

EGE UNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

(DOKTORA TEZİ)

**GEZEĞENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEKLERİNDEKİ
ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR**

Melike AFŞAR

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Bilim Dalı Kodu : 402.02.01

Sunuş Tarihi : 12.09.2006

Tez Danışmanı : Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU

Bornova - İZMİR

III

Sayın **Melike AFŞAR** tarafından **DOKTORA TEZİ** olarak sunulan “**Gezegimsi Bulutsu Çekirdeklerindeki Örtün Çift Yıldızlar**” başlıklı bu çalışma E.Ü. Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği ile E.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü Eğitim ve Öğretim Yönergesinin'nin ilgili hükümleri uyarınca tarafımızdan değerlendirilerek savunmaya değer bulunmuş ve 12.09.2006 tarihinde yapılan tez savunma sınavında aday oybirliği ile başarılı bulunmuştur.

Jüri Üyeleri

İmza:

Jüri Başkanı : Prof.Dr. Osman DEMİRCAN

Raportör Üye : Doç.Dr. Ö. Lütfi DEĞİRMENCİ

Üye : Prof.Dr. Cafer İBANOĞLU

Üye : Prof.Dr. Serdar EVREN

Üye : Doç.Dr. Ahmet ERDEM

V

ÖZET

GEZEENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEKLERİNDEKİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR

AFŞAR, Melike

Doktora Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Tez Yöneticisi : Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU

Ağustos 2006, 86 sayfa

Bu tezde, ortak zarf olayının en dolaysız gözlemsel kanıtı olan çift çekirdekli gezegenimsi bulutsuların oluşumu incelenmiş, bu tür sistemlerin keşfine ilişkin yapılmış olan dikine hız taraması sonuçları ile çift çekirdek olduğu bilenen Abell 63 gezegenimsi bulutsu çekirdeği UU Sge ve Abell 46 gezegenimsi bulutsu çekirdeği V477 Lyr sistemlerinin ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen sonuçlar tartışılmıştır.

Ortak zarf evrimi ve çift gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinin oluşumu çift yıldız evriminin en önemli basamaklarındanıdır. Gözlenen gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinin %10'unun başlıca ışıkölçüm yöntemiyle keşfedilen yakın çiftler oldukları bilinmektedir. Bu sistemlerin dönemleri birkaç saat ile birkaç gün arasında değişmektedir. Ortaya çıkan bu sonuçta seçim etkisi kadar kullanılan yöntemler de etkilidir. Dönemleri daha uzun olan (örneğin ~100 güne kadar) çift çekirdeklerin keşfi için en etikili yöntem bu sistemlerin dikine hız değişimlerinin araştırıldığı bir dikine hız taraması olacaktır. Bu tezin ilk

bölümünde güney yarıküreden seçilmiş bazı gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinin dikine hız değişimleri üzerine çalışılmıştır. Gözlemler Cerro Tololo Inter-American Gözlemevi'nde (CTIO) yapılmıştır. Uzun-yarımk tayf verilerinin analizinden seçilen sistemlerin ~%50'sinin değişen dikine hızlara sahip olduğu bulunmuştur. Sistemlerden biri olan NGC 6026 gezegenimsi bulutsu çekirdeğinin dönemi $\sim 0^{\text{g}}.5281$ olan tek çizgili bir tayfsal çift olduğu keşfedilmiştir.

Gezegenimsi bulutsular ve merkez yıldızları ile ilgili bilgilerimiz yıldız ve bulutsuya ilişkin temel parametrelerin belirlenmesindeki zorluklarla sınırlandırılmıştır. Bununla birlikte, bir çift sistemin üyesi olan gezegenimsi bulutsu merkez yıldızları bu cisimlerin salt parametrelerinin en doğru şekilde belirlenmesinde mükemmel bir fırsat olarak karşımıza çıkmaktadır. Bu tezde sunulan UU Sge ve V477 Lyr sistemlerinin ışıkölçüm gözlemleri TUG – TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde gerçekleştirilmiştir. V ve R süzgecinde yapılan CCD gözlemlerinden elde edilen ışık eğrilerinin eş zamanlı çözümlerinden bu sistemlere ilişkin salt parametreler belirlenmiştir. Sonuçlar her iki sistemde de soğuk bileşen yarıçaplarının aynı kütleli bir sıfır-yaş anakolundan beklenenden $\sim 2 - 2.5$ kat daha büyük olduğunu göstermiştir. Büyük yarıçapların nedeni araştırılarak bileşenlerin üst katmanlarının ortak zarf evresinin ardından henüz ısısız denge konumuna geri dönemedikleri sonucuna varılmıştır. Ayrıca bu sistemler için önemli bir parametre olan yörünge erkesininin ortak zarfın atımındaki kullanım etkinliği parametresi α_{CE} hesaplanmış ve bulunan değerlerin kuramsal çalışmalarla uyumlu olduğu görülmüştür. Bu hesaplamalar sonucunda, V477 Lyr çekirdek yıldızının bir He yıldızı olduğu önerilmiştir.

Anahtar Sözcükler: Gezegenimsi bulutsu çekirdekleri, Örtün çift yıldızlar, Tayfsal çift yıldızlar, Ortak zarf evrimi, Dikine hızlar, NGC 6026, UU Sge, V477 Lyr

IX

ABSTRACT

ECLIPSING BINARY NUCLEI AT THE CENTER OF PLANETARY NEBULAE

AFSAR, Melike

Ph.D. in, Astronomy and Space Science Department

Supervisor: Prof. Dr. Cafer IBANOGLU

August 2006, 86 pages

In this thesis, binary nuclei of planetary nebulae which are the most direct evidence of the formation of common envelope phenomena have been studied. The results of a radial velocity survey to detect new spectroscopic binary nuclei and the light curve solutions of known eclipsing binary nuclei UU Sge the nucleus of the planetary nebula Abell 63 and V477 Lyr the nucleus of the planetary nebula Abell 46 have been discussed.

The formation of binary planetary nebula nuclei through common envelope interaction is one of the most crucial stages of binary star evolution. Up to date, it has been reported that at least ~10% of planetary nebula nuclei are very close binaries, which have periods changing from hours to few days. These objects have been discovered as binaries because of their periodic photometric variability. It is obvious that more effective methods are needed to discover binary nuclei with longer periods such as up to ~100 days and the best method is that the radial-

velocity survey to search for radial velocity variations of such systems. In this thesis, the radial velocity survey results for the selected southern-hemisphere planetary nebula nuclei are presented. Long-slit spectral observations, carried out at Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO), are described. From the analysis of these spectra, about 50% of the selected targets have been found as radial velocity variables. The periodogram algorithms have led to the discovery of a new spectroscopic binary, the nucleus of planetary nebula NGC 6026, which is found to have a period of $\sim 0^d.5281$.

Our knowledge of planetary nebulae and their central stars is highly constrained by the difficulties in determining of the stellar and nebular parameters. However, the central stars of the planetary nebula which are also members of eclipsing binary systems provide an excellent opportunity to derive accurate absolute parameters of these objects. For the purpose of determining such parameters, the photometric results of UU Sge and V477 Lyr systems are presented in this thesis. The V and R – band CCD photometry have been obtained at TUBITAK Turkish National Observatory. The absolute parameters for the members of the systems have been derived from the simultaneous light curve solution. The results of the analyses have revealed that the cool secondary components of both UU Sge and V477 Lyr are approximately 2 – 2.5 times larger than the expected radii of zero-age main sequence stars with comparable masses. By searching the reason for the extraordinary dimensions of these companions we have come to a conclusion that their surfaces may still be out of thermal equilibrium from the common envelope interaction. An important parameter that determines the outcome of a common envelope interaction is the efficiency of the deposition of orbital energy into envelope ejection, α_{CE} . This efficiency parameter has also been investigated and its values have been found to be

consistent with those of theoretical models. By using the results of the efficiency parameter, a presence of a helium core for the V477 Lyr system have been suggested.

Keywords: Planetary nebula nuclei, Eclipsing binary stars, Spectroscopic binary stars, Common envelope evolution, Radial velocities, NGC 6026, UU Sge, V477 Lyr

XIII

TEŞEKKÜR

Bu çalışmanın her aşamasında verdiği fikir ve desteklerle tezin oluőmasına yardım eden ve önemli katkılar sağlayan Sayın Danıőmanım Prof. Dr. Cafer İbanoğlu'na, değerli gürüőleri ve önerileri ile çalışmanın ilerlemesine yardımcı olan Prof.Dr. Howard E. Bond'a ve doktora eğitimim süresince benden yardımlarını esirgemeyen ve eğitimime katkıda bulunan tüm bölüm hocalarıma teşekkür ederim.

Yurtiçi-Yurtdıőı Birleştirilmiş Doktora Burs programı kapsamında Amerika'da bulunan "Space Telescope Science Institute"de çalışma olanağı sağlayan TUBİTAK-BAYG'a ve bursu almamı sağlayan baőtta sayın hocam Prof. Dr. Cafer İbanoğlu olmak üzere araştırma grubundaki tüm hocalarıma teőekkürü bir borç bilirim.

Tezde yer alan yıldızların ışıkölçüm gözlemlerinin yapılmasında baőtta projenin kabulü aşaması olmak üzere TUG-TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi yönetimine ve gözlemlerin yapımı aşamasında yardımlarını aldığım tüm TUG çalıőanlarına teşekkür ederim.

Beni yaőamımın her döneminde destekleyen ve cesaret veren baőtta annem ve babam olmak üzere tüm aile bireyelerine sonsuz teőekkürler. Ayrıca her zaman her konuda bana destek ve yardımlarını esirgemeyen arkadaşım Araç.Gör. Zeynep Bozkurt'a da teşekkür ederim.

İÇİNDEKİLER

	<u>Sayfa</u>
ÖZET.....	V
ABSTRACT.....	IX
TEŞEKKÜR.....	XIII
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	XVII
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	XIX
1. GİRİŞ.....	1
1.1 Tezin Amacı.....	3
2. ORTAK ZARF EVRİMİ ve ÇİFT GEZEĞENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEKLERİNİN OLUŞUMU	7
3. GEZEĞENİMSİ BULUTSULARIN TÜMÜ ÇİFT SİSTEMLERDEN Mİ ATILMIŞTIR?	15
4. GÖZLEMLER.....	22
4.1 Tayfsal Gözlemler.....	22

İÇİNDEKİLER (devam)

Sayfa

4.1.1. Güney Yarıküre’de Seçilmiş PN Çekirdekleri İçin Dikine Hız Taraması.....	22
4.1.2. Verilerin İndirgenmesi ve Analizi.....	23
4.1.3. Dikine Hızların Ölçümü.....	27
4.1.4. Dikine Hız Taraması Sonuçları.....	33
4.1.5. Program yıldızlarından tayf örnekleri.....	36
4.2 Işıkölçüm Gözlemleri.....	38
4.2.1. Gözlenen Sistemlere İlişkin Bilgiler.....	38
4.2.2. UU Sge Sisteminin Işıkölçüm Gözlemleri ve Verilerin Analizi..	42
4.2.3. V477 Lyr Sisteminin Işıkölçüm Gözlemleri ve Verilerin Analizi.....	50
4.2.4. Büyük Yarıçaplı İkinci Bileşenler.....	55
4.2.5. UU Sge ve V477 Lyr için “ α_{CE} ” Parametresinin Hesaplanması	60
5. SONUÇLAR.....	68
KAYNAKLAR DİZİNİ.....	71
ÖZGEÇMİŞ.....	77

XVII

ŞEKİLLER DİZİNİ

Sekil

Sayfa

2.1 Dairesel yörüngeye sahip iki nokta kütle içeren bir çift sistemin yörünge düzlemindeki eşpotansiyelleri. Kütle oranı $q=M_2/M_1=0.25$ kabul edilmiştir.....	8
2.2 Küçük ve orta kütleli tek yıldızların farklı evrim aşamaları boyunca, yarıçapların kütlelerin fonksiyonu olarak değişimi.....	10
3.1 $\alpha_{CE} = 1$ değerine karşılık gelen yörünge dönemlerinde PNN'lerin dağılımı.....	21
4.1.1a. Uzun-yarık tayf örneği (yıldız).....	25
4.1.1b. Uzun-yarık tayf örneği (ark lambası).	25
4.1.2. “apall” alt-programının uzun-yarık tayfı üzerinde yıldızın izini takip ederek açıklığını bulması.	25
4.1.3a. Fourier Filtreleme öncesi korelasyona giren tayf görüntüsü.....	31
4.1.3b. FXCOR programının verdiği çapraz-korelasyon.....	31
4.1.4a. Fourier Filtreleme sonrası korelasyona giren tayf görüntüsü.....	32
4.1.4b. Filtreleme sonrası FXCOR programının verdiği çapraz-korelasyon.....	32

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

Sekil

Sayfa

4.1.5. NGC 6026 gezegenimsi bulutusunun merkez yıldızının dikine hız değişimi. Dönem $P \cong 0^s.5281$	35
4.1.6. LoTr 1, NGC 6891 ve NGC 1360 program yıldızlarına ilişkin tayf örnekleri.....	36
4.2.1. UU Sge (ok isareti ile gösterilen) ve kendisine 2".8 uzaklıkta bulunan görsel bileşeni (C4).	43
4.2.2. UU Sge sisteminin V ve R renklerinde elde edilmiş ışık eğrileri.....	45
4.2.3. UU Sge sisteminin V ve R renklerinde elde edilen ışık eğrilerinin hesaplanan ışık eğrileri ile uyumu.....	46
4.2.4. V477 Lyr sisteminin V ve R renklerinde elde edilmiş ışık eğrileri.....	51
4.2.5. V477 Lyr sisteminin V ve R renklerinde elde edilen ışık eğrilerinin, hesaplanan ışık eğrileri ile uyumu.....	52

XIX

ÇİZELGELER DİZİNİ

<u>Çizelge</u>	<u>Sayfa</u>
1.1 Çift olduğu bilinen ve olası çift olan PNNi.....	5
4.1.1. Program Yıldızları.....	24
4.1.2. Dikine hız taraması sonuçları.....	34
4.2.1. UU Sge çift çekirdeği için V ve R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözüm sonuçları.....	47
4.2.2. UU Sge için normalize edilmiş Fourier katsayıları ($\theta = 90^\circ$ için $l=1$).....	49
4.2.3. V477 Lyr çift çekirdeği için V ve R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözüm sonuçları.	54
4.2.4. V477 Lyr için normalize edilmiş Fourier katsayıları ($\theta = 90^\circ$ için $l=1$)).....	55

1. GİRİŞ

Gezegensimsi bulutsular, başlangıç kütleleri $0.8 \leq M/M_{\odot} \leq 10$ olan yıldızların evrimlerinin son aşamalarına doğru gözlenen yapılardır. Yıldızlar anakol evrimleri sırasında çekirdeklerindeki hidrojeni yakarlar. Çekirdekte hidrojen bittiğinde yıldız dev koluna doğru ilerlerken dış katmanlar genişler, çekirdek bölgesi büzülür. Bu olay yeni bir nükleer yakıtın yanmaya başlaması durumunda yinelenir. Bu kararsızlıklar nedeniyle dengeye ulaşmaya çalışan yıldız sonunda dış katmanlarını uzaya fırlatır ve büyük ölçüde kütle kaybına uğrar. Atılan dış katmanlar “**Gezegensimsi Bulutsu**” olarak adlandırılan yapıları oluştururlar. Gezegensimsi bulutsu evrimini geçiren bir yıldızdan geriye, kırmızı dev ile beyaz cüce arasındaki evrim yolunda, çok sıcak, düşük kütleli ve küçük yarıçaplı bir çekirdek kalır. Bu sıcak yıldız çevresindeki bulutsuyu iyonize ederek aydınlatır. Bulutsu, merkez yıldızından dışarıya doğru genişleyerek uzaklaşır ve $\sim 10^4$ - 10^5 yıl içerisinde gözden kaybolur.

Gözlemler, hem tek hem de çift çekirdeği olan gezegensimsi bulutsuların (Planetary Nebulae, kısaca PN) olduğunu göstermektedir (örneğin, Bond ve Livio 1990). PN’lerin oluşumu konusunda kuramsal iki ayrı model bulunmaktadır: 1) Kırmızı dev aşamasına gelmiş bir yıldızın zarfını kaybetmesi (Shklovsky 1956, Wood 1992) ve 2) yakın çift yıldızların ortak zarflarının (common envelope, kısaca CE) atımı (Paczynski 1976).

“Ortak zarf çiftleri” kavramı ilk olarak 1970’li yılların başında yapılan çalışmalarda ortaya atılmıştır. O dönemlerde yeni keşfedilmiş ve Hyades kümesinin bir üyesi olan V471 Tau yakın çift sisteminin evrimine ilişkin kuramsal çalışmalar yapılmış ve *Gezegensimsi Bulutsu*

Çekirdekleri (Planetary nebula nuclei, kısaca PNNi) tanımı ilk kez bu çalışmalar sırasında kullanılmıştır (Ostriker 1973, Webbink 1975, Paczyński 1976). Katakлизмik çiftlerin başlangıçta nasıl sistemler oldukları ve hangi şekilde evrimleşerek “katakлизмik” sistemlere dönüştüklerinin anlaşılması evrim çalışmaları açısından büyük önem taşımaktadır. Bu amaçla, “katakлизмik öncesi” olarak sınıflandırılan V471 Tau sistemi esas alınarak bu tür sistemlerin evrimi üzerine pek çok kuramsal çalışma yapılmıştır.

Bir çift yıldız sisteminin bir gaz zarfla sarıldığı ortak zarf evresinden geçerek evrimleşme süreci, çift yıldızların evrim basamaklarından en az anlaşılabileni olmuştur. Bununla birlikte, CE aşaması kısa dönemli ve bileşenlerinden birisi sıkışık bir cisim olan bütün çiftlerin evriminde çok önemli bir aşamadır. En çok çalışılan kısa dönemli sistemler, bileşenlerinden birisi nötron yıldızı olan düşük kütleli X-ışın çiftleri ile bileşenlerinden birisi beyaz cüce olan katakлизмik çiftlerdir. Sonuç olarak, CE evresinin bu tür sistemlerin geçmişinde meydana gelmiş olması gözardı edilemez bir durumdur. Bu sistemlerdeki sıkışık bileşenin atası olan yıldız, boyutları sistemin şimdiki ayrıklığından daha büyük boyutlara ulaşan bir dev yıldız aşamasından geçmiş olmalıdır. Bu evre (CE) boyunca sıkışık yıldız (dev yıldızın çekirdeği) ve ikinci yıldız arasındaki ayrıklık önemli ölçüde azalmıştır. Ayrıklık azalırken sistemi saran zarf da sistemden atılmıştır (Paczyński 1976; Webbink 1979). Kuramsal açıdan bakıldığında da çiftlerin evrimi sırasında bir CE oluşum aşamasının dikkate alınmaması mümkün değildir. Çünkü evrim, kütle aktarım miktarının çok fazla olduğu, bu nedenle kütle alan yıldızın bu fazla miktardaki maddeyi üzerinde toplayamadığı ve denge konumundan ayrıldığı aşamaları gerektirmektedir.

Sözü edilen bu evrim aşamalarının daha iyi anlaşılabilmesi için sistemin CE evresi sonunda sahip olduğu sonuç parametrelerinin, CE oluşumundan hemen önceki çift sistem parametrelerinden gidilerek öngörülmesi oldukça yararlı olacaktır. Buradaki en temel soru, devin çekirdeği ve bileşenin bu evrim sonunda birleşip birleşmeyeceği, birleşmeyecekse çift sistemin son durumundaki yörünge döneminin ne olacağıdır. Yapılan çalışmalarda geniş ölçüde kullanılan basit bir yaklaşım, devin çekirdeği ve bileşeni arasındaki ayrıklığın azalmasıyla kazanılan çekimsel erkenin belirli bir α_{CE} kesrinin zarfın atımında kullanıldığı varsayımdır. Ayrıklık, bileşenin Roche lobunu doldurduğu noktanın da ötesine azalırca, sistemin bir çift olarak kalması mümkün olmayacaktır ve bu yolla kazanılacak erke maksimum erkedir. Bu erke miktarı, zarfın atılması için gerekli olan erke miktarı ile karşılaştırılarak olası bir birleşmenin mümkün olup olmayacağına karar verilebilir. Birleşmenin olmadığı durumda ise sistemin son durumuna ilişkin ayrıklık değeri tahmin edilebilir. Bölüm 2’de CE evrimine ayrıntılı olarak bakılacaktır.

1.1. Tezin Amacı

Ortak zarf evresinin varlığına ilişkin en dolaysız kanıt bazı gezegenimsi bulutsuların yakın-çift çekirdeklerinde bulunabilir (Bond 1985; Bond ve Grauer 1987). Katakлизмik değişenler gibi ortak zarf evresi sonrası (post-CE) yakın çiftlerin pek çoğu CE evresinden sonra çekimsel ışına, manyetik rüzgar frenlemesi ya da kütle aktarımından dolayı açısal momentum kaybederek önemli ölçüde yörünge evrimine uğramış olan çok yaşlı sistemlerdir. Bu yüzden bu sistemlerde, ortak zarf evresinin hemen sonrasındaki sistem parametrelerini yeniden oluşturmak çok zordur. Bununla birlikte, çift çekirdekli gezegenimsi bulutsu

durumunda, bulutsuların görelî kısa yaşam süreleri çift çekirdeğe ilişkin gözlediğimiz yörünge parametrelerinin CE evresi sonundakilerle aynı olmasına imkan sağlamaktadır. Bu nedenle de çift PNNi, CE evrimi bitiminde ortaya çıkan son duruma ilişkin her türlü kuramsal önermeyi test etmek için ideal cisimlerdir.

Ne yazık ki bu tür sistemlerin sayısı çok fazla değildir. Çizelge 1.1.'de (Kohoutek 2001) çift olan ve olma olasılığı bulunan sistemler verilmiştir. 1987'de Bond ve Grauer tarafından yapılmış olan istatistiksel bir çalışma, gözlenen 10 PN'dan 1 tanesinin yörünge dönemi 1 gün'den kısa olan çift çekirdeğe sahip olduğunu göstermiştir. Bu çalışmanın sonucunu etkileyen en önemli faktörlerden biri gözlenen cisimlerin "seçim etkisi"dir. Çift olma özelliği genellikle sistemin gösterdiği ışık değişiminin ölçümünden gidilerek bulunur. Bu ışık değişimleri ise ya tutulma kaynaklıdır ya da sıcak altücenin ikinci bileşenin bir yüzünü güçlü bir şekilde ısıtmasıyla (yansıma etkisi) ortaya çıkar.

Çift sistemlerin varlığının anlaşılmasını sağlayan bir başka yöntem ise gösterdikleri bileşik tayflarıdır. Dönemleri bilinemese bile sistemin çift bileşenli olup olmadığı bu yolla da öğrenilebilir. Işık değişimindeki kısa dönemli değişimleri belirlemek kolay olmasına karşın, bu yöntemle uzun dönemli çift çekirdeklerin belirlenmesi oldukça zordur. Bu tür sistemlerin keşfedilmesi için başka yöntemlere gereksinim vardır. Bu yöntemlerden en önemlisi ise bu tür sistemlere ilişkin dikine hız taramasının yapılmasıdır. Dikine hız taraması ile dönemleri 10 gün ile 100 gün arasında değişen sistemlerin dikine hız değişimleri araştırılarak tek ya da çift çizgili sistemler bulunabilir.

Çizelge 1.1. Çift olduğu bilinen ve olası çift olan PNNi.

PN Adı	Dönemi (gün)	Merkez Yıldız
Hf 2-2	P = 0 ^d .399	Yakın Çift Yıldız
A 41	P = 0 ^d .113	Yakın Çift Yıldız
A 65	P = 1 ^d .000	Yakın Çift Yıldız
K 1-14	-----	Olası Fiziksel Çift. Bulutsunun çekirdeği, POSS (Palomar Observatory Sky Survey) ile bulunan daha parlak yıldızın 2".4 güney batısında.
A 63	P = 0 ^d .465	Yakın Çift Yıldız
A 46	P = 0 ^d .472	Yakın Çift Yıldız
NGC 7008	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".42.
NGC 246	-----	Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 3".81.
NGC 650-1	-----	Şüpheli fiziksel çift.
HFG 1	P = 0 ^d .582	Yakın Çift Yıldız
BE UMa	P = 2 ^d .290	Yakın Çift Yıldız
PuWe 1	-----	Şüpheli fiziksel çift.
NGC 2392	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 2".65.
NGC 1535	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 1".04.
A 30	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 5".25.
NGC 2346	P = 15 ^d .99	Yakın Çift Yıldız
A 7	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".91.
A 24	-----	Olası Görsel Çift. Bileşenin uzaklığı 3".33.
A 31	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".26.
LoTr 1	-----	Yakın Çift Yıldız. Dönemi bilinmiyor.
A 33	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 1".82.
NGC 2610	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".61.
K 1-2	P = 0 ^d .676	Yakın Çift Yıldız (VW Pyx)
NGC 3132	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 1".71.
K 1-22	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".35.
ESO-215-04	P = 0 ^d .357	Yakın Çift Yıldız (KV Vel)
K 1-27	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".56.
A 35	-----	Yakın Çift Yıldız. Dönemi bilinmiyor. (LW Hya)
SuWt 2	P = 2 ^d .450	Yakın Çift Yıldız
Sp 1	P = 2 ^d .910	Yakın Çift Yıldız
Mz 2	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".28.
HtTr 4	P = 1 ^d .740	Yakın Çift Yıldız
LoTr 5	-----	Yakın Çift Yıldız (IN Com)
Sp 3	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 0".31.
IC 4637	-----	Olası Fiziksel Çift. Bileşenin uzaklığı 2".42.
NGC 6026	P = 0^d. 5281	Yeni keşfedilen yakın çift yıldız**(Bu çalışma)**

Bu tezin amacı, bu tür sistemlerin varlığının dikine hız taraması yöntemiyle araştırılması, çift olduğu bilinen Abell 63 gezegenimsi bulutsu çekirdeği UU Sge ve Abell 46 gezegenimsi bulutsu çekirdeği V477 Lyr örten çift sistemlerinin çok-renk ışıkölçüm verilerinin eş zamanlı analizi ile bileşenlere ilişkin parametrelerin belirlenmesi ve sistemlerin evrim durumunun incelenmesidir. Dikine hız taraması yapılacak olan sistemler güney yarıküre gezegenimsi bulutsuları arasından seçilmiştir. Standart yıldızlar da dahil seçilen 22 yıldızın uzun-yarık tayf gözlemleri CTIO (Cerro Tololo Interamerican Observatory) Gözlemevi'nde gerçekleştirilmiştir. UU Sge ve V477 Lyr sistemlerinin CCD gözlemleri ise TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yapılmıştır. Gözlemler sırasında V ve R süzgeçleri kullanılmıştır.

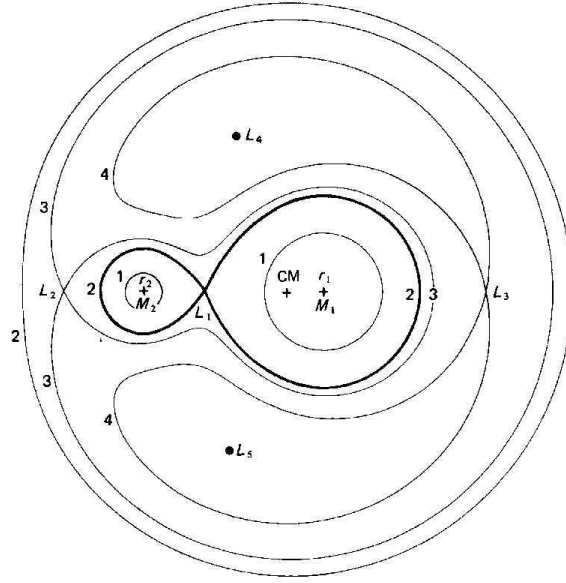
Tezin ilk bölümünde giriş kısmı yer almaktadır. İkinci bölümde CE evrimi ve çift PNNi'nin oluşumu ile ilgili kuramsal çalışmalara yer verilmiştir. Üçüncü bölümde ise PNNi'nin oluşum oranlarına ilişkin yapılan çalışmalara değinilmiştir. Tayfsal gözlemler, ışıkölçüm gözlemleri ile bu gözlem verilerinin indirgenme yöntemleri ve analizleri dördüncü bölümde verilmiştir. Beşinci ve son bölümde ise analiz sonuçları ve bu sonuçlara ilişkin tartışma sunulmaktadır.

2. ORTAK ZARF EVRİMİ ve ÇİFT GEZEĞENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEKLERİNİN OLUŞUMU

Çift yıldız evriminde en karmaşık ve en az anlaşılmiş olan süreç ortak zarfın içindeki evrim sürecidir. Bunun başlıca sebebi, çiftin bileşenlerinin CE evresi boyunca birbirlerine yaklaşması olarak tanımlanan ve “*spiral-in*” evresi olarak adlandırılan sürecin çok geniş aralıktaki uzunluk ve zaman ölçeklerinde oluşan hidrodinamik ve termodinamik süreçleri içermesidir. Bir CE, başyıldız tarafından atılan kütlelerin çok yüksek miktarlarda olduğu ve yoldaşın aktarılan maddenin tamamını toplayamaması durumunda oluşur. Bunun olabilmesi için: 1) kütle kaybeden bileşenin derin bir konvektif zarfa sahip olması, 2) düşük kütle oranına sahip bir sistemde kütlelerin büyük kütleli bileşen tarafından aktarılması (Tutukov ve ark. 1982; Hjellming ve Webbink 1987), 3) kütle aktarım miktarının kritik Eddington limitini aşması, 4) kütle aktarım miktarının madde toplayan beyaz cücenin (WD) yüzeyinde kararlı olarak yakabileceği hidrojen miktarından çok daha yüksek oranlarda olması gerekir.

Bir çift sistemde, M_1 ve M_2 kütleli iki yıldız ortak kütle merkezi etrafında dönel olarak dolanırlar. Roche yaklaşımında, yörüngenin dairesel olduğu ve çekim alanının nokta kütle olarak kabul edilen iki yıldız tarafından meydana getirildiği varsayılır. Bu varsayımlar altında, yörünge düzlemindeki eşpotansiyel yüzeyleri Şekil 2.1’de gösterildiği gibidir. Her bir yıldızın yakınında, o yıldızın çekim potansiyeli etkindir ve yüzeyler hemen hemen küreseldir. Yıldızın merkezinden uzaklaştıkça bileşenin gel-git (tidal) etkisi ve merkezkaç kuvveti, bileşenlerin merkezler doğrusu boyunca uzanımlarına neden olur. Çift yıldızların evrimi açısından en önemli eşpotansiyel yüzeyi “**sekize benzer**

görünümlü” olan eşpotansiyel yüzeyidir. Kritik yüzeyle çevrilen bölümler her bir yıldızın “Roche Lob”ları olarak adlandırılır. Bir yıldız kendi Roche lob’unu doldurduğunda, iki yıldızın Roche Lob’unun birbirine dokunduğu yer olan “ L_1 -Lagrange” noktasından bileşenine kütle aktarmaya başlar.



Şekil 2.1 Dairesel yörüngeye sahip iki nokta kütle içeren bir çift sistemin yörünge düzlemindeki eşpotansiyelleri. Kütle oranı $q=M_2/M_1=0.25$ kabul edilmiştir.

Sistemin yörünge ayrıklığına bağlı olarak Roche lob taşımı (RLOF) ve kütle aktarımı yıldız evriminin herhangi bir aşamasında meydana gelebilir. Kütle aktarımını başlatacak olan Roche taşımının başlama evresine bağlı olarak, çift sistemler üç durum altında incelenebilir: Durum-A, Durum-B ve Durum-C (Şekil 2.2).

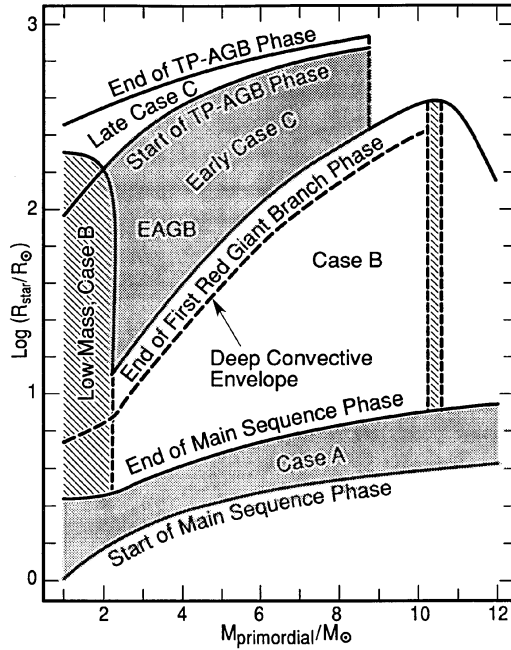
Durum-A: Kütle aktaran yıldızlar anakoldadır. Bu tür sistemler büyük olasılıkla W UMa türü sistemler olarak sonlanırlar.

Durum-B: Başlangıç yörünge dönemi birkaç gün ile 100 gün arasındadır. Kütle aktarımı birinci bileşen anakoldan dev koluna doğru evrimleşirken başlar ama yıldız henüz derin bir konvektif zarf geliştirmemiştir. Düşük kütleli yıldızlarda bu evrede küçük yarıçap genişlemeleri görülür ve kütle aktarımının başladığı pek görülmez. Daha büyük kütleli olan yıldızlar için çok daha önemli bir evredir; çünkü kütle kaybeden yıldızın zarfı radyatifdir ve kütle kaybına tepki olarak büzülecektir. Kütle oranı çok küçük değilse kütle aktarımı kararlı olabilir (erken-B durumu kütle aktarımı). Daha küçük kütle oranları için bir CE oluşumu olasıdır; çünkü ikinci bileşenin üzerine toplanan maddeyi kendi yapısıyla uyum sağlayacak bir şekilde kabul etmesi ve denge konumuna ulaşması için gerekli zaman ölçeği çok uzun olacaktır. Bu süre içerisinde ise yörünge, kütle aktarımına karşılık, oldukça hızlı bir şekilde büzülecektir.

Durum-C: Başlangıç yörünge dönemi 100 günden büyüktür. Kütle aktarımı birinci bileşen dev koluna ulaştığı ve derin bir konvektif zarfa sahip olduğunda başlar. Bu durumda zarf, kütle kaybına tepki olarak genişleyecektir (devin çekirdeğinin kütlesi, zarfının kütesinden çok daha fazla değilse, Hjellming ve Webbink 1987) ve kararsız kütle aktarımının arkasından CE oluşumu gerçekleşecektir. Kütle aktarımının başladığı anda devin zarfı, çekirdeğinden daha kütlelidir ve CE evrimine bileşenlerin spiral şeklindeki yörünge hareketleri de eşlik eder. Kütle oranı 0.5'in altında olan tüm Durum-C ve Durum-B aşamasında olan sistemler için de aynı durum söz konusudur.

Aktarım oranı yeterince hızlıysa, bileşen dış katmanlarına gelen ve kendisini sıcak bir battaniye gibi saran maddeyi toplayamaz. Bunun

sonucu olarak sıcak battaniye bileşenin Roche lobundan taşmaya başlar. Bu noktada durumu Roche lobunun yapısına göre tanımlamanın bir anlamı yoktur. Bunun yerine, kütle merkezi etrafında dolanan iki bileşenle kaynaşan bir ortak zarf tanımının yapılması daha uygun olacaktır. Genellikle CE terimi, çift sistemle eş zamanlı olarak dönmeyen ve zorunlu olarak hidrostatik dengede olmayan bir zarfın bulunduğu durumu tanımlamak için kullanılır.



Şekil 2.2. Küçük ve orta kütleli tek yıldızların farklı evrim aşamaları boyunca, yarıçapların kütleli fonksiyonu olarak değişimi (Iben ve Livio, 1993). “Low Mass Case B (düşük kütleli Durum-B)” bölgesindeki yıldızlar yozlaşmış He çekirdeklere, “EAGB (Erken-AGB)” bölgesindeki yıldızlar yozlaşmış CO çekirdeklere sahiptirler. “Case A (Durum-A)”, “Case B (Durum-B)” ve “Case C (Durum-C)” ile gösterilen bölgelere ilişkin açıklama metin içerisinde verilmiştir.

Bileşen yıldızlar ve CE arasındaki hız farklılıkları, yörünge açılal momentumunun CE'a aktarılmasını doğurur. Böylece, bileşenler birbirlerine yaklaşmaya zorlanır. Yıldız-CE etkileşiminin bu özelliği, bir bileşeni yozlaşmış olan yaşlı sistemlerin çoğundaki yörünge ayrıklığının nasıl azaldığını ve bu ayrıklığın, yozlaşmış yıldızın nükleer yakıtını yakarken ulaşmış olması gerekenden çok daha küçük bir yarıçapa sahip olabileceğini anlamamızı sağlar (Yungelson ve ark. 1993).

En azından bir tane sıkışık yıldız içeren ve yörünge dönemi (P_{orb}) birkaç günden kısa olan çiftlerin evriminde önemli ölçüde yörünge büzülmesinin meydana geldiğini anlayabilmek için şu örneğe bakabiliriz: Katakлизмik değişenler (CVs), yörünge dönemleri birkaç saat dolayında olan ve üzerine madde toplayan bir WD ile küçük kütleli bir anakol yıldızı içeren çift sistemlerdir. Bu sistemlerde bileşenler arasındaki ayrıklık (Iben ve Livio 1993),

$$A(R_{\odot}) \cong 1.06(M_1 + M_2)^{1/3} (P_{orb}/3hr)^{3/2} \quad (2.1)$$

şeklinde gösterilebilir. M_1 ve M_2 sırasıyla, WD ve anakol bileşeninin güneş birimindeki kütleleridir. WD'nin oluşumu, bir dev veya asimtotik dev kolu (AGB) evresini gerektirir. Bu da WD'nin, evriminin ilk aşamalarında, çiftin şu andaki ayrıklığından çok daha büyük boyutlara sahip olduğu anlamına gelmektedir. Öyleyse, ikinci bileşen ile bir devin çekirdeğinden (ya da bir AGB yıldızı) oluşan şimdiki çift sistem, önemli boyutta yörünge büzülmesiyle sonuçlanan bir CE evresi geçirmiş olmalıdır.

Paczyński (1976), V471 Tau sisteminin kuramsal evrimini incelediği çalışmasında sistemin bir zamanlar "ortak zarf çifti" olduğunu belirtmiştir. Bu çalışma günümüzde de devam etmekte olan evrim

çalışmalarına ışık tutan bir çalışmadır. Yörünge dönemi yaklaşık 12 saat olan V471 Tau sisteminin birinci bileşeni kütlesi $\sim 0.8 M_{\odot}$ olan bir WD ikinci bileşeni ise kütlesi $\sim 0.9 M_{\odot}$ olan K tayf türünden bir anakol yıldızıdır.

V471 Tau benzeri sistemlerin şu anki evrim aşamasına nasıl geldikleri ve başlangıçta nasıl sistemler oldukları sorusu oldukça önemlidir. Çift sistemde kütle aktarımı olduğu düşünüldüğünde $0.8 M_{\odot}$ kütleli WD'nin daha küçük bir kütleden evrimleşerek şu anki durumuna gelişmiş olamayacağı açıktır. Bununla birlikte sistemde kütle aktarımının gerçekleşmiş olduğuna ilişkin bir kanıt yoktur ve K cücesinin de geçmişte şimdikinden daha büyük olması gerektiğini düşünmek zordur. $0.8 M_{\odot}$ kütleli WD'nin oluşumu, yörünge döneminin uzun ve çiftlerin birbirine oldukça uzak olduğu bir çift sistem içerisinde incelenmelidir. Böyle bir sistemde ise WD'nin başlangıç kütlesi $4 - 5 M_{\odot}$ dolayında olmalıdır (Weidemann 1987, Jeffries 1997).

WD'nin atası kırmızı dev yıldız, Roche lobunu doldurur doldurmaz ikinci bileşen olan düşük kütleli anakol yıldızı üzerine kütle aktarımını başlatmış olmalıdır. Kütle aktarım oranı o kadar yüksektir ki, anakol yıldızının, kırmızı üstdevin zarfının içinde kaldığı bir süreç yaşanır. Kırmızı üstdevin çekirdeği ve anakol cücesinden oluşan bu iki cisim genişlemiş ortak bir zarf içerisinde spiral şeklinde bir yol izleyerek birbirlerine yaklaşırlar (*spiral-in*). Bu süreci kabaca analiz etmek mümkündür.

Düşük yoğunluklu bir ortamda dairesel yörüngeli bir çift sistem düşünelim. Durumu basitleştirmek için çifti saran ortamın durgun olduğunu varsayalım. Toplam kütlesi M olan çiftin bileşenlerinin yörünge hızı

$$v = \left(\frac{GM}{A} \right)^{1/2} \quad (2.2)$$

şeklinde yazılabilir. A , bileşenler arasındaki ayrıklıktır. Çiftin Roche yüzeyinin geometrik kesit alanı A^2 ile orantılıdır ve çiftin karşılaştığı sürüklenme kuvveti yaklaşık olarak

$$D \sim A^2 v^2 \rho \sim GMA\rho \quad (2.3)$$

şeklinde yazılabilir. Burada ρ çifti saran maddenin yoğunluğudur.

Sürüklenmeden kaynaklanan sürtünme Dv ile orantılı bir ısının açığa çıkmasına neden olur. Yukarıdaki yaklaşımlardan hareketle sürüklenme sonucu açığa çıkan ısıtma L_D için

$$L_D \sim Dv \sim D \frac{A}{P_{orb}} \sim \frac{GMA^2}{P_{orb}} \rho \quad (2.4)$$

yazılabilir.

Çiftin çekimsel bağlanma erkesine karşılık ısı üretilir. Buna göre,

$$L_D \sim \frac{d}{dt} \frac{GM^2}{A} \sim \frac{GM^2}{\tau_D A} \quad (2.5)$$

olur. Burada τ_D çiftin sürüklenme kuvvetinin etkisiyle *spiral-in* sürecini yaşadığı zaman ölçeğidir.

(2.4) ve (2.5) eşitliklerinden,

$$\frac{\tau_D}{P_{orb}} \sim \frac{M}{A^3 \rho} \sim \frac{\langle \rho \rangle}{\rho} \quad (2.6)$$

elde edilir. $\langle \rho \rangle$ çift sistemin sınırları içindeki ortalama yoğunluktur. Hacmi A^3 olan bir küp içerisinde, iki çekirdeğin kütlesi çifti saran maddenin kütlesinden çok daha büyükse $\langle \rho \rangle > \rho$ olacak ve τ_D yörünge döneminden çok daha uzun kalacaktır.

V471 Tau ya da benzeri bir sistemin atasını oluşturan bu iki yoğun cismin kırmızı devin zarfı içinde gömülü olduğu zamanı düşünelim. Çiftin bileşenleri artık şu andaki kütlelere sahiptir ve genişlemiş olan düşük yoğunluklu zarf yaklaşık $3 - 4 M_{\odot}$ kütleli hidrojen zengin bir madde içermektedir.

Çekirdekler birbirlerine yaklaştıkça yörünge açısal momentumları $A^{1/2}$ ile azalır. Aynı durum çift sistemde birim kütle başına düşen açısal momentum için de geçerlidir. Açısal momentum genişleyen zarfta toplanır. Belirli bir anda zarfta birim kütle başına açısal momentum çift sistemdekinden çok daha büyük olan öyle bir değere ulaşır ki dışarıya açısal momentum aktarımı giderek zorlaşır. Bu da (2.3) eşitliğinden görüldüğü gibi çiftin görelî hızının çevresini saran maddeye göre azalması şeklinde kendisini gösterir. Zarf diferansiyel olarak dönecek ve bu da sürüklenme kuvvetini azaltacaktır. Sürüklenme kuvvetinin azalmasına neden olabilecek bir başka etki sürüklenme sonucu açığa çıkan ısıtma, kırmızı devin ısıtmasıyla karşılaştırılabilir büyüklüğe ulaştığında ortaya çıkar. Bu durumda zarf, fotosferdeki ışıınım yüzeyini arttırmak için genişleyecektir. Yani ışıınım basıncıyla genişleme sözü konusu olacaktır. Bunun sonucu olarak zarftaki madde yoğunluğu ile birlikte sürüklenme kuvveti ve ısı dağıtımı (sürüklenme ışıınımı) da azalacaktır. Evrimin hangi aşamasında gerçekleştiği kesin olarak

bilinemesse de sistemden uzaklaştırılan zarf belirli bir süre sonra ortadan kaybolacaktır. Zarfın kaybolmasının ardından geriye, Roche loblarının içinde iki küçük yıldız kalır. Yozlaşmış çekirdek, geriye kalan zarfla birlikte artık gezegenimsi bulutsu çekirdeği olarak bilinen yapıya sahip olur (Paczynski 1970, 1971). Sıcak merkez yıldızı genişleyen zarfı iyonlaştıracaktır. Bunun sonucu olarak **“yakın çift çekirdekli bir gezegenimsi bulutsu”** ortaya çıkacaktır.

3. GEZEGENİMSİ BULUTSULARIN TÜMÜ ÇİFT SİSTEMLERDEN Mİ ATILMIŞTIR?

Yungelson ve ark. (1993) çift ve tek çekirdekli PN'ların oluşumu üzerine yaptıkları kuramsal modellerle çift yıldızların gökadamdaki dağılımını incelemiş, PN çekirdeklerinin oluşum oranlarını araştırmışlardır. Yaptıkları kuramsal modellerde başlangıç parametreleri $0.8 \leq M_1^0/M_\odot \leq 100$, $10 \leq A_0/R_\odot \leq 10^6$, $0 < q_0 \leq 1$ olan sistemleri incelemişlerdir. Yakın çiftlerde (CB), $A_0/R_\odot \leq (2-3) \times 10^3$, bileşenlerin Roche loblarını doldurduğu ve madde alışverişinin meydana geldiği öngörülmüştür. Genel anlamda Roche lob taşıma iki şekilde sonuçlanabilir: ya sıkışık bileşen (verici) CE evresiyle tüm zarfını atar (dinamik zarf atımı) ya da uzun bir kütle alışverişi evresinde zarfını aşama aşama kaybeder. CE evresi bir PN'nin oluşumuyla sonuçlanabilir. Aralarındaki uzaklık çok büyük olan ayrıık çiftlerde çiftin bileşenleri birbirlerinden bağımsız olarak evrimleşir ve asimtotik dev kolunun (AGB) ucuna ulaştıktan sonra PN olabilirler.

Bir CE evresinden çıkan gezegenimsi bulutsu çekirdeğinin doğası, verici bileşenin kütlesine ve RLOF sırasındaki evrim durumuna bağlıdır. Verici bileşenin başlangıç kütlesi $2.5 M_\odot$ 'ten daha küçükse ve RLOF yıldızın merkezindeki He'un tüketiminden daha önce meydana gelirse bu durumda bir He beyaz cücesi (WD) ile karşılaşırız. He WD'leri, kütleleri $0.4 M_\odot$ 'i aşarsa (Iben ve Tutukov 1986), hidrojen bulutsularını uyartacak yeterli sıcaklığa $\approx 10^4$ yıldan daha kısa bir sürede ulaşırlar. He WD'nin kütlesi verici bileşenin RLOF anındaki yarıçapı R 'ye bağlıdır ve Öbek I yıldızları için bu bağıntı:

$$M_{HE}/M_\odot = 10^{-0.875} (R/R_\odot)^{0.25} \quad (3.1)$$

şeklinde verilir (Iben ve Tutukov 1984). Sıfır-yaş anakolundaki (ZAMS) kütleleri $M \leq 2.5 M_{\odot}$ olan ve merkezlerindeki He’u tükettikten sonra Roche loblarını dolduran verici bileşenler CO çekirdekleri oluştururlar. Merkezlerindeki He’u tükettikten sonra Roche lobları taşan ve ZAMS kütleleri $2.5 \leq M/M_{\odot} \leq 9.0$ olan verici bileşenler de geride CO çekirdek bırakırlar. Kütleleri $9.0 \leq M/M_{\odot} \leq 11.4$ olan yıldızların ise geride ONe çekirdekler bıraktıkları varsayılmaktadır. CO ya da ONe çekirdeklerin kütleleri AGB yıldızlarının merkezleri için kullanılan durgun-durum kütle-yarıçap ilişkisi kullanılarak hesaplanır (Iben ve Tutukov 1984):

$$R/R_{\odot} = 1050(M/M_{\odot} - 0.5)^{0.68} \quad (3.2)$$

Kütleleri $M > 2.5 M_{\odot}$ olan yıldızlarda merkezlerindeki He’u tutuşturmadan önce Roche lob taşıma meydana gelirse merkez yıldızlar birer He yıldızı olarak karşımıza çıkarlar. Bu yıldızların kütleleri için CB’lerin evriminin sayısal modellemesinde kullanılan bağıntı (Iben ve Tutukov 1985):

$$M_{HE}/M_{\odot} = 0.066(M_i/M_{\odot})^{1.54} \quad (3.3)$$

şeklindedir. He WD’leri gibi He yıldızları da CE evresinin sona ermesinin hemen ardından, etkin sıcaklıkları 30000 K’i aştığı takdirde, bulutsularını uyartabilirler. Bunun olabilmesi için yakın çift bileşenlerinin *spiral-in* evresini yeterli derecede geçirmiş olmaları gerekir ki bu evrenin bitiminde verici bileşen Roche lobunu neredeyse doldurmuş olsun. Tersisi durumda merkezdeki yıldız soğuyacak ve “tembel” PN olarak tanımlanan duruma çıkacaktır.

Bir PN, kuramsal anlamda, çiftin evrimi sırasında bileşenlerin her biri tarafından atılabilir. Bunun sonucu olarak, bazı CB'ler yaşamları boyunca en az 4 kez PN oluşturabilirler (WDs'in üzerine toplanan madde nedeniyle zaman zaman meydana gelen ısısal parlamalar (thermal flash) sırasındaki kütle atımı olasılığı da düşünülürse bu bazen 4'ten fazla da olabilir).

Uzak çiftlerde PN'nin oluşumu, ZAMS kütle aralığı $0.8 \leq M/M_{\odot} \leq 10$ olan bileşenlerin evrimlerini tamamlayan olay olarak bilinir. Yani evrim, tek yıldız evrimi şeklinde incelenir. Bununla birlikte bu kütle aralığının üst sınırı oldukça belirsiz olup kimi zaman $8 M_{\odot}$ alınır (Nomoto ve ark. 1991). Bu üst sınırın kesin değerinin bilinmesi PN çekirdeklerinin istatistiği için olmasa da süpernovaların istatistiği için önemlidir.

CE evresinin başlıca etkisi, CE'in bir kısmının sistemden atılması ve kalıntı bileşenlerin arasındaki ayrıklığın azalmasıdır. Ayrıklıktaki azalmanın çok büyük olduğu durumlarda, iki bileşen etkileşimle birleşebilir. Sayısal hidrodinamik hesaplamalar da kütle atımının olduğunu göstermekte (Livio ve Soker 1988; Taam ve Bodenheimer 1989) ve zarfın büyük bir bölümü atılmaktadır. Bununla birlikte, bu sayısal hesaplamalar *spiral-in* sürecinin tamamını izleyemediğinden süreci kolaylaştıran yaklaşımlar yapılmıştır. Sonuç olarak, CE evresinin bitimindeki son duruma ilişkin olarak oldukça kaba yaklaşımlara dayanılmak zorunda kalınmaktadır. *Spiral-in* evresinin neden olduğu bileşenler arası ayrıklığın değişimi aşağıdaki eşitlikle verilmektedir (Tutukov ve Yungelson 1979):

$$(M_1 + M_2)(M_1 - M_{1R})/A_0 = \alpha_{CE} M_{1R} M_2 (1/A_f - 1/A_0) \quad (3.4)$$

Burada M_{1R} , CE evresini takiben verici bileşenin kütlesi, A_0 ve A_f sırasıyla evrenin başlangıç ve sonundaki ayrıklıklardır. Bu eşitlikle, *spiral-in* sürecinin başında her iki çekirdeğin etrafını saran zarfın çapının $\sim 2A_0$ olduğu ve kütlelerin her iki bileşenin çekim alanından atıldığı varsayılmaktadır. Eşitlikte α_{CE} ile gösterilen parametre ise kütlelerin atımında kullanılan erkenin etkinliğidir. α_{CE} sınırlandırılması oldukça güç olan bir parametre olduğundan bu tür cisimler üzerine yapılan gözlemsel çalışmalar oldukça büyük bir önem taşımaktadır. Ne kadar çok gözlem yapılır, yeni sistemler keşfedilir ve veri elde edilirse, kuramsal çalışmalar o kadar yenilenecek ve α_{CE} parametresinin değeri de o derece sınırlandırılabilir.

Çiftin CE evriminin sona ermesinin ardından sahip olduğu son yörünge dönemi, maddeyi sistemden uzaklaştırmak için yörünge erkесinin ne kadarlık bir kesrinin kullanıldığına bağlıdır. Yörünge erkесinin etkinliğini gösteren bu parametre α_{CE} ile gösterilir.

$$\alpha_{CE} = \frac{\Delta E_{bind}}{\Delta E_{orb}} \quad (3.5)$$

Burada ΔE_{bind} atılan maddenin “bağlanma ” erkесi, ΔE_{orb} ise çift sistemin evriminin başlangıcında ve *spiral-in* evresinin sonunda sahip olduğu yörünge erkeleri arasındaki farktır. α_{CE} değeri yüksekse, sistemlerin sahip olacağı son yörünge dönemleri uzun olmaya eğilimlidir. α_{CE} değeri düşükse dönemler çok daha kısa olacaktır.

Pek çok PN'nin çift yıldız etkileşimi sonucu atıldığını öneren üç sav vardır (Bond 2005):

i. PN'lerin büyük çoğunluğu küresel olmayan ya da çift kutuplu yapılara sahiptirler. Bunun için getirilen en basit açıklama ise PN

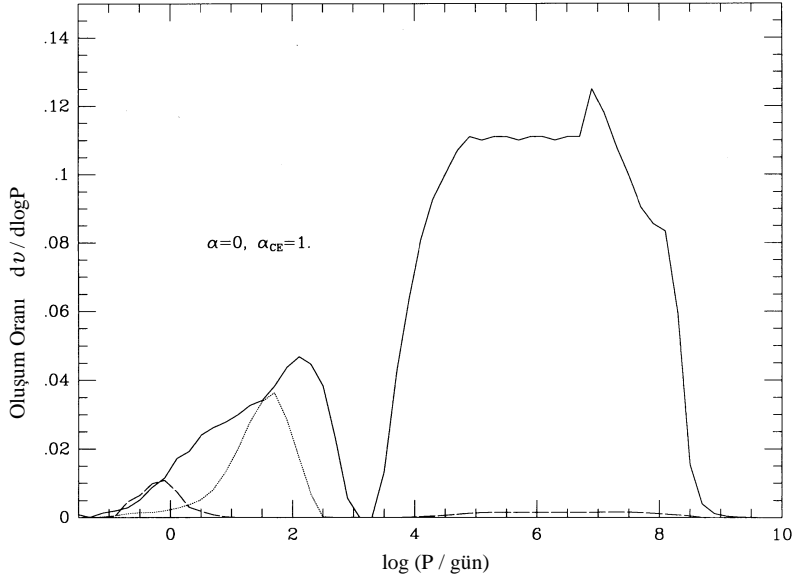
atımının CE etkileşimleri sonucu meydana gelmiştir. Yörüngenin büzülmesi (spiral-in) zarfı hızlandırır ve atım küresel olmayan bir şekilde gerçekleşir.

ii. PNNi içinde çok yakın çiftlerin bulunduğu gözlemlerle belirlenmiştir. Bu sistemler gözlenen PNNi'lerin ~%10'u kadardır ve dönemleri birkaç saat ile birkaç gün arasında değişmektedir (Bond ve Livio 1987, Bond 2000).

iii. Çift PNNi çekideklerini bulmak için kullanılan ışıkölçüm yöntemleri anakol bileşeninin sıcak merkez yıldızına bakan yüzeyinin ısıtılmasına, yani yansıma etkisine dayanır. Bu da yalnızca çok yakın çiftlerde meydana gelmektedir. Oysa PN'lerin çift sistemlerde oluşum oranlarını araştıran sentezler, ışıkölçüm yoluyla keşfedilen bu kısa-dönemli çift sistemlerin tüm çift sistemler içinde sadece küçük bir kesri kapladığını önermektedir (Yungelson ve ark. 1993).

Şekil 3.1'de Yungelson ve ark.'dan alınan çift PNNi için öngörülen yörünge dönemi dağılımı görülmektedir. Oluşum oranlarını araştıran bu simülasyonda α_{CE} değeri yüksek ($\alpha_{CE} = 1$) alınmıştır.

Bu diyagrama göre başlangıç dönemleri uzun olan sistemler (sağdaki büyük dağılım) CE etkileşimine girmezler. PN'nin görülebilir duruma geldiği anda ise dönem hemen hemen değişmemiştir. Bileşenler arasındaki parlaklık farkı yeterince küçük, aralarındaki açısal ayrıklık da



Şekil 3.1. $\alpha_{CE} = 1$ değerine karşılık gelen yörünge dönemlerinde PNN'lerin dağılımı. Sürekli çizgi CO çekirdek + anacol bileşen, noktalı çizgi He çekirdek + anacol bileşen, kesikli çizgi ise WD bileşenli çekirdekleri olan çift sistemlerin dağılımını göstermektedir (Yungelson ve ark. 1993).

yeterince büyük olduğunda bu tür sistemler “görsel çift” olarak görülebilirler. Ciardullo ve ark. (1999), *Hubble Uzay Teleskobu* ile yapılan taramada 113 PNNi’den 10 tanesinin olası görsel çiftler olduğunu bulmuşlardır. Daha kısa dönemlerde (~ 1000 gün) çift PNNi olmadığı görülmektedir; çünkü bu tür sistemler CE etkileşimi evresine girmişlerdir ve çok daha kısa dönemli sistemler olarak bu evreyi tamamlayacaklardır. Şekilde sol tarafta görülen küçük dağılım ise kısa dönemli post-CE çift sistemlerden kaynaklanmaktadır. Görüldüğü gibi $\alpha_{CE} \cong 1$ gibi bir değer için, sayıları toplam PNN’lerin %10’u kadar olan ve ışıkölçüm yöntemiyle keşfedilen kısa dönemli çift çekirdekler *buz dağılımı* sadece görülen kısmını oluşturmaktadırlar. Bu sonuç, bütün PN’lerin aslında çift yıldız sistemlerinde meydana geldiği anlamını taşımaktadır.

4. GÖZLEMLER

4.1. Tayfsal Gözlemler

Gözlemler, Şubat 2003-Eylül 2004 tarihleri arasında Cerro Tololo Interamerican Gözlemevi'nde (CTIO), 1.5-m teleskop ve odağında bulunan Cassegrain Tayfölçer ile ona bağlı Loral 1200×800 CCD (Loral 1K CCD) dedektör kullanılarak yapılmıştır. 600 l/mm grating ile birlikte 4017-4938 Å dalgaboyu aralığı için elde edilen yayma (dispersion) 0.77 Å/piksel dir. Dikine hızlar $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$ lik duyarlılıkla ölçülmüştür. Gözlemler sırasında He-Ar mukayese (ark) lambasının tayfı, bir gözlem gecesi boyunca program yıldızı için alınan her üç tayfin hemen öncesinde ve sonrasında olmak üzere iki kere alınmıştır.

4.1.1. Güney Yarıküre'de Seçilmiş PN Çekirdekleri İçin Dikine Hız Taraması

Bu çalışmanın amacı, dönemi birkaç günle birkaç ay arasında olabilecek PNNi'nin dikine hız değişimlerinin ve böylece bu sistemlerin tayfsal çift olup olmama olasılıklarının araştırılmasıdır. Bu nedenle gözlemler, ayda bir ya da birkaç gecedan az olmamak üzere 1 yıldan uzun bir zaman dilimine yayılmıştır. Bu proje için güney yarıküreden gözlenebilen bazı PNNi seçilmiştir.

Pek çok PNNi'nin büyük ölçekli yıldız rüzgarları gösterdikleri bilinmektedir. Bu da, kütle kaybı miktarındaki kısa ölçekli değişimler nedeniyle sahte görünüşlü hız değişimlerinin ortaya çıkma olasılığını yükseltmektedir. Örneğin, moröte gözlemlerinde belirgin bir şekilde P-Cygni profili gösteren PNNi'lerin hemen hemen hepsinin fotometrik olarak da kısa zaman ölçekli değişimler gösterdikleri gözlenmiştir (Bond

ve Ciardullo 1989, Handler ve ark. 1997). Bu etkiyi en aza indirmek ve çift sistemdeki yörünge hareketi kaynaklı hız değişimlerinin ölçülmesi olasılığını arttırmak için düşük kütle kaybı gösteren ve görsel bölgedeki tayfı fotosferik soğurma çizgileriyle baskın olan olası cisimlerin yer aldığı bir liste hazırlanmıştır. Poz sürelerini minimum düzeyde tutabilmek için görsel parlaklığı 14^m 'e kadar olan yıldızlar seçilmiştir (Çizelge 4.1.1). Bu yıldızların tayf verileri indirgenmiş ve dikine hız değişimleri araştırılmıştır. Program yıldızlarının gözlendiği gece sayısı 5 ile 47 arasında değişmektedir.

PNNi için elde edilen dikine hız ölçümlerinin ve sistematik etkilerin kararlılığını izlemek amacıyla IAU tarafından “dikine hız standart yıldızları” olarak kabul edilen (Stefanik ve ark. 1999) 5 Ser ve 6 Cet’in tayfları alınmıştır. Bu yıldızların dikine hız ölçümlerine ilişkin standart sapma değerlerinin ortalaması olan $\sim 8 \text{ km s}^{-1}$ sistematik hata olarak benimsenmiştir.

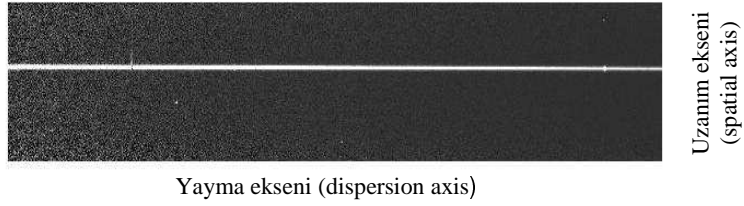
4.1.2. Verilerin İndirgenmesi ve Analizi

Elde edilen uzun-yarık tayf verileri (Şekil 4.1.1a,b) IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) yazılımı kullanılarak indirgenmiştir. Temel indirgeme işlemleri olan bias sinyalinin kaldırılması, overscan bölgesinin kesilip çıkartılması (trim), pikselden piksele küçük kazanç (gain) değişimlerini ortadan kaldırmak için verilerin “flat (düz alan)”e bölünmesi IRAF.CCDRED paketi kullanılarak yapılmıştır. Bu aşamadan sonra IRAF.CTIOSLIT paketi kullanılarak tayfların analizine geçilmiştir. Bu amaçla sırasıyla kısaca şu alt programlar kullanılmıştır:

Çizelge 4.1.1. Program Yıldızları.

Program Yıldızları				
Yıldız Adı	α (2000)	δ (2000)	V (^m)	Tayf Türü
NGC 246	00 47 03.4	-11 52 19	11.8	Op
PHL 932	00 59 56.7	+15 44 13	12.1	sdB/PN
NGC 1360	03 33 14.6	-25 52 18	11.3	O
NGC 1535	04 14 15.5	-12 44 24	12.1	O(H)
LoTr 1	05 55 06.6	-22 54 02	14	K ?
K 2-2	06 52 23.2	9 57 56	14.3	HII
NGC 2392	07 29 10.8	20 54 42	10.5	O6
LSS 1362	09 52 44.6	-46 16 50	12.4	B
Lo 8	13 25 37.4	-37 36 16	12.9	O
Cn 1-1	15 51 16.0	-48 45 00	11.1	F5III-IV
He 2-138	15 56 01.9	-66 09 09	10.9	Be
NGC 6026	16 01 21.0	-34 32 36	13.2	?
IC 4593	16 11 44.5	12 04 16	11.2	O7
He 2-151	16 15 42.4	-59 54 01	13	O
SaSt 2-12	17 03 03.0	-53 55 55	11.5	G?
Sp 3	18 07 15.9	-51 01 09	12.5	?
M 1-55	18 36 33.9	-21 49 04	13.9	?
LSIV -12.111	20 01 49.8	-12 41 18	11.3	B1Ibe
NGC 6891	20 15 08.9	+12 42 14	12.4	Of (H)
CRBB 1	20 19 28.7	-41 31 28	10.6	?
IAU Standart Yıldızları				
6 Cet	00 11 15.9	-15 28 05	4.9	F5V
5 Ser	15 19 18.8	+01 45 55	5	F8III-IV

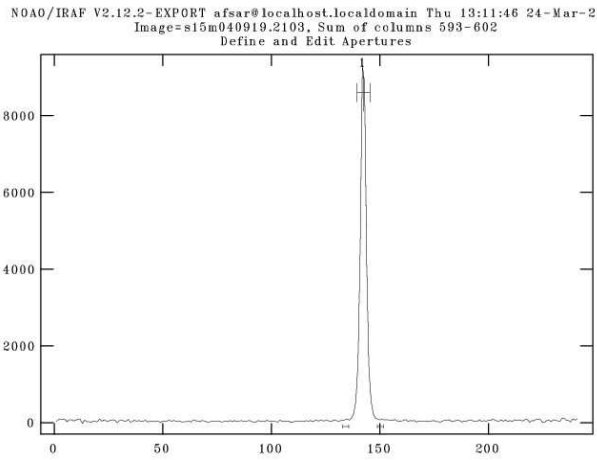
“apall” : Tayfin uzanım eksenini izlenerek, uzanım ekseninin merkezine düşen, yıldıza ilişkin, en parlak profil bulunarak çıkartılmıştır (Şekil 4.1.2).



Şekil 4.1.1a. Uzun-yarık tayf örneği (yıldız).



Şekil 4.1.1b. Uzun-yarık tayf örneği (ark lambası).



Şekil 4.1.2. “apall” alt-programının uzun-yarık tayfı üzerinde yıldızın izini takip ederek açıklığını bulması.

“identify (ve reidentify)” : Ark lambalarının çizgilerinin hangi laboratuvar dalgaboyuna karşılık geldiği yani çizgilerin kimlikleri belirlenmiş, dalgaboyu kalibrasyonu yaparak yayma eksenini dalgaboyuna ölçeklendirilmiştir.

He-Ar ark lambasından alınan tayftaki çizgi kimliklerinin belirlenmesi sırasında, dalgaboyu çözümlemesi için oldukça iyi bir fit elde edilmiştir (rms saçılma değeri 0.03 \AA ($\sim 2 \text{ km/s}$)).

“respectra” : Ark lambası tayfının yıldız tayfı tarafından referans olarak tanınması sağlanmıştır.

“dispcor” : Referans tayfın yayma çözümünü kullanarak herbir piksele sabit bir dalgaboyu farkı (delta lambda) karşılık gelecek şekilde interpolasyon yapılmış ve yıldız tayfının yayma eksenini lineer bir dalgaboyu eksenine ölçeklendirilmiştir.

“scombine” : Bir gecelik gözlem sırasında herbir program yıldızı için alınan üç tayf bu komut ile birleştirilmiş ve böylece kozmik ışınların etkisi tayflardan arındırılmıştır.

“continuum” : Tayf normalize edilerek sürekli zemin çıkartılmıştır.

Bu işlemlerin tamamlanmasının ardından tayf verileri dikine hızların hesaplanması için hemen hemen hazır duruma gelir. Dikine hız ölçümleri yapılmadan önce gözlem zamanlarının gün-merkezli bir zamana (HJD) dönüştürülmesi gereklidir. IRAF altında bu zaman dönüşümü “setjd” alt programı ile gerçekleştirilir. Çok daha önemli olan ve bir başka düzeltme gerektiren durum ise tayfta gözlemcinin hareketinden yani Yer'in hareketinden dolayı ortaya çıkan hız kaymasının

düzeltilmesidir. Yer'in, Yer-Ay ikilisinin ortak kütle merkezi çevresindeki hareketi ile bu ikilinin kütle merkezinin (barycenter) Güneş etrafındaki yörünge hareketinden kaynaklanan hız düzeltilmesi basitçe aşağıdaki gibi ifade edilir:

$$V_{rad} = V_{shift} - V_{\oplus} - V_{\odot}$$

4.1.3. Dikine Hızların Ölçümü

Bir program yıldızının tayfının bir karşılaştırma yıldızının tayfıyla çapraz-korelasyon (cross-correlation) yapılarak dikine hızların ölçülmesi son yıllarda yaygın olarak kullanılan bir yöntem olmuştur. Karşılaştırma yıldızının tayfı program yıldızının tayf türüne ne kadar yakınsa dikine hız ölçümlerindeki hata miktarı da o kadar küçülmüş olacaktır. En basit tanımıyla çapraz-korelasyon, dalgaboyu eksenini $\ln \lambda$ olarak ölçeklendirilmiş, doğrusal hız kayması gösteren bir program yıldızı tayfının karşılaştırma yıldızının tayfına göre kaydırılmasıdır. Karşılaştırma tayfı, çizgilerin yerlerini veren bir listeden oluşturulmuş (yapay tayf) ya da benzer tayfa sahip standart bir yıldız olabilir. Tayfın karşılaştırılan iki özelliği arasında bir çakışma (uyuşma) varsa Gauss dağılımına benzer bir 'tepe (pik)' oluşacaktır. Ortaya çıkan bu şekil ya da bu şekli temsil eden fonksiyon 'çapraz-korelasyon fonksiyonu' olarak tanımlanır.

Çapraz-korelasyon yönteminin uygulanmasında karşılaştırma yıldızının seçimi çok önemlidir. Dönme hızı yeterince uygun olmayan bir karşılaştırma yıldızı korelasyon "tepesi"nde bir uyuşmazlığa ve genişlemeye neden olur ve hata değeri yükselir. Zayıf ikinci bileşenin varlığının belirlenmeye çalışıldığı bir durumda hızlı dönen bir

karşılaştırma yıldızının seçimi gerçekten de gözlenen çapraz-korelasyon fonksiyonunda çözünürlük kaybına neden olacaktır. Belki de ikinci bileşenin varlığını tamamen maskeleyecektir. Bu nedenle karşılaştırma tayfinin çizgileri program yıldızlarının çizgilerinden daha geniş olmamalı ve tercihen tayfin çözünürlüğüne yakın olmalıdır. Karşılaştırma yıldızının seçimi için önerilen üç yol vardır:

- i.* Karşılaştırma yıldızları, tayf türleri program yıldızlarına yakın olmak koşulu ile, standart yıldızların arasından seçilebilir.
- ii.* Program yıldızlarının özellikleri (tayf türü ve yüzey çekim değerleri gibi) dikkate alınarak yapay karşılaştırma tayfları oluşturulabilir.
- iii.* Program yıldızının yüksek S/G oranına sahip tayfları yine aynı yıldız için karşılaştırma tayfı olarak kullanılabilir.

Bu tezde sunulan çalışmanın amacı yalnızca program yıldızlarının dikine hız değişimi gösterip göstermediklerinin araştırılması olduğundan ve program yıldız tayflarının çeşitlilik anlamında farklılık göstermesinden dolayı, karşılaştırma tayfı seçiminde 3. yol kullanılmıştır. Yani yıldızlar yine kendi tayfları ile çapraz-korelasyon yapılarak dikine hız değişimleri belirlenmeye çalışılmıştır.

Bu aşamada kullanılan program ise yine bir IRAF alt-programı olan FXCOR'dur. FXCOR, Tonry ve Davis (1979) tarafından geliştirilmiş olan çapraz-korelasyon yöntemini kullanarak normalize edilmiş tayf çifti arasındaki kayma miktarını ölçer. Bu kayma miktarı ise dikine hızın değerini verir (Şekil 4.1.3a,b).

Bu programda yer alan bir seçenek tayf verilerine "Fourier Filtreleme" tekniğinin uygulanmasını sağlar. Bu teknik daha çok tayftaki genişlemiş soğurma çizgilerinden dikine hız ölçümü sırasında kullanılır.

Filtreleme yöntemi, düşük frekanslı tayfsal değişimler olarak kendisini gösteren süreklilikteki değişimler ile aletsel kaynaklı değişimlerin ve çözünürlüğün ötesinde kalan yüksek frekanslı gürültünün ortadan kaldırılması için kullanılır. Filtre parametrelerinin bulunmasının ardından çapraz-korelasyon yöntemi ile dikine hız hesabı yapılır (Şekil 4.1.4a,b). Program yıldızlarının sadece birkaç tanesi için Fourier filtrelemesi yapılmıştır. Yapılan simülasyonlar diğer yıldızların tayfları için filtrelemeye gerek olmadığını göstermiştir.

Herbir program yıldızı için karşılaştırma (template) tayfı olarak yine kendi tayf verileri arasından en yüksek S/G oranına sahip tayf sıfırnoktası tayfı olarak seçilmiştir. O yıldızla ilişkin tüm tayflar bu karşılaştırma tayfı ile çapraz-korelasyon yapılarak birinci dikine hızlar hesaplanmıştır. Bu ilk sonuçlar kullanılarak, IRAF içinde yer alan “*Doppler*” alt-programı yardımıyla bütün tayfların hızları karşılaştırma tayfının görelî hızına kaydırılmıştır. Aralarındaki kayma miktarı ortadan kaldırılmış olan bu tayflar ortalamaları alınarak birleştirilmiş ve $S/G \geq 100$ olan bu yeni ortalama tayf (super-template) gerçek karşılaştırma tayfı olarak kullanılmıştır. Bütün tayfların dikine hızları bu ortalama karşılaştırma tayfı kullanılarak yeniden hesaplanmıştır.

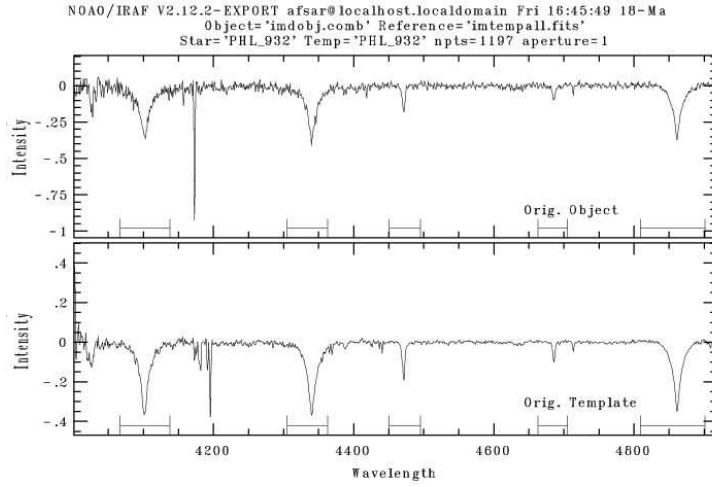
Program yıldızlarının tayfında karşılaşılan ve kullanılan çizgiler çoğunlukla $H\delta$ ve $H\gamma$ ile birlikte He I, He II, Mg II, C III, C IV ve N III soğurma çizgileridir. Çapraz-korelasyonun belirlenmesinde sadece yıldızla ilişkin soğurma çizgileri kullanılarak bulutsuya ilişkin salma çizgileri dahil edilmemiştir (örneğin şekil 4.1.3a).

FXCOR, dikine hızlardaki belirsizlik için görelî bir hata değeri verir. Hesaplanan bu hata değeri içinde, herbir tayfın dalgaboyu kalibrasyonu sırasında ortaya çıkan küçük çaplı hata değerleri kadar

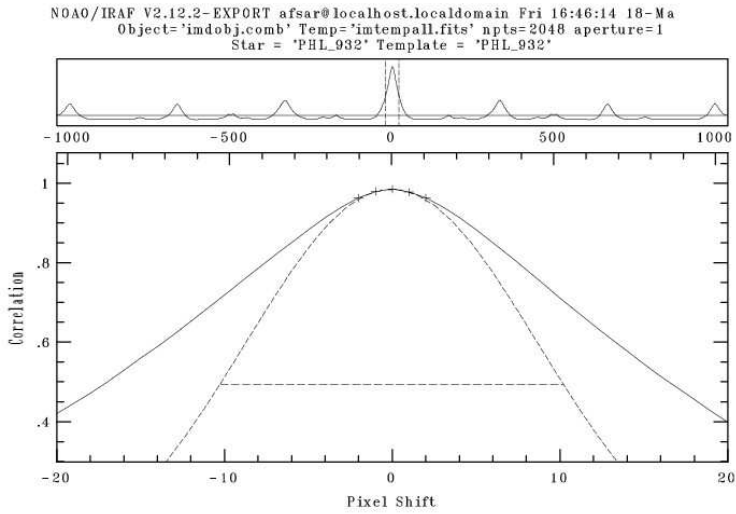
mekanik sistem kaynaklı etkiler de vardır. Bunun yanı sıra, ayrı ayrı herbir soğurma çizgisine uygulanan çapraz-korelasyon fitlerinde foton gürültüsü, soğurma çizgi profillerinin şekilleri ve genişliklerinden kaynaklanan hatalar da FXCOR'un verdiği bu görelî hata değerine katkıda bulunurlar. Bu belirsizlikten kurtulmak, hata değerini ölçeklendirmek ve aynı zamanda filtreleme yönteminin kullanımını gerektiren tayflar için gerekli parametreleri (cuton, fullon, cutoff ve fulloff) belirlemek amacıyla Armandroff et al. (1995)'nin kullandığı "Monte Carlo" simülasyonlarına benzer simülasyonlar yapılmıştır. Başlangıç olarak S/G oranı yüksek olan bir tayf seçilmiş ve bu tayf farklı sabit değerlere bölünerek maksimum akıları farklı olan birkaç tane tayf takımı elde edilmiştir. Bu tayfların herbirine "mknoise" komutu ile gürültü eklenerek farklı S/G oranına sahip 300 adet tayf elde edilmiştir. İndirgeme rutinindeki gibi her üç tayf ortalaması alınarak birleştirilmiş ve sonuçta 100 adet birbirinden farklı S/G oranına sahip tayf elde edilmiştir. Bu tayfların herbiri için farklı filtre parametreleri kullanılarak dikine hızlar hesaplanmıştır. Bu dikine hızlar için en düşük standart sapma değerini veren uygun filtre parametreleri o program yıldızının dikine hız hesabında kullanılmak üzere seçilmiştir. Bu standart sapma değerlerinin, FXCOR'un verdiği 100 görelî hatanın ortalamasına bölünmesiyle de o sistem için uygun olan "hata ölçeklendirme faktörü" bulunmuştur. Daha sonra bu faktör, gerçek dikine hızların hesabı sırasında FXCOR'un verdiği görelî hata değeri ile çarpılarak hata değerleri ölçeklendirilmiştir.

Burada belirtilmesi gereken önemli bir nokta Fourier filtreleme tekniğinin çok dikkatli kullanılması gerektiğidir. Bu yöntemle daha az hata veren daha güvenilir dikine hızlar ölçmek mümkündür ama tayfta yer alan ve kullanılan sistemden kaynaklanan bozuk piksellerin varlığı

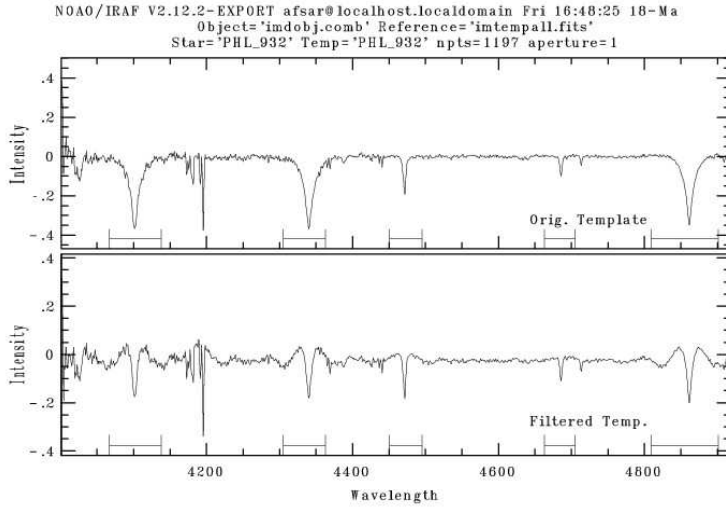
korelasyon tepesinin yüksekliğini azaltıcı yönde davranabilir. (Şekil 4.1.3b ve 4b).



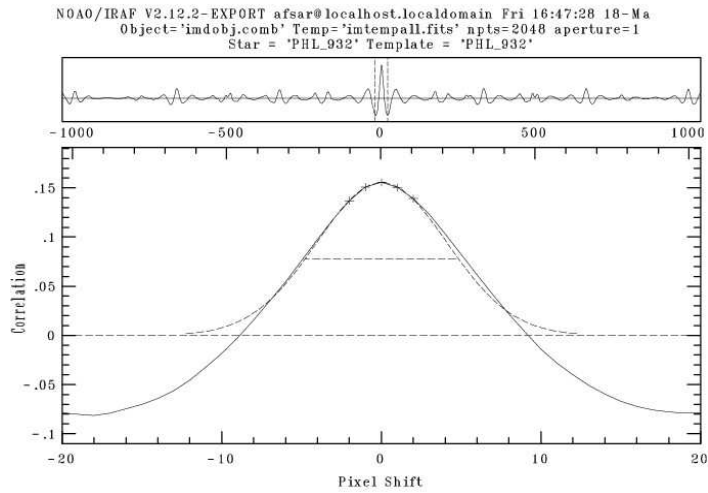
Şekil 4.1.3a. Fourier Filtreleme öncesi korelasyona giren tayf görüntüsü.



Şekil 4.1.3b. FXCOR programının verdiği çapraz-korelasyon.



Şekil 4.1.4a. Fourier Filtreleme sonrası korelasyona giren tayf görüntüsü.



Şekil 4.1.4b. Filtreleme sonrası FXCOR programının verdiği çapraz-korelasyon.

4.1.4. Dikine Hız Taraması Sonuçları

Mevcut dikine hız ölçümlerinin, “sabit dikine hız hipotezi” ile uyumlu olup olmadığı sorusu daha önce yapılan çalışmalarda da araştırılmıştır (de Marco ve ark. 2004). Bununla ilgili olarak Trumpler ve Weaver (1953) standart bir χ^2 hesabı önerirler. χ^2 , gözlenen değerlerle beklenen değerler arasındaki gerçek sapmanın ölçüsüdür. Buna göre, $\chi^2 / (n-1)$, yıldızların dikine hızlarının değişen olma olasılığını gösteren bir değer verir. Bu test, program yıldızları için uygulanarak çizelge 4.1.2’de verilen sonuçlar elde edilmiştir. Çizelge’de gözlem sayısı, serbestlik derecesi başına düşen ki-kare ve sistemin dikine hızının değişip değişmediğini gösteren olasılık değerleri verilmiştir.

Bu dikine hız değişimleri gerçekten bir çift sistemin yörünge hareketinden mi kaynaklanmaktadır yoksa dikine hızda değişim görülmesine neden olan başka etkiler de söz konusu mudur (yıldız rüzgarlarının soğurma çizgilerini etkileyecek sahte değişimlere sebep olması)? Dönemli değişen hızların belirlenebilmesi durumunda bu değişimin bir çiftin yörünge hareketinden kaynaklandığını söylemek mümkün olabilir. Dönemli bir değişim olup olmadığını araştırmak için Lafler & Kinman’ın (1965) periodogram programı ile Patrick Lenz’in (2004) Period04 programı kullanılmıştır. Yıldızların pek çoğu için programın verdiği dikine hız değişimleri 1 gün kadar kısa zaman ölçekli olsa da bu sonuçlar gözlem sayısının yetersiz olmasından kaynaklına *aliasing* etkisinin oldukça baskın olduğu da dikkate alındığında güvenilir görünmemektedir.

Bununla birlikte program yıldızlarından NGC 6026’nın merkez yıldızının gösterdiği dikine hız değişimleri dönem analizi sonucunda $\sim 0^{\text{g}}.5281$ dolayında bir dönem vermiştir. Şekil 4.1.5’de bu sistem için

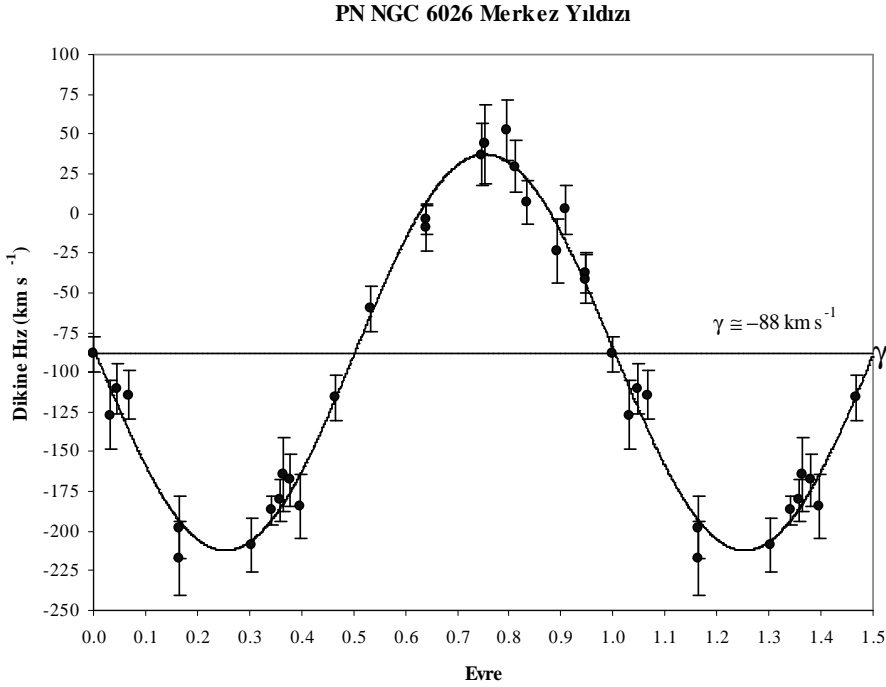
elde edilen dikine hız değişimi görölmektedir. Gözlemler tek çizgili bir tayfsal çiftin varlığını işaret etmektedir.

Çizelge 4.1.2. Dikine hız taraması sonuçları.

Program Yıldızları (1)	n (2)	$\chi^2/(n-1)$ (3)	σ (4)	P (5)
CRBB 1	22	1.19	9.9	0.753
Cn 1-1	22	0.88	7.37	0.381
He 2-138	20	1.95	14.24	0.992
He 2-151	9	1.81	11.97	0.930
IC 4593	26	2.42	19.28	1.000
K 2-2	15	2.67	15.62	0.999
LSIV -12.111	47	1.25	9.64	0.883
LSS 1362	16	1.28	9.95	0.796
Lo 8	21	0.65	7.22	0.124
LoTr 1	15	0.62	6.02	0.150
M 1-55	5	1.15	13.12	0.668
NGC 1360	21	1.45	12.02	0.914
NGC 1535	18	2.09	21.16	0.995
NGC 2392	12	2.79	16.6	0.999
NGC 246	28	0.75	8.78	0.183
NGC 6891	23	4.67	26.37	1.000
NGC 6026	25	75.62	14.09	1.000
PHL 932	19	2.29	13.32	0.999
SaSt 2-12	8	0.31	4.35	0.048
Sp 3	9	1.81	15.42	0.929
Kontrol Yıldızları				
5 Ser	28	0.98	7.6	0.511
6 Cet	16	0.53	5.54	0.075

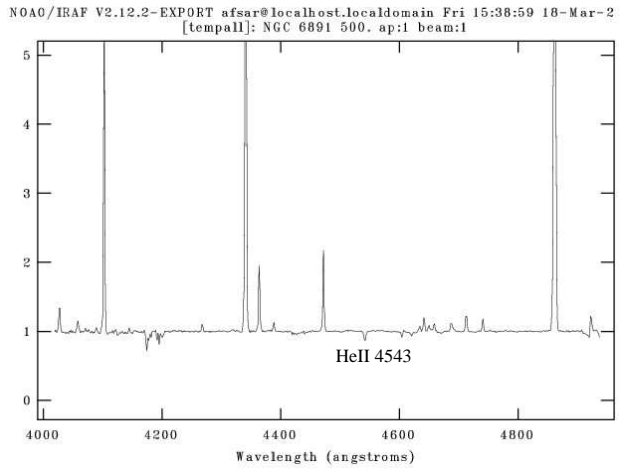
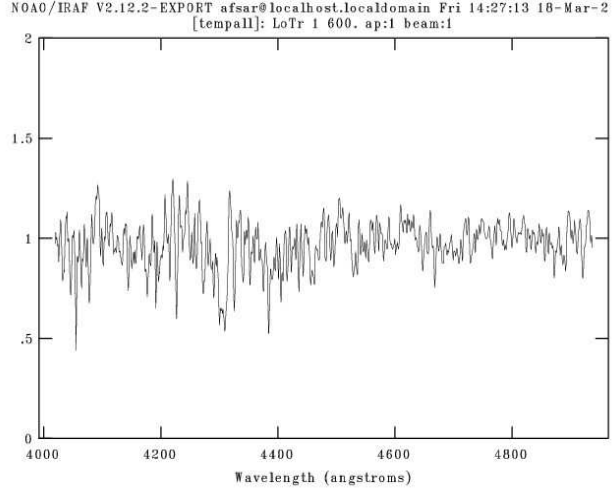
Sütun tanımları: (1) Program ve kontrol yıldızlarının isimleri; (2) Tayfsal gözlemlerin sayısı; (3) Herbir serbestlik derecesi için χ^2 değeri; (4) Dikine hız ölçümlerinin ağırlıklı “rms” dağılımı (km s^{-1}); (5) Sistemin dikine hızının değişen olma olasılığı.

Çizelge 4.1.2'deki olasılık değerleri, program yıldızlarının %50'sinden fazlasının değişen dikine hızlara sahip olduğunu göstermektedir. Bu sonuç, gezegenimsi bulutsuların pek çoğunun çift yıldız etkileşimi sonrası olduğu olasılığını destekler yöndedir. Bununla birlikte, dikine hız değişimlerinin oluşumunda etkili olan diğer nedenlere ilişkin soru işaretlerini ortadan kaldırmak için çok daha fazla gözlem verisine ihtiyaç olduğu açıktır.

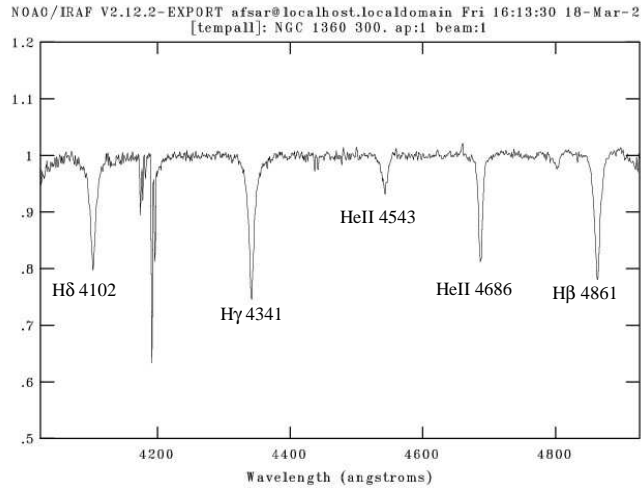


Şekil 4.1.5. NGC 6026 gezegenimsi bulutusunun merkez yıldızının dikine hız değişimi. Dönem $P \cong 0^g.5281$.

4.1.5. Program yıldızlarından tayf örnekleri



Şekil 4.1.6. LoTr 1, NGC 6891 ve NGC 1360 program yıldızlarına ilişkin tayf örnekleri.



Şekil 4.1.6. (devamı).

4.2. Işıkkölçüm Gözlemleri

Merkezinde çift çekirdek bulunduran PN'dan yalnızca dört tanesinin tutulma gösterdiği bilinmektedir (UU Sge, V477 Lyr, BE UMa ve SuWt 2 gezegenimsi bulutsusunun çift çekirdeği). Temel fiziksel parametreleri kuramsal modellerden bağımsız elde edilebildiğinden, bu cisimler yıldız evriminin PN evresini anlayabilmemiz açısından oldukça önemlidirler.

Bu çalışmada iki sistemin V ve R renklerinde elde edilmiş olan ışık eğrileri incelenecektir: Abell 63 PN çekirdeği UU Sge ve Abell 46 PN çekirdeği V477 Lyr. Her iki sistem de benzer ışık eğrilerine sahiptir, baş minimum oldukça derindir ve yansıma etkisi oldukça kuvvetlidir. Farklı olarak UU Sge tam tutulma göstermektedir.

Sistemlere ilişkin CCD ışık ölçüm gözlem verileri, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 1.5-m çaplı Cassegrain teleskobu (RTT 150) kullanılarak elde edilmiştir. Gözlem sırasında, teleskobun odağına yerleştirilmiş olan 2048×2048 piksel boyutlu, gökyüzünde 9'.1 × 9'.1 'lık bir alanı gören ve 0".26/piksel ölçekli CCD kamerası kullanılmıştır.

4.2.1. Gözlenen Sistemlere İlişkin Bilgiler

(i) UU Sge :

UU Sge'nin bir örten çift yıldız olduğu Hoffleit (1932) tarafından bulunmuştur. Abell 63 (PK 053-3°.1) gezegenimsi bulutsusunun çekirdeği olduğu ise Bond (1976) tarafından keşfedilmiştir. Bond ve ark. (1978), B renginde ilk ışık eğrisini elde etmiş ve çiftin yörünge dönemini

0^g.465 olarak belirlemişlerdir. Verilerin indirgenmesi sırasında UU Sge'nin hemen yanında bulunan ve uzaklığı daha sonra Ciardullo ve ark. (1999) tarafından 2".8 olarak hesaplanan görsel bileşenin ışık eğrisine katkısını arındıramamışlardır. Bu ışık eğrisinden hareketle, birinci bileşenin sıcaklığı ~35000 K, kütlesi ~0.9 M_{\odot} ve yarıçapı ~0.4 R_{\odot} olan O tayf türünden bir alt cüce (sdO) olduğunu belirlemişlerdir. İkinci bileşeni ise kütlesi ~0.7 M_{\odot} ve yarıçapı ~0.7 R_{\odot} olan bir dK yıldızı olarak sınıflandırmışlardır.

UU Sge'nin yumuşak X-ışın kaynağı olduğu Van Buren ve ark. (1980) tarafından bildirilmiş ve bu ışınının V471 Tau'da olduğu gibi geri tayf türünden ikinci bileşenin koronasından kaynaklandığı ileri sürülmüştür. Walton ve ark. (1993), UU Sge'nin tayfsal gözlemlerini yapmış ve ikinci bileşenin tayfının G7 tayf türünden cüce bir yıldızınki ile, birinci bileşenin tayfının ise O tayf türünden bir yıldızın tayfı ile uyumlu olduğu sonucuna varmışlardır. İkinci bileşenin anakol yıldızı olduğu varsayımıyla sistemin uzaklığını 3.6 kpc olarak hesaplamışlardır.

Pollacco ve Bell (1993, bundan sonra PB93), sistemin ilk CCD gözlemini yaparak V süzgecinde yüksek kalitede bir ışık eğrisi elde etmişlerdir. I süzgecini de kullanmış ancak sadece baş minimumu kapsayacak şekilde ışık eğrisinin bir bölümünü elde etmişlerdir. Tam tutulmadan yola çıkarak ikinci bileşene ilişkin $V-I$ rengini $(V-I)_0 = 0.34 \pm 0.25$ olarak hesaplamışlardır. İkinci bileşenin bir anakol yıldızı olduğunu kabul ederek bu bileşenin sıcaklığı için 7200_{-1300}^{+1500} K değer aralığını bulmuşlardır. V rengindeki ışık eğrisinin ve I rengindeki baş minimum gözlemlerinin analizinden T_1 sıcaklığı için 117500 K değerine ulaşmış ve çözümlerinde bu değeri sabitleyerek ikinci bileşen sıcaklığı için ~7300 K değerini elde etmişlerdir. Tayfsal gözlem verilerinin de incelendiği bu çalışmada bileşenlerin dikine hızlarına ilişkin yarı-genlik değerlerini $K_1 =$

$84 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$, $K_2 = 183 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Bu değerler kullanılarak kütle oranı $q = 0.46$ olarak verilmiştir.

PB93, Schönberner ve Drilling (1984) tarafından önerilen ve sdO yıldızlarının karacisim sıcaklığını belirlemede kullanılan yöntem ile UU Sge için kızılışmadan bağımsız “ R ” parametresini hesaplamışlardır. Bu değere karşılık gelen karacisim sıcaklığı $T_{\text{BB}} \sim 125000 \text{ K}$ birinci bileşen için bir üst sıcaklık limiti vermiştir.

Bileşenler arasındaki sıcaklık farkı nedeniyle ikinci bileşenin L_1 noktasına bakan yüzeyi birinci bileşen tarafından ısıtılmaktadır. Bu durum, UU Sge'nin ışık eğrisindeki $\sim 0^{\text{m}}.5$ genlikli yansıma etkisiyle kendisini göstermektedir. Ayrıca, PB93 ve Bond ve ark. (1978), ışık eğrisinin yan minimumunda asimetri olduğuna dikkat çekmişlerdir.

Bell ve ark. (1994), tarafından yapılan bir sonraki çalışma ikinci bileşenin sıcaklığı için yeni bir sınırlama getirmiştir. $3900\text{-}8500 \text{ \AA}$ aralığını kapsayacak şekilde sistemin tayf gözlemleri yapılmıştır. Gözlemler birinci bileşenin tam olarak örtüldüğü $t_3 - t_2$ (tutulma ortası) aralığında gerçekleştirildiğinden ikinci bileşenin tayfi elde edilmiştir. Bell ve ark. bu tayfi kullanarak $5500\text{-}6500 \text{ K}$ aralığındaki sıcaklık değerleri için model atmosferler oluşturmuş ve en iyi uyumu $T_2 = 6250 \text{ K} \pm 250 \text{ K}$ sıcaklığı ile elde etmişlerdir.

Yine aynı çalışmada, yansıma etkisinin oldukça kuvvetli olması nedeniyle, ışık eğrisi çözümü sırasında Bond ve Grauer (1987) tarafından önerilen kenar parlama yaklaşımı kullanılmıştır ($x_2 = -1$). Çözüm sonucu bulunan bazı sistem parametreleri şöyledir: bileşenlerin kütleleri $M_1 = 0.63 M_{\odot}$, $M_2 = 0.29 M_{\odot}$, yarıçapları $R_1 = 0.34 R_{\odot}$, $R_2 = 0.54 R_{\odot}$, birinci

bileşen sıcaklığı $T_1 = 87000 \pm 13000$ K ve yörünge eğikliği $i = 87^\circ.7$ şeklinde verilmektedir.

(ii) V477 Lyr :

V477 Lyr sisteminin ilk fotoelektrik gözlemi Bond (1980) tarafından yapılmıştır. Bu gözlemler sistemin, parçalı tutulma gösteren bir baş minimuma, yaklaşık $0^m.6$ genlikli oldukça güçlü bir yansıma etkisine ve sığ derinlikli bir yan minimuma sahip olduğunu göstermiştir. Ritter (1986), yapmış olduğu ışık eğrisi analizi sonuçlarını kullanarak $(M_1/M_2) \cong 2.3$, $i \cong 80^\circ.8$, $R_1 \cong 0.09 R_\odot$ ve $R_2 \cong 0.2R_\odot$ değerlerini bulmuş ve birinci bileşen sıcaklığını ise $T_1 \cong 105000$ K olarak tahmin etmiştir. Ritter'e göre, $M_1 = 0.6 M_\odot$ varsayılırsa $M_2 \cong 0.25 M_\odot$ olmalıdır. Bond ve Grauer (1987) tarafından yapılan analizde ise $T_1 \cong 60000$ K , $R_1 \cong 0.2 R_\odot$ ve $R_2 \cong 0.6 R_\odot$ olarak bulunmuştur.

Sistemin ilk tayfsal gözlemi Pollaco ve Bell (1994, bundan sonra PB94) tarafından yapılmış ve sisteme ilişkin dikine hız değerleri $K_1 = 51.9 \pm 4.1$ km s⁻¹ ve $K_2 = 182.2 \pm 13.3$ km s⁻¹ olarak verilmiştir. Tayf verilerinin yetersiz oluşu nedeniyle birinci bileşen sıcaklığına ilişkin kesin bir bilgi edinilememiştir. Bu sıcaklığı tahmin edebilmek için bulutsu tayfında gözlenen H I ve He II salma çizgilerini kullanarak Zanstra sıcaklığını hesaplamışlardır. T_z (H β) = 48000 K ve T_z (He II $\lambda 4686$ Å) = 82000 K olarak bulunmuştur. PB94, V477 Lyr'in moröte bölgesi gözlemlerini de incelemiş, yaklaşık 1300 – 1900 Å aralığındaki moröte sürekliliğinden yola çıkarak Schönberner ve Drilling (1984) tarafından uygulanan yöntemle elde edilen kızıllaşmadan bağımsız “R” parametresini incelemişler ve bu yöntemle sıcak yıldızın yüzey sıcaklığı $T_1 \cong 63000 \pm 12600$ K olarak bulunmuştur. $T_1 = 60000$ K kabul edilerek

sistemin V süzgecinde elde edilen ışık eğrisi çözülmüştür. Çözüm sonucunda $T_2 \cong 5300$ K olarak elde edilirken, dikine hız verilerinden elde edilen parametrelerle birlikte, sistemin kütle oranı, ayrıklığı, bileşenlerin kütleleri, yarıçapları ve sistemin eğikliği için sırasıyla, $q = 0.29$, $a = 2.2123 R_{\odot}$ (PB94), $M_1 = 0.51 M_{\odot}$, $M_2 = 0.15 M_{\odot}$, $R_1 = 0.17 M_{\odot}$, $R_2 = 0.46 M_{\odot}$ ve $i = 80^{\circ}.5$ değerleri bulunmuştur. PB94, yansıma etkisinden büyük ölçüde etkilenen ışık eğrisi çözümü sırasında, yan minimumlarda iyi bir fit elde edebilmek için “kenar parlaması” yaklaşımı yapmışlar ve ikinci bileşenin kenar karama katsayısını $x_2 = -1$ kabul etmişlerdir.

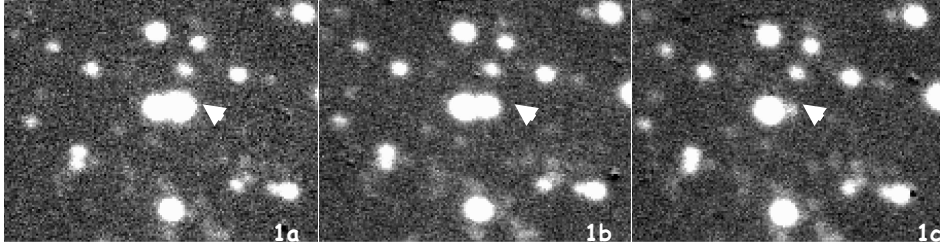
4.2.2. UU Sge Sisteminin Işıkkölçüm Gözlemleri ve Verilerin Analizi

UU Sge sisteminin gözlemleri 2002 yılı Temmuz ayında dört (4, 5, 6 ve 7 Temmuz), Ağustos ayında ise üç gece (6, 7 ve 11 Ağustos) olmak üzere TUG’da gerçekleştirilmiştir. Gözlemler, Johnson V ve R süzgeçleri ile elde edilmiştir. Sistemin parlaklığı, başminimum sırasında yaklaşık $4^m.5$ azaldığından (Şekil 4.2.1) poz süresi 60 sn ile 120 sn arasında değiştirilmiştir. Gözlem zamanları aşağıda verilen ışık öğeleri (Kiss et al. 2000) kullanılarak evrelendirilmiştir:

$$HJD \text{ Min. I} = 2451766.5285 + 0^s.46506921 E.$$

UU Sge, kendisine uzaklığı $2''.8$ olan optik bileşenin parlaklığı $V=15^m.87$ (Ciardullo ve ark. 1999) dir. Bu yıldız PB93 tarafından verilen CCD görüntü alanında C4 ile gösterilmektedir. UU Sge çift sisteminin maksimum ve minimum evrelerdeki parlaklığı PB93 tarafından sırasıyla $V_{\max} = 14^m.67$, $V_{\min} = 19^m.24$ olarak verilmiştir. Maksimum ve minimum

parlaklık farkı yaklaşık $4^m.5$ dir ve bizim gözlemlerimizde elde ettiğimiz değerle de uyum göstermektedir.



Şekil 4.2.1. UU Sge (ok isareti ile gösterilen) ve kendisine $2''.8$ uzaklıkta bulunan görsel bileşeni (C4). Sistemin baş minimum sırasında yaklaşık $4^m.5$ sönüğü 1a, 1b ve 1c görüntü alanlarında da görülmektedir.

Gözlem verilerinin indirgenmesi sırasında IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) görüntü indirgeme ve veri analizi program paketinin bir alt programı olan DAOPHOT ışıkölçüm paketi kullanılmıştır. Temel indirgeme işlemleri tezin tayfsal gözlemler bölümünde verildiği gibi yapılmıştır.

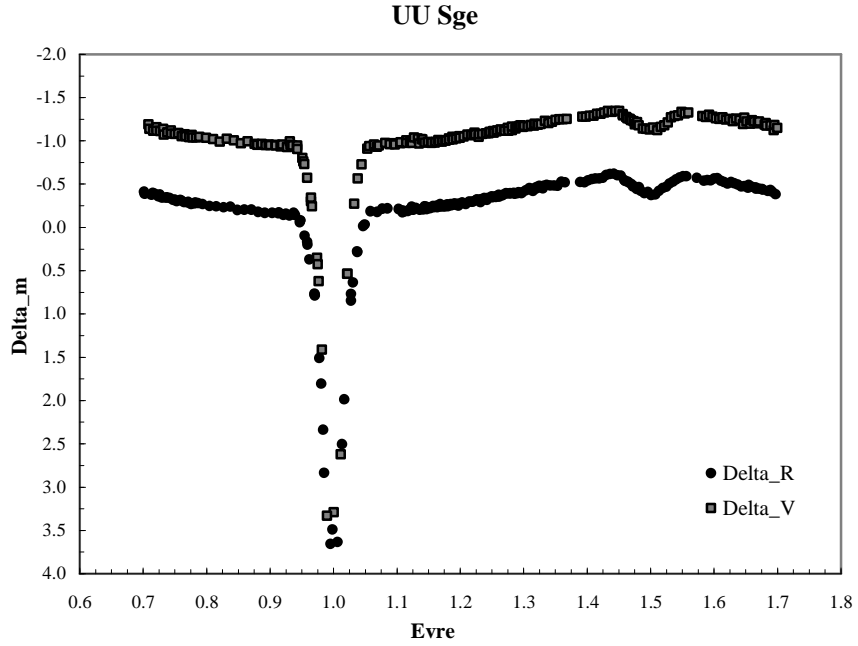
IRAF içinde iki ayrı ışıkölçüm programı vardır. Bunlardan ilki UU Sge'nin CCD görüntülerinin işlenmesinde kullanılan DAOPHOT, diğeri ise V477 Lyr sistemi için kullanılan ve daha sonraki bölümlerde değinilecek olan APPHOT'tur. Aslında her iki program da birer program paketidir. IRAF'ın özelliği indirgeme ve analizler sırasında her aşamada kullanılabilecek çok sayıda kullanışlı küçük programlar ve program paketlerinden oluşuyor olmasıdır. DAOPHOT, kalabalık alanlar için tasarlanmış bir ışıkölçüm program paketidir ve kalabalık bölgede yer alan sistemlerin CCD gözlem verilerinin indirgenmesinde kullanılır. Bu kalabalık alandaki yıldızların parlaklık ölçümleri sırasında "profil-fiti"

uygulamamızı sağlar. “PSF (Point Spread Function)” ışıkölçümü olarak da adlandırılır. Gözlemi yapılan alandaki yıldızlar parlaklıklarına ve verilen poz süresine göre CCD yüzeyinde farklı yeğinliklere sahip görüntü verirler. Bu yıldızların herbirinin radyal profiline bakıldığında aslında hepsinin Gauss benzeri bir dağılıma sahip olduğu görülür. Kalabalık alanda yıldızlar birbirine çok yakındır ve bu profiller iç içe geçebilir. “PSF” ışıkölçümü sırasında ise bu iç içe geçmiş profillerden etkilenmemek için alanda bulunan parlak ve etrafı mümkün olduğunca boş olan yıldızlar seçilir. Bu yıldızların Gauss profilleri kullanılarak alandaki diğer tüm yıldızlar için model profil oluşturulur. Bu model profiller kullanılarak yıldızların parlaklık ölçümleri yapılır. Bu model profiller aynı zamanda alandaki istenmeyen yıldızların temizlenmesi için de kullanılır. Bunun için DAOPHOT altındaki “Substar” alt programı kullanılır. UU Sge sisteminin optik bileşeni bu yöntem kullanılarak alandan çıkartılmış ve UU Sge sisteminin parlaklık değişimi tek başına ölçülebilmıştır.

UU Sge ile birlikte alanda görülen (PB93: Şekil 1) 5 yıldızın daha aletsel parlaklığı ölçülmüştür ve C3 yıldızının karşılaştırma yıldızı olarak kullanılmasına karar verilmiştir. Karşılaştırma yıldızının seçiminden sonra bu yıldızın parlaklık değerleri UU Sge sisteminin parlaklık değerlerinden çıkartılarak fark-ışıkölçümü yapılmıştır. Şekil 4.2.2’de sistemin V ve R renginde elde edilmiş olan ışık eğrileri görülmektedir.

UU Sge, tam tutulma gösteren bir sistemdir. Baş minimum sırasında yaklaşık $4^m.5$ ’e varan sönükleşme göstermesi ve bu nedenle poz süresinin artırılmasından dolayı bu evrelerde gözlemler saçılma göstermektedir. Böylesi bir parlaklığın ($\sim 19^m$), 1.5 m’lik teleskop için parlaklık sınırı olması da bu saçılmanın ortaya çıkmasında etkilidir. UU

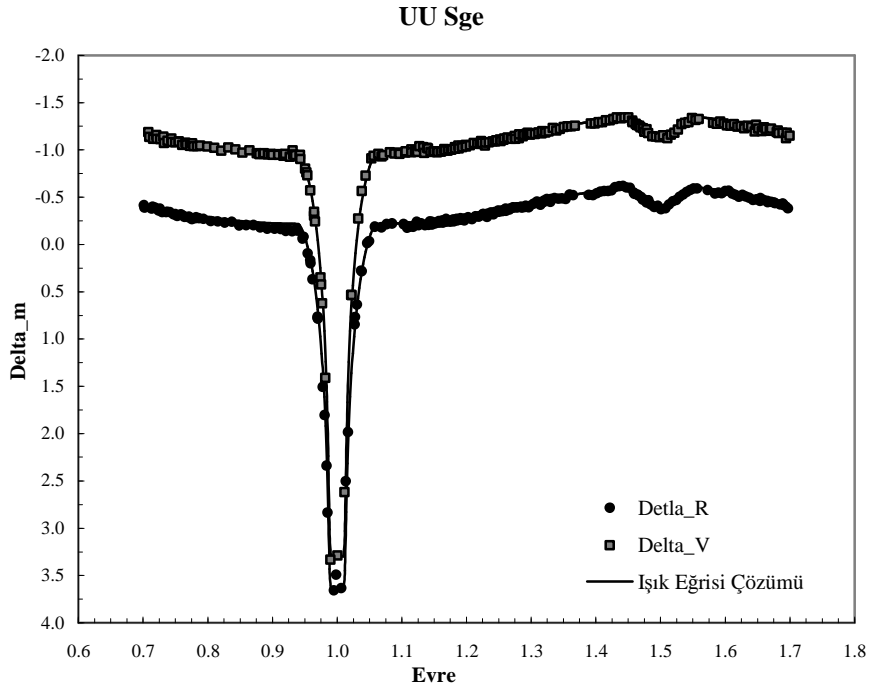
Sge'nin tutulma süresi ($t_4 - t_1$) yaklaşık $1^{\text{sa}}.26$ tir. Sıkışık cismin içten teğet olma zamanları arasındaki fark ise 13.44 dakikadır.



Şekil 4.2.2. UU Sge sisteminin V ve R renklerinde elde edilen ışık eğrileri.

Sistemin ışık eğrileri Wilson-Devinney (1971, 1993) programı kullanılarak eş-zamanlı olarak çözülmüştür. Sistem ayrıık olduğu için program tarafından ayrıık sistemlerin ışık eğrisi çözümü için önerilen “Mode 2” seçeneği kullanılmıştır. Çözüm sırasında ikinci bileşenin sıcaklığı T_2 , PB93 tarafından verilen değerler arasında olmak üzere, 7250 K alınarak sabit tutulmuştur. Yine aynı çalışmadan alınan $q = 0.46$ değeri de sabit tutulmuştur. Serbest bırakılan parametreler sırasıyla: “ i ” sistemin yörünge eğikliği, “ T_1 ” birinci bileşen sıcaklığı, “ L_1 ” birinci bileşen

ışıtması, “ Ω_1 ” ve “ Ω_2 ” bileşenlerin yzey potansiyel değerleridir. T_1 için 70000-120000 aralığında başlangıç değerleri verilerek sıcaklık taraması yapılmış ve en kk standart sapmayı veren T_1 sıcaklığı zm olarak kabul edilmiştir. V ve R ışık eğrilerinin eş-zamanlı üzümünden bulunan sistem parametreleri izelge 4.2.1’de verilmektedir. T_1 sıcaklığına karşılık gelen ışıtma değeri $L_1 \cong 11000 L_{\odot}$ olup, Iben ve Tutukov (1993) tarafından önerilen sınır değerlere yakındır. Şekil 4.2.3’te zm sonucu elde edilen kuramsal ışık eğrisinin gözlemlerle uyumu grlmektedir. Bileşenlerin kütleleri ve yarıçapları sırasıyla, $M_1 = 0.63 \pm 0.09 M_{\odot}$, $M_2 = 0.29 \pm 0.08 M_{\odot}$, $R_1 = 0.36 \pm 0.03 R_{\odot}$ ve $R_2 = 0.56 \pm 0.02 R_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır.



Şekil 4.2.3. UU Sge sisteminin V ve R renklerinde elde edilen ışık eğrilerinin hesaplanan ışık eğrileri ile uyumu.

Çizelge 4.2.1. UU Sge çift çekirdeği için V ve R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözüm sonuçları.

Sabit tutulan parametreler	Eş-zamanlı Çözüm Sonuçları
T_2 (K)	7250
A_1	1.0
A_2	1.0
g_1	1.0
g_2	0.32
x_1 (V ve R)	0.0
x_2 (V)	0.586
x_2 (R)	0.530
q	0.46
Serbest bırakılan parametreler	
T_1 (K)	99896 ± 2850
i	$87^\circ.620 \pm 0^\circ.124$
Ω_1	7.3589 ± 0.0649
Ω_2	3.3038 ± 0.0117
L_1 (V)	0.9743 ± 0.0041
L_2 (V)	0.0257
L_1 (R)	0.9647 ± 0.0047
L_2 (R)	0.0353
r_1 (pole)	0.1449 ± 0.0014
r_1 (point)	0.1455 ± 0.0014
r_1 (side)	0.1452 ± 0.0014
r_1 (back)	0.1455 ± 0.0014
r_2 (pole)	0.2235 ± 0.0012
r_2 (point)	0.2375 ± 0.0016
r_2 (side)	0.2276 ± 0.0013
r_2 (back)	0.2361 ± 0.0015

PB93 tarafından tam tutulma sırasında elde edilen ışık eğrisi çözümleri, ikinci bileşenin gözlemciye bakan yani soğuk tarafındaki sıcaklık (T_2) değerini vermektedir. İkinci bileşenin sıcak bileşene bakan yüzeyinin ısıtılması yoldaşın ortalama sıcaklığının artmasına neden olmaktadır. Fourier serisinin (eşitlik 4.1) katsayıları kullanılarak bu sıcaklığın yaklaşık olarak hesaplanabilmesi mümkündür. Işık eğrisinde tutulmalar dışı, sadece yansıma etkisinin kendisini gösterdiği maksimumlar kullanılarak Fourier katsayıları hesaplanmıştır. Katsayılar çizelge 4.2.2'de verilmektedir. A_1 ve A_2 terimleri yansıma etkisine karşılık gelirken B_1 ve B_2 terimleri ise ışık eğrisinin maksimumları arasındaki fark ve diğer tedirginliklere (kütle transferi, bileşenlerin üzerinde olası yıldız lekeleri gibi) karşılık gelmektedir. B katsayıları diğer katsayılarla karşılaştırıldığında küçüktür ve bunların ışık eğrisini yansıma etkisi kadar etkilemediği açıktır.

$$I = A_0 + A_1 \cos \theta + A_2 \cos 2\theta + B_1 \sin \theta + B_2 \sin 2\theta \quad (4.1)$$

Fourier katsayıları kullanılarak baş minimum ortasından, yan minimum ortasına kadar yansıma etkisinden dolayı parlaklık değişimi V süzgecinde $0^m.396$, R süzgecinde ise $0^m.446$ olarak elde edilmiştir. Bu parlaklık değişiminden yararlanılarak soğuk bir anakol yıldızı olduğu düşünülen ikinci bileşenin ortalama yüzey sıcaklığı V renginde yaklaşık 17500 K, R renginde ise 18900 K şeklinde hesaplanmıştır.

Çizelge 4.2.2. UU Sge için normalize edilmiş Fourier katsayıları ($\theta = 90^\circ$ için $l = 1$)

Süzgeç	A_0	A_1	A_2	B_1	B_2
V	1.0265	-0.1907	0.0312	0.0062	-0.0002
	± 0.0015	± 0.0022	± 0.0022	± 0.0015	± 0.0017
R	1.0251	-0.2147	0.0356	0.0110	0.0016
	± 0.0013	± 0.0019	± 0.0018	± 0.0012	± 0.0014

Daha önceki çalışmalarda da sözü edilmiş olan ve yan minimumda görülen *asimetri* bizim gözlemlerimizle de doğrulanmaktadır. Buna ek olarak bizim gözlemlerimiz baş minimumun iniş ve çıkış omuzlarında da *asimetri* göstermektedir. Baş minimum çıkış (~ 0.06 evre) ve yan minimum iniş (~ 0.44 evre) sırasında omuzlarda görülen bu fark sistemin bu evrelerde daha parlak görünmesine neden olmaktadır. Bu yükselti R renginde daha baskındır. Bununla birlikte R renginde baş minimum çıkış omuzunda (t_4) gözlenen nokta sayısı az ve gözlemler saçılmalıdır. Bu da yükseltinin R renginde daha fazla görünmesine neden olan bir yanılğı yaratmaktadır. Bu *asimetrinin* nedeni bilinmemekle birlikte sıcak bileşen olan sdO yıldızından kaynaklanan yıldız rüzgarlarının böyle bir *asimetriye* neden olabileceği önerilmektedir (PB93).

UU Sge'nin moröte tayfı yüksek hızda yıldız rüzgarlarının olduğunu göstermese de PN'un varlığı sdO yıldızından yayılan rüzgarların varlığına işaret etmektedir. Baş yıldızdan çıkan bu parçacıkların hızı çiftin yörünge döneminin yeterli bir kesridir. Yayılan bu parçacıkların ikinci bileşenle etkileşime girdiği ilk nokta ikinci bileşenin baş yıldıza bakan yüzeyidir. Dönmenin de etkisiyle bu etkileşim ikinci bileşen yüzeyinde küçük bir yol izler ve parçacığın

hızıyla ters orantılı olacak şekilde bir miktar yer değiştirir. Bu etkileşimin sonucunda ışımının yükseltildiği bir bölge ortaya çıkacaktır. Bu da minimumlarda gözlenen asimetrinin nedenini açıklayabilir.

4.2.3. V477 Lyr Sisteminin Işıkölçüm Gözlemleri ve Verilerin Analizi

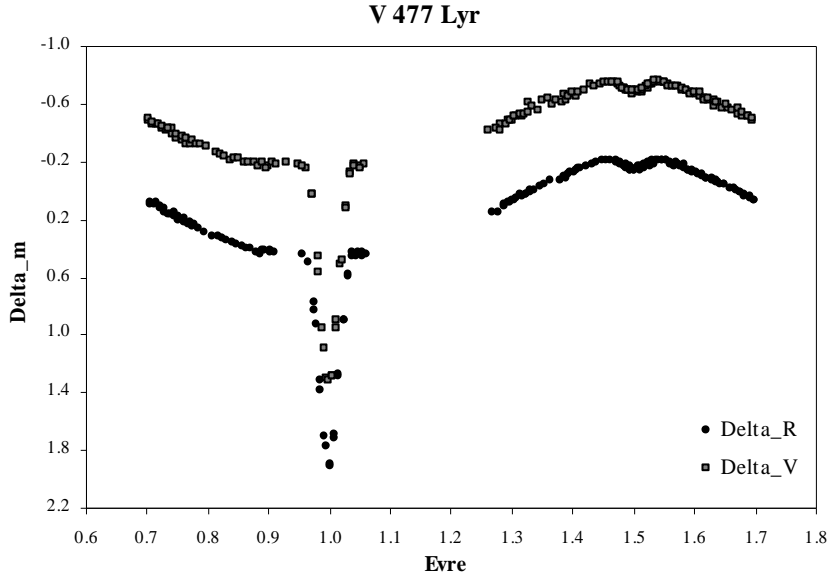
V477 Lyr sisteminin gözlemleri 6-10 Ağustos 2002 tarihleri arasında TUG'da gerçekleştirilmiştir. Gözlemler aşağıdaki ışık öğeleri (Kiss et al. 2000) kullanılarak evrelendirilmiştir:

$$HJD Min.I = 2451766.4038 + 0^s.47172909 E.$$

CCD verilerinin indirgenme işlemleri, ön indirgeme işlemlerinin ardından IRAF içindeki APPHOT (Aperture Photometry) ışıkölçüm program paketi ile yapılmıştır. Bu program paketinin, önceki bölümlerde tanımlanan DAOPHOT'tan farkı kalabalık olmayan bölgelerde yapılan CCD gözlemlerine ilişkin görüntülerin indirgenmesine olanak sağlamasıdır. Yıldızların profillerinin iç-içe girme olasılığı olmadığından profil-fiti yapmaya ve model oluşturmaya gerek yoktur. Bu nedenle de indirgeme süreci daha kolay ve kısa sürelidir. V477 Lyr'in şekil 4.2.4'de evreye göre noktalanmış olan parlaklık farkı bulunurken PB94 tarafından C6 olarak adlandırılan karşılaştırma yıldızı kullanılmıştır.

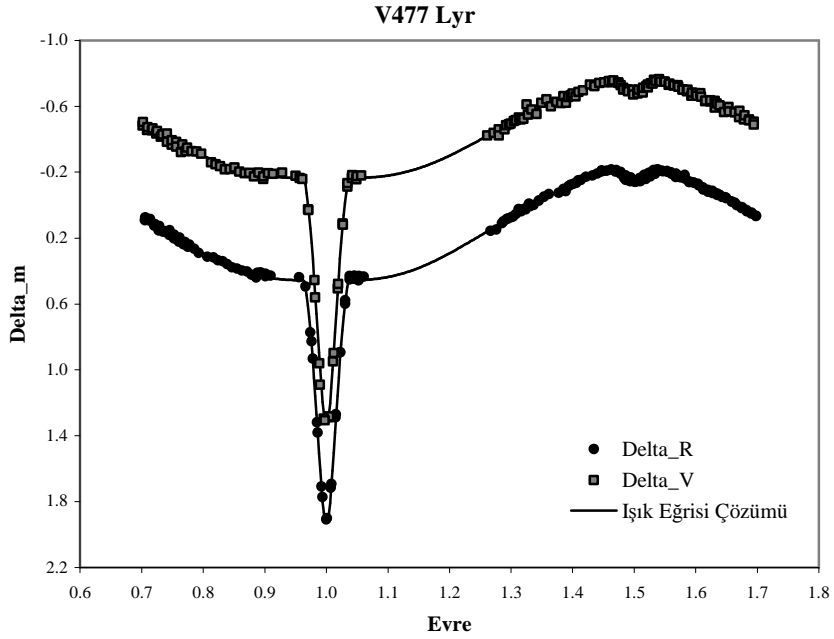
Çift çekirdeği oluşturan bileşenler arasındaki sıcaklık farkı nedeniyle ortaya çıkan yansıma etkisi ışık eğrisinde kendisini göstermektedir. Bu etki ışık eğrisinin maksimumlarında dalga benzeri bir bozulmaya neden olmaktadır. Bu dalga benzeri bozulmanın genliği yaklaşık $0^m.64$ dir. Yansıma etkisi nedeniyle yan minimumlar oldukça

sıg görünmektedir.



Şekil 4.2.4. V477 Lyr sisteminin V ve R renklerinde elde edilen ışık eğrileri.

V477 Lyr sisteminin V ve R ışık eğrileri, Wilson-Devinney programının geliştirilmiş 2005 versiyonu ile eş-zamanlı olarak çözülmüştür (Şekil 4.2.5). Sistem ayırık olduğundan çözüm sırasında “Mode 2” seçeneği kullanılmıştır. Şekil 4.2.5’de de görüldüğü gibi çözüm sırasında yan minimumla uyumlu bir fit elde edilememiştir. Bunun sebebi, daha önce de belirtildiği gibi, bileşenler arasındaki yüksek sıcaklık farkının doğurduğu güçlü yansıma etkisidir.



Şekil 4.2.5. V477 Lyr sisteminin V ve R renklerinde elde edilen ışık eğrilerinin, hesaplanan ışık eğrileri ile uyumu.

Işık eğrilerinin çözümüne PB94 tarafından verilen parametreler ile başlanmıştır. Çözüm sırasında kütle oranı $q = 0.29$ ve birinci bileşene ilişkin T_1 sıcaklığı sabit tutulmuştur. İkinci bileşene ilişkin T_2 sıcaklığının arandığı çözümler sırasında T_1 sıcaklığı 30000 ile 110000 K aralığında seçilmiştir. Kuvvetli yansıma etkisinden dolayı ikinci bileşenin kenar kararırma katsayısı olan x_2 ile albedosu A_2 serbest parametreler olarak alınmıştır. Toplam 17 çözüm denemesi yapılmıştır. Bu çözüm sonuçlarının verdiği standart sapma hatası T_1 sıcaklığına göre incelendiğinde en uygun T_1 sıcaklığı 47500 K olarak bulunmuştur. T_1 sıcaklığının çözümden elde edilen parametrelere göre geliştirilmesi ile sıcaklık $T_1 = 48037 \pm 1117$ K olarak hesaplanmıştır. Çizelge 4.2.3'de V477 Lyr sistemine ilişkin çözüm sonucu elde edilmiş olan parametreler

verilmektedir. Çözümde serbest bırakılan parametreler: T_2 , L_1 , i , A_2 , x_2 ve Ω_1 ve Ω_2 , sırasıyla, ikinci bileşen sıcaklığı, birinci bileşenin ısıtması (Wilson-Devinney kodu T_2 ile L_2 (ikinci bileşenin ısıtması) değişimini eşleştirmiştir. Bir başka değişle T_2 'nin serbest bırakılması halinde L_2 değeri de program tarafından düzeltilmektedir), yörünge eğikliği, ikinci bileşenin albedosu, ikinci bileşenin kenar kararım katsayısı ile birinci ve ikinci bileşenlerin yüzey potansiyelleri. Yansıma etkisinin güçlü oluşu nedeniyle kenar kararım katsayıları her iki renkte de negatif değerlere gitmiştir. Bu durum literatürde “kenar parlaması” olarak tanımlanan duruma karşılık gelmektedir. İkinci bileşenin albedo değeri de 1'e çok yakın bir değer vermiştir. Bunun da sebebi, soğuk olan ikinci bileşenin yansıma etkisi nedeniyle oldukça sıcak bir yıldız gibi davranıyor olmasıdır.

Çözümde elde edilen yeni $i = 80^\circ.333$ değeri ile birlikte PB94 tarafından verilen K_1 ve K_2 değerleri kullanılarak bileşenlerin kütleleri yeniden hesaplanmıştır: $M_1 \cong 0.509 \pm 0.081 M_\odot$, $M_2 \cong 0.145 \pm 0.023 M_\odot$. Yeni yarıçap değerleri ise, $R_1 \cong 0.17 \pm 0.02 R_\odot$, $R_2 \cong 0.46 \pm 0.01 R_\odot$ olarak bulunmuştur.

İkinci bileşenin sıcak bileşene bakan yüzeyinin ısıtılması ve sistemin tam tutulma göstermemesi yoldaşın gerçek sıcaklığının bulunmasını güçleştirmektedir. Yansıma etkisinin miktarını ve yıldızın ısıtılan yüzeyinin sıcaklığını hesaplamak için tutulmalar dikkate alınmamış geriye kalan ışık eğrisi kullanılarak UU Sge için yapıldığı gibi Fourier katsayıları (eşitlik 4.1) hesaplanmıştır. Katsayılar çizelge 4.2.4'de verilmektedir. A_1 ve A_2 ile B_1 ve B_2 terimleri daha önce de açıklandığı gibi sırasıyla yansıma etkisine ve diğer tedirginliklere karşılık gelmektedir. B katsayıları diğer katsayılarla karşılaştırıldığında oldukça küçüktür ve ışık eğrisi üzerindeki etkisi ihmal edilebilir.

Çizelge 4.2.3. V477 Lyr çift çekirdeği için V ve R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözüm sonuçları.

Sabit tutulan parametreler	Eş-zamanlı Çözüm Sonuçları
T_1 (K)	48037 ± 1117
A_1	1
g_1	1.0
g_2	0.32
x_1 (V ve R)	0.050
q	0.29
Serbest bırakılan parametreler	
T_2 (K)	3507 ± 182
i	$80^\circ.333 \pm 0.057$
A_2	0.986 ± 0.029
x_2 (V)	-0.055 ± 0.080
x_2 (R)	-0.223 ± 0.039
Ω_1	13.3045 ± 0.0931
Ω_2	2.7660 ± 0.0062
L_1 (V)	0.9970 ± 0.0029
L_2 (V)	0.0030
L_1 (R)	0.9900 ± 0.0038
L_2 (R)	0.0100
r_1 (pole)	0.0767 ± 0.0006
r_1 (point)	0.0767 ± 0.0006
r_1 (side)	0.0767 ± 0.0006
r_1 (back)	0.0767 ± 0.0006
r_2 (pole)	0.2029 ± 0.0009
r_2 (point)	0.2204 ± 0.0012
r_2 (side)	0.2068 ± 0.0009
r_2 (back)	0.2163 ± 0.0011

Fourier katsayılarını kullanarak baş minimum ortasından, yan minimum ortasına kadar yansıma etkisinden dolayı parlaklık değişimi V süzgecinde $0^m.588$, R süzgecinde ise $0^m.665$ olarak elde edilmiştir. Bu parlaklık değişiminden soğuk bir anakol yıldızı olduğu düşünülen ikinci bileşenin ortalama yüzey sıcaklığı V renginde 10977 K, R renginde ise 12028 K olarak hesaplanmıştır.

Çizelge 4.2.4. V477 Lyr için normalize edilmiş Fourier katsayıları ($\theta = 90^\circ$ için $l = 1$)

Süzgeç	A_0	A_1	A_2	B_1	B_2
V	1.0477	-0.2912	0.0540	0.0053	0.0027
	± 0.0022	± 0.0033	± 0.0025	± 0.0030	± 0.0029
R	1.0630	-0.3338	0.0617	-0.0011	0.0015
	± 0.0014	± 0.0020	± 0.0017	± 0.0019	± 0.0018

Bir anakol yıldızı olduğu varsayımı altında, yoldaşın çözümünden elde edilen kütlesi onun geri M tayf türünden tamamen konvektif bir yıldız olduğunu göstermektedir. Buna karşılık çözümünden elde edilen sıcaklık değeri böyle bir yıldızın sahip olması gerekenden daha fazladır. Bunun sebebi ise kuvvetli yansıma etkisinin çözümleri etkilemesidir.

4.2.4. Büyük Yarıçaplı İkinci Bileşenler

Çözüm sonuçları, UU Sge ve V477 Lyr sistemlerinin her ikisinde de olağan dışı büyüklükte yarıçaplara sahip ikinci bileşenlerin varlığını

göstermektedir. Bunun nedeni kesin olarak bilinmemekle birlikte bu sistemler böylesi bir durum için tek örnek değildirler.

Hyades açık yıldız kümesinin bir üyesi olan V471 Tau çift sisteminde ikinci bileşenin boyutu normal Hyades ZAMS (sıfır-yaş anakolu) yıldızlarının kütesine göre olması gerekenden %18 daha büyüktür (O'Brien ve ark. 2001). $0.93 M_{\odot}$ kütleli normal bir Hyades ZAMS yıldızının ısıtması $L/L_{\odot} \cong 0.40$ olmalıdır. Aynı kütleli olan V471 Tau'nun ikinci bileşeninin ısıtmasının da $\cong 0.40$ olduğu bulunmuştur ve normal Hyades yıldızları ile neredeyse mükemmel bir uyum göstermektedir. Bununla birlikte bu kütleyle karşılık yarıçapı olması gerekenden daha büyüktür. O'Brien ve ark., K yıldızının olağan dışı büyüklükteki yarıçapının olası iki nedeninin olabileceğini ileri sürmüşlerdir:

1. Yıldız, yakın bir geçmişe kadar CE içinde bulunduğundan hala ısısal denge konumundan uzak olabilir.
2. Yıldız yüzeyi lekelerle öyle kaplıdır ki, konvektif erke taşınımı engellenmektedir. Bu da yarıçapın artmasına sebep olmaktadır.

Anakol yıldızlarının CE oluşumuna tepkisi Hjellmin ve Taam (1991) tarafından çalışılmıştır. $1.25 M_{\odot}$ kütleli anakol yıldızı yoldaşın, CE oluşumuna tepkisinin incelendiği bu çalışmada, kütle aktarımının yüksek oranlarda meydana gelmesi durumunda ($10^{-5} - 10^{-1} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$) yoldaşın $\sim 0.1 M_{\odot}$ kadar kütle toplayabileceği söylenmiştir. Buna karşılık yarıçap genişleyecek ve yoldaş Roche lobunu dolduracaktır. Toplanan kütle büyük bir kısmı bu aşamada CE'ye geri aktarılır. Sonuçta ikinci bileşenin kütesi $\sim 0.01 M_{\odot}$ kadar değişirken dış katmanlar genişler ve yıldız daha büyük bir yarıçapa sahip olur. Yıldız, CE'in içine gömülü durumdayken ısısal dengeden uzaklaşsa da zarf sistemden atıldıktan

sonra çok çabuk bir şekilde eski denge durumuna geri dönmesi beklenir. Hjellming ve Taam'a göre bu denge durumuna dönüş yoldaşın üzerine toplanan madde nedeniyle tedirgin edilen dış katmanların ısısal durulma zaman ölçeğinde yani $\sim 10^4$ yılda gerçekleşir. V471 Tau için CE atımı $\sim 10^7$ yıl önce gerçekleştiğinden ısısal dengesine ve dolayısıyla ZAMS yarıçapına çoktan geri dönmüş olmalıdır. Bu açıdan bakıldığında, CE atımı bu sistemin ikinci bileşeninin şu andaki olağan dışı büyük yarıçapının nedeni gibi görünmemektedir.

Yarıçapın beklenenden daha büyük olmasının ikinci nedeni, yukarıda da belirtildiği gibi, dK yıldızının yüzeyinin kısmen lekelerle kaplı olmasıdır. Spruit ve Weiss (1986), yüzeyi leke ile kaplı bir anakol yıldızında nasıl bir değişim olabileceğine ilişkin kuramsal modellemeler yapmıştır. V471 Tau'da olduğu gibi yüzeyi sürekli lekeler ile kaplı bir yıldızda, ısısal zaman ölçeği kadar uzun zaman ölçeklerinde, yıldızın yüzey sıcaklığının ve yarıçapının lekesiz olduğu duruma kıyasla artacağı gösterilmiştir. $\sim 0.9 - 1 M_{\odot}$ kütleli (ince bir konvektif katmana sahip) ve yüzeyinin %25'i lekelerle kaplı yıldızlar için hem sıcaklık hem de yarıçaptaki artışın $\sim 4\%$ olacağı belirtilmiştir. V471 Tau'da yarıçap büyümesi %18 olarak bulunmuştur ve O'Brien ve ark. (2001) tarafından yapılan hesaplamalar yıldız yüzeyinin $\sim 26\%$ 'sının lekelerle kaplı olduğunu göstermiştir. Bu sonuç gözlemlerle de uyum içerisindedir ve yıldızın $\sim 10^5$ yıldır bu durumunu koruduğu belirtilmektedir. Mulan ve MacDonald'ın (2001) yaptığı bir başka çalışmada ise manyetik-aktif tek M cücelerinin yarıçaplarının aktif olmayanların yarıçaplarına göre önemli ölçüde büyük olduğu gösterilmiştir.

Kataklismik öncesi bir sistem olan BE UMa'nın da soğuk bileşeninin bir anakol yıldızı için beklenenden yaklaşık 2 kat daha büyük bir yarıçapa sahip olduğu bulunmuştur (Ferguson ve ark. 1999). Bununla

birlikte, V471 Tau'dan farklı olarak BE UMa bir çift gezegenimsi bulutsu çekirdeğidir. Etrafını saran sönük bir bulutsusu vardır. Bu durumda CE'ını yakın bir zamanda atmış olmalıdır. Soğuk bileşenin yarıçap genişlemesi belki de yıldızın hala ısısız dengeden uzak olduğunu gösteriyor olabilir. Çünkü CE evresi yaklaşık 10^4 yıl önce sona ermiş olmalıdır ve bu değer yıldız zarfının ısısız durulma zaman ölçeğinden ($\sim 10^7$ yıl) oldukça kısadır.

Lacey (1977) tarafından $-1.0 < \log (M / M_{\odot}) < 0.12$ aralığındaki anakol yıldızları için

$$\log(R_2/R_{\odot}) = 0.917 \log(M_2/M_{\odot}) - 0.020 \quad (4.2)$$

bağıntısı verilmiştir. Bu bağıntıdan yararlanılarak, UU Sge ve V477 Lyr yoldaş bileşenlerinin sahip olması gereken yarıçaplar için, M_2 (UU Sge) $\cong 0.289 M_{\odot}$ ve M_2 (V477 Lyr) $\cong 0.145 M_{\odot}$ olmak üzere R_2 (UU Sge) $\cong 0.306 R_{\odot}$, R_2 (V477 Lyr) $\cong 0.163 R_{\odot}$ elde edilmiştir. Oysa ışık eğrisi çözümlerinden bulunan sonuçlar UU Sge ve V477 Lyr için sırasıyla ~ 0.56 ve $\sim 0.46 R_{\odot}$ dir. UU Sge beklenenden ~ 1.8 kat, V477 Lyr ise ~ 2.8 kat daha büyük yarıçaplara sahip görünmektedir.

Bileşenlerin sahip oldukları kütleleri, onların birer anakol yıldızı oldukları düşünüldüğünde M tayf türünden cüce yıldızlara karşılık gelmektedir. Kütleleri $\leq 0.3 M_{\odot}$ olan yıldızların tamamen konvektif oldukları bulunmuştur (örneğin Vanden Berg ve ark. 1983). Prialnik ve Livio (1985), CE evresi sırasında kütle alan tamamen konvektif olan ikinci bileşenlerin yarıçapları ve ışıtmalarının bu evre sonunda artacağını kuramsal modellerle göstermişlerdir. Bu modellerde, yoldaş tarafından toplanan madde $10^{-4} - 10^{-5} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ dolayında ise kütle aktarım evresinin sona ermesinin ardından yoldaşın kütlelerinde önemli bir değişim olmadığı

halde, toplanma zaman ölçeği ısısal durulma zaman ölçeğinden küçük olduğundan yarıçapı 2-2.5 kat dolayında artmaktadır.

Prialnik ve Livio'nun çalışması dikkate alındığında, UU Sge ve V477 Lyr sistemlerinin yoldaşları için kütle toplanma miktarı $10^{-4} - 10^{-5} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ dolayında olmalıdır. Bu bileşenlerde CE evresi sonunda toplanan maddeye karşılık dış katmanları saran $\sim 0.01 M_{\odot}$ kütleli bir zarfın oluştuğu varsayılırsa, bu zarfların ısısal durulma zaman ölçekleri için (Prialnik ve Livio 1985)

$$\tau_{th} \cong GM_2 M_{env} \Delta R / R_2^2 L_2$$

eşitliği kullanılarak $\sim 10^6$ yıl değeri hesaplanır. Burada G evrensel çekim sabiti ($= 6.668 \times 10^{-8}$ cgs), M_2 yoldaşın kütlesi, R_2 yoldaşın sahip olması gereken yarıçap, ΔR kütle toplanması sonucu yarıçapta meydana gelen değişim miktarı, M_{env} yoldaş üzerinde toplanan kütle miktarı ve L_2 yoldaşın ışımasıdır.

Bu sistemleri çevreleyen birer PN'ları olması CE evresinin en azından $\sim 10^4$ yıl önce meydana geldiğini göstermektedir. Oysa, yoldaşlar için ısısal durulma zaman ölçekleri $\sim 10^6$ yıl dolayındadır. Yıldızların tamamen konvektif oldukları da gözönünde bulundurulduğunda ikinci bileşenlerin olağan dışı büyük yarıçaplarının nedeni bu yıldızların dış katmanlarının hala ısısal dengeden uzak olması şeklinde açıklanabilir.

4.2.5. UU Sge ve V477 Lyr için “ α_{CE} ” Parametresinin Hesaplanması

Iben ve Tutukov (1985), bir çift sistemin geçirdiği ilk Roche-lobu taşımı için kalıntı kütlesi-başlangıç kütlesi arasında

$$M_{core} \approx 0.08M_i^{1.4} \quad (4.3)$$

şeklinde bir ilişki vermişlerdir. $M_{core}(UU\ Sge) = 0.630 M_{\odot}$, $M_{core}(V477\ Lyr) = 0.509 M_{\odot}$ olmak üzere, bu bağıntı kullanılarak, UU Sge ve V477 Lyr sistemleri için birinci bileşenlerin başlangıç kütleleri ($M_i = M_{AGB}$ varsayımı altında), sırasıyla, yaklaşık olarak $4.5 M_{\odot}$ ve $3.8 M_{\odot}$ olarak hesaplanabilir. Iben ve Tutukov, baş yıldızların evrimleri sonunda yozlaşmış birer CO (karbon ve oksijen) çekirdeğe sahip olması gerektiğini vurgulamışlardır. Aşağıdaki hesaplamalarda çekirdeklerin birer CO çekirdek olduğu, ikinci bileşenlerin anakol yıldızı oldukları ve CE evriminden etkilenmedikleri varsayımıyla kütlelerinin değişmediği ($M_2 = 0.289 M_{\odot}$ ve $M_2 = 0.145 M_{\odot}$) dikkate alınmıştır. Şimdi bu varsayımlar altında, O’Brien ve ark.’nın V471 Tau için kullandıkları yöntemi kullanarak her bir çift sistem için α_{CE} parametresinin değerini araştıralım.

(i) UU Sge :

Vassiliadis ve Wood (1994) tarafından verilen kuramsal çekirdek kütlesi / ışıltma bağıntısı

$$L_{AGB}/L_{\odot} = 56694 \left[\left(M_{core}/M_{\odot} \right) - 0.5 \right] \quad (4.4)$$

şeklindedir. Burada, L_{AGB} , yıldızın AGB evresinde sahip olduğu ışıması; M_{core} , baş yıldızın çekirdek kütesidir. Buna göre, $M_{core} = 0.630 M_{\odot}$ olmak üzere UU Sge için $L_{AGB} \cong 7370 L_{\odot}$ dir.

CE evresi başlangıcındaki AGB yarıçapı için

$$R_{AGB}/R_{\odot} = 1.218 M_{AGB}^{-0.34} \left[(L_{AGB}/L_{\odot})^{0.41} + 0.335 (L_{AGB}/L_{\odot})^{0.75} \right] \quad (4.5)$$

bağıntısı (Hurley ve ark. 2000) kullanıldığında, $R_{AGB} \cong 223 R_{\odot}$ olarak bulunur. Birinci bileşenin Roche lobunu doldurduğunu ve kütle aktarımına hazır olduğunu varsayarsak R_L , Roche lobu yarıçapı olmak üzere $R_L = R_{AGB}$ kabul edebiliriz. Eggleton'un (1983), Roche lobu yarıçapı için verdiği

$$R_L = \frac{0.49 q^{2/3} a_i}{0.6 q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})} \quad (4.6)$$

bağıntısı kullanılarak $q = M_{AGB}/M_2 \cong 15.57$ ve $M_2 = 0.289 M_{\odot}$ olmak üzere, başlangıçtaki ayıklık değeri için $a_i \cong 365 R_{\odot}$ değeri hesaplanır. Bu parametreler Kepler denkleminde (4.7) yerine yazıldığında sistemin başlangıçtaki yörünge dönemi için $P_i \cong 1.2$ yıl (372^{g}) bulunmuştur.

$$\frac{G(M_i + M_2)}{4\pi^2} = \frac{a_i^3}{P^2}. \quad (4.7)$$

Tutukov ve Yungelson (1979) ile Iben ve Livio (1993)'nun çalışmalarında kullandıkları ve son zamanda yapılan çalışmalarda da kullanılan bağlanma erkesi ΔE_{bind} ve yörünge erkesi ΔE_{orb} 'nin hesabı için aşağıdaki bağıntılar kullanılmıştır :

Ortak zarfın (atılan maddenin) bağlanma erkesi,

$$\Delta E_{bind} = \frac{G(M_{AGB} + M_2)M_{env}}{2a_i} \quad (4.8)$$

burada $M_{env} = M_{AGB} - M_{core}$ eşitliği ile verilen zarf kütlesi olmak üzere zarfın a_i büyüklüğündeki bir alanı kapladığı düşünülmüştür. Bu eşitliğin çözümünden $\Delta E_{bind} \cong 9.674 \times 10^{46}$ erg elde edilmiştir.

Yörünge erkesi,

$$\Delta E_{orb} = \frac{GM_{core}M_2}{2a_f} - \frac{GM_{core}M_2}{2a_i} \quad (4.9)$$

yörünge başlangıç ve son durumunda sahip olduğu erkeler arasındaki fark şeklinde verilmektedir. Bu eşitlikte yalnızca yozlaşmış çekirdek ile ikinci bileşenin yörünge erkeleri dikkate alınmıştır (AGB zarfının yörünge erkesine katkısı küçüktür). Bu eşitliğin çözümünden $\Delta E_{orb} \cong 1.403 \times 10^{47}$ erg elde edilmiştir. α_{CE} parametresi bu iki erkenin birbirine oranı (eşitlik 3.5) olup

$$\alpha_{CE} = \frac{\Delta E_{bind}}{\Delta E_{orb}}$$

şeklindedir.

Bu eşitlikten UU Sge için $\alpha_{CE} \cong 0.69$ olarak hesaplanmıştır. Bu değer, yapılan hidrodinamik hesaplamalarla da uyum içerisindedir. Örneğin, Tutukov ve ark. (1992), parametreleri iyi bilinen bazı yakın çift sistemler için bu değer $0.5 < \alpha_{CE} < 1$ aralığında değiştiğini belirtmişlerdir. Taam ve Bodenheimer (1989) tarafından yapılan

kuramsal çalışmalar başlangıç kütle ve ayrıklık gibi önemli parametrelere bağlı olarak bu değerin 0.3 – 0.6 aralığında değiştiğini belirtmişlerdir.

(ii) *V477 Lyr* :

$M_{core} = 0.509 M_{\odot}$ olmak üzere, *V477 Lyr* için L_{AGB} değeri (4.4) eşitliği kullanılarak $L_{AGB} \cong 510 L_{\odot}$ şeklinde hesaplanmıştır.

CE evresi başlangıcındaki AGB yarıçapı için (4.5) denklemi kullanıldığında ($M_{AGB} = 3.8 M_{\odot}$)

$$R_{AGB} \cong 38 R_{\odot}$$

bulunur. $M_2 = 0.145 M_{\odot}$ ve $q = M_{AGB}/M_2 \cong 26.21$ dir. Roche lobu yarıçapı için $R_L = R_{AGB}$ olduğu kabul edilerek sistemin başlangıçtaki ayrıklık değeri

$$a_i \cong 59 R_{\odot}$$

olarak elde edilir. Başlangıç kütle ve ayrıklık değerleri Kepler denkleminde (4.7) yerine yazıldığında çift sistemin başlangıçta sahip olması gereken dönem

$$P_i \cong 0.073 \text{ yıl (27}^{\text{g}})$$

şeklinde hesaplanmıştır.

ΔE_{bind} ve ΔE_{orb} erkelerinin hesabı için sırasıyla (4.8) ve (4.9) eşitlikleri kullanılarak, ortak zarfın (atılan maddenin) bağlanma erkesi için ($M_{env} = M_{AGB} - M_{core} = 3.291 M_{\odot}$),

$$\Delta E_{bind} \cong 4.19 \times 10^{47} \text{ erg}$$

Yörünge erkesi için,

$$\Delta E_{orb} \cong 6.12 \times 10^{46} \text{ erg}$$

değerleri bulunur.

α_{CE} parametresi bu iki erkenin birbirine oranı olarak ifade edilmiştir (eşitlik 3.5). Bu sistem için elde edilen α_{CE} değeri $\alpha_{CE} \cong 6.85$ dir.

Bu değer oldukça büyüktür ve anlamı, zarfın sistemden uzaklaştırılması için gereken erkenin, yörüngenin bozulmasıyla açığa çıkacak erkenin yaklaşık 7 katı olması gerektiğidir. Bu derece büyük bir değer için yörünge erkesinden başka erke kaynaklarına ihtiyaç vardır. Literatürde α_{CE} değerini arttırabilecek etkilerden söz edilmektedir (Iben ve Livio 1993). (Örneğin nükleer yanma kabukları, çok hızlı yıldız rüzgarları gibi sistemden daha fazla madde kaybını destekleyici etkiler). Bununla birlikte bu kadar yüksek bir değer beklenebileceğine ilişkin hiçbir yorum yapılmamıştır ve yapılan kuramsal çalışmalar α_{CE} için bulunan bu değer bu tür sistemler için olası bir değer olmadığını göstermektedir.

2.5 M_{\odot} 'den daha büyük kütleli yıldızların Roche lobları, çekirdekteki He'un tutuşmasından önce taşarsa bir He yıldızı üretirler. V477 Lyr için bulunan çekirdek kütlesi ($\sim 0.5 M_{\odot}$), He ve CO çekirdekler için bir sınır kütlelerdir. Böylesi bir kütle için ya He ya da He+CO melez bir çekirdek varsayımı yapmak daha doğru olacak gibi görünmektedir. Sistemin He çekirdeğe sahip olabilmesi için baş bileşenin Roche lobunu geç-Durum B ya da erken-Durum C evresinde yani yıldız, merkezinde He'u tutuşturmak üzereyken doldurmuş olmalıdır. Yıldızın He çekirdeğe sahip olduğu hesaplamalar için çok daha olası bir varsayım olacaktır.

de Kool (1990) tarafından çekirdek kütlesi $\leq 0.9 M_{\odot}$ olan yıldızlar için verilen “çekirdek kütle – dev yarıçap” ilişkisini kullanarak, yıldızın Roche lobunu doldurduğu ve kütle aktarımına başladığı andaki yarıçapını (R_{giant}) hesaplayabiliriz :

$$\log M_{core} = -0.839 + 0.266r - 0.0794r^2 + 0.0283r^3 \quad (4.10)$$

$$r = \log \left(R_{giant} / R_{\odot} \right)$$

$R_{giant} = R_L = 213 R_{\odot}$. Başlangıç kütlesi ve kütle oranı için bulunan değerler sırasıyla $M_i = 3.8 M_{\odot}$, $q = 26.21$ idi. Bu durumda (4.6) denklemi kullanılarak elde edilen sistemin başlangıçtaki ayırıklık değeri

$$a_i \cong 329 R_{\odot}$$

olacaktır. Kepler denklemi (4.7) kullanılarak çift sistemin başlangıçta sahip olması gereken dönem

$$P_i \cong 1 \text{ yıl } (350^{\text{s}})$$

şeklinde hesaplanır.

ΔE_{bind} ve ΔE_{orb} erkelerinin hesabı için daha önce kullandığımız (4.8) ve (4.9) eşitlikleri kullanılarak, ortak zarfın (atılan maddenin) bağlanma erkesi için ($M_{env} = M_{AGB} - M_{core} = 3.291 M_{\odot}$),

$$\Delta E_{bind} \cong 7.52 \times 10^{46} \text{ erg}$$

Yörünge erkesi için,

$$\Delta E_{orb} \cong 1.26 \times 10^{47} \text{ erg}$$

değerleri bulunur.

Bu iki erkenin birbirine oranından hesaplanan yeni α_{CE} değeri ise $\alpha_{CE} \cong 0.59$ olarak hesaplanır.

Kuramsal modeller ve hesaplamalarla da uyum gösteren bu değer, V477 Lyr sisteminin sıcak bileşenin bir He yıldızı olduğunu destekler ynedir. Bu tür yıldızlar CE evresinin sona ermesinin hemen ardından sıcaklıkları 30000 K'i aşarsa bulutsularını uyartabilirler ve bulutsuları bizim onları görebileceğimiz yeterli parlaklığa ulaşabilir. Bunun olabilmesi için çift sistemin bileşenlerinin yeteri kadar *spiral-in* süreci geçirmiş olmaları gereklidir. Yeterli sıcaklığa ulaşmadığı durumda, çekirdek yeterli sıcaklığa ulaşınca kadar gezegenimsi bulutsusu ya tamamen ortadan kaybolmuş olacaktır ya da bulutsunun bir kısmı hala sönük bir şekilde gözlenebilir durumda kalacaktır. Bu tür gezegenimsi bulutsulara “Lazy Planetary Nebula (Tembel Gezegenimsi Bulutsu)” denir.

iftin bileşenleri, merkezdeki hidrojen tüketiminden sonra oluşan merkezdeki helyumun tutuşmasından önce ya da tutuşmasına çok yakın bir evrede Roche loblarını doldururlarsa, başlangıç anakol kütlelerine bağlı olarak bir ya da iki kez kütle kaybı evresi geçirirler (Iben ve Tutukov 1985). Başlangıç kütlesi $\sim 2.3 - 4.8 M_{\odot}$ aralığındaysa Roche loblarını sadece 1 kez doldururlar. Merkezlerindeki He'un tüketiminden sonra tekrar dev boyutlarına genişlemezler. Kalıntılar, kütleleri $0.3 - 0.7 M_{\odot}$ aralığında olan yozlaşmış cücelere dönüşürler. Karbon ve oksijenden oluşan çekirdekleri, helyum ve azot (N) içeren bir zarfla sarılıdır. Bu He ve N (HeN) katmanın kütlesi, CO çekirdeğin kütlesine göre azalan kalıntı kütlesiyle hızlı bir şekilde artar. Anakol başlangıç kütlesi $\sim 4.8 - 10.3 M_{\odot}$ aralığında ise sistem iki kez kütle kaybı evresi yaşayacaktır. İkinici Roche lobu dolumu merkezdeki He'un tüketiminden sonra meydana gelecektir. UU Sge ve V477 Lyr sistemlerinde birinci bileşenlerin başlangıç kütleleri

bu sınırlar içinde yer almaktadır. V477 Lyr büyük bir olasılıkla ilk Roche lob taşımını geçirmiş olmalıdır.

V477 Lyr'in gezegenimsi bulutsusu olan "A 46", Abell (1966) tarafından keşfedilmiştir ve bulutsunun sönük olması nedeniyle yaşlı bir gezegenimsi bulutsu olduğu belirtilmiştir. A 46'nın karakteri "Tembel Gezegenimsi Bulutsu" tanımına uymaktadır (PB94). V477 Lyr'in çekirdek yıldızının sıcaklığı, EHB (Extended Horizontal Branch) sdOB yıldızları için verilen sıcaklık sınırına yakındır (40000 K). Literatürde, EHB yıldızlarının etraflarını saran bir bulutsudan söz edilmemekle birlikte V477 Lyr etrafında sönük bir bulutsu olmasına karşın EHB yıldızlarıninkine çok yakın özelliklere sahiptir.

EHB yıldızları He yıldızlarıdır ve kütleleri $\sim 0.5 M_{\odot}$ kütle sınırındadır. Bu yıldızlar çoğunlukla sdOB yıldızları olarak tanınırlar ve diğer EHB yıldızlarına göre He'ca fakirdirler. A 46 ise PB94 tarafından diğer PN'lere göre He'ca daha zengin bir PN olarak rapor edilmiştir. O zaman V477 Lyr'in merkez yıldızı He'ca daha zengin olan üst katmanlarını bulutsusuyla atmış olmalıdır ve böylece yıldız He'ca fakir bir duruma gelmiş olmalıdır. Bütün bu sonuçlar V477 Lyr'in merkez yıldızının bir He yıldızı olduğunu ve sistemin EHB'nin en uç kısımlarında yer alan ve etrafında bulutsusu olan belki de "ilk" EHB yıldızı olduğunu kuvvetle desteklemektedir.

5. SONUÇLAR

Tezde, çift yıldız evriminin en önemli basamaklarından olan CE evresi ve bu evrenin sonucu olarak ortaya çıkan çift çekirdekli PNN'ler üzerine yapılan çalışmaların ayrıntıları sunulmuştur. Bir gezegenimsi bulutsunun ortaya çıkabilmesi için bulutsunun atımından sorumlu olan sıcak çekirdeğin, başlangıçtaki ayrıklığı $\sim 100 R_{\odot}$ ya da daha fazla olan bir çift sistemin üyesi olması gereklidir. Bu sıkışık merkez yıldızı dış katmanlarını uzaya atmadan önce bir AGB yıldızı ya da dev evresini yaşamış olmalıdır. Üyesi olduğu sistemin şu anki ayrıklığının birkaç R_{\odot} olması, bulutsu atımından önceki CE evresi boyunca yörüngenin önemli ölçüde büzülmeğe uğradığını göstermektedir. Bulutsuların yaşı yaklaşık olarak 10^4 yıl olduğuna göre CE'ından ayrılmış ve merkezlerinde çift çekirdek bulunduran sistemlerin CE evresi bitiminden şu ana kadar geçirdikleri zaman da 10^4 yıldan daha fazla olmamalıdır (Livio 1997).

CE evresinin fiziğinin anlaşılmasında gözlenen çift çekirdekli PNN'lerin önemi çok büyüktür. Bu tür sistemler, CE evrimi üzerine şimdiye kadar yapılmış olan kuramsal çalışmaların test edilmesinde kullanılan birer araçlardır. Çift çekirdeklerin salt parametreleri, evrim modellerinden bağımsız hesaplanabildiğinden, bu tür sistemlerin sayıları ne kadar fazla ise kuramsal testlerin doğrulanma şansı da o kadar fazladır.

PNN'lerin çekirdeklerindeki çift yıldızların bulunmasında kullanılan temel yöntem, ışıkölçüm gözlemleriyle parlaklık değişimlerinin incelenmesidir. Günümüze kadar gözlenen bütün PN'lerin $\sim 10\%$ gibi bir kesrinin dönemleri birkaç saat ile birkaç gün arasında değişen çift çekirdekler olduğu bulunmuştur (Bond ve Livio 1990, Bond 2000). Sonucun bu şekilde çıkmasındaki en önemli etkenlerden birisi

gözlemlerin çoğunlukla ışıkölçüm yöntemi ile yapılmış olmasıdır. Oysa uzun dönemli sistemlerin keşfinde bu yöntem yetersiz kalmaktadır. Dönemleri 100 güne kadar değişen sistemlerin keşfi için en etkili yöntem PNN çekirdeklerinin tayfsal gözlemi ile dikine hız değişimlerinin incelenmesi olacaktır. Bu amaçla, güney-yarıküreden seçilmiş 20 PNN çekirdeğinin dikine hız değişimleri araştırılmıştır. Sonuçlara standart bir ki-kare testi uygulanarak dikine hızların değişip değişmediğine bakılmıştır. CTIO Gözlemevi'nde alınan uzun-yarık tayfları analiz edilmiştir. İncelediğimiz sistemlerin yaklaşık %50'sinin dikine hızının zamanla değişim gösterdiği bulunmuştur. Ölçülen hızlara periodogram analizi uygulandığında yıldızların çoğu genelde 1 gün dolayında kısa dönemler vermekle birlikte gözlemlerin 1 yıldan uzun bir zaman aralığına yayılması ve gözlemler arasındaki boşluklar nedeniyle ortaya çıkan aliasing etkisi gözardı edilemez boyuttadır. Hem bu etkiden kurtulmak hem de bu değişimlerin nedeninin çiftin yörünge hareketinden kaynaklandığı sonucunu güvenilir kılmak için daha fazla sayıda gözlem verisine ihtiyaç vardır. Bununla birlikte, sistemlerden biri olan PN NGC 6026'nın çekirdeğindeki yıldızın dikine hız ölçümlerinin ardından yapılan dönem analizi ile bu sistemin tek çizgili bir tayfsal çift olduğu ve yörünge döneminin de yaklaşık $0^{\text{s}}.5281$ olduğu ilk kez bu çalışma ile ortaya çıkartılmıştır.

PNN çekirdeklerindeki çift yıldızların salt parametrelerinin doğrudan gözlemlerle dolaysız olarak bulunabilmesinin önemi bilindiğinden, gezegenimsi bulutsu çekirdekleri olan ve örten çift oldukları bilinen iki sistemin, UU Sge ve V477 Lyr, TUG'da iki renk (V ve R) ışık eğrileri elde edilmiştir. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde elde ettiğimiz ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözümleri ve elde edilen sonuçlar da tezde sunulmuştur. Yansıma etkisinin çok kuvvetli olduğu her iki sistemde de ikinci bileşenlerin sıcaklıkları ve özellikle yarıçaplarının, bir

anakol yıldızı oldukları düşünülündüğünde, kütlelerine göre beklenenden daha büyük değerlere sahip oldukları bulunmuştur. Bu olağan dışı büyük yarıçapların nedeni araştırılmıştır. Sistemler CE evresinden $\sim 10^4$ yıl önce çıkmış olmalıdırlar. Oysa sahip oldukları kütlelere göre tamamen konvektif oldukları varsayılan soğuk bileşenlerin yüzeyinin bir CE evresi ardından ısısal denge konumuna geri dönebilmesi için gereken zaman $\sim 10^6$ yıl olarak hesaplanmıştır. Buna göre, olağan dışı büyük yarıçapların nedeni olarak bileşenlerin hala ısısal dengeye ulaşamadıkları gösterilmiştir.

CE evresi sonunda ortaya çıkacak olan yeni sistemin son durumunun nasıl olacağını belirleyen en önemli parametre, yörünge enerjisinin ne kadarının zarf atımında kullanıldığını söyleyen α_{CE} parametresidir. UU Sge ve V477 Lyr için bu parametrenin değeri hesaplanmış ve sonuçların kuramsal modellerle ($0.3 < \alpha_{CE} < 1$) uyumlu olduğu bulunmuştur. V477 Lyr için bulunan α_{CE} değeri dikkate alınarak bu sistemin merkez yıldızının bir Helyum yıldızı olduğu önerisi getirilmiştir.

KAYNAKLAR DİZİNİ

Abell, G.O. 1966, ApJ, 144, 259

Armandroff, T.E., et al. 1995, AJ, 110, 2131

Bell, S. A. Pollacco, D. L., Hilditch, R. W. 1994 MNRAS, 270, 449

Bond, H. E. 1976, PASP, 88, 192

Bond, H. E. 1980, IAUC, 3480

Bond, H.E. 1985, in Cataclysmic Variables and Low-Mass X-ray Binaries, ed. D.Q. Lamb and J. Patterson (Dordrecht: Reidel), p.15

Bond, H.E. et al. 1978, ApJ, 223, 252

Bond, H.E., Grauer, A.D. 1987, in Second Conference on Faint Blue Stars, ed. A.G. Davis-Philips, D.S. Hayes, and J. W. Liebert (Schenectady, L.Davis), p.221

Bond, H.E., Ciardullo, R. 1989, IAU Colloquium No. 114, White Dwarfs, ed. G. Wegner; Publisher, Springer-Verlag, Berlin; New York, p.473

Bond, H.E. 2000, in ASP Conf. Ser. 199, Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures, eds. J.H. Kastner, N. Soker, S. Rappaport (San Francisco: ASP), 115

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Bond, H.E 2005, Planetary Nebulae as Astronomical Tools: International Conference on Planetary Nebulae as Astronomical Tools: AIP Conference Proceedings, Volume 804, p.165

Bond, H.E., Livio, M. 1990, ApJ, 355, 568

Ciardullo, R., Bond, H.E., Sipior, M.S., Fullton L.K., Zhang C.-Y., Schaefer K.G. 1999, AJ, 118, 488

de Kool, M. 1990, ApJ, 358, 189

de Marco et al. 2004, ApJ, 602L, 93

Eggleton, P.P. 1983, ApJ, 268, 368

Ferguson, D.H. et al. 1999, ApJ, 518, 866

Handler, G., et al. 1997, A&A, 320, 125

Hjellming, M.S., Webbink, R.F. 1987, ApJ, 318, 794

Hjellming, M.S., Taam, R. 1991, ApJ, 370,709

Hoffleit, D. 1932, BHArO, 887, 9

Hurley, J.R. et al. 2000, MNRAS, 315, 543

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Iben, I. Jr., Livio, M. 1993, PASP, 105, 1373

Iben, I. Jr., Tutukov, A.V. 1984, ApJS, 54, 335

Iben, I. Jr., Tutukov, A.V. 1985, ApJS, 58, 661

Iben, I. Jr., Tutukov, A.V. 1986, ApJ, 311, 753

Iben, I. Jr., Tutukov, A.V. 1993, ApJ, 418, 343

Jeffries, R.D. 1997, MNRAS, 288, 585

Kohoutek, L. 2001, A&A, 378, 843

Kiss, L.L. et al. 2000, IBVS, 4962

Lacey, C.H. 1977, ApJS, 34, 479

Lafler, J., & Kinman, T. D. 1965, ApJS, 11, 216

Lenz, P., Breger, M. 2004, IAU Symp. 224, p.786

Livio, M. 1997, IAUS, 180, 74

Livio, M., Soker, N. 1988, ApJ, 329, 764

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Mullan, D. J., & MacDonald, J. 2001, ApJ, 559, 353

Nomoto, K., Yamaska, H., Shigeyama, T., Kumagai, S., Tsujimoto, T. 1991, MPA Preprint 603

O'Brien, M.S. et al. 2001, ApJ, 563, 971

Ostriker, J.P. 1975, paper presented at IAU Symp. 73, The Structure and Evolution of Close Binary Systems

Paczyński, B. 1970, AcA, 20, 47

Paczyński, B. 1971, AcA., 21, 417

Paczyński, B. 1976, in The Structure and Evolution of Close Binary Systems, ed. P. Eggleton, S. Mitton, and J. Whelan (Dordrecht, Reidel), p. 75

Pollacco, D. L., Bell, S. A. 1993, MNRAS, 262, 377

Pollacco, D. L., Bell, S. A. 1994, MNRAS, 267, 452

Prialnik, D., Livio, M. 1985, MNRAS, 216, 37

Ritter, H. 1986, A&A, 169, 139

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Schönberner, D., Drilling, J.S. 1984, ApJ, 278, 702

Shklovsky, I.S. 1956, Astron. Zh., 33, 315

Spruit, H.C., Weiss, A. 1986, A&A, 166, 167

Stefanik, R. P., Latham, D. W., & Torres, G. 1999, in ASP Conf. Ser. 185, Precise Stellar Radial Velocities, ed. J. B. Hearnshaw & C. D. Scarfe (San Francisco: ASP), 354

Taam, R.E., Bodenheimer, P. 1989, ApJ, 337, 849

Taam, R.E., Bodenheimer, P. 1992, in X-Ray Binaries and Recycled Pulsars, ed. E.P.J. van den Heuvel and S.A. Rappaport (Dordrecht, Kluwer), p. 281

Tonry, J., Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511

Trumpler, R. J., & Weaver, H. F. 1953, Statistical Astronomy (New York: Dover)

Tutukov, A.V., Yungelson, L.R. 1979, AcA, 29, 666

Tutukov, A.V., Fedorova, A.V., Yungelson, L.R. 1982, Astron. Zh. Lett., 8, 198

Tutukov, A.V. et al. 1992, ApJ, 386, 197

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

van Buren, D. et al. 1980, ApJ, 242L, 105

Vanden Berg, D.A. et al. 1983, ApJ, 266, 747

Vassiliadis, E., Wood, P.R. 1994, ApJS, 92, 125

Walton, N.A. et al. 1993, A&A, 275, 256

Webbink, R.F. 1975, Ph.D. thesis, Univ. of Cambridge, Cambridge, England

Webbink, R.F. 1979, IAU Colloquium 53, White Dwarfs and Variable Degenerate Stars, ed. H. van Horn and V. Weidemann (Rochester: University of Rochester Press), p.246

Weidemann, V. 1987, A&A, 188, 74

Wilson, R..E., Devinney, E.J. 1971, ApJ, 166, 605

Wilson, R..E. 1993, in ASP Conf. Ser. 38, New Frontiers in Binary Star Research: ed. K.C. Ching Leung (San Francisco: ASP), p.91

Wood, P. 1992, in IAU Symp. 155, Planetary Nebulae, ed. S. Kwok & S.P. Pottash (Dordrecht: Reidel), 347

Yungelson, L.R., Tutukov, A.V., Livio, M. 1993, ApJ, 418, 794

ÖZGEÇMİŞ

I) ÖZLÜK BİLGİLERİ

Adı-Soyadı : Melike AFŞAR
Adres : Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir, 35100
Doğum Tarihi : 14.07.1974
Doğum Yeri : Cihanbeyli / KONYA
Cinsiyeti : Bayan
Uyruğu : T. C.
Medeni Hali : Bekar
Ünvanı : Araştırma Görevlisi
Yabancı Dili : İngilizce

II) ÖĞRENİM DURUMU

(Mezun olunan öğretim yıllarına göre)

1984 – 1985 : Datça İlkokulu, MUĞLA
1987 – 1988 : Özkonak Ortaokulu, NEVŞEHİR
1990 – 1991 : Halfeti Lisesi, ŞANLIURFA
1995 – 1996 : Lisans (Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri)
1996 – 1997 : Ege Üniversitesi, Yabancı Diller Bölümü, İngilizce Hazırlık
1999 – 2000 : Yüksek Lisans (Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astrofizik Bilim Dalı)

2000- ---- : Doktora–Tez Aşaması (Ege Üniversitesi Fen Bilimleri
Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı
Astrofizik Bilim Dalı)

III) BULUNDUĞU GÖREVLER

1999 – Bugün : Araştırma Görevlisi, E.Ü. Fen Fak., Astronom ve
Uzay Bilimleri Bölümü

BİLİMSEL FAALİYETLER

I) ARAŞTIRMA ALANI : Astrofizik, Yıldız Evrimi, Gezegenimsi
Bulutsu Çekirdeklerindeki Çift Yıldızlar, Değişen Yıldızlar, Manyetik Aktivite,
Fotoelektrik Fotometri, CCD Fotometri, Tayf Analizi

II) UYGULAMA OLARAK GİRİLEN DERSLER:

1999 – 2000 Astrofizik I
1999 – 2000 Işıkkölçüm
1999 – 2000 Yıldız Evrimi
2000 – 2001 Yıldız Evrimi
2001 – 2002 Astronomiye Giriş I
2001 – 2002 Küresel Astronomi
2001 – 2002 Kümeler ve Oymaklar
2001 – 2002 Görsel Bölge Dışı Astronomi
2001 – 2002 Astronomiye Giriş II
2001 – 2002 Astronomi Gözlem Araç ve Yöntemleri
2002 – 2003 Yıldız İç Yapısı ve Evrimi

2002 – 2003 Yıldız Atmosferleri

2004 – 2005 Yıldızlararası Madde

2004 – 2005 Yıldız Aktivitesi

2005 – 2006 Gök Mekaniği

05/2003-01/2005 Doktora öğrencisi-Araştırma Görevlisi. Space Telescope Science Institute. Baltimore, MD, USA.

** 1999, 2000, 2001 ve 2002 yıllarında EÜ Gözlemevi'nde düzenlenen “Amatör Astronomlar Yaz Okulu”nda verilen “Güneş Sistemi” ve “Derin Uzay Cisimleri” konulu dersler.

** 2006 yılında EÜ Gözlemevi'nde düzenlenen “Amatör Astronomlar Yaz Okulu”nda verilen “Yıldız Kalıntıları” konulu ders.

III) YÜKSEK LİSANS

Gezegensimsi Bulutsu Çekirdeklerindeki Çift Yıldızlar, 2000, Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Bornova-İZMİR, Danışman: Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU

IV) DOKTORA

2000 Yılı Güz Yarıyılında Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astrofizik Bilim Dalında Doktora öğrenimine başlamış olup tez savunma aşamasındadır.

V) YAYINLAR**a) YURTDIŐI YAYINLAR**

- 1) **Afşar, M.**, Bond, H. E. “*Young stellar cluster surrounding the peculiar explosive variable V838 Monocerotis*”, 2006, AJ, basımda
- 2) Bond, H.E., **Afsar, M.** “*A young open cluster surrounding V838 Mon*” 2006, ASPC, basımda
- 3) **Afşar, M.**, Bond, H. E. “*Radial Velocity Survey Results for Binary Nuclei of Southern Planetary Nebulae*”, 2006, hazırlık aşamasında
- 4) **Afşar, M.**, İbanoğlu, C., 2006, “*Results of the first two color photometry of the binary planetary nebula nuclei systems: UU Sge and V477 Lyr*”, 2006, hazırlık aşamasında
- 5) **Afşar, M.**, Bond, H.E. “*Radial-Velocity Survey of Central Stars of Southern Planetary Nebulae*”, 2005, MmSAI, 76, 608
- 6) **Afşar, M.**, Heckert,P.A., İbanoğlu, C., “*Long-term luminosity variations and period changes in CG Cygni*”, 2004, A&A, 420, 595
- 7) Bond, H. E., **Afşar, M.**, “*Searching for Spectroscopic Binary Nuclei of Southern Planetary Nebulae*”, 2004, AAS, 20516506
- 8) **Afşar, M.**, İbanoğlu, C., “*Photometric Observations of the Binary Nuclei of Three Abell Planetary Nebulae*”, 2004, ASPC, 313, 525

- 9) E.R. Pekünlü, Z. Bozkurt, **M. Afşar**, E. Soyduğan and F. Soyduğan, “*Alfven Waves in the Inner Polar Coronal Hole*”, 2002, MNRAS, 336, 1195
- 10) **M. Afşar** and C. İbanoğlu, “*Broad Band Photometry of CG Cygni*”, 2000, IBVS, 4979
- 11) **M. Afşar** and C. İbanoğlu, “*Three-Colour Photometry of IN Comae*”, 2000, IBVS, 4980

b) YURTIÇİ YAYINLAR

- 1) **M. Afşar**, C. İbanoğlu, “*CG Cygni'nin Uzun Dönemli Parlaklık ve Dönem Değişimi*”, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri, Eylül 2002, sf. 166-171
- 2) Pekünlü, E. R., Bozkurt, Z., **Afşar, M.**, Soyduğan, E., Soyduğan, F., “*Güneştaçında Alfven Dalgaları*”, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri, Eylül 2002, sf. 57-62
- 3) **M. Afşar**, C. İbanoğlu, Ö. L. Değirmenci, Ö. Çakırlı, TURKEY, “*CG Cygni Örtün Çift Yıldızında dönem Değişimi*”, Stellar Activity and Variability, Workshop, Çanakkale 2000, sf. 122
- 4) **M. Afşar**, C. İbanoğlu, “*Gezegensimsi Bulutsu Çekirdeğinde Bir Çift Yıldız : IN Comae*”, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri, Mayıs 2001, sf. 155

- 5) **M. Afşar**, C. İbanoğlu, “*CG Cygni Örten Çift Yıldızında Dönem Değişimi*”, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri, Mayıs 2001, sf. 107

VI) BİLDİRİLER

- 1) **Afşar, M.**, Bond, H.E. “*A young open cluster surrounding V838 Mon*” 2006, ASP Conf., The Nature of V838 Mon and its Light Echo, La Palma, Spain
- 2) **Afşar, M.**, Bond, H.E. “*Radial-Velocity Survey of Central Stars of Southern Planetary Nebulae*” 2005, Stellar End Products, Instituto de Astrofísica de Andalucía - CSIC, Granada, Spain
- 3) Bond, H.E., **Afşar, M.** “*Searching for Spectroscopic Binary Nuclei of Southern Planetary Nebulae*” 2004, American Astronomical Society Meeting 205, USA
- 4) **Afşar, M.**, İbanoğlu, C. “*Photometric Observations of the Binary Nuclei of Three Abell Planetary Nebulae*” (Poster) 2003, ASP Conf. Ser., Asymmetrical Planetary Nebulae III: Winds, Structure and the Thunderbird, Mt. Rainer, Washington, USA
- 5) **M. Afşar**, C. İbanoğlu, “*CG Cygni'nin Uzun Dönemli Parlaklık ve Dönem Değişimi*” 2002, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya

- 6) E.R. Pekünlü, Z. Bozkurt, **M. Afşar**, E. Soyduğan, F. Soyduğan, “*Güneştaçında Alfvén Dalgaları*” 2002, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya
- 7) **M. Afşar**, C. İbanoğlu, Ö. L. Değirmenci, Ö. Çakırlı, “*CG Cygni Örtlen Çift Yıldızında dönem Değişimi*” 2000, Stellar Activity and Variability, Workshop, Çanakkale, TURKEY
- 8) M. Afşar, C. İbanoğlu, “*Gezegenimsi Bulutsu Çekirdeğinde Bir Çift Yıldız : IN Comae*” 2000, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı, Ege Üniversitesi, İzmir
- 9) M. Afşar, C. İbanoğlu, “*CG Cygni Örtlen Çift Yıldızında Dönem Değişimi*” 2000, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı, Ege Üniversitesi, İzmir

VII) PROJELER

- 1) “*Gezegenimsi Bulutsu Çekirdeği Olan Örtlen Çift Yıldızlar*”. E.Ü. Rektörlüğü Araştırma Fon Başkanlığı, **Proje No:** 2002/FEN/004
- 2) “*Yeni Bulunan Çift Yıldızların Fotometrik Gözlemleri*”. E.Ü. Rektörlüğü Araştırma Fon Başkanlığı, **Proje No:** 2001/FEN/062
- 3) “*Gezegenimsi Bulutsu Çekirdeklerindeki Çift Yıldızlar*”. E.Ü. Rektörlüğü Araştırma Fon Başkanlığı, **Proje No:** 98/FEN/053

VIII) VERDİĞİ SEMİNERLER

- 1) “Gezegeimsi Bulutsu Çekirdeklerindeki Çift Yıldızlar” , 02.1999
- 2) “Aktif Örtün Çift CG Cygni’de Dönem Değişimi” , 12.1999
- 3) “Shear Alfven Waves in the Inner Polar Coronal Hole” , 06.2001
- 4) “Gezegeimsi Bulutsuların Yıldız Evrimindeki Yeri ve Önemi”, 05.2002
- 5) “Güney Yarıküre’deki Gezegeimsi Bulutsu Çekirdeklerine İlişkin Dikine Hız Ölçümleri”, 04.2005
- 6) “V838 Monocerotis Sistemi Etrafındaki Açık Yıldız Kümesi”, 05.2006

IX) KATILDIĞI YAZ OKULU, WORKSHOP ve TOPLANTILAR :

- 1) CCD Yaz Okulu, 24 Haziran – 6 Temmuz 2001, Akdeniz Üniversitesi, Antalya
- 2) **Ulusal Toplantılar :**
 - a. XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, Akdeniz Üniversitesi, Antalya, 2002
 - b. XII. Ulusal Astronomi Toplantısı, Ege Üniversitesi, İzmir, 2000
 - c. XI. Ulusal Astronomi Toplantısı, Fırat Üniversitesi, Elazığ, 1999
- 3) **Uluslararası Toplantılar :**
 - a. Stellar End Products, Instituto de Astrofísica de Andalucía - CSIC, Workshop, 2005, Granada, Spain.
 - b. Asymmetrical Planetary Nebulae III: Winds, Structure and the Thunderbird, ASP Conf. Ser., 2003, Mt. Rainier, Washington, USA

- c. New Directions for Close Binary Studies "The Royal Road to the Stars", Workshop, 2002, Canakkale, Turkey
- d. Stellar Activity and Variability, Workshop, 2000, Canakkale, Turkey
- e. Variable Stars As Important Astrophysical Tools, NATO - ASI meeting, 1998, Izmir, Turkey
- f. Magnetic Activities in Cool Stars, Workshop, 1998, Izmir, Turkey

X) KAZANDIĞI BURSLAR VE ÖDÜLLER

- 1) 1997 – 1999 **TÜBİTAK-BAYG** Yurt İçi Lisansüstü Burs Programı, Yüksek Lisans Bursu
- 2) 2000 – 2004 **TÜBİTAK-BAYG** Yurt İçi-Yurt Dışı Bütünleştirilmiş Doktora Bursu
- 3) 05/2003 - 01/2005 **Space Telescope Science Institute**, Baltimore, MD, USA - Exchange Visitor (**TÜBİTAK-BAYG** Yurt İçi-Yurt Dışı Bütünleştirilmiş Doktora Bursu kapsamında)
- 4) TUBİTAK Yayın teşvikleri
- 5) Ege Üniversitesi Bilim Teknoloji Araştırma ve Uygulama Merkezi, Bilimsel Eğitime Destek Programı, Uluslararası Toplantı Katılım Desteği

X) YABANCI DİL

- 1) 1996-1997 Eğitim Yılında Ege Üniversitesi Yabancı Diller Bölümünde İngilizce Hazırlık Programını tamamladı
- 2) 2006 Mart döneminde yapılan ÜDS İngilizce yabancı dil sınavından 72.5 puan aldı.

XII) BİLGİSAYAR BİLGİSİ :

- 6) UNIX, LINUX, IRAF ve IDL programlarının kullanımının yanısıra Solaris, Mac ve Windows sistemleri ile Microsoft Ofis ve LaTeX yazım araçlarının kullanımına hakimiyet.