösterilmiştir. Bunlardan geniş çizgi genişliğine sahip Gauss fiti fışkırmaları temsil ettiğinden dolayı gözlenen tayftan çıkarılmıştır (Şekil 5a'da alt hücrelerde siyah olarak gösterilen). Geriye kalan dar çizgi genişliğine sahip tayf, ilkel yıldız zarfından ve fışkırmaların ardında kalan kavite duvarlarından gelen ışıma neticesinde oluşmuştur. Aynı çalışmada bolluğu çok daha düşük olan C^{18}O çizgileri (X(^{12}CO)/X(C^{18}O)=540) kullanılarak durgun zarf gazının modellemesi yapılmıştır. Modelleme için C^{18}O çizgilerinin *J*=(1-0)'dan, *Herschel* ile gözlenen *J*=(9-8) ve (10-9)'a kadar olan çizgileri kullanılmış ve RATRAN (Hogerheijde & van der Tak, 2000) ışınım transfer model kodu (radiative transfer code) kullanılarak durgun gazın miktarı modellenmiştir.



Şekil 5. Solda, IRAS 4A ve IRAS 4B ilkel yıldızlarının merkezlerinden alınan ^{13}CO 6-5 tayfı. Üstte yeşil ile tayfa yapılan iki Gauss fiti görülüyor. Altta ise ışınım transfer kodu ile modellenen zarfın gözlemlerle uygunluğu görülüyor. Sağda ise sadece IRAS 4A'nın yakın çevresinin tayfı ve model tayfı üst üste konarak karşılaştırılıyor (Yıldız et al. 2012).



(a) (b) (c) (d)

Şekil 6. NGC1333 IRAS 4A ve IRAS 4B ilkel yıldızlarının ^{13}CO 6-5 ile gözlemlenmiş haritası. (a) Gözlenen ışınım, (b) fışkırmalar çıkarılıp kalan durgun gaz, (c) zarfın modellenmiş görüntüsü, (d) UV ile ısınan kavite duvarlarının ilk gözlemsel kanıtı elde edildi.

Şekil 5a'da alt hücrelerde gözlemlenen durgun gaza ait tayfın üzerinde kırmızı ile modelleme sonuçları gösterilmiştir. Şekil 5b'de aynı model kullanılarak IRAS 4A ilkel yıldızının yakın çevresindeki durgun gazın dağılımı görülüyor. Burada ilkel yıldızın çevresindeki tayfın yeğinliğinin modelden daha fazla olduğu dikkat çekiyor. Buradan hareketle Şekil 6'da aslında bir nevi matematiksel bir işlem yaparak, fışkırmaların ardında kalan kavite duvarlarında bulunan gazı niceliksel olarak ölçebildik. (a) Bölgenin ^{13}CO 6-5 ile direk gözlemlerinden, (b) yukarıda açıklandığı üzere bütün tayflardan geniş çizgi genişliğine sahip Gauss fitleri çıkarılıp arta kalan ışınım bulunmuştur. (c) RATRAN ile yapılan ışınım transferi modeli, (d)'de c'den çıkarıldığında arta kalan ışınımı verir. Görüldüğü üzere fışkırmaların kavite duvarlarında (outflow cavity walls) çok yüksek oranda gazın kaldığı ortaya çıkmaktadır. Hatta bu gazın kütlesi hesaplandığında, fışkırmalarla itilen gazın kütlesi ile neredeyse aynı olduğu bulundu. Bu gözlemler sonucu UV ışınımı ile ısınan gazın ilk direk gözlemsel kanıtını elde etmiş olduk.

5. Sonuç

Gelişen teknoloji ile birlikte birçok yeni sorulara ve cevaplara ulaştığımız yıldız oluşumu hala tam olarak açıklanamamış bir problem olmaya devam etmektedir. Soğuk ve karanlık moleküler bulutlarının içerisine ancak uzun dalga boyları ile ulaşılabildiğinden milimetre ve milimetre-altı teknolojisindeki gelişmeler, uygun gözlem yerlerinin bulunması ve dizge teleskoplarının (interferometre) üretilmesiyle bu sorular kuşkusuz zamanla yerini daha yeni sorulara bırakacaktır. Bu çalışmada, uzay-konuşlu *Herschel* Gözlemevinden ve 5100 metre yükseklikte bulunmasının avantajı ile yüksek çözünürlüklü haritalama kabiliyetini birleştiren APEX teleskobundan alınan yüksek frekans CO gözlemlerinden faydalandık. ^{12}CO gözlemleri ile fışkırmaların yerlerini ve miktarını tespit edebildik. ^{13}CO gözlemleri ile fışkırmaların ardında kalan kavite duvarlarında bulunan UV ışınımı ile ısınan gazın ilk direk gözlemsel kanıtını elde etmiş olduk.

6. Teşekkür

Bu çalışma Leiden Üniversitesi, Leiden Gözlemevi tarafından desteklenmiştir. UAY gözlemleri yapan yada yapılmasına katkıda bulunan *Herschel*, APEX ve JCMT çalışanlarına teşekkür borçludur. Özgür Etli'ye de okuyup, gerekli düzeltmeleri yaptığı için teşekkür ederim.

7. Kaynaklar

Bachiller, R., & Tafalla, M. 1999, in The Origin of Stars and Planetary Systems, NATO ASIC Proc., 540, 227
Blake, G. A., Sandell, G., van Dishoeck, E. F., et al. 1995, ApJ, 441, 689
Hogerheijde, M. R., & van der Tak, F. F. S. 2000, A&A, 362, 697
Jørgensen, J. K., Schöier, F. L., & van Dishoeck, E. F. 2002, A&A, 389, 908
Kristensen L. E., Visser, R., van Dishoeck, E. F. et al. 2010, A&A, 521, L30
Kristensen, L. E., van Dishoeck, E. F., Bergin, E. A., et al. 2012, A&A, 542, A8
Lada C., 1999, The Origin of Stars and Planetary Systems, p.143
Shirley, Y. L., Evans, II, N. J., & Rawlings, J. M. C. 2002, ApJ, 575, 337
Snell, R. L., Loren, R. B., & Plambeck, R. L. 1980, ApJ, 239, L17
van Dishoeck, E. F., Kristensen, L. E., Benz, A. O., et al. 2011, PASP, 123, 138
van Kempen, T. A., van Dishoeck, E. F., Güsten, R., et al. 2009, A&A, 501, 633
Yıldız, U. A., van Dishoeck, E. F., Kristensen, L. E., et al. 2010, A&A, 521, L40
Yıldız, U. A., Kristensen, L. E., van Dishoeck, E. F., et al. 2012, A&A, 542, A86

ULUSAL RADYOTELESKOP PROJESİ

Umut A. YILDIZ[1], İbrahim KÜÇÜK[2], Fahri ÖZTÜRK[3], Selçuk TOPAL[4], Ahmed AKGİRAY[5], Elif BEKLEN[6,7], Gülay GÜRKAN-UYGUN[3], Oktay ÜNAL[8], Tülün ERGİN[9]

1 Leiden University, Leiden Observatory, Niels Bohrweg 2, 2333CA, Leiden, The Netherlands (eposta: yildiz@strw.leidenuniv.nl)
2 Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039-Kayseri, Türkiye (eposta: kucuk@erciyes.edu.tr)
3 University of Manchester, Jodrell Bank Centre for Astrophysics, Manchester, M13 9PL, UK (eposta: fahri.ozturk@postgrad.manchester.ac.uk, gulay.gurkan.g@gmail.com)
4 University of Oxford, Department of Astrophysics, Keble Road, Oxford, OX3 3RH, The UK (eposta: selcuk.topal@astro.ox.ac.uk)
5 California Institute of Technology, Electrical Engineering Department, MC136-93, Pasadena, CA, USA (e-posta: ahmed@caltech.edu)
6 Max-Planck Institut für Extraterrestrische Physik, Giessenbachstrasse 1, D-85741 Garching, Germany
7 Süleyman Demirel Üniversitesi, Fizik Bölümü, 32260-Isparta, Türkiye (e-posta: elif.beklen@gmail.com)
8 Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Türkiye (e-posta: oktayunal@mail.ege.edu.tr)
9 Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Kuzey Kampüs KB Binası, 34342, Bebek, Türkiye (e-posta: tulun.ergin@boun.edu.tr)

Özet: Gözlem araçlarının ve tekniklerinin gelişmesiyle, astronomik gözlemler elektromanyetik tayfın her bölgesinde yapılmaktadır. Radyo astronomi, gök cisimlerinin, radyo bölgesindeki ışımalarının radyo teleskoplarıyla toplanması, kaydedilmesi ve değerlendirilmesi ile yapılır. Radyo astronomi, evrenin çoğu bölgesinin çalışılabildiği ve sürekli yeni keşifler getiren yeni, gelişmeye açık ve hareketli bir bilim dalıdır. Türkiye'de bugüne kadar radyo astronomi alanında yapılmış araştırmaların eksikliğinin giderilmesi amacıyla, Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi kurulum çalışmalarını başlatma görevi Bilim ve Teknoloji Yüksek Kurulu'nun 10 Mart 2005'de aldığı karar doğrultusunda başlamıştır. Bu projenin amacı, iyi bir radyo teleskopla, bulunduğu enlem ve boylamda yapacağı gözlem ve araştırmalarla, Türkiye'nin, dünyada radyo astronomi alanında söz sahibi olacağı Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi (TURAG)'ın kurulmasıdır. Bu amaç doğrultusunda grubumuz, 30-35 metre çanak çapına sahip 2000 - 2500 metre yükseklikte bir bölgede 350 GHz'e kadar yüksek frekansa çıkabilecek tek çanak (single dish) radyo teleskobunun yapılabilmesi için çalışmalarını sürdürüyor. Frekansın en yüksek sınırı, yer belirleme çalışmalarının tamamlanmasının ardından kesinlik kazanacağından 350 GHz üst sınırı, ülkemizde bulunacak en mükemmel gözlem yerine bağlı olarak 250 GHz'e kadar da düşebilir.

1. Neden Radyo Astronomi?

Bugün evren hakkında ne biliyorsak bu bilginin %65'i radyo teleskoplar yapılan gözlemler vasıtasıyla elde edilmiştir. Keşfedilen kuasarlar, pulsarlar, karadelikler, Büyük Patlama sonucu üretilen 3 Kelvin'lik (K) mikrodalga arka alan ışıması ve onlarca molekül (evrendeki maddenin %75'ini oluşturan hidrojen ve ikinci en bol molekül karbonmonoksit gibi) radyo astronomisinden edinilen bilgilere örnek olarak verilebilir. Radyo astronomi sayesinde elde edilen bu bulgular, sadece evreni daha iyi anlamamıza olanak sağlamamış, aynı zamanda yenilenen gözlem teknikleriyle beraber teknolojide de büyük atılımlara neden olmuştur. Örneğin radyo astronomlar daha düşük gürültü düzeyine sahip alıcıların yapılmasına olanak sağladıkları için, günümüzde

kullanılan uydu haberleşme sistemleri endüstrisinde büyük gelişmelere önayak olmuşlardır. Astronomlar tarafından geliştirilen görüntü işleme teknikleri günümüzde tıpta kullanılan ve hastanın sağlığını bozmadan yapılan iç organ görüntüleme sistemlerinin bir parçasıdır. Günümüz gözlemevlerinde astronomların daha iyi gözlem aletlerine olan ihtiyaçları elektronik, makine mühendisliği ve bilgisayar bilimi alanlarındaki gelişmelere yön vermeye devam etmektedir.

Evreni anlayabilmek için insanoğlu olarak tek kaynağımız evrenden dünyaya gelen ışıktır. Işık bir elektromanyetik dalgadır ve çok geniş bir dalgaboyu aralığını kapsar. Her farklı dalgaboyu kendine has farklı bilgiler içerir. Ülkemizde yıllardır özellikle görsel dalgaboylarında çalışılmaktadır ve buna özgü teleskoplarımız astronomi bölümünün olduğu neredeyse her üniversitede mevcuttur. Ancak yaklaşık 50 yıldır bir çok ülkenin büyük yatırımlar yaparak bilim sahalarına kattıkları (örneğin ALMA projesi) radyo dalgaboylarında, ülkemizde maalesef bugüne kadar neredeyse hiçbir çalışma yapılmamıştır ve bu dalgaboylarına özgü bir teleskobumuz mevcut değildir.

Radyo dalgaboyları ile evrenin en eski zamanlarına, daha uzak köşelerine bakmak mümkündür. Evren ne kadar büyük? Kaç yaşında? Evren nasıl sonlanacak? gibi sorulara radyo gözlemleri ile cevaplar arayabiliriz. Radyo bölgesindeki ışınım görsel bölgedeki ışınıma göre daha uzun dalgaboylu olduğu için, görsel bölgede göremediğimiz birçok ayrıntıyı radyo bölgede görebiliriz. Örneğin yıldız oluşumu galaksilerde bulunan moleküler gaz bulutlarının merkezi soğuk ve daha yoğun kısımlarında başlar. Bu bölgeler gaz ve toz ile perdelendiği için yıldız oluşum alanlarını görünür bölgedeki dalgaboylarında gözlemlemek imkansızdır. Ancak radyo dalgaboylarında baktığınızda yıldız oluşum alanları görülebilir ve daha merkezi kısımları incelenebilir. Çünkü radyo ışınımının dalgaboyu daha uzun olduğu için yıldız bölgesini çevreleyen madde tarafından soğurulmaya uğramadan ortamı terk edecek ve ışınım teleskobunuza ulaşacaktır. İşte bu nedenle radyo astronomi *'gözle görünmeyen evrenin bilimi*' olarak adlandırılır.

2. Bilimsel Gereklilik

1970'li yıllara kadar evrenin atomik yapıda olduğu, yıldızlararası ortamdaki molekül miktarının ise yok denebilecek kadar az olduğu sanılıyordu. Ancak 1970'lerin başında yapılan molekül keşifleriyle, evrenin sanıldığının aksine yalnızca atom halindeki gazı değil, aynı zamanda gaz moleküllerini de içerdiği anlaşıldı. Yıldızların, soğuk ve karanlık molekül bulutlarının içerisinde bulunan yoğun gaz ve toz parçacıklarının belli bölgelerde yoğunlaşmasıyla oluşmaya başladığı, gözlemler neticesinde ortaya çıktı. Molekül geçişleri sayesinde bulut soğumaya ve içe doğru çökmeye başlayacak ve belli bir basınç ve sıcaklık değerine ulaşınca yıldız oluşumunun ilk kıvılcımı ateşlenecektir. Dolayısı ile, bulut içerisindeki moleküllerin gözlemi bize yıldız oluşumu hakkında çok önemli bilgiler sunar. Ancak bu gibi ortamlarda bulunan yoğun toz parçacıklarının boyu birkaç mikrometre büyüklükte olduğundan molekül bulutlarının iç bölgelerinde oluşmakta olan ilkel yıldızın gözlemlenebilmesi ancak uzun dalga boylarında mümkün olmuştur.

Hidrojen evrende en bol bulunan elementtir ve yoğunluğun daha fazla olduğu bölgelerde (yıldız oluşum bölgeleri) moleküler yapıda bulunur. Moleküler hidrojen yıldız oluşumunun ham maddesidir. Ancak hidrojen molekül halinde olduğunda, onu doğrudan gözlemek çok zordur, çünkü hidrojen molekülü için birinci enerji düzeyinden

temel düzeye geçiş için bile 100 - 200 K sıcaklık gerekir ki moleküllerin oluştuğu soğuk (yaklaşık 10 K) bulutlarda böyle bir geçişin olması mümkün değildir. Bu durumda, galaksilerde ikinci en bol bulunan molekül olan karbonmonoksit (CO) imdada yetişir. Çünkü CO (1-0) geçişi (birinci enerji düzeyinden temel düzeye olan geçiş) yaklaşık 5 K sıcaklığa ihtiyaç duyar. Yani soğuk bulutlarda bile bu molekülü gözlemek mümkündür (van Dishoeck & Blake 1998; Lada 1999; Arce vd. 2007).

Yapılan araştırmalar göstermiştir ki 10000 adet hidrojen molekülünün olduğu bir hacim içerisinde 1 adet CO molekülü bulunur. Bu yaklaşım ile daha kolay gözlenebilen CO kullanılarak yıldız oluşumunun asıl ham maddesi olan hidrojen molekülü hakkında bilgi sahibi olabiliriz. Bu nedenle daha yüksek geçişlere nazaran daha kolay gözlenebilen CO (1-0, 2-1, 3-2) ve bunların izotopları olan ^{13}CO (1-0, 2-1, 3-2) geçişleri yıldız oluşumunun merkezleri olan moleküler bulutların doğasını daha iyi anlamamıza yardımcı olurlar. Bu moleküler geçişlerin frekans aralığı 110 - 350 GHz arasında değişmektedir (bkz. Yıldız vd.; Topal vd.; bu bildiri kitabı). Bu nedenle, Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi (TURAG) projesi kapsamında, şu ana kadar yer seçimi için yapılan atmosferle ilgili çalışmalar ve teleskop için düşünülen çap da dikkate alındığında maksimum frekans olarak 350 GHz düşünülmüştür.

Yıldızların oluştuğu moleküler bulutları anlamlı bir şekilde analiz edebilmek yapılan gözlemin çözünürlüğü ile doğrudan alakalıdır. Yıldız oluşum bölgelerini temsil eden dev molekül bulutlarının (GMCler) boyutları onlarca parsek (pc) genişliğe ulaşabildiği gibi (Kirk 2011), bazen bundan daha büyük boyutlara sahip 40 - 200 pc arasında değişen GMC oluşumları da görülebilir (Meyer vd. 2012). GMC boyutlarına yakın çözünürlüğe sahip gözlemler yapabilmek bu yıldız oluşum bölgelerini daha ayrıntılı ve anlamlı bir şekilde inceleyebilmemize olanak sağlar. Bugüne kadar dış galaksiler için yapılan tek çanaklı gözlemler dikkate alındığında kpc (1000 pc) altında çözünürlüğe sahip gözlem sayısı çok azdır. TURAG projesi ile hedeflenen maksimum frekans olan 350 GHz ile 35 metrelik bir antenin elde edeceği çözünürlük değeri yaklaşık 6,2 yay saniyesidir. Bu da örneğin 10 Mpc uzaklıktaki bir galaksi üzerinde 300 pc boyutlarında bir çözünürlük elde edeceğimizi gösterir. Yani TURAG ile yakın komşuluktaki dış galaksiler için kpc altında çözünürlüğe sahip gözlemler yapılabilecek ve galaksimiz komşuluğundaki tüm galaksiler, ayrıntılı bir şekilde araştırılabilecektir. Böylece TURAG sayesinde Hubble diyagramını oluşturan galaksiler tüm morfolojik sınıflarda (spiral, merceksi, eliptik) incelenebilecektir. Kendi galaksimiz içerisinde yapılacak tüm radyo astronomi çalışmaları dikkate alındığında, ilgilenilen gök cisimleri gezegenimize çok daha yakın olacağından, çözünürlüğün çok çok daha iyi olacağı ise aşikardır. Sonuç olarak Türkiye kendi başına hem kendi galaksisi üzerinde radyo astronomi çalışmaları yapabilen, hem de dış galaksileri ayrıntılı bir şekilde araştırabilen bir bilime sahip olacak ve bilim dünyası için bu alandaki referanslardan biri haline gelecektir. Diğer yandan, dizgesel (interferometry) bir sistemin (birçok antenden oluşan daha yüksek çözünürlükler sunan sistemler) ilgilenilen bölgede daha ayrıntılı gözlem yapma gerekliliği, tek çanak anten ile aynı bölge için alınacak gözlem verilerine bağlıdır. Bu nedenle TURAG dünyadaki dizgesel sistemler için ise ayrıca bir başvuru kaynağı olacaktır.

3. Teknik Gereklilik

Bilimsel gerekliliği yukarıda ifade edilen bir radyo teleskop seçiminde, çalışma frekansına bağlı olarak önemli iki parametre öne çıkmaktadır; teleskobun çapı ve optik modeli. Yerleşkenin atmosferik koşulları göz önünde bulundurulduğunda gerekirse

"dome" yapının da kullanılabileceği, orta ölçekli 35-40 metre çapında bir radyo teleskop yapımı teknik olarak mümkün görünmektedir. Bu büyüklükte bir radyo çanağın yüksek duyarlılıkta, düşük gürültü seviyesinde ve düşük çapraz polarizasyon (cross-polarization) performansı sergileyebilecek alıcılara sahip olması beklenir. Bu özellikler, bilhassa gökyüzündeki bazı radyo kaynaklarından yeryüzüne ulaşan çok zayıf sinyallerin yakalanabilmesi ve bu sinyallerin arka alan sinyallerinden ayırt edilebilmesi için önemlidir.

Teleskobun geometrisi, optik olarak klasik Cassegrain veya Gregorian konfigürasyona sahip, parabol-elips yapılı olarak düşünülmektedir. Bu tasarım, yüksek optiksel etkinliği nedeniyle şu anda tüm dünyada tek çanak radyo sistemlerinde yaygın olarak tercih edilmektedir (Granet 1998). Milimetre ve milimetre altı dalgaboyu skalasında halen kullanılmakta olan Effelsberg 100 m, IRAM 30 m ve yeni inşa edilen Sardinian 64 m teleskopları bu optik konfigürasyona sahip teleskoplardan sadece birkaçıdır. Orta ölçekte böyle bir teleskobun, hedeflenen rms yüzey doğruluğuna sahip olabilmesi için, çok sayıda etkinleştirici ile kontrol edilen yüzey panellerine sahip olması beklenir. Bu yüzey doğruluğu (surface accuracy) değeri direkt olarak teleskobun en yüksek çalışma frekansını belirlemektedir. Yüzey doğruluğu, en yüksek RMS değeri ışığın dalgaboyunun 20'de biri olduğunda sağlanır (Pisanu 2004). Buradaki dalgaboyu teleskobun maksimum çalışma frekansına karşılık gelmektedir. Stratejik olarak öncelikle en uygun frekans değerinde çalışabilecek teleskobu tasarlayıp, daha sonra bu teleskobu daha üst frekans değerlerine yükseltmeyi uygun buluyoruz. Bunu yaparken kullanılan çeşitli meteorolojik teknikler, teleskobun mekanik ve termal etkilerden kaynaklanabilecek hataları en aza indirmeyi amaçlanır. Mekanik olarak, teleskobun "pointing, alignment ve gravity" bozuklukları tespit edilir. Termal testler ile teleskobun çanak yüzeyinin termal kararlılığı sağlanır.

2. Türkiye'nin Mevcut Durumu

Ülkemizdeki radyo astronomi çalışmaları Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (ERÜ-AUBB) tarafından başlatıldığı için projenin ilk etabı olan yer seçimi çalışmaları görevini ERÜ-AUBB başlatmış ve sonuçlandırılmıştır. Bu sırada da Erciyes Üniversitesi (ERÜ) bünyesinde Radyo Astronomi Gözlemevi kurulumu için bir başka DPT projesi yürütülmüş ve tamamlanmıştır. Bu proje kapsamında 12.8 m çapında bir teleskop ve 20 m çapında bir RADOME, NATO-SATCOM'dan alınmış ve Erciyes Üniversitesi arazisi içerisinde kurulmuştur.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Yönetim Kurulu Toplantısında alınan karar doğrultusunda oluşturulan "Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi Yer Seçimi Komitesi", Mart 2007'de göreve başlamış ve Aralık 2008 itibariyle görev tamamlanmıştır. Bu komite tüm Türkiye'nin meteorolojik, atmosferik haritalarını çıkararak analizler yapmış ve radyo astronomi açısından bilimsel kriterlere uygun radyoda-sakin bölgeler belirlemiştir. Belirlenen bölgelere gidilerek radyo frekans ölçümleri yapılmıştır. Ölçümler Ocak 2008 - Aralık 2008 arasında alınmıştır. Yapılan meteorolojik, atmosferik hesaplama ve değerlendirmeler ile Radyo Frekans Girişim ölçümleri sonucu Karaman ili radyo sakinliği açısından TURAG'ın kurulması için en uygun yer olarak belirlenmiş ve bu bilgi TÜBİTAK, DPT (Kalkınma Bakanlığı) ve Karaman Valiliği'ne iletilmiştir. Bu bağlamda yer seçimi çalışmaları sırasında yapılan Radyo Frekans Girişim (RFI) ölçümleri sonucu Karaman ili Yazılı (Koordinat: 37° 08' 15 K, 33° 05' 37 D; Yükseklik: 1065 Metre) ve Akçaşehir-Çakırdağ (Koordinat: 37° 24'

14 K, 33° 29' 37 D; Yükseklik: 1108 Metre) radyo sakin bölge olarak belirlenmiştir (Küçük vd. 2012).

7. Tartışma ve Sonuç

Ülkemiz, radyo astronomisi alanına girmekte her ne kadar geç kalmış olsa da bundan sonra beklemenin bir anlamı olmadığı açıktır. Öngörülen 350 GHz frekans limiti her ne kadar teknolojik olarak zorlayıcı bir faktör olsa da en önemli kriter bu frekansta alıcıların çalışmasını mümkün kılacak yükseklikte bir gözlem yeridir. Yer, atmosferdeki su buharı bakımından çok düşük olmalıdır ki aslında bu tür yüksek frekanslardaki en büyük engelleyici faktör sudur.

Dünyaya baktığımızda aslında yüksek frekansta çalışan sadece birkaç radyo teleskop görüyoruz. Tek çanak olarak IRAM 30 metre (İspanya) , JCMT 15 metre (James Clerk Maxwell Telescope, Hawaii), Nobeyama 45 metre (Japonya), APEX 12 metre (Atacama Pathfinder Experiment, Şili), CSO 10 metre (Caltech Submillimeter Observatory, Hawaii), ve bunun gibi birkaç tane daha küçük teleskop bulunuyor. Dünyadaki ekonomik bunalım ve Hawaii Eyaletinin özel kuralları neticesinde JCMT ve CSO gibi çok önemli araçlar birkaç sene sonra kapatılacaktır ve bu frekanslarda dünya üzerinde gözlem imkanı sağlayacak teleskop sayısı sadece birkaç tane kalacaktır. Ancak gelişmiş ülkeler şu anda yatırımlarını ESO'nun ALMA gibi devrimsel nitelikte dizge (interferometre) teleskoplara yönlendirmişlerdir. En büyük sorun ise bu tür dizgeler çok yüksek çözünürlük sağladığından çok küçük bir bölgenin çok detaylı görüntüsünü elde ederler, ancak bu sefer geniş yapılı cisimlerin sağlayacağı büyük resmi görmemize olanak vermemektedir. O bakımdan tek çanak teleskoplar her zaman önemini ve geçerliliğini koruyacaktır. Hele yüksek frekanslarda çalışan tek çanak sayısının dünyada çok az olması da ülkemizi bu konuda bir cazibe merkezi haline getirecektir. Örneğin optik, kırmızı-öte, X ışınları gibi dalgaboylarında birçok 'Tüm Gökyüzü Taraması' (All-Sky-Survey) yapılmış olsa da yüksek frekanslarda böyle bir şey bugüne kadar yapılmamıştır. Sadece böyle bir proje için kullanılsa bile birçok keşfi beraberinde getireceği muhakkaktır.

6. Kaynaklar

- Arce H. vd. 2007, Proceedings of Protostars and Planets V, 245, 260
- Granet C., 1998, IEEE Antennas and Propagation, 40, 2.
- Küçük İ. vd., 2012, "Site selection for a radio astronomy observatory in Turkey: Atmospherical, meteorological and radio frequency analyses", Exp. Astron., Vol 33, No.1, pp 1-26.
- Kirk H., 2011, JRASC, 105, 2.
- Lada C.J., 1999, The Origin of Stars and Planetary Systems. Edited by Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis. Kluwer Academic Publishers, p.143
- Meyer D. J. vd., 2012, ApJ, 744, 42.
- Pisanu T., 2004, Proc. of the 7th European VLBI Network Symposium
- van Dishoeck, E. F.; Blake, G. A., 1998, ARA&A, 36, 317

TÜRKİYE'NİN ESO ÜYELİK YOLCULUĞU

Umut A. YILDIZ[1], Arif SOLMAZ[2], Özgecan ÖNAL[3], Halit MİRAHMETOĞLU[4], A. Tâlat SAYGAÇ[3], Mikail GÜNEŞ[5], Mustafa K. YILDIZ[6,27], Ümit F. ÖZYAR[7], Özge ŞAHİN[8], M. Raşid TUĞRAL[9], Gökhan ATMACA[10], Cenk KAYHAN[11], Cahit YEŞİLYAPRAK[12], Nazlı D. DAĞTEKİN[3], Ekrem YAŞAR[12], Mutlu ÇOBAN[12], Betül CANIMKURBEY[13], Pelin ÖZTÜRK[14], Songül TOKALI[15], Gonca SALMAN[15], Hatice ZOR[16], Aslı ŞENSOY[17] Sıtkı Ç. İNAM[18], Fırat KOÇAK[19], Tuncay ÖZDEMİR[20], Çağrı ERDOĞDU[21], Fatma Nur AKI[22,23], Mustafa EKİNCİ[24], Çağatay K. DÖNMEZ[25], İlham NASIROĞLU[26], Ayçin AYKUTALP[27], Seyit HÖÇÜK[27], M. Fatih ENGİN[28], Sinan ALIŞ[3], Korhan YELKENCİ[3], Ayşegül T. YELKENCİ[29], Ferhat F. ÖZEREN[6], Senem ÇABUK[8], Erkan ATAMAN[8,30], Tuba AKKUŞ[31], Efe TUNCEL[9], Fehmi BUCAKHAN[32], Sevda TAŞKIN[33], Fahri ÖZTÜRK[34], Timur ŞAHİN[35], Neşever BALTACI[36], Saniye BAŞPINAR[24], Pınar UZUNYAYLA[6], Nermin Deniz KONAK[37], Özgür ETLİ[11], Figen YILMAZ[38], Orhan DÖNMEZ[39], Selçuk TOPAL[40], Selami KALKAN[17], Eda SONBAŞ,[41] Aybüke Küpçü YOLDAŞ[42]

[1] Leiden Üniversitesi, Leiden Gözlemevi, Niels Bohweg 2, 2333CA, Leiden, Hollanda (eposta: yildiz@strw.leidenuniv.nl)
[2] Çağ Üniversitesi, Uzay Gözlem ve Araştırma Merkezi, Mersin
[3] İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul
[4] Uluslararası Uzay Üniversitesi, Fransa
[5] Leiden Üniversitesi, Sosyal Psikoloji Bölümü, Amatör Astronom, Hollanda
[6] Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri
[7] Fizik Öğretmeni - Astronomi Diyarı, Aksaray
[8] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara
[9] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara
[10] Gazi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara
[11] Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir
[12] Atatürk Üniversitesi, Fizik Bölümü, Erzurum
[13] Amasya Üniversitesi, Fizik Bölümü, Amasya
[14] Eskişehir Anadolu Üniversitesi, Çocuk Üniversitesi, Eskişehir
[15] Süleyman Demirel Üniversitesi, Astrofizik, Isparta
[16] İzmir Üniversitesi, Matematik - Bilgisayar Bölümü, İzmir
[17] Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Fen Eğitimi Bölümü, Samsun
[18] Başkent Üniversitesi, Elektrik-Elektronik Müh. Bölümü, Ankara
[19] İzmir Yüksek Teknoloji Enstitüsü, İzmir
[20] İnönü Üniversitesi, Fizik Bölümü, Malatya
[21] Gökbilim.com, İstanbul
[22] Marmara Üniversitesi, Fizik Öğretmenliği Bölümü, İstanbul
[23] İstanbul Ticaret Üniversitesi, Bilgisayar Mühendisliği Bölümü, İstanbul
[24] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya
[25] Bilkent Üniversitesi, Elektrik-Elektronik Mühendisliği Bölümü, Ankara
[26] Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü, Adana
[27] Kapteyn Astronomi Enstitüsü, Groningen, Hollanda
[28] STM A.Ş., Ankara
[29] İstanbul Kültür Üniversitesi, Fizik Bölümü, İstanbul
[30] Matematik Öğretmeni, Ankara
[31] Erzincan Üniversitesi, Fizik Bölümü, Erzincan
[32] Fizik Öğretmeni, Balıkesir
[33] Inholland Üniversitesi, Hukuk Fakultesi, Hollanda
[34] Manchester Üniversitesi, Jodrell Bank Astrofizik Merkezi, İngiltere
[35] Akdeniz Üniversitesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü
[36] Ümraniye Anadolu Lisesi, Fizik-Astronomi Öğretmeni, İstanbul
[37] Cacabey Planetaryumu, Bursa
[38] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale

[39] Niğde Üniversitesi, Fizik Bölümü, Niğde
[40] Oxford Üniversitesi, Astrofizik Bölümü, Oxford, İngiltere
[41] Adıyaman Üniversitesi, Fizik Bölümü, Adıyaman
[42] Cambridge Üniversitesi, Astronomi Enstitüsü, Cambridge, İngiltere

Özet: Bugün ülkemizin sahip olduğu ekonomik başarı dünya çapında takdirle izlenmektedir. Ülkemizin şu an kazandığı ekonomik zenginlik bugün kritik sanayi ve teknolojilerle desteklenmediği sürece yarın aynı gelişme hızında, vizyonlu ve planlı bir şekilde devam etmesi mümkün değildir. Türkiye astronomi ve uzay bilimlerinin yanında buna bağlı gözlem teknolojilerinde en hızlı şekilde ileri gitmek istediğinden Avrupa Güney Gözlemevi'ne (ESO - European Southern Observatory) üye olmayı hedefleri arasına koymuştur.

Merkezi Almanya'da olan ESO, Şili'de dünyanın en büyük teleskoplarını inşa edip işleterek astronomi gözlem aleti teknolojileri alanında en ileri seviyeye ulaşmıştır. Sanayi ile de iç içe olduğundan birçok kritik teknoloji buradaki mühendisler tarafından icat edilmekte ve ESO teleskoplarıyla sürekli yeni keşifler yapılmaktadır. Karşılaştırma yaparsak cumhuriyetin kuruluşundan bu yana ülkemizin gökbilim alanında yayınladığı uluslararası nitelikte makale sayısı 800 civarındayken, ESO teleskoplarından elde edilen verilerle bir yılda yaklaşık 1000'e yakın makale yazılabilmektedir. Üyelik ile birlikte gelişmiş ülkelerle olan uluslararası iş birliğini arttırıp, ESO teleskoplarıyla gözlem hakkı kazanacağımızdan, ülkemizdeki astronomi ve uzay çalışmaları hızla ileriye gidecek ve yurt dışından üniversite ve enstitülerimize beyin göçü tersine, artık ülkemiz yönünde hızlanacaktır.

Türkiye'nin ESO'ya üyelik çalışmalarını başlatmak için kurulan *ESO Turkiye* girişimiyle hem ESO konseyinde, hem de Ulaştırma, Denizcilik ve Haberleşme Bakanlığı düzeyinde görüşmeleri başlatmış bulunmaktayız. Bu çalışmaların hedefi, Türkiye'nin ESO'ya tam üye olması ve dolayısıyla ülkemizin bilim ve sanayisine en ileri şekilde katkıda bulunmaktır.

1. ESO Nedir?

ESO; astronomi, mühendislik, endüstri ve eğitim alanlarında kardeş organizasyonları olan Avrupa Uzay Ajansı (ESA) ve Avrupa Nükleer Araştırmalar Merkezi (CERN) gibi dünyanın en üretken hükümetler arası bilim kuruluşlarından biridir. CERN, nükleer fizik ve ESA ise uzay teleskopları ile araştırmayı gerçekleştirirken, ESO ise yer konuşlu dünyanın en büyük teleskoplarını işleterek en ileri astronomi ve uzay bilimleri teknolojisini üretmektedir. 1962 yılında kurulan ve şu an 750'ye yakın profesyonel astronom, mühendis ve halkla ilişkiler uzmanının çalıştığı ESO, 14'ü Avrupa'da olmak üzere 15 gelişmiş ülke tarafından desteklenmektedir. Bu ülkeler; Almanya, Avusturya, Belçika, Brezilya, Çek Cumhuriyeti, Danimarka, Finlandiya, Fransa, Hollanda, İspanya, İsveç, İsviçre, İtalya, Portekiz ve İngiltere'dir.

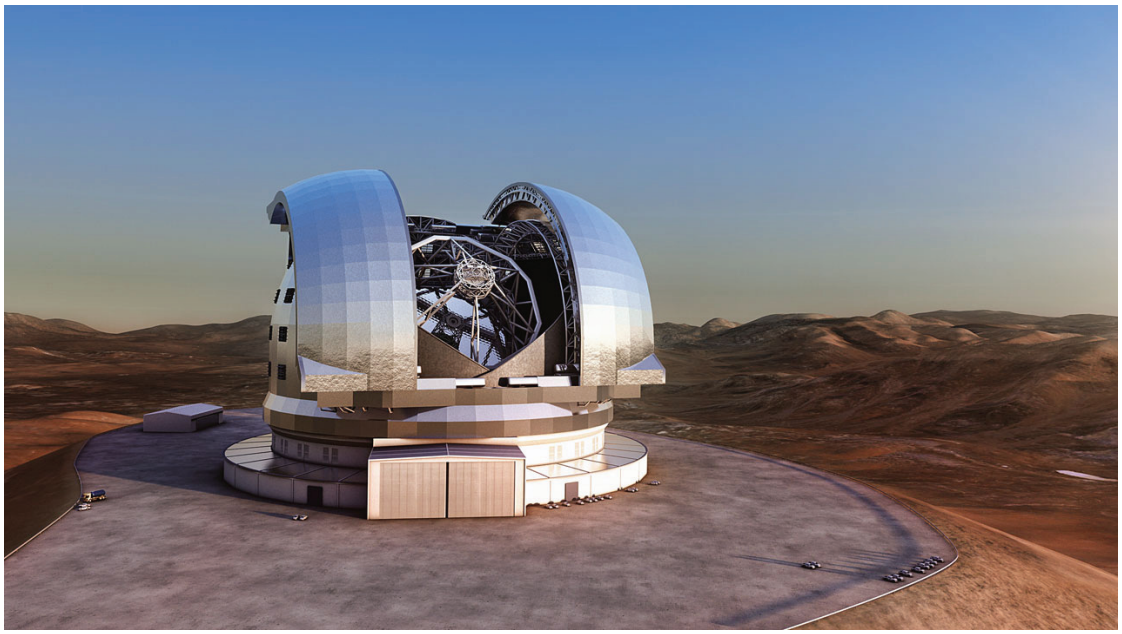
Tasarıma, inşaya ve önemli bilimsel keşiflere olanak sağlayan güçlü yer konuşlu gözlem faaliyetlerine odaklanan geniş çaplı ve iddialı bir program yürüten ESO, ayrıca gökbilim araştırmalarında da teşvik edici ve düzenleyici öncü bir rol üstlenmektedir. ESO; Şili'nin La Silla, Paranal ve Chajnantor bölgelerinde atmosfer kalitesi bakımından benzeri olmayan üç adet birinci sınıf gözlem yerleşkesi işletmektedir. Örnek olarak, Paranal'da dünyanın en gelişmiş optik gözlemevi olan Çok Büyük Teleskop - VLT (Very Large Telescope), dünyanın en büyük kızılötesi tarama teleskobu VISTA ve görünür ışıkta dünyanın en büyük tarama teleskobu VST yer almaktadır. ESO, varolan en büyük gökbilim projesi olan milimetre ve milimetre-altı gözlemevi ALMA'nın Avrupalı ortağıdır. Ayrıca, "gökyüzünü izleyen dünyanın en büyük gözü" olacak olan, 40 metre sınıfı, aynalı, optik/yakın kırmızıöte dalgaboyunda çalışacak olan Avrupa Aşırı Büyük Teleskobu'nun (E-ELT) inşa çalışmalarına başlamıştır.

Atmosfer bakımından en iyi hava koşullarına sahip, itina ile seçilen bölgelerde kurulan gözlemevlerinde kullanılan son teknoloji ürünü teleskoplar, ülkeler arasında güçlü ekonomik ve bilimsel iş birlikleriyle inşa edilmektedir. Günümüzde hem gökbilimde lider konumda olmak hem de çok büyük teleskoplar kurmak için devletlerin bilim, teknoloji ve sanayi alanlarında iş birliği yapması gerekmektedir. Büyük bir teleskobun kurulumu ve işletilmesi için çok büyük emek ve bütçe harcanmalıdır. Bu sebeplerden ötürü 15 ülkenin oluşturduğu ESO'ya Türkiye'nin de üye olması çok kritik bir öneme sahiptir.

2. ESO ve Türkiye: Neden biz de üye olmalıyız?

ESO'ya üye ülkeler yalnızca gökbilim alanında değil, yüksek teknoloji, AR-GE, endüstri ve bilimsel eğitimde de dikkate değer ilerlemelere sahip olurlar. Üye ülkelerde görülen gelişmeler buna güzel birer örnektir. Türkiye'nin son yıllarda bilimsel alanda yaptığı atılımlar kendini birçok dalda uluslararası seviyeye çıkarmayı hedeflediğini göstermektedir. Ülkemizin gerek katılmaya başladığı uluslararası projeler, gerek artan destek ve gerekse yurt dışından dönmeye başlayan yetişmiş astronom ve mühendislerin uluslararası arenada adından söz ettirmesi yine yukarıdaki gerekçeyi desteklemektedir.

Günümüzde bilimsel araştırmalarda bilimin küreselleşmesi büyük önem taşıyor. Özellikle gökbilimde, ülkeler meteorolojik şartlar, bütçeler vs. gibi nedenlerden dolayı tek başlarına yapamadıkları araştırmaları birkaç ülkeden oluşan ortaklıklar kurarak gerçekleştiriyor ve sonuç genellikle bilim dünyasında etki yapan bilimsel keşifler olarak ortaya çıkıyor. ESO bu anlamda gökbilim araştırmaları gelişmiş 15 ülkenin güçlerini birleştirip dünyanın en gelişmiş gökbilim araçlarını inşa edip, en ileri araştırmaları yapmasına olanak sunmak için kurulmuştur. 1962 yılında beş Avrupa ülkesinin birleşip ESO'yu kurmasından sonra günümüze kadar diğer Avrupa ülkelerinin de katılmasıyla üye ülke sayısı 15'e kadar yükselmiş, dev ve güçlü bir uluslararası kuruma dönüşmüştür. En son 2010 yılında katılan Brezilya, grubun ilk Avrupa dışından üyesi olmuştur. Diğer önemli olan bir nokta ise kuruma son katılan ülkelerden Çek Cumhuriyeti (2007), Avusturya (2008) ve Brezilya'nın ulusal gökbilim araştırmaları seviyesinin uluslararası arenada rekabet edebilecek düzeyde olmamasıydı. Ancak ESO üyeliği vasıtasıyla kısa zamanda diğer bütün üye ülkelerle iş birliği oluşturarak çağdaş astronomi ve astrofizik çalışmalarına hızlı bir ivme kazandırmış oldular. Buradan da çok rahat bir şekilde görüleceği gibi ESO, aynen Avrupa Birliği gibi, üye ülkelere belirli bir seviyeye gelene kadar teknik ve bilimsel açıdan destek olmaktadır.



Şekil 1. 2013 yılında kurulumuna başlanacak olan 39 metre ayna çaplı "Avrupa Aşırı Büyük Teleskopu (E-ELT)". E-ELT yer-tabanlı teleskop konsepti olacak ve "gökyüzünü izleyen dünyanın en büyük gözü", dünyadaki en büyük optik/yakın kırmızı-ötesi teleskop olacak. Teleskopla ilk ışığın 2023 yılında alınması planlanıyor.

Ülkemizdeki gökbilimcilerinin %95'i optik ve yüksek enerji astrofiziği üzerinde bilimsel araştırmalar yaparken geriye kalan %5'i diğer, yani morötesi (UV), kırmızıöte (IR) ve radyo bölgelerde çalışmaktadır. Ancak, elektromanyetik tayf sadece optik bölgeden oluşmamakta, diğer dalgaboylarının her birinde de sürekli yeni ve oldukça büyük keşifler yapılmaktadır. ESO üyeliği, Türkiye'deki mevcut gözlemevlerine ve oradaki teleskoplara alternatif olarak değil, aksine tamamlayıcı ve mevcut durumu çok daha geliştirici bir dinamo görevi göreceği unutulmamalıdır. Çünkü, ESO üyesi her bir ülke kendi üniversite ve ulusal gözlemevlerinin varlığını devam ettirip ESO projelerinde teknik olarak alet yapımında bir merkez niteliğindedir. Bilimsel olarak da bu ülkeler ESO'nun büyük teleskoplarından gelen verilerin ve keşiflerinin takip gözlemlerini yaparak etkinliklerini sürdürmektedirler. Türk gökbiliminin uluslararası seviyeye ulaşması ve çığır açan keşiflere ön ayak olması ya da bu keşiflere ortak olması için böyle bir kuruma üye olmasının gerekliliği aşikardır. ESO, dünya üzerinde birçok disiplini bir araya getirip bunu en etkili şekilde kullanan çok az sayıdaki kurumlardan biridir. Bünyesinde gökbilimciler olduğu kadar farklı dallarda mühendis, iş adamları ve öğretmenlerle çalışıp üye ülkelerin bilimsel, teknik, endüstri ve eğitim alanlarında gelişmesine önayak olmaktadır.

2.1. Teknik

ESO'ya ait teleskoplar dünyanın en büyük ve en gelişmiş teleskopları arasındadır. Ancak bu teleskopların inşasında gökbilimcilerden çok; optik, lazer, sinyal işleme, makine, elektronik, sistem ve daha birçok alandaki mühendisler rol oynamaktadır. Ülkemizdeki eksikliklerden birisi de gökbilim ve mühendislik alanları arasındaki bağlantıların etkin bir şekilde kurulamamış olmasıdır. ESO üyeliği, konuyla ilgilenen mühendislerimizin ESO merkezlerinde kendi kadrolarında eğitim ve araştırma yapmasına olanak sağlayacağı gibi, ESO'da çalışan tecrübeli mühendislerin ülkemize davet edilerek bilgi ve tecrübelerini aktarmasına da sebep olacaktır. Özellikle ülkemizde projesi devam eden optik, kırmızıöte ve radyo teleskopların yapımında, kurulumunda ve en etkin şekilde işletilmesinde

danışmanlık desteği sağlayabileceklerinden dolayı ESO'ya üyelik büyük önem arz etmektedir. Bu şekilde en iyi ve en etkin teleskop ve ona bağlı aygıtlarının yapımında hızlı ve ucuz yolu bulmamız sağlanacaktır. Aynı zamanda TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi ve üniversiteler bünyesinde teleskop ve dedektör yapım merkezlerinin kurulmasına ön ayak olup, kısa bir süre içerisinde kendi teleskop/teknoloji ihtiyacımızı karşılayıp bugün ithal ettiğimiz ürünleri yarın ihraç etmemize vesile olacaktır.

2.2. Bilimsel

Türkiye'nin ESO'ya üyeliği, içerisinde astronomi/astrofizik anabilim dalı veya grubu bulunan 20 kadar üniversitemiz tarafından desteklenmektedir. Karşılaştırma yapacak olursak, cumhuriyetten bu yana ülkemizin gökbilim alanında yayınladığı uluslararası nitelikteki makale sayısı toplamda 800 civarındadır. Buna karşın, ESO teleskoplarıyla elde edilen veriler sonucunda yeni keşifler yapılmakta ve yılda 1000'e yakın sayıda makale yazılabilmektedir. Bu da, günde 2-3 makaleye karşılık gelmekte olup, ne kadar etkin bir gözlemevi olduğunu kanıtlamaktadır. Kısa bir süre önce yayınlanan istatistiklere göre 2011 yılında ESO teleskopları vasıtasıyla yazılan hakemli makale sayısı 782'dir. Buna diğer türden (hakemsiz ve konferans) makaleleri de eklediğimizde bu sayı daha da artmaktadır. Bunun yanında 2011 yılı Nobel Fizik Ödülü de ESO teleskoplarıyla elde edilen verilerle yapılan keşfe verilmiştir.

Ülkemizin en büyük eksikliklerinden birisi uluslararası büyük projelere katılım ve gelişmiş ülkelerle iş birliğidir. Özellikle gelişmiş ülkelerden büyük projelere küçük bir katılım dahi olsa çıkan makalelerde yazarlık hakkı kazandıklarından dolayı kendi ülkelerinin ve üniversite/enstitülerinin makale sayısını inanılmaz bir oranda arttırabilmektedir. Bugün Türk gökbilimcilerinin uluslararası dev projelere katılımı ve iş birliği yok denecek kadar azdır. Malum iş birliğinin esaslarından birisi de katılımcıların bu projeye katkı sağlamasıdır. Fakat, Türk tarafı uluslararası dev projeler için ellerindeki imkansızlıklar nedeniyle pek katkıda bulunamadığından iş birlikleri uzun soluklu olamamaktadır. Bu tür sorunlar ancak bu ve benzeri projelere üyelik ile aşılabilecektir. Böylelikle Türk gökbilimcileri dünyanın en büyük teleskoplarına erişim hakkı kazanacak ve uluslararası seviyede yüksek atıf alan makalelere katılım sağlayarak büyük keşiflerde de yer alabileceklerdir. La Silla, Paranal ve Chajnantor'da bulunan çok sayıda büyük teleskoba doğrudan ve eşit gözlem hakkı kazanacak Türk gökbilimcilerinin, yol masrafları da ESO tarafından karşılanacaktır. ESO'ya ait birçok farklı dalgaboylarında çalışan teleskop bulunduğundan neredeyse ülkemizdeki bütün gökbilimcilerin bu teleskoplarla kendi çalışma alanlarında gözlem yapabilme olanağına sahip olacaktır. ESO'ya üye olup bu teleskoplara erişim hakkı kazanmamızın yanında birçok yabancı araştırmacı ve öğretim üyesinin ülkemize gelerek üniversitelerimize katkı yapması sağlanacaktır. En önemlisi uluslararası büyük projelere katılımı sağlayıp çok yeni ve farklı alanlarda çalışmaları başlatabilecek olmamızdır. Özellikle Paranal'daki optik/kırmızıöte dalgaboylarında çalışan dört adet 8.2 metrelik VLT teleskopları, 2012'de dünyanın en gelişmiş milimetre ve milimetre-altı teleskopları olacak olan ALMA ve yapımına kısa bir süre sonra başlanacak ve çok uzun bir zaman dünyanın en büyük teleskobu olarak kalacak olan 39 metrelik E-ELT ülkemiz gökbilimini olabilecek en ileri seviyeye getirecek potansiyeli sunmaktadır.

Şekil 2. ALMA devrimsel tasarıma sahip, 66 yüksek hassasiyetli antenden oluşan ve 0.3 ila 9.6 mm dalgaboylarında gözlem yapan tek bir teleskop olacak. Bu, Evren'i milimetre ve milimetre-altı dalgaboylarında daha önce benzeri görülmemiş hassasiyette ve çözünürlükte, Hubble Uzay Teleskopu'ndan 10 kat daha fazla keskinlikte bir görüş ile ve VLT Girişimölçeri ile yapılmış görüntüleri tamamlayıcı olarak incelemeye yardımcı olacak.

ESO'nun her sene açtığı doktora sonrası araştırma kadrolarına ülkemizde doktorasını tamamlayan genç Türk gökbilimciler de başvurabilecek, böylelikle çalışmalarını dünyanın en büyük ve en iyi teleskoplarıyla yapabileceklerdir. Bunun yanında üniversitelerimiz kadrolarındaki araştırmacılarımız da Garching-Münih'deki ESO merkezinde ve Şili'deki araştırma ve gözlem merkezlerinde ziyaretçi araştırmacı olarak araştırmalarını yürütebilecek ve geliştirebileceklerdir. Artık, ESO merkez ve gözlemevlerinde kadrolu olarak Türk araştırmacı ve mühendislerimiz çalışabilecek ve ülkemize kritik teknoloji transferini hızlı bir şekilde gerçekleştirebileceklerdir. Ülkemiz gökbilimcileri ESO tarafından organize edilen çok geniş kitleli sempozyumlar, toplantılar ve çalıştaylara ücretsiz katılarak ülkemizin çok daha iyi bir şekilde temsil edilmesine katkıda bulunabilecekler ve bu gibi toplantılarda kendi alanlarında çalışan diğer gökbilimcilerle bir araya gelerek çalışma ağlarını daha da geliştirme imkanı bulacaklardır.

Yaşanan olası sorunlardan bir tanesi, astronomi ve uzay bilimleri makalelerinin yayınlandığı dergilerde (özellikle Science Citation Index kapsamındaki yüksek etki katsayılı dergiler) Türkiye'den gelen makalelere ön yargılı yaklaşılması ve hatta bazen ilk isim Türk ise makalenin kabul ettirilmesinin güç olmasıdır. Ancak ESO üyeliği ile Avrupa'nın en büyük gökbilim dergilerinden biri olan Astronomy & Astrophysics (A&A)'in bizim çalışmalarımızı da göz önüne alması sağlanacaktır. Çünkü, A&A ESO tarafından desteklenmekte ve hatta üye ülkelerinden sayfa ücreti almamaktadır. ESO'nun gökbilim camiasına en önemli katkılarından birisi de teleskopların ve teleskoplarda kullanılan aletlerin yapımı için yıllardır endüstri ve sanayi ile çok yakın ilişki içerisinde bulunmasıdır. Aslında inşa edilen teleskoplar tek başına üniversiteler ve araştırma

kurumlarınca yapılmamaktadır. Özel sektörden çok sayıda yüksek teknolojiye sahip firmalar bu ihalelere girerek bu tür projelerin gerçekleşmesine katkıda bulunmaktadır.

2.3. Endüstri

Üyelik, Türkiye'nin bir diğer sıkıntısı olan özel/isteğe göre malzeme/alet üretiminin yolunu açabilecek ve böylelikle endüstri ve sanayimiz de gelişecektir. Özellikle gelişmiş ülkeler yıllardır gökbilim çalışmalarına vesile olacak dedektörleri, gözlem araçlarını yaparken günlük hayatta ve tıpta da oldukça kullanışlı olan çok sayıda çığır açıcı icat ve keşiflere yol açıyorlar. ESO'nun endüstriye yaptığı bu katkılardan dolayı üye ülkeler, ödedikleri üyelik ücretinden çok daha fazla maddi kazanç sağlamaktadırlar.

Türkiye'de son yıllarda uydu teknolojisine yapılan birtakım yatırımlarla belirli bir teknolojik seviyeye ulaşıyoruz. Her ne kadar yerli firmalarımız ülkemizde yapılan uzay projelerine girebiliyor olsa da, yurt dışında, örneğin Avrupa Uzay Ajansı (ESA)'na ait projelerin ihalelerine alınmamaktadır. ESO üyeliği ile yerli teknoloji firmalarımız yurt dışına çok daha kolay açılabilecek ve güven kazanan firmalarımız bu gibi ihalelere gelecekte katılabilme imkanına erişebilecektir. ESO bu nedenle bir kilometre taşı niteliği taşımaktadır.

2.4. Bilim, Toplum ve Eğitim

Eğitim alanında "2009 Dünya Astronomi Yılı" çerçevesinde Uluslararası Astronomi Birliği (IAU) ile ESO, dünya üzerinde 850 milyon kişiye ulaşmıştır. Dünyadaki bütün ülkelere dağıtılan posterlerde ESO üyesi ülkelerin bayrakları göze çarpmaktadır. Şu anda dünyanın en büyük Eğitim ve Halkla İlişkiler bölümlerinden biri olan "ESO Bilim Toplum Ağı" (ESON - ESO Science Outreach Network) ile kuruma hali hazırda üye ve potansiyel üye ülkelerde, gökbilim alanında bilim-toplum iletişimi kuran, eğitim, bilim ve medya üçlüsü ile bağlantıları olan kişilerce eğitim çalışmaları yürütülmektedir. ESO'ya üye ülke sayısı 15 olsa da, ESON'da Türkiye dahil 26 ülke temsil edilmektedir. ESON temsilcileri, ESO'daki gelişmeleri, basın bültenlerini vb. çalışmaları yerel bağlantı noktası olarak çok kısa bir sürede medya ile paylaşır ve gökbilim alanında bilimciler ve medya arasındaki iletişimi sağlarlar. ESO haber bültenleri ayrıca "Uzay Gazetesi" başlığı altında yeni bir çalışma ile herkesin (çocuklar, ebeveynler ve öğretmenler) anlayabileceği dile çevrilerek her hafta Türkçe de dahil üç dilde yayınlanmaktadır.

3. Sonuç

Türkiye'de astronomi, astrofizik ve mühendislik çalışmalarının çok hızlı bir şekilde gelişmesi için daha fazla beklemenin bir anlamı olmadığı ortadadır. Türkiye'nin tam üyelik statüsüyle fayda sağlayıp katkıda bulunabileceği, ve de eşit derecede söz sahibi olabileceği bu alanda etkin bir şekilde çalışan uluslararası başka bir bilimsel kuruluş yoktur. Dünyanın en gelişmiş astronomi ve uzay aletleri ve teknolojisine sahip ESO'ya, günümüzde Avrupa'nın içinde bulunduğu ekonomik bunalım da dikkate alındığında, üyelik biraz daha kolaylaşmıştır. Bu nedenle üyelik müzakerelerine bugün başlamak büyük önem arz etmektedir. Üyelik ile birlikte gelişmiş ülkelerle olan uluslararası iş birliklerini artırıp, ESO teleskoplarıyla gözlem hakkı kazanacağımızdan, ülkemiz gökbilim ve uzay çalışmaları bir anda ileriye gidecek ve yurt dışından üniversite ve enstitülerimize beyin göçü artık ülkemiz lehinde hızlanacaktır.

ESO, 2023 yılında tamamlamayı planladığı 40 metre sınıfı dünyanın en büyük teleskop projesine başlıyor. Bu teleskop önümüzdeki 30-40 yılın en büyük teleskobu olacaktır. Şu anda projenin ana hatları tamamlanmış olup ihaleler üye ülkeler arasında paylaştırılıyor. Toplam 1 milyar avrodan fazla tutacak olan ihalelere ülkemiz de üye olduğunda katılabilecek ve payına düşeni kesinlikle kazanacaktır. Böylelikle ülkemiz katılım yaptığı sürece önemli teknolojik aktarım yapabileceği gibi üyelik için verdiği miktarı da bu ihaleler yolu ile kat kat geri kazanabilecektir. ESO üyeliği 2023 yılında Türkiye'nin Uzay Çağında ön saflarda olma isteğinde olduğunu kanıtlamak için çok büyük bir fırsattır. E-ELT teleskobunun tamamlanma tarihinin de ülkemizin vizyonu için hedef sayılan, Cumhuriyetimizin 100. yılına denk gelmesi ayrı bir önem arz etmektedir. 100. yılımızı kutlarken Türk gökbilimci, astrofizikçi ve mühendislerinin dünyanın en büyük teleskobunun hem inşasına katılmış olup hem de gözlem yapacak olması gerçekten heyecan verici bir gelişme olacaktır.

Üyelik Avrupa Birliği sürecinde her zaman yanımızda taşıyacağımız iyi bir enstrüman görevi de görecektir. Şu anda ESO konseyi ile Ulaştırma, Denizcilik ve Haberleşme Bakanlığı bünyesindeki Havacılık ve Uzay Teknolojileri Genel Müdürlüğü arasında gayrı-resmi girişimler başlatılmış ve müzakere şartları ortaya konmak üzeredir. Ülkemizin bu bilim ve teknoloji fırsatını değerlendirmesi, ülke menfaatlerimiz ile tam olarak örtüşmektedir.

4. Kaynaklar

- ESO 2010 Yıllık Raporu (http://www.eso.org/public/products/annualreports/ann-report2010/)
- ESO 2011 Yıllık Raporu (http://www.eso.org/public/products/annualreports/ann-report2011/)
- ESO web sitesinden bazı adresler / teknik / ve-veya public kısımdan
- IYA 2009 raporu (http://www.astronomy2009.org/resources/documents/detail/iya2009_final_report/)
- About ESO (http://www.eso.org/public/about-eso/esoglance.html)
- BTY Politikaları , TÜBİTAK - Vizyon 2023, Uzay kısmının geçtiği belli başlı bölümler
http://www.tubitak.gov.tr/home.do?ot=1&sid=472&pid=468

GENÇ NÖTRON YILDIZI SİSTEMLERİNİN YAYILMA DİSKLERİYLE EVRİMİ

YAZARLAR
Ünal Ertan[1], Şirin ÇALIŞKAN[1], M. Ali ALPAR[1]

[1] Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi,
Orhanlı, Tuzla, 34956, İstanbul
eposta: unal@sabanciuniv.edu

Özet: Genç nötron yıldızı sistemleri, son yıllarda artan gözlemsel verilerle birlikte farklı sınıflar olarak ortaya çıkmıştır (anormal X-ışını kaynakları (AXP), gama ışını tekrarlayıcıları (SGR), sönük termal X-ışını kaynakları (XDIN), merkezi yoğun cisimler (CCO), dönen radyo kaynakları (RRAT) ve genç radyo pulsarları). Birbirinden çok farklı ve aynı zamanda benzer özellikleri olan bu kaynakları farklı sınıflara ayrıştıran evrim süreçleri ilk koşullarla ilişkili olmalıdır. Yayılma disklerinin varlığı ve özellikleri ilk koşullara eklendiğinde bu sistemlerin özelliklerini açıklamak mümkün alabilir (Alpar 2001). Bu çalışmada, farklı iki sınıfa ait olan SGR 0418+5729 ve radyo pulsar PSR J1734-3333 kaynaklarının dönme ve X-ışını parlaklık özelliklerinin, daha önce AXP ve SGR'lerin genel özelliklerini açıkladığımız evrim modeliyle üretilebildiğini göstermekteyiz. Yayılma diskiyle evrim modelinde, bu kaynakların özelliklerini eş zamanlı olarak üretebilen manyetik dipol alan şiddetini yıldız yüzeyinde $1 - 5 \times 10^{12}$ G aralığında bulmaktayız.

1. Giriş

Son yıllarda radyodan gama ışınlarına uzanan geniş elektromanyetik tayfta yapılan gözlemler sonucunda yeni genç nötron yıldızı sistemleri keşfedilmiştir. Bu sistemlerin X-ışını parlaklığı, dönme (periyot ve periyot türevleri) ve tayf özelliklerinde çarpıcı benzerlik ve farklılıklar görülmektedir. Bu kaynaklar gama ışını tekrarlayıcıları (SGR), anormal X-ışını kaynakları (AXP), Sönük X-ışını kaynakları (XDIN), merkezi yoğun cisimler (CCO), dönen radyo kaynakları (RRAT) ve genç radyo pulsarlarıdır. Bazılarında süpernova bağlantısı olan bu izole genç nötron yıldızı sistemlerinin yaşlarının yaklaşık 10^6 yıldan daha küçük olduğu tahmin edilmektedir.

Bir taraftan bu sistemlerin ayrı ayrı fiziksel özelliklerini anlamaya çalışırken, diğer taraftan bütün bu sınıfların arasındaki evrim ilişkilerinin, bu yıldızları ayrı sınıflar olarak ortaya çıkartan temel özelliklerin tek bir resim içinde açıklanması esas amaçtır. Bu genç sistemler arasında en ilginç olanı ve günümüzde üzerinde en çok çalışılanı AXP ve SGR'lerdir. Başlangıçta farklı olduğu düşünülen bu iki grup yıldızın, önceleri SGR özelliği olduğu zannedilen kısa süreli süper Eddington parlamalarının AXP'lerde de görülmesiyle, aynı sınıfa ait sistemler olduğu anlaşılmıştır. Sayıları yaklaşık 20 kadar olan bu kaynakların diğer önemli özellikleri dönme güçlerinin gözlenen X-ışını ışıma güçlerinin çok altında olması ve dönme periyotlarının 2-12 s aralığında kümelenmiş olmasıdır (AXP ve SGR'lerin özellikleri için bkz. Mereghetti 2008).

Çok kısa süreli (< 1 s) ve Eddington seviyesi üzerinde ışıma şiddetleri nedeniyle, gama ışını parlamalarının kaynağının yüksek manyetik alanlar olması beklenir. Bu güçlü alanların yıldızın manyetik alanının hangi bileşeninde olduğu modellerin karşılaştırılması bakımından önemlidir. Magnetar modelinde (Duncan ve Thompson

1992) yıldızın boşlukta döndüğü ve dipol radyasyonu torklarıyla yavaşladığı varsayılmaktadır. Bu varsayımla, kaynakların gözlenen periyot *(P)* ve periyot türevlerinden $(\dot{P})$ yıldız üzerindeki dipol alan şiddeti $B \propto (P\dot{P})^{1/2}$ tahmin edilebilir. Bu kaynakların P ve $\dot{P}$ değerleri yıldız yüzeyinde magnetar (>10^{14} G) dipol alanlar vermektedir. Nötron yıldızı, yayılma diski modelinde (Chatterjee ve ark. 2000, Alpar 2001) önerildiği gibi, bir yayılma diskiyle evrimleşiyorsa, dipol torku varsayımıyla yapılan dipol alan tahmini yanıltıcıdır. Yayılma diski modelinde gözlemlerle tutarlı sonuçlar veren dipol alan büyüklüğü yıldız yüzeyinde 10^{12} – 10^{13} G mertebesindedir. Bu modelde X-ışınının kaynağı diskten yıldız yüzeyine kütle aktarımıdır. Magnetar modeliyle açıklanamayan periyot kümelenmesi ise disk ile yıldızın dipol alanının uzun süreli etkileşmesinin doğal bir sonucu olarak açıklanmaktadır. Disk modelinde, magnetar alanların yıldız yüzeyine yakın küçük ölçekli çok kutuplu (kuadrupol) alanlarda olduğu varsayılır. Yıldızın dönme evrimini belirleyen ise diskle etkileşen büyük ölçekli konvansiyonel (< 10^{13} G) dipol alandır.

Nötron yıldızlarının etrafındaki yayılma diski özellikleri, ilk periyot ve dipol alan şiddetine ek olarak ilk koşullara dahil edildiğinde, yalnız AXP/SGR değil, diğer genç nötron yıldızı sistemlerinin özelliklerinin de açıklanabileceği Alpar (2001) tarafından önerilmiştir. Bu fikri takip ederek, Ertan ve ark. (2009) yayılma diski modeliyle AXP/SGR'lerin genel X-ışını parlaklığı ve dönme özelliklerinin birlikte açıklanabileceğini gösterdi. Tipik SGR parlamaları gösteren SGR 0418+5729'un kısa zaman önce belirlenen $\dot{P}$ üst limiti, bu kaynakta dipol alan şiddetinin yıldız yüzeyinde 7.5 x 10^{12} G üzerinde olamayacağını göstermektedir (Rea ve ark. 2010). Bu sonuç SGR parlamalarının magnetar dipol alanların varlığını gerektirmediği fikrini doğrulamıştır.

Periyot türevinin zamanla arttığı ve P - $\dot{P}$ diyagramında AXP/SGR bölgesine ilerlediği tespit edilen radyo pulsar PSR J1734-3333 (Espinoza ve ark. 2011) genç nötron yıldızlarının evrim ilişkilerinin anlaşılmasında ve modellerin sınanmasında önemli rol oynayacak bir diğer kaynaktır. Magnetar modelinde, SGR 0418+5729 başlangıçta çok yüksek alanların hızlı bir şekilde bozunumunu gerektirirken PSR J1734-3333' ün evrimini ise tam tersine dipol alanın zaman içinde artmasıyla açıklamak gerekir.

Bu makalede, yayılma diski modeliyle SGR 0418+5729 ve PSR J1734-3333'ün gözlenen X-ışını parlaklığı ve dönme özelliklerini uzun süreli evrimlerinde eş zamanlı olarak elde etmeye yönelik çalışmaları özetlemekteyiz. Bölüm 2'de modelin kısa bir özetini sunduktan sonra, Bölüm 3 ve 4'de model kaynakların evrim eğrilerini vermekteyiz. Sonuçlarımız Bölüm 5'de özetlenmektedir.

2. Model

Modelimizde, başlangıçta nötron yıldızı etrafında yayılmış bir ince disk için difüzyon denklemini çözmekteyiz (ayrıntılar için: Ertan ve ark. 2009). İç disk bu evrimi sırasında nötron yıldızının manyetik dipol alanıyla etkileşerek yıldızın dönme evrimini belirler. İç disk yarıçapı olarak, manyetik ve disk madde basıncının eşitlendiği Alfven yarıçapını almaktayız. X-ışını kaynağı, iç diskin ışık silindiri içine sızabildiği dönemlerde yıldız üzerine diskten kütle aktarımı, bunun mümkün olmadığı zamanlarda ise yıldızın iç soğumasıdır (Page 2009). İlk 10^4 -10^5 yıllık dönemlerde kütle aktarımı varsa bunun sonucunda oluşan X-ışını parlaklığı iç soğumaya göre genelde çok daha baskındır. Daha önceki çalışmalarımızdan, diskin 100 – 200 K civarında sıcaklıklarda

pasif hale geldiği sonucuna varmaktayız. Aktif diskin dış yarıçapı zaman içinde azalan X-ışını ısıtma şiddetiyle birlikte küçülür.

Modelde, iç diskin ışık silindiri içerisinde kaldığı dönemleri kütle aktarım fazı olarak adlandırmaktayız. İç diskte madde basıncı azalıp, ışık silindirindeki manyetik basıncın altına düştükten sonra, iç diskin en dıştaki kapalı dipol alan çizgileriyle etkileşmeye devam ederek evrimleştiğini varsaymaktayız. Bazı model kaynaklar manyetik alan şiddetine, disk kütlesine ve ilk dönme periyoduna bağlı olarak evrimin hemen başlangıcında kütle aktarım fazına girmez. Böyle kaynaklar, bu dönemde ışık silindiri yarıçapının iç disk yarıçapından daha hızlı büyümesi sonucu, sonradan kütle aktarım fazına geçebilmektedir. Model kaynaklar için kütle aktarımın olmadığı bu başlangıç evresinin süresi, ilk koşullara bağlı olarak, birkaç günden birkaç 10^4 yıl arasında değişmektedir. Bazı ilk koşullar için, yıldız disk torklarıyla yavaşladığı halde, kütle aktarım evresine hiç girmeden, ömrünü radyo pulsar olarak geçirebilir. Kütle aktarımı olmadığından atmalı radyo ışımasının mümkün olduğu bu dönemi radyo fazı olarak adlandırmaktayız.

Kütle aktarım fazında, zamanla diskteki kütle aktarım oranı düşer. Evrimin ileri safhalarında dış diski aktif tutan X-ışını ısıtma şiddetinin azalmasıyla iç diske madde akış oranı daha hızlı bir şekilde azalmaya başlar. Bunun sonucunda iç disk yarı çapı ışık silindiri yarı çapından daha hızlı büyümeye başlar ve sonunda ışık silindirini yakalar. Modelde, bu andan sonra, yıldız üzerine hiç kütle aktarımı olmadığını varsaymaktayız. Evrimin kütle aktarımının kesildiği geç döneminde radyo ışımasının mümkün olup olmadığı yıldızın bu sırada sahip olduğu periyot ve dipol manyetik alan şiddetine bağlıdır.

Nötron yıldızlarının yayılma diskleriyle evrim modelinin ayrıntıları Ertan ve Erkut (2008), Ertan ve ark. (2009) ve Alpar ve ark. (2011) çalışmalarında verilmiştir. Bölüm 3'de literatürde "düşük manyetik alanlı magnetar" olarak adlandırılan SGR 0418+5729, Bölüm 4'te ise "yüksek manyetik alanlı radyo pulsar" olarak bilinen PSR J1734-3333 için model uygulamalarının sonuçlarını özetlemekteyiz.

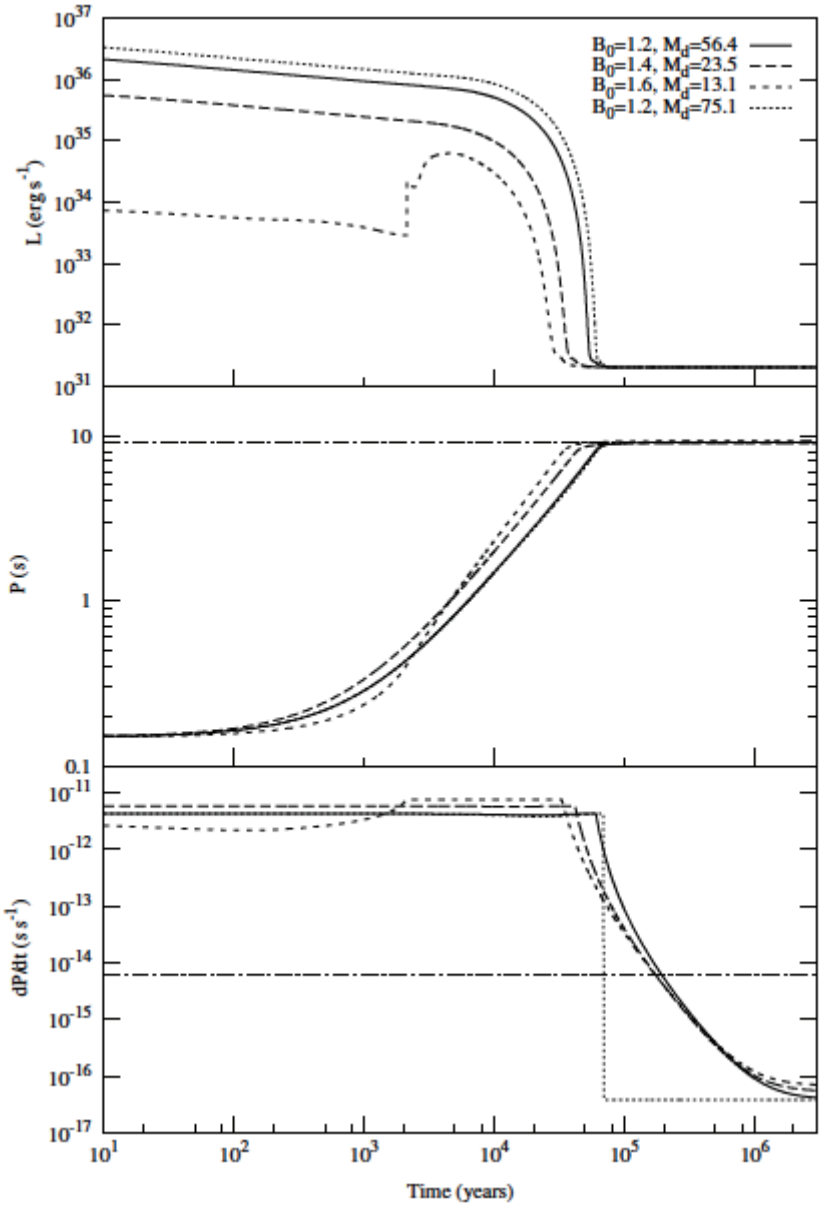
3. SGR 0418+5729

Bu tipik gama ışını parlama kaynağının periyot türevi için yakın zamanda belirlenen üst limit nötron yıldızının dipol alanının yıldız yüzeyinde 7.5×10^{12} G değerinin altında olması gerektiğini göstermektedir (Rea ve ark. 2010). Bu çalışmada, amacımız öncelikle model kaynakların SGR 0418+5729'un özelliklerini eş zamanlı olarak üretebildiğini görmektir. Daha sonra, simülasyonları model parametrelerimizi tarayarak tekrar edip, kaynak özelliklerini üretebilecek manyetik dipol alan değerlerini bulmaktır.

Şekil 1'de, farklı manyetik alan ve disk kütlesi için verilen örnek evrim çizgileri, model kaynakların SGR 0418+5729'un periyot, periyot türevi ve X-ışını parlaklığının eş zamanlı olarak ulaşabildiğini göstermektedir. Bu şekilde gözlemlerle tutarlı sonuçlar verebilen dipol alan büyüklüğü, bu kaynak için, $1 - 2 \times 10^{12}$ G aralığındadır.

Model eğrilerinde, periyot türevinin sabit olduğu dönemler kütle aktarım evresine denk gelmektedir. İlk paneldeki, model ışık eğrilerinden en altta yer alan (kısa-kesikli) çizgi kütle aktarım fazına yaklaşık 2×10^3 yılda giren bir kaynağı göstermektedir. Bu evrede kaynağın periyot türevinin arttığı görülmektedir. Böyle bir

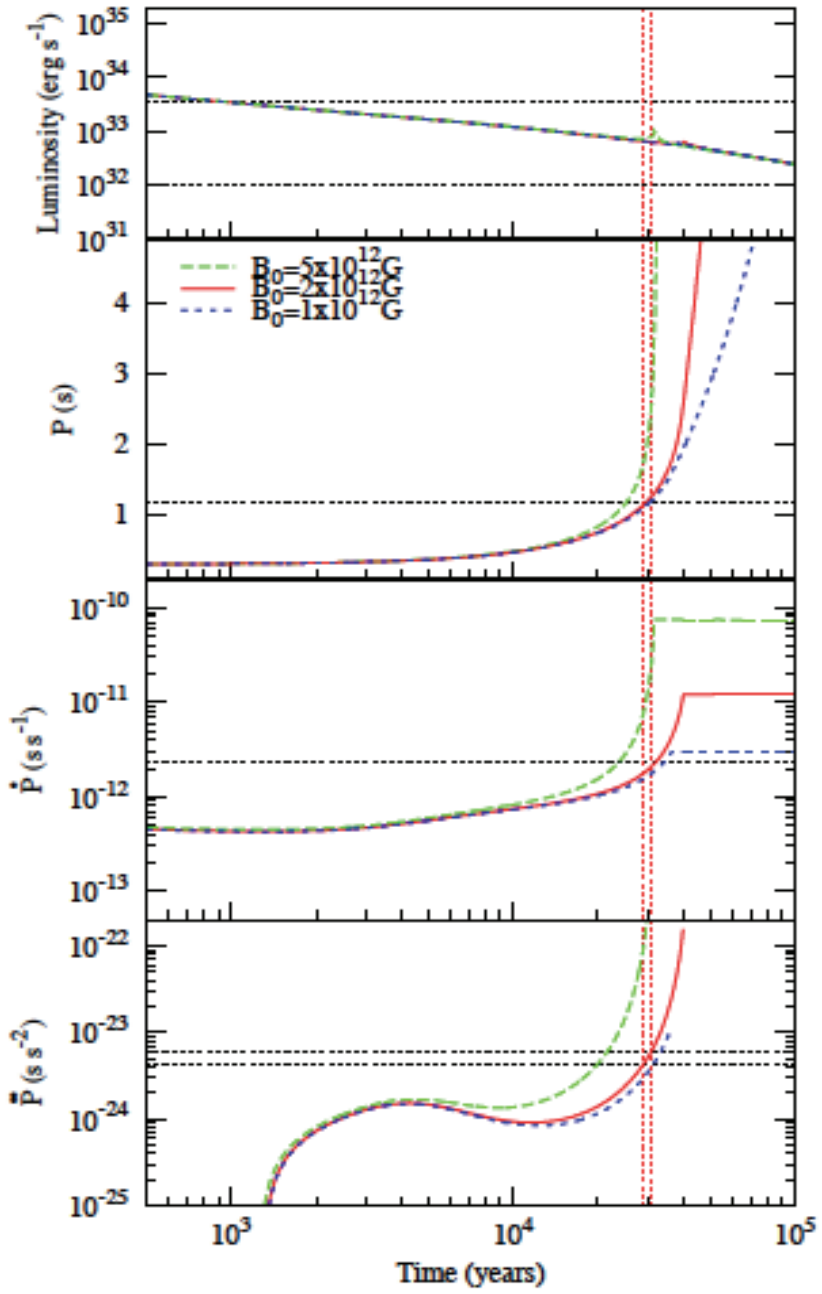
davranış, boşlukta manyetik dipol torklarıyla dönen bir kaynaktan uzun dönemde beklenmez. Modelde, bu dönemin, bir sonraki çalışmada bir radyo pulsar olan PSR J1734-3333'ün özelliklerinin açıklanmasında önemli olduğunu göreceğiz.



Şekil 1: PSR J1734-3333 için model evrim eğrileri. 1. panelde X-ışını ışıma gücü, 2. panelde periyot ve 3. panelde periyot türevi evrimi görülmektedir. Kaynağın periyodu 9.1 saniyedir. 3. panelde görülen noktalı kesikli yatay çizgi kaynağın periyot türevi için elde edile üst limiti göstermektedir (Rea et al. 2010). Bu şekil, Alpar, Ertan ve Çalışkan (2011) çalışmasından alınmıştır.

4. Radyo Pulsar PSR J1734-3333

Bu radyo pulsar kaynağının boşlukta manyetik dipol torklarıyla döndüğü varsayılarak, gözlenen periyot (P = 1.17 s) ve periyot türevinden ($\dot{P} = 2.28\,x\,10^{-12}$ s s^{-1}), dipol manyetik alan büyüklüğü yıldız yüzeyinde yaklaşık 5 x 10^{13} G bulunur. Kaynağın yavaşlamasında etkin olan disk torklarıysa bu dipol alan tahmininin doğru olmadığını belirtmiştik.



Şekil-1: PSR J1734-3333 için yayılma diski modeliyle üretilmiş farklı dipol manyetik alan değerleriyle (2. panelde gösterilmiştir) üretilmiş örnek evrim çizgileri. Son paneldeki yatay noktalı çizgiler periyodun ikinci türevini hata paylarını, dik noktalı çizgiler kesiksiz (kırmızı) eğrinin bu hata payları arasında kaldığı dönemi göstermektedir. İlk üç paneldeki yatay çizgiler gözlenen değerleri (1. panelde hata paylarını) göstermektedir (Çalışkan ve ark. 2012, hazırlanıyor)

Kısa zaman önce, bu yıldızın periyot türevinin zamanla arttığı, ($\ddot{P}$ =5.0(8) x 10^{-24} s s^{-2}) ve kaynağın P - $\dot{P}$ diyagramında AXP/SGR bölgesine doğru ilerlediği anlaşılmıştır (Espinoza ve ark. 2011). Bu kaynak dipol torkuyla yavaşlıyorsa, zamanla artan periyot türevi manyetik dipol alanında artmasını gerektirir. Diğer tarafta, bölüm 3'de anlatılan, SGR 0418+5729 kaynağının uzun evrimini magnetar modeliyle açıklayabilmek için, dipol alanın hızlı bir şekilde bozunumu gerekir (Turolla ve ark. 2011). Bu iki kaynağı birlikte magnetar modeli çerçevesinde tutarlı bir şekilde açıklanması zor görünmektedir.

Yayılma diski modeli bu kaynağın evrimini açıklayabilir mi? PSR J1734-3333 bir radyo pulsar olduğundan nötron yıldızının kütle aktarımı yapmıyor olmasını bekleriz. Bir diğer kısıt ise periyot türevinin zamanla artmasıdır. Modelde bu iki şartı sağlayan bir evre var mı? Şekil 1'de verilen, 3. panelde periyot türevi eğrisinin artış gösterdiği (en alttaki kısa kesikli eğri), kütle aktarımının henüz başlamadığı dönem bu şartları sağlamaktadır. Model kaynakların, radyo fazı olarak adlandırdığımız bu erken evrim döneminde, PSR J1734-3333 özelliklerine ulaşıp ulaşamayacakları test edilebilir.

Manyetik alan ve disk kütlesi değerlerini tarayarak yaptığımız çalışmayla, çevresinde yayıma diskiyle evrimleşen bir nötron yıldızının PSR J1734-3333'ün gözlenen X-ışını parlaklığı, periyot, birinci ve ikinci periyot türevlerini eş zamanlı olarak yakalayabildiğini Şekil 2'de verilmiş olan örnek model eğrilerinden görmekteyiz (ayrıntılar için bkz. Çalışkan ve ark. 2012). Özellikle kırmızı (kesiksiz) eğriyle temsil edilen modelin kaynak özelliklerini çok iyi üretebildiği görülmektedir. Dikey kesikli çizgiler, bu model için, kaynağın ikinci periyot türevinin hata payları (yatay kesikli çizgiler) arasında olduğu dönemi göstermektedir.

5. Tartışma ve Sonuç

Yayılma diskleriyle evrimleşen genç nötron yıldızlarının, disk kütlesi, manyetik dipol alan şiddeti ve ilk periyoda bağlı olarak evrimlerinin değişik evrelerinde farklı nötron yıldızı sınıflarının özelliklerine sahip olabileceklerini gösterdik (Şekil 1 ve 2). Modelde, SGR 0418+5729 ve PSR J1734-3333'ün özelliklerini (X-ışını parlaklığı, periyot ve periyot türevleri) eş zamanlı olarak üretebildiğimiz dipol alan değerleri yıldız yüzeyinde $1 – 5 \times 10^{12}$ G aralığındadır.

Model sonuçlarımıza göre, SGR 0418+57292'un kütle aktarım fazı sırasında yavaşlatılmış ve geçmişte bu fazdan çıkmış olduğunu göstermektedir. Kaynak kütle aktarımı yapmamakla birlikte gittikçe zayıflayan disk torklarıyla yavaşlamaya devam etmektedir. model eğrilerinden, kaynağın yaşının yalaşık 10^5 yıldan daha büyük olduğunu tahmin etmekteyiz. PSR J1734-3333 ise henüz kütle aktarım fazına girmemiş, ama bu faza doğru ilerlemektedir. Bu kaynağın, birkaç 10^4 yıl yaşında olduğunu ve yaklaşık 10^4 yıl daha radyo pulsar fazında kaldıktan sonra, kütle aktarım fazına gireceğini tahmin etmekteyiz. Detaylı evrim çizgileri Şekil 1 ve 2'de verilmiştir.

Bundan sonraki çalışmamız, bir diğer nötron yıldızı sınıfı olan sönük termal X-ışını kaynakları (XDIN) üzerine olacaktır. Periyotları AXP/SGR periyot aralığında olan bu kaynakların da yayılma diskleriyle evrimleştiğini düşünmekteyiz.

TÜBİTAK'a bu çalışmalarda sağladığı araştırma desteği (110T243) için teşekkür ederiz.

6. Kaynaklar

Alpar, M. A. 2001, ApJ, 554, 1245

Alpar, M. A., Ertan, Ü., Çalışkan, Ş., 2011, ApJ, 732, L4

Çalışkan, Ş., Ertan, Ü, Alpar, M.A. 2012 (hazırlanıyor)

Chatterjee, P., Hernquist, L. ve Narayan, R., 2000, ApJ, 534, 373

Duncan, R. C. ve Thompson, C., 1992, ApJ , 392, L9

Ertan, Ü., Ekşi, K. Y., Erkut, M. H. ve Alpar, M. A., 2009, ApJ, 702, 1309

Ertan, Ü. ve Erkut, M. H., 2008, ApJ, 673, 1062

Espinoza, C. M., Lyne, A. G., Kramer, M., Manchester, R. N. ve Kaspi, V. M., 2011, ApJ, 741, L13

Mereghetti, S., 2008, The Astronomy and Astrophysics Review, 15, 225

Page, D., 2009, "Neutron Stars and Pulsars", W. Becker, ed., Astrophysics and Space Science Library 357, 247

Rea, N., Esposito, P., Turolla, R., Israel, G. L., Zane, S., Stella, L., Mereghetti, S., Tiengo, A., Gotz, D., Gogus, E. Ve Kouveliotou, C., 2010, Science, 330, 944

Turolla, R., Zane, S., Pons, J. A. ve Rea, N., 2011, ApJ, 740, 105

AKATS: Abdullah Kızılırmak Alan Tarama Sistemi

Varol KESKİN[1], Ahmet DEVLEN[1]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir
(eposta: varol.keskin@ege.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada, ülkemizdeki üniversite gözlemevlerimizde bulunan benzer olanaklar kullanılarak, gözlemsel açıdan gelişme sağlamak için ve eldeki olanakları daha verimli kullanabilmek için yapılabilecek bazı uygulamalara yer verilmiştir. Buna göre, gözlem sırasında yapılması gerekenler anlatılarak, bunların çoğunun bilgisayar yardımıyla, gözlemcinin çabasına gerek kalmaksızın, olası en iyi sonuçlar elde edilebilecek biçimde nasıl yapılabileceği özetlenmiştir. Bu işlemler için gerekli bazı aletsel seçeneklere yer verilmiş, özellikle işin büyük bir bölümünü yapacak olan RTS2 adlı yazılımdan söz edilmiştir. Bu çalışmanın, Ege Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi'nin yanı sıra, diğer gözlemevlerimizde yapılabilecek benzer uygulamalara ışık tutması umulmaktadır.

1. Giriş

Bu çalışmanın amacı, temel olarak elde olan olanakları kullanarak, normal koşullarda yapılan gözlemsel çalışmalara katkı sağlayacak işlemleri özetlemektir. Gözlemsel çalışmaları daha da kolaylaştırıp verimli kılmak için gereken bazı yardımcı aletsel bileşenlere kısaca değinilerek, bunların hepsinin çok fazla harcama yapmaksızın sağlanmasıyla elde edilebilecek üstünlüklere yer verilecektir. Bu çalışmanın adı, AKATS, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin kurucusu, sevgili hocamız, Sayın Prof. Dr. Abdullah KIZILIRMAK anısına verilmiştir.

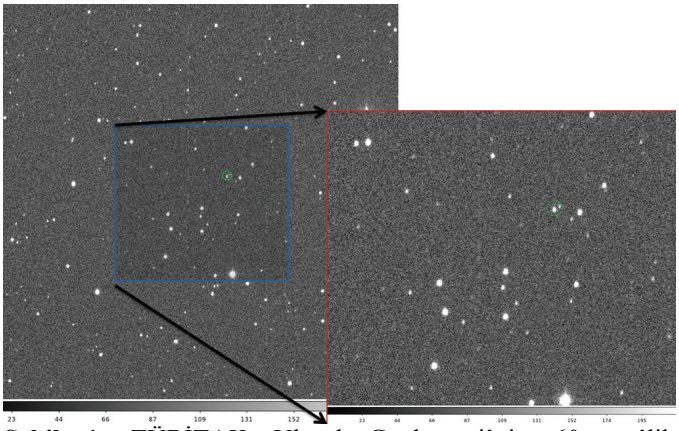
2. Üniversite gözlemevlerimizdeki olanaklar

Üniversite gözlemevlerinde, genellikle küçük teleskoplar kullanılmaktadır. Bu teleskopların çoğu, Meade LX200 [1] benzeri teleskoplardır. Bu teleskoplarla yeterli sonuçları elde edebilecek özellikte CCD'ler kullanılmaktadır. Yine büyük çoğunluğu Apogee [2] ya da SBIG [3] firmalarının ürünüdür. Çok renk gözlemlere uygun süzgeç takımı ve tekerleği de ek olarak kullanılmaktadır. Gözlem için, genellikle CCD ile birlikte gelen kontol yazılımı, Windows tabanlı uygun bilgisayarlarla kullanılmaktadır. Teleskopların bulunduğu yerde, otomatik olmayan, gözlem öncesi kapağı açılıp kapatılan, gerektiğinde gözlemcinin kararıyla döndürülen kubbeler bulunur. Bazı sistemlerde, otomatik takip yapmaya uygun ek sistem (CCD) bulunmakta ya da ek olarak kullanılmaktadır. Odaklama da elde edilen gözlemlerin kalitesine etki ettiği için, çoğunda odaklama yapmaya yarayan odaklayıcı sistem kullanılmaktadır. Üniversite gözlemevlerimizin çok azında diğerlerine göre göreli olarak daha iyi olanaklar bulunmaktadır.

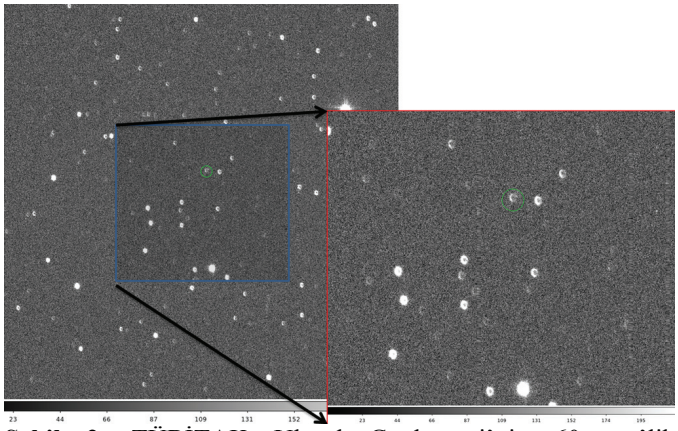
3. Üniversite gözlemevlerimizdeki gözlemler

Çoğu gözlemci, koşullar nedeniyle genellikle günlük gözlem yapmayı yeğlemektedir. Çoğu akademik görevlerde bulundukları için, bunun gereği olarak ardarda günlerde gözlem yapmak için gözlemevlerine gidip tüm zamanlarını orada geçirmek kolay değildir. Ardışık birkaç gün gözlem yapan gözlemci çok azdır.

Gözlemden önce gözlemci tarafından kubbe açılmaktadır. Uygun bir zamanda, örneğin gözleme başlamadan iki saat önce, CCD dengeye gelmesi için çalıştırılmaktadır. Teleskop çalıştırılarak başlangıç işlemlerinin yapılması, GPS sinyalinin algılanması beklenmektedir. Kısaca, teleskobun kendini başlatması sağlanmaktadır. Hava yeterince karardığında, eğer gerekli olduğu düşünülürse, bazı parlak yıldızlarla gökyüzü/konsayı çakıştırması (align) yapılmaktadır.



Şekil 1. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 60 cm'lik teleskobuyla alınmış V süzgecindeki görüntüde odak durumu.



Şekil 2. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 60 cm'lik teleskobuyla alınmış R süzgecindeki görüntüde odak durumu.

Gökyüzü düzalanı (FLAT) görüntülerinin gözlem öncesi alınması düşünülüyorsa, bunun için uygun zaman beklenip istenen süzgeçlerde düzalanlar alınmaktadır. Gözlemin öncesinde ya da sonrasında yeterli sayıda BIAS pozu alınmaktadır. Havanın gökbilim tanına göre, gözlemlere uygun derecede kararmasından sonra, gözlem planlamasına bağlı olarak, teleskop bilgisayar yardımıyla istenen konsayılara yönlendirilmektedir. Alanın görüntüsü alınıp, teleskobun istenen konsayılarda olup olmadığı denetlenmektedir. Duruma göre ardı ardına pozlar alınarak gerekli düzeltmeler yapılmaktadır. Daha ayrıntılı işlem yapan gözlemciler tarafından katalog çakıştırması yapılıp alan konsayıları belirlenerek düzeltme buna göre yapılmaktadır.

Odağın olması gereken değerde olup olmadığını anlamak için, görüntüdeki yıldızlardan FWHM değeri hesaplanarak denetleme yapılmaktadır. Eğer düzeltme gerekliyse, uygun odağı bulmak için ardı ardına pozlar alınıp, bu sırada odak düzeltmeleri yapılmaktadır. Bu işlemin gece içinde ara ara yapılması gerekebilmektedir. Bu işlem yine de yeterli olamayabilmektedir. Çünkü odak değerinin renge ve optik sistemin sıcaklığına bağlılığı nedeniyle, farklı süzgeçlerde aynı sonuç alınamayabilmektedir.

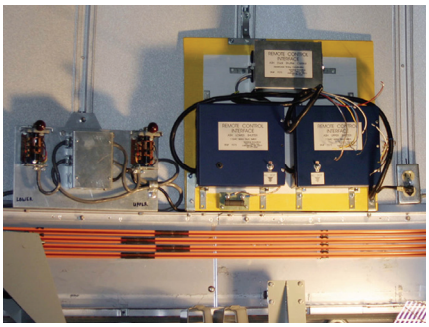
Kullanılan süzgeçlere bağlı olarak bir gözlem dizisi belirlenerek buna göre poz süreleri seçilmektedir. İlk kez gözlenen bir sistemse, deneme-yanılma yoluyla her süzgeç için poz süreleri belirlenmektedir. Aslında, bunun için, kullanılan sistemin tüm bileşenleri aynı olacak biçimde, farklı parlaklıkta, farklı renkte bir çok yıldız için farklı poz süreleri ve farklı süzgeçlerde görüntüler elde edip, bu görüntülerden çeşitli yıldızların hangi poz sürelerinde hangi süzgeçler için yeterli ölçüm yapılabilecek görüntülerinin

elde edilebileceği belirlenebilir. Bu yolla, daha sonraki farklı yıldızların gözlemleri için işlemler kısaltılabilir.

Mukayese ve denet yıldızları olarak seçilmiş yıldızlar gözlenen alana girmiyorsa, bu yıldızların gözlemleri için gerekli aralıklarla teleskop onların bulunduğu alana yönlendirilerek onların da gözlemleri benzer biçimde yapılmaktadır. Gece boyunca farklı sistemlerin gözlenmesi söz konusu ise, bunlar için gereken yönlendirme ve seçimlerin sırası geldiğinde yapılması gerekmektedir.

Tüm bunları yaparken, kubbe otomatik değilse, unutulur ya da dikkat edilmezse, teleskop kubbe yarığının dışına yönelirse, gözlem kaybı yaşanabilmektedir. Ayrıca, gözlem boyunca Ay'a yakın konumlardaki gözlemlerde, Ay ışığının etkilerine dikkat etmek gerekir. Hava durumunu izleyip, yüksek rüzgâr, bulutlanma, aşırı nem durumlarında sistemi kapatmak gerekmektedir. Eğer varsa, tüm gökyüzü kamerası ile gözlem süresince, arada bir bulut geçişi olup olmadığına bakmak gerekir.

Şekil 3. Digital Dome Works http://www.homedome.com
$ 1,950, Bilgisayar denetimli, tümüyle uzaktan ya da otomatik kullanıma elverişli.



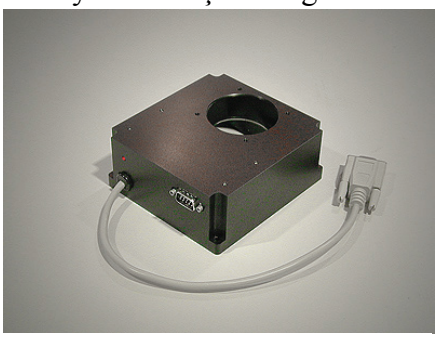
Şekil 4. http://www.homedome.com
Ash Interface Shutter, $ 495
Bilgisayar denetimli, tümüyle uzaktan ya da otomatik kullanıma elverişli.

Şekil 5. http://www.homedome.com
Dome Works, $ 950, Kızılöte. Bilgisayarsız. Uzaktan ya da otomatik kullanıma elverişli hale getirilebilir.

4. En azından nasıl olmalı?

- Gözlemci, burada anlatılanların çoğunu düşünmemeli, gözlemin içeriğine odaklanmalıdır.
- Olabiliyorsa, gözlem için kullanılan sistem, bazı aşamaları kendiliğinden yapmalıdır.
- Hava koşulları yazılım yardımıyla sürekli denetlenerek, gözleme uygunsa gerekli zamanda kubbe otomatik olarak açılmalıdır.
- CCD çalıştırılarak sistemin dengeye gelmesi sağlanmalıdır.
- Düzalan, BIAS, karanlık pozları, olabilecek en uygun koşullarda ve zamanda alınmalıdır.
- Kubbe, bilgisayar tarafından teleskobun konsayılarının okunmasıyla hesaplanan konuma kendiliğinden getirilmelidir.
- Teleskobun takip sisteminde ortaya çıkan farklılıklar izlenerek, otomatik takip CCD'si ile gereken düzeltmeler yapılmalıdır.
- Sıcaklığa ya da farklı nedenlere bağlı odak değişimleri izlenerek, gereken odak düzeltmeleri pozlar arasında zaman zaman kendiliğinden yapılmalıdır.
- Hava koşulları sürekli denetlenerek, herhengi bir olumsuz durumda gözlemci uyarılmalı ya da doğrudan gözlem durdurularak kubbe kapatılmalıdır.

- Koşullar düzelinceye kadar beklenip, düzelirse sistem yeniden açılarak gözlemin sürdürüleceği duruma getirilmelidir.



Şekil 6. http://www.sbig.com
AO-8, $ 795, Bilgisayar denetimli, bir ayna ya da cam yardımıyla çok kısa poz süreleri ile denetlenip yıldız aynı noktaya düşürülüyor.

5. Daha fazlası nasıl olmalı?

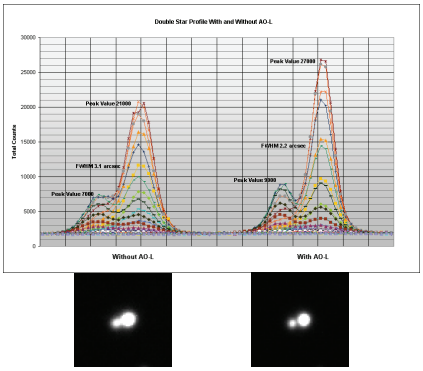
Gözlemciye düşen, hedef seçimi ve gözlem planlaması dışındaki tüm işler otomatik yapılabilmelidir.

Bunun için gerekenler:

- Kubbe otomasyonu
- Otomatik odaklama sistemi
- Otomatik takip sistemi
- Meteoroloji sistemi
- Bulut algılayıcı ve tüm gökyüzü kamerası
- Uygun yazılım

6. Gözlemi kolaylaştırmak için gerekenler:

Kubbe otomasyonu OLMAZSA OLMAZ!!!



Şekil 7. http://www.sbig.com
AO-8 olmaksızın yapılan bir gözlemle kullanılarak yapılan bir gözlemin karşılaştırılması.

Bazı sistemlerde kullanılabilen basit ama kullanışlı adaptif optik bileşenleri bulunmaktadır (SBIG). Bu hem izleme hem de rüzgâr ya da başka nedenlerle ortaya çıkan titremeleri engelleyebilir. Böylece çok daha düzgün pozlar alınabilir. Poz süresinde de kazanç sağlanabilir. Nitekim böyle bir sistem İnönü Üniversitesi Gözlemevi'nde kullanılmakta ve oldukça işe yaramaktadır. Bulut algılayıcı ya da tüm-gökyüzü kameraları da alınabilir maliyetlerdedir. Meteoroloji sistemi de çok pahalı sayılmaz. Aslında çok ayrıntılı olmayan bir sistem bile yeterlidir. Tek koşul, sistemin sayısal olmasıdır. LX200 türü teleskoplarda izleme sistemi çok duyarlı değildir ama gözlem sırasında çok aşırı kaymalar yaşanmamaktadır. Mümkünse, robotik çalışmaya uygun, daha duyarlı çalışabilen kundak (mount) kullanılmalıdır. Bu parça ayrıca satın alınabilmektedir. LX200 türü teleskoplarda teleskopla birlikte gelen odaklayıcı da çok duyarlı değildir. Mümkünse otomatik odaklama işlemine uygun odaklayıcı kullanılmalıdır. Otomatik izleme sistemi bazı CCD'lerde (SBIG) bulunmaktadır. Olmayanlar için ek olarak kullanılabilenler vardır. Bunlardan satın alınabilir, maliyetler çok yüksek değildir.

En önemli kısım YAZILIM'dır. Tüm bu sistemi yönetebilen "akıllı" bir yazılım, herşeyin temel çözümüdür. Bunun için en iyi seçeneklerden biri RTS2 (Remote Telescope System - 2nd version, Petr Kubánek, Institute of Physics, Çek Cumhuriyeti, http://rts2.org/) adlı yazılımdır. Yazılım, açık kaynak kodlu, Linux işletim sistemi altında çalışan, uzaktan gözlemevi denetimi sağlayabilen başarılı bir örnektir. 1.5 m'lik teleskoplar dahil çok sayıda teleskopta kullanılmaktadır.

Bileşenleri, XML-RPC, standart girdi/çıktı, ssh, web (AJAX), C/C++, Python, PostgreSQL, LibNOVA (küresel gökbilim kütüphanesi), kendi iletişim protokolü (TCP/IP üzerinden ASCII) gibi farklı protokoller kullanmaktadır.

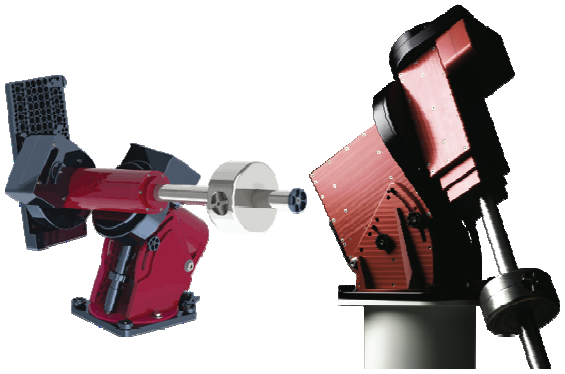
Şekil 8. http://www.homedome.com
Bulut Algılayıcı, $ 495, Bilgisayar denetimli, kızılöte gök sıcaklığı ölçümü, yağmur, ışıklılık, ortam sıcaklığı. Uzaktan ve otomatik kullanıma elverişli.

Şekil 9. http://www.davisnet.com/
Meteoroloji, $ 495, Bilgisayar denetimli, sıcaklık, nem, basınç, yağmur, rüzgâr ölçümleri. Uzaktan ve otomatik kullanıma elverişli, istatistik tutabilir.

Yazılma amaçları:

Bir bilgisayara kurularak,

- Gözlemevinin çalışması,
- Çalışmasını sürdürmesi,
- Bileşenlerin getireceği hasarlardan koruması,
- Görüntüleri alması,
- Teleskop yöneliminin iyi olmasını sağlaması,
- Fırsat Gözlemlerine (TOO'lara) yanıt vermesi,
- Yapılanları kaydetmesi,
- Elde edilen verileri istenen yere göndermesi,
- Bilimsel sonuçların elde edilmesinde gözlemcilere yardımcı olması



Şekil 10.
http://www.bisque.com/sc/pages/Paramount-ME.aspx
Farklı boyutlarda teleskoplar için kullanılabilecek bilgisayar denetimli kundaklar.

Yazılım, bir gözlemevinin tümüyle otomatik çalışması için tasarlanmıştır. Çalışırken gözlenecek nesneleri veritabanından almakta, elde edilen görüntülerin bilgilerini veritabanına yazmakta, görüntüleri işlemekte ve WCS (World Coordinate System) konsayılarını veritabanına işlemektedir. Yeryüzünde bir çok farklı teleskop için kullanılmaktadır. Farklı üreticilerin farklı farklı bileşenleriyle kullanılmak üzere bir çok sürücü bulunmaktadır. Böylece farklı kombinasyonlarda kullanılabilmektedir.

Karmaşık çok bileşenli gözlemevi aletlerinden oldukça basit sistemlere kadar kullanılma olanağı bulunmaktadır.

RTS2: Özellikleri

Şekil 11. http://www.homedome.com/
Robofocus, $ 495, Bilgisayar denetimli, sıcaklığa bağlı işlem. Teleskobun odak ayar düğmesine takılıyor. O

Şekil 12. http://www.optecinc.com/
TCF-Lynx3 Odaklayıcı, $ 2095, Bilgisayar denetimli, sıcaklığa bağlı işlem. Otomatik ve uzaktan kullanıma elverişli.

- Komut satırından ya da http://www.astrometry.net/ üzerinden anında konumölçüm (astrometri) yapabilmektedir.
- SIMBAD veritabanından gözlenecek cisim bilgilerini alabilmektedir.
- Ay, gezegenler, cüce gezegenler ve Güneş Dizgesi cisimleri, gözlem cismi olarak verilebilmektedir.
- http://gcn.gsfc.nasa.gov/ GCN gama-ışın patlama alarmlarını alıp işlem yapmayı sağlayan modülü bulunmaktadır. Yordam (script) yardımıyla GRB gözlemlerini yürütebilmektedir.
- Veritabanında gözlemlerin tüm ayrıntılarını, görüntü ve konsayı olarak işleyebilmektedir.
- Gözlemin gidişi, rts-mon adlı yazılımla ayrıntılı olarak izlenebilmektedir.
- Masaüstü gökbilim yazılımlarına (kstars, stellarium, vb.) teleskop yönelim bilgisini aktarabilmektedir.
- Gözlenecek cisimlerin gözlem öncelikleri tanımlanabilmekte, gece gözlem planlaması yapılabilmekte, araya girilip farklı cisimler eklenebilmekte, böylece acil gözlemler istenirse gözlemci denetiminde yapılabilmektedir.
- Meteoroloji sistemi sürekli denetlenerek, yağmur, bulut, rüzgâr gibi ölçümlere göre gözlemin gidişine karar verebilmektedir.

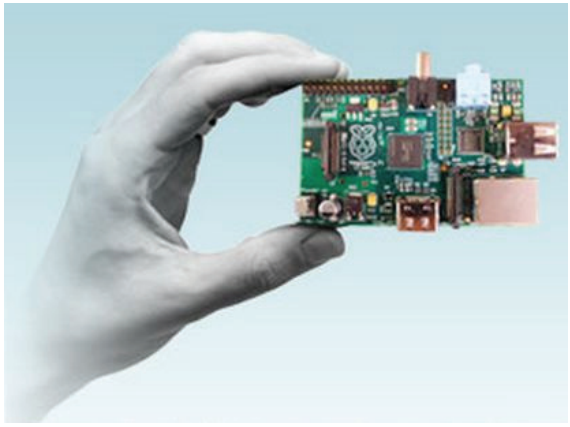
Bunun için http://www.minorplanetcenter.org/iau/MPEph/MPEph.html
adresinden istenen cisim için (tek satır halinde) bilgiler alınarak, rts2-newtarget komutuna bilgi girişi yapılır.

```
00008  6.49  0.28  K096I  188.38876  285.39971  110.95891  5.88907  0.1567421  0.30185425
2.2009213 0 MPO 25662 2438 102 1847-2009 0.54 M-v 38h Goffin 0000 (8) Flora 20090610
```

- Gözlenecek cisimler sıraya konmaktadır. Öncelik verilebilmekte, farklı farklı planlamalar uygulanabilmektedir. İGİÇ (FIFO), Çembersel, En büyük yükseklik, Batı-Doğu, Meridyen Batı-Doğu gibi seçeneklere göre gözlem yapılabilmektedir.
- Çoklu kuyruklama yapılabilmektedir. İyi görüş değerine göre, buna daha uygun gözlem programına geçilebilmekte, görüş kötüleşirse programı buna göre değiştirebilmektedir.
- Araya girilerek, örneğin 2 saat boyunca o anda verilen bir kaynağın istenen özellikte gözlemleri yapıldıktan sonra, önceden verilen örneğin küçük gezegen tarama işlemi yeniden sürdürülebilmektedir.

- Yordamlar kullanılarak yapılabilen zengin görüntü işleme seçenekleri bulunmaktadır.
- Kullanıcının kendi yazdığı yordamlar, herhangi bir dillde yazdığı programlar kullanılabilmektedir. Örneğin, gözleme ilişkin kişisel bir grafik çizim yazılımı kullanılarak, ışık eğrisi çizdirmek mümkündür.
- Herhangi bir işlem hemen kesilebilmektedir.
- Tek bir bilgisayarda tek bir yazılım kullanılarak farklı kombinasyonlar işletilebilmektedir. Yani, aynı anda iki ayrı teleskop, iki ayrı kubbe, iki ya da üç farklı CCD kullanılabilirken, meteoroloji sistemi ortak kullanılabilmektedir.
- Yordamlar kullanılarak yapılabilen zengin görüntü işleme seçenekleri bulunmaktadır.

Şekil 13. Mitsuboshi Eksen-dışı izleyici, $ 575 http://www.sciencecenter.net/hutech/mitsub/oag.htm Bilgisayar denetimli, otomatik ve uzaktan kullanıma elverişli.



Şekil 14. http://www.raspberrypi.org/ 700 MHz Arm CPU Raspberry Pi bilgisayar. Ses, görüntü, ağ ve USB var, $ 35, SD kart sabit disk, Debian Linux yüklenebiliyor. Kubbe ve meteoroloji gibi sistemler için uzaktan kullanıma elverişli.

7. AKATS: Hangi aşamada?

- RTS2 kuruldu,
- Elimizdeki Apogee U42 CCD çalıştırıldı,
- Optec Süzgeç Tekerleği çalıştırıldı,
- 35 cm LX200GPS çalıştırıldı,
- Davis Meteoroloji Sistemi çalıştırıldı. Bazı test ve ayarlar gerekiyor. Belki de yenisini almak gerekecek.
- İyi bir odaklayıcı ısmarlanacak,
- Autoguider ismarlanacak,
- Tüm gökyüzü kamerası ya da bulut algılayıcı ısmarlanacak,

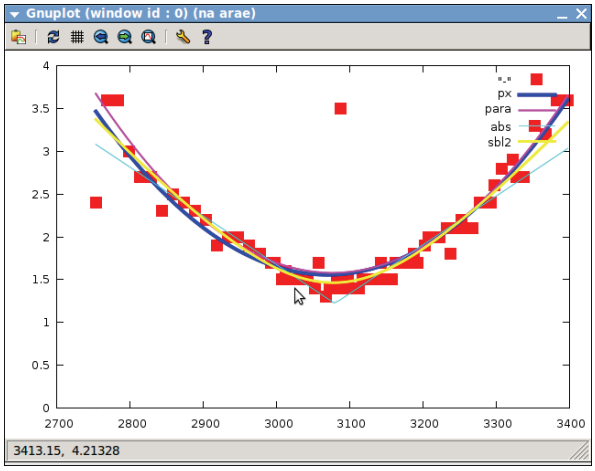
Kubbe otomasyonu için kullanılabilecek iki kubbemiz bulunmaktadır. Birinde klasik yöntemle gözlemler sürmektedir. Onun otomasyonu için OPTRONIK firması ile görüşülmüş, kubbe içine ray döşenmesi için teklif istenmiştir. Ayrıca kızılöte ile ile çalışan kubbe otomasyonu ısmarlanacaktır. Diğer kubbe otomasyona elverişlidir. Hatta kablosuz kumandası bulunmaktadır. Buna uygun bir otomasyon uygulaması planlanmaktadır. Kubbe içine en az üç tane web kamerası kurulması düşünülmektedir. Teleskop ve kubbe hem istenildiğinde izlenebilecek, hem de video kaydedilecektir.

Şekil 15. http://www.onofftech.com/
Ağ üzerinden, zamanlamalı çalışabilen ve çeşitli bileşenleri açıp kapamak için kullanılabilen röle modülleri. Her modül $ 15. Bilgisayar denetimli, otomatik ve uzaktan kullanıma elverişli.

Apogee'nin yeni çıkardığı Alta CCD'lere uygun süzgeç tekerleğinin ısmarlanması düşünülmektedir. Adaptif optik sisteminin bizim sistemimize uyarlanmasının mümkün olup olmadığına bakılacak, uygun bulunursa ısmarlanacaktır. İyi bir kesintisiz güç kaynağı alınması için girişimler tamamlanmıştır. Veri depolama için ayrı bir sunucu kullanılacaktır. Buna arşiv için yeterli disk alanı sağlanacaktır.

8. AKATS: Neler Gözlemeyi Planlıyoruz?

- Uzun dönemli değişenler
- Standart olarak yapılan gece-boyu gözlemler
- Ötegezegen arama ve bilinenleri gözleme
- Parlaklıkları sistemimize uygun gökadalarda Süpernova taraması
- Kuyruklu yıldızlar dahil, Güneş Sisteminin küçük cisimlerini tarama
- En azından denemek için Gama ışın patlamaları alarmlarına yanıt verme ve sonrasını gözleme
- Ve benzer, sonradan gündeme gelebilecek diğer gözlemler



Şekil 16. Otomatik odaklama örneği.
Alınan görüntülerde yıldızların FWHM değerleri belirlenerek farklı odak değerleri için çakıştırma ile en iyi odak bulunmaktadır.

9. AKATS: Neler Yapmamız Gerekiyor?

- Gözlemeyi planladığımız cisimler için planlama, tarama yöntemi, en iyi gözlem sırası gibi işlemleri için çalışmalar,
- Sıralı gözlemler için en iyi sırayı belirlemek için çalışmalar,

- Elde edilen, ön indirgemeleri RTS2 tarafından yapılmış gözlemlerin sonraki işlemlerini planlama, örneğin IRAF yordamları oluşturarak PSF ya da açıklı ışıkölçümlerini de otomatik olarak yapma çalışmaları,
- Günlük olarak alan taraması yapıp yeni, blinmeyen, hareketli cisimleri belirleyerek, yeni olup olmadıklarını belirleme, yeni ise daha ayrıntılı gözlemlerini planlama,
- Tüm gözlemler için, otomatik yapılan indirgemeler sonrası, ilgili grafiklerin otomatik oluşturulması için yordamlar oluşturma,
- Ayrıca, iyi bir belgeleme yapmamız gerekli,

Tüm bu işler bir-iki kişi ile yapılmaya çalışılırsa ilerlemenin çok zor olacağı açıktır. Bu nedenle iyi bir ekip kurmak gereklidir. Ayrıca buradan kazanılan deneyimle, bu tür çalışan sistemleri çoklamak çok iyi bir düşüncedir. Bunun için diğer üniversite gözlemevleri ile işbirliğine açık çalışmamız gerektiğini düşünüyoruz. ***ANA AMAÇ, ORTAK KULLANMAK DEĞİL, DENEYİMLERİ PAYLAŞMAK OLMALI***. Çünkü bu ülke, bu olanaklar hepimizin, birbirimize her zaman destek olmalıyız.

10. Tartışma ve Sonuç

Ülke olanaklarını kendi çalışma alanlarımız açısından ele alındığında, en iyi biçimde değerlendirmemiz gerekir. Bunun için de, elbirliği ile, ortak çalışarak, bilgi ve deneyimlerimizi birleştirmeli, elimizdeki olanakları bu yaklaşımla en verimli kullanacak biçimde çalışmalar yapmalıyız.

Bu çalışmada özet olarak verilen uygulama ve aletsel örnekler daha da çoğaltılabilir. Çalışmanın, herkes için yol gösterici ve yüreklendirici olmasını diliyoruz.

11. Kaynaklar

[1] http://www.meade.com/
[2] http://www.ccd.com/
[3] http://www.sbig.com/
[4] http://www.homedome.com
[5] http://www.davisnet.com/
[6] http://www.bisque.com/sc/pages/Paramount-ME.aspx
[7] http://rts2.org/
[8] http://www.optecinc.com/
[9] http://www.sciencecenter.net/hutech/mitsub/oag.htm
[10] http://www.raspberrypi.org/
[11] http://www.minorplanetcenter.org/iau/MPEph/MPEph.html
[12] http://www.onofftech.com/

SX Dra'nın Sıcak Bileşeninde Delta Scuti Türü Değişimler

Yasemin KAÇAR[1,2], Esin SOYDUGAN[1,2]

[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Terzioğlu Kampüsü Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü*
[2]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi*
*(*yaseminkacar@comu.edu.tr, esoydugan@comu.edu.tr *)*

Özet: Bu çalışmada, sıcak bileşeni Delta Scuti türü değişimlere sahip ve tam tutulma gösteren Algol türü bir çift sistem olan SX Dra'nın fotometrik gözlemlerinden elde edilen sonuçlar özetlenmiştir. Işık eğrisi modellenmesi ile elde edilen kuramsal eğrilerden, gözlem noktalarının farkı alınarak; çifte ilişkin yakınlık etkileri gözlemsel ışık eğrilerinden arındırılmıştır. Elde edilen veriye frekans analizi yapılarak, baş bileşenin zonklama doğası belirlenmiştir. SX Dra'nın baş bileşeni; 22.7 c/d ve 19.6 c/d'lik iki frekans değeriyle zonklama göstermektedir. Toplam zonklama genliği, B ve V filtrelerinde $0^m.0536$ve $0^m.038$'dir. Zonklayan bileşene ilişkin küresel harmonik derece *l* birinci ve ikinci frekans değeri için; sırasıyla, 3 ve 1 veya 2 olarak belirlenmiştir. Zonklama sabiti *Q*'da hesaplanmıştır. Hesaplanan *Q* ve *l* değerlerine göre; SX Dra'nın zonklayan bileşeni çapsal olmayan zonklama göstermektedir. Sistemin ışık eğrisi modellenmesinden de; üçüncü cisimden kaynaklanan %5 (B) ve % 3 (V)'lük bir katkı belirlenmiştir.

1. Giriş

SX Dra (= BD +58 1785, HD 238811) Algol türü bir çift sistemdir (Svechnikov ve Kuznetsova, 1990; Malkov, 2006; Wozniak ve ark., 2004). Dimitrov ve ark., (2010) sistemin parlaklığını V= 10^m,411, baş bileşenin tayf türünü A9V ve yörünge dönemini $P_{yör} = 5^g$,169196 olarak vermiştir. Baş bileşenin tayf türü, Svechnikov (1990) ve Malkov (2006)'un katalog çalışmalarında A7'dir.

SX Dra sisteminin sıcak bileşeninin zonklama yaptığı ilk kez Dimitrov ve ark. (2010) tarafından keşfedilmiştir. Baş bileşenin zonklama dönemi 63 dk ve zonklama genliği 0^m,04 olarak bulunmuştur (Dimitrov ve ark., 2010).

Bu sistemin litreratürde, ayrıntılı fotometrik ve tayfsal çalışması bulunmamaktadır. Yapılan tayfsal çalışmada, sadece baş bileşenin dönme hızı 96 km/s olarak belirlendi (Etzel ve Olson, 1993). Sistem klasik Algol olduğu için, yoldaş bileşenden, baş bileşene doğru kütle aktarımının neden olduğu, yörünge döneminde çok hızlı bir artış Qian (2002) tarafından belirlendi.

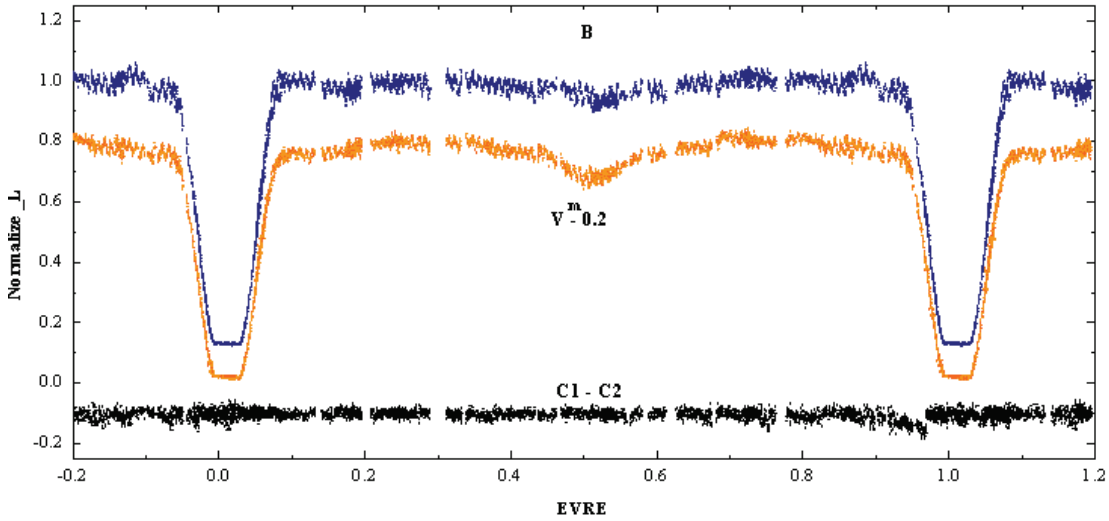
2. Gözlemler

SX Dra'nın gözlemleri, 2010 yaz gözlem sezonunda Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde (ÇOMÜG) 40 cm'lik Schmidt Cassegrain teleskopa bağlı, Apogee U47 marka CCD kamera ile B ve V süzgeçlerinde yapıldı. Otuz altı gecelik gözlemlerden sistemin toplam olarak, 180 saatlik gözlem verisi elde edilmiştir (bkz. Tablo 1). Tüm gözlem gecelerinde, TYC 3915 588 ve TYC 3915 696 mukayese ve denet yıldızları olarak seçilmiştir. B ve V süzgeçlerindeki duyarlıklar, yaklaşık olarak 0^m,01'dir. Şekil 1'de görülen SX Dra'nın B ve V filtrelerindeki ışık eğrilerinin evrelerinin hesaplanmasında, başlangıç epoğu T_o(HJD) = 2454749,4516 (Joachim, 2007) ve yörünge dönemi $P_{yör} = 1^g$,952441 (Dimitrov ve ark., 2010) olarak seçilmiştir. SX Dra'nın ışık

eğrilerinin maksimumlarında ve yan minimumunda zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimleri de görülmektedir.

Tablo 1. SX Dra'nın gözlem süresi dağılımları ve gecelik duyarlılıklar

Teleskop	**Tarih**	**Başlangıç**	**Başlangıç (HJD 2455280 +)**	**Bitiş (HJD 2455280 +)**	**Saat**	**σ (B)**	**σ (V)**
T40	01/04/2010	23:46:54	8,399	8,518	2,9	0,020	0,014
T40	10/04/2010	0:01:00	1,416	17,579	3,9	0,011	0,009
T40	14/04/2010	20:57:07	21,372	21,610	5,7	0,010	0,009
T40	30/04/2010	20:58:33	37,374	37,583	5,0	0,010	0,007
T40	01/05/2010	19:20:38	38,306	38,596	7,0	0,010	0,007
T40	03/05/2010	19:29:17	40,312	40,410	2,4	0,008	0,006
T40	09/05/2010	20:19:41	46,347	46,583	5,7	0,011	0,008
T40	22/05/2010	23:09:36	60,465	60,561	2,3	0,009	0,010
T40	27/05/2010	19:09:07	64,299	64,561	6,3	0,008	0,006
T40	09/06/2010	19:58:05	77,332	77,538	4,9	0,008	0,008
T40	12/06/2010	19:19:12	80,305	80,557	6,0	0,009	0,010
T40	14/06/2010	20:00:57	82,334	82,558	5,4	0,010	0,008
T40	16/06/2010	19:27:50	84,311	84,563	6,0	0,011	0,009
T40	17/06/2010	19:13:26	85,302	85,546	5,9	0,010	0,010
T40	19/06/2010	19:20:38	87,306	87,545	5,7	0,009	0,009
T40	27/06/2010	19:17:46	95,305	95,538	5,6	0,010	0,008
T40	02/07/2010	19.17.46	100,305	100,529	5,4	0,010	0,007
T40	04/07/2010	19:19:12	102,305	102,532	5,4	0,009	0,013
T40	11/07/2010	19:12:00	109,301	109,563	6,3	0,010	0,011
T40	18/07/2010	19:09:07	116,299	116,494	4,7	0,010	0,010
T40	19/07/2010	19:20:38	117,306	117,557	6,0	0,012	0,011
T40	21/07/2010	19:14:53	119,302	119,553	6,0	0,010	0,010
T40	22/07/2010	19:12:00	120,300	120,562	6,3	0,014	0,012
T40	23/07/2010	19:07:41	121,298	121,557	6,2	0,014	0,012
T40	30/07/2010	19:03:22	128,294	128,458	3,9	0,010	0,007
T40	31/07/2010	19:33:36	129,315	129,563	6,0	0,072	0,009
T40	02/08/2010	21:30:14	131,396	131,570	4,2	0,019	0,013
T40	03/08/2010	19:12:00	132,300	132,571	6,5	0,012	0,011
T40	06/08/2010	19:07:41	135,297	135,514	5,2	0,011	0,010
T40	08/08/2010	20:25:26	138,351	138,463	2,7	0,012	0,013
T40	24/08/2010	19:40:48	153,320	153,553	5,6	0,015	0,014
T40	25/08/2010	19:04:48	154,296	154,566	6,5	0,015	0,013
T40	31/08/2010	18:41:46	160,279	160,570	7,0	0,009	0,008
T40	07/09/2010	21:51:50	167,411	167,537	3,0	0,017	0,016
T40	21/09/2010	19:07:41	181,297	181,499	4,9	0,015	0,013
T40	27/09/2010	17:57:07	187,248	187,335	2,1	0,011	0,008
T40	03/10/2010	18:04:19	183,253	183,410	3,8	0,013	0,010
				Toplam	**193,7**	**0,013**	**0,010**



Şekil 1. SX Dra'nın B ve V filtrelerindeki ışık eğrileri ve mukayese denet yıldızlarının zamana göre değişimi.

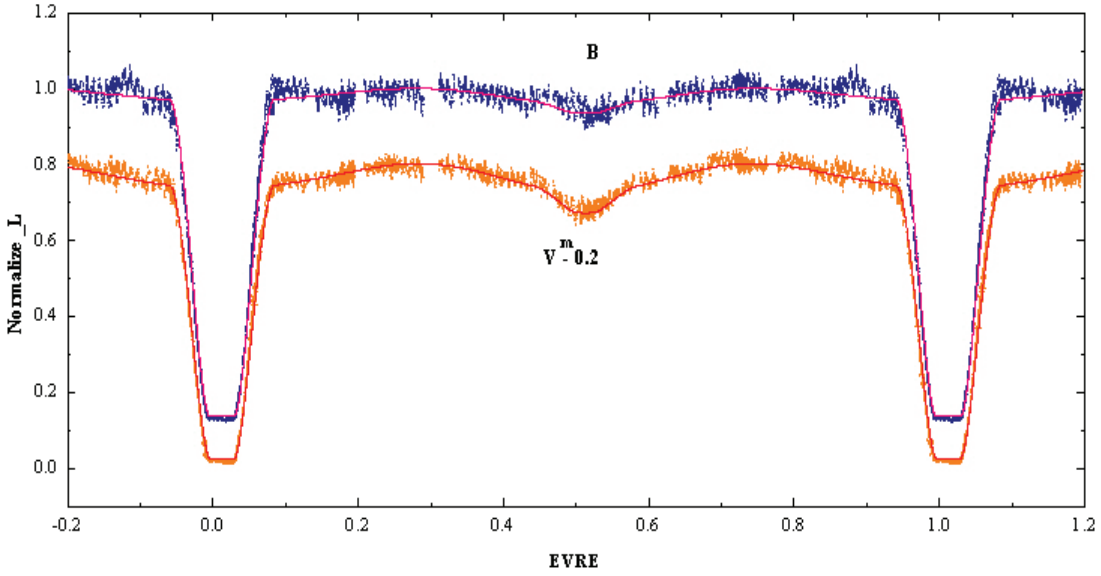
3. Işık Eğrisi Modellenmesi

SX Dra'nın kuramsal ışık eğrileri, Wilson ve Devinney (2003) bilgisayar yazılımının 2005 sürümüyle yarı-ayrık mod (MOD 5) kullanılarak hesaplandı. Sistemin literatürde yarı-ayrık olduğu Svechnikov ve Kuznetsova (1990) ve Malkov ve ark., (2006)'nın yaptığı katalog çalışmasında verilmiştir. Bu çalışmada SX Dra'nın ışık eğrisi modellenmesinde, sistem hem ayrık hem de yarı-ayrık yaklaşım altında çözümlendi. Sistemin bileşenlerinin potansiyel değerlerine göre; SX Dra yarı-ayrık olduğuna karar verilerek, ışık eğrisi çözümü yapıldı.

Çözümde B ve V filtrelerinde, sırasıyla, 7077 ve 6810 veri noktası kullanıldı. Çözüm sırasında bazı parametreler sabit, bazıları da ayarlanabilir parametre olarak kabul edildi. Baş bileşenin sıcaklığı, A7 tayf türüne karşılık 7762 K olarak alındı (Popper, 1980). Bolometrik albedolar ($A_{1,2}$) radyatif atmosferler (baş bileşen) için 1,0 ve konvektif atmosferler (yoldaş bileşen) için 0,5 olarak Rucinski (1969)'den seçildi. Kenar kararma katsayıları ($g_{1,2}$) radyatif atmosferler için 1,0 olarak von Zeipel (1924)'den ve konvektif atmosferler için 0,32 olarak Lucy (1967)'den alındı. Bu parametreler çözüm süresince, sabit parametre olarak kabul edildi. Sisteme olası bir üçüncü cisim ($l_3 = 0$) ışık katkısının olup olmadığını denetlemek için, çözüm süresince l_3 serbest parametre olarak kabul edildi. Diğer serbest parametreler: yörünge eğikliği (i), ikinci bileşenin yüzey sıcaklığı (T_2), baş bileşenin potansiyel değeri (Ω_1), evre kayması (Φ), kütle oranı (q) ve baş bileşenin ışıtmasıdır (L_1). Seçilen serbest parametrelerin hata değerleri, parametrelerin düzeltme değerlerinden daha büyük olana kadar çözüme devam edildi.

Işık eğrisi çözümünden sistemin kütle oranı değerleri, 0,379 (B) and 0,373 (V) olarak hesaplandı. Sistemin toplam ışığına, olası görülmeyen bir üçüncü cismin %5 (B) ve %3 (V)'lük katkı yaptığı bulundu.

Çözüm sonucunda elde edilen, sistem ve bileşen parametreleri Tablo 2'de ve bu parametre değerlerine göre çizilen kuramsal eğrilerle gözlem noktalarının uyumu Şekil 2'de verilmektedir.



Şekil 2. SX Dra'nın W-D çözümünden elde edilen kuramsal eğrilerle, gözlem noktalarının uyumu.

Tablo 2. SX Dra'nın W-D çözümünden elde edilen sistem ve bileşen parametreleri.

Parametre	B	V
i (°)	85,160 (135)	85,304
T_1 (K)	7762	7762
T_2 (K)	4583 (200)	4638 (200)
Ω_1	7,1535	7,0649
Ω_2	2,6349	2,6231
Evre Kayması	+0,0124 (1)	+0,0126
q	0,380	0,373
e	0,0	0,0
x_1	0,772	0,772
x_2	0,852	0,852
g_1	1,0	1,0
g_2	0,32	0,32
$L_1 / (L_1+L_2+l_3)$	0,838	0,726
$L_2 / (L_1+L_2+l_3)$	0,114	0,242
$L_3 / (L_1+L_2+l_3)$	0,048	0,032
r_{1ort}	0,1471 (9)	0,1498 (6)
r_{2ort}	0,2971 (7)	0,2954 (6)

4. Frekans Analizi

SX Dra'nın baş bileşeninin zonklama özelliklerini ortaya koymak için, elde edilen kuramsal eğrilerden her bir gözlem noktasının farkı alınarak, SX Dra'nın çift olmasından kaynaklanan yansıma ve basıklık etkilerinden sistem arındırılmış oldu. Duyarlı frekans analizi yapmak üzere, Min I evresinde görülen veriler de, ışık eğrisinden çıkarıldı. Geriye

kalan veriye PERIOD 04 (Lenz ve Breger, 2005) programı uygulanarak yapılan frekans analiziyle, SX Dra'nın baş bileşenine ilişkin zonklama doğası ortaya kondu.

Frekans analizi sonuçlarına göre; SX Dra'nın sıcak bileşeni baskın frekans değeri, 22,7423 c/d ve ikinci frekans değeri 19,6346 c/d olan iki modla zonklama göstermektedir. İki frekans değeri de, Breger ve ark. (1993)'nın ortaya koyduğu S/N ≥ 4 kriterine göre, duyarlılık sınırının üzerinde kaldığından anlamlıdır. İkinci frekans değeri arındırıldıktan sonra, elde edilen üçüncü frekans değeri, duyarlılık sınırının altında kaldığından dolayı anlamlı değildir. Toplam zonklama genliği, B ve V süzgeçleri için, sırasıyla 0^m,05 ve 0^m,038'dir.

Frekans analizinden bulunan sonuçlar Tablo 3'de, bu sonuçları kullanarak çizilen, tayfsal pencere, baskın ve ikinci frekansa ilişkin güç tayfı ve duyarlılık sınırı, Şekil 3 a, b ve c'de verilmektedir. Şekil 3 b ve c'de çizilen duyarlılık sınırı (sürekli çizgi), Kuschnig ve ark. (1997)'nın verdiği değerlere göre, %99 güvenilirlik sınırı içerisinde bulunmaktadır.

Dimitrov ve ark. (2010), baskın frekans değerini 22-24 c/d aralığında belirlediler. Buldukları bu değer, 22,7423 c/d'lik baskın frekans değerimizle uyumludur.

Zonklama sabiti, Petersen ve Jorgensen (1972) tarafından verilen Eşitlik 1'e göre hesaplandı.

$$log\ Q = -6{,}454 + logP + 0{,}5\ log\ g + 0.1\ M_{bol} + log\ T_{eff} \quad (1)$$

Burada; *P* zonklama dönemi, *log g* yüzey çekim ivmesi, M_{bol} bolometrik parlaklık ve T_e etkin sıcaklık parametrelerine karşılık gelir. Zonklayan bileşenin M_{bol} bolometrik parlaklık değeri, 1^m,35 olarak Svechnikov ve Kuznetsova (1990)'dan ve T_e etkin sıcaklık değeri de, 7762 K olarak Popper (1980)'den alındı. Eşitlik 1'de yer alan, *log g* yüzey çekim ivmesi, Straizys ve Kuriliene (1981) tarafından verilen Eşitlik 2'ye göre hesaplandı.

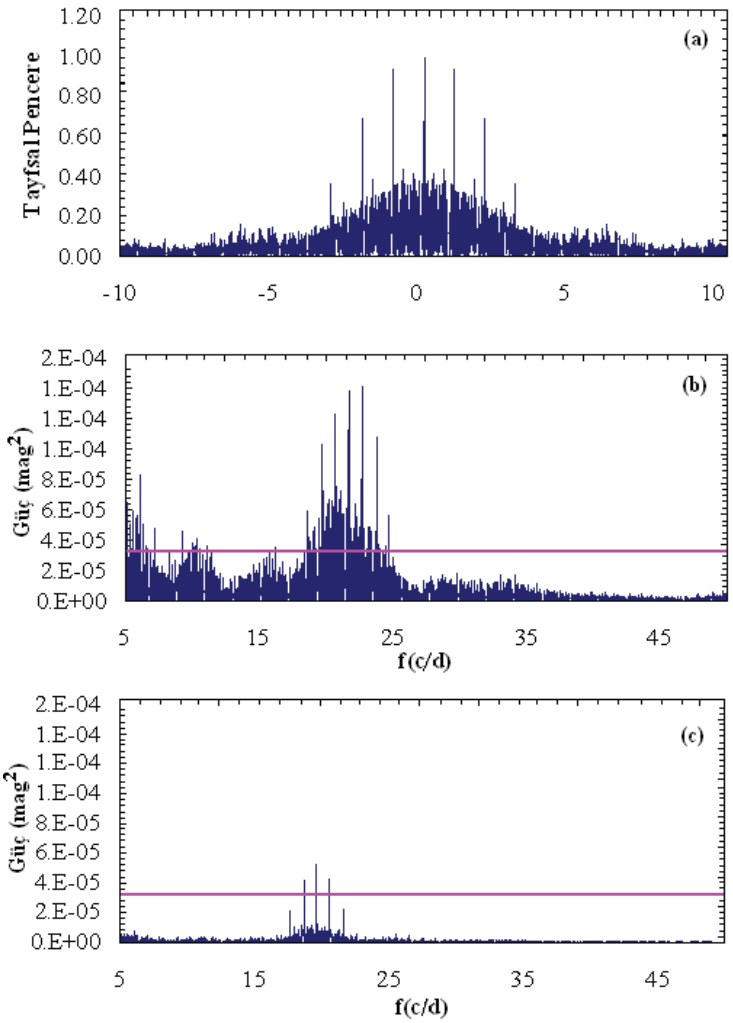
$$log\ g = log\ M + 4log\ T_{eff} + 0{,}4\ M_{bol} - 12{,}49 \quad (2)$$

Kütle değeri, 1,75 $M_\odot$ olarak, Svechnikov ve Kuznetsova (1990)'dan alınarak, baş bileşenin *log g* değeri 3,95 olarak bulundu. Zonklama sabiti *log Q* 22,7423 c/d (f_1) and 19,6346 c/d (f_2)'lik frekans değerine karşılık 0,016 ± 0,0032 ve 0,019 ± 0,004 olarak hesaplandı.

Baş bileşenin küresel harmonik derecesi *l*, FAMIAS (Zima, 2008) programı kullanılarak baskın frekans değeri için; 3 ve ikinci frekans değeri için 1 veya 2 olabileceği hesaplandı. Bulunan küresel harmonik derece *l* ve zonklama sabiti *log Q* değerine göre, SX Dra'nın baş bileşeni çapsal olmayan (non radial) zonklama göstermektedir.

Tablo 3. SX Dra'nın baş bileşeninin zonklama özellikleri

Süzgeç	**Frekans (c/d)**	**Yarı-genlik (kadir)**	**Evre (rad)**	**Sinyal/Gürültü oranı (S/N)**
B	f_1 = 22,7423 ± 0,0001 f_2 = 19,6346 ± 0,0001	A_1 = 0,0173 ± 0,0004 A_2 = 0,0095 ± 0,0004	φ_1 = 0,0539 ± 0,0036 φ_2 = 0,0824 ± 0,0064	24,1 12,6
V		A_1 = 0,0118 ± 0,0003 A_2 = 0,0072 ± 0,0003	φ_1 = 0,0618 ± 0,0037 φ_2 = 0,0929 ± 0,0060	20,1 12,9



Şekil 3. SX Dra'nın sıcak bileşeni için; a) Tayfsal pencere b) Birinci baskın moda ilişkin güç tayfı ve duyarlık sınırı (sürekli çizgi) c) Birinci baskın moda ilişkin frekans çıkarıldıktan sonra geriye kalan güç tayfı ve duyarlık sınırı (sürekli çizgi).

5. Tartışma ve Sonuç

Hertzprung-Russell diyagramında kararsızlık kuşağı bölgesinin alt kısmında yer alan, Delta Scuti yıldızlarının gözlemsel zonklama özellikleri kuramsal modellerle test edilerek, zonklayan yıldızın içyapısı hakkında bilgi sahibi olmamıza olanak sağlar. Yoldaş bileşenin zonklayan sıcak bileşen üzerine etkisi, son yıllarda önemli konular arasında yer almaktadır. Yoldaş bileşenin Roche lobunu doldurması sonucunda baş bileşen üzerine yaptığı kütle aktarımı, zonklama genliği ve dönemini değiştirebilir (Soydugan ve ark., 2003). Zonklama genliğindeki değişime göre, kütle aktarım miktarı belirlenebilir.

Işık eğrisi modellenmesinden; SX Dra'nın yarı-ayrık çift sistem olduğu belirlenmiştir. Literatürde, ışık eğrisi modellenmesi, frekans analizi ve mod belirleme ilk defa bu çalışma sonucunda yapılmıştır. SX Dra'nın kütle oranı değerleri 0.379 (B) and 0.373 (V) olarak hesaplandı. Sistemin toplam ışığına, üçüncü bir cismin % 5 (B) ve % 3 (V)'lük katkı yaptığı bulundu. Yörünge eğikliği, 85^0 olmasına rağmen; bileşenlerin kesirsel yarıçaplarına bağlı olarak, sistem tam tutulma göstermektedir.

Frekans analizi sonuçlarından, zonklayan sıcak bileşen 22.7423 c/d ve 19.6346 c/d'lik iki frekans değeri ile Delta Scuti türü değişim göstermektedir. Toplam zonklama genliği, B ve V süzgeçleri için, sırasıyla $0^m.05$ ve $0^m.038$'dir. Hesaplanan küresel harmonik

derece *l*, baskın frekans değeri için; 3 ve ikinci frekans değeri için 1 veya 2 olabilir. Zonklama sabiti, *log Q* 22.7423 c/d (f_1) and 19.6346 c/d (f_2)'lik frekans değerine karşılık 0,016 ± 0.0032 ve 0,019 ± 0.004 olarak bulundu. Bulunan sonuçlara göre, SX Dra'nın baş bileşeni iki modla çapsal olmayan zonklama göstermektedir. SX Dra'nın hem çift olması hem de sıcak bileşeninin Delta Scuti türü değişim göstermesi bu sistemi önemli yapmaktadır. Sistemin bileşenlerinin salt parametrelerinin elde edilmesi için de, duyarlı fotometrik veriye gereksinim vardır.

Teşekkür

Bu çalışma Yasemin Kaçar'ın doktora tezinin bir parçasıdır ve 106T634 Tübitak projesi tarafından desteklenmiştir.

6. Kaynaklar

- Breger m., Stich J., Garrido R., Martin B., Jiang S.Y., Li Z. P., Hube D. P., Ostermann W., Paparo M. Ve Scheck M., 1993. Nonradial Pulsation of the Delta-Scuti Star Bu-Cancri in the Praesepe Cluster. *Astronomy and Astrophysics, 271 (2): 482-486.*
- Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V. ve Genkov V., 2010. Short-Period Oscillations in the Algol-type Systems V: SX Draconis. *Information Bulletin on Variable Stars, 5925: 1.*
- Etzel P.B. ve Olson E.C., 1993. New Rotational Velocities for Eclipsing Binaries, and A Comparison of Spectroscopic and Photometric Rotations. *Astronomical Journal 106 (3): 1200-1205.*
- Joachim H., 2007. Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars.*Information Bulletin on Variable Stars, 5802, 1.*
- Kuschnig R., Weiss W. W., Zwintz K., 1997. Microvariability survey with the Hubble Space Telescope Fine Guidance Sensors. Exploring the instrumental properties.*Astronomy and Astrophysics, 328,544-550.*
- Lucy L.B., 1967. Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. *Zeitschrift für Astrophysik: 89-92.*
- Malkov O. Yu., Oblak, E., Snegireva E. A., Torra J., 2006. A catalogue of eclipsing variables. *Astronomy and Astrophysics, 446 (2):785-789.*
- Petersen J.O., Jørgensen H.E., 1972. Pulsation of models in the lower part of the cepheid instability strip and properties of AI Velorum and delta Scuti stars. *Astronomy and Astrophysics, 17: 367 – 377.*
- Popper D.M., 1980. Stellar Masses. *In: Annual review of astronomy and astrophysics, 18: 115-164.*
- Qian S., 2002. Period Changes in Four Algol-Type Binaries: SX Dra, AV Del, CU Peg and DK Peg. *Astrophysics and Space Science, 282 (2): 399-409.*
- Rucinski S. M., 1969. The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. *Acta Astronomica, 19: 245-255.*
- Svechnikov, M. A., 1990. Investigation of statistical data for close binary stars. *Issledovanie ehffektov vzaimodejstviya tesnykh dvojnykh sistemakh s nerelyativistskimi komponentami, 26 – 90.*
- Soydugan, E., Demircan, O., Akan, M. C., Soydugan, F., 2003. A Binary Star with a δ Scuti Component: AB Cassiopeiae. *The Astronomical Journal, 126 (4): 1933-1938.*

- Svechnikov M. A., Kuznetsova E. F., 1990. Katalog priblizhennykh fotometricheskikh i absoliutnykh elementov zatmennykh peremennykh zvezd. *Sverdlovsk : Izd-vo Ural'skogo universiteta, 1990.*
- Straizys, V.; Kuriliene, G. 1981. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. *Astrophysics and Space Science, 80 (2): 353-368.*
- Wozniak, P. R. Vestrand, W. T.; Akerlof, C. W.; Balsano, R.; Bloch, J.; Casperson, D.; Fletcher, S.; Gisler, G.; Kehoe, R.; Kinemuchi, K.; Lee B. C., Marshall S., McGowan K. E., McKay T. A., Rykoff E. S., Smith D. A., *SzymansVizieR On-line Data Catalog: II/287. Originally published in: 2004AJ....127.2436Wki J., Wren J., 2004. Northern Sky Variability Survey (Wozniak+, 2004)i.*
- Zima W., 2008. Spectroscopic Observations for Asteroseismology. *Journal of Physics: Conference Series,* 118 (1): 012014.

DIBRED: Canon 550D Kamerası Görüntülerinden FITS Formatlı Astronomik Görüntülere Dönüşüm ve Fotometri Yazılımı

Yücel KILIÇ[1], Sacit ÖZDEMİR[1], M. Emre AYDIN[1], M. Naim BAĞIRAN[1], Oğuzhan OKUYAN[1], Şakir Şenol ŞAHİN[1]

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, E Blok, 2. Kat 06100 Tandoğan/Ankara – Türkiye*
(eposta: ykilic@ankara.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada, Diyanet İşleri Başkanlığı ve Ankara Üniversitesi Rektörlüğünce ortak sürdürülen "Ufuk Aydınlanma (Tan ve Fecir) Vakitlerinin Gözlemsel Yolla Belirlenmesi" konulu proje çerçevesinde geliştirilen, bir RAW - FITS dönuşüm ve fotometri modülleri (DIBRED) ayrıntılı olarak tanıtılmaktadır. Bilindiği gibi, astronomik görüntülerin ışıkölçüm amaçlı kullanılabilmesi için FITS formatında kayıt edilmiş olması gereklidir. Fotoğraf makinaları bu ayrıntı düşünülerek üretilmemişlerdir. Oysa fotoğraf makinalarının geniş açı görebilme özelliği, astronomik ışıkölçümünde, özellikle gökyüzü taramalarında, çok aranan bir ozelliktir. Bahsi gecen projede, ufuk aydınlığının zamana bağlı değişim eğrileri, bir Canon 550D DSLR kamerası kullanılarak kaydedilmektedir. Bu bildiride, Canon 550D DSLR kamerasına ait görüntülerin DIBRED yazılımı ile, R, G ve B bantlarına ayrılması, FITS formatlı görüntülere dönüştürülmesi ve bu görüntüler üzerinde uygulanan ışık ölçüm yöntemi açıklanmaktadır.

Anahtar Kelimeler: CR2 – FITS dönüştürücü, ışıkölçüm, indirgeme yazılımı, görüntü işleme

1. Giriş

Bir çok amatör ve profesyonel gökbilimci tarafından kullanılan DSLR (Digital Single-Lens Reflex) makinalar, astronomide pek çok değişik alanda kullanılmaktadır. Literatür taraması sonucunda, bu kameralarla alınan görüntüleri, bilimsel FITS (Flexible Image Transfer System) formatına çeviren bir yazılımın olmadığı görüldü. Bu açığı kapatmak için Python programlama dili yanında, IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) ve Space Telescope Science Institute'nin geliştirdiği PyRAF yazılımı da kullanılarak Canon 550D DSLR makinasından elde edilen ham görüntü formatlarını FITS'e çeviren ve fotometresini yapan DİBRED isimli yazılım geliştirildi. DİBRED yazılımının cr2fits (Çeviri), indirgeme, grafik, fit olmak üzere dört ayrı modülü vardır. Bunlardan "fit" modülü henüz geliştirilme aşamasındadır.

2. DİBRED'in Gereksinimleri

DİBRED'in çalışması için aşağıdaki yazılımların da bilgisayarda kurulu olması gerekmektedir.

- GNU/Linux işletim sistemi (Tercihen Pardus veya Ubuntu)
- IRAF v2.14,
- PyRAF v1.10 ve sonrası
- Python 2.6.x veya daha üst sürümü. (Python 3.2 dahil)
- PyFITS, tercihen depodan kurulum veya http://packages.python.org/pyfits/.
- dcraw, dcraw'un güncel sürümü. (Pardus depolarında mevcut. Diğer türlü: http://www.cybercom.net/~dcoffin/dcraw/)

- «cr2fits.py» betiği. https://github.com/eaydin/cr2fits
- «dibpar.py» betiği, paralel işlemler için (Çoklu dönüştürme varsa)
- ds9, http://hea-www.harvard.edu/RD/ds9/site/Home.html
- The XPA Messaging System, http://hea-www.harvard.edu/saord/xpa/
- Gnuplot ve python-gnuplot

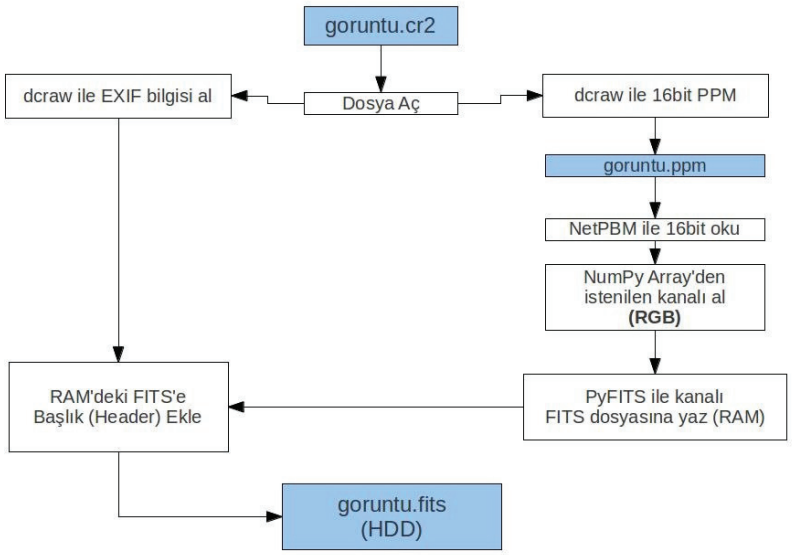
3. DİBRED'in Modülleri

2.1. "cr2fits" Modülü

DİBRED'in en önemli olan cr2fits modülü temel olarak, Canon ham görüntüleri (RAW) FITS förüntülerine çevirmeye yarayan modüldür. "cr2fits" in çalışabilmesi için bazı gereksinimlere ihtiyaç vardır bunları şu şekilde sıralayabiliriz.

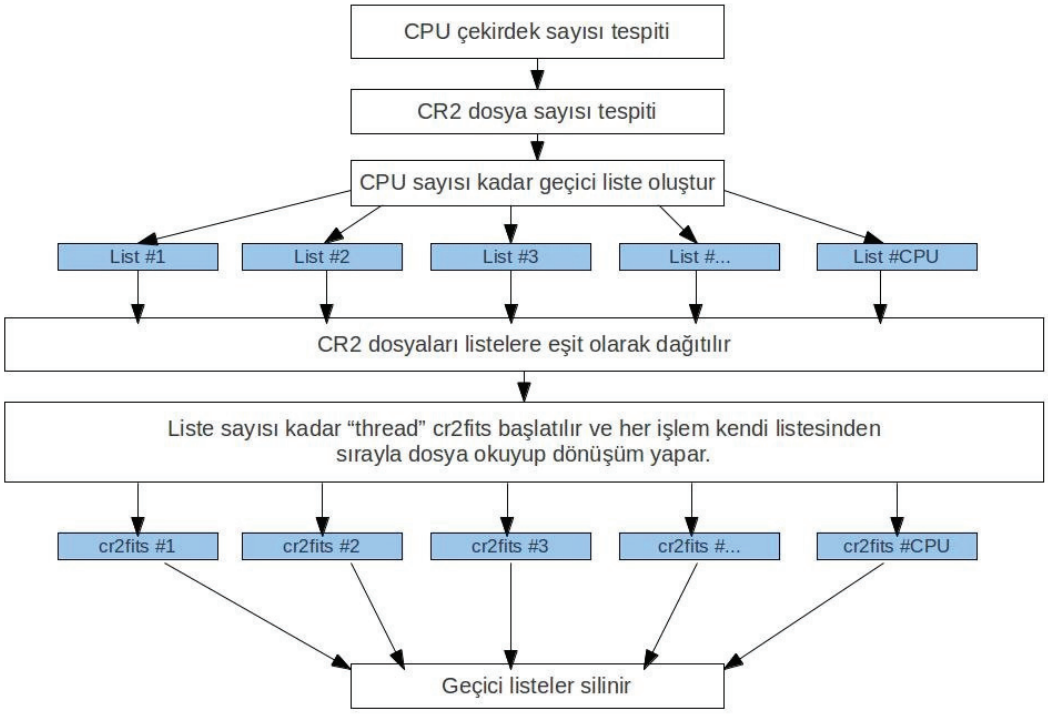
Bu modülde en önemli mihenk taşı olan "dcraw", Dave Coffin tarafından geliştirilmektedir. Temel olarak dijital kameraların RAW ham görüntü formatlarını PPM (Netpbm Dosya Formatı) ve TIFF (Tagged Image File Format)' a dönüştüren özgür bir yazılımdır. "cr2fits" modülü de dcraw'ın bu yeteneğini kullanarak, elde edilen görüntüleri 16 bit PPM dosya formatına dönüştürür. Daha sonra Python ile NetPBM yardımıyla okunan 16 bitlik görüntüler NumPy Array ile RGB kanallarına ayrılır ve PyFITS yarımı ile FITS görüntü formatına RAM'de (bellekte) yazılır. Daha önce ham görüntü başlıklarından okunan başlık bilgileri de (gözlem zamanı, poz süresi gibi.) RAM'deki FITS formatına eklenir ve sabit diske yazılır. Bu işlemi gösteren akış şeması Şekil 1.' de verilmektedir.

Şekil 1. cr2fits modülü akış şeması



Şekil 1.'de anlatılan işlem tek bir Canon ham görüntüsünün (RAW), FITS formatına dönüşümü için tanımlanan işlemi anlatmaktadır. Eğer elde birden fazla görüntü var ise mevcut bilgisayarların donanım gücü ile bu işlem her üç filtrede (R, G, B) işlem gerektirirse, vakit alan bir süreç olmaktadır. Bu durumda mevcut bilgisayarın tüm işlemcilerini bu işlem için koşmak daha mantıklı olmaktadır. Bu imkandan yararlanmak için bilgisayardaki tüm

işlemci sayısı kadar cr2fits modülünü çalıştıran, "DIBPAR" adında ayrı bir betik daha geliştirildi. "DIBPAR" 'ın akış diyagramı Şekil 2 'de görülmektedir.



Şekil 2. DIBPAR akış şeması

DIBRED'in cr2fits modülü'nün ise kullanımı şu şekildedir.

~$ python dibred.py <dizin_yolu> <cr2fits: yes/no> <indirgeme: yes/no> <vakit: -a/-s> <grafik: -g=R/G/B no>

Dikkat edilmesi gereken husus: DIBRED'in bu sürümünde "dibred.py", "dibpar.py", "cr2fits.py" ve ham görüntüler aynı dizin içerisinde olmalıdır.

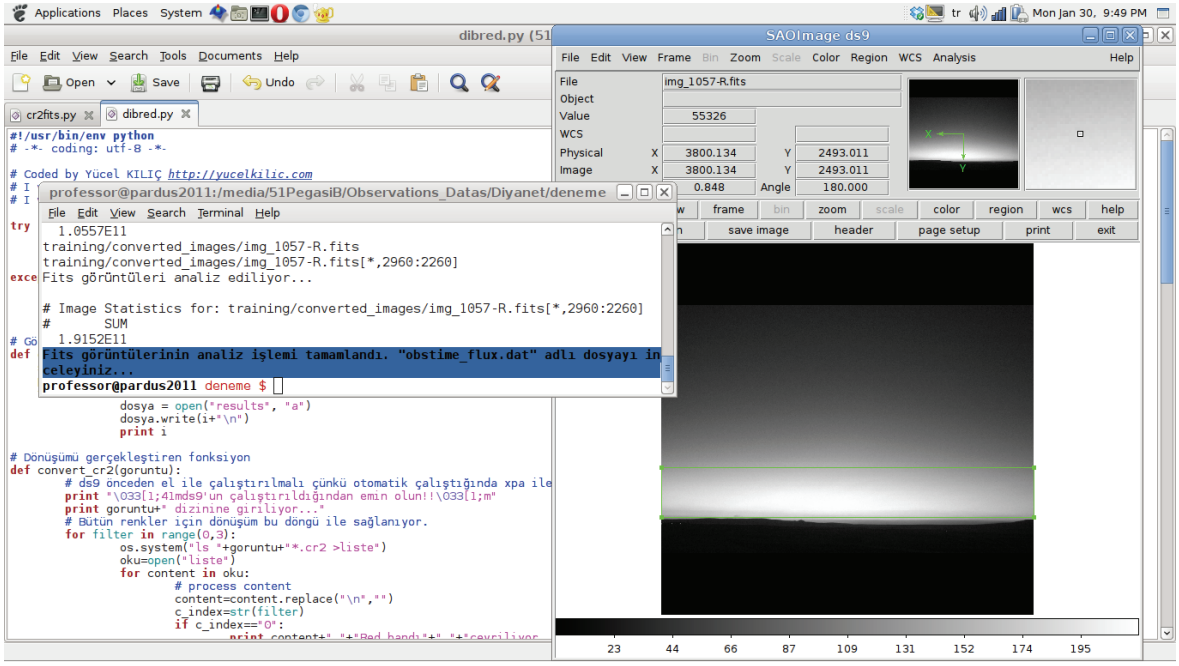
ÖRNEK: ***python dibred.py yol/ yes*** no -a no

Bu işlem sonucunda Canon ham görüntüleri bulunulan dizin içerisinde oluşturulacak olan "converted_images/" adlı dizin altında, ayrı filtre isimleri şeklinde oluşturulacak dizinler halinde bulunacaktır. (Red/, Green/, Blue/ gibi.)

2.2.İndirgeme Modülü

Bu modül, Canon ham görüntülerin tamamı FITS formatına çevrildiği zaman çalışmaktadır. Temel amacı FITS formatına dönüştürülen görüntüler üzerinde belirlenen bir alanın ışıkölçümünü yapmaktır. Proje kapsamında belirli şartlar altında

yapılan gözlemler sonucunda alınan ham verilerin (RAW) hepsinde doğu veya batı ufkunun "sabit" geniş alan kısmı zamana karşın alınmaktadır. Bu durumda görüntülerimiz üzerinde hizalama ihtiyacımız olmadığından, seçilen referans görüntü yardımıyla belirlenen ışıkölçüm bölgesi diğer tüm görüntülere uygulanmaktadır. Şekil 3 'de referans görüntü üzerinde yapılan örnek bir alan seçimi görülmektedir.



Şekil 3. İndirgeme modülünde referans görüntüde ışıkölçüm yapılacak alanın seçilmesi. Seçim işleminde ufuk çizgisinin başladığı yerin işaretlenmesi yeterli olmaktadır. Ufuk çizgisi belirlendikten sonra diğer görüntülere bu işlem otomatik uygulanmaktadır.

Görüntüler üzerinde (FITS) belirlenen alan için toplam akı hesabında (ışıkölçüm), IRAF yazılımının ekstra paketlerinden olan, STSDAS içerisinde toolbox.imgtools'ta bulunan, ***gstatistics*** taskındaki SUM ve MEAN parametreleri pyraf ile kullanılmaktadır. DIBRED indirgeme sonucunda üç filtre için ayrı ayrı olarak ".dat" uzantılı dosyalara, zamana göre akı değerlerini kaydeder. (Bkz. Şekil 4.)

```
"2011-12-01 17:21:43" 1.1432E11
"2011-12-01 17:22:32" 1.0484E11
"2011-12-01 17:22:53" 1.1238E11
"2011-12-01 17:23:48" 1.1234E11
"2011-12-01 17:24:39" 1.0149E11
"2011-12-01 17:25:37" 9.0085E10
"2011-12-01 17:25:56" 9.6928E10
```

Şekil 4. İndirgeme modülü sonuç dosyası örneği.

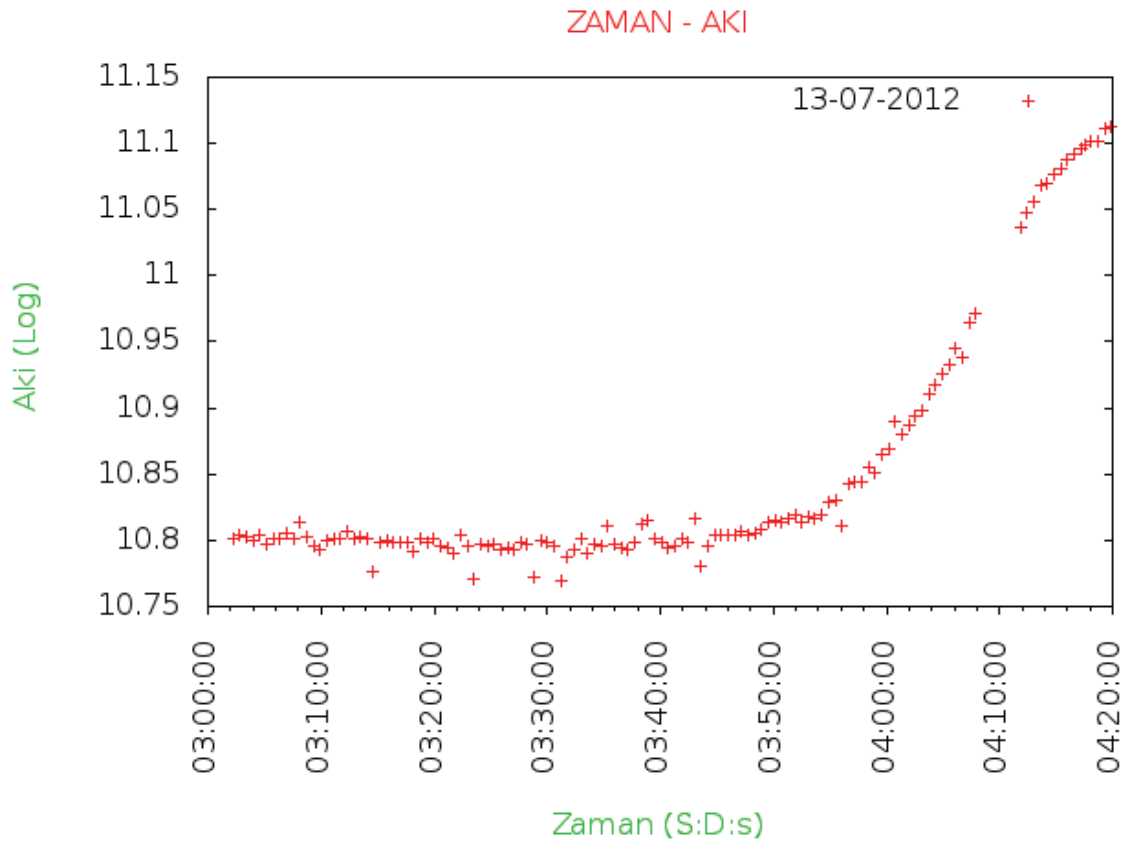
2.3.Grafik Modülü

Grafik modülünün temel amacı, elde edilen verilerin görselleştirilmesidir. Oluşan sonuç dosyaları python-gnuplot yardımı ile grafike edilmektedir. Bu modülün DIBRED ile kullanımı şu şekildedir.

~$ python dibred.py <dizin_yolu> <cr2fits: yes/no> <indirgeme: yes/no> <vakit: -a/-s> ***<grafik: -g=R/G/B no>***

ÖRNEK: python dibred.py yol/ no no -a ***-g=G***

İşlem sonucunda oluşacak grafik örneği Şekil 5 'deki gibidir.



Şekil 5. Grafik modülü sonrası oluşan grafik örneği

3. Tartışma ve Sonuç

Bu yazılımın içerisinde bulunan modüllerin ve betiklerin halen geliştirilmekte olduğu unutulmamalıdır. DSLR makinalardan elde edilen ham görüntülerle de astronomik çalışmalar yapılacağının güzel bir uygulaması olan bu yazılım, yıldız ışıkölçümüyle de desteklenerek bilim insanları ile paylaşılacaktır. Ayrıca bu çalışma amatör anlamda astronomi ile ilgilenen gökbilimcilerin de, CCD (Charge-coupled device) teknolojisinden daha ucuza yararlanmasını da sağlayabilir.

4. Kaynaklar

1. http://eayd.in/ - M. Emre AYDIN'ın kişisel web sayfası.

2. IRAF Project Web Page, http://iraf.noao.edu/
3. PyRAF, http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyraf/
4. http://www.cybercom.net/~dcoffin/dcraw/ - Decoding RAW digital photos in Linux
5. http://www.lfd.uci.edu/~gohlke/code/netpbmfile.py.html – netpbm.py
6. http://stsdas.stsci.edu/cgi-bin/gethelp.cgi?gstatistics - gstatistics taskı
7. http://en.wikipedia.org/wiki/Portable_pixmap
8. The XPA Messaging System, http://hea-www.harvard.edu/saord/xpa/
9. PyFITS, http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyfits
10. DIBRED sunumu ve kodları, http://yucelkilic.com/dibred/

POSTER BİLDİRİLER

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci kongresi
27 Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

PLANETARYUM GÖRÜNTÜLEME SİSTEMLERİ

Ali DÖNMEZ[1], Uğur ÖZEN[2], Ozan ÖZEN[3], N. Deniz KONAK[4], Serkan YAZICI[5]

Cacabey Planetaryum, Şirinevler Mah. Ankara Cad. Otosansit Karşısı, Eğitim ve Bilim Merkezi Yıldırım/BURSA

[1] (alidonmez@cacabey.com.tr)

[2] (ugurozen@cacabey.com.tr)

[3] (ozanozen@cacabey.com.tr)

[4] (nermindenizkonak@cacabey.com.tr)

[5] (serkan@cacabey.com.tr)

Özet:

Planetaryumlar için kullanılan sistemlere bakacak olursak; aynalı sistemler, fisheye (balıkgözü) sistemler ve tekli - çoklu projeksiyon sistemleridir.

Aynalı sistemler: Küresel aynalardan yararlanılarak yapılan görüntüleme sistemleridir. Teknolojinin farklı alanlarında idome "kişisel kubbe" olarak kullanılmaktadır. Küçük ölçekli planetaryumlarda, mühendislik ve medikal sektörlerinde yararlanılmaktadır. Bu sistemlerde görüntüler kubbe yüzeyine yansıtıldığında ışık, ayna ve projeksiyon sisteminin tamamından kaynaklanan kayıplar nedeni ile görüntülerin %56`sı sistem tarafından soğurulur. Bu nedenden dolayı bu sistemler küçük ölçekli görüntüleme alanlarında kullanılmaktadır.

Fisheye (balıkgözü) sistemler: Planetaryum görüntüleme sistemlerinin temelini oluştururlar ve tekli projeksiyon sistemlerinde kullanıldıkları gibi çoklu görüntülemelerde de destekleyici olarak yer almaktadırlar. Bu sistemin kazandırdığı görüntü zenginliği sayesinde planetaryumlarda sadece astronomi değil diğer bilim dalları da ilgi görmeye başlamıştır. Ancak planetaryumların boyutları arttıkça görüntü kalitesi için yeterli kalmamaktadır.

Çoklu projeksiyon sistemleri: Özellikle sabit planetaryumlar için kullanılan bu sistemler büyüyen kubbe ölçülerine oranla görüntüleme sistemlerinin de artması gerekmektedir. Bu sayısı değişen projeksiyonlar için ince hesaplamalar yaparak çözünürlüğü en ideal hale getirmek gerekmektedir. Görüntüleme alanları için birim yüzeye düşecek piksel sayısına bakıldığında, 7 metre ve üzeri planetaryumlarda çoklu projeksiyon sistemlerinin kullanılması gerekmektedir.

Tüm bunlar dikkate alınarak bilim merkezleri içerisinde yer alacak planetaryum sistemlerinin kullanıcıya iyi bir sonuç vermesi için sistemin büyüklüğü yerine niteliklerinin neler olacağı belirlenmelidir.

1. Giriş

Planetaryum projeleri Türkiye için çok gecikmiş projeler içerinde yer almaktadır. Türkiye'de birkaç yıla kadar planetaryumlar yoktu. Sözlüğe bile 2007 yılı itibariyle girmiş bulunmaktadır. Geç kalmasının en büyük nedenleri kullanılan bilgisayar sistemlerinin, yazılımlarının ve gösterilen simülasyonların büyük maliyetlerde olmasıdır. 2009 yılında

Yrd. Doç. Dr. Mustafa Helvacı'nın dediği gibi "Planetaryumlar ülkelerin bilimsel kuluçka makinelerdir. Gelişmiş ülkeler planetaryumlara çok önem verirler." Bu cümleleri şöyle örnekleyebiliriz;Almanya'da 1926 yıllarında, ABD'de de ise 1930'lu yıllarda planetaryumlar işleve başlamıştır. Şu anda dünyadaki sayılarına bakarsak Japonya'da 450'nin, ABD'nin ise 4500 üzerinde planetaryum vardır. Harvard Üniversitesi'nin içerisinde bile 3 tane olup 4.'sünün yapılması planlanmaktadır. Oysa Şekil 1'deki gibi MobilPlanetaryumları (taşınabilir planetaryum) saymazsak Türkiye'de sadece sabit planetaryumların sayısı iki elin parmaklarını geçmeyecek kadar azdır. Deniz Kuvvetlerinin 6 metre kubbe çaplı bir planetaryumu vardır ki o da yakın zamanda halka açılmış durumdadır. 2010 yılında açılmış olan Gaziantep'de bulunan 10 metre çaplı Turkcell Planetaryumu halka açık durumdadır. 2010 yılı itibariyle 13 metre kubbe çapı ile Bursa'da bulunan Cacabey Planetaryum kapılarını ziyaretçilerine açmış bulunmaktadır. 2012 yılı içerisinde Eskişehir Büyükşehir Belediyesi Sabancı Uzay Evi açılmış bulunmaktadır.

Şekil 1. MobilPlanetaryum Sistemleri

Planetaryumlar teknoloji ve sanatın birleşmesidir. Modern planetaryumların en büyük amacı eğitime, bilime ve kültürel aktivitelere hem işitsel hem de görsel olarak faydalı olmaktır. Aslında planetaryumları açıklamanın en güzel ifadesi;

- Eğitim
- Araştırma
- Eğlence ‘dir.

Günümüzde planetaryumun açıklaması tam karşılığı olmasa da "yıldızevi, gökevi, uzay tiyatrosu" olarak düşünülür. Ancak astronomi, planetaryumların konularından sadece birisidir.

1. Aynalı Sistemler

Küresel aynalardan yararlanılarak yapılan bu görüntüleme sistemleri, oluşturulan mühendislik projelerinin dokusal incelemelerinde, medikal sektöründe ve teknolojinin farklı alanlarında idome "kişisel kubbe" olarak kullanılmaktadır. Bunun yanı sıra küçük ölçekli planetaryumlar içerisinde de yer almaktadır. Bu sistemler; görüntünün kubbe yüzeyine yansıtılması mantığı üzerinden çalışır. Projelerin detaylı üç boyutlu incelemeleri için proje yöneticilerine önderlik etmektedir. Bunun yanında planetaryum sistemleri için de kullanılan bu sistemler; görüntü sistemi açısında ve kalitenin azalması konularında tercih

sebebi değildir. Planetaryumlarda sergilenen Full Dome "Tam Kubbe" görüntüler için de uygun bir görüntüleme imkanı sağlamamaktadır. Bunların nedenlerine bakacak olursak; dünyada kabul gören en büyük çözünürlük oranı olan Full Hd 1920 x 1080 piksel görüntü içerisinde yer alacak ayna sistemleri için kullanılacak Full Dome görüntü sadece 1080 x 1080 piksel gibi bir alan kaplayacaktır. Bu da sahip olduğunuz görüntülerin ışık, ayna ve projeksiyon sistemi dahil %56 oranında azalacağını göstermekte ve sonuçlar gerçekçiliğin dışında kalacaktır. Tüm bunlara bakılarak planetaryum sistemleri için uygunluğu sorgulanmakta olduğu gibi 5 metre ve üzeri planetaryumlar için de tercih edilmemektedir.

2. **Fisheye Sistemler**

Planetaryum görüntüleme sistemlerinin temelini oluşturan fisheye "Balık Gözü" görüntüleme sistemi tekli projeksiyon sistemlerinde kullanılmaktadır. Bunun yanı sıra çoklu görüntülemelerde destekleyici olarak yer almaktadır. Bu nedenden dolayı planetaryum görüntüleri olan Full Dome "Tam Küre" gösterilerin yansıtılmasında önemli bir araçtır. Dünya üzerinde kullanılan küçük ölçekli planetaryum çözümlerinin büyük bir çoğunluğu fisheye projeksiyon yöntemini benimsemiştir. Bu yöntem sayesinde planetaryumların görselliklerinin artması ile ilgi çoğalmıştır. Sadece astronomi ve uzay bilimleri ile bilinen planetaryumlar değişik bilimlere de hizmet verir olmuştur. Bunların arasında kimya, fizik, biyoloji, mühendislik, medikal ve mimarlık da yer almaktadır. Bahsedildiği üzere, küçük ölçekli planetaryumlarda tercih sebebi olan tekli görüntüleme sistemi fisheye planetaryum boyutları arttıkça yeterli çözümler konusunda cevap verememektedir. Bunun nedenleri de görüntülenecek alanların artması ile birim yüzeye düşecek olan piksellerin azalması ve seçilemeyecek kadar küçük görsel öğeler oluşturmasıdır. Bu durumun sonuçlarına bakılırsa, gösterinin ya da eğitimin yapılacağı konunun kavranması açısından temel oluşturan görsel öğelerin zayıflaması ile elverişsiz bir öğretim ortamı oluşmaktadır.

3. **Çoklu Sistemler**

Gelişen teknolojinin kullanılması ile dünya üzerindeki planetaryum sistemlerinin gereksinimlerini karşılamak ve daha fazla kullanıcıya aynı anda ulaşmak için yürütülen çalışmalar ile çoklu görüntüleme sistemlerinin gelişimi sağlanmıştır. Bu sistemler, görüntü kalitesinin artmasına destek olduğu gibi görsel zenginlikler konusunda tatmin edici düzeylerde sonuçlar sağlamaktadır. Artan görüntüleme alanları için birim yüzeye düşecek piksel sayısının artması gerektiğinden, 7 metre ve üzeri planetaryum sistemlerinin sahip olması gereken çözümlemeler, çoklu projeksiyon sistemleri ile çözülmelidir. Görüntü kalitesi için izleyicinin ortamdan etkilenmesi, sahneler arasındaki uyum, sistem tutarlılığı açısından bakıldığında en uygun çözümleme; çoklu projeksiyon sistemleridir. Yine unutulmamalıdır ki, artan boyutlarla orantılı olarak görüntülemeyi üstlenecek olan sistemlerin de sayısı artmak zorundadır. Bu teknolojinin arkasında ise gelişmekte ve yeni doğmakta olan stereografik görüntüleme sistemleri vardır. Bu stereografik sistemlerin gelişimi sayesinde çoklu sistemler ile izleyiciye dokunulacak hissi veren gerçekçi görüntüler oluşturularak, görsel ve işitsel bakımdan zengin bir öğrenim sağlanabilmektedir. Böylelikle izleyicinin etkilenmemesi kaçınılmazdır.

4. Tartışma ve Sonuç

Bugün planetaryumlarda diğer bilim dalları (tıp, biyoloji, fizik, kimya, matematik, mimarlık, mühendislik, medikal ve tarih) olduğu gibi, konserler, reklam gösterileri, lazer

şovlar da yapmak mümkündür. Mimarlar, astronomlar, fizikçiler, mühendisler günden güne planetaryumların gelişmesinde rol almaya başlamışlardır. Sadece çocuklar için değil, yetişkinler içinde planetaryumlar önemlidir. Çocuk ve genç ziyaretçilere astronomik hikayeler anlatılıp, fen deneyleri yaptırılırken, lise, akademik düzeydeki öğrencilere ve yetişkinlere takım yıldızlarını bulmanın yolları anlatılıp, farklı bilim alanlarında eğitici simülasyonlar gösterilmektedir. Aslında eğitim ve bilim merkezleri içerinde yer alan planetaryumların en büyük önemi öğrencilere bilimi sevdirmek, araştırma ve deneme güdüsünü ortaya çıkarmak ve özel bilimsel projelerde yer almalarını teşvik etmektir.Gelişmiş ülkeler planetaryumlara çok önem verirler. Türkiye'nin planetaryumlara ihtiyacı bulunmaktadır. Bu yüzden de eğitim ve bilim merkezlerinin planetaryumlara da yönelmesi ve sayılarının artması için hep birlikte çalışmalıyız.

5. Kaynaklar

- STÖKLER R., 2010, Planetarium GRAZ: Project Phases and Experiences, European Planetary Science Congress 2010, Vol. 5, EPSC2010-109, 2010
- HELVACI M., 2009, AA
- Cacabey Planetaryum, www.cacabey.com.tr

KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR İÇİN YENİ BİR UZAKLIK KALİBRASYONU

Aykut ÖZDÖNMEZ, Tansel AK, Selçuk BİLİR

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt-İstanbul
(eposta: aykutozdonmez@gmail.com, tanselak@istanbul.edu.tr, sbilir@istanbul.edu.tr)

Özet: Uzaklık tayini, yıldızların Galaktik dağılımı ile Galaksi evriminin anlaşılması, ilgilenilen nesnelerin evrim modellerinin sınanması ve fiziksel yapılarının araştırılması için önemlidir. Kataklismik değişenlerin uzaklık tayini için bileşen yıldızın fotometrik özelliklerini kullanmak uygun bir yöntem olabilir. Bununla birlikte yığışma disklerinin toplam akıya özellikle optik bölgede yaptığı katkı fotometrik paralaksta büyük belirsizliklere yol açacağından, bu yöntemle elde edilen uzaklıkların hataları yüksek olur. Bu sebeple, bileşen yıldızın toplam akıya katkısının en çok olduğu yakın kızılötesi bölgede yapılmış gözlemleri ve güvenilir trigonometrik paralaksları kullanarak, bu yıldızlara ait yörünge dönemi-parlaklık-renk ilişkilerinden uzaklık tayini yapılmıştır. Kalibrasyonlar için Ak ve diğ. (2007) tarafından yakın kızılötesi verileriyle geliştirilen yöntem kullanılmıştır. Bu sayede yörünge dönemleri 78-720 dakika arasındaki sistemlerin uzaklıkları belirlenerek, bir mutlak kadir kalibrasyonu geliştirilmiştir.

1. Giriş

Kataklismik değişenler, baş yıldızı beyaz cüce ve bileşeni Roche lobunu doldurmuş bir geç tipten bir anakol yıldızı olan kısa dönemli etkileşen çift yıldızlardır. Bileşen yıldızın Roche lobundan sürekli taşan madde beyaz cücenin etrafında bir yığılma diski oluşturur ve maddenin yığılma diskine çarpması sonucu diskin dış kısmında bir sıcak leke meydana gelir. Diskin iç kısmında beyaz cücenin manyetik alanı ile etkileşen madde, beyaz cüce ile disk arasında bir geçiş bölgesi oluşmasına yol açar. Beyaz cücenin ortalama manyetik alan şiddetinin yüksek olduğu sistemlerde yığılma diskinin oluşumu engellenir ve beyaz cüce üzerine yığışma, yığılma kolonlarıyla gerçekleşir.

Uzaklık tayini, astronomi çalışmalarının en zorlu konularından biridir ve duyarlı uzaklık tayini, gök cisimlerinin atmosfer modeli parametrelerinin hesaplanmasında son derece önemlidir. Ancak kataklismik değişenler zamana bağlı fotometrik ve tayfsal değişimler sergilediklerinden, araştırmacılara ilave güçlükler çıkarırlar. Ayrıca beyaz cüce ile bileşen yıldız arasında kalan diskin iç kısımları sıcak, dış bölgeleri ise soğuktur. Disk ve sıcak leke özellikle görsel bölgede baskın olduğundan, bu dalgaboyu bölgesinde kataklismik değişenlere fotometrik paralaks yöntemi uygulanamamaktadır. Bu sebeplerden dolayı genelde farklı uzaklık tayini yöntemlerine başvurulur. Patterson (1998), kataklismik değişenlerin uzaklıklarının tayininde kullanılabilecek tek bir yöntem, "sihirli bir değnek", olmadığını belirtir. Böyle bir sihirli değnek, sistemlerin gerçek uzay dağılımları, uzay yoğunlukları ve Galaktik model parametrelerinin hesaplanması için kullanılabilir (Ak ve diğ., 2008).

Uzaklık tayini için sistemde en az değiştiği bilinen anakol bileşeninin, toplam ışınıma katkısının en yüksek olduğu ve yıldızlararası kızarmadan az etkilenen kızılötesi bölgedeki fotometrik özelliklerini kullanmak daha duyarlı sonuçlar elde etmemize olanak sağlar. Bileşen yıldızın fiziksel özelliklerinin yörünge dönemine de bağlı olduğu

bilindiğinden, trigonometrik paralaksları ölçülebilmiş sistemlerin kızılötesindeki fotometrik verileri ile yörünge dönemlerinin birlikte kullanıldığı bir mutlak parlaklık kalibrasyonu, diğer yöntemlere göre nispeten daha güvenilir sonuçlar elde edilmesini sağlar. Ak ve diğ. (2007) kataklismik değişenler için dönem-ışıma gücü-renkler ilişkisi (PLC) önermiştir. Ak ve diğ. (2007), yakın kızılötesi (2MASS - Two Micron All Sky Survey) verileriyle PLC ilişkisi kullanılarak, tüm kataklismik değişenlerin istatistiksel paralakslarının tayin edilmesine olanak sağlayan bir kalibrasyon geliştirmiştir. Yörünge dönemi bilinen ve yakın kızılötesi gözlemi bulunan tüm kataklismik değişenlere uygulanabilen bu yöntemi, Knigge (2006) ve Beuermann (2006) tarafından önerilmiş benzer yöntemlerle karşılaştıran Gariety ve Ringwald (2012), PLC'den hesaplanmış uzaklıkların diğer yollarla belirlenenlerden daha duyarlı oldukları sonucuna varmıştır.

van Leeuwen (2007) Hipparcos'un daha önce yayımlanmış astrometrik verilerini yeni bir indirgeme yöntemi ile geliştirerek, diğer yıldızların yanı sıra kataklismik değişenlerin trigonometrik paralakslarını da daha duyarlı hale getirmiştir. Ayrıca yer tabanlı trigonometrik paralaksları ölçülebilen kataklismik değişenlerin sayısı ve ölçümlerin duyarlılıkları da zamanla artmıştır (Roelofs ve diğ., 2007; Patterson, Thorstensen ve Knigge, 2008; Thorstensen ve diğ., 2008, 2009). Bu durum, PLC ilişkisinin yeniden gözden geçirilmesi ve daha hassas bir mutlak parlaklık kalibrasyonu elde edilmesi ihtiyacını doğurmuştur.

2. Veri

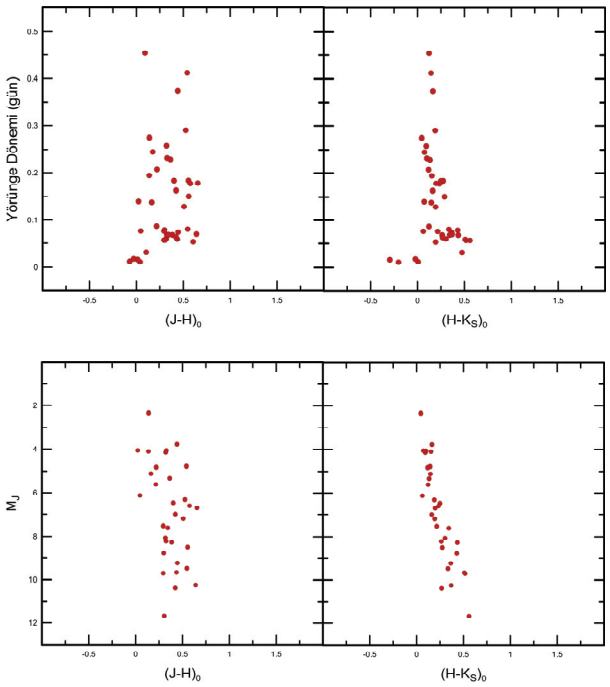
En duyarlı uzaklık tayini trigonometrik paralaks yöntemiyle yapılır. Kataklismik değişenler sönük ve uzak sistemler olduğundan, literatürde hassas trigonometrik paralaks tayinleri yapılabilmiş sistem sayısı azdır. Hipparcos (ESA 1997) uydusu ve Hubble Uzay Teleskopu ile yapılan gözlemlerden itibaren bazı parlak kataklismik değişenlerin trigonometrik paralaksları ölçülmüştür (Duerbeck, 1999; McArthur ve diğ., 1999, 2001; Harrison ve diğ. 2004; Beuermann ve diğ., 2003, 2004; Roelofs ve diğ., 2007). Ancak Hipparcos uydusunun gözlemlerinden kataklismik değişenler için hesaplanmış paralaksların hata mertebelerinin çok yüksek olması dikkat çekmiştir. Bunun üzerine van Leeuwen (2007) Hipparcos uydusu ile ölçülen trigonometrik paralakslarını daha duyarlı hale getirmiştir. Kataklismik değişenlerin trigonometrik paralaks ölçümünde yer tabanlı gözlemlere dayanan girişimler de olmuş, çok sayıda kataklismik değişenin trigonometrik paralaksları yer tabanlı gözlemlerle belirlenmiştir (Thorstensen, 2003; Patterson, Thorstensen ve Knigge, 2008; Thorstensen ve diğ., 2008, 2009).

PLC yöntemine temel teşkil eden mutlak parlaklık kalibrasyonu oluşturulması için, yörünge dönemleri Ritter ve Kolb'un (2003, son güncelleme Haziran 2012) kataloğundan, yakın kızılötesi fotometrik verileri ise 2MASS Nokta Kaynak Kataloğu'ndan (Cutri ve diğ. 2003) derlenmiştir. Fotometrik verilerin yıldızlararası kızarmadan arındırılması için literatürden E(B-V) renk artıkları toplanmış ve Fiorucci ve Munari'nin (2003) 2MASS verileri için hesapladığı kızarma katsayıları kullanılmıştır. Kullanılan indirgeme ve hesaplama işlemleri Ak ve diğ. (2008) tarafından detaylı olarak anlatılmıştır. Böylece yaklaşık 50 adet sistem için veri derlenmiştir. Kızarmadan arındırılmış renk ve parlaklıkları göstermek için "0" alt indisi kullanılmıştır.

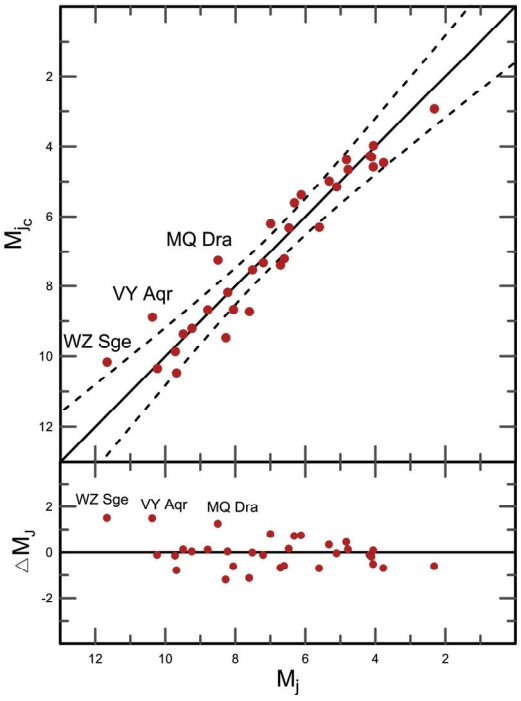
3. Mutlak Parlaklık Kalibrasyonu

Duyarlı bir PLC ilişkisi elde etmek için, yörünge dönemleri, trigonometrik paralaksları ve kızılötesi verileri derlenen sistemlere şu ölçütler uygulanmıştır: (i) Rölatif paralaks hatası $\sigma_\pi/\pi \leq 0.5$ olan sistemler tercih edilmiştir. (ii) Yörünge dönemleri 78-720 dakika aralığındaki sistemler dikkate alınmıştır. Bu ölçütlerle sistem sayısı 33'e, J bandındaki parlaklık hatası yüksek olan EF Eri'nin de istatistik dışı bırakılmasıyla sistem sayısı 32'ye inmiştir. PLC ilişkisinin hesabında kullanılan değişkenler arasında bağlılıklar Şekil 1'de gösterilmiştir. Bahsedilen verilerden itibaren elde edilen PLC ilişkisi şu şekildedir:

$$M_J = -0.879(\pm0.657) - 5.08(\pm0.751) \times \mathrm{LogP_{(gün)}} + 5.10(\pm0.948) \times (J\text{-}H)_0 + 5.64(\pm1.510) \times (H\text{-}K_s)_0$$



Şekil 1. PLC ilişkisi hesabında kullanılan 32 kataklismik değişenin yörünge dönemi ile kızarmadan arındırılmış renk indisleri diyagramı (üstte) ve sistemlerin trigonometrik paralakstan hesaplanan J-bandı mutlak parlaklıkları ile renk indisleri diyagramı (altta).



Şekil 2. Trigonometrik paralakstan (M_J) ve PLC ilişkisinden (M_{Jc}) hesaplanan mutlak parlaklıkların karşılaştırılması. Kesikli çizgi %99 güvenirliği göstermektedir.

Burada $(J\text{-}H)_0$ ve $(H\text{-}K_s)_0$ kızarmadan arındırılmış 2MASS renklerini, P yörünge dönemini, M_J ise J bandındaki mutlak parlaklığı temsil etmektedir. Kalibrasyonun korelasyon katsayı ve standart sapması, sırasıyla, R = 0.89 ve $\sigma = \pm0.70$ bulunmuştur. PLC ilişkisinin kullanılabileceği parametre aralıkları; $0.02 < (J\text{-}H)_0 \leq 0.65$, $0.04 < (H\text{-}K)_0 \leq 0.56$ ve $0.054 < P(\text{gün}) \leq 0.5$ şeklindedir. Trigonometrik paralakslardan ve PLC ilişkisinden itibaren hesaplanmış mutlak parlaklıkların karşılaştırılması Şekil 2'de gösterilmiştir.

4. Sonuç

Ak ve diğ. (2007) tarafından 27 kataklismik değişen kullanılarak elde edilen mutlak parlaklık kalibrasyonu, burada sistem sayısı yaklaşık %20 arttırılarak daha duyarlı hale getirilmiştir. PLC ilişkisinden ve trigonometrik paralakstan itibaren hesaplanan mutlak parlaklıklar karşılaştırıldığında, sistemlerin neredeyse tamamının Şekil 2'de kesikli çizgi ile gösterilen %99'luk güvenilirlik çizgisinin içinde yer aldıkları görülmektedir. İlişkide diğer sistemlere nispeten daha çok saçılan MQ Dra, VY Aql ve WZ Sge'de, yığılma diskinin kızılötesi ışınıma katkısı muhtemelen diğer sistemlere göre daha fazladır. Şekil 2, sistemlerin uzaklıklarının etkinlik evrelerine bakılmaksızın duyarlı şekilde hesaplanabileceğini göstermektedir. Geniş bir yörünge dönemi ve renk aralığında tüm kataklismik değişenlerin uzaklıkları hakkında bilgi veren duyarlı istatistiksel paralakslarını hesaplamak bu kalibrasyon ile mümkündür.

Burada kullanılan PLC ilişkisi, 2MASS'ın yanı sıra yeni yayımlanmış olan WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer; Wright ve diğ, 2010) verileri de katılarak geliştirilecek ve uygun verisi bulunabilen tüm kataklismik değişenlerin ve alt-sınıflarının Galaktik model parametrelerinin hesaplanmasında kullanılacaktır.

5. Kaynaklar

Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Retter, A., 2007, NewA, 12, 446
Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Eker, Z., 2008, NewA, 13, 133
Beuermann, K., ve diğ., 2003, A&A, 412, 821
Beuermann, K., ve diğ., 2004, A&A, 419, 291
Beuermann, K., 2006, A&A, 460, 783
Cutri, R. M. ve diğ., 2003. VizieR On-Line Data Catalog: II/246, Originally published in: University of Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center
Duerbeck, H. W., 1999, IBVS, 4731
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA, Noordwijk
Fiorucci, M., Munari, U., 2003, A&A 401, 781
Gariety, M. J., Ringwald, F. A., 2012, NewA, 17, 154
Harrison, T. E., ve diğ., 2004, AJ, 127, 460
Knigge C., 2006, MNRAS, 373, 484
McArthur, B. E., ve diğ., 1999, ApJ, 520, L59
McArthur, B. E., ve diğ., 2001, ApJ, 560, 907
Patterson, J., 1998, PASP, 110, 1132
Patterson, J., Thorstensen, J. R., Knigge, C, 2008, PASP, 120, 510
Ritter H., Kolb U., 2003, A&A, 404, 301 (update RKcat7.18, 2012)
Roelofs, G. H. A., ve diğ., 2007, ApJ, 666, 1174
Thorstensen, J. R., 2003, AJ, 126, 3017
Thorstensen, J. R., Lépine, S., Shara, M., 2008, AJ, 136, 2107
Thorstensen, J. R., ve diğ., 2009, PASP, 121, 465
van Leeuwen, F., 2007, A&A, 474, 653
Wright, E. L., ve diğ., 2010, AJ, 140, 1868

GELECEĞİN GÖKYÜZÜ TARAMA PROJELERİ: LSST VE GAIA

Ayşe YALÇINKAYA[1], H. Bahar ATALI[1]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul
yalcinkayayse@gmail.com, baharunsal7@gmail.com

Özet: Gökyüzü tarama projeleri, belirli bir hedef doğrultusunda mevcut gözlem aletleriyle gökyüzünün haritasını çıkarmak için yapılan projelerdir. Bu projeleri kullanarak içinde bulunduğumuz evreni haritalayıp yeni cisimler keşfedebiliriz. Teknolojinin gelişimiyle birlikte gözlem aletlerinin kalitesi artarken gökyüzü taramaları da astronomi için önemli bir veri kaynağı haline gelmiştir. Mevcut tarama projelerine ek olarak birkaç yıl içinde gözlemlerine başlayacak olan LSST (The Large Synoptic Survey Telescope) ve GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) sayesinde de keşfedilmemiş cisimler keşfedilip cevaplanamamış sorulara çözümler üretilebilecektir. Bu çalışmada söz konusu gökyüzü tarama programlarının teknik ve gözlemsel özellikleri ile hedeflerinden bahsedilecektir.

1. Giriş

Gökyüzü tarama projeleri, belirli bir nesnenin gözleminin hedeflenmesinin aksine, astronomların uzun gözlemler yapmadan göksel nesneleri kataloglamasına ve istatistiksel analizini yapmasına olanak tanır. Bu doğrultuda, GAIA'nın temel hedefi; Samanyolu'nun üç boyutlu haritasını elde etmektir ve buna bağlı olarak Samanyolu'nun oluşumu, evrimi ve tarihi konusunda detaylı olarak bilgilere de ulaşılacaktır. LSST'nin temel hedefi ise; Dünyamız için tehdit oluşturabilecek cisimlerin yörüngelerini belirlemektir ve bunu yaparken de evrenin 3 boyutlu haritasını çıkarabilecektir.

GAIA, Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından geliştirilen bir uzay aracıdır. Fransız Guyanası'ndaki uzay merkezinden bir Soyuz-Fregat roketi kullanılarak, Ağustos 2013'te fırlatılması beklenen bu uzay aracının tahmini görev süresi 5 yıldır. Bugüne kadar yapılmış en hassas optik astronomi uydusu olacaktır.

LSST, toplamda 26 ülke ve kurumun birleşerek geliştirdiği bir tarama projesidir. İlk ışığını 2015 yılında Şili'de Cerro Pachon'da alacaktır. Bilimsel gözlemlerine 2016 yılında başlayacak olan bu tarama projesi 10 yıl boyunca faaliyet gösterecektir.

2. Genel Özellikler

GAIA, görevi boyunca hedef yıldızların parlaklık değişimlerinin, hareketlerinin, uzaklıklarının ve konumlarının duyarlı bir şekilde kaydını tutarak ~100 milyarlık popülasyonun %1'lik bir kesimini ~70 kez 20^m 'e kadar (insan gözü ile görülebilenden ~400 bin kat daha sönük) gözlemleyecektir. 2021 yılında tamamlanmış kataloğunu yayınlaması beklenmektedir.
GAIA, Dünya'dan ~1.5 milyon km uzakta konumlanmış olan Güneş'e zıt yöndeki Lagrange 2 noktası (L2) olarak bilinen uzaydaki bir noktadan bir Lissajous yörüngesinde gözlem yapacaktır. Bir L2 yörüngesinin başlıca avantajlarından biri, L2 noktası yörüngesi içinde Ay, Dünya ve Güneş bulundurduğundan dolayı kesintisiz gözlem sağlamasıdır. Bu sayede uydu hem Dünya ve Güneş kaynaklı radyasyondan korunur hem de hassas ekipmanları için pasif bir soğutma sağlamış olur.

LSST, geniş alan gözlemleriyle ¾'ünü gözlemleyebilecektir. İki haftada bir tüm gökyüzünü tarayabilecek ve bir cismi 10 yılda 1000 kez gözlemleyecektir. Bu sayede hareketli ve değişen cisimleri kolaylıkla keşfedebilecektir. Bununla birlikte, kısa poz süreleriyle dahi çok sönük (24^m) cisimleri görüntüleyebilecek olan bu teleskop oldukça hızlı bir şekilde hareket ederek bir gecede 800'den fazla panoramik fotoğraf çekebilecektir. Bu fotoğrafların ardı ardına birleştirilmesiyle oluşturulacak filmler ile Dünyamız için tehdit oluşturabilecek cisimleri tespit edecektir. Ayrıca bu proje ile elde edilen verilere herkes kolaylıkla ulaşabilecektir.

3. Aletsel Özellikler

GAIA 1.49x0.54 m'lik birincil aynaya sahip 2 adet teleskoba ve toplamda 6 adet yardımcı aynaya sahiptir. GAIA'nın görüş alanı (FoV) 0.7^ox0.7^o'dir. 1 Gigapiksel boyutunda CCD kameraya sahiptir. CCD kamera; astrometrik, fotometrik ve spektroskopik işlevlere sahip toplamda 106 adet CCD'nin bir araya gelmesiyle oluşmuştur.
GAIA, fırlatıldıktan sonra açılacak olan ve 12 panelden oluşan bir düzeneğe sahiptir. Bu düzenek; hem teleskopları gölgeleyecek ve sıcaklıkları -100^oC'ye düşürecek, hem de Güneş'e dönük olan kısmında bulunan panellerle GAIA için elektrik enerjisi üretecektir.
GAIA'nın radyo vericisi zayıf olmasına rağmen, 1.5 milyon km uzaklıktan çok yüksek bir oranda (~5 Mbit/s) veri aktarımını sürdürecektir. Bu zayıf sinyaller ESA'nın Cebreros/İspanya ve New Norcia/Avustralya'da bulunan çok güçlü yer istasyonundaki 35 metre çapındaki çanaklar tarafından yakalanacaktır.

LSST, 8.4 m çapında birincil aynaya sahiptir. Teleskobun görüş alanı 3.5^ox3.5^odir. Şimdiye kadar var olan hiçbir teleskop bu değere ulaşamamıştır. Gökyüzü taramalarının, 3.2 Gigapiksellik dünyanın en büyük CCD kamerasıyla yapılacağı bu tarama projesi ile bir gecede 20-30 TB'lık veri elde edecektir. Ayrıca, u,g,r,i,z,y filtreleri ile gözlem yapılacaktır.

4. Sonuç

GAIA'nın kapsamlı yıldız sayımı ile Samanyolu Galaksisi ve ötesindeki milyarlarca yıldızın 3 boyutlu detaylı haritası yapılarak Samanyolu'nun oluşumu, evrimi ve kompozisyonu incelenebilecektir. Bununla birlikte;

- Radyal hız ölçümleri ile 20 000 ötegezegen tespiti yapılabilecek ve bu ötegezegenlerin kütlelerini tayin ederek onların yörüngeleri ve eğimleri belirlenebilecek,
- ~500 bine kadar kuazar, 50 000 kahverengi cüce, uzaktaki süpernovalar ve değişen yıldızları kapsamlı olarak keşfedebilecek,
- Hassas astrometrik ölçümlerle Güneş sistemimiz içinde 100 binlerce asteroid tespit edebilecek,
- 0.5 km/s'den daha iyi bir hassasiyet ile 40 milyon yıldızın teğetsel hızını ölçebilecek,
- Bütün nesnelerin spektral ve fotometrik ölçümlerini yapabilecek,
- Galaksimizdeki yıldızların büyük ölçekteki hareketini gözleyerek, galaksimizin içerdiği düşünülen, kuramsal madde, karanlık maddenin dağılımını açıklayacak,
- Albert Einstein'in genel görelilik teorisini daha kesin olarak test edebilecek,
- Güneş sistemi çalışmaları 100 binlerce küçük cisim gözlemi aracılığı ile büyük hız kazanacaktır.

LSST projesi ile;

- Karanlık enerji: LSST ile evrenin, eşi benzeri görülmemiş bir derinliği ve detaylara sahip üç boyutlu haritası çıkarılacak. Bu harita ile karanlık maddenin bulunduğu yerler ve karanlık enerjinin özellikleri tespit edilebilecek.
- Geçici kaynaklar: Standart tarama modunda RR Lyrae değişenlerini ve 400 pc uzaklığa kadar klasik novaları tespit edebilecek. En az 50 milyon değişen yıldızın multi-color ışık eğrisini çıkararak değişen yıldız popülasyonlarını araştıracak. (kataklismik değişenler, örten çiftler ve nadir görülen tipler)
- Güneş sistemi: Gökyüzünün her bir bölümünün yüzlerce fotoğrafını çekerek bunları bir film haline getirecek ve böylece bu film, Dünyamız için tehdit oluşturabilecek asteroidleri belirlemek için ideal bir araç olacak.
- Galaktik yapı: Galaksimizin üç boyutlu haritasını çıkaracak. ~10 milyar yıldızın konumlarındaki ve parlaklıklarındaki değişimleri, önceki verileriyle karşılaştırarak büyük bir veri tabanı hazırlayacak. Galaksi düzlemini kapsayan gözlemler birçok yıldız oluşum bölgesini ve yıldızlararası toz tabakasını delebilecek verimlilikte olacak. Ayrıca Andromeda Galaksisi'nin uzaklığının yarısına kadar olan bölgedeki halomuzun yapısını inceleyerek boyutlarını tespit edebilecek. Bu proje, Samanyolu hakkında sorulan iki sorunun cevaplamasına yardım edecek:
    - Samanyolu'nun evrimi ve yapısı nasıldır?
    - Güneş civarındaki yıldızların tümünün özellikleri nelerdir?

5. Kaynaklar

http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=26
http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=28820
http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=31197
http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=28890
http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=40129
http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=40130
http://www.lsst.org/lsst/
LSST Science Collaboration, LSST Science Book, Version 2.0, November 2009
S. G. Djorgovski, A.A. Mahabal, A.J. Drake, M.J. Graham, and C. Donalek, 2012, Vol.2 of Planets, Stars, and Stellar Systems

HİTİT YERLEŞİMLERİNDE ASTRONOMİK YÖN KULLANIMI

Ayşegül F. TEKER YELKENCİ[1]

[1] *İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ataköy Kampüsü, 34156 Bakırköy – Istanbul, tel: 0212 498 4320, (e-posta: a.teker@iku.edu.tr)*

Özet: Anadolu'da ortaya çıkarılan Bronz Çağına ait (M.Ö. 2000-1200) Hitit yerleşimlerindeki anıtların astronomik ve topoğrafik yönelimlerinin araştırılması, komşu medeniyetlerle bilim, mühendislik, din ve kültür karşılaştırmasının yapılabilmesi açısından önem taşımaktadır.

Bu çalışmada, çeşitli Hitit yerleşimlerindeki anıt, tapınak, kapı vb. yapıların konumlarına, eğimlerine ve doğrultularına ilişkin güz ılımı ve kış gündönümü zamanlarında yapılan gözlemler ve ölçümler kullanılmıştır. Diğer yerleşimler ve zamanlar için mevcut haritalardan ve kaynak çalışmalardan faydalanılmıştır. Çalışmadan, yeterli miktarda örneklem için Hitit yapılarının yönelimlerinin rastgele olmadığı; yerleşimlerin astronomik tabanlı olduğu sonucuna varılmaktadır. Güneş kültüne dayalı dinlerine istinaden, yapıların çoğunun özellikle kış gündönümüne göre yönlendirildiği görülmektedir. Bazı yapıların ılımlar ve yaz gündönümünde Güneş'in dikaçıklığına; diğer yapıların ise Venüs ve Sirius'un azami dik açıklıklarına göre konumlandırıldıkları görülmüştür. Hattuşa'daki Yer Kapı ve Alacahöyük'teki Sfenksli Kapı gibi meridyen doğrultusundaki bazı özel yapıların arkeoastronomik ölçümleri, yerleşimlerin Kuzey-Güney eksenlerinin de hassas biçimde hesaplanabildiğini göstermektedir.

1. Giriş

Hitit imparatorluğu Anadolu ve çevresine uzun yıllar hakimiyeti altına almış bir uygarlıktır. Topraklarındaki bütün yabancı din, dil (Hatti, Luvi, Hurri, Hitit dilleri) ve kültürü kaynaştırma yöntemini kullanarak bütünleyici bir yönetim sergilemiştir. Hitit yerleşimlerinde bulunan tablet ve kabartmalarda Hatti ülkesinin bin tansısından söz edilmekte ve hitabetlerde en önemli tanrılardan başlanarak tanrı listeleri anılmaktadır. Çoğunlukla bu çok isimli tanrılar birkaç öz tanrının yerel çeşitlemeleri olduğundan listelerde bahsi geçmektedir.

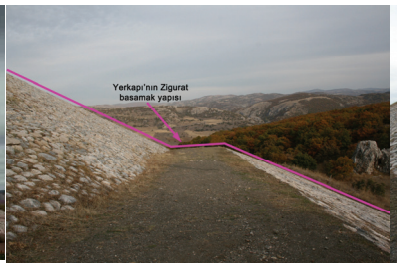
Bu tanrı listelerinde ilk sırada yer alan en önemli tanrıları gökyüzüne ilişkin tanrılardır. Eski Hatti dilinde güneş Eştan, dişi karate olarak simgelenmiştir. Baş tanrıça Hatti Ülkesinin Hanımı, Vuruşemu, Yer'in Güneş Tanrıçası; Hurrilerde Hepat ve Hititlerde Arinna'nın Güneş Tanrıçası olarak adlandırılmıştır. Böylece Anadolu'da yeni taş çağından beri süregelen dişi tanrıya tapma adeti devam ettirilmiştir. Baş Tanrıça Hepat Hatti ülkesinin Fırtına (Gök)Tanrısı'nın eşidir. Hititlerde daha geç dönemde İştanu Cennet'in Güneş Tanrısı erkil bir karakter olarak da görülmektedir. Yazıtlarda mühürlerde kanatlı bir güneş kursu kraliyet mensupları için kullanılmaktaydı. Hitit kralı kendini Cennet'in Güneş tanrısı ile özdeşleştirirken kraliçe de Arinna'nın Güneş Tanrısı'nı temsil etmekteydi.
Hititlerde baş tanrı Gök Tansısı olup Tarhunt olarak anılırken bazı metinlerde Hurrice ismi Teşup veya Hatti dilinde Taru olarak geçmektedir. Gök tanrısı rölyeflerde dağlar üzerinde tasvir edilir. Hititlerde dağlar kutsal sayıldığından yerleşim yerlerini de buna göre şekillendirmekteydiler. Gök tanrısı boğa ile temsil edilmekte olup Gök tanrısının arabasını çeken iki boğa Hurri (gece) ve Şerri (gündüz) Yazılıkaya rölyeflerinde gökyüzünü taşırken tasvir edilmiştir [1].

Hattilerde Kaşku, Luvilerde Arma ve Hurrilerde Kuşuh isimleriyle anılan Ay Tanrısı zaman tutucu, festival ayının belirleyicisi ve gebelik aylarının koruyucusu olarak inanılmaktaydı.

Babil ve Asur'un İştar'ı, Sümer'in İnanna'sı Hurrilerde tanrıça Şausga olarak karşımıza çıkmaktadır. Venüs gezegeninin kutsal kimliği Sabah yıldızı iken savaş tanr(ça)sı, akşam yıldızı iken de aşk ve bereket tanrıçası olarak anılmaktadır. Şausga'nın bu çift cinsiyetli doğası Yazılıkaya'daki rölyeflerde yere kadar uzanan piliseli etekleri ve baş rahibeleri ile birlikte erkek tanrılar içerisinde resmedilmesinden de görülmektedir.

Genel olarak gökyüzüne ilişkin inanışları ve baskın güneş kültü Hititlerin yerleşimlerindeki yapılanmaları etkilemiştir. Müller-Karpe (2011) çalışmasında da belirtildiği gibi Hattuşa (MÖ 1700) ve Alacahöyük (MÖ 2200) gibi dini Hitit şehirlerinin kapıları savunma dışında amaçlar için kullanıldığı görülmektedir. [2,3]

Boğazköy'de Hattuşa'nın Yukarı Şehir olarak adlandırılan bölgesinde büyük güney burcunun ortasında yer alan Yerkapı yarım piramit şeklinde yapay bir yapıdır (Şekil-1). Altında yer alan sahte kemer tekniği ile yapılmış tünel, kuzey güney doğrultusunda inşa edilmiştir. Yerkapı'nın üzerinde ise Sfenksli Kapı ve kutsal tören odaları yer almaktadır. Savunma duvarı olduğu sanılan Yerkapı'nın dış cephesinde her iki tarafında bulunan merdivenler savunma amacına ters düştüğünden başka amaçlar için inşa edilmiş olması muhtemeldir (Şekil-2). Ayrıca basamaklı yapısıyla Ur Ziguratı'na olan benzerliği de göz önüne alındığında Yerkapı'nın Anadolu'da gökyüzü gözlemleri ve dinsel törenlerin yapıldığı bir zigurat olarak nitelendirmek daha uygundur (Şekil-3). Zigurat yapının her iki güney köşesinin eğimi hassas biçimde 32° olacak şekilde yapılmıştır. Bu da aslında şehrin inşa edildiği tarihlerde Sirius yıldızının gökyüzünde aldığı azami yükseklik değerine karşılık gelmektedir. Hem yatay hem de dikey eksende kullanılan 32°lik açı Yerkapı tünelinin kuzey girişinin Sirius'un gökyüzündeki konumuna göre belirlendiğini göstermektedir.



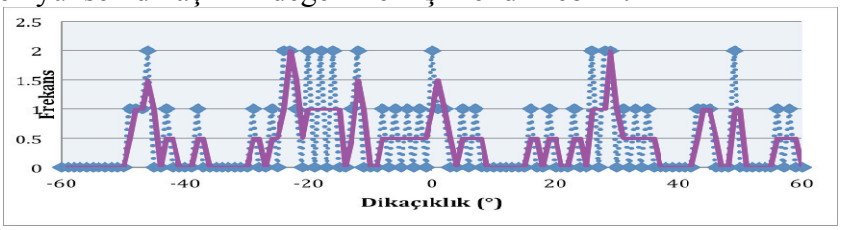
Şekil-2: Boğazköy Hattuşa'daki Yerkapı'nın güney çıkışı. Şekil-3: Yerkapı'nın zigurat benzeri basamaklı mimarisi. Şekil-4: Yerkapı dış doğu merdiveni ve güneydoğu köşesinin eğimi. Fotoğraflar : AFY

Yerkapı tünelinin kuzey girişi ile güneydoğu ve güneybatı köşelerinin doğrultuları ve açıları ölçüldüğünde Güneş'in yıllık hareketlerine göre şehrin diğer yapılarının da konumlandırıldığı görülmektedir. Buradaki ölçümler klinometre yardımıyla sahada yapılmıştır. Yerkapı'nın güney köşeleri Güneş'in yaz gündönümü ve kış gündönümündeki doğuş ve batış noktalarına göre yönlendirilmeleriyle beraber şehrin doğu kapısı olan Kral Kapısı ve batı kapısı olan Aslanlı kapı da bu doğrultular üzerinde yer alacak şekilde inşa edilmiştir. Şekil-5'de gösterilen her iki taraftaki doğrultunun çakışma noktası Yerkapı'nın kuzey girişidir. Hattuşa şehrinin surlarının yapıldığı tarihlerde kış gündönümünde Sirius yıldızının gece gökyüzündeki konumu ve azami yüksekliğine bakıldığında Yerkapının kuzey girişinin buna göre konumlandırıldığı düşünülebilir.

Aynı zamanda ılım zamanları olan 21 Mart ve 23 Eylül tarihlerinde Güneş tam Aslanlı Kapı'nın ortasından batacak şekilde ve Kral Kapısı da Güneş tam ortadan doğacak şekilde inşa edilmiştir. Benzer bir yönelim Alacahöyük Sfenksli Kapı'da da görülmektedir. Güneye bakarak tüm gün Güneş'in hareketini izleyen Sfenkslerle donatılmış olan şehrin güney kapısı, şehrin kurulduğu M.Ö. 2200 tarihinde kutup yıldızını ortalayacak şekilde inşa edilmiştir (Şekil-5).

Şekil-4: Güneş'in yıllık hareketlerine göre şehrin güney (Yerkapı), doğu (Kral Kapısı) ve batı (Aslanlı Kapı) yapılarının konumlandırılması. kml verisi [5]. Şekil-5: Alacahöyük Sfenksli Kapı. Fotoğraf : AFY-CKU-OT

Bazı Hitit yerleşimlerindeki kapı, kutsal oda ve tapınak gibi önemli yapıların azimut, içten dışa bakıldığından görünen ufuk yüksekliği ve buna karşılık gelen dikaçıklık değerleri ölçülerek yönelimleri incelenmiştir (Tablo-1). Bazı yerler için literatürdeki toplanmış değerler kullanılmıştır [4]. Tablo-1'deki dikaçıklık değerlerinden elde edilen frekans grafiği Şekil-6'da verilmiştir. Burada Tablo-1'de listelenmiş Hitit yerleşimlerindeki önemli yapıların doğrultuları arasındaki ilişki görülmektedir. En göze çarpan -24° deki yoğunluk Güneş'in kış gündönümündeki dik açıklığı olarak yorumlanabilir. İkinci önemli yoğunluktaki frekans değeri ise 0° civarına denk gelmektedir. Bu dikaçıklık değeri ise ılımların zamanını ifade edebilir. Üçüncü bir yoğunluk ise -46° civarındadır. Bu değer ise başucu noktasının dikaçıklığı olarak düşünülebileceği gibi başka bir yorum aranması da gereklidir. 29° civarındaki diğer önemli bir yoğunluk Güneş'in yaz gündönümündeki dikaçıklığı veya Venüs ile; -18° deki yığılma da Sirius'un en yüksek dikaçıklık değeri ile ilişkilendirilebilir.



Şekil-10: Bazı Hitit yerleşimlerinin dikaçıklıklarının frekans grafiği.

Tablo-1: Bazı Hitit yerleşimlerindeki tapınak, kapı gibi önemli yapıların yönelimleri. Hattuşa, Alacahöyük ve Yazılıkaya ölçümlerinin çoğu sahada yapılmıştır. Diğer yer ve yapılar için literatürdeki değerler alınmıştır [4,5].

Yer	Yapı	Enlem	Boylam	Azimut	Ufuk yüksekliği	Dikaçıklık	Notlar
Shapinuwa	Tapınak D	40°15′	35°14′	258.75°	2°	-7.5°	
	Tapınak C			247	2	-16	
Alaca Höyük	Tapınak Kompleksi	40 14	34 42	168.75	2.5	−46.25	
	Galeri			271.25	2	2	
	Doğu Tapınak			190.5	0.5	−48.5	
	Batı Tapınak			190.5	0.5	−48.5	
	Tapınak 6			91	2	0.25	
Tappika	Taş Kapı	40 09	35 46	80	0	7.25	
Hattuşa	Tapınak 1	40 00	31 37	218	12	−27.25	Ana Eksen Kapı Dışı
				218	7	−31.5	Ana Eksen İç
				128	9.5	−21.5	Doğu
				308	0	27.75	Batı
				126.75	6	−23.25	Büyükkale Kuzey Temel
				131.25	10.5	−23	Büyükkale Kuzey Kenar
				122.75	11.5	−16.25	Ana Kapı
	Yeraltı Odası			353.75	0	49	i~20° 69.5
	Tapınak 2			93.5	2	−1.5	
	Tapınak 3			90	1.5	0.75	0ºN
	Tapınak 4			109.25	5	−11.5	Kapı Güneye açılıyor
	Tapınak 5			333	0	42.5	Rampa

				58	3	25.5	Doğu Kapısı (Kral Kapısı'na doğru)
				232.75	7	−23	Sfenksli kapıya doğru
				55.5	3	27.5	Yapı A
				71	2.5	16	Yapı B
	Tapınak 6			127	6	−23.25	Kapı Kuzeye açılıyor
	Tapınak 7			53	2.5	29	6° GD → −33°
	Tapınak 8				269	0	−1
	Tapınak 9			304.25	0	25.5	5.5° GB → −35°
	Tapınak 10			127.5	6.5	−23	
	Tapınak 11			126.5	5.5	−23.5	
	Tapınak 12			126	6.5	−22	
	Tapınak 15			122.75	6.5	−19.75	
	Tapınak 17			266.5	0	−3	
	Tapınak 18			265	0	−4.25	Kapı Kuzeye açılıyor
	Tapınak 19			241	6	−17.75	Gölete doğru
	Tapınak 20			260	3.5	−5.5	Gölete doğru
	Tapınak 21			241	3.5	−19.5	Gölete doğru
	Tapınak 22			271	1	1	
	Tapınak 23			252.75	1	−12.5	
	Tapınak 24			244	3.5	−17.5	Gölete doğru
	Tapınak 26			336.5	−0.25	44	Serikapi'ya doğru
	Tapınak 30			277	0	5	
	Tapınak 31			118.5	2.5	−20	
	Nisantas			43.25	1.5	34.75	Yazilikaya'ya doğru
	1 No'lu Oda			235.75	2.5	−24	
	2 No'lu Oda			353.75	0	49	
	Büyükkale D			131.5	3	−28.5	Amfi
	Büyükkale B			127	3	−25.5	Mezarlık
Yazılıkaya	A Salonu	40/01	39/38	199.75	0B	−46.75	
	B Koridor Salonu			186.75	12	−37.75	Kuzeye Doğrultulmuş
	Tapınak B			235.5	0	−26	
	Ana Tapınak			316.5	0	33.25	
	Ana Kapı			302	0	23	
Gavurkale	Rölyefler	39 32	32 34	210	0	−42.5	
				190.5	0	−50	Güneş Tanrıçası Arinna
	Kraliyet Mezarı			358	5.5	55.75	
Sarissa	Tapınak I	39 25	37 06	239.5	?	−23.5	
	Teshub Tapınağı(C)			313	?	31	
Eflatun Pınar	Anıt Gölet	37 50	31 40	194.5	4	−46.25	Batı duvarı
				193.75	3.5	−47	Doğu Duvarı
				194.25	4.5	−45.75	Tapınak
				106.75	3.5	−11	Kuzey Duvarı
				106.75	3.5	−11	Güney Duvarı
Aïn Dara	Shausga Tapınağı	36 22	36 51	137	0	−48	Kuzey Suriye
KAPILAR							
Alaca Höyük	Sfenksli Kapı	40 14	34 42	149.75	1	−41	
	Batı Tüneli			267.25	2.5	−0.25	
Hattuşa	Aslanlı Kapı	40 00	34 37	253	1.5	−12.25	h~ 2.5° D 14.5°
	Sfenksli Kapı			180	2.5	−47.75	h~ −0.5° K 48.75°
	Tünel			0.5	8	57.75	
	Kral Kapısı			110	2	−14	h~ 0° B 14.75°
	Kapı W			310.25	−0.5	28.75	h~ 8.5° D −23.25°
	Kapı W´			295.25	0.5	19	h~ 4.5° D −16°
Karatepe	GB Kapı	37 18	36 15	223.25	4.5	−32	0.75° KB & 2° GD 33.5° & −32°
	KD Kapı			31	2	44.5	1.5 GD & 0.75° KB −23.5° & 24.5°

Bu çalışma İKÜ İskilip Projesi kapsamında gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar:

[1] Akurgal, E., "Anadolu Kültür Tarihi", TÜBİTAK Popüler Bilim Kitapları No.67, 2007.
[2] Müller-Karpe, A., "Sfenks'in Gizemi", Aktüel Arkeoloji, 2011, 23,30.
[3] Seeher, J., Hattuşa Rehberi, Ege Yayınları, 2002.
[4] Garcia, A.S.G., Belmonte, J.A. "Thinking Hattusha: Astronomy And Landscape In The Hittite Lands", JHA, preprint 2011.
[5] Seeher, J., Seeher, A., "Hattuşa", http://www.hattuscha.de, Haziran 2011.

GALAKTİK SÜPERNOVA KALINTISI KES 27'NİN SUZAKU X-IŞINI UYDUSU İLE "MİXED-MORFOLOJİ" ÖZELLİKLERİNİN İNCELENMESİ

Aytap SEZER[1] ve Fatma GÖK[2]

[1]TÜBİTAK UZAY Teknolojileri Araştırma Enstitüsü, 06531, Ankara
(eposta: aytap.sezer@boun.edu.tr)
[2] Akdeniz Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, 07058, Antalya
(eposta: gok@akdeniz.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada, Suzaku X-ışını uydu verileri kullanılarak Kes 27'nin görüntü ve tayf analizi yapılmıştır. Kes 27, X-ışını Spektrometresi ile Şubat 2012'de uzun poz süresinde (~109 ks) gözlenmiştir. Bu gözlem verisi kullanılarak elde edilen tayf en iyi uyumu non-equilibrium ionization (VNEI) modeli ile göstermiştir. Bu model plazmanın elektron sıcaklığını kT_e ~1.2 keV ve iyonlaşma zamanını n_et~$1.2x10^{11}$ cm^{-3} s olarak vermiştir. 0.3–10 keV enerji aralığında elde edilen bu tayfta Si, S ve Fe elementlerinin bolluk değerleri Güneş değerlerinden büyük çıkmıştır. Plazmada "ejecta" etkisinin varlığını gösteren bu durum, mixed-morfoloji sınıfına ait süpernova kalıntıları için ilginç bir sonuçtur. Kalıntının radyal sıcaklık ve yüzey parlaklığı değişimine bakılarak mixed-morfoloji özellikleri incelenmiş, elde edilen sonuçlar teorik modellerle karşılaştırılmıştır.

1. Giriş

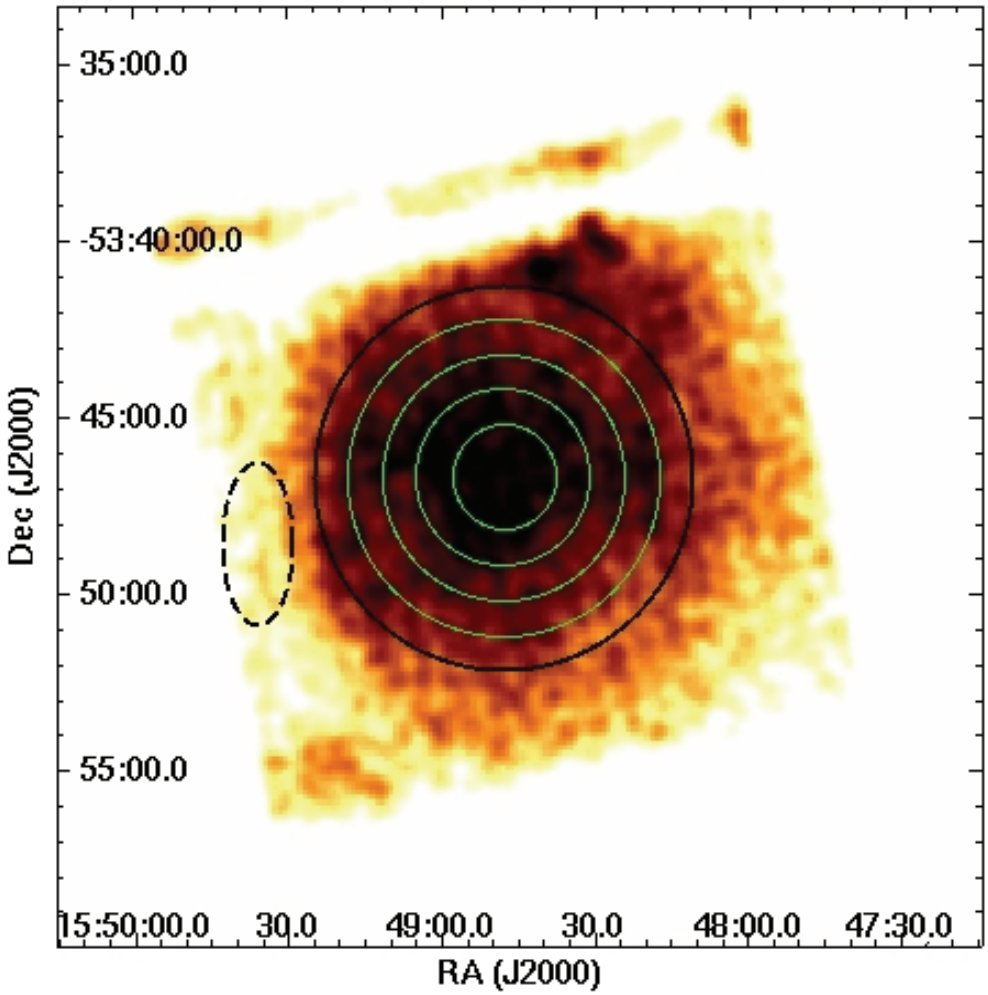
Kes 27 (G327.4+0.4) kalıntısı Caswell vd (1975) tarafından radyo bölgesinde keşfedilmiştir. S (shell, kabuk) tiplidir ve 21x21 açı dakikalık bir büyüklüğe sahiptir. Chandra X-ışını gözlemleri ile bu kalıntının tayfında Mg, Si, S, Ar ve Ca çizgileri tespit edilmiştir (Chen vd 2008). Bu çalışmada Suzaku X-ışını verileri kullanılarak kalıntının mixed-morfoloji (MM; radyo ışıması kabuktan, X-ışını ise kabuğun çevrelediği iç bölgeden gelir) özellikleri incelenmiştir. Son yıllarda ilgi çeken bir konu olan MM kalıntılarının genel özellikleri Rho & Petre (1998) tarafından verilmiştir; 1.) Radyal sıcaklık dağılımları genellikle düzdür, 2.) Çok yoğun bir ortamda bulunurlar, genellikle moleküler bulutsularla etkileşirler, 3.) Kalıntılardan gelen X-ışıması ısısal kökenlidir. Bilinen 26 MM kalıntısı Lazendic & Slane (2006) tarafından bir araya getirilmiş ve genel özellikleri incelenmiştir.

2. Gözlem ve Analiz

Kes 27, Suzaku uydusu (Mitsuda vd 2007) tarafından X-ışını spektrometresi ile (X-ray Imaging Spectrometer XIS: Koyama vd (2007)) Şubat 2012'de ~109 ks boyunca gözlenmiştir (Gözlem no:506063010). Bu gözlemlerde XIS'e ait XIS0, XIS1 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. XIS1 arka aydınlatmalı, diğer ikisi ise ön aydınlatmalı alıcılardır. Veri analizinde HEADAS (version 6.5) ve XSPEC (version 11.3.2) (Arnaud 1996) yazılımları kullanılmıştır.

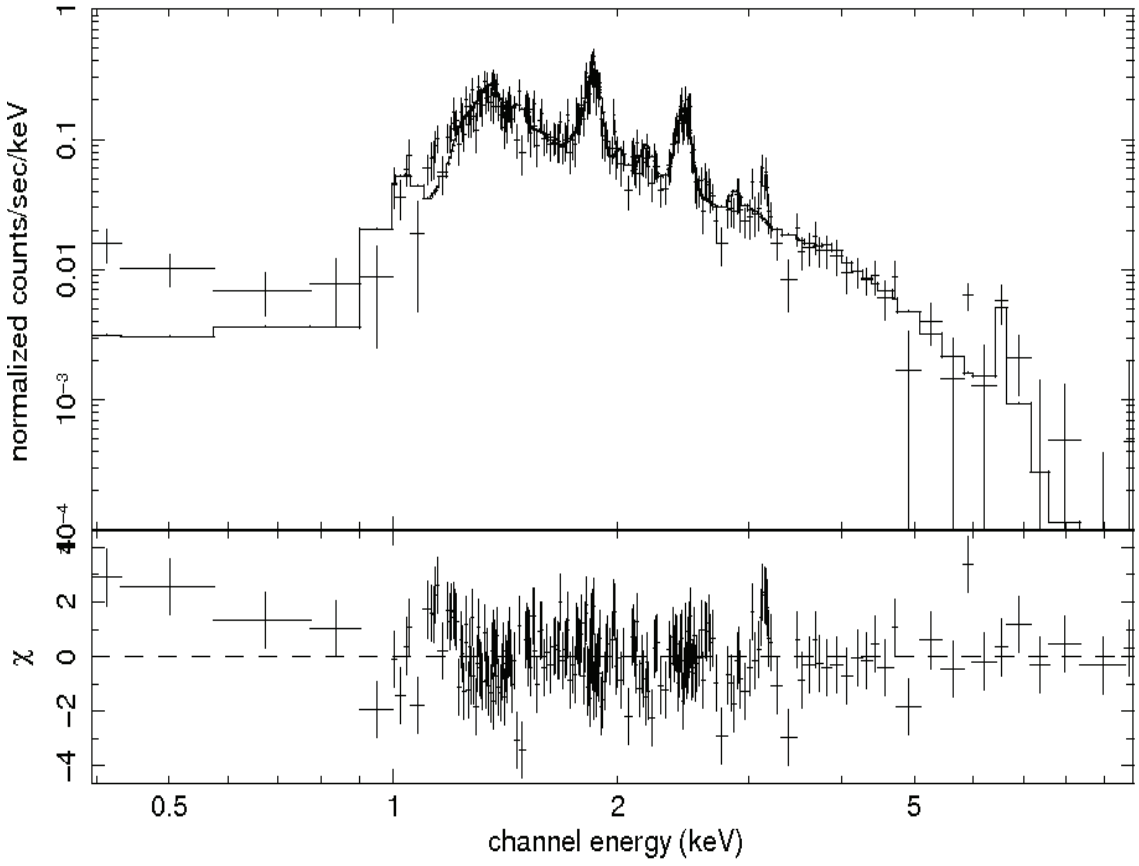
3. Görüntü ve Tayf analizi

Şekil 1'de Kes 27'nin 0.3–10 keV enerji aralığındaki XIS0 görüntüsü verilmektedir. Bu görüntü üzerinde siyah çember ile gösterilen bölge tayf analizi için seçilmiştir (RA(2000) = $15^h48^m48^s$, Dec.(2000)= $-53^0$46'44" ve yarıçap=5.5 açı dakikası).



Şekil-1. Kes 27'nin 0.3–10 keV enerji aralığındaki XIS0 görüntüsü. Siyah çember ile gösterilen bölge tayf analizi için seçilen bölgeyi temsil etmektedir. İçteki yeşil çemberler ise radyal analiz için seçilen bölgelerdir. Kesikli elips ise ardalan için seçilen bölgeyi göstermektedir.

Veriler 50 sayım/bin olarak gruplandırılmış ve $\chi 2$ istatistiği kullanılmıştır. Bu veriler ile en iyi uyumu wabs*VNEI modeli sağlamıştır ($\chi 2$/d.o.f.=459.9/435=1.06). Model uygulanırken N_H, kT_e ve Si, S ve Fe bolluk değerleri serbest bırakılmış, diğer elementlerin bolluk değerleri ise Güneş değerlerine sabitlenmiştir (Anders & Grevesse 1989). Wabs*VNEI modeli uygulanarak elde edilen XIS0 tayfı (0.3–10 keV enerji aralığında) Şekil 2'de, elde edilen parametreler ise Tablo 1'de verilmiştir.

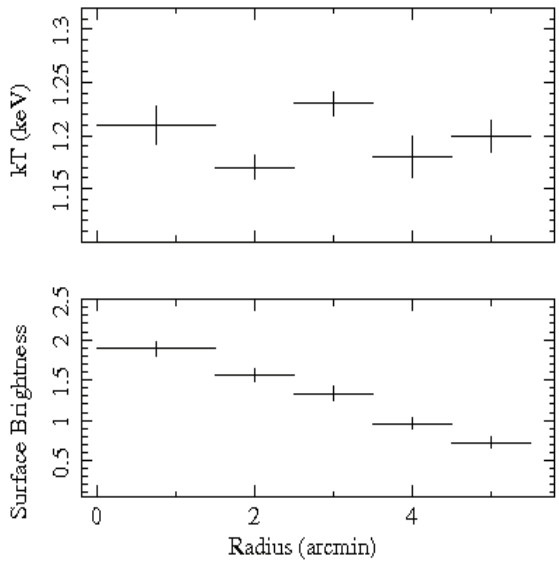


Şekil-2. Kes 27'nin wabs*VNEI modeli uygulanarak elde edilen 0.3–10 keV enerji aralığındaki XIS0 tayfı

Tablo 1. Kes 27'nin XIS0 tayfından elde edilen parametreler ve hata değerleri

Model	Parametreler	Değerler
wabs	N_H (cm^{-2})	$(2.7\pm0.1)x10^{22}$
VNEI	kT_e (keV)	1.2±0.1
	Si (Güneş)	1.5±0.2
	S (Güneş)	1.8±0.2
	Fe (Güneş)	3.1±0.7
	n_et (cm^{-3} s)	$(1.2\pm0.1)x10^{11}$
	norm	1.6±0.1
	χ2/d.o.f	459.9/435=1.06

Ayrıca kalıntının radyal sıcaklık ve yüzey parlaklık dağılımları incelenmiştir. Bu amaçla merkezden 0-1.5, 1.5-2.5, 2.5-3.5, 3.5-4.5 ve 4.5-5.5 açı dakikası büyüklüğünde çemberler (bkz. Şekil 1) seçilerek tayf analizleri yapılmıştır. Elde edilen dağılımlar Şekil 3'te verilmiştir.



Şekil-3. Kes 27'nin radyal sıcaklık ve yüzey parlaklık ($x10^{-12}$ erg s^{-1} cm^{-2} $arcmin^{-2}$ biriminde ve 0.3–10 keV enerji aralığında) dağılımları.

4. Tartışma ve Sonuç

Kes 27'nin tayfında Si, S ve Fe çizgileri açıkça görülmektedir ve bu elementlerin bolluk değerleri Güneş değerlerinin üzerinde çıkmıştır. Bu durum kalıntıda ejecta'nın varlığına işaret eder. Bu kalıntının OH (1720 MHz) maser kaynakları ile etkileşmede olduğu bilinmektedir (Green vd 1997). Bulduğumuz büyük $N_H \sim 2.7x10^{22}$ cm^{-2} değeri de kalıntının yoğun bir ortamda genişlediğine diğer bir işarettir, bu durum MM kalıntılarının genel özelliklerine uymaktadır. İyonlaşma zamanı, $\sim 1.2\times10^{11}$ cm^{-3} s, kalıntıda iyonlaşmanın devam ettiğini ve henüz iyonlaşma denge durumuna ($n_e t \geq 10^{12}$ cm^{-3} s) gelmediğini gösterir. MM sınıfına ait kalıntılar için 2 temel model vardır (cloud evaporation; White & Long (1991) ve thermal conduction; Cox vd (1999)). Elde edilen radyal sıcaklık dağılımının yaklaşık sabit olması her iki modelin öngördüğü sonuçlarla uyumlu iken yüzey parlaklığının merkezde yüksek, dışa doğru azalıyor olması ise "cloud evaporation" modeli ile uyumludur.

5. Kaynaklar

Anders, E., Grevesse, N., 1989, Geochimica Cosmochimica Acta, 53, 197
Arnaud, K. A., 1996, in Jacoby G., Barnes J., eds, ASP Conf. Ser. Vol.101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V. Astron.Soc. Pac., San Francisco, p. 17
Caswell, J.L., Clark, D.H., Crawford, D.F., 1975, Aust. J. Phys., Astrophys. Suppl., No. 37, 39
Chen, Y., Seward, F. D., Sun, M., Li, J., 2008, ApJ, 676, 1040
Cox, D. P., Shelton, R. L., Maciejewski, W., Smith, R. K., Plewa, T., Pawl, A., Royyczka, M., 1999, ApJ, 524, 179
Green, A.J., Frail, D.A., Goss, W.M., Otrupcek, R., 1997, AJ, 114, 2058.
Koyama, K. et al., 2007, PASJ, 59, 23
Lazendic, J. S., Slane, P. O., 2006, ApJ, 647, 350
Mitsuda, K. et al., 2007, PASJ, 59, 1
Rho, J., Petre, R., 1998, ApJ, 503, L167
White, R. L., Long, K. S., 1991, ApJ, 373, 543

SN 2012AW SÜPERNOVASININ FOTOMETRİK İNCELEMESİ

M. Burak Doğruel[1]

[1]*Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan / ANKARA*
eposta: mburax@gmail.com

Özet: SN 2012AW Süpernovasının, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 24 Mart 2012 tarihinden 30 Haziran 2012'ye kadar, mukayese yıldızı olarak TYC 849-123-1, denet yıldızı olarak da TYC 849-177-1 kullanılarak 40 cm çaplı teleskop ile V bandında CCD gözlemleri yapılmıştır. Bu gözlemlerin verileri ile AAVSO verileri birleştirilerek elde edilen ışık eğrisinin analizinden SN 2012AW'nun TipIIP türünden bir süpernova olduğuna dair yapılan tahminlerle uyumlu sonuçlar elde edilmiştir.

1. Giriş

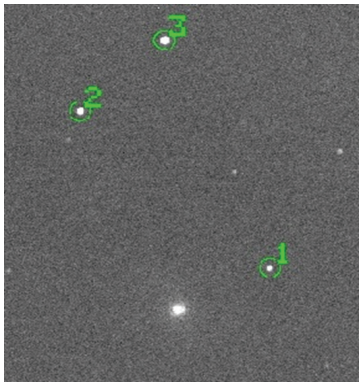
Süpernovalar evrendeki en enerjik olaylardan biridir ve kataklizmik değişenlerin en çarpıcı türüdür. Bir süpernova yaklaşık olarak tüm bir galaksininki kadar enerji salarak 20 kadirden fazla parlaklık artışı gösterebilir ki bu da 100 milyon kat daha parlak hale gelmesi anlamındadır. Süpernova patlaması bir beyaz cüce veya bir yıldız çekirdeğinin belli bir kütle limitine ulaşması (Chandrasekhar limiti) sonucu saniyenin bir kesri süresinde çökmesiyle gerçekleşir. Bu çökme çok büyük kütleli bir yıldızın yaşamının sonlarında nükleer reaksiyonlardan arta kalan demir çekirdeğin Chandrasekhar limitini aşmasıyla (çekirdek çökmesi), bir kataklizmik çift sistemde ise beyaz cüce üzerine diğer bileşenden aktarılan kütle sonucu beyaz cücenin Chandrasekhar liminitini aşmasıyla gerçekleşir. Yıldızın dış katmanları saatte binlerce kilometre hızla atılır ve bu atılan madde zamanla süpernova kalıntıları dediğimiz bulutsu yapıları oluşturur.

16 Mart 2012'de yaklaşık 37 milyon ışık yılı uzaklıkta M95 spiral galaksisinde süpernova olması muhtemel bir olay keşfedildi ve 15 kadir olan keşif parlaklığından çok hızlı bir şekilde yükseldi. 20 Mart tarihinde de bu olayın TipIIP Süpernova sınıfında olabileceği belirtildi ve SN2012AW ismi verildi. SN2012AW M95 galaksisinin dış spiral kollarında genç süperdev yıldızların toplanma eğilimi gösterdiği bir yerde bulunur ve çekirdek çökmesi sonucu oluşmuş bir süpernovadır (Fraser vd., 2012). Bu süpernovanın ata yıldızına ilişkin Fraser vd. tarafından yapılan çalışmada, yıldızlararası kızarma ve soğurmaya (A_v) bağlı olarak ata yıldızın kütlesi 14-26 MʘO aralığında bulunmuştur ki bu değer şu ana kadar bulunmuş en büyük süpernova ata yıldızlarından biri olduğu anlamına gelir.

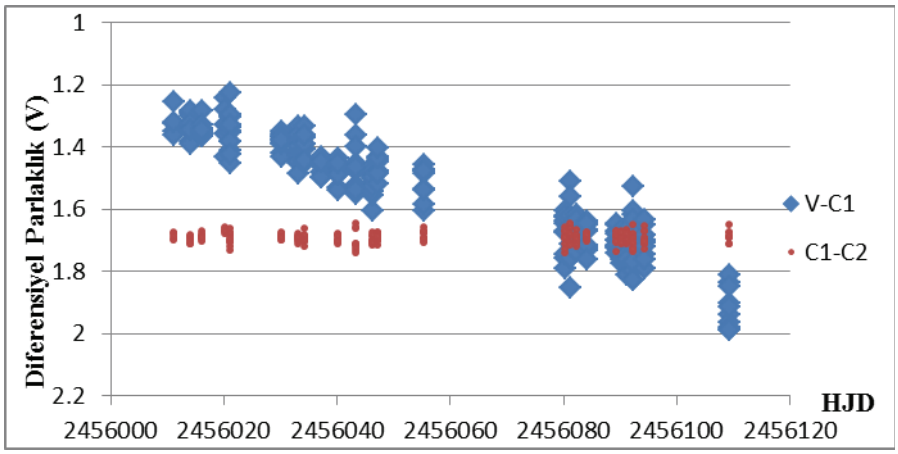
2. Gözlemsel Verilerin Elde Edilmesi ve Analizi

CCD gözlemleri Ankara Üniversitesi Gözlemevi'ndeki (AUG) 40 cm çaplı Kreiken Teleskopu ve 1024x1024 piksellik Apogee Alta U47 CCD'si kullanılarak Johnson V bandında gerçekleştirildi. Her bir gözlemde 10'ar adet görüntü alındı ve bu görüntülerin indirgenmesi IRAF kullanılarak yapıldı. Bu şekilde elde edilen aletsel parlaklık değerleri AAVSO tabanlı

standart parlaklık değerlerine Şekil 1'de gösterilen mukayese ve denet yıldızları kullanılarak dönüştürüldü ve Şekil 3'de gösterilen ışık eğrisi elde edilmiş oldu.



Şekil-1 SN 2012AW'nun AUG'de V bandında elde edilen görüntüsünün bir kesiti. 1, 2 ve 3 sırasıyla SN 2012AW, mukayese yıldızı TYC849-123-1 ve denet yıldızı TYC849-177-1'i göstermektedir.

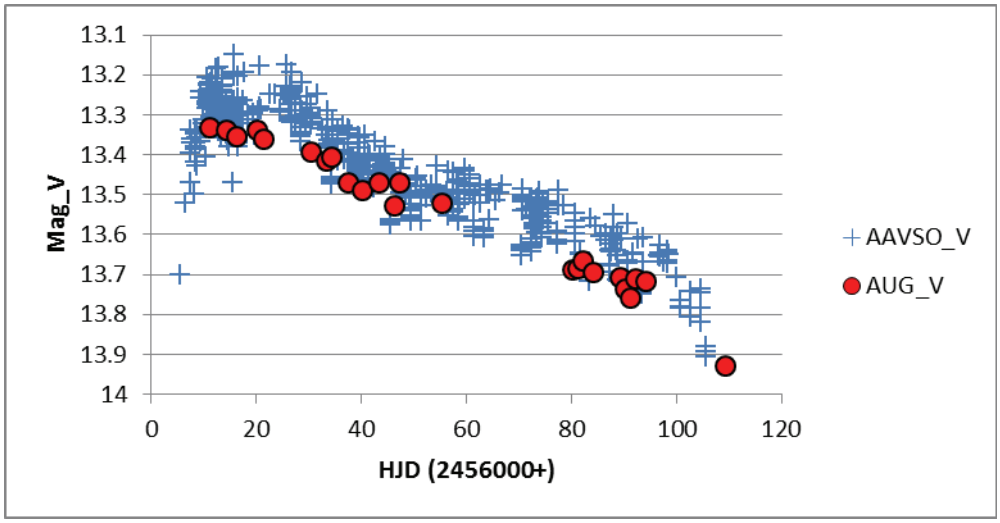


Şekil-2 SN 2012AW'nun AUG'de 24 Mart – 30 Haziran arasında elde edilen gözlemsel veriler ile oluşturulmuş ışık eğrisi.

3. Sonuçlar ve Tartışma

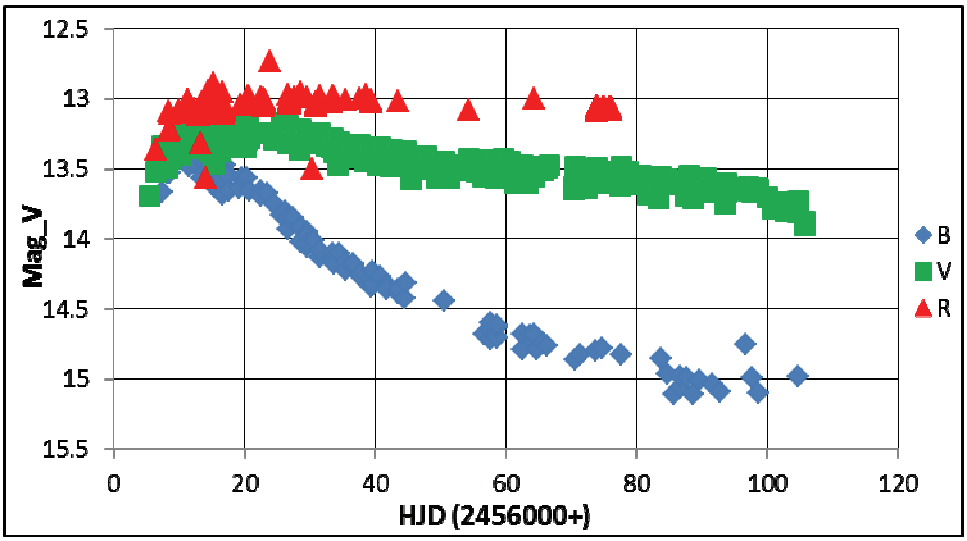
Değişik bandlarda elde edilen ışık eğrilerinden görüleceği gibi (Şekil 4), parlaklıktaki düşüş hızı her bantta farklıdır. B bandında görülen ve diğer bandlardakilerden daha hızlı olan düşüş beklenen bir durumdur ve SN 2012AW'nun zamanla artan kızarmasının da bir işaretidir. Bu durum aynı zamanda B-V ve V-R renklerinin zamanla değişimine ilişkin grafikte de (Şekil 5) görülebilir.

Şekil 3 ve 4'te görüldüğü gibi, özellikle V ve R bandlarında maksimum parlaklığa ulaştıktan sonra gerçekleşen düşüş yaklaşık 30 gün süre ile yavaşlamakta – neredeyse sabit kalmakta - ve daha sonra tekrar hızlanmaktadır. Bu oluşum TipIIP süpernovalarında görülen "plato (düzlük) evresi"ne benzemektedir. Literatürdeki diğer bazı TipIIP örneklerinde olduğu gibi (Doggett & Branch 1985; Barbon vd. 1979; Gurugubelli vd. 2008) maksimum parlaklıktan yaklaşık 100 gün sonra parlaklıkta yeniden hızlı bir düşüş başlamaktadır.

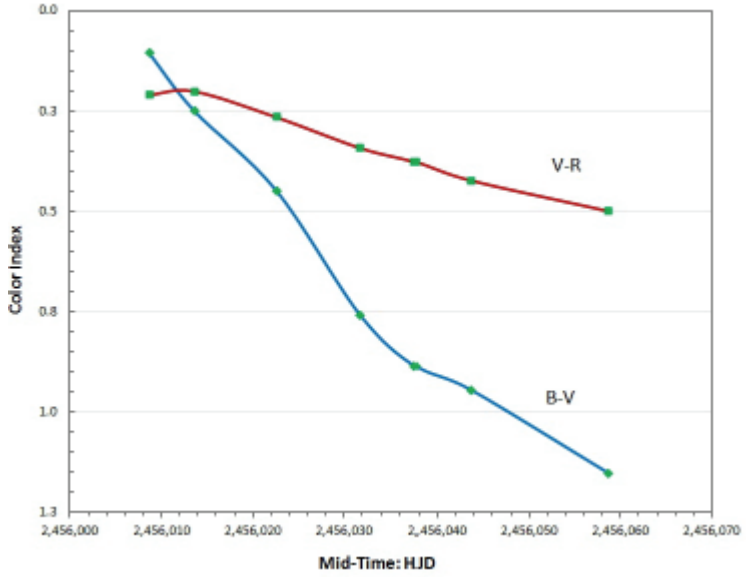


Şekil-3 AUG ve AAVSO verilerinin birleştirilmesi ile oluşturulmuş ışık eğrisi.

SN 2012AW süpernovası için, M95 galaksisinin spiral dış kollarındaki yıldız oluşum bölgesinde bulunması, ışık eğrisinin kabaca 1 Mayıs – 1 Haziran arasındaki kısmında görülen "düzlük evresi", yani parlaklığın neredeyse sabit kaldığı evre ve maksimum parlaklığa ulaştıktan yaklaşık 100 gün sonra düzlük evresinden çıkışta gözlenen hızlı parlaklık düşüşü gözönüne alındığında süpernovanın TipIIP türünde olduğu doğrulanmaktadır.



Şekil-4 B, V ve R bandlarındaki değişim (AAVSO).



Şekil-5 22 Mart ve 11 Mayıs tarihleri arasındaki gözlemsel verilerden (UnderOak Gözlemevi) oluşturulan renk ölçeklerinin değişimi.

4. **Kaynaklar**

Fraser, M. et al., 2012, arXiv, 1204, 1523v1

UnderOak Observer – Issue 4 April-June 2012

Brown, P.J. 2012, The Astronomer's Telegram, 3979.

Doggett, J.B. & Branch, D. 1985, AJ, 90, 2303.

Gurugubelli, U.K., Sahu, D.K., Anupama, G.C. & Chakradhari, N.K. 2008, Bull. Astr. Soc. India, 36, 79.

POLİTROPİK YAKIN ÇİFT YILDIZ BİLEŞENLERİNDE AKUSTİK DALGA YAYILIMI

Burak ULAŞ[1]

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 35100 Bornova, İzmir*
bulash@gmail.com

Özet: Bu çalışmada farklı geometrik yapılara sahip çift yıldız dizgelerinde dönme ve çekimsel etki ile bozulmuş bileşenlerin merkezine yakın bölgesinde oluşan bir akustik dalganın yüzeye doğru yayılımı incelenmiştir. Araştırma politropik yıldız modeli kullanılarak yapılmış, Chandrasekhar (1933) tarafından verilen politrop eşitlikleri farklı koşullar için düzenlenmiştir. Her konfigürasyon için yayılımı temsil edebilecek nicelikler farklı derinliklere göre haritalanmış ve yüzeydeki değişim gösterilmiştir. Kütle oranı, konum ve yarıçapın akustik dalga yayılımına etkisi irdelenmiş ve ilişkiler özetlenmiştir. Sonuçlar artan kütle oranı ve yarıçapın etkiyi belirginleştirdiğini ortaya çıkarmıştır.

.

1. Giriş

Dönme ve çekimsel etkilerin yıldız parametrelerine etkisi önceden beri incelenmektedir. Yakın çift yıldız bileşenlerinde bu etkiler çeşitli gözlemsel sonuçlarla kendini gösterir. Çift yıldızlarda bu etkiler nedeniyle meydana gelen bozulmanın zonklama dönemine etkisi de çeşitli araştırmacılar tarafından çalışılmıştır (Mohan ve Singh 1982, Willems ve Aerts 2002, Harmanec ve Aerts 2004, Ulaş ve Demircan 2007, Ulaş ve Demircan 2008, Ulaş 2012). Politropik yıldız modellerinde dönme ve çekim etkileri ise ilk kez Chandrasekhar (1933) tarafından ayrıntılı olarak ortaya konulmuştur. Chandrasekhar çift yıldız bileşenleri için yazılabilecek politrop denkleminin dönme ve çekim etkilerinin toplamı olduğunu ortaya koymuş ve bu denklemi boyutsuz parametreler cinsinden vermiştir.

Bu çalışmada yıldızın merkezine yakın bir bölgede yaratılan akustik bir dalganın yüzeye ulaşana kadar geçireceği değişim özetlenmiştir. Bir sonraki bölümde temel denklemlere değinilecek, son bölümde ise sonuçlar çizilen grafikler yardımıyla irdelenecektir.

2. Hesaplamalar

Bir çift yıldız bileşenin politropik modele göre yoğunluk dağılımını belirleyen fonksiyon Chandrasekhar (1933) tarafından verilmiştir:

$$\Theta = \vartheta + \upsilon\left[\psi_0(\zeta) - \frac{5}{6}\frac{\zeta_1^2 P_2(\cos\theta)\psi_2(\zeta)}{3\psi_2(\zeta_1)+\zeta_1\psi_2'(\zeta_1)} + \sum_{j=2}^{4}\left(j+\frac{1}{2}\right)\frac{M'}{M+M'}\nu^{j-2}\frac{\zeta_1^2 P_j(\sin\theta\cos\varphi)\psi_j(\zeta)}{(j+1)\psi_j(\zeta_1)+\zeta_1\psi_j'(\zeta_1)}\right] \quad (1)$$

Buradaki önemli niceliklerden Θ, ϑ, ζ, ψ *ve* ν sırasıyla gelgit ve dönme etkisiyle bozulmuş yıldızı temsil eden politrop, bozulmamış bir yıldız için politrop, merkezden olan boyutsuz uzaklık, radyal fonksiyon ve bozulmamış yıldız için yarıçapın bileşenler arası uzaklığa oranıdır. Böylesi bir bileşende, merkeze yakın bir bölgede oluşturulacak

kuramsal bir akustik dalganın hız dağılımını bulabiliriz. Hızı veren bağıntı aşağıdaki gibi yazılabilir:

$$c^2 = \frac{\partial P}{\partial \rho} \tag{2}$$

Öte yandan, n politropik indeks, γ=1+1/n olmak üzere politropik gaz için basıncın yoğunluğa bağlılığı şu şekilde yazılabilir:

$$P = K\rho^{\gamma}. \tag{3}$$

Politropik model yaklaşımında yoğunluğun (1)'deki politropa bağlılığı şeklinde verilir. Bu bağıntı (2)'de yerine konulduğunda hız politrop cinsinden elde edilebilir ve böylece verilen herhangi bir model için her derinlik ve yüzey değerinde politrop bulunarak hızın değeri hesaplanabilir. Buna göre

$$c = \left(K\gamma\lambda^{\frac{1}{n}}\Theta \right)^{1/2}$$

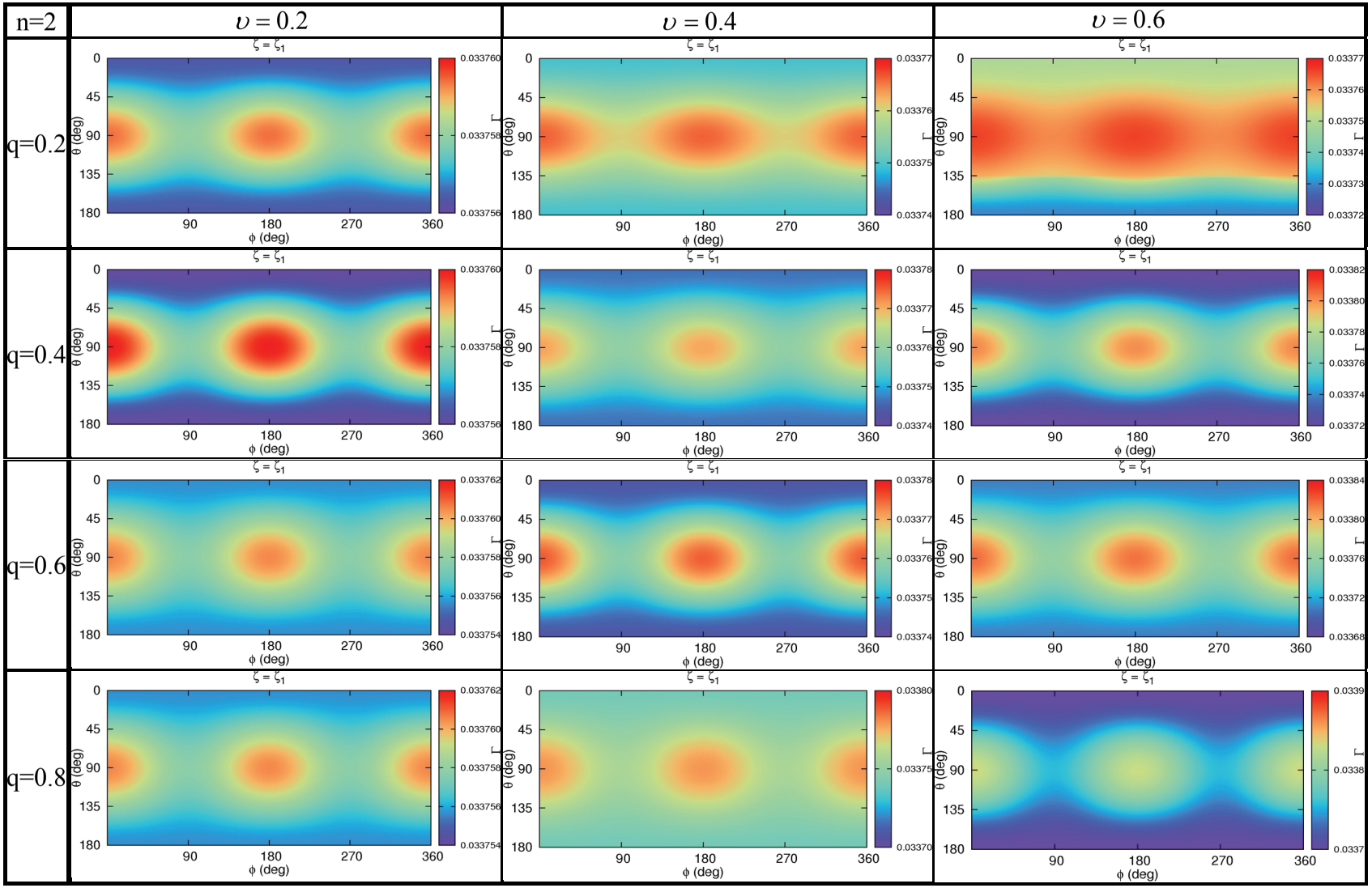
Bu eşitlikte $\Gamma = \frac{c}{\sqrt{K\gamma\lambda^{1/n}}}$ değişken değiştirmesi yaparak $\Gamma = \Theta^{1/2}$ bağıntısını elde ederiz ki bu da bize, verilen bir çift yıldız modeli ve politropik indeks için akustik dalganın hızını merkez yoğunluğundan bağımsız olarak temsil edebilen Γ niceliğini, sadece politropu hesaplayarak elde etme imkanı sunar. Şekil 1'de farklı kütle oranlarına sahip dizgelerde bulunan farklı yarıçaplara sahip bozulmuş çift yıldız bileşenleri için Γ'nın yüzeyde alacağı değerler görülmektedir.

3. Sonuçlar

Çalışmada politropik modelle temsil edilen, gelgit ve dönme etkisiyle bozulmuş çift yıldız bileşenlerinde bozulmanın yarıçap ve yüzey boyunca akustik dalga hızına etkisi incelenmiştir. Hesaplamalar merkezden yüzeye gidildikçe artan kütle oranı ve yarıçap ile birlikte etkinin daha belirgin olduğunu göstermiştir. Sözü geçen etki, astrofizikte, akustik dalga ile temsil edilebilen yıldız zonklamalarına uygulanması açısından önem taşımaktadır.
Bu posterin detaylı bir kopyasına *https://sites.google.com/site/bulash/uak12p* adresinden ulaşılabilir.

4. Kaynaklar

Chandrasekhar, S., 1933, MNRAS, 93, 462
Harmanec, P., Aerts, C., 2004, ASPC, 318, 325
Mohan, C., Singh, V. P., 1982, Ap&SS, 85, 83
Ulaş, B., Demircan, O., 2007, IAUS, 240, 459
Ulaş, B., Demircan, O., 2008, RoAJ, 18, 87
Ulaş, B., 2012, AN, baskıda…
Willems, B., Aerts, C., 2002, A&A, 384, 441



Şekil 1. Akustik dalga hızını temsil eden Γ parametresinin bozulmuş bir yıldızın yüzeyi boyunca politropik indis n=2 için değişimi. ζ boyutsuz uzaklığı, θ ve Φ ise kutupsal koordinat sisteminin iki kon sayısını temsil etmektedir. Renk ölçeklendirmesi her bir grafiğin sağ yanında verilmiştir.

4 MAYIS – 25 AĞUSTOS 2012 TARİHLERİ ARASINDAKİ METEOR YAĞMURLARININ RADYO BÖLGEDEKİ GÖZLEMLERİ VE GÖZLEMLERİN DEĞERLENDİRİLMESİ

Can TERZİOĞLU[1,2,4], Kerem Osman ÇUBUK[1,2,4], H. Aziz KAYIHAN[1,2,4], Mehmet İhsan SELMANOĞLU[1,2,4], Sara BULUT[1,2,4], Ferhat Fikri ÖZEREN[1,2,3]

[1]Erciyes Üniversitesi, Astronomi Kulübü (ASTER)
[2]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[3]Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (UZAYBİMER)
[4]Radio Wave Hunters, info@radiowavehunters.com

Özet: Bu bildiride 4 Mayıs – 25 Ağustos 2012 tarihleri arasındaki meteor yağmurlarının 4 elemanlı, etkin çalışma frekansları 92 MHz ve 100 MHz olan iki yagi anten aracılığı ile yapılan radyo gözlemleri ve bu gözlemlerin değerlendirmeleri sunulmaktadır.
Anahtar Kelimeler: meteor, yagi anten, radyo, Radio Wave Hunters.

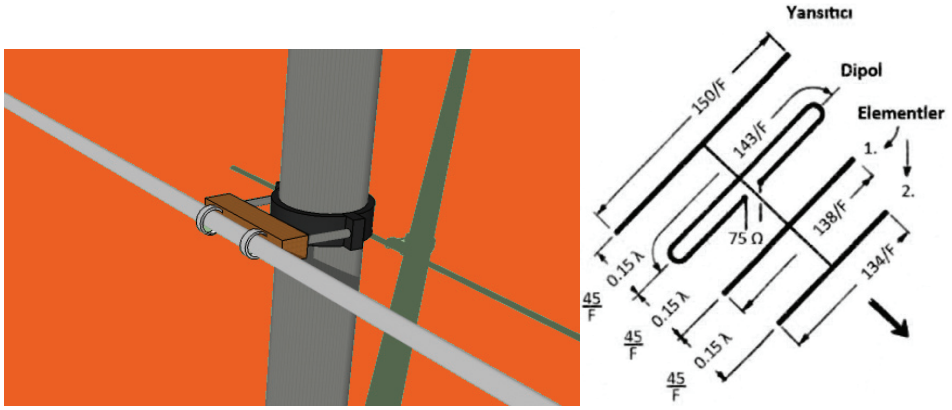
Abstract: In this poster, we are presenting the observational data of the meteor showers occurred between 4th May and 25th August 2012, using two 4 – element yagi antennas with optimum frequencies at 92 MHz and 100 MHz.
Keywords: meteor, yagi antenna, radio, Radio Wave Hunters.

1. Gözlem Araçları

Donanım: 4 elemanlı, 92 MHz ve 100 MHz etkin çalışma frekansına sahip 2 adet yagi anten, 75Ω'luk koaksiyel kablo (30m), 2 adet araba radyosu, 2 adet ara-devre elemanı, 2 adet bilgisayar.

Şekil-1: RWH-Y100 (solda) ve RWH-YX (sağda)

Gözlemlerde kendi yapımımız olan 2 adet 4 elemanlı yagi anten kullanıldı. Antenlerin etkin çalışma frekanslarını 92 MHz ve 100 MHz olarak ayarlandı. Frekansların bu şekilde ayarlanmasının sebebi FM bandında (87,50 – 108,00 MHz) çalışılmasıdır. Antenler yapılırken kullanılan formüller Şekil-2'de gösterilmiştir. Yapılan ilk anten olan RWH-Y100 ahşap gövde ve alüminyum elementlere sahipti. 2 metre uzunluğunda ve 1,5 metre genişliğinde olan bir anten, ciddi lojistik sıkıntılar yarattığından, sorunlar göz önüne alınarak RWH-YX tasarlanmıştır. Yapımında alüminyum gövde ve element kullanılan antenin, element kızakları (Bkz. Şekil-2) için ise doğalgaz kelepçeleri kullanılmıştır. RWH-YX'in tüm elementleri ve gövdesi sökülüp istenildiği zaman tekrar birleştirilebilmektedir. Ayrıca element kızakları sayesinde, uygun elementler kullanıldığında, elementler arası uzaklıklar değiştirilip, istenilen etkin frekansta çalışması sağlanmaktadır.



Şekil-2: Solda – RWH-XY'deki element kızaklarının tasarımı. Sağda – 4 elementli bir yagi antenin teorik şeması. Şekildeki F, her 100 MHz için 1 brim olarak alınırve bulunan sonuç cm cinsindedir.

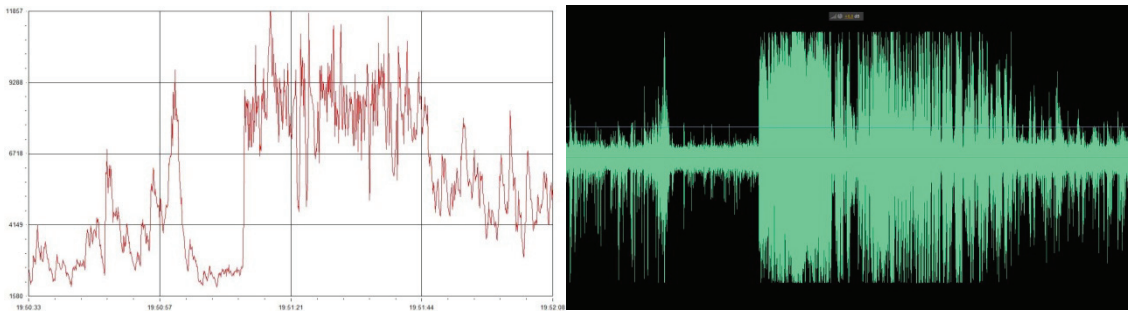
Yazılım: Radio SkyPipe 2.3.22, Colorgramme v3.2, Audacity 2.0.0.
Referanslardan edinilen bilgiler doğrultusunda, gözlemlerde yukarıdaki programlar kullanılmıştır. Radio SkyPipe, gelen ses sinyallerini anlık olarak grafiğe döken bir program, Colorgramme, gelen ses sinyallerini ara-devre elemanı sayesinde COM sinyaline çevirip otomatik meteor sayan bir program, Audacity ise gelen ses sinyallerini kaydetmek için kullanılan bir programdır. Her programın bir takım avantajları olduğu gibi, dezavantajları da mevcuttur. Örneğin Colorgramme Win98'de düzgün çalışırken daha yeni sürümlerde birtakım problemler oluşturmaktadır. SkyPipe ve Audacity ise 24 saatten uzun kayıtlarda problem yaratıp verilerin yok olmasına sebep olabilmektedir. Çalışma süresince birkaç günlük veri bu nedenle kaybedilmiştir.

2. Radyo Bölgede Meteor Yakalama Prensibi

Radyo istasyonlarından yapılan yayınlar FM bandındadır. FM bandı ise Dünya atmosferi tarafından geçirgendir. Bu sebeple radyo istasyonlarından yapılan yayınlar atmosferden yansımadığı için uzaktan dinlenememektedir. Fakat atmosfer dışına doğru çıkan bir sinyal, bir cisimden yansıdığında tekrar Dünya'ya dönebilmektedir. Bu olayın gerçekleşebilmesi için, teoriye göre alıcı ile verici arasındaki mesafenin 300-2000 km arasında olması gerekmektedir. Aşağıdaki şekiller istasyondan yayınlanan bir sinyalin meteorun arkasında bıraktığı iyonlaşmış gaz bulutundan nasıl yansıdığını göstermektedir.

3. Gözlemler

El yapımı normal bir Yagi anten ile meteor yakalama prensibi sayesinde, teoriye göre 300-2000 km arası uzaklıktaki yayınlar dinlenebilmektedir. Gözlemler Kayseri'den yapıldığı için aynı frekansta daha fazla yayın yakalamak adına antenler Ankara-İstanbul doğrultusuna çevrilmiştir. (Yöntem 3) Ankara'da Radyo Hacettepe, İstanbul'da ise NTV Spor Radyo 87,70 MHz frekansından yayın yapmaktadır. Aynı doğrultu üzerinde birçok büyükşehir olması daha fazla yayın yakalayabilme olasılığını arttırmıştır.
Gözlem sırasında duyulan yayınlar genel olarak birkaç saniye sürdüğünden yayınların hangi istasyondan geldiğini anlamak pek mümkün değildir. Fakat bazı büyük meteorların arkasında bıraktığı dev iyonlaşmış gaz bulutu sayesinde 2 dakikaya kadar yayınlar yakalanmıştır. (Bu süre teoride 20 dakikaya kadar çıkabilmektedir.) Yakalanan uzun yayınların birinde şans eseri Fun Radio'nun Jingle'ı denk gelmiştir. Fun Radio araştırıldığında, 87,70 MHz frekansta yayın yapan bir Slovak radyosu olduğu ve yaklaşık olarak Kayseri'den 1700 km uzaklıkta yayın yaptığı bulunmuştur. Aynı istasyonun yayınını, Birleşik Krallık'dan bir başka grubun sporadic meteor gözlemi yaparken yakalamış olması ise bu istasyonun meteor gözlemlerinde verimli bir kaynak olduğunu göstermiştir.



Şekil 3: Gözlemler sırasında alınan underdense ve overdense örnekleri. Soldaki grafik Radio Skypipe verisi, sağdaki grafik ise Soundbooth ses grafiğidir. Her iki grafikte zamana bağlı ses şiddeti değişimini göstermekte olup, soldaki kısa sıçramalar underdense, sağdaki uzun sıçramalar ise overdense örneğidir.

Tarih	Meteor Yağmurları	Anten	Frekans(MHz)	Yöntem	Yer	Gözlenen Meteor Sayısı
5 Mayıs	ABoo, MVir, OCap, ASco, EAqu, Hal, EAri, ASci, MAri, BCA, Sag	RWH-Y100	100.70	1	UZAYBİMER	-
6 Mayıs	ABoo, MVir, OCap, ASco, EAqu, Hal, EAri, ASci, MAri, BCA, Sag, Ocet		102.30			-
26 Haziran	LSag, Ari, ZPer, Oph, GDra, TPer, Sag, Scu, 54Per, Cor, JBoo, TCet, BTau, TAqu, Toph		101.20	2	Hisarcık	3
27 Haziran	LSag, Ari, ZPer, Oph, GDra, TPer, Sag, Scu, 54Per, Cor, JBoo, TCet, BTau, TAqu, Toph					6
28 Haziran	LSag, Ari, ZPer, Oph, GDra, TPer, Sag, 54Per, Cor, JBoo, TCet, BTau, TAqu, TOph	RWH-Y100	96.70 - 101.20			3
29 Haziran	LSag, Ari, ZPer, Oph, GDra, TPer, Sag, 54Per, Cor, JBoo, TCet, BTau, TAqu, TOph	RWH-YX				4
20 Temmuz	Cap, LGem, BCap, SCas, ACyg, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per	RWH-YX	87.70	3	ERT-5	9
21 Temmuz	Cap, LGem, BCap, SCas, ACyg, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per					11
22 Temmuz	Cap, LGem, BCap, SCas, ACyg, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per					6
23 Temmuz	Cap, LGem, BCap, SCas, ACyg, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per					12
24 Temmuz	Cap, LGem, BCap, SCas, ACyg, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per					10
5 Ağustos	SCas, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per, UPeg, KCyg		87.50			8
6 Ağustos	SCas, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per, UPeg, KCyg					7
7 Ağustos	SCas, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per, UPeg, KCyg					5
8 Ağustos	SCas, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per, UPeg, KCyg		106.40			73
9 Ağustos	SCas, SCap, PAus, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per, UPeg, KCyg					-
12 Ağustos	SCas, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, DCas, Per, UPeg, KCyg, NIAqu		87.70			64
13 Ağustos	SCas, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, Per, UPeg, KCyg, NIAqu					116
14 Ağustos	SCas, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, Per, UPeg, KCyg, NIAqu, GLeo					72
15 Ağustos	SCas, ACap, GPeg, AqCap, NDAqu, Per, UPeg, KCyg, NIAqu, GLeo					53
16 Ağustos	SCas, GPeg, NDAqu, Per, UPeg, KCyg, NIAqu, GLeo					-

Tablo 1: Gözlem verilerinin detayları. Belirli bir tarihte maksimumunda olan ve yoğun olan meteor yağmurları kırmızı ile gösterilmiştir.

ABoo:	Alpha Bootids	ZPer:	Zeta Perseids	MVir:	Mu Virginids
Oph:	Ophiuchids	OCap:	Omega Capricornids	GDra:	Gamma Draconids
ASco:	Alpha Scorpids	TPer:	Taurids Perseids	EAqu:	Eta Aquariden
Scu:	Sculptorids	Hal:	Halleids	54Per:	54 Perseids
EAri:	Epsilon Arietids	Cor:	Corvids	ASci:	Alpha Scorpiids
JBoo:	June Bootids	MAri:	May Arietids	TCet:	Tau Cetids
BCA:	Beta Corona Austirinids	BTau:	Beta Taurids	Sag:	Sagittarids
TAqu:	Tau Aquarids	OCet:	Omicron Cetids	TOph:	Theta Ophiuchids
LSag:	Lamb Sagittariids	Cap:	Capricornids	Ari:	Arietids
LGem:	Lambda Geminids	BCap:	Beta Capricornids	SCas:	Sigma Cassiopeids
ACyg:	Alpha Cygnids	SCap:	Sigma Capricornids	PAus:	Pisces Austrinids
ACap:	Alpha Capricornids	GPeg:	Gamma Perseids	AqCap:	Aquar Capricornids
NDAqu:	Northern Delta Aquarids	DCas:	Delta Cassiopeids	Per:	Perseids
UPeg:	Upsilon Pegasids	KCyg:	Kappa Cygnids	NIAqu:	Northern Iota Aquarids
GLeo:	Gamma Leonids				

Yöntem 1: Anten ilgili saçılma bölgesine çevrildikten sonra boş bir radyo frekansı bulunarak gözlem yapılmıştır.
Değerlendirme: Yayın yapan bir istasyon olup olmadığına bakılmadan antenin bu doğrultuya çevrilmesi büyük bir hata ve verimsiz bir yöntemdir.

Yöntem 2: Antenler şehir dışından şehir merkezi doğrultusuna çevrildi. Şehirde yayın yaptığı bilinen fakat bulunulan noktadan yayını alınamayan bir frekans seçilerek gözlem yapıldı.
Değerlendirme:Gözlem yapılırken şehir merkezinden 15 km uzaklıkta olunması meteor yakalama teorisinin dışında kalınmasına sebep olmuştur. (300-2000 km) Bu nedenle bu yöntem de verimsiz ve hatalıdır.

Yöntem 3: Anten Kayseri'den Ankara-İstanbul doğrultusuna çevrilerek, alıcı bu şehirlerde yayın yaptığını bilinen frekanslara ayarlandı.
Değerlendirme: Teoriye en uygun ve kullanılması gereken yöntem budur.

4. Değerlendirme ve Sonuçlar

Çalışmada 21 gün boyunca gözlem yapılmıştır. Yapılan gözlemler süresince yeni hatalar fark edilip, yöntemler değiştirilmiştir. Takımın bütçesi çok düşük olduğundan ekipman ve lojistik sıkıntıları çekilmiştir. Kullanılan gözlem araçlarının kalitesinin yetersiz olması gözlenen meteor sayısını olumsuz etkileşmiştir. Birçok hata ve sıkıntı ile karşılaşılmasına rağmen çalışmaya başlanan noktadaki tecrübe ve bilgi birikimi göz önüne alındığında, çok daha ileri bir noktaya gelindiği görüldü.

Meteor gözlemleri ülke çapında yapılmaya başlanıp, farklı noktalardan 7 gün 24 saat kayıt alınabilirse, büyük bir veritabanı oluşturulup çok daha büyük çalışmalar yapılabilir. Radio Wave Hunters'ın gelecek planlarından biri de budur.

5. Teşekkürler

Takımın gelişimindeki katkılarından dolayı İbrahim İsrafil ŞENYİĞİT ve Görkem Koray ÖZ'e, Haziran gözlemlerimizde bize her türlü desteği sağlayan Gülay - Ercihan GÜNEY ailesine, birçok gözlemde yanımızda bulunup, bize destek veren Ece Gülfem DAĞDEVİREN'e ve antenlerin donanım eksiklerinin tamamlanmasına yardımcı olan Ömer Faruk DAĞDEVİREN'e teşekkürü bir borç biliriz.

6. Kaynaklar

[1] Basit Radyoastronomi Tekniğiyle Meteor Gözlemi ve Analizi, 2005, İstanbul Kültür Üniversitesi, ENGİN M.F., UĞURLUOĞLU C.B., TOPAL S., BAŞLANGIÇ G.
[2] Gary W. Kronk , "Meteor Showers': A Description Catalog", Enslow Publishers, New Jersey, ISBN 0-89490-071-4
[3] Peter Jenniskens, "Meteor Showers and Their Parent Comets", Cambridge University
[4] Press, Cambridge UK, ISBN 139780521853491
[5] http://www.skyscan.ca
[6] http://radio.meteor.free.fr
[7] http://www.imo.net
[8] http://www.rmob.org
[9] http://www.jas.org.jo/radio.html

GÜNEŞ SİSTEMİ DIŞI GEZEGENLERİN UÇLAŞMAÖLÇÜMÜ

Cenk KAYHAN, Serdar EVREN

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova – İZMİR
e-posta: cenkkayhan@gmail.com; serdar.evren@ege.edu.tr

Özet: Günümüzde Güneş Dizgesi dışı gezegenler, gökbilimde en çok çalışılan konular arasında yer almaktadır. Her geçen gün yeni bir gezegenin keşfedildiği bu alanda, gezegenlerin saptanması ve özelliklerinin anlaşılması büyük bir önem taşımaktadır. Bu nedenle son çalışmalar gezegen gözlem tekniklerinin geliştirilmesi ve saptanan gezegenlerin özelliklerinin ayrıntılı çalışmalarından meydana gelmektedir. Atmosfer dışı gezegen gözlemlerinin büyük bütçeler gerektirmesi, sınırlı çalışma ortamı sağlaması ve çeşitli zorlukları açısından yeryüzünden yapılan gözlemlere son dönemde daha da çok ihtiyaç duyularak bu alana ağırlık verilmektedir.

Uçlaşmaölçüm (polarimetry), uzun yıllardan beri çeşitli gökcisimlerinin gözlemleri üzerine çalışılan bir gözlem yöntemi olup gözlenen gökcismi için diğer yöntemlerden elde edilemeyen değerli bilgiler sunmaktadır. Gelişen teknolojiyle birlikte son yıllarda, uçlaşmaölçüm çalışmalarındaki kimi zorluklar ortadan kaldırılarak artık daha yaygın ve etkin kullanılmaktadır. Gelecekte yapılacak birçok önemli gözlem çalışmalarında uçlaşmaölçüm önemli bir yer almaktadır.

Bu çalışmada Güneş Dizgesi dışı gezegenlerin uçlaşmaölçüm ile yapılmış literatür çalışmaları derlenerek gelecekte oldukça önemli bir hale gelmesi beklenen bu konunun kilometre taşları ve önemli noktaları sunulacaktır.

1. Giriş

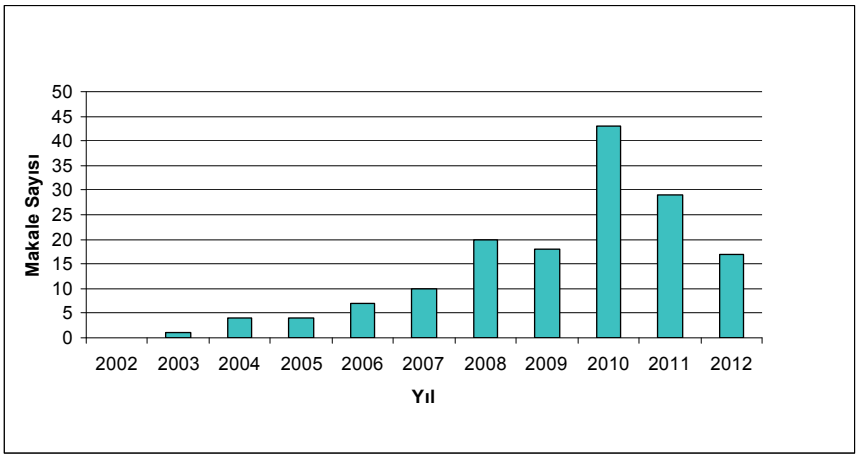
Işığın *uçlaşması (polarization)* olayını gözleyerek ölçme yöntemine *uçlaşmaölçüm (polarimetry)* denir. Gökbilimde uzun yıllardır kullanılan bu yöntem gökadalardan yıldızlara ve hatta Güneş Dizgesi içerisindeki tüm gökcisimlerini incelemektedir. İncelediği gökcisimleri hakkında diğer yöntemlerle elde edilemeyen çok değerli bilgiler türetilmektedir. Son yıllarda gözlem araç ve tekniklerinin gelişmesiyle bu alana sürekli artan bir ilgi mevcuttur. Yalnızca 2008-2011 (Ekim) yılları arasında ADS[1] üzerinden 14,000'den fazla uçlaşmaölçümle ilgili tarama yapılmıştır (Milone ve ark. 2009).

Gelişen teknoloji ve bilinen gözlem yöntemlerinin gelişmesi son yıllarda gökbilimde yeni bir alan daha ortaya çıkarmıştır; "*Güneş Dizgesi dışı gezegenler (exoplanet)*". Günümüzde bu alanda yapılan çalışmalar hem gökbilim hem de diğer bilim alanları açısından oldukça önemli olarak görülmektedir. Yalnızca son on yıl içinde yüzlerce Güneş Dizgesi dışı gezegen keşfedilmiş ve bir bu kadarı da gezegen adayı olarak belirlenmiştir. Bugüne kadar çeşitli yöntemlerle keşfedilen 777[2] gezegen bulunmaktadır.

Günümüzde Güneş Dizgesi dışı gezegenlerin uçlaşmaölçümüne bilim dünyasının ilgisi büyüktür. Son on yılda Güneş Dizgesi dışı gezegenlerin uçlaşmaölçümü ile ilgili yayımlanan makale sayısı 150'yi geçmiştir. Şekil 1'de son on yılda yayımlanan makale sayılarının yıllara göre dağılımı gösterilmektedir. Şekil 1'de son beş yılda bu alanda yayımlanan makalelerin arttığı görülmektedir. Her ne kadar 2012 yılında yayımlanan makale sayısının düştüğü görülse de bu sayının yalnızca Ağustos ayına kadar olan çalışmaları içerdiği dikkate alınmalıdır. Çalışmaların içeriğine ayrıntılı olarak bakıldığında aletsel ve kuramsal çalışmaların ön planda olduğu görülmektedir. Son üç yılda yayımlanan çalışmalar ise daha çok gözlemsel çalışmalardır.

Bu çalışmada uçlaşmaölçüm yönteminin kendine ait gözlem tekniği ve özellikleri kullanılarak günümüzde en çok çalışılan ve en çok bilgi edinilmeye çalışılan Güneş Dizgesi dışı gezegenler konusu üzerine yapılan çalışmalar yer almaktadır.

[1] ADS: Astrophysic Data System (http://www.adsabs.harvard.edu/)
[2] 30.07.2012 tarihi itibariyle exoplanet.eu internet sayfasından alınan değerdir.



Şekil-1. *Güneş Dizgesi dışı gezegenlerin uçlaşmaölçümü üzerine yayımlanan makale sayılarının son on yıl içerisindeki yıllara göre dağılımı.*

2. Gezegenlerin Uçlaşmaölçümü

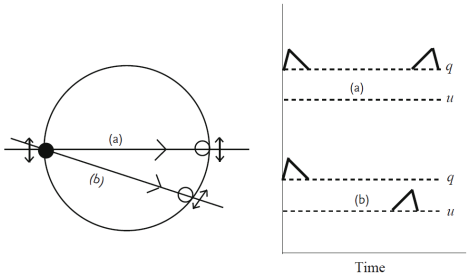
Yıldızından çıkan ışık gezegenin yüzeyinden (atmosferindeki toz parçacıklara, aerosollere ve gaz moleküllerine çarparak) yansır ve saçılır. Saçılan ve yansıyan ışık uçlaşır. Eğer bu uçlaşan ışık tespit edilebilirse gezegenin atmosferi hakkında oldukça iyi bir bilgi de edinilmiş olur (Clarke 2010).

Gezegenin uçlaşma değeri atmosferinin yapısına ve boyutuna bağlı olarak değişme göstermektedir. Günümüzde yapılan kuramsal çalışmalarla 10-6 - 10-7 arası uçlaşma değerinden daha düşük uçlaşma derecesine sahip Güneş Sistemi dışı gezegenlerin gözlenebileceği kuramsal olarak hesaplanmıştır (Hough ve ark. 2006). Gözlemsel sınır ise birtakım aletsel kısıtlamalardan dolayı günümüzde 10-6 olarak belirtilmektedir.

3. Uçlaşmaölçüm Gözlemleri

Günümüzde sıkça kullanılan gezegen bulma yöntemlerinden biri gezegenin geçiş (transit) yaparken ışıkölçüm yoluyla saptanmasıdır. Bu yöntem kolay bir şekilde uçlaşmaölçüme uyarlanabilmektedir. Uçlaşmaölçüm yönteminin fark ışıkölçüm yöntemine benzer niteliğinden dolayı toplam uçlaşan ışık akısından yıldızın uçlaşma değeri çıkartılarak gezegenin uçlaşma değeri elde edilir (Seager ve ark. 2000). Herhangi bir örten sistemde örtülme gerçekleşirken kenar uçlaşması gerçekleşir, buradan da yıldızın uçlaşma değeri elde edilir. Bu durum gezegenli sistemlerde gezegen, yıldızının önünden geçiş yaparken, özellikle yıldızın önünden ilk değme (ingress) ve son değme (egress) anlarında kenar uçlaşması şeklinde görülür. Ayrıca ilk değme ve son değme arasında ölçülecek Stokes parametrelerinin (I, Q, U ve V'den oluşan uçlaşmayı tanımlayan dört temel parametredir) değerlerindeki asimetrik davranış gezegenin yörünge eğikliğini (i açısı) de hesaplamaya olanak verir (Şekil 2) (Clarke 2010). Örtme uçlaşmasının i açısına oldukça bağlı olduğu ve i açısına göre akı eğrisinin değiştiği buradan da i açısının daha iyi hesaplandığı bilinmektedir (Carciofi & Magalhães 2005). Bu durum uçlaşmaölçüm ile gözlemlerde gezegenin geçiş yapması zorunluluğunu ortadan kaldırmaktadır. Diğer bir deyişle örtme göstermeyen dizgeler de uçlaşmaölçüm yöntemiyle gözlenebilir (Wiktorowicz 2009).

Gezegenin uçlaşma değerinden gezegenin atmosfer yapısı, yarıçapı, sıcaklığı ve yansıtma değeri (albedo) elde edilirken, yörünge eğikliği kullanılarak kütlesi de hesaplanabilir. Ayrıca atmosfer benzetimi yapılarak atmosferinin kimyasal yapısı ve termodinamiği açığa çıkartılabilir.



Şekil 2. *Yörünge eğikliğine bağlı olarak Stokes parametrelerinin zamana göre değişimi.* (a) Yörünge eğikliği 90° olan gezegeni (b) Yörünge eğikliği farklı, çap boyunca hareket etmeyen gezegeni temsil etmektedir.

4. Uçlaşmaölçüm ile Gözlenmiş Güneş Sistemi Dışı Gezegenler

Günümüze kadar uçlaşmaölçüm ile gözlenen dört gezegen vardır. Bu gezegenlerin ve yıldızlarının özellikleri Çizelge 2'de yer almaktadır. Günümüz uçlaşmaölçerleri yıldızına çok yakın (≤0.05AB) dev gaz gezegenler büyüklüğündeki gezegenleri gözleyebildiğinden Çizelge 2'de yer alan gezegenlerden 55 Cnc b'nin yörüngesi 0.05AB'den daha büyük olduğu için hakkında sağlıklı veri elde edilememiştir (Lucas ve ark. 2009). Gözlenebilen diğer üç gezegen gözlenme özellikleri açısından birbirine benzemektedir. Yalnızca tek fark HD 189733 b ve τ Boo b Jüpiter boyutlarında iken 55 Cnc e Neptün boyutlarındadır. Ayrıca bunlara ek olarak τ Boo yıldızının manyetik aktif bir yıldız olduğu ve ayrıca yıldıza ait uçlaşmaölçüm gözlemlerinin mevcut olduğu bilinmektedir (Catala ve ark. 2007).

Çizelge-2. Uçlaşmaölçüm yöntemi ile gözlenen Güneş Sistemi dışı gezegenlerin özellikleri

Gezegenin İsmi	Kütle (M_j)	Yarıçap (R_j)	Dönem (gün)	a (AB)	e	i (derece)	Yıldızının Adı	m_V (Kadir)	Uzaklık (pc)	Tayf Türü
55 Cnc b	0.824	—	14.651262	0.1148	0.02	—	*55 Cnc*	5.95	12.34	K0IV-V
55 Cnc e	0.027	0.194	0.7365449	0.0156	0.06	81				
HD 189733 b	1.138	1.138	2.21857312	0.03142	0.0041	85.51	*HD 189733*	7.67	19.3	K1-K2
τ Boo b	5.95	—	3.3135	0.046	0.023	44.5	*τ Boo*	4.5	15.6	F7 V

Gezegenlerin uçlaşmaölçümleri farklı teleskop ve uçlaşmaölçerle yapılmıştır. Kullanılan teleskoplar ve uçlaşmaölçerler ile gezegenlerin uçlaşma değerleri Çizelge 3'de yer almaktadır.

Uçlaşmaölçümü yapılan ilk Güneş Dizgesi dışı gezegen HD 189733 b'dir. Gezegenin gözlemleri DIPol uçlaşmaölçeri ile B süzgecinde 2006-2007 yılları arasında yapılmıştır. Bu gözlem sonucunda gezegenin uçlaşma değeri elde edilmiş buradan yörünge eğikliği (i açısı) ~98°, basıklığı (e değeri) ise ~0 olarak belirlenmiştir (Berdyugina ve ark. 2008). Daha sonra Triaud ve ark. (2010) tarafından ışıkölçüm ve dikine hız yöntemi kullanılarak e değeri 0.0041, i açısı ise 85.51° olarak elde edilmiştir.

Çizelge-3. Uçlaşmaölçüm ile gözlenmiş Güneş Dizgesi dışı gezegenlerin uçlaşma değerleri ve gözlem araçları.

Gezegenin İsmi	Uçlaşma Derecesi	Teleskop	Uçlaşmaölçer	Kaynak
HD 189733 b	~2x10-4	KVA (0.6 m)	DIPol	Berdyugina ve ark. (2008)
55 Cnc e	$2.2x10^{-6}$	William Herschel Teleskobu (4.2m)	PlanetPol	Lucas ve ark. (2009)
τ Boo b	$5.1x10^{-6}$	William Herschel Teleskobu (4.2m)	PlanetPol	Lucas ve ark. (2009)
55 Cnc b	-	William Herschel Teleskobu (4.2m)	PlanetPol	Lucas ve ark. (2009)
HD 189733 b	-	Hale Teleskobu (5 m)	POLISH	Wiktorowicz (2009)
HD 189733 b	~$2x10^{-4}$	Nordic Optical Teleskobu (2.5 m)	TurPol	Berdyugina ve ark. (2011)

Uçlaşmaölçüm ile gözlenen diğer Güneş Sistemi dışı gezegenler ise 55 Cnc e ve τ Boo b'dir. Gezegenlerin gözlemleri sonucunda gezegenlere ait uçlaşma değerleri elde edilmiştir. Uçlaşma verilerinden 55 Cnc e gezegeninin albedosu ve gezegenin çapı ortaya çıkartılmıştır. τ Boo b'nin ise albedosu ile ilgili bilgiler türetilmiş ayrıca gezegenin yörünge eğikliği ~40° bulunmuştur (Lucas ve ark. 2009). Brogi ve ark. (2012) yaptıkları çalışmada bu değeri 44°.5 olarak güncellemişlerdir.

5. Sonuç

Her gün yeni bir Güneş Sistemi dışı gezegen keşfedilirken bir yandan da bu gezegenlere ait duyarlı gözlemlerin yapılması ve özelliklerinin saptanması da oldukça önemli hale gelmektedir. Bu açıdan bakıldığında uçlaşmaölçüm bu alana büyük katkılar sağlamakta ve gelecekte de önemli keşiflere imza atacağı beklenmektedir.

Günden güne yeni uçlaşmaölçerler tasarlanmakta ve bu alanda hem gözlemsel hem de kuramsal birçok çalışma yayınlanmaktadır. Özellikle son beş yıl içerisindeki gelişmeler bu alanın gelecekteki önemini bizlere vurgulamaktadır. Bu gelişmelerden geri kalmamak için ülkemizdeki gökbilimcilerin de bu alana eğilmesi, ortak çalışmalar yapması, çalıştaylar düzenlemesi ve bu alanda öğrenciler yetiştirmesi gerekmektedir. Birkaç yıl içerisinde yapılacak öncü atılımlarla ülkemiz de bu alanda yerini alabilir ve bilim dünyasına önemli katkılarda bulunabilir.

6. Kaynaklar

· Berdyugina, S. V., Berdyugin, A. V., Fluri, D. M., Piirola, V., 2008, ApJ, 673, 83
· Berdyugina, S. V., Berdyugin, A. V., Fluri, D. M., Piirola, V., 2011, ApJ, 728, 6
· Brogi, M., Snellen, I., de Kok, R., Albrecht, S., Birkby, J., de Mooij, E., 2012, Nature, 486, 502
· Carciofi, A. C., Magalhães, A. M., 2005, ApJ, 635, 570
· Catala, C., Donati, J. F., Shkolnik, E., Bohlender, D., Alecian, E., 2007, MNRAS, 374, 42
· Clarke, D., 2010, Stellar Polarimetry, Wiley Press, 357
· Hough, J. H., Lucas, P. W., Bailey, J. A., Tamura, M., Hirst, E., Harrison, D., Bartholomew-Biggs, M., 2006, PASP, 118, 1302
· Lucas, P. W., Hough, J. H., Bailey, J. A., Tamura, M., Hirst, E., Harrison, D., 2009, MNRAS, 393, 229
· Milone ve ark., 2009, IAU Division IX Commission 25 Stellar Photometry & Polarimetry Report of Commission 25 at XXVII IAU General Assembly, Rio de Janeiro
· Seager, S., Whitney, B. A., Sasselov, D. D., 2000, ApJ, 540, 504
· Triaud, A., Colier, C. A., Queloz, D., Anderson, D., Gillon, M. Hebb, L., Hellier, C., Loeillet, B., Maxted, P. F. L., Mayor, M., Pepe, F., Pollacco, D., Ségransan, D., Smalley, B., Udry, S., West, R. G., Wheatley, P. J., 2010, A&A, 524, 25
· Wiktorowicz, S. J., 2009, ApJ, 696, 1116

Gaia İLE ASTEROİT ASTROMETRİSİ

Eda GÜZEL[1], Serdar EVREN[1]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, İzmir
eposta: edaguzel1919@hotmail.com.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

Özet: Güneş sistemindeki küçük cisimlerin günümüze kadar uydu teleskoplar veya yer-konuşlu teleskoplarla sınırlı olanaklarla bile gözlenmesi sonucunda bu cisimler hakkında birçok bilgiye ulaşılmıştır. Yeni bilgiler ışığında ulaşılan sonuçlar bugüne kadar bilinenlerin daha iyi araştırılması gerektirecek düzeydedir. Özellikle yeni bulunan sönük-küçük cisimlerin kendi aralarında yeniden sınıflandırması yapılmaya başlanmıştır. 20^m'den daha parlak küçük cisimlerin konum ölçümleri ve bunların yörüngelerinin hesabı ise tahminen 2013 yılı sonunda fırlatılacak olan Gaia uydusu yardımıyla yapılacaktır. Gaia tüm gökyüzü taraması yaparak gökadamızın şimdiye kadar var olan en kapsamlı üç boyutlu haritasını çıkaracaktır. Bunu yaparken 20'nci kadire kadar olan bütün cisimlerin en yüksek hassasiyette konum, parlaklık ve dikine hız ölçümlerini gerçekleştirecek böylece gökadamızın oluşum, kimyasal bileşim ve evrimine ışık tutmaya çalışacaktır. Sönük ve yüksek harekete sahip cisimleri kolayca bulma ve izleme yeteneği sayesinde asteroitler, kuyrukluyıldızlar gibi küçük güneş sistemi cisimlerini de rahatlıkla bulabilecek, bunlarla ilgili ayrıntılı bilgiler edinmemizi sağlayacaktır. Gaia'nın hassas ölçüm aletleri ve bulunduğu uzay konumu yardımıyla, asteroitlerin kinematik hareketi, parlaklık değişimi, kütle ve büyüklük ölçümü ile güneş sisteminin de oluşum, kimyasal yapı ve evrimine ışık tutması beklenmektedir.

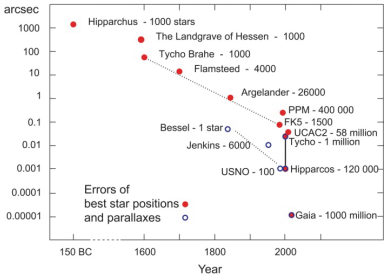
1. Giriş

Asteroitlerle ilgili bilgiler uzay veya yer-konuşlu teleskoplarla bilinenlerin daha iyi araştırılmasını gerektirecek düzeydedir. Özellikle yeni bulunan sönük-küçük cisimlerin kendi aralarında sınıflandırması ve güneş sisteminin kökenine ışık tutacak dinamik modellemeler yapılmaktadır. Tahminen 2013 yılı sonunda fırlatılacak olan Gaia astrometrik görevinin hassasiyeti, bulunduğu konum ve teknolojik tasarımı asteroit bilgisinde devrim yaratacak niteliktedir. Gaia tüm gökyüzü taraması yaparak gökadamızın şimdiye kadar var olan en kapsamlı üç boyutlu haritasını çıkaracaktır. 5 yıl boyunca 20'nci kadire kadar olan bütün cisimlerin en yüksek hassasiyette konum, parlaklık ve dikine hız ölçümlerini gerçekleştirecek, böylece gökadamızın oluşum, kimyasal bileşim ve evrimine ışık tutmaya çalışacaktır. Sönük ve yüksek harekete sahip cisimleri kolayca bulma ve izleme yeteneği sayesinde asteroitler, kuyrukluyıldızlar gibi küçük güneş sistemi cisimlerini de rahatlıkla bulabilecek, bunlarla ilgili ayrıntılı bilgiler edinmemizi sağlayarak güneş sisteminin kökenine ilişkin ipuçlarını toplayacaktır.

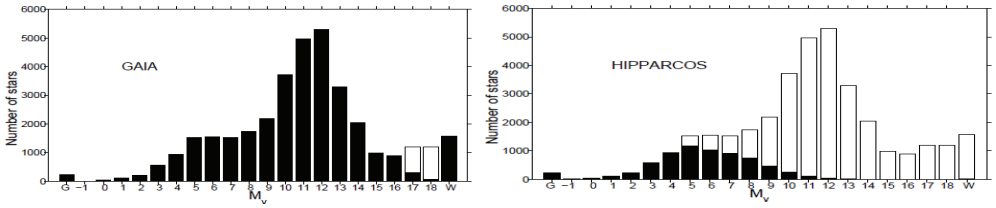
2. Astrometri

Astronomide kullanılan en eski yöntemlerden biri astrometridir. Gök cisimlerinin yerini, hareketini ve uzaklığını zamanın fonksiyonu olarak en yüksek hassasiyetle belirlemeye çalışır. Konum astronomisi olarak da tanımlanan astrometrinin tarihi katalogların tarihi kadar eskidir. M.Ö. 150'de Hipparchus'un çıplak gözle yaptığı yaklaşık 1000 yıldızı haritalamasıyla başlayan yıldız katalogları astronominin bütün alt dallarına bilgi sağlar. En basitinden teleskopun yönlendirilmesi bile astrometriye dayanır. Gelişen teknoloji ile artan hassasiyet ve buna ek olarak atmosfer dışından yapılabilen gözlemler ile daha sönük, dolayısıyla daha çok ve daha uzak gök cisimlerini izleyebilmekteyiz. 1989'da fırlatılan

HIPPARCOS uydusunun devamı niteliğindeki ESA'nın Gaia astrometrik görevi şimdiye kadar var olan en büyük yıldız kataloğunu oluşturacaktır. 2013'de atılması planlanan uydunun duyarlılığı mikro yay saniyesine kadar artabilmektedir. Grafiklerde Gaia'nın diğer uydularla karşılaştırmaları görülmektedir.



Şekil-1 Şimdiye kadar var olan bütün katalogların hassasiyetinin ve içerdiği yıldız sayılarının karşılaştırması ve 5 yıllık görev sonrasında oluşturulacak olan Gaia kataloğunun yeri görülmektedir. Sayı yay saniyesi (arcsec) cinsinden ne kadar küçükse duyarlılık o kadar artmaktadır.



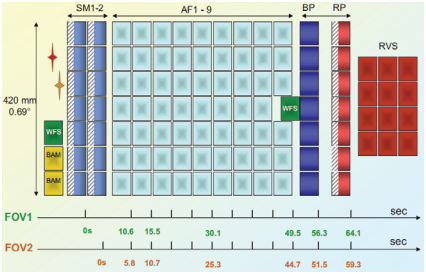
Şekil-2 HIPPARCOS uydusunun devamı niteliğindeki Gaia'nın yapacağı ölçüm sayısının karşılaştırması

3. Gaia ile Astrometri

Gaia uydusunun belli başlı birkaç özelliği yaptığı astrometrik ölçümlerdeki duyarlılığına ve bilimsel katkılarına eşsiz nitelik kazandırmaktadır. Bunları iyi tanımak gelecek sonuçları da iyi değerlendirip önlem alabilme açısından önemlidir.

3.1 Odak Düzlemi

Fotokatlandırıcı ile yıldızların görüntüsünü tek tek alan Hipparcos uydusunun tersine Gaia, çok daha yeni bir teknoloji olan CCD görüntüleme ile en kalabalık bölgelerin (3 million stars/deg²) bile görüntüsünü alarak her cismin çözümlemesini çok başarılı bir şekilde gerçekleştirebilecek. Odak düzlemdeki (SM) ile yeni cisimler bulunarak potansiyel olarak tehlikeli cisimlerin varlığında yazılımındaki telemetri sistemiyle Yer'e işaret verecek. Böylece Yer'den destek gözlemleriyle ilgili cismin izlemesi devam ederek daha hassas yörünge tespiti yapılabilecektir. (AF) ile iki boyutta konum ve özhareket, (BP) ve (RP) ile 320-1000 nm'de ışıkölçüm, (RVS) ile 847-874 nm de dikine hız ölçümleri yapılacaktır.



Şekil-4 Odak düzlemindeki CCD'lerin sıralanışı, AF astrometrik alan, BP mavi ışıkölçer, RP kırmızı ışıkölçer, RVS dikine hız tayfçekeri, SM gökyüzü haritalayıcı olarak görev yapmak üzere ayarlandı.

3.1.1 Kullanılan Yöntemler

Odak düzleminde bulunan farklı dalgaboyu aralıklarına göre hassaslaştırılmış CCD'ler ile her cismin farklı özellikleri ve bu özelliklere dayalı farklı olay keşifleri yapılabilmektedir. Kullanılan 3 yöntem astrometri, ışıkölçüm ve tayf ile elde edilebilecek veriler ışığında 10^5-10^6 yeni küçük gezegen keşfi, 10000 yörünge tayini, 100 asteroit kütlesinin ve 1000 asteroit büyüklüğünün belirlenmesi beklenmektedir.

i-Astrometri

V=10 kadirde 4 μas, V=15 kadirde 11 μas, V=20 kadirde 160 μas hassasiyetle cisimlerin yörünge özellikleri çok duyarlı olarak belirlenecek. Dolayısıyla yeni cisim keşfi, yakın kütle çekimi nedeniyle oluşan tedirginliklerle kütlenin belirlenmesi ve yıldız önünden geçecek asteroitlerin tahmini çok duyarlı olarak gerçekleştirilecek, yörünge evrimi, yörünge göçü, yarkovski etkisi gibi olayların varlığına güçlü kanıtlar sunacaktır.

ii- Işıkölçüm

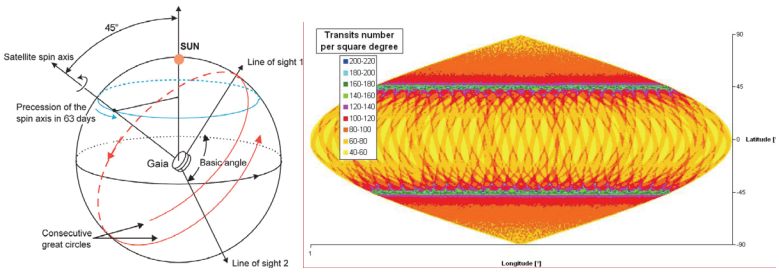
20. kadire kadar gözlenebilecek asteroitlerin ışıkeğrisinden dönme dönemi, asteroitin büyüklük, albedo, spin eksen yönelimi, şekli gibi fiziksel özellikler elde edilebilecek.

iii- Tayf ölçer

V=16-17 kadirde 1-10 km s^{-1} duyarlılıkla küçük cisimlerin dikine hız belirlemeleri astrometrik 2 konumla birleştirilerek Güneş Sistemi'nin 3 boyutlu haritası çıkartılacak. Bunların yanında tayfçeker ile kimyasal özellikler de belirlenerek asteroitlerin kökenlerine ilişkin teoriler test edilecek.

3.2 Tarama Yasası

Güneş ile yaptığı 45 derecelik eksen yönelimi ile daha önce görülememiş bölgeleri de içeren tüm gökyüzü taraması yapacaktır. 106.5 derecelik temel açı ile geniş açı ölçümü yapması hızlı hareket eden cisimlerin bulunmasını ve takibini kolaylaştırmaktadır. Sembolik görev süresi olan 5 yılda bir cismin ortalama 70 kere ölçümünü gerçekleştirecek.



Şekil-5 Sol resimdeki Güneş'e olan 45 derecelik açıyla hareket ederek sağ taraftaki resimde renklerle gösterilen sayıda tüm gökyüzü taraması gerçekleştirecektir.

3.3 Uzaysal Konum

Lagrange noktalarından ikincisine konuşlanacak olan Gaia, Yer'den hiç gözlenemeyen kör bölgeleri de görüntüleyebilecek. Böylece Yer yörüngesi içinde kalan ya da Yer Truvalıları gibi zor gözlenen cisimlerin bulunma olasılıkları artacaktır.

4. Bilim Hedefleri

4.1 Ana Asteroit Kuşağı ve Yer'e Yakın Asteroitler

Gaia'nın görüş alanına en çok girecek olan asteroitler ana asteroit kuşağındaki ve Yer'e yakın asteroitlerdir. Ana asteroit kuşağının güneş sisteminin ilk oluşum dönemlerinde büyük bir gezegenin parçalanmasıyla oluştuğu düşünülmektedir. Jüpiter ile Mars arasında bulunan bu bölgedeki asteroitlerin dinamik ve fiziksel özelliklerinden faydalanarak yeniden sınıflandırılması yapılmakta, bu olayın kanıtlarının izi sürülmektedir. Yer'e yakın olan asteroitlerin çekim etkisiyle ana kuşaktan ya da dış güneş sisteminden göç ettikleri düşünülmektedir. Güneş ışınlarının etkisiyle asteroit yörüngelerinin sürüklenmesi (Yarkovski etkisi), çarpma olayları, çekim etkileri gibi nedenlerle maskelenen ilk oluşum özelliklerine ulaşabilmek Gaia ile elde edilen verilerle mümkün olacak. Güneş'in çekim alanı içindeki Genel Görelilik Teorisi'nin testlerini sağlamak için iyi adaylar olan asteroitlerin küçük tedirginliklerini bile ölçebilecek duyarlılıktadır.

4.2 Truvalılar

Lagrange noktalarında bulunan truvalıların Jüpiter çevresinde bilinen sayısı yaklaşık 2000'dir. Gaia gözlemleriyle bu sayının ve diğer gezegenler etrafındaki Truvalıların sayısının artması bekleniyor. Truvalılar asteroitlerin bir alt sınıfı mı, bugünkü yerlerinde mi oluştular yoksa çekim kuvvetleriyle sonradan mı tuzaklandıklar gibi sorularla ilgili ipuçlarını verecek fiziksel ve dinamik özellikleri belirleyebilecek yetenektedir.

4.3 Oort Bulutu

Güneş Sisteminin etrafını çevrelediği düşünülen Oort Bulutu şimdiye kadar doğrudan gözlenemedi. Kuyrukluyıldız yörüngelerinden ve dolanma dönemlerinin uzunluğundan dolaylı olarak şekli tahmin edilmektedir. Gaia verileri kullanılarak yapılacak sayımların Oort Bulutundaki nesne sayısını vermesi bekleniyor. Ayrıca asteroitlerle kuyrukluyıldızlar arasında bir akrabalık ilişkisi olup olmadığına dair ipuçları bulması bekleniyor.

5. Tartışma ve Sonuç

Gaia'nın Yer'den 150 milyon kilometre uzakta bulunması yerden yapılan gözlemlerle paralaks ekisi yaratarak hasssiyeti arttırma şansı vermektedir. Follow-Up Network (Gaia-FUN) olarak adlandırılan yerden destek gözlemleri, Gaia'nın görüş alanı ve gözlem süresinin sınırlı olması nedeniyle oluşturulmuş bir ağdır. Gaia'dan alınacak verimin en iyi düzeyde olması için gelecek verilerin iyi anlaşılması ve eksiklere göre yapılması gerekenlere doğru yön vermek gerekmektedir. Potansiyel olarak tehlikeli cisimler için de kullanılan Gaia-FUN alarm sistemi için oluşturulan;https://www.imcce.fr/gaia-fun-sso/start web sayfasında acil gözlemler için gerekli duyurular yapılmaktadır**.**

6. Kaynaklar

https://www.imcce.fr/gaia-fun-sso/start
http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=26#
http://www.rssd.esa.int/index.php?project=GAIA

FARKLI MORFOLOJİLERE SAHİP KEPLER IŞIK EĞRİLERİ

Ekrem Murat ESMER[1], Selim O. SELAM[2], Cihan Tuğrul TEZCAN[3], İbrahim ÖZAVCI[4], Özgür BAŞTÜRK[5]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara (e-posta: ekremmuratesmer@gmail.com)
[2] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi, 06837 Ahlatlıbel, Ankara (e-posta: selim.selam@science.ankara.edu.tr)
[3]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara (e-posta: c.tugrultezcan@gmail.com)
[4] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara (e-posta: ozavci@gmail.com)
[5] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi, 06837 Ahlatlıbel, Ankara (e-posta: obasturk@ankara.edu.tr)

Özet: Otomatik indirgeme algoritmalarıyla elde edilen KEPLER ışık eğrilerinin, farklı amaçlara yönelik fotometrik çalışmalarda kullanılabilmesi için, yeniden indirgeme ve düzeltme işlemlerinin yapılmasına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu çalışmada, PyRAF'ın PyKE task'ı kullanılarak, KEPLER uzay teleskobuyla elde edilen farklı morfolojilere sahip ışık eğrileri üzerinde uygulanması gerekli işlemler ve giderilmesi gereken etkiler irdelendi.

1. Giriş

KEPLER uzay aracının asıl amacı, transit yani geçiş yöntemi ile Dünya benzeri öte-gezegenleri keşfetmek olsa da bu görev esnasında bir çok yan ürün elde edilmektedir. KEPLER uzay aracı, Kuğu-Çalgı (Cygnus-Lyra) takımyıldızları civarında, yıldızların oldukça yoğun bulunduğu bir bölgeye yöneltilmiştir. KEPLER teleskobu, gördüğü ~10x10 derece-karelik alanda, yaklaşık 160.000 tane yıldızın sürekli fotometrik verisini kaydetmektedir. Bu yıldızlar içerisinde birçok değişen yıldız türüne ait yıldız da yer almaktadır. Ham KEPLER verileri 3 ana adımda işlenerek (Kalibrasyon" (Calibration-CAL), "Fotometrik Analiz" (Photometric Analysis-PA) ve "Analiz Öncesi Veri Hazırlama" (Pre-Search Data Conditioning-PDC) zamana bağlı fotometik veriye, yani ışık eğrilerine dönüştürülür. Otomatik işleyen bu algoritmalar, geçiş yöntemiyle öte-gezegen belirlemek için geliştirilmiş olduğundan, aletsel ve sistematik hataları ayıklarken bazı astrofiziksel sinyalleri de ortadan kaldırabilmekte ve veri üzerinde istenmeyen değişimlere yol açabilmektedir. Işık şiddeti değişimi gösteren yıldızların Kepler veri analiz modülleri ile elde edilen ışık eğrilerinde gözlenen değişimlerin kaynağı belirlenememekte, aletsel ve sistematik hatalarla astrofizik süreçler sonucu oluşan değşimler birbirine karışabilmektedir. Bu durum, farklı türden ışık değişimleri gösteren yıldızlara ilişkin Kepler ışık eğrilerinin analizinde ele alınan türe özgü, farklı veri işleme süreçlerinin takip edilmesi gerekliliğini ortaya çıkarmaktadır. Bu çalışmada, bu süreçlere ilişkin adımlar tanımlanarak, farklı morfolojilerdeki ışık eğrileri için uygulamaları gerçekleştirildi.

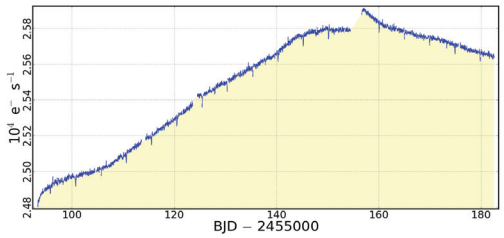
2. PyKE

PyKE, KEPLER'in ham verilerinin (Simple Aperture Photometry - SAP), ilgili cisimlerin karakteristiklerine göre yeniden işlenmesi için Python bilgisayar dilinde geliştirilmiş bir

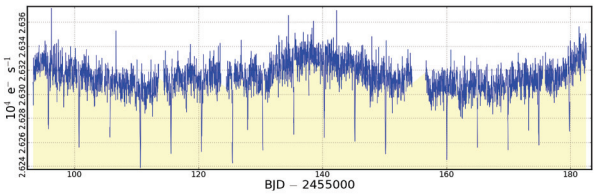
PyRAF paketidir. PyKE, kullanıcının bilimsel hedeflerine göre alternatif veri indirgeme yöntemlerini destekleyen açık kaynak kodlu bir projedir.

3. KIC 2449074

Bu sistemin, KEPLER ham (SAP) ışık eğrisi üzerinde bazı düzensiz değişimler üzerinde tutulma benzeri yapılar görülmektedir (Şekil 1) . Bazı sistematik ve aletsel hataların düzeltildiği otomatik indirgeme sonrasında verilen PDC ışık eğrisinden de (Şekil 2) görüldüğü gibi bu işlem bazı hataları tamamen arındıramamaktadır.



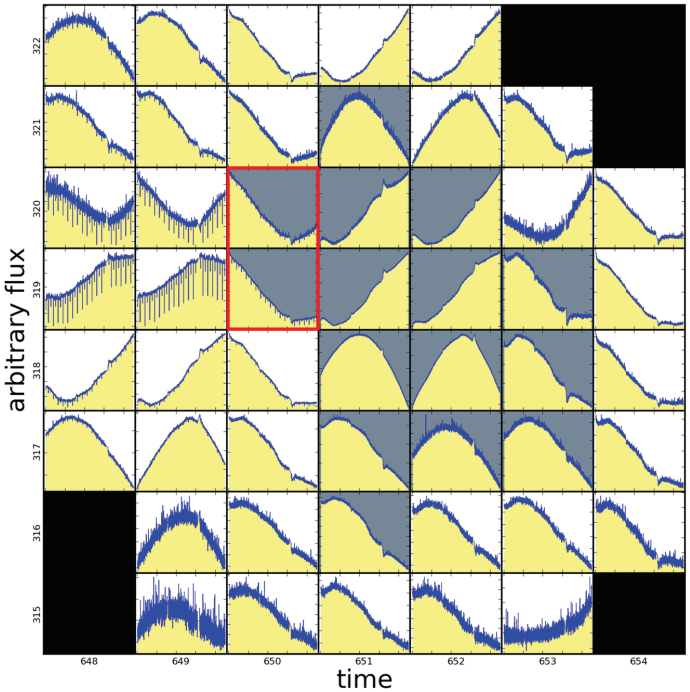
Şekil 1: KIC 2449074 yıldızının KEPLER ham ışık eğrisi.



Şekil 2: KIC 2449074 yıldızının KEPLER PDC ışık eğrisi.

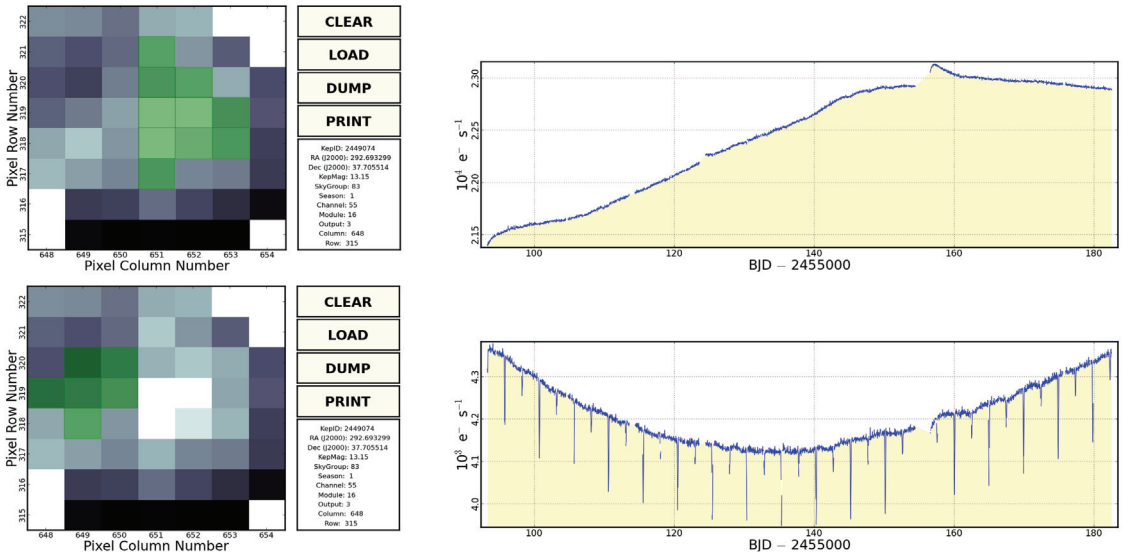
Şekil 2'de görülen uzun dönemli değişimin, aletsel etkilerden mi yoksa ölçüm açıklığı içerisine düşen farklı bir cismin ışık katkısından mı kaynaklandığı ayırt edilmelidir. Bu amaçla aşağıdaki işlemler gerçekleştirildi.

i) Ölçüm açıklığı içine ikinci bir cisim girip girmediğini anlayabilmek için keppixseries task'ı kullanılarak yıldız verisindeki her pikselin akı değerleri zamana göre çizdirildi. Şekil 3'deki gri kareler varsayılan ölçüm açıklığını göstermektedir. Tutulmaya ilişkin yapı, ölçüm açıklığı içerisinde sadece kırmızı dikdörtgen ile gösterilen piksellerden kaynaklanmaktadır. Burdan anlaşılmaktadır ki yıldız verisi içerisinde iki farklı cismin etkisi bulunmaktadır.

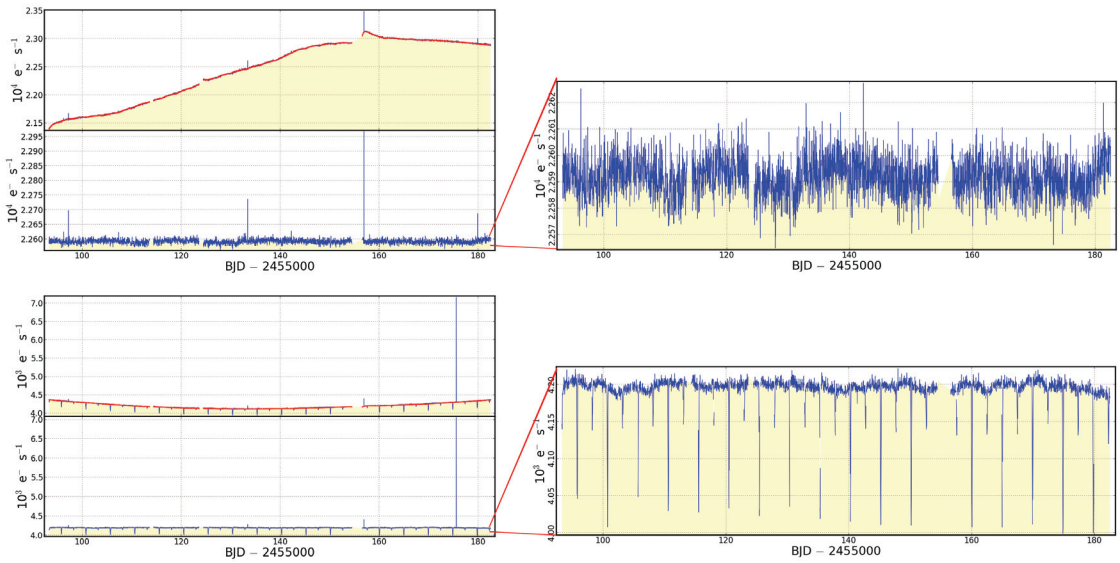


Şekil 3: keppixseries ile elde edilen her pikselin ışık eğrileri.

ii) kepmask task'ı ile bu iki cisme ait ölçüm açıklıkları yeniden belirlendi ve kepextract task'ı ile her iki cisim için ışık eğrileri ayrı ayrı elde edildi. (Şekil 4)



Şekil 4: kepmask ile belirlenen birinci açıklık (sol üst), kepextract ile çizdirilen ışık eğrisi (sağ üst). kepmask ile belirlenen ikinci açıklık (sol alt), kepextract ile çizdirilen ışık eğrisi (sağ alt).

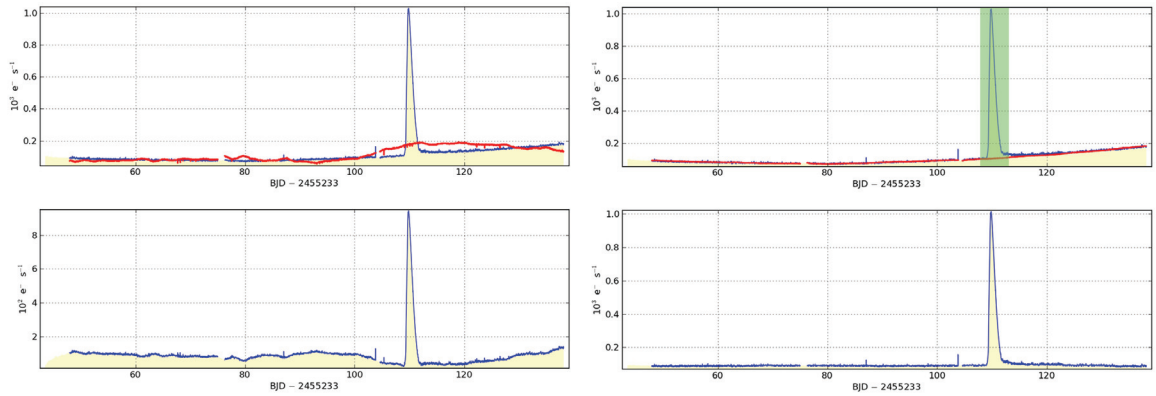


Şekil 5: KIC 2449074 ve KIC2 449074 yıldızlarının kepcotrend fiti (kırmızı eğri) kullanılarak (sol panel) elde edilen ışık eğrileri (sağ panel) .

iii)KEPLER verilerindeki aletsel ve sistematik etkilerin giderilebilmesi için KEPLER ekibi tarafından kullanılması önerilen Cotrend Basis Vectors (CBVs) verileri kepcotrend task'ı ile kullanıldı (Şekil 5 sol panel). Elde edilen sonuç ışık eğrileri ise sağ panelde verilmiştir. Şekil 5 sağ alt panlede verilen örten çift sistem KIC2 449074 olarak yeniden isimlendirilmiştir. Böylelikle başlangıçta tek bir yıldız olarak kataloglanan KIC 2449074 yıldızının ışık eğrisinin iki farklı kaynaktan oluştuğu gösterildi.

3. KIC 5110407

Kepcotrend task'ı ile sistematik ve aletsel hatalar düzeltilirken (cotrending), patlama gibi ani ve yüksek genlikli ışık değişimleri, işlemlerin sağlıklı yapılmasını engellemektedir (Şekil 6).



Şekil 6: *keprange* task'ı ile maskeleme işlemi gerçekleştirilmeden yapılan cotrend işlemi (sol üst panel) ve işlem sonucu elde edilen ışık eğrisi (sol alt panel). Ani ışık değişiminin olduğu bölgenin *keprange* task'ı ile maskeleme işlemi uygulanarak yapılan cotrend işlemi (sağ üst panel) ve işlem sonucu elde edilen ışık eğrisi (sağ alt panel).

4. Sonuç

KEPLER ışık eğrilerinin sistematik ve aletsel hatalarını gidermek için geliştirilmiş olan PDC modülü farklı morfolojilere sahip ışık eğrileri için istenilen sonucu veremediği durumlar bulunmaktadır. PDC modülünün yeni algoritmalarının sunulacağı SOC 8.0 versiyonunun bu problemleri gidereceği planlanmaktadır. (Martin C. Stumpe vd. 2012). Ancak bu versiyonun tümüyle kullanıma açılmasına kadar, bu çalışmada uygulanan indirgeme ve düzeltme adımları uygulanabilir (K. Kinemuchi, 2012)

5. Kaynaklar

Kinemuchi, K., Barclay, T., Fanelli, M. vd., 2012, arXiv:1207.3093v1
Stumpe, M. C., Smith, J. C., Van Cleve, J. E., vd., 2012, arXiv:1203.1382

GALAKTİK SÜPERNOVA KALINTISI KES 79 (G33.6+0.1)'DAN GELEN X-IŞIMASININ DOĞASI

Fatma GÖK[1] ve Aytap SEZER[2]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, 07058, Antalya
(eposta: gok@akdeniz.edu.tr)
[2]TÜBİTAK UZAY Teknolojileri Araştırma Enstitüsü, 06531, Ankara
(eposta: aytap.sezer@boun.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada en yeni X-ışını uydusu olan *Suzaku* ile alınan veriler kullanılarak, Kes 79 süpernova kalıntısına ait görüntü ve tayf analizleri yapılmıştır. Elde edilen tayfta Mg, Si ve S çizgileri açıkça görülmektedir. Yapılan analiz ile kalıntıdan gelen ışımanın ısıl (termal) kökenli olduğu, plazmanın durumunu tanımlayan en iyi modelin non-equlibrium ionization (NEI) modeli olduğu bulunmuştur. Plazmaya uygulanan model (wabs*NEI) elektron sıcaklığını, galaktik sütun yoğunluğunu ve iyonlaşma zamanını sırasıyla $kT_e \sim 0.8$ keV, $N_H \sim 1.7 \times 10^{22}$ cm^{-2} ve $\tau \sim 6.5 \times 10^{10}$ cm^{-3} s olarak vermiştir. Tayfta açıkça görülen elementlerin bollukları ise Güneş değerinde bulunmuştur. Bu durum patlama ile atılan maddenin yıldızlar arası ortama karıştığını gösterir dolayısıyla da kalıntının yaşı hakkında bilgi verir.

1. Giriş

Galaktik süpernova kalıntısı (SNK) Kes 79 (G33.6+0.1) radyo ve X-ışınında iç içe yarım kabuklardan oluşan ilginç bir yapıya sahiptir (Seward & Velusamy 1995, Frail & Clifton 1989). Doğu ve güneydoğusunda bulunan moleküler bulutsularla etkileşmektedir (Scoville vd 1987, Green & Dewdney 1992).

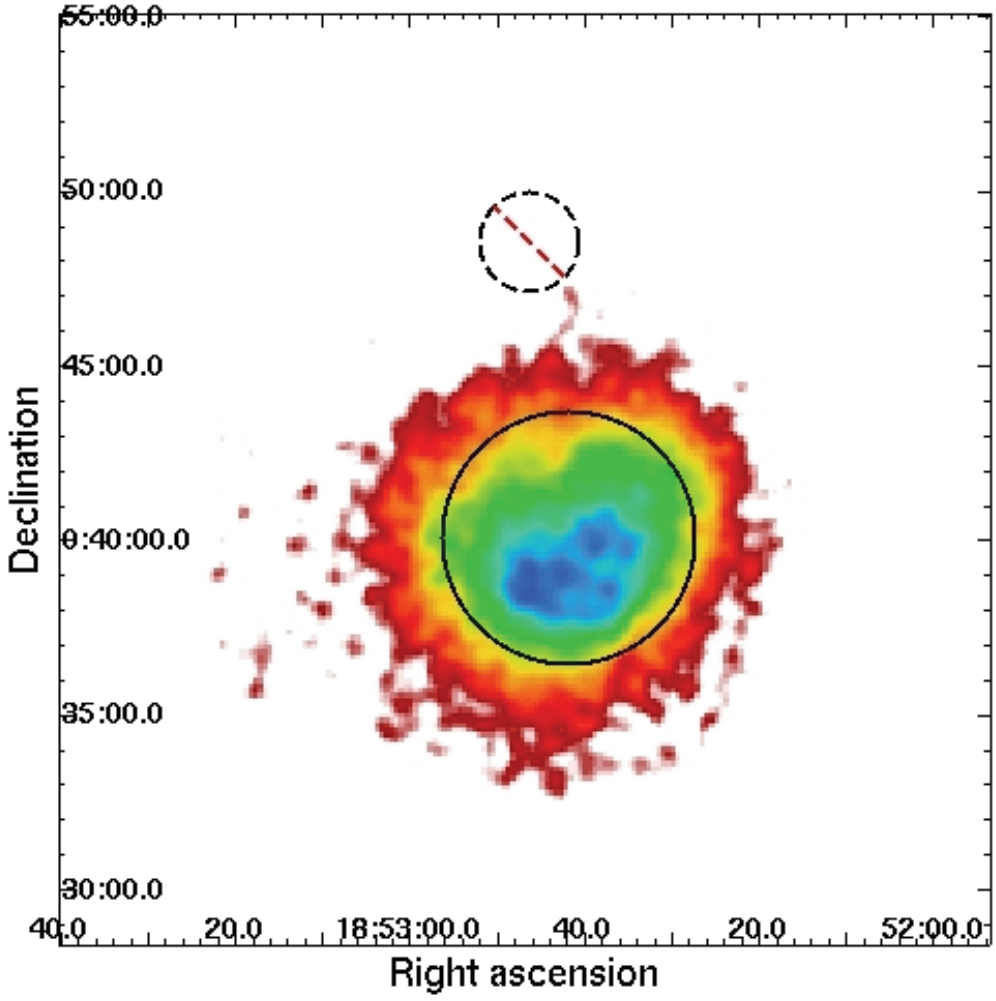
ROSAT gözlemleri bu kalıntının merkezde parlak, radyo dış kabuğuna doğru ise yaygın ve sönük olduğunu göstermiştir (Seward & Velusamy 1995). ASCA gözlemlerinden elde edilen tayfta güçlü Mg, Si, S ve Fe L çizgileri görülmüştür (Sun & Wang 2000, Tsunemi & Enoguchi 2002). Seward vd (2003), Chandra gözlemlerinden 0.8-8 keV enerji aralığında, kalıntının geometrik merkezine yakın tıkız X-ışını kaynağı olan CXOU J185238.6+004020'yi buldular. Gotthelf vd (2005) ve Halpern vd (2007) ise XMM-Newton gözlemleri ile 0.3-10 keV enerji aralığında bu kaynaktan 105 ms dönemli atmalar tespit ettiler.

Bu kalıntı için HI çizgisinden bulunan uzaklık 10±2 kpc (Frail & Clifton 1989), Galaktik dönme eğrisinden bulunan ise 7.1 kpc'tir (Case & Bhattacharya 1998). Bu kalıntının mixed-morfoloji sınıfına ait olduğu düşünülmektedir (Rho & Petre 1998).

Suzaku en yeni X-ışını uydusudur (Mitsuda vd 2007). Teknik özellikleri (düşük ardalan ve yüksek tayfsal çözünürlüğe sahip olması) nedeniyle SNK'ler gibi sönük ve yaygın nesnelerin gözlenmesinde oldukça başarılıdır. Radyo ve X-ışını bölgesinde kendine has bir yapıya sahip olan ve homojen olmayan bir ortamda bulunan Kes 79'un Suzaku analizleri yapılmış ve elde edilen ilk sonuçlar bu çalışmada sunulmuştur.

2. Gözlem ve Analiz

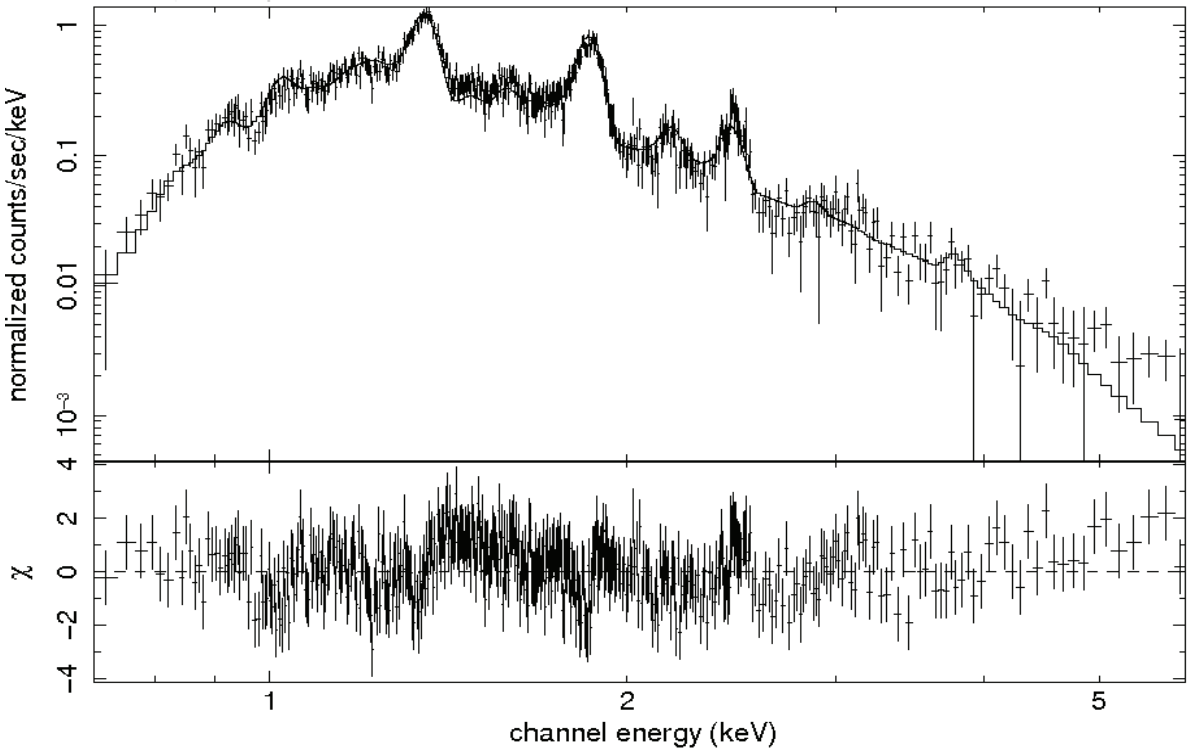
Kes 79 Suzaku tarafından 23 Nisan 2011'de yaklaşık 51 ks boyunca X-ray Imaging Spectrometer (XIS: Koyama vd 2007) ile gözlenmiştir (Gözlem no:506059010). XIS ikisi ön aydınlatmalı (XIS0 ve XIS3) ve biri ise arkadan aydınlatmalı (XIS1) olmak üzere üç CCD'ye sahiptir. 03-10.0 keV enerji aralığında elde edilen XIS1 görüntüsü Şekil 1'de verilmiştir. Bu şekilde en parlak olarak görülen, 3.6 açı dakika yarıçaplı çembersel bölge tayf analizi için, 1.4 açı dakika yarıçaplı çembersel bölge ise ardalan için seçilmiştir. Veri analizi için headas 6.5 yazılımı ve tayf analizi için xspec v11.3 programı (Arnaud 1996) kullanılmıştır.



Şekil-1. Kes 79'un 0.3-10.0 keV enerji aralığında XIS1 görüntüsü. Büyük çember tayf analizi için seçilen bölgeyi, küçük kesikli çember ise ardalan için seçilen bölgeyi göstermektedir.

Tayf analizlerinde en iyi uyumu non-equilibrium ionization (NEI) modeli (Borkowski vd 2001) vermiştir. Bu model galaktik soğurma modeli wabs (Morrison & McCammon 1983) ile iyileştirilmiştir. Analiz sırasında galaktik soğurma N_H, elektron sıcaklığı kT_e ve

iyonlaşma zamanı τ (n_et) parametreleri serbest bırakılırken, element bolluğu güneş değerine (Anders & Grevesse 1989) sabitlenmiştir. Wabs*NEI modeli uygulanarak 0.3-6.0 keV enerji aralığında elde edilen tayf Şekil 2'de ve parametreler Tablo 1'de verilmiştir.



Şekil-2. Kes79'un 0.3-6.0 keV enerji aralığında wabs*NEI modeli uygulanarak elde edilen XIS0 tayfı

Tablo 1. XIS0 tayfına wabs*NEI modeli uygulanarak elde edilen parametrelerin değerleri

Parametreler	**Değerler**
N_H (cm^{-2})	$(1.7\pm0.1)x10^{22}$
kT_e (keV)	0.78±0.02
τ (cm^{-3} s)	$(6.5\pm0.5)x10^{10}$
norm	1.6±0.1
χ^2 /d.o.f.	502/455=1.1

3. Tartışma ve Sonuç

Elde edilen tayfta Mg, Si ve S çizgileri açıkça görülmektedir. Yüksek N_H değeri bu kalıntının soğurmanın yoğun bir ortamda bulunduğunu gösterir. Moleküler bulutsularla etkileşmesi de bu durumu desteklemektedir. Elde edilen kT_e değeri SNK'ler için beklenen aralıktadır ve bu kalıntının diğer X-ışını çalışmalarından elde edilen sonuçlarla uyumludur. İyonlaşma zamanı τ'nun ~$6.5x10^{10}$ cm^{-3} s olması bu kalıntıda hala iyonlaşmanın devam etiğini (iyonlaşma denge durumundan uzak olduğunu) göstermektedir. Kalıntının bulunduğu ortamın yoğun olduğu bilinmektedir. Ortamın elektron yoğunluğunu n_e~1 cm^{-3}

kabul edersek kalıntının yaşı literatürdeki çalışmalarla uyumlu olarak yaklaşık 3000 yıl bulunur. Bu da kalıntının genç olduğunu gösterir. Genç kalıntılarda patlama ile ortama atılan maddenin (ejecta) baskın olması beklenir, ancak Suzaku analizleri "ejecta"yı işaret etmemektedir. Bunun olası nedeni, kalıntının oldukça yoğun bir ortamda bulunması ve bu ortamdan kısa zamanda yaklaşık 120 Güneş kütlesi kadar madde süpürerek, "ejecta" nın yıldızlararası ortamla karışmış olmasıdır.

4. Kaynaklar

Anders, E., Grevesse N., 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197
Arnaud, K. A., 1996, in Jacoby G., Barnes J., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 17
Borkowski, K. J., Lyerly, W. J., Reynolds, S. P., 2001, ApJ, 548, 820
Case, G. L. & Bhattacharya, D. 1998, ApJ, 504, 761
Frail, D. A. & Clifton, T. R., 1989, ApJ, 336, 854
Gotthelf, E. V., Halpern, J. P. & Seward, F. D., 2005, ApJ, 627, 390
Green, D. A. & Dewdney, P. E., 1992, MNRAS, 254, 686
Halpern, J. P., Gotthelf, E. V., Camilo, F. & Seward, F. D., 2007, ApJ, 665, 1304
Koyama, K. et al., 2007, PASJ, 59, 23
Mitsuda, K. et al., 2007, PASJ, 59, 1
Morrison, R., McCammon, D., 1983, ApJ, 270, 119
Rho, J. & Petre, R., 1998, ApJ, 503, L167
Scoville, N. Z., Yun, M. S., Sanders, D. B., Clemens, D. P. & Waller, W. H., 1987, ApJS, 63, 821
Seward, F. D. & Velusamy, T., 1995, ApJ, 439, 715
Seward, F. D., Slane, P. O., Smith, R. K. & Sun, M., 2003, ApJ, 584, 414
Sun, M. & Wang, Z. R., 2000, Adv. Space Res., 25, 549
Tsunemi, H. & Enoguchi, H., 2002, PASJ, 54, 735

ASAS Veritabanı İçinde Bulunan Örten Değişen Çift Sistemlerin Işık Eğrileri

Atilla YILDIRIM[13], Afra Sena GÜNARSLAN[13],Mehmet Oğuzhan ERTURAN[13], Sinan KOÇAK[13], Ergin DİBLEN[13], Recep BALBAY[12]3, Mehmet TANRIVER[123], Ferhat Fikri ÖZEREN[123]

[1]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 38039, Kayseri (eposta: ozeren@erciyes.edu.tr)
[2]Erciyes Üniversitesi, UZAYBİMER (Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi), 38039, Kayseri
[3]Erciyes Üniversitesi, ASTER (Astronomi Kulübü), 38039, Kayseri

Özet: ASAS veri tabanında bulunan örten değişenen çift sistemlerin verileri elde edilerek teker teker incelenmiş ve kendi içinde ışık eğrilerinin kalitesine göre iyi, orta ve kötü olarak sınıflandırılmıştır. Seçilen her ışık eğrisi tekrar elden geçirilip, veriler temizlenmekte br ışık eğrisi analizi için hazırlanmaktadır. Bu posterde ışık eğrisi analizi için seçilmiş sistemlerden bir kısmının ışık eğrileri sunulmaktadır.

1. Giriş

ASAS kataloğundan (Pojmanski, G., 2000) EC (Eclipsing Binaries, Örten Değişen) parametresi kullanılarak 50000 değişen yıldız içinden 5374 adet aday sistem seçilmiştir. Elde edilen aday sistemler çok fazla olduğu için, ilk etapda görsel bir şekilde ışık eğrileri kendi içinde sınıflandırılmıştır. Sınıflandırma işlemi ışık eğrilerinin ne kadar temiz ve belirgin olduğuna göre yapılmıştır. Işık eğrileri 3 grup altında sınıflandırılmıştır. Işık eğrileri en iyi görülenler "1", ortalama temizlikte ışık eğrileri olanlar "2", ışık eğrileri dağınık olanlar ise "3" sayıları ile sınıflandırılmıştır. Böylece ilk ışık eğrilerinin analizlerini yapabilmek için ilk önce "1" ile sınıflandırılmış ışık eğrileri kullanıma alınmıştır. ASAS kataloğunda bulunan veriler, her yıldız için sistematik olarak yapılan gözlemler sonucu elde edilmediğinden dolayı, her yıldızın verileri yıllar içine dağılan bir aralıktadır. Kataloğun ana sayfasından ulaşılan ham veriler kendi içinde de hataları bulundurduğu için, yapılan ilk işlem yukarıda bahsedilen ayrıştırmadan sonra, her yıldız için SIMBAD Astronomi Veri Tabanı'nda bulunan verilerin kontrolü, daha sonra ışık eğrilerinin temizlenmesi, temizlendikten sonra yeniden bir dönem analizinden geçirilip en doğru P yörünge döneminin bulunması ve ışık eğrisi çözüm aşaması için kullanılacak olan veri tabanının hazırlanması şeklindedir.Bu posterde bir sonraki aşama için hazırlanmış olan bazı örnek çift sistemlerin ışık eğrileri sunulmuştur. Planlanan proje sonuca ulaşabilmesi bir kaç yıla yayılmaktadır. Bu çalışma sürecinde öğrencilerin ışık eğrisi, ışık eğrisi çözüm yöntemleri, ışık eğrisi analizi, örten değişen yıldızlar ve türleri hakkında gerçek veriler ile çalışarak deneyim ve tecrübe kazanması amaçlanmıştır.

2. Kaynaklar

Pojmanski, G. 2002, Acta Astronomica, **52**,397

ASAS Veritabanı Seçilmiş Bazı Örten Değişen Sistemlerin Işık Eğrisi Analizi

Atilla YILDIRIM[13], Afra Sena GÜNARSLAN[13],Mehmet Oğuzhan ERTURAN[13], Sinan KOÇAK[13], Ergin DİBLEN[13], Recep BALBAY[12]3, Mehmet TANRIVER[123], Ferhat Fikri ÖZEREN[123]

[1]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 38039, Kayseri (eposta: ozeren@erciyes.edu.tr)
[2]Erciyes Üniversitesi, UZAYBİMER (Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi), 38039, Kayseri
[3]Erciyes Üniversitesi, ASTER (Astronomi Kulübü), 38039, Kayseri

Özet: ASAS katoloğundan seçilmiş bir kaç yıldızın ışık eğrilerinin PHOEBE ile yapılmış olan çözüm sunulmuştur.

1. Giriş

Son yıllarda robotik teleskopların kullanımının artması nedeniyle hızlı bir veri artışı ile karşı karşıya kalınmıştır. Belirli gökcisimlerini gözlemek ve verilerini elde etmek için robotik teleskop sistemleri kullanılırken, elde edilen verilerin yığın olarak bir yerde tutulması ve diğer biliminsanlarına sunulması da gerçekleşmiştir. Zaman içinde veri tabanlarının oluşması, aynı veriler ile farklı çalışmaların yapılabilmesini de mümkün kılmıştır. Özellikle veri tabanında bulunan, ilk kez ışık eğrileri elde edilmiş, sadece ışık eğrileri kabaca oluşturulmuş binlerce yıldız bulunmaktadır. Bu ışık eğrilerinin çözümleri yapılıp, bu sistemlere ait temel parametrelerin bulunması temel yıldız evrimi verilerine önemli katkılar sağlayacaktır.

ASAS kataloğundan (Pojmanski, G., 2000) EC (Eclipsing Binaries, Örten Değişen) parametresi kullanılarak 50000 değişen yıldız içinden 5374 adet aday sistem seçilmiştir. Bu sistemlerin çok büyük bir oranının henüz ışık eğrileri çözülmemiş veya zaten ilk kez ışık eğrileri oluşturulabilmiştir. Bu kadar çok değişen yıldız içinde doğal olarak bu güne kadar bireysel olarak gözlenmiş olan yıldızların daha önceki çalışmaları ile birleştirilerek ASAS verilerinden elde edilen veriler başka yazarlarca değerlendirilmiştir. Ama halen çözümü yapılmış olan sistemin sayısı çok azdır. ASAS verilerinden 62 sisteme ait ışık eğrisi çözümleri başka kaynaklardan alınan radyal hız eğrileri verileri ile birlikte yapılmıştır (DEB S, SIGH H.P. 2011). Halen 5300 civarında örten değişen sistemin ışık eğrileri çözümlenmek üzere beklemektedir. Bu posterde uzun süreli ve yeni başlanılmış bir çalışmanın çok küçük bir kısmı çalışmayı tanıtmak amaçlı sunulmaktadır.

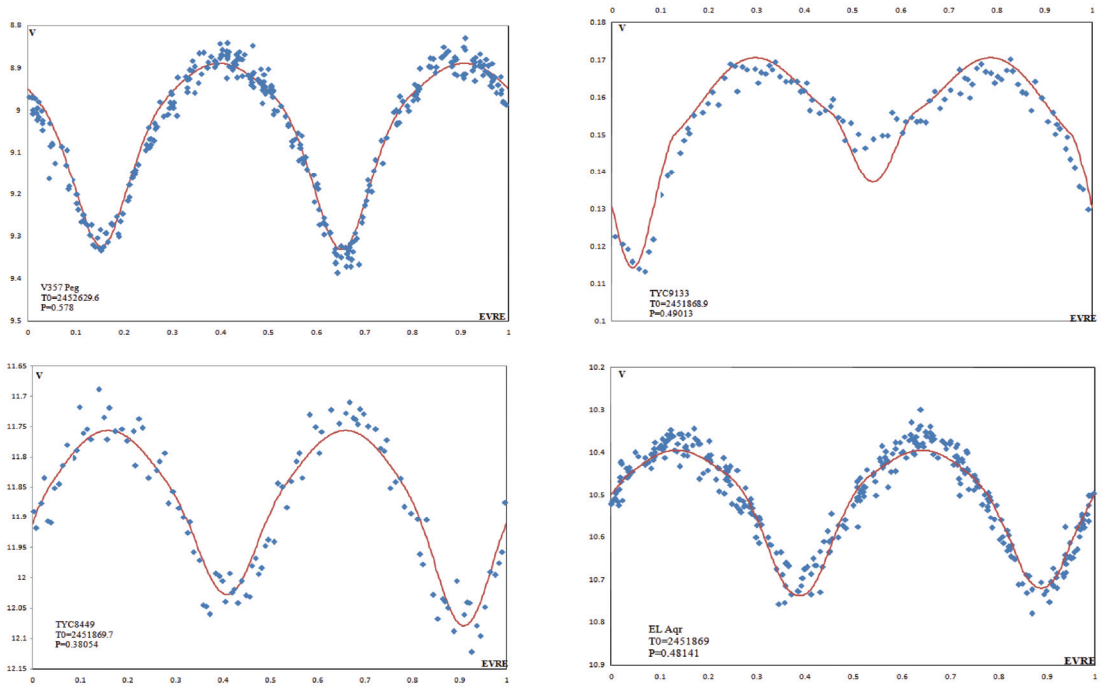
Veriler, ASAS kataloğundan alınıp gerekli hazırlıklar yapıldıktan sonra, PHOEBE programı ile çözülmektedir. Verilerin nasıl hazırlandığına dair ön bilgiler Yıldırım v.d. (2012) çalışmada tanımlanmıştır. Pek çok yıldızın henüz herhangi bir çözümü olmadığından ilk yapılan işlem ışık eğrisinden türü belirlenerek ön başlangıç değerleri tespit edilmekte ve bu ön verilere göre yaklaşım yapılmaktadır.

2. Çözümü Yapılmış Işık Eğrilerine 4 Örnek

Şekil -1 de PHOEBE ile kaba çözümü yapılmış 4 ışık eğrisi gösterilmiştir. ve Tablo -1 de bu ışık eğrilerinden elde edilen çözüm değerleri sunulmuştur. Bu çözümleri gerçekleştirmek için

gereken ilk girdi parametreleri elde edilmesi Tanrıver (2010) ve Tanrıver (2012) dikkate alınarak bulunmuştur.

Çalışmanın çözüm aşamasına henüz yeni geçildiği için burada sadece 4 örnek sunulmaktadır.



Şekil - 1: Örnek olarak yaklaşık çözümü yapılmış 4 adet ışık eğrisi

Tablo – 1: Aşağıda Şekil - 1deki örnek sistemlerin ilk çözüm parametreleri sunulmaktadır.

Sistem	V357 Peg	TYC9133-706-1	TYC8449-346-1	EL Aqr
$a(R_{Güneş})$	3.90	3.60	2.80	3.30
q(M2/M1)	0.40	0.80	0.76	0.20
M_1	1.70	1.45	1.07	1.75
M_2	0.68	1.16	1.04	0.35
R_1	1.80	1.43	1.07	1.75
R_2	1.18	0.98	1.05	0.83
e (dışmerkezlik)	0	0	0	0
i (°)	73.34	69.76	61.00	72.73
T_1(K)	6805	6850	6206	6881
T_2(K)	6807	4400	5742	6881

3. Tartışma

ASAS verileri kendi içinde incelendiğinde değişen sistemlerin ışık eğrilerini oluşturmak için kullanılan zaman değerleri arasında kimi zaman günler kimi zaman aylar bulunduğu

görülmektedir. Bu nedenler ışık eğrilerinin oluşturulmasından sonra, veriler farklı gözlem koşullarında alındığı için olması gerekenden daha dağınık çıkmaktadır.

Daha ayrıntılı ve net sonuçlara ulaşabilmek için, bu sistemlerin her birinin daha planlı bir şekilde fotometrik ve tayfsal gözlemlerinin yapılması gerekecektir.

Yine de, hedeflenen ışık eğrilerinin çözümleri mümkün olduğu kadar astrofiziksel teorilerin üzerine kurularak yapılması ve sonuçların tümden yorumlanması daha net istatiksel sonuçlara ulaşılmasını ve yıldız evrimi temel parametrelerine ulaşılmasını sağlayacağı beklenmektedir.

4. **Kaynaklar**

Pojmanski, G. 2002, Acta Astronomica, **52**,397

DEB S.; SINGH H.P., 2011,MNRAS.412.1787D

Yıldırım A., Günarslan A.S., Oğuzhan, M.O. v.d., 2012, "ASAS Veritabanı içinde bulunan Örten Değişen Çift Sistemlerin Işık Eğrileri", XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, İnönü Üniversitesi, Malatya.

Tanrıver, M., 2010, "Güneş Benzeri Çift Yıldızların Fotometrik Çözümü", Güneş ve Güneş Benzeri Yıldızlar Çalıştayı, İstanbul Üniversitesi, İstanbul.

Tanrıver, M., 2012, "BG Vul: Güneş Benzeri Çift Yıldızın Fotometrik Çözümü", XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, İnönü Üniversitesi, Malatya

OB Oymaklarındaki Çift Sistemlerin Fotometrik ve Tayfsal Gözlemleri: Cyg OB Oymağı Bölgesindeki V443 Cyg, V456 Cyg ve V2107 Cyg

[1]Figen YILMAZ, [2]Volkan BAKIŞ

[1]Fizik Bölümü, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Çanakkale, Türkiye

[2]Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Akdeniz Üniversitesi, Antalya, Türkiye

ÖZET

Bu çalışmada incelenen Cygnus OB oymağı bölgesindeki çift yıldız sistemlerinin fotometrik ve tayfsal gözlemlerini sunuyoruz. İlk analiz sonuçlarımız V443 Cyg için kütle oranını q=0.729(0.016), V456 Cyg için q=0.850(0.013) ve V2107 Cyg için q=0.32(0.01) olduğunu göstermektedir.

GİRİŞ

OB Oymakları yıldız oluşumunun devam ettiği veya çok yakın bir zamanda son bulduğu yıldız topluluklarıdır. Topluluğun üyeleri arasında fiziksel bağlar yok denecek kadar zayıftır, bu yüzden Galaktik ivmelenmelere karşı çok kırılgandırlar. Genç olmalarından dolayı bu tür ivmelenmelere maruz kalmamışlardır.

Oymakların üyeleri aynı bölgede aynı maddeden meydana gelmişlerdir. O halde bu bölgelerdeki sistemlerin yaş, kimyasal bolluk ve kinematik özellikler bize doğrudan oymağın bu özelliklerine ilişkin bilgi verecektir. Bunu yapmanın en etkin yolu da bu bölgelerdeki örtülme gösteren çift veya çoklu yıldız sistemlerini fotometrik ve tayfsal olarak gözleyip analiz etmektir. Bu çalışmada Cyg OB oymağı bölgesindeki üç ön tayf türünden çift sistemin (V443 Cyg, V456 Cyg ve V2107 Cyg) gözlem sonuçları sunulmaktadır.

GÖZLEMLER

V443 Cyg

V443 Cyg yıldızı ÇOMÜG' de T122 teleskobu ve ona takılı Apogee marka Alta U42 model CCD kamerasıyla 23 gece gözlendi. Alta U42 kamerası, her bir pikseli 13,5 mikron olan 2048×2048 piksel görüntü çipi ile gökyüzünde 7.8×7.8 açı dakika karelik bir alan görmektedir. Kameranın Okuma Gürültüsü (Read Noise) ve Kazanç (Gain) değerleri ise sırasıyla 10 e^- ve 2 e^-/ADU' dur.

Gözlemler Bessel B, V ve R fotometrik bantlarında gerçekleştirilmiştir. Mukayese ve denet olarak aynı görüntü alanı içerisindeki GSC 3152 1079 ve GSC 3152 567 yıldızları kullanılmıştır.

Aldığımız CCD verilerinden B bandından 409, V bandından 460 ve R bandından 531 görüntü elde edilmiştir. V443 Cyg sisteminin mukayese yıldızı ile diferansiyel parlaklığı Eş. 1' de verilen efemeris (Zakirov & Eshankulova 2005) kullanılarak hesaplanan evreye göre çizdirilerek, Şekil 1' de sunulmuştur.

$$HJD = 2452115.2316\ (38) + 1.66220545(43)\ x\ E \qquad \textbf{Eş. 1}$$

Sistemin tayfsal gözlemleri TUG RTT150 teleskobu ve ona bağlı TFOSC ile elde edilmiştir. Elde edilen tayflar Şekil 2a'da evreye göre çizdirilmiştir.

V456 Cyg

V456 Cyg yıldızı ÇOMÜG' de T40 teleskobu ve ona takılı Apogee marka Alta U47 model CCD kamerasıyla 9 gece gözlendi. Alta U47 kamerası, her bir pikseli 13 mikron olan 1024×1024 piksel görüntü çipi ile gökyüzünde 11'.4×11'.4 karelik bir alan görmektedir. Kameranın Okuma Gürültüsü (Read Noise) ve Kazanç (Gain) değerleri ise sırasıyla 11,5 e- ve 1,5 e-/ADU' dur.

Gözlemler Bessel U, B, V, R ve I fotometrik bantlarında gerçekleştirilmiştir. Mukayese ve denet olarak aynı görüntü alanı içerisindeki TYC 3152 491 ve TYC 3152 439 yıldızları kullanılmıştır.

Aldığımız CCD verilerinden U bandında 1174, B bandında 1200, V bandında 1207, R bandında 1213 ve I bandında 1204 görüntü elde edilmiştir.

V456 Cyg sisteminin mukayese yıldızı ile diferansiyel parlaklığı Eş. 2' de verilen efemeris (Zakirov & Eshankulova 2006) kullanılarak hesaplanan evreye göre çizdirilerek, Şekil 1' de sunulmuştur.

$$HJD = 2452500.783 + 0.8911951 \times E \qquad \textbf{Eş. 2}$$

Sistemin tayfsal gözlemleri TUG RTT150 teleskobu ve ona bağlı TFOSC ile elde edilmiştir. Elde edilen tayflar Şekil 2a'da evreye göre çizdirilmiştir.

V2107 Cyg

V2107 Cyg yıldızı ÇOMÜG' de 3 yıl boyunca gözlendi. Bu süreç içersinde iki farklı teleskop ve üç farklı CCD kamera kullanıldı. Bu geceler ve kullanılan aletler şu şekildedir:

T40, Apogee Alta U47: Her bir pikseli 13 mikron olan 1024×1024 piksel görüntü çipi ile gökyüzünde 11.4x11.4 açı dakika karelik bir alan görmektedir. Kameranın Okuma Gürültüsü (Read Noise) ve Kazanç (Gain) değerleri ise sırasıyla 11,5 e^- ve 1,5 e^-/ADU' dur.

T40, Apogee Alta U42: Her bir pikselin boyutu 13,5 mikron olan 2048×2048 piksel görüntü çipi ile gökyüzünde 23.7×23.7 açı dakika karelik bir alan görmektedir. Kameranın Okuma Gürültüsü (Read Noise) ve Kazanç (Gain) değerleri ise sırasıyla 10 e^- ve 2 e^-/ADU' dur.

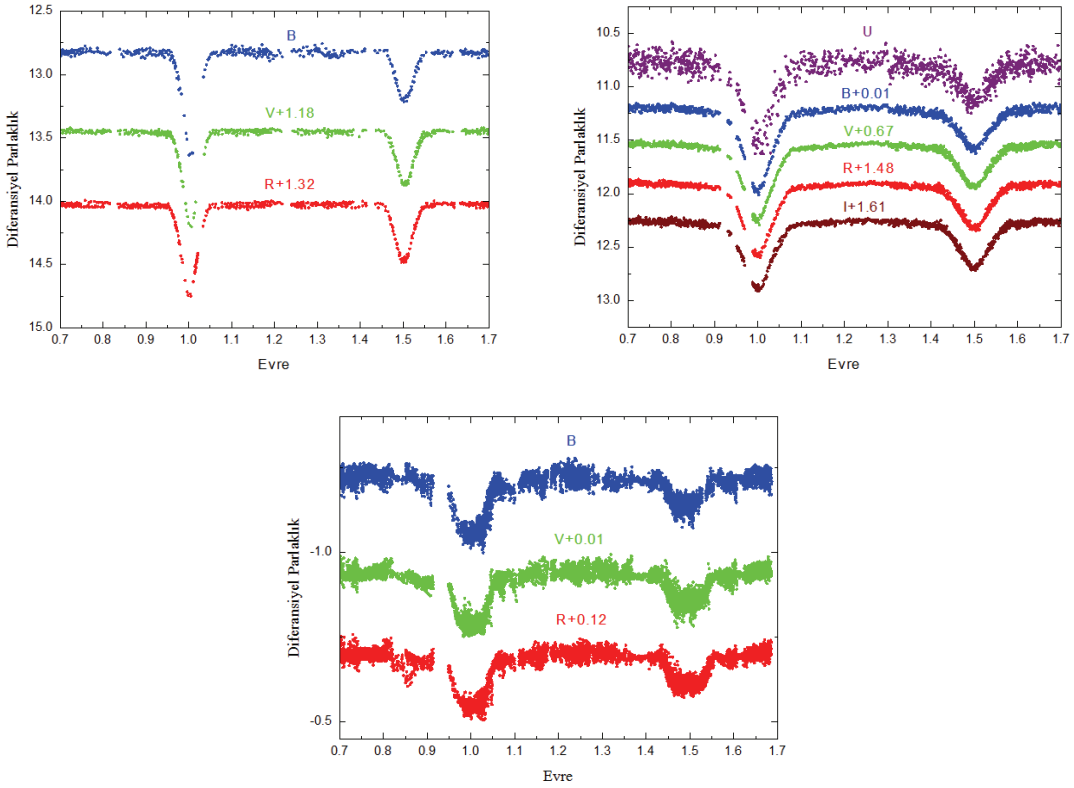
T30b, Apogee Alta U47: Her bir pikseli 13 mikron olan 1024×1024 piksel görüntü çipi ile gökyüzünde 15.2x15.2 açı dakika karelik bir alan görmektedir. Kameranın Okuma Gürültüsü (Read Noise) ve Kazanç (Gain) değerleri ise sırasıyla 11,5 e^- ve 1,5 e^-/ADU' dur.

V2107 Cyg sisteminin gözlemleri Bessel U, B, V ve R fotometrik bantlarında yapıldı. Mukayese ve denet olarak aynı görüntü alanı içerisindeki TYC 3152 491 ve TYC 3152 439 kullanılmıştır. Aldığımız CCD verilerinden U bandından 5752, B bandından 5885, V bandından 7242 ve R bandından 6307 görüntü elde edilmiştir.

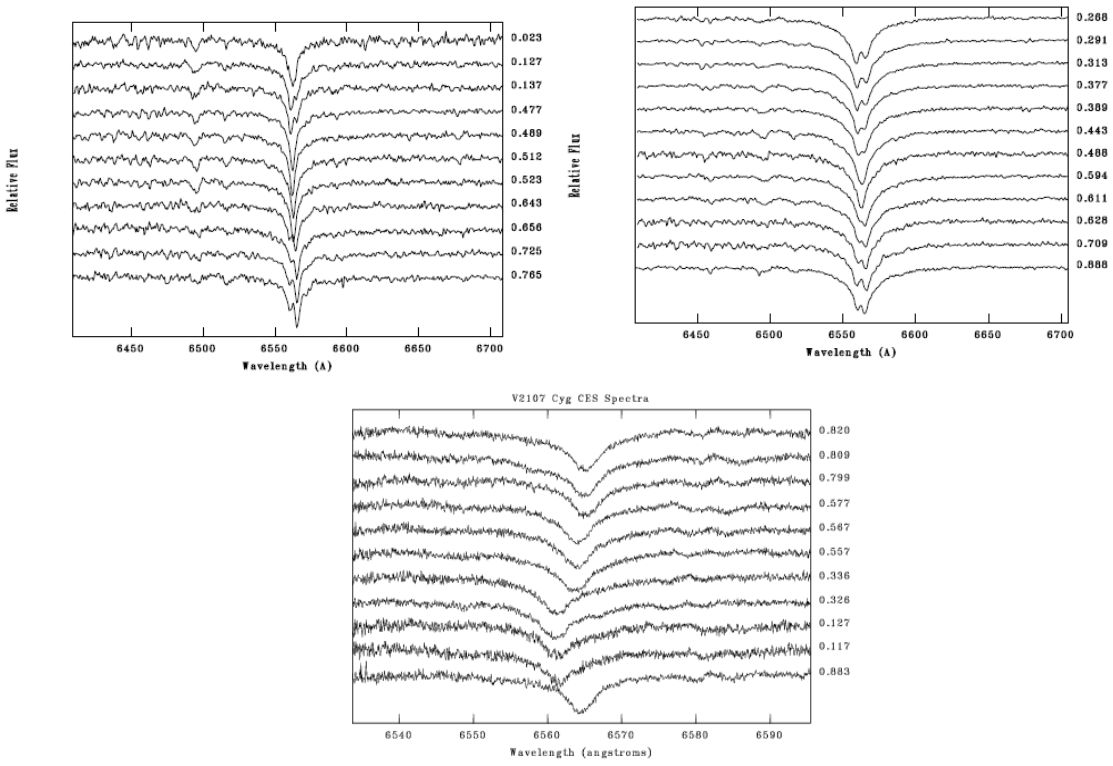
V2107 Cyg sisteminin mukayese yıldızı ile diferansiyel parlaklığı fotometrik gözlemlerimizden elde ettiğimiz Eş. 3' de verilen efemeris kullanılarak evrelendirilmiş ve Şekil 1' de sunulmuştur.

$$HJD = 2448502.26 + 4.28475 \times E \qquad \textbf{Eş. 3}$$

Sistemin tayfsal gözlemleri TUG RTT150 teleskobu ve Coude/Echelle tayfçekeri ile elde edilmiştir. Elde edilen tayflar Şekil 2a'da evreye göre çizdirilmiştir.



Şekil 1. a) V443 Cyg sisteminin B, V ve R bantlarındaki ışık eğrileri. **b)** V456 Cyg sisteminin U, B, V, R ve I bantlarındaki ışık eğrileri. **c)** V2107 Cyg sisteminin B, V ve R bantlarındaki ışık eğrileri.



Şekil 2. a) V443 Cyg sisteminin evreye göre Hα tayf bölgesi. **b)** V456 Cyg sisteminin evreye göre Hα tayf bölgesi. **c)** V2107 Cyg sisteminin evreye göre Hα tayf bölgesi.

MUTLAK FOTOMETRİ

Gözlenen sistemlerin farklı fotometrik bantlardaki parlaklıkları standart yıldız gözlemleri ile belirlenmiştir ve Tablo 1'de verilmiştir.

	U	B	V	R	I
V443 Cyg	12.34	12.88	12.32	12.80	
V456 Cyg	10.85	11.19	10.88	10.42	10.64
V2107 Cyg	8.04	8.64	8.58		

Tablo 1. *Gözlenen sistemlerin farklı fotometrik bantlardaki parlaklıkları.*

Bu çalışmanın ilerleyen aşamalarında ele alınan sistemlerin fotometrik ve tayfsal verileri birlikte analiz edilerek sistemleri oluşturan yıldızların mutlak ögeleri elde edilecektir. Bu bilgiler modern yıldız modelleri ile karşılaştırılarak sistemlerin evrimlerine ilişkin bilgilere ulaşılacaktır. Böylece içinde bulundukları oymaklara ilişkin bilgiye ulaşılacaktır.

TEŞEKKÜR

Bu çalışma 109T449 nolu TÜBİTAK EVRENA projesinin bir ürünüdür, aynı zamanda Figen YILMAZ'ın Yüksek Lisans Tezinin bir özetidir.

KAYNAKLAR

Zakirov, M.M., Eshankulova, M.U., 2005, KFNT, 21, 441

Zakirov, M.M., Eshankulova, M.U., 2006, KFNT, 22, 363

HD213470 (A3 Ia) Yıldızının Element Bolluk Sonuçları

H. Koyuncu[1], T. Tanrıverdi[2]

[1]Niğde Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Anabilim Dalı, 51240, Niğde,Türkiye
[2]Niğde Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 51240, Niğde,Türkiye

ÖZET

Bu çalışmada erken tür süperdev yıldızlardan HD213470 (A3 Ia)'nin, ELODIE tayfı kullanılarak, etkin sıcaklık, T_{et}=8400K ve yüzey çekim ivmesi log$g$=1.30 (cgs) (Przybilla vd.2010) için, ATLAS9 ile yıldıza (CNO hariç) ilişkin ilk element bollukları verilmiştir.

1. HD213470 (A3 Ia)

HD213470 tayf türü ve ışınım sınıfı A3Ia'dır. Yıldıza ilişkin sağ açıklık ve dik açıklık değerleri $\alpha=22^h\ 30^m\ 18.70^s$, $\delta = +57^0\ 13'\ 31.6''$ 'dir. Galaktik koordinatları yıldızın galaksi (l=104.7107 , b=-00.5670) düzleminde olduğunu göstermektedir (Van Leuuween 2007). Garmany & Stencel (1992) yıldızın ilişkin etkin sıcaklığı 8910 K olarak buldu. Verdugo vd. (1990) etkin sıcaklığı Kurucz (1999) model atmosferini uygulayarak 8750 K hesapladı. Przybilla vd. (2010) ise yıldıza ilişkin etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesini sırasıyla T_{et}=8400K ve log$g$=1.30 (cgs) olarak hesapladılar ve ayrıca çalışmalarında karbon, azot ve oksijen bolluğuna ilişkin ilk sonuçları verdiler. Bu sonuca göre HD213470'in CNO bolluk sonucu süperdev yıldızlardaki benzer sonuçları göstermektedir.

2. MATERYAL YÖNTEM

Materyal: Bu çaluşmada kullanılan ELODIE tayfı kullanıldı. ELODIE tayfları Haute_Provence gözlemevinde 1.93 m çaplı teleskopa bağlı echelle tayfçkerle alınmıştır. Tayfların ayrıma gücü R~42000'dir ve λ ~5500Å yöresinde sinyal gürültü oranı(S/N) 170 civarındadır. Tayfların dalgaboyu aralığı ise λ 3900-6800Å'dır.

Yöntem: Normalize edilmiş ELODIE tayfları IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) splot[1] rutini kullanılarak çizgi eşdeğer genişlikleri ölçüldü. Daha sonra T_{et}=8400K ve log$g$=1.30 (Przybilla vd. 2010) değerleri için (Kurucz, 1995) model atmosferi kullanılarak eşdeğer genişlikleri ölçülmüş çizgilerin bolluk değerleri hesaplandı Çizelge 1'de . Model için Fe/H=0.0 ve mikrotürbülans değeri 4km/s olarak kabul edildi.

3. BOLLUK ANALİZİ SONUÇLARI

ATLAS9 kullanılarak elde edilen element bollukları çizelge1'de verildi. Çizelge 1'e göre HD213470 karbonca fakir, azotça zengindir ve oksijen ise güneş bolluğu yöresindedir. Diğer yandan demir ve magnezyumun bolluğu da güneş yöresindedir. Titanyum elementinin bolluğu ise güneşe göre 0.30 dex fakir olduğu belirlendi.

Çizelge1. HD213470 element bollukları

	Multiplet	λ(Å)	log gf	ref.	W_λ(mÅ)	log N/N_T
C I						log C/NT=−3.57 ± 0.24
	6	4771.40	−1.87	WF	6.7	−3.91
	12	5052.16	+0.74	LP	23.7	−3.42
	14	4371.37	−1.96	WF	12.8	−3.39
C II						log C/NT=−4.23
	6	4267.26?	+0.74	WF	6.9	−4.23
N I						log N/NT=−3.26 ± 0.10
	6	4137.64	−2.54	WF	3.0	−3.36
	10	4109.95	−1.23	WF	44.7	−3.16
O I						log O/N_T= −3.18 ± 0.07
	10	6155.99	−0.66	WF	47.3	−3.27
		6156.78	−0.44	WF	73.9	−3.18
		6158.19	−0.30	WF	95.9	−3.08
Mg I						log Mg/N_T=−4.51 ± 0.08
	2	5167.32	−0.93	AT	139.9	−4.24
		5172.68	−0.40	AT	183.4	−4.30
		5183.60	−0.16	AT	220.8	−4.10
	11	4702.99+	−0.38	WS	43.0	−4.58
	15	4167.27+	−0.38	WS	24.8	−4.43
Mg II						log Mg/N_T=−4.39
	10	4390.59	−0.53	KX	71.6	−4.39
Ti II						log Ti/N_T=−7.28 ± 0.17
	20	4344.29	−1.91	PT	96.9	−7.12
	29	4865.61	−2.79	PT	11.3	−7.45
Fe II						log Fe/NT=−4.31 ± 0.11
	21	4670.18	−4.46	N4	67.4	−4.46
	74	6147.74	−2.72	KX	136.8	−4.16
		6149.24	−2.72	KX	140.6	−4.12
		6238.39	−2.63	KX	151	−4.28

log gf için kaynaklar:
AT = Aldenius et al. 2007, KX = Kurucz & Bell (1995), N4 = Fuhr & Wiese (2006),
WF = Wiese *et al.* (1996), PT = Pickering et al. (2001a, 2001b"erratum"),

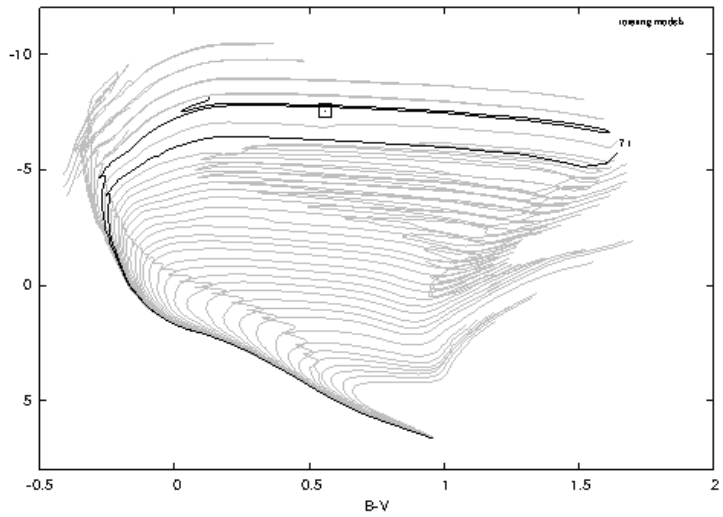
Çizelge 2. HD213470'in güneşe göre element bollukları (N/N_H)

Element	# çizgi	HD13470	Sun**	[X]*
C I	3	8.43±0.24	8.55	−0.12
C II	1	7.77	8.55	−0.78
O I	3	8.82±0.07	8.87	−0.05
N I	3	8.74±0.10	7.92	−0.05
Mg I	5	7.49±0.08	7.58	−0.09
Mg II	1	7.61	7.58	0.03
Ti II	2	4.72±0.17	5.02	−0.30
Fe II	4	7.62±0.21	7.50	+0.12

*[X] = log $(N/N_H)_{star}$ − log $(N/N_H)_{Sun}$
**Grevesse et al. (1996)

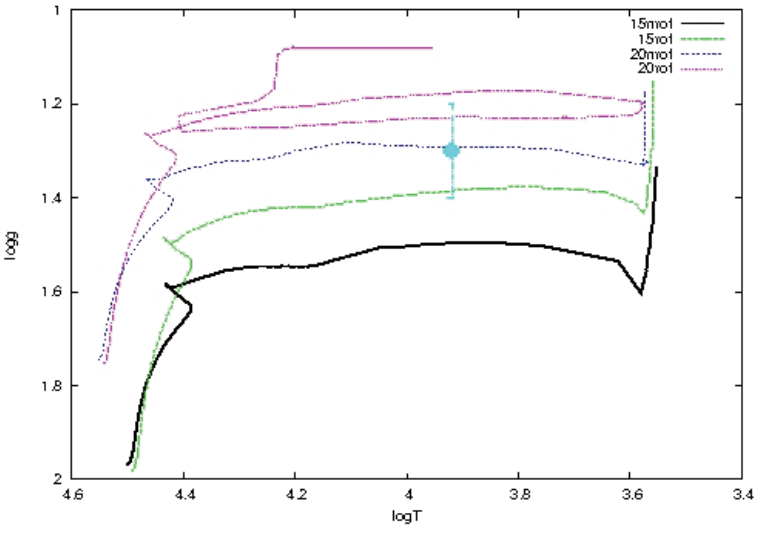
4. EVRİMSEL DURUM

FGLR (flux-weighted gravity-relation luminosity, Kudritzki et al., 2003; Kudritzki & Przybilla , 2003) bağıntısı kullanılarak, HD213470 T_{et}=8400K ve log$g$=1. 30 (Przybilla vd. 2010) için Mbol=−7.54 olarak hesapladık. Renk indeksi, B−V = 0.56'dır (Nicolet, 1978)'dır. Ekstrom vd. 2012' dönmeyi varsayan evrimsel modele göre HD213470'in evrimsel durumunu şekil 1'de gösterildi, yaşı 7.9−10 milyon yıl yöresindedir.



Şekil 1. Ekström vd.2012 izokronlarına göre HD213470.

HD213470'in kütlesi 12−20$M_{\odot}$ aralığındadır. Przybilla vd. 2010 bu değeri 18$M_{\odot}$ bulmuştur. Yıldıza ilişkin CNO bollukları ve evrimsel durum, yıldızın ilk karışım evresinde (first dredge up) olduğunu göstermektedir.



Şekil2. Ekström vd.2012 ve Schaller vd. 1992'ye göre HD213470'ün evrimsel durumu.

SONUÇ VE TARTIŞMA

HD213470'e ilişkin CNO bolluk sonuçlarına bakılacak olursa, karbonca fakir , azotça zengin ve oksijen bolluğunun ise güneş yöresinde olduğu görülmektedir. Mg, Ti ve Fe ilişkin bolluklar ilk defa bu çalışmada sunuldu. Ekström vd. 2012 dönmeyi içeren evrimsel durumu incelenmiştir.

KAYNAKLAR

Aldenius, M., Tanner, J.D., Johansson, S., Lundberg, H. Ryan, S.G., 2007. A&A, 461, 767.

Ekstrom, S., Georgy, C., Eggenberger, P., Meynet, G., Mowlavi, N., Wyttenbach, A., Granada, A., Decressin, T., Hirschi, R., Frischknecht, U., Charbonnel, C., Maeder, A., 2012, A&A 537, 146.
Fuhr, J.R. and Wiese, W.L., 2006. JPCRD, Data 35, 1669.

Garmany C.D., Stencel R.E., 1992, A&AS 94, 211 .

Grevesse, N., Noels, A., Sauval, A.J., 1996. In: Holt S.S., Sonneborn G.(eds.) Cosmic Abundances. ASP Conference Series, p. 117.

Kudritzki, R.P., Bresolin,F., Przybilla, N. 2003, ApJ 582, L83.

Kudritzki, R. P., Przybilla, N. 2003, in Stellar Candles for the Extra- galactic Distance Scale, ed. D. Alloin, & W. Gieren, Lecture Notes in Physics, Vol. 635 (Berlin: Springer Verlag), 123

Kurucz, R.L., Bell, B., 1995. Atomic Data for Opacity Calculations,Kurucz CD-Rom No. 23, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA.

Nicolet, B., 1978. A&AS, 34, 1N.

Pickering, J.C., Thorne, A.P. and Perez, R. 2001. ApJS, 132, 403.

Prugniel, P., Soubiran C., 2001. A&A, 369, 1048.

Przybilla N., Firnstein M., Nieva M.F.,Meynet G., Meader.A, 2010, A&A, .517A, 38.

Van Leuuween, 2007, A&A, .474, 653.

Verdugo O, Talavare A., Gomez de Castro A.I, 1999, A&A, 346, 819.

Wiese, W.L., Fuhr, J.R. and Deters, T.M. 1996. Atomic transition probabilities of carbon, nitrogen, and oxygen : a critical data compilation, Edited by Wiese,W.L. Fuhr, J.R. and Deters, T.M. Washington, DC : American Chemical Society for the National Institute of Standards and Technology (NIST)

1.http://iraf.noao.edu

W UMA TÜRÜ DEĞEN SİSTEM OLAN V546 AND SİSTEMİNİN FİZİKSEL VE GEOMETRİK PARAMETRELERİ

Hande GÜRSOYTRAK[1], Yahya DEMİRCAN[2], Zahide TERZİOĞLU[3], Abdullah OKAN[4], Sonay CERİT[5], Birol GÜROL[6]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, 06100 Ankara (eposta: Hande.Gursoytrak@science.ankara.edu.tr)
[2](eposta: demircan@ankara.edu.tr) [3](eposta: terzioglu@science.ankara.edu.tr)
[4](eposta: sonaycerit@gmail.com) [5](eposta: Birol.Gurol@ankara.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada, W UMa türü örten bir değişen olan V546 And sisteminin ilk ışık ve dikine hız eğrisi analizi yapılmıştır. Fotometrik gözlemler; 2010-2011 yılları arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan Kreiken teleskobu (T40) kullanılarak Johnson BVRI bantlarında gerçekleştirilmiştir. Sistemin dikine hız eğrisi TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde; 2010 yılı Kasım ayında, 10BRTT150-31-0 no'lu proje kapsamında, RTT150 teleskobuna bağlı TFOSC tayfçekeri kullanılarak elde edilmiştir. W-türü bir W UMa olan V546 And sisteminin ilk fiziksel ve geometrik parametreleri hesaplanmıştır.

1. Giriş

V546 And (TYC2828-0018-1) sistemi ilk olarak Northern Sky Variability Survey (Wozniak vd. 2004) kapsamında gözlenmiş, fakat örten değişen olarak sınıflandırılması IBVS 5700 (2006)'de Değişen Yıldızlara İlişkin Rapor kısmında yayınlanmıştır. Aynı çalışmada sistemin yörünge dönemi 0.3831 gün olarak verilmiştir. Sistem, 2MASS kataloğunda J01511256+4349076 olarak tanımlanmıştır. Simbad veritabanında sistemin B ve V bandı parlaklıkları sırasıyla $11^{m}.92$ ve $11.^{m}23$ olarak verilmiştir.

2. Fotometrik ve Tayfsal Gözlemler

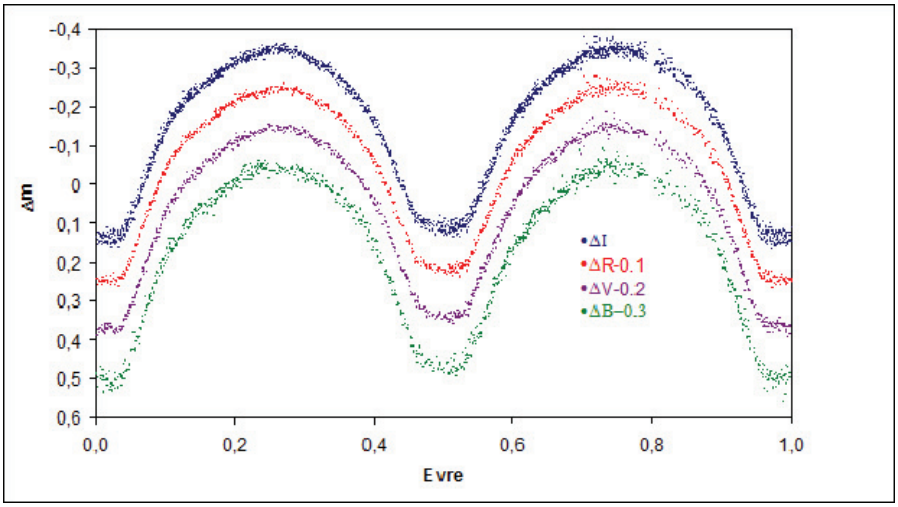
V546 And sistemi, Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG)'nde bulunan 40 cm'lik Kreiken Teleskobu'na bağlı Apogee ALTA U47 CCD'si kullanılarak 16 ve 27 Eylül 2010 ile 13 Eylül ve 19 Ekim 2011 tarihlerinde B, V, R ve I bantlarında gözlenmiştir. Gözlemler IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) programı kullanılarak bias, dark ve flat düzeltmesinin ardından açıklık fotometrisi uygulanarak indirgenmiştir. Mukayese ve denet yıldızı olarak TYC 2828-0825-1 ($m_V=10.^{m}12$) ve TYC 2828-2477-1 ($m_V=11.^{m}42$) yıldızları kullanılmıştır. Şekil 1'de V546 And sistemine ilişkin diferansiyel ışık eğrisi verilmiştir.

Gözlemlerden 2 adet birinci ve 3 adet ikinci minimum zamanı hesaplanmıştır. Literatürde bulunan minimum zamanları da dikkate alınarak (O-C) analizi yöntemi kullanılarak yeni ışık elemanları aşağıdaki gibi hesaplanmıştır:

$$\text{Min I (HJD)} = 2455854.321919(0{,}000019) + 0.^{g}383020(0.000004)\times E$$

Sistemin tayfsal gözlemleri, 20, 21 Kasım 2010 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde bulunan 1.5 metre çaplı RTT150 teleskobu ve ona bağlı TFOSC (TUG Faint Object Spectrograph and Camera) tayfçekeri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. TFOSC'a bağlı 9+11 numaralı optik ağ (grism) ile alınan verilerin çözünürlüğü ~5000

civarındadır. Toplam 17 adet tayfsal gözlemin her biri için 900 sn poz süresi verilmiştir. Tayfsal gözlemler yine IRAF programı aracılığıyla, aynı gözlem gecesinde alınan kalibrasyon görüntüleri kullanılarak indirgenmiş ve dalgaboyu kalibrasyonu FeAr lamba tayfları kullanılarak gerçekleştirilmiştir.



Şekil-1 V546 And sisteminin BVRI bantlarında elde edilmiş ışık eğrileri

Aynı gözlem gecesinde tayfsal gözlemleri gerçekleştirilen K2 tayf türünden HD12929 yıldızı dikine hız standardı olarak kullanılmış ve V546 And sisteminin dikine hız verileri Çarpraz Korelasyon (Statler 1995) yöntemine dayanan FXCOR (Valdes 1990) taskı kullanılarak elde edilmiştir. Toplam 11 basamaktan oluşan eşel türü tayfsal gözlemlerden özellikle atmosferik çizgilerin bulunmadığı ve gözlem kalitesinin iyi olduğu basamakların seçimine özen gösterilmiştir. Farklı basamaklar için elde edilen dikine hız değerlerinden ortalama hız ve hata değerleri elde edilmiştir.

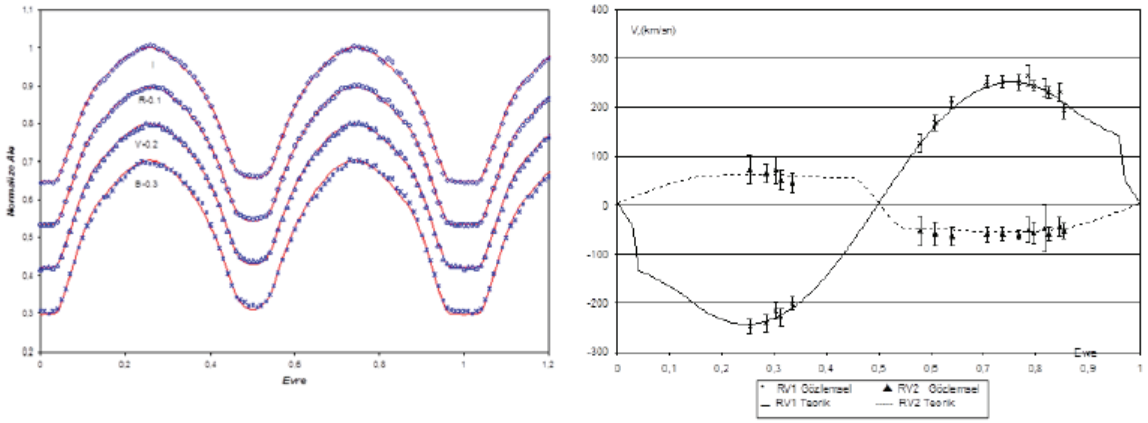
3. Işık Ve Dikine Hız Eğrilerinin Çözümü

Sistemin ışık eğrisi incelendiğinde tipik bir W UMa türü ışık eğrisine sahip olduğu görülmektedir. Birinci minimumda tam tutulma görülmesine rağmen ikinci minimumda hafif eğrisel bir yapıya rastlanmaktadır. Minimum derinliklerinin birbirine çok yakın olması bileşen yıldızların ışınım güçlerinin ve dolayısıyla sıcaklıklarının birbirine yakın olduğunu göstermektedir. Maksimum seviyeleri arasında belirgin bir farklılık bulunmamaktadır.

Sistemin tam tutulma gösteren bir örten değişen yıldız olması dikkate alınarak ışık eğrisi çözümü için başlangıç parametrelerinin elde edilmesi amacıyla i-q taraması gerçekleştirilmiştir. Bu amaçla Wilson-Devinney (WD) (1971)'de Mod-3'e karşılık gelen "Overcontact binary not in thermal contact" mod seçilmiştir. Yapılan i-q taraması sonucunda i=85° ve q=3.55 değerlerinde en küçük fark kare değerlerine ulaşılmıştır.

Sistemin ışık ve dikine hız eğrisi analizi Wilson-Devinney kodlarını kullanan Phoebe 0.29d (Prsa vd. 2005) arayüzü ile gerçekleştirilmiştir. Baş bileşenin sıcaklığı J-H ve H-K renklerine karşılık gelen sıcaklıkların ortalaması olan 5700 K olarak alınmıştır. Bu sıcaklık değerine Cox (2000) tarafından yayınlanan Allen'e ait renk-sıcaklık değerleri kullanılarak ulaşılmıştır. Kenar kararma katsayıları, Phoebe programı tarafından Van Hamme (1993) tablolarından otomatik olarak alınmaktadır. Konvektif atmosfer kabulü altında çekim kararma sabitleri $g_{1,2}$=0.32 Lucy (1967)'den ve yansıma katsayıları $A_{1,2}$=0.5 Rucinski (1969)'den alınmıştır. Kısa dönemli sistemlerde yörüngenin genel olarak dairesel olması ve ışık eğrisinde birinci ile ikinci minimumların tam olarak birbirlerinden ½ P kadar

uzaklıkta bulunması nedeniyle yörünge dışmerkezliği e=0 olarak alınmıştır. Ayrıca bu tür sistemlerde bileşen yıldızların dönme-dolanma kilitlenmesinin yani senkronizasyonun sağlanmış olduğu kabul edilerek $F_{1,2}$=1 olarak alınmıştır.



Şekil-2 Solda: V546 And sistemi için elde edilen gözlemsel ve teorik ışık eğrisi
Sağda: V546 And sistemi için elde edilen gözlemsel ve teorik dikine hız eğrisi

Şekil 2'de solda verilen ışık eğrisi, çözümlerde işlem zamanından kazanmak ve ışık eğrilerinde farklı kalitedeki gözlem gecelerinden kaynaklanan bazı kötü gözlemlerin etkilerini en aza indirebilmek amacıyla 0.01 evrelik aralıklarla gözlemsel verilerin ortalaması hesaplanarak elde edilmiştir. Ayrıca bu evre aralıklarına düşen gözlemsel verilerden hesaplanan standart hata değerleri ışık eğrisi çözümünde ağırlık olarak kullanılmıştır.

V546 And sistemi için kabul edilen başlangıç parametreleri dikkate alınarak gerçekleştirilen dikine hız ve ışık eğrilerinin eş zamanlı çözümü, fark kareleri toplamı minimum oluncaya kadar tekrarlanmıştır. Sisteme ilişkin ulaşılan sonuçlar Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge-1 Işık ve dikine hız eğrisi analizine ilişkin parametre ve sonuçlar

Parametreler	**BVRI**	**Parametreler**	**BVRI**
T_1°K	5700	$L_{1R}/(L_1+L_2)$	0.2609
T_2°K	5473±8	$L_{2R}/(L_1+L_2)$	0.7391
$A_1=A_2$	0.5	$L_{1I}/(L_1+L_2)$	0.2555
$F_1=F_2$	1	$L_{2I}/(L_1+L_2)$	0.7445
$g_1=g_2$	0.32	r_1 (pole)	0.259
q	3.86± 0.002	r_1 (side)	0.271
i	85.06±1.23	r_1 (back)	0.311
$\Omega_1=\Omega_2$	7.5969±0.0081	r_2 (pole)	0.475
f(%)	22	r_2 (side)	0.515
$L_{1B}/(L_1+L_2)$	0.2820	r_2 (back)	0.542
$L_{2B}/(L_1+L_2)$	0.7180	$\Sigma(O-C)^2$	0.0067 (B)
$L_{1V}/(L_1+L_2)$	0.2685	$\Sigma(O-C)^2$	0.0026 (V)
$L_{2V}/(L_1+L_2)$	0.7315	$\Sigma(O-C)^2$	0.0021 (R)
		$\Sigma(O-C)^2$	0.0022 (I)

Sistemin ışık ve dikine hız eğrisi çözümü ile ulaşılan parametrelerin, i-q taraması sonucu elde edilen parametrelere çok yakın olduğu görülmüştür. Bu sonuç tam tutulma gösteren sistemlerde i-q taramasının başarılı bir şekilde uygulanabileceğini göstermektedir.
Çizelge 2'de ise V546 And sistemine ilişkin mutlak parametreler verilmiştir.

Çizelge-2 V546 And sistemine ilişkin mutlak parametreler

Parametre	Değer	Parametre	Değer
M_1 ($M_\odot$)	0.264	M_{bol1}	5.69
M_2 ($M_\odot$)	1.021	M_{bol2}	4.58
R_1($R_\odot$)	0.680	Log g_1	4.20
R_2($R_\odot$)	1.230	Log g_2	4.27

4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada; V546 And sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gerçekleştirilen fotometrik gözlemlerinden yeni minimum zamanları elde edilmiş ve literatürde yer alan minimum zamanı ve dönem bilgilerinden de yararlanılarak yeni ışık elemanları hesaplanmıştır. Sistemin ışık eğrisinden birinci minimumda tam tutulma gösteren tipik bir W UMa türü sistem olduğu görülmüştür. Literatürde hakkında çok fazla veri bulunmayan V546 And sisteminin dikine hız eğrisi, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan RTT150 teleskobu ve ona bağlı TFOSC tayfçekeri kullanılarak gerçekleştirilen tayfsal gözlemler sonucu elde edilmiş ve ilk kez bu çalışmada yayınlanmıştır.

AÜG gözlemlerinden elde edilen ışık eğrisi ile TUG gözlemlerinden elde edilen dikine hız eğrisi beraberce çözülerek sistemin mutlak parametreleri elde edilmiştir. Buna göre sistemin 3.86 kütle oranına sahip W türü bir W UMa olduğu anlaşılmıştır.

Bu çalışmada kullandığımız tayfsal ve fotometrik gözlemler için proje başvurusunda bulunduğumuz TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi'ne bize gözlem zamanı verdikleri için teşekkür ederiz.

5. Kaynaklar

Cox, A. N.2000, Allen's Astrophysical Quantities (New York: Springer)
IAU Inform. Bull. Var. Stars, 2006, Reports on New Discoveries, 5700, 1-21
Kazarovets, E. V.; Samus, N. N.; Durlevich, O. V.; Kireeva, N. N.; Pastukhova, E. N., 2011, "The 80thName List of Variable Stars. Part I -- RA 0h to 6h", 5969,1
Kwee, K.K., van Woerden, H., (1956), A Method For Computing Accurately The Epoch Of Minimum Of An Eclipsing Variable, *BAN*, V12, 327
Lucy L. B., 1967, 'Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes' Zeitschr. F. Astrophys.,65, 89
Prsa, A., & Zwitter, T., 2005, 'A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives'. ApJ, 628, 426
Rucinski S. M., 1969, 'The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes', Acta Astr., 19, 245
Statler, T. S. 1995. Bringing The Cross-Correlation Method Up to Date. AJ, 109, 1371.
Valdes, F. 1990. Radial Velocity Measurements with IDENTIFY
Wilson, R.E., Devinney, E.J.,1971,'Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni', The Astrophysical Journal, 166, 605
Wozniak, P. R., et al., 2004, AJ, 127, Northern Sky Variability Survey: Public Data Release
W. van Hamme,1993 'New Limb-Darkening Coefficients for Modeling Binary Star Light Curves', The Astronomical Journal,106 (1993) pp. 2096-2117

V2280 CYGNI SİSTEMİNİN KEPLER IŞIK EĞRİLERİ VE DÖNEM ANALİZİ

İbrahim ÖZAVCI[1], Selim O. SELAM[2], Özgür BAŞTÜRK[3], Mesut YILMAZ[4]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara (e-posta: ozavci@gmail.com)
[2] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi, 06837 Ahlatlıbel, Ankara (e-posta: selim.selam@science.ankara.edu.tr)
[3] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi, 06837 Ahlatlıbel, Ankara (e-posta: obasturk@ankara.edu.tr)
[4] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir (e-posta: m.yilmazzz@gmail.com)

Özet: Asıl amacı gezegen geçiş yöntemi ile Güneş sistemimizin dışında Dünya benzeri ötegezegen(leri) keşfetmek olan KEPLER uzay teleskobu, aynı zamanda görüş alanının içinde kalan bölgede bir çok örten çift yıldızın ışık eğrisini de kaydetmektedir. Bu çalışmada, bu yıldızlardan biri olan W UMa türü örten değişen V2280 Cygni sisteminin, KEPLER ışık eğrileri kullanılarak sistemin temel *q, i, f* anahtar parametreleri belirlendi. Ayrıca literatürde mevcut minimum zamanları ve elde ettiğimiz 3200'ün üzerindeki minimum zaman yardımıyla sistemin ilk kez dönem analizi gerçekleştirildi.

1. Giriş

V2280 Cyg'nin (ROTSE1 J192143.82+480356.3 - GSC 03547-00216 - KIC 10727655) ışık değişimi ilk kez Blattler ve Diethelm (2000) tarafından, ROTSE1 verileri kullanılarak ortaya çıkarıldı ve sistemin W UMa türü değen bir çift sistem olduğu belirtildi. Prsa vd. (2011) tarafından yayınlanan 1. Kepler Örten Çift Yıldız Kataloğunda 1879 adet, Slawson vd. (2011) tarafından yayınlanan 2. Kepler Örten Çift Yıldız Kataloğunda ise 2165 adet sistemin KEPLER ışık eğrileri otomatik bir algoritma ile modellenerek bu sistemlerin *q, i, f* parametreleri için ilk yaklaşım değerleri belirlendi. Buna göre V2280 Cyg sisitemi için elde edilen değerler sırasıyla, Prsa vd. tarafından $q = 0.993$, $i = 64°.8$, $f = 0.109$ ve Slawson vd. tarafından $q = 1.22$, $i = 76°.95$, $f = 0.25$ dir. Ancak literatürde V2280 Cyg için kapsamlı bir ışık eğrisi analizi bulunmamaktadır. Bunun yanı sıra birçok araştırmacı tarafından farklı dergilerde minimum zamanları yayınlansa da, literatürde bu sistem için yapılmış bir dönem analizi bulunmamaktadır.

2. Gözlemler

Bu çalışmada, yüksek fotometrik hassasiyete sahip (mikro-kadir mertebesinde) başlangıç ve bitiş zamanları (JD) 2454953 - 2455635 olmak üzere yaklaşık 2 yıllık dönemi kapsayan, 1600 çevrimden fazla KEPLER ışık eğrisi kullanıldı. Tüm kullanıcılara açık olan bu veriler elde edildikten sonra, gözlemsel verileri aletsel ve sistematik hatalardan arındırmak için IRAF[1]'ın Python programlama dilinde yazılmış bir sürümü olan PyRAF[2] ve KEPLER verilerinin işlenmesi için geliştirilmiş PyKE[3] paketi kullanıldı.

[1] IRAF : http://iraf.noao.edu/
[2] PyRAF : http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyraf/
[3] PyKE : http://keplergo.arc.nasa.gov/PyKE.shtml

3. Işık Eğrisi Analizi

V2280 Cyg'nin yörünge dönemi yaklaşık 8.5 saat olup, sadece düşük zaman çözünürlüğüne sahip (~30 dakikada bir nokta) "Long Cadence (LC)" türü verisi mevcuttur. Bu yüzden bir ışık eğrisi sadece 17 gözlem noktasından oluşmaktadır ki bu da sistemi modellemek için yeterli değildir. Bu sebeple yeteri kadar sık veri elde etmek amacıyla, önemli bir değişimin olmadığı kabulü altında, yaklaşık 2.5 günlük veriyi içeren (BJD 2454953.5382 - 2454956.1538) ard arda 7 ışık eğrisi birleştirilerek düzgün bir ışık eğrisi elde edildi. V2280 Cyg'nin ilk yaklaşım parametrelerini elde etmek amacıyla Rucinski'nin (1993) geliştirdiği *WUMA* kodunu temel alan nomogram tablolarından yararlanıldı. Nomogram tablolarını oluştururken Rucinski'nin temel düşüncesi, W UMa türü değen çiftlerin ışık değişiminde geometrik nedenlerin baskın olduğudur. Başka bir ifadeyle, Rucinski (1993) 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 üç anahtar parametre ile ifade edilebildiğini gösterdi. Rucinski, *WUMA* kodu yardımı ile, sistematik olarak *(f, q, i)* parametre uzayını taramış ve karşılık gelen sentetik ışık eğrilerini üretmiştir. Rucinski ayrıca, değme oranı f'in 0.0, 0.5 ve 1.0 değerleri için $\Delta q = 0.05$ ve $\Delta i = 2.5°$ artımla $0.05 \leq q \leq 1$ ve $30° \leq i \leq 90°$ aralığında ürettiği sentetik ışık eğrilerine, 11 terimli Fourier kosinüs serisi fitleri uygulayarak, ilgili Fourier katsayılarını içeren nomogramları ve aynı parametre uzayına karşılık gelen teorik tutulma derinlikleri $d_{minI\text{-}t} = 1 - l(0°)$ ve $d_{minII\text{-}t} = 1 - l(180°)$ tablolarını da oluşturmuştur. Bu derinlik tabloları bir sistem için elde edilen çözümün doğruluğunu sınamak açısından çok önemlidir. Buna göre sistemin ışık eğrisine yapılan Fourier yaklaşımı (bkz. Denklem 1) sonucunda elde edilen a_2 ve a_4 katsayıları, nomogram tablolarında mevcut a_2 - a_4 katsayıları ile mukayese edilerek gözlemsel sonuçlarının teorik değerlerle uyumlu olduğu $a_2 - a_4$ çiftine karşılık gelen q, i, f değerleri belirlenir. Ardından uygun değerlere karşılık gelenlerin teorik tutulma derinliklerine bakılarak gözlemsel tutulma derinlikleri ile karşılaştırmaları yapılır. Farkın en küçük olduğu andaki teorik değerlere karşılık gelen anahtar parametreler *(f, q, i)* sistem için aranan çözüm olmuş olur. Şekil 1'de V2280 Cyg'nin KEPLER ışık eğrisi ve bu eğriye yapılan 11 terimli Fourier kosinüs serisi fiti (üstte) ve bu fitten olan artıkları (allta) verildi. Sistemin 0.25 ve 0.75 evrelerindeki maksimum ışık seviyelerinin eşit olmayışının, bileşen veya bileşenlerdeki yüzey parlaklık dağılımı düzensizliklerinden kaynaklandığı düşünülmektedir. V2280 Cyg sisteminin bu yöntem ile belirlenmiş ilk yaklaşım değerleri; $q = 0.45$, $i = 87°.5$, $f = 0.2$ dir. Ayrıca farklı q değerleri için WD-2003 programı kullanılarak yapılan q taraması sonucunda, $q = 0.45$ değeri civarında $\Sigma(O\text{-}C)^2$ artıkların en küçük değere ulaştığı görüldü. Bu değerler sistemin ileride elde edilecek dikine hız eğrileri ile eş zamanlı yapılacak çözümlerde başlangıç parametreleri görevini görecektir.

$$l(\theta) = \sum_{i=0}^{10} a_i \cos(2\pi i \theta) \qquad \text{.....(1)}$$

3. Dönem Analizi

V2280 Cyg sisteminin literatürde yayınlanmış herhangi bir dönem analizi çalışması bulunmamaktadır. İlk ışık değişimi anlaşıldığından günümüze kadar 30 adet minimum zamanı elde edildi, ancak görsel minimumlar (5 adet) büyük saçılma gösterdiğinden bu çalışmaya dahil edilmedi. Ayrıca elde edilen minimumlardan birkaçı, gerek az sayıda gözlem noktasından hesaplandığı, gerekse kırmızı-öte filtre ile elde edildiği gerekçeleriyle düşük olarak ağırlıklandırıldı (Şekil 2'de artı işaretliler).
Bu çalışma kapsamında geliştirilen, Kwee & van Woerden (1956) metoduna dayalı minimum zamanı hesaplama kodu ile V2280 Cyg'nin KEPLER ışık eğrilerinden 3200'ün

üzerinde minimum zamanı elde edildi. Ancak verilerin zaman çözünürlüğü düşük olduğundan, minimum kanatlarını oluşturan veri sayısı da az olmaktadır. Bu durum, minimum zamanlarının hassasiyetini düşürerek, (O-C) değerlerinin belli bir ortalama etrafında saçılmasına neden olmaktadır. Bu nedenle elde edilen bu minimum zamanları ortalama beşer günlük veri setleri halinde 98 tane *normal minimum zamana* dönüştürüldü. Bu çalışmada elde edilen yeni ışık elemanları; Min I = BJD 2454953.9112 + 0^g.35336464*E dir. Elde edilen minimumlara ek olarak literatürden toplanan diğer minimum zamanlar ile oluşturulan (O-C) diyagramında (Şekil 2), yarı genliği ~0.0045 gün, dönemi ise ~3 yıl olan çevrimsel bir yapı görülmektedir. Bu çevrimsel yapının, V2280 Cyg çift sistemine fiziksel olarak bağlı olası bir üçüncü cisimden kaynaklanan ışık-zaman etkisinden veya manyetik aktivite çevriminden ileri gelen bir dönem değişimi olduğu düşünülmektedir. Ancak sisteme ilişkin mutlak parametreler büyük oranda belirsiz olduğundan, manyetik aktiviteye ait parametreler hesaplanamadı. Ayrıca dönem değişiminde gözlenen dönemli yapı, değişimin kaynağının ışık zaman etkisi olması ihtimalini kuvvetlendirmektedir. Bu nedenle çalışmada sisteme fiziksel olarak bağlı bir 3.cismin yarattığı ışık-zaman etkisi kabulü altında analiz gerçekleştirildi. Şekil 2'de Irwin'in (1952) dışmerkezlikli yörüngeler için verdiği ifade kullanılarak, (O-C) diyagramındaki çevrimsel değişimi en iyi temsil eden 3.cisim için elde edilen sinüs fiti ve artıkları verildi. Bu fitten elde edilen parametreler Tablo 1'de listelendi. Sistemin şu ana kadar elde edilmiş herhangi bir dikine hız eğrisi bulunmadığından sisteme ilişkin mutlak parametreler hesap edilemedi. Bu nedenle bileşenlere ilişkin kütle değerleri bilinmediğinden üçüncü cismin kütlesi (m_3) hesaplanamadı. Yine de Rucinski'nin (1993) metodu ile elde ettiğimiz ilk yaklaşım parametrelerinden q = 0.45 ve i = 87°.5 kabulü altında, m_1 = 0.5 $M_\odot$'den 3 $M_\odot$ değerine kadar 0.1 $M_\odot$ artımla sisteme ilişkin m_3 değerleri hesap edildi. Bu değerlere yapılan doğrusal fit ile $m_3 = 0.2292*m_1+0.2983$ bağıntısı elde edildi (Şekil 3).

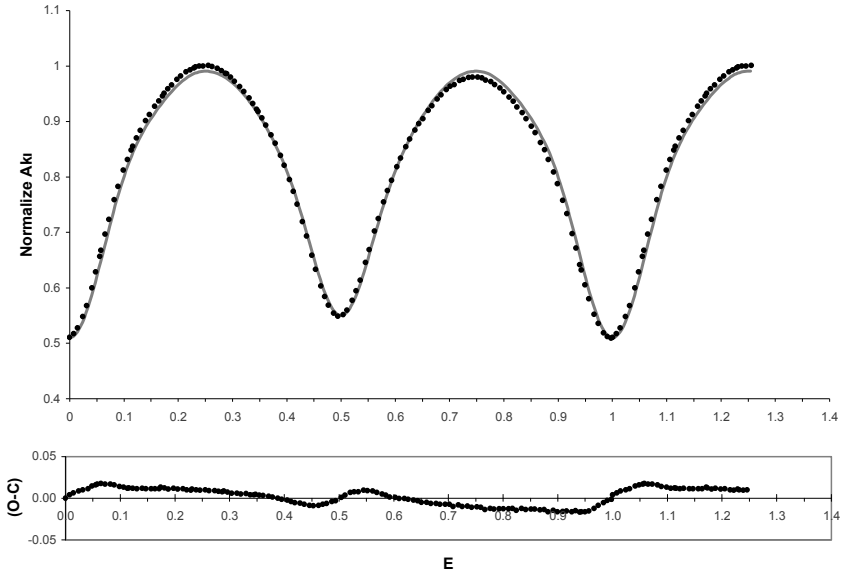
4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, KEPLER uzay teleskobunun yan ürünlerinden biri olan örten çift yıldızların ışık eğrileri kullanılarak, hem basit ve de etkili bir yöntemi (Rucinski 1993) otomatize ederek W UMa'lar için anahtar parametreler olan *q, i, f* değerlerini elde edebilen, hem de verilen ışık eğrisinde peş peşe minimum zamanları hesap edebilen bir bilgisayar yazılımı geliştirildi. Çalışmada, V2280 Cyg çift yıldız sistemi için söz konusu yaklaşımın bir uygulaması gerçekleştirildi. Sonuç olarak literatürde bu sistem için ilk kez yapılan ışık eğrisi analizi ile anahtar parametreleri ve dönem analizi yapılarak sistemin dönem değişim doğası ortaya çıkarıldı. İleride elde edilebilecek dikine hız gözlemleri sayesinde sisteme ilişkin daha ayrıntılı çözümler elde edilebilmesi mümkün olacaktır.

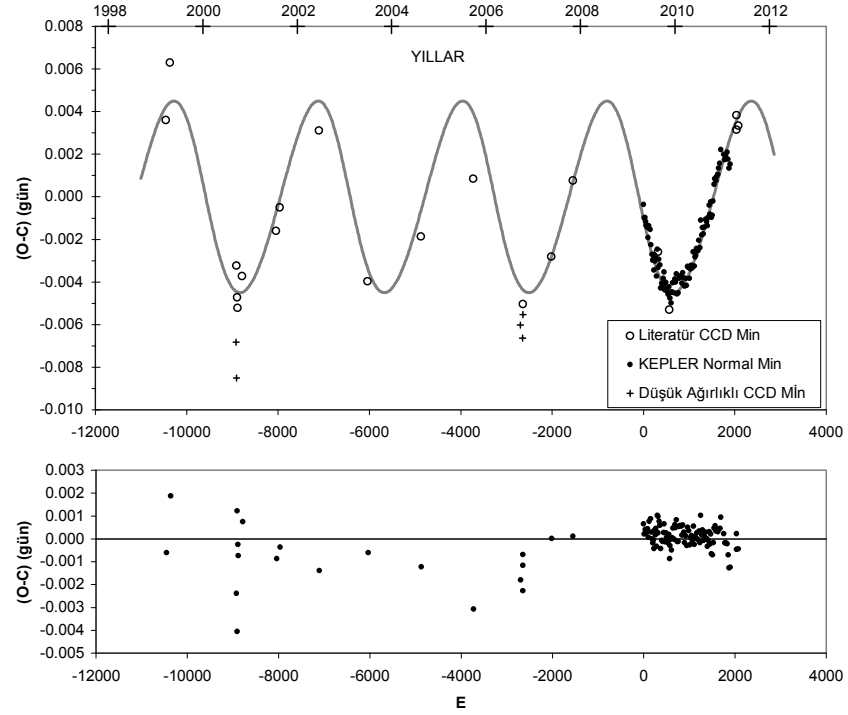
Yazarlardan Mesut Yılmaz kendisini 2218-Yurt İçi Doktora Sonrası Burs Programı ile desteklemekte olan TÜBİTAK Bilim İnsanı Destekleme Daire Başkanlığı (BİDEB)'na teşekkürlerini sunar.

5. Kaynaklar

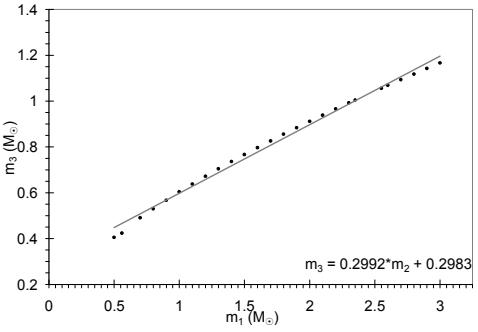
Blättler, E., Diethelm, R., 2000. IBVS No.4996
Irwin, J.B., 1952, ApJ, 116, 211
Kwee, K.K. & van Woerden, H., 1956, Bull. Astron. Inst. Neth. 12, 327.
Prsa, A., Batalha, N., Slawson, R. W., Doyle, L. R., Welsh, W. F., vd. 2011, AJ, 141, 83
Rucinski, S.M., 1993, PASP, 105, 1433
Slawson, R. W., Prsa, A., Welsh, W. F., Orosz, J. A., Rucker, M., vd. 2011, AJ, 142, 160



Şekil 1: V2280 Cyg'nin ışık eğrisine yapılan 11 terimli Fourier kosinüs serisi fiti ve atıkları



Şekil 2: V2280 Cyg'nin (O-C) eğrisi üzerine yapılan teorik fit ve artıkları



Şekil 3: V2280 Cyg'nin m_1-m_3 diyagramı

Tablo 1: V2280 Cyg için elde edilen 3. cisim parametreleri.

A (gün)	0.0045
e	0.14
w (°)	158
P (yıl)	3.06
***f*(m$_3$) (M$_\odot$)**	0.0519
a$_{12}$sini (AB)	0.7858

DÖNEN KARA DELİKLERDE ENERJİ AKTARIM SÜREÇLERİ

İsmail ÖZBAKIR

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova / İZMİR
ozbakir.ismail@gmail.com

Özet: Kara delikler bugün varlıkları geniş bilimsel çevrelerce kabul gören ve aktif gökada çekirdekleri gibi çok yüksek enerjili süreçlerde anahtar rol üstlendikleri düşünülen astrofiziksel yapılardır. Dönen kara deliklerin, çevrelerindeki madde ve alanlarla etkileşime girerek dönme enerjilerini aktarmasıyla ilgili fikirler, onları daha da ilginç kılmaktadır.

Bu bildiri özeti, mevcut süreçler ve bizim bu konu hakkındaki amaçlarımız ile ilgilidir.

1. Giriş

Kara deliklerin dönme enerjileriyle ilgili çalışmalar Penrose'un teorik olarak bulduğu mekanizma ile başladı [1]. Penrose mekanizmasına göre ergosfere giren parçacık burada ikiye bölünür. Ergosferdeki yörüngeler negatif enerjili olduğundan bölünen parçacıklardan biri negatif enerjili diğeri pozitif enerjili olur. Negatif enerjili olan kara deliğe düşerken pozitif enerjili parçacık ergosferden dışarıya kaçar. Sonuç olarak kaçan parçacık, bölünmeye uğramadan önceki parçadan daha çok enerjiye sahip olur. Böylelikle dönen kara deliğin dönme enerjisi aktarılmış olur.

Daha sonra yapılan çalışmalarda böyle parçacık etkileşimlerinin astrofiziksel koşullar altında çok nadir olduğu anlaşıldı. Dolayısıyla Penrose sürecinin etkin olmadığı ortaya çıktı [2]. Ayrıca S. Chandrasekhar, bu mekanizmanın etkinliğinin, parçacıkları gözlenen rölativisttik hızlara çıkarmakta yetersiz kaldığını göstermiştir [3].

Dönen kara deliklerin çevresindeki elektromanyetik alanlar ile etkileşerek enerji aktarabileceği ile ilgili fikirler, Goldreich ve Julian'ın 1969 daki çalışmaları ile başladı [4]. Onlar, dönme ekseni ile çift kutuplu manyetik ekseni hizalanmış olan nötron yıldızlarının vakum elektrodinamik çözümlerini analiz ettiler. Buldukları sonuca göre dönmeyle indüklenmiş elektrik alan, yıldızın yüzeyindeki yüklü parçacıkları sökmeye yetecek kadar güçlü oluyordu. Böylelikle yıldızın çevresi plazma ile doluyordu.

Oluşan manyetosferi tanımlamak için force-free yaklaşımını kullandıklarında, elektromanyetik olarak yönetilen plazma rüzgarının yıldızın dönme enerjisini ve açısal momentumunu dışarıya taşıyabildiğini fark ettiler.

Nötron yıldızlarında yapılan çözümler düz uzay-zaman geometrisine bağlıydı. R.M. Wald, 1974 yılında Kerr metriği üzerinde vakum Maxwell denklemlerinin parçalı çözümlerini bularak olaya yeni bir bakış açısı getirdi [5]. Bu çözüm, kara delikten çok uzakta dönme eksenine paralel tek düze bir manyetik alan tanımlıyordu. Bununla birlikte deliğin yakınında güçlü bir elektrik alan da tanımlamaktaydı. Gravitasyonel olarak indüklenen bu elektrik alanın önemli bir bileşeni manyetik alan boyunca oluşuyordu. Bu türden daha güçlü manyetik alanların, kara deliklerin toplanma disklerinde üretildikleri Bisnovatyi-Kogan ve Ruzmaikin 1976 da önerildi [6].

2. Blandford-Znajek Süreci

Roger Blandford ve Roman Znajek 1977 de, dönen kara deliklerin çevrelerindeki uzayın elektromanyetik alanlar ile yönlendirilen plazma akıntıları ile dolu olduğunu düşündüler. Dönen nötron yıldızları için var olan vakum elektrodinamik çözümleri ile Kerr kara delikleri için yapılan vakum çözümler arasındaki benzerliklerden yararlanarak manyetik kökenli yeni bir enerji aktarım süreci önerdiler [7].

Dahası, tipik astrofiziksel koşullar altında vakum çözümlerinden bol miktarda yüklü parçacığın çift oluşum süreciyle üretildiklerini önerdiler. Daha sonra kara deliklerin genel bir kuramı olan *eksenel-simetrik durağan-hal force-free* yaklaşımını geliştirdiler. Ayrıca tek manyetik kutuplu yavaş dönen kara deliklerin perturbasyon çözümünü buldular. Bu çözümün temeli, olay ufku üzerine uygulanan *Znajek'in sınır koşullarına* dayanmaktadır [8]. Blandford-Znajek sürecinde başlangıç koşulu olarak

kara deliğin etrafında manyetik alana bağlı olmayan parçacıklar söz konusudur. Böyle bir manyetosfere *force-free manyetosfer* denilmektedir. Bunu matematiksel olarak aşağıdaki gibi gösterebiliriz:

$$B^2/4\pi \gg \rho c^2$$

burada *B* ve ρ sırasıyla manyetik alan ve yük yoğunluğudur [9].

Blandford ve Znajek, analizlerinde kovaryant elektrodinamik denklemlerden yararlanarak, elektromanyetik alan tensörünün ve dörtlü-potansiyelin bileşenlerini işlemlerinde kullandılar.

Bu mekanizmaya göre sürüklenmeye uğrayan manyetik alan çizgileri kara deliğin dönme enerjisini, dışa yönelmiş *Poynting* vektörleri biçiminde ve elektron-pozitron çift oluşumları ile aktarır. Buna göre toplam üretilen güç [10],

$$P \approx 10^{45} erg\ s^{-1} \left(\frac{a}{M}\frac{M}{10^9 M_\odot}\frac{B}{10^4 G}\right)^2$$

ile ifade edilebilir.

Beklenildiği gibi bu çözüm, yönü dışarıya doğru olan elektromanyetik enerji akıları ve açısal momentumu tanımlıyordu. Elektromanyetik mekanizmayla aktarılan bu enerji oldukça güçlü olup, enerjik radyo gök adaları ve kuazarları açıklamak için gereken yüksek enerjiyi karşılıyordu.

Blandford-Znajek sürecinin önemli avantajlarından biri, özellikle aktif gök adalarda oluşan jet benzeri yapıları gözlemlerle uyumlu olarak açıklayabilmesidir. Dolayısıyla bu sürecin, enerji aktarım süreçleri arasında en olası mekanizma olduğu düşünülmektedir.

Dönen kara deliğin çevresindeki toplanma diskinin ürettiği manyetik alan ile kara deliğin çerçeve sürüklenmesine (*frame dragging*) neden olduğu uzay arasındaki etkileşimi temel alan bir mekanizma üzerine kurulu olan teori, birçok araştırmacı tarafından günümüzde de aktif olarak çalışılmaktadır.

3. Sonuç

Kara deliklerden enerji aktarım süreçleri ile ilgili daha ileri çalışmalar arasında, manyetik yeniden birleşme süreçleri (*magnetic reconnection)* ile ilişkilendirmeler de yer almaktadır [11]. Son yıllarda gözlemsel olarak yapılan çalışmalarda toplanma disklerindeki demir çizgilerinin yapısına bakılarak, kara deliğin açısal momentumu hakkında bilgi türetilmektedir [12]. Teorik olarak yapılan çalışmalarda ise 3D –GRMHD simülasyonlar ile bu mekanizmalar araştırılmaktadır [13].

Bu bildiri, yüksek lisans tez konu başlığı olarak mevcut süreçleri irdelediğimiz çalışmanın özeti niteliğindedir. Ayrıca bu çalışma sonunda olası yeni süreçler önerilebilir.

Not: Bu çalışma *Tübitak 111T270 nolu proje* tarafından desteklenmektedir.

4. Kaynaklar

[1] Penrose R., 1969, Rev.Nuovo Cim., 1, 252
[2] Bardeen J.M., Press W.H., Teukolsky S.A., 1973, ApJ, 178, 347
[3] S. Chandrasekhar, Mathematical Theory of Black Holes (Oxford University Press, 1983)
[4] Goldreich P. and Julian W.H., 1969, Astropys.J., 157, 869
[5] Wald R.M., 1974, Phys.Rev D, 10(6), 1680
[6] Bisnovatyi-Kogan G.S., Ruzmaikin A.A., 1976, Astrophys.Sp.Sci., 42, 401
[7] R. D. Blandford and R. L. Znajek, Mon. Not. R. Astr. Soc. 179:433-456 (1977)
[8] Znajek B.L., 1977, MNRAS, 179, 457
[9] J.H. Krolik AIP Conf. Proc. 556, pp. 10-22 (2000)
[10] M. Vietri, Foundations of High-Energy Astrophysics (2008)
[11] Koide S., and Arai K., Apj. 682:1124-1133 (2008)
[12] Reynolds et. al. PASP 112, 1145 (2000)
[13] B. Punsly, Black Hole Gravitohydromagnetics (Astrophysics and Space Science Library) Springer (2008)

KIC 7671081 YILDIZININ FREKANS ANALİZİ

Lale ÇELİK[1], Fehmi EKMEKÇİ[1], Hakan Volkan ŞENAVCI[1]

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, E Blok 06100 Tandoğan, Ankara (lalecelik81@gmail.com, fekmekci@science.ankara.edu.tr, hvsenavci@science.ankara.edu.tr)*

Özet: Bu çalışmada RR Lyrae türü (KIC 7671081, $K_p=16^m.653$, $\alpha=19^\circ09'36'.63$, $\delta=+43^\circ 21' 50'.0$) yıldızına ait 2009 – 2010 yıllarını kapsayan 7 sezonluk (Q1-Q7) *Kepler* verileri kullanılarak Period04 programı ile frekans analizi yapıldı. Analizde uzun poz süreli (long cadence) olan sezonlar (Quarter) kullanılarak elde edilen frekans sonuçları tartışıldı.

1. Giriş

RR Lyrae yıldızlarının doğasının anlaşılması astrofizik açısından önemlidir fakat bu yıldızların düşük parlaklıkta olmalarından dolayı gözlemleri zordur. Bu tür yıldızların doğasını anlayabilmek için kesintisiz ışık eğrilerine ihtiyaç vardır. Bu nedenle bu tür yıldızların gözlemlerinde uydu teleskoplarına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu uydulardan bir tanesi de bu çalışmada verileri kullanılan *Kepler* teleskobudur. Kesintisiz gözlem verisine ihtiyaç duyulan RR Lyrae yıldızlarının asterosismolojiye katkı sağlaması bakımından *Kepler* verisi çok değerlidir.

Teleskobun fotometrik gözlemleri 3 ay devam etmekte ve daha sonra teleskop optik ekseni etrafında 90˚ döndürülmektedir. Böylece Güneş ışığının teleskoba girmesi önlenmekte ve enerji sağlayan güneş panellerinin en üst düzeyde aydınlatılmaktadır (Benko vd. 2010).

Kepler teleskobu başlangıçta yaşanılabilir gezegen aramak için tasarlanmış olsa da sadece gezegen aramak amaçlı kullanılmamaktadır. *Kepler* teleskobunun görüş alanında yer alan yaklaşık 40 adet RR Lyrae yıldızının ve bu tür yıldızların göstermiş olduğu Blazhko etkisi hakkında veri toplayabilmektedir. Bu bağlamda *Kepler* Asteroseismic Science Consortium (KASC) ile yürütülen ve uluslararası ortaklığa dayanan bu çalışmada, uzun dönemli Blazhko etkisi gösteren KIC 7671081 yıldızına ait frekans analizi yapılarak ön sonuçları tartışıldı.

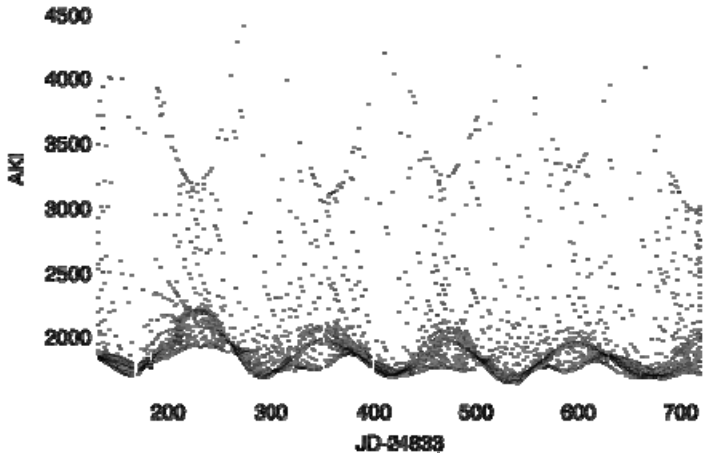
2. KIC7671081 Yıldızına İlişkin Literatür Bilgileri

Tipik bir RRab türü olan KIC7671081 ilk olarak Romano (1972) tarafından Asiago Astrofizik Gözlemevi'nde yeni keşfedilen 16 değişen yıldızdan biridir. Yıldızın dönemi 0.50457 gündür (Benko vd. 2010). V450 Lyr yıldızının Q1 sezonu ve Q2 sezonuna ait verilere dayanarak elde edilen frekans analizinde Period04 programı (Lenz ve Breger 2005) kullanılmıştır (Benko vd. 2010).

3. KIC7671081 Yıldızının Frekans Analizi

Bu çalışmada Kepler teleskobundan aldığımız her bir sezona ait verileri, (Q1-Q7) birleştirdiğimizde ışık eğrisinde (long cadence 29.4 dakika) bazı aksaklıklar ışık eğrisinin

yeniden ölçeklendirilmesini sağlayan C programlama dilinde yazılmış bir kod yardımıyla giderilerek Şekil-1'deki bu yıldıza ilişkin ışık eğrisi elde edildi (Çelik vd. 2011).



Şekil-1. KIC 7671081 yıldızın yeniden ölçeklendirilmiş ışık eğrisi

Gözlem verileri Lenz ve Breger (2005)'in Period04 adlı paket programı ile frekans analiz hesabında kulanıldı. Bu hesaplamada

$$Z+\Sigma A_i \sin(2\Pi (\Omega_i t + \Phi_i)) \quad (1)$$

şeklinde tanımlanan Fourier serisi uygulandı. Formülde kullanılan A_i parametresi genliği, Ω_i frekansı ve Φ_i evreyi temsil etmektedir. Gözlemsel verilerin frekans analizi sonucu elde edilecek Blazhko değişimi için ışık elemanları denklem (2) ve (3) kullanılarak hesaplandı.

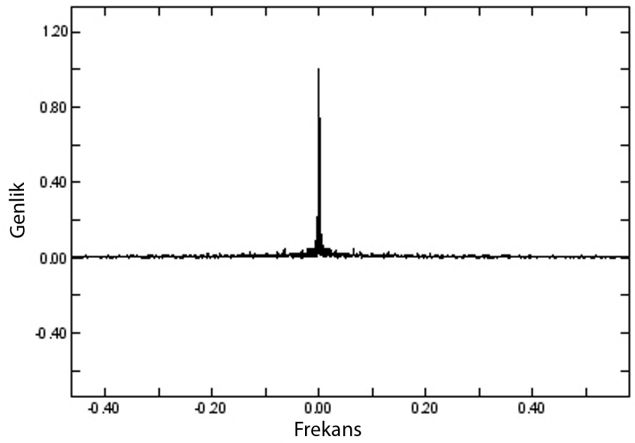
$$HJD(T_{max})= T_0+P \times E_{puls} \quad (2)$$

$$HJD(T_{Blmax})= T_0+\text{Blazhko dönemi} \times E_{Blazhko} \quad (3)$$

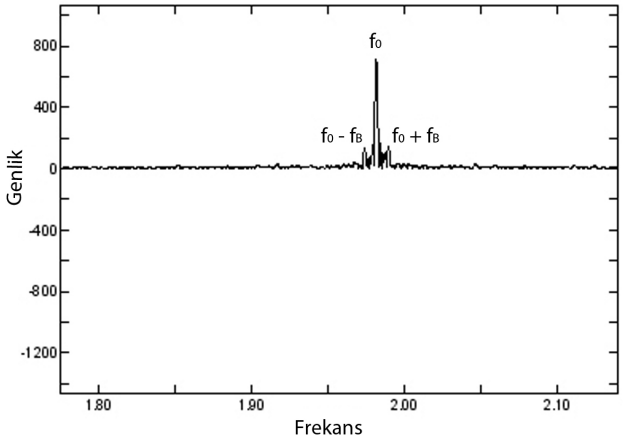
Analizlerde denetleme parametresi olarak sinyal/gürültü (S/N) değerleri dikkate alındı. Bu analiz sonucunda elde edilen frekanslar, tayfsal pencere, peryodogramlar kontrol edilerek teorik ışık eğrileri oluşturuldu. Yeniden ölçeklendirilmiş verilerin frekans analizinde Nyquist frekansını Period04'ün önerdiği 24.4 olarak ve orijinal veriler üzerinden yapıldı. Frekans analizi sonucunda elde edilen tayfsal pencere Şekil-2'de verilmektedir. Şekil-3 ve Şekil-4'te de sırasıyla temel frekans olan $\boldsymbol{f_0}$'ın sağ ve sol pikleri ve güç tayfı gösterilmektedir. Tablo 1'de verilen $\boldsymbol{f_B}$ **(c/d)**, KIC 7671081 yıldızının frekans analizi sonucunda elde edilen Blazhko frekansını temsil ederken, $\mathbf{P_{B(1)}}$ Blazhko dönemini temsil etmektedir. Ayrıca analizde bulunan $\boldsymbol{f_{B2}}$ **(c/d)** değerini $\mathbf{P_{B(2)}}$ (üçüncü dönem) temsil etmektedir. Temel frekans etrafında $\mathbf{k}\boldsymbol{f_0}$ harmonikleri görülmektedir. Analiz sonucunda elde edilen gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri fiti Şekil-5'te görülmektedir.

Tablo 1. Frekans Analizi sonucunda elde edilen ön bulgular

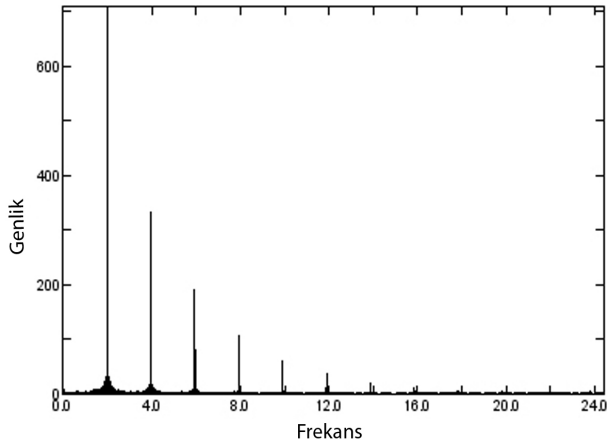
f[c/d]$^{-1}$	Frekans Değeri	S/N	f[c/d]$^{-1}$	Frekans Değeri	S/N
f_0	1.981737	196.8153	$5f_0+f_B$	9.917002	85.0619
$2f_0$	3.963468	680.9809	$2f_0-f_B$	3.956604	68.90595
$3f_0$	5.94519	415.0762	$6f_0$	11.89051	81.94652
f_0+f_B	1.990042	8823.997	$3f_0-f_B$	5.93905	129.1543
$4f_0$	7.926956	243.9475	$6f_0+f_B$	11.89871	57.31111
f_0-f_B	1.973849	202.0961	f_{B2}	0.003115	47.57002
$2f_0+f_B$	3.971609	170.273	$4f_0-f_B$	7.919834	32647.78
$3f_0+f_B$	5.953561	153.666	$7f_0$	13.87229	44.11076
$5f_0$	9.90872	135.1919	f_B	0.008087	30.30244
$4f_0+f_B$	7.935302	120.0149	$5f_0-f_B$	9.901556	2365.125



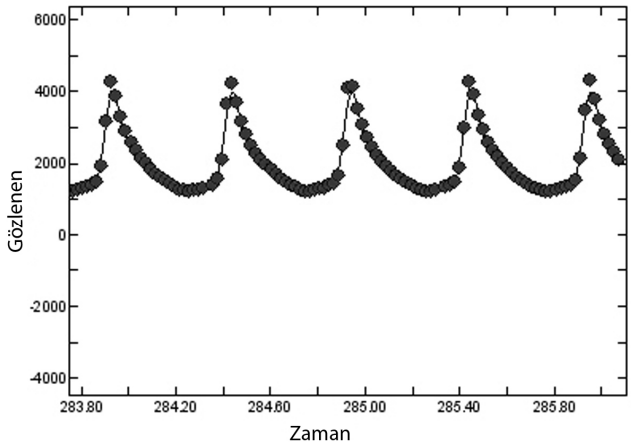
Şekil-2. Frekans analizi sonucunda elde edilen tayfsal pencere



Şekil-3. Frekans analizi sonucunda elde edilen f_0 frekansının sağ ve sol pikleri



Şekil-4. Frekans analizi sonucunda elde edilen güç tayfı



Şekil-5. KIC 7671081 yıldızının belirli bir aralıktaki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri

4. Frekans Analizi Sonuçları

Q1-Q7 sezonları birleştirilen KIC 7671081 yıldızının frekans analizinde 45 frekansa kadar gidildi. Bu frekanslar arasından 20 tanesi anlamlı sonuç vermektedir. Analiz sonucunda elde edilen ön bulgulara göre hem f_0 temel frekansı ve temel frekansın sağ ve sol pikleri hem de temel frekans etrafında kf_0 harmonikleri bulunmuştur. Buna bağlı olarak ikincil dönem yani Blazhko dönemi $P_{B(1)}$=125 gün ve $P_{B(2)}$ = 321.02 gün olarak bulundu. Elde edilen bu ilk sonuçlar, daha sonra takip eden sezon verileri kullanılarak daha sağlıklı değerlere dönüştürülecektir.

5. Kaynaklar

Çelik, L., Ekmekçi, F., Nemec, J., Kolenberg, K., Benkő, J.M., Szabó, R., Kurtz, D.W., Kinemuchi, K., Şenavcı, H.V., " How to Correctly Stitch Together Kepler Data of a Blazhko Star", 2012, arXiv1202.3607C.

Benkő,, J.M., Kolenberg, K., Szabó, R., Kurtz, D.W. et al. 2010, "Flavours of variability: 29 RR Lyrae stars observed with *Kepler*". MNRAS, Volume 409, Issue 4, pp. 1585-1593.

Lenz, P. and Breger, M., 2005, Comm. in Asteroseismology , Vol. 146.

Romano, G., 1972, "New Variable Stars in Lyra". IBVS, Number 645.

YILDIZLARIN SPEKTROFOTOMETRİSİ

Lütfiye ERKUŞ*, Kutluay YÜCE*

****Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara***
lutfiyye@gmail.com

Özet

Spektrofotometri, fotometrik sistemler tarafından kullanılan geniş bantların aksine, elektromanyetik tayfın geniş bir dalgaboyu aralığı boyunca, (genellikle) dar bantlar halinde yıldız ışınım akısının ölçümüdür. Yer tabanlı gözlemlerden yalnızca sınırlı bir dalgaboyu aralığı gözlenmekte ve optik spektrofotometri ise genellikle 3300 – 10000 Å aralığını kapsamaktadır. Spektrofotometri, A ve F türü yıldızların toplam enerji çıktısının önemli bir kısmını temsil etmesinin yanında Balmer düşmesi ve Paschen sürekliliğini içerdiğinden, önemli bir gözlemsel bilgi kaynağıdır. Bu çalışmada, etkin sıcaklık belirlemelerinde spektrofotometrik akılardan nasıl yararlanıldığı irdelenecektir. Bu poster çalışması, "Yıldızların Spektrofotometrisi" konulu Dönem Projesi (Erkuş 2012)'nin bir parçası niteliğindedir.

GİRİŞ

Spektrofotometri nedir? Spektrofotometri, klasik bir fotometrik yöntemde kullanılan band genişliklerinden daha dar bandlar kullanarak yıldız akısının ölçümüdür. Spektrofotometri görünür ışık, yakın moröte ve yakın kızılötesi (250 nm ile 2500 nm) ile ilgilendiğinden, elektromanyetik spektroskopinin genel teriminden daha özgündür, fakat zamana bağlı spektroskopik teknikleri kapsamaz. Optik spektrofotometri genellikle λλ3300-10000 Å aralığını kapsar. Spektrofotometri, dalgaboyunun fonksiyonu olarak yıldızların ışınım enerjisinin ölçümü ile ilgilendiğinden, spektroskopinin (tayfbilim) bir alt dalıdır.

Spektrofotometre nedir? 'Spektro' renklerin bandı, 'foto' ışık ve 'metre' de ölçüm yapabilen cihaz anlamını taşır. İsmin bütünü incelendiğinde, spektrofotometrenin bir ölçüm cihazı olduğu ve ışığın iki çeşit özelliğini karşılaştırdığı söylenebilir. Spektrofotometre; "Tayfsal Işık Ölçer" demektir. Spektrofotometrinin avantajı; bir spektrofotometrenin her dalgaboyunu ölçebilmesi ve tayfı kaydedebilmesi özelliğini taşımasıdır.

Spektrofotometrik Gözlem Tekniği Hakkında: Spektrofotometrik akılar, fotometrik gözlem teknikleriyle elde edilen spektroskopik verilerdir. Genellikle çözünürlükleri klasik tayfsal kalibrasyon veya objektif prizma spektroskopisindekilere benzerdir ve 100:1'den daha büyük sinyal-gürültü oranına (S/G) sahiptir. Bu gözlemler yalnızca gökyüzü koşulları fotometrik olduğunda denenmelidir. (Adelman 2011).

1. Spektrofotometrik Çalışmaların Astronomi'deki Önemi

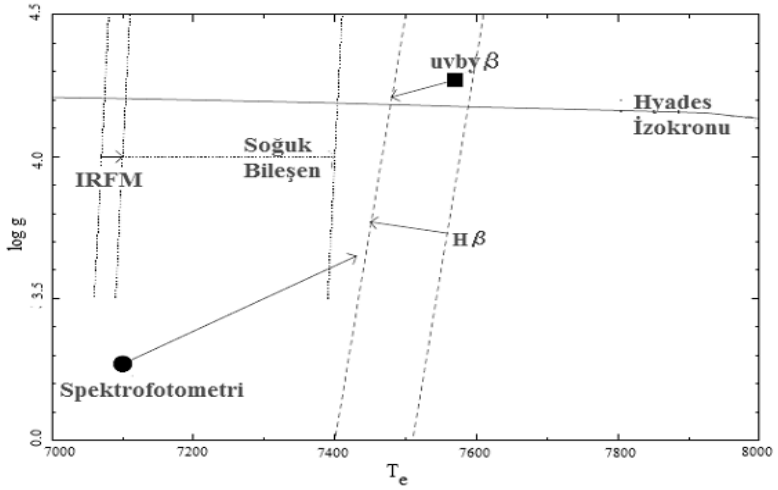
Mutlak birimlerde bir yıldız tayfı üzerinden enerji dağılımını incelemek etkin sıcaklık, yüzey çekimi, süreklilik donukluk kaynakları, element bollukları, yıldızlararası soğurma gibi konularda bilgi edinmeyi sağlar.

Bir yıldızın akı dağılımı, atmosferik parametreler ile biçimlenir. Spektrofotometri, gözlemsel akılarının üzerine model atmosfer akılarını fit ederek bu fiziksel parametrelerin

değerleri belirlemekte kullanılan bir yöntemdir. Özellikle normal yıldızlar için spektrofotmetrik akı karşılaştırılması etkin sıcaklığın (T_e) sağlıklı belirlemesine izin verir.

2. Atmosfer Parametrelerini Elde Etmekte Kullanılan Yöntemlerin Spektrofotometri Yöntemi ile Karşılaştırılması

Şekil 2.1, klasik bir Am yıldızı 63 Tau için dört farklı yöntemden elde edilerek oluşturulan Kiel Diyagramını (T_e , log g) göstermektedir. İçi dolu kare Moon & Dworetsky (1985) uvbyβ gridlerinden, dolu daire spektrofotometriden, kesikli çizgi H_β profili fitlerinden ve noktalı çizgi IRFM sonucundan elde edilmiş değerlere aittir. Şekilde Fotometri ve Balmer çizgileri oldukça uyumlu iken, spektrofotometri ve IRFM'den elde edilen sonuçlar çok daha sıcak değerleri göstermektedir. Katı çizgili oklar [M/H] = +0.5 modellerini kullanmanın etkisini gösterir. Spektrofotometri; fotometri ve Balmer çizgisiyle iyi bir uyum içerisindedir. Fakat IRFM halen önemli ölçüde düşüktür. Bununla birlikte bir soğuk bileşeni (5000 K) tanıtarak IRFM diğer yöntemlerle uyumlu hale getirilebilir (bkz. noktalı ok). Düz çizgi Schaller *et al.* (1992)'in evrimsel hesaplamalarına dayalı Hyades izokronudur. Spektrofotometriden elde edilen log g'nin değeri fotometriden elde edilenden daha düşük olması dikkat çekicidir.

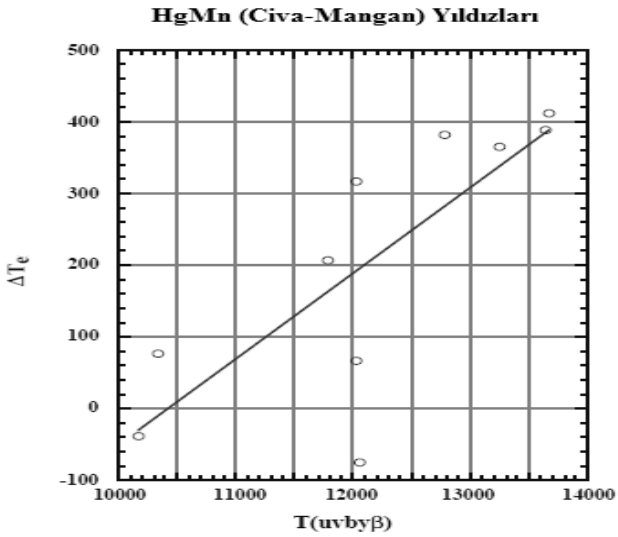


Şekil 2.1 *Am* yıldızı 63 Tau için (T_e , log g) diyagramı (Smalley 2005)

Adelman & Rayle (2000) Güneş bolluklu model atmosferler kullanarak bazı HgMn yıldızlarının etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmelerini belirledi. Şekil 2.2 T(uvbyβ)'nın bir fonksiyonu olarak HgMn yıldızları için fotometrik ve spektrofotometrik sıcaklıklar arasındaki etkin sıcaklık farkı (ΔT_e), en küçük kareler yöntemi ile;

$$T(uvby\beta) - T(\text{spektrofotometri}) = 209 \pm 188 \text{ K}$$
$$T([c_1]) - T(\text{spektrofotometri}) = -692 \pm 157 \text{ K}$$

olarak elde edilmiştir. Aynı zamanda; log g değerinde fotometrik değerlerden ortalama 0.04 dex lik bir düşüş vardır.



Şekil 2.2 HgMn yıldızları için Strömgren fotometrisine karşılık fotometri ve spektrofotometri arasındaki sıcaklık farkının karşılaştırılması (Adelman & Rayle 2000)

3. Yıldızlar İçin Optik Spektrofotometrinin Önemi ve Avantajı

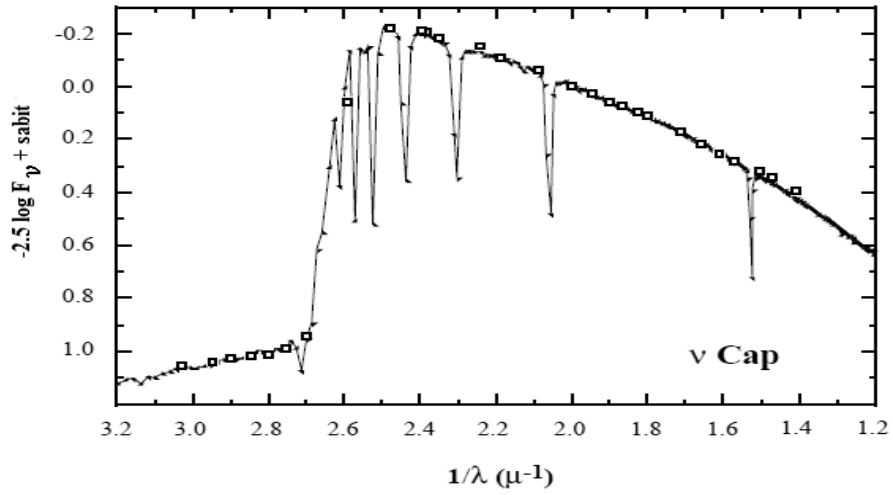
Yıldızlardan yayılan akılar, atomlar ve moleküller tarafından soğurma, türbülans, konveksiyon, pulsasyon ve hidrodinamik gibi bir çok fiziksel süreçler ile şekillenir. Yüksek hasassiyetli spektrofotometrik ölçümler bu ve diğer olayların araştırılmasına izin verir. Ne yazık ki; şu an literatürde varolan optik bölge spektrofotometrik verileri oldukça düşük hassasiyetli verilerdir. 2012'de bilimsel test gözlemlerine başlanan ve yakın zamanda bilimsel gözlemlere başlanması planlanan ASTRA spektrofotometresi ile daha yüksek hassasiyette spektrofotometrik verilerin elde edilmesi amaçlanmaktadır. ASTRA için planlanan bilimsel spektrofotometrik projeler aşağıdaki şekilde örneklendirilebilir (Adelman *et al.* 2007):

- A türü süperdevler: Küresellik etkileri ve pulsasyon özellikleri.
- Konveksiyon: Am, Fm ve normal A ve F türü yıldız verilerinde konveksiyon verimliliğinin belirlenmesi.
- Am Yıldızları: Genişlik, süreklilik özellikleri ve çift olma belirtileri.
- HgMn Yıldızları: Tuhaf yıldızların kimyasal bileşimleri ve çift olma belirtileri, genişlik süreklilik özellikleri.
- Manyetik CP Yıldızları: Dönen periyotlar civarındaki akı değişkenliği, değişkenlik karakteristiklerinde ikincil periyotlar ve uzun dönem değişimleri, genişlik süreklilik özellikleri, Doppler görüntüleme çalışmalarını genişletmek.
- RR Lyrea Yıldızları ve Cepheidler: Hidrodinamik belirtileri içeren pulsasyon özellikleri.
- Kızarma: MK sınıflandırmaları ile yıldızları, Yıldızlararası Kızarma Kanunu ile arındırma.
- Örten Çiftler: Kenar kararmasını içeren yıldız parametreleri.

3.1 Normal B, A ve F türü yıldızlar

Adelman *et al.* (2002) normal B ve A türü anakol bandı 48 yıldızın spektrofotometrik verilerinden yararlanarak yıldızların atmosfer parametrelerini belirledi. Çalışmalarında

konveksiyon etkisi dikkate alınmamıştır.

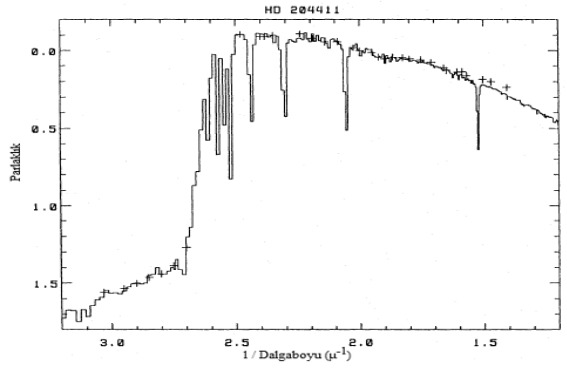


Şekil 3.1 ν Cap yıldızın gözlemsel spektrofotometrik akıları ile Güneş kimyasal bileşimli ve ξ = 0 km sn^{-1} , T_e =10250 K, log g = 4.00 ATLAS9 modeli ile karşılaştırılması (Adelman *et al.* 2002)

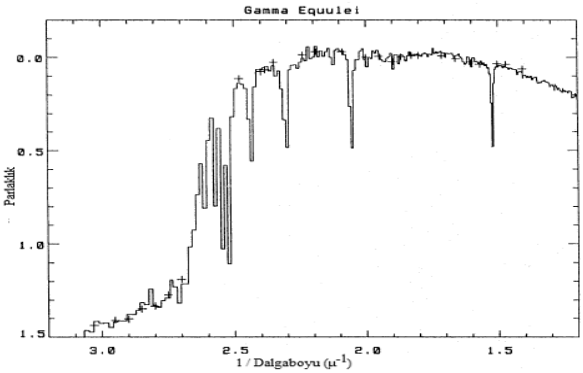
3.2. Kimyasal Tuhaf Yıldızlar

Bazı CP yıldızlarının spektrofotometri çalışmaları Adelman *et al.* (1995) ve Adelman & Rayle (2000) tarafından yapılmıştır.

Adelman *et al.* (1995) bazı kimyasal tuhaf yıldızların (HD 43819, HD 204411, HD 8441, HD 110066, γ Equ) gözlemsel ve kuramsal enerji dağılımlarını karşılaştırdı. Şekil 3.2 ve 3.3, bu yıldızlardan HD 204411 ve γ Equ'nun spektrotometrik karşılaştırılmasını gösterir. Modellerde ışınımsal difüzyon teorisine göre klasik mikrotürbülans etkisinin olmamasına rağmen, manyetik alan etkilerini kısmen hesaba katmak için mikrotürbülansın 2 km sn^{-1} değeriyle hesaplanmıştır. Bu atmosfer parametre belirlemeleri genellikle tek başına Balmer atlama bölgesi ve tek başına Pashen süreklilik bölgesi ile eşleşen ATLAS6 modellerinden elde edilen değerlerle sınırlandırılmıştır.

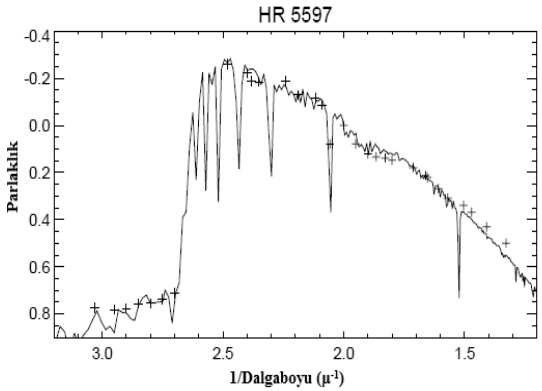


Şekil 3.2 HD 204411 yıldızının optik bölge enerji dağılımının karşılaştırılması (Adelman *et al.* 1995). ['+' sembolü gözlemsel veriler, 'katı çizgiler' +0.5 dex'lik metal bolluk artışı ve T_e = 8400 K, log g = 3.30, ξ =2 km sn^{-1} için ATLAS9 modeli.]

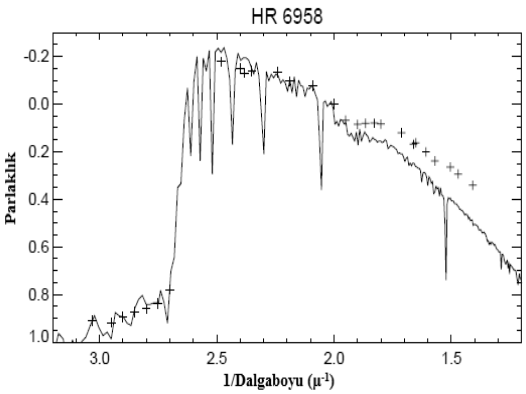


Şekil 3.3 γ Equ yıldızının optik bölge enerji dağılımının karşılaştırılması (Adelman *et al.* 1995): '+' sembolü gözlemsel veriler, 'katı çizgiler' +0.5 dex'lik metal bolluk artışı ve T_e = 7700 K, log g = 4.20, ξ =2 km sn^{-1} için ATLAS9 modeli.]

Adelman & Rayle (2000) 17 adet manyetik özellikli kimyasal tuhaf yıldızların spektrofotmetri yöntemi ile etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivme değerlerini belirledi. İki yıldızın gözlemsel ve kuramsal optik bölge sürekli enerji dağılım karşılaştırmaları Şekil 3.4 ve 3.5'te görülmektedir. HR 5597 yıldızı için gözlemsel veri ve kuramsal fitin oldukça uyumlu olduğu görülür.



Şekil 3.4 manyetik CP yıldızının gözlenen enerji dağılımlarının ATLAS9 model atmosferler ile karşılaştırılması (Adelman & Rayle 2000). [HR 5597, T_e = 11000 K, log g = 3.90, log Z = +1.0, ξ = 8 km sn^{-1} model akıları ile temsil edilmiştir.]



Şekil 3.5 manyetik CP yıldızının gözlenen enerji dağılımlarının ATLAS9 model atmosferler ile karşılaştırılması (Adelman & Rayle 2000). [HR 6958, T_e = 10750 K, log g = 3.50, log Z = +1.5, ξ = 8 km s^{-1} model akıları ile temsil edilmiştir.]

4. Spektrofotometrik Kataloglar

Spektrofotometrik kataloglar, çeşitli tarayıcılar kullanılarak özel dalgaboyu aralıkları için spektrofotometrik gözlem yöntemleri ile elde edilen gözlemsel yıldız akılarını biraraya getirmek amacıyla oluşturulmuştur.

4.1. Breger (1976a) spektrofotometrik kataloğu: Yıldızların λλ3200-12000 Å tayfsal aralığındaki spektrofotometrik ölçümlerin 937 setini içerir. Veriler, bazı yayınlanmamış kaynaklar ile birlikte literatürden derlenmiş ve Vega birincil standart yıldız olarak bir uniform mutlak kalibrasyona dönüştürülmüştür.

4.2 Ardeberg & Virdefors (1980) spektrofotometrik kataloğu: 3300-11000 Å tayfsal aralığında fotoelektrik spektrofotometriyi temel alan 356 yıldız için yıldız enerji dağılımının 378 setinin listesini verir.

4.3 Gunn & Stryker (1983) spektrofotometrik kataloğu: Tayf türleri ve ışınım sınıflarının tam bir aralığını içeren 175 yıldızın spektrofotometrik verilerine yer verilmiştir. Oke çok kanallı tarayıcı, 3130 < λ < 10800 Å dalgaboyu bölgesi üzerindeki enerji dağılımını elde etmekte kullanılmıştır.

4.4 Adelman *et al.* (1989) spektrofotometrik kataloğu: Dönen ağ tarayıcılar ile yapılan yıldızların spektrofotometrik ölçümlerinin bilgisayarlar tarafından okunabilir bir kataloğunun varlığını göstermek için hazırlanmıştır. Bu kataloktaki verilere, ADC, NSSDC/WDC-A-R&S ve CDS veritabanlarından da ulaşılabilir.

4.5 Glushneva *et al.*(1998) spektrofotometrik kataloğu: Katalog, Sternberg Enstitüsünün gözlemlerini temel alarak oluşturulmuştur. 50 Å'luk adımlar ile λλ3200-7600 Å aralığında 900 yıldızın ve λλ6000-10800 Å aralığında 250 yıldızın enerji dağılımına ait gözlemsel verileri içerir.

5. SONUÇ

- Optik bölge yıldız spektrofotometrisi, filtre fotometrisinden çok daha hassas bir bilimsel çalışma alanıdır.
- Yıldız astrofiziğinde, güvenilir/hassas spektrofotometri gelecekteki bilimsel gelişmeler için ve gökadaların evrimini anlamamızda kritik önem taşır.
- Bu yöntem yıldız değişkenliğini çalışmak için mükemmel bir araçtır. Filtre fotometrisinden çok daha fazla noktalara sahip olunur.
- Manyetik özellikli CP yıldız tayflarının değişkenliği için Doppler görüntüleme teknikleri ile birleştirilebilir. Cepheid türü yıldızlarda şok dalgaları gibi dinamik etkiler için kanıt görülmelidir.
- Gözlenen akılar ve Balmer çizgi profilleri ile model tahminlerinin karşılaştırılması, atmosfer derinliğine bağlı element bolluklarını içeren modelleri denetlemekte mükemmel bir yoldur.

Yıldız astrofiziğinde hassas/güvenilir/doğru spektrofotometri, gelecekteki bilimsel gelişmelerde, gökadaların evrimini ve evrenin hikayesini anlamamızın kalbinde kritik önem taşır. Spektrofotometri Güneş Sistemini, bulutsuları, yıldız kümelerini ve gökadaları çalışmakta da önemli bir teknik olabilir. (Adelman 2011).

Kaynaklar

Adelman, S. J., 2011, Astrophysics and Space Science Library, 373, 189.

Adelman, S. J., Pyper, D. M., Shore, S. N., White, R. E., Warren, W. H. Jr, 1989. A & AS 81, no. 2, 221-223.

Adelman, S. J., Pyper, D. M., Lopez-Garcia, Z., and Caliskan, H., 1995. A&A, 296, 467.

Adelman, S. J., Pintado, O. I., Nieva, M. F., Rayle, K. E., Sanders, S. E., 2002, A&A, 392, 1031-1037.

Adelman, S. J., Gulliver, A.F., Smalley, B., Pazder, J. S., Younger, P. F., Boyd, L. J., Epand, D., Younger, T., 2007, ASP Conference Series, 364, 255.

Adelman, S. J., and Rayle, K. E., 2000, A&A, 355, 308-314.

Ardeberg, A. and Virdefors, B., 1980. A & AS, 40, 307-318.

Breger, M. 1976a., APJ, 32, 7.

Glushneva, I. N., Doroshenko, V. T., Fetisova, T. S., Khruzina, T. S., Kolotilov, E. A., Mossakovskaya, L. V., Ovchinnikov, S. L., Voloshina, I. B., 1998, VizieR On-line Data Catalog: III/208.

Gunn, J. E., and Stryker, L. L., 1983 APJ, 52, 121-153.

Moon ,T.T. and Dworetsky, M.M., 1985, MNRAS, 217, 305-315.

Schaller ,G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., 1992, A&AS, 96, 269-331.

BG Vul : GÜNEŞ BENZERİ ÇİFT YILDIZIN FOTOMETRİK ÇÖZÜMÜ

Mehmet TANRIVER[1]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Talas yolu, 38039, KAYSERİ*
e-posta: mtanriver@erciyes.edu.tr

ÖZET:
G2V tayf türünde olan yıldızların fotometrik çözümü üzerinde durulmuştur. The All Sky Automated Survey kataloğunda yer alan güneş benzeri bir yıldızın V bandındaki fotometrik çözümü yapılmıştır. Çözüm sonucunda Güneş değerlerine çok yakın mutlak parametreler elde edilmiştir. Lekesiz çözüm gerçekleştirilerek ışık eğrisi ile en iyi uyum sağlanmıştır.
Anahtar kelimeler: *Yıldızlar, çift yıldızlar, örten çift yıldızlar, Güneş, Güneş benzeri çift yıldızlar,*

1. GİRİŞ:

Öncelikle The All Sky Automated Survey kataloğunda Güneş benzeri yıldızlar seçilmiştir. Bunlar arasından 211924+2202.7 ID numaralı yıldız (BG Vul) öncelikle ele alınmıştır. Bu yıldıza ait bilgiler aşağıdaki tablo1 de verilmiştir.

Tablo1. Yıldıza ait bilgiler (The All Sky Automated Survey kataloğu)

ID	RA (2000)	DEC (2000)	Period [days]	To 2450000+	V [mag]	V Amp [mag]	Class
211924+2202.7 (BG Vul)	21:19:24	22:02:42	0.403236	5071.3537	12.275	0.607	EC

J	H	K	V-J	V-H	V-K	J-H	H-K	J-K
11,13	10,83	10,78	1,145	1,445	1,495	0,3	0,05	0,35

211924+2202.7 ID numaralı yıldızın (BG Vul) literatür taraması yapıldığında çok az sayıda katalog çalışmasında yer aldığı görülmüştür ve herhangi bir literatür çalışması yoktur. Sadece minimum zamanlarına ilişkin birkaç makale vardır. Katalogtaki verilere göre yıldız kısa dönemli tutulma gösteren (EC - Eclipsing Binary) bir değişendir. Güneş benzeri yıldızlar The All Sky Automated Survey kataloğunda seçilirken şunlara dikkat edilmiştir. Öncelikle Güneş'e ait U, B, V, R, I, J, H ve K bandlarındaki parlaklıklarına ihtiyaç vardır. Güneşin bu bandlardaki parlaklıklarına ait renkleri önceki çalışmamda (Tanrıver, 2012) elde ettiğim değerler kullanılmıştır (Tablo2.)

Tablo2. Güneşin renkleri / renk ölçekleri (Tanrıver 2012)

Teff	U-B	B-V	V-R	R-I	I-J	J-H
5798	0,1463	0,6457	0,4674	0,3403	0,436	0,3196
J-K	**V-H**	**V-I**	**V-J**	**I-K**	**V-K**	**H-K**
0,3777	1,4613	0,7053	1,1413	0,8157	1,5210	0,0572

The All Sky Automated Survey kataloğunda herhangi bir ID sahip yıldız için JHK parlaklıkları yanında V-J, V-H, V-K, J-H, H-K ve J-K renk ölçekleri de verilmektedir. Güneşe ait renk ölçekleri ile arasında da V-J, V-K ve J-K renk ölçekleri yer almaktadır. Öncelikle Güneşe ait V-J, V-K ve J-K renk ölçekleri değerlerine yakın yıldızlar The All Sky Automated Survey kataloğunda tarama yapılarak seçilmiştir. Görüldüğü üzere yıldızımıza ait V-J, V-K ve J-K renk ölçekleri değerleri ile Güneşe ait V-J, V-K ve J-K renk ölçekleri değerleri uyum içerisindedir (Tablo3.)

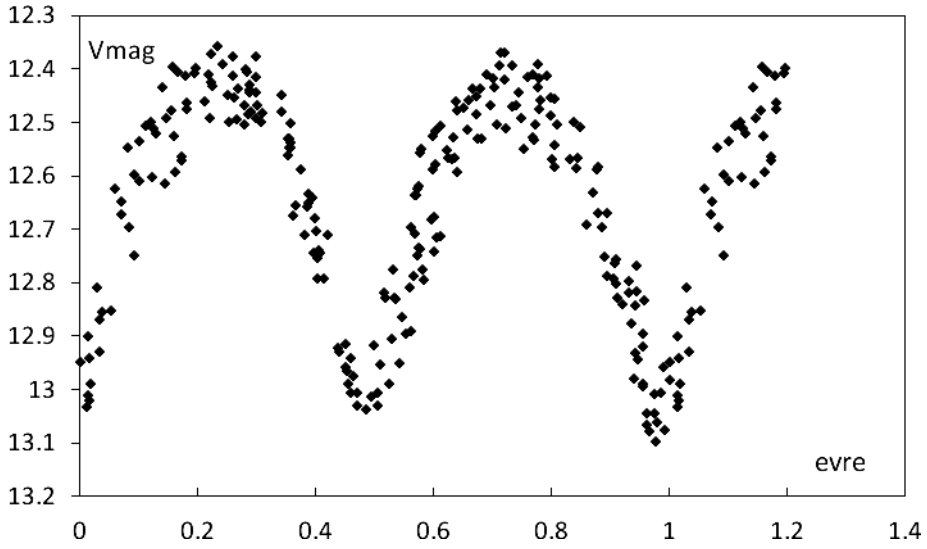
Tablo3. Güneş ve yıldızın renk ölçekleri karşılaştırması

	V-J	V-H	V-K	J-H	H-K	J-K
Güneş	1,1413	1,4613	1,5210	0,3196	0,0572	0,3777
211924+2202.7	1,145	1,445	1,495	0,3	0,05	0,35

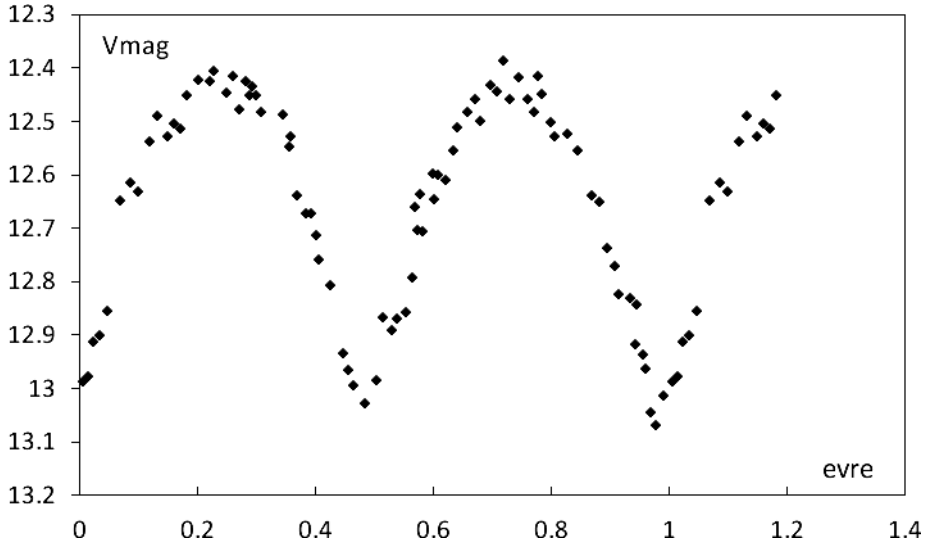
2. GÖZLEMLER VE FOTOMETRİK ÇÖZÜM

The All Sky Automated Survey kataloğunda 211924+2202.7 ID'ye sahip yıldızın (BG Vul) V bandınki ışık eğrisi alınmıştır. Bu banttaki gözlemsel veriler HJD ye karşılık parlaklık değerleri verileri katalogtan alınmıştır.

Yıldızın To ve P değerleri kullanılarak evre değeri hesaplanmıştır. Evreye göre oluşturulan ışık eğrisi aşağıdaki Şekil1 de verilmiştir.



Şekil1. Yıldızın evreye göre ışık eğrisi (V)



Şekil2. Yıldızın ortalamaevre-parlaklık ışık eğrisi (V)

Daha sonra her 3 noktada bir evre ve parlaklık ortalamaları alınmıştır. Ortalamalara göre oluşturulan ışık eğrisi aşağıdaki Şekil2 de verilmiştir.

Bu ışık eğrisine ait evre ve V parlaklık değerleri fotometrik çözüm yöntemlerinden biri olan Wilson-Devinney tabanlı PHOEBE arayüzü kullanılarak yıldızımızın fotometrik çözümü gerçekleştirilmiştir.

Fotometrik çözüm yapılırken bileşenlerden sıcak bileşen Güneş benzeri yıldız olarak alınmıştır. Diğer bileşen daha soğuk bileşen olarak alınmıştır. Çözüm esnasında öncelikle sıcak bileşen Güneş ile uyumlu olan fiziksel parametreleri sabit tutulmuştur. Bunun için baş yıldızın sıcaklığı, kütlesi ve yarıçapı Güneşin etkin sıcaklığı, kütlesi ve yarıçapına yakın olan 5800 K, 1M⊙ ve 1R⊙ alınmıştır ve sabit tutulmuştur. Diğer bileşenin kütlesi ise, baş yıldız ile birlikte oluşturacakları çift yıldız sisteminde genel çekim kanuna uygun olarak dolanma peryodunu (0,403236gün) verecek şekilde bir kütle seçilmiştir. Yoldaş yıldızın kütlesi 0.9M⊙ olarak alınmıştır. Dolayısıyla kütle oranıda 0,9 olarak alınmıştır. Çözüm sırasında birinci bileşene ait yüzey potansiyeli sabit tutulmuştur. İkinci bileşenin yüzey potansiyeli, değen bir çift sistem için uygun olan potansiyel değer alınmıştır. Birinci ve ikinci bileşene ait yüzey yansıma değerleri 0.5, çekim kararması değerleride her iki bileşen için 0.32 olarak alınmıştır. Kenar kararma sabitleri için van Hamme (1993) tabloları kullanılmıştır.

Çözüm sırasında yörünge eğim açısı, ikinci bileşenin sıcaklığı, birinci ve ikinci bileşenin yüzey potansiyeli serbest bırakılmıştır. Öncelikle Güneş parametrelerinden uzaklaşmamak kaydı ile serbest parametreler değiştirilmiştir ve en iyi uyum sağlanana kadar tekrarlanmıştır. Böylelikle gözlemsel ışık eğrimiz ile teorik ışık eğrimiz arasında uyum sağlanmıştır. Fotometrik çözüm sonucunda elde edilen parametreler aşağıdaki Tablo4 de verilmiştir.

Tablo4. Çözüm parametreleri

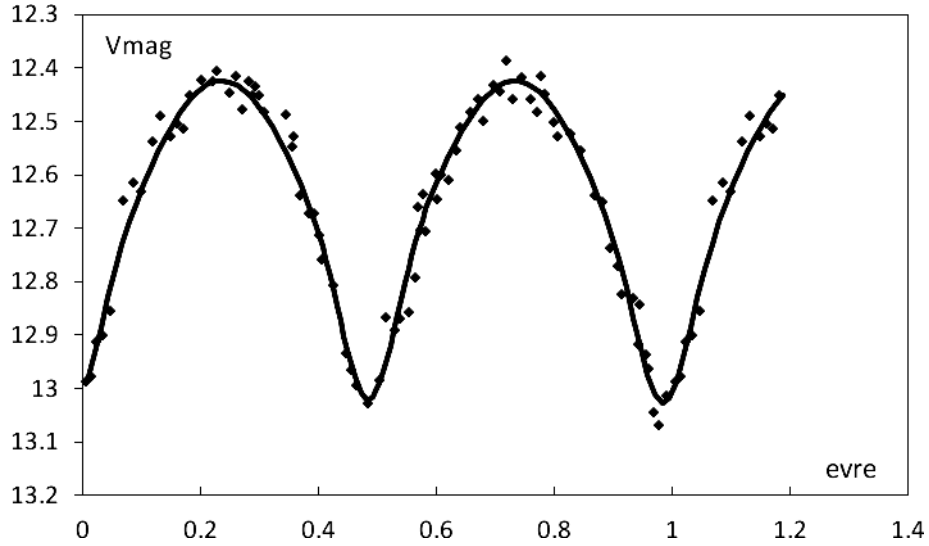
HJD (To)	2455071,3537	
Periyot (gün) (P)	0,403236	
Evre kayması (Phase shift)	-0,01629	
Yarı büyük eksen (SMA)	2,9 $R_{\odot}$	
Kütle oranı (q)	0.8997	
Yörünge eğim açısı (i)	74,86539	
Yörünge dış merkezliliği (e)	0.0	
Birinci Yıldızın etkin sıcaklığı (T1)	5868 K	
İkinci Yıldızın etkin sıcaklığı (T2)	5520 K	
Birinci yıldızın yüzey potansiyeli (Ω1)	3,43306	
İkinci yıldızın yüzey potansiyeli (Ω2)	3,43306	
Birinci yıldızın albedosu (A1)	0.5	
İkinci yıldızın albedosu (A2)	0.5	
Birinci yıldızın çekim kararması (G1)	0.32	
İkinci yıldızın çekim kararması (G2)	0.32	
Üçüncü cisim ışığı (L3)	0.0	
Birinci yıldızın kenar kararma sabitleri (X1, Y1)	0.64693	0.21261
İkinci yıldızın kenar kararma sabitleri (X2, Y2)	0.64491	0.21261

Bu parametreler ışığında sistemin mutlak parametreleri aşağıdaki tablo5 de verilmiştir.

Tablo5. Mutlak parametreler

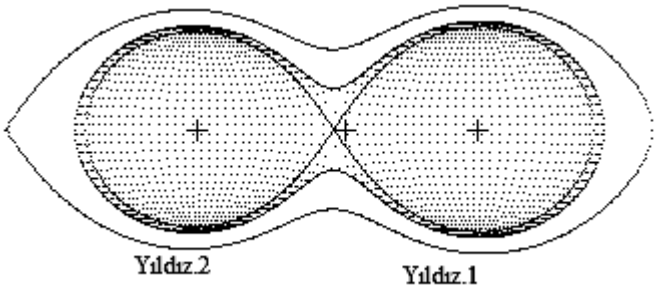
Ω(L1)	3,585553		**Mbol2**	4.299597
Ω(L2)	3,088007		**Mbol1**	4.663299
M1	1.062726 M⊙		**Log(g)1**	4,296357
M2	0.956422 M⊙		**Log(g)2**	4,289862
R1	1.213267 R⊙		**L1**	1,5966 L⊙
R2	1.159626 R⊙		**L2**	1,1421 L⊙

Bu çözüm parametreleri ışığında teorik ve gözlemsel ışık eğrilerini bir arada veren şekil aşağıda verilmiştir (Şekil3).



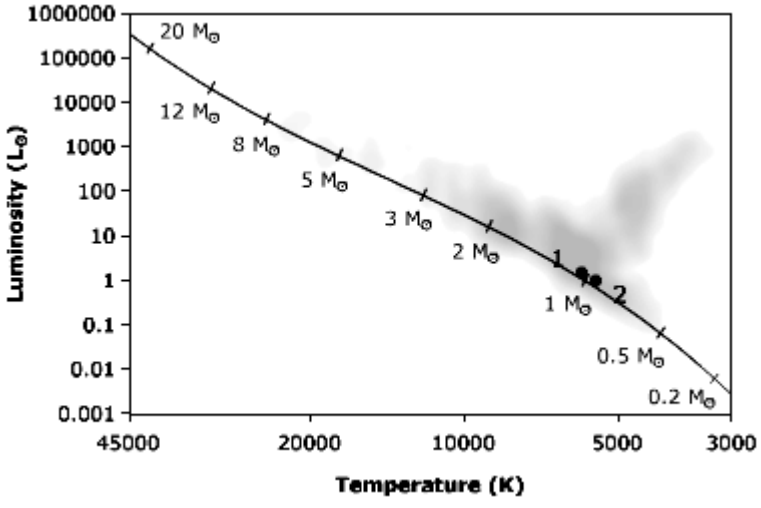
Şekil4. Yıldızın teorik ve gözlemsel ışık eğrisi (V)

Sisteme ilişkin Roche lobları aşağıda Şekil5 da verilmiştir.



Şekil5. Sisteme ilişkin Roche yüzeyleri.

Sistemi oluşturan bileşen yıldızların HR diagramındaki yerleri aşağıdaki Şekil6 de verilmektedir.



Şekil6. Sistem bileşen yıldızlarının HR diagramındaki konumları

3. SONUÇ

The All Sky Automated Survey kataloğunda 211924+2202.7 ID'ye sahip değişen yıldız (BG Vul), tutulma gösteren aşırı değen bir çift yıldız sistemidir. Birinci ve ikinci bileşen yıldız çözüm sonucunda evrimleşmiş, roche lobunu doldurmuş, anakoldan bir yıldız olarak karşımıza çıkmaktadır. HR diagramındaki yerleri ise yukarıdaki şekilde gösterilmektedir. Birinci yıldız çözüm sonucunda tipik Güneş benzeri yıldız olarak karşımıza çıkmaktadır. Mutlak çözüm parametrelerine baktığımızda her iki bileşen yıldıza ait parametreler Güneş değerleri ile oldukça uyum içerisindedir. Bu yıldıza ilişkin daha hassas çözüm yapılabilmesi için tayfsal ve optik gözlemlerinin yapılması gerekmektedir.

4. KAYNAKLAR

Wilson, R.E., Dewinney, E.J., 1971, Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, ApJ, 166, 605

van Hamme, W., 1993, New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves, AJ, 106, 2096.

Pojmanski, G., 1997, *The All Sky Automated Survey*, Acta Astronomica, **47**, 467

Paczynski, B., Szczygiel, D., Pilecki, B., Pojmanski, G. 2006, *Eclipsing binaries in the All Sky Automated Survey catalogue* MNRAS, 368, 1311

Tanrıver, M., 2010, "Güneş Benzeri Çift Yıldızların Fotometrik Çözümü", Güneş ve Güneş Benzeri Yıldızlar Sempozyumu, İstanbul Üniversitesi, İstanbul

Tanrıver, M., 2012, "Güneş ve Güneş benzeri Yıldızların UBVRI ve infrared renk ölçekleri:ASAS kataloğu", XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, İnönü Üniversitesi, Malatya.

The University of Nebraska-Lincoln astronomy education, Eclipsing Binary Stars Simulator, http://astro.unl.edu/naap/ebs/animations/ebs.html

W UMa TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT SİSTEM TU BOO'NUN YÖRÜNGE DÖNEMİ ANALİZİ

Merve KUTLUALP[1,2], Naci ERKAN[1,2], Caner ÇİÇEK[1,2], Ahmet BULUT[1,2]

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM) ve Ulupınar Gözlemevi, Terzioğlu Kampüsü 17100, Çanakkale*
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale*
(mervekutlualp@gmail.com, nacierkan@comu.edu.tr)

Özet: Bu çalışmada W UMa türü bir sistem olan TU Boo'nun güncellenmiş minimum verileri kullanılarak, yörünge dönemi analizi yapılmıştır. O-C değişimleri incelendiğinde, çiftin aşağı parabol üzerine binmiş çevrimsel bir değişim gösterdiği görülmüştür. Aşağı parabolik O-C değişimi, çiftin yörünge döneminin sürekli azaldığını gösterir. Çevrimsel yapılı (sinüs fonksiyonu ile ifade edilen) O-C değişimi, üçüncü bir cismin neden olduğu ışık-zaman etkisi olarak tartışılmıştır. Çiftin O-C verisine fit edilen sinüs eğrisi, sisteme kütleçekimi ile bağlı üçüncü cismim varlığı ile açıklanabilir.

1. Giriş

TU Boo [$\alpha=14^{sa}\ 04^{dk}\ 59^{s}$, $\delta=+30^{o}\ 00'\ 00''$, $m_v\approx12$ kadir], kısa periyotlu bir W UMa türü sistemdir (P=0,324 gün). İlk olarak Guthnick ve Prager (1926), tarafından bulunan sistem, Schwassmann ve Van Rhijin'in (1947) çalışmaları sonucu G3 tayf türüne ait olduğu belirlenmiştir. Niarchos ve ark. (1982) tarafından B ve V filtrelerindeki ışık eğrileri çözümlenerek modellenen sistemden fotoelektrik parametreler elde edilmiş ve aynı zamanda sistemin aşırı değen bir çift sistem olduğu belirlenmiştir.

Sitemin belirgin dönem değişimini gösterdiği Niarchos ve ark. (1996) tarafından bildirilmiştir. Coughlin J. L. ve ark. (2008) dönem değişimini farklı olası durumlar için incelemişler ve farklı zamanlardaki dönem değişimlerini oluşturacak korunumlu kütle aktarım miktarlarını hesaplamışlardır.

2. Gözlem Verileri ve Yörünge Dönemi Analizi

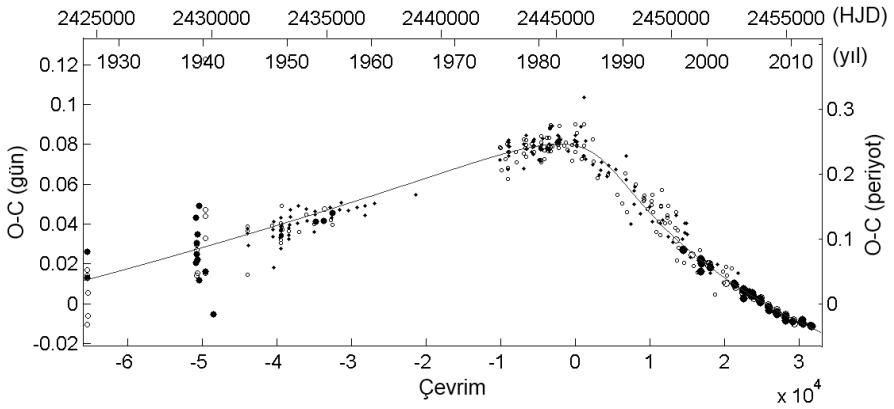
O-C analizinde kullanılan gözlemsel verinin çoğu Kreiner ve ark. (2001)'ndan alınmış olup yeni minimum zamanlarıyla güncellenmiştir. Ayrıca sistemin Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM)'ne bağlı Ulupınar Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerinden elde edilen minimum zamanları da analizde kullanılmıştır. Çalışmada kullanılan minimum zamanlar; üç farklı süzgeçte (BVR) yapılan gözlemlerden, Kwee Van Woerden yöntemiyle (1956) her bir süzgeç için ayrı ayrı bulunan ve ortalamaları alınan değerlerdir. Bu gözlemler sonucunda bulunan minimum zamanlar hatalarıyla birlikte aşağıda verilmiştir:

2456047,49677 ± 0,00009 (Min I)
2456047.33484 ± 0,00008 (Min II)
2456055,44235 ± 0,00010 (Min II)

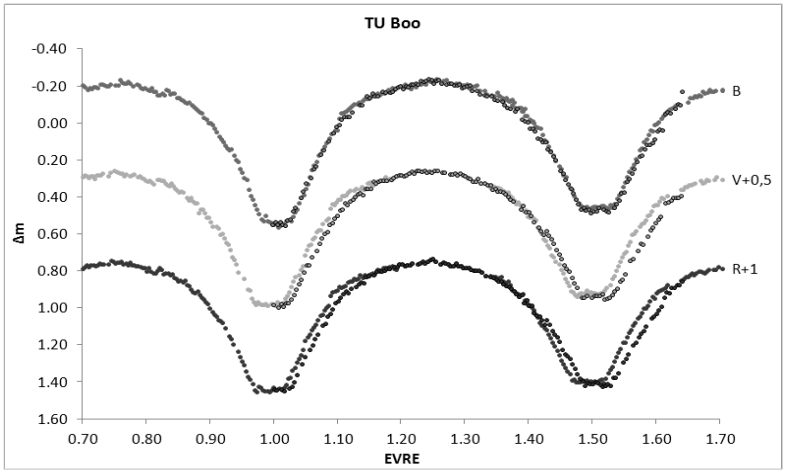
Sistemin O-C analizi, Zasche, P. ve ark. (2009) tarafından yazılan LITE programı ile yapılmıştır. Analiz sonucu bulunan değerler Çizelge 1'de gösterilmiştir. Sistemin O-C değişimi en iyi olarak bir parabol ve üzerine bindirilmiş bir sinüs değişimiyle ifade edilmiştir. Analiz sonucu bulunan aşağı doğru parabol değişimi için olası açıklama, W UMa sistemler için kütle aktarımı olarak öngörülür. Dönemli değişiminin kaynağı ise sistemde görülemeyen olası bir üçüncü cisim gösterilebilir (Irwin, 1959). TU Boo'nun sinüslü değişiminin kaynağı olarak, sistemde var olan bir üçüncü cisim gösterilebilir.

Kruszewski (1966), Plavec (1968), Rucinsky (1974) ve diğerlerini referans alarak bileşenler arası korunumlu kütle aktarımı ile ilgili şu eşitliği yazabiliriz :

$$\frac{dm}{dt} = \frac{Mq}{3p(1-q^2)}\frac{dp}{dt} \quad \ldots\ldots\ldots\



Şekil 2 Parabolden arındırılmış sinüs fiti (*düz çizgi*) grafiği.



Şekil 3 TU Boo'nun ÇAAM Ulupınar Gözlemevi 40 cm'lik teleskobu gözlemleri ile BVR süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri (Nisan-Mayıs 2012).

Çizelge 1 TU Boo'nun O-C yörünge analizi sonuçları

Parametre	Değerler
T_0 (HJD)	2445816,30454 ± 0,0190
P (gün)	0,324285445779 ± 0,00000042
P_3 (gün)	126245,6935 ± 0,4313
P_3 (yıl)	345,651 ± 0,001
T_0 (HJD)$_{(3.\ cisim)}$	2447122,8340 ± 605,7567
A (gün)	0,080 ± 0,018
ω (derece)	133,420 ± 16,089
e (derece)$_{(3.\ cisim\ yörüngesi)}$	0,829 ± 0,047
Q (gün)	$(-0,0228 \pm 0,0001)\times10^{-10}$
sin *i* (AB)	23,122 ± 5,391
f(m_3)	0,0404 ± 0,0006
$M_3(i=90^o)$	0,658 ± 0,006
$M_3(i=60^o)$	0,784 ± 0,007
$M_3(i=30^o)$	1,617 ± 0,018
$\Sigma(res)^2$	0,0786

3. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada seçilen W UMa sistemin son minimum zamanlarının eklenmesiyle dönem analizi yapılmış ve ÇOMÜ Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerle ışık eğrisi elde edilmiştir (Şekil 3). Literatürdeki tüm minimum zamanların O-C diyagramında incelenmesiyle, TU Boo sisteminde bileşenler arasındaki kütle aktarımı sonucunda bir dönem değişimi meydana geldiğini bulunmuştur (bulunan parabolik değişim, Şekil 1). O-C eğrisindeki diğer değişim bir sinüs değişimi ile ifade edilmiştir (Şekil 1 ve 2). Bu çalışmada, on adet iterasyon sonucunda, gözüken bu sinüzoidal değişimin, sisteme kütle çekimi ile dahil olan olası bir üçüncü cismin ışık zaman etkisiyle ortaya çıktığını söyleyebiliriz.

Şekil 1; parabolün üstüne oturtulmuş sinüs fitidir ve büyük kütleliden küçük kütleli bileşene kütle aktarımı ve üçüncü cisme ait ışık zaman etkisini göstermektedir. Bulunan Q değerine karşılık büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarım miktarı, (1) eşitliğinden: $5{,}35\times10^{-9}$ M_Θ olarak hesaplanmıştır. Hesaplamada kullanılan bileşen kütleleri M_1=1,027 M_Θ ve M_2=0.510 M_Θ değerleri Coughlin J. L. ve ark. (2008)'den alınmıştır. Şeklin alt kısmında ise kuramsal modelin gözlem noktalarından farkı görülmektedir.
Şekil 2'de parabolden arındırılmış bir sinüs grafiği, yani sadece üçüncü cismin ışık zaman etkisi gösterilmiştir.

Daha önceki çalışmalarda sistemin ışık eğrisinde O'Connell etkisi görüldüğü halde bizim ışık eğrimizde (Şekil 3) belirgin bir O'Connell etkisi gözlenmemiştir. Ancak Şekil 3'teki ışık eğrilerinden görüldüğü gibi, iki farklı gözlem gününde minimumların iniş ve çıkışlarında belirgin parlaklık farkları gözlenmiştir. Daha önceki çalışmalardan sistemin yüzey manyetik etkinliği nedeniyle aktif olduğu bilindiğinden, bu parlaklık farkları da, yıldız yüzeyinde kendisini yıldız lekeleri olarak gösteren manyetik etkinliğin bir sonucu olarak yorumlanabilir.

4. Kaynaklar

Coughlin Jeffrey L., Dale Horace A. III, Williamon Richard M., 2008, AJ, 136, 1089C
Coughlin J. L., 2010, arXiv,1004.1395C
Guthnick P., Prager R., 1926, Astron. Nachr., 228, 99
Irwin J. B., 1959, AJ 64, 149
Kaluzny J., Rucinski S. M., 1993, in ASP Conf. Ser. 53, Blue Stragglers (San Francisco, CA: ASP)
Kruszewski A., 1966, Adv. Astron. Astrophys., 4, 233
Kreiner J. M., Kim, C.-H., Nha, I.-S., 2001, *An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars*
Kwee K.K., van Woerden, H., 1956, BAN 12, 327
Lucy L. B., 1968, ApJ, 151, 1123
Lucy L. B. 1976, ApJ, 205, 208
Nakamura Y., Yamasaki A., Kitamura, M., 1984, PASJ, 36, 277
Niarchos P.G. Hoffmann M., Duerbeck H. W., 1996, A&AS, 117, 105N
Plavec M., 1968, Adv. Astron. Astrophys., 6, 202
Rucinski S. M., 1997, AJ, 113, 1112
Rucinski S. M., 2000, AJ, 120, 319
Stepien K., 2006, AcA, 56, 199
Zasche P., Liakos A., Niarchos P., Wolf M., Manimanis V., Gazeas K., 2009, New Astronomy, Volume 14, Issue 2, p. 121-128

W UMa TÜRÜ V1363 ORİ SİSTEMİNİN FOTOMETRİK İNCELENMESİ

Neslihan ALAN[1], Mehmet ALPSOY[1]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, ANKARA
(neslihan.alan@gmail.com, mehmet.alpsoy87@gmail.com)

Özet: V1363 Ori örten çift yıldız sisteminin, 2010 yılında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan 40 cm çapındaki Cassegrain türü teleskopa bağlı Apogee ALTA U47 CCD kamerası ile gözlemleri yapıldı. Gözlemler sonucunda, sistemin Johnson BVRI filtrelerindeki ışık eğrileri elde edildi. Bu ışık eğrileri sistemin fiziksel parametrelerini belirlemek üzere, tayfsal verilerle birlikte Wilson-Devinney yöntemine dayanan PHOEBE programı kullanılarak modellendi. Çalışma sonucunda sisteme ilişkin güncel fiziksel parametreler hesaplandı.

1. Giriş

V1363 Ori sistemi Hipparcos uydusu tarafından keşfedilmiştir (ESA 1997). Daha sonra değişen yıldızların 74. özel isim listesinde dönemi 0.431915 gün olan W UMa türü örten bir çift sistem olarak yer almıştır (Kazarovets vd. 1999). Kütle oranı, değme derecesi ve yörünge eğimini saptamak amacıyla, sistemin Hipparcos gözlemleri Selam (2004) tarafından analiz edilmiştir. Tayfsal kütle oranı q=0.205 ve erken-orta F tayf türünden bir anakol sistemi olduğu tahmin edilmektedir (Pych vd. 2004).

2. Gözlemler ve İndirgeme

V1363 Ori sisteminin fotometrik gözlemleri, Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde bulunan 40 cm çapındaki Cassegrain teleskopa bağlı Apogee ALTA U47 CCD kamerası kullanılarak Johnson BVRI filtrelerinde, 9 Kasım 2010 ve 23 Aralık 2010 tarihlerinde gerçekleştirildi. GSC 4750 995 ve GSC 4750 1148 yıldızları sırasıyla mukayese ve denet yıldızları olarak kullanıldı. Gözlemler boyunca mukayese ve denet yıldızlarının ışığında bir değişim gözlenmedi. V1363 Ori ile kullanılan mukayese ve denet yıldızlarının katalog bilgileri Tablo-1'de verilmektedir. Gözlemler sonucunda B-V-R-I filtrelerinde sırasıyla 552, 526, 547, 568 adet gözlem verisi elde edildi. Mukayese yıldızının gözlemlerinden faydalanarak gecelik sönümleme katsayıları hesaplandı. Bir gözlem noktası için tahmin edilen belirsizlik B, V, R ve I fitreleri için sırasıyla $0^m.104$, $0^m.106$, $0^m.083$ ve $0^m.078$ mertebesindedir. Gözlemlerden sağlanan minimumlardan Kwee and van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak iki adet minimum zamanı elde edildi. Işık eğrileri oluşturulurken elde ettiğimiz yeni minimum zamanları ile literatürden alınan minimum zamanları kullanılarak tarafımızdan hesaplanan aşağıdaki düzeltilmiş doğrusal ışık elemanları kullanıldı. Elde edilen ışık eğrilerinin karakteristikleri Tablo-2'de verilmiştir.

$$HJD\ MinI = 2453317.6973\ (\pm 0.0016) + 0.43192236\ (\pm 0.00000044) \times E$$

Tablo-1 V1363 Ori ile Mukayese ve Denet yıldızlarının katalog bilgileri

	V1363 Ori	**GSC 4750 995**	**GSC 4750 1148**
α(2000)	$05^{sa}\ 07^{dk}\ 02^{s}$	$05^{sa}\ 06^{dk}\ 51^{s}$	$05^{sa}\ 06^{dk}\ 38^{s}$
δ(2000)	-00° 47' 33"	-00° 53' 26"	-00° 52' 15"
Tayf Türü	F8	-	G5
Parlaklık (V)	$10^{m}.35$	$11^{m}.19$	$9^{m}.77$

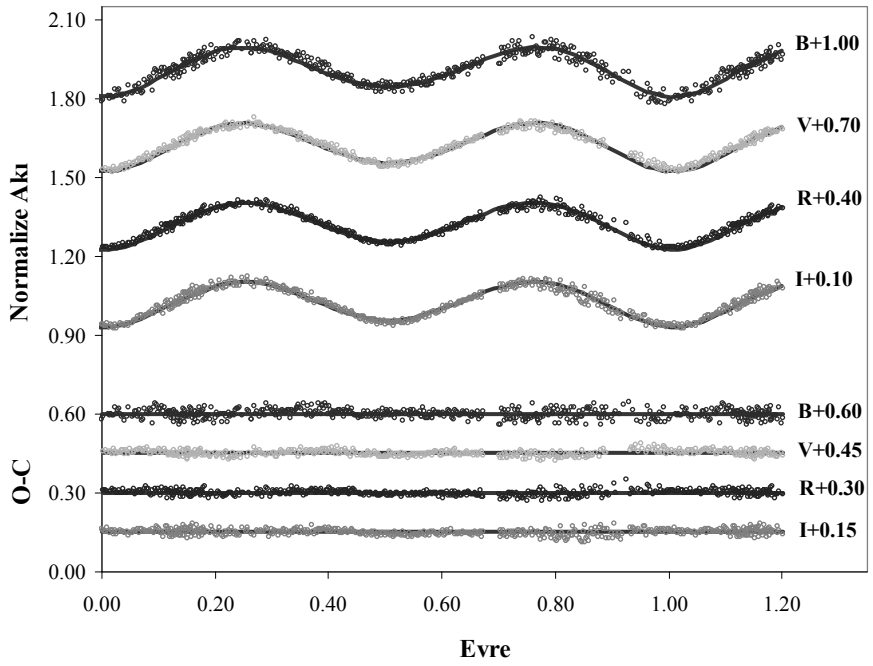
Tablo-2 V1363 Ori Sisteminin ışık eğrisi karakteristiği

	B Filtresi	**V Filtresi**	**R Filtresi**	**I Filtresi**
Maks. I Seviyesi (0.25 Evresi)	-0.821	-0.777	-0.777	-0.787
Maks. II Seviyesi (0.75 evresi)	-0.804	-0.776	-0.771	-0.784
Min. I Seviyesi (0.00 Evresi)	-0.586	-0.578	-0.582	-0.595
Min. II Seviyesi (0.50 Evresi)	-0.639	-0.599	-0.601	-0.609
ΔMaks.=Maks. I - Maks II	-0.017	-0.001	-0.006	-0.003
ΔMin.= Min. I - Min. II	0.053	0.021	0.019	0.014
Min. I Derinliği	-0.235	-0.199	-0.195	-0.192
Min. II Derinliği	-0.165	-0.177	-0.170	-0.175

3. Işık Eğrisi Analizi

Bu çalışmada V1363 Ori'nin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen B-V-R-I filtrelerindeki ışık eğrileri ve Pych vd. (2004) tarafından tayfsal gözlemlerle elde edilen dikine hız eğrisi Wilson ve Devinney (1971) tarafından geliştirilen ve çift yıldızların ışık eğrisi çözümlerinde kullanılan bilgisayar programını esas alan PHOEBE (Prsa ve Zwitter (2005)) programı ile eş zamanlı olarak çözüldü. Çözüm sonucunda sistemin en güncel yörünge ve fiziksel parametreleri elde edildi. Gözlemsel ışık eğrileri normalize ışınım akılarına dönüştürülerek kullanıldı. Sistemin literatür bilgilerine bakıldığında A türü bir W Uma olduğu görüldü (Bilir vd. 2005, Selam 2004, Pych 2004). Bu nedenle programda sistemin doğasına uygun olarak aşırı değen sistemlerin çözümü için uygulanan MOD-3 ile çözüm gerçekleştirildi. Çekim kararma katsayıları ve bileşen yıldızların bolometrik albedoları literatürdeki teorik değerler esas alınarak sırasıyla $g_1=g_2=0.32$ (Lucy 1967) ve $A_1=A_2=0.5$ (Rucinski 1969) olarak belirlendi. Kütle oranı ($q=m_2/m_1=0.205$) ve kütle merkezinin dikine hız değeri (V_γ=+37 km/s) Pych vd. (2004) tarafından belirlendiği şekilde alındı ve çözüm boyunca sabit tutuldu. Birinci bileşenin etkin sıcaklığı (T_1) Allen'ın cüce yıldızlar için verilen kalibrasyon tablolarından (Cox 2000) sistemin tayf türüne (F8) uygun olacak şekilde (6250 K) seçildi ve çözüm boyunca sabit tutuldu. Logaritmik kenar kararma katsayıları x_1, y_1, x_2 ve y_2 van Hamme'nin (1993) tablolarından ara değer bulma yöntemiyle program tarafından otomatik olarak hesaplandı. Bileşenlerin eş dönme gösterdiği ($F_1=F_2=1$) ve yörüngenin çember olduğu (e=0) varsayıldı. Yörünge eğim açısı (i), bileşenlerin yüzey potansiyelleri (Ω_{12}), ikinci bileşenin etkin sıcaklığı (T_2), birinci bileşenin kesirsel monokromatik ışınım gücü (L_1) ve Güneş yarıçapı biriminde yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu (a) çözümde serbest bırakıldı. Işık eğrilerinde özellikle ikinci minimum kanatlarında görülen asimetrinin leke kökenli olabileceği düşünüldü. Sistemin ışık eğrisi çözümünde bu asimetriyi açıklayabilmek için modelde ikinci bileşenin yüzeyine soğuk bir leke yerleştirildi. Bileşenlerin geç tayf türünden olması nedeniyle soğuk lekeli model tercih edilmiştir. Soğuk lekenin analiz sonucunda elde edilen

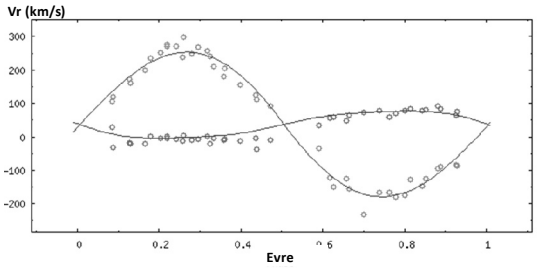
koordinatları; boylam λ=3°, enlem β=40°'dir. Lekenin açısal çapı θ=15° ve sıcaklık faktörü (T_f) ise 0.73'tür. V1363 Ori sisteminin ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi çözümlerinden elde edilen sonuçlar Tablo-3'te topluca listelenmektedir. Şekil-1'de sistemin B-V-R-I filtrelerindeki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile bu eğrilerin farkları, teorik modelin gözlemlerle olan uyumunun incelenebilmesi açısından verilmiştir. Işık eğrileri ile eşzamanlı çözülen dikine hız eğrilerine yapılan teorik fitler Şekil-2'de gösterilmektedir. Şekil-3'te ise sistemin geometrik görünümü verilmiştir.



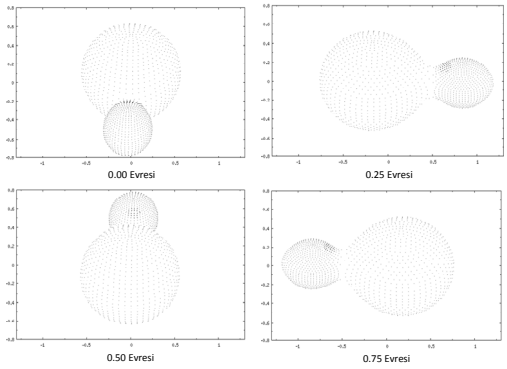
Şekil-1 V1363 Ori sistemi için Johnson BVRI filtrelerinde elde edilen kuramsal ışık eğrisi (sürekli çizgi) ile gözlemsel ışık eğrilerinin karşılaştırması

Tablo-3 V1363 Ori sisteminin ışık eğrisi analizi sonuçları

Parametre	Değer
i (°)	54.0059 ± 0.2601
T_1, T_2 (K)	6250, 5550 ± 435
M_1, M_2 ($M_\odot$)	1.2335, 0.2528
R_1, R_2 ($R_\odot$)	1.5282, 0.8081
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.1427 ± 0.0075
$\log(g)_1$, $\log(g)_2$ (cgs)	4.1606, 4.0258
$M_{bol\,1}$, $M_{bol\,2}$	5.4240, 3.5245
q (m_2/m_1)	0.205
V_γ (km/s)	+37
a ($R_\odot$)	2.7413±0.0092
f (değme oranı)	0.7841
x_1 (B, V, R, I)	0.8156, 0.7256, 0.6329, 0.5409
y_1 (B, V, R, I)	0.8434, 0.7729, 0.6817, 0.5861
x_2(B, V, R, I)	0.2079, 0.2673, 0.2767, 0.2657
y_2 (B, V, R, I)	0.1022,, 0.2097, 0.2371, 0.2360
L_1/L_T (B, V, R, I)	0.8874, 0.8667, 0.8540, 0.8436
$\Sigma(O-C)^2$ (B, V, R, I)	0.1659, 0.0571, 0.0635, 0.0778



Şekil-2 Işık eğrileri ile eşzamanlı çözülen dikine hız eğrilerine yapılan teorik fitler



Şekil-3 V1363 Ori sisteminin farklı evrelerdeki geometrik görünümü

4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışma ile V1363 Ori sisteminin 2010 yılında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde B, V, R ve I filtrelerinde elde edilen ışık eğrileri sistemin en güncel dikine hız verileri ile birlikte eşzamanlı olarak PHOEBE (Prsa ve Zwitter 2005) programı yardımı ile modellendi. Analiz sonucunda hesaplanan, sisteme ilişkin parametreler Çizelge 3'te listelenmiştir. Bu çalışma ile sistemin güncel yörünge ve fiziksel parametreleri elde edilmiştir. İkinci bileşen yüzeyinde soğuk bir leke varlığı ile yapılan model gözlemsel noktalarla oldukça uyumludur. Ayrıca analizler esnasında normal noktalar yerine doğrudan gözlemsel verilerin kullanılması sisteme ilişkin elde edilen geometrik ve fiziksel parametrelerin daha gerçekçi değerlere ulaşmasını sağlamıştır.

5. Kaynaklar

Bilir, S. vd.: Kinematics of W Ursae Majoris Type Binaries and Evidence of the Two Types of Formation. MNRAS 357 (2005) 497-517

Cox, A.N.:Allen's astrophysical quantities. ISBN: 0387987460 (2000)

ESA, The Hipparcos & Tycho Catalogues, SP-1220, 1997

Kazarovets, E. V., vd.: The 74th Special Name-list of Variable Stars. IBVS 4659 (1999)

Kwee, K. K. & van Woerden, H.: A Method of Computing Accurately The Epoch of Minimum of An Eclipsing Variable. BAN 12 (1956) 327

Lucy, L.B.: Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. ZA 65 (1967) 89-92

Pych, W.: Radial Velocity Studies of Close Binary Stars IX. AJ 127 (2004) 1712-1719

Prsa, A., & Zwitter, T.: A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I.Demonstrations and Perspectives. ApJ 628 (2005) 426-438

Rucinski, S.M.: The Proximity E_ects in Close Binary II. The Bolometric Reection E_ect for Stars with Deep Convective Envelopes. AcA 19 (1969) 245

Selam, S. O.: Key parameters of W UMa-type contact binaries discovered by HIPPARCOS. A&A 416 (2004) 1097-1105

Van Hamme, W.: New Limb-Darkening Co_cients for Modeling Binary Star Light Curves. AJ 106 (1993) 2096

Wilson, R.E. & Devinney, E.J.: Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cyg. ApJ 166 (1971) 605-619

RX CASSİOPEIA VE SX CASSİOPEIA ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARINDA KÜTLE AKTARIMI VE KÜTLE KAYBI ÜZERİNE BİR ÇALIŞMA

Oğuz ÖZTÜRK[1], Ahmet ERDEM[2] ve Caner ÇİÇEK[3]

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17020 Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale*
eposta: oguzozturk@comu.edu.tr
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17020 Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale*
eposta: aerdem@comu.edu.tr
[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17020 Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale*
eposta: ccicek@comu.edu.tr

Özet: Yayınlanmış olan tüm minimum zamanlar kullanılarak RX Cas ve SX Cas örten çift yıldızlarının dönem analizi yapılmıştır. O-C diyagramlarının ikinci dereceden bir polinom üzerine binmiş bir yapı ile temsil edilebileceği görülmüştür. Bu değişimler, bileşenler arası kütle aktarımı ve sistemden kütle kaybı mekanizmalarıyla açıklanmıştır. Dönem analizi sonucunda, RX Cas sisteminde bileşenler arası kütle aktarımının, SX Cas sisteminde ise sistemden kütle kaybının baskın mekanizmalar olduğu görülmüştür.

Tout ve Hall (1991)'un çalışması klasik Algol türü sistemlere uygulanarak, dönemdeki değişimin döneme oranı, sistemden kütle kaybı ve kütle aktarımı terimlerinin toplamı olarak elde edilmiştir. Bu bağıntı yardımı ile RX Cas sisteminde bileşenler arası kütle aktarım hızı ve SX Cas sisteminde ise sistemden kütle kaybı hızı bulunmuştur.

1. Giriş

RX Cas ve SX Cas örten çift yıldızları W Serpentis grubuna giren örten çift yıldızlardır. W Serpentis grubu üyelerinde görülen en önemli özellik yüksek hızda, sistemden kütle kaybı ve kütle aktarımı mekanizmalarının varlığıdır. Bu grup üyelerinde görülen güçlü ultraviyole ışınımı, grup üyelerinin diğer önemli bir özelliğidir.

Tablo-1 RX Cas ve SX Cas sistemlerinin fiziksel parametreleri

Parametre	RX Cas	Referans	SX Cas	Referans
i (derece)	88.0	[20]	88.8	[16]
Tayf Türü	A5III+G3III	[20]	B7+K3III	[16]
Bileşenler arası uzaklık ($R_\odot$)	45.47	[6]	86	[18]
$M_1(M_\odot)$	5.9	[19]	5.1±0.4	[3]
$M_2(M_\odot)$	3.7	[19]	1.5±0.4	[3]
$R_1(R_\odot)$	2.5	[5]	3.0±0.4	[3]
$R_2(R_\odot)$	23.5±1.2	[5]	23.5±1.3	[5]

1.1 RX Cas Örten Çift Yıldız Sistemi

RX Cas (GSC 04313-00258, V~ 9.00) dizgesinin ışık eğrisi kendisini çevirimden çevirime tekrarlamamaktadır (Struve, 1944), düzenli ve $P = 517.6$ gün kadar uzun dönemli bir değişim görülmektedir (Gaposchkin, 1944). Kalv (1979), ışık eğrisinde görülen bu uzun dönemli değişimin dönemini $P = 516$ gün olarak belirlemiştir. Işık eğrisindeki iki maksimum aynı derinlikte değildir, aralarında Δm=0.2 kadir kadar bir fark vardır (Strupat, 1987). Sistemin ilk sayısal modelini öneren kişi Martynov (1950,

1981) dur. RX Cas dizgesi soğuk bir (G3-7) dev ve yoğun bir kabuk ile çevrelenmiş sıcak bir bileşenden oluşmaktadır (Taranove, 1997). Kalv (1979) ve Kriz ve ark. (1980), sistemin döneminin arttığını ve $dP/P = 10^{-7}$ yıl^{-1} olduğunu söylemişlerdir. Aynı zamanda, sistemde çok güçlü bir kütle aktarımının var olduğunu ve bu aktarımın soğuk bileşenden sıcak bileşene doğru olduğunu belirtmişlerdir. Pustylnik ve ark. (2007) sistemin yörünge dönemini $P = 32.32739$ gün olarak elde edilmiştir. Bu değer, Kreiner ve ark. (2001) belirlemiş olduğu yörünge döneminden ($P = 32.3228$ gün) biraz daha büyüktür ve dolayısı ile dönemde bir artış söz konusudur. Pustylnik ve ark. (2007), $dP/P = 10^{-7}$ yıl^{-1} değeri ve RX Cas dizgesinde korunumlu kütle aktarımı kabulü altında, daha ağır birinci bileşen kendi Roche lobunu doldurduğunda, birinci bileşenden ikinci bileşene aktarılan kütle miktarı hızını 10^{-6} $M_\odot$/yıl olarak belirlemişlerdir. Dönem değişimine sebep olarak, sistemden kütle kaybı ve sistemdeki kütle aktarımı mekanizmaları önerilebilir. RX Cas sisteminin fiziksel parametreleri ve alındıkları kaynaklar Tablo 1 de verilmiştir.

1.2 SX Cas Örten Çift Yıldız Sistemi

Struve (1944), SX Cas (GSC 03656-01637, V~8.96) sisteminin tayfsal incelemesini yapmış ve sistemin A6III tayf türünde birinci bileşene ve daha büyük ve daha az kütleli G6III tayf türünde ikinci bir bileşene sahip olduğunu söylemiştir. Struve bu çalışmasında, A tayf türünün birinci bileşeni saran kabuktan ileri geldiğini belirtmiştir. Gözlemler, soğuk bileşenden sıcak bileşene bir gaz akışı ile ve sıcak bileşenin etrafında biriken bir disk ile açıklanmıştır. Koch (1972) UBV verilerini Russell-Merrill yöntemi ile analiz ederek sistemin ilk kabul gören fotometri elemanlarını belirlemiştir. Tüm ışık eğrileri, ikinci minimumun birinci minimumdan daha geniş olduğunu göstermektedir. Günther (1959) bu durumu, birinci bileşenin etrafındaki diskteki elektron saçılması ile açıklamıştır. Andersen (1973), sistemin tayfsal incelemesini yaparak, $M_1=5M_\odot$, $M_2=2M_\odot$, $R_1=8R_\odot$ ve $R_2=21R_\odot$ değerlerini elde etmiştir. Andersen (1973), birinci bileşenin çok ağır olduğunu, A-tayf türüne sahip bir kabuk ile örtüldüğünü ve ikinci bileşenin ise kendi Roche lobunu büyük oranda doldurmadığını belirtmiştir. van Houten (1981), birinci bileşeninin geç B tayf türünde bir yıldız olması gerektiğini söylemiştir. Palvec ve ark. (1982) ise $T_e=13000$K sıcaklıklı bir B7 tayf türüne sahip birinci bileşene sahip olduğunu, K3III tayf türünde ikinci bir bileşene sahip olduğunu, birinci bileşeni örten geç A tayf türü ve $T_e=8500$K sıcaklıklı bir kabuğun olduğunu ve uzak UV bölgede salma çizgilerinin görüldüğünü söylemiştir. Sıcak bileşenin etrafında görülen disk, sistemin ışık eğrisini etkilemektedir (Pavlovski ve Kriz, 1985). Andersen ve ark. (1988), sistemin ikinci bileşeni için elde edilen dikine hız eğrileri ile sistemin temel geometrik konfigürasyonunun ve sistemin gözlenen özelliklerini, yarı-ayrık model ile açıklamışlardır. Birinci bileşen, geometrik ve optik olarak belirgin olan A tayf türünde bir disk ile çevrelenmiştir ve bu disk, K3III tayf türüne alt dev olan ikinci bileşenden aktarılan kütle ile beslenmektedir (Andersen ve ark., 1988). Piirola ve ark. (2006), sistemde serbest elektronların saçılması ile meydana gelen lineer polarizasyonu incelemiş ve sistemdeki yıldız çevresindeki zarfların dağılımı ve yoğunluğu hakkında bilgi vermişlerdir. SX Cas sisteminin dönem analizi ile ilgili çalışma E. F. Guinan ve S. Tomczyk tarafından 1979 yılında yapılmıştır. Bu çalışmada sistemin döneminin azaldığı ve $dP/P = -7.6\cdot10^{-8}$ yıl^{-1} olduğu sonucuna varılmıştır. SX Cas sisteminin fiziksel parametreleri ve alındıkları kaynaklar Tablo 1 de verilmiştir.

2. Dönem Analizi

2.1 Materyal ve Yöntem

RX Cas sisteminin 2006 yılından sonra yayınlanan minimum zamanı yoktur. Bu çalışmada, RX Cas sistemi için, 1903-2012 yılları arasında yayınlanan MinI zamanları toplanarak dönem analizi yapılmıştır. Işık elemanı olarak, Pustylnik ve ark. (2007) vermiş olduğu ışık elemanı kullanılmıştır.

$$\mathrm{HJD}_{\mathrm{MinI}} = 2443464.844 + 32.^{g}32739 \times E \quad (1)$$

SX Cas sisteminin 1999 yılından sonra yayınlanan minimum zamanı yoktur. Sistemin, 1906-2012 yılları arasında yayınlanan MinI zamanları toplanarak dönem analizi yapılmıştır. Işık elemanı olarak Andersen ve ark. (1988) belirlemiş olduğu aşağıdaki ışık elemanı kullanılmıştır.

$$\mathrm{HJD}_{\mathrm{MinI}} = 2446358.921 + 36.^{g}5610 \times E \quad (2)$$

RX Cas ve SX Cas sistemlerinin dönem analizleri, Zasche, P. et al. (2009) nin Matlab programında yazdığı program ile yapılmış , elde edilen diyagramlar Şekil-1 ve Şekil-2 de, sonuç parametreleri ise Tablo 2 de verilmiştir.

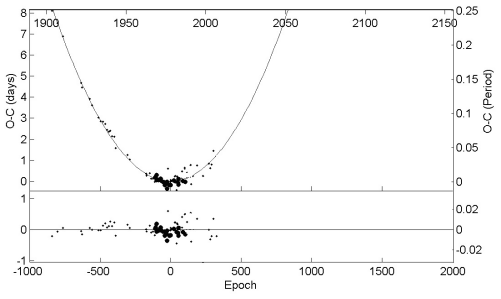
Algol türü sistemlerde; $\dot{M} = \dot{M}_1 + \dot{M}_2 \le 0$, $\dot{M}_1 \ge 0$ ve $\dot{M}_2 \le 0$ dir. Tout ve Hall (1991) çalışması Algol'lere uygulanarak, dönemdeki değişimin döneme oranı, sistemden kütle kaybı ve birinci bileşenin kazandığı kütle miktarı olarak aşağıdaki gibi elde edilmiştir.

$$\frac{\dot{P}}{P} = \dot{M}\left\{\frac{2M}{M_1 M_2}\left(\frac{R_A}{d}\right)^2 - \frac{2}{M}\right\} + \frac{3M_1}{M_1 M_2}\left(M_1 - M_2\right) \quad (3)$$

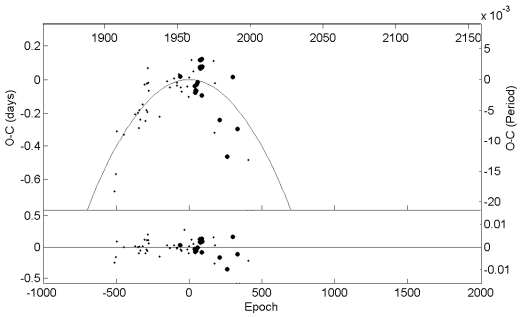
Bu denklemde M_1 ve M_2 sırasıyla birinci ve ikinci bileşenin kütlelerini, M sistemin toplam kütlesini, d bileşenler arasındaki uzaklığı, $\dot{M}$ sistemden kaybedilen kütle miktarını, $\dot{M}_1$ birinci bileşenin kazandığı kütle miktarını, $\dot{M}_2$ ikinci bileşenden birinci bileşene aktarılan kütle miktarını göstermektedir. R_A Alfén yarıçapı olarak bilinir ve sistemden kaybedilen kütlenin oluşturduğu kabuğun yarıçapıdır. Bu çalışmada $R_A = 10R_2$ olarak alınmıştır.

2.2 RX Cas ve SX Cas

RX Cas ve SX cas sistemlerinin dönem analizleri sonucu elde edilen O-C diyagramları Şekil-1 ve Şekil-2 de gösterilmiştir. Dönem analizi için programa girilen giriş parametreleri ve elde edilen sonuçlarda Tablo 2 de gösterilmiştir.



Şekil-1 RX Cas sisteminin O-C diyagramı ve artıklar. (Küçük noktalar görsel, büyük noktalar CCD gözlem verileridir.)



Şekil-2 SX Cas sisteminin O-C diyagramı ve artıklar. (Küçük noktalar görsel, büyük noktalar CCD gözlem verileridir.)

Tablo-2 RX Cas ve SX Cas sistemleri için programa girilen giriş parametrelerinin ve elde edilen çıkış parametrelerinin değerleri.

	RX Cas		SX Cas	
Parametre	Giriş	Çıkış	Giriş	Çıkış
T_0 (HJD)	2443464.844	2443465.04(13)	2446358.921	$2436193.82(2)$
P (gün)	32.32739	$32.3305(5)$	36.5610	36.5665(1)
Q (gün)	$1000\cdot10^{-8}$	$1173(44)\cdot10^{-8}$	$-200\cdot10^{-8}$	$-160(27)\cdot10^{-8}$

3. Sonuç ve Tartışma

RX Cas sistemi için yapılan dönem analizi sonucunda, Kalv (1979) ve Kriz ve ark.(1980)'nın belirttiği gibi, sistemin yörünge döneminin sürekli olarak arttığı görülmüş ve bu artış hızı yaklaşık 22.9 s/yıl olarak belirlenmiştir. Dolayısıyla, yörünge dönemindeki artış çok büyüktür. Kuadratik terim Q=$1173(44)\cdot10^{-8}$ gün olarak elde edilmiştir. Bu değer, yörünge dönemindeki değişimin yörünge dönemine oranını $\dot{P}/P \cong 8.2\cdot10^{-6}$ yıl^{-1} olarak vermektedir. Korunumsuz kütle aktarımı durumunda, ikinci bileşen kendi Roche lobunu doldurduğunda, sistemden kaybedilen kütle miktarı hızının $\dot{M} = -10^{-10}$ M$_\odot$/yıl olduğunu kabul ederek, ikinci bileşenden birinci bileşene aktarılan kütle miktarı hızı $\dot{M}_2 = -2.7\cdot10^{-5}$ M$_\odot$/yıl olarak elde edilmiştir.

SX Cas sisteminin dönem analizi sonucunda, E.F. Gunian ve S. Tomczyk (1979) tarafından belirtildiği gibi, sistemin yörünge döneminin azaldığı sonucuna varılmıştır ve bu azalma hızı yaklaşık -2.8 s/yıl olarak belirlenmiştir. Kuadratik terim $-160(27)\cdot10^{-8}$ gün olarak elde edilmiştir. Bu değer, yörünge dönemindeki değişimin yörünge dönemine oranını $\dot{P}/P \cong -8.75\cdot10^{-7}$ yıl^{-1} olarak vermektedir. Bu sistemde, yörünge dönemi azaldığından dolayı, kütle kaybı baskın bir mekanizmadır. İkinci bileşenden birinci bileşene aktarılan kütle miktarı $\dot{M}_2 = -10^{-8}$ M$_\odot$/yıl olarak kabul edildiğinde, sistemden kaybedilen kütle miktarı hızı $\dot{M} = -1.38\cdot10^{-7}$ M$_\odot$/yıl olarak bulunmuştur.

4. Kaynaklar

[1] Andersen. J.: 1973, Publ. Astron. Soc. Pacific 85, 191
[2] Andersen. J.: 1973, in IAU Symp. No.51, ed.A.H. Batten, Reidel, Dordrecht, p. 203
[3] Andersen, J. et al., 1988, A&A, 207, 37A-
[4] Andersen, J., et al., 1988, A&A, 207, 37-
[5] Andersen,J. et al: 1989, Astron. Astrophys. 215 272
[6] Brancewicz, H.K., Dworak, T. Z.: 1980, Acta Astronomica, Vol. 30 , No.4
[7] Gaposchkin, S.: 1944, Astrophys. J., 100, 230
[8] Guinan, E. F., Tomczyk, S. 1979, IBVS, No: 1623
[9] Günther, O.: 1959, Astron. Nachr. 285, 97
[10] Kalv, P.: 1979, Tartu Astron. Obs. Teated No. 58,3
[11] Kreiner, J. et all: 2001, An Atlas of O-C diagrams of Eclipsing Binary Systems, Wydawnictwo Nau kowe Akademii Pedagognicznej, p.450
[12] Kriz et al.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechost. 31, 284
[13] Koch, R.H.: 1972, Astron. J. 77, 500
[14] Martynov,D.Ya.: 1950, Bull. Astron., Obs. Engelhardt 27 3.
[15] Martynov,D.Ya.: 1981, Zviezdy i Zviezdnyje Sistemy p. 9.
[16] Palvec, M. J., Weiland, J. L., Koch, R. M.: 1982, Astrophys. J. 256, 206
[17] Pavlovski, K., & Kriz, S. 1985, Bull. Astron. Inst. Czechosl., 36, 153-
[18] Piirola et al., 2006, A&A 454, 277-286
[19] Pustylnik, I. et al: 2007, Astronomical and Astrophysical Transactions,Vol.26, Nos.1-3
[20] Strupat, W.: 1987, Astron. Astrophys. 185, 150
[21] Struve, O.: 1944, Astrophys. J. 99,89
[22] Struve, O.: 1944, Astrophys. J. 99, 295
[23] Taranova, O. G., Shenavrin, V. I., 1997, Astronomy Letters, Vol. 23, No.6, pp. 698-703
[24] Todorova, P.N et al.: 1989, IAU Inform. Bull. Var. Stars, 3367, 1-4
[25] Tout, C. A. et al.: 1991, MNRAS, 253,9
[26] van Houten, C. J.: 1981, Astron, Astrophys, 97, 46
[27] Zasche, P. et al.: 2009, New Astronomy 14,121

DEĞEN ÇİFT YILDIZLARDAN KIRMIZI NOVALARA GİDEN İNCE YOL: KIRMIZI NOVALARIN SIRRI

Osman DEMİRCAN[1], Fahri ALİÇAVUŞ[2] ve Filiz KAHRAMAN[3]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültsi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü ve Ulupınar Gözlemevi
(eposta: demircan@comu.edu.tr)
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültsi, Fizik Bölümü ve Ulupınar Gözlemevi
(eposta: fahrialicavus@comu.edu.tr)
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültsi, Fizik Bölümü ve Ulupınar Gözlemevi
(eposta: filizkahraman@comu.edu.tr)

Özet: 2008 yılında10 kadir birden (~10 000 kat) kırmızı nova olarak parlayan (Nova Sco 2008) yıldızının geçmişte yörünge dönemi 1.4 gün olan bir değen çift yıldız sistemi olduğu kanıtlanmıştır. Değen çift yıldızların manyetik yıldız rüzgarlarıyla büyük açısal momentum kayıpları sonucu tek yıldıza dönüşüm yolunda yaşlı (en az 0.5 milyar yaşında) çift yıldız sistemleri oldukları anlaşılmaktadır. Değen çift yıldızlardan kırmızı novalara bu evrimi daha iyi anlayabilmek için Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde bir proje geliştirilmiştir. Bu proje kapsamında yapılan bazı incelemeler sunulmaktadır.

1. Giriş

Yıldız birleşmeleri ve çarpışmaları yıldızların evrimlerinde önemli roller oynamaktadır. Özellikle yüksek merkezi yoğunluğa sahip kümelerde birçok yıldızda birleşme ve çarpışma olayları gözlenebilmekte ve bu olayların büyük kütleli yıldızların oluşumunda rol oynadığı düşünülmektedir (Bonnell ve ark., 1998). Dönemleri genellikle bir günden daha küçük olan değen çift sistemlerde de meydana gelen açısal momentum kayıpları nedeniyle bu yıldızlarında evrimlerinin sonunda birleşerek tek bir yıldızı oluşturabileceği düşünülmektedir (Robertson&Eggleton, 1972).

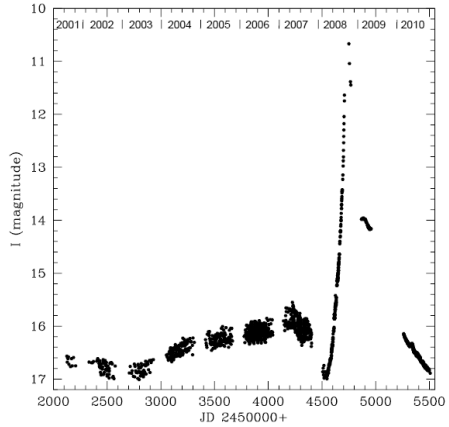
Son zamanlarda yapılan gözlemler ve incelemeler sonucunda değen çift sistemlerin birleşmelerinin sonucu olan ve "Kırmızı Novalar" olarak adlandırılan yıldız patlamalarına rastlanmıştır. Bu yıldız patlamalarına ilk örnek 2002 yılında V838 Mon sisteminin patlaması olmuştur. Bu nedenle bu tip patlamalar "V838 Mon türü patlamalar" olarak da adlandırılmaktadırlar. Bu patlamalar tipik olarak ışınımları maksimum 10^6 $L_\odot$' yükselen ve evrimleştikçe etkin sıcaklıkları giderek azalan patlamalardır. Bu aşamadan geçen sistemler ise sonuçta çok soğuk (süper)devlere ulaşırlar. V1309 Sco sistemi ise 2008 yılında gösterdiği patlamasıyla keşfedilmiş ve bu tip patlamalara örnek olan bir sistemdir. Bu sitem üzerine yapılan çalışmalar (Tylenda ve ark., 2011) sistemin patlamadan önce değen bir çift sistem olduğunu göstermektedir. Bizde yapmış olduğumuz bu çalışmada V1309 Sco yıldızının birleşmeden önceki, henüz hala değen bir çift sistemken ki mevcut ışık eğrilerinin analizlerini yapıp yıldızın birleşme öncesi geçirdiği evreleri analiz etmeye çalıştık.

2. V1309 Sco ve Gözlemleri

V1309 Sco, Nova Sco 2008 olarak bilinen ve 2008 yılında Nakano tarafından keşfedilmiştir. Literatürde yapılan incelemeler göstermiştir ki sistemin ilk önceleri F türü bir dev yıldızmış (2008a). Daha sonra ki incelemelerde sitemin bir aylık bir süre zarfında

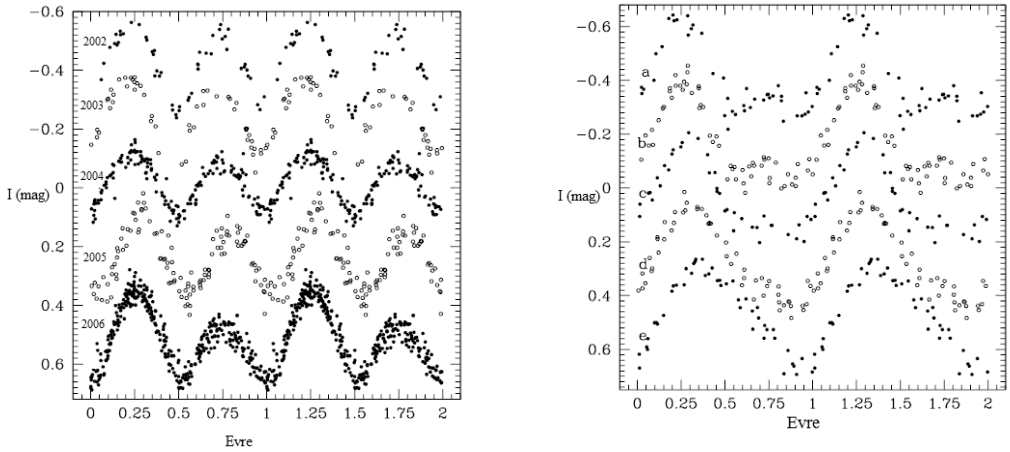
K ve ön M tayf türünden yıldıza evrimleştiğini göstermektedir (Mason ve ark., 2010) (Rudy ve ark., 2008). Keşfedildikten 8 ay sonrada sistem M tayf türünden bir dev olarak gözlenmiştir (Mason ve ark, 2010). Sitem üzerine yapılan incelemeler daha öncede belirttiğimiz üzere sistemin V838 Mon türü patlamaların özelliklerini paylaştığını göstermiştir. (Maksimum parlaklıktan sonra düşük sıcaklığa evrimleşme ve parlaklıkta zamanla meydana gelen azalma gibi).

V1309 Sco'nun ışık eğrileri ise OGLEIII ve OGLEIV projesi tarafından alınan verilerden elde edilmiştir. Yıldızın galaksi merkezine yakınlığı nedeniyle (l=359.8, b= -3.1) bu proje aşamasında patlamadan önceki 6 yıllık süre boyunca gözlemi yapılmıştır. Sistemin gözlemleri 2001 ağustos ayından beri yapılmış ve I bandında yaklaşık 2000'e yakın verisi elde edilmiştir. Yapılan gözlemlerin hatası ise $0^m.01$ olarak verilmiştir



Şekil-1. Sistemin OGLEIII ve OGLEIV tarafımdan elde edilen verileri(Tylenda ve ark.,2011).

Sistem patlamadan sonra I bandında $6^m.8$ parlaklığına ulaşmıştır fakat OGLE projesinde yapılan gözlemlerde sistemin parlaklığının çok fazla artması sonucunda bu parlaklıklarda sistemden veri elde edilememiştir. OGLE tarafından elde edilen ışık eğrilerinin yıllara göre ayrı ayrı çizdirilen ışık eğrisi Şekil 2'de verilmiştir



Şekil 2. Sol taraftaki şekil V1309 Sco'nun 2002-2006 yılları arasındaki ışık eğrisi, Sağ taraftaki şekil ise, 2007 yılındaki ışık eğrisi (Tylenda ve ark.,2011).

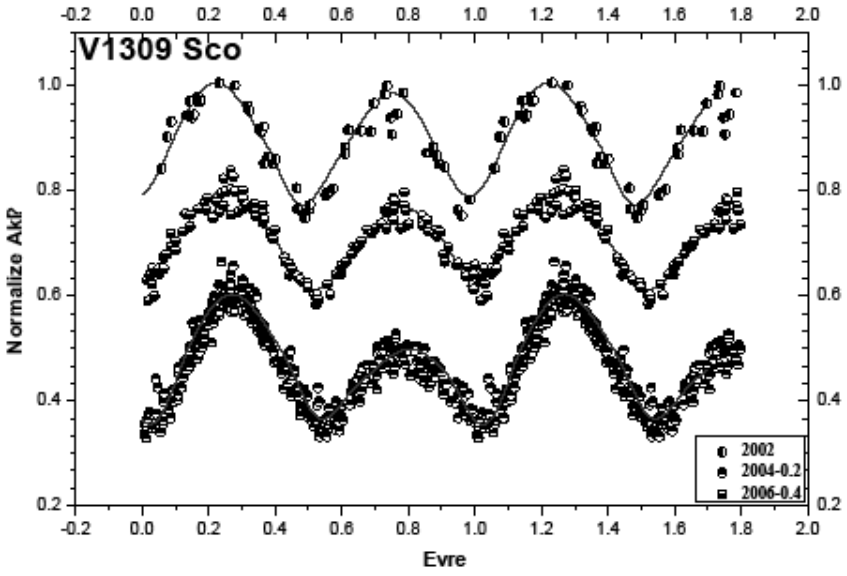
Şekil 2'de verilen ışık eğrilerinden de görüleceği üzere sistemin 2002 ile 2006 yılları arasındaki ışık değişiminde ikinci maksimumlar giderek azalmaktadır. Daha sonraki zaman diliminde ise ikinci maksimumların iyice gözden kaybolduğu görülmekte ve bundan sonraki aşamada artık birleşmenin son evresini oluşturmaktadır. V1309 Sco'nun birleşmeden sonra elde edilen ışık eğrilerinde ise artık sadece sıcak lekeli bir yıldızın ışık değişiminden kaynaklanan ışık eğrisinin olduğu düşünülmektedir (Tylenda ve ark., 2011).

V1309 Sco'nun ışık eğrilerinin yorumlanması sırasında değişim türü tartışılmıştır: Yıldızın 0.7 gün dönemli zonklayan bir yıldız olabileceği, FK Com türü 1.4 gün dönemli çift lekeli bir sistem olabileceği ve de 1.4 gün dönemli bir değen çift sistem olabileceği üzerinde durulmuş ve sonuçta ışık değişimi nedeninin 1.4 gün dönemli bir değen yıldız olduğu sonucuna varılmıştır.

3. Analiz ve Bulgular

V1309 Sco sisteminin patlama öncesinde OGLE projesiyle yapılan gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri 2007 yılına kadar bir dönemde çift maksimum, çift minimum gösterirken yavaş yavaş 2. maksimumun yok olmasıyla tek minimum tek maksimuma dönüşmüştür. Bu dönüşüm aslında sistemin birkaç yıl içinde değen çift yıldız durumundan tek yıldıza evrimleştiğini açıkça göstermektedir. Ancak ışık eğrileri çok saçılmalı olduğu için şimdiye kadar çözülmemiştir. Dönüşüm sırasında sistem parametrelerinin nasıl değiştiğinin ortaya çıkarılması oldukça önemlidir. Biz bu bağlamda sistemin temel parametrelerinde meydana gelen değişimleri irdeleyebilmek için patlamadan önceki I bandında alınan 2002, 2004 ve 2006 ışık eğrilerini analiz ettik. Analizler öncesinde sistemin 2002 ışık eğrisi kullanılarak kütle oranı taraması yapılmış ve en olası kütle oranı değerinin q=0.1 olduğu tespit edilmiştir. Bu durumda Darwin kararsızlığı olarak adlandırılan teoriyi destekler niteliktedir. Bu teoriye göre kararsızlık başladıktan sonra yörünge açısal momentumu hızla baş bileşenin dönme açısal momentumuna aktarılır ve sistem tek yıldıza dönüşür. Değen çift sistemler içinde kütle oranı $q \leq 0.1$'den küçük olduğu durumda bu olayın gerçekleşeceği söylenmiştir (Rasio, 1995).

Elde edilen bu kütle oranı ile öncelikle sistemin 2002 ışık eğrisi çözülmüştür. Bu çözümde ikinci maksimumda meydana gelen çökmenin 0.75 evresi civarındaki maddenin ışık soğurmasından kaynaklandığı kabul edilmiş ve bu durum çözüm sırasında leke ile temsil edilmiştir. Diğer ışık eğrilerinin çözümünde de bu çökme aynı şekilde leke ile temsil edilmiş ve leke çapının giderek arttığı yani soğurucu madde miktarının beklenildiği üzere zamanla arttığı görülmüştür. Sistemin ışık eğrisi çözümü Wilson-Devinney programı yardımıyla yapılmıştır. Analiz sonucunda elde edilen çözümün gözlem noktaları ile uyuşumu Şekil 3'te gösterilmiştir. Ayrıca, her bir ışık eğrisi için en iyi çözümü veren parametreler Çizelge 1' de ayrı ayrı verilmiştir.



Şekil 3. V1309 Sco siteminin yıllara göre yapılan ışık eğrisi analizi sonucu bulunan teorik eğri ile gözlemlerin karşılaştırılması.

Çizelge 1. V1309 Sco'nun Işık eğrisi çözüm parametreleri (* Tylenda ve ark. 2011)

Parametre	**2002 yılı**	**2004 yılı**	**2006 yılı**
q	0.107(30)	0.099(23)	0.178(17)
T_1 (K)	4500*	4500*	4500*
T_2 (K)	4822(68)	4781(35)	5128(28)
i (^{o})	62.72(154)	62.57(95)	63.51(82)
Ω_1	1.911(260)	1.932(144)	2.176(98)
Ω_2	1.911	1.932	2.176
L_1/ (L1+L2)	0.82(11)	0.85(7)	0.73(4)
Fill-out	25	34	100(MOD 6)
Leke Parametreleri (yoldaş bileşen üzerinde)			
Enlem	90	90	90
Boylam	330	330	270
R	32.1	43.217	129.64
T	0.76	0.76	0.76

4. Yorum ve Sonuç

2008 yılında gerçekleşen Nova Sco 2008 patlaması17. kadirden olan bir yıldız 10 kadir birden parlamış, alışılmadık biçimde bir kırmızı nova oluşturmuştur. Patlama öncesi OGLE gözlemleri bu yıldızın patlama öncesinde bir değen çift yıldız olduğunu kanıtlamıştır. Bu değen çift yıldız sisteminin V1309 Sco olduğu anlaşılmıştır. Bu gözlemsel kanıt değen çift yıldızların evrimlerinin bir aşamasında tek yıldıza dönüştüklerini gösteren tek kanıttır. Dönüşüm koşulları henüz bilinmemektedir. V1309 Sco'ya ait gözlemsel veriler bu koşulların ortaya çıkarılmasında en değerli belgeleri oluşturmaktadır. Sistemin dönem değişimi Tylenda ve ark. (2011) tarafından analiz edilmiş ve yörünge döneminin üstel olarak yılda 5 dakika azaldığını göstermiştir.

Bu çalışmada hemen patlama öncesinde elde edilen ışık eğrilerinin analiziyle sistemin fiziksel ve geometrik ögelerinin nasıl değiştiği incelenmiştir. Öncelikle ışık eğrisi analizlerinden kütle oranının 0.1 değerinin biraz altına indiği, hemen devamında kütle oranının büyük ihtimalle sistemi saran zarfın yan etkisi olarak artma eğilimi gösterdiği, 2 yıl içerisinde L_2 noktasından veya L_1 noktasından akan maddenin 0.75 evresi civarında birikerek bu evrelerde sistemden gelen ışığı soğurduğu, ikinci bileşenin birincinin atmosferi içine girerken ışık eğrisinde ikinci maksimumun yavaş yavaş kaybolduğu ve sistemin, çevresinde bir disk olan tek yıldıza dönüştüğü anlaşılmıştır.

5. Kaynaklar

Bonnell, I. A., Matthew, R. B. & Zinnacker, H. 1998, MNRAS, 298, 93
Mason, E., Diaz, M., Williams, R. E., Preston, G., Bensby, T., 2010, A&A, 516A, 108.
Nakano, S. 2008, IAU Circ., 8972
Rasio, F. A. 1995, ApJ, 444, L41
Robertson, J. A. & Eggleton, P. P. 1977, MNRAS, 179, 359
Rudy, R. J., Lynch, D. K., Russell, R. W., Kaneshiro, B., Sitko, M., & Hammel, H. 2008a, IAU Circ., 8976
Shara, Michael M., Zurek, David, Prialnik, Dina, Yaron, Ofer, Kovetz, Attay, 2010ApJ, 725, 824.
Stępień, K., 2011, A&A, 531A, 18.
Tylenda, R., Hajduk, M., Kamiński, T., Udalski, A., Soszyński, I., Szymański, M. K., Kubiak, M., Pietrzyński, G., Poleski, R., Wyrzykowski, Ł., Ulaczyk, K., 2011, A&A, 528A, 114.
Wilson, R.E., Devinney, R.J., 1971. ApJ 166, 605.

YILDIZ OLUŞUM BÖLGELERİNDE BİYOLOJİK ÖNEME SAHİP MOLEKÜLLERİN BOLLUĞU

Özgür Barış ETLİ[1], Melike AFŞAR[1]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir
(eposta: ozguretli@gmail.com, melike.afsar@ege.edu.tr)

Özet: Yıldız oluşumu, Gökada diskinden başlayarak yüksek enlemlere (+42°.17, -57°.22, McGehee, 2008) kadar gözlenmektedir. Çalışmamızda incelediğimiz kompleks moleküllerin (CH_3COOH, C_2H_5OH, CH_3CHO) keşfedildiği kaynaklar +36°.744 ve -21°.42 enlem aralığında yer almaktadır. Gökada enlemi-kolon yoğunluğu (*b*-N), Gökada boylamı-kolon yoğunluğu (*l*-N) ve Gökada merkezinden uzaklık-kolon yoğunluğu (*d*-N) ilişkilerinin incelenmesi çalışmamızın ana hatlarını oluşturmaktadır. Ayrıca, kompleks moleküllerin tespit edildiği bölgelerin Gökada koordinatlarına göre konumlarının işaretlendiği bir grafik de dikkate sunulmuştur.

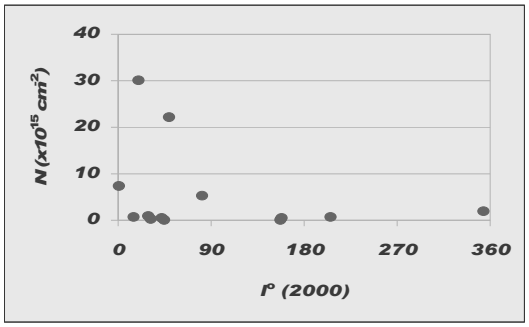
1. Giriş

42 yıl önce ilk organik molekülün keşfiyle (Ball ve ark. 1970) başlayan çalışmalardan günümüze kadar yıldızlararası ortamda 150'den fazla molekül tespit edilmiştir. Yer konuşlu teleskoplar ve uzay teleskopları ile milimetre-altı ve kızılöte bölgede yapılan gözlemlerle yıldız oluşum bölgelerinde yer alan moleküller tespit edilmiş; laboratuvarda yapılan deney, simulasyonlar ve teorik modeller yardımıyla da yapıları, uzaysal dağılımları, kolon yoğunlukları ve bollukları saptanabilmiştir. Astronomlar biyologlardan farklı olarak altı veya daha fazla atoma sahip moleküllere "kompleks molekül" adını vermektedir (Herbst ve van Dishoeck 2009). Bu moleküllerden bazıları biyolojik yaşamı oluşturan bazı aminoasitlerin ve ayrıca DNA ve RNA'nın temel yapıtaşlarıdır (Remijan ve ark. 2004). Bu kompleks moleküller CH_3COOH (Asetik Asit), C_2H_5OH (Etanol), CH_3CHO (Asetaldehit) vb. moleküllerdir. Hem büyük kütleli ($\geq 10\ M_\odot$; Sgr B2, Orion KL) hem de küçük ve orta kütleli ($\leq 10\ M_\odot$; IRAS 4A, SMM1) yıldız oluşum bölgelerinin bazılarında bu moleküllerin saptanması çeşitli soruları da gündeme getirmiştir. Bu moleküller ne kadar boldur ve ne kadar kompleks olabilirler?

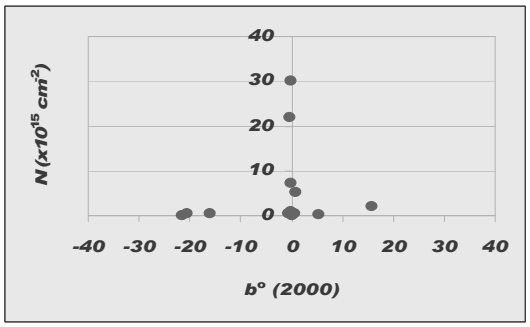
Bu çalışmada, moleküler astrofiziğin çalışma alanına giren, biyolojik öneme sahip moleküllerin yıldız oluşum bölgelerindeki bollukları ele alınmıştır. Kolon yoğunluğu ve dolayısıyla bolluk değerlerinin, Gökada enlemi, boylamı ve Gökada merkezinden olan uzaklığın bir fonksiyonu olarak nasıl değişim gösterdiği literatürden elde edilen veriler doğrultusunda istatistiksel olarak incelenmiştir.

2. CH_3COOH

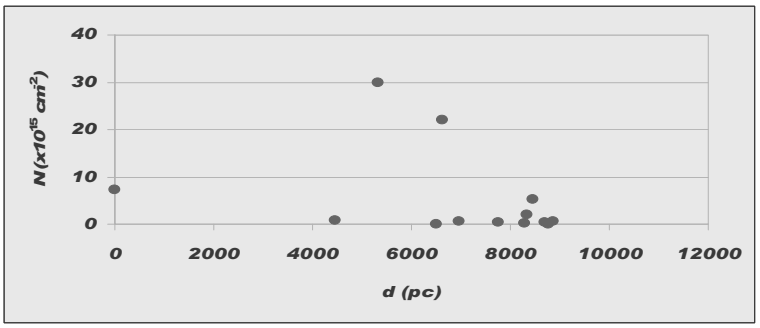
Şekil 1'de verilen *l*-N grafiğinde CH_3COOH molekülünün bulunduğu Sgr B2(N), G45.47+0.05, W75N, W51e2, G19.61-0.23, G29.96-0.02, M17-SW, W49A, IRAS 4A, SMM1, IRAS16293-2422, L1448-C, NGC2024-FIR5 kaynaklarından elde edilen kolon yoğunlukları gösterilmiştir. Şekil 2'de verilen *b*-N grafiğinde ise yine aynı kaynaklardan elde edilen kolon yoğunluğu değerleri Gökada enlem değerlerine göre çizilmiştir. Özellikle Gökada düzlemine yakın düşük enlemli kaynaklardaki bolluk değerlerinin Gökada enleminin yüksek olduğu kaynaklardaki bolluk değerlerinden daha çok olduğu açıkça görülmektedir.



Şekil-1 CH_3COOH için *l*-N grafiği



Şekil-2 *b*-N grafiği



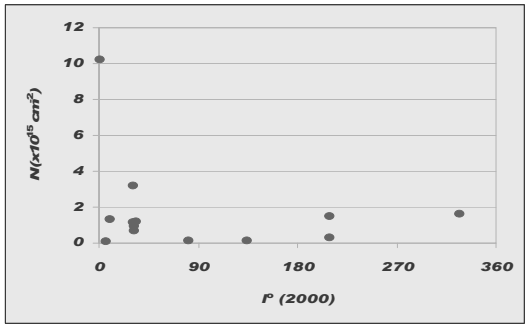
Şekil-3 *d*-N grafiği

CH_3COOH molekül bolluklarının kaynakların Gökada merkezine uzaklıklarının bir fonksiyonu olarak çizildiği *d*-N grafiğinde (Şekil 3) ise Gökada merkezinden uzaklaştıkça bolluk değerlerinde azalma olup olmadığı konusunda kesin yargıya varabilmek için daha çok veriye ihtiyaç vardır.

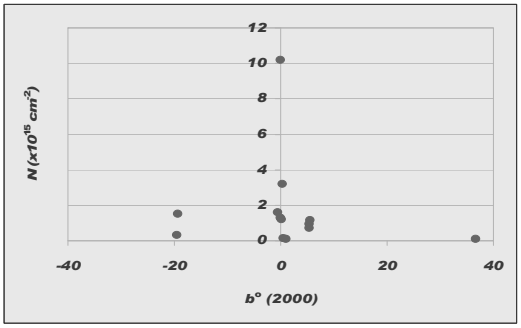
3. C_2H_5OH

C_2H_5OH molekülü için çizilen *l*-N grafiğinde (Şekil 4) bu molekülün bulunduğu DR21(OH), Sgr B2(N), Orion S, Orion KL, W3(H2O), G327.3-0.6, G31.41+0.31, G34.3+0.2, G10.47+0.03, SMM1, SMM4, SMM4-W ve L134N kaynaklarından elde edilen kolon yoğunlukları gösterilmiştir.

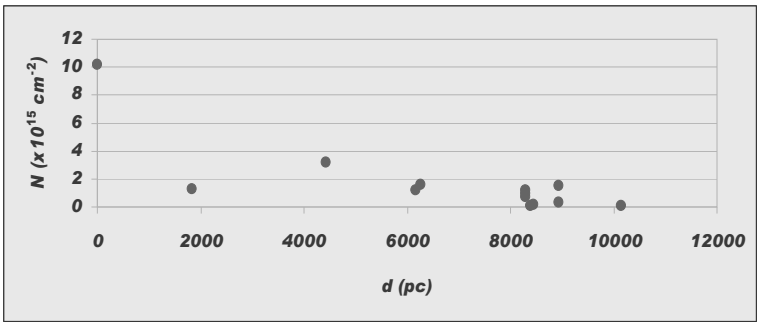
b-N grafiğinde (Şekil 5) ise yine aynı kaynaklardan elde edilen kolon yoğunluğu değerleri Gökada enlem değerlerine göre çizilmiştir. CH_3COOH molekülünde olduğu gibi bu molekül için de Gökada enleminin düşük olduğu kaynaklarda (özellikle gökada düzlemine yakın olanlarda) bolluk değerlerinin enlemin yüksek olduğu kaynaklara göre daha çok olduğu saptanmıştır. C_2H_5OH molekülünün keşfedildiği bu kaynakların bolluklarının Gökada merkezine uzaklıklarının bir fonksiyonu olarak incelendiği *d*-N grafiğinde (Şekil 6) ise Gökada merkezinden Güneş uzaklıklarına yaklaştıkça bolluk değerinin azaldığı görülmektedir.



Şekil-4 C_2H_5OH için *l*-N grafiği



Şekil-5 *b*-N grafiği

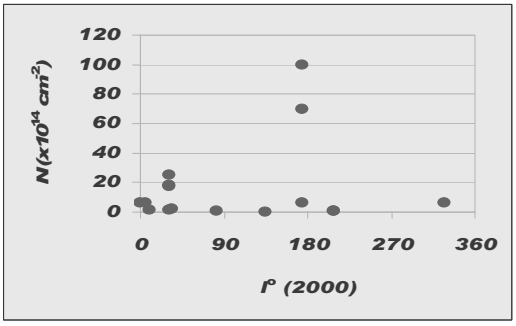


Şekil-6 *d*-N grafiği

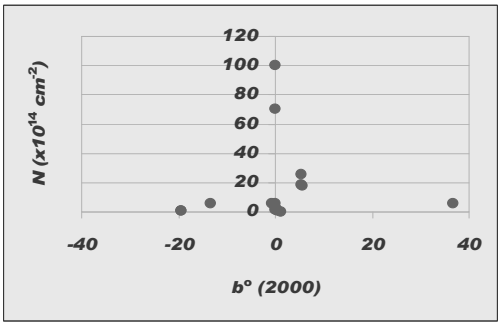
4. CH_3CHO

CH_3CHO molekülü için çizilen *l*-N grafiğinde (Şekil 7) bu molekülün bulunduğu DR21(OH), Sgr B2(N), Orion S, Orion KL, TMC-1, W3(H2O), G327.3-0.6, G31.41+0.31, G34.3+0.2, G10.47+0.03, SMM1, SMM4, SMM4-W, IRAS 22198+6336, AFGL 5142-MM1, AFGL 5142-MM2 ve L134N kaynaklarından elde edilen kolon yoğunlukları gösterilmiştir.

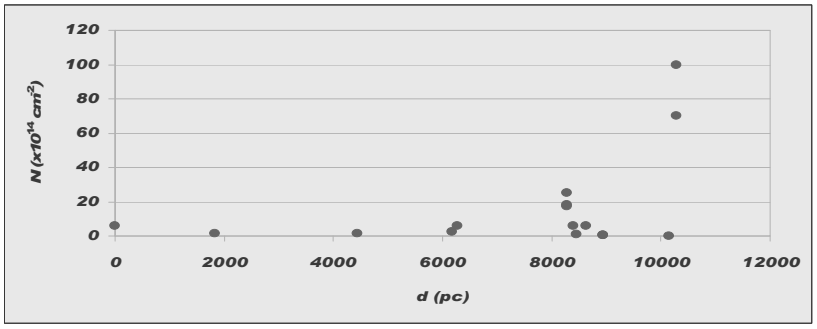
Şekil 8 ile verilen *b*-N grafiğinde ise aynı kaynaklara ilişkin kolon yoğunluğu değerleri Gökada enlem değerlerine göre çizilmiştir. Diğer iki molekülde olduğu gibi CH_3CHO molekülü için de Gökada enleminin düşük olduğu kaynaklarda (özellikle Gökada düzlemine yakın olanlarda) bolluk değerlerinin enlemin yüksek olduğu kaynaklara göre daha çok olduğu saptanmıştır. *d*-N grafiğinde (Şekil 9) ise Gökada merkezinden Güneş uzaklıklarına yaklaştıkça bolluk değerinin arttığı görülmektedir.



Şekil-7 CH_3CHO için *l*-N grafiği



Şekil-8 *b*-N grafiği

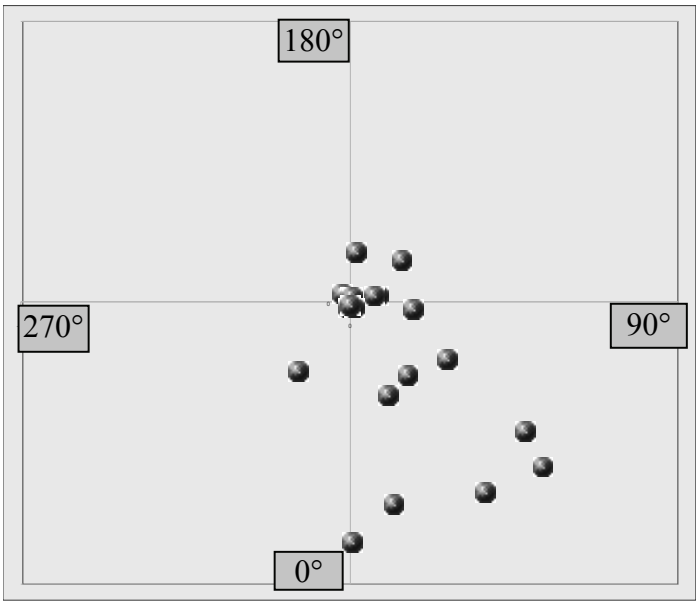


Şekil-9 *d*-N grafiği

5. Gökada boylamına göre dağılım

CH_3CN, $HCOOCH_3$, C_2H_5OH, CH_3OCH_3, CH_3CH_2CN, CH_3COOH, C_3H_3NO, C_2H_3CN, C_2H_3CCH, CH_3CHO ve NH_2CH_2CN gibi kompleks moleküllerin tespit edildiği bölgelerin Gökada koordinatlarına göre konumlarının işaretlendiği bir grafik de (Şekil 10) dikkate

sunulmuştur. Bu kaynakların daha çok 0º-180º boylam aralığını tercih ettiği rahatlıkla görülebilir.



Şekil-10 Tüm moleküllerin tespit edildiği kaynakların Gökada boylamına göre konumları

6. Tartışma ve Sonuç

Sonuçları şu şekilde maddeleyebiliriz:

1. Her üç molekül için çizilen *l*-N grafiklerinde kompleks moleküllerin 0º-180º boylam değerleri aralığında kalan kaynaklarda yer aldığı net olarak görülebilir (Şekil 10). Bu kaynakların çoğunluğu Sagittarius kolu olmak üzere Perseus kolu boyunca dağılım göstermektedir. Bilimsel bir sonuç çıkarabilmek için daha çok veriye, özellikle de Gökada'nın diğer kollarına ilişkin kompleks molekül tespitine ihtiyaç vardır.
2. *b*-N grafiklerinde her üç molekül için baktığımızda Gökada enlemi düşük olan bölgelerde kolon yoğunluğu değerlerinin Gökada enlemi yüksek olan kaynaklara göre fazla olduğu açıkça görülebilmektedir. Enlem-kolon yoğunluğu ilişkisi net olsa da yine de kesin bir şey söyleyebilmek için daha çok veriye ihtiyaç vardır.
3. Her üç molekül için Gökada merkezine uzaklığın bir fonksiyonu olarak kompleks molekül kolon yoğunlukları işaretlendiğinde belirli bir artış-azalış görülmektedir.
4. Bu moleküllerin tespit edildiği kaynakların 6-9 kpc aralığında konumlanması oldukça ilginçtir. Gökadamızın bu bölgesinin bu moleküller için özel bir konum olup olmadığı sorusu rahatlıkla gündeme getirilebilir.

7. Kaynaklar

1. Ball, J. A., Gottlieb, C. A., Lilley, A. E., Radford, H. E., 1970, "*Detection of Methyl Alcohol in Sagittarius*", ApJ, 162, 203
2. Herbst, E., van Dishoeck, E. F., 2009, ARAA, 47, 427
3. McGehee, P., 2008, "*Star Formation and Molecular Clouds at High Galactic Latitudes*", Handbook of Star Forming Regions, Vol II.
4. Remijan, A., Shiao, Y. S., Friedel, D. N., Meier, D. S., Snyder, L. E., 2004, "*A Survey of Large Molecules of Biological Interest Toward Selected High-Mass Star Forming Regions*", ApJ, 617, 384

ASTEROİDLERİN GÜNEŞ SİSTEM'İNDEKİ YERİ VE ÖNEMİ

Remziye CANBAY[1],Songül ÖZIRMAK[1]
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*
rmzycnby@gmail.com dieblade@hotmail.com .

ÖZET:

Bilinen asteroidlerin % 97' sinden fazlası, Mars ile Jüpiter yörüngeleri arasında kalan bölgede bulunurlar. Ancak, Mars ile Jüpiter arasındaki bu alan asteroidler ile tamamen doldurulmuş değildir. Bu asteroidlerin yörüngeleri tekdüze bir dağılım sergilemeyip, yarı-büyük eksen uzunluklarına göre bazı boşluklar ve yoğunlaşmalar gösterir. Bu boşlukların nedeni Jüpiter gezegenin yörünge dönemiyle olan rezonans ilişkisidir. Asteroidler Mars ile Jüpiter yörüngesi arasında yoğun olarak, Ana Asteroid Kuşağı adı verilen bölgede toplanmışlardır. Bunun dışında, az sayıdaki asteroid de Ana Kuşak dışındaki çeşitli kuşakları oluşturmaktadır. Ana Asteroid Kuşağı'nın iç kısmında bulunan ve tüm asteroidlerin yaklaşık olarak % 0,5' ini oluşturan asteroidler, İç Kuşak Asteroidleri ve Arz'a Yakın Asteroidler (NEA) olarak iki farklı gruba ayrılmışlardır. Arz'a Yakın Asteroidler aynı zamanda kendi aralarında atira, amor, apollo, aten olmak üzere yörüngelerinin Arz'a ve perihel uzaklıklarına göre 4 gruba ayrılmıştır. Bilinen bütün asteroidlerin yaklaşık olarak % 2,5' ini ise, Ana Asteroid Kuşağı'nın dış kısmında bulunan Dış Kuşak Asteroidleri oluşturur. Dış Kuşak Asteroidleri, Cybele Grubu, Hilda Grubu, Thule ve Trojan Asteroidleri olarak çeşitli gruplara ayrılırlar. Günümüze kadar asteroidleri Güneş Sistemi'ndeki yeri ve konumu çok önemli olmuştur. Arz'a Yakın Asteroidler Dünya'daki yaşamı yüzyıllardır tehdit etmiş hala da tehdit etmeye devam etmektedir. Bu bakımdan araştırılması ve gözlenmesi gereken gök cisimleri arasında birinci sırada yer almaktadır. Asteroidler günümüze kadar fazla değişime uğramadan geldikleri için Güneş Sistemi'nin orijini hakkında bize bilgi sağlamaları konusunda çok önemli gök cisimleridir.

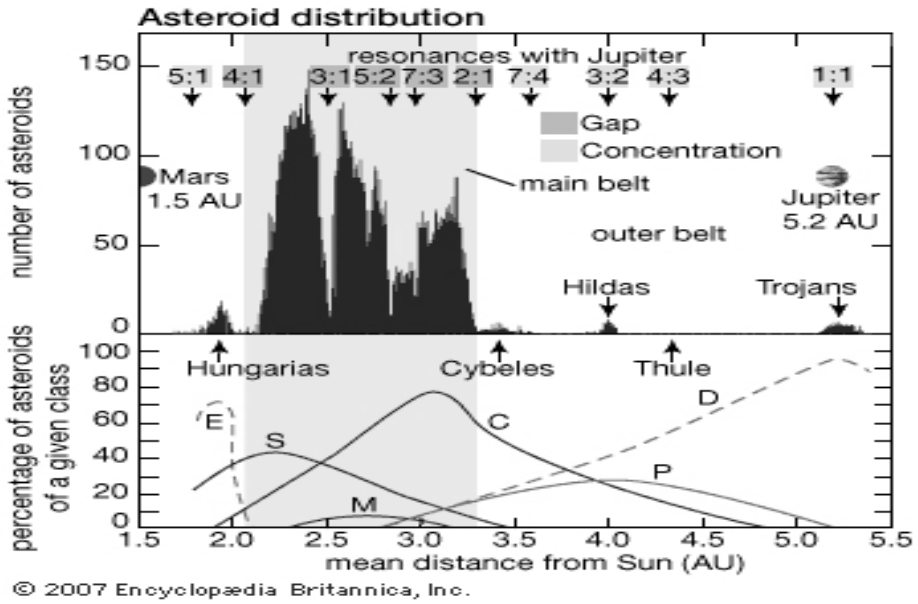
NEDEN ASTEROİDLER?

Asteroidler Güneş Sistemi'nin oluşumundan arda kalan Güneş etrafında dolanan irili ufaklı kaya gök cisimleridir. Asteroidler Güneş Sistemi'nin oluşumundan buyana yapısını nispeten değişmeden günümüze kadar gelen gökcisimleri olduğu için Güneş Sistemi'nin orijinini araştırmada gökbilimciler için çok önemli olmuştur. Asteroidlerin fiziksel doğasını, dağılımını, oluşumunu ve evrimini anlamak Dünya'da yaşamın varlığını anlamak için temeldir. Asteroidlere ilişkin dinamik ve fiziksel parametreler, Güneş Sisteminin erken dönemlerdeki evrimine ışık tutacak bilgiler içermektedir. Örnek olarak, yörüngelere ait parametreler, kendi eksenleri etrafındaki dönme dönemleri, dönme eksenlerinin uzaydaki yönelimleri, dönme yönleri ve sahip oldukları şekiller, asteroidlerin çarpışma geçmişlerini yansıtır. Asteroid çalışmalarını önemli kılan bir diğer neden de Güneş Sistemi'nin oluşumundan bu yana sürekli Dünya'yı tehdit etmeleridir. Geçmişteki örneklere baktığımızda altmış milyon yıl kadar önce gerçekleştiği, dinozorların büyük bir asteroid'in Dünya'ya çarparak yüzeyindeki yaşam koşullarını değiştirmesi sonucu yok oldukları düşünülmektedir. 1908'de Sibirya-Tunguska'ya düşen, yaklaşık 50m çapında olduğu tahmin edilen bir asteroidin veya kuyrukluyıldız parçasının çok büyük bir orman alanını yok etmesi, 1994 yılında Jüpiter'e düşen birkaç kilometre çaplı kuyruklu yıldız parçalarının gezegenin atmosferinde büyük çalkantılara yol açması, göksel tehdidin çok daha yakın geçmişte gerçekleşmiş olan ve benzerlerinin gelecekte de gerçekleşmesi beklenen örnekleridir.

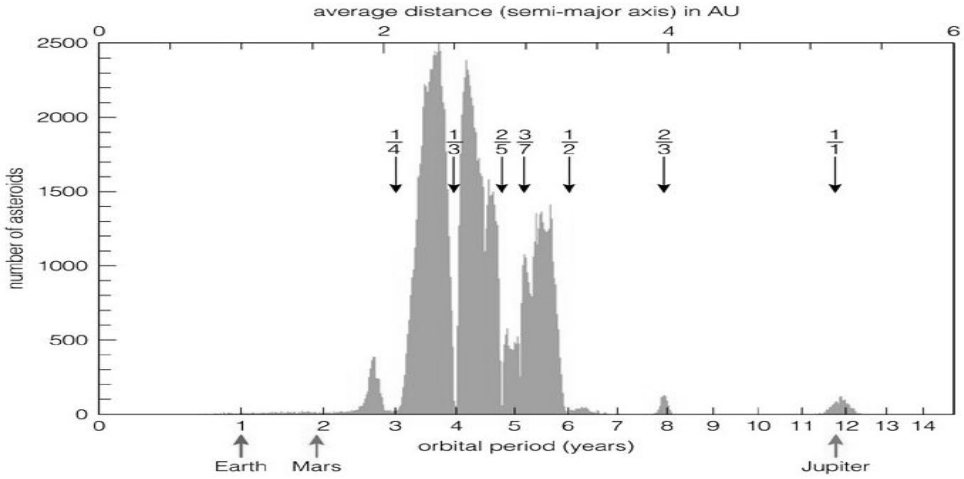
ASTEROİDLERİN GÜNEŞ SİSTEM'İNDEKİ KONUMU

Asteroidlerin Güneş Sistemi'ndeki dağılımına baktığımızda bilinen asteroidlerin % 97' sinden fazlası Güneş Sistemi'nde Mars ile Jüpiter yörüngeler arasında toplandığı görülmektedir. Ancak, Mars ile Jüpiter arasındaki bu alan asteroidlerle tamamen doldurulmuş değildir. Asteroidler yoğun olarak, Ana Asteroid Kuşağı adı verilen bölgede toplanmışlardır. Bunun dışında, az sayıdaki asteroid de Ana Kuşak dışındaki çeşitli kuşakları oluşturmaktadır. Ana Asteroid Kuşağı'nın iç kısmında bulunan ve tüm asteroidlerin yaklaşık olarak % 0,5' ini oluşturan asteroidler, İç Kuşak Asteroidleri ve Yer'e Yakın Asteroidler olarak iki farklı gruba

ayrılmışlardır. Bilinen bütün asteroidlerin yaklaşık olarak % 2,5' ini ise, Ana Asteroid Kuşağı'nın dış kısmında bulunan Dış Kuşak Asteroidleri oluşturur. Dış Kuşak Asteroidleri, Cybele Grubu, Hilda Grubu, Thule ve Trojan Asteroidleri olarak çeşitli gruplara ayrılırlar.



Asteroidlerin %95' ine yakını, Ana Asteroid Kuşağı adı verilen bölgede bulunmaktadır. Ana Asteroid Kuşağı'nın sınırları, Jüpiter' in yörünge dönemine göre belirlenmiştir. Kuşağın iç ve dış sınırları, 2.064 AB ve 3.277 AB olarak kabul edilmiş olup, bu uzaklıklar sırasıyla, 2.966 ve 5.931 yıllık yörünge dönemlerine, yani, Jüpiter' in yörünge döneminin 1/4' ü ve 1/2' sine karşılık gelmektedir. Yörünge dönemleri bu iki değer arasında olan asteroidler, Ana Kuşak Asteroidleri olarak kabul edilirler. Sınırların bu şekilde seçilmesinin nedeni, bu iki sınırı 4:1ve 2:1 Kirkwood Boşlukları'nın belirlemesi ve bu sınırların dışında, aşağıdaki şekilden de görüleceği gibi asteroid sayılarında önemli bir düşüş olmasıdır. Ana Kuşak Asteroidlerin yarı büyük eksen uzunluklarına göre dağılımına baktığımızda dağılım gelişi güzel olmayıp boşluklar görülmektedir.



Kirkwood boşlukları, asteroidlerin Güneş'e olan uzaklığındaki boşlukların dağılımı gelişi güzel olmayıp Jüpiter'in yörünge dönemlerinin rezonansının bir sonucudur.

Gravitasyonel modele göre bu boşluklar, yalnızca gravitasyonel kuvvetlerin etkisi altında, rezonans yakınındaki asteroidlerin yörünge yarı-büyük eksen uzunlukları rezonanstan uzağa sürüklenebilir. Jüpiter ile rezonansta olan bir asteroid, yörüngesi üzerindeki her turunda

Jüpiter ile benzer göreceli konumlara gelir. Bu nedenle, asteroid her defasında Jüpiter' in aynı sabit doğrultudaki, güçlü tedirginlik etkisine maruz kalır. Bu kuvvetin tekrar tekrar uygulanmasıyla, sonuç olarak asteroidin yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu değişir ve asteroid rezonansı terk eder. Böylece, rezonans asteroidlerinin bu şekilde rezonansı terk etmeleriyle gözlenen Kirkwood Boşlukları oluşur. Gravitasyonel model, boşlukların oluşumunu tek başına tam olarak açıklayamamakta ve bazı ek senaryolara ihtiyaç duymuştur.
Gök mekaniği, Kirkwood Boşlukları'nın hemen hemen hepsinin kökeni hakkında yeterli açıklamalar sağlamıştır. 4/1, 3/1, 5/2 ve 7/3 rezonansları için, yüzyıllık (ω - ωj) ve (ω - ωs) açıları ve kritik σ açısının hareketleri (ω: Asteroidin, ωj: Jüpiter' in ve ωs: Satürn' ün perihel noktalarının boylamı), rezonans asteroidlerinin dışmerkezliklerini, Mars yörüngesini veya Yer yörüngesini kesecek değerlere çıkmaya zorlar ve böylece, rezonans asteroidleri ile gezegenler arasında yakın karşılaşmalar meydana gelir. Bu yakın karşılaşmalar sonucunda gezegenlerin oluşturduğu güçlü tedirginlik etkileri nedeniyle, rezonans asteroidlerinin yörüngeleri bozulur ve rezonansı terk ederler. Bazı durumlarda ise, dışmerkezlik 1'e kadar ulaşabilir ve rezonans asteroidi, Güneş' e çarpabilir. Rezonans yakınındaki asteroid hareketlerini çalışmak için , σ ve μ açılarını Scholl ve Froeschle şu şekilde tanımlamıştır.
$\mu = (l - lj) (p + q) / p$, $\sigma = - (\omega + \mu . p / q)$
ω: Asteroidin perihel noktasının boylamı, l : Asteroid için ortalama boylam ,
lj: Jüpiter' in ortalama boylamıdır.
p ve q ise rezonansı belirten en küçük tamsayılardır.
(5/2 rezonansı için, $(p + q) / p = 5/2$ ve $p = 2$, $q = 3$' tür.)

İÇ KUŞAK ASTEROİDLER

Yörünge dönemi, Jüpiter' in yörünge döneminin 1/4' ünden küçük olan fakat Mars yörüngesinin içerisine geçemeyen asteroidler, İç Kuşak Asteroidleri olarak adlandırılırlar. İç Kuşak Asteroidleri yalnızca tek bir grupta, Hungaria Grubunda toplanmışlardır.

Hungarialar;

Güneş' ten ortalama uzaklıkları 1.91 AB olan Hungarialar, 1,8 – 2,0 AB aralığında toplanmışlardır. Ortalama yörünge dönemleri ise 2.64 yıldır. Ortalama dışmerkezlikleri 0.08 olan Hungarialar, hemen hemen dairesel olan yörüngelerde dolanırlar. Buna karşılık olarak yörünge eğimleri ise oldukça büyüktür (ortalama 22°.7). Yörüngelerinin küçük dışmerkezlilikleri nedeniyle, Hungaria Asteroidleri' nin ortalama perihel uzaklıkları (q), yaklaşık olarak 1.76 AB kadardır. Bu nedenle tipik bir Hungaria Asteroidi, perihel uzaklığı 1.67 AB olan Mars yörüngesini kesemez. Bununla beraber, birkaç Hungaria Asteroidi ise Mars' ın afel uzaklığından 0.01 AB'nin birkaç katı kadar daha küçük perihel uzaklığına sahip olan, birer "yüzeysel" Mars yörüngesi kesen asteroidtirler.

ARZ'A YAKIN ASTEROİDLER

Mars yörüngesinin içerisine girebilen asteroidler, Arz'a Yakın Asteroidler olarak adlandırılırlar. Bunların, ölü kuyrukluyıldız çekirdeklerinden veya Ana Kuşak Asteroidleri'nin kendi aralarındaki çarpışmalarından meydana gelen parçacıklardan oluştukları düşünülmektedir. Arz'a Yakın Asteroidlerin ilk keşfedileni (1898), 433 Eros' tur. Eros, aynı zamanda Arz'a Yakın Asteroidler içerisinde ikinci en büyük olanıdır.

-Mars Yörüngesini Kesen Asteroidler

Bunlar, Mars yörüngesini kesebilen ve perihel uzaklıkları (q), 1,3 AB'den daha büyük olan asteroidlerdir. Kendi aralarında ikiye ayrılırlar:

a) Yüzeysel olarak Mars yörüngesini kesenler: (1.58 AB < q < 1.67 AB)

b) Yakın olarak Mars yörüngesini kesenler: (1.30 AB < q < 1.58 AB).

-Amor Asteroidleri

Amor Asteroidleri, perihel uzaklıkları 1.017 AB < q < 1.3 AB arasında olan asteroidlerdir. Arz'ın afel uzaklığından (Q_{arz} = 1.017 AB) daha büyük perihel uzaklığına sahip olduklarından, şu anda Arz yörüngesini kesemezler. Fakat Arz'a yakın geçişleri dolayısıyla

oluşan güçlü gravitasyonel tedirginlikler nedeniyle, yüzeysel olarak Mars yörüngesini kesen asteroidler dışındaki, diğer Arz'a Yakın Asteroidler'in yörünge elemanlarında beşer veya onar yıllık zaman ölçeklerinde fark edilebilir düzeylerde değişmeler olur. Bu nedenle, bilinen Amor Asteroidleri'nin yaklaşık olarak yarısı, gruba adını veren 1221 Amor da dahil olmak üzere, zaman zaman veya kısmen Yer yörüngesi kesicidirler. Amor Asteroidleri'nin en bilineni olan 433 Eros' un yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu 1.46 AB, perihel ve afel uzaklıkları da sırasıyla, 1.13 AB ve 1.78 AB'dir. Eros' un yörüngesi, Mars yörüngesini keser ancak Arz yörüngesini kesemez. Eros' un 20. yüzyılda Arz'a en yakın geçişi, 23 Ocak 1975 tarihinde gerçekleşmiştir ve bu tarihte Eros, Arz'ın 22 milyon kilometre (0.15 AB) kadar yakınına gelmiştir.

- Arz Yörüngesini Kesen Asteroidler

Bunlar da kendi aralarında, Apollo Asteroidleri ve Aten Asteroidleri olarak iki gruba ayrılırlar.

a) Apollo Asteroidleri:

Adlarını, 1932 yılında Karl Wilhelm Reinmuth tarafından keşfedilen ve kısa bir süre sonra kaybolup, 1978 yılına kadar tekrar gözlenemeyen "1862 Apollo" 'dan alırlar. Yaklaşık olarak 1,5 km' lik bir çapa sahip olan 1862 Apollo' nun yarı-büyük eksen uzunluğu 1.471 AB'dir. Apollo Asteroidleri, 1 AB' ye eşit veya daha büyük yarı-büyük eksen uzunluklarına sahiptirler (a: 1 AB). perihel uzaklıkları ise, Arz'ın afel uzaklığı olan 1.017 AB' ye eşit veya daha küçüktür (q: 1.017 AB). Bu nedenle Apollo Asteroidleri, Arz yörüngesini, kendi yörüngeleri üzerinde perihel yakınlarındayken keserler.

b) Aten Asteroidleri:

Adlarını 1976 yılında ABD' de Eleanor F. Helin tarafından keşfedilen 2062 Aten' den alırlar. Yaklaşık olarak 1 km kadar bir çapa sahip olan 2062 Aten' in yarı-büyük eksen uzunluğu 0.966 AB'dir ve onun gibi, diğer bütün Aten Asteroidleri' nin yarı-büyük eksen uzunlukları da 1 AB' den küçüktür (a < 1 AB). Afel uzaklıkları ise Yer' in perihel uzaklığı olan 0.983 AB' den büyüktür (q > 0.983 AB). Bu nedenle, Aten Asteroidleri, Yer yörüngesini, kendi yörüngeleri üzerinde afel yakınlarındayken keserler.

-Atira Asteroidleri

Atira'ların yörüngeleri Arz yörüngesinin tamamen içinde kalmaktadır. Bunların yarı büyük eksenleri a<1,0 AB, afel uzaklığı Q<0.983 AB 'dir

Arz'a Yakın Asteroidlerin Arz'a göre yörüngeleri aşağıdaki şekilde verilmiştir.

-Potansiyel Tehlikeli Asteroidler (PHAs);

Arz'ın yörüngesini kesme uzaklıkları 0.05 AB ve mutlak parlaklıkları 22'den daha parlak olan asteroidlerdir. Literatürde bu kesişme uzaklığı Minimum Yörünge Kesişme Uzaklığı (MOID- Minimum Orbit Intersection Distance) olarak geçmektedir. Şu anda bilinen sayıları 1325 dir. PHAs şu anda Dünya'yı tehdit edici yakın yaklaşımlar yapan asteroidin tehlikesini ölçen parametrelere dayalı tanımlanır. Özellikle MOID değeri ve mutlak parlaklık kriteri ile tanımlanır. Ama asteroidlerin Dünya'yı tehdit edici yakın yaklaşım yapması Dünya'ya çarpacağı anlamına gelmez sadece böyle bir tehdit için bir çarpma olasılığı vardır.Belirlenen PHAs'lerin izlenmesi ve yeni gözlemlerle bunların yörüngelerini güncelleyerek tehdit olasılığını daha iyi tahmin edebiliriz.

DIŞ KUŞAK ASTEROİDLER

Dolanma dönemleri, Jüpiter' in dolanma döneminin 1/2' sinden (5.93 yıl) uzun olan asteroidler, Dış Kuşak Asteroidleri olarak adlandırılırlar. Güneş' ten olan uzaklıkları 3.277 AB' den büyüktür. Dış Kuşak Asteroidleri, tüm asteroidlerin yaklaşık olarak % 2,5' ini oluştururlar ve kendi içlerinde dört gruba ayrılırlar: Cybele Grubu, Hilda Grubu(içerdikleri asteroidlerden ilk keşfedilenin adıyla anılırlar), Thule ve Trojan Asteroidleri.

Cybele Grubu;

Yörünge dönemleri yaklaşık olarak 6,2 – 6,3 yıl arasındadır. Güneş' ten uzaklıkları yaklaşık

olarak 3,4 AB kadar olup Dış Kuşak Asteroidleri'nin en içte olan (Ana Asteroid Kuşağı'na en yakın olan) grubudur.

Hilda Grubu;

Hilda Grubu, Jüpiter' in 3:2 rezonansında toplanan asteroidlerden oluşmuştur. Dolayısıyla, yörünge dönemleri Jüpiter' in yörünge döneminin 2/3' ü (yaklaşık olarak 7,9 yıl) kadardır. Yarı-büyük eksen uzunlukları 3.92 AB ile 4.01 AB arasında olup ortalama 3.97 AB'dir.

Thule;

Tek bir asteroidten, Thule' den oluşur. Thule, Jüpiter' in 4:3 rezonansında bulunur. Yörünge dönemi 8.90 yıl ve Güneş' ten ortalama uzaklığı 4.29 AB' dir.

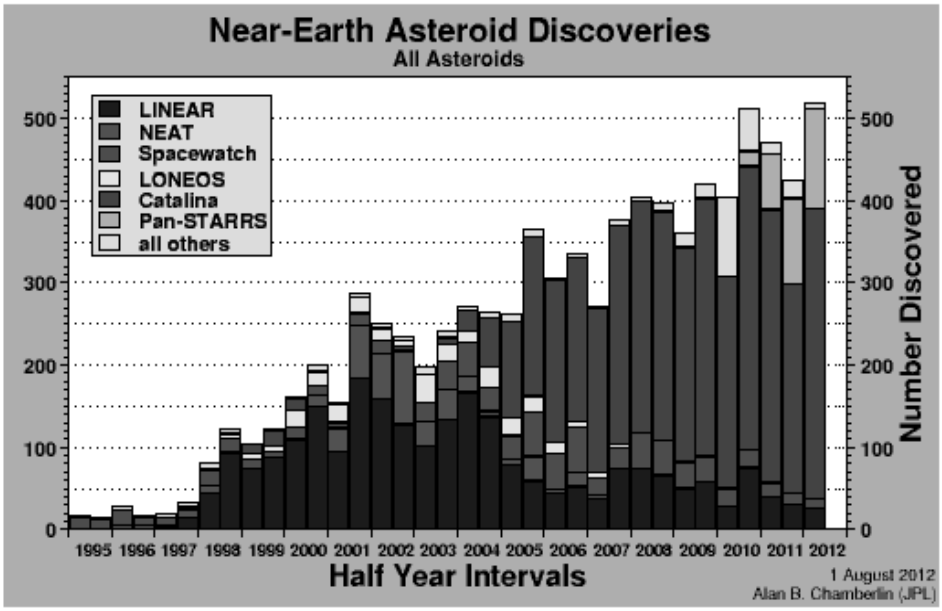
Trojan Asteroidleri;

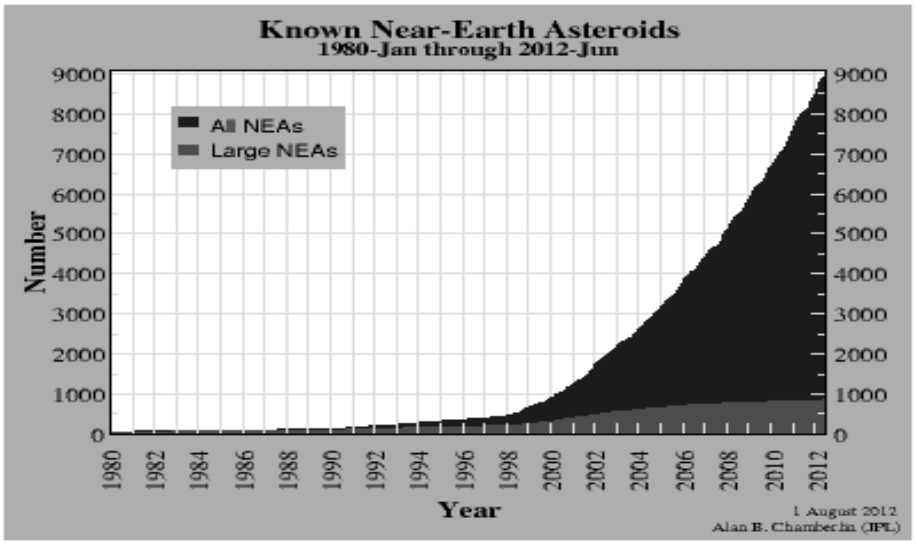
Trojan Asteroidleri, tek bir nokta üzerinde toplanmış değildir. Bunların Güneş'ten ortalama uzaklıkları 5.08 AB ile 5.32 AB arasında ve yörünge dönemleri de 11.45 yıl ile 12.27 yıl arasında değişmektedir.

1997 yılında keşfedilen 1997 XF11 adlı asteroidin 1998 yılında yapılan yörünge hesaplamaları, bu asteroidin 26 Ekim 2028' de Yer' e önemli derecede yaklaşacağını ortaya çıkardı. Hesaplamalara göre 1997 XF11, Yer' in 100.000 km' den daha yakınından geçecekti ki bu da, 1997 XF11' in Yer' e yakından geçen asteroidler içinde Yer' e en fazla yaklaşan asteroid olacağı anlamına gelmekteydi. Asteroidin yaklaşık olarak 2 km kadar olan çapı onu daha da dikkate değer kılmaktaydı. 1997 XF11' in 2028 yılında Yer'e çarpabileceğine dair ilk raporlar basında yayınlandıktan sonra, bu asteroide olan ilgi birdenbire arttı. Ancak, kısa süre sonra hassas ve detaylı gözlemlerden elde edilen sonuçlar, 2028 yılında 1997 XF11' in Yer'e en fazla 1 milyon kilometre kadar yaklaşacağını ve bu asteroidin Yer'e çarpma olasılığının gerçekte çok küçük, hatta sıfır olduğunu ortaya koymuştur. 1997 XF11 asteroidi gibi yeni basın gündeminde de bunun gibi birçok örnek vardır Apophis, 2005 YU55 asteroidleri gibi gözlenmesi gereken birçok asteroid Küçük Gezegen Merkezi'nde (MPC) günlük olarak yayınlanmaktadır. Ancak, bu ve buna benzer özellikteki asteroidlerin yörüngelerinin daha iyi belirlenebilmesi için her görünme döneminde çok sayıda gözlemine ihtiyaç duyulmaktadır.

Günümüzde bilinen Arz'a Yakın Asteroidlerin sayısına baktığımızda;

All Asteroids





Date	NEC	Atira	Aten	Apollo	Amor	PHA-KM	PHA	NEA-KM	NEA	NEO
2012-08-21	92	11	715	4899	3397	154	1326	848	9022	9114

KAYNAKLAR

http://neo.jpl.nasa.gov/neo/
http://www.lpi.usra.edu/books/AsteroidsIII/pdf/3051.pdf
http://solarsystem.nasa.gov/planets/profile.cfm?Object=Asteroids&Display=Overview
http://rasathane.ankara.edu.tr/populer/pak/Kuyrukluyildizlar.pdf
http://www.biltek.tubitak.gov.tr/haberler/gokbilim/99-09-2.pdf
http://www.nameourasteroid.org.za/Asteroid_Introduction.pdf
http://neo.jpl.nasa.gov/neo/groups.html
http://derman.science.ankara.edu.tr/ogrenci_tezleri/tolga/tolga.pdf
http://www.nss.org/settlement/asteroids/RoleOfNearEarthAsteroidsInLongTermPlatinumSupply.pdf

GEZEGENLİ YILDIZLAR

Samet OK[1*], Zeynep ÇELİK[1], Mutlu YILDIZ[1]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, TÜRKİYE
** eposta: samet.ok@gmail.com*

Özet: Gezegenli yıldızlar metal bakımdan zengin yıldızlardır. Bu durumun barınak yıldızlara has bir özellik olduğu araştırılmaktadır. Bu çalışmada gezegene sahip olduğundan emin olduğumuz exoplanet.eu'da yer alan 40 pc'den yakın 29 tane yıldız incelenmiştir. Bu yıldızların kütle, yarıçap, ağır element bollukları ve yaş verileri modeller (Yıldız, 2011) yardımıyla saptanmıştır. Bunun için gözlemlerle elde edilen B-V, log g ve T_{eff} değerleri kullanılmıştır (exoplanet.eu). Çalışmada barınak yıldızların ağır element bollukları, yıldızların tayfsal ve ışıkölçümsel verileriyle atmosfer (Z_{atm}) ve iç yapı (Z_{mod}) modellerinin kıyaslanmasından da elde edildi. Elde edilen sonuçlarla yıldızların gözlenen [Fe/H] bolluğundan türetilen toplam ağır element bolluğunun (Z_{FeH}) uyumuna bakıldı.

1. Giriş

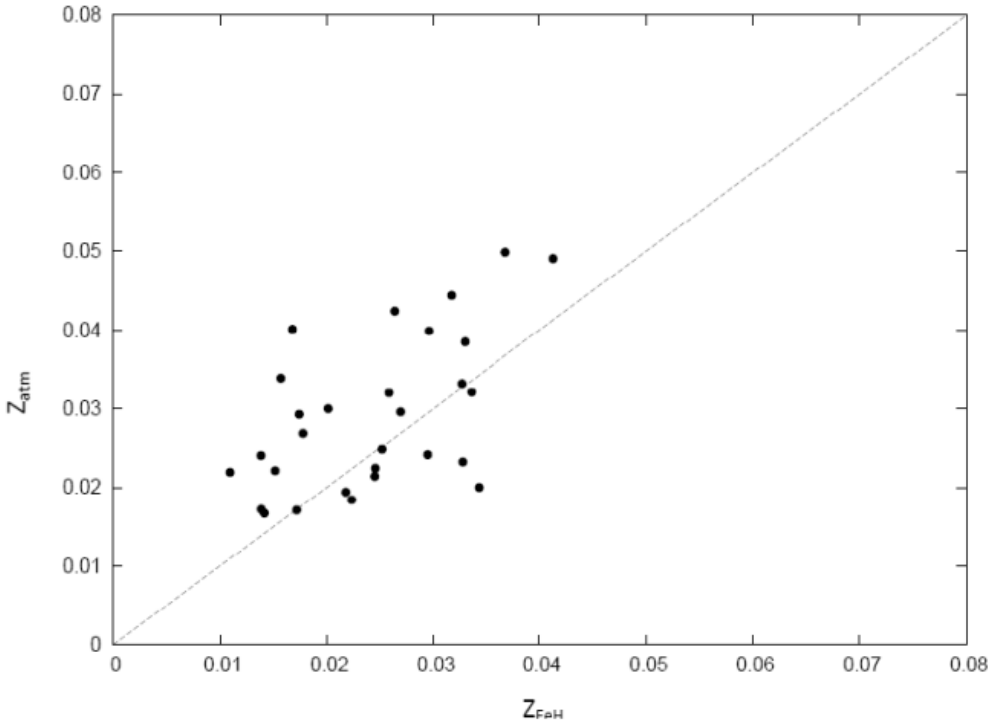
1995 yılında Güneş benzeri bir yıldız olan 51 Peg'in etrafında gezegen bulunmasıyla gökbilimde yeni bir gözlemsel ve kuramsal çalışma alanı doğmuştur. Bu tarihten günümüze kadar keşfedilen gezegen sayısı 700'leri geçmiştir. Gökbilimde son 15 yıl içinde gözlenen öte gezegen sayısındaki hızlı artış bu alandaki çalışmaların ne derece önemsendiğini açıkça göstermektedir. Özellikle meraktan gelen bu etkinlik, gezegenli sistemlerin oluşum ve dinamik tarihini anlamaya yöneliktir. Gezegenlerin gerek yapısal gerekse yörünge özelliklerinin oluşumu ve evrimini anlayabilmemiz, barınak yıldızların özelliklerinin keşfi ile mümkündür.

1. Barınak(Hosting) Yıldızlar

Yıldızlararası ortamın yıldızların gözlenen renk ve parlaklığını etkilediği bilinmektedir. En az etkilenen yıldızlar en yakın olanlardır. Bu nedenle exoplanet.eu'da verilen 509 yıldızdan 40 parsekten daha yakın olanlar bu çalışmada incelenmiştir. İçyapı modelleri ile kıyaslayabilmek için seçilen yıldızların Z değerlerinin 0,05'den az olmasına dikkat edilmiştir. Bu iki kısıt sonucunda inceleme için gözlemsel verileri (T_{eff}, log g, B-V, [Fe/H], uzaklık) eksiksiz yıldız sayısı 29'a indi. Tablo'da bu yıldızların HD numaraları, uzaklık (d, marcsec), B-V (kadir, Simbad), V-K (kadir, Simbad), etkin sıcaklıkları (T_{eff}, K), çekim ivmesi (log g), tayf türü, [Fe/H] ve karşılık gelen toplam metal bollukları sırasıyla listelenmiştir. Sondan bir önceki kolondaki Z_{atm} atmosfer modelleriyle gözlemsel verilerin kıyaslanmasından elde edilmiştir.

2. Renk, Etkin Sıcaklık ve Çekim İvmesinden Temel Parametrelerin Hesaplanması

Yıldızların renkleri ışıkkürelerinin fiziksel koşulları tarafından belirlenir. Bu koşullardan başlıcaları, etkin sıcaklık (T_{eff}), çekim ivmesi (log g) ve metal bolluğudur. Barınak yıldızların farklı yollarla metal bollukları (ağır element) elde edilmiştir. Bunlardan birincisi, tayfsal ve fotometrik gözlemlerdir (Z_{atm}, Tablo). Bu metal bolluğu, atmosfer modellerinden elde edilen uygun renk-etkin sıcaklık tabloları kullanılarak elde edilmiştir.



Şekil-1: Barınak yıldızların atmosfer modelleriyle elde edilen ağır element bolluklarına (Z_{atm}) karşın [Fe/H] bolluğuyla elde edilen ağır element bolluğundaki (Z_{FeH}) değişim

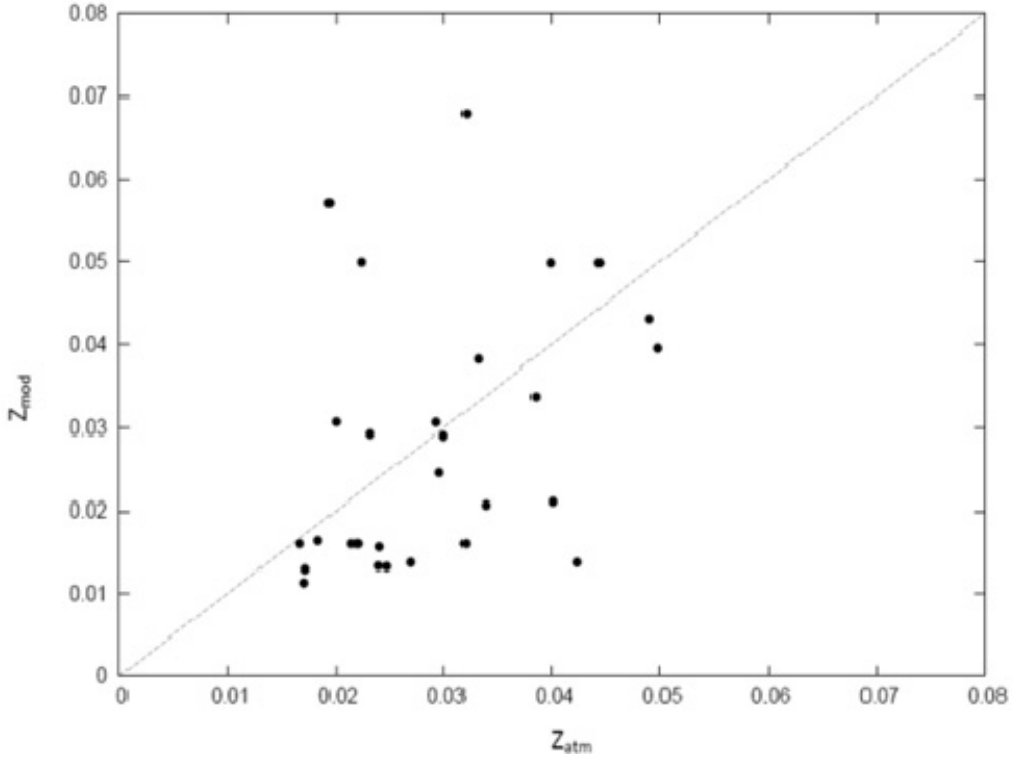
Bu yöntemle yıldızların ancak yüzeylerindeki metal bolluğu saptanabilir. İkinci olarak yıldızların gözlenen [Fe/H] bolluğu ile belirlenebilir. Burada yıldızlardaki metal bolluğunu belirleyen en etkili element olarak demir kabul edilir. Dolayısıyla yıldızların [Fe/H] bolluğu metal bolluğunu verir (Z_{FeH}) (Edvardsson, 1993).

Şekil 1'de bu farklı yöntemle elde edilen metal bolluklarından Z_{atm} karşın Z_{FeH} çizilmiştir. Genel olarak fark <0,015'den daha azdır. Bu da uyumu göstermektedir. Ancak yıldızların çoğu y=x çizgisinin üstünde kalmaktadır. Bu demektir ki, Z_{atm} sistematik olarak Z_{FeH}'den daha büyüktür. Bu bakımdan demir bolluğunun sınırlı olarak toplam ağır element bolluğu Z'yi temsil ettiği söylenebilir.

3. Barınak Yıldızlarla İlgili Sonuçların Değerlendirilmesi

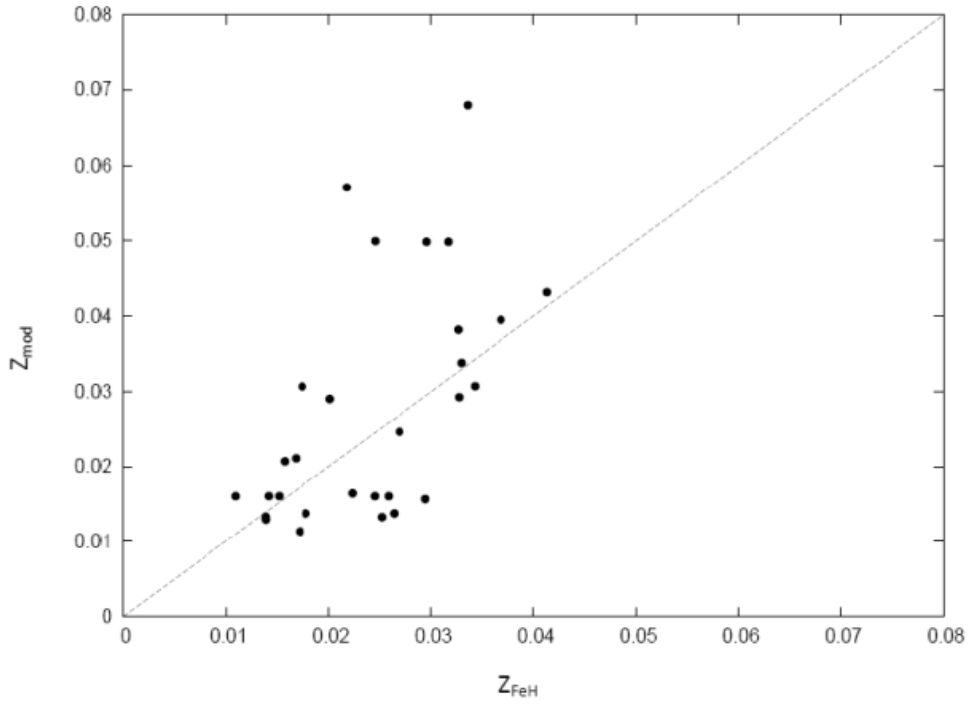
Yıldızların farklı yöntemlerle elde edilen ağır element bollukları birbirileriyle karşılaştırılması aralarında nasıl bir ilişki olduğuna ışık tutmaktadır. Barınak yıldızların modellerle elde edilen ağır element bolluklarına karşılık (Z_{mod}), Z_{atm} ve Z_{FeH} bollukları incelenmiştir.

Bu yöntemlerle elde edilen ağır element bolluklarından en güvenilir olanı atmosfer gözlemleri ile elde edilen Z_{atm}'dir, çünkü kullanılan modellerin ağır element bollukları birbirinden farklı olmasına rağmen hidrojen bollukları aynı alınmıştır. Şekil 2'de incelenen yıldızların atmosfer modelleri (Z_{atm}) ile içyapı modelleriyle (Yıldız, 2011) belirlenen ağır element bollukları (Z_{mod}) karşılaştırılmaktadır.



Şekil-2: Barınak yıldızların modellerle hesaplanan ağır element bolluklarının atmosfer modelleriyle elde edilen ağır element bolluğu ile karşılaştırılması

Şekil 3, modellerle hesaplanan ağır element bolluğu, gözlenen demir bolluğundan elde edilene göre çizilmiştir. Buradan [Fe/H] elde edilen Z_{FeH}'in modellerle hesaplanan metal bolluğu ile arasındaki ilişki incelenmiştir. Genel olarak Şekil 3'de Z_{mod} değerleri Z_{FeH}



Şekil-3: Barınak yıldızların farklı yöntemlerle bulunan ağır element bolluklarından Z_{FeH} ile Z_{mod}'in karşılaştırılması.

bolluğu ile uyumludur. Buradan da yıldızların sadece demir bollukları biliniyorsa demir bolluğunun ağır element bolluğu olarak ele alınmasının fena bir yaklaşım olmadığı söylenebilir. Ancak bu yaklaşım kullanılarak elde edilen ağır element bolluğunun olması gerekenden daha düşük değerde olduğu belirlenmiştir.

4. Tartışma ve Sonuç

Elde edilen sonuçlarla yıldızların gözlenen [Fe/H] bolluğundan türetilen toplam ağır element bolluğu (Z_{FeH}) kıyaslanmıştır. Genel olarak hem Z_{atm} hem de Z_{mod} demir çizgilerinden türetilen Z_{FeH},'den daha fazladır. Burada 10 yıldızın modelle hesaplanan ağır element bolluğu fazla iken, 19 yıldız içinse atmosfer modelleri ile elde edilen ağır element bolluğu fazladır. Özellikle üç yıldızın Z_{mod} değerleri Z_{atm} değerlerine göre çok fazladır (δ>0,03). Bu yıldızları bir tarafa bırakacak olursak iki Z arasında bir uyum vardır. Ancak genel olarak $Z_{atm} > Z_{mod}$ olmaktadır.

5. Kaynaklar

- **Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B.,** *1993*, A&A, 275, 101.
- **Schneider, J., "**Interactive Extra-solar Planets Catalog", http://www.exoplanet.eu/catalog .
- **Celik, Zeynep**, Gezegenli Sistemler, Yüksek lisans tezi, Ege Üniversitesi, 2011
- **Takeda, G., Ford, E. B., Sills, A., Rasio, F. A., Fisher, D. A. ve Valenti, J. A.,** 2006, Structure And Evolutation Of Nearby Stars With Planets II. Physical Properties of~1000 Cool Stars From The Spocs Catalog, ApJS, 10/09/06.
- **Penny, A. J.,** 2006, Catalog of Nearby Exoplanets, ApJ, 646,505.
- **Santos, N. C., Bouchy, F., Mayor, M.,** 2005, A&A, 426, 19.

HD	d (mas)	B-V	V-K	Teff	log g	Tayf	[Fe/H]	Zatm	ZFeH
HD 142	0,0390	0,52	1,2293	6250	4,19	G1	0,10	0,0248	0,0252
HD 1237	0,0568	0,75	1,7199	5540	4,60	G6V	0,12	0,0424	0,0264
HD 17051	0,0580	0,57	1,3439	6100	4,34	G3	0,11	0,0320	0,0258
HD 20782	0,0278	0,65	1,5384	5760	4,35	G3V	-0,05	0,0269	0,0178
HD 23079	0,0289	0,58	1,4608	5930	4,34	G0	-0,15	0,0167	0,0141
HD 39091	0,0549	0,58	1,4467	5950	4,36	G1	0,05	0,0184	0,0224
HD 40979	0,0300	0,557	1,3532	6090	4,30	F8	0,17	0,0241	0,0296
HD 50554	0,0322	0,58	1,4588	5930	4,29	F8	-0,07	0,0171	0,0170
HD 65216	0,0281	0,67	1,6076	5670	4,50	G5V	-0,12	0,0221	0,0152
HD 69830	0,0795	0,79	1,8688	5360	4,46	K0V	-0,06	0,0293	0,0174
HD 75289	0,0346	0,58	1,3424	6100	4,33	G0	0,22	0,0385	0,0332
HD 75732	0,0798	0,87	1,9719	5230	4,45	G8V	0,31	0,0491	0,0408
HD 81040	0,0307	0,64	1,5813	5700	4,50	G0	-0,16	0,0240	0,0138
HD 82943	0,0364	0,62	1,4062	6000	4,42	G0	0,27	0,0499	0,0372
HD 89307	0,0324	0,56	1,4765	5900	4,34	G0V	-0,16	0,0172	0,0138
HD106252	0,0267	0,64	1,4668	5870	4,36	G0	-0,08	0,0401	0,0166
HD 114729	0,0286	0,62	1,4983	5820	4,14	G0	-0,26	0,0219	0,0109
HD 117618	0,0263	0,60	1,4320	5960	4,35	G2V	0,00	0,0300	0,0200
HD 120136	0,0641	0,48	1,1324	6390	4,26	F7V	0,23	0,0200	0,0339
HD 141937	0,0299	0,63	1,4837	5850	4,42	G2/G3V	0,13	0,0296	0,0269
HD 142415	0,0289	0,60	1,4721	5900	4,38	G1V	0,09	0,0214	0,0246
HD 147513	0,0777	0,597	1,4585	5930	4,61	G5V	0,09	0,0224	0,0246
HD 154345	0,0554	0,76	1,7763	5470	4,54	G8V	-0,10	0,0339	0,0159
HD 164922	0,0456	0,80	1,8457	5390	4,51	K0V	0,17	0,0399	0,0296
HD 186427	0,0467	0,66	1,6006	5670	4,35	G5V	0,04	0,0194	0,0219
HD 190360	0,0629	0,73	1,7042	5550	4,38	G6IV	0,21	0,0332	0,0324
HD 210277	0,0470	0,71	1,7042	5560	4,49	G0	0,21	0,0232	0,0324
HD 216437	0,0377	0,633	1,4794	5850	4,23	G2	0,22	0,0321	0,0332
HD 217014	0,0651	0,67	1,5160	5790	4,45	G5V	0,20	0,0444	0,0317

Tablo: Seçilen barınak yıldızların gözlemsel özellikleri.

Yıldız Spektroskopisinde Atomik Verinin Önemi

Senem Erden ÇABUK, Kutluay YÜCE

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Fakültesi, Tandoğan, ANKARA

senem95@gmail.com

Poster Özeti

Astrofizikte, yıldız maddesinin sıcaklığı, gaz basıncı ve/veya kimyasal bileşimini doğrudan ölçme imkânına sahip değiliz. Yıldızların fiziksel parametrelerine ilişkin bilgiler, ışınımın şekillendiği ortamın modellendirilmesi ve bu modelin gözlemsel tayf ile uyumu sağlanarak elde edilir. Kimyasal bolluk hesaplamalarıyla ilgilenildiğinde, eninde sonunda sonuçların, hesaplarda kullanmak üzere seçilen atomik verilere (örneğin enerji seviyeleri, ışınımsal oranlar, elektron çarpışma uyarılma oranları ve osilatör şiddetleri gibi) bağlı olduklarının farkında olmaya başlarız. Yüksek çözünürlüklü yıldız tayflarının analizinden elde edilen sonuçlar, atomik verilere oldukça duyarlıdır. Bu çalışmada, atomik verinin yıldız spektroskopisindeki önemi ve güncel atomik veri veritabanları yer almaktadır.

Giriş

Bir atmosfer modeli oluşturmanın ve tayfı öngörmenin en önemli adımı, model atmosferdeki ışınım alanını hesaplamaktır. Bu durum, atmosferdeki elementlerin bütün atomik ve iyonik türleri için çizgi ve sürekli soğurma katsayılarının bilinmesiyle mümkündür. Bu katsayılar yerel sıcaklık ve elektron yoğunluğu cinsinden ve ışınımın dalgaboyu veya frekansı cinsinden belirtilir. Ayrıca elektronlarla çarpışmayla meydana gelen geçişler için tesir kesitleri de gerekmektedir.

Yıldız atmosferi termodinamik dengede (Thermodynamic Equilibrium = TE) bulunamaz, çünkü ışımasını yıldızlararası ortama doğru yapar ve böylece açık bir termodinamik sistem oluşmaktadır. Yerel termodinamik denge (Local Thermodynamic Equilibrum = LTE) fikri, termodinamik dengenin küçük hacimli elementlere uygulanabilmesi varsayımına dayanmıştır. LTE de, atom geçişi sağlayacak atom sayısını Saha ve Boltzmann eşitliklerinden ve sadece $n_i^*=f(T,n_e)$ yerel fiziksel durumlarına bağlı olarak belirlenmektedir. Atomdaki her geçiş, ayrıntılı dengedeyse yani ayrıntılı dengeleme koşulu sağlanıyorsa LTE varsayımı geçerli olmaktadır.

Yıldız tayfında çizgi tanısı yapmak için birincil parametreler dalgaboyu, enerji seviyesi ve osilatör şiddetidir. Bir yıldızın hassas/güvenilir bir şekilde tayf analizini yapmak, bu parametrelerin deneysel değerlerine ya da deneysel verilerden türetilmiş değerlerine bağlıdır (örneğin; Ritz dalgaboyları). Yıldızların fiziksel parametrelerin ve element bolluk analizlerinin saptanması, enerji seviyeleri, fotoiyonizasyon etki-tesirleri, osilatör şiddetleri, esnek olmayan çarpışma ile ilgili çok miktarda doğru atomik verilere sahip yerel termodinamik dengede olmayan (non-LTE) çizgi tanısı verilerine dayanmaktadır (Mashonkina 2009). Kuantum mekaniksel hesaplamalar bu verilerin büyük bir kısmını karşılamaktadır (Bergemann, 2011).

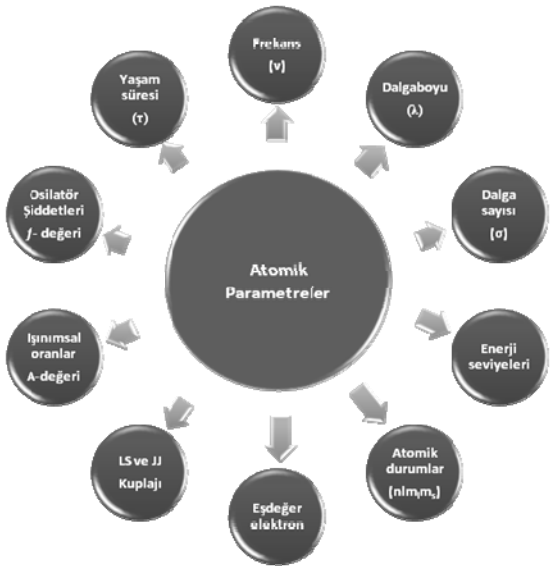
Kimyasal bolluk hesaplamalarıyla ilgilenildiğinde, eninde sonunda sonuçların seçilen atomik verilere bağlı olduğunun farkında olmaya başlarız. Bu farkındalık belli başlı sorulara dönüşürler (Luridiana vd. 2011):

- Atomik verideki belirsizlik sorun olmakta mıdır?
- Bu sorunlar ne kadar büyüktür?
- Neden genelde açıklandıkları makalelerde kesin değildir?
- Birbiriyle bağdaşmayan iki veri dizisinden hangisine olduğuna nasıl karar verebilirim?
- Ve hepsinden önemlisi, seçimim analiz sonuçlarıma nasıl etki edecektir?

Tayfsal bir çizginin konumu (dalgaboyu), şiddeti (osilatör şiddeti) ve şekli (çok ince yapı ve izotop kaymasını içerir) gibi parametreler tarafından karakterize edilirler.

Osilatör şiddeti (veya f – değeri) bir atomun bir seviyeden bir diğer seviyeye geçişi ile ilgilidir. Bu, bir tayf çizgisinden element bolluğunun belirlenmesi için kritik bir parametredir. f – değerindeki herhangi bir belirsizlik bu tayf çizgisinden belirlenecek bolluğa doğrudan transfer edilmektedir. f –değeri deneysel olarak veya atomik yapı kod hesaplamaları aracılığıyla tespit edilebilir.

1. Atomik Parametreler



Tayf sentez tekniği, özellikle kimyasal tuhaf (özel) yıldızların element bolluk analizi sırasında atomik veri kullanımının yararlı olduğunu ortaya koymuştur. Gözlemsel ve kuramsal tayfların arasında oluşabilecek uyumsuzluklar genellikle atomik veri hatalarıyla ilişkilendirilir (örneğin; Castelli vd. 2009, Yüce vd. 2011).
Sentetik tayfın hesaplanmasında önemli olan diğer atomik parametreler aynı zamanda enerji seviyelerinin bilgisine bağlıdır. Bunlar yaşam süresi (sönümleme), uyarılma potansiyeli (bölünme fonksiyonu, Boltzmann faktörü gibi) parametreleridir.

2. Atomik Veri

Çok elektronlu bir atomik sistemin Kuantum Mekaniksel gösterimi Shrödinger denklemini çözmeyi gerektirir.

$$H\Psi_k = E_k\Psi_k$$

Ψ_k k durumunun öz fonksiyonu ve E_k da k durumunun öz enerjisi olmak üzere; Hamiltonyen;

$$H = \sum_{i=1}^{N} \frac{p_i^2}{2m_e} - \sum_{i=1}^{N} \frac{Ze^2}{r_i} + \sum_{i \neq j} \frac{e^2}{|r_i - r_j|}$$

şeklinde tanımlanır. Buradaki 'toplamlar' sistemde bulunan tüm N elektronlarına karşılık gelmektedir.

Demir grubundan daha ağır olan elementler, kimyasal tuhaf Ap-türü yıldızlarda ve Gökadamızın kimyasal evrimi çalışmalarında önemli bir rol oynarlar.

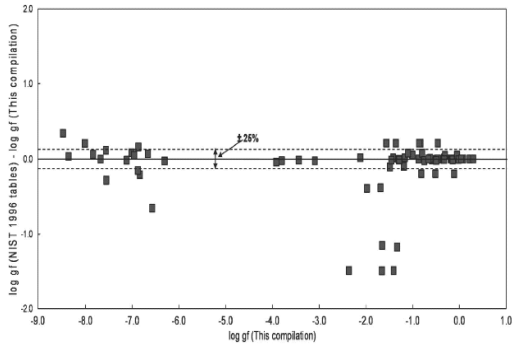
Bilim insanları elementlerin geçiş olasılıkları ile ilgili daha net bilgiler elde edebilmek için her elemente ait çizgilerin geçiş olasılıklarını içeren çizelgeleri sürekli güncellemektedirler. En çok kullanılanlarından Ce II, Fe I ve Fe II ile ilgili çizelge ve istatistikler aşağıda ele alınmıştır.

2.1. C II

Wiese ve Fuhr (2006), nötr ve bir kez iyonlaşmış karbon elementine ait bazı çizgilerin geçiş olasılıklarını güncelledi. C II'e ait atomik veriler Çizelge 2.1' deki gibi listelenmiştir. NIST atomik tayf veritabanından 1996 yılında alınmış osilatör şiddetleri ile Wiese ve Fuhr (2006) çalışmasından elde edilen verilerin karşılaştırılması Şekil 2.1'de görülmektedir. İki ayrı donukluk hesaplaması çalışmasından elde edilen log *gf* değerlerinde % 25 oranında farklılık görülmektedir.

Çizelge 3.1 C II'e ait bazı izinli geçişler (Wiese ve Fuhr, 2006)

No.	Transition array	Mult.	λ_{air} (Å)	λ_{vac} (Å)	E_i (cm^{-1})	E_k (cm^{-1})	g_i	g_k	A_{ki} (10^8 s^{-1})	f_{ik}	S (a.u.)	log gf	Acc.	Source[a]
1	$2s^22p-2s2p^2$	$^2P^--^4P$												
			2 325.40	2 326.11	63.42	– 43 053.6	4	6	4.43E−07	5.40E−08	1.65E−06	−6.666	A	15, 16, 31
			2 323.50	2 324.21	0.00	– 43 025.3	2	4	1.40E−08	2.27E−09	3.48E−08	−8.342	A	15(n), 16(n)
			2 326.93	2 327.64	63.42	– 43 025.3	4	4	8.49E−08	6.90E−09	2.11E−07	−7.559	A	15(n), 16(n)
			2 324.69	2 325.40	0.00	– 43 003.3	2	2	5.99E−07	4.86E−08	7.44E−07	−7.013	A	15(n), 16(n)
			2 328.12	2 328.84	63.42	– 43 003.3	4	2	6.78E−07	2.76E−08	8.45E−07	−6.958	A	15(n), 16(n)
2	$2s^22p-2s2p^2$	$^2P^--^2D$	*1 335.3*		*42.3*	– *74 931.1*	6	10	2.88E+00	1.28E−01	3.39E+00	−0.113	A	30
			1 335.71		63.42	– 74 930.10	4	6	2.88E+00	1.15E−01	2.03E+00	−0.335	A	30
			1 334.53		0.00	– 74 932.62	2	4	2.41E+00	1.29E−01	1.13E+00	−0.589	A	30
			1 335.66		63.42	– 74 932.62	4	4	4.76E−01	1.27E−02	2.24E−01	−1.293	A	30
3	$2s^22p-2s2p^2$	$^2P^--^2S$	*1 036.8*		*42.3*	– 96 493.74	6	2	2.20E+01	1.18E−01	2.42E+00	−0.150	A	30
			1 037.02		63.42	– 96 493.74	4	2	1.46E+01	1.18E−01	1.61E+00	−0.328	A	30
			1 036.34		0.00	– 96 493.74	2	2	7.38E+00	1.19E−01	8.11E−01	−0.624	A	30

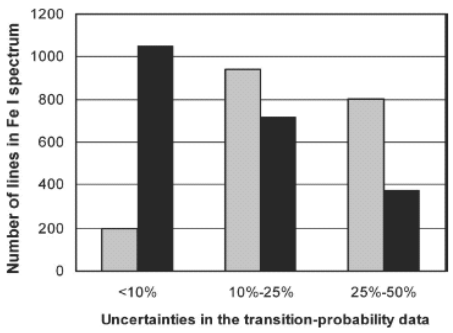


Şekil 3.1 C II'e ait log *gf* değerlerinin karşılaştırılması: NIST veri tabanınındaki 1996 yılına ait değerleri ve Wiese ve Fuhr (2006).

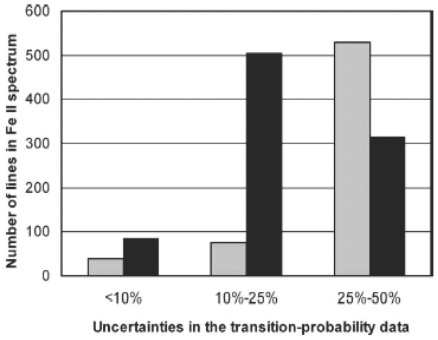
2.2. Fe I ve Fe II

Fuhr ve Wiese (2007) Fe I ve Fe II'nin izinli ve yasak çizgileri için atom geçi olasılık tablolarını geli tirdiler. Bu çalı madaki bilgiler, 1988 yılında yaptıkları ilk derlemelerinden sonraki, en son deneysel ve teorik sonuçların kullanılabilir oldu u yayınları esas alarak elde edilmi verilerdir. Bunlar, multiplet biçiminde düzenlenmi ve artan uyarılma enerjilerine

göre sıralanmı tır. ekil 2.2'de Fe I'e ait geçi olasılıklarının Fuhr vd. (1988) ile Fuhr ve Wiese (2007)'in kar ıla tırılması yer almaktadır. Şekilde Fe I'in tanımlanmış çizgileri ile onlara ilişkin geçiş olasılıklarındaki belirsizlikler görülmektedir. Gri sütun, üç belirsizlik aralığı için Fuhr vd. (1988), siyah sütun Fuhr ve Wiese (2007) verilerini göstermektedir. Belirsizliklerin %10'dan az olduğu çizgi sayısı beş kat daha fazla artış göstermiştir. Şekil 3.3'de belirsizliklerin %25'ten az olduğu tahmin edilen çizgilerin sayısı 6 kat artmıştır. Siyah sütunların birleştirilmiş yükseklikleri atomik veri listesinde kullanılan çizgilerin artan sayıda olduğunu gösteren gri sütunlardan daha geniş olduğuna dikkat edilmelidir.



Şekil 3.2 Fe I'e ait geçiş olasılıklarının karşılaştırılması; Fuhr vd. (1988) ve Fuhr & Wiese (2007)



Şekil 3.3 Fe II'e ait geçiş olasılıklarının karşılaştırılması; (Fuhr vd. 1988) ve Fuhr & Wiese (2007)

3. Atomik Veri Veritabanları

Osilatör şiddetleri, geçiş olasılıkları ve enerji seviyeleri gibi veriler, literatür arşivindeki farklı veritabanlarından eşzamanlı olarak yeniden düzeltilmektedir. Bu bölümde, yıldızların ayrıntılı tayfsal analizlerinde sıkça kullanılan atomik veri veritabanları, literatürdeki önem sırasına göre, yer almaktadır.

3.1 NIST atomik tayf veritabanı

NIST (National Institute of Standart and Technology yani Ulusal Teknoloji ve Standartlar Enstitüsü) Atomik Spektroskopi Veri Merkezi, atomik tayfların astronomik gözlemlerini destekleyen birçok çevrimiçi veritabanını içerir. Mevcut sayısal ve bibliyografik veritabanına www.nist.gov/pml/data/atomspec.cfm</u> elektronik adresindeki NIST Fiziksel Ölçüm Laboratuvarı internet sitesinden ulaşılabilmektedir.

Atomik Tayf Veritabanının (Atomic Spectra Database; ASD) son sürümü olan NIST4, yaklaşık 180 000 tayf çizgisi için 73 400 osilatör şiddeti, dalgaboyu ve enerji seviyesine ilişkin bilgilerin yer aldığı bir ana bölüm içermektedir. ASD aynı zamanda 89 elementin çeşitli iyonları için 92 500 enerji seviyesini içermektedir. Kullanıcının isteğine göre dinamik Grotrian şemaları ve Saha/LTE tayflarının grafikleri de üretilmektedir. Aynı zamanda, seçtiği dalgaboyu aralığında ilgili elemente ait "***orbital dizilimi, terim simgesi, J değeri, enerjisi, dalgaboyu***" bilgileri yazılı olarak gelmektedir.

3.2 VALD atomik veritabanı

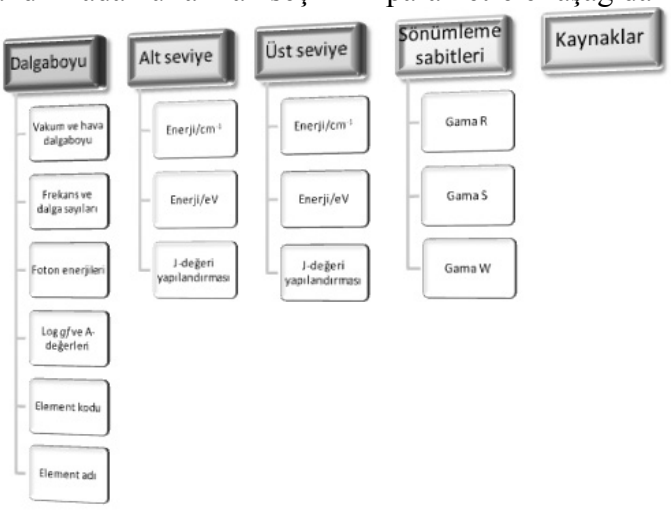
Atomik ve moleküler veriler içeren VALD veritabanı, astrofiziksel tayfların sağlam ve tutarlı bir analizini sağlamayı hedeflemektedir. VALD (Vienna Atomic Line Database = Viyana Atomik Tayf Veritabanı) veritabanı ilk kez 1995 yılında, atomik geçişlerle oluşan soğurma tayfları ile ilgili konulara önemli ölçüde katkıda bulunmak için gerekli bilgileri sağlamak amacıyla kurulmuştur. VALD internet arayüzüne ve belgelerine http://vald.inasan.ru/~vald/php/vald.php bağlantısından erişilebilmektedir.

Kullanıcının ihtiyaç duyduğu atom/iyon, dalgaboyu aralığı ve dalgaboyu adımı girildikten sonra, her geçişe ait merkez dalgaboyu, enerji seviyeleri ve iki seviye için toplam açısal momentum kuantum sayılarını ve osilatör şiddetlerini içeren tüm bilgiler liste halinde kullanıcının e-posta adresine birkaç saat içerisinde gönderilmektedir. Birçok ***tayf, Lande faktörleri, sönümleme sabitleri, terim dizilimi, osilatör şiddeti hassasiyeti ve verinin kaynağı*** ile ilgili bir tanımlama da içermektedir.

3.3 Kurucz veritabanı

Yıldızların yerel termodinamik denge varsayımlı model atmosfer hesaplamaları için geliştirilen bilgisayar programları arasında en yaygın kullanılanı Robert Kurucz'un ATLAS kodudur (Kurucz 1995). ATLAS9, Donukluk Dağılım Fonksiyonu (Opacity Distribution Function; ODF) yöntemiyle model hesaplamada kullanılan en son sürümüdür. ATLAS12 Donukluk Örnekleme (Opacity Sampling OS) yöntemiyle model hesaplamada kullanılan bir sürümüdür. Atomik çizgi listelerinin yer aldığı veri tabanına elektronik ortamda ulaşılabilmektedir.

Kurucz atomik tayf çizgi veritabanına http://www.pmp.uni-hannover.de/cgi-bin/ssi/test/kurucz/sekur.html sitesinden ulaşılmaktadır.
Çıktı verisini yapılandırmada kullanılan seçimlik parametreler aşağıdaki gibidir;



4. Sonuçlar

Bu çalışma, yıldızların ayrıntılı tayfsal analizlerinde ihtiyaç duyulan atomik veriler ve onlarla ilgili kavramları içermektedir. Atomik veriler, bünyesinde fizik ve kimya bilgilerini

de barındırdığından, bu bilimlerin astronomideki uygulamaları ve de eksik bilgilerin tamamlanmasında laboratuvar görevi görmektedir.

Yüce vd. (2011), dört civa mangan yıldızının geniş bir dalgaboyu aralığındaki UVES tayflarını analiz ederek xenon elementinin birinci iyonizasyon durumuna ait çizgilerini incelediler. Xe II'nin 6d ve 7s geçişlerine ait tanımlanamamış bazı çizgi profillerini de tespit ettiler. NIST4'de verilen Xe II nin bazı dalgaboyu değerlerini gözlemsel yıldız değerlerine göre düzelttiler. Dört yıldızın tayfından belirledikleri Xe II çizgilerinden ortalama astrofiziksel osilatör şiddetleri belirlediler.

Atom ve iyonların geçişlerine ilişkin enerji seviyeler ve LS-Multiplets derlemelerine katkıda bulunan laboratuvar tayf ölçümü yapan bilimciler, bugünlerde aktif olarak tayf ölçümü yapan tayfbilimcilerden oldukça fazladırlar. Yaklaşık elli yıl önce yeryüzüne konuşlandırılmış teleskoplardan elde edilen tayflar kullanılarak yıldız astrofizik çalışmaları yapılırdı. Bugün, gökbilimcilerin atomik veri istekleri tüm elektromanyetik tayfı kapsamaktadır ve yüksek hassasiyet gerektirmektedir. Bir model atoma kuantum mekanik uygulayarak gereken tüm parametreler hesaplanabilir, fakat veri sadece donukluk hesaplamaları ve detaylı olmayan tayfsal analiz için kullanılabilir. Atmosfer dışı gözlemlerde kullanılan HST, IMAPS, ATMOS uydu verileri ve yerde konuşlandırılmış tüm büyük teleskoplar (VLT ve Keck gibi) kullanılarak daha önce görülmemiş dalgaboyu hassasiyetlerinde yüksek tayfsal ve uzaysal çözünürlükteki tayflar kaydedilebilmektedir (deneysel atomik verinin kullanılması anlamına gelen daha iyi bir uygulama gerekmektedir). En önemli problemler uydu bölgenin sonunda bulunan kısa dalgaboyunda görülmektedir (Johansson ve Leckrone 1996).

Yıldız atmosferleri ve yıldız evrimi ile ilgili çalışmalar ağırlıkla yıldızların ayrıntılı tayfsal analizine dayanmaktadır. Morötesinden kızılötesi bölgeye atomik veri ihtiyacı günümüzde her zamankinden daha fazladır. Son 20 yıl içerisinde, Hubble Uzay Teleskopu'nun fırlatılmasından bu yana, UV geçişleri için atomik veri elde etmekle ilgili büyük ilerleme kaydedilmiştir. Şimdilerde detektör teknolojisindeki ilerleme ile genişletilmiş optik dalgaboyu bölgesi yeni atomik veriler için imkân sağlamaya devam etmektedir. Ayrıca Yer'e konuşlandırılmış ve uzay rasathanelerine yapılan yeni cihaz yatırımları, atomik veri ihtiyacı en kritik olan kızıl ötesi dalgaboylarında yüksek kaliteli tayfların kullanılabilirliğini sağlamıştır (Wahlgren 2011).

KAYNAKLAR

Adelman S.J., 2005, Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement, v.8, p.103.

Fuhr J.R., Martin G.A., Wiese W.L., 1988, Journal of Physical and Chemical Reference Data, v.17, suppl.4.

Fuhr J. R., Wiese W. L. 2007, J. Phys. Chem. Ref. Data, V 35, No. 4, 1670-1671.

Gray D.F., 2005, Cambridge University Press.

Johansson, S., Leckrone, D. S. 1996, Model Atmospheres and Spectrum Synthesis ASP Conference Series, 108, 119-120.

Klose J. Z., Fuhr J. R. and Wiese W. L. 2002, J. Phys. Chem. Ref. Data, Vol. 31, No. 1.

Kurucz R.L., 1995, ASP Conference Series, 78, p. 205.

Luridiana V., Garcia-Rojas J., Aggarwal K., Bautista M., Bergemann M., Delahaye F., Zanna G., Ferland G., Lind K., Manchado A., Mendoza C., Delgado A. M., Diaz

M. N., Shaw R. A. and Wesson R., 2011, Uncertainties in Atomic Data and How They Propagate in Chemical Abundances, 55-56.

Mashonkina L. 2009, Iop Publishing, T134, 1-2.

Wahlgren G. M., 2011, Canadian Journal of Physics, 2011, 89(4): 345-356, 10.1139/p10-125.

Yüce K., Castelli F. and Hubrig S., 2011, A&A, 528, 5-7.

YAKIN GALAKSİ NGC 4736'DA ULX KAYNAĞININ YARI-PERİYODİK SALINIMLARININ İNCELENMESİ

Şenay KAYACI[1], Hasan AVDAN[2], Aysun AYKÜZ[3]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri*
(eposta: kayaci.s@gmail.com.tr)
[2] *Çukurova Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü,Fizik Anabilimdalı,Adana*
(eposta:avdan.hsn@gmail.com.tr)

Özet: Bu çalışmada, yakın galaksi (< 10 Mpc) NGC 4736 galaksisinde bulunan bir ULX kaynağının *Chandra* ve *XMM-Newton* arşiv verileri kullanılarak kaynağın yarı-periyodik salınımlara (Quasi-Periodic Oscillations, QPOs) sahip olduğu belirlenmiştir. *XMM-Newton* kaynak sıralamasına göre merkezden sonra galaksideki 2. parlak kaynak (XMM-2) olarak adlandırılmıştır. X-ışın tayfına en iyi uyum veren model ve ışıma gücü ($L_x \sim 10^{39}$ erg s^{-1}) dikkate alınarak, bir ULX (Ultraluminous X-ray source) kaynak olarak tanımlanmıştır. Zamansal analizi için kısa dönemli ışık eğrisi ve güç tayfı (power spectrum) incelenmiştir. Elde edilen güç tayflarında kaynağın her iki gözlemde de 2.3 – 6.2 saat (sırasıyla *XMM-Newton* ve *Chandra*) aralığında bir yarı-periyodik değişkenliğe sahip olduğu hesaplanmıştır. Bu posterde, bu çalışmaların ilk sonuçları sunulmuştur.

1. Giriş

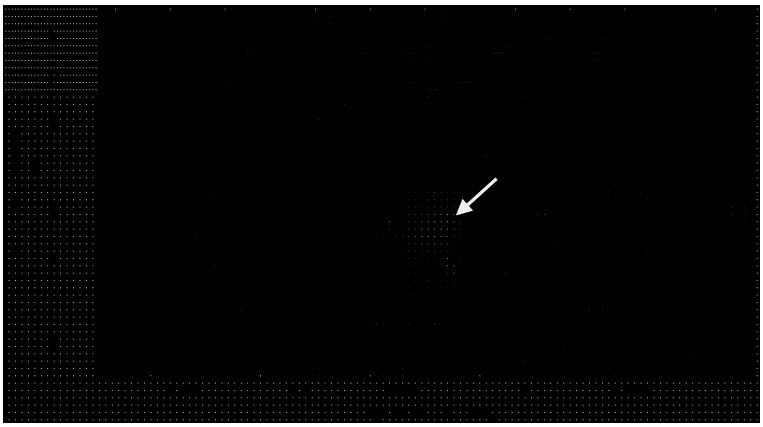
İlk olarak *Einstein*, *ROSAT* ve son zamanlarda *Chandra* ve *XMM-Newton* uyduları ile yakın galaksilerde gözlenen çok parlak X-ışın kaynakları (Ultraluminous X-ray sources, ULXs), bir galaksinin merkezinde olmayan noktasal X-ışın kaynaklarıdır. ULX'lerin doğası hakkında kesin bir bilgi olmamakla birlikte önerilen bir çok model bulunmaktadır (Feng ve Kaaret, 2007). Bunlar arasındaki en yaygın düşünce bu X-ışın çift sistemlerinin merkezinde orta kütleli bir karadeliğin (intermadiate-mass blackhole, IMBH) bulunmasıdır (Mucciarelli ve ark., 2006, Strohmayer ve Mushotzky, 2003, Feng ve Kaaret, 2007)**.** Doğrudan kinematik hesaplama olanağının yokluğundan dolayı ULX'lerin doğasının anlaşılması ve ULX'lerde bulunan karadeliklerin kütleleri hakkında bir sınır belirlenmesi için tayfsal ve zamansal X-ışın analizleri yapılmaktadır. Bu tür X-ışın çiftlerinin X-ışın akılarındaki periyodik olmayan değişimlerin, özellikle yarı-periyodik salınımların analizi bu sistemlerde bulunan yığılma diski yapısının ve hareketinin incelenmesi için önemli bilgiler sağlamaktadır (Mucciarelli ve ark., 2006).

Güç tayfında sonlu genişlikteki bir pik şeklinde görülen QPO'lar, merkezi frekans (ν_0) ve yarı maksimum tam genişlik (full width at half maximum, FWHM) λ ile tanımlanmaktadır. Bu iki değerin oranı olan nitelik faktörü (quality factor) $Q \equiv \nu_0/\lambda$ yarı-periyodik salınımlar için bir ölçüm değeridir. $Q>2$ olan sinyaller QPO, $Q<2$ olan sinyaller ise gürültü olarak tanımlanmaktadır (Van der Klis, 2004).

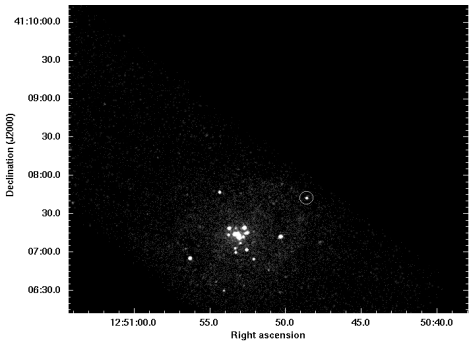
2. Veri Analizi

NGC 4736 (d=7.3 Mpc) galaksisinde bulunan ULX'in tayfsal ve zamansal analizi için en uzun gözlem süresine sahip 14.6.2001 tarihli *Chandra* (*ObsID 808, 49.8 ks*) ve 27.11.2006 tarihli *XMM-Newton* (*ObsID 0404980101, 55 ks*) arşiv gözlemleri kullanılmıştır. *XMM-Newton* gözlemi *SAS v.10.0* ve *Chandra* gözlemi *CALDB v.3.3.0* kalibrasyon veritabanı ile *CIAO v.4.3* programında analiz edilmiştir. Her iki uydudan elde edilen verilerin tayfsal analizi için *XSPEC v.12.5,* zamansal analizi için ise *XRONOS*

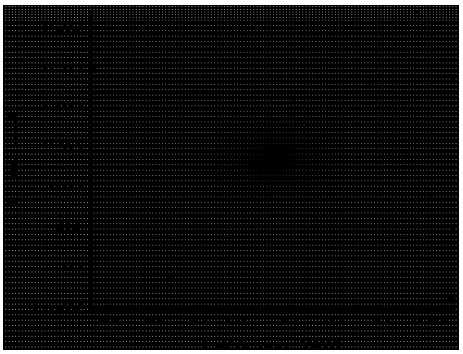
v.5.21 kullanılmıştır. Galaksinin *XMM-Newton* ve *Chandra* görüntüleri Şekil.1-2'de, SDSS (optik) görüntüsü ise Şekil.3'de verilmiştir.



Şekil.1: NGC 4736 galaksisinin *XMM-Newton* RGB (Red, Green, Blue) üç renk X-ışın görüntüsü.

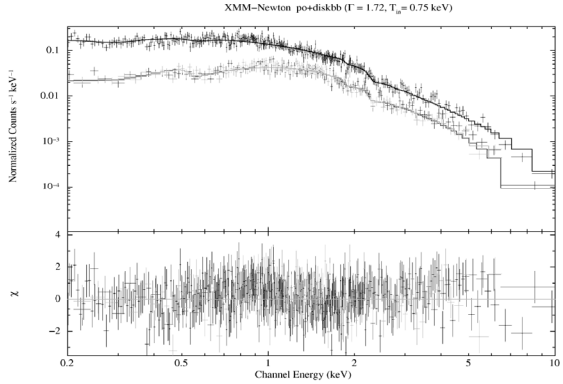


Şekil.2: NGC 4736'nın *Chandra* X-ışın görüntüsü

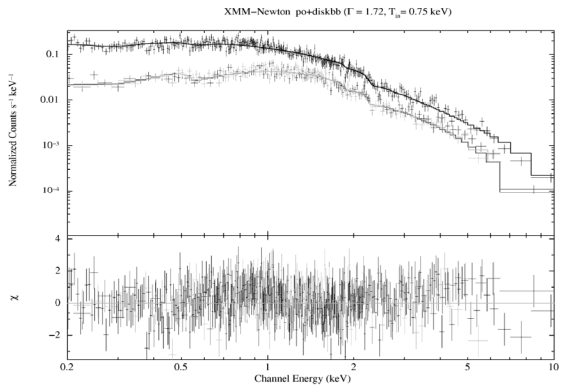


Şekil.3: NGC 4736'nın *SDSS/blue* optik görüntüsü

ULX kaynağının analizi için *XMM-Newton* görüntüsünde 17.5" lik (*Chandra* analizi için 2") bir dairesel alan seçilerek kaynaktan gelen akı hesaplanmıştır. Ayrıca kaynaktan ardalanın katkısını çıkarmak için ise kaynak yakınlarında *XMM-Newton* için 35" lik (*Chandra* analizi için 4") dairesel bir alan seçilmiştir. Kaynağın X-ışın tayfı, *XMM-Newton* verileri kullanılarak 0.2-10 keV (*Chandra*'da 0.3- 8 keV) enerji aralığında elde edilmiştir (Şekil.4-5). Zamansal analiz için kısa dönemli ışık eğrisi *XMM-Newton/EPIC* kamerasından (pn+MOS) gelen veriler birleştirilerek, *lcurve* programında bin başına foton sayısı oranı 20'den düşük olmayacak şekilde 500 saniye ile binlenmiştir. *Chandra ACIS* verileri için ise benzer işlemler yapılarak kısa dönemli ışık eğrisi elde edilmiştir. Kaynağın yarı-periyodik salınımlarının hesaplanması amacıyla güç-yoğunluk (power-density) tayfı *powspec* programı kullanılarak XMM-Newton ve Chandra verileri için 1'er saniyelik binlemeler yapılarak elde edilmiştir.



Şekil.4: XMM-2 kaynağının *XMM-Newton* X-ışın tayfı ve en iyi uyum gösteren model



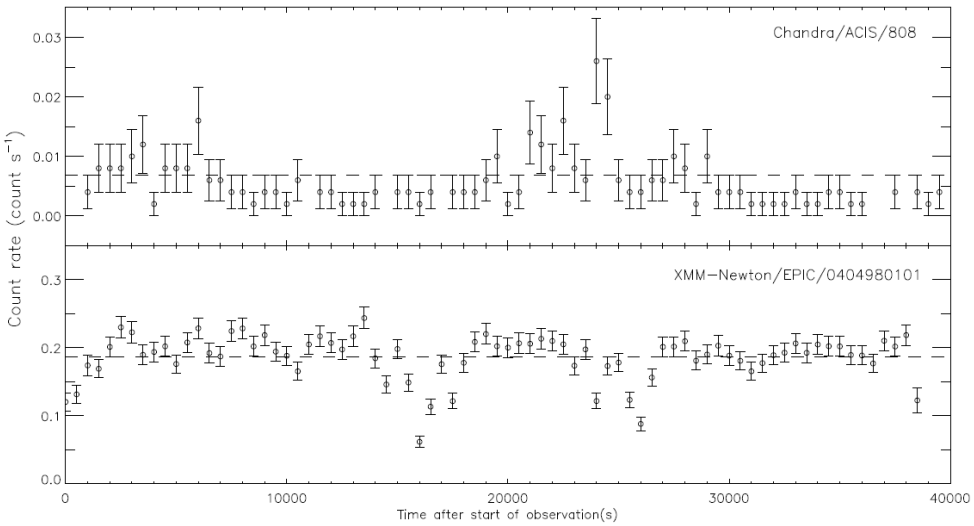
Şekil.5: XMM-2'nin *Chandra* X-ışın tayfı ve en iyi uyum gösteren model

Tablo.1: XMM-2'nin *XMM-Newton* ve *Chandra* tayfsal parametreleri

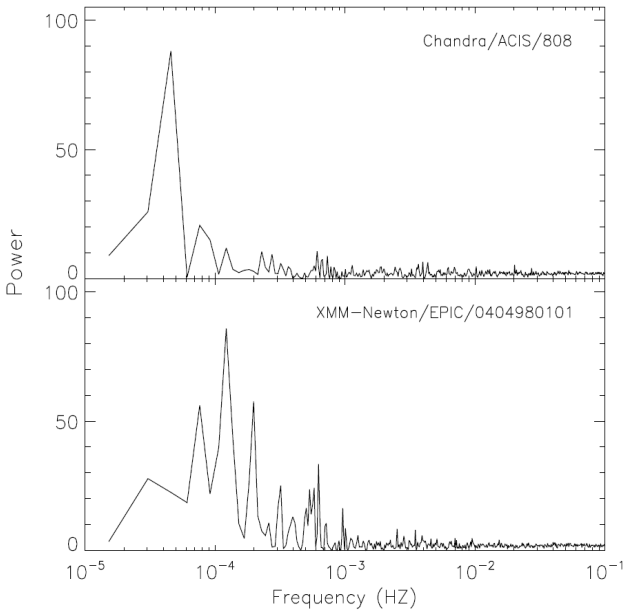
Parametre	*Chandra*	*XMM-Newton*
$N_H\,(10^{22}\,cm^{-2})$	$0.07^{+0.06}_{-0.03}$	$0.02^{+0.008}_{-0.006}$
Γ	$2.55^{+0.38}_{-0.26}$	$1.72^{+0.14}_{-0.13}$
kT (keV)		$0.75^{+0.06}_{-0.04}$
χ^2 /dof	8.27/11	530.81/517
F (erg cm^{-2} s^{-1})	0.37×10^{-13}	8.44×10^{-13}
L (erg s^{-1})	0.85×10^{38}	1.94×10^{39}

3. Tartışma ve Sonuç

XMM-2 kaynağının X-ışın tayfı, *Chandra* verilerinde en iyi uyumu power-law (po) modelinde göstermektedir (Γ=2.55, $\Delta\chi^2$=0.75) (Şekil.3). *XMM-Newton* verilerinde power-law modeli iyi bir uyum gösterse de power-law+diskblackbody (po+diskbb) modeli daha iyi uyum göstermiştir (Γ=1.72, kT=0.75 keV, $\Delta\chi^2$= 1.02) (Şekil.4). Tayfsal model parametreleri Tablo.1'de verilmiştir. Kaynağın kısa dönemli ışık eğrilerine bakıldığında ise düzensiz değişkenlikler görülmektedir (Şekil.6). Model parametreleri, ışık eğrisindeki değişkenlik ve kaynağın yüksek ışıma gücü (1.95×10^{39} erg s^{-1}) dikkate alındığında kaynak ULX olarak sınıflandırılabilir. Kaynağın güç tayflarına bakıldığında merkezi frekansı *XMM-Newton* gözleminde ~1.2×10^{-4} Hz ve *Chandra* gözleminde ~4.5×10^{-5} Hz civarında olan iki dar Lorentzian QPO piki görülmektedir (Şekil.7). Belirlenen pik frekanslarından kaynağın 2001 tarihli *Chandra* gözlemi sırasında ~6.2 saatlik ve 2006 tarihli *XMM-Newton* gözlemi sırasında ~2.3 saatlik olası QPO periyoduna sahip olduğu söylenebilir. Güç tayflarındaki piklerin Q değerleri *XMM-Newton* için Q=6, *Chandra* için Q=2.2 olarak hesaplanmıştır. Bu değerler QPO'lar için belirnen sınır değerinin üzerindedir. Kaynağın QPO özelliği hakkında daha ayrıntılı analiz ve hesaplamalar devam etmektedir.



Şekil.6: XMM-2'nin kısa dönemli X-ışın eğrileri



Şekil.7: XMM-2 kaynağının güç tayfları

4. Kaynaklar

Feng, H & Kaaret, P., 2007, ApJ, 668, 941-948

Mucciarelli, P., Casella, P., Belloni, T., Zampieri, L., Ranolli, P., 2006, MNRAS, 365, 1123-1130

Strohmayer, T. E. & Mushotzky, R. F., 2003, ApJ, 586, L61

Van der Klis, M., Lewin & Van der Klis, Compact Stellar X-ray Sources, Cambridge Universtiy Press, 2006

Echelle Spectrum Analysis Package - TIGER

Timur ŞAHİN[1]

[1] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, 07058, Antalya*
(eposta: timursahin@akdeniz.edu.tr)

Abstract: In this study, an echelle spectrum reduction package in IDL, TIGER, is presented.

1. Introduction

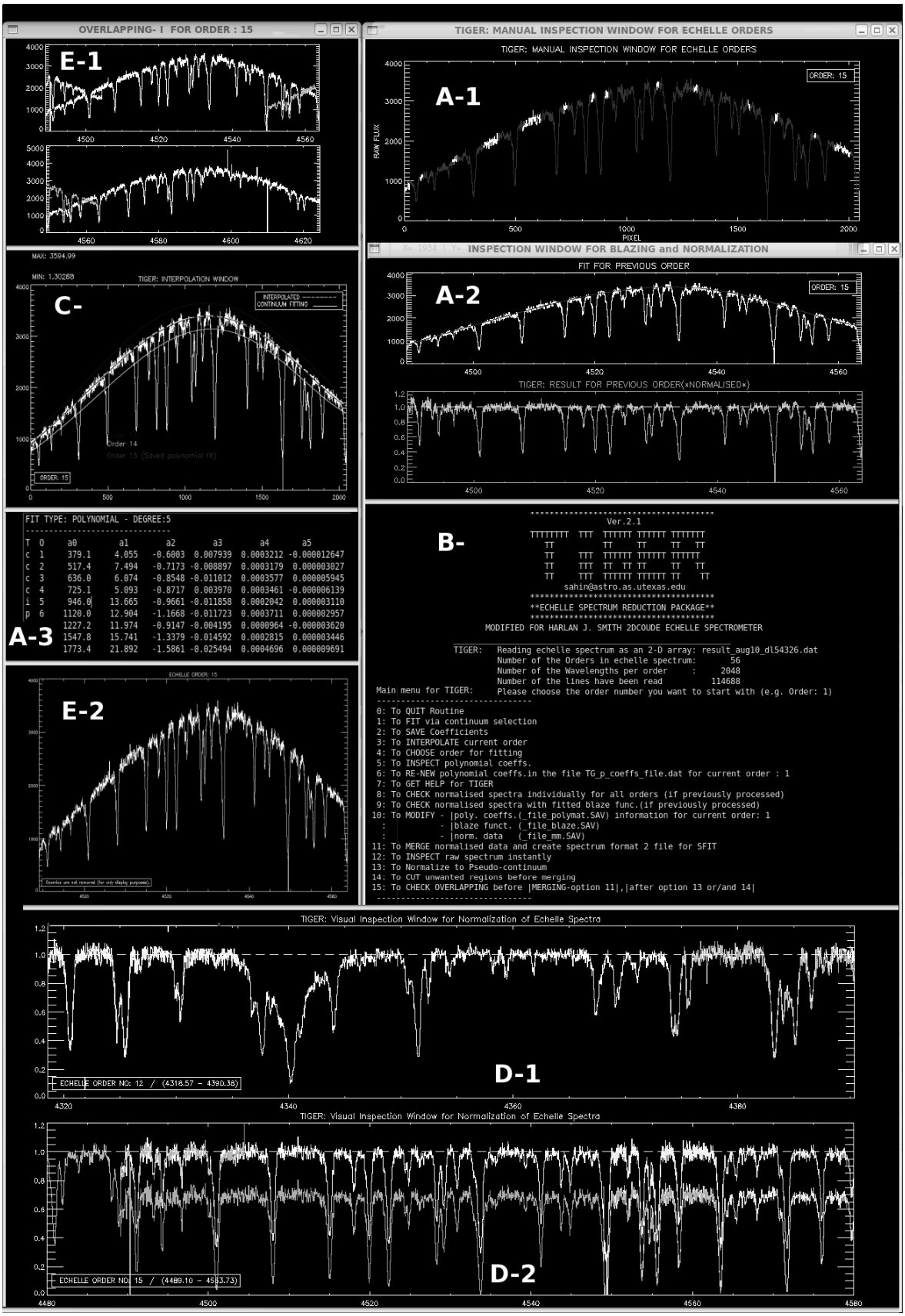
The difficulty in combining many spectral orders of an echelle spectrum to produce a single continuous spectrum arises because the blaze function varies rapidly along each order so normalization of the spectrum may not be possible by processing the spectrum as a whole although there have been studies of large scale blaze function correction (Katz et al. 1998). Under such circumstances where a large scale blaze function correction is not applicable, a flat image or a spectrum of a similar temperature and similar reddening metal-poor star with as few lines as possible (e.g. a white dwarf or sub dwarf) can be used for normalization. Indeed, a flat-field calibration lamp may define the blaze function but, in practice, it is not easy. There are some optical components in the flat-field beam which may create some residuals when applied to astrophysical observations so that using spectra of astrophysical sources instead of flat-field images may provide an alternative solution to this problem.

Removal of blaze function can also be performed on an order by order basis.

In this study, I report an echelle spectrum analysis package that I call, TIGER (Şahin 2008), an in-house IDL package (see B- in Figure 1.), consists of several methods for normalization of echelle spectra.

2. Capabilities of TIGER

- Spectral order fitting (see A-2 in Figure 1.).
- Interpolation of blaze profiles (see C- in Figure 1.).
- Normalization via continuum selection (see A-1 and -2 in Figure 1.).
- Pseudo-continuum normalization.
- Cosmic-ray removal.
- Quick-look fitting and overlapping inspection (see E-1 and -2 in Figure 1.).
- Manipulation of rectified orders interactively prior to merging.
- Merging of rectified spectral orders.
- Quick-look spectrum inspection.
- Production of merged and rectified spectrum in spectrum-2(SP2) file format.


OVERLAPPING- I FOR ORDER : 15
E-1
TIGER: MANUAL INSPECTION WINDOW FOR ECHELLE ORDERS
A-1
INSPECTION WINDOW FOR BLAZING and NORMALIZATION
FIT FOR PREVIOUS ORDER
A-2
TIGER: RESULT FOR PREVIOUS ORDER(*NORMALISED*)
TIGER: INTERPOLATION WINDOW
C-
FIT TYPE: POLYNOMIAL - DEGREE:5
A-3
B-
Ver.2.1
sahin@astro.as.utexas.edu
ECHELLE SPECTRUM REDUCTION PACKAGE
MODIFIED FOR HARLAN J. SMITH 2DCOUDE ECHELLE SPECTROMETER
TIGER: Reading echelle spectrum as an 2-D array: result_aug10_dl54326.dat
Number of the Orders in echelle spectrum: 56
Number of the Wavelengths per order : 2048
Number of the lines have been read 114688
Main menu for TIGER: Please choose the order number you want to start with (e.g. Order: 1)
0: To QUIT Routine
1: To FIT via continuum selection
2: To SAVE Coefficients
3: To INTERPOLATE current order
4: To CHOOSE order for fitting
5: To INSPECT polynomial coeffs.
6: To RE-NEW polynomial coeffs.in the file TG_p_coeffs_file.dat for current order : 1
7: To GET HELP for TIGER
8: To CHECK normalised spectra individually for all orders (if previously processed)
9: To CHECK normalised spectra with fitted blaze func.(if previously processed)
10: To MODIFY - |poly. coeffs.(_file_polymat.SAV) information for current order: 1
- |blaze funct. (_file_blaze.SAV)
- |norm. data (_file_mm.SAV)
11: To MERGE normalised data and create spectrum format 2 file for SFIT
12: To INSPECT raw spectrum instantly
13: To Normalize to Pseudo-continuum
14: To CUT unwanted regions before merging
15: To CHECK OVERLAPPING before |MERGING-option 11|,|after option 13 or/and 14|
E-2
TIGER: Visual Inspection Window for Normalization of Echelle Spectra
D-1
D-2

3. Spectral order fitting

In TIGER, order fitting can be performed via polynomials interactively. The normalized result is shown just after the selection for inspection purposes. The user is able to exclude unwanted regions such as absorption / emission lines, spikes etc. From spectral orders interactively (see A-1 and -2 in Figure 1.). This process can be repeated for the best fit to the spectrum.

In section A-3 of the Figure 1., I present 5^{th} order polynomial fitting coefficients for 9 adjacent orders for a post-AGB star. It also shows the example fitting database created in the code, TIGER. The p and c abbreviations in the first column stand for normalization with interactive (c)ontinuum-selection and (p)seudo-continuum normalization respectively. TIGER allows this information to be updated when needed.

4. Interpolation of blaze profiles

For some echelle orders, continuum fitting may not give the best result. This can be due to an inappropriate dekker determination, or to diffuse light in the spectrograph, a common difficulty with echelle spectra, or to wide absorption features (e.g. Balmer or Paschen Hydrogen lines) in the spectrum. Interpolation of the blaze functions from adjacent orders can be a solution, and TIGER makes this possible (see C- in Figure 1.).

5. Pseudo-continuum normalization

If spectral order fitting via interactive mouse selection or interpolation of successive orders is not a solution for the spectra, users are advised to use pseudo-continuum normalization option in TIGER. When this routine is run, overlapping regions in adjacent echelle orders are determined, and displayed on the screen (see D-1 and -2 in Figure 1.).

6. Evaluation of the code

TIGER has been extensively used in the literature. A few of my recent works which make use of TIGER are as follows: Şahin et al.(2012); Naslim et al.(2011); Şahin et al.(2011); Naslim et al.(2010); Naslim et al.(2010); Şahin & Lambert(2009); Ahmad et al.(2007).

7. Future work

The code is planned to be embedded in a GUI interface to be publicly available.

8. References

Ahmad, A., Behara, N.~T., Jeffery, C.~S., Sahin, T., & Woolf, V.~M. 2007, A&A, 465, 541
Katz, D., Soubiran, C., Cayrel, R., Adda, M., & Cautain, R. 1998, A&A, 338, 151
Naslim, N., Jeffery, C.~S., Behara, N.~T., & Hibbert, A. 2011, MNRAS, 412, 363
Naslim, N., Jeffery, C.~S., Ahmad, A., Behara, N.~T., & Şahin, T. 2010, MNRAS, 409, 582
Naslim, N., Jeffery, C.~S., Ahmad, A., Behara, N., & Şahin, T. 2010, ApSS, 329, 119
Şahin, T., Lambert, D.~L., & Allende Prieto, C. 2012, arXiv:1203.1461
Şahin, T., Lambert, D.~L., Klochkova, V.~G., & Tavolganskaya, N.~S. 2011, MNRAS, 410, 612
Şahin, T., & Lambert, D.~L. 2009, MNRAS, 398, 1730
Şahin, T.,2008, Ph.D.~Thesis, Queen's University Belfast, UK

HD119608: A Rapid Rotating Hot Post-Asymptotic Giant Branch Star

Timur ŞAHİN[1]

[1] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, 07058, Antalya*
(eposta: timursahin@akdeniz.edu.tr)

Abstract: In this study, I report a detailed abundance analysis of a rapid rotating helium rich super-giant HD119608 (in preperation; Şahin 2012).

1. Observations and analysis

High resolution (0.05 A/pixel) optical spectra were obtained in two different runs on the nights 1999 July 28, and 29 with the 3.9-m Anglo-Australian Telescope (AAT). The UCLES (Walker & Diego 1985), giving a spectral coverage from 3847 to 5010 A, with central wavelengths of 4307 A and 6043 A (4915 to 8150 A), was employed. Wavelength residual for Th-Ar exposure was less than 0.01 A, (see Şahin 2012 for details).

A grid of twenty-four model spectra was calculated with Teff =15,000, 18,000, 20,000, 22,000, 24,000, and 25,000 K ,logg = 2.5 (0.5) 4.0, and nHe = 0.10 in the range of 3900 – 5010 A. STERNE computed solar metalicity models were used. Model atmosphere parameters were obtained with SFIT2, a general-purpose code designed to optimize theoretical stellar spectra to an observed spectrum, were Teff =23,300 K, and logg = 3.0 and errors in model atmosphere parameters are ±500 K and ±0.1 dex respectively. Best model fit (in green) was presented in Figure 1 and 2 with TIGER (Şahin 2008; see the poster) normalized spectrum of the star. Abundances calculated by the best fit model are presented in Table 1. The metallicity ([Fe/H]) of the star was calculated from Fe abundance and was found to be [Fe/H]~0 (solar). Several ions including Si III triplet around 4550 A (multiplet no.2) gave a micro-turbulent velocity vt of 6±1 \kmsec which was used in calculation of the best fit model.

The rotational velocity of the star was found to be vsini = 55±1 km/sec by using C, O, N, Al, and Fe lines. As a consistency check, the Si III triplet multiplet no.9 around 4810 A, where normalization related effects were minimum, was used. It agreed with the above value.

The radial velocity of the star was measured by using C, N, O, Al, Si, and Fe lines. While Al, Si, P, and Fe lines gave vr=57 \kmsec, C, N, and O lines gave 53, 49, and 52 km/sec respectively. The mean radial velocity was vr =55±1. The vr value for the Fe lines, vr = 57±1, was used in the best model fit.

The heliocentric correction for the date of observation was found to be +29 km/sec.

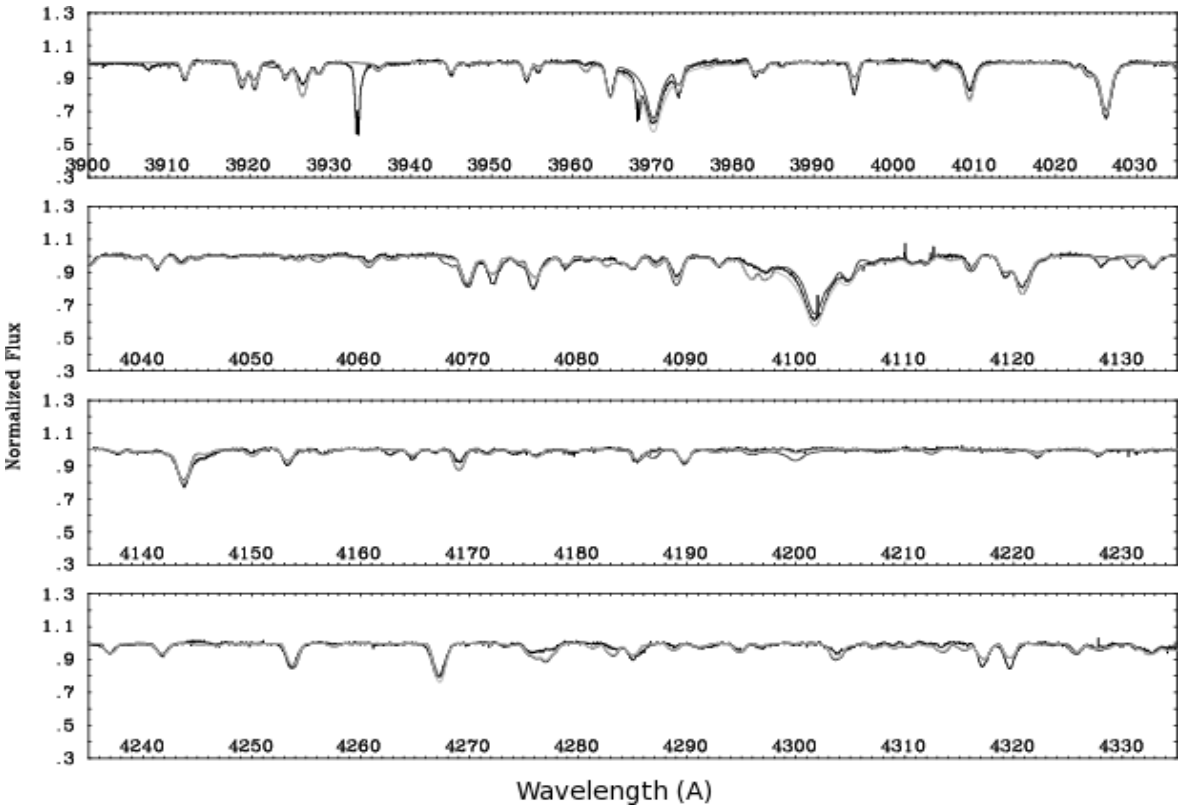
Elements	H	He	C	N	O	Mg	Al	Si	P	S	Fe
($T_{\rm eff}$, log g)											
(23 000,3.0)	12	11.24	8.41	8.03	8.72	7.99	6.30	7.50	5.24	7.11	7.66
±		0.01	0.01	0.01	0.01	0.03	0.02	0.01	0.04	0.02	0.01
(26 000,3.0)	12	11.68	8.72	8.53	9.09	8.62	6.90	7.55	5.24	7.40	8.30
±		0.01	0.01	0.01	0.01	0.03	0.02	0.02	–	0.02	0.01
SUN	12.00	11.00	8.52	7.92	8.83	7.58	6.47	7.55	5.45	7.33	7.50

Table-1: Photospheric chemical abundances of HD119608 for two model fits of Teff =23,000 K (best fit) and Teff =26,000 K given as logn and compared to solar abundances (Grevesse & Sauval 1998).

2. Photometric vs. spectroscopic Teff

While the methods based on B-V colour of the star gave a photometric temperature of 23,000 K ,others based on Strömgen indices gave 26,000 K. Our model atmosphere analysis shows that HD119608 has a temperature of 23,000 K. It should be noted this temperature seems to be in agreement with Conlon (1992), who gave 24,000 K. In order to explain this discrepancy on the basis of chemical abundances, we computed a model atmosphere with Teff = 26,000 K and logg = 3.0 with the same vt and vsini being 6 and 55 \kmsec respectively. The best model fits for both 23,000 K , and 26,000 K ,temperatures are presented in the Figure 1 and 2. As can be seen from the figures, most of the regions in the spectrum match except the Balmer lines.

The wings of the Si,III triplets at 4550 A are fitted well by both models however cores are not filled up. Hence, the silicon abundance was determined from silicon triplet multiplet no.9 which is fitted well with the 23,000 K ,model atmosphere (see Şahin 2012 for details; in preperation). The [4625-4720] region is dominated by blend features of carbon and



oxygen.

Figure-1: Two model fits of Teff = 23,000 K (in green) and Teff =26,000 K (in red) are presented. Both model and observed spectra are moved to zero velocity reference frame - I.

3. On rapid rotation and binarity

A heliocentric velocity of -28 km/sec was reported by Martin (2004) and this value is significantly different from the value of 26 km/sec listed in SIMBAD. Our analysis gave 28 km/sec which is in agreement with the other published measurements in the literature. The difference in the radial velocity might be indicating to a binary nature of the star. This might be also an explanation for the observed discrepancy in abundances (e.g. [He]) for some elements in the spectrum. The spectrum of the star is tested by both spectrosocopic and photometric temperatures. Both high and low temperature model atmosphere fits are not presenting the observed spectrum of this rapidly rotating star perfectly. This could be understood if star had a companion.

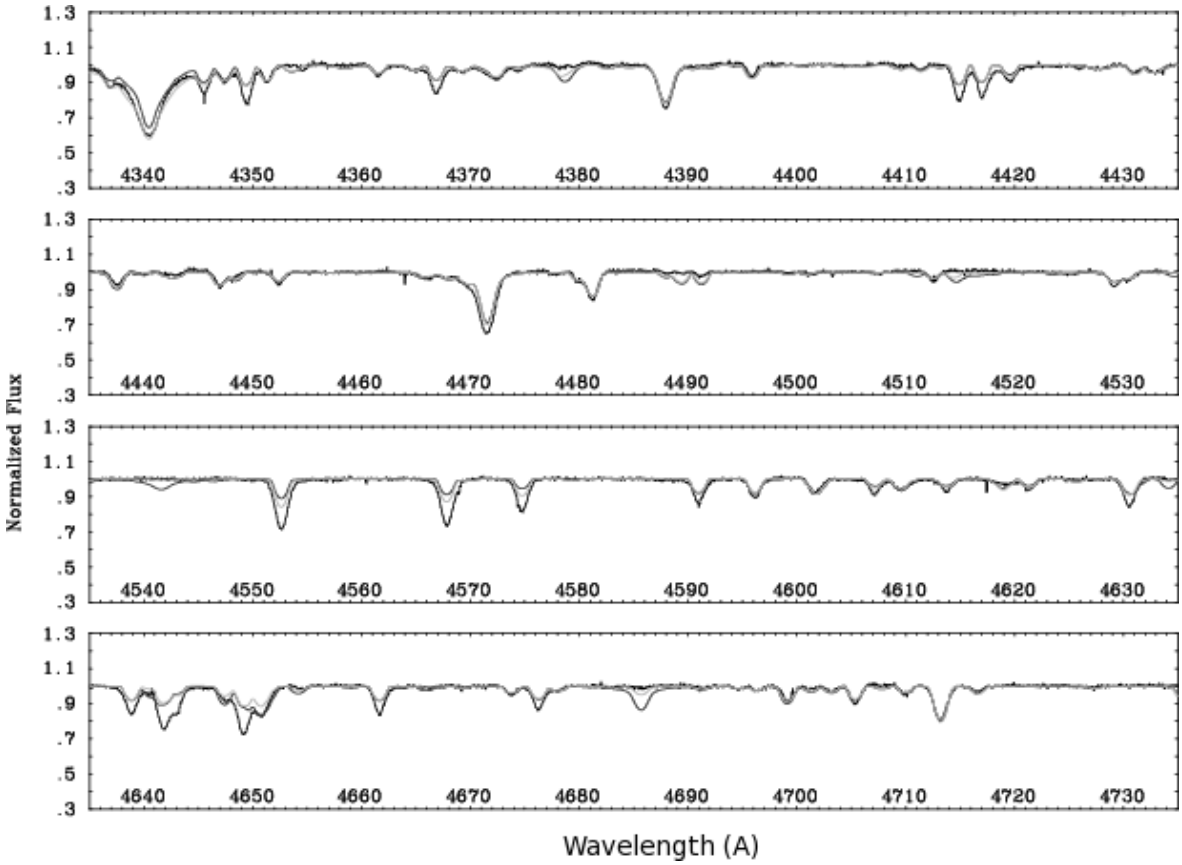


Figure-2: Two model fits of Teff = 23,000 K (in green) and Teff =26,000 K (in red) are presented. Both model and observed spectra are moved to zero velocity reference frame - II.

4. Discussion

Evolutionary status of the object - Generally speaking, in terms of quality of the fits, we have two different temperature models which can not be easily distinguished visually (by eye). The more rational way of differentiating these two models would be making this comparison in terms of chemical abundances which draw two different picture from evolutionary point of view for the star.

Both model atmospheres give almost solar carbon abundance if we estimate the error in the abundances due to the adopted model atmosphere parameters as 0.3 dex which was used as step size in grid interpolation during optimization of the best model fit. On the other hand, while the 23,000 K model gave a solar nitrogen abundance, the 26,000 K model indicated to an overabundance in this element (~0.6 dex). In the same way, silicon and sulfur abundances seem to be normal for both models. Mg shows overabundancy (~1 dex) in 26,000 K model. Sulfur was slightly deficient in the 23,000 K model while Al and Fe found to be overabundant in the 26,000 K model.

When metalicities are compared, the 23,000 K , model indicates a solar metallicity. The 26,000 K model gives a metal-rich composition. Adopting the former model implies that photospheric abundances do not indicate a CNO processed surface (which is accounted for an overabundancy in nitrogen at expense of carbon). It does not show helium enriched surface composition either and carbon is solar. We did not observe any s-process element in the star.

We estimated the mass of the star as 0.598 Msolar from post-AGB evolutionary tracks of Schönberner (1983, 1987). The gravity is converted to a radius of Rsolar which in turn gave log L/L ~3.6 with Teff from our model atmosphere analysis. This luminosity is typical for a post-AGB star.

In contrast to above model atmosphere results, a high metallicity does not match with the star's current evolutionary state. So that we believe that our model atmosphere parameters represent the observed optical spectrum best.

5. References

Hirano, N., Shinnaga, H., & Dinh-V-Trung, et al. 2004, ApJ, 616, L43
Martin, J.~C. 2004, AJ, 128, 2474
Şahin, T.,2008, Ph.D.~Thesis, Queen's University Belfast, UK
Şahin, T., 2012, in preperation

GÖZLEMEVİ YER SEÇİMİ VE COĞRAFİ BİLGİ SİSTEMİ

Tuba ÇETİN[1], İbrahim KÜÇÜK[1]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039-Melikgazi, KAYSERİ*
tubacetin38@gmail.com.tr - kucuk@erciyes.edu.tr

Özet: Gelişen teknolojiyle birlikte değişim gösteren teleskopların duyarlılık ve gözlem yetenekleri her geçen gün artmaktadır. Tek teleskopla yapılan gözlemlerden, dizge sistemlere teleskopların gözlem yetenekleri ve kapasiteleri arttırılmaktadır. Teknik olarak alıcı özellikleri ve bu aletlerin çevresel ve dış koşullara karşı olan duyarlılıkları nedeniyle gözlemevlerinin kurulacağı yerlerin seçimi önem kazanmıştır. Coğrafi Bilgi Sistemleri (CBS), hem iklimsel parametrelerin mekansal verilerle entegre olarak analiz edilebilmesi açısından büyük kolaylık sağlamakta, hem de ileri düzey analiz yöntemleri sayesinde Dünya standartlarında bir çalışma yapabilme imkanı sunmaktadır.

1. Giriş

Coğrafi Bilgi Sistemleri (CBS); mekansal kökenli bilgilerin (grafik ve öznitelik) bilgisayar ortamında toplanması, girilmesi, saklanması, sorgulanması, mekansal analizlerinin yapılması, görüntülenmesi ve farklı formatlarda çıktı alınması için oluşturulan bir bilgi sistemidir.

Bu poster çalışmasında Türkiye genelinde meteorolojik, atmosferik ve topografik parametrelerin CBS yardımıyla analiz edilmesi, radyo sakin bölge kriterlerinin belirlenmesi ve bu veriler ışığında bir radyo astronomi gözlemevi için yapılabilecek spektrum ölçümleri için yöntem ve ölçüm aletlerinin belirlenmesi amaçlanmıştır. Text formatındaki meteorolojik verilerin öncelikle düzenlenerek her bir meteorolojik parametre için ayrı ayrı hazırlanan veri tabanlarının CBS ortamında katmanlara (layer) dönüştürülmesi ve topografik olarak ilişkilendirilmesi vurgulanmıştır. Topografya ile ilişkilendirilmesindeki amaç, uzun vade de dizge teleskoplara geçilmesinin planlanması ve bunun için mümkün olduğunca düz ve geniş alanların tespit edilebilmesi, yüksekliğinde bir parametre olarak değerlendirilebilmesidir.

2. Gözlemevi Yer Seçiminde Genel Kriterler

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. Bunlardan bazıları aşağıdaki şekilde ayrılmıştır.

- Toz ve aerosol (TOMS indeksi < 0.5 (TOMS: The Total Ozone Mapping Spectrometer))
- Bağıl nem (tipik < ~%50)
- Toplam Su Buharı (IWV)
  Görünür Bölgede < ~5 mm
  Kırmızıöte Bölgede < ~3 mm
  Mikrodalga Bölgesinde < ~2 mm
- Rüzgar hızı < ~40-60 km/saat (Gözlem sırasında)
- Astronomik görüş

- Zemin bozuklukları ve sismik aktivite
- Mezosferik nötral sodyum tabakasının yükseklik ve kalınlığı
- Toprak sıcaklığı, zeminin su içeriği, bitki örtüsünün yapısı, toprak yoğunluğu,…
- Altyapı imkanlarına yakınlık

3. Örnek bir radyo gözlemevi yer seçim çalışması

Uzun yıllara dayanan iklim verilerinden bulutluluk, IWV (Integrated Water Vapour) ve rüzgar hızı için Türkiye genelinde uzun yıllar ortalamalarının bulunması ve bu verilere dayanarak gözlemevi kurulmasına en uygun bölgelerin belirlenmesi amaçlanmaktadır.

3.1 Taranan veriler

Bir Radyo Astronomi Gözlemevinin yer seçimde dikkate alınan iklimsel parametreleri meteorolojik ve atmosferik olarak ikiye ayırabiliriz.
Meterolojik analizlerde kullanılan veriler;

- Bulutluluk,
- Buharla ma,
- Saat 7-14-21 için sıcaklık de erleri, ortalama sıcaklık, min. Ortalama Sıcaklık, max. Ortalama sıcaklık,
- Ba ıl nem,
- Rüzgar hızı ve yönü,
- Güne lenme iddeti ve süresi,
- Sisli günler sayısı,
- Orajlı, dolulu, fırtınalı gün sayısı,
- Ya ı lılık,
- Kar kalınlı ı..

Analizlerde kullandı ımız atmosferik yer seçim parametreleri

- Atmosfer Basıncı , P (hPa)
- Kısmi Su Buharı Basıncı, e (hPa)
- Doymu Su Buharı Basıncı, Pw (hPa)
- Radyo Kırınırlık , N (ppm)

4. Tartışma ve Sonuç

Gözlemevi yer seçim çalışmaları kapsamında literatür taraması yapılarak gözlemevleri için yer seçim kriterleri ve yöntemleri tartışılmıştır. Analizler meteorolojik-atmosferik ve radyo astronomi gözlemevleri içinde radyo sakin bölge başlıkları altında incelenmiştir. İlk adımda gözlemevleri için gerekli parametrelerin belirlenmesi ve hesaplanması, analizler için gerekli veri tabanlarının oluşturulması, meteorolojik ve atmosferik parametrelerin zamansal ve mekansal olarak incelenmesi ve ortak bir alanının belirlenmesi adımı önemlidir. İkinci adımda örnek bir radyo gözlemevi yer seçimi çalışmasında bütün bu çalışmalara ek olarak radyo frekans etkilerinin incelenmesi, uygun kriterlerin belirlenmesi, spektrum ölçüm yöntemlerinin belirlenmesi, kullanılan ölçüm aletlerinin incelenmesi, seçilen ölçüm

noktalarının depremsellik ve topografik açıdan etüt edilmesi ve ölçüm sonuçlarının değerlendirilmesi adımı gelmektedir..

Sonuç olarak; gözlemevi yer seçimi için gerekli olan parametreler CBS yardımı ile daha kolay analiz edilerek uygun alanlar belirlenebilmektedir.

5. Kaynaklar

1. Graham, E., 2008, "FriOWL: A site Selection tool for extremely large telescpes using climate data", PhD Thesis, Institute of Applied Physics, University of Bern, Switzerland.
2. BENGTSSON, L., ve diğ., 2003, Bulletin of the American Meteorological Society, Vol. 84, Issue 9, p.1249.
3. Aslan, Z., ve diğ., 1989, A&A, 208, 385.
4. Aslan Zeki, Parmaksızoğlu Murat, Keskin Varol, Selam O.Selim, Yeşilyaprak Cahit, Şahin Timur, Khamitov İrek, Özışık Tuncay, "TUG gözlem koşulları istatistiği", **XIV. Ulusal Astronomi Kongresi**, 31 Agustos – 4 Eylül 2004, Kayseri, s.212-218.
5. Altan İpek (2009), **Radyo Astronomi Gözlemevleri** için **Radyo Sakin Bölge Kriterleri,** Erciyes Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Kayseri
6. ArcGIS 9 Uygulama Dökümanı, http://www.esri.com/.

XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi
VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci kongresi
27 Ağustos – 1 Eylül 2012 Malatya

V2362 CYG - YENİ BİR NOVA

Yeliz AKSOYU[1], A. Talat SAYGAÇ[2], Sinan ALİŞ[2]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (yelizaksoyu@gmail.com)*
[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (saygac@istanbul.edu.tr, salis@istanbul.edu.tr)*

Özet: Novalar bir beyaz cüce (baş yıldız) ve bir anakol yıldızı ya da kırmızı devden (yoldaş yıldız) oluşan çift yıldız sistemleridir. Beyaz cücenin çekim etkisi ile Roche Lobu'nu doldurmuş olan yoldaş yıldızdan beyaz cüce üzerine akan madde, beyaz cücenin kütlesinin Chandrasekhar limitini aşması ile patlama yaşanmasına neden olur. Normal şartlarda bu patlama novalarda 10.000 yıl mertebesinde tekrarlanırken, klasik nova sınıfında incelenen V2362 Cyg ilk patlamasının ardından 243. günde gösterdiği ikinci bir parlama ile nova grubu dışında kalmıştır. Çalışmamızda bu ilginç novanın temel özelliklerinden ve fotometrik ile doğrudan görüntüleme (Imaging) verilerinin indirgemesi ile elde edilen sonuçlarından bahsedilmiştir.

1. Giriş

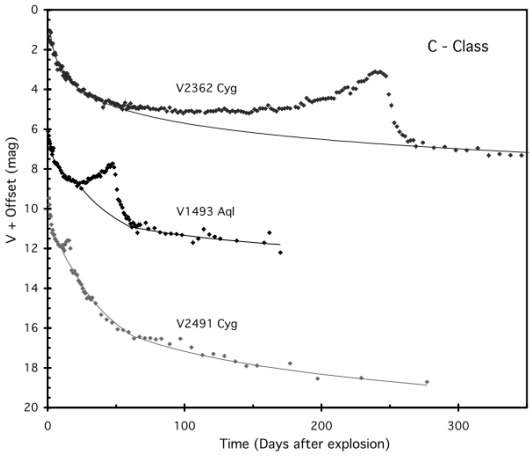
Gökyüzünde gördüğümüz yıldızların birçoğu oluşumları sırasında ikili ya da çoklu sistemler olarak oluşurlar. Güneş gibi tek başına oluşan yıldızlar dışında, ikili sistemler içinde bulunan yıldızlar evrimlerinin son safhalarında birbirleri ile etkileşerek parlaklıklarında ani artışlar gösterirler.

Parlaklıklarında ani artışlar gösteren sistemlere "kataklismik değişenler" adı verilir. Bunlar bir beyaz cüce ve bir anakol yıldızından oluşan sistemlerdir. İki yıldızın aynı evrede olmamasının nedeni ise tamamen başlangıç kütleleri ile ilgilidir. Daha büyük kütleye sahip olan yıldız yakıtını daha hızlı harcayarak evrimini daha hızlı tamamlar. Kataklismik değişen sistemler içerisinde bulunan beyaz cüce de başlangıç kütlesi yoldaş yıldızına göre daha fazla olduğundan daha hızlı evrimleşip dış katmanlarını üzerinden atarak geriye sadece merkezindeki kor kısmını bırakmıştır. Beyaz cücelerin kütlesi için belli bir sınır vardır; buna Chandrasekhar limiti (1.44 $M_{\odot}$) denir. Bu limitin üzerinde bir beyaz cüce olamaz. Bu nedenle yoldaş yıldızından beyaz cüce üzerine, beyaz cücenin güçlü çekim etkisi ile aktarılan madde, beyaz cücenin kütlesini 1.44 $M_{\odot}$ üzerine çıkardığında beyaz cüce bir patlama geçirerek parlaklığını ani bir şekilde hızla artırır. Daha sonra yavaş yavaş sönükleşerek nihayet eski parlaklığına ulaşır. Bu ani parlaklık artışları gösteren sistemler parlaklığın şiddeti, tekrarlama süresi gibi çeşitli değişkenlere bağlı olarak kataklismik değişenlerin alt grupları olan nova, tekrarlayan nova, cüce nova ve nova benzeri cisimler olarak sınıflandırılır[1].

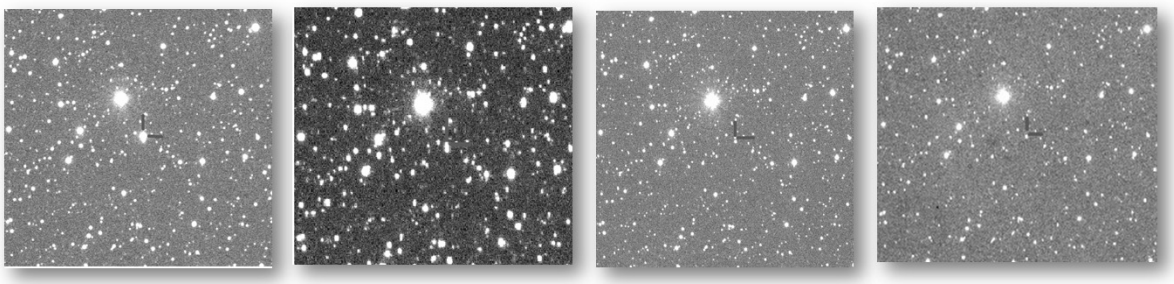
2. V2362 Cyg'nin Temel Özellikleri

Bu çalışmada bahsedilen V2362 Cyg adlı nova, 2 Nisan 2006'da 10.5 kadirlik bir parlaklıkta iken H. Nishimura tarafından keşfedilmiştir[2]. α_{j2000} = 21 11 32.33 (± 0".12) ve δ_{j2000} = +44 48 03,74 (± 0".03) koordinatlarında[3] bulunan novanın galaktik koordinatları ise l = 087°,372 ve b = - 02°,357 olarak belirlenmiştir[4]. Novanın bulunduğu bölgenin daha

önceden alınmış tarama görüntülerinden elde edilen bilgiler ışığında ata yıldızın r' = 20.3 (± 0.05) ve i' = 19.76 (± 0.07) parlaklığına sahip olduğu bulunmuştur[5,6]. 6 Nisan 2006 tarihinde maksimum parlaklığa (7.8 kadir)[7] ulaşan novanın patlama genliği farklı çalışmalarda 12 ile 13.3 kadir gibi farklı değerlerde bulunmuştur[3]. Spektroskopi çalışmaları sonucunda "FeII Novası" olarak sınıflandırılmıştır[8] ve novanın yörünge periyodu 0.2070 gün olarak hesaplanmıştır[9]. Maksimum parlaklıkta sıcaklığı 8100 K olarak belirlenen[10] novanın baş yıldız kütlesi 1.2 $M_{Güneş}$, ikincil yıldız kütlesi ise 0.75 $M_{Güneş}$ olarak hesaplanmıştır[11]. Maksimumdaki ortalama mutlak parlaklığı -9.0 kadir[12] iken bolometrik parlaklığı ise -8.0 kadir olarak belirlenmiştir[3]. Ortalama uzaklık değeri farklı çalışmaların ortalaması olarak 7.2 kpc alınabilir (Uzaklık hesaplaması Mutlak Parlaklık - Uzaklık bağıntısına göre yapılmıştır)[3]. Galaksi merkezine uzaklığı 11 kpc ve galaksi düzlemine uzaklığı 310 pc olarak belirlenen novanın hız sınıfı, $t_2 = 10.5 \pm 0.5$ gün ve $t_3 = 29 \pm 1$ gün[13] olarak hesaplanan sönükleşme hızlarına dayanarak "Hızlı Nova"[14] olarak belirlenmiştir. Novanın ortalama renk indeksi $(B - V)_0 = + 0.23 \pm 0.06$, kızarması $E_{(B-V)} = 0.56$ ve sönükleşmesi $A_V = 1.50 \pm 0.38$ olarak belirlenmiş olup[3], Strope ve ark. (2010) yaptıkları ışık eğrisi sınıflandırmasına göre "C (Cups) Sınıfı" nova olarak belirlenmiştir[15]. Patlamasından yaklaşık 100 gün sonra ışık eğrisinde ilginç bir gidişat izleyen nova[16], patlamadan sonraki 243. günde (1 Aralık 2006) ikinci bir parlama göstererek[17] ışık eğrisinde ikinci bir maksimum oluşturmuştur. Bu ikinci parlamanın 9.95 kadir parlaklıkta olduğu hesaplanmıştır[3]. Bu parlamanın nedeni olarak, novanın ilk patlamasından sonra etrafında oluşan toz zarfın[18] ani bir şekilde parlaklığını artırması olduğu düşünülmektedir.



Şekil-1: Strope ve ark. (2010) – ışık eğrisi sınıflandırması.



Şekil-2: 19.05.2006, 06.09.2007, 23.082008 ve 09.05.2012 tarihlerinde alınan görüntülerde novanın ışığının değişimi görülebilmektedir.

3. Veriler ve Yöntem

Bu çalışmada kullanılan fotometrik veriler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan RTT 150 teleskobu (Russian – Turkish Telescope) ile alınmış olup, TFOSC (TÜBİTAK Faint Object Spectroscopic Camera) odak düzlemi aleti kullanılmıştır. Fotometrik verilerin ön-indirgeme ve indirgeme işlemleri ile doğrudan görüntüleme verileri üzerindeki görüntü analizi işlemleri IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paket programı kullanılarak yapılmıştır. V2362 Cyg'nin spektroskopik verileri indirgeme aşamasındadır.

Fotometrik verilerin ön-indirgeme aşamasında yıldız görüntüleri IRAF'ın CCDRED paketi kullanılarak bias ve flat görüntülerinden arındırılmıştır. Ardından bias ve flat etkisinden arındırılmış yıldız görüntüleri IMALIGN taskı ile hizalandırılmıştır. Novanın parlaklık değişimin karşılaştırmak için 9 tane yıldız seçilmiş olup seçilen yıldızlarla önce APPHOT taskı ile APARTURE fotometrisi yapıldı. Daha sonra DAOPHOT taskı kullanılarak PSF fotometrisi yapılarak novanın ışık değişimi belirlendi.

Şekil-3: Bu görüntüde novanın ışığını karşılaştırmak üzere seçilmiş olan 9 yıldız ve nova görülmekte.

Tarih	*Poz Süresi*	*Filtre*	*JD*	*Görüntü Sayısı*	*Toplam süre (Saat)*
19.05.06	5 sn	V	2453 875+(0.4384- 0.4579)	49	0.468
20.05.06	1 sn	R	2453 876+(0.4656 - 0.4869)	140	1.368
22.05.06	1 sn	R	2453 877+(0.5106 - 0.5814)	70	1.6992
27.07.06	5 sn	R	2453 944+(0.2736 - 0.5793)	179	7.3368
28.07.06	5 sn	R	2453 945+(0.3081 - 0.5838)	188	6.6168
20.08.06	5 sn	R	2453 968+(0.2783 - 0.5765)	149	7.1568
21.08.06	5 sn	R	2453 969+(0.3007 - 0.4627)	81	3.888
01.04.07	60 sn	V	2454 192+(0.5295 - 0.5864)	35	1.3656
09.06.07	30 sn	Bsl R	2454 261+(0.4296 - 0.5665)	172	3.2856
23.07.08	30 sn	Bsl R	2454 702.4651	1	-
09.05.12	60 sn	H-alfa	2456 057.46798801	1	-
09.05.12	300 sn	H-alfa	2456 057 + (0.4698 – 0.4794)	3	0.25
09.05.12	300 – 120 – 60	V	2456 057 + (0.4853 – 0.4934)	3	0.30

Tablo-1: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden 2006 – 2012 yılları arasında alınan fotometrik verilerin alındıkları tarih, poz süresi, kullanılan filtre, JD cinsinden gün, görüntü sayısı ve toplam görüntü süresi bilgileri verilmiştir. Toplam 11 gecede 1071 adet kullanılabilir fotometrik görüntü alınmıştır.

4. Sonuçlar ve Tartışma

V2362 Cyg'nin gösterdiği ikinci maksimumun sebebinin etrafındaki toz zarf oluşumu olduğu düşünülüyor. Bu çalışmanın amacı da V2362 Cyg'nin fotometrik değişkenliğini görmek ve "Görüntüleme" yöntemini de kullanarak novanın etrafında patlamadan sonra oluşan zarfın genişlemesini ölçmek idi. H_α verilerinin görüntü analizi sonucunda novanın etrafında henüz gözlenebilecek kadar genişlemiş bir zarf oluşmadığı sonucuna varılmıştır. Nova aynı zamanda spektroskopik olarak da incelenecektir.

5. Kaynaklar

1. WARNER, B., 1995, Cataclysmic Variable Stars, Cambridge University Press.

2. NAKANO, S ve ark., 2006, Possible Nova In Cygnus, IAU Circ., 8697, 1 (2006) Edited by Green, D.W.E

3. MUNARI, U. ve ark. , 2008, The Nature and Evolution of Nova Cygni 2006. A&A 492, 145-162 (2008) DOI: 10.1051/0004-6361:200809502

4. VALLEE, J.P., 2005, The Spiral Arms and Interarm Separation of the Milky Way: An Updated Statistical Study, The Astronomical Journal Volume 130, Issue 2, pp. 569-575, DOI: 10.1086/431744

5. YAMAOKA, H.ve ark, 2006, V2362 Cygni = Nova Cygni 2006, IAU Circ.,8698, 1

6. STEEGHS, D. ve ark., 2006, The Progenitor of Nova Cygni 2006 (=V2362 Cyg), The Astronomer's Telegram, #795

7. KIMESWENGER, S. ve ark., 2008, The Unusual Nova Cygni 2006 (V2362 Cygni). A&A 479, L51-L54 (2008), DOI: 10.1051/0004-6361:20078821

8. SIVIERO, A. ve ark., 2006, V2362 Cygni, IAU Circ., 8702, 2 (2006). Edited by Green, D.W.E

9. GORANSKIJ, P.V. ve ark, 2006, Nova V2362 Cygni Increases Its Brightness, The Astronomer's Telegram, #928

10. CZART, K. ve ark, 2006, Optical Observations of Nova V2362 Cyg, The Astronomer's Telegram, #792

11. LIVIO, M., 1992, White Dwarf Masses in Nova Systems and the Maximum-Magnitude vs. Rate-of-Decline Relation, 1992ASPC. 29-4L

12. POGGIANI, R., 2009, The Spectroscopic Evolution of V2362 Cyg (Nova Cygni 2006) in the First 15 Months After The Outburst, DOI:10.1016/j.newast.2008.04.004, 2009NewA...14....4P

13. ARAI, A. ve ark., 2010, Optical and Near-Infrared Photometry of Nova V2362 Cyg: Rebrightening Event and Dust-Formation. arXiv: 1008.0432v1 [astro-ph.SR]

14. PAYNE – GAPOSCHKIN, C., 1964, The Galactic Novae (Dover, New York)

15. STROPE, R.J. ve ark., 2010, Catalog of 93 Nova Light Curves: Classification and Properties. arXiv: 1004.3698v1 [astro-ph.SR]

16. MAZUK, S. ve ark., 2006, V2362 Cygni, *IAUC* 8698, 8702, 8710)

17. MUNARI, U. ve ark., 2006a, Central Bureau Electronic Telegrams 671

18. RAYNER, J. ve ark., 2006, V2362 Cygni, IAU Circ., 8788, 1 (2006). Edited by Green, D.W.E.

Teşekkürler: Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından 20514 numaralı proje ile desteklemektedir. 2006 – 2008 yıllarında alınmış görüntüleri çalışmam için benimle paylaşan saygıdeğer hocalarım Prof. Dr. Tansel Ak, Yard. Doç. Dr. Hasan Esenoğlu ve Araş. Gör. Dr. Sinan Aliş'e ve fotometri ve tayf indirgemelerinde benimle değerli bilgilerini paylaşan Araş. Gör. Korhan Yelkenci'ye teşekkürü borç bilirim.

ASTRONOMİYE

EMEK VERENLER

ÖZEL OTURUM - II

ÜLKEMİZDE ASTRONOMİ BİLİMİNE EMEK VERENLER-II

Günay TAŞ[1]

[1]*Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova – İZMİR*
(e-posta: gunay.tas@ege.edu.tr)

2010 yılında Adana'da Çukurova Üniversitesi'nin evsahipliğinde düzenlenen XVII. Ulusal Astronomi Kongresi'nde bilim jürisine sunduğum önerinin kabulüyle "*Astronomiye Emek Verenler Özel Oturumunu*" yapma kararı almıştık. Adana'daki ilk özel oturum sonrası gözlerdeki hüzünlü mutluluk, dillerdeki güzel sözler ve temenniler bu oturumun tüm astronomlar tarafından onaylandığını ve bundan büyük keyif aldığını gösterdi. Bu güzel havanın verdiği şevkle, bu sene İnönü Üniversitesinin evsahipliğinde düzenlenen XVIII. Ulusal Astronomi Kongresi'nde II. Özel Oturumu gerçekleştirdik. Böylece astronomi ailesi olarak artık toplantılarımızda yeni bir geleneğimiz oldu: *astronominin ülkemizde gelişmesine emek veren tüm akademisyen ve teknik elemanlara verdiği değeri ya da teşekkürünü dile getirebileceği, yeni neslin de vedalaşmaya hazırlandığımız ve yakın astronomi tarihinde yerlerini alacak bu kişilerle tanışma fırsatı bulacağı özel bir oturum*. Bunun için artık üniversitelerle ilişkisini bitirmiş, aktif olarak astronomi hayatını bırakmış astronomları davet ediyor ve toplantıya katılabilenlerden birer konuşma, katılamayanlardan ise toplantı kitapçığına koyulacak şekilde birer yazı rica ediyoruz.

Bu seneki konuklarımız; *Gülçin Kandemir, Cumhure Üçer, Levent Altaş, Tamer Ataç, Salih Karaali, Engin Sözen, Rennan Pekünlü ve Zeki Aslan idi*. Son üç hocamız konuşmacı olarak özel oturuma katılabilirken, ilk üç hocamız yazılarıyla özel oturuma katkı verdiler. Diğer hocalarımız değişik nedenlerden dolayı toplantıya katılamadı ya da yazı veremediler. Hepsine burada tüm aktif çalışma hayatları ve sonrasında astronomiye verdikleri katkıdan ve emekten ötürü herkes adına bir kez daha teşekkür etmek istiyorum.

Bu kişilere ulaşmamda ve özel oturumun gerçekleşmesinde yardımcı olan değişik üniversitelerden tüm hocalarıma, arkadaşlarıma ve öğrencilerime özellikle bu yılın evsahibine çok teşekkür ediyorum. Bu tür işler ancak birlikte, karşılıklı sevgi, saygı ve özveriyle gerçekleştirilebilir. Sanırım bu sene de bunun iyi bir örneğini verebildik.

Bu toplantıyla birlikte, astronominin ülkemizde yeşerdiği ilk yıllardan 2012 yılı Eylül'üne kadar tüm astronomlara doğrudan ya da gıyabında teşekkür etme şansını bulmuş olduk.

Önümüzdeki Ulusal Astronomi Kongresi ODTÜ'nün evsahipliğinde gerçekleşecek. 2014'den itibaren bu özel oturumların, evsahipleri tarafından gerçekleştireceği, Türk Astronomi Derneği tarafından sahiplenilip-sonuçlarının arşivleneceği bir hale gelmesi en büyük dileğim. Ben her zaman yardıma hazır olmakla beraber, bu geleneğin astronomlar tarafından içselleştirilebilmesi, geleneğin oturması ve benden sonra da devam edebilmesi için bu önerimin uygulanmasının önemli olduğunu düşünüyorum. 2014'de ODTÜ'de görüşmek üzere sizleri bu senenin "*özel yazarlarıyla*" başbaşa bırakıyorum.

UYGARLIK GÖSTERGESİ OLARAK KADIN ASTRONOM SAYISI

Gülçin ERİŞKİN KANDEMİR[1]

[1]İstanbul Teknik Üniversitesi, Fen-Ed. Fakültesi, Fizik Bölümü, Maslak, İstanbul
(emekli öğretim üyesi)
(e-posta:kandemir.gulcin@gmail.com)

Özet: 50 yıllık anılar anlatılırken dünyada ve ülkemizde kadın astronomların durumu karşılaştırılıyor. Kadın astronom sayısının ülkelerin uygarlığını simgelediğine dikkat çekiliyor.

1. Bir anı: Rasathanede İlk Günüm

Her zamankinden özenli giyinmiştim. Temiz, ütülü, beyaz bir elbise... Vapurda oturup kalkarken kirletmemeye dikkat ediyordum. Boğaz köprüleri olmadığı için 1964 yılında Kandilli Rasathanesi'ne ulaşabilmenin tek yolu vapurla yolculuktu. Çengelköy İskelesinde vapurdan indim.

Rasathane servisi kamyonetten bozma uzun burunlu, koyu mavi eski bir otobüstü. Kısıtlı bütçeyle uydurulmuş bir tavanı vardı. Saç levhanın kenarlarındaki perçin delikleri bir gemiden çıkma olduğunu düşündürüyordu. Oturma yerleri karşı karşıya iki tahta sıradan ibaretti.

O yıllarda Kandilli Rasathanesi'ne giden yol Kuleli Askeri Lisesi'nin içinden geçer ve gecekonduların arasından kıvrıla kıvrıla 130 m yükseklikteki tepeye çıkardı. Servis otobüsüne bindikten az sonra yağmur yağmaya başladı. Otobüsün içinde benden başka herkes şemsiye açtı. Otobüsün tepesinden yağmur damlaları düşmeye başlamıştı.

Yokuşun ortasında otobüsün motorundan garip hırıltılar çıkmaya başladı. Bir evin önüne gelince tıkanıverdi ve radyatörüne su eklemek üzere zorunlu mola verildi.

Rasathane çalışanlarından birinin evi olduğu ve her sabah annesinin elinde çaydanlıkla koşarak geldiği anlatıldı. Şöför Ali Bey ise otobüsün uzun burnunu açıp çaydanlıktaki suyu yavaş yavaş karbüratöre doldururken bilime katkı sağlamanın huzuruyla gülümsüyordu.

Rasathaneye varıp otobüsten indiğimizde beyaz elbisemin ütüsünün ve temiz görüntüsünün bozulduğunu farkettim.

Kandilli'ye geliş, burada çalışırken karşılaşacağım zorluklara ilk örnek olmuştu. 1964-1966 yılları arasında Kandilli Rasathanesinde çalışırken görevlilerin tümünün bugüne göre zor şartlara rağmen gece gündüz demeden çalışıp işlerine önem verdiklerini ve bilimsellikten hiç ödün vermediklerini gördüm.

2. Rasathanenin ilk kadın astronomları

Kandilli Rasathanesi kurucusu Fatin Gökmen çok parlak bir öğrenci olan Nüzhet Gökdoğan'ı daha önce söz verdiği halde kadın oluşu nedeniyle Rasathaneye almamıştı [1]. Buna karşın ilk kadın astronomumuz olan Nüzhet Gökdoğan İstanbul Üniversitesinde Bölüm Başkanlığı ve Dekanlık yaparak başka üniversitelerdeki kadınlara örnek oldu. Astronom kadınlarımızın durumunun Cumhuriyetin ilk yıllarında dünyanın birçok ülkesinden ileri olduğu söylenebilir.

Rasathanede Fatin Hoca'nın geleneğini 1963'de devam ettiren Muammer Dizer Güneş Fiziği servisine hanım çalışan kabul etmiyordu. Fatin Hoca'nın oğlu Tarık Gökmen ise Ankara Üniversitesi Matematik-Astronomi Bölümü mezunu olan Cumhure Eroğlu Üçer'i Zaman Bölümüne davet etti ve Kandilli Rasathanesinde ilk kadın astronom olarak çalışmasını sağladı. Daha sonra Nüzhet Gökdoğan'ın öğrencisi olan ben de kadroya alındım. Böylece Tarık Gökmen Rasathanede kadın astronomların durumunu babasının döneminden ileri götürmüş oldu.

Resim 1. 1964 yılında Gülçin Erişkin ve Cumhure Eroğlu Kandilli Rasathanesinde.

Resim 2. 2012 yılında Gülçin Erişkin Kandemir ve Cumhure Eroğlu Üçer.

1960'lı yıllardaki zorlukların Fatin Hoca dönemine göre hafif olduğunu bir asistanı ile konuştuğumda anladım. Bu yıl 100 yaşında olan Necati Geçkinli 1930'lu yıllarda Rasathane tepesine eşeklerle çıkıldığını anlattı. Fatin Hoca'nın eşeğinin gümüş süslemeli özel koşumları varmış. Yardımcıları özel tahsisatlı bu eşeği saygı ile tutar, Fatin Hoca'nın eşeğe binmesini beklerlermiş.

1909'da bilim düşmanlarınca tahrip edilen Rasathane'yi düşündüm. Fatin Hoca 1911'de yaptırdığı [2] Kandilli Rasathanesinin yine bağnazlara hedef olmasından korktuğu için kadın çalışan istememiş olabilirdi.

3. Dünyada Kadın Astronom Sayısı

2009 Uluslararası Astronomi yılının amaçlarından biri kız öğrencileri astronomiye yönlendirmekti. Bu kapsamda kadın astronomlarla ilgili web sayfası yapıldı [3]. Dünyadaki kadın astronom sayısı çalışmakta olan toplam astronom sayısının dörtte birini oluşturuyordu ve bu oran diğer mesleklerden fazlaydı.

Astronomide fazla sayıda kadının ilk görevlendirilişi 19. yüzyıla rastlıyor. 1877-1919 yılları arasında Harvard Gözlemevinin müdürlüğünü yapmış olan Edwin Charles Pickering daha az ücret ödeyip daha uyumlu yardımcılar bulmaya karar vermişti. Kadınlardan oluşan yardımcıları Henry Draper yıldız kataloğunu yaptılar ve yıldız tayflarıyla Harvard Sınıflandırmasını gerçekleştirdiler. Pickering'in 'hesaplamacı kadınları'nın büyük başarılarına rağmen 1960'lı yılların başlarında bile kadınların Harvard'ın büyük teleskoplarıyla çalışmasına izin yoktu. [4]

Günümüzdeki istatistikler ABD'de durumun hala çok parlak olmadığını gösteriyor. Amerikan Fizik Enstitüsü-AIP'nin anketine göre Astronom akademisyen kadın sayısı 2003'de %14 iken 2006'da ancak % 17'ye çıkmıştı [5].

2010 yılındaki bir araştırmayla IAU (Uluslararası Astronomi Birliği) üyeliklerine göre farklı ülkelerdeki kadın astronom sayısı incelenmişti. İstatistik, yalnızca bölüm başkanlığı gibi önemli görevlerde bulunan kadınları kapsıyordu. 2009'da IAU'ya üye olan 68 ülke içinde ancak 40 tanesinde kadın üye oranı %20'nin üzerinde görünüyordu. Avrupa ülkelerinin çoğu ve ABD listenin alt sıralarında yer alabilmişti. Sayıca %20'nin üstünde kalan Avrupa ülkeleri İtalya, Bulgaristan, Fransa, Portekiz, Macaristan ve İrlandaydı. Arjantin %35.8 ile liste başı olabilmişti. Türkiye, IAU istatistiğine girememişti [6].

4. Ülkemizde Durum

1972-1999 yılları arasında çalıştığım İstanbul Teknik Üniversitesi Fizik Bölümünde kadın oluşumdan değil, astronom olduğum için sorunlarım oldu. Bölümdeki Astrofizik dersini ilk defa açan kişi olduğum için kendimi birçok tartışmanın içinde buldum. En çok üzüldüğüm anım, bölümün en saygın (en iyi yayın yapan ve Dekan olan) Profesörünün "*Bu, astroloji gibi bir ders; Fizik Bölümünde yeri olamaz*" demesi oldu! Yıldız Teknik Üniversitesi Fizik Bölümünde çalışan arkadaşım Prof. Dr. Şenel Boydağ'ın da benzer olaylarla karşılaştığını anımsıyorum. Dolayısıyla, astronomi, astrofizik ve uzay bilimlerinin, eğitimli olsun olmasın, bu konulara uzak kimselere daha iyi tanıtılması gerektiğine inanıyorum. Büyük şehirlerimizin işlek bir noktasında yüzlerce kişilik büyük bir planeteryumun bu sorunu halledeceği kanısındayım.

Ülkemizde kadın astronom sayısının bugün yöneticilik dışında oldukça iyi oluşu ve dünya genelinden geri kalmayışı ileriki yıllarda sürdürülebilecek mi? Eğitim sistemimizin değiştirilmekte olduğu günümüzde yalnız astronomi değil, bilim dallarının tümü için aynı kaygıyı duyabiliriz. Kaygılandığımızda başvurabileceğimiz bir ölçüt olarak kadın astronom ve özellikle önemli görevlerdeki kadın astronom sayısına başvurabiliriz. Bu sayının artıp azalması ülkemizin uygarlık sıralamasındaki yerini belirleyecek ve bizi uyaran bir gösterge olmaya devam edecektir.

5. Kaynaklar

[1] Feryal Saygılıgil, 2010, "*Kainatta Bir Nokta-Nüzhet Gökdoğan*", ISBN 6054233298, T.C. İstanbul Kültür Üniversitesi.
[2] Hülya Yeşilyaprak, 2012, "*Kuruluşundan Bugüne Kandilli Rasathanesinde Astronomi*", XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, Malatya.
[3] www.sheisanastronomer.org
[4] www.wikipedia.org
[5] Karen Kaplan, "*Self-doubt plagues female astronomers*", 2010, Nature, **463**, 574.
[6] Catherine Cesarsky and Helen Walker, 2010, "*Head count: statistics about women in astronomy*", Astronomy&Geophysics, **51**, Issue 2, 2.33-2.36.

HAYATI RASATLAMAK…

Levent ALTAŞ[1]

[1]*Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi emekli gökbilimci,*
Özel Getronagan Ermeni Lisesi Astronomi öğretmeni
(e-posta: leventaltas@gmail.com)

Özet: Bu yazıda bir gökbilimci olarak Kandilli Rasathanesi'nde geçen 26 yıllık aktif çalışma hayatım sonrasında edindiğim bilgi ve birikimle astronomiye ilgi duyan gençlere, astronomi bölümü öğrencilerine ve mezun genç astronom ve astrofizikçilere mesleki izlenimlerimi özetle aktarmak istedim. Tümüyle kişisel düşüncelerim olduğunu peşinen belirtmek isterim. Kimi üniversitelerde "Temel Bilimler" bölümlerinin kapatılması düşünüldüğü bir dönemden geçiyoruz. Öğrencilerin genelde temel bilimleri özelde astronomi bilimini giderek az tercih etmesinin altında yatan; ülke gerçeklikleriyle birlikte bilimsel, toplumsal ve ekonomik nedenler nelerdir? Her biri ayrıca inceleme, araştırma ve tartışma konusu olan bu meselelere kısaca değindim. Aşağıda okuyacağınız yazı; kritik, eleştiri, özeleştiri ve düşünceler şeklinde, önceki bazı yazılarımdan da derlenip eklemeler ve düzeltmeler yapılarak hazırlanmıştır.

1. Giriş

Yazının başlığı bir gökbilimcinin yaşama bakışının temelinde yatan gözlemcilik dürtüsünün ne denli güçlü olması gerektiğini vurguluyor. Gökbilimci gözlem yaparken adeta yaşamı gözler, gözlemler, onu her yönüyle anlamaya öğrenmeye çalışır. Böyle bir iştir gökbilimci olmak. Bazı işler vardır kişilerin yaşamlarının kaynağı yaptıkları o iştir, oradan hayat enerjilerini alırlar, o işten ötürü yaşarlar adeta. Hani varlıklarıyla bütünleştirdikleri, o meslekte çalışmadan olamayacakları bir anlamda varlık sebepleri. Gökbilimci de böyle mesleklerden, eğer çok para kazanmayı, yaşarken bol kazançlı getirisi olan, çalıştıkça mesleki kariyerinizdeki yükselişinize bağlı olarak önemli maddiyat elde edeceğinizi ve böylece iyi bir hayat süreceğinizi düşlerseniz yanılırsınız.

Sizinki, dünyada yaşarken başka âlemlerin düşünü kuran bir filozof, evrenin derinliklerinde yol alan bir gezgin, yıldızdan yıldıza yol alan kozmik bir fosil araştırıcılığıdır. Evinizin balkonundan, gözlemevinizden her istediğinizde gökyüzüne oradan da uzaya süzülüvermektir. Bir çeşit evrensel arkeologluktur, bu mesleğin en büyük engeli budur, yani hem zaman olmaması. Çünkü teleskopunuzla gözlediklerinizin geçmişine bakmaktasınız. Yıldızlar bizden çok uzakta olduklarından ışıklarının bize ulaşması yıllar almaktadır, ne kadar uzaktakilere bakarsanız o kadar geçmiş zamanlara ait gökcisimlerine bakmış olursunuz. Gökbilimci olmaya soyunmak için öncelikle ve kuşkusuz gökbilimini merak etmek, sevmek ve ilgi duymak gerekir her meslekte olduğundan belki daha çok...

2. Bir Astronomi Dersi Anısı…

Bir matematik hocamız vardı, genç bir öğretmen hanım, lise son sınıf matematiğini ilk kez okutuyordu. O dönemlerde liselerde astronomi dersi haftada 2 saat mecburiydi. Evet, yanlış okumadınız. Ama uygulamaya göre matematik hocası astronomi derslerine de girmekle yükümlüydü, çünkü öğretmeni yoktu. Gerçi hala değişen bir şey yok. Kimi okullara seçimlik olarak astronomi dersi konuluyor ama öğretmeni yine yok. Astronomi mezunlarına da yine öğretmenlik vermiyorlar. Umalım ki sorun çözülsün. Lise dönemlerinden çok önceleri gökbilime ilgim olduğu için dersleri sabırsızlıkla bekliyorum, bir kaç kitaptan ansiklopediden çalışıyorum. Astronomiyle ilgili bütün bilgiler çok fazla

ilgimi çekiyor, örneğin bir gezegen üzerinde yaşıyor olabilmeyi inanılmaz bir tuhaflık olarak görüyordum, hala da öyle ya. Ancak astronomi dersi nedendir bilmiyorum, çok ciddiye alınan bir ders değil milli güvenlik dersi gibi ve bu nedenle sınıfta gırgır bol. Bu durum da aynen devam ediyor. ÖSS odaklı eğitim, "sınavda çıkmıyorsa bana ne?" düşüncesi çocukları mecburen derslere yanlış yönlendiriyor. Ayrıca vahşi küresel kapitalizmin zorladığı, "bir an önce ve ne şekilde olursa olsun çok para kazan (!)" diye gelinen noktanın üzerlerinde hissettikleri yoğun baskı. O zaman da şimdiki gibi sınav hoşgörülü geçerdi. Kitap defter artık ne varsa serbest gibi bu yüzden formalite bir ders sanki. Bir de hocamız matematik öğretmeni olduğundan astronomiyi hiç bilmiyordu normal olarak. Bu yüzden dersler bana çok yavan geliyordu. İlk derslerin birindeyiz işte o atmosfer içinde şamata yaparken hoca gördü "ne söyledim anlat bakalım" dedi. Nereden bileyim zaten arkalarda oturuyorum gürültüden duymak mümkün değil. Tabi anında 1'i yazdı not defterine neyse ertesi saat bu kez zaten 1 aldım diye iyice işi azıtmışım, sen misin sınıfta gülen yine aynı şekilde bir 1 daha. İki tane 1'im var, olacak şey değil ikmale kalıp "astronomiden ikmale kalan ilk ve tek öğrenci" unvanını alacağım bu gidişle, "neyse haftaya bir konu çalışır anlatırım hiç olmazsa birini düzeltirim" diyorum içimden. Çünkü dersleri öğrencilere anlattırırdı hocamız malum nedenlerden.

Bir hafta çabuk geçti. Ben de çok iyi hazırlandım. Ders saati geldi "hocam konuyu anlatabilir miyim?" dedim cevap "hayır sözlü yapacağım" oldu, "hocam 2 tane 1'im var nasıl kurtaracağım bari sözlüye kalkayım o zaman" dedim, ona da "sınıfta gülerken düşünseydin!" cevabını alınca, gençliğin ve astronomiyi hocamdan daha iyi bilmenin verdiği cesaretle biraz ileri geri konuştum. Bu kez sınıftan kovuldum disipline sevk edildim, neyse ki sınıf hocamız Solmaz bey (lakabı gomalak) beni sevdiği için durumu ona anlattım da ceza almadan kurtuldum ertesi ders hoca hanımın bizi başka bir matematik hocasına devrettiğini benim 1'lerimi ise sildiğini öğrendik...

Bu lise dönemime dair hüzünle içim burularak hatırladığım bir astronomi dersi anısıdır, aslında çok sevdiğim matematik hocamı hiç istememe rağmen kırmıştım. Hatırladıkça hala üzüldüğüm bu anı, belki de ÖSS sınavında astronomiyi birinci tercihe yazmamın en önemli nedenlerinden birisi olmuştu. 1974'de liselerden astronomi dersini kaldırdılar. O zamanlar çağımıza "Uzay Çağı" deniyordu! Hangi akla hizmetse, duyduğumda hayretler içinde kaldığımı hatırlarım hem bu olaya hem de o sene elimdeki ÖSS belgesinin üstünde "Birinci tercihiniz astronomi bölümünü kazandınız" diye gelen yazıya bakarken...

3.Neydi gökbilim?

Üniversiteye adım atarken astronomi dersi ve amacının tanımı genişliyordu. Genel tanım: "Etrafımızı çevreleyen evreni, (gezegen, kuyrukluyıldız ve yıldız, göktaşı, yıldızlar arası madde, gökada ve gökadalar arası madde gibi her çeşit gökcismi) konu olarak ele alan ve bu cisimlerin bileşimlerini, birbirine oranla konumlarını, hareket kanunlarını, oluşumlarını, bugüne kadar geçirdikleri değişikliklerin yanı sıra gelecekteki evrim kanunlarını belirtmeye çalışan, en eski ve insan düşüncesinin gelişmesine en çok katkıda bulunmuş bilim dalı." Gökbilimci içinse: "Gökcisimlerinin hareket ve yapıları üstüne hesap ve incelemeler yapan uzman, astronomi bilgini." Astronomi bölümlerini tanıtan kitapçıklardaysa: "Bu programın amacı, uzaydaki gökcisimlerinin nitelik ve nicelik bakımından özelliklerini araştırıp incelemeler yapabilecek ve ileri teknolojinin bu çalışmalarda kullanımını gerçekleştirebilecek nitelikteki teknik insan gücünü yetiştirmektir. Astronomi; astrometri ve astrofizik şeklinde iki ana bilim dalına ayrılır. Astrometri, evrendeki gökcisimlerinin hareketlerini, genel özelliklerini ve konumlarını

incelerken, astrofizik ise gökcisimlerini fiziksel özellikleri bakımından inceler" denmekteydi.

Ülkemizde astronomi, uzay bilimleri ve teknolojisi pek gelişmemiş olduğundan bu bölümün mezunlarının iş bulma olanakları kısıtlıydı 40 sene önce! Şimdi de pek değişen bir şey yok. Bölümü iyi bir derece ile bitirdiniz iş arıyorsunuz diyelim. Özel sektörde hiç aramayın çünkü özel sektörde astronomlara şimdilik bir iş alanı yok gibi. Birçok ülke uzaya bilimsel amaçlı uydular gönderirken bu gelişmelere ilgiyle biraz da şaşkınlıkla bakıyoruz hala. Bizde olamayacağını kanıksadık sanki. Kısaca mezun olduğunuzda iş bulmayı fazla ümit etmeden bölümde okumayı tercih etmek kendinizi rahat hissetmek bakımından iyiydi! Bölümün ilk yıllarında amfideki duvarda "sınavda hesap makinesi kullanılması yasaktır" yazısını gördüğümdeki şaşkınlığıma ilaveten onlarca sınavdan geçip ama teleskopun bir kez bile başına geçmeden kendimi 4 yıllık üniversiteden mezun olmuş bulmuştum. Sonrasında medyum ve yıldız falcıları almış başını giderken bir de onlarla karıştırılma saçmalığını yaşadım. Mutlaka her astronomi mezununun başına gelmiştir. Alaycılıkla karışık astronot diyenler de cabasıydı. Günümüzde pek fazla bir anlayış değişikliği olduğunu sanmıyorum. Karışıklık devam ediyor ancak bu üstte saydığım meslekimsilerde epeyce bir sosyoekonomik sınıf atlama ve kanat önderi olarak toplumda taltif edilme durumu söz konusu...

4. Kandilli Rasathanesi

Rasathane gibi bilim üreten araştırma kurumlarına bir göz atmadan önce kısaca bilim konusuna değinmek istiyorum. Bilim, ansiklopedilerde, "nesnel dünyaya ve bu dünyada var olan olgulara ilişkin tarafsız gözlem ve sistematik deneye dayalı ve genel doğrulara, temel yasalara ulaşmayı hedefleyen zihinsel etkinliklerin ortak adı" şeklinde tanımlanmakta. Bilimin tanımından yola çıkarak bu sürecin içindeki herkes bilim insanı olmakta. Bilim insanıysa, kuşkulandığı veya sezinlediği konuda merak edip araştıran, gözlem yapan, yöntembilime dayalı deney yapan, bulguları ve verilerini analiz ederek, bulguları ve verilerinden yola çıkarak genel kuralları, temel yasaları ortaya çıkaran, bulgularını yayına dökerek ilgililer ile paylaşan kişi olarak geçmekte.

1979'da göreve başladığım Kandilli Rasathanesi'nde konumuz Güneş'ti. Gözlem, araştırma ve inceleme yaparak, sonuçta bilimle uğraşarak Güneş gözlemlerindeki bilinmeyenlerin ne anlama geldiğini çözmeye çalışırdık. Yıllar yılları kovaladı. Rasathane o dönem bağımsız bir kuruluş olarak doğrudan Milli Eğitim Bakanlığı'na bağlı bir kurumdu. 1982'de çıkarılan YÖK Kanunu ile Boğaziçi Üniversite'sine bağlandık. Yeni yasayla ve 12 Eylül 1980 darbesi sonucu üniversitelerin az sayıdaki nitelikli öğretim üyeleri üniversitelerinden kovulurken öte yanda YÖK çatısı altında toparlanan birçok kurumda (eğitim enstitüleri, akademiler, konservatuarlar, yüksek okullar) çalışanlar bir gecede Prof., Doç. ya da Yrd. Doç. ilan ediliyordu! Oysa "bilim adamlığı" bir ünvan değildi. "Bilim insanı" ünvan için çalışmaz. Çalışmamalıydı. Ünvan, "bilim adamının" koltukçuluğunun göstergesidir. Bilim insanı olma evrensel ölçütü bizde çoğu kez reçete yazamayan tıp doktoru olarak algılanır.

Bu tuhaf kadro dönüşümleri bir tek Kandilli Rasathane'sinde (dönemin 'Rasathane Müdürü' hariç) gerçekleşmemiştir. Son yıllarda yöneticilerin bol keseden verdiği ünvanlar üniversitelerde ve kamuoyunda çok tartışılmış ve üniversitelere zarar vermişse, basına da yansıdığı kadarı ile toplumda akademik personelin giderek genel bilgi düzeyinin düştüğü işlenmişse, bunun nedenlerini o günlerde aramak gerekir. Bu yeni yasayla birlikte üniversitelerde rektörden tabana doğru olan kadrolaşma; ne yazık ki eleştirel yapılı, aydınlık bilim insanı yerine "İtaat ve Sadakat Kültürü"nü benimsemiş ve kendisinden istenileni yapan "memur benzeri akademik bir kuşak" oluşmasına neden oluyordu. Bundan

böyle biz de üniversiteliydik (!) fakat "Enstitü" adını almıştık. İlginçtir 'yeni yasa' ile gelen dönüşüm Rasathane'de geçerli olmadığından bizler araştırmacı ama idari personel (!) olarak 657 sayılı Devlet Memuru Kanunu'na tabi "fizikçi" kadrolarında çalışmaya devam etmekteydik. Tabi üniversiteden yeni mezun olmuş genç bir araştırma görevlisinin aldığı maaşa yakın paralarla yıllarca memur kadrolarında olmanın getirdiği memur zihniyetiyle "nasıl çalışılır?", "nasıl bilim yapılır?", "yapılana bilim mi denir?", o da ayrı bir tartışma konusu. Sonuçta "Astronomi Lisans Eğitimi" olmayan Boğaziçi Üniversitesi'ne "Deprem Enstitüsü" olarak bağlanmamız, bu doku uyuşmazlığı, Rasathane'nin özellikle "Astronomi Bölümü"nün, aleyhine olacak, zaman bu aksaklılığın tamirini güçleştirerek geçecekti…

5. Tartışma ve Sonuç

Son yıllarda belki rahatsız edici ama yerinde bir tanımlama; Rahmetli Turgut Özal'ın "benim memurum işini bilir" demesinden sonra ortaya çıktı. Oturduğu yerden hiç bir bilimsel bilgi, bulgu ve araştırmaya başvurmadan konuşan bilim camiasındakiler için böyle diyorlar: "bilim bürokratı." Bilimle bürokrasiyi başarı ile bağdaştıran ayrıcalıklı bir zümre oluşturdukları için kutlanmaya değer! Ha tabi bu arada bir diğer yeni sınıfı da atlamak olmaz. Aslında pek yeni sayılmaz ya, 90'lardan sonra hızla çoğaldılar. Tüccar bilimciler. Ticaretle bilimi birleştirerek pek düşünülmeyen bir sentez ortaya çıkarmışlar. Öyle ya günümüz "Paran Kadar Konuş" deyişinin her alanda geçerli olduğunu hatırlatanların günü! Sağ olsunlar! Bundan ayrı düşenin, pek kıymeti yok, düşüncenin de bir değeri olmadığı gibi. Disiplinli bir zihne, bilgiyle donanmış bir beyine nasıl sahip olurumun değil, ne yapsam da şöhret olsam? Kimi nasıl keten pereye getirsem de parayı bulsam? Nereden üflesem, nasıl bir fal açsam gibi hesaplara prim verildiği, geçer akça olarak dayatıldığı, inançlar üzerine kurgulanmış siyasi söylemlerden ucubeler yaratıldığı, kafasını çalıştıranların kafasını koparırken, yılışıkları, arsızları, yüzsüzleri, dolandırıcıları, mafyaları, ihalecileri, medya nursuzlarını, maymunları bile utandıracak kadar soytarılıkları baş tacı edenlerden ne beklenir ki?

Aslında gelişmiş ülkelerde insan yetiştirmenin tek yolu bilimden geçmekteydi yani üniversitelerden. Türkiye'nin uygarlık yolu da üniversitelerden geçer, geçmelidir. Ama hangi tip üniversitelerden? Bilgi üreten ve bilgi üretme yöntemleriyle bunları sunabilen üniversitelerden. Bilginin eleştirilmesi de üniversitelerin varlık nedenlerinden biri, olmazsa olmazı. Bilim yapmayan ya da yapamayan ülkeler gelişmemiş ülkelerdir. Birinci ile bizim gibi üçüncü dünya ülkeleri arasındaki sanayisel farkın giderek artması da bu negatif gelişmeyi körüklemekte. Ülkemiz maalesef bilimden anlamayan hatta şimdilerde pek haz etmeyen ülkelerin başında gelmekte. Bizde geleneksel olarak bir üniversite kurumundan söz etmek mümkün değil. Bunu yok ettiler. Ders anlatmakla bilim yapılmıyor. Bilim işlemiyor, sesi kısılmış durumda. Eğitim alanındaysa zaten tam bir çıkmazda, hatalı arayışlardayız. Ülkemizin eğitim politikasını yıllardır oluşturmaya çalışan ve bu nedenle onu yazboz tahtasına çeviren siyasiler, yoksa gençlerimizin düşüncelerinin gelişmesini mi istemiyorlar? ÖSS'den sıfır çeken öğrenci sayıları 50 binleri geçiyor. Bunun nedeni nasıl açıklanır? Türkiye "Fen Okuryazarlığı" ve "Matematik" alanında 33 OECD ülkesi arasında 31. sırada. Ama toplumun da çok umurundaydı!

Bilim üreten ve yeni teknolojiler kullanan kurumlarda en önemli faktör insan olmalıdır. İnsana yapılan yatırım, insan yetiştirmeye verilen önceliktir. Günümüzde bilimsel üretim; kuramsal, deneysel ve gözlemsel çalışan, yanı sıra teknoloji üreten birçok disiplinin ve pek çok sayıda insanın bir araya gelmesi sonucu oluşmaktadır. Astronomide ya da temel bilimlerin herhangi bir alanında ilerlememiz ancak teknolojik yatırımdan daha fazla insana önem vermekle mümkündür. Önceliğimiz insan olmalı. İnsanın düşünce gelişimine ve bilimsel bilgi birikimine, teknolojik yatırımdan çok daha önem vermemiz gerekir. Önce insan…

UZUN SOLUKLU BİR ÇALIŞMA: BOĞAZİÇİ ÜNİVERSİTESİ KANDİLLİ RASATHANESİ EL YAZMALARI KATALOGU

Cumhure ÜÇER[1]
[1]*Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, Emekli gökbilimci,*

Özet: Bu kısa yazıda, Cumhure Üçer içerisinde yer aldığı, Kandilli Rasathanesi el yazmaları koleksiyonunu kataloglama amaçlı proje hakkındaki deneyimlerini paylaşmaktadır. Bu çerçevede ortaya çıkan ürünler ve yazmaların içeriğine ilişkin bilgilendirmeler de yapılmıştır.

1. Giriş

Bu kısa yazıda içinde yer almaktan büyük mutluluk duyduğum Kandilli Rasathanesi yazma koleksiyonu kataloglama çalışmalarından bahsedeceğim. İlk bölümde koleksiyonun önemi ve anlamı açıklanacaktır. İkinci bölümde kataloglama çalışmasının bir UNESCO projesi olarak hayata geçirilmesi anlatılacak ve koleksiyonda yer alan eserlerin içeriği ve önemine ilişkin bilgiler verilecektir. Nihayet üçüncü bölümde, kataloglama çalışmalarının nihai ürünü olan iki ciltlik eserin künye bilgileri paylaşılacaktır.

2. Koleksiyonun Özellikleri

Uzun yılar çalıştığım Kandilli Rasathanesi'nde edindiğim birikimi kullanma fırsatı bulduğum için, içinde yer aldığım en anlamlı çalışmalardan biri Kandilli Rasathanesi el yazmaları katalog çalışmasıdır. Kandilli Rasathanesi kütüphanesinde bulunan el yazması eserler koleksiyonu, Rasathane'nin kurucusu Fatin Gökmen tarafından maddi-manevi her türlü fedakârlıkta bulunularak şahsen toplanmıştır. Koleksiyon Rasathane ve Türkiye için olduğu kadar dünya için de eşsiz bir kültür mirası niteliğindedir.

Osmanlı tarihinin çeşitli dönemlerinden bilim insanlarınca elle yazılan ve elle çizilerek şekillendirilen bu eserler, astronomi, takvim, astroloji, matematik ve diğer bazı konuları içermektedir. Bu koleksiyonda Türkçe, Arapça ve Farsça 828 cilt birliği içinde 1340 eser bulunmaktadır. Koleksiyon Fatin Gökmen'den sonra gelen tüm yöneticiler ve özellikle Zaman Servisi sorumluları tarafından titizlikle korunarak günümüze kadar herhangi bir zarara uğramaksızın aktarılmıştır. Dönemin yöneticileri eserlerin kayıt altında tutulmasını sağlamak üzere bazı sınırlı kataloglama çalışmaları yapmışlar, en azından ülkemizdeki bilim insanlarının faydalanmasına açık hale getirmeye çalışmışlardır.

3. Proje

Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi'ne bağlanarak "Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü" adı altında yeniden yapılanınca, koleksiyonun uluslararası bilim dünyasının da bilgisine açılması için şartlar değerlendirilmiştir. 1994 senesinde, dönemin Fen-Edebiyat Fakültesi Dekanı Ayşe Soysal, UNESCO'nun *Memory of the World* (Dünya Belleği) programına dikkati çekmiştir. Bu program, UNESCO'nun dünyada eşsiz olan, kaybedildiğinde yerine yenisinin konamayacağı her türlü kültür varlığının koruma altına alınıp gün ışığına çıkarılması ve dünyaya tanıtılmasını amaçlamaktadır. Kataloglama çalışmasının bu program kapsamında desteklenen bir proje olarak yürütülmesi için yapılan başvuru olumlu sonuçlanmıştır. Projenin amacı en son uluslararası prosedür esas alınarak kataloglama çalışması yapılması ve ortaya çıkacak ürünün basılı ve dijital olarak

[1] Emekli Astronom-Matematikçi, Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi Deprem Araştırma Enstitüsü Astronomi Bölümü Zaman Astronomisi Servisi, Üsküdar, İstanbul. E-mail: cumhureucer@gmail.com.

uluslararası bilim dünyasının hizmetine sunulmasıydı. 1994 yılından itibaren başlayan çalışma, Prof. Dr. Günay Kut (Proje Yöneticisi) başkanlığı altında, Zaman Astronomisi uzmanı olarak benim de içinde yer aldığım 6 kişilik bir proje ekibi tarafından yürütülmüştür.

Proje ekibi kataloglama işlemini, Birinci Cilt: Türkçe Yazmalar ve İkinci Cilt: Arapça-Farsça Yazmalar ekipleri olarak iki grup halinde ve koordineli bir şekilde yürütmüşlerdir. İlk etapta Türkçe hazırlanan katalogların UNESCO'ya İngilizce olarak takdimi için bir Türkolog bir de çevirmen ekibe destek vermiştir. Çalışmanın başlangıcında Boğaziçi Üniversitesi Araştırma Fonu kapsamında 94 B 1054 kodu altında alınan destekle, eserler sayfa sayfa mikrofilme alınmıştır. Ayrıca Topkapı Sarayı Müzesi'nden gelen görevliler eserlerin bakımını yapmış ve yıllar içerisinde meydana gelen hasarları gidermişlerdir.

Koleksiyonda değerlendirilen 1340 eserin 845'i Türkçe, 395'i Arapça, 100'ü de Farsça el yazmalarıdır. Eserleri konularına göre tasnif edecek olursak, astronomi alanında 887, astroloji alanında 277, matematik alanında 83, coğrafya alanında 18, diğer alanlarda ise 75 eser tespit edilmiştir. Her iki ciltte de ağırlıklı olarak astronomi eserleri bulunmakta olup, bunlar da kendi içlerinde genel astronomi, astronomi aletleri ve takvimler olarak tasnif edilmiştir. Özellikle Türkçe el yazması takvimlerden oluşan 315 adet Hicri-Kameri takvim kendi içinde özel bir koleksiyon olarak değerlendirilmeli ve önemle ele alınmalıdır. Zira bu takvimlerde yıl başlangıcı 1 Muharrem alınmakla birlikte takvim listeleri tarihi devirlerden beri kullanılan 21 Mart günü (güneşin ilkbahar ekinoksundan geçiş günü) başlatılmıştır. Aylar ise Ay'ın Dünya etrafındaki hareketi esas alınarak tespit edilmiştir. (Bu konudaki açıklama kısmen proje ürünü olarak yayınlanan katalogun giriş makalesinde, daha geniş olarak ise Türk Tarih Kurumu tarafından 1997'de basılan tarih çevirme kılavuzunun giriş makalesinde yer almaktadır.[2]) Ayrıca takvimlerde o yıl gerçekleşen ay ve güneş tutulmaları da mutlaka verilmiştir. Bazı takvimlerde ise eski Türklerden beri kullanılan 12 hayvanlı Türk takvimine ait bilgiler verilmiştir. Bazı yazmaların sayfa kenarlarında yazarın özel notları veya o gün gerçekleşen deprem gibi kimi doğa olayları not düşülmüştür. Bu notlar da araştırmacılar için önemli kaynaklardır.

Süresi içerisinde başarı ile tamamlanan proje, UNESCO'nun ilgili bölümüne Türkçe Eserler Katalogu ve Arapça-Farsça Eserler Katalogu olarak iki cilt ve görsel malzeme içeren belirli sayıda CD-ROM halinde İngilizce dilinde teslim edilmiştir. Bu katalog 2001 yılından itibaren UNESCO'nun *"Memory of the World: Documentary Heritage"* (Dünyanın Belleği: Belgesel Miras) kayıtları arasına alınarak uluslararası bilim dünyasının hizmetine sunulmuştur.[3]

4. Türkçe Ürünler

Katalogların Türkçe olarak yayınlanabilmesi için, bir süre daha çalışmalara devam edilmiş, eser sayısı ve içeriğine ilişkin bilgiler güncellenmiştir. Katalog, görsel malzemelerle de zenginleştirilerek iki cilt halinde Elginkan Vakfı'nın desteği ile Boğaziçi Üniversitesi Yayınevi tarafından basılmıştır. Türkçe yazmaların katalogu olan birinci cilt 2007 yılında, Arapça-Farsça yazmaların katalogu olan ikinci cilt 2012 yılında yayınlanmıştır. Birinci cildi hazırlayanlar, Günay Kut, Hatice Aynur, Cumhure Üçer, Fatma Büyükkarcı

[2] Dağlı, Yücel; Cumhure Üçer: **Tarih Çevirme Kılavuzu,** 5 cilt, Türk Tarih Kurumu Basımevi, İstanbul, 1997.
[3] UNESCO: **Kandilli Observatory and Earthquake Research Institute Manuscripts,** Memory of the World Register, 2001.

Yılmaz'dır. İkinci cildi hazırlayanlar, Günay Kut, Esra Karabacak, Tahsin Ömer Tahaoğlu, Fatma Büyükkarcı Yılmaz, Cumhure Üçer'dir.[4]

Ayrıca Rasathane Müdürlüğü tarafından koleksiyonda yer alan tüm eserler dijital ortama aktarılmıştır.

5. Kaynaklar

[1] Dağlı, Yücel; Cumhure Üçer: **Tarih Çevirme Kılavuzu,** 5 cilt, Türk Tarih Kurumu Basımevi, İstanbul, 1997.

[2] Kut, Günay; Hatice Aynur, Cumhure Üçer, Fatma Büyükkarcı Yılmaz: **Kandilli Rasathanesi El Yazmaları I: Türkçe Yazmalar,** Boğaziçi Üniversitesi Yayınları, İstanbul, 2007.

[3] Kut, Günay; Esra Karabacak, Tahsin Ömer Tahaoğlu, Fatma Büyükkarcı Yılmaz, Cumhure Üçer: **Kandilli Rasathanesi El Yazmaları II: Arapça-Farsça Yazmalar,** Boğaziçi Üniversitesi Yayınları, İstanbul, 2012.

[4] UNESCO: **Kandilli Observatory and Earthquake Research Institute Manuscripts,** Memory of the World Register, 2001.

[4] Birinci cilt: Kut, Günay; Hatice Aynur, Cumhure Üçer, Fatma Büyükkarcı Yılmaz: **Kandilli Rasathanesi El Yazmaları I: Türkçe Yazmalar,** Boğaziçi Üniversitesi Yayınları, İstanbul, 2007. İkinci cilt: Kut, Günay; Esra Karabacak, Tahsin Ömer Tahaoğlu, Fatma Büyükkarcı Yılmaz, Cumhure Üçer: **Kandilli Rasathanesi El Yazmaları II: Arapça-Farsça Yazmalar,** Boğaziçi Üniversitesi Yayınları, İstanbul, 2012.

KANDİLLİ RASATHANESİ OPTİK LABORATUARI

M. Engin SÖZEN[1]
[1]*Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi*

Kandilli Rasathanesine 1968 yılında Zeiss firmasından Güneş gözlemlerinde kullanılmak üzere birincil aynası 70 cm olan bir sistem almıştı. Sistemin alınması bir zaman sonra aynanın kaplamasını yenileme problemini de beraberinde getirmişti. Bir optik ayna alüminyumun kimyasal özelliği nedeniyle oksitlenir ve yansıtma gücü azalır. İdeal olarak her sene kaplamasının yenilenmesi gerekir. Aynanın bazı ek koruyucu tabakalarla ömrü uzatılabilir ama bu ömür sınırsız olmaz ve bir dezavantajı da, koruyucu tabaka dalga boylarına göre küçük ölçekli yansıtma gücü farklılıkları da yaratır. O gün için Türkiye'de bu kaplama işlemini yapabilecek bir sistem yoktu. Bunun yanında, Türkiye'de astronomi optiği ile ilgilenen, sistemlerin bakımını yapabilen, ihtiyaca göre küçük tasarımlar yaparak ilaveler yapabilecek bir laboratuar da yoktu.

Kandilli Rasathanesi öncelikle kendi gereksinimi için İngiliz Edwards firmasından kaplama odası 70 cm ayna alabilecek şekilde tasarlanmış bir vakum kaplama cihazı ısmarladı. Böylece Optik laboratuarı kurulması için ilk adım atılmış oldu. Cihaz 1976 yılında geldi, şimdiki bulunduğu yer inşaat halinde olduğu için bir süre beklemek zorunda kaldı. 1977 yılında monte edildi ve deneme çalışmalarının ardından, 1978 yılında tam çalışır hale geldi.

Sistem buharlaştırma yöntemi ile kaplama yapmaktadır ve üzerinde ayrıca, çok katmanlı optik filtre yapımına da olanak sağlayan, kaplama sırasında angstrom mertebesinde kalınlık ölçebilen modüle hüzme fotometresi vardır. Sistem zaman içinde çeşitli arızalar gösterdiyse de uygun bakımları yapılarak bugüne kadar faal tutulması başarılmıştır ve halen çalışır durumdadır. Evet elektronik sistemleri eski modeldir ve bunların yenileri ile değiştirilmesine çalışılmaktadır. Bu çalışmalar başarıldığında Türkiye'ye daha uzun seneler hizmet verecek bir cihaz kazanmış olacaktır.

Laboratuarda 50 cm çapa kadar ayna yapabilen optik traşlama ve cilalama yapabilen aletimizde vardır. Şimdiye kadar bu aletle çeşitli ayna traşlama ve cilalama işlemleri yapılmıştır. Bu aletle mercek üretimi de mümkündür ama "curve generator" ve "centering device" gibi bazı ek donanımlara gereksinim vardır. Bu cihazlar şimdiye kadar laboratuarımıza kazandırılamamıştır.

Türkiye'de astronomi memnuniyet verici bir gelişme göstermekte gözlem olanaklarına yenileri eklenmektedir. Bu nedenle, kanımca, zaman içinde, optik cihazların tasarımı, süreli ve genel bakımı için bütün ülke ihtiyacına cevap verecek bir optik laboratuarına gereksinim doğacaktır.

UAK2012

25 Haziran 1940'da Artvin'de doğdu.Orta öğretimini 1959 yılında Kars'da, Cılavuz ilköğretmen Okulu'nda tamamladıktan sonra lisans öğrenimini 1963 yılında Ankara Üniversitesi Astronomi - Matematik bölümünde ve Ankara Yüksek Öğretmen Okulu'nda tamamladı. Yüksek lisans ve doktora eğitimi (1967-1971) için Sussex Üniversitesi (Birleşik Krallık)'ne başladı. 1966 - 1970 yılları arasında Greenwich Gözlemevi'nde araştırma asistanı, 1970-1972 yılları arasında ise araştırmacı olarak görev almıştır. 1972 yılında ülkesine geri dönen Aslan, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Bölümü'nde araştıma görevlisi olarak göreve başlamıştır. 1979 yılında Ankara Üniversitesi'nden doçentliğini almış ve 1987 yılına kadar buradaki görevine devam etmiştir.

1987 yılında İnönü Üniversitesi'ne gelip, profesör ünvanını aldıktan sonra 1992 yılına kadar buradaki görevini sürdürmüş, sonrasında ise Akdeniz Ünivesitesi'ne geçip Fizik Bölümü'nün kuruculuğunu üstlenmiştir. 2007 yılına kadar buradaki görevine devam etmiştir. 1992 - 1998, 2003 - 2004 ve 2005 yılında kısa birkaç ay boyunca Akdeniz Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü Başkanlığı görevini sürdürmüştür.

1980 yılında ABD'de Oklahoma Üniversitesi'nde ve 1992 yılında Fransa Paris Gözlemevi'nde ziyaretçi araştırmacı olarak yer almıştır.

1982-1986 yılına kadar ulusal gözlemevi yer seçimi çalışmalarında aktif rol oynamıştır. Türkiye'nin birçok zirvesine çıkıp yer seçimi araştırmaları için veri toplamıştır. Yer seçimi çalışmaları bitip Antalya Saklıkent'te gözlemevinin kurulması gündeme geldikten sonra 1992 - 1995 yılları arasında ulusal gözlemevi kurulması ile ilgili Tübitak Projesi'nin yürütücülüğünü üstlenmiştir. 1995 - 2007 yılları arasında Tübitak Ulusal Gözlemevi'nin müdürü olarak görev almıştır.