

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
(YÜKSEK LİSANS TEZİ)

96694

GEZEĞENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEKLERİNDEKİ
ÇİFT YILDIZLAR

Melike AFŞAR

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Bilim Dalı Kodu : 402.02.01

Sunuş Tarihi : 25.08.2000

96694

Tez Danışmanı : Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU

Bornova - İZMİR

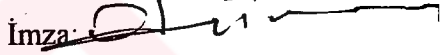
III

Sayın **Melike AFŞAR** tarafından YÜKSEK LİSANS TEZİ olarak sunulan “**Gezegenimsi Bulutsu Çekirdeklerindeki Çift Yıldızlar**” adlı bu çalışma “Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği” nin 12 nci madde (c) ve (d) bentleri ve Enstitü yönergesinin ilgili hükümleri dikkate alınarak tarafımızdan değerlendirilmiş olup yapılan sözlü sınavda aday oy birliği ile başarılı bulunmuştur. Bu nedenle Melike AFŞAR’ın sunduğu metnin yüksek lisans tezi olarak kabulüne oy birliği ile karar verilmiştir.

Jüri Başkanı ; Prof. Dr. Cafer İbanoğlu

İmza: 

Üye ; Yrd.Doç.Dr. Ö.Lütfi Değirmenci

İmza: 

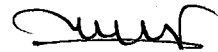
Üye ; Prof.Dr. Mehmet Terziler

İmza: 

Bu tezin kabulü, Fen Bilimleri Enstitüsü Yönetim Kurulu’nun

28.8.2000 gün ve 34-27 sayılı kararı ile

onaylanmıştır.


Dr Süleyman BORUZANLI
Enstitü Sekreteri


Prof.Dr. Aladdin TAYSUN
Modör

V

ÖZET

GEZEĞENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEKLERİNDEKİ ÇİFT YILDIZLAR

AFŞAR, Melike

Yüksek Lisans Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Tez Yöneticisi : Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU

Ağustos 2000, 71 sayfa

Bu tezde, ortak zarf olayının en dolaysız gözlemsel kanıtı olan çift çekirdekli gezegenimsi bulutsuların oluşumu, değişik başlangıç kütleli sistemler için incelenmiştir.

LoTr 5 gezegenimsi bulutsusunun çekirdeği olan IN Comae çift sisteminin fotoelektrik gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 9, 13, 14, 22, 23, 24, 25 Mart, 14 Nisan ve 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10, 12 Mayıs 2000 tarihlerinde yapılmış ve elde edilen sonuçlar sunulmuştur.

Anahtar Sözcükler: Çift çekirdek, gezegenimsi bulutsu, ortak zarf.

VII

ABSTRACT

BINARY STARS in PLANETARY NEBULA NUCLEI

AFSAR, Melike

MSc in, Astronomy and Space Science Department

Supervisor: Prof. Dr. Cafer IBANOGLU

August 2000, 71 pages

In this thesis, the formation of the planetary nebulae with binary nucleus, which is the most direct observational evidence for common envelope events has been studied for systems with different initial mass.

Photoelectric observations of the IN Comae which is the binary nuclei of the LoTr 5 planetary nebula have been carried out at the Ege University Observatory on 9, 13, 14, 22, 23, 24, 25 March, 14 April and 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10, 12 May 2000. All of the photometric observations including ours have been reanalyzed and presented.

Key Words: Binary nuclei, planetary nebula, common envelope.

IX

TEŞEKKÜR

Bu çalışmanın seçiminde ve her aşamasında bana yardımcı olan danışmanım Sayın Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU'na ve gözlemlerin yapılması sırasında yardımlarını gördüğüm Sayın Araş. Gör. Ahmet DEVLEN, Araş. Gör. Ömür ÇAKIRLI ve Araş. Gör. Zeynep BOZKURT'a çok teşekkür ederim.

Yurtiçi Yüksek Lisans Bursu için TÜBİTAK'a ve bursu almamı sağlayan tez danışmanıma ayrıca teşekkür ederim.

Tüm çalışma boyunca maddi ve manevi desteğini esirgemeyen aileme teşekkürü bir borç bilirim.

XI

İÇİNDEKİLER

	<u>Sayfa</u>
ÖZET.....	V
ABSTRACT.....	VII
TEŞEKKÜR.....	IX
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	XIII
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	XV
1. GİRİŞ.....	1
2. ÇİFT YILDIZ EVRİMİNDE ORTAK ZARF.....	6
2.1 CE Evriminin Nedenleri, Sonuçları ve Örnekleri.....	9
2.1.1 Roche Lob Evrimi, Kütle Aktarımı ve Kütle Toplanması için Zaman Ölçekleri.....	9
2.1.2 CE Evresinin Bitmesi ve Kalıntıların Doğası.....	15
3. CE EVRESİNİN FİZİĞİ.....	29
3.1 Enerjinin Dağılımı.....	29
3.2 Zarfın Hızlanması (Spin-up), Enerji Aktarımının Etkinliği ve Çift Çekirdeğin Oluşumu.....	32
4. LoTr 5 GEZEĞENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEĞİ : IN COMAE	41
5. GÖZLEMLER.....	48
6. ÖZET ve SONUÇLAR.....	61
KAYNAKLAR DİZİNİ.....	63

İÇİNDEKİLER (devam)

Sayfa

ÖZGEÇMİŞ.....70



XIII

ŞEKİLLER DİZİNİ

<u>Sekil</u>	<u>Sayfa</u>
2.1 Dairesel yörüngeye sahip iki nokta kütle içeren bir çift sistemin yörünge düzlemindeki eşpotansiyelleri.....	7
2.2 Bir yakın çift sisteminde, kütle kaybeden bileşenin CE olayı öncesi ve sonrasındaki evrim yolları.....	19
2.3 Başlangıç kütlesi $5 M_{\odot}$ olan ve yozlaşmamış He çekirdeğinde helyumu tutuşturmadan hemen önce Roche lobunu dolduran bir modelin evrim yolu.....	21
2.4 Başlangıç kütlesi $4 M_{\odot}$ olan ve Roche lobunu, merkezindeki helyumu tükettikten sonra (ısısal atma evresi başlamadan önce) EAGB evresi boyunca dolduran bir modelin evrim yolları.....	25
2.5 Başlangıç kütlesi $4 M_{\odot}$ olan ve CE olayını EAGB yıldızıyken başlatan modelin kalıntılarına ilişkin özellikler.....	25
2.6 Küçük ve orta kütleli tek yıldızların farklı evrim aşamaları boyunca, yarıçaplarının kütlenin fonksiyonu olarak gösterimi.....	26
2.7 Etkileşen çift sistemlerin bileşenleri olan yozlaşmış cücelerin kütleleri ve kimyasal karışımları	27
3.1 Spiralling-in süreci boyunca yörünge düzleminde oluşan hız alanı. Merkezdeki + işareti devin çekirdeğini, + işaretine yakın uzun oklar da ikinci bileşenin konumunu göstermektedir.....	36

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.2 Varsayılan iki α_{CE} değeri ve kütle oranlarındaki düzgün bir başlangıç dağılımı için yakın çift PNNi'lerinin yörünge dönemine göre dağılımı.....	37
3.3 Gözlenen çift PNNi'lerinin yörünge dönemine göre dağılımı.....	38
5.1 Mukayese ve denet yıldızlarının 14 Mart 2000 gecesinde B rengi için elde edilen parlaklık farkları.....	49
5.2 IN Com'un B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen Mart-2000 ışık eğrileri.....	50
5.3 IN Com'un B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen Mayıs-2000 ışık eğrileri.....	51
5.4 IN Com'un 14 Mart 2000 gecesinde B renginde elde edilen gecelik parlaklık değişimi.	53
5.5 Ortalama noktalarına göre B, V ve R renklerinde elde edilen Mart 2000 ışık eğrileri.....	54
5.6 Ortalama noktalarına göre B, V ve R renklerinde elde edilen Mayıs 2000 ışık eğrileri.....	55
5.7 IN Com'un Mart 2000'de elde edilen diferansiyel renk değişimleri.....	57
5.8 IN Com'un Mayıs 2000'de elde edilen diferansiyel renk değişimleri.....	58
5.9 IN Com'un V rengindeki ortalama parlaklık değişimi. ♦ sembolü ile gösterilen nokta, Jasiewicz ve ark. (1996) tarafından ortaband y süzgecinde elde edilmiş noktaların ortalamasıdır.....	60

XV

ÇİZELGELER DİZİNİ

<u>Çizelge</u>	<u>Sayfa</u>
1.1 $P < 1$ gün olan Gezegenimsi Bulutsu Çift Çekirdekleri.....	1
1.2 Gezegenimsi Bulutsu Çift Çekirdekleri.....	2
1.3 Çift Çekirdekli Gezegenimsi Bulutsuların Uzaklıkları ve Diğer Özellikleri.....	3
3.1 Ortak-zarf evriminin sonucu.....	40
5.1 Gözlem Yıldızlarına İlişkin Veriler.....	48

1. GİRİŞ

Bilim insanları, yirmi yılı aşkın bir süredir yakın çift yıldız bulmak amacıyla, gezegenimsi bulutsu çekirdeklerini (PNNs- Planetary Nebula Nuclei) fotometrik olarak incelemektedirler. Bu bilim insanlarından Bond ve Grauer (1987), PNNs üzerine yaptıkları bir çalışmada, yaklaşık 100 gezegenimsi bulutsu çekirdeğini fotometrik olarak incelemiş ve bunlardan 6 tanesinin dönemleri 1 günden az olmak üzere fotometrik olarak değişim gösteren çift sistemler olduğunu bulmuşlardır. Çizelge 1.1 de bu çift yıldızlara ilişkin dönem ve gösterdikleri fotometrik değişimin nedeni verilmektedir. Bu çalışmada gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinin yaklaşık %10'unun dönemi 1 günden kısa olan yakın çift yıldızlar olduğu bulunmuştur. Çalışılmış olan diğer PN çekirdeklerinin bazılarında da çift yıldız olma olasılığı taşıyan değişimler gözlenmiş fakat gerek gözlem koşulları gerekse gözlem zamanlarının yetersizliği nedeniyle bu değişimler tam olarak tespit edilememiştir.

Çizelge 1.1

P < 1 gün olan Gezegenimsi Bulutsu Çift Çekirdekleri

Gezegenimsi Bulutsu	Çekirdekteki Çift Yıldız	Dönem	Fotometrik Değişim Nedeni
Abell 41	MT Ser	2 ^h 43 ^m	Yansıma
DS 1	LSS 2018	8 ^h 34 ^m	Yansıma
Abell 63	UU Sge	11 ^h 10 ^m	Tutulma
Abell 46	V477 Lyr	11 ^h 19 ^m	Tutulma
HFG 1	V664 Cas	13 ^h 57 ^m	Yansıma
Kohoutek 1-2	VW Pyx	16 ^h 05 ^m	Yansıma

1993’de kataklismik öncesi yakın bir çift sistem olan BE UMa’nın çevresindeki bulutsunun fark edilmesiyle bu sistemlere yeni bir üye daha katılmıştır. Bond’un (2000) yakın çift çekirdekli gezegenimsi bulutsuların yapılarını incelemek amacıyla yaptığı çalışmayla bu sistemlerin sayısı 16’ya çıkmıştır (Çizelge 1.2).

Çizelge 1.2

Gezegenimsi Bulutsu Çift Çekirdekleri

Gezegenimsi Bulutsu	Çekirdekteki Çift Yıldız	Yörünge Dönemi (gün)
A41	MT Ser	0.113
DS1	LSS 2018	0.357
Hf 2-2	(MACHO var.)	0.399
A63	UU Sge	0.465
A46	V477 Lyr	0.472
HFG 1	V664 Cas	0.582
K1-2	VW Pyx	0.676
A65	-----	1.00
HtTr 4	-----	1.74
(Tweedy 1)	BE UMa	2.29
Su Wt 2	-----	2.45
Sp 1	-----	2.91
NGC 2346	V651 Mon	15.99
A35	LW Hya	-----
LoTr 1	-----	-----
LoTr 5	IN Com	5.913

1999’da, Ciardullo ve Bond’un da içinde yer aldığı bir grup bilim adamı, Hubble Uzay Teleskopu ile 113 gezegenimsi bulutsuyu (PNe-Planetary Nebulae) “snapshot” yöntemiyle incelemiştir. Bu yöntemle elde edilen görüntülerin analizi

sonucunda 3 tanesi şüpheli olmak üzere toplam 19 tane yeni çift PNNs daha bulunmuştur. Çizelge 1.3’de bu yeni sistemlere ilişkin özellikler verilmektedir.

Çizelge 1.3

Çift Çekirdekli Gezegenimsi Bulutsuların Uzaklıkları ve Diğer Özellikleri

Adı	E(B-V)	(m-M) ₀	Uzaklık (kpc)	Ayrıklık (AU)	Çap (pc)	M _v
Çok olası bileşenler :						
A31	0.000	<8.24	<0.44	<115	<2.09	>7.29
A33	0.000	10.32	1.16	2110	1.52	5.71
K1-14	0.050	12.39	3.00	1080	0.68	3.66
K1-22	0.076	10.63	1.33	470	1.16	5.96
K1-27	0.052	8.35	0.47	260	0.10	7.61
Mz 2	0.654	11.67	2.16	600	0.24	4.54
NGC 1535	0.061	11.81	2.31	2400	0.23	0.10
NGC 3132	0.143	9.42	0.77	1310	0.11	5.87
NGC 7008	0.457	7.84	0.37	160	0.15	4.56
Sp 3	0.159	11.88	2.38	740	0.41	0.80
Olası Bileşenler :						
A7	0.049	<15.52	<12.70	<11520	<46.8	>-0.10
A30	0.092	11.52	2.02	10580	1.24	2.57
A63	0.488	10.43	1.22	3440	0.24	3.20
IC 4637	0.701	8.50	0.50	1210	0.05	1.94
NGC 2392	0.162	<14.03	<6.41	<16970	<0.61	>-3.93
NGC 2610	0.053	<17.54	<32.18	<19630	<5.93	>-1.74
Şüpheli Bileşenler :						
A24	0.014	11.88	2.38	7920	4.1	5.55
NGC 650-	0.155	13.07	4.12	5520	1.34	3.99
				5970		
PuWe 1	0.130	7.47	0.31	1620	1.82	7.77
	0.130	6.89	0.24	1300	1.39	8.35

Bu tür cisimlerin keşfedilmesindeki önemi şu şekilde özetleyebiliriz:

a) Yakın çift PNNs'i, Paczynski (1976) tarafından sıkışık çift sistemlerin (kataklismik değişenler gibi) kaynağını açıklamak için ileri sürülen senaryonun anahtarıdır. Böyle sistemlerdeki sıkışık cisimler, sadece çift sistemlerin yörüngelerinden çok daha büyük boyutlara sahip olan kırmızı devlerin çekirdekleri olarak oluşabilir. Paczynski'nin senaryosu büyük kütleli olan bileşenin önce kırmızı dev boyutlarına ulaşmasını sonra da anakol yıldızı olan bileşenini içine almasını gerektirir. Ortak bir zarf içinde kalan sistemde ikinci bileşen, her iki yıldızın da ortak kütle merkezi çevresinde yaptıkları spiral hareketiyle kırmızı devin çekirdeğine doğru yaklaşır, yaklaştıkça yörünge dönemi kısalır, sistem hızlanır ve sonunda ortak zarf atılır. Bu tür bir etkileşim başlangıçta uzak olan bir çifti, iyonize bir bulutsuyla sarılmış kırmızı devin sıcak çekirdeği ve bir anakol yıldızını içeren yakın bir çifte dönüştürebilir.

b) Gezegenimsi bulutsuların kaynağı genellikle tek bir asimtotik dev kolu yıldızında meydana gelen hızlı kütle kaybı veya "süper rüzgar" olaylarına (cf. Schönberner 1983) bağlı olarak tartışılmıştır. Paczynski tarafından tanımlanan çift yıldız ekileşimleri bu gibi son derece büyük kütle kayıplarının nedenleri için bir mekanizma sağlayabilir. Bu yüzden PNNs'nin ne kadarlık bir kesrinin yakın çiftler olduğunu bilmek önemli bir duruma gelmiştir.

c) Yakın çift PNNs'nin bulunması, merkez yıldızları ve bileşenlerinin temel özelliklerini (kütleler, yarıçaplar ve etkin sıcaklıklar gibi) tanımlamada ve aşağı-anakol yıldızları (lower-main sequence stars) üzerindeki aydınlanma (irradiation) etkisinin çalışılmasında eşsiz bir yarar sağlayacaktır.

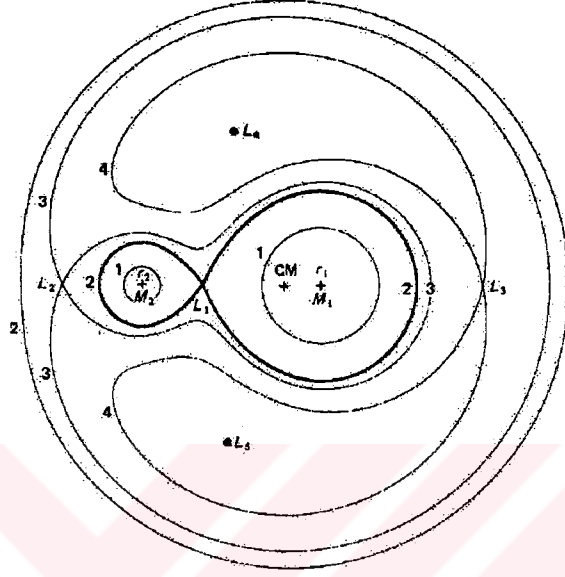
Bu tezde, çift yıldız evriminin en önemli basamaklarından olan CE evresinin oluşumu değişik başlangıç kütleli sistemler için incelenmiş ve bu çift sistemlerin nasıl gezegenimsi bulutsu çekirdeği durumuna geldiği araştırılmıştır. Ayrıca LoTr 5 gezegenimsi bulutsusunun (Longmore and Tritton, 1980) çekirdeği olan IN Com çift yıldızının Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik gözlemleri sonucunda elde edilen veriler incelenmiş ve bulunan sonuçlar sunulmuştur.



2. ÇİFT YILDIZ EVRİMİNDE ORTAK ZARF

Bir çift sistemde, M_1 ve M_2 kütleli iki yıldız ortak kütle merkezi çevresinde dönemli olarak dolanırlar. Roche yaklaşımında, yörüngenin dairesel olduğu ve çekim alanının iki 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 çekimi potansiyel üzerinde etkindir ve yüzeyler hemen hemen küreseldir. Yıldızın merkezinden uzaklaştıkça bileşenin gel-git (tidal) etkisi ve merkezkaç kuvveti merkezler doğrusu boyunca bir uzanıma neden olur. Çift evrimi açısından en önemli eşpotansiyel yüzeyi “sekiz 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 -Lagrangian” noktasından bileşenine kütle aktarmaya başlar.

Aktarım oranı yeterince hızlıysa, bileşen dış katmanlarına gelen ve kendisini sıcak bir battaniye gibi saran maddeyi toplayamaz. Bunun sonucu olarak sıcak battaniye bileşenin Roche Lob’undan taşmaya başlar. Bu noktada durumu Roche Lob’unun yapısına göre tanımlamanın bir anlamı yoktur. Yerine, kütle merkezi çevresinde dolanan iki bileşenle kaynaşan bir “Ortak Zarf (CE-Common Envelope)” tanımı 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 2.1 Dairesel yörüngeye sahip iki nokta kütle içeren bir çift sistemin yörünge düzlemindeki eşpotansiyelleri. Kütle oranı $q=M_2/M_1=0.25$ kabul edilmiştir.

Bileşen yıldızlar ve CE arasındaki hız farklılıkları, açısal momentumu yıldızların yörüngesinden CE'ye aktaran sürüklenme (drag forces) kuvvetlerini doğurur. Böylece, bileşenler birbirlerine yaklaşmaları için 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.

CE evresi çift evriminin en az anlaşılan basamaklarından birisidir. Oysa, en azından bir tane sıkışık yıldız içeren kısa dönemli (P_{orb} yörünge dönemi birkaç günden daha az olan) çiftlerin evriminde CE oluşumunun çok önemli bir yeri vardır. Bu tür çift sistemlere verilebilecek en güzel örnekler, sıkışık yıldızın bir nötron yıldızı olduğu kısa dönemli, düşük kütleli X-ışın çiftleri, radyo pulsar çiftleri, sıkışık yıldızın bir beyaz cüce olduğu kataklismik değişenler ve V471 Tau benzeri beyaz cüce/kırmızı cüce çiftleridir. CE evresinin bu çiftlerin geçmişinde meydana gelmiş olması sonucu kaçınılmazdır. Bu tür sistemlerde önemli ölçüde yörünge büzülmesinin meydana geldiğini anlayabilmek için şu örneğe bakabiliriz: Kataklismik değişenler (CVs=Cataclysmic Variables), yörünge dönemleri birkaç saat dolayında olan ve üzerine madde toplayan bir beyaz cüce (WD-White Dwarf) ile düşük kütleli bir anakol yıldızı içeren çift sistemlerdir. Bu sistemlerdeki 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-Asymptotic Giant Branch) 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.

İlk CE kavramı, kataklismik değişenlerle ilgili olarak Paczyński (1976), bir nötron yıldızı içeren büyük kütleli çiftlerle ilgili olarak da Ostriker (1975) tarafından önerilmiştir.

Yukarıda sözü edilen kataklismik değişenler gibi, post-CE (ortak zarf evresini geçirmiş) yakın çiftlerin çoğu CE evresinden sonra gravitasyonel ışınlım, açısal momentum kayıpları, manyetik rüzgar frenlemesi veya kütle aktarımlarından dolayı önemli bir yörünge evrimi geçirmiş çok yaşlı sistemlerdir. Sistemlerin yaşlı olması, bu tür sistemlerde CE evresinin hemen sonunda neler olduğunun anlaşılmasını zorlaştırır. Bu yüzden, CE evresinin en dolaysız gözlemsel kanıtı olan gezegenimsi bulutsuların yakın çift çekirdekleri, bu evrenin sonuna ilişkin her çeşit kuramsal çalışmaları test etmek için ideal sistemlerdir.

2.1 CE Evriminin Nedenleri, Sonuçları ve Örnekleri

2.1.1 Roche Lob Evrimi, Kütle Aktarımı ve Kütle

Toplanması için Zaman Ölçekleri

Tek yıldız evrim teorisinin sonuçları, CE oluşturulması durumundaki aşamaları sınıflandırmak ve her iki bileşenin CE evresi sonundaki durumlarını tanımlayabilmek için kullanılabilir. Yani, bir CE evresinden önceki ve sonraki pek çok durumda her iki bileşen de tek yıldız modeline yaklaştırılabilir. Bu modellerdeki zaman ölçekleri, iç yapılarında zamanla meydana gelen

değişimlere, kütle toplanması ve kütle kayıplarına gibi genel özelliklerine bağlı olarak değişir.

Bir yıldız Roche lobunu doldurmaya zorlayan ve CE evresini başlatan en az 3 mekanizma vardır. En açık ve en sık karşılaşılan mekanizma yıldızın merkezinde nükleer yakıtını tüketmesiyle birlikte zarfın şişmesidir. Yakın bir bileşenin yokluğunda, merkezde yakıt tüketimini geçirmiş bir yıldız dev boyutlarına doğru genişler ve ısısal zaman ölçeği; $\tau_{\text{therm}} \sim GM^2 / RL$, şeklinde ifade edilir. M devin kütlesi, R yarıçapı, L 'de ışımasıdır. Genişleyen bileşenin Roche lobu, tek yıldız gibi davrandığında erişebileceği dev yarıçapından daha küçük etkin yarıçapa sahipse, en azından bir dev için gerekli τ_{therm} ısısal zaman ölçeği kadar kısa bir zaman ölçeğinde kütle aktarımı meydana gelmelidir. CE evresinin ortaya çıkıp çıkmaması kütle aktarımı başlangıcındaki kütle oranına, madde alan bileşenin verici bileşenden daha az ya da daha fazla evrimleşmiş olmasına ve verici bileşenin konveksiyon bölgesinin kütle aktarımının başlangıcındaki derinliğine (yüzeyden olan) bağlıdır.

Örneğin, verici bileşen çok derin bir konvektif zarf geliştirmişse yarıçapı kütle kaybına karşılık genişlemeye kalkışacak ve kütle aktarımı için gerekli zaman ölçeği bir dev zarfın ısısal zaman ölçeğinden oldukça küçük olacaktır (Paczynski 1971a). Bu durumda, bileşen bir anakol yıldızı ve kütlesi de verici bileşenin başlangıç kütlesiyle karşılaştırılabilir şekilde olsa bile, kütledeki artışı yeniden düzenleyebilecek τ_{readj} zaman ölçeği, kütle aktarım zaman ölçeğinden yeterince büyük olacaktır. Toplanan madde, bileşenin Roche lobu dolduruluncaya kadar büyüyen sıcak bir battaniye içinde biriktirilecektir. Bu noktada artık bir CE'ın

varlığından söz edilebilir. Başlangıçtaki $q = M_d$ (verici bileşenin kütlesi) / M_a (alıcı bileşenin kütlesi) oranı ile zaman ölçekleri arasındaki farkın daha büyük olması bir CE evresinin gelişmesi için daha uygundur. Eğer alıcı bileşen, verici bileşene göre daha fazla evrimleşmişse, çok daha sıkışık, aynı kütledeki bir anakol yıldızına göre çok daha az ısıtmalı ve daha büyük τ_{readj} zaman ölçeğine sahip olmalıdır. Verici bileşen Roche lobunu doldurduğunda gerçek dev boyutlarına ulaşmamış olsa bile, özellikle $q \gtrsim 0.8$ oranında ise bir CE oluşmalıdır.

$q \gtrsim 0.8$ olduğunda, Roche lob boyutunun yörünge parametrelerine de bağlılığından başlangıç kütle aktarım oranı daha büyük olmalıdır. Bunu göstermek için, (1) dairesel bir yörünge varsayımıyla, (2) verici bileşenin Roche lob yarıçapı R_L , yörüngenin yarıbüyük eksenini A ve yıldız kütleleri arasında

$$R_L \approx 0.52 \left(\frac{M_d}{M_{\text{tot}}} \right)^{0.44} A \quad (2.2)$$

şeklinde bir ilişki yazabiliriz (Iben ve Tutukov 1984a). $M_{\text{tot}} = M_a + M_d$, alıcı ve verici bileşenlerin kütleleri toplamıdır. (3) $dM_a = -f \times dM_d$, dM_a ve dM_d alıcı ve verici bileşenlerin kütlelerindeki değişim miktarı olmak üzere $f \leq 1$ olan bir sayıdır. Buradan;

$$d \ln R_L \sim 2 \times \left| dM_d / M_d \right| \left[0.78 - q \left(f - \frac{f-1}{1+q} \right) \right] + 2 \times d \ln J_{\text{orb}} \quad (2.3)$$

yazılabilir (Iben ve Livio 1993). $d \ln J_{orb} (\leq 0)$, yörüngenin açısal momentumundaki logaritmik değişimdir. Sistemin kütlesi korunursa ($f = 1$), $q > 0.78$ olduğunda kütle aktarımının sonucu olarak R_L 'nin azalacağı açıktır. Verici bileşen sadece yüzeysel bir konvektif zarfa sahip olsa bile, yeterince büyük q değerlerinin alınmasıyla, Roche lob yarıçapı verici bileşenin yarıçapından daha hızlı büzülür ve kaçak kütle aktarımı meydana gelir.

Roche lobunun dolmasını sağlayan bir başka yol da yörünge büzülmesidir. Yörünge büzülmesi, manyetik yıldız rüzgarı (MSW = Magnetic Stellar Wind) ya da çekimsel dalga ışıınımı (GWR = Gravitational Wave Radiation) nedeniyle kaybedilen yörünge açısal momentumundan ileri gelir. Bu mekanizmalar;

- (1) en azından bileşenlerden birisinin yıldız rüzgarını desteklemesini ve yeterli manyetik aktiviteyi göstermesini,
- (2) rüzgarın kaynağı olan yıldızın dönme dönemi ile yörünge döneminin eşzamanlı olmasını sağlayan gel-git (çekim) kuvvetleri için bileşenlerin yeterince yakın olmasını gerektirir.

İlk maddeye göre, rüzgarı destekleyen yıldızın manyetik dinamoyu çalıştırabilmesi için yeterince büyük bir konvektif zarfa sahip olması gereklidir (bu yıldız anakol üzerindeyse $M \leq 1.5 M_{\odot}$). Yine bu maddeye göre manyetik torktan dolayı rüzgarın, açısal momentumu dönme açısal momentumunun zararına alıp götürmesi sağlanır. İkinci madde ise, yörünge açısal momentumunun dönme açısal momentumuna dönüştürülmesini sağlar. Bu, tipik düşük kütleli tek yıldızların döneminden daha kısa bir dönme dönemi demektir ve bu yüzden daha yüksek bir manyetik aktiviteden söz edilir ve bu aktiviteyle güçlenmiş rüzgarın (magnetically torqued wind) etkisiyle daha yüksek oranda açısal momentum kaybedilmesi

sağlanır. Rüzgarı destekleyen yıldız bir anakol yıldızı ise, dönme-yörünge senkronizasyonunun sürebilmesi için dönemin $\leq 5-10$ gün olması gereklidir (Levato 1976; Jasiewicz ve Mayor 1988; Mazeh ve ark. 1990; Goldman ve Mazeh 1991). Rüzgarı destekleyen bir altdev ya da bir dev ise, yörünge döneminin 10 günden daha büyük olduğu durumlar da bile dönme-yörünge eşleşmesi ve yüksek manyetik aktiviteden söz edilebilir.

Yörünge daireselse, M_1 ve M_2 kütleli iki nokta cismin GWR (Landau and Lifschitz 1958) nedeniyle çarpışması için gerekli zaman ölçeği;

$$\tau_{GWR}(yr) = 1.2 \times 10^{10} \frac{(A/3R_\odot)^4}{M_1 M_2 M_{tot}},$$

şeklinde verilir. A sistemin başlangıçta sahip olduğu ayrıklık, $M_{tot} = M_1 + M_2$ ve kütleler güneş kütlesi birimindedir. GWR ile yörünge açısal momentum kaybı yalnızca çok yakın çiftlerde önemlidir. Bu, bir ya da her iki bileşeni de sıkışık olan, ayrıklığı birkaç güneş yarıçapından daha küçük ve daha önce en azından bir kez CE evresi ile yörünge büzülmesi geçirmiş sistemlerdeki başlıca yörünge açısal momentum kaybı biçimidir.

CE oluşumuna neden olan bir başka durum, küçük kütleli bir bileşenin gel-git şeklindeki kararsız çekim dağılımından dolayı bir yıldız zarfının içine doğru çekilmesidir. Bu durum, iki bileşenin toplam atalet momenti yörünge momentinin üçte birini aştığında meydana gelir (Darwin 1879; Counselman 1973).

Bütün kütle aktarım olayları CE oluşumu ile sonuçlanmaz. CE oluşturulsa bile, sonuçta yıldızlar ve CE arasında meydana

gelen sürtünmeyle etkileşim sistemden yeterli derecede kütle kaybedilmesini sağlayamaz. Örneğin, kataklismik değişenlerde nova patlamaları arasında ortaya çıkan yapı bir CE'dan çok disk şeklindeki bir yapıdır. Bu da kütle oranı $q \leq 0.8$ olduğunda, kütle aktarımının açısal momentum kaybıyla belirlenen bir zaman ölçeğinde devam edebileceğini göstermektedir (MSW ya da GWR durumunda). Diğer yandan, bir nova patlaması süresince, hızlı nükleer enerji çıkışıyla zorlanan zarf hızlı bir şekilde genişleyip bir CE oluşturabilir. Bu durumda yörünge büzülmesini destekleyen sürüklenme kuvvetleri ile yörünge genişlemesini destekleyen rüzgarla kütle kaybı arasında hassas bir denge vardır (rüzgar maddesinin kendi açısal momentumunun, verici bileşenin yörünge açısal momentumuna benzediği durumlarda).

Algol türü sistemlerde de, q genellikle ≤ 0.8 'dir ve kütle aktarımı yörünge açısal momentum kaybıyla (MSW ve/veya kabuk hidrojen yanması) belirlenen bir zaman ölçeğinde devam eder. Bununla birlikte, tipik bir Algol sistemindeki altdev verici bileşenin kütlesi anakol bileşenin kütlesinden çok daha azdır. Bu, altdevin bir anakol yıldızıyken sahip olduğu kütlenin çoğunu (sistemden kaybolandan fazla) kısa bir zaman ölçeğinde daha az evrimleşmiş olan bileşenine aktardığına ilişkin güçlü bir kanıttır. Bu bileşenlerin başlangıçtaki kütleleri M_{d0} ve M_{a0} , şu andaki kütleleri ise M_d ve M_a olsun. Verici bileşen anakoldan ayrılan ilk bileşendir ve diğer bileşenine göre daha fazla gelişmiştir. Bu yüzden $M_{d0} > M_{a0}$ olmalıdır. Bunun anlamı $M_{d0} > (M_a + M_d) / 2$ 'dir. Pek çok örnekte olduğu gibi (RY Persei, RS Vulpeculae ve U Sagittae gibi), verici bileşenin başlangıç kütlesi bir tek yıldızın sahip olabileceği maksimum kütleden daha fazla olmalı ve bir altdev olmak için anakoldan ayrılırken yozlaşmış elektronlu bir helyum çekirdeğe

doğru gelişmelidir. Verici bileşen kütlesinin önemli bir kısmını (U Sge’de $2 M_{\odot}$ dolayında), orta kütleli bir tek yıldızın ısısal zaman ölçeği ile karşılaştırılabilecek kadar kısa bir zaman ölçeğinde, Hertzsprung boşluğunda kaybetmelidir. Başlangıçtaki sistemin kütle oranlarında geniş bir aralık göstermesi beklendiğinden, sonuçta bir CE evresinin meydana gelebilmesi için bazı durumlarda kütle aktarım miktarının yeterince yüksek olması gereklidir. Verici bileşeni orta büyüklükte bir helyum çekirdeğe ($M_{He} \cong 0.2 M_{\odot}$) sahip altdev olan büyük kütleli Algol’lerin varlığı, CE’nin oluşumu sırasında sistemden yeterli ölçüde kütle kaybedilmediğini göstermektedir. Diğer yandan, çekirdek kütlesinin $M_{He} \geq 0.25 M_{\odot}$ olduğu (derin bir konvektif zarfa sahip dev) Algol sistemlerin bulunmayışı, CE gelişiminin verici bileşen derin bir konvektif zarfa sahipken çok kısa bir zaman ölçeğinde gerçekleşmiş olması gerektiğini göstermektedir.

2.1.2 CE Evresinin Kesilmesi ve Kalıntıların Doğası

Çoğu durumda, CE evresi sadece verici bileşen bir dev olabilmek için potansiyelini koruyabildiği sürece devam ettirilebilir (bir bileşenin yokluğunda bu yıldız bir dev olacaktır). Yıldızların etrafını saran CE maddesindeki yoğunluğun yeterince yüksek kalması koşuluyla, yıldızlar ve CE maddesi arasındaki sürtünme CE’ı dışarıya doğru sürüklemek için yeterli ısısal basıncı üretir. Bununla birlikte, sonunda yeni CE maddesinin kaynağı kurur. Verici bileşen bir nükleer yanma kabuğu içeriyorsa, yanan kabuk ve son kalıntının Roche lobu arasında kalan katmanın (bu katmana “kalıntı zarf” diyeceğiz) kütlesi kritik bir değerden aşağı düşer.

Sıcaklıklar ve yoğunlukların kabuktaki yanmayı daha sonra da besleyebilecek kadar yüksek olabilmesi için kalıntı zarfın büzülmesi gereklidir. Sonunda, verici bileşen CE'a madde desteğini keser.

Gezegensimsi bulutsuların tek ve çift merkez yıldızlarının gözlenen özellikleri bu senaryoyu destekler. İyonlaştırıcı fotonlar yıldızları çevreleyen maddeye yeterince yüksek oranda çarpmazlarsa bu madde görünür bölgede ışıma yapacak şekilde uyartılamaz. Pratikte bunun anlamı, merkez yıldızın yüzey sıcaklığının 30 000 K'den yüksek olması gerektiğidir. Tipik bir merkez yıldızın ısıtması $10^2 - 10^4 L_{\odot}$ olduğundan bu yıldızın yarıçapı $0.4 - 4 R_{\odot}$ 'den daha küçük olmalıdır. Diğer yandan, gezegensimsi bulutsunun genişleme hızı o kadar küçüktür ki (~ 10 -20 km s⁻¹) kütle atımı, merkez yıldızın atası (tek yıldız durumunda) ya da CE (yakın çift merkez yıldızı durumunda) devin boyutlarındayken meydana gelmelidir.

Tek yıldız modellerinin özellikleri, bir CE olayı durumunda verici bileşenden geriye kalan sıkışık cismin kütlesini tahmin edebilmemize olanak sağlar. Bu mümkündür, çünkü : (1) başlangıç kütle ve karışımı verilen yanan nükleer kabuklu bir tek yıldız modelinin yarıçapı ile yanan nükleer kabuk altındaki M_{core} çekirdek kütlesi arasında sıkı bir ilişki vardır, (2) bir CE olayı geçirebilmesi için, çift sistemdeki verici bileşen, nükleer yanma zaman ölçeği ile karşılaştırılabilecek bir zaman ölçeğinde kütle kaybetmelidir, (3) zarfın, tabanındaki kabuk yanmasını desteklemesi için sahip olması gereken kritik (minimum) kütle M_{core} 'a göre oldukça küçüktür.

Başlangıç yörünge parametreleri bir kez belirlendiğinde, (1) koşulu, CE evresinin başlangıcındaki M_{core} çekirdek kütesini tahmin edebilmemize izin verir. Koşul (2) CE evresinin sonundaki çekirdek kütesinin (M_{core}), evrenin başındaki M_{core} 'la yaklaşık aynı olmasını sağlar. (3) ile de son kalıntının kütlesi, CE evresi sonundaki M_{core} çekirdek kütesine yakın olacaktır. Böylece, verici bileşenden geriye kalan cismin kütlesi oldukça doğru bir şekilde tahmin edilebilir.

Kalıntı çekirdeğin kimyasal karışımı ve kütlesi verici bileşenin Roche lobunu ilk doldurduğu andaki evrim durumuna bağlıdır. Anakoldan ayrılan, $\cong 2.3 M_{\odot}$ 'den daha az kütleli tek yıldız, kütlesi tüm kütesinin $\sim 10\%$ 'u olan bir He çekirdeğe sahiptir. Çekirdek, etrafını saran hidrojen yakan kabuğun kütlesi de eklendikçe elektronları yozlaşmış bir çekirdek durumuna gelecektir. M_{He} arttıkça, yıldızın yarıçapı, R_s 'nin, toplam kütleyle bağımlılığı azalır ama dev kolu boyunca M_{He} ile birlikte güçlü bir şekilde artar. İlk yaklaşımda, $R_s \approx 10^{3.5} (M_{\text{He}})^4$ dür. Böyle düşük kütleli bir yıldız, bir çift sistemin üyesiye ve helyum kabuk parlamasından önce Roche lobunu dolduruyorsa ($M_{\text{core}} \cong 0.45-0.5 M_{\odot}$), kalıntı cisim en sonunda bir He beyaz cücesi olacaktır.

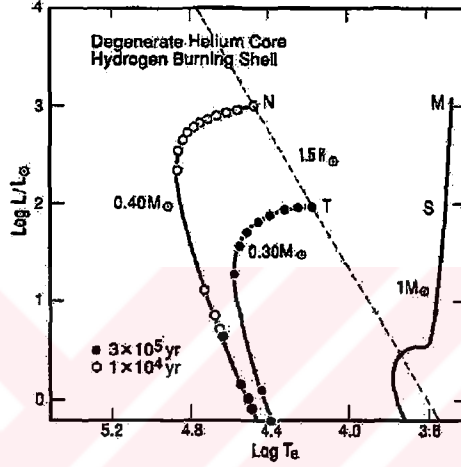
Kesin kütle CE evresinin şiddetine bağlıdır. Gözlemler ve kuramsal çalışmalar, $M_{\text{He}} \geq 0.25 M_{\odot}$ (verici bileşen başlangıçta derin bir konvektif zarfa sahip) olduğu durumlarda sistemden kütle kaybının, helyum çekirdeğin üzerinde hidrojen zengin maddenin bulunduğu ince bir kabuk kalıncaya kadar devam edeceğini göstermektedir. Bu durumda helyum çekirdek hızlı bir şekilde sıkışık bir beyaz cüceye doğru gelişecektir (bileşeniyle birleşmezse). $M_{\text{He}} \leq 0.2 M_{\odot}$ ise, gözlemler (Algoller) CE'in

maddeyi sistemden uzaklaştırmakta etkili olmadığını göstermektedir. Böyle bir durumda CE evresinin hemen ardından önemli miktarda hidrojen zengin madde verici bileşende kalır. Bundan sonra verici bileşen bu maddeyi MSW'in etkisi ile belirlenen bir zaman ölçeğinde transfer edecektir. Hesaplamalar (Iben ve Tutukov 1984b), MSW zaman ölçeğinin, verici bileşenin nükleer yanma zaman ölçeğinden daha kısa olduğunu göstermektedir.

Şekil 2.2'deki HR diyagramında, büyük yozlaşmış helyum çekirdekli, düşük kütleli baş yıldızın geçirdiği CE olaylarının sonuçları gösterilmektedir (Iben ve Tutukov 1987, 1993). Diyagramın sağ tarafındaki eğri $1 M_{\odot}$ kütleli, Öbek I özellikleri taşıyan baş yıldızın evrim yolunu göstermektedir. $M_{\text{He}} = 0.3 M_{\odot}$ olduğu durumda Roche lobunun S noktasında, $M_{\text{He}} = 0.4 M_{\odot}$ durumunda ise M noktasında dolduğu varsayılır. Kütle kaybı, kalıntı cismin ısısal denge yarıçapı yaklaşık $1.5 R_{\odot}$ oluncaya kadar kısa bir zaman ölçeğinde devam eder. CE evresine S noktasında giren model T noktasında, M noktasında giren ise N noktasında bu evreden çıkar. Her bir kalıntı cisim hidrojeni ince bir kabukta yakar ve nükleer yanma model, evrim yolu boyunca maksimum yüzey sıcaklık noktasına ulaşıncaya kadar devam eder. Hızlı bir kararsızlık evresinden sonra, her bir kalıntı bir beyaz cüce olarak soğur.

Kütlesi $0.75 \leq M_{\text{He}} / M_{\odot} \leq 2.5$ (başlangıç kütle aralığı $5-12 M_{\odot}$ olmak üzere) aralığında olan ve merkezinde He'ü tüketirken yeterli kütlede bir CO (karbon-oksijen) çekirdek geliştiren kalıntı cisim, tekrar dev boyutlarına doğru genişlemeye çalışacaktır

(Paczynski 1971b). Bu yüzden kalıntı cisim Roche lobunu tekrar doldurur. Kalan yüzey helyum katmanı büzölmeksizin,

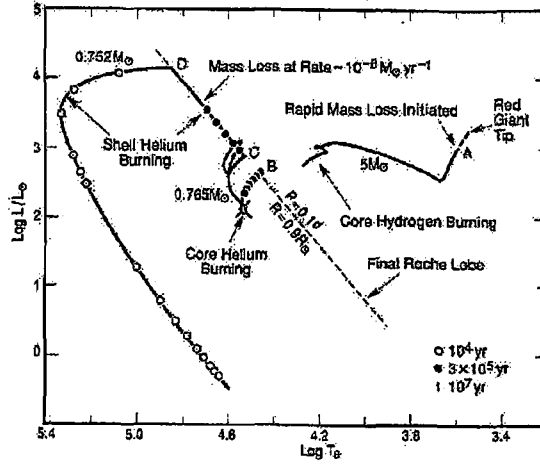


Şekil 2.2 Bir yakın çift sisteminde, kütle kaybeden bileşenin CE olayı öncesi ve sonrasındaki evrim yolları.

tabanındaki helyum yanmasını desteklemede güçsüz kalıncaya kadar kütle kaybeder. Son beyaz cüce kalıntının kütlesi yaklaşık olarak $M_{\text{remnant}} \approx 0.83 M_{\text{He}}^{0.36}$ şeklinde verilir (Iben ve Tutukov 1985, 1987). Kalıntı cismin kimyasal karışımı ya karbon ve oksijen ($M_{\text{MS}} \leq 10 M_{\odot}$) ya da oksijen, neon ve magnezyumdan oluşur. Başlangıç kütlesi $\leq 5 M_{\odot}$ ($M_{\text{core}} \leq 0.75 M_{\odot}$) olan yıldızların kalıntıları, merkezde helyumu tüketirken fazla genişlemezler. “Melez” karışımli bir beyaz cüceye doğru gelişirken Roche lobun taşmasından dolayı fazla kütle kaybetmezlerse, kaybettikleri az miktarda kütle ile evrimlerine devam ederler (Iben ve Tutukov

1985). Dıştaki helyum katmanının kütlesine göre, CO çekirdeğin kütlesi, kalıntının azalan kütlesiyle birlikte azalır. Kütlesi $2.5 M_{\odot}$ 'den büyük fakat $4 M_{\odot}$ 'den küçük kalıntı cisimler Chandrasekhar kütlesine yakın kütlede, yozlaşmış elektronlu bir ONeMg çekirdeği geliştirirler. Bu çekirdekler, Mg ve O'nin elektron yakalamasına kadar çekirdeği çökmeye götüren büzölmeyi sürdürürler. Sonunda bir nötron yıldızı ve "sessiz" bir süpernova meydana gelir (Nomoto 1984; Habets 1986). $M_{\text{He}} \geq 4 M_{\odot}$ kütleli çekirdekler bir Fe-Ni çekirdek oluşturur. Bu çekirdeğin çökmesiyle birlikte olası bir Ic türü süpernova patlamasıyla bir nötron yıldızı oluşur.

Şekil 2.3'de başlangıç kütlesi $5M_{\odot}$ olan bir başyıldızın (verici bileşenin) varsayılan gelişim yolu gösterilmektedir. Başyıldız çekirdeğinde helyumu tutuşturmadan önce A noktasında Roche lobunu doldurur (geç B durumu evrimi) ve B noktasında CE evresinden çıkar. Bu sırada başyıldızdan geriye kalan cismin denge yarıçapı $\sim 0.9 R_{\odot}$ ' dir. C noktasının üstündeki ve D noktasının yanındaki evrim yolları Iben ve Tutukov (1985) tarafından hesaplanan yolların bir parçasıdır. C ve D noktaları arasındaki yol ise Iben ve Tutukov'un 1993'teki çalışmalarının sonuçlarına dayanmaktadır. CE evresinden ilk çıkışta, model kalıntı cisim hidrojeni bir kabukta yakıyor durumdadır ama yaklaşık 2×10^6 yıl sonra çekirdekteki helyum yanması yüzey ısıtmasının baskın kaynağı haline gelir. Yaklaşık $\sim 3 \times 10^7$ yıl kadar devam eden çekirdek helyum-yanma evresi süresince model, $\sim 0.013 M_{\odot}$ kütleli hidrojenle zengin bir zarfa sahip olsa bile, bir "helyum yıldızı" olarak bilinir. Daha sonra merkezindeki helyumu tüketir ve yozlaşmış CO çekirdek $M_{\text{CO}} \sim 0.56 M_{\odot}$ kütlesine ulaştığında



Şekil 2.3 Başlangıç kütlesi $5 M_{\odot}$ olan ve yozlaşmamış He çekirdeğinde helyumu tutuşturmadan hemen önce Roche lobunu dolduran bir modelin evrim yolu (geç B durumu olayı).

helyum katmanı genişler ve model Roche lobunu bir kez daha doldurur. Gelecek $\sim 10^6$ yılda, $\sim 10^{-4} M_{\odot}$ olan hidrojen zengin yüzey katmanının hepsini $\dot{M} = 10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ lik bir oranla kaybeder. Roche lobundan ikinci kez ayrıldıktan sonra, kalıntı cisim dediğimiz sıcak yıldız birkaç 10^4 yıl için parlak bir duruma gelir. Daha sonra soğuyarak bir beyaz cüceye doğru evrimleşir. Gerçekte, ışınlama ile çıkan rüzgarla kaybedilen kütle (hesaplara dahil edilmeyen) belki de sıcak yıldızın Roche lobunu ikinci kez doldurmasını engelleyecektir. Burada dikkate alınan özel durumda, birkaç $10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ oranında kaybedilen kütle miktarı Roche lobun dolmasına engel olmak için yeterli olabilir ve momentum ve enerjinin önemleri yanında bu da dışlanamaz (Iben ve Tutukov 1993).

Bir CE veya yoğun bir rüzgarın oluşturulduğu diğer önemli örnekler arasında, elektronları yozlaşmış bir CO veya ONeMg çekirdeği geliştiren ve bu duruma gelinceye kadar Roche loblarını ilk seferinde doldurmayan potansiyel verici (başyıldız) yıldızlar da vardır. Bu sınıfın içinde yer alan sistemler: (1) başyıldızının başlangıç kütle aralığı $2-12M_{\odot}$ ve yörünge yarıbüyük eksen uzunluğu $\sim 50-1500 R_{\odot}$ (başyıldızın kütlesine bağlı olarak) aralığında olan, (2) başyıldızının başlangıç kütle aralığı $1-2 M_{\odot}$ ve yörünge ayrıklığı $\sim 400 R_{\odot}$ 'den büyük, $\sim 900 R_{\odot}$ 'den küçük olan sistemlerdir. Bütün durumlarda verici bileşen derin bir konvektif zarfa sahiptir. Bu yüzden sistemden büyük kütle kaybı oranları ile Roche lobunun taşması ve CE'in oluşması beklenebilir. Ayrıca, helyumu tüketmiş olan çekirdekteki elektronlar yozlaşmış ve kütlesi $\sim 0.5 M_{\odot}$ 'den daha büyük bir kütleye ulaşmıştır. CE evresinin ardından, kalıntı cisim sonunda bir beyaz cüceye doğru gelişir. Başyıldızın başlangıç kütlesi $\sim 8 M_{\odot}$ 'den daha küçükse, beyaz cüce karbon ve oksijenden oluşacak ve kütlesi $0.5-1.1 M_{\odot}$ aralığında olacaktır. Başlangıç kütlesi $8-12 M_{\odot}$ aralığında ise kalıntı beyaz cüce, magnezyum izleriyle birlikte oksijen ve neondan meydana gelecektir. Kütle aralığı ise $1.1-1.37 M_{\odot}$ olacaktır.

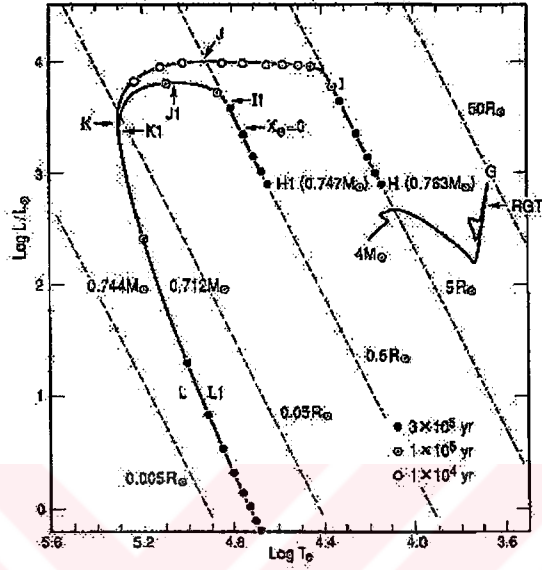
Başyıldız “asimtotik dev kolu” (AGB = Asymptotic Giant Branch) yıldızı olarak bilinir. Başyıldızın başlangıç kütlesi ile kalıntının kütlesi arasındaki dönüşümün detayları, başlangıçtaki ayrıklık ve kütle oranı kadar başyıldızın evrimine de bağlıdır. Örneğin, Roche lobu, ısısal atma evresine ulaşılmadan önce “erken AGB” (veya EAGB = Early AGB) evresi boyunca dolarsa, yıldızın atasının üst kütle sınırı, ısısal atma AGB (TPAGB = Thermally Pulsing AGB) evresi boyunca dolması durumundakinden daha

küçük olur. Roche lob dolumu bir He kabuk parlaması sırasında meydana gelirse, CE olayı kısa serili hızlı kütle atımı olaylarını içerir (Pastetter ve Ritter 1989). Tek AGB yıldızları, yozlaşmış elektronlu çekirdekleri Chandrasekhar kütesine doğru gelişmeden önce, hidrojen zengin zarflarının büyük bir bölümünü yüzyıllar süren bir kararsızlık döneminde uzaya fırlatırlar. Aynı kararsızlık mutlaka TPAGB yıldızı Roche lobunu yaklaşık olarak doldurmuş olan çift sistemlerde de meydana gelmelidir. Sonuçta ortaya çıkan yüksek yoğunluktaki rüzgar yörünge boyutlarını azaltan sürüklenme kuvvetlerini doğurabilir (Livio ve Soker 1983).

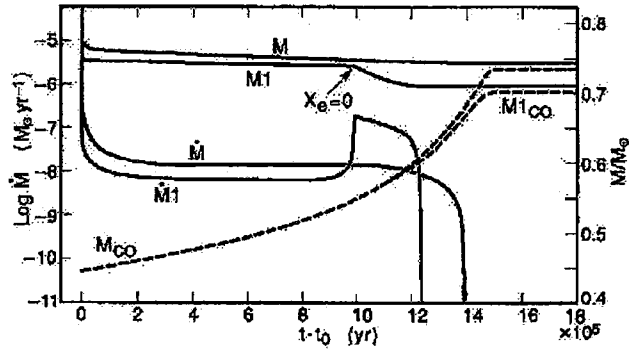
Şekil 2.4'te "erken C durumu"nda CE olayının olası sonuçları gösterilmektedir. $4 M_{\odot}$ kütleli bir Öbek I modeli, hidrojenini tüketmiş $M_{\text{He}} = 0.74 M_{\odot}$ kütleli bir çekirdek ve $M_{\text{CO}} = 0.44 M_{\odot}$ (Iben ve Tutukov 1993) kütleli yozlaşmış bir CO çekirdek geliştirdikten sonra ilk Roche dolumunu geçirir. Kalıntının son ısısal yarıçapı için iki seçenek sunulmuştur ($5R_{\odot}$ ve $0.5 R_{\odot}$). Isısal denge yarıçapının kalıntının son Roche lob yarıçapı ile uyumlu olduğu varsayılırsa ve bundan sonra yarıçap sabit kalırsa, evrimin daha sonraki aşamalarında kalıntıdan bileşenine doğru Şekil 2.5'te verilen oranlarda kütle aktarımı meydana gelir. Ayrıca Şekil 2.5'te CO çekirdek ve kalıntı kütlelerinin her durum için evrimi gösterilmektedir. Hidrojen bir modelin yüzeyinde kalırken, hesaplanan kütle transfer miktarı $10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ gibi oldukça gerçekçi bir oranda kalır. Bununla birlikte, ışınlama ile çıkan rüzgarla kaybedilen kütle Roche lobunun dolmasını engelleyebilir. Küçük Roche lob yarıçapı durumunda, M_{CO} kütle 0.56 $M_{\odot}$ 'e ulaştıktan sonra helyum zarfın gelişimi daha hızlı kütle aktarımı için yeterlidir. Önce, kalan tüm hidrojen zengin madde ortadan kalkar, sonra özellikle saf helyum (yüzde birkaç ya da son derece

az N^{14} , le) $\dot{M} \sim 10^{-7} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ lik bir oranla aktarılır. Işınım ile çıkan rüzgarla kaybedilen kütle Roche lobun dolmasını engellemeye yetmez.

Şekil 2.4'te görülen G noktasında yani kırmızı dev evresinin tepe noktasında (RGT=Red Giant Tip) ısıtma $L_{\min} \sim 550 L_{\odot}$, yarıçap ise $R_{\min} \sim 34 R_{\odot}$ dolayındadır. Bu değerler, çekirdekte helyum yanması başladığında ve yıldız HR diyagramında bir “mavi ilmik” yolculuğu yaptığında elde edilir. Kütle kaybı G noktasında başlamazsa, yıldız ısısal atmanın başlayacağı J ve J1 noktalarında $L_{\max}$ ısıtmasına ve $R_{\max} \sim 200 R_{\odot}$ dolayında bir yarıçapa ulaşınca kadar gelişimine devam eder. Ortak zarftan çıkan kalıntının ısıtması aslında yıldızın CE evresi başlangıcındaki ısıtmasına eşittir (Şekil 2.4, H ve H1 noktaları). Bu nedenle, Roche lob dolumu EAGB evresindeki başyıldızın yarıçapı $R_{\min}$ ve $R_{\max}$ arasında bir yarıçapa ulaştığında meydana gelebilir. Kalıntı $L_{\min}$ ve $L_{\max}$ arasında bir ısıtma ile, Roche lobun dolduğu yarıçapın gerçek değerine bağlı olarak CE'dan ayrılır.

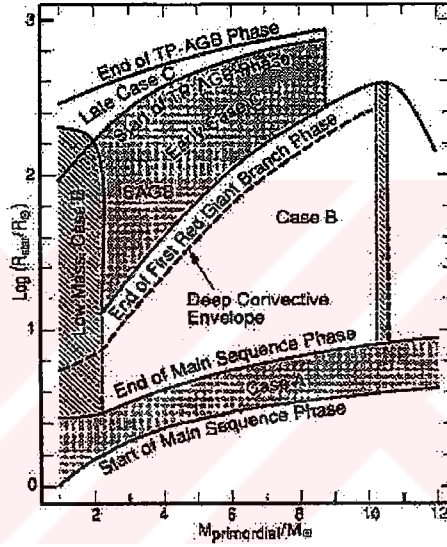


Şekil 2.4 Başlangıç kütlesi $4 M_{\odot}$ olan ve Roche lobunu, merkezindeki helyumu tükettikten sonra (ısısal atma evresi başlamadan önce) EAGB evresi boyunca dolduran bir modelin evrim yolları.



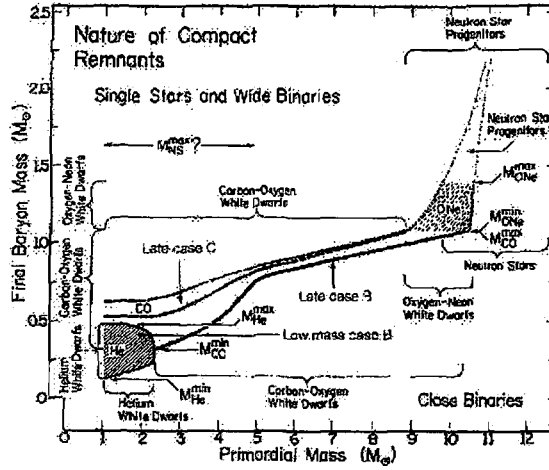
Şekil 2.5 Başlangıç kütlesi $4 M_{\odot}$ olan ve CE olayını EAGB yıldızıyken başlatan modelin kalıntılarına ilişkin özellikler.

Şekil 2.6'da, düşük ve orta kütleli Öbek I yıldızlarının bulunduğu yakın çiftlerdeki evrimin farklı aşamaları, başyıldızın başlangıç kütle ve yarıçapının fonksiyonu olarak incelenmiştir (Iben ve Tutukov 1985).



Şekil 2.6 Küçük ve orta kütleli tek yıldızların farklı evrim aşamaları boyunca, yarıçaplarının kütlelerin fonksiyonu olarak gösterimi.

Şekil 2.7'de, düşük kütleli yıldızların B durumu, geç B durumu ve geç C durumu CE olayları için başyıldızın başlangıç kütlesi ve kalıntının kütlesi arasındaki yaklaşık ilişki verilmektedir (Iben ve Tutukov 1985). B durumu için kalıntı-başyıldız kütle ilişkisindeki dağılımın başlıca nedeni düşük kütleli kırmızı dev yarıçapının artan yozlaşmış helyum çekirdek kütlesiyle monoton



Şekil 2.7 Etkileşen çift sistemlerin bileşenleri olan yozlaşmış cücelerin kütleleri ve kimyasal karışımları (Iben ve Tutukov 1985).

bir şekilde artmasıdır. Daha büyük Roche lob yarıçapı daha büyük kalıntı kütlesi demektir. Kalıntı-başyıldız kütle ilişkisindeki dağılımın geç C durumundaki nedeni ise, bir TPAGB modelinin yozlaşmış CO çekirdek kütlesi ile modelin helyum kabuk parlamasının hemen öncesindeki yarıçapı arasında görülen birebir uyumdur. Tek AGB yıldızları, ısısal atma evresine girdikten hemen sonra ve yozlaşmış çekirdekleri yeterince büyüyecek fırsata sahip olmadan önce bulutsu bir kabuk atarlar ve gezegenimsi bulutsu çekirdeği haline gelirler. Bu olay yakın çiftlerdeki AGB yıldızları için de geçerlidir. $\sim 4-5 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleler için geç B durumundaki kalıntı-başyıldız kütle ilişkisinde de bir dağılım vardır. Böyle yıldızlar, helyumunu tüketmiş ve yozlaşmış bir çekirdek geliştirdikten sonra yeniden genişlerler. Şekil 2.7'de gösterilen ilişki, büyük ayrıklıklarda ikinci Roche lob dolununun

meydana geldiği (BB durumu da denir) durumlarla da ilgilidir. Büyük orta kütleli yıldızlar ($M \gtrsim 9 M_{\odot}$) için araştırmalar daha başlangıç aşamasındadır. Karbon yanması büyük bir reaksiyon ağının gerektiği belirsiz durumları içerdiğinden bu yıldızlar için olay daha karmaşık bir hale gelmektedir (Nomoto 1987; Domingues ve Tornambé 1993; Garcia-Berro ve Iben 1993).



3. CE EVRESİNİN FİZİĞİ

Pek çok örnekte olduğu gibi CE evresinin genel sonucu çift sistemin ayrıklığında meydana gelen bir azalma ve arkasından CE'in atımıdır. Burada gerekli olan bazı fiziksel süreçler ile onların sonuçları tartışılacaktır.

Bir CE'in yapısı, genelde tek bir devin zarf yapısından oldukça farklıdır. Bu farklılık bir çok CE çalışması ile gösterilmiştir. Bu çalışmalarda ortak kütle merkezi çevresinde spiral hareketi yaparak birbirine yaklaşan iki çekirdek ve bu hareketin sonucunda ortaya çıkan çekim potansiyeli ve enerji boşalmasıyla oluşan yapı incelenmektedir. Burada, CE'in bir devin zarfını andırdığı varsayımıyla oldukça önemli olan bazı fiziksel süreçler tartışılacaktır. Böyle modellerden çıkan sonuçlar sadece, madde alan bileşenin (yani ikinci bileşenin) oldukça küçük bir tedirginlik gösterdiği durumlar için konuşulabilir ve uygulanabilir. İkinci bileşen kütlelerinin zarfın kütlesiyle karşılaştırılabildiği durumlarda etkileşme oldukça şiddetli olabilir. Bu etkileşme ile zarfın büyük bir bölümü, zarf evriminin ilk aşamalarında ortadan kaldırılabilir (Rasio ve Shapiro 1991; Davies ve ark. 1992).

3.1 Enerjinin Dağıtımı

İkinci bileşenin kütlesi, verici yani birinci bileşenin kütlesinden dikkate değer ölçüde küçük olduğunda, kolaylık olması için ikinci bileşenin hareketine birinci bileşenin genişleyen zarfı içinden bakabiliriz.

Farklı evrim aşamalarındaki dev modellerinden biri için Kepler hızı sesten daha hızlı olarak bulunmuştur (de Kool 1987; Livio ve Soker 1984a). Bununla birlikte, $4.67 M_{\odot}$ kütleli bir dev yıldızın zarfı içinde hareket eden $0.97 M_{\odot}$ kütleli bir cüce için bu hızın ses hızından daha düşük olduğu hesaplanmıştır (Terman ve ark. 1994). Bu yüzden genişleyen bir ortamın içinde hareket eden oldukça yoğun ve güçlü çekim alanına sahip bir kütle için geliştirilmiş bir tanımlama (Shima ve ark. 1985; Ishii ve ark. 1993) kullanabiliriz. Çekim alanı güçlü olan cismi geçen madde koni şeklinde bir şok içinden geçer ve bir bölümü cismin arkasında çarpışmalar geçirir. Bu yolla, yörünge kinetik enerjisi ısısal enerjiye şu oranda dönüştürülür,

$$L_{drag} \equiv F_{drag} (v - v_e) \cong \xi \pi R_a^2 \rho (v - v_e)^3 \quad (3.1)$$

burada ρ CE'daki yerel yoğunluğu (local density), $v-v_e$ yıldız ve zarf arasındaki görelî hızı, R_a toplanan maddenin "toplanma" yarıçapını ve ξ dağılma miktarını belirten "Mach" sayısına bağlı bir çarpanı göstermektedir. Sayısal hesaplamalar, hareket ses hızından fazla olduğunda şoka uğramış maddenin çekim alanı güçlü cisim tarafından daha fazla toplanıldığını göstermektedir. Bu durumda $\xi \gtrsim 2$ dir. Hareket ses hızının altında olduğunda, enerji dağılımı daha küçüktür ve $\xi \leq 1$ dir. Farklı Mach sayıları için çeşitli ξ değerleri Shima ve ark. (1985) tarafından elde edilmiştir. R_a toplanan maddenin yarıçapı olmak üzere yüksek Mach sayıları için,

$$R_a \cong \frac{2GM}{(v - v_e)^2} \quad (3.2)$$

şeklinde verilir (Hoyle ve Lyttleton, 1939). M toplanan maddenin kütlesidir.

Basıncın etkisi de eklendiğinde Bondi (1952)'nin fomülü,

$$R_a = \frac{2GM}{(v - v_e)^2 + c_s^2} \quad (3.3)$$

şeklinde yazılır. Burada c_s ses hızı, genellikle sayısal hesaplamaların sonuçlarıyla uyumludur (Shima ve ark. 1985; Livio ve ark. 1986; Fryxell ve Taam 1988; Ishii ve ark. 1993).

Dağıtılan enerji yörünge enerjisinden gelmek zorundadır. Yerel yoğunluğun yörünge içindeki ortalama yoğunluktan oldukça küçük olması durumunda yörünge çökme miktarı aşağıdaki bağıntı ile verilir.

$$-\frac{GM_s M(a)}{2a^2} \frac{da}{dt} \equiv L_{drag} \quad (3.4)$$

M_s ikinci bileşenin kütlesi ve $M(a)$ devin a yarıçapı içindeki kütlesidir. Yörünge çökme zaman ölçeği τ_{decay} ise,

$$\tau_{decay} = \left| \frac{a}{da/dt} \right| \quad (3.5)$$

şeklinde verilir.

3.2 Zarfın Hızlanması (Spin-up), Enerji Aktarımının Etkinliği ve Çift Çekirdeğin Oluşumu

Spiralling-in yoluyla (ya da ondan önce gel-git etkileşimleriyle) kaybedilen yörünge açısal momentumunun bir bölümü CE'in açısal momentumuna dönüştürülür. Bir bölümü ise sistemden kaybolan maddeyle uzaklaştırılır. Ne yazık ki gerçek spin-up (hızlanma) süreci fazla anlaşılabilmiş değildir.

Spin-up yani zarfın hızlanma sürecinde büyük belirsizlikler vardır. de Kool (1987) tarafından da önerildiği gibi, zarfın sürüklenme kuvveti ve atalet momenti tarafından uygulanan torka dayalı bir spin-up (hızlanma) zaman ölçeği tanımlayabiliriz;

$$\tau_{spin-up} \equiv \frac{I(a)}{a^2 F_{drag}} \quad (3.6)$$

$I(a)$ zarfın a yarıçapı içindeki atalet momenti ve F_{drag} çekimsel sürüklenme kuvveti olup (3.1) eşitliğinde verilen $L_{drag} / (v-v_e)$ dir. Livio ve Soker (1988)'den yola çıkarak şimdi bir γ_{CE} parametresi tanımlayabiliriz:

$$\gamma_{CE} \equiv \frac{\tau_{spin-up}}{\tau_{decay}} \quad (3.7)$$

$\tau_{spin-up}$, CE'in hızlandığı zaman ölçeğidir. Spiralling-in sürecindeki çift sistem önemli miktardaki yörünge açısal momentumunu CE'a aktarır. Böylece CE zarf hızlanır ve ikinci bileşen ile zarf arasındaki göreceli hız farkı ortadan kalkar. τ_{decay} ise yörünge çökme

zaman ölçeğidir. γ_{CE} parametresinin önemi, ikinci bileşen ile zarf arasındaki görelî hız farkının, dolayısıyla sürüklenme kuvvetinin ortadan kalkması gerçeğinde yatar. Bu, aslında, yörünge çöküşünü durdurabilecek etkiye sahip olabilir. Özellikle, yörünge enerjisi zarfın atımında etkili bir şekilde kullanılmazsa, o zaman zarfın hızlanmasıyla ikinci bileşenin devin çekirdeği ile birleşmesi önlenabilir.

CE ile ilgili çalışmalarda genellikle küresel yapı dikkate alınmıştır. Aslında küresel olmayan 3-boyutlu etki de oldukça önemlidir. Bu etki, yörünge çökme zaman ölçeğinin Kepler yörünge dönemine oranı ile temsil edilebilir ve β_{CE} parametresi şeklinde gösterilir (Livio ve Soker 1988).

$$\beta_{CE} = \frac{\tau_{decay}}{\tau_K} \cong \frac{1}{2\pi} \left(\frac{M_a + M_s}{M_s} \right) \left(\frac{\bar{\rho}_a}{\rho_a} \right) \quad (3.8)$$

M_a ve $\bar{\rho}_a$, yıldızların yörüngesi içerisinde kalan zarfın kütlesi ve devin ortalama yoğunluğudur. M_s ikinci bileşenin kütlesi, a yıldızların ayrıklığı ve ρ_a yerel yoğunluktur. Livio ve Soker (1988), pek çok AGB süperdevinde tüm zarfta $\beta_{CE} > 1$ olduğunu göstermişlerdir. İlk kırmızı dev çıkışında (merkez bölgeleri daha az yoğun olan) zarfın büyük bölümünde $\beta_{CE} \lesssim 1$ olabilir. Bu, normal dev zarflarında spiralling-in olayı meydana geldiğinde üç boyutlu (yerel) etkilerin çok önemli olduğunu göstermektedir.

Livio ve Soker (1988), zarfın atımında değerlendirilen yörünge enerjisinin aktarımının etkisini gösteren α_{CE} parametresini tanımlamışlardır. CE evresinden çıkan çift sistemin ayrıklığına göre α_{CE} yaklaşık olarak,

$$\alpha_{CE} \simeq a_f / a_f^0 \quad (3.9)$$

(yörünge ayrıklığındaki büyük bir azalma için), a_f CE tümüyle atıldığında ulaşılan son ayrıklık, a_f^0 CE atımının maksimum düzeyde etkili olduğu sırada ulaşılmış olması gereken ayrılık miktarıdır. α_{CE} parametresinin doğru gösterimi;

$$\alpha_{CE} = \frac{\Delta E_{bind}}{\Delta E_{orb}} \quad (3.10)$$

şeklinde. ΔE_{orb} çiftin yörünge enerjisindeki değişim miktarı (spiralling-in sürecinin başındaki ve sonundaki yörünge enerjileri arasındaki fark), ΔE_{bind} atılan maddenin bağlanma enerjisidir.

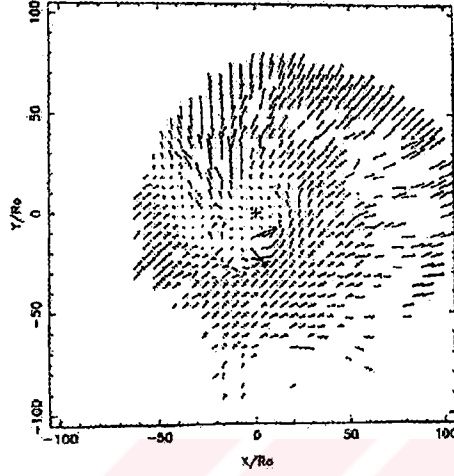
Sayısal hesaplamalar (Tutukov ve Yungelson 1979) spiralling-in sürecinin verici bileşen genişlediğinde başladığını göstermektedir. Bu yüzden başlangıçtaki yapının iki çekirdek ve etrafını saran $\sim 2a_0$ (a_0 sistemin başlangıçtaki ayrıklığı) çapında bir zarftan meydana geldiği düşünülebilir. O zaman kütle her iki bileşenin çekim alanından atılır. Bu koşullar altında (3.10) eşitliği yaklaşık olarak,

$$\frac{(M_1 + M_2)(M_1 - M_{1R})}{2a_0} \simeq \alpha_{CE} M_{1R} M_2 \left(\frac{1}{2a_f} - \frac{1}{2a_0} \right) \quad (3.11)$$

şeklinde yazılabilir. M_{1R} başyıldız kalıntısının zarf atımından sonraki kütlesidir.

Belirsizliklere karşın, bağlanma enerjisi ve α_{CE} hakkındaki bilgilerimiz ortak zarftan kurtulan çiftin son ayrıklığını bize verebilir. Bu, CE evresini anlayabilmek için α_{CE} 'nin değerini tanımlamaya çalışan kuramsal yaklaşımları son derece önemli bir duruma getirir. Ne yazık ki, güvenilir değerleri belirlemek var olanların yanı sıra (hidrodinamiğin üç boyutlu hesaplamaları, ısıtım taşınımı ve çalkantı) yeni hesaplamaları da gerektirecektir. Bu yüzden, α_{CE} değerini tahmin edebilmek için en azından kuram ve gözlem bileşimine güvenmek zorundayız (Iben ve Tutukov 1993, Yungelson ve ark. 1993).

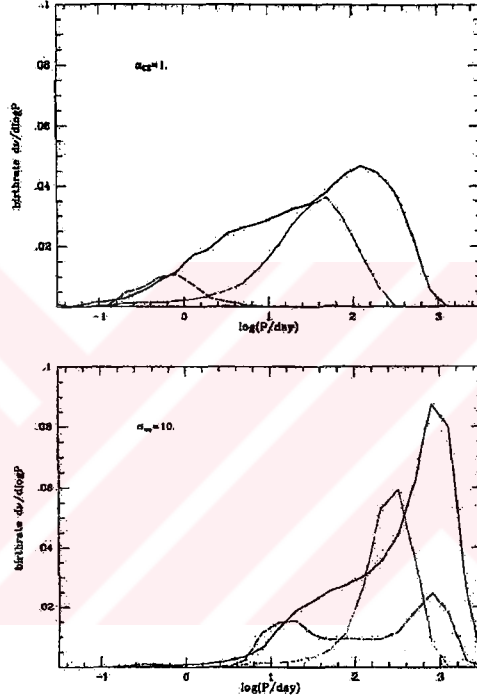
Yerel etkiler, (3.8) eşitliğinden de görüldüğü gibi, daha ağır bileşen varlığında çok daha önemli duruma gelirler (spin-up olayı meydana gelmeden önce). Küçük bir miktar kütlenin, kaçması için gerekli olandan daha büyük hızlarla, tercihen yörünge düzleminden atılması nedeniyle, yerleşmiş olan sürtünme enerjisi α_{CE} 'nin azalmasında etkili olabilir (Livio ve Soker 1988; Taam ve Bodenheimer 1989). Üç boyutlu ekiler önemli olduğunda, atılan madde (yörünge düzleminden) spiral bir kol şeklini alır (Şekil 3.1).



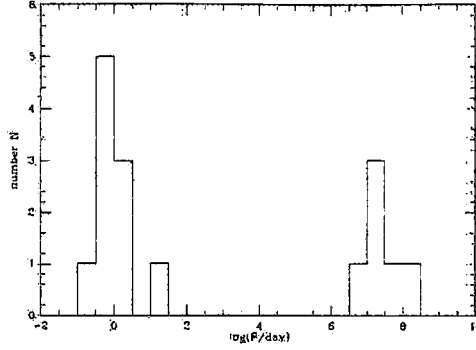
Şekil 3.1 Spiralling-in süreci boyunca yörünge düzleminde oluşan hız alanı. Merkezdeki + işareti devin çekirdeğini, + işaretine yakın uzun oklar da ikinci bileşenin konumunu göstermektedir (Livio ve Soker 1988).

de Kool (1990) ve Yungelson ve ark. (1993) varsayımlardan hareket ederek bütün çift sistemlerin, başyıldız kütleleri, başlangıçtaki ayrıklıkları ve başlangıç kütle oranlarına göre dağılımlarını incelediler ve çift merkez yıldızlarının bileşenlerine ilişkin yörünge özelliklerini kullanarak beklenen dağılımları hesapladılar. Bu sonuçlara tüm çift sistemlerin, CE evresi de dahil olmak üzere, bütün evrim aşamaları izlenerek ulaşılmıştır. Şekil 3.2'de yakın sistemlerin ($P_{\text{orb}} \lesssim 10^4$ gün) (3.11) eşitliği ile verilen α_{CE} 'nin varsayılan iki değeri için yörünge dönemine göre dağılımları verilmektedir. Şekil 3.3'de ise yakın çift çekirdeklerin gözlenen dağılımları verilmektedir. İki dağılım arasında yapılan karşılaştırmada α_{CE} için verilen $\alpha_{\text{CE}} \sim 10$ değerinin gözlemlerle

uyuşmadığı, $\alpha_{CE} \sim 1$ değerinin ise çok daha iyi bir uyum içinde olduğu görülmektedir. Detaylı bir şekilde yapılan iki ve üç-boyutlu hesaplamalar α_{CE} değerleri için 0.3-0.6 aralığını vermektedir.



Şekil 3.2 Varsayılan iki α_{CE} değeri ve kütle oranlarındaki düzgün bir başlangıç dağılımı için yakın çift PNNi'lerinin yörünge dönemine göre dağılımı (Yungelson ve ark. 1993).



Şekil 3.3 Gözlenen çift PNNi'lerinin yörünge dönemine göre dağılımı (Yungelson ve ark. 1993).

Daha önce de belirtildiği gibi zarfın hızlanması yörünge çöküşünü oldukça yavaşlatır. Birleşmeyi önleyerek zarfın atılmasını ve çift çekirdekli bir PN oluşumunu kolaylaştırır. Yeterli hızlanma olayı meydana geldiğinde γ_{CE} 'nin davranışını incelemek gereklidir (eşitlik (3.7)), γ_{CE} yaklaşık olarak,

$$\gamma_{CE} \simeq 1.2 \left(\frac{M_a + M_s}{M_s} \right) \left(\frac{\tilde{\rho}_a}{\bar{\rho}_a} \right) \quad (3.12)$$

eşitliği ile de verilebilir (ikinci bileşen ve zarf arasındaki görelî hız yörünge hızı dolayında olduğunda; Livio ve Soker 1988). R_{in} dev yapının içinde çekirdek-zarf arayüzünü temsil eden yarıçap olmak üzere $\tilde{\rho}_a$,

$$\tilde{\rho}_a = \frac{5}{\alpha^5} \int_{R_{in}}^a \rho(r) r^4 dr \quad (3.13)$$

şeklinde ifade edilir. (3.12) eşitliğinden hızlanma olayının (ve dolayısıyla yörünge çöküşünün yavaşlamasının) evrimleşmiş süperdev (AGB) ortak zarflarında oldukça erken aşamalarda meydana geldiği kolaylıkla gösterilebilir. Merkez bölgeleri az yoğun olan yapılarda ise yörünge çöküşü daha fazladır (hızlanma olayından önce). Bu aslında yoğunluğun, oldukça gelişmiş bir AGB zarfının büyük bir bölümünde neredeyse sabit kalmasından kaynaklanmaktadır. Yani $\tilde{\rho}_a \simeq \rho_a \ll \bar{\rho}_a$ dır. Sonuç olarak, başyıldız AGB evresine ulaşıncaya kadar başlamayan spiralling-in sürecinde, anakol yıldızı ile çekirdeğin birleşmesinin önüne geçilebilir. Ayrıca atılan zarf maddesinin yörünge düzlemine doğru biraz daha az toplanması beklenebilir. CE evresi, büyük kütleli bileşen normal bir dev olduğunda meydana gelirse, birleşme beklenen bir sonuç olabilir. Bu durumda atılan madde çoğunlukla yörünge düzlemine doğru toplanacaktır. (3.12) eşitliğinin diğer bir sonucu da spiralling-in sürecinin daha büyük kütleli ikinci bileşen varlığında ve zarfın hızlanmasıyla çok daha kolay durdurulabilecek olmasıdır.

Çizelge 3.1’de (Bond ve Livio 1990), CE evriminin sona ermesiyle beklenen durumlar, yukarıda verilen kuramsal nedenler ışığında kabaca özetlenmiştir. Sonuç (birleşme ya da zarf atımı) başlıca, birinci bileşenin CE’la karşılaştığı andaki evrim durumuna ve ikinci bileşenin kütesine bağlıdır.

Çizelge 3.1

Ortak Zarf Evriminin Sonucu

Kırmızı Dev Evresinde Karşılaşılan Ortak Zarf	AGB Evresinde Karşılaşılan Ortak Zarf
Düşük kütleli ikinci bileşen durumunda birleşme mümkün; ikinci bileşen birleşme sürecinde tümüyle yok edilebilir. Daha büyük kütleli ikinci bileşen durumunda birleşmenin önüne geçilebilir.	Birleşme olası değildir.
CE atımının tercihen yörünge düzleminde meydana gelmesi, eşlek ve uçlak doğrultularındaki yoğunluklar arasında yüksek bir oranın oluşmasına neden olur.	Eşlek ve uçlak doğrultuları arasındaki yoğunluk farkı daha küçüktür.
Eğer çift CE'tan ayrılırsa, bileşenler arasındaki ayrıklığın küçük olması beklenir.	CE'tan kurtulan çiftin ayrıklığı hala oldukça büyüktür.

CE etkileşimi daha sonra gözlenebilen bir PN olacak zarfın atılmasıyla sonuçlanırsa bulutsunun başlangıçtaki yapısını, yukarıdaki çizelgede de özetlenen, başyıldızın evrim durumu belirleyecektir.

CE'ın sistemden atılmasıyla zarfın merkezinde kalan çift yıldız sistemi bundan sonra bir PNNi olarak anılacaktır.

4. LoTr 5 GEZEENİMSİ BULUTSU ÇEKİRDEĞİ : IN COMAE

Longmore ve Tritton (1980), 1.2 m' lik teleskopla buldukları 11 gezegenimsi bulutsunun konum, fotoğraf ve öteki özelliklerini "Gezegenimsi Bulutsuların İkinci Listesi" adı altında yayımladılar. Bu bulutsulardan biri şimdiye değin bilinen gezegenimsi bulutsulardan daha yüksek gökada enleminde bulunuyordu. Bu gezegenimsi bulutsunun, çekirdekte yer alan 9^m den G5 türü yıldızla ilişkili olabileceği ileri sürüldü. LoTr 5 olarak adlandırılan bu oldukça büyük (560"×490") gezegenimsi bulutsu gökada konsayıları olan 339+88°1 ile de gösteriliyordu. Bulutsunun merkez bölgesinde SAO 82570 = 112313 = BD+26° 2405 yıldızı yer alıyordu. SAO kataloğunda bu yıldız G5 tayf türünden $m_v = 8^m.7$ parlaklığında bir yıldız olarak sınıflandırılmıştı. Gezegenimsi bulutsu bu yıldızla ilişkiliyse bu yıldızın sıcak bir cüce bileşeni olmalıydı. Ancak, birkaç gezegenimsi bulutsu çekirdeğinde buna benzer geri tür yıldız bulunmuştu (Lutz 1978). Bunlar genellikle dev ya da üst dev yıldızlardı. Gezegenimsi bulutsunun çizgisel çapının 0.5 pc olduğu varsayılarak merkezdeki yıldızın III. ısıtma sınıfından olabileceği ve uzaklığının da 400 pc dolayında olabileceği önerildi. JHK ışıkölçümü de gerçekten bu yıldızın G5III olacağını gösterdi.

Feibelman ve Kaler (1983) LoTr 5'in IUE gözlemlerinden çekirdekteki kaynağın G5III-IV ve sıcak bir altcüceden oluştuğunu ortaya çıkardılar. Bu alt cücenin $14^m.7$ parlaklığında 120 000 K'den daha sıcak bir yıldız olduğu öne sürüldü. Tutulmalar olsa bile böyle sönük bir bileşenin tutulmasından parlaklık değişiminin

gözlenemeyeceği, ancak yansıtma etkisinin fark edilebileceği belirtildi. LoTr 5 gezegenimsi bulutsusunun çekirdeğindeki yıldızın görsel bölgedeki dönemli parlaklık değişimi Schnell ve Purgathofer (1983), dikine hız değişimi de Acker ve ark. (1985) tarafından gözlemlendi. Parlaklık değişiminden 1.2001, 0.8567, 0.5453 ve 0.3528 günlük dönemler bulunurken dikine hız değişiminden 0.35 günlük bir dönem bulundu. Jasiewicz ve ark. (1987) yıldızın tayfsal gözlemlerini yaptılar ve soğuk bileşenin çift çizgili ve 1.99 gün dönemli bir tayfsal çift olduğunu açıkladılar. Üçüncü bileşenin ise sıcak alt cüce olabileceğini, çiftin üçlü dizge içerisindeki yörünge döneminin de 40.8, 139.6 ya da 539 gün dolayında olduğunu ileri sürdüler.

Noskova (1989), HD 112313 (IN Com) yıldızının 1987-1988 yıllarında UBV ışıkölçümünü yaparak dönemi yeniden belirledi. Bu çalışmaya göre G5III yıldızının parlaklık değişimi yaklaşık olarak 5.9522 günlük dönemle yinelenmektedir. UBV bandlarındaki parlaklık değişim genlikleri ise $0^m.105$, $0^m.09$ ve $0^m.075$ ölçülmüştür. Daha sonra Bond ve Livio (1990)'un yaptığı ışıkölçüm de bu dönemin doğruluğunu onaylar yönündedir. Noskova (1989) HD 112313 yıldızının U-B renk ölçeğinin G5III yıldızlarına göre $0^m.3$ daha kırmızı olduğunu da vurgulamıştır. Jurcsik (1990)'ın UBVR1 ışıkölçümü ise IN Com'un iki dönemli değiştiğini gösterir yönündedir. Bu dönemler yaklaşık 6 ve 1 gün yöresindedir.

Malasan ve ark. (1991) metal çizgileri ve H_α merkezindeki soğurmaya kullanarak dikine hızlardan dönemi belirlemeye çalıştılar. Ancak, daha önce bulunan dönemleri bulamadılar. Merkezi yıldızın tek çizgili bir tayfsal çift olduğunu ve yörünge

döneminin de 1.7545 gün olduğunu öne sürdüler. Dikine hızın genliğinin 20 km s^{-1} dolayında olduğunu, hızlı dönme nedeniyle çizgilerin genişlediğini ve dikine hız ölçümlerinin yanlışlarının da büyüdüğünü belirttiler. Çift çizgiyi oluşturan iç dizgenin birbirine girmekte ve FK Comae adımına yaklaşmakta olan iki yıldızı temsil ettiğini de ileri sürdüler.

Öte yandan, ROSAT All Sky Survey uydusu ile yapılan gözlemler LoTr 5'in bir X-ışın kaynağı olduğunu göstermiştir (Kreysing ve ark. 1992). Einstein ve EXOSAT uydularıyla elde edilen X-ışın verileri Apparo ve ark. (1992) tarafından analiz edilmiştir. Gözlenen X-ışın akısının üç kaynaktan olabileceği önerilmiştir. Bunlar; 1) G5 yıldızından salma, 2) G5 yıldızından alt cüceye akan gazdan salma ve 3) sıcak altcüceden ısısal salmadır. Bu üç olasılık ayrı ayrı tartışılmış ve G5 yıldızının hızlı dönmesi, alt cüceye akan maddenin yıldız yüzeyine ulaşabilmesi ve X-ışınlarının bir kısmının soğurulması durumlarında gözlenen X-ışın salmalarının oluşabileceği sonucuna varılmıştır.

Jasniewicz ve Acker (1993), 1988-1993 yılları arasında elde ettikleri ışıkölçüm, tayf ve CORAVEL gözlemlerini değerlendirerek ışıkölçüm verilerinin 1.20 günlük bir dönem gösterdiği, demir çizgilerinin dikine hızlarından bir dönemin bulunamadığı ve görsel parlaklığın yıldan yıla değiştiği sonucuna varılmıştır. Kuczawska ve Mikolajewski (1993) IN Com'un 1993 Nisan ayında 8 gecelik UBV ışıkölçüm sonuçlarını yayımladılar. Bu gözlemlere göre IN Com'un B rengindeki maksimum parlaklığa karşılık gelen zaman ve dönemi,

$$\text{JD Hel. (max)} = 24\,49104.1 (\pm 0^s.45) + 5^s.9522 \text{ E} \quad (4.1)$$

dir. Yıldızın UBV bandlarındaki genlikleri ise sırasıyla $0^m.13$, $0^m.07$ ve $0^m.08$ olarak belirlenmiştir. 5.95 gün dönemli değişim çıkartıldığında kısa dönemli bir değişimin kaldığı görülmüştür. Bu değişimin minimum parlaklığa karşılık gelen zaman ve dönemi için de,

$$JD_{Hel.}(min) = 24\,49101.483 + 0^g.2504\,E \quad (4.2)$$

değerleri verilmiştir. Gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinde yörünge dönemi bilinen örten çift sayısı 11'dir (de Kool ve Ritter 1993). Burada verilen dönemlerden birisi eğer yörünge dönemiye IN Com gezegenimsi bulutsu çekirdeğinde yer alan ve yörünge dönemi belirlenen onikinci yıldız olacaktır.

IN Com'un 1988-1991 yılları arasında elde edilen ışıkölçüm, CORAVEL ve tayfsal gözlemlerin sonuçları Jasiewicz ve ark. (1994) tarafından yayımlandı. H_α soğurmasından 5.9 ve 1.2 gün gibi iki dönem bulunurken CORAVEL verilerinden herhangi bir dönem belirlenemedi. Ancak, kısa bir sürede elde edilen verilerin 1.19 gün dönemli bir değişim gösterdiği de vurgulandı. Bunun da G yıldızının yüzeyindeki büyük lekelerden ileri gelebileceği belirtildi. Malasan ve ark. (1991) tarafından bulunan 1.75 günlük dönem ne ışıkölçüm ne de tayfsal gözlemlerle doğrulanmadı. CaII H ve K çizgilerinin kuvvetli salma olarak gözlenmesi HD 112313 yıldızındaki yıldız ekinliğine bağlandı. Jasiewicz ve ark. (1996), hızlı dönen G yıldızının sıcaklık, ısıtma, kimyasal karışım ve dönme hızını bulmak için ortaband ışıkölçüm ve tayfsal gözlemlerini yaptılar. Işıkölçüm gözlemleri yıldızın bu bandlarındaki parlaklık değişiminin $0^m.1$ 'den küçük olduğunu ortaya koydu. Ölçülen parlaklıkların analizi ile 1.2 gün ve onun alias'ı olan 5.9 günlük dönem bulundu. Parlaklık değişimleri,

$$JD\text{ Hel.}(\min) = 24\,49372.68 + 1^g.2048\,E \quad (4.3)$$

ışık öğeleri ile hesaplanan evrelere göre noktalanarak bu dönemin doğruluğu kanıtlanmaya çalışıldı. 5.8824 günlük dönem ise bu gerçek dönemin yansımasıydı (aliasing). Yüksek yaymalı tayflar ($4.7\, \text{\AA}^\circ/\text{mm}$) kullanılarak G yıldızının etkin sıcaklığı $5250 \pm 200\, \text{K}$ ve yüzey çekim ivmesi de $\log g = 2.7 \pm 0.5$ bulundu. Çizgi genişlemesi kullanılarak $v \sin i = 60 \pm 5\, \text{km s}^{-1}$ hesaplandı. Bulunan çekim ivmesi ve etkin sıcaklığa göre G yıldızının ısıtması $\sim 40\, L_\odot$ 'tir. G yıldızının kütesinin $1.1\, m_\odot$, yarıçapının $\sim 10\, R_\odot$ olduğu varsayımı ile yıldız maddesinin dağılma hızı hesaplanmış ve 5.9 günlük dönemin daha uygun olacağı kanısına varılmıştır. LoTr 5 gezegenimsi bulutsusundaki G yıldızının bir çok yönüyle FK Comae yıldızlarına benzediği vurgulanmıştır. Bilindiği gibi FK Com yıldızları birbiri içine girmiş iki yıldızdan oluşan, hızlı dönen, manyetik aktif yıldızlardır.

IN Com'un Doppler görüntüleri Strassmeier ve ark. (1997) tarafından elde edilmiştir. Dizgenin Strömgren by ve Johnson V süzgeçlerinde ışıkölçüm verileri de elde edilmiş ve Breger (1990)'in PERIOD programıyla dönem tayini yapılmıştır. Baskın olan dönem 5.913 ± 0.005 gün olarak belirlenmiş ve bunun aliasing'leri olan $f = n \pm f_0$ frekansları da bulunmuştur. Bunlardan birisi de 1.2035 günlük dönemdir. V bandında gözlenen genlik $0^m.11$ 'den büyüktür. Bu çalışmayla G yıldızının dönmesinden oluşan parlaklık değişiminin öğeleri,

$$JD\text{ Hel.}(\min) = 24\,49415.0 \pm 0.1 + 5^g.913 \pm 0.005\,E \quad (4.4)$$

şeklinde verilmiştir. G yıldızının eşlek dönme hızı $v_{\sin i} = 67 \pm 1$ km s^{-1} olarak bulunmuş ve 5.9 günlük dönem ile $10 R_{\odot}$ 'lik yarıçap kullanılarak dönme ekseninin eğiminin 45° yöresinde olacağı önerilmiştir. IN Com'un tayfında Na D'nin yıldızlararası soğurma çizgisinin görülmesi ve buna karşılık Li I 6707 çizgisine rastlanmaması bu yıldızın LoTr 5 ile ilişkili olduğunun bir kanıtı olarak alınmıştır. Dikine hızdaki ~ 2.5 km s^{-1} genlikli değişimden G5III yıldızının üçlü dizgenin üçüncü yıldızı olabileceği önerilmiştir.

Özetlersek;

- IN Comae yıldızı üç yıldızdan oluşmakta, parlak bileşeni G5 devdir,
- G5III yıldızı kendi ekseni çevresinde 5.913 günde bir dönmektedir,
- Dev yıldızın eşlek dönme hızı $89\text{-}103$ km s^{-1} olup parçalanma hızına yakındır (~ 148 km s^{-1}),
- Yıldızın tayfı bir çok özelliği ile FK Comae yıldızlarına benzemektedir,
- Ca II'nin kuvvetli H ve K salma çizgileri yıldızın aktif bir yıldız olduğunu göstermektedir,
- Tayfta geniş bir H_{α} salma çizgisi içinde soğurma görülmekte ve zamanla değişmektedir,
- Yıldızın parlaklığı dönemli bir değişim göstermektedir, bu değişimin kaynağı yıldız yüzeyindeki manyetik etkinlik midir yoksa yansıtma etkisinden mi ileri gelmektedir?
- Dikine hızlarda γ -hızının değişimi nereden kaynaklanmakta ve dönemli bir değişim göstermekte midir?
- Parlaklık değişimi ile dikine hız değişimi arasında bir ilişki var mıdır?

- Optik bölgedeki ortalama parlaklık zamanla değişmekte midir?
- G5III yıldızı dizgedeki üçüncü bileşen ise etkin sıcaklığı 120 000 K'den büyük olan, parlaklığı $V=14^m.7$ olarak tahmin edilen ve 0.5 pc çaplı gezegenimsi bulutsu içerisinde yer alan sdO yıldızının ikinci bileşeni nasıl bir yıldızdır ve yörünge döneminin uzunluğu ne kadardır?

IN Comae yıldızının günümüze değin yapılan ışıkölçüm ve tayf gözlemlerinden bilinenler ve yanıt bekleyen sorular yukarıda özetlenmiştir. Gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinde yer alan LoTr 5 benzeri yıldızlar ortak zarf oluşturmadan önce asimtotik dev kolu aşamasında yıldız rüzgarları yoluyla sıcak sıkışık yıldızla çok kuvvetli bir etkileşime girerler (Iben 1995). G5III yıldızının aynı tayf ve ısıtma sınıfındaki yıldızlardan daha hızlı dönmesi onun AGB'de daha çok kütle kaybedeceğini gösterir. G5III yıldızı Roche lobunu doldurduğunda bulutsu çekirdeğindeki yıldızla kütle vermeye başlaması ve ortak zarflı bir çift yıldızın oluşması beklenmektedir.

Gezgenimsi bulutsu çekirdeklerinde çift ya da çoklu dizge olduğu bilinen 12 yıldızdan biri olan IN Comae'nin BVR ışıkölçümü ve tayfsal gözlemlerini yaparak G5III yıldızının parlaklık ve tayfindaki değişimleri ortaya çıkarmayı düşündük. Işıkölçüm gözlemleri E.Ü. Gözlemevi'nde tayfsal gözlemler de Catania Gözlemevi'nde yapılmıştır. Tayfsal gözlemlerin indirgeme ve analiz işlemleri tamalanamadığından burada yalnızca ışıkölçüm verileri ve bunlardan elde edilen bulgular üzerinde durulacaktır.

5. GÖZLEMLER

LoTr 5 gezegenimsi bulutsu çekirdeği olan IN Comae çift sistemi, Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 48 cm.'lik Cassegrain teleskop ve ona bağlı SSP5 ışıkölçeri ile gözlenmiştir. Gözlemlerde geniş band ışıkölçüm sisteminin B,V,R süzgeçleri kullanılmıştır. 2000 yılının 9, 13, 14, 23, 24, 25 Mart, 14 Nisan ve 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10 ve 12 Mayıs geceleri yapılan gözlemlerle B, V ve R süzgeçlerinin herbirinde toplam 283 gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlemler fark ışıkölçümüne uygun bir dizi şeklinde yapılmış ve IN Comae (HD 112313) değişen yıldızı, HD 112299 (mukayese) ve HD 111812 (=31 Com, denet) yıldızları ile birlikte gözlenmiştir. IN Com, mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler Çizelge 5.1'de verilmektedir.

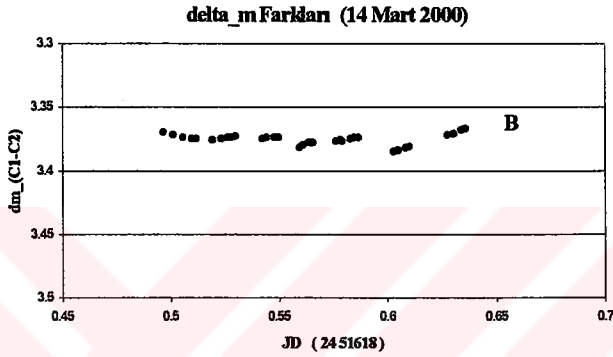
Çizelge 5.1

Gözlem Yıldızlarına İlişkin Veriler

Yıldız	HD No.	α (2000)	δ (2000)	m_v	Tayf Türü
IN Com	112313	12 ^{sa} 55 ^{dk} 33 ^s .7	25° 53'.5	8 ^m .89	G5III
Mukayese	112299	12 ^{sa} 55 ^{dk} 28 ^s .3	25° 44'.3	8 ^m .39	F8V
Denet	111812	12 ^{sa} 51 ^{dk} 41 ^s .9	27° 32'.5	4 ^m .93	G0III

Mukayese ve denet yıldızlarının atmosfer dışına indirgenmiş parlaklıkları, iki yıldızın parlaklığında gözlem süresi boyunca bir değişme olmadığını göstermektedir (Şekil 5.1). Yer atmosferinin gözlemler üzerine olan sönükleştirme etkisi Hardie (1962) yöntemi ile düzeltilmiştir. Bu amaçla her gözlem gecesine ilişkin B,V ve R renklerindeki atmosfer sönükleştirme katsayıları, mukayese

yıldızının gözlemlerinden yararlanılarak elde edilmiş, değişen-mukayese şeklinde olan parlaklık farkı yer atmosferinin etkisinden arındırılmıştır. Ayrıca, gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir.



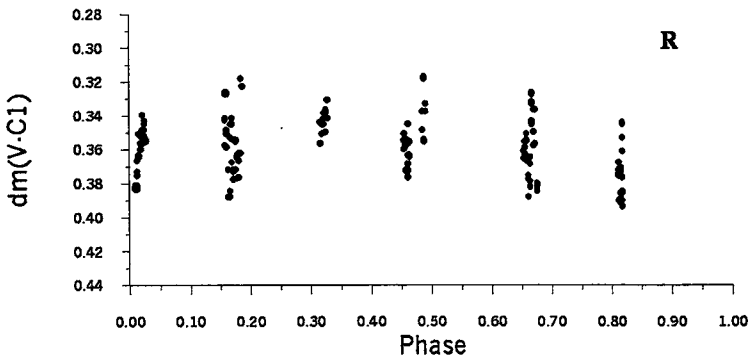
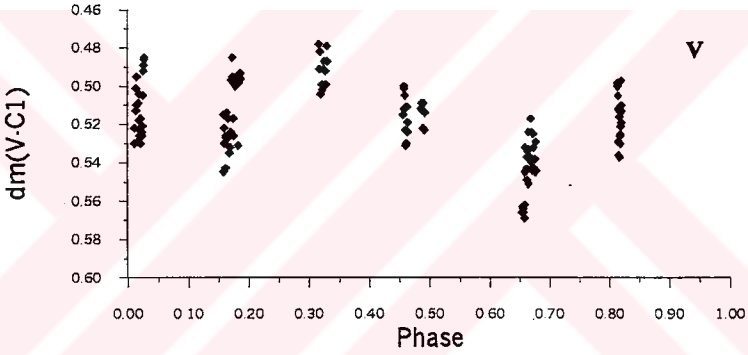
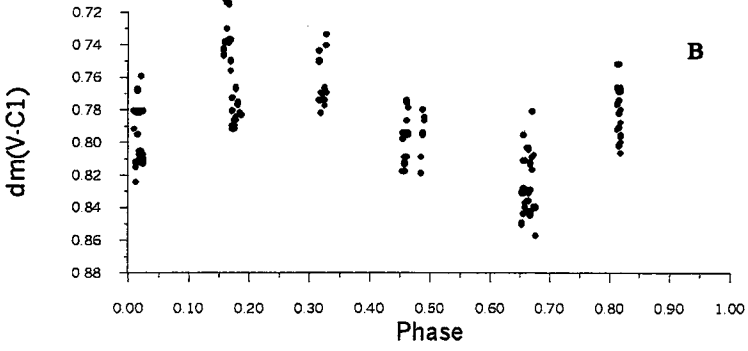
Şekil 5.1 Mukayese ve denet yıldızlarının 14 Mart 2000 gecesinde B rengi için elde edilen parlaklık farkları.

Gözlem verilerinin indirgenmesi sırasında Strassmeier ve ark. (1997) tarafından verilen

$$JD_{Hel.}(min) = 24\,49415.0 + 5^g.913\,E$$

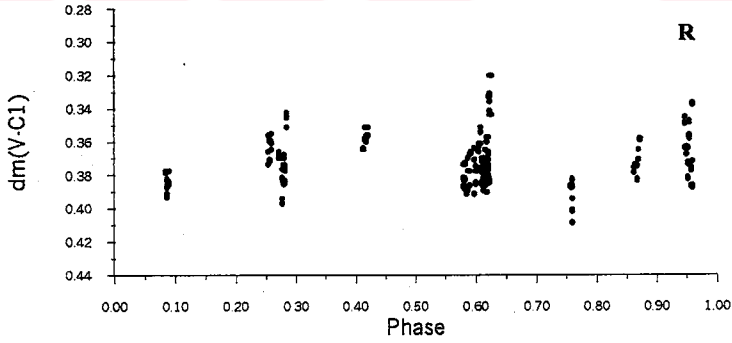
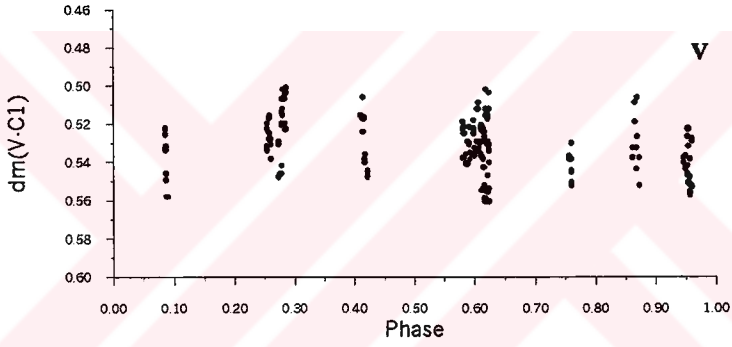
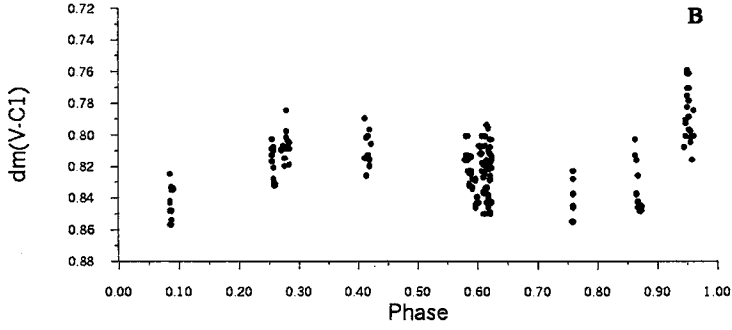
ışık öğeleri kullanılmıştır. Bu öğeler kullanılarak elde edilen B,V ve R renklerine ilişkin Mart ve Mayıs 2000 (14 Nisan gecesine ilişkin gözlem noktaları da Mayıs 2000 ışık eğrisi içinde yer almaktadır) ışık eğrileri Şekil 5.2 ve 5.3’de gösterilmektedir.

IN Com Mart 2000



Şekil 5.2 IN Com'un B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen Mart-2000 ışık eğrileri.

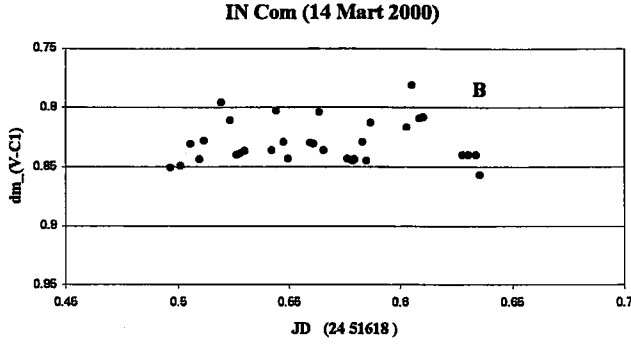
IN Com Mayıs 2000



Şekil 5.3 IN Com'un B,V ve R süzgeçlerinde elde edilen Mayıs-2000 ıslık eğrileri.

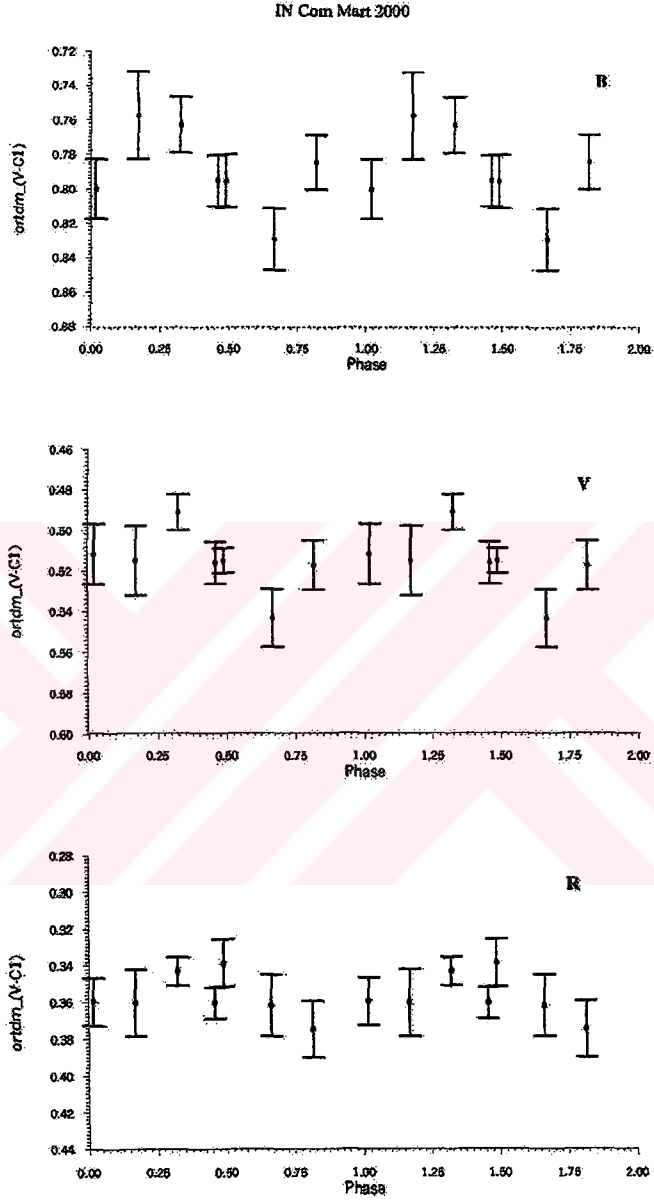
IN Comae yıldızı bir örten çift değildir ($i \sim 45^\circ$, Strassmeier ve ark. 1997). Yıldızın parlaklığında görülen değişimin nedeni G yıldızının, yani IN Com'un, yüzeyindeki düzensizliklerden kaynaklanmaktadır. Bu fotometrik değişimin dönemi Strassmeier ve ark. (1997) tarafından yaklaşık 5.913 gün olarak verilmiştir.

Elde ettiğimiz ışık eğrileri Strassmeier ve ark. (1997) tarafından verilen 5.913 günlük dönemi desteklemektedir. Görülen evre boşlukları da yine dönemin yaklaşık 6 gün olmasından kaynaklanmaktadır. Gecelik gözlemlere bakıldığında saçılmanın oldukça büyük ($\sim 0^m.06$) olduğu dikkat çekmektedir. Saçılmanın değişenden mi yoksa mukayeseden mi kaynaklandığı araştırılmıştır. Mukayese ve denet yıldızlarının parlaklıklar farkı atmosferin sönmükleştirme etkisinden arındırılarak Şekil 5.1'de gösterilmiştir. Şekil 5.4'de IN Com'un 14 Mart 2000 gecesinde elde edilen gecelik parlaklık değişimi gösterilmektedir. Şekil 5.1 ile karşılaştırıldığında saçılmanın boyutu daha iyi anlaşılmaktadır. Bir gece içerisinde parlaklıktaki bu büyük değişim IN Com'un kendisinden kaynaklanmaktadır. Buna benzer bir sonuç önceki araştırmalar tarafından da elde edilmiştir. Bu saçılmanın nedeni henüz tam olarak açıklanamamakla birlikte, sistemin etrafını saran gezegenimsi bulutsudan ve IN Com'un oldukça aktif bir yıldız olmasından kaynaklandığı söylenebilir.

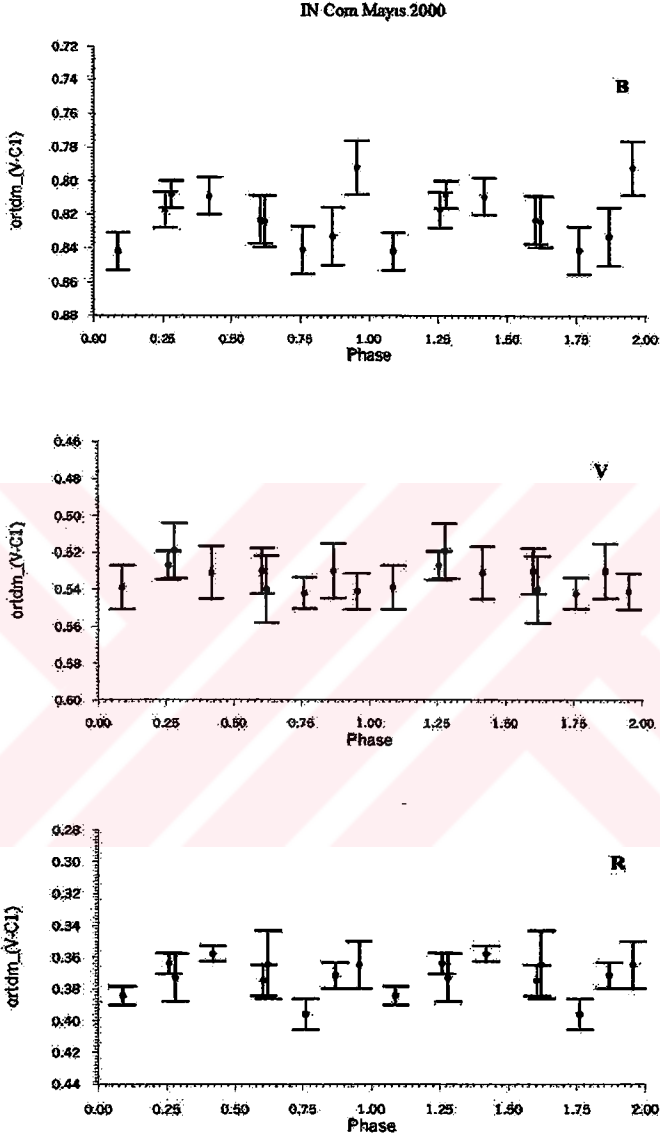


Şekil 5.4 IN Com'un 14 Mart 2000 gecesinde B renginde elde edilen gecelik parlaklık değişimi.

Bir gece içerisinde elde edilen gözlem verilerinin ortalaması alınıp, gözlem noktalarının standart sapmaları (σ) hesaplanarak elde edilen Mart ve Mayıs ayı ışık eğrilerinden (Şekil 5.5 ve 5.6) $\phi_{\min}$ (ışık eğrisinin minimumu) noktasının artan evrelere doğru kaydığı bulunmuştur. Mart ve Mayıs aylarında yaklaşık 50 gün ara ile elde edilen ışık eğrilerinden, V süzgecine göre belirlenen $\phi_{\min}$ evre değerleri sırasıyla ~ 0.752 ve ~ 0.825 'dir. Gözlem yapılmayan bu 50 günlük zaman aralığında $\phi_{\min}$, ~ 0.073 evre kaymış görülmektedir. Buna göre dalga benzeri bozulma ışık eğrisini ~ 685 günde (1.875 yıl) bir kez tarıyor olmalıdır. $\phi_{\min}$ 'un artan evrelere doğru kayıyor olması G yıldızının yüzeyindeki lekelerin kutuplara doğru göç ettiğini gösterir yöndedir. Burada bulunan göç dönemi daha önce elde edilen ışık eğrilerindeki dalga minimumlarını da sağlamaktadır.



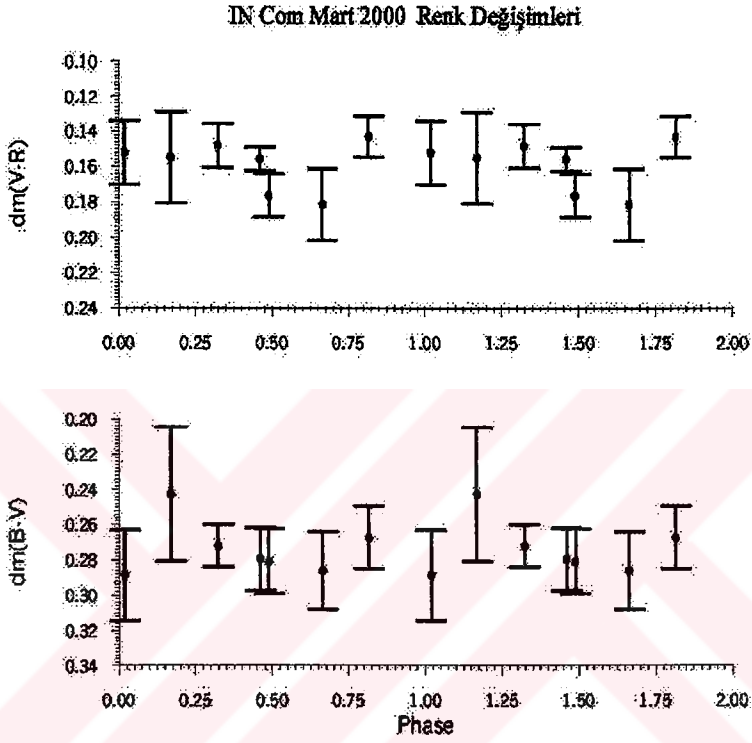
Şekil 5.5 Ortalama noktalarına göre B, V ve R renklerinde elde edilen Mart 2000 ışık eğrileri.



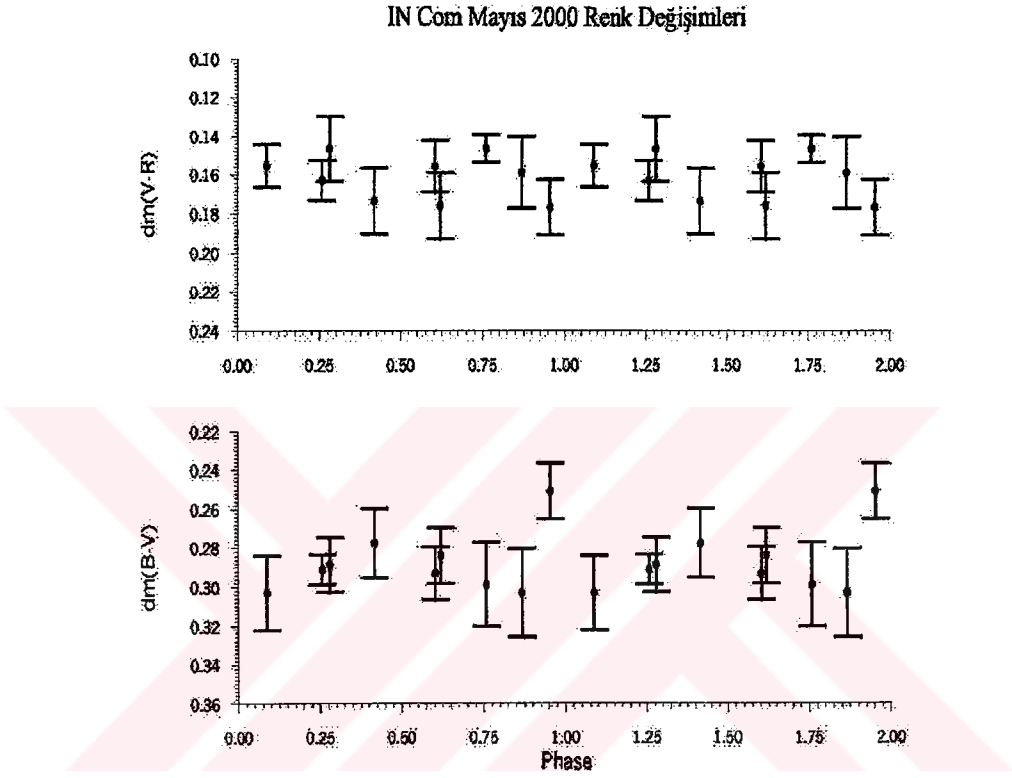
Şekil 5.6 Ortalama noktalarına göre B, V ve R renklerinde elde edilen Mayıs 2000 ışık eğrileri.

IN Com'un yaklaşık olarak iki ay aralıkla elde edilen ışık eğrileri dalga benzeri bozulmanın artan evrelere doğru kaydığını göstermekle kalmayıp, parlaklık değişim genliğinin de hızlı bir şekilde değiştiğini göstermektedir. Mart ayında elde edilen ışık eğrilerinde genlikler B, V ve R renklerinde sırasıyla $0^m.082$, $0^m.045$ ve $0^m.035$ iken Mayıs ayında elde edilen ışık eğrilerinde $0^m.036$, $0^m.030$ ve $0^m.024$ olmuştur.

IN Com'un Mart 2000'de elde edilen C1 yıldızına göre diferansiyel V-R ve B-V renk değişimleri Şekil 5.7'de gösterilmiştir. Renk değişimleri, parlaklıktaki değişimleri aynen izliyor görülmektedir. Renk değişim genlikleri B-V'de $0^m.016$, V-R'de ise $0^m.034$ dolayında olup ortalama değerler $d(B-V)_{ort} = 0^m.274$ ve $d(V-R)_{ort} = 0^m.159$ 'dir. Parlaklık değişiminin minimum olduğu 0.75 evre dolayında her iki renkte bir mavileşme görülmektedir. Şekil 5.8'de ise Mayıs 2000'de elde edilen renk eğrileri gösterilmiştir. Ortalama renkler $d(B-V)_{ort} = 0^m.288$ ve $d(V-R)_{ort} = 0^m.161$ olarak okunmuştur. Genlikler ise sırasıyla $0^m.026$ ve $0^m.022$ yöresinde olup B-V'deki genlik artarken V-R'deki genlik azalmıştır. B-V renk değişiminde 0.90 evre dolayında hızlı bir mavileşme görülmektedir. Renkteki bu kısa süreli, hızlı değişmelerin flare benzeri ani parlamalardan kaynaklanabileceği sanılmaktadır. Mart 2000 renk eğrisinde B-V'deki mavileşme $0^m.022$ dolayında iken Mayıs ayındaki renk eğrisinde $0^m.054$ olmuştur. Renkteki bu değişim C2'ye göre diferansiyel renklerde de kendisini göstermektedir. Bu değişim V-R'de kimi zaman daha düşük genlik ve aynı yönlü iken kimi zaman ters yönlü olabilmektedir (Mayıs renk eğrileri).



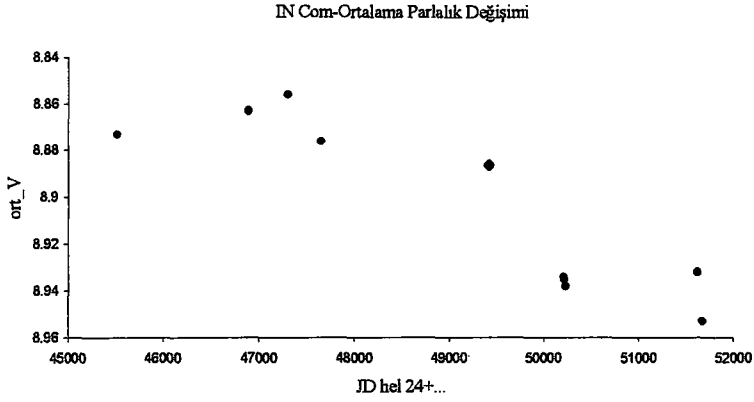
Şekil 5.7 IN Com'un Mart 2000'de elde edilen diferansiyel renk değişimleri.



Şekil 5.8 IN Com'un Mayıs 2000'de elde edilen diferansiyel renk değişimleri.

Sistemin ortalama parlaklığında zamanla bir değişim meydana gelip gelmediğini incelemek amacıyla IN Com'un 1983'den bu yana elde edilmiş olan verileri toplanmıştır (Schnell ve Purgathofer 1983, Noskova 1989, Jasiewicz ve ark. 1994, Jasiewicz ve ark. 1996, Strassmeier ve ark. 1997). Bu verilere E.Ü. Gözlemevi'nde elde edilen veriler de eklenerek V renginde bulunan parlaklık değerleri standarda dönüştürülmüştür. Standarda dönüştürülen parlaklıkların ortalaması alınarak zamana göre noktalandığında (Şekil 5.9), ortalama parlaklığın zamanla azaldığı ($\Delta V_{\text{ort}} \approx 0^{\text{m}}.08$ (yaklaşık 11 yılda)) görülmektedir. Kesin bir yargıya varmak mümkün olmamakla birlikte, bu ortalama parlaklık değişiminden, IN Com'un yüzeyinde ~22 yıllık Güneş benzeri bir aktivite çevriminin gerçekleştiği söylenebilir. Bu yaklaşımın doğruluğu ve güvenilirliği ancak ileride yapılacak gözlemlerle mümkün olacaktır.

Yıldızın uzaklığını 400 pc alırsak maksimum parlaklıktaki ısıtmanın $38.73 L_{\odot}$, minimumdaki ısıtmanın ise $35.97 L_{\odot}$ dolayında olduğunu buluruz. Buna göre yıldızın ısıtmasındaki toplam azalmanın % 7 dolayında olduğu sonucuna varırız.



Şekil 5.9 IN Com'un V rengindeki ortalama parlaklık değişimi. ♦ sembolü ile gösterilen nokta, Jasniewicz ve ark. (1996) tarafından ortaband y süzgecinde elde edilmiş noktaların ortalamasıdır.

6. ÖZET ve SONUÇLAR

Ortak zarf evresi çift yıldız evriminin en önemli basamaklarından biridir. Gezegenimsi bulutsu çekirdeklerindeki çift yıldızlar, bu evrenin doğrudan doğruya gözlemsel kanıtı olan önemli sistemlerdir. Yapılan çalışmalar, bu tür sistemlerin yaklaşık % 10'nun 1 günden kısa dönemli yakın çiftler olduğunu göstermiştir (Bond ve Grauer 1987).

Gezegenimsi bulutsuların “çift çekirdekli” yapısı, çift yıldız evriminin belli bir aşamasında, ortak zarfın (CE) sistemden atılmasıyla oluşur. Dolayısıyla “gezegenimsi bulutsu” tanımlaması, aslında, sistemden atılan CE’nin kendisidir. Bu aşamada CE’nin nasıl oluştuğunu incelemek önemli bir duruma gelmektedir.

Bu çalışmada, ayrıklığı ve başlangıç kütleleri farklı olan çeşitli çift sistemler için CE evresinin oluşumu incelenmiştir. Başlangıç parametrelerinin farklı olması, CE evrimi sonunda ortaya çıkan yeni sistemlerin de farklı olması anlamına gelmektedir. Bununla birlikte CE’nin evrimi kısaca şöyle özetlenebilir:

- Büyük kütleli bileşen, küçük kütleli yoldaşına göre daha hızlı evrimleşir. Merkezinde geçirdiği bir dizi nükleer tepkime sonucunda dış katmanlarını genişleterek Roche lobunu doldurur ve iki bileşenin Roche loblarının değim noktası olan "Lagrange L_1 " noktasından bileşenine kütle aktarmaya başlar. Kütle aktarımı yeterince hızlıysa, ikinci bileşen aktarılan maddeyi üzerinde toplayamaz bir duruma gelir. İkinci bileşeni sıcak bir battaniye gibi saran madde, bir süre sonra bileşenin Roche lobundan taşar. Taşan

madde zamanla çift sistemi içine alır. Kütle aktarımı ve Roche lobunun taşması sırasında yıldızların birbiri içerisine girmesi olan spiralling-in süreci devreye girer. Bu süreç, çift sistemin ayrıklığını ve dolayısıyla yörünge parametrelerini değiştirir. Yörüngede meydana gelen değişiklik süresince açığa çıkan “yörünge enerjisi”, sistemi saran maddenin, yani ortak zarfın, sistemden atılmasında kullanılır. Ortaya çıkan yapı ise “çift çekirdekli bir gezegenimsi bulutsu” olarak tanımlanır.

Bu çalışmada, LoTr 5 gezegenimsi bulutsusunun çekirdeği olan IN Comae çift yıldızına ilişkin gözlemler ve bu gözlemlerden elde edilen bulgular sunulmaktadır. Dönemi yaklaşık 5.913 gün olan IN Com sisteminin B, V ve R ışık eğrileri Mart, Nisan ve Mayıs 2000 dönemlerinde yapılan gözlemlerle elde edilmiştir. Gecelik gözlemlerin oldukça saçılmalı olduğu görülmektedir. Bunun nedeni olarak sistemi çevreleyen bulutsu yapının olabileceği önerilmiştir.

IN Com’un parlaklığındaki dönemli değişimin G5III yıldızının yüzeyindeki Güneş benzeri manyetik etkinlikten kaynaklandığı sonucuna varılmıştır. Sistemin parlaklık ve renk eğrileri incelenmiş, dalga benzeri bozulmanın minimumunun artan evrelere doğru kaydığı ve dalga benzeri bozulmanın genliğinin hızlı bir değişim gösterdiği bulunmuştur. Parlaklık değişimi ile renk değişimi aynı yönlüdür. Yıldız sönükleştiğinde renk de kırmızıya gitmektedir. Ortalama parlaklık da dönemli bir değişim gösteriyor gibi görünmektedir. Eldeki gözlem verilerine göre G5III yıldızının manyetik çevriminin 22 yıl dolayında olduğu tahmin edilmiştir. Dalga benzeri bozulmanın ışık eğrisini yaklaşık 685 günde bir taradığı önerilmiştir.

KAYNAKLAR DİZİNİ

Acker, A., Jasiewicz, G., Gleizes, F. 1985, A&A, 151, L13

Alexander, M.E. 1973, Ap&SS, 23, 459

Alexander, M.E., Chau, W.V., Henriksen, S. 1976, ApJ, 204, 879

Apparo, K.M.V., Berthiaume, G.D., Nousek, J.A. 1992, ApJ, 397, 534

Breger, M. 1990, Comm. In Asteroseismology 20

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. 2000, Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures ASP Conference Series, Vol. XXX, eds. J.H. Kastner, N. Soker, S. Rappaport

Bondi, H. 1952, MNRAS, 114, 195

Campbell, C.G., Papaloizou, J. 1983, MNRAS, 204, 433

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

Counselman, C.C. III 1973, ApJ, 180, 307

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Darwin, G. H. 1879, Proc. R. Soc. London, 29, 168

Davies, M.B., Benz, W., Hills, J.G. 1992, ApJ, 401, 246

de Kool, M. 1987, Ph.D. thesis, University of Amsterdam

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

de Kool, M., Ritter, H. 1993, A&A, 397

Domingues, I., Tornambé, A. 1993, preprint

Fabian, A.C., Pringle, F.E., Rees, M.J. 1975, MNRAS, 172, 15p

Feibelman, W.A., Kaler, J. B. 1983, ApJ, 269, 592

Fryxell, B.A., Taam, R.E. 1988, ApJ, 335, 862

Fullerton, L.W., Hills, J.G. 1982, AJ, 87, 1

Garcia-Berro, E., Iben, I. Jr. 1993, in preparation

Goldman, I., Mazeh, T. 1991, ApJ, 376, 260

Guinan, E.F., Bradstreet, D.H. 1988, in Formation and Evolution of Low Mass Stars, ed. A.K. Dupree and M.T. Lago (Dordrecht, Kluwer), p. 345

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Habets, G. M. H. J. 1986, A&A, 167, 61

Hardie, R.H. 1962, Astronomical Techniques, ed. Hiltner, W.A.

Hills, J.G. 1975a, AJ, 80, 809

Hills, J.G. 1975b, AJ, 80, 1075

Heggie, D.C. 1975, MNRAS, 173 ,729

Hoyle, F., Lyttleton, R.A. 1939, Proc. Cambridge Phil. Soc.,
35, 405

Hut, P., McMillian, S.L., Romani, R.W. 1992, ApJ, 389, 527

Iben, I. Jr. 1986 ApJ, 304, 201

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

Iben, I. Jr. 1995, Phys. Rep. 250, 1

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

Iben, I. Jr., Tutukov, A.V. 1984b, ApJ, 284, 719

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

Iben, I. Jr., Tutukov, A.V. 1987, ApJ, 313, 727

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

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

Iben, I. Jr., Fujimoto, M.Y., MacDonald, J. 1992, ApJ, 384, 580

Ishii, T., Matsuda, T., Shima, E., Livio, M., Anzer, U., Börner, G. 1993, ApJ, 404, 706

Jasniewicz, G., Acker, A. 1993, AcA, 43, 441

Jasniewicz, G., Mayor, M. 1988, A&A, 203, 329

Jasniewicz, G., Duquennoy, A., Acker, A. 1987, A&A, 180, 145

Jasniewicz, G., Acker, A., Maun, N., Duquennoy, A., Cuypers, J. 1994, A&A, 286, 211

Jasniewicz, G., Thevenin, F., Monier, R., Skiff, B.A. 1996, A&A, 307, 200

Jurcsik, J. From Miras to planetary nebulae: Which path for stellar evolution?; Proceedings of the International Colloquium, Montpellier, France, Sept. 4-7, 1989 (A91-46697 20-90). Gif-sur-Yvette, France, Editions Frontieres, 1990, p. 400-402.

Kato, M., Iben, I. Jr. 1992, ApJ, 394, 305

Kippenhahn, R., Weigert, A. 1967, Z. Astrophys. 65, 251

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Kreysing, H. C., Diesh, C., Zweigle, J., Staubert, R., Grewing, M., Hasinger, G. 1992, A&A, 264, 623

Kuczawska, E., Mikolajewski, M. 1993, AcA, 43, 445

**Landau, L., Lifschitz, E. 1958, The Classical Theory of Fields
(Oxford, Pergamon)**

Levato, H. 1976, ApJ, 203, 680

Livio, M., Soker, N. 1983, A&A, 125, L12

Livio, M., Soker, N. 1984, MNRAS, 208, 763

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

**Livio, M., Soker, N., de Kool, M., Savonije, G.J. 1986,
MNRAS, 222, 235**

**Livio, M., Soker, N., Matsuda, T., Anzer, U. 1991, MNRAS,
253, 633**

Longmore, A.J., Tritton, S.B. 1980, MNRAS, 193, 521

**Lutz, J.H. 1978, IAU Symp. No. 76, ed. Terzian, D. (Dordrecht,
Reidel)**

**Malasan, H.L., Yamasaki, A., Kondo, M. 1991, AJ, 101,
2131**

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Matsuda, T., Inone, M., Sawada, K. 1987, MNRAS, 226, 785

Mazeh, T., Latham, D.W., Mathieu, R.D., Carney, B.W. 1990, in Active Close Binaries, ed. C. Ibanoglu (Dordrecht, Kluwer), p. 145

Nomoto, K. 1984, in Problems of Collapse and Numerical Relativity, ed. D. Bancel and M. Signore (Dordrecht, Reidel), p. 89

Nomoto, K. 1987, ApJ, 322, 206

Noskova, R.I. 1989, Sov. Astr. Letter 15, 149

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

Paczyński, B. 1971a, ARAA, 9, 183

Pastetter, L., Ritter, H. 1989, A&A, 214, 186

Paczyński, B. 1971b, Acta Astron., 21, 1

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

Press, W.H., Wiita, P.J., Smarr, L.L. 1975, ApJ, 202, L135

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Rappaport, S., Verbunt, F., Joss, P.C. 1983, ApJ, 275, 713

Rasio, F.A., Shapiro, S.L. 1991, ApJ, 377, 559

Ray, A., Kembhavi, A.K., Antia, H.M. 1989, A&A, 184, 164

Savonije, G.J., Papaloizou, J.C.B. 1983, MNRAS, 203, 581

Savonije, G.J., Papaloizou, J.C.B. 1984, MNRAS, 207, 685

Schnell, A., Purgathofer, A. 1983, A&A, 127, L5

Schönberner, D. 1983, AJ, 272, 708

Shima, E., Matsuda, H., Sawada, K. 1985, MNRAS, 217,
367

Sigurdsson, S., Phinney, E.S. 1993, preprint

Strassmeier, K.G., Serkowitsch, E., Granzer, Th. 1999,
A&AS, 140, 29S

Strassmeier, K.G., Bartus, J., Cutispoto, G., Rodono, M.
1997, A&AS, 125, 11S

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

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

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

Tassoul, J.-L., Tassoul, M. 1990, ApJ, 359, 155

Tassoul, J.-L., Tassoul, M. 1992, ApJ, 395, 259

Terman, J.L., Taam, R.E., Hernquist, L. 1994, ApJ, 422, 729

Tutukov, A.V., Yungelson, L.R. 1979, Acta Astron., 29, 666

Verbunt, F., Zwaan, C. 1981, A&A, 100, L7

Webbink, R.F. 1984, ApJ, 277, 355

Webbink, R.F. 1992, in X-ray Binaries and Recycled Pulsars, ed. E. P. J. van den Heuvel and S.A. Rappaport (Dordrecht, Kluwer), p. 269

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

Zahn, J.P. 1977, A&A, 57, 383

ÖZGEÇMİŞ

14 Temmuz 1974 tarihinde, Cihanbeyli’de doğan Melike AFŞAR; ilk, orta ve lise öğrenimini tamamladıktan sonra 1992 yılında girdiği Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü’nden 1996 yılında bölüm ikincisi olarak mezun olmuştur. 1997 yılında Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı’na yüksek lisans öğrencisi olarak kaydolmuştur. Ayrıca 1999 yılında aynı anabilim dalında Araştırma Görevlisi olarak çalışmaya başlamıştır. Halen bu görevine devam etmektedir.