



T.C.

**ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
LİSANSÜSTÜ EĞİTİM ENSTİTÜSÜ**

FİZİK ANABİLİM DALI

**DEĞEN ÇİFT YILDIZLARIN
DİNAMİK EVRİMİ**

DOKTORA TEZİ

MÜMİN GÜNEŞ

Tez Danışmanı

PROF. DR. İBRAHİM BULUT

ÇANAKKALE – 2023



T.C.

ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
LİSANSÜSTÜ EĞİTİM ENSTİTÜSÜ

FİZİK ANABİLİM DALI

DEĞEN ÇİFT YILDIZLARIN DİNAMİK EVRİMİ

DOKTORA TEZİ

MÜMİN GÜNEŞ

Tez Danışmanı

PROF. DR. İBRAHİM BULUT

ÇANAKKALE – 2023



T.C.
ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
LİSANSÜSTÜ EĞİTİM ENSTİTÜSÜ



Mümin GÜNEŞ tarafından Prof. Dr. İbrahim BULUT yönetiminde hazırlanan ve 31/01/2023 tarihinde aşağıdaki jüri karşısında sunulan “Değen Çift Yıldızların Dinamik Evrimi” başlıklı çalışma, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Lisansüstü Eğitim Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı’nda DOKTORA TEZİ olarak oy birliği ile kabul edilmiştir.

Jüri Üyeleri

İmza

Prof. Dr. İbrahim BULUT

(Danışman)

Prof. Dr. Selçuk BİLİR

Prof. Dr. Faruk SOYDUGAN

Prof. Dr. Volkan BAKIŞ

Prof. Dr. Caner ÇİÇEK

Tez No :

Tez Savunma Tarihi : 31/01/2023

.....
Doç. Dr. Yener PAZARCIK
Enstitü Müdürü

.././2023

ETİK BEYAN

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Lisansüstü Eğitim Enstitüsü Tez Yazım Kuralları'na uygun olarak hazırladığım bu tez çalışmada; tez içinde sunduğum verileri, bilgileri ve dokümanları akademik ve etik kurallar çerçevesinde elde ettiğimi, tüm bilgi, belge, değerlendirme ve sonuçları bilimsel etik ve ahlak kurallarına uygun olarak sunduğumu, tez çalışmada yararlandığım eserlerin tümüne uygun atıfta bulunarak kaynak gösterdiğimi, kullanılan verilerde herhangi bir değişiklik yapmadığımı, bu tezde sunduğum çalışmanın özgün olduğunu, bildirir, aksi bir durumda aleyhime doğabilecek tüm hak kayıplarını kabullendiğimi taahhüt ve beyan ederim.

Mümin GÜNEŞ

31/01/2023

TEŞEKKÜR

Tez danıőmanım Prof. Dr. İbrahim BULUT'a yardımları, desteği ve en önemlisi sabrı için en içten dileklerle teşekkür ederim. Derslerine katılmakla büyük mutluluk duyduğum başta Prof. Dr. Osman DEMİRCAN, Prof. Dr. Faruk SOYDUGAN, Prof. Dr. Caner ÇİÇEK, Prof. Dr. İsmail TARHAN ve Doç. Dr. Gürkan ERGEN olmak üzere tüm hocalarıma teşekkürlerimi sunarım. Değerli görüş ve tavsiyeleri için Prof. Dr. Selçuk BİLİR, Prof. Dr. Volkan BAKIŞ, Doç. Dr. Ahmet BULUT'a, emekleri için arkadaşım Dr. Fahri ALİÇAVUŐ'a teşekkür ederim.

Öğrenim hayatım boyunca maddi, manevi desteklerini eksik etmeyen anneme babama ve kardeőime de teşekkür etmeyi bir borç bilirim.

Mümin GÜNEŞ
Çanakkale, Mart 2023

ÖZET

DEĞEN ÇİFT YILDIZLARIN DİNAMİK EVRİMİ

Mümin GÜNEŞ

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Lisansüstü Eğitim Enstitüsü

Fizik Anabilim Dalı Doktora Tezi

Danışman: Prof. Dr. İbrahim BULUT

31/01/2023, 203

Bu tez çalışmasında BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And, BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And, V2150 Cyg, OU Ser, GSC 3581-1856, GSC 1042-2191 ve XY Boo değen sistemlerinin dinamik evrimi incelenmiştir. Bu sistemlerden BI CVn'nin ışık eğrisi ile dikine hız eğrisi Nightfall programı kullanılarak analiz edilmiştir. Fotometrik ve mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Bu sistemlerin evrim modelleri BSE ve EV-TWIN kodları kullanılarak yapılmıştır. Ayrıca sistemlerin yörünge evrim hesaplarında farklı manyetik frenleme ve dinamo modelleri kullanılarak sistemlerin yaşları ve tek yıldız dönüşüm süreleri tahmin edilmiştir. Yapılan modellemelere göre GSC 1042-2191'nin hızlı şekilde birleşmeye gittiği görülmüştür. Bu sistem dışında 10^7 yıl ölçeğinde birleşmesi beklenenler sistemler BI CVn, CN And, W UMa ve V376 And'dir.

Ayrıca Samanyolundaki yıldız birleşmesinin en önemli örneği V1309 Sco'nun dinamik evrimi de incelenmiştir. Bunun için sistemin OGLE-III projesinden elde edilen I süzgecindeki gözlem verileri Nightfall ışık eğrisi programı kullanılarak analiz edilmiştir. V1309 Sco'nun EV-TWIN programıyla evrim modellemesi yapılmıştır. Işık eğrisi çözümleriyle evrim modeli birlikte yorumlanmıştır.

BSE paketinde yer alan popbin programı kullanılarak değen sistem dağılımları oluşturulmuştur. Kepler katalogundaki değen ve yarı ayırık sistemler teorik dağılımlarla kıyaslanıp çift yıldız evrim süreçleri değerlendirilmiştir. Farklı dinamo ve manyetik frenleme şablonlarının ürettiği değen sistemler Kepler verileriyle kıyaslanmıştır. Ayrıca

literatürdeki başlangıç parametreleri bulma ve yaş hesaplama yöntemleriyle modelleme sonuçları karşılaştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Değen Çiftler, Dinamik Evrim, V1309 Sco, Birleşme



ABSTRACT

DYNAMIC EVOLUTION OF THE CONTACT BINARIES

Mümin GÜNEŞ

Çanakkale Onsekiz Mart University

School of Graduate Studies

Doctoral Dissertation in Physics Science

Advisor: Prof. Dr. İbrahim BULUT

31/01/2023, 203

In this thesis, BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And, BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And, V2150 Cyg, OU Ser, GSC3581-1856, GSC1042-2191 and dynamic evolution of XY Boo contact systems are investigated. The light curve and radial velocity curve of BI CVn, one of these systems, were analyzed using the Nightfall program. Photometric and absolute parameters were calculated. Evolution models of these systems were made using BSE and EV-TWIN codes. In addition, the ages of the systems and the conversion times to a single star were estimated by using different magnetic braking and dynamo models in the orbital evolution calculations of the systems. According to the models made, it was seen that GSC 1042-2191 went to merge quickly. Apart from this system, the systems that are expected to merge in 10^7 years are BI CVn, CN And, W UMa and V376 And.

The dynamic evolution of V1309 Sco, the most important example of stellar merger in the Milky Way, is also studied. For this, the observation data in the I filter obtained from the OGLE-III project of the system were analyzed using the Nightfall light curve program. Evolution modeling of V1309 Sco was done with EV-TWIN program. The light curve solutions and the evolution model are interpreted together.

Contact system distributions were created using the popbin program included in the BSE package. The binary star evolution processes have been evaluated by comparing the contact and semi-detached systems in the Kepler catalog with the theoretical distributions. Contact systems produced by different dynamo and magnetic braking patterns were compared with Kepler data. In addition, the modeling results were compared with the methods of finding initial parameters and age calculation in the literature.

Keywords: Contact Binaries, Dynamic Evolution, W UMa, Merger



İÇİNDEKİLER

Sayfa No

JÜRİ ONAY SAYFASI.....	i
ETİK BEYAN.....	ii
TEŞEKKÜR.....	iii
ÖZET	iv
ABSTRACT	vi
İÇİNDEKİLER	viii
SİMGELER ve KISALTMALAR.....	xii
TABLolar DİZİNİ.....	xiii
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	xiv

BİRİNCİ BÖLÜM

GİRİŞ

1.1. Örten Çift Yıldızlar.....	3
1.2. Roche Modeli	5
1.3. Değen Çift Yıldızlar.....	9
1.3.1. Değen Çiftlerin Evrim Modelleri.....	10
1.3.2. Değen Çiftlerde Kütle ve Enerji Aktarımı.....	12
1.3.3. Değen Çiftlerde Kritik Kütle Oranı ve Enerji Aktarımı.....	15
1.4. V1309 Sco ve Kırmızı Nova Olayı.....	17

İKİNCİ BÖLÜM

ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR

2.1. Tek Yıldız Evrimi.....	22
2.1.1. Zaman Ölçekleri.....	25
2.2. Çift Yıldız Evrimi.....	27
2.2.1. Çift Yıldız Yörünge Dinamiği.....	28
2.2.2. Yıldız Rüzgarları.....	31
2.2.3. Gelgit Etkileri.....	32
2.2.4. Kütle Aktarımı ve Kararlılığı.....	33

2.2.5.	Kütle Çekim Dalgaları.....	35
2.2.6.	Manyetik Frenleme ve Dinamo Modeli.....	36
2.2.7.	L2 Noktasından Kütle Kaybı.....	38
2.3.	Ştepien Çift Yıldız Evrim Modeli.....	40
2.4.	O-C Analizi ve Kütle Aktarımı.....	40

ÜÇÜNCÜ BÖLÜM

MATERYAL YÖNTEM

45

3.1.	Modelleme Çalışmaları.....	45
3.2.	BSE Kod Paketi.....	45
3.1.1.	BSE Kodunda Değişiklikler.....	49
3.3.	EV-TWIN Kodu.....	51
3.3.1.	Giriş Fiziği.....	52
3.3.2.	Basitleştirilmiş Dinamo Modeli.....	54
3.4.	Değen Sistemlerin Başlangıç Parametreleri için Yıldız Yöntemi.....	57
3.5.	İzokronlar ve Çıkarım Yöntemi.....	59
3.6.	Değen Sistem Dağılımları.....	61
3.7.	Nightfall Programı.....	61
3.8.	Modellenen Değen Sistemlerin Tanıtımı	61
3.8.1.	BI CVn	62
3.8.2.	OO Aql	66
3.8.3.	RW Com	67
3.8.4.	VW Cep	67
3.8.5.	EZ Hya	68
3.8.6.	CN And	68
3.8.7.	BX Peg	69
3.8.8.	SS Ari	70
3.8.9.	U Peg	70
3.8.10.	V502 Oph	71
3.8.11.	W UMa	71
3.8.12.	V376 And	72
3.8.13.	V2150 Cyg	72
3.8.14.	OU Ser	73
3.8.15.	GSC 3581 1856.....	73

3.8.16. GSC 1042 2191.....	74
3.8.17. XY Boo.....	74
3.9. Mutlak Parametreler.....	75

DÖRDÜNCÜ BÖLÜM
ARAŞTIRMA BULGULARI 78

4.1. Değen Sistemlerin Evrim Modelleri.....	78
4.2.1. BI CVn	79
4.2.2. OO Aql	87
4.2.3. RW Com	91
4.2.4. VW Cep	95
4.2.5. EZ Hya	99
4.2.6. CN And	103
4.2.7. BX Peg	107
4.2.8. SS Ari	110
4.2.9. U Peg	114
4.2.10. V502 Oph	118
4.2.11. W UMa	122
4.2.12. V376 And	125
4.2.13. V2150 Cyg	129
4.2.14. OU Ser	133
4.2.15. GSC 3581 1856.....	137
4.2.16. GSC 1042 2191.....	141
4.2.17. XY Boo.....	144
4.2. V1309 Sco.....	147
4.2.1. V1309 Sco ‘nun Işık Eğrisi Çözümleri.....	147
4.2.2. V1309 Sco ‘nun Nightfall Programı ile Işık Eğrisi Çözümleri.....	148
4.2.3. V1309 Sco ‘nun Evrim Modelleri.....	157
4.3. Çıkarım Metoduyla Ortalama Yaş Tahmini.....	163
4.4. Değen Sistem Dağılımları.....	166

BEŞİNCİ BÖLÜM
SONUÇ ve ÖNERİLER 172

5.1. Sonuçlar.....	172
5.2. neriler	178
KAYNAKÇA	179
ÖZGEÇMİŞ	I



SİMGELER VE KISALTMALAR

M_{\odot}	Güneş kütlesi
R_{\odot}	Güneş yarıçapı
L_{\odot}	Güneş ışıması
ZAMS	Sıfır yaş anakolu
TAMS	Anakoldan ayrılış zamanı
HRD	Hertzsprung-Russell diyagramı
Gyr	Milyar yıl
Myr	Milyon yıl
t_{th}	Isısal zaman ölçeği
t_d	Dinamik zaman ölçeği
t_n	Nükleer zaman ölçeği
X	Hidrojen kütle kesri
Y	Helyum kütle kesri
Z	Ağır element kütle kesri
TRO	Isısal durulma salınımları
q	Kütle oranı ($=M_2/M_1$)
f	Doldurma parametresi
L1	1. Lagrange noktası
L2	2. Lagrange noktası

TABLULAR DİZİNİ

Tablo No	Tablo Adı	Sayfa No
Tablo 1	Örten Çift Yıldızların Sınıflandırılması	4
Tablo 2	BI CVn sisteminin Nightfall programıyla yapılan analizinden elde edilen ışık eğrisi analiz sonuçları	65
Tablo 3	BI CVn sisteminin ışık ve dikine hız analizleri sonucu elde edilen mutlak parametreleri	66
Tablo 4	Modellemelerde kullanılan sistemlerin mutlak parametreleri	76
Tablo 5	Parabolik terim, dönem değişimi ve korunumlu kütle aktarım miktarı	77
Tablo 6	V1309 Sco'nun 2002 ile 2005 arası I filtresinde Nightfall programı ile ışık eğrisi analiz sonuçları	153
Tablo 7	V1309 Sco'nun 2006 ile 2007 arası I filtresinde Nightfall programı ile ışık eğrisi analiz sonuçları	154
Tablo 8	V1309 Sco'nun 2002 yılı I filtresinde Nightfall programı ile farklı sıcaklıklarda ışık eğrisi analiz sonuçları	156
Tablo 9	V1309 Sco'nun mutlak parametreleri	158
Tablo 10	Modellemelerde kullanılan başlangıç parametreleri, modeller ve sonuçlar	173
Tablo 11	Farklı yöntemlerle elde edilen başlangıç parametreleri ve yaş tablosu	176

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil No	Şekil Adı	Sayfa No
Şekil 1	XY Boo sisteminin Roche modeline göre eşpotansiyel yüzeyleri ve Lagrange noktaları.	6
Şekil 2	XY Boo sisteminin Roche modeline göre geometrisi ve bileşenlerin Roche şişimleri.	7
Şekil 3	V1309 Sco'nun OGLE projesi kapsamında 2001-2010 yılları arasında I filtresinde yapılmış olan gözlemlerinden oluşturulan ışık değişimi (Tylenda vd., 2011).	19
Şekil 4	V1309 Sco'nun 2001-2006 yılları (sol panel) ve 2007 yılı (sağ panel) için ortalama ışık eğrileri (Tylenda vd., 2011).	19
Şekil 5	V1309 Sco nin parlama öncesi dönem değişimi. Düz çizgi en küçük kareler fitini göstermektedir (Tylenda vd., 2011).	20
Şekil 6	Yıldız boyunca oluşturulan ızgara noktaları (Böhm-Vitense,1992).	24
Şekil 7	R_{IL1}/a_c oranının q_1 ile değişimi.	30
Şekil 8	Stępień çift yıldız evrim yöntemiyle yörünge dönemi değişimi.	42
Şekil 9	Toplam kütle-toplam ışıltma düzleminde EF Boo sistemine ait Kepler Yolu ve 2 Gyr izokron eğrisi. (Saguner, 2007).	60
Şekil 10	Jiang vd. (2014)'nin çalışmasında teorik simülasyonlarında elde ettikleri farklı yaş aralıklarındaki degen sistemlerin dönem-sıcaklık düzleminde konumları.	61
Şekil 11	BI CVn'nin V filtresindeki ışık eğrisinin kuramsal ışık eğrisiyle uyumu.	64
Şekil 12	BI CVn'nin dikine hız eğrilerinin kuramsal eğrisiyle uyumu.	64
Şekil 13	Modellemelerde şematik kütle-zaman davranışı.	79
Şekil 14	BI CVn sistemi için log R – M grafiği.	80
Şekil 15	BI CVn sistemi için kütle – zaman grafiği.	81
Şekil 16	BI CVn sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	82
Şekil 17	BI CVn sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	83
Şekil 18	BI CVn sistemi için H-R diyagramı.	84

Şekil 19	BI CVn sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	85
Şekil 20	BI CVn sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 oranı	86
Şekil 21	OO Aql sistemi için log R – M grafiği.	87
Şekil 22	OO Aql sistemi için kütle – zaman grafikleri.	88
Şekil 23	OO Aql sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	89
Şekil 24	OO Aql sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	89
Şekil 25	OO Aql sistemi için HRD.	90
Şekil 26	OO Aql sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	90
Şekil 27	OO Aql sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 oranı.	91
Şekil 28	RW Com sistemi için log R – M grafiği.	92
Şekil 29	RW Com sistemi için kütle – zaman grafiği	92
Şekil 30	RW Com sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	93
Şekil 31	RW Com sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	93
Şekil 32	RW Com sistemi için HRD.	94
Şekil 33	RW Com sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	94
Şekil 34	VW Cep sistemi için log R – M grafiği.	96
Şekil 35	VW Cep sistemi için kütle – zaman grafiği	96
Şekil 36	VW Cep sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	97
Şekil 37	VW Cep sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	97
Şekil 38	VW Cep sistemi için HRD.	98
Şekil 39	VW Cep sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	98
Şekil 40	EZ Hya sistemi log R – M grafiği.	99
Şekil 41	EZ Hya sistemi için kütle – zaman grafiği.	100
Şekil 42	EZ Hya sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	100
Şekil 43	EZ Hya sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	101
Şekil 44	EZ Hya sistemi için HRD.	101

Şekil 45	EZ Hya sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	102
Şekil 46	EZ Hya sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	102
Şekil 47	CN And sistemi için log R – M grafiği.	103
Şekil 48	CN And sistemi için kütle – zaman grafiği.	104
Şekil 49	CN And sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	104
Şekil 50	CN And sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	105
Şekil 51	CN And için HRD.	105
Şekil 52	CN And sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	106
Şekil 53	CN And sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	106
Şekil 54	BX Peg sistemi için log R – M grafiği.	107
Şekil 55	BX Peg sistemi için kütle – zaman grafiği	108
Şekil 56	BX Peg sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	108
Şekil 57	BX Peg sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	109
Şekil 58	BX Peg sistemi için HRD.	109
Şekil 59	BX Peg sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	110
Şekil 60	SS Ari sistemi için log R – M grafiği.	111
Şekil 61	SS Ari sistemi için kütle – zaman grafiği.	111
Şekil 62	SS Ari sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	112
Şekil 63	SS Ari sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	112
Şekil 64	SS Ari sistemi için HRD.	113
Şekil 65	SS Ari sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	113
Şekil 66	SS Ari sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	114
Şekil 67	U Peg sistemi için log R – M grafiği.	115
Şekil 68	U Peg sistemi için kütle – zaman grafiği	115
Şekil 69	U Peg sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	116
Şekil 70	U Peg sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	116

Şekil 71	U Peg sistemi için HRD.	117
Şekil 72	U Peg sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	117
Şekil 73	V502 Oph sistemi için log R – M grafiği.	118
Şekil 74	V502 Oph sistemi için kütle – zaman grafiği.	119
Şekil 75	V502 Oph sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	119
Şekil 76	V502 Oph sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	120
Şekil 77	V502 Oph sistemi için HRD.	120
Şekil 78	V502 Oph sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	121
Şekil 79	V502 Oph sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	121
Şekil 80	W UMa sistemi için log R – M grafiği.	122
Şekil 81	W UMa sistemi için kütle – zaman grafiği.	123
Şekil 82	W UMa sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	123
Şekil 83	W UMa sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	124
Şekil 84	W UMa sistemi için HRD.	124
Şekil 85	W UMa sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	125
Şekil 86	V376 And sistemi log R – M grafiği.	126
Şekil 87	V376 And sistemi için kütle – zaman grafiği.	126
Şekil 88	V376 And sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	127
Şekil 89	V376 And sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	127
Şekil 90	V376 And sistemi HRD	128
Şekil 91	V376 And sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	128
Şekil 92	V376 And sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	129
Şekil 93	V2150 Cyg sistemi için log R – M grafiği.	130
Şekil 94	V2150 Cyg sistemi için kütle – zaman grafiği	130
Şekil 95	V2150 Cyg sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	131
Şekil 96	V2150 Cyg sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	131

Şekil 97	V2150 Cyg sistemi için HRD.	132
Şekil 98	V2150 Cyg sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	132
Şekil 99	V2150 sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	133
Şekil 100	OU Ser sistemi için log R – M grafiği.	134
Şekil 101	OU Ser sistemi için kütle – zaman grafiği	134
Şekil 102	OU Ser sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	135
Şekil 103	OU Ser sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	135
Şekil 104	OU Ser sistemi için HRD.	136
Şekil 105	OU Ser sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	136
Şekil 106	GSC3581-1856 sistemi için log R – M grafiği.	137
Şekil 107	GSC3581-1856 sistemi için kütle – zaman grafikleri.	138
Şekil 108	GSC3581-1856 sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	138
Şekil 109	GSC3581-1856 sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	139
Şekil 110	GSC3581-1856 sistemi için HRD.	139
Şekil 111	GSC3581-1856 sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	140
Şekil 112	GSC3581-1856 sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.	140
Şekil 113	GSC1042-2191 sistemi için log R – M grafiği.	141
Şekil 114	GSC1042-2191 sistemi için kütle – zaman grafiği.	142
Şekil 115	GSC1042-2191 sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	142
Şekil 116	GSC1042-2191 sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	143
Şekil 117	GSC1042-2191 sistemi için HRD.	143
Şekil 118	XY Boo sistemi için log R – M grafiği.	144
Şekil 119	XY Boo sistemi için kütle – zaman grafiği	145
Şekil 120	XY Boo sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	145
Şekil 121	XY Boo sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	146
Şekil 122	XY Boo sistemi için HRD.	146

Şekil 123	XY Boo sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	147
Şekil 124	V1309 Sco'nun 2002 ile 2006 yılları arasında I filtresindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile elde edilen kuramsal ışık eğrileriyle uyumu.	151
Şekil 125	V1309 Sco'nun birleşme öncesi 2007 yılına ilişkin I filtresindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile elde edilen kuramsal ışık eğrileriyle uyumu.	152
Şekil 126	2007e veri seti için V1309 Sco'nun farklı evrelerde geometrisi ve bileşenlerin lekeleri.	155
Şekil 127	V1309 Sco sistemi için log R – M grafiği.	159
Şekil 128	V1309 Sco sistemi için kütle – zaman grafiği	159
Şekil 129	V1309 Sco sistemi için yarıçap – zaman grafiği.	160
Şekil 130	V1309 Sco sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.	160
Şekil 131	V1309 Sco sistemi için HRD.	161
Şekil 132	V1309 Sco sistemi için sistemi için sıcaklık – zaman grafiği.	161
Şekil 133	V1309 Sco sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.	162
Şekil 134	V1309 Sco sistemi için jirasyon yarıçapının karesi.	162
Şekil 135	BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And değen sistemlerinin çıkarım yöntemiyle elde edilen izokron yaşları.	164
Şekil 136	BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And değen sistemlerinin çıkarım yöntemiyle elde edilen izokron yaşları.	165
Şekil 137	V2150 Cyg, OU Ser, GSC3581 1856, GSC1042 2191 ve XY Boo değen sistemlerinin çıkarım yöntemiyle elde edilen izokron yaşları.	166
Şekil 138	Kepler örten çift yıldızlar kataloğu. Değen (C) ve yarı ayrık (SD) sistemlerin histogramı.	168
Şekil 139	Kepler örten çift yıldızlar kataloğunda sıcaklık ve yörünge dönemi düzleminde değen sistemler.	168
Şekil 140	Kepler kataloğundaki değen sistemlerin farklı manyetik frenleme şemalarının ürettiği değen sistemlerle kıyaslanması.	169
Şekil 141	Yıldız rüzgarlarının değen ve yarı ayrık sistemlerin dağılımlarına etkisi.	170

Şekil 142 Kütle aktarımı sırasında kütle kaybının yarı ayırık ve değen sistem dağılımlarına etkisi.

171



BİRİNCİ BÖLÜM

GİRİŞ

Çift yıldızlar birbirine çekimsel olarak bağlı olan iki yıldızın oluşturdukları sistemlerdir. Sistemin bileşenleri ortak kütle merkezleri etrafında Kepler yasalarına göre yörünge hareketi yapar. Görünen yıldızların çoğunun çift hatta çoklu yıldız sistemi olduğu bilinmektedir (Duquennoy ve Mayor, 1991). Çift sistemlerde bileşen yıldızlar birbirlerinden uzak olursa her bir bileşen tek yıldız gibi davranır. Fakat bu durumda bile güçlü yıldız rüzgarlarıyla birbirleriyle etkileşebilirler. Bazı çift yıldızlarda bileşenler, yarıçaplarıyla karşılaştırılabilir düzeyde birbirlerine yakındır. Bu sistemler yakın çift yıldız sistemi (etkileşen çift yıldız sistemi) olarak adlandırılır. Yakın çift yıldız sistemleri, tek yıldızlar göre çok daha hızlı evrimleşirler. Bu sistemlerde bileşen yıldızlar yörüngeye kilitlidir, yani bileşenlerin dönme dönemi, yörünge dönemine eşittir. Bu olaya dönme dolanma senkronizasyonu (eş dönme) denir. Yakın çift yıldız sistemlerinde bileşenler birbirlerini hem kütle aktarımlarıyla hem de gelgit etkileriyle etkiler ve sistemden açısal momentum kaybına neden olurlar. Bu durum eş dönme nedeniyle yörüngeyi küçültür ve bileşen yıldızları birbirine yaklaştırır. Sonuç olarak yakın çift yıldız, degen çift yıldız dönüşür.

Değen çift yıldızları yapıları, evrim süreçleri merak konusu olmuştur. Yakın zamanda Samanyolunda yıldız birleşmesi örneği V1309 Sco'nun keşfi ve bu sistemin parlama öncesi değen sistem olması, bu sistemlere ilgiyi arttırmıştır (Nakano vd., 2008; Gazeas vd., 2021). Dinamik evrim ifadesi dinamik zaman ölçeğini akla getirirse de asıl kasıt farklı zaman ölçeklerinde bileşenlerin kütle ve enerji aktarımıyla etkileşimleri ve bunun sonucunda bileşenlerde ve sistemde olan değişimlerdir. Farklı zaman ölçeklerindeki olayların bu sistemlerde önemli olması bu sistemleri anlamayı zorlaştırmaktadır. Bu zorlukların aşılabilmesi ve değen sistemlerin daha iyi anlaşılabilmesi için literatürde çok sayıdaki gözlemsel verinin çift yıldız evrim modelleriyle karşılaştırılması gereklidir. Bu amaçla literatürdeki güncel yıldız evrim kodları bu tür sistemleri anlamak için kullanılmalıdır. Çift yıldız modellemelerinde her bir bileşenin nükleer evrimine ek olarak bileşenlerin karşılıklı etkileşim süreçleri göz önüne alınır. Bu süreçlerden bazıları yıldız rüzgarları, gelgit mekanizmaları ve kütle aktarımlarıdır. Bu etkileşimlerle bileşenlerde ve yörüngede değişimler meydana gelir.

Bu tez çalışması değen çift yıldızların evrimini araştırmak ve tek yıldıza dönüşüm süreçlerini anlamayı amaçlamaktadır. Bu amaç doğrultusunda BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And, BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And, V2150 Cyg, OU Ser, GSC 3581-1856, GSC 1042-2191 ve XY Boo değen sistemlerinin ve gökadamızdaki yıldız birleşmesi örneği V1309 Sco'nun dinamik evrimi çalışılmıştır. Bu sistemlerin evrim modelleri BSE ve EV-TWIN kodları kullanılarak yapılmıştır. BI CVn dışındaki sistemlerin mutlak parametreleri ve dönem değışimleri Bulut vd. (2017)'nin çalışmasından alınmıştır. BI CVn'nin mutlak parametreleri ise ışık eğrisi ve dikine hız verileri analiz edilerek hesaplanmıştır. Ayrıca V1309 Sco'nun OGLE projesinden elde edilen ışık eğrileri analiz edilmiş parlama öncesi sistemin mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Bu analizlerde özellikle farklı yaklaşımlar göz önüne alınmıştır. Bu mutlak parametreler kullanılarak sistemlerin farklı fiziksel düzlemlerde gözlemlerle uyuşan en iyi modelleri araştırılmıştır. Bu araştırmaların daha hızlı gerçekteşmesi için programların ürettiği çıktı dosyalarının analizlerinde Python programlama dilinde kodlar yazılmıştır. Çıktıların Roche modeline uygunluğu bu programlarla sınıanmıştır.

Evrin modellemeleri EV-TWIN programı ve BSE kod paketi ile gerçekteşirilmiştir. Öncelikle modellemeler Henyey tipi kod olan EV-TWIN kodda araştırılmıştır. Bu programla modellenemeyen sistemler BSE programı ile modellenmiştir. BSE kod paketinin değen sistemleri modelleyebilmesi için bu kodda çok sayıda değışiklik yapılmıştır. Bu değışikliklerin başlıcaları kodun standart çıktısının uzatılması, sisteme anakol evrimi sırasında yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı eklenmesi, kodun değen evrede çalışması, değen evre sırasında bileşenlerin potansiyel farklarına göre çift yönlü kütle aktarımının gerçekteşmesi, bileşenlerden herhangi birinin dış Roche şişimini doldurduğunda programın durmasıdır. Ayrıca programa varsayılan manyetik frenleme dışında farklı manyetik frenleme şemaları eklenmiştir. Özellikle Alfvén yarıçapına bağlı EV-TWIN programında yer alan basitleştirilmiş dinamo modeli BSE programına eklenmiştir. Ayrıca BSE paketinde yer alan popbin programı kullanılarak değen sistem dağılımları oluşturulmuştur. Farklı dinamo ve manyetik frenleme şablonlarının ürettiği değen sistemler, Kepler verileriyle kıyaslanmıştır. Ayrıca değen sistemlerin başlangıç parametreleri belirlemek için Yıldız ve Doğan (2013) ve Yıldız (2014) tarafından geliştirilen yöntemle elde edilen değerler ile izokron tekniğinin değen sistemlere uyarlanması olan çıkarım tekniği kullanılarak elde edilen ortalama yaşlar, modelleme sonuçlarıyla kıyaslanmıştır.

Bu tez beş bölümden oluşmaktadır. Birinci bölümde örten çift yıldızlar, Roche modeli ve degen sistemlerle ilgili genel bilgiler verilmiş, yıldız birleşmesi örneği olan V1309 Sco ve kırmızı nova olayı anlatılmıştır. İkinci bölümde tek yıldız evriminin temel denklemleri, Henyey yöntemi ve zaman ölçekleri tanıtılmış, çift yıldız evriminde yer alan standart mekanizmalar ve yöntemler ele alınmıştır. Üçüncü bölümde BSE kodu ve EV-TWIN kodu tanıtılmış ve BSE programını geliştirmek için yapılan değişikliklerden bahsedilmiştir. Modelleme sonuçları ile kıyaslanacak olan degen sistemlerin başlangıç parametrelerini ve yaşlarını belirlemek için literatürde kullanılan yöntemler tanıtılmıştır. Ardından Nightfall programından bahsedilmiştir. Ayrıca bu bölümde evrim modeli oluşturulacak degen çift yıldız sistemleri tanıtılmıştır. Dördüncü bölümde degen çift yıldız sistemlerinin evrim modellemeleri anlatılmıştır. Modellenen degen sistemlerin farklı fiziksel düzlemlerdeki durumları grafikler halinde sunulmuştur. Bu bölümde yıldız birleşmesi örneği olan V1309 Sco'nun 2002'den 2007'e kadar olan I süzgecindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile yapılan analizleri ve bulunan çözümlerin modellemelerle kıyaslanarak mutlak parametrelerin tayin edilmesi anlatılmıştır. Bulunan parametrelerdeki değişimler yorumlanmıştır. Ayrıca seçilen degen çift sistemlerin çıkarım yöntemiyle ortalama izokron yaşları belirlenmiştir. Sonrasında BSE paketindeki popbin kodu yardımıyla degen sistem dağılımları oluşturulup sonuçlar gözlemlerle kıyaslanmıştır. Beşinci bölümde elde edilen sonuçlar tartışılarak özetlenmiştir.

1.1. Örten Çift Yıldızlar

Bir çift yıldız sisteminde yörünge düzlemiyle bakış doğrultumuz arasındaki açı yeterince küçükse bileşenler yörünge hareketleri nedeniyle dönemli olarak birbirlerini örtecektir. Bunun sonucunda sistemden gelen toplam akı miktarı dönemli olarak değişecektir. Bu şekilde keşfedilen yıldızlara örten çift yıldızlar denir. Örten çift sistemlerin gözlemlerinden bileşenlerin kütleleri, yarıçapları, ışıtmaları, dönme hızları gibi parametreler tayin edilebilir. Bu tür sistemler ışık eğrilerinin biçimlerine ve Roche modeline göre sınıflandırılırlar. Bu sınıflama *Tablo 1'de* verilmiştir.

Tablo 1

Örten Çift Yıldızların Sınıflandırılması

Işık Eğrisine Göre	Roche Modeline Göre
Algol Türü Sistemler (EA)	Ayrık Çiftler (D)
Beta Lyrae Türü Sistemler (β Lyr)	Yarı Ayrık Çiftler (SD,SD1,SD2)
W UMa (EW) Türü Sistemler	Değen Çiftler(C)

Bu sistemler ışık eğrilerine göre Algol (EA), Beta Lyrae (EB) ve W UMa (EW) türleri olarak sınıflandırılır. Roche geometrisine bağlı sınıflandırma ise Kopal (1955) tarafından yapılmıştır. Bu sınıflandırmada bir sonraki bölümde tanımlanacak bileşenlerin Roche şişim yarıçaplarına kadar genişleyip genişlemediklerine dikkate alınır. Bu sınıflandırmaya göre:

a) Ayrık Çiftler (Detached Binaries): Bileşenlerin ikisi de Roche şişimini doldurmamıştır. Bileşenler arasında kütle aktarımı gerçekleşmemektedir. Sistem D ile gösterilir.

b) Yarı Ayrık Çiftler (Semi-Detached Binaries): Bileşenlerden biri Roche şişimini doldurmuşken diğeri doldurmamıştır. Sistem SD olarak gösterilir. Büyük kütleli bileşen Roche şişimini doldurmuşsa sistem SD1 olarak adlandırılır. Küçük kütleli bileşen Roche şişimini doldurduysa sistem SD2 olarak adlandırılır. Roche şişimini doldurmuş olan bileşen L1 Lagrange noktasından diğeri bileşene kütle aktarır. Aktarılan kütle sistemin özelliklerine göre diğeri bileşenin yüzeyine doğrudan ya da yığılma diski aracılığıyla dolaylı ulaşabilir. Yakut ve Eggleton (2005)'in uyarısıyla birçok EA sisteminin ayrık olmasına karşın sistemin ilk örneği Algol (β Per) yarı ayrık ve SD2 türüdür. Yaygın kullanım benimsenerek Algol ifadesiyle SD2 türü, EA kısaltmasıyla ayrık sistemler kastedilecektir.

c) Değen Çiftler (Contact Binaries): Her iki bileşen de Roche şişimini doldurmuştur. Bileşenler eş dönme yaparlar. Sistem C ile gösterilir. Bu durumda ortak zarfa sahip bir sistemden söz edilir (Kuiper, 1941). Doldurma faktörünün büyük olması dolayısıyla bu durumdaki çiftler "Aşırı Değen Çiftler" (Over Contact Binaries) olarak bilinir. Genellikle %70 ve daha büyük doldurma faktörü durumunda yıldız malzemesi L2 noktasından büyük miktarda kütle ve açısal momentumu taşıyarak sistemi tamamen terk edebilir.

Bu sınıflamalar dışında bileşenler arasında kütle aktarımı sırasında “Ortak Zarf Evresi” diye bilenen bir durum da ortaya çıkabilir. Kütle aktaran bileşen bu süreçte yaklaşık olarak Roche şişiminde kalırsa kütle aktarımı dinamik olarak kararlıdır. Eğer kütle aktaran bileşen kütle kaybettiğçe Roche şişiminden daha fazla taşarsa bir kaçak meydana gelir. Konvektif zarflı dev yıldızlar böyle davranırlar. Bu durumda kütle aktaran yıldızın zarfı her iki bileşeni de içine alır. Her iki bileşenin etrafında ortak zarf oluşur. Bu durumda her iki bileşen birbirlerine sarmallarla yaklaşır. Sistem ya birleşir ya da birleşmeden önce ortak zarf dışarı atılır. X-ışın çiftleri, katalizmik değişenler gibi kısa dönemli tıkkız sistemlerin ortak zarfın dışarıya atılmasıyla oluştuğuna inanılmaktadır (Paczynski, 1976).

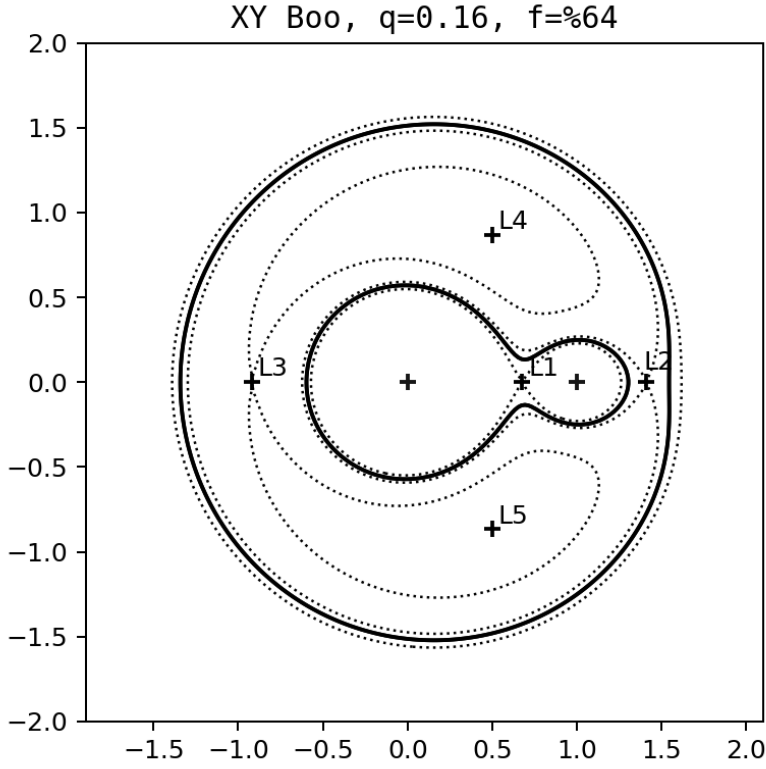
1.2. Roche Modeli

Kısıtlı üç cisim probleminin çift yıldız sistemlerinde uygulaması Roche modeli adıyla bilinir. Bileşenlerin evrim durumları ve kütle alışverişleri bu model çerçevesinde değerlendirilir. Çiftin dairesel yörüngede ω açısal hızıyla eş döndüğü varsayılır.

$$\omega = \frac{2\pi}{P_{orb}} = \sqrt{\frac{GM_t}{a^3}} \quad (1.1)$$

Burada G evrensel kütle çekim sabiti, M_t bileşenlerin toplam kütlesi, a bileşenler arası uzaklık, P_{orb} yörünge dönemidir.

Bir çift yıldız sisteminin kütle merkezi etrafında iki yıldızla aynı açısal hızda dönen birim test kütlesi başına potansiyel enerji Roche potansiyeli olarak bilinir (Leahy ve Leahy, 2015). Roche potansiyeli hem kütle çekimsel hem de merkezci enerjiyi içerir. Roche potansiyelinin türevi birim test kütlesi üzerindeki kuvveti ve dolayısıyla ivmeyi verir. İvmelenmenin sıfır olduğu noktalar Lagrange noktaları olarak bilinir. Lagrange noktaları, potansiyelin (veya boyutsuz potansiyelin) maksimum (veya minimum) veya eyer noktasına sahip olduğu konumlardır. 5 Lagrange noktası vardır. Lagrange noktaları L1, L2 ve L3, iki kütlelerin merkezleri doğrultusunda bulunur ve potansiyelin eyer noktaları ile ilişkili kararsız denge noktalarıdır. L4 ve L5 noktaları ise potansiyel yüzeyinde daha kararlı denge konumlarıdır. *Şekil 1'de* örnek bir değen sistem XY Boo'nun Roche modeline göre eşpotansiyelli yüzeyleri ve Lagrange noktaları görülmektedir.



Şekil 1. XY Boo sisteminin Roche modeline göre eşpotansiyel yüzeyleri ve Lagrange noktaları.

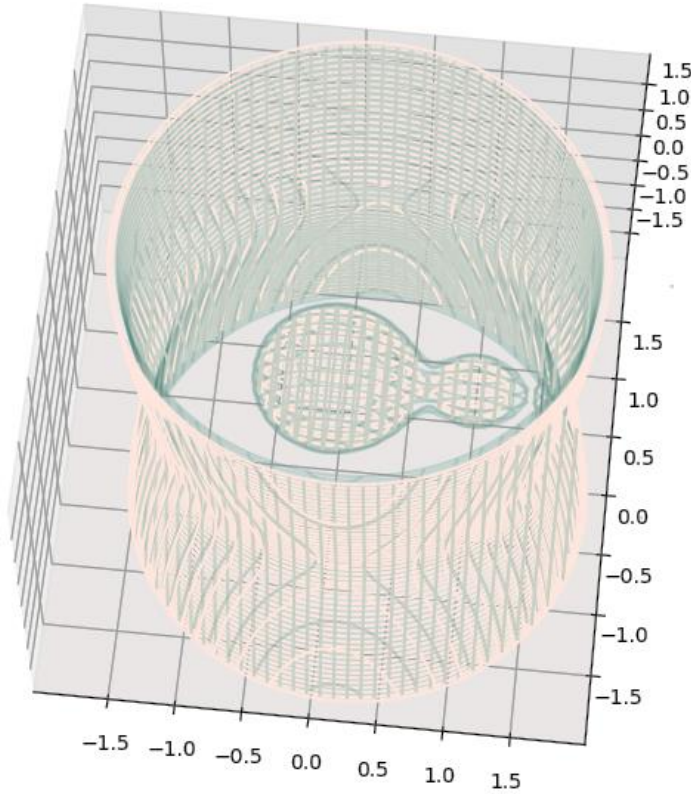
Çift yıldız sistemleri için L1 ve L2 oldukça önemlidir. L1 noktası her iki yıldızın arasında yer alır. Bileşenler arasında kütle aktarımı L1 noktasından meydana gelir. L2 noktası küçük kütleli bileşenin arkasında yer alır ve sistemden kütle kaybının gerçekleştiği yerdir.

Aynı Roche potansiyeline sahip olan noktaların kümesi eşpotansiyel yüzey oluşturur. Yıldız merkezlerinin yakınında küresel olan eşpotansiyel yüzeyler, merkezden uzaklaştıkça küresellikten saparlar. L1 noktasında eşpotansiyel yüzeyler kesişir. Bu yüzey bileşenler etrafında iki hacim belirtir. Bu bölgeler bileşen yıldızların Roche şişimi (lobu) olarak bilinir. Roche şişimi, L1 potansiyeline eşit potansiyele sahip yüzey olarak da tanımlanır. Roche şişiminin hacmine eşit kürenin yarıçapına Roche yarıçapı (R_{rl}) denir. Eggleton (1983) kütle oranı $0 < q_i < \infty$ aralığında olan çift sistemleri Roche yarıçapını hesaplanmak için

$$\frac{R_{iLi}}{a} = \begin{cases} \frac{0,49q^{-2/3}}{0,6q^{-2/3} + \ln(1+q^{-1/3})} , & i = 1 \\ \frac{0,49q^{2/3}}{0,6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})} , & i = 2 \end{cases} \quad (1.2)$$

bağıntısını vermiştir. Bileşenlerin Roche yarıçapları, kütle oranına ve bileşenler arası uzaklığa bağlıdır. Bu denklemde $q = \frac{M_2}{M_1} < 1$ dir.

Yıldızlardan biri yarıçapını arttırdığında ya da Roche şişimi küçüldüğünde sınırlayıcı bir yüzeye ulaşabilir. Bu durumda yıldız Roche şişimini doldurmuş olur. Böylece yıldızın dış katmanlarından iki Roche şişimini birleştiren iç Lagrange noktasından (L1) diğer bileşene kütle aktarımı olur. Kütle kazanan bileşen de kendi Roche şişimini doldurabilir. Bu durumda sistem değme durumuna girmiştir. Bu tür sistemler degen sistemler veya W UMa türü sistemler olarak bilinir. Sistemin etrafında ortak zarf dolanır. Şekil 2'de XY Boo sisteminin Roche modeline göre üç boyutlu geometrisi ve bileşenlerin Roche şişimleri gösterilmiştir.



Şekil 2. XY Boo sisteminin Roche modeline göre geometrisi ve bileşenlerin Roche şişimleri.

Dış Roche şişimi için bileşen yarıçapları Yakut ve Eggleton (2005) tarafından

$$\frac{R_{OLi}}{a} = \begin{cases} \frac{0,49q^{-2/3}+0,15}{0,6q^{-2/3}+\ln(1+q^{-1/3})}, & i = 1 \\ \frac{0,49q^{2/3}+0,27q-0,12q^{4/3}}{0,6q^{2/3}+\ln(1+q^{1/3})}, & i = 2 \end{cases} \quad (1.3)$$

denklemleriyle verilir. Bu denklemlerde $i = 1$ ve 2 birinci ve ikinci bileşeni göstermektedir.

Çift sistemlerde bileşenlerin Roche şişimlerini doldurup doldurmadıkları göre değerlendirilmesi doldurma parametresine, f (fillout) göre yapılır. Doldurma faktörü tanımı Lucy ve Wilson (1979) tarafından yapılmıştır. Literatürde kullanılan farklı tanımlamalar da bulunmaktadır. Binary Maker 3 programında değme öncesi ve değme sırasındaki doldurma parametresi

$$f = \begin{cases} \frac{\Omega_{L1}}{\Omega_*} - 1 & \text{değme öncesi } (\Omega_{L1} < \Omega_*) \\ \frac{\Omega_{L1}-\Omega_*}{\Omega_{L1}-\Omega_{L2}} & \text{değme evresi } (\Omega_{L1} \geq \Omega_*) \end{cases} \quad (1.4)$$

ifadesiyle kullanmıştır (Bradstreet, 2005). Değme öncesi ve değme sırasında tanım farklıdır. Denklem 1.4'te Ω_{L1} , L1 noktasının potansiyeli, Ω_{L2} , L2 noktasının potansiyeli, Ω_* ise yıldızın yüzey potansiyelidir. Ayrıca $\Omega_{L1} = \Omega_{\text{inner}}$ ve $\Omega_{L2} = \Omega_{\text{outer}}$ olarak da adlandırılmaktadır. Değme öncesinde her bir bileşen için doldurma faktörü varken değme sırasında tek bir doldurma parametresi vardır. Ayrık sistemler için $-1 < f \leq 0$ iken değen evrede $0 \leq f \leq 1$ olur. Cebirsel işlemler için f 'nin yaklaşık değeri Yakut ve Eggleton (2005) tarafından

$$f = \frac{\Omega - \Omega_{IL}}{\Omega_{OL} - \Omega_{IL}} \approx \frac{R - R_{IL}}{R_{OL} - R_{IL}} \quad (1.5)$$

ifadesiyle verilmiştir. Bu denklemde Ω yüzey eş potansiyelidir.

1.3. Değen Çift Yıldızlar

Değen sistemler Roche modeline göre değen ve aşırı değen sınıfına giren çiftlerdir. Değen çift sistemlerin ilk örneği olan W UMa, Müller ve Kempf (1903) tarafından keşfedilmiştir. Kısa yörünge dönemine sahip olmaları nedeniyle yaygın çalışılan çift sistemlerdir. Yörünge dönemleri 0,2 ile 1,5 gün ve sistemin toplam kütle aralığı $0,8 M_{\odot}$ ile $3,25 M_{\odot}$ arasındadır. (Paczynski vd., 2006; Gazeas ve Niarchos, 2006). Bu aralıklar dışında sistemler de vardır. Değen çift sistemlerin çoğu, F ile K arasındaki tayf sınıfındadır ve küçük kütleli bileşenlerden oluşur (Mochnacki, 1981). Rucinski (2006) gökada diskindeki 500 yıldızdan 1 tanesinin değen çift olduğunu ifade etmiştir. Değen sistemlerin ışık eğrilerinde sürekli ışık değişimi vardır. Ayrıca 0 ve 0,5 evreleri neredeyse eşit derinlikte minimuma sahiptir. Bu durum kütle oranından bağımsız şekilde bileşenlerin sıcaklıklarının birbirine çok yakın olduğunu gösterir. Bu tür sistemlerin ortak konvektif zarfa sahip oldukları Kuiper (1941) tarafından ifade edilmiştir. Binnendijk (1970) değen sistemleri bileşenlerin sıcaklıklarına göre A ve W olmak üzere ikiye ayırmıştır. A türlerinde büyük kütleli ve yarıçaplı bileşen daha sıcakken, W türlerinde küçük kütleli ve yarıçaplı bileşen daha sıcaktır. Işık eğrilerinde derin minimumda A türlerinde büyük kütleli bileşen arkada, W türlerinde ise küçük kütleli bileşen arkadadır. Ayrıca değen çift sistemlerin ışık eğrileri derin minimumu izleyen parlak maksimum ile 0,25 ve 0,75 evrelerinde farklı yüksekliklerde maksimumlar gösterir. Bu durum O'Connell (1951) etkisi olarak bilinir ve muhtemelen iki bileşen arasında dolanım akımlarının sonucudur (Stępień, 2009). Işık eğrisi analizlerinde bu etki nedeniyle bileşenlerin yüzeylerine soğuk veya sıcak lekeler eklenir. Eggen (1967), değen sistemlerin renginin ya da tayf türünün yörünge döneme bağlı olduğunu, kısa dönem sistemlerinin daha kırmızı olduğunu keşfetmiştir.

Çift yıldızlarda değen ve ortak zarf evrimi Eggleton (2012) tarafından astrofizikte iki önemli problem olarak değerlendirilmiştir. Değen çiftlerin nasıl oluştukları, yapıları, evrimleri ve değme durumunun sonrası önemli araştırmak konularıdır. Bu sistemlerin oluşumlarıyla ilgili çeşitli araştırmacılar farklı fiziksel mekanizmalar öne sürmüşlerdir.

Eggleton (2012) tarafından özetlenen ayrık çift yıldızlardan değen çiftlerin oluşum mekanizmasında, yıldız oluşum bölgelerinde hiyerarşik büzülme ve parçalanma sonucu dönemi bir yıldan onbinlerce yıl uzunluğunda ikililer veya çoklu sistemler oluşmaktadır.

Bağımsız ikililer ve üçlüler çarpışma yaşamakta, kısa dönemli sistemlerin yörünge dönemi daha da kısalıp ay mertebesine gelirken uzun dönemli sistemlerin dönemi daha uzamaktadır. Üçlü sistemler genellikle iki çift sistemden dördüncü yıldızın fırlatılmasıyla oluşmaktadır. İçteki ikili daha yakın hale gelirken iç ve dış yörüngeler yüksek mertebeden eğimli olmaktadır. Eğer üçlü sistemde içteki ikilinin dönemi ay mertebesinde, dıştaki bileşenin dönemi 10 ile 1000 yıl ve görelî yörünge eğikliği 39° - 141° ise Kozai çevrimi gerçekleşmektedir. Bu durumda iç yörüngenin dış merkezlikliğinde büyük çevrimler olur. Gelgit sürtünmesi iç yörüngedeki en beri geçişlerinde, iç yörüngeden enerji alır ve yörüngenin dönemini kısaltır. İç yörünge dönemi 2 ile 3 gün civarında olduğunda süreç sonlanır. Bu durum gelgit sürtünmesi ile Kozai çevrimi olarak bilinir. Bu dönem aralığında F/G/K tayf türü, hızlı dönen, manyetik etkin bileşenlere sahip sistemlerde gelgit sürtünmesi ile manyetik frenleme, iç yörünge dönemini daha da kısaltır ve genellikle 0,25 ile 0,4 gün dönem aralığında büyük kütleli bileşen Roche şişimini doldurmuş olur. Kütle aktarımı ya da yörünge küçülmesi sonucu ikinci bileşen de Roche şişimini doldurur. Sistem değen evreye ulaşmıştır. Bileşenler ortak konvektif zarfa sahip olurlar.

1.3.1. Değen Çiftlerin Evrim Modelleri

Tek yıldız için kütle ve kimyasal bileşim ile evrim modeli kurulabilmektedir. Ayrık çift sistem için de bu parametrelerle model kurulabilir fakat sistemin döneminin belli bir değerden büyük olması gerekir. Yani sistemin yörünge dönemi bir kısıttır. Yarı ayrık bir sistemin kurulabilmesi için ise bu parametrelere ek olarak sistemin kütle oranı ve toplam kütlesi de işin içine girer. Çünkü bileşenlerden biri Roche şişimini doldurmuş olmalıdır. Tüm bu parametrelere ek olarak birbirlerine kütle ve aktarımıyla bağlanmış değen bir sistemin kurulabilmesi için iki koşul daha vardır. Bunlar değme koşulu ve eş entropi koşuludur (Keskin, 1991). Değme koşulunda her iki bileşen Roche şişimlerini eş değme parametresinde doldurmalıdır. Eş entropi koşulu bileşenlerin ortak zarfa sahip olmalarından gelir.

Değen sistemlerin modellenmesiyle ilgili yol gösterici tartışma Kuiper (1941) tarafından ortaya atılmıştır. Kuiper paradoksuna göre farklı kütleli iki ZAMS (sıfır yaş anakol) yıldızı değen sistem kuramaz. Bileşenlerin ZAMS kütle-yarıçap ilişkisi ile Roche

modelinin kütle-yarıçap ilişkisi aynı anda sağlanamaz. Böyle bir durumda değen sistem kurulabilmesi için bileşenlerin kütleleri eşit olmalıdır. Fakat değen sistemlerin kütle oranları genellikle 1'den farklıdır. Bu paradoksu çözmek için Lucy (1968) tarafından yapılan çalışma Eggen (1967)'nin renk-dönem bağıntısıyla çelişti. Bu durum değen sistemlerde ısısız denge ve enerji aktarımı konusunu tartışmaya açtı.

Değen evrede, ortak zarfta sıcaklıklar neredeyse eşit olana kadar sıcak bileşenden soğuk bileşene ısı aktarımı gerçekleşmektedir. Her iki bileşenin etkin sıcaklığının birbirlerine yaklaşması durumunda büyük kütleli bileşen bir miktar soğurken küçük kütleli bileşen aşırı ısıtmalı duruma geçmektedir. Enerji aktarımı sıcak bileşeni biraz büzülüp soğuk bileşeni biraz genişletmekte, soğuk bileşenin Roche şişimini sıcak bileşene nazaran daha fazla doldurmasına neden olmaktadır. Bu durum küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene küçük miktarlarda kütle aktarımına neden olur. Bu tersine kütle aktarımı değen evreyi sonlandırır. Ardından birinci bileşenin genişlemesi ve kütle aktarımına başlaması, ikinci bileşenin yeniden Roche şişimini doldurmasıyla değen evreye tekrar geçilir. Tüm bu sürecin gelgit sürtünmeli manyetik frenleme ve nükleer evrim nedeniyle çevrimsel yapıda olduğu düşünülmüş ve TRO modeli olarak bilinen "Isısız durulma salınımları modeli" geliştirilmiştir (Flannery, 1976 ; Lucy, 1976 ; Robertson ve Eggleton, 1977). Kütle oranı birden uzaklaştıkça TRO'lar çok daha asimetric hale gelip değen evrenin daha uzun ve değmeye yakın evrenin daha kısa olduğu bir durum oluşturur. Bunun sonucunda yakın sıcaklıktaki değen çiftlerin, değmeye yakın çiftlerden daha yaygın olması gerektiği beklenir.

Nükleer zaman ölçeğinde değen sistemlerin birleşmeye doğru gideceği düşünülmüştür. Yıldız kümelerindeki mavi aykırıların bir kısmının böyle oluştuğu düşünülmektedir (Lombardi vd., 2002). Farklı araştırmacılar değen sistemleri birleşmeye doğru götüren çeşitli faktörün olduğunu öne sürmüşlerdir. En önemlileri arasında yörünge ve dönme açısal momentumu, değme derecesi ve açısal momentum kayıp mekanizmalarıdır (Rasio, 1995; Rasio ve Shapiro, 1995; Stepień ve Gazeas, 2012). Uzun zaman ölçeğinde nükleer evrim ya da gelgit sürtünmeli manyetik frenlemenin ya da her ikisinin sistemi birden farklı kütle oranlarına götürdüğüne inanılmaktadır. Kochanek vd. (2014) istatistiksel analiz yaparak, V1309 Sco gibi yıldız birleşmelerinin Samanyolunda her 10 yılda bir, daha parlak V838 Mon benzeri olayların ise 100 yılda 3 kez olması gerektiğini ifade etmiştir.

1.3.2. Değen Çiftlerde Kütle ve Enerji Aktarımı

İkili yıldız sisteminde bileşenlerden biri ya nükleer evrimle yarıçapını arttırdığında veya manyetik frenleme gibi açısal momentum kayıp süreçleriyle bileşenler arası uzaklık azalmasıyla Roche şişimini doldurabilir. Bu durumda sistem yarı ayrık evreye girer ve Roche şişiminden taşma gerçekleşir. Kütle L1 noktasından diğer bileşene akar. Roche şişiminin üzerindeki kütle diğer bileşene aktarılır, kütle aktarım miktarı, yıldız yarıçapının, yıldızın Roche yarıçapına oranının kesirsel fazlalığının küpü ile orantılı olup

$$\frac{dm}{dt} = -C \cdot \max \left[0, \left(\ln \frac{R}{R_{crit}} \right)^3 \right] \quad (1.6)$$

biçiminde ifade edilir. Bu denklemde $\frac{dm}{dt}$ kütle aktarım miktarını göstermektedir. R, taşma gösteren bileşenin yarıçapı ve R_{crit} , Roche şişim yarıçapıdır.

Yarı ayrık evreden farklı olarak değen evrede kütle ve enerji aktarımı için literatürde tam anlamıyla kabul edilen denklemler olmasa da probleme farklı yaklaşımlar vardır. Bu yaklaşımlarda kütle ve enerji aktarımının ya bileşenlerin yüzey potansiyelindeki farkla ya da yüzey katmanları arasındaki sıcaklık, entropi veya entalpi farkıyla ilişkili olacağına dayanmaktadır (Eggleton, 2006).

Değen evrede kütle aktarımında bileşenlerin yüzey potansiyel farklarını göz önüne alan bir yaklaşım Li vd. (2004a) tarafından yapılmıştır. Yakın çift yıldız sistemi değme durumuna gelirse, kütle aktarımı Roche şişimi üzerinden gerçekleşmez. İkinci bileşenin yüzey potansiyeli, birinci bileşenin yüzey potansiyelinden daha büyükse, basınç gradiyentinin dengede olmamasından dolayı ikinci yıldızdan birinci yıldızla kütle aktarımı olur. Bu durumda kütle aktarımının gerçekleşeceği alt sınır koşulu şu şekilde değiştirilir:

$$\frac{dm_2}{dt} = -C \max \left[0, \left(\ln \frac{R_2}{R_{20}} \right)^3 \right] \quad (1.7)$$

$$R_{20} = \mathfrak{R}_2 \sqrt{\frac{\rho_1 R_1^3 + \rho_2 R_2^3}{\rho_1 R_1^3 + \rho_2 \mathfrak{R}^3}} \quad (1.8)$$

Denklem 1.7 değen evrede ikinci bileşenden birinci bileşene kütle aktarım miktarını vermektedir. Eğer kütle kaybeden birinci yıldız, kütle kazanan ikinci yıldız ise benzer ifadeler söz konusudur. Bu denklemlerde $\rho_{1,2}$ her iki bileşenin yüzey yoğunlukları, R_1 ve R_2 birinci ve ikinci bileşenin yarıçapı, \mathfrak{R}_2 birinci yıldızın yüzey potansiyeline eşit ikinci bileşenin eş potansiyel yarıçapı, R_{20} kütle aktarımının gerçekleştiği yarıçaptır. Birinci yıldıza aktarılan kütle \mathfrak{R}_2 yerine R_{20} üzerinden gerçekleşmiştir. Eğer kütle aktarımı \mathfrak{R}_2 üzerinden olsaydı yıldız 1'in yüzey potansiyeli daha büyük olurdu. Kütle aktarımından sonraki yarıçaplar R_{10} ve R_{20} olduğu varsayılırsa değme koşulu

$$\frac{R_{10}}{R_1} = \frac{R_{20}}{\mathfrak{R}_2} \quad (1.9)$$

olarak ifade edilir. Birinci yıldızın kütle kazancı ikinci yıldızın kütle kaybına eşit ise bu durumda

$$\left(\frac{4}{3}\pi R_{10}^3 - \frac{4}{3}\pi R_1^3\right)\rho_1 = \left(\frac{4}{3}\pi R_2^3 - \frac{4}{3}\pi R_{20}^3\right)\rho_2 \quad (1.10)$$

olur. Denklem 1.9 ve Denklem 1.10 kullanılarak Denklem 1.8'e ulaşılabilmektedir.

Değen çiftlerde enerji aktarımı için Robertson ve Eggleton (1977) tarafından kullanılan formüllerde, L_1 ve L_2 birinci ve ikinci bileşenlerin ışıtmaları, M_1 ve M_2 bileşenlerin kütleleri, ΔL_0 ise birinci bileşende enerji kaybı yada ikinci bileşende enerji kazancı olmak üzere

$$\frac{L_1 - \Delta L_0}{M_1} = \frac{L_2 + \Delta L_0}{M_2} \quad (1.11)$$

eşitliği yazılmıştır. Bu durumda ikinci bileşende ısıtma kazancı

$$\Delta L_0 = \frac{L_1 - q_1 L_2}{1 + q_1} \quad (1.12)$$

ve birinci bileşende ısıtma kaybı

$$\Delta L_0 = \frac{L_2 - q_2 L_1}{1 + q_2} \quad (1.13)$$

yazılabilir. Li vd. (2004a) denklemlere enerji aktarımının verimliliğini belirten f ($0 \leq f \leq 1$) parametresini çarpan olarak yazmıştır.

$$\Delta L = f \Delta L_0 \quad (1.14)$$

Verimlilik parametresi,

$$f = \min[1, \alpha(d^2 - 1)] \quad (1.15)$$

olarak tanımlanmış olup, bu denklemde yer alan α , ısı aktarımıyla enerji aktarımını birbirine bağlayan ayar sabitidir. Bu sabit, Roche şişim taşması belli bir miktarı geçtiğinde tümüyle etkin enerji aktarımını gerçekleştirir. Li vd. (2004a; 2004b) α değerini 45 ve 15 olarak almışlardır. Denklem (1.13)'deki d parametresi

$$d = \max \left[1, \min \left(\frac{R_1}{R_{c1}}, \frac{R_2}{R_{c2}} \right) \right] \quad (1.16)$$

olarak hesaplanır. R_{c1} ve R_{c2} bileşenlerin Roche şişim yarıçaplarıdır.

Eggleton'a göre değen çiftlerde enerji aktarımının temel mekanizması diferansiyel dönme olabilir (Yakut ve Eggleton, 2005; Eggleton, 2006). Çünkü Güneşin ekvatoru, Güneşin kendisinden ortalama %10 daha hızlı döner. Güneşin dönme süresinden 100 kat daha kısa dönme süresine sahip, Güneş'le aynı miktarda diferansiyel dönme gösteren değen çiftin ortak zarfında yeterli miktarda enerji dolandır.

Diğer taraftan Stępień (2009) küçük kütleli değen çiftlerde, bileşenler arasında büyük ölçekli kütle dolanımları ile enerji aktarımının gerçekleştiği hidrodinamik bir model önermiştir. Bu modelde enerji, büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene, yüksek entropili kütle taşıyan geniş ölçekli sürekli dolanımla taşınır. Bileşenler farklı enerji

akılarıyla kendi iç kritik Roche şişimlerini farklı ısıtır. Bunun sonucu olarak ortak zarf baroklinik yapıya bürünür. Bu durum geniş ölçekli dolanımları tetikler. Coriolis kuvveti küçük kütleli bileşenin etrafındaki kütle akışını ekvatorial bölgeye bağlar. Akışın genişliği akışın hızına bağlı değişir. Kütle akışının alt kısmı, küçük kütleli bileşenin konveksiyon bölgesinden yalıtkan ışınım geçiş katmanı ile ayrılır. Ortalama değme dereceleri için akışın ısı kapasitesi, küçük kütleli bileşenin etrafındaki akışı sırasında ışınım kayıplarından çok daha büyüktür. Akışın etkin sıcaklığı ve entropisi büyük kütleli bileşene geri dönmekten çok az düşer. Modelde kütle aktarımıyla kütle oranı tersine dönmüştür. Küçük kütleli bileşen merkezinde hidrojeni tüketmiş genişlemiş evrim durumundadır. İkinci bileşenlerin Roche modeli gereğince genişlemiş olmaları bu durumla açıklanır. Ayrıca model O'Connell (1951) etkisini dolanım akımlarıyla açıklar.

1.3.3. Değen Çiftlerde Kritik Kütle Oranı

Değen çift sistemlerin, sistemin toplam açısal momentumu (J_T) kritik bir değere geldiğinde, gelgit dengesizliği ortaya çıkacak şekilde tek, hızla dönen bir nesne halinde birleştiği düşünülür (Darwin, 1879). Toplam açısal momentum (J_T), çift sistemin yörünge açısal momentumu (J_O) ile sistemin toplam dönme açısal momentumunun (J_S) toplamıdır. Kararsızlık $J_O \leq 3J_S$ olduğunda ortaya çıkar (Hut, 1980). Değen çiftler için kritik kütle oranının 0,071-0,077 olduğu söylenmiştir (Rasio, 1995). Bu kütle oranının bileşen yıldızların jirasyon yarıçaplarına (k) ve değme derecesine (f) bağlı olduğu hesaplanmıştır. $q = \frac{M_2}{M_1} < 1$ olmak üzere çift sistemin yörünge açısal momentumu

$$J_O = \mu a^2 \omega = \frac{q\sqrt{GM^3a}}{(1+q)^2} \quad (1.17)$$

olarak hesaplanır. Bu denklemde M bileşenlerin toplam kütesidir. İndirgenmiş kütle μ ise

$$\mu = \frac{M_1 M_2}{M} \quad (1.18)$$

biçiminde tanımlanır. Sistemin toplam dönme açısal momentumu

$$J_S = k_1^2 M_1 R_1^2 \omega + k_2^2 M_2 R_2^2 \omega \quad (1.19)$$

bağıntısıyla verilir. Burada ω kilitli dönmede yörünge açısal hızı, R_1 ve R_2 birinci ve ikinci bileşenin yarıçaplarıdır. k_1^2 boyutsuz jirasyon yarıçapının karesi ise

$$k_1^2 = \frac{I_1}{M_1 R_1^2} \text{ ve } k_2^2 = \frac{I_2}{M_2 R_2^2} \quad (1.20)$$

olarak tanımlanır. Burada I_1 ve I_2 bileşenlerin eylemsizlik momentleridir. J_{s1} dönme açısal momentumu

$$J_{s1} = I\Omega = k^2 MR^2\Omega \quad (1.21)$$

bağıntısıyla verilir. Bazen programlarda k^2 ifadesi k ile de gösterilebilmektedir.

Arbutina (2007), değen sistemler aynı potansiyel ve aynı doldurma faktörüne sahip olduklarında bileşenlerin yarıçapları arasındaki ilişkiyi

$$R_2 = P(q)A + Q(q)R_1 \quad (1.22)$$

bağıntısıyla vermiştir. Bu denklemden q 'ya bağlı Q ve P fonksiyonları

$$Q(q) = \frac{R_{OL2} - R_{IL2}}{R_{OL1} - R_{IL1}} = \frac{(0.27q - 0.12q^{4/3})(0.6q^{-2/3} + \ln(1+q^{-1/3}))}{0.15(0.6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3}))} \quad (1.23)$$

$$P(q) = \frac{R_{IL2}}{a} - Q(q) \frac{R_{IL1}}{a} = \frac{0.49q^{2/3} - 3.26667q^{-\frac{2}{3}}(0.27q - 0.12q^{4/3})}{0.6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})} \quad (1.24)$$

biçiminde ifade edilmiştir.

Wadhwa vd. (2021) bir değen çift sistemin toplam açısal momentumunda Denklem 1.22'de verilen bağıntıyı kullanarak

$$J_T = J_O + J_S \quad (1.25)$$

$$J_T = \frac{q\sqrt{GM^3 R_1}}{(1+q)^2} \left(\frac{a}{R_1}\right)^{1/2} \left[1 + \frac{k_1^2(1+q)}{q} \left(\left(1 + q \frac{k_2^2}{k_1^2} Q^2\right) \left(\frac{R_1}{a}\right)^2 + 2q \frac{k_2^2}{k_1^2} PQ \left(\frac{R_1}{a}\right) + q \frac{k_2^2}{k_1^2} P^2 \right) \right] \quad (1.26)$$

elde etmiştir. Bu bağıntıdan bileşenler arasındaki kritik uzaklığı (a_{cr}) bulmak için $\frac{dJ_T}{dt} = 0$ koşulu kullanılarak

$$\frac{a_{cr}}{R_1} = \frac{q \frac{k_2^2}{k_1^2} PQ + \sqrt{\left(q \frac{k_2^2}{k_1^2} PQ\right)^2 + 3 \left(1 + q \frac{k_2^2}{k_1^2} Q^2\right) \left(q \frac{k_2^2}{k_1^2} P^2 + \frac{q}{(1+q)k_1^2}\right)}}{q \frac{k_2^2}{k_1^2} P^2 + \frac{q}{(1+q)k_1^2}} \quad (1.27)$$

ifadesi elde edilir. Doldurma faktörü tanımını kullanılırsa birinci bileşen için

$$\frac{R_1}{a} = f \left(\frac{R_{OL1}}{a} - \frac{R_{IL1}}{a} \right) + \frac{R_{IL1}}{a} = \frac{0.49q^{-2/3} + 0.15f}{0.6q^{-2/3} + \ln(1+q^{-1/3})} \quad (1.28)$$

elde edilir. Denklem 1.28 tersine çevrilip Denklem 1.27’de yazılırsa

$$\frac{q \frac{k_2^2}{k_1^2} PQ + \sqrt{\left(q \frac{k_2^2}{k_1^2} PQ\right)^2 + 3 \left(1 + q \frac{k_2^2}{k_1^2} Q^2\right) \left(q \frac{k_2^2}{k_1^2} P^2 + \frac{q}{(1+q)k_1^2}\right)}}{q \frac{k_2^2}{k_1^2} P^2 + \frac{q}{(1+q)k_1^2}} - \frac{0.6q^{-2/3} + \ln\left(1+q^{-1/3}\right)}{0.49q^{-2/3} + 0.15f} = 0 \quad (1.29)$$

elde edilir. Eğer bileşenlerin jirasyon yarıçapları bilinirse bu bağıntı kullanılarak sabit doldurma faktörü için ($0 \leq f \leq 1$) kritik kütle oranı $q \equiv q_{cr}$, kök bulma algoritmalarıyla bulunabilir.

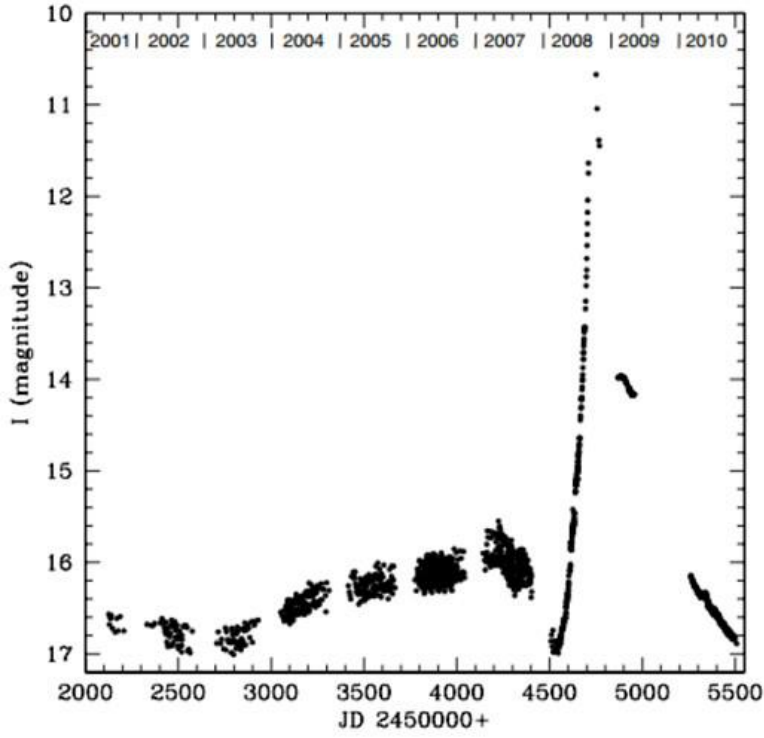
1.4. V1309 Sco ve Kırmızı Nova Olayı

Parlak kırmızı novalar (Luminous Red Novae, LRN) bir yıldız patlamasıdır. Belirgin bir kırmızı renk ve kızılötede parlaklığı yavaşça sönen bir ışık eğrisi ile karakterize edilirler. Bunlar beyaz cücelerin yüzeyinde meydana gelen patlamalar olan standart novalardan farklıdır. Parlak kırmızı novalar ilk tipik örneğinde dolayı V838 Mon türü olay olarak adlandırılır. Bu olayla ilgili literatürde farklı açıklamalar önerilmiştir. Munari ve Henden (2005) evrimleşmiş büyük kütleli yıldızda termonükleer kabuk yanması, Lawlor (2005) ise

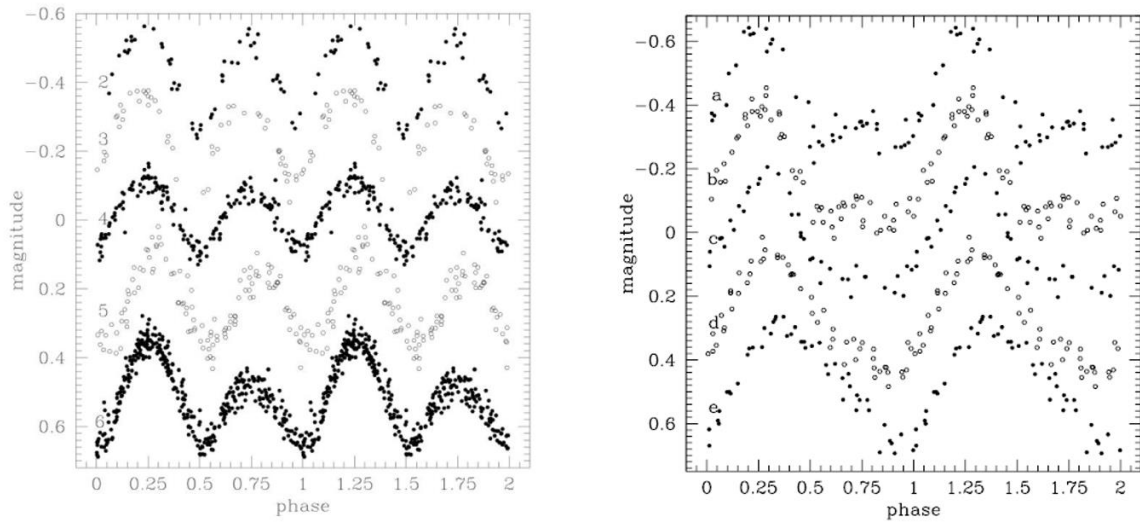
asimptotik dev kolu sonrası bir yıldızda kabukta Helyum flaşı olduğunu öne sürmüştür. Retter ve Marom (2003) ise olayın kırmızı devlerin gezegen yutması olduğunu ifade etmiştir. Soker ve Tylenda (2003) ise durumun çift yıldız birleşmesi olduğunu önermişlerdir

Diğer önemli örnek V1309 Sco olup, bunun nova benzeri parlama gösterdiği Nakano vd. (2008) tarafından keşfedilmiştir. Bu olay Nova Sco 2008 olarak adlandırılmıştır. İlk olarak parlaklığında hızlı artış nedeniyle fenomen nova olarak sınıflandırılmıştır. Daha sonra olayın V838 Mon tipi kırmızı nova salınımı olduğu, birkaç ay içinde parlaklığının yaklaşık 10 kadir arttığı, sonraki 8 ayda da parlaklığın düşerek etkin sıcaklığı geç M tipi bir devin seviyesine indiği tespit edilmiştir (Mason vd., 2010; Tylenda ve Soker, 2006). Bu durum cismin sıcaklığının yaklaşık 5200 K'dan 4000 K'ya düştüğünü gösterir. V838 Mon ile V1309 Sco'nun ortak özellikleri salınımın zaman ölçeği, parlamanın genliği ve genişleme hızıdır. Salınımın zaman ölçeği aylar mertebesinde ve parlama genliği 7 ile 10 kadir arasındadır. P-Cygni profillerinden ölçülen genişleme hızları birkaç yüz km/s civarındadır.

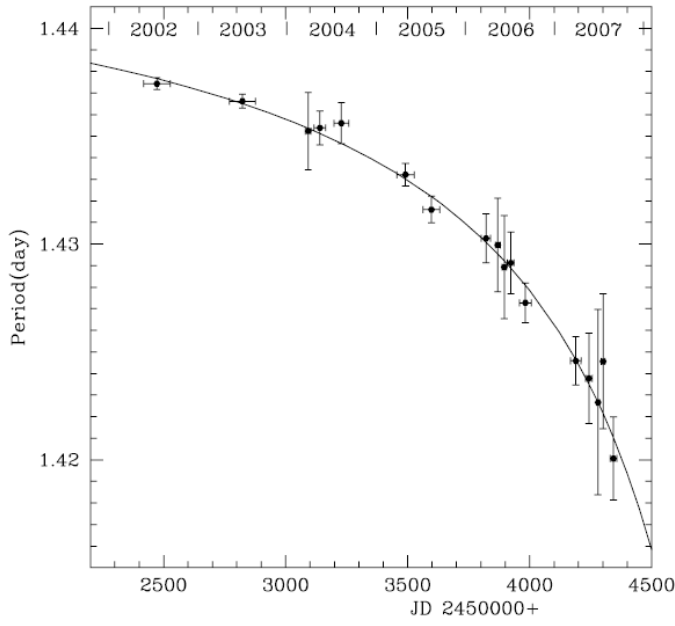
OGLE (Optik Kütleçekimsel Merceklenme Deneyi), Şili'deki Las Campanas Gözlemevini kullanan Varşova Üniversitesi merkezli bir Polonya astronomi projesidir. Proje temel olarak kütle çekimsel mikro merceklenme kullanarak karanlık maddeleri keşfetme ile ilgiliydi. Gökada merkezi doğrultusunda bulunan V1309 Sco'nun öncüsü OGLE III ve IV projelerinin izleme alanı içerisinde bulunuyordu (Udalski, 2003; Udalski vd., 2008). Tylenda vd. (2011), V1309 Sco'nun atasının OGLE tarafından ~2000 kez ve parlamadan önce ~1300 kez gözlemlendiğini buldu. *Şekil 3'te*, I fotometrik banttaki V1309 Sco ışık eğrisini gösterir. 2001-2007 gözlemleri OGLE Projesi, diğerleri ise AVSO kaynaklıdır. Nesnenin 2007'nin ortalarına kadar kademeli olarak parlaklaştığına ve ardından asıl patlamadan önce parlaklığın önemli ölçüde düştüğü dikkat çekicidir. Veriler yıllara göre dönemlere ayrılmıştır. Dönemler, gözlem yılının son rakamı ile numaralandırılmıştır.



Şekil 3. V1309 Sco'nun OGLE projesi kapsamında 2001-2010 yılları arasında I filtresinde yapılmış olan gözlemlerinden oluşturulan ışık değişimi (Tylenda vd., 2011)



Şekil 4. V1309 Sco'nun 2001-2006 yılları (sol panel) ve 2007 yılı (sağ panel) için ortalama ışık eğrileri (Tylenda vd., 2011).



Şekil 5. V1309 Sco nin parlama öncesi dönem değişimi. Düz çizgi en küçük kareler fitini göstermektedir (Tylenda vd., 2011).

Tylenda vd. (2011) gözlemlerdeki 0,5 kadirlik saçılmalardan Nova Sco 2008'in parlama öncesinde kısa dönemli değen çift sistem olduğunu keşfetmiştir. Tylenda vd. (2011) gözlem verilerini kullanarak, 2002-2007 zaman aralığı için, V1309 Sco'nun birkaç ışık eğrisini oluşturmuştur. Şekil 4'ün sol panelinde 2001-2006 yılları, sağ panelinde ise 2007 yılı için ortalama ışık eğrileri gösterilmiştir. Sol paneldeki rakamlar gözlem yıllarının son rakamlarıdır. Sağ panelde ise 2007 yılı a,b,c,d ve e olarak beş parçaya bölünmüştür. 2002'deki ışık eğrisi yani 2 numara eşit derinlikte birincil ve ikincil tutulmalar ile başlar. Bu her iki bileşenin bir W UMa sistemindeki gibi benzer sıcaklıklara sahip olduğunu gösterir. V1309 Sco'nun atası yavaş yavaş evrimleştikçe, bir tepe diğerinden önemli ölçüde daha parlak hale gelir. 2007'de ışık eğrisinde küçük tepe tamamen kaybolur. Parlamadan hemen önceki düşüşün, ışığı engelleyen toz oluşumundan kaynaklandığına inanılmaktadır (Pejcha vd., 2017).

Tylenda vd. (2011) sistemin dönem değişimini aşağıdaki üstel formül ile temsil etmişlerdir:

$$P(t) = 1.4456 \exp\left(\frac{15,29}{t-t_0}\right) \quad (1.30)$$

Bu denklemde $t_0 = 2455233,5$ gün ve t Jülyen günü olarak zamanı göstermektedir. Yörünge dönemi 1,44 günlük bir süre ile başlar ve parlama öncesi gözlemler sırasında %1,2 oranında azalır. Bu, yörünge küçüldüğü ve sonuçta bir birleşmeye yol açan kararsız bir evrim aşaması olarak yorumlanır. *Şekil 5'te* V1309 Sco nin parlama öncesi dönem değişimi gösterilmiştir. Düz çizgi en küçük kareler fitini göstermektedir.

V1309 Sco gibi sistemlerde dönemin kararsızlığıyla ilgili çeşitli açıklamalar vardır. Hut (1980), yakın çift yıldız sistemlerinde bileşenlerden birinin dönme açısal momentumu, yörünge açısal momentumunun 1/3'ünü aşarsa, toplam açısal momentumda küçük bir kaybın herhangi bir bileşenin gelgit senkronizasyonunu kaybetmesine neden olabileceğini göstermiştir. Böylece gelgit kuvvetleri, birinci bileşeni yörünge açısal momentumundan çalmak pahasına döndürerek bileşenler arası uzaklığı azaltır ve kararsız bir yörüngeye neden olur. Ayrıca Hut (1980) kilitli dönmenin her zaman kararlı olmadığını ifade etmiştir. Yörüngeden yıldız açısız momentum aktarımı hem yıldızın dönüşünü hem de yörünge açısal hızını artırır. Sistemde yeterli toplam açısal momentum yoksa, yıldızlar birbirlerine sarmallar oluşturarak yaklaşır. Bu durum sistemin birleşmesine yol açar.

İKİNCİ BÖLÜM

ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR

2.1. Tek Yıldız Evrimi

Çift yıldızların evrimlerini anlamak için öncelikle tek yıldızların evrimlerinin iyi anlaşılması gerekir. Tek yıldız evriminde başlıca belirleyici, yıldızın başlangıç kütlesi ve kimyasal bileşimidir. Farklı kütleli ve kimyasal bileşimli yıldızların evrim modelleri kurulurken ilk adımda küresel simetri varsayımında bulunulur. Böylece denklemler üç boyutlu kısmi diferansiyel durumdan tek boyutlu sıradan diferansiyel denklemler setine indirgenir. Bu yaklaşımda yıldız, merkezden yüzeye belirli konumlarda depolanan, yoğunluk, sıcaklık, ortalama moleküler ağırlık gibi büyük ölçekli fiziksel özelliklerin bir boyutlu dizisi olur. Yıldız evriminin bazı evrelerinde yarıçapın hızlı değişiminden dolayı yarıçap yerine kütle bağımsız değişken olarak seçilir. Dönmeyen küresel simetrik bir yıldız için yapı denklemlerinin ilki hidrostatik denge denklemi olarak bilinir:

$$\frac{dP}{dm} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} \quad (2.1)$$

Bu denklemde P, r ve m sırasıyla basınç, yarıçap ve r yarıçaplı küresel bir kabuğun içerdiği kütledir. Kütle korunum denklemi, Denklem 2.2’de verilmiştir.

$$\frac{dr}{dm} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \quad (2.2)$$

Burada ρ yoğunluktur. $dm = 4\pi r^2 \rho dr$ olarak yazılabilir. Enerji üretim denklemi ise Denklem 2.3’te verilmiştir.

$$\frac{dL}{dm} = \varepsilon \quad (2.3)$$

Bu denklemde L ısıtmayı ε ise, kütleçekim kaynaklarından gelen enerji ve nötrino yayımından kaynaklanan enerji kayıpları dahil nükleer enerji üretimi enerji üretim miktarını göstermektedir. Diğer taraftan enerji taşınım denklemi aşağıda verilmiştir.

$$\frac{d \ln T}{dm} = -\nabla \frac{d \ln P}{dm} \quad (2.4)$$

Bu denklemde ∇ ilgili yıldız bölgesinin ışımasal ya da konvektif olup olmadığına bağlıdır. Denklemler 2.1-2.4 yıldızın durağan yapısını belirler ve yapı denklemleri olarak bilinirler.

Yıldız evrim hesaplamalarına tek yıldızın ya da çift sistemin başlangıç kimyasal bileşimini tanıtmak için hidrojenin, helyumun ve helyumdan daha ağır elementlerin kütle kesirleri tanımlanır. Astronomide helyumdan daha ağır elementler metaller ya da ağır elementler olarak isimlendirilir. Normalde metal olarak isimlendirilmeyen karbon, nitrojen ve oksijen gibi elementler bu tanımlamayla metal kapsamına girmektedir. Yıldızların kimyasal yapısını belirtmek için X, Y ve Z sembolleri kullanılır. Bu semboller sırasıyla hidrojenin, helyumun ve helyumdan daha ağır elementlerin kütle kesirlerini gösterir. Bu değerler normalize edilmiştir.

$$X + Y + Z = 1 \quad (2.5)$$

Güneş için ağır elementlerin kütle kesri $Z_{\odot} = 0,0134$ ve $Y_{\odot} = 0,2485$ dir (Asplund vd, 2009).

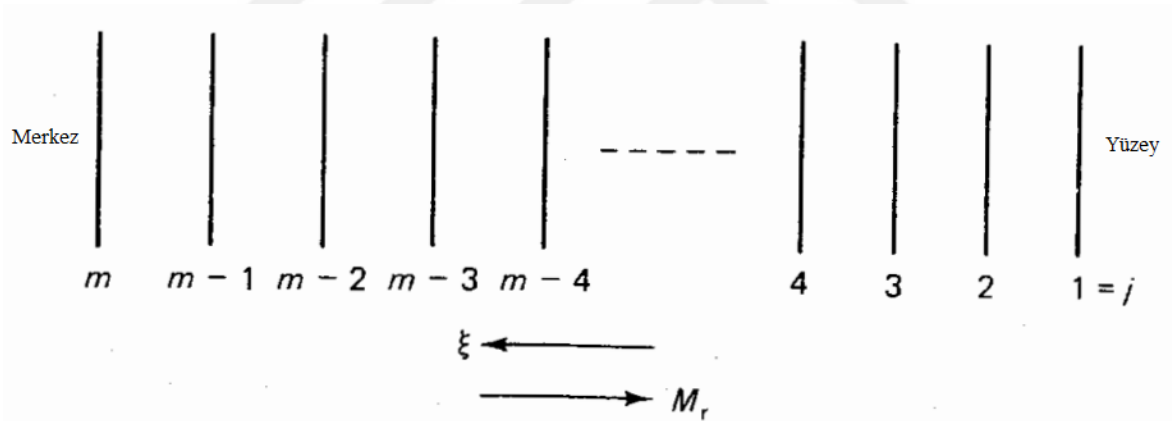
Yıldız yapı denklemleri zamana bağlılık içermemektedir. Modellemelerde zaman bağıllığını, yıldızda enerji üretim mekanizmaları ve bunların oluş hızları belirler. Üretilen enerjinin nasıl taşınacağı ve kimyasal bileşime etkisi incelenir. Yaşamına homojen kimyasal bileşime sahip olarak başlayan bir yıldız zamanla kimyasal bileşimini değiştirir. Nükleer tepkimelerle ve yıldızın konveksiyon bölgelerinde karıştırılan kütleyle birlikte yıldızın kimyasal bileşiminin yeniden hesaplanması gereklidir. Karışımın yaygın bir süreç olarak modelleneceği varsayılırsa, i elementinin kütle kesri X_i 'deki değişiklik aşağıdaki denklemle ifade edilir.

$$\frac{d}{dm} \left(\sigma \frac{dX_i}{dm} \right) = \frac{dX_i}{dt} + R_i - S_i \quad (2.6)$$

Bu denklemde σ difüzyon katsayısını, R_i ve S_i ise sırasıyla i elementinin nükleer reaksiyonlarla yakıldığı ve üretildiği oranı göstermektedir. Nükleer reaksiyonların meydana geliş hızı da sıcaklığa, yoğunluğa ve kimyasal bileşime bağlıdır. Yıldız maddesinin durum

denklemleri de göz önüne alınır. Diğer taraftan nükleer reaksiyon ağları ve hızları, ışınımın yıldız maddesinde ne kadar soğurulduğunu açıklayan donukluk tabloları kullanılır. Böylece parametrelerin değişimlerini dikkate alıp küçük zaman aralıklarında yıldız yapı denklemleri tekrar tekrar çözülüp yıldızlar için evrim senaryoları oluşturulur.

Yıldız yapı hesaplamaları için ilgili temel diferansiyel denklemlerin integrasyonu gerekmektedir. Hesaplamalar için Schwarzschild (1958) ve Henyey vd. (1964) olmak üzere başlıca iki yöntem vardır. Schwarzschild (1958) yönteminde temel denklemlerin merkezden yüzeye ve yüzeyden merkeze integrasyonunda uyuma aranır. Genel olarak yıldız evrim kodlarında Henyey vd. (1964) yöntemi tercih edilmektedir. Bu yöntemde yerel bölgelerde kimyasal bileşimdeki kararlılıktan dolayı hesaplamalarda kütle, bağımsız değişken olarak seçilmektedir. Herhangi bir anda, yıldız için çözüm bulunurken sınır koşullarının tümünü eş zamanlı kullanır. Bunun için diferansiyel denklemler fark denklemleriyle yer değiştirir. Tüm derinlik noktalarında doğrusal denklem sistemleri çözülür.



Şekil 6. Yıldız boyunca oluşturulan ızgara noktaları (Böhm-Vitense,1992).

Diferansiyel denklemleri fark denklemleriyle yer değiştirmek için bağımsız değişkende çok sayıda ızgara (kabuk) noktaları oluşturulur. Şekil 6'da yıldız boyunca oluşturulan ızgara noktaları şematik olarak gösterilmiştir. Sıcaklığın, yoğunluğun ve donukluğun çok değiştiği yüzeye yakın bölgelerde çok sayıda ızgara noktası oluşturulup fiziksel niceliklerdeki değişimler küçük tutulur. Merkeze yakın noktalarda ise daha az sayıda ızgara noktaları oluşturulur. Böhm-Vitense (1992) tarafında ξ ızgara bölümlenme sayısı için

$$\xi = \ln \left(1 - \frac{M_r}{(1+\eta)M} \right) \quad (2.7)$$

örnek ifadesi verilmiştir. Bu ifade yüzeğe yakın bölgelerde çok sayıda ızgara noktası verirken merkezde daha az sayıda nokta verir. Burada $\eta \ll 1$ serbest parametredir. Böylece eşit $\Delta\xi$ aralıklarında atmosferde çok sayıda ızgara noktası verirken merkeze yakın bölgelerde daha az nokta verir. Eggleton (1971), ızgara konumlarının otomatik olarak yeniden dağıtılması için bir algoritma sunmuştur. $\xi(M_r)$ ifadesi için zamanla değişen bir bağımsız değişken seçmiştir. Bu durum birkaç yüz ızgarayla yıldızların ileri evrelere hızlı şekilde evrimleşmelerine olanak tanımıştır. Böylece kod çok daha hızlı hale gelmiştir. Bu çözümler 1 boyutlu kodlar olarak adlandırılır. Yıldızın dönmesini hesaba katan hesaplanmalar 1,5 boyutlu kodlar olarak bilinir.

2.1.1. Zaman Ölçekleri

Yıldız evriminde farklı fiziksel süreçleri içeren dinamik, ısısal ve nükleer zaman ölçekleri vardır. Dinamik zaman (t_{dyn}) ölçeği için farklı tanımlamalar yapılabilir. Dinamik zaman ölçeği, bir yıldızın kendi kütle çekimi altında, iç basınç olmaksızın çökmesi için gereken zamandır.

$$t_{dyn} = \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \quad (2.8)$$

Bu denklemde R ve M yıldızın yarıçapı ve kütesidir. Ayrıca kütle kaybıyla hidrostatik dengesi bozulmuş yıldızın yeniden dengesine ulaşması için gerekli zaman, yıldız yüzeyinde yörüngede dönen bir parçacığın yörünge zamanı veya bir ses dalgasının yıldızı geçmesi için geçen zaman da dinamik zaman olarak tanımlanır (Portegies ve McMillan, 2018).

Isısal (Kelvin-Helmholtz) zaman ölçeği (t_{th}) yıldızın şimdiki ısıtmasında tüm ısısal enerjisini yayabilmesi için gereken süredir.

$$t_{th} = \frac{E_{th}}{L} = \frac{GM^2}{RL} \quad (2.9)$$

Bu denklemde yıldızın toplam ısısal enerjisi E_{th} ve ışırtması L 'dir.

Nükleer zaman ölçeği (t_{nuc}) yıldızın şimdiki ışırtmasında nükleer yakıt kaynağını tüketmesi için gereken süreyi temsil eder.

$$t_{nuc} = \frac{\epsilon c^2 M_{nuc}}{L} \quad (2.10)$$

Denklem (2.10)'da ϵ nükleer enerji üretiminin verimliliği, c ışık hızı ve M_{nuc} yakıt olarak kullanılabilen kütle miktarıdır. Çekirdekte hidrojen yanması için $\epsilon = 0,007$ ve $M_{nuc} = 0,1M$ alınabilir (Tayler, 2004). Güneş için $t_{dyn} \approx 30$ dakika , $t_{th} \approx 30$ Myr ve $t_{nuc} \approx 10$ Gyr civarındadır. Zaman ölçekleri arasındaki $t_{dyn} < t_{th} < t_{nuc}$ ilişkisi yıldız evriminde fiziksel süreçleri yorumlamada önemlidir.

Bu zaman ölçekleri dışında önemli zaman ölçeklerinden biri de konvektif zaman ölçeğidir (t_{con}). Bu zaman ölçeği konvektif gaz paketinin yıldızın iç katmanlarından yüzeyine yükselme zamanını tanımlar. Konvektif zaman ölçeğini belirlemek için yaygın olarak Biermann (1948) ve Vitense (1953) tarafından geliştirilen karışım uzunluğu teorisi kullanılmaktadır. Bu teoride konveksiyonun etkisini anlatmak için karışma uzunluğu kavramı kullanılır. Konvektif bir katmanda parçacıkların yayılması ve çevreleri ile ısısal etkileşimleri sonucu, gaz paketi yükselirken kimliğini kaybeder ve yükselmesi durur. Bu süreçte gaz paketinin kat ettiği yola karışma uzunluğu (l) denir.

$$l = \alpha H_p \quad (2.11)$$

$$H_p = \frac{P}{\left| \frac{dP}{dr} \right|} \quad (2.12)$$

Bu denklemlerde H_p yerel basınç-yükseklik ölçeği, α ise karışım uzunluğu oranıdır. α parametresi genellikle 1 ile 2 arasında değişmektedir. Bu parametre Henyey türü yıldız evrim kodlarında genelde kullanıcı tarafından belirlenir. Böylece konvektif hücrenin dikine boyutu basınç yükseklik ölçeğinin sabit bir kısmı olduğu varsayılır. Gaz paketinin ortalama hızı \bar{v} olmak üzere konvektif zaman ölçeği aşağıdaki gibi ifade edilir:

$$t_{con} = \frac{l}{\bar{v}} \quad (2.13)$$

Bu denklem Güneş için kullanılırsa $l \approx 0,1R_{\odot}$ ve $\bar{v} \approx 11$ m/s alınarak $t_{con} \approx 0,2$ yıl bulunur (Portegies ve McMillan, 2018).

2.2 Çift Yıldız Evrimi

Yıldızların çoğu çift sistemlerdir (Duquennoy ve Mayor, 1991). Şimdi tek yıldız olan cisim geçmişte bir çiftin üyesi olabilir. Çift yıldızların incelenmesiyle bileşenlerin mutlak parametreleri elde edilir. Bu parametreler yıldız evrim modellerinin denetlenmesinde kullanılır. Tek yıldız evrim modelleriyle açıklanamayan mavi aykırıları ve bir gökada kadar parlaklaşan tip Ia süpernova gibi egzotik olaylar çift yıldız evriminin anlaşılmasını önemli kılar. Kütle çekim dalgalarının keşfi ve yorumlanması çift yıldız dinamiğine ilgiyi arttırmıştır. Çift yıldız evrim çalışmaları 1960'lerde başlamıştır. İlk çift yıldız evrim modelleri Weigert ve Kippenhahn (1967) ve Paczyński (1971) tarafından yapılmıştır. Günümüzde Eggleton'un EV-TWIN programı (Eggleton vd., 1971; 1972; 2002; Pols vd., 1995; Eldridge ve Tout, 2004; Stancliffe vd., 2007; Glebbeek vd., 2008) ve Eggleton (1971)'nin ağ bölümlenme algoritmasını ve evrim modelini örnek alan Paxton vd. (2011) geliştirdiği Mesa programı yaygın olarak kullanılmaktadır.

Tek yıldız evrim hesaplamalarında öncelikle yıldızın başlangıç kütlesi ve kimyasal bileşimi seçilir. Bazı parametreler kullanıcı tarafından belirlenir. Hesaplamalar genelde sıfır yaş anakolunda veya anakol öncesinde başlatılır. Çift yıldız evrim hesaplamalarında ise sistemin tanımlanması gerekir. Birinci ve ikinci bileşenin kütlesi, sistemin dönemi ve dış merkezliği programa tanıtılır. Bileşenlerin kimyasal yapısı genelde her iki bileşen için aynı seçilir fakat bazı programlar farklı seçimlere izin verebilir. Serbest parametrelerin seçimi ya da ayarlanması yapılır. Hesaplamalarda her iki bileşen eş zamanlı evrimleştirilir. Bileşenler birbirlerinden yeterince uzaksa her bir yıldızın evrimi tek yıldız evrimi gibi başlayabilir. Fakat bileşenler birbirlerini gelgit etkisiyle ve yıldız rüzgarlarıyla etkileyebilirler. Sistem başlangıçta dış merkezliğe sahip olabilir. Bileşenler arasındaki gelgit etkileşimleriyle yörünge çemberleşebilir ve kilitli dönme dolanma gerçekleşebilir. Bileşenlerde yıldız rüzgarlarıyla kütle ve açısal momentum kaybı veya kütle aktarımı olabilir. Kütle çekim

dalgaları sistemden devamlı açısal momentum çalar. Manyetik frenlemeyle açısal momentum kaybı konvektif zarfa sahip bileşenleri olan sistemlerde önemlidir. Bileşenlerden herhangi birinin Roche şişimlerini doldurup doldurmadığı kontrol edilerek gerekliyse bileşenler arasında kütle aktarım miktarı ve yönü değerlendirilir. Kütle ve açısal momentum evrimiyle bileşen kütleleri ve sistem parametreleri devamlı değişir. Ortak zarf evrimi, yıldız birleşmeleri ve çarpışmaların olup olmadığı kütle aktarımından sonra kontrol edilir. Süpernovalar sistemi bozucu şekilde etkiler. Tüm bu olayların modellenmesi için öncelikle bu süreçlerin fiziğinin doğru olarak anlaşılabilmesi ve hesaplamalara doğru şekilde katılması gereklidir. Bu süreçler zaman ölçeğine göre yavaş ve hızlı korunumsuz olarak da sınıflandırılabilirler. Korunumsuz olmaları, süreç sırasında sistemden kütle ve açısal momentum kaybedildiği anlamındadır. Bunların arasında ortak zarf evrimi, yıldız birleşmeleri ve çarpışmalar, süpernovalar hızlı korunumsuz süreçler olarak bilinirler. Diğer süreçler yavaş korunumsuz süreçlerdir. Süreçler arasındaki zaman mertebesi farkı, modellemeleri oldukça zorlaştırmaktadır.

Diğer taraftan üçüncü bir cisim çift yıldız sistemini etkileyebilir. Çift yıldız evriminin ötesinde hiyerarşik üçlü sistemlerin evrimi için Toonen vd. (2016) tarafından TRES kod geliştirilmiştir. Çift yıldız evriminde hesaba katılan fiziksel süreçlerden aşağıda kısaca bahsedilmiştir.

2.2.1 Çift Yıldız Yörünge Dinamiği

Dış merkezliğin olmadığı ikili sistemde yörünge açısal momentumu

$$J = \frac{M_1 M_2}{M} \left(\frac{2\pi a}{P} \right) \quad (2.14)$$

olarak yazılabilir. Denklemden $M = M_1 + M_2$ dir. Kepler denklemi a , P ve M 'yi birbirine bağlar.

$$a^3 = \frac{GM}{4\pi^2} P^2 \quad (2.15)$$

Böylece P ve a , J cinsinden ifade yazılabilir.

$$P = \frac{(1+q)^6}{q^3} \frac{2\pi}{G^2} \frac{J^3}{M^5} \quad (2.16)$$

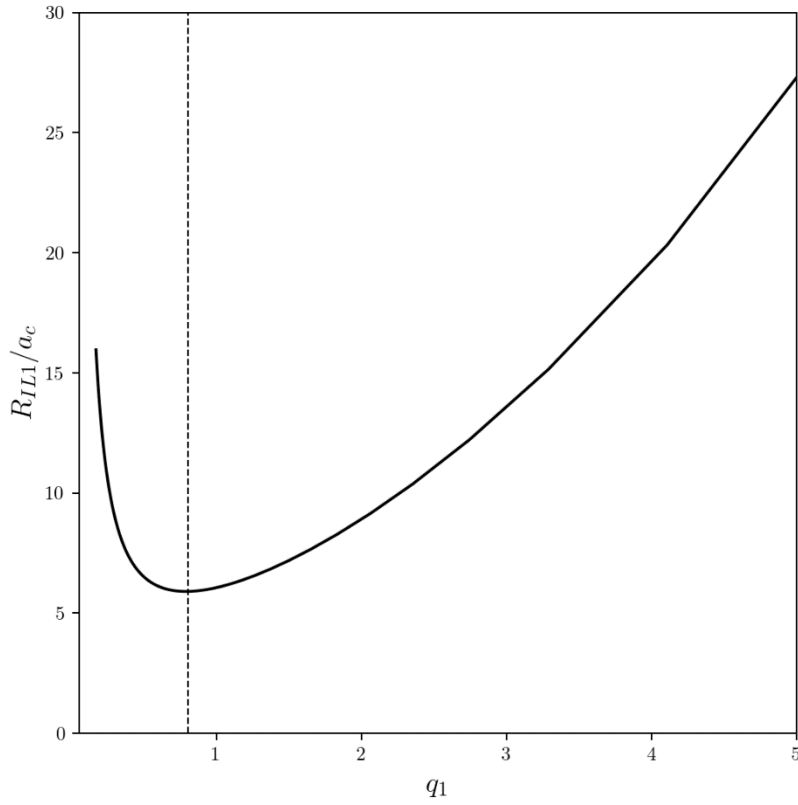
$$a = \frac{(1+q)^4}{Gq^2} \frac{J^2}{M^3} = a_c \frac{(1+q)^4}{q^2} \quad (2.17)$$

Denklem 2.17'de $a_c = \frac{J^2}{GM^3}$ olarak tanımlanmıştır. $q = \frac{M_2}{M_1} < 1$ dir. Böylece bileşenlerin

Roche yarıçapı

$$R_{ILi} = \begin{cases} a_c \frac{0,49(1+q)^4}{0,6q^2 + q^{8/3} \ln(1+q^{-1/3})} , & i = 1 \\ a_c \frac{0,49(1+q)^4}{0,6q^2 + q^{4/3} \ln(1+q^{1/3})} , & i = 2 \end{cases} \quad (2.18)$$

haline gelir. q_1 'in R_{IL1}/a_c ilişkisi Şekil 7'de gösterilmiştir. Başlangıçta $q_1 = \frac{M_1}{M_2} > 1$ olan bir sistemde birinci bileşenin korunumlu kütle aktarımı yaptığında Roche şişimi küçülür. $q_1 < 1$ olduğunda birinci bileşen küçük kütleli hale gelir. Yaklaşık 0,8 değerinde birinci bileşenin Roche şişimi en küçük olur. Ardından Roche şişimi artar.



Şekil 7. R_{IL1}/a_c oranının q_1 ile değişimi.

Denklem 2.16 ve 2.17'nin logaritmik türevleri alındığında

$$\frac{\dot{P}}{P} = -3 \frac{1-q}{1+q} \frac{\dot{q}}{q} + 3 \frac{\dot{J}}{J} - 5 \frac{\dot{M}}{M} \quad (2.19)$$

$$\frac{\dot{a}}{a} = -2 \frac{1-q}{1+q} \frac{\dot{q}}{q} + 2 \frac{\dot{J}}{J} - 3 \frac{\dot{M}}{M} \quad (2.20)$$

elde edilir. Denklem 2.16 ve 2.17'de J 'nin üssel değeri M 'nin üssel değerinden küçüktür. Bundan dolayı korunumsuz evrimde kütledeki değişim daha baskın olmaktadır (Eker vd., 2006). İkili sisteminde kütle ve açısal momentum kaybının bileşenler arası uzaklıkta ve sistemin döneminde meydana getireceği değişiklikler Eker vd. (2006) tarafından dinamik parametreyle (δ) temsil edilmiştir.

$$\delta = \frac{\frac{\dot{J}}{J}}{\frac{\dot{M}}{M}} \quad (2.21)$$

Dinamik parametre açısal momentum kaybındaki göreceli değişimin toplam kütle kaybındaki değişime oranıdır. Aynı çalışmada ayırık aktif yıldızlar için dinamik parametrenin ortalama değeri $\bar{\delta} = 2,68$ olarak hesaplanmıştır.

2.2.2 Yıldız Rüzgarları

Çift yıldız sisteminde bileşenler birbirlerinden oldukça uzak olsalar bile yıldız güçlü yıldız rüzgarlarıyla etkileşebilirler (Che-Bohnenstengel ve Reimers, 1986). Ayrıca yıldız rüzgarları hem bileşenleri hem de yörüngeyi önemli şekilde etkiler (Bondi ve Hoyle, 1944). Yıldız evriminin ileri aşamalarında ise çok sayıda gelenekselleşmiş yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülleri vardır (Kudritzki ve Reimers, 1978; Vassiliadis ve Wood, 1993; Nieuwenhuijzen ve de Jager, 1990; Hamann ve Koesterke, 1998). Soğuk anakol yıldızlarının dinamo kökenli kütle kaybına ilişkin değerler literatürde geniş bir aralıkta verilir. Aktif kromosferli ayırık çift yıldızlar için Demircan vd. (2006), $1,3 \times 10^{-10} M_{\odot}/\text{yıl}$ kütle kaybı önermişlerdir. Holzwarth ve Jardine (2007) ise yaptıkları teorik çalışmada $2,0 \times 10^{-13} M_{\odot}/\text{yıl}$ civarında kütle kaybı hesaplamışlardır. Stępień (2011a) ise Wood vd. (2002) nin deneysel çalışmasını göz önüne alarak $10^{-11} M_{\odot}/\text{yıl}$ mertebesinde kütle kaybı önermiştir.

Yıldız rüzgarlarıyla izotropik (eş yönlü) kütle kaybında dinamik parametre $\delta = 1$ olur. Böylece kütle kaybı açısal momentum kaybıyla göreceli olarak aynı davranır. Denklem 2.19 ve 2.20

$$\frac{\dot{P}}{P} = -2 \frac{\dot{J}}{J} = -2 \frac{\dot{M}}{M} \quad (2.22)$$

$$\frac{\dot{a}}{a} = -\frac{\dot{J}}{J} = \frac{\dot{M}}{M} \quad (2.23)$$

olarak yazılır (Eker vd., 2006). Bu denklemlerin integrasyonu ile $P^2 M = \text{sbt}$ veya $a M = \text{sbt}$ elde edilir. Böylece yıldız izotropik rüzgârla kütle kaybettikçe, sistemin dönemi ve bileşenler arası uzaklığı artar.

2.2.3 Gelgit Etkileri

Kütleçekim etkileşmesinde bulunan iki cisimden küçük kütleli olan büyük kütleli bileşene doğru serbest düşme yapsın. Serbest düşen bu cismin düşüş ivmesi, cismin her noktasındaki düşüş ivmelerinin bir ortalamasıdır. Bu cisimle beraber düşen bir gözlemci, cismin değişik noktalarındaki ivmelerle düşüş ivmesi arasındaki fark nedeniyle, cismin bu noktalarına küçük kuvvetler etkiğini düşünür. Bu kuvvetler gelgit kuvvetleri olarak bilinir. Bu kuvvetler cismi düşey doğrultu boyunca gererek yatay düzlem boyunca sıkıştırır. Benzer şekilde bir yoldaş yıldızın varlığı, bir çift sistemde yıldızın üzerinde gelgit kuvvetleri ortaya çıkarır. Bu kuvvetlerin etkisiyle yıldızın ekvator doğrultusu gerilir kutupları sıkışır. Böylece yıldızda şekil bozulması olur, yıldızın gelgit çıkıntıları oluşur. Yıldızın dönüşü yörüngeye kilitli değilse, gelgit çıkıntıları iki yıldızın kütle merkezlerini birleştiren doğrultuyla farklı hizalanır. Bu durum, yıldızlar ve yörünge arasında açıl momentum aktarımına yol açan bir gelgit torku üretir. Enerjiyi yörüngeden ve dönme açıl momentumundan alan gelgitlerle enerji dağılır. Gelgit etkileşimi çift sistemi en düşük enerjili bir konfigürasyona yönlendirir; yörüngeyi dairesel hale getirmeye, yıldızların dönüşünü yörünge dönemiyle eşitlemeye ve yıldız dönme açıl momentum vektörünü yörünge açıl momentum vektörüne göre hizalamaya çalışır (Hut, 1981).

Dış konvektif bölgeye sahip yıldızlar için gelgit mekanizması bu bölgelerindeki çalkantılı sürtünmeye bağlanır (Zahn, 1977; 1989). Dış ışımsal bölgeye sahip yıldızlar için gelgit mekanizması yıldız zonklamasıyla ışımsal sönümlemedir. Bu durum dinamik gelgit olarak bilinir (Zahn, 1975; 1977). Aarseth vd. (2008) tarafından birinci bileşeni konvektif dış zarfa sahip çift sistemde çemberleşme ve eş-dönme zaman için yaklaşık ifadeler sırasıyla

$$\tau_{circ} \approx \frac{2q^2}{(1+q)} \left(\frac{a}{R_1}\right)^8 \quad (2.24)$$

$$\tau_{sync} \approx q^2 \left(\frac{a}{R_1}\right)^6 \quad (2.25)$$

olarak verilmiştir. Denklemlerin birimleri yıl cinsindedir ve $q = M_1/M_2$ olarak tanımlanmıştır.

2.2.4 Kütle Aktarımı ve Kararlılığı

Çift yıldız evriminin temel konularından biri kütle aktarımı ve bu aktarımın kararlılığıdır. Birinci bileşen Roche şişimini doldurduğunda diğer bileşene kütle aktarmaya başlar. Kütle aktarım miktarı dolayısıyla L1 noktasından taşma miktarı (ΔR), Roche şişimini dolduran bileşenin yarıçapı (R_1) ile Roche şişim yarıçapı (R_{L1}) arasındaki farka bağlıdır. Kararlı kütle aktarımı için gerekli koşul kütle aktarımı sırasında $R_1 \approx R_{L1}$ ve $\dot{R}_1 \approx \dot{R}_{L1}$ olmasıdır. Bu durumda yıldızın genişleme hızı ya da Roche lobunun küçülme hızı, hidrostatik dengenin yeniden kazanıldığı dinamik zaman ölçeğiyle karşılaştırıldığında yeterince uzundur.

Kütle aktarımı için nükleer, ısısal ve hidrodinamik zaman ölçekleri vardır. Bu zaman ölçeklerinde kütle kaybeden yıldızın Roche yarıçapıyla, kendi yarıçapının değişimi kıyaslanır. Webbink (1985) kütle aktarımının kararlılığını anlatmak için, Roche şişimini dolduran yıldızın kütlesine göre yarıçapların üç türevini tanımlamıştır. Birinci tanımda sisteminin açısal momentumunun (J) ve toplam kütesinin korunduğu (M), korunumlu kütle aktarımı için Roche şişim yarıçapının değişim hızıdır. Birinci yıldızdan kaybedilen kütle ikinci yıldız tarafından biriktirilir, böylece ζ_L aşağıdaki denklemlerle tanımlanır.

$$\zeta_L = \left(\frac{\partial \log R_{L1}}{\partial \log M_1} \right)_{M,J} \quad (2.26)$$

Tout vd. (1997) tarafından $\zeta_L = 2,13q - 1,67$ olarak verilmiştir. Bu denklemde $q = \frac{M_1}{M_2}$ olarak ifade edilir. Bu denklemde $M_1 > 0,78M_2$ durumunda ζ_L sıfırdan büyük olur. Bu durumda kütle aktarımı sırasında birinci bileşenin Roche şişimi küçülür.

Yıldızın kütle kaybına ilk tepkisi, hidrostatik dengeyi sağladığı için adyabatiktir ve zamanla ısısal dengeyi kaybeder. Bu yüzden ikinci türev tanımında (ζ_{ad}) birinci bileşenin entropisinin (s) ve her bir izotopunun (X_i) sabit olduğu varsayılır.

$$\zeta_{ad} = \left(\frac{\partial \log R_1}{\partial \log M_1} \right)_{s,X_i} \quad (2.27)$$

Işınımsal zarfları olan yıldızlar için $\zeta_{ad} > 0$ dır. Bu tür yıldızlar kütle kaybıyla küçülürler. Konvektif zarflara sahip yıldızlar için ise $\zeta_{ad} < 0$ dır. Bu yıldızlar kütle kaybıyla genişlerler. Yıldız ısısal zaman ölçeğinde ve sabit kimyasal bileşimde hidrostatik ve ısısal dengeye kavuşur. Üçüncü türev tanımında (ζ_{eq}) hidrostatik ve ısısal denge durumundaki yarıçapın kütleyle göre değişimi göz önüne alınır.

$$\zeta_{eq} = \left(\frac{\partial \log R_1}{\partial \log M_1} \right)_{X_i} \quad (2.28)$$

Anakol yıldızları için $\zeta_{eq} > 0$, kırmızı devler ve Hertzsprung boşluğunu geçen yıldızlar için $\zeta_{eq} < 0$ dir.

Kütle aktarımının ilerleme hızı, bu türevlerin görelî değerlerine bağlıdır. $\zeta_L > \zeta_{ad}$ ise, Roche şişimi kütle aktarımına doğrudan tepki olarak yıldızın yarıçapından daha hızlı küçülür. Böylece ΔR artar ve dolayısıyla \dot{M} hızla artar. Pozitif geri besleme olur. Kütle aktarımı hızlanır ve kararsızdır. Süreç dinamik zaman ölçeğinde ilerler. İkinci bileşen genellikle kütleyle bu kadar yüksek bir miktarda biriktiremez. Bunun yerine, kendisini genişletir ve aktarılan kütle, iki yıldızın etrafında ortak bir zarf oluşturur. Dinamik zaman ölçeğinde süren dinamik kararsız kütle aktarımı gerçekleşir. Bu genellikle dev bir yıldız, daha az kütleli bir bileşen ile yörüngedeyken Roche şişimini doldurduğunda ortaya çıkan durumdur. Çünkü dev bileşenin Roche şişimi küçülürken yarıçapı genişler.

$\zeta_{eq} < \zeta_L < \zeta_{ad}$ durumunda ise, başlangıçta yıldız kütle aktardığında yarıçapı küçülür, sonrasında kütle aktarımı ısısal zaman ölçeğinde ilerler. Bu durum Hertzsprung boşluğundaki işınımsal veya ince konvektif zarflı bir alt dev, Roche şişimini doldurduğunda ortaya çıkar. Bu durumda ısısal zaman ölçeğinde süren dinamik kararlı, ısısal kararsız kütle aktarımı gerçekleşir.

$\zeta_L < (\zeta_{ad}, \zeta_{eq})$ durumunda kütle aktaran bileşenin yarıçapı küçülür. Nükleer evrimle genişlemesi veya açısal momentum kaybıyla yörüngenin küçülmesine kadar Roche şişimini doldurmak için tekrar genişlemez. Bu durumda nükleer zaman ölçeğinde süren ısısal kararlı kütle aktarımı gerçekleşir.

İkili sistemde kütle aktarımının sistemi nasıl etkiyeceğinin hesaplanmasında Denklem 2.19 ve Denklem 2.20'den yararlanılabilir. Korunumlu kütle aktarımı durumunda toplam kütle ve açısal momentumun sabit kaldığı varsayılır ($\dot{M} = 0$ ve $\dot{J} = 0$). Böylece

$$\frac{\dot{P}}{P} = -3 \frac{\dot{M}_1}{M_1} - 3 \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (2.29)$$

$$\frac{\dot{a}}{a} = -2 \frac{\dot{M}_1}{M_1} - 2 \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (2.30)$$

elde edilir. Bu denklemlerin integrasyonlarıyla $P(M_1 M_2)^3 = \text{sbt}$ ve $a(M_1 M_2)^2 = \text{sbt}$ elde edilir. Basitçe büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarılırken yörünge dönemi ve bileşenler arası uzaklık azalır. Bileşenlerin kütleleri eşit olduğunda yörünge dönemi ve bileşenler arası uzaklık en küçük olur. Küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımı olduğunda yörünge dönemi ve bileşenler arası uzaklık artar.

2.2.5 Kütle Çekim Dalgaları

Çift yıldız evriminde kütle çekim dalgaları ve manyetik frenleme temel açısal momentum kayıp mekanizmalarıdır. Kütle çekim dalgaları özellikle tıkız cisimleri güçlü şekilde etkiler. Anakol yıldızları için mekanizma uzun zaman ölçeğinde etkilidir. Kütle çekim dalgaları bileşenler arası uzaklığı ve dış merkezliği etkiler, yörüngeyi çemberleştirme, yörünge dönemini azaltma eğilimindedir. (Peters, 1964):

$$\dot{a}_{GR} = -\frac{64}{5} \frac{G^3 M_1 M_2 (M_1 + M_2)}{c^5 a^3 (1-e^2)^{7/2}} \left(1 + \frac{73}{24} e^2 + \frac{37}{96} e^4 \right) \quad (2.31)$$

$$\dot{e}_{GR} = -\frac{304}{15} e \frac{G^3 M_1 M_2 (M_1 + M_2)}{c^5 a^4 (1-e^2)^{5/2}} \left(1 + \frac{121}{304} e^2 \right) \quad (2.32)$$

Bu denklemlerde \dot{a}_{GR} kütle çekim dalgalarıyla bileşenler arası uzaklıkta meydana gelen değişmeyi, \dot{e}_{GR} ise dış merkezlikte meydana gelen değişmeyi gösterir. Ayrıca G kütle çekim sabiti, c ışık hızı ve e yörünge dış merkezliğidir. a ve e deki değişimler yörünge hareketi üzerinden ortalamalardır. Kütle çekim dalgalarının etkisi yarı büyük eksen uzunluğuna ve daha az oranda dış merkezliğe bağlıdır.

2.2.6. Manyetik Frenleme ve Dinamo Modeli

Manyetik frenleme dönen manyetik yıldızdan iyonize yıldız rüzgarlarıyla açısız momentum çalar (Schatzman, 1962; Huang, 1966; Skumanich, 1972). Yıldız rüzgarının manyetik alanla birlikte dönmeye zorlandığı durumda çok az kayıp kütle bile yıldızı yavaşlatıcı önemli bir tork uygular. Yıldız bir çiftin üyesiye ve gelgit kuvvetleri nedeniyle yörüngeyle birlikte kilitli dönüyorsa, açısız momentum kaynağı çiftin yörüngesinden sağlanır (Verbunt ve Zwaan, 1981). Bu açısız momentum kaybı yörüngeyi küçülmesine neden olur. Manyetik frenleme değen çiftler, katalizmik değışkenler ve küçük kütleli X-ışın çiftleri gibi küçük kütleli kütle kaybeden yıldızla etkileşim halindeki çiftlerin evriminde önemli rol oynar (Jiang vd., 2014; Knigge vd., 2011; Tauris ve van den Heuvel, 2006). Manyetik frenlemenin gerçekleşmesi için, yıldızın ışınımsal bir çekirdeği ve konvektif zarfı olması beklenir. Bu kütle kaybeden bileşenin $0,2 M_{\odot}$ - $1,2 M_{\odot}$ arasında bir kütleyle sahip olması demektir (Toonen vd., 2016).

Manyetik frenlemenin şiddetiyle ilgili tartışmalar gittikçe önem kazanmaktadır. van Saders vd. (2016) tarafından yapılan çalışmada Güneş benzeri yıldızların manyetik frenleme teorilerinin tahmininden daha hızlı döndüğünü öne sürülmüştür.

Bölüm 3.2’de ayrıntılı açıklanan Hurley vd. (2002) tarafından geliştirilen çift yıldız evrim programı BSE kod paketinde kullanılan manyetik frenleme nedeniyle açısız momentum kaybı aşağıdaki denklemde verilmiştir.

$$\frac{dJ_{MB}}{dt} = -5,83 \times 10^{-16} q_{conv} (R \Omega_{spin})^3 \quad (2.33)$$

Bu denklemdeki açısız momentum kaybı $M_{\odot} R_{\odot}^2 \text{yr}^{-2}$ birimindedir. Denklemde yıldızın konvektif zarfının kütle kesri $q_{conv} = \frac{M_{env}}{M}$ olarak tanımlanır. Yıldızın yarıçapı R ise Güneş yarıçapı biriminde, bileşenlerin dönme açısız hızı Ω_{spin} , yr^{-1} birimindedir. Anakol evrimi sırasında $0,35 M_{\odot}$ kütlelerinden küçük bileşenler tümüyle konvektif sayılıp manyetik frenleme uygulanmamıştır.

Stępień (2006b; 2011a) tarafından geliştirilen manyetik frenleme modeli Denklem 2.34'te ifade edilmiştir. Bu model kilitli dönme varsayımıyla manyetik frenlemeyle yavaşlayan küçük kütleli çift yıldızlar için oluşturulmuş ve gözlemlerle kalibre edilmiştir.

$$\frac{dJ_{MB}}{dt} = -4,9 \times 10^{41} \frac{(R_1^2 M_1 + R_2^2 M_2)}{P} \quad (2.34)$$

Bu denklemdeki açısal momentum kaybı birimi $\frac{\text{gcm}^2 \text{s}^{-1}}{\text{yıl}}$ dir. $M_{1,2}$ ve $R_{1,2}$ güneş birimlerinde, P ise gün birimindedir.

Nükleer evrim ya da kütle aktarımları sırasında konvektif zarf küçüldüğü zaman manyetik frenlemenin etkisinin azalması beklenir (Podsiadlowski vd., 2002). Eğer $q_{\text{conv}} < 0,02$ ise Denklem 2.22'ye ek çarpan $\exp\left(-\frac{0,02}{q_{\text{conv}}} + 1\right)$ önerilmiştir (Podsiadlowski vd., 2002; Jiang vd., 2014).

Mesa kod için hazırlanan Gossage vd (2021)'nin Matt vd. (2015) nin çalışmasından uyarladığı manyetik frenleme şemasında manyetik doyma göz önüne alınmıştır. Formüller özellikle küçük kütleli hızlı dönen yıldızlar için geliştirilmiştir. $K = 1,30 \cdot 10^{30}$ erg ve $m = 0,22$, $p = 2,6$, $\chi = 14$ olmak üzere açısal momentum kayıp miktarı

$$\frac{dJ}{dt} = \begin{cases} -T_0 \left(\frac{\tau_c}{\tau_{c,\odot}}\right)^p \left(\frac{\Omega}{\Omega_\odot}\right)^{p+1} & , \text{manyetik doymamış durum} \\ -T_0 \chi^p \left(\frac{\Omega}{\Omega_\odot}\right) & , \text{manyetik doymuş durum} \end{cases} \quad (2.35)$$

olarak hesaplanır. Bu denklemde yer alan tanımlamalar aşağıda verilmiştir.

$$T_0 = K \left(\frac{R}{R_\odot}\right)^{3.1} \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0.5} \gamma^{-2m} \quad (2.36)$$

$$\gamma = \sqrt{1 + (u/0.072)^2} \quad (2.37)$$

$$u = \frac{v}{v_{\text{crit}}} \quad (2.38)$$

$$\chi = \frac{R_{o\odot}}{R_{o_{sat}}} \quad (2.39)$$

$$R_o = (P/\tau_c) \quad (2.40)$$

Bu denklemlerde yer alan kritik dönme hızı aşağıdaki bağıntıyla hesaplanabilir (Meynet vd., 2010).

$$v_{crit} = \sqrt{\frac{GM}{R_{ec}}} = \sqrt{\frac{2GM}{3R_{pc}}} \quad (2.41)$$

Bu denklemde R_{ec} ve R_{pc} yıldızın ekvator ve kutup yarıçaplarıdır. K , m , p ve χ kalibre edilmiş serbest parametrelerdir. u dönme hızının kritik dönme hızına oranıdır. Denklemdaki doymamış ve doymuş terimler, yıldızların manyetik etkinliğinin iki ayrı rejimine karşılık gelir. Wright vd. (2018)'e göre yıldızların X-ışın parlaklığı Rossby sayısı ile güçlü şekilde korelasyon göstermektedir. Kritik Rossby sayısının altında X-ışın parlaklığı manyetik frenleme doymuş rejim gösterir. Yani doymuş rejim için koşul $R_o < R_{o,sat}$ olmasıdır. Wright vd. (2018)'e göre kritik Rossby sayısı, $R_{o,sat} = 0,14$ dir.

2.2.7. L2 Noktasından Kütle Kaybı

Değen sistemlerde ve ortak zarf evriminde L2 noktasından karmaşık bir şekilde kütle kaybı beklenir. Bu kütle kaybı beraberinde yörünge açısal momentumu götürür. Pribulla (1998)'ya göre yörünge açısal momentum kaybı (\dot{J}), sistemden toplam kütle kaybıyla (\dot{M}) orantılı olarak aşağıdaki şekilde ifade edilir:

$$\dot{J} = \dot{M} v a \times r(q) = \dot{M} \frac{2\pi(a \times r(q))^2}{P} \quad (2.42)$$

Bu denklemde v , birinci bileşenin kütle merkezine göre hızıdır. $a \times r(q)$ çarpımı L2 noktasının kütle merkezinden uzaklığıdır. $q = M_2/M_1$ olarak tanımlanmıştır. $r(q)$ yavaşça değişen q 'ya bağlı bir fonksiyondur. $q = 0,05$ için $r(q) = 1,225$, $q = 0,50$ için $r(q) = 1,249$ ve $q = 1,00$ için $r(q) = 1,198$ dir. Denklem 2.42, Denklem 2.14'e bölünürse

$$\frac{\dot{J}}{J} = \dot{M} \frac{M}{M_1 M_2} r(q)^2 = \frac{\dot{M} (1+q)^2 r(q)^2}{M q} \quad (2.43)$$

elde edilir. Pribulla (1998), L2'den kütle kaybı için üç durumu göz önünde bulundurmuştur. Birinci durumda kütle kaybı sadece ikinci bileşenden kaynaklanır. İkinci bileşen L2 noktası ile temas eder. $\dot{M}_1 = 0$ ve $\dot{M}_2 = \dot{M}$ ve Denklem 2.19'dan yararlanarak

$$\frac{\dot{P}}{P} = 3 \frac{\dot{J}}{J} + \frac{\dot{M}}{M_2} \left(\frac{M_2}{M} - 3 \right) \quad (2.44)$$

ifadesine ulaşılır. Denklem 2.43, Denklem 2.44'te yerine yazılırsa,

$$\frac{\dot{P}}{P} = \frac{\dot{M}}{M} \left[\frac{3(1+q)^2}{q} r(q)^2 - \frac{3(1+q)}{q} + 1 \right] \quad (2.45)$$

elde edilir. Pribulla (1998)'nin ikinci yaklaşımında her iki bileşen L2'den aynı miktarda kütle kaybeder. Küçük kütleli bileşen L2'den kütle kaybettiğinde, büyük kütleli bileşenden, kütle aktarımıyla kaybettiğinin yarısı kadar kütle kazanır. $\dot{M}_1 = \dot{M}_2 = 0,5\dot{M}$ olur. Önceki denkleme benzer şekilde

$$\frac{\dot{P}}{P} = \frac{\dot{M}}{M} \left[\frac{(1+q)^2}{q} \left(3r(q)^2 - \frac{3}{2} \right) + 1 \right] \quad (2.46)$$

elde edilir. Pribulla (1998)'nin üçüncü yaklaşımında sistemden L2 noktasından kütle kaybı, birinci bileşenden kaynaklanır. İkinci bileşen L2'den kütle kaybettiğe, birinci bileşen aynı miktarda kütleyi ikinci bileşene aktarır. $\dot{M}_1 = \dot{M}$ ve $\dot{M}_2 = 0$ olur. Bu durumda

$$\frac{\dot{P}}{P} = \frac{\dot{M}}{M} \left[\frac{3(1+q)^2}{q} r(q)^2 - 3(1+q) + 1 \right] \quad (2.47)$$

olur. İzotropik yıldız rüzgarlarından farklı olarak L2 noktasından kütle kaybı yörünge döneminin kısalmasına neden olur. L2'den kütle kaybının etkisi büyük oranda kütle oranına bağlıdır. Üçüncü durumda yörünge dönemi kısalması en hızlıdır, çünkü L2'den kütle kaybıyla birlikte büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarımı da vardır (Pribulla, 1998).

2.3. Stępień ift Yıldız Evrim Modeli

Tek yıldız evrim modellerini kullanarak soğuk değen çift yıldız sistemlerini modellemek için geliştirilmiş bir yöntemdir (Stępień, 2004; 2006a,b ; 2009; 2011b; Stępień ve Gazeas, 2012). Model, değen çiftlerin birkaç günlük başlangıç dönemlerine sahip ayrık çift yıldızlardan oluştuğunu varsayar. Bileşenlerin başlangıçta en büyük kütlesi $1,3 M_{\odot}$ sınır kabul edilir. Modelde bileşenlerin konvektif zarfa sahip olduğu kabul edilir. Yöntemde kullanılan başlıca bağıntılar şunlardır: Kepler'in 3. yasası aşağıda verilmiştir.

$$P = 0,1159 \times a^{3/2} M^{-1/2} \quad (2.48)$$

Burada M , M_{\odot} biriminde toplam kütle, a , R_{\odot} biriminde bileşenler arası uzaklık, P , gün biriminde yörünge dönemidir. Toplam açısal momentum, dönme ve yörünge açısal momentumları sırasıyla aşağıda ifade edilmiştir.

$$H_{tot} = H_{spin} + H_{orb} \quad (2.49)$$

$$H_{spin} = 7,13 \times 10^{50} (k_1^2 M_1 R_1^2 + k_2^2 M_2 R_2^2) P^{-1} \quad (2.50)$$

$$H_{orb} = 1,24 \times 10^{52} M^{5/3} P^{1/3} q(1 + q)^{-2} \quad (2.51)$$

Bu ifadelerde k_1^2 ve k_2^2 her iki bileşenin jirasyon yarıçaplarının karesidir ayrıca H_{spin} ve H_{orb} , cgs birim sistemindedir. Çift yıldız sistemlerinde spin açısal momentumu toplam açısal momentumun %1'i civarlarında olduğu için ihmal edilebilir. Kritik Roche şişim yarıçapları için yaklaşık ifadeler Eggleton (1983) tarafından aşağıdaki bağıntılarla verilmiştir.

$$\frac{R_1}{a} = \frac{0,49q^{2/3}}{0,6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})} \quad (2.52)$$

$$\frac{R_2}{a} = \frac{0,49q^{-2/3}}{0,6q^{-2/3} + \ln(1+q^{-1/3})} \quad (2.53)$$

Bu ifadelerde $q = M_1/M_2$ kütle oranıdır. Yöntemde açısal momentum kayıp miktarı Güneş tipi yıldızlar için Stępień (2006b), Gazeas ve Stępień (2008) tarafından aşağıdaki denklemle hesaplanır.

$$\frac{dH_{orb}}{dt} = -4,9 \times 10^{41} (R_1^2 M_1 + R_2^2 M_2) / P \quad (2.54)$$

Bileşenlerin yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybını hesaplamak için Stępień (2011a) tarafından Wood vd. (2002)'nin deneysel çalışması göz önüne alınarak aşağıdaki denklem geliştirilmiştir:

$$\dot{M}_{1,2} = \begin{cases} -10^{-11} R_{1,2}^2, & M_{1,2} \leq 1,0 M_{\odot} \\ -10^{-11}, & M_{1,2} > 1,0 M_{\odot} \end{cases} \quad (2.55)$$

Bu denklemde kütle kayıp miktarı $M_{\odot}/\text{yıl}$ birimindedir. Yöntem iterasyon süreciyle uygulanır. Başlangıç parametrelerinden ilk bileşenin Roche şişimini doldurmasına kadar geçen sürede, yörünge parametrelerinin ve kütle değişiminin modellenmesindeki algoritma aşağıda açıklanmıştır:

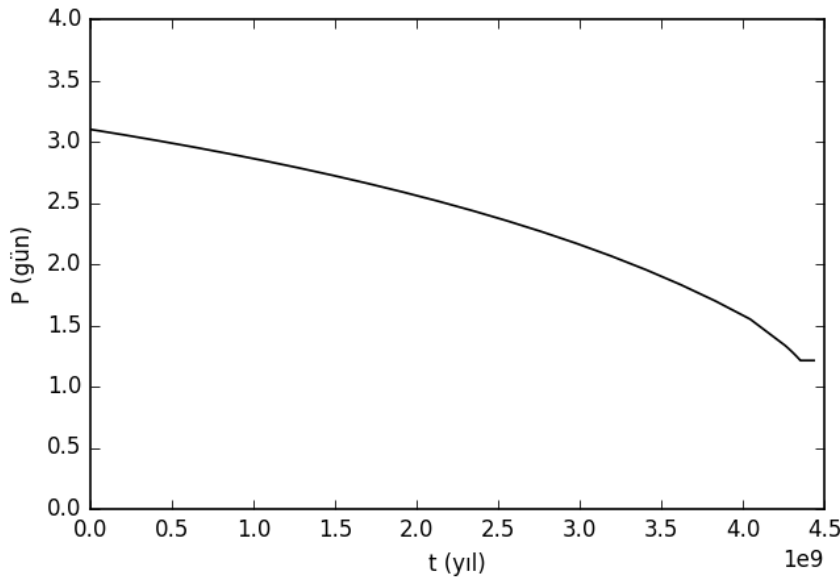
- Birinci ve ikinci bileşenin yarıçapları tek yıldız modelinden alınır. Büyük kütleli yıldızın anakol ömrü 1000'e bölünür ve zaman adımı olarak belirlenir. $\Delta t = t_{ms}/1000$. Çünkü büyük kütleli bileşen önce evrimleşir ve anakol ömrünü tamamlar.
- Her bir adımda bileşen kütlelerindeki değişimler hesaplanır ve böylece kütle oranı değişir.
- Her bir adımda sistemin toplam açısal momentumundaki değişim hesaplanır ve toplam açısal momentum miktarı güncellenir.
- Her bir adımda toplam açısal momentum miktarından yörünge döneminin yeni değeri belirlenir.
- Her bir adımda yörünge döneminin yeni değerinden, bileşenler arası uzaklık R_{\odot} cinsinden belirlenir.
- Her bir adımda bileşenler arası uzaklık değerlerinden bileşenlerin Roche yarıçapları hesaplanır.
- Bileşen yıldızların yarıçaplarıyla Roche yarıçapları kıyaslanır.

Böylece birinci bileşenin Roche şişimini ne zaman dolduracağı modellenmiş olur. Yarı ayırık evreye gelindiğinde Roche şişimini doldurmuş bileşenden diğer bileşene kütle aktarımı olur. Genellikle kütle aktarım miktarı yıldız yarıçapının, Roche yarıçapına oranının kesirsel fazlalığının küpü ile orantılıdır. Ayrıca Stępień ve Kiraga (2015)'nin kütle aktarımı için önerdiği aşağıdaki formül iterasyona eklenebilir.

$$\dot{M}_{tr} = \frac{(R_1 - R_{rL1})^5}{R_{rL1}} \quad (2.56)$$

Kütle aktarımı sonucu ikinci bileşen de Roche şişimini doldurup sistem değen duruma gelirse artık kütle aktarımı Roche şişimi üzerinden gerçekleşmez. Bu durumda kütle aktarımı Li vd. (2004a) tarafından verilen Denklem 1.7'ye benzer şekilde gerçekleşmelidir. Bileşenlerin aynı değme parametresine sahip olması gerektiğinden Denklem 1.9 sağlanmalıdır.

Stępień çift yıldız evrim modelinde dönem değişimi gösteren örnek bir çözüm *Şekil 8'de* gösterilmiştir. Bu uygulamada bileşenlerin başlangıç kütleleri 1,3 ve 0,5 M_{\odot} ve sistemin dönemi 3,1 gün olarak seçilmiştir. İterasyonlar sonucunda sistemin yaklaşık 4,5 milyar yaşındayken birinci bileşenin Roche şişimini doldurduğu, yörünge döneminin ise 1,20 gün'e indiğı hesaplanmıştır.



Şekil 8. Stępień çift yıldız evrim yöntemiyle yörünge dönemi deęişimi.

2.4. O-C Analizi ve Kütle Aktarımı

Örten çift yıldızlarda dönem değişimi analizleri kütle aktarımı, manyetik etkinlik, eksen dönmesi ve üçüncü cisim gibi birçok fiziksel mekanizmanın açıklanmasına olanak verir. Bu tür çalışmalar çift yıldızların gözlenen ve hesaplanan minimum zamanlarıyla oluşturulan (O-C) eğrilerinin analiziyle yapılır. Değen çift yıldızlarda (O-C) eğrileri parabolik bir değişimle üstüne binmiş birkaç çevrimsel değişim içerir. Buradaki parabolik değişim bileşenlerin birbirlerine kütle aktarmasından kaynaklanırken, sinüs benzeri değişimler sistemin çevresindeki bileşenlerden kaynaklanır. Çift yıldız sistemlerinde bileşenlerden birinin Roche şişimini doldurması sonucu L1 noktasından diğer bileşene doğru kütle aktarımı gerçekleşir ve bu olay genelde korunumlu kütle aktarımı olarak yorumlanır. Bu durumda toplam kütle ve açısal momentum korunur. (O-C) grafiğinde kütle aktarımının sebep olduğu düzenli artan veya azalan bir parabol oluşumunu temsil eden terim $Q \times E^2$ olarak ifade edilebilir. Burada Q kütle aktarımı nedeniyle dönemde meydana gelen değişimi gösteren parabolik terimdir. $Q > 0$ olduğu durumda kütle aktarımının küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru olur ve sistemin yörünge dönemi artar. Bu durumun tam tersinde ($Q < 0$) kütle aktarımı büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğru olur ve sistemin yörünge dönemi azalır.

Dönem değişim analizlerinde kütle aktarımının etkisinin belirlenmesi için (O-C) grafiğine parabolik fit yapılır. Böylece sistemin döneminde ve başlangıç zamanında düzeltmeler belirlenir, parabolik terim hesaplanır. Böylece çevrim/gün biriminde dönem değişimi

$$\Delta P_{E/d} = \frac{dP}{dE} = 2 \times Q \quad (2.57)$$

olarak verilir. Ayrıca gün/gün ve gün/yıl biriminde dönem değişimleri

$$\Delta P_{d/d} = \frac{\frac{dP}{dE}}{P} = \frac{2 \times Q}{P} \quad (2.58)$$

$$\Delta P_{d/y} = \frac{2 \times Q}{P} 365,25 \quad (2.59)$$

biçiminde hesaplanabilir. Denklem 2.59, sistemin yörünge dönemine bölünürse yıl⁻¹ biriminde dönem değişim oranı bulunur.

$$\frac{\Delta P_{d/y}}{P} = \frac{2 \times Q}{P^2} 365,25 \quad (2.60)$$

Yukarıdaki ifadeler kullanılarak, eğer bileşenlerin kütleleri biliniyorsa korunumlu kütle aktarımı varsayımı altında $M_{\odot}/\text{yıl}$ cinsinden kütle aktarım miktarı

$$\Delta M = \frac{1}{3} \frac{\Delta P_{d/y}}{P} \frac{M_1 \times M_2}{M_1 - M_2} \quad (2.61)$$

ifadesiyle hesaplanır.

ÜÇÜNCÜ BÖLÜM

MATERYAL VE YÖNTEM

3.1. Modelleme Çalışmaları

Değen çiftlerin oluşumundaki etkili olduğu varsayılan süreçler (anakol öncesi, ayrık evre, yarı ayrık evre): Hiyerarşik parçalanma, kütleçekimsel saçılma, üçlü sistemlerde Kozai çevrimi, gelgit sürtünmesi ve manyetik frenlemedir. Değme evresi ve sonrasında ise ısı aktarımı, kütle aktarımı, nükleer evrim ve bazı araştırmacılarca önerilen ısısal durulma salınımlarıdır (TRO). Ayrıca manyetik frenleme ile gelgit sürtünmesinin en sonunda sistemi birleşmesi ve tek yıldız oluşumu beklenmektedir. Tüm bu fiziksel süreçleri modelleyebilen bir program henüz yoktur. Tez kapsamında kullanılan Eggleton'ın EV-TWIN kodunun Utrecht dallanması ve BSE kodu kullanılmıştır. EV-TWIN kodunun değen evrimi henüz tamamlanmamıştır. BSE kodunda sistem değen evreye ulaştığında algoritma yıldızları birleşmektedir. Bu yüzden BSE kodunda bazı değişikliklere gidilmiştir.

3.2. BSE Kod Paketi

BSE (Binary Star Evolution) kodu ilk olarak Hurley vd. (2002) tarafından geliştirilmiştir. Programın en güncel hali Banerjee vd. (2020) tarafından yayınlanmıştır. Tez kapsamında yapılan modellemelerde bu versiyon kullanılmıştır. Program NBODY7, çok cisim programıyla uyumlu şekilde geliştirilmektedir (Aarseth, 2012). BSE programı fortran diliyle yazılmıştır ve modüler bir yapıdadır. Program çift yıldız evrimi için hızlı bir algoritma sunmaktadır. BSE programı Hurley vd., (2000)'nin SSE (Single Star Evolution) tek yıldız evrim programına çift yıldız evrim süreçlerinin eklenmesiyle oluşturulmuştur. Birçok çift yıldız evrim süreci hesaplamalara dahil edilmiştir. Bunlardan bazıları gelgit mekanizmalarıyla dış merkezliğin değişimi ve eş dönme, yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı ve bileşenler arası etkileşim, Roche şişimi taşması ile kütle aktarımları, ortak zarf evrimi ve yıldız birleşmeleridir. Kod paketinde yer alan popbin programı yardımıyla çok sayıda çift yıldız sistemi evrimleştirilebilir. Böylece uygun dağılım fonksiyonları kullanılarak popülasyon sentezi yapılabilir (Jiang vd., 2014). Kod iç yapıyı yani bileşenlerin kütle ya da yarıçap boyunca fiziksel parametrelerinin değişimleri vermemektedir. Programın orijinalinde

değen sistemlerin evrimi yoktur. Değme öncesi evre izlenebilmektedir. Kod yıldız birleşmelerini modelleyebilmektedir.

BSE programında bileşenlerin kütlesi 0,1 ile 100 M_{\odot} aralığındadır. Z değeri ise 0.0001 ile 0.03 aralığında tanımlıdır ve her iki bileşen için ortak kabul edilir. Hesaplamalar ZAMS'dan başlatılır. Programa sistemin yörünge dönemi ve dış merkezliği girilir. Bu temel parametreler dışında programın çok sayıda giriş parametresi vardır. Bu parametrelerin çoğu anakol evrimi sonrası farklı çift yıldız evrim süreçleri içindir. Anakol evrim için zaman adım parametresinin (pts1) 0,001 alınması önerilmiştir. Programda bileşenler farklı evrim durumlarında başlatılıp modellenebilir. Bileşenlerin başlangıç dönme hızları ayarlanıp sistem kilitli yörüngeyle de başlatılabilir.

Programda kullanılan kütle aktarım formülü Denklem 3.1.'de gösterilmiştir. Birinci bileşenden aktarılan kütle \dot{M}_{1R} olarak ifade edilmiştir.

$$\dot{M}_{1R} = F(M_1) \left[\ln \left(\frac{R_1}{R_{L1}} \right) \right]^3 \quad (3.1)$$

$$F(M_1) = 3 \times 10^{-6} [\min(M_1, 5, 0)]^2 \quad (3.2)$$

Programda birinci bileşen, ikinciye kütle aktardığında ikinci bileşenin ne kadar biriktireceğini bu bileşenin ısısal zaman ölçeği belirlemektedir. Eğer kütle biriktiren bileşen anakolda veya Hertzsprung boşluğundaysa ve ısısal zaman ölçeği oldukça uzunsa biriktirebileceği kütle aşağıdaki formüllerle verilmiştir.

$$\Delta M_{2R} = \min \left(10 \frac{\tau_M}{\tau_{KH2}}, 1 \right) \Delta M_{1R} \quad (3.3)$$

$$\Delta M_{1R} = \dot{M}_1 \quad (3.4)$$

Burada τ_{KH2} ikinci bileşenin ısısal zaman ölçeğidir. $\tau_M = \frac{M_2}{M_{1R}}$ olarak tanımlanır. Anakolda kütle aktarımlarından sonra kütle kazanan bileşen gençleşir. Kütle kaybeden bileşen ise yaşlanır. Bu durumda bileşenlerin etkin yaşları için Tout vd. (1997)'nin çalışması

kullanılmıştır. Program anakolda başlangıç kütle oranı 3'ten büyük sistemleri, dinamik kütle aktarımı yoluyla doğrudan birleştirmektedir.

BSE algoritması Aarseth vd. (2008) tarafından detaylı olarak anlatılmıştır. Temel algoritmanın işleyişi ayrık evre ve yarı ayrık olarak ikiye bölünmüştür. Ayrık evrede her bir Δt zaman adımında iterasyonun izlediği adımlar aşağıda açıklanmıştır:

- Yıldız rüzgarıyla her bileşenden kütle kaybı hesaplanır, bu kaybın diğer bileşende birikip birikmediğinin kontrolü yapılır. Bu durumların sonucunda oluşan yörünge açısal momentum ve dış merkezlik değişimi hesaplanır.
- Kütle çekimsel ışıma ile yörünge açısal momentum ve dış merkezlikteki değişim hesaplanır.
- Kütle değişimleri ve manyetik frenleme kaynaklı her bir yıldızın dönme hızındaki değişiklikler hesaplanır.
- Gelgit etkileri sonucu yıldızların dönme hızlarının ve sistemin dış merkezliğin değişimi hesaplanır.
- Kütleler için değişimlerin en çok %1, manyetik frenleme kökenli dönme açısal momentum değişimi için en çok %3, gelgit kaynaklı yörünge açısal momentumunun değişimi için en çok %2 olacak şekilde zaman adımının (Δt) ayarlanması yapılır.
- Her bir yıldızın kütlesi güncellenir, anakol ve alt dev kolu yıldızları için gerekirse çevrim (epoch) parametresinin ayarlanması yapılır.
- Her bir yıldızın dönme hızı güncellenir ve kritik hızı geçip geçmediğinin kontrolü yapılır.
- Açısal momentum, yörünge dönemi ve dış merkezlik gibi yörünge parametreleri güncellenir.
- Δt zaman adımı ilerler.
- Güncel zaman için her bir yıldızın türü, yarıçapı, çekirdek kütlesi gibi parametreleri yenilenir.
- Eğer süpernova varsa yörünge parametrelerinin ayarlanması yapılır, yörünge hala bağlı olup olmadığının kontrol edilir.

- Bileşenlerin Roche şişimini doldurup doldurmadığının kontrolü yapılır. Eğer Roche yarıçapı yıldızın yarıçapını %1 aşarsa algoritma koşul sağlanana kadar geriye doğru interpolasyon yapar.
- Dış merkezli yörüngede enberi noktasında çarpışma olup olmadığının kontrolü yapılır. Eğer çarpışma varsa yarı ayırık evreye geçiş yapılır.
- Δt 'nin yeni değeri hesaplanır. Her bir yıldız için uygun zaman adımından minimum olan seçilir. Her bileşen için yıldızın türüne bağlıdır ve yarıçaptaki değişim %10' dan küçük olacak şekilde belirlenir.
- Diğer iterasyona başlanır.

Yarı ayırık evreden sonraki adımlar ise:

- Roche şişimini dolduran yıldızın dinamik zaman ölçeği hesaplanır.
- Kütle aktarımının dinamik zaman ölçeğinde gerçekleşip gerçekleşmediği kontrol edilir. Bu durum yıldızların türüne ve kütle oranına bağlıdır. Kütle aktarımı dinamik zaman ölçeğinde ise ya yıldız birleşmesi olur ve tek yıldız ortaya çıkar ya da ortak zarf evresine geçiş yapılır. Sonrasında ayırık evreye dönüş olur.
- Kütle aktarımı nükleer ya da ısısal zaman ölçeğinde ise birinci bileşenden dönem başına kütle aktarım miktarı hesaplanır.
- Roche şişimini dolduran bileşenden aktarılan kütlenin diğer bileşende ne kadar biriktirileceğinin hesabı yapılır. Bu kütle biriktiren yıldızın yapısına, kütle aktarım miktarına ve nova patlamalarındaki olaylara bağlıdır.
- Kütle aktaran bileşenden görelî kütle kaybı %0,5'i aşmayacak şekilde Δt ayarlanır.
- Kütle aktarımı sırasında sistemden kütle kaybı varsa yörünge açısal momentumunun hesaplanması yapılır. Bileşenlerin dönme açısal momentumları kütle aktarımından dolayı yeniden hesaplanır.
- Yıldız rüzgarıyla sistemden kütle kaybı ve bileşenlerde kütle birikmesi hesaplanır.
- Yıldız rüzgarıyla, manyetik frenlemeyle, kütleçekim dalgalarıyla, gelgit etkileriyle yörünge açısal momentumunda ve yıldız dönme hızındaki değişimler hesaplanır.
- Yıldızların dönme hızları güncellenir.
- Her bir yıldızın kütlesi hesaplanıp özel bir durumun olup olmadığı kontrol edilir. Örneğin karbon-oksijen beyaz cücesinin kütlesinin Chandrasekhar kütlesine ulaşp

ulaşmadığı kontrol edilir. Kontrol doğruysa tip Ia süpernova gerçekleşir ve kalan bileşen ayrık evreye döndürüp evrimleştirilir.

- Yörünge parametreleri güncelleştirilir.
- Δt ilerlerler ve güncel zamanda her iki bileşen evrimleştirilir.
- Eğer süpernova olursa uygun fonksiyon çağrılır ve çift bağımsız olursa ayrık evreye dönüş yapılır.
- Birinci bileşenin Roche şişimini hala doldurup doldurmadığının kontrolü yapılır. Aksi durumda ayrık evreye dönüş yapılır.
- Diğer bileşenin Roche şişimini doldurup doldurmadığının kontrolü yapılır. Doldurduysa yıldızlar birleştirilir ve ayrık evreye geçiş yapılır.
- Yarı ayrık evrede diğer iterasyona başlanır.

Çift yıldız yarı ayrık evrede birleşme veya çarpışma ile yeni yıldız açığa çıkarırsa yeni yıldız ayrık evreden evrimleştirilir. Eğer çift sistem serbest kalırsa ayrık evrede bağlantısız şekilde evrimleri izlenir, mesela gelgit evrimi ve kütle aktarımı atlanır. BSE, Roche şişim taşması sırasında aktarım diskini içerir (Ulrich ve Burger 1976). Diskin kendisi modellenmemesine rağmen programda yörünge açısal momentumunda meydana getireceği değişiklikler hesaplanmıştır.

3.2.1. BSE Kodunda Değişiklikler

Tez kapsamında BSE programını hem degen evreye uzatılabilmek hem de programın özelliklerinden en iyi şekilde faydalanmak için programın dosyalarında bazı değişiklikler yapılmıştır.

- Değişikliklerden ilkinde programın orijinal çıktısında görülmeyen fakat programın hesapladığı yörünge dönemi, birinci ve ikinci bileşenin çekirdek yarıçapı, konvektif zarfının kütlesi, zarfın yarıçapı, bileşenlerin sıcaklıkları gibi nicelikler veri dosyasına yazdırılmıştır.
- Çoğu yıldız evrim programı gibi bu programda bileşenlerin anakol evrimi sırasında yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybını içermemektedir. Bunun için programa Stępień (2011a) önerdiği aşağıdaki yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülü eklenmiştir.

$$\dot{M}_{1,2} = \begin{cases} -10^{-11} R_{1,2}^2, & M_{1,2} \leq 1.0 \\ -10^{-11}, & M_{1,2} > 1.0 \end{cases} \quad (3.5)$$

- Programın kullandığı varsayılan kütle aktarımı şablonu bazı modellerde yıldızın yarıçapını Roche şişiminin biraz üzerinde tuttuğu için Stępień ve Kiraga (2015)’nin önerdiği aşağıdaki kütle aktarım şablonu bazı durumlarda kullanılmıştır. Bu kütle şablonu kütle aktaran bileşeni Roche şişiminde daha iyi tutmakta fakat sistemden biraz daha fazla kütle kaybettirmektedir.

$$\dot{M}_{tr} = \frac{(R_1 - R_{rL1})^5}{R_{rL1}} \quad (3.6)$$

- Programın orijinali değen yıldızların evrimi içermemektedir. Program anakol evrimi sırasında değme evresinin başlangıcında bileşenleri hemen birleştirmektedir. Kodun değme evrede çalışabilmesi ve bu evrede bileşenlerin doldurma faktörlerine göre kütle aktarımının yön değiştirmesi gerekmektedir. Bu amaçla Li vd, (2004a) tarafından Bölüm 1.3.2.’de anlatılan bağıntılar BSE koduna eklenmiştir. Değen evrede bileşenlerin doldurma parametrelerine göre kütle aktarımı yön değiştirmektedir.
- BSE kodunda sistem değen evreye girdiğinde bileşenler arasında enerji aktarımından dolayı sistemin HRD’de yeni konumu için Denklem 1.11 ve Denklem 1.16 arasındaki bağıntılar kullanılmıştır. α değeri 15 olarak alınmıştır.
- Bölüm 2.2.6’da tanıtılan manyetik frenleme modelleri ve Eggleton’nın Alfvén yarıçapına bağlı basitleştirilmiş dinamo modeli programda seçenek halinde sunulmuştur (Eggleton ve Kiseleva-Eggleton, 2002).
- Programın içinde yer alan popbin koduyla dağılımlar üretmek için programda değişiklikler yapılmıştır.
- Bileşenlerin dış Roche şişimlerini doldurup doldurmadıklarına dayanan durma koşulu programa eklenmiştir.

3.3. EV-TWIN Kodu

Eggleton kodu olarak da bilinir. 1970'lerden bu yana geliştirilmektedir. Çift yıldız evrimi çalışmalarında standart olmuştur. Korunumlu ve korunumsuz evrim hesaplamaları yapılabilmektedir. Program Henyey vd. (1964) yöntemini kullanmaktadır. Yıldızlar için geçerli olan diferansiyel denklemleri çözer. Bunun için yerel bölgelerde kimyasal bileşimdeki kararlılıktan dolayı hesaplamalarda kütle bağımsız değişken olarak seçilmektedir. Bu yöntem herhangi bir anda tüm yıldız için çözüm bulmak için sınır koşullarının tümünü eş zamanlı kullanır. Bunun için diferansiyel denklemler fark denklemleriyle yer değiştirir. Tüm derinlik noktalarında doğrusal denklem sistemleri çözülür. Diferansiyel denklemleri fark denklemleriyle yer değiştirmek için bağımsız değişkende çok sayıda ızgara (grid) noktaları oluşturulur. Sıcaklığın, yoğunluğun ve donukluğun çok değiştiği yüzeye yakın bölgelerde çok sayıda ızgara noktası oluşturulup fiziksel niceliklerdeki değişimler küçük tutulur. Merkeze yakın noktalarda ise daha az sayıda ızgara noktaları oluşturulur.

Programda çift yıldız evrimi için birçok fiziksel süreç hesaplamalara dahil edilmiştir. Dinamo kökenli kütle kaybı, denge gelgit sürtünmesi, eş-dönme açısal momentum kayıpları ve değiş tokuşları, değme evresinde ısı aktarımı gibi önemli süreçleri içermektedir. Kütle çekimsel ışınım etkisi korunumlu durumda bile uygulanır. Tek yıldız ve çift yıldızlar için bağımsız ve eşzamanlı çözümlere (Twin Mode) izin vermektedir. Program yıldızların iç yapısını yani profil dosyalarını vermektedir. Değen evre için programın geliştirilmesi Eggleton tarafından halen sürdürülmektedir. Farklı geliştiriciler koda çatalama yapmışlardır.

Bu tezde EV-TWIN ile yapılan modellemelerde kodun Utrecht dallanması kullanılmıştır. Bu kodu geliştirenler Eggleton vd. (1971, 1972, 2002), Pols vd. (1995), Eldridge ve Tout (2004), Stancliffe vd. (2007), Glebbeek vd. (2008) dir.

Program için grafiksel arayüz WTTS (Window To The Stars) adıyla Izzard ve Glebbeek (2006) tarafından yazılmıştır. Kod paketinin run dizininde örnek çalıştırma dosyaları bulunmaktadır. Bunlar ZAMS oluşturma, tek yıldız evrimi, çift yıldız evrimi (korunumlu ve korunumsuz), ZAHB (Zero Age Horizontal Branch-sıfır yaş yatay kol) ve

ZAHems (Zero Age Helium Main Sequence-Sıfır Yaş Helyum Anakolu) oluşturma, He ve C/O beyaz cüceleri, anakol öncesi evre ve değen evrimi örneklerini içermektedir.

3.3.1. Giriş Fiziği

Pols vd. (1995) tarafından durum denkleminde elektronlar ve iyonlar arasındaki Coulomb etkileşimleri eklenmiştir. Bu etkileşimlerde Rogers ve Iglesias (1992) ile Mihalas vd. (1988)'nin çalışmaları göz önünde bulundurulmuştur. Zayıf etkileşimlerle nötrino enerji kaybında Itoh vd. (1989;1992), nükleer tepkime miktarlarında Caughlan ve Fowler (1988) ve Caughlan vd. (1985)'nin çalışmaları kullanılmıştır. Donukluklar Rogers ve Iglesias (1992)'nin çalışması, $10^{3,8}$ 'den küçük sıcaklıklar için ise Alexander ve Ferguson (1994)'nin moleküller durumu içeren çalışması ve yozlaşmanın önemli olduğu durumlarda rölativistik elektronlar için Itoh vd. (1983)'nin çalışması Hubbard ve Lampe (1969)'den yararlanarak kullanılmıştır. Programa Utrecht dallanmasında, OPAL 1996 donukluk tabloları Eldridge ve Tout (2004) tarafından, termohalin karışım Stancliffe vd. (2007) tarafından eklenmiştir. Programın iyileştirilmesi Glebbeek vd. (2008) tarafından yapılmıştır.

EV-TWIN programı kütle ve açısal momentumun korunup korunmayacağına göre farklı çalıştırma seçenekleri sunar. Bu seçenekler korunumlu, kısmen korunumsuz, tümüyle korunumsuz modlardır. Tamamen korunumlu modda bileşenlerin kütleleri sabittir. Kısmen korunumsuz modda Roche şişim taşmasına ek olarak yıldız yüzeyinde fiziksel özelliklere bağlı kütle kayıpları vardır. Tümüyle korunumsuz modda kısmen korunumsuz duruma ek dinamo kökenli yıldız rüzgarları gibi kayıplar eklenmiştir. Dönme hızının değişimi nedeniyle eylemsizlik momentinin hesaba katıldığı ek diferansiyel denklemler işleme girer. Korunumsuz evrimde çok daha fazla denklem çözülür. Değen çiftlerin evriminde Eggleton'nın basitleştirilmiş dinamo modeli denklemleri devreye girer. Dinamo kökenli yıldız rüzgarları ve yıldızın dönmesi hesaplanır.

Program modellerini optik derinliğin 2/3 olduğu fotosfer ile yıldızın merkez arasında 199 ağ noktası ile evrimleştirmektedir. Ağ noktaları sayısı en fazla 499'a çıkarılabilir. Program temelde 4 tane yıldız yapı denklemi, 5 tane kimyasal bileşim değişim denklemi, 2 tane yıldız içinde ağ noktalarını konumlama denklemi içermektedir. Böylece 11 denklemin

eş zamanlı çözümü yapılır. Son versiyonları, modlara göre 13, 19 ya da 39 denkleme kadar çözüm yapmaktadır.

Evrin başlangıcında iki kütle ve yörünge dönemi değeri girilir. Sonrasında ilk yıldız Roche şişimi yarıçapına ulaşır. Kütle kayıp miktarı yıldız yarıçapının yıldız Roche şişimine oranının fazlalığının küpüyle orantılı hesaplanır. Tek yıldız evrimi için Roche şişiminden dolayı yörünge dönemi çok büyük tutulur.

Ağ-bölümleme yıldız yapısı boyunca hesaplandığından dolayı Roche şişiminden taşma önemsiz sayılır. Bu durumda yüzeyde kütlelerin sabit bir sınır koşulu kütle aktarımı göz önüne alınarak değiştirilir. Roche şişiminin değişimi sırasında, kütle kaybeden yıldızın kaybı sonraki adımda kütle kazanan bileşenin evriminde kullanılır. Programda kullanılan seçenekli iki kütle aktarım formülü vardır. İlk bağıntı yarı ayrık evrede kütle aktaran bileşenin yarıçapının Roche şişiminden fazlalığını kullanılan klasik kütle aktarım formülüdür:

$$\dot{M}_{mt} = cms \times \left[\ln \left(\frac{R}{R_{rl}} \right) \right]^3 \quad (3.7)$$

Denklemin birimi $M_{\odot}/\text{yıl}$ 'dır. Burada cms keyfi bir parametredir. Küçük cms değerleri kütle aktarımı boyunca daha küçük bir Roche şişim taşmasına ve dolayısıyla kod tarafından atılan daha küçük zaman adımlarına neden olacağından daha büyük bir değerin daha uygun kütle aktarım hızları sağlaması beklenir. Kararlı kütle aktarımı için Woods vd. (2012) tarafından cms, 10 olarak önerilmiştir.

Değeri çiftler için geliştirilmiş diğer kütle aktarım formülünde yıldızın yüzeyi ile kritik iç kritik yüzeyi arasında Bernoulli akışı için basitleştirilmiş denklemlerin integrasyonu kullanılır. Dış zarfın kütle koordinatı m olmak üzere kütle aktarım miktarı

$$\frac{d\dot{M}}{dm} = \pm \frac{v}{r} \times cmt \quad (3.8)$$

$$v^2 \sim 2|\phi_{s1} - \phi_{s2}| \quad (3.9)$$

olarak verilmiştir. ϕ_{s1} , ϕ_{s2} bileşenlerin yüzey potansiyelleri, v hız ve r ortalama yarıçaptır. cmt keyfi bir sabittir.

Programda değen çiftler için enerji aktarımında

$$\frac{d\Delta L}{dm} = \lambda(m)(h_2 - h_1) \quad (3.10)$$

bağıntısı kullanılmıştır. $\lambda(m)$ değeri programda clt parametresiyle temsil edilmiştir. h_1 ve h_2 ise bileşenlerin entalpileridir. Eggleton (2006)'a göre $\lambda(m)$ diferansiyel dönme ile ilişkilidir.

Programda çözümlerde yakınsama hatası olursa kademeli şekilde zaman adımı düşürülür ve bir önceki kararlı yıldız modelinden hesaplamalar yeniden başlar. Bu işlem belli bir tekrar sayısına ulaşana kadar yinelenir. Tekrar sayısı aşıldığında program çalışmayı sonlandırır.

3.3.2. Basitleştirilmiş Dinamo Modeli.

EV-TWIN kodunda basitleştirilmiş dinamo modeli yer almaktadır (Eggleton ve Kiseleva-Eggleton, 2002). Modelin ayrıntılı hali Eggleton (2006)'da açıklanmıştır. Basitleştirilmiş dinamo modelinde kütle (M), yarıçap (R) ve ışıtmadan (L) yola çıkılarak dinamoyla ilişkili nicelikler hesaplanır. Denklemlerde M , 10^{33} g, R , 10^{11} cm, L , 10^{33} erg s^{-1} birimindedir. Zaman, s , açısal momentum, 10^{55} cm² g s^{-1} ve manyetik alan, Gauss birimindedir. Kütle çekim sabiti, G 'nin cgs değerinin 10^{11} ile çarpılmış halidir. Denklemlerde $M \equiv M_1 + M_2$ ve $q \equiv \frac{M_1}{M_2}$ olarak tanımlanmıştır. Hesaplanan niceliklerden ilki yarı analitik yaklaşımla Hayashi evrim yolu yarıçapı (R_{HT})

$$R_{HT} = \frac{0,755L^{0,47} + 0,05L^{0,8}}{M^{0,31}} \quad (3.11)$$

olarak hesaplanır. Güneş için $R/R_{HT} = 0,55$ dir. Modelde R/R_{HT} oranı yıldızın ne kadar konvektif olduğunun ölçüsüdür. Oranın 2,1 üssü konveksiyon bölgesinin yaklaşık olarak derinliğiyle orantılıdır. Konvektif zarfın dönüş geri dönüş süresi (t_{ET}) saniye biriminde

$$t_{ET} = 1,04 \times 10^7 \left(\frac{MR^2}{L} \right)^{1/3} \left(\frac{R}{R_{HT}} \right)^{2,7} \quad (3.12)$$

bağıntısıyla verilir. Rossby sayısı birimsizdir ve açısal dönme hızı s^{-1} olarak hesaplanır:

$$R_O = \frac{P_{rot}}{t_{ET}} \text{ ve } \Omega = \frac{2\pi}{P_{rot}} \quad (3.13)$$

Yüzeyden manyetik dinamo ile kütle kaybı (ζ), 10^{33} g s^{-1} biriminde

$$\zeta = 1,54 \times 10^{-17} \frac{RL}{M} \left(\frac{R}{R_{HT}} \right)^2 (1 + 2,8R_0^2)^{-3,67} \quad (3.14)$$

olarak hesaplanır. Poloidal manyetik alanın ortalama değeri (B_p), Gauss birimindedir ve

$$B_p = 54 \left(\frac{M_1}{R^3} \right)^{1/2} \left(\frac{RL}{M_1} \right)^{1/3} \left(\frac{R}{R_{HT}} \right)^{3,4} (1 + 2,8R_0^2)^{-1,21} \quad (3.15)$$

olarak verilir. Alfvén yarıçapı (R_A) için,

$$\left(\frac{R_A}{R} \right)^{3/2} = 2,5 \times 10^{-36} \frac{R^5 B_p^4}{M_1 \zeta^2} \quad (3.16)$$

bağıntısı verilmiştir. Aşağıdaki denklemde verilen sistemden açısal momentum kaybı ise üç terimin toplamıdır. Birinci terim Alfvén yarıçapı kaynaklı terimdir. İkinci terim manyetizma olmasa bile rüzgarın bir miktar dönme açısal momentum kaybına neden olmasından kaynaklanır. Üçüncü terim ise R_A ve R sıfır olsa bile vardır. Küresel simetrik ve hızlı rüzgarın noktasal yıldızın yörüngesinde, birim kütle başına aynı açısal momentuma sahip olmasından gelir.

$$\frac{d}{dt} (H_{orb} + I\Omega) = -\zeta \left(R_A^2 + \frac{2}{3}R^2 \right) \Omega - \zeta \frac{M_2}{MM_1} H_{orb} \quad (3.17)$$

$$\frac{2\pi}{P} \equiv \omega = \frac{G^2 M^5}{H_{orb}^3} \frac{q^3}{(1+q)^6} (1 - e^2)^{3/2} a^3 = \frac{GM}{\omega^2} \quad (3.18)$$

Gelgit sürtünmesi zaman ölçeği (t_{TF}) ve dış merkezlikteki değişim

$$t_{TF} = 3 \times 10^8 \left(\frac{M_1 R^2}{L} \right)^{1/3} \left(\frac{a}{R} \right)^8 \frac{M_1^2}{M_2 M} \quad (3.19)$$

$$\frac{de}{dt} = \frac{-9e}{t_{TF}} \left\{ \frac{1+(15/4)e^2+(15/8)e^4+(5/64)e^6}{(1-e^2)^{13/2}} - \frac{11\Omega}{8\omega} \frac{1+(15/4)e^2+(1/8)e^4}{(1-e^2)^5} \right\} \quad (3.20)$$

olarak verilir. Açısal momentum kaybı (\dot{H}_{orb}) Denklem 3.21'de verilmiştir. Denklem 3.17'den farklı olarak açısal momentum gelgit sürtünmesi yoluyla yörünge ve yıldız dönüşü arasında değiş tokuş edilebilir ve aynı zamanda rüzgarla sistemden uzaklaştırılabilir.

$$\frac{dH_{orb}}{dt} = \frac{-H_{orb}}{t_{TF}} \left\{ \frac{1+(7/2)e^2+(45/8)e^4+(5/16)e^6}{(1-e^2)^{13/2}} - \frac{\Omega}{\omega} \frac{1+3e^2+(3/8)e^4}{(1-e^2)^5} \right\} - \zeta \frac{M_2}{MM_1} H_{orb} \quad (3.21)$$

Bileşenlerin Roche şişim yarıçapları

$$R_L = a \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})} \quad (3.22)$$

olarak hesaplanır. Kütle aktaran bileşenin, aktardığı kütle ve dinamo kökenli yıldız rüzgarıyla kaybettiği toplam kütle kayıp miktarı ($|\dot{M}_1|$),

$$\dot{M}_1 = -\zeta - 1.58 \times 10^{-5} \left[\ln \frac{R}{R_L} \right]^3, \quad \dot{M} = -\zeta \quad (3.23)$$

$$[X] \equiv \max(0, X) \quad (3.24)$$

olarak hesaplanır. EV-TWIN kullanılarak yapılan modellemelerde cml ve chl parametreleri sırasıyla kütle ve açısal momentum kaybının şiddetini belirlemektedir. Bu parametrelerden cml, kütle kayıp miktarı ile çarpılıp yüzeyden manyetik dinamo ile kütle kaybını ölçekler. Bu parametrelerden chl ise Alfvén yarıçapının karesini ölçekler. Bu parametreler kütle ve açısal momentum kaybını dolayısıyla sistemin dönem değişimini birbirlerine bağlı şekilde değiştirmektedir.

3.4. Değen Sistemlerin Başlangıç Parametreleri için Yıldız Yöntemi

Yıldız ve Doğan (2013) tarafından W UMa türü yıldızların başlangıç kütlelerinin hesaplanması için yöntem önerilmiştir. Yöntemde bu tür sistemlerde her iki bileşenin etkin sıcaklıklarının yakın olması ve küçük kütleli bileşenin kütlelerine göre aynı kütleli tek yıldızlara kıyasla ısıtma fazlalığının olmasından yola çıkılmıştır. Yöntemde ısıtma fazlalığının kütle aktarımdan önceki kütle gösterdiği düşünülmüştür. Yıldız (2014) çalışmasında bu yöntemi geliştirerek sistemin başlangıç dönemi ve açısal momentumu içinde tahminlerde bulunmuştur. Böylece değen çiftleri modellemelerde başlangıç parametrelerinin hesaplanması için ardışık formüller önerilmiştir. Küçük kütleli bileşenin ısıtması (L_S) kullanılarak, aynı ısıtmalı TAMS'ye erişmiş tek yıldızın kütlesi aşağıdaki ifade ile hesaplanmıştır.

$$M_L = \left(\frac{L_S}{1,49} \right)^{1/4,26} \quad (3.25)$$

Bulunan kütle (M_L) ile küçük kütleli bileşenin kütlesi (M_S) arasındaki fark dM ile tanımlanmıştır.

$$dM = M_L - M_S \quad (3.26)$$

Daha sonra küçük kütleli bileşenin başlangıç kütlesi ile son kütlesi arasındaki fark ΔM olarak tanımlanmış ve M_S , ΔM ve dM arasında aşağıdaki ilişki kurulmuştur.

$$\Delta M = 2,50 \left[\left(\frac{L_S}{1,49} \right)^{1/4,26} - M_S - 0,07 \right]^{0,64} \quad (3.27)$$

Bu ifade kütle aktaran yıldızdan aktarılan kütlelerin tamamını temsil edilmektedir. Böylece küçük kütleli bileşenin başlangıç kütlesi

$$M_{Si} = M_S + \Delta M \quad (3.28)$$

olarak hesaplanmıştır. Sistemin yaşı için M_S ile ilişkili yeni bir kütle tanımı yapılmıştır:

$$\overline{M}_s = \frac{M_{si} + M_L}{2} \quad (3.29)$$

Kütle aktarımı sırasında kaybı belirleyen γ parametresi 0,50 ile 0,664 arasında önerilmiştir. Başlangıçta küçük kütleli ve kütle aktarımıyla büyük kütleli hale dönüşen bileşenin ilk kütlesi

$$M_{pi} = M_p - \Delta M(1 - \gamma) \quad (3.30)$$

bağıntısıyla bulunur. Böylece başlangıçtaki toplam kütle

$$M_{Ti} = M_{pi} + M_{si} \quad (3.31)$$

olarak hesaplanır. Sistemden kayıp kütle aşağıdaki denklem kullanılır.

$$M_{lost} = M_{Ti} - (M_p + M_s) \quad (3.32)$$

Kütle aktarım miktarı

$$M_{tr} = \Delta M - M_{lost} \quad (3.33)$$

olur. Herhangi bir yıldız evrim modeliyle ikinci bileşenin TAMS yarıçapı belirlenir ($R_{tams,si}$). $q_{i2} = \frac{M_{si}}{M_{pi}}$ ve $q_{i1} = \frac{M_{pi}}{M_{si}}$ olmak üzere başta büyük kütleli bileşen Roche şişimini doldurduğu için bileşenler arası uzaklık için aşağıdaki yaklaşım kullanılmıştır.

$$a_{FOF} = \frac{0,6q_{i2}^{2/3} + \ln(1+q_{i2}^{1/3})}{0,49q_{i2}^{2/3}} R_{tams,si} \quad (3.34)$$

İlk başta büyük kütleli olan bileşen Roche şişimini doldurduğunda dönem ve açılal momentum hesaplanabilir.

$$P_{FOF} = 0,1159 \sqrt{\frac{a_{FOF}^3}{M_{pi} + M_{si}}} \quad (3.35)$$

P_{FOF} değerinden faydalanılarak yörünge açısal momentumu J_{FOF} bulunur. İlk başta büyük kütleli olan bileşenin anakol ömrü $t_{MS}(M_{si})$ olmak üzere, sistemin yaşı

$$t_{sis} = t_{MS}(M_{si}) + t_{MS}(\overline{M}_s) \quad (3.36)$$

olur. Ayrıca $c_j = 10^{43}$ cgs olmak üzere sistemin başlangıçtaki yörünge açısal momentumu

$$J_0 = J_{FOF} + c_j M_{pi}^{1.5} t_{MS}(M_{si}) \times 10^9 \quad (3.37)$$

olarak hesaplanabilir. Böylece J_0 değerinden sistemin başlangıç dönemine (P_0) ulaşılır. Tez kapsamında bu yöntemle elde edilen başlangıç parametreleri, yıldız evrim kodlarıyla elde ettiğimiz sonuçlarla kıyaslanacaktır. Yöntemin uygulanmasında bileşenlerin kütleleri, ışıtmaları kullanılır. Kütle aktarımı sırasında kaybı belirleyen γ parametresi önceden belirlenir. Tek yıldız evrim modeli, kütleye karşılık TAMS yarıçapının belirlenmesinde gereklidir. Böylece ilgili adımlarla değen sistemin başlangıç parametrelerine ulaşılır.

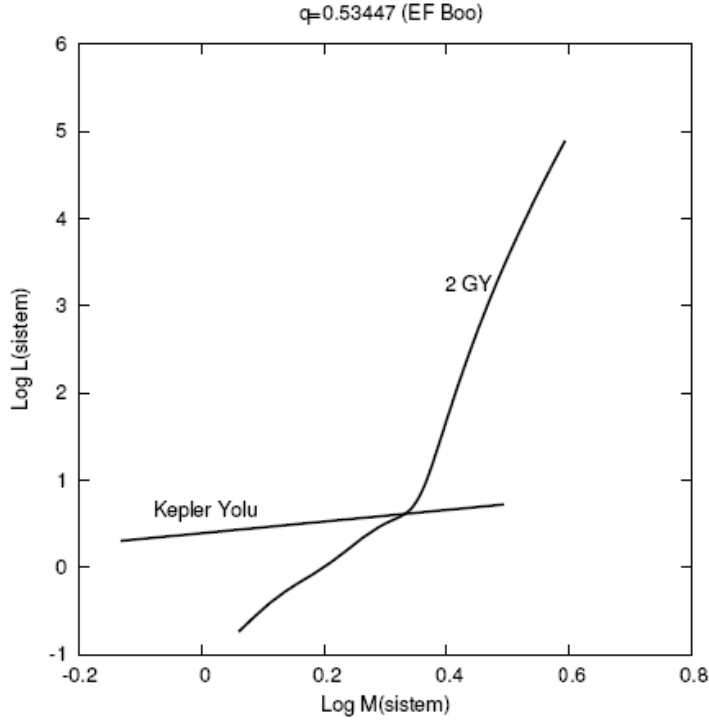
3.5. İzokronlar ve Çıkarım Yöntemi

W UMa türü sistemlerin mutlak parametrelerinin hesaplanması için kullanılan yöntemlerden biridir. Çıkarım Yöntemi ilk olarak Maceroni vd. (1985)'nin yapmış olduğu çalışmanın ardından Maceroni ve van't Veer (1996) ve Awadalla ve Hanna (2005) tarafından kullanılmıştır. Yöntem Saguner (2007)'nin çalışmasında ayrıntılı olarak tartışılmıştır. Bu yöntemde Maceroni vd. (1985) yapmış olduğu temel varsayımda, değen sistemin toplam kütle ve ışıtmaları, aynı yaş ve kütledeki iki ayrı yıldız ile aynıdır. Bu yöntemde girdi olarak ışık eğrisi çözümünden elde edilen veriler, izokronları içeren herhangi bir yıldız evrim modeli önceden belirlenmiş Z ve yaş değeri ile kullanılır. İlgili sistemin ışık eğrisi çözümünden yararlanarak farklı toplam kütleler için Denklem 3.38 kullanılarak toplam ışıtmalar bulunur.

$$L_{top} = c(M_1 + M_2)^{\frac{2}{3}} P^{\frac{4}{3}} (r_1^2 T_1^4 + r_2^2 T_2^4) \quad (3.38)$$

Toplam kütleler ve hesaplanan toplam ışıtmalar sistemin teorik Kepler yolunu tanımlar. *Şekil 9'da* toplam kütle-toplam ışıtmalar düzleminde EF Boo sistemine ait Kepler yolu ve 2 Gyr

izokron eğrisi gösterilmiştir (Saguner, 2007). İki eğrinin kesişiminden ilgili sistemin mutlak parametrelerine ulaşılabilir.



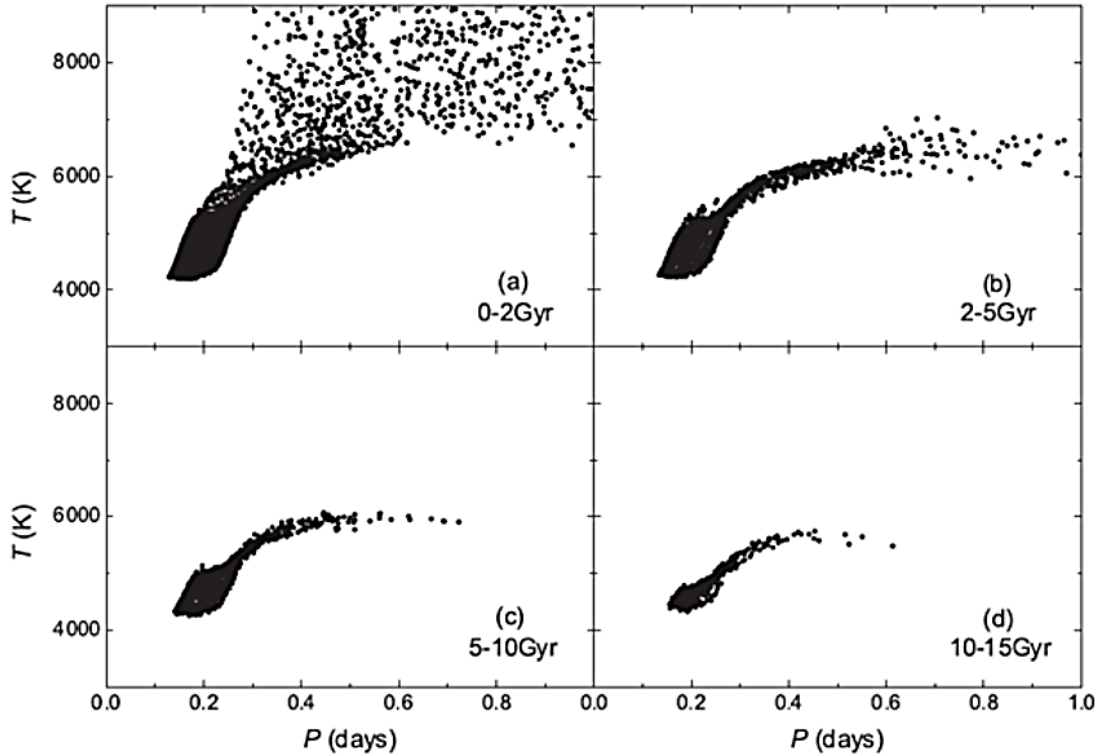
Şekil 9. Toplam kütle-toplam ısıtma düzleminde EF Boo sistemine ait Kepler Yolu ve 2 Gyr izokron eğrisi. (Saguner, 2007).

Tez kapsamında ilgili yöntem toplam kütlesi bilinen sistemin yaş aralığını bulmakta kullanılmıştır. Uygulamada Y^2 yıldız evrim ve izokron modeli seçilmiştir (Yi vd., 2001; 2003; Demarque vd., 2004). Bu modelin eksantrik çiftlere uygulanması Güneş (2011)'de anlatılmıştır. Değen sistemlerin ortalama yaşlarını belirleyebilmek için, ayrık sistemlerden farklı olarak yarı analitik bir yol kullanılır. $Z=0,02$ ve $Z=0,01$ için 0,1-2-5 ve 10 Gyr yaşları için izokron setlerinin kütle ve ısıtma ilişkileri formülleştirilir. Kütleler için artan bir dizi oluşturulur. Bu dizinin değerleri ilgili sistemin kütle oranı ile çarpılarak ikinci bir dizi oluşturulur. Bu kütlelere karşılık gelen toplam ısıtma belirlenir. Böylece ilgili yaş değeri için toplam kütle ve ısıtma değeri hesaplanmış olur. Ayrıca kütle dizileri, yaşı belirlenecek sistem için Denklem 3.37'de kullanılarak, farklı toplam kütleler için sistemin toplam ısıtması belirlenir. Toplam kütle dizisi ile toplam ısıtma dizisi, sistemin Kepler yolunu temsil eder. Sistemin toplam kütlesi yatay eksenden dik çıkılarak ilgili sistemin Kepler yolu çizgisi ile

kesiştirilir. Kesişim noktasının yer aldığı izokron aralığı değen sistemin ortalama yaşını gösterir.

3.6. Değen Sistem Dağılımları

Jiang vd. (2014) tarafından yapılan çalışmada değen çift yıldızların oluşumunda ayrık çift yıldızlar kanalı BSE kod paketi kullanılarak araştırılmış, sonuçlar Kepler verileri ile kıyaslanmıştır. Şekil 10'dan görüleceği üzere dönem-sıcaklık düzlemi değen çiftlerin yaşlarını değerlendirmek için oldukça önemlidir. Bu çalışmadan örnek olarak ayrıca BSE programının değen evreye uzatılmış sürümünü de kullanarak programın ürettiği sentetik sistemler ile gözlemsel verilerinin kıyaslanması, özellikle çift yıldız evriminin temel süreçleri hakkında önemli bilgiler sunmaktadır.



Şekil 10. Jiang vd. (2014)'nin çalışmasında teorik simülasyonlarında elde ettikleri farklı yaş aralıklarındaki değen sistemlerin dönem-sıcaklık düzleminde konumları.

3.7. Nightfall Programı

Nightfall programı Wichmann (2011) tarafından geliştirilen, eğitim ve bilimsel araştırma amaçlı geliştirilen bir astronomi yazılımıdır. Program örten çift yıldızların üç boyutlu görüntülerini üretebilir, sentetik ışık ve dikine hız eğrilerini hesaplayabilir. Ayrıca gözlemsel verileri elde edilmiş örten çift sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin analizini eş-zamanlı yapıp en uygun modeli belirleyebilmektedir. Işık eğrisi çözümlerinde dikkate alınan tüm etkiler programda yer almaktadır. Program kullanışlı grafik arayüze sahiptir ve bu özelliği çözüm sürecini hızlandırmaktadır. Nightfall programı C dili ile yazılmıştır. Programın paketinde örnek sistemler ve programın kullanıcı kılavuzu vardır. Program Linux işletim sisteminde derlenerek kurulmaktadır. Program derlenirken gerekli kütüphaneler kullanıcı kılavuzunda belirtilmiştir. Program kullanışlı grafik arayüze sahiptir bu çözümleri hızlandırmaktadır. Yılmaz (2004) tarafından program ayrıntılı olarak anlatılmıştır.

3.8. Modellenen Değen Sistemlerin Tanıtımı

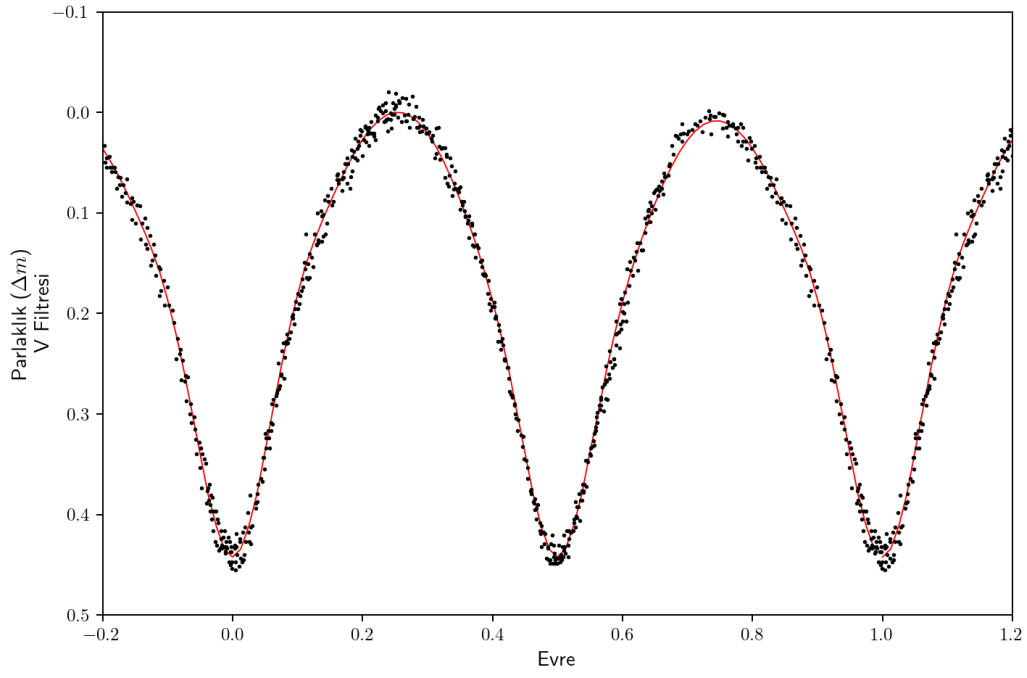
Bu tez çalışmasında BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And, BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And, V2150 Cyg, OU Ser, GSC 3581-1856, GSC 1042-2191 ve XY Boo değen çift yıldız sistemleri ile Samanyolundaki yıldız birleşmesi örneği V1309 Sco'nun dinamik evrimi incelenmiştir. Seçilen sistemlerin (O-C) eğrileri yörünge dönemlerinin küçüldüğünü göstermektedir. Bu durumun tek istisnası OU Ser sistemidir. Bu bölümde sistemlerle ilgi genel bilgiler verilmiş, literatürde yapılan çalışmalar özetlenmiştir.

3.8.1. BI CVn

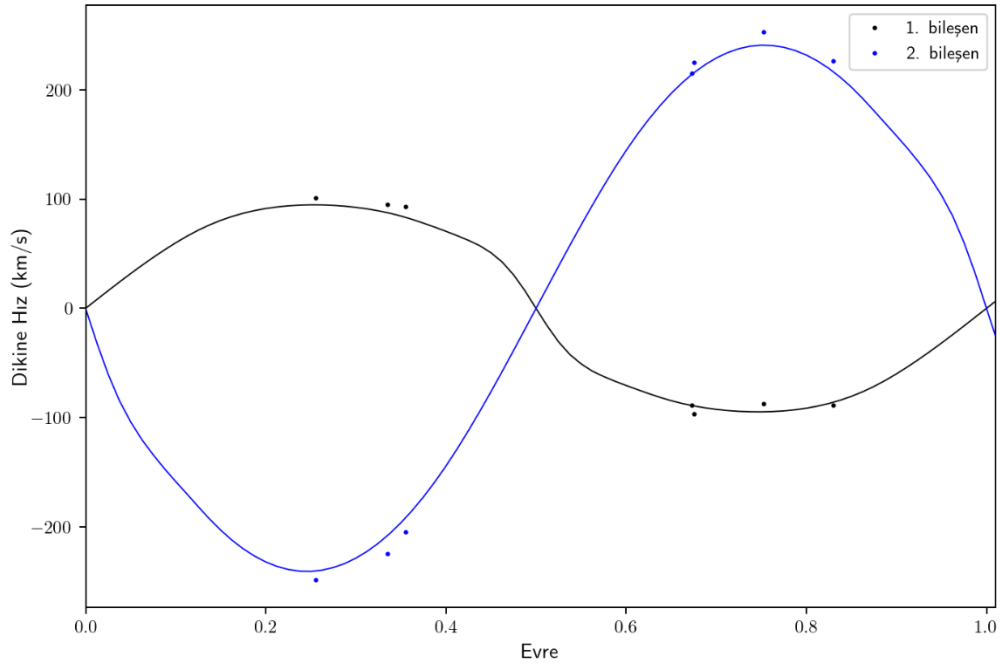
BI CVn Kippenhahn (1955) tarafından keşfedilmiştir. Filatov (1960) sistemin W UMa tipi değişen olduğunu belirtmiştir. Zhukov (1982), UBV süzgeçlerinde fotoelektrik ışık eğrileri elde etmiş, sistemin yörünge elemanlarını hesaplamıştır. Liu ve Tan (1984)'te UBV ışık eğrileri elde edilmiştir. Demircan (1987), sistemin B ve V süzgeçlerinde gözlemlerini yaparak, yörünge dönemini 0,3841692 gün olarak hesaplamıştır. Sisteminin W türü değen olduğu ve yörünge dönemindeki artışın kütle aktarımından kaynaklandığı söylenmiştir.

Maceroni ve Van't (1996) ise sistemi A-alt türü olarak sınıflandırmıştır. Liu ve Tan (1988) tarafından fotometrik mutlak parametreler sunulmuştur. Vandenbroere (1998), Cenevre fotometrik sistemiyle elde edilen ışık eğrileri ile renk (B-V) arasındaki korelasyon eksikliğine dayanarak ilk kez yüzey düzensizliklerinin yıldız lekelerinden kaynaklandığını belirtmiştir. Qian vd. (2008) B, V ve R süzgeçlerinde CCD ışık eğrilerini elde etmiş ve sistemin ışık eğrisi analizini gerçekleştirmiştir. Bu araştırmacılar Lu (1988)'de bulunan tayfsal kütle oranının A alt türünü gösterdiğini, ancak bileşenler arasındaki sıcaklık farkının W-alt türünü gösterdiğini belirtmişlerdir. Ayrıca, sistemin 12 yeni minimum zamanını elde etmiş ve dönem analizi yaparak dönemin 27,0 yıllık bir döngüsel değişime sahip olduğunu ve uzun dönemli bir düşüş sürecine girdiğini belirtmişlerdir. Dönem azalmasının nedenini birinci bileşenden ikinci bileşene doğru kütle aktarımı veya manyetik yıldız rüzgarları nedeniyle açıl momentum kaybı olarak açıklanmıştır. Nelson vd. (2014) yıldızın fotometrik ve tayfsal gözlemlerini yaparak sistemin mutlak parametrelerini hesaplamışlardır.

Bu sistemin Bulut vd. (2017) tarafından BVR süzgeçlerinde elde edilen fotometrik verileri, Nelson vd. (2014)'te dikine hız gözlem verileri tez kapsamında Nightfall programı ile yeniden analiz edilmiş ve sistemin fotometrik ve mutlak parametreleri yeniden belirlenmiştir. Çözümlerde bileşenlerin sıcaklıkları Bulut vd. (2017)'nin çalışmasından alınarak sabit tutulmuştur. Işık eğrisinin maksimumlarında görünen seviye farkının O'Connell etkisinden kaynaklı olduğu düşünülmüş ve her iki yıldıza sıcak leke yerleştirilerek modellenmiştir. *Şekil 11'de* BI CVn'nin V filtresindeki ışık eğrisinin kuramsal ışık eğrisiyle uyumu, *Şekil 12'te* ise BI CV'nin dikine hız eğrilerinin kuramsal eğrisiyle uyumu görülmektedir. *Tablo 2'te* sistemin Nightfall programıyla yapılan analizinden elde edilen ışık eğrisi analiz sonuçları ile Bulut vd. (2017)'nin sonuçları karşılaştırmalı olarak verilmiştir. *Tablo 3'te* de sistemin ışık ve dikine hız analizleri sonucu elde edilen mutlak parametreleri listelenmiştir.



Şekil 11. BI CVn'nin V filtresindeki ışık eğrisinin kuramsal ışık eğrisiyle uyumu.



Şekil 12. BI CVn'nin dikine hız eğrilerinin kuramsal eğrisiyle uyumu.

Tablo 2

BI CVn sisteminin Nightfall programıyla yapılan analizinden elde edilen ışık eğrisi analiz sonuçları

Parametre	Bulut vd., (2017)	Bu çalışma
T_0 (HJD)	$2456385,9771 \pm 0,0003$	
P (gün)	0,384210	
i (°)	$70,08 \pm 0,09$	70,808
T_1 (K)	6125	6125
T_2 (K)	6093	6093
$\Omega_1=\Omega_2$	$5,7538 \pm 0,0054$	5.7609
q	$2,436 \pm 0,003$	2,439
x_1	0,733	
x_2	0,733	
$A_1=A_2$	0,5	0,5
$g_1=g_2$	0,32	
L_1/L_{top} (B)	$0,330 \pm 0,021$	0,337
L_1/L_{top} (V)	$0,331 \pm 0,022$	0,333
L_1/L_{top} (R)	$0,320 \pm 0,020$	0,331
L_2/L_{top} (B)	0,670	0,663
L_2/L_{top} (V)	0,669	0,667
L_2/L_{top} (R)	0,680	0,669
r_1 (pole)	$0,2929 \pm 0,0005$	0,2920
r_1 (side)	$0,3066 \pm 0,0006$	0,3055
r_1 (back)	$0,3454 \pm 0,0011$	0,3437
r_2 (pole)	$0,4386 \pm 0,0004$	0,4380
r_2 (side)	$0,4698 \pm 0,0005$	0,4689
r_2 (back)	$0,4999 \pm 0,0007$	0,4986
f	$16,1 \pm 6,0$	15,94
1. Yıldız'ın 1. Lekesi		
Boylam (°)	71,96	79,27
Enlem (°)	34,60	-45,02
r (°)	27,45	16,21
T_f	0,965	1,21
1. Yıldız'ın 2. Lekesi		
Boylam (°)	-	-
Enlem (°)	-	-
r (°)	-	-
T_f	-	-
2. Yıldız'ın 1. Lekesi		
Boylam (°)	-	-357,36
Enlem (°)	-	-2,24
r (°)	-	1,79
T_f	-	1,27
2. Yıldız'ın 2. Lekesi		
Boylam (°)	-	-
Enlem (°)	-	-
r (°)	-	-
T_f	-	-

Tablo 3

BI CVn sisteminin ışık ve dikine hız analizleri sonucu elde edilen mutlak parametreleri

Parametre	1. Bileşen	2. Bileşen
a (R _☉)	2,80±0,01	
M (M _☉)	0,58±0,01	1,42±0,02
R (R _☉)	0,88±0,01	1,31±0,01
T (K)	6125±100	6093±100
log T (K)	3,787±0,007	3,785±0,007
L(L _☉)	0,98±0,08	2,13±0,16
log L (L _☉)	-0,01±0,03	0.33±0,03

3.8.2. OO Aql

OO Aql Hoffleit (1932) tarafından değişen bir yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Sonrasında sistem, Binnendijk (1968), Pohl (1969), Pohl ve Kızılırmak (1970; 1975), Lafta ve Grainger (1985), Hrivnak (1989) ve Djurasevic ve Erkapic (1998) tarafından gözlenmiştir. Hrivnak (1989) sistemin tayf türü ve ısıtma sınıfına göre birinci bileşenin sıcaklığını $T_1 = 5700$ K olarak hesaplamıştır. Hrivnak (1989) ve İçli vd. (2013) tarafından sistemin yaşı ve uzaklığı yaklaşık olarak 8 Gyr ve 136 pc bulunmuştur. Djurasevic ve Erkapic (1998), sistemin ışık değişimini detaylı olarak çalışmış ve farklı gözlem zamanlarında elde edilen ışık eğrilerini, ikinci bileşene sıcak leke modellemesi yaparak analiz etmişlerdir. Pribulla vd. (2007) tarafından yapılan tayf çalışmasında, bileşenlerinin tayf türlerinin geç F türü ile geç G türü arasında ve anakol ısıtma sınıfında olduğunu belirlemiş ve sistemin rengini, birinci ve ikinci bileşenlerin kütlelerini, sistemin kütle oranını ve ortalama hızını sırasıyla $B-V = 0,76$, $M_1 = 1,058 M_{\odot}$, $M_2 = 0,895 M_{\odot}$, $q=0,846$ ve $V_0=-53,71$ km/s olarak hesaplamışlardır. Sistemin ışık eğrisi İçli vd. (2013) ve Li vd. (2016) tarafından da analiz edilmiştir. Aynı yazarlar yaptıkları dönem analizi çalışmalarında sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü ve dördüncü cisimlerin varlığından bahsetmişlerdir. Bulut vd. (2017) elde ettikleri ışık eğrilerini Pribulla vd. (2007) tarafından elde edilen dikine hız verileriyle eş zamanlı olarak analiz etmiştir.

3.8.3. RW Com

Jordan (1923), RW Com'un bir W UMa tipi yıldız olduğunu keşfetmiştir. İlerleyen yıllarda sistemin fotometrik gözlemleri Hoffman (1979), Davidge vd. (1981) tarafından yapılmıştır. O'Connell (1951), sistemin ışık eğrisinde asimetri ve değişim olduğunu fark etmiştir. Milone vd. (1980) literatürdeki verilerden faydalanarak ışık eğrileri üretmiş ayrıca ışık eğrilerindeki değişimlere ve maksimumlar arasındaki seviye farklarına dikkat çekmiştir. Milone vd. (1980, 1985, 1987) tarafından yapılan fotometrik ve tayfsal bir dizi çalışmada, sistemin W türü, kütle oranı $q = 0,34$ olan, aşırı degen olduğunu söylenmiştir. Milone vd. (1987), WD kodunu kullanarak sistemin UBV ışık eğrilerini analiz etmişlerdir. Tahmini tayf türü aralığına (G5-G8) dayalı olarak üç farklı sıcaklık değerini sabit tutmuşlar ve farklı çözümleri test etmişlerdir. Bu çözümlere soğuk ve sıcak lekeleri eklemişler ve gözlemlerle en iyi uyuşan mutlak parametreleri hesaplamışlardır. Srivastava (1987) sistemin yörünge dönemini 0,2373455 gün olarak belirlemiştir. Ayrıca sistemin ilk (O-C) diyagramını yayınlamış ve 3.cisim varlığından söz etmiştir. Sistemin mutlak parametreleri Maceroni ve van't Veer (1996) tarafından hesaplanmıştır. Sistemin kütle oranı 0,343, bileşenlerin kütleleri $M_1=0,92 M_{\odot}$, $M_2=0,31 M_{\odot}$, yarıçapları $R_1=0,84 R_{\odot}$, $R_2=0,52 R_{\odot}$ olarak verilmiştir. Qian (2002) sistemin dönem değişiminin üçüncü bir cisimden veya manyetik etkinlikten kaynaklanabileceğini belirtmiştir. Djurašević vd. (2011)'nin çalışmasında sistemin BVR ışık eğrileri, dikine hız eğrileri ile eş zamanlı olarak çözülmüştür. RW Com'un W türü degen olduğu ve sistemin bileşenleri arasındaki boyun bölgesinde parlak leke bulunduğu belirtilmiştir. Deb ve Singh (2011), ASAS veri tabanındaki verilerini kullanarak yaptıkları ışık eğrisini analizlerinden, sistemin fiziksel ve geometrik parametrelerini elde etmişlerdir. Bulut vd. (2017) gözlemlerden elde ettikleri ışık eğrilerini analiz ederek, sistemin fotometrik ve mutlak parametrelerini belirlemişlerdir.

3.8.4. VW Cep

VW Cep sistemi literatürde çok sayıda fotometrik gözlemi olan sistemlerden biridir. Işık değişimi Schilt (1926) tarafından keşfedilmiştir. W UMa tipi örten çift yıldızların W türünün özelliklerini göstermektedir (Essam, vd., 2008). Tayfsal gözlemleri ilk kez Popper (1948) tarafından yapılmıştır. Daha sonraki tayf çalışmaları, Binnendijk (1967), Kaszas vd. (1998) tarafından gerçekleştirilmiştir. Bulut vd. (2017) elde ettikleri ışık eğrilerini, Kaszas

vd. (1998)'den alınan dikine hız verileriyle birlikte eşzamanlı olarak analiz etmiş ve sistemin fotometrik ve mutlak parametrelerini belirlenmiştir. Analizlerde ikinci yıldıza soğuk bir leke eklenmiştir.

3.8.5. EZ Hya

Tayf türü F9 V olan, küçük kütle oranına sahip W UMa tipi bir çift yıldızdır. Hoffmeister (1931) tarafından değişen yıldız olarak tanımlanmıştır. Zessewitsch (1949) sistemi dönemi 0,449768 gün olan W UMa tipi örten çift olarak sınıflamıştır. Sistemin tayfsal çalışması King ve Hilditch (1984) tarafından yapılmıştır. Savedoff (1951) sistemi eksantrik yörüngeli örten çift kataloğuna dahil etmiştir. Sistemin tayf türü MacDonald (1964) tarafından G5, daha sonra da Götz ve Wenzel (1967) tarafından F9 olarak verilmiştir. King ve Hilditch (1984) tayfsal çalışmada sistemin dikine hız verilerini elde etmiş ve tayfsal kütle oranını hesaplamıştır. Yang vd. (2004), EZ Hya'nın B ve V süzgeçlerinde CCD ışık eğrilerini elde etmişlerdir. Ayrıca sistemin fotometrik ve tayfsal analizi yapılmış ve dikine hızlarla mutlak parametreler hesaplanmıştır. Bulut vd. (2017) yaptıkları çalışmada, King ve Hilditch (1984)'te yer alan EZ Hya'ya ilişkin dikine hız gözlem verileri ile BVR ışık eğrileri eşzamanlı olarak analiz edilmiş ve sistemin fotometrik parametreleri belirlenmiştir. Çözümlerde ışık eğrisinin maksimumlarında görülen seviye farkı O'Connell etkisinden kaynaklı olduğu düşünülmüş ve birinci yıldıza soğuk leke yerleştirilerek sistem modellenmiştir.

3.8.6. CN And

CN And sisteminin ışık değişimi Hoffmeister (1949) tarafından keşfedilmiştir. Löchel (1960) tarafından sistemin, 0,462798 gün döneme sahip, W UMa türü olduğu açıklanmıştır. Bozkurt vd. (1976)'nin çalışmasında B ve V süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinde asimetri olduğunu vurgulamış ve Kaluzny (1983) bu ışık eğrilerine göre sistemin β Lyr türü değişen olabileceği tartışılmıştır. Sistemde 1981 yılında iki flare olayı gerçekleştiği Yang ve Liu (1985) tarafından belirtilmiştir. Shaw vd. (1996) tarafından sistemden X-ışın yayılımı olduğu söylenmiştir. CN And sisteminin ışık eğrisi gözlemleri, Rafert vd. (1985), Keskin (1989) ve Samec vd. (1998) tarafından elde edilmiştir. Işık eğrisi analizleri, Branly (1992), Van Hamme vd. (2001), Çiçek vd. (2005) ve Lee ve Lee (2006)

tarafından yapılmıştır. Rucinski vd. (2000) yaptıkları tayf çalışmasında CN And sisteminin A-alttörü olduğunu belirtilmiş ve kütle oranının 0,39 olarak hesaplanmıştır. Zola vd. (2005) tarafından bileşenlerin tayf türlerinin F5-G5 aralığında olduğunu açıklamıştır. Sisteme ait dönem değişimi analizleri Kaluzny (1983), Evren vd. (1987), Samec vd. (1998), Van Hamme vd. (2001), Çiçek vd. (2005) ve Lee ve Lee (2006) tarafından yapılmış ve birinci bileşenden ikinci bileşene kütle aktarımı veya manyetik yıldız rüzgarları nedeniyle birinci bileşenden kütle kaybı sonucunda sistemin döneminin azaldığı belirtilmiştir. Bulut vd. (2017) tarafından ÇOMÜ Gözlemevi'nde bu yıldız için elde edilen veriler, Rucinski vd. (2000) tarafından elde edilen dikine hız verileriyle eş zamanlı olarak çözülmüştür. Rucinski vd. (2000) tarafından önerilen F5V tayf sınıflaması ve rengi dikkate alınarak, birinci bileşenin sıcaklığı 6500 K değeri alınmıştır. Analiz sırasında birinci bileşene soğuk, ikinci bileşene sıcak leke uygulanmıştır.

3.8.7. BX Peg

BX Peg Shapley ve Hughes (1934) tarafından ilk kez bir değişen yıldız olarak tanımlanmıştır. Sistemin fotoelektrik gözlemleri Zhai ve Zhang (1979) tarafından yapılmıştır. Hoffman (1982) sistemin BV süzgeçlerinde ilk fotometrik gözlemlerini yapmış ve yeni minimum zamanlarını elde etmiştir. Sistemin yörünge dönemini 0,2804 gün olarak belirlemiştir. Kaluzny (1984) sistemin V süzgeçindeki fotoelektrik ışık eğrilerini analiz etmiştir. Leung vd. (1985) BV süzgeçlerindeki analizleri sonucu bileşenlerin değme derecesini %11 bulmuştur. Samec ve Bookmyer (1987) VI süzgeçlerinde sistemin ışık eğrisini ve yeni minimum zamanlarını elde etmiştir. Hrivnak (1990) sistemin tayfsal gözlemlerini yapmıştır. Samec (1990) sistemin BV süzgeçlerindeki fotoelektrik gözlemlerini yapmış, bileşenleri lekeli ve lekesiz modelleyerek değme parametresini %12 bulmuştur. De Young vd. (1991) tarafından BX Peg'in ışık eğrisi ve yeni minimum zamanları elde edilmiştir. Samec ve Hube (1991) sistemin fotometrik ve tayfsal gözlemlerini gerçekleştirmiş, sistemin mutlak parametrelerini hesaplamıştır. Bileşenlerin kütleleri $M_1=1,02 M_{\odot}$, $M_2=0,38 M_{\odot}$ ve yarıçapları $R_1=0,966 R_{\odot}$, $R_2=0,623 R_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Lee vd. (2004) sistemin fotometrik gözlemlerini yapmış, yörünge döneminin azaldığını ve (O-C) eğrisinin parabol üzerine binmiş sinüsel bir değişime sahip olduğunu bulmuştur. Samolyk (2008) sisteme ait yeni minimum zamanlarını elde etmiştir. BX Peg'in BVR ışık eğrilerinin ve dönem değişiminin ayrıntılı incelemesi Lee vd. (2009) tarafından yapılmıştır.

Ayrıca sistemin W alt türü bir W UMa olduğunu ve O'Connell etkisi gösterdiğini bulmuşlardır. Li vd. (2015) BVRI süzgeçlerindeki ışık eğrilerini lekeli ve lekesiz olarak analiz etmişlerdir.

3.8.8. SS Ari

SS Ari ilk kez Hoffmeister (1934) tarafından değişen yıldız olarak tanımlanmıştır. Sistemin ilk fotometrik gözlemleri Zhukov (1975), Kaluzny ve Pojmanski (1984), Rainger vd. (1992), Liu vd. (1993) tarafından yapılmıştır. Tayfsal çalışmalar ilk kez Lu (1991) ve Rainger vd. (1992) tarafından gerçekleştirilmiştir. F8 tayf türüne sahip bu W-türü W UMa sisteminin dönem değişimleri, Braune (1970), Kurpinska-Winiarska ve Zakrzewski (1990), Rainger vd. (1992), Demircan ve Selam (1993) ve Kim vd. (1997, 2003) tarafından incelenmiştir. Liu vd. (2009) tarafından SS Ari'nin kütle oranı 3,25 olarak bulunmuş ve sistemde üçüncü bir cismin varlığından bahsedilmiştir. Bulut vd. (2017) elde ettikleri ışık eğrilerini analiz ederek, sistemin fotometrik ve mutlak parametrelerini belirlemişlerdir.

3.8.9. U Peg

U Peg, Chandler (1895) tarafından keşfedilmiştir. U Peg'in tayf türü Adams vd. (1924) tarafından F3 olarak sınıflandırılmış, ancak daha sonra G3 olarak düzeltilmiştir (Adams vd., 1935). Struve vd. (1950) ve Lu (1985) tarafından yapılan tayf analizlerinden sistemin dikine hızları hesaplanmıştır. Sistemin ışık eğrilerinin analizinde klasik Russell modeli (Binnendijk, 1960), Kopal frekans alanı teknikleri (Lafta vd., 1986) ve WD kodu (Russo vd., 1982; Zhai vd., 1984; Zhai vd., 1988) kullanılmıştır. U Peg'in fotoelektrik gözlemleri Binnendijk (1960), Rigterink (1972), Zhai vd. (1984) ve Maupome vd. (1991) tarafından yapılarak sistemin mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Sistemin dönem analizi ilk kez Zhai vd. (1984) tarafından yapılmıştır. Djurašević vd. (2001), 1950-1989 yılları arasında sistemin fotometrik değişimlerini araştırmış ve sistemde leke etkinliğine dikkat çekmiştir. Pribulla ve Vanko (2002) tarafından yapılan dönem analizinde yörünge dönemindeki azalma büyük kütleli bileşenden küçük kütleliye korunumlu kütle aktarımıyla açıklanmıştır. Ayrıca, üçüncü cismin dönemi $P_3 = 18,8$ yıl olarak belirlenmiştir. Özuyar (2007) tarafından üçüncü cismin dönemi yaklaşık 76 yıl olarak verilmiştir. Bulut vd. (2017) elde ettikleri BVR ışık eğrilerini, Lu (1985)'in elde ettiği radyal hız verileriyle, eşzamanlı

olarak analiz ederek sistemin fotometrik parametrelerini belirlemiştir. Bu çözümlerde ışık eğrisinin maksimumlarında görünen seviye farkının O'Connell etkisinden kaynaklı olduğu düşünülmüş ve birinci yıldıza soğuk leke yerleştirilip modelleme bu şekilde yapılmıştır.

3.8.10. V502 Oph

V502 Oph, ilk kez Hoffmeister (1935) tarafından değişen olarak tanımlanmıştır. Sonrasında Lause (1937) sistemin ışık elemanlarını yayınlamıştır. İlk fotoelektrik gözlemler Kwee (1958, 1968), Hinderer (1960), Magalashvili ve Kumsishvili (1964) ve Wilson (1967) tarafından gerçekleştirilmiştir. Struve ve Gratton (1948) sistemin dikine hız eğrilerini elde etmiştir. Rovithis vd. (1988) tayfsal kütle oranı kullanılarak sistemin mutlak parametrelerini hesaplamıştır. Pych vd. (2004) birinci ve ikinci bileşenin tayf türünü G1V, F9V olarak vermiştir. Selam vd. (2009) W türü degen sistem olan V502 Oph'un ışık eğrilerini PHOEBE programı ile analiz edilmiş, birinci bileşene soğuk bir leke yerleştirerek sisteminin mutlak parametrelerini hesaplanmıştır. Sistemin dönem değişimi ilk kez Kwee (1958) tarafından incelenmiştir. Hendry ve Mochnacki (1998) tarafından yapılan tayfsal çalışmada üçüncü bileşene ait çizgilerin görüldüğü açıklanmıştır. Liu ve Yang (2006) sistemin dönem değişimini güncel verilerle incelenmiştir. Sistemin fotometrik ışık eğrileri Bulut vd. (2017) tarafından elde edilmiştir. Bu ışık eğrilerinde maksimumlarında görünen seviye farkının O'Connell etkisinden kaynaklı olduğunu düşünülerek birinci yıldıza soğuk leke yerleştirilerek sistem modellenmiştir.

3.8.11. W UMa

W UMa sistemi, W UMa türü degen çift yıldız sistemlerinin ilk örneğidir. Muller ve Kempf (1903) tarafından keşfedilmesinin sonra sistemin çok sayıda çalışması yapılmıştır. Kreiner (2004) W UMa sisteminin dönemini $P=0,3336337$ gün olarak belirlemiştir. Rucinski (1974; 1983) tayfsal çalışmalarında sistemin W-alt türü olduğunu söylemiştir. Linnell (1987) fotometrik çalışmasında UBVRİ süzgeçlerinde W alt türünün fakat UV gözlemlerinden A-alt türünün daha iyi sonuç verdiğini belirtmiştir. Linnell (1991) tarafından elde edilen ışık eğrilerinin maksimum kısımlarında O'Connell etkisinin olduğu söylenmiştir. Kim vd. (2001) tarafından lekeli ve lekesiz olmak üzere iki ayrı analiz yapılmış ve üçüncü cismin sisteme ışık katkısı belirtilmiştir. W UMa için yapılan çok sayıda tayfsal çalışma vardır (Worden ve

Whelan, 1973; McLean, 1981; Hrivnak, 1993; Rucinski vd., 1993; Pribulla vd., 2007). En son Pribulla vd. (2007) tarafından $q=0,484$ olarak hesaplanmıştır. Bulut vd. (2017) ÇOMÜ Gözlemevi'nde bu yıldız için elde ettikleri ışık eğrilerini ve Pribulla vd. (2007) tarafından elde edilen dikine hız verileri eş zamanlı olarak analiz etmiştir.

3.8.12. V376 And

V376 And değen çift yıldız sistemi Hipparcos görevi (ESA, 1997) sırasında keşfedilmiştir. Rucinski vd. (2001) sistemin A türü olduğunu, tayf türünün A4 olduğu belirtmiştir. Bilinen çok az sayıda erken tayf türü değen çift yıldız sistemi vardır (Zola vd., 2010). Rucinski vd. (2001) sistemin dönemini, bileşenlerin kütle oranını ve ortalama hızını sırasıyla $P=0,798669$ gün, $q=0,305$ ve $V_0=22,83$ km/s olarak hesaplamıştır. Ayrıca V376 And sisteminin varlığının bize dış konvektif zarfın bileşenler arasında iyi ısı aktarımı için şart olmadığını gösterdiğini söylemiştir. Çiçek (2011) çalışmasında sistemin ışık eğrisinin maksimum olduğu bölgelerde asimetri olduğunu belirtmiş ve iki ayrı çözümde sıcak ve soğuk leke modeli uygulamıştır. Djurasevic vd. (2008) çalışmasında sistemin 2003 ve 2004 yıllarında elde edilen ışık eğrileri analiz edilmiştir. Bulut vd. (2017) bu yıldız için elde ettikleri fotometrik verileri, Rucinski vd. (2001) tarafından elde edilen dikine hız verileriyle eş zamanlı olarak çözmüştür. Elde edilen ışık eğrisinin maksimum noktaları arasında yaklaşık 0,07 kadir parlaklık farkına karşılık gelen bir asimetri belirlenmiştir. Sistemin analizlerinde ikinci bileşene soğuk leke modeli uygulanmıştır.

3.8.13. V2150 Cyg

V2150 Cyg Hipparcos uydusu tarafından keşfedilen örten çift yıldız sistemidir. Küçük genlik (0,12 kadir) gösteren sistemin tayf türü Abt (1981) tarafından A5 V olarak verilmiştir. Sistemin tayf gözlemleri Lu vd. (2001) tarafından yapılarak analiz edilmiştir. Analizler sonucunda sistemin kütle oranı 0,802, mutlak parlaklığı 1,21 kadir olarak elde edilmiş, tayf türü de A6 V olarak güncellenmiştir. Aynı çalışmada sistemin A türü bir W Uma olduğu belirtilmiştir. Kreiner vd. (2003) sistemin ışık eğrisi analizini yapmıştır. Sistemin Hipparcos uydusu gözlemlerinin analizi Selam (2004) tarafından yapılmıştır.

3.8.14. OU Ser

OU Ser, Hipparcos görevi tarafından keşfedilen W UMa türü, yüksek hızlı, değişen bir çift yıldız sistemidir. Olsen (1994) sistemin Strömngren fotometrisini elde ederek tayf türünü G1/G2V olarak belirlemiştir. Rucinski vd. (2000) sistemin dikine hızlarını ölçmüş, tayf türünü F9/G0 olarak belirlemiş ve yörünge elemanlarını elde etmiştir. Sistemin küçük kütle oranına sahip A tipi bir W UMa olduğunu tanımlamıştır. Sistemin ilk yer tabanlı fotoelektrik gözlemleri Pribulla ve Vanko (2002) tarafından yapılmış, B ve V süzgeçlerinde ışık eğrileri analiz edilmiştir. Hipparcos verilerine göre birinci minimum derinliğinin daha sığ olduğunu görmüş ve W tipi bir W UMa olduğunu bulmuştur. Tayfsal ve fotometrik veriler analiz edilerek, sistemin mutlak parametreleri verilmiştir. Yeşilyaprak (2002) V filtresinde yaptığı gözlemler sonucu OU Ser'in ışık eğrisini ve 4 yeni minimum zamanını elde etmiştir. Zola vd. (2005), BVR süzgeçlerinde elde ettikleri ışık eğrilerini tayfsal verilerle eş zamanlı analiz etmiş ve sistemin fiziksel parametrelerini hesaplamıştır. Bilir vd. (2005) yaptığı çalışmada sistemin kinematik ve fiziksel parametrelerini hesaplamıştır. Deb ve Singh (2011), ASAS veri tabanındaki verilerini kullanarak yaptıkları çalışmada sistemin ışık eğrisini modellemiş, fiziksel ve geometrik parametrelerini elde etmişlerdir. Bulut vd., (2017) bu sistem için elde ettikleri fotometrik verileri, Rucinski vd. (2000) tarafından elde edilen dikine hız verileriyle eş zamanlı olarak analiz etmiştir. Analizlerde ışık eğrilerinin I. ve II. maksimumlarda görülen yaklaşık 0,03 kadir parlaklık farkının O'Connell etkisinden kaynaklandığı düşünülmüş ve ikinci bileşene soğuk leke yerleştirilip çözüm yapılmıştır.

3.8.15. GSC 3581 1856

GSC 3581 1856 değen çift yıldız sistemi Otero vd. (2004) tarafından yayınlanan ve NSVS gözlemlerinden belirlenen yeni örten çift yıldızlar arasında yer almaktadır. Aynı çalışmada sistemin dönemi 0,278537 gün tayf türü ise G5-8V olarak verilmiştir. Bulut vd. (2018), yeni gözlemlerle sistemin fotometrik ve mutlak parametreleri hesaplamıştır. Bu çalışmada kütle oranını belirlemek için 0,2 - 4,0 aralığında q taraması yapılmış ve $q = 1,35$ değeri kütle oranı için ilk değer girilerek BVRI ışık eğrilerinin çözümleri yapılmıştır. Bu sonuçlara göre sistem W-türü değen çift yıldız olup doldurma parametresi $f = \%17$ olarak hesaplanmıştır. Büyük kütleli bileşenin etrafında disk olabileceği öngörülmektedir. Buna

göre değen çiftin evrimi süresince birinci bileşenin kütlelerinin %30'unu aktardığı hesaplanmıştır.

3.8.16. GSC 1042 2191

GSC 1042 2191 değen çift yıldız sistemi Otero vd. (2004) tarafından yayınlanan ve NSVS gözlemlerinden belirlenen yeni örten çift yıldızlar arasında yer almaktadır. Bu çalışmada sistemin dönemi 0,423796 gün olarak verilmiştir. Sistemin literatürde tayfsal çalışması bulunmamaktadır. Bulut vd. (2017) sistemin kütle oranını belirlemek için 0,2-1,0 aralığında q taraması yapılmıştır. Buna göre $q = 0,148$ olarak belirlenmiştir. Bu değer kütle oranı için ilk değer girilerek BVRI ışık eğrilerinin çözümleri yapılmıştır. Bu sonuçlara göre sistem A-tipi değen çift yıldız olup doldurma parametresi %77 olarak hesaplanmıştır.

3.8.17. XY Boo

A-alt türü W UMa türü bir örten çift yıldız olan XY Boo sisteminin değişen olduğu Hoffmeister (1935) tarafından keşfedilmiştir. Wood (1965) sistemin dönemini 0,37054 gün olarak belirlemiştir. Winkler (1977) fotometrik çalışmasında Binnendijk (1971) tarafından elde edilen ışık eğrilerinden sistemin kütle oranını sırasıyla $q=0,1818$ ve $q=0,1845$ olarak hesaplamıştır. Sistem Awadalla ve Yamasaki (1984) ve Yang vd. (2005) tarafından fotometrik olarak gözlenip analiz edilmiştir. XY Boo'nun ilk tayfsal gözlemi McLean ve Hilditch (1983) tarafından yapılmıştır. McLean ve Hilditch (1983) XY Boo sisteminin tayfsal olarak kütle oranını $q=0,16$ hesaplamıştır. Sistemin farklı araştırmacılar tarafından dönem değişimi de incelenmiştir (Awadalla ve Yamasaki, 1984; Molik ve Wolf, 1998). Yang vd. (2005) ve Mikulášek (2015) tarafından yapılan dönem analizlerinde küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımı nedeniyle sistemin döneminin arttığını açıklamışlar ve sistemin dönemindeki artışın sırasıyla yüzyılda 5,40 ve 5,15 saniye olduğunu belirtmişlerdir. Ayrıca Mikulášek (2015), O-C eğrisinde sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü bir cismin varlığından bahsetmiştir. Bulut vd. (2017), ÇOMÜ Gözlemevi'nde bu sistem için elde ettikleri ışık eğrilerini ve McLean ve Hilditch (1983) tarafından elde edilen dikine hız verilerini eş zamanlı olarak analiz edip çözmüşlerdir.

3.9. Mutlak Parametreler

Yukarıda genel bilgileri ve literatürde yapılan çalışmaları özetlenen sistemler için elde edilen mutlak parametreler *Tablo 4'te* verilmiştir. Bu veriler tez çalışmasının desteklediği Bulut vd., (2017) tarafından yapılan çalışmadan alınmıştır. Bu çalışmada sistemlerin yeni fotometrik verileri literatürdeki dikine hız eğrileriyle eş zamanlı çözülerek mutlak parametreler elde edilmiştir. Ayrıca sistemlerin dönem analizleri yapılarak dönem değişimleri, üçüncü ve dördüncü cisim etkileri modellenmiştir. Gökadamızdaki birleşme örneği olan V1309 Sco'nun OGLE-III projesinden elde edilen I süzgecindeki verileri analiz edilip mutlak parametrelerine ulaşılmıştır. *Tablo 4'te* yer alan BI CVn ve V1309 Sco'nun verileri tez kapsamında yapılan ışık eğrisi analizlerinin sonuçlarından hesaplanmıştır. *Tablo 4'de* P_{orb} yörünge dönemini, a bileşenler arası uzaklığı, $M_{1,2}$ bileşenlerin kütlelerini, $R_{1,2}$ bileşenlerin yarıçaplarını, $T_{1,2}$ bileşenlerin sıcaklıklarını, $L_{1,2}$ bileşenlerin ışınım güçlerini, f doldurma oranı göstermektedir. *Tablo 5'te* ise dönem analizlerinden elde edilen parabolik terim ve bu nicelikle hesaplanan dönem değişimi ve korunumlu kütle aktarımı varsayımıyla sistemlerin mutlak parametrelerin kullanılmasıyla elde edilen kütle aktarım miktarları verilmiştir. Bu tabloda Q parabolik terimi, dP/dt dönem değişimini, dM/dt ise kütle aktarım miktarını göstermektedir. *Tablo 4* ve *Tablo 5'te* verilen parametreler sistemlerin evrim modellerinin oluşturulmasında kullanılmıştır.

Tablo 4

Modellemelerde kullanılan sistemlerin mutlak parametreler

No	Sistem	P_{orb}	a	M_1	M_2	R_1	R_2	T_1	T_2	L_1	L_2	f
		(gün)	(R_{\odot})	(M_{\odot})	(M_{\odot})	(R_{\odot})	(R_{\odot})	(K)	(K)	(L_{\odot})	(L_{\odot})	
1	BI CVn	0,38421061	2,801	0,58	1,42	0,88	1,31	6125	6093	0,98	2,13	16
2	OO Aql	0,506792	3,405	1,125	0,944	1,38	1,276	5700	5628	1,801	1,464	14
3	RW Com	0,237345	1,707	0,818	0,371	0,77	0,534	4720	4745	0,264	0,13	1
4	VW Cep	0,27830959	2	1,026	0,375	0,965	0,616	4965	5226	0,507	0,254	20
5	EZ Hya	0,44974598	3,13	1,6	0,44	1,599	0,911	5721	5909	2,454	0,906	31
6	CN And	0,462789	3,054	1,316	0,474	1,44	0,899	6500	5872	3,316	0,861	0
7	BX Peg	0,28041812	2,01	0,384	1,006	0,606	0,942	5731	5334	0,355	0,644	5
8	SS Ari	0,40599171	2,77	0,401	1,335	0,852	1,417	5745	5515	0,709	1,664	40
9	U Peg	0,3747768	2,44	0,379	1,149	0,744	1,224	5850	5598	0,581	1,381	14
10	V502 Oph	0,45338643	3,078	0,491	1,419	0,753	1,317	6200	5859	0,751	1,832	0
11	W UMa	0,333634	2,483	0,604	1,247	0,811	1,125	6320	6026	0,939	1,494	14
12	V376 And	0,798676	5,552	2,744	0,867	2,764	1,668	8460	7727	35,053	8,882	28
13	V2150 Cyg	0,59276138	4,74	2,28	1,98	1,91	1,78	8000	7680	13,388	9,876	0
14	OU Ser	0,29677	1,933	0,942	0,163	1,055	0,497	5960	5756	1,258	0,492	23
15	GSC 3581-1856	0,2785137	2,193	0,78	1,05	0,92	1,05	5590	5295	0,74	0,776	17
16	GSC 1042-2191	0,4238006	2,193	1,26	0,18	1,54	0,69	6315	6114	3,379	0,596	77
17	XY Boo	0,370566	2,261	0,973	0,16	1,275	0,604	7200	6868	3,914	0,727	64
18	V1309 Sco	1,427981	5,98	1,252	0,15	3,581	1,59	5163	4441	8,16	0,88	99

Tablo 5

Parabolik terim, dönem değişimi ve korunumlu kütle aktarım miktarı

No	Sistem	$Q \times 10^{-11}$	dP/dt (gün/yıl) $\times 10^{-8}$	dM/dt (M_{\odot} /yıl) $\times 10^{-8}$
1	BI CVn	-1,77	-3,36	2,85
2	OO Aql	-3,89	-5,60	21,6
3	RW Com	-2,76	-8,49	8,10
4	VW Cep	-0,78	-2,05	1,45
5	EZ Hya	-1,63	-2,65	1,19
6	CN And	-9,30	-14,7	7,83
7	BX Peg	-0,55	-1,42	1,05
8	SS Ari	-14,9	-26,7	12,6
9	U Peg	-0,83	-1,61	0,80
10	V502 Oph	-10,4	-16,8	9,27
11	W UMa	-0,18	-0,40	0,47
12	V376 And	*	*	*
13	V2150 Cyg	*	*	*
14	OU Ser	15,0	37,0	8,19
15	GSC 3581-1856	*	*	*
16	GSC 1042-2191	*	*	*
17	XY Boo	-8,80	-17,3	3,00
18	V1309 Sco	*	*	*

DÖRDÜNCÜ BÖLÜM

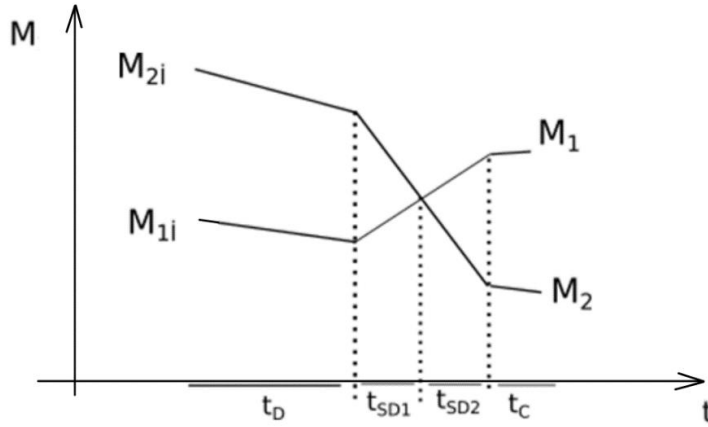
ARAŞTIRMA BULGULARI

4.1. Değen Sistemlerin Evrim Modelleri

Tez çalışması kapsamında BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And, BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And, V2150 Cyg, OU Ser, GSC3581 1856, GSC1042 2191 ve XY Boo değen çift yıldız sistemlerin evrim modelleri *Tablo 4* ve *Tablo 5*'te verilen parametreleri kullanılarak oluşturulmuştur. Modellemelerde EV-TWIN ve BSE programı kullanılmıştır. Hesaplamalar ZAMS'den başlatılmış, dış merkezlik sıfır alınmıştır. Korunumsuz evrim modellerinde eş zamanlı çözümler gerçekleştirilmiştir. Bu amaçla BSE programında farklı manyetik frenlemeler, EV-TWIN programında cml ve chl parametreleriyle farklı şiddette açılal momentum kayıplı modeller oluşturulmuştur. Ayrıca EV-TWIN programında karışım uzunluğu oranı $\alpha = 2,0$ alınmıştır. Modellemelerin ilgili sistemle uyumunun araştırılması için modelin ve sistemin, kütle, yarıçap, dönem, görelî yarıçapları ve Hertzsprung-Russell diyagramında (HRD) konumu çizdirilmiştir. Modelin uygunluğu için değen evrede sistemin modelle eş zamanda uyuşması gereklidir. Tüm parametrelerin eş zamanlı olarak uyumlu olması oldukça zor olduğundan, çözümlerin eğilimleri ve hatalar da dikkate alınmıştır. Çözümlerde bileşenlerin kütleleri ve sistemin yörünge döneminin modelle uyuşması önceliklidir. Ardından yarıçapların uyumu gelir. En sonunda HRD de uyuma bakılır. Evrim kodları kullanılırken öncelikle sistemler Henyey tipi kod olan EV-TWIN programında modellenmeye çalışıldı. Bu programın modelleyemediği sistemler BSE programıyla modellendi. Evrim programlarının çıktı dosyalarının çok sayıda sütun içermesinden dolayı analizlerde Python programlama dili ve kütüphaneleri kullanılarak programlar yazılmıştır. Modellemelerin durma koşulunda bileşenlerin doldurma parametrelerine bakılmıştır. Değen evrede bileşenlerden herhangi biri dış Roche şişimini doldurduğunda hesaplamalar durdurulmuştur.

Modellemelerde değen çiftlerin, ayırık çiftlerden oluştuğu varsayımı yapılmıştır. *Şekil 13*'te modellemelerin şematik kütle zaman davranışı gösterilmiştir. Uygulamalarda başlangıç kütleleri (M_{1i} , M_{2i}) başlangıç dönemi (P_i), Z değeri ve ilgili manyetik frenleme modeli veya davranışı seçilir. İkili ayırık durumda yaşamlarına başlar. Sonrasında büyük kütleli olan bileşenin (şekilde M_{2i}) genişlemesi veya yörüngenin küçülmesiyle t_D zaman

sonra ayırık evre (D) sona erer. Roche şişimini dolduran bileşen (M_2) diğer bileşene kütle aktarır. Sistem SD1 durumundadır. Ardından iki bileşenin kütleleri t_{SD1} zaman sonra eşitlenir. Büyük kütleli bileşen küçük kütleli olur fakat diğer bileşene kütle aktarmaya devam eder. Bu durum SD2 olarak bilinir ve t_{SD2} kadar sürer. Daha sonra büyük kütleli bileşen de Roche şişimini doldurur ve sistem degen evreye girmiş olur. Değme durumunda sistem ya birleşmeye doğru gider ya değme evresi bozulur ya da uzun süreli bir değme durumu olabilir. Sistem son durumda toplam başlangıç kütlelerinin ve başlangıç açısal momentumunun önemli bir kısmını kaybeder.



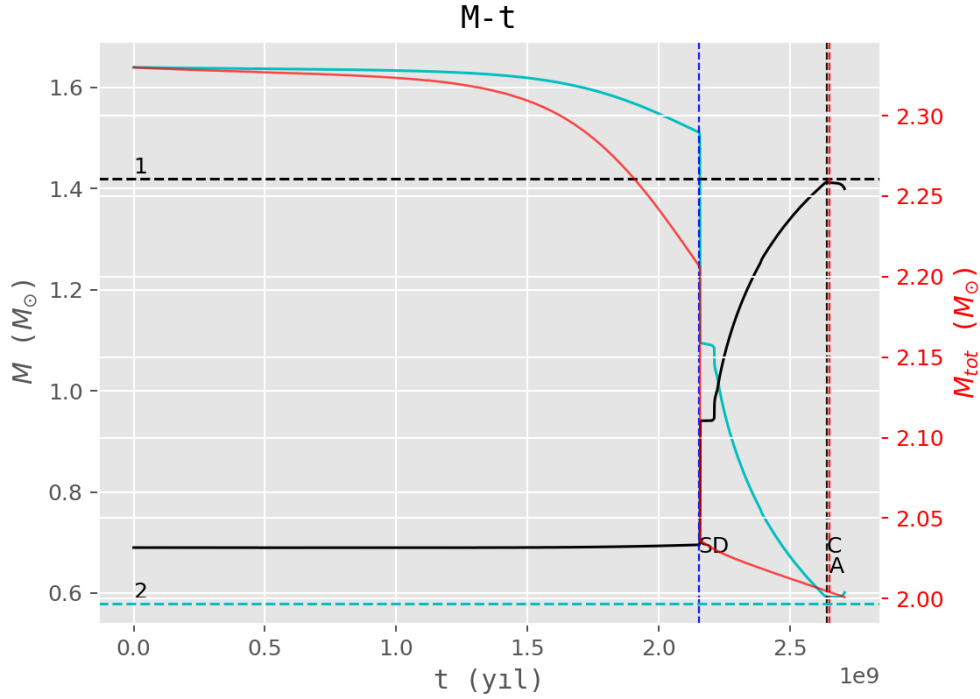
Şekil 13. Modellemelerde şematik kütle-zaman davranışı.

Aşağıda her sistemin evrim modellemesi yapılmış, parametre değişim grafikleri verilmiştir. Grafikler BI Cvn sistemi için ayrıntılı olarak açıklamıştır. Bu açıklamalar diğer sistemler içinde geçerlidir.

4.1.1. BI Cvn

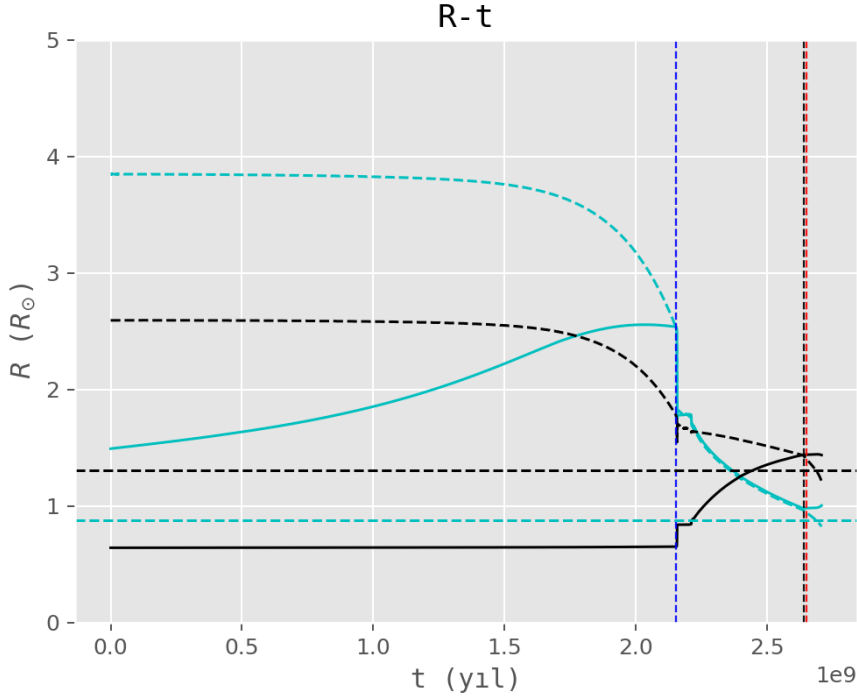
BI CVn'nin analizlerinden elde edilen mutlak parametreler modellemelerde kullanılmıştır. Bu sistem BSE programıyla modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,64 + 0,69 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,87$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,02$ olarak alınmıştır. Yarı ayırık ve degen evrede Stępień ve Kiraga (2015) tarafından önerilen kütle aktarım şablonu kullanılmıştır. Manyetik frenleme ve yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybında Eggleton'nın basitleştirilmiş dinamo modeli kullanılmıştır (Eggleton ve Kiseleva-

bileşen küçük kütleli bileşene kütle aktarır. Kütle aktarımı nedeniyle, küçük kütleli bileşen sıfır yaş anakolu boyunca yukarı tırmanır. Kütle alışverişlerinde kütle kazanan bileşen gençleşirken kütle kaybeden bileşen yaşlanır. Şekil 14'te C etiketli noktalarda her iki bileşenin eş zamanlı Roche şişimlerini doldurup deşen evreye ulaştığı yerdir.



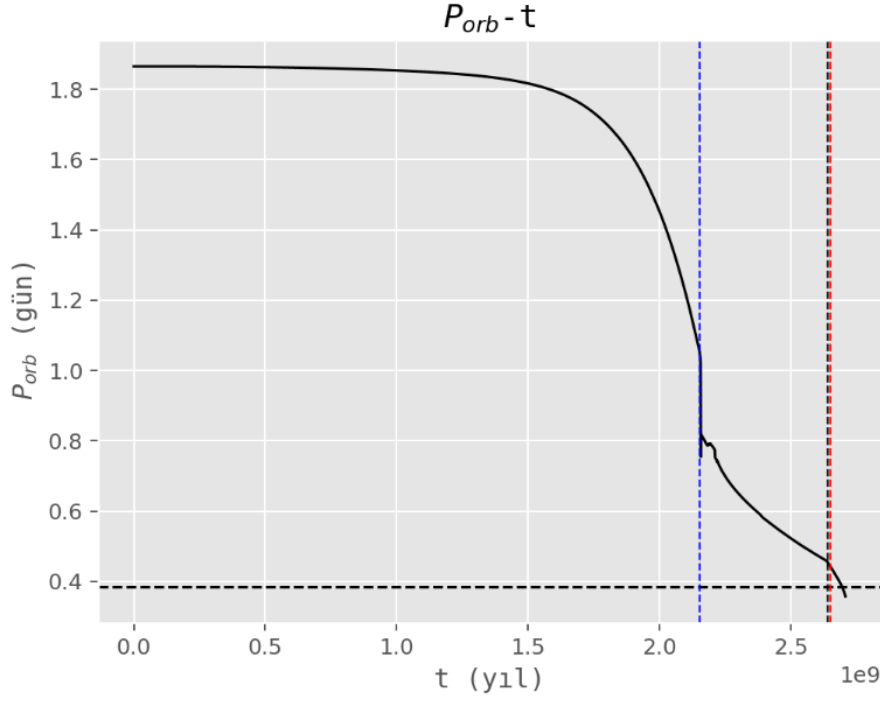
Şekil 15. BI CVn sistemi için kütle – zaman grafiği.

Şekil 15'te kütle – zaman grafiğinde bileşenlerin teorik kütlelerinin ve toplam kütlelerin zamana göre değişimi izlenebilmektedir. Turkuaz sürekli çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşeni, siyah sürekli çizgi ise başlangıçta küçük olan bileşeni temsil etmektedir. Kırmızı sürekli çizgi ise toplam kütlelerin değişimini göstermektedir ve sağ taraftaki dikey eksenden okunmalıdır. Şekil 15'te 1 ve 2 ile etiketlenmiş kesikli yatay çizgiler bileşenlerin gözlemsel kütlelerini göstermektedir. SD ile etiketlenmiş dikey mavi çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin Roche şişimini doldurduğu zamanı göstermektedir. C ile etiketlenen siyah dikey kesikli çizgi her iki bileşenin de Roche şişimini doldurup sistemin deşen olduğu zamanı göstermektedir. A ile etiketlenen kesikli kırmızı çizgi sistemin modelde öngörülen yaşımlı simgelemektedir. Şekil 15'ten 1 ve 2 yatay çizgilerinin deşen evreden sonra teorik kütleleri, A ile etiketlenen kırmızı dikey çizgide eş zamanlı keştiği görülmektedir.



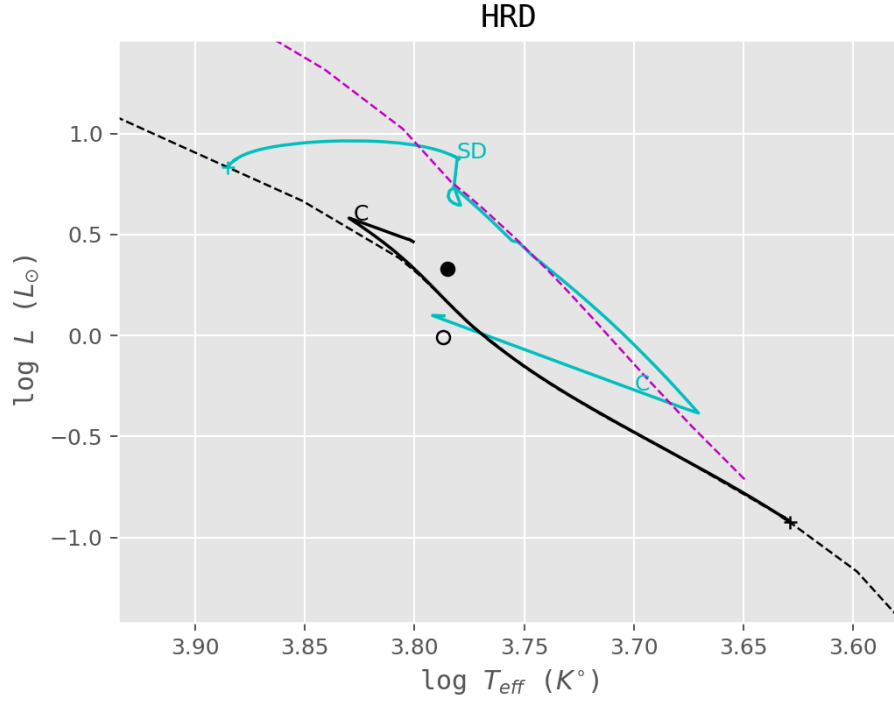
Şekil 16. BI CVn sistemi için yarıçap – zaman grafiği.

Şekil 16'da yarıçap – zaman düzleminde bileşenlerin teorik yarıçaplarının zamana göre değişimi izlenebilmektedir. Sürekli turkuaz çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin yarıçapının değişimini, kesikli turkuaz çizgi ise Roche şişim yarıçapının değişimini göstermektedir. Siyah sürekli çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin yarıçap değişimini, kesikli siyah çizgi ise Roche şişim yarıçapının değişimini göstermektedir. Dikey mavi çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin Roche şişimini doldurduğu zamanı göstermektedir. Dikey siyah kesikli çizgi her iki bileşenin de Roche şişimini doldurup sistemin degen olduğu zamanı göstermektedir. A ile etiketlenen kesikli kırmızı çizgi sistemin modelde öngörülen yaşını simgelemektedir.



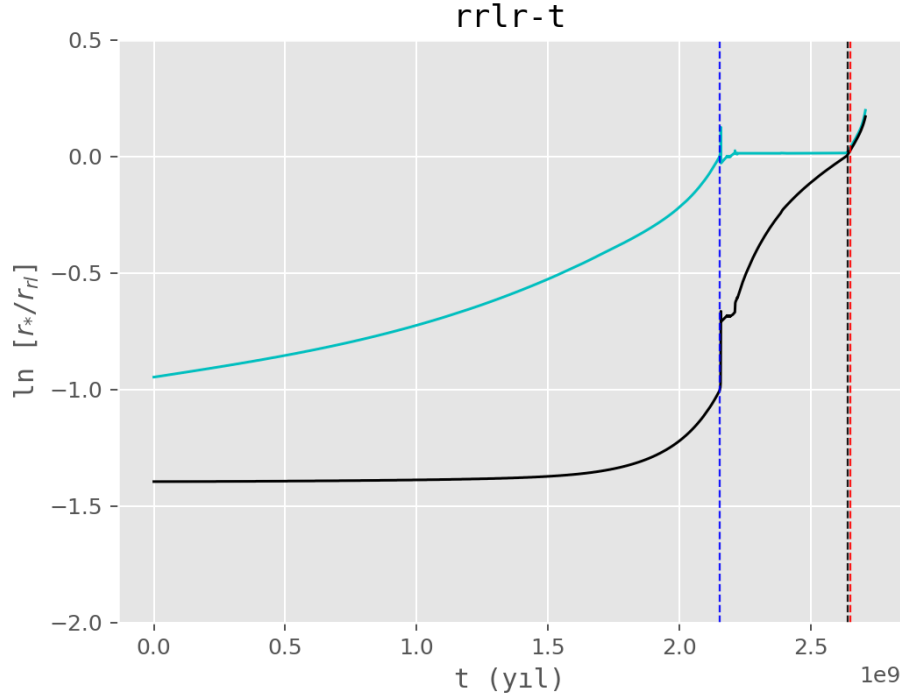
Şekil 17. BI CVn sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.

Şekil 17’de yörünge dönemi – zaman düzleminde sistemin teorik yörünge döneminin zamana göre değişimi görülmektedir. Siyah kesikli yatay çizgi modellenen sistemin gözlemsel değerini göstermektedir. Dikey mavi kesikli çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin Roche şişimini doldurduğu zamanı göstermektedir. Dikey siyah kesikli çizgi her iki bileşenin de Roche şişimini doldurup sistemin degen olduğu zamanı göstermektedir. Kesikli kırmızı çizgi sistemin modelde öngörülen yaşını simgelemektedir. Değen evreden sonra 2,65 milyar yıl civarında teorik eğri ile gözlemsel eğri çakışmaktadır.



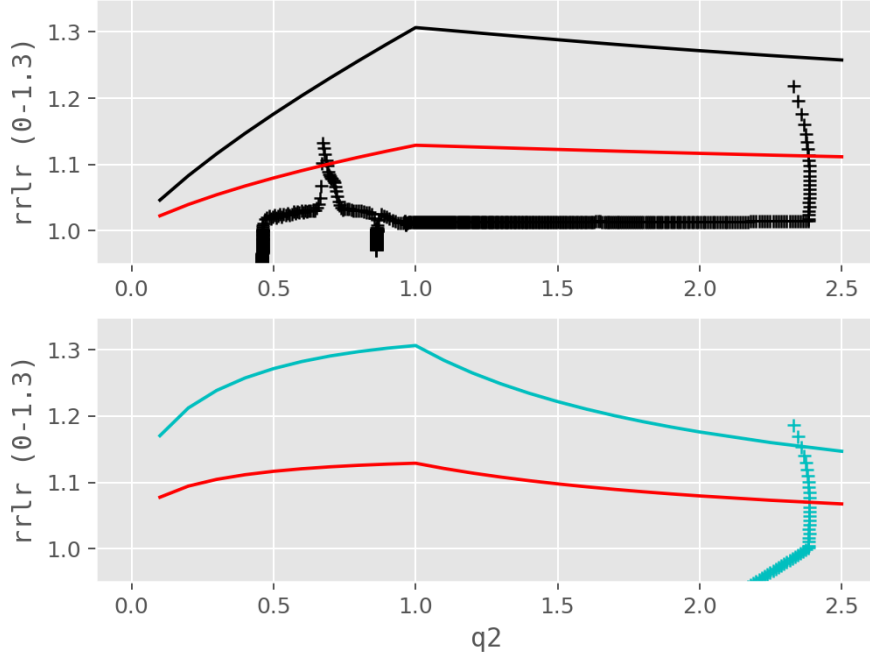
Şekil 18. BI CVn sistemi için H-R diyagramı.

Şekil 18'de HR diyagramında sistemin durumu gösterilmiştir. Siyah nokta büyük kütleli bileşeni, içi boş nokta küçük kütleli bileşeni göstermektedir. Siyah ve turkuaz sürekli çizgiler modelin büyük ve küçük kütleli bileşen için ürettiği evrim yollarıdır. Turkuaz SD etiketli konumda başlangıçta büyük kütleli bileşen Roche şişimini doldurur. Turkuaz ve siyah C etikeli konumlarda bileşenler degen evreye ulaşmıştır. Sistem degen evreye ulaştığında enerji aktarımıyla ısıtma paylaşılır bileşenlerin sıcaklıkları birbirine yaklaşır. Böylece grafikte keskin dönüşler olur.



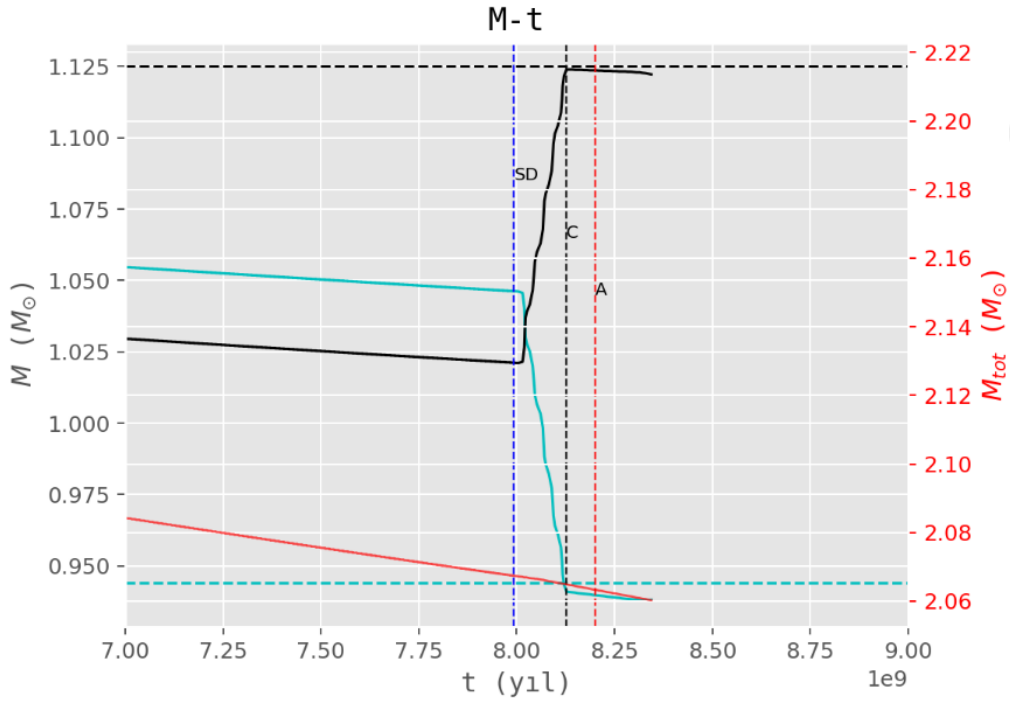
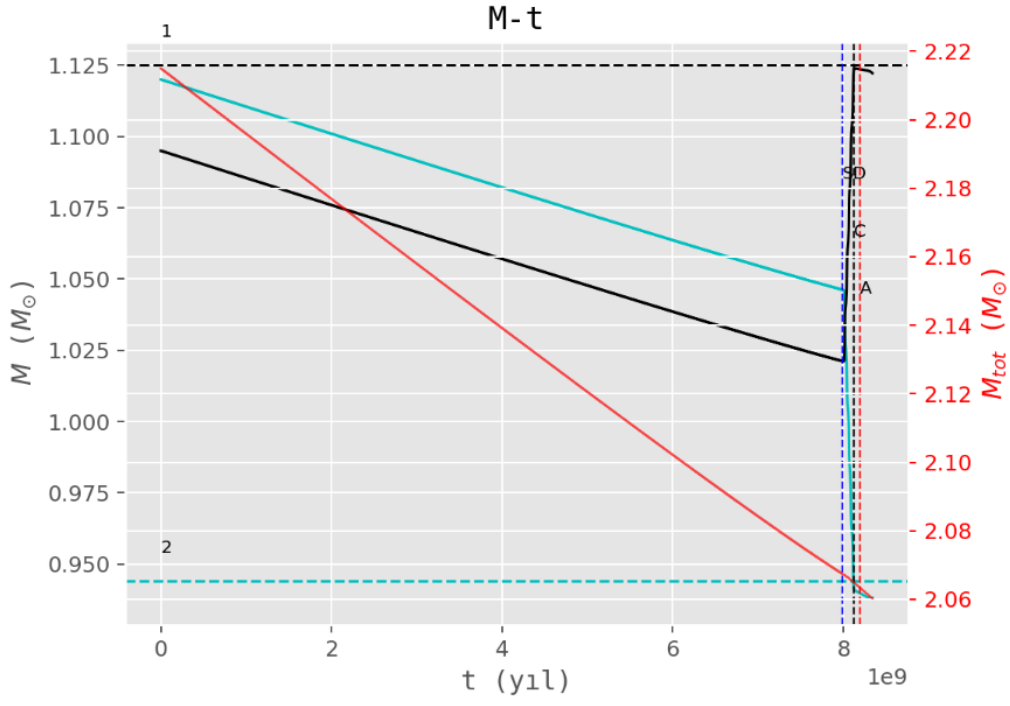
Şekil 19. BI CVn sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

Şekil 19'da görelî yarıçaplar – zaman düzleminde, bileşenlerin yarıçaplarının, Roche şişim yarıçaplarına oranının e tabanında logaritmasının zamana göre değişimi gösterilmiştir. Turkuaz sürekli çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin, siyah çizgi ise küçük kütleli bileşenin görelî yarıçaplarını temsil etmektedir. Bu grafik sayesinde sistemin ayırık, yarı-ayırık ve değen evrede olup olmadığı görülmektedir. Önceki grafiklere benzer şekilde, dikey mavi kesikli çizgi başlangıçta büyük kütleli bileşenin Roche şişimini doldurduğu zamanı, dikey siyah kesikli çizgi her iki bileşenin de Roche şişimini doldurup sistemin değen olduğu zamanını, kesikli kırmızı çizgi sistemin modelde öngörülen yaşını simgelemektedir. Sistemin dinamik olarak değen durumda olabilmesi için değen evreden sonra görelî yarıçapların her iki bileşen için yaklaşık olarak benzer hareket etmeleri gerekmektedir. Bu nedenle turkuaz ve siyah sürekli çizgiler değen evreden sonra birbirlerine yakın olmalıdır.

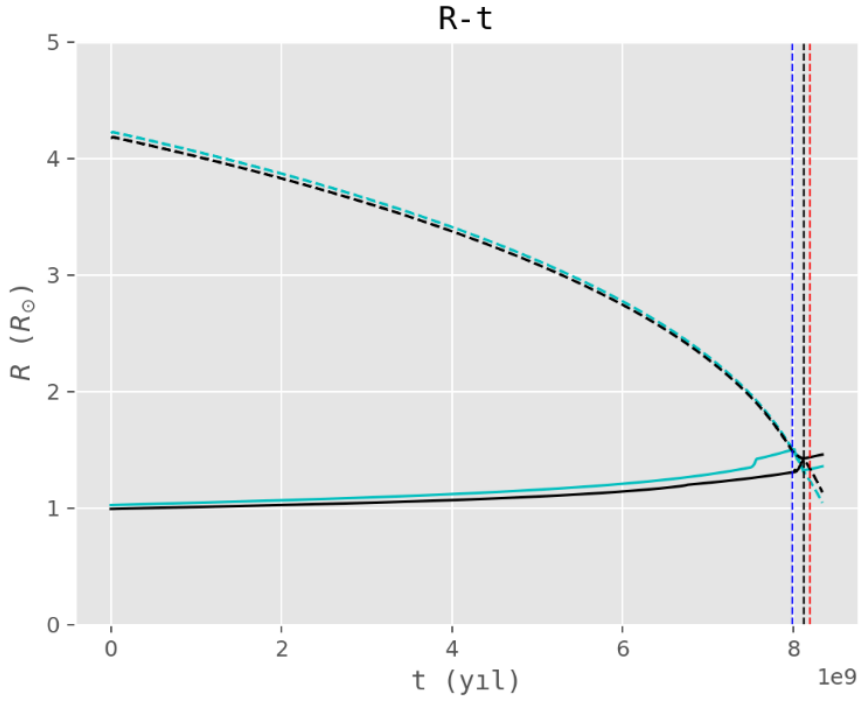


Şekil 20. BI CVn sistemi için görel yarıçaplar ve q_2 oranı.

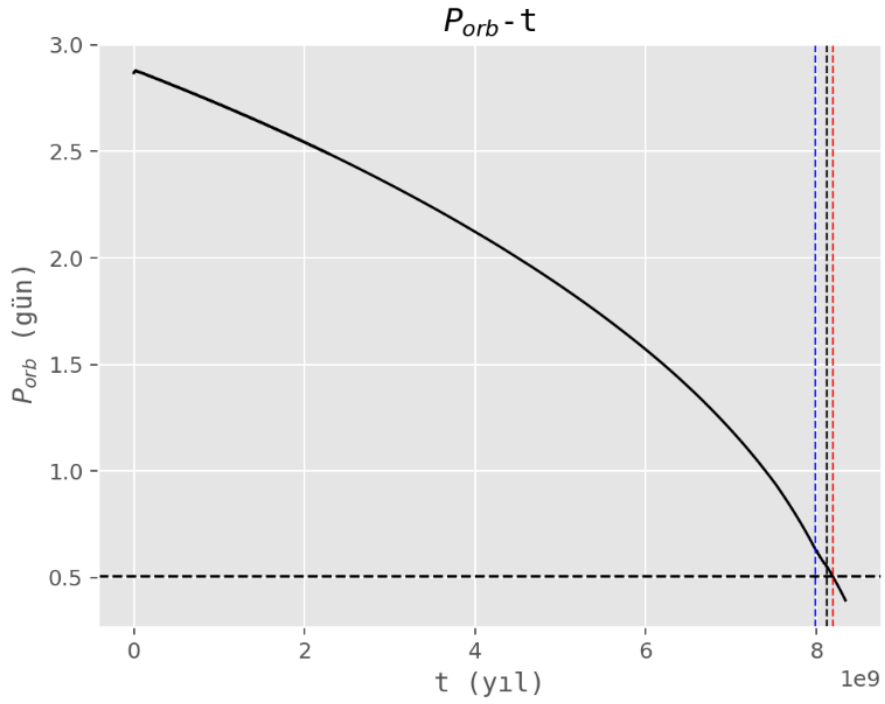
Şekil 20'de görel yarıçaplar ve q_2 grafiklerinde bileşenlerin yarıçaplarının Roche yarıçaplarına oranının q_2 'ye göre değişimi gösterilmektedir. Üstteki şekilde + işaretli siyah çizgi birinci bileşenin, alttaki şekilde + turkuaz işaretli çizgi ikinci bileşenin görel yarıçaplarını göstermektedir. Siyah sürekli çizgi birinci bileşen için dış Roche şişimini, alttaki şekilde turkuaz sürekli çizgi ikinci bileşen için dış Roche şişimini doldurmayı göstermektedir. Şekillerde kırmızı sürekli çizgi doldurma faktörünün %50 olduğu sınırdır. Bu diyagramdan yararlanarak kütle aktarımının kararlılığı ve sistemin evrim durumu kolaylıkla yorumlanabilir. Şekillerden kütle aktarımının $q_2=0,5$ civarında birinci bileşen tarafından başladığı daha sonra $q_2=2,4$ civarında ikinci bileşenin Roche şişimini doldurduğu ve sistemin degen evreye girdiği anlaşılabilir. İkinci bileşen dış Roche şişimini daha hızlı doldurmaktadır. Bu durumda degen evrede kütle aktarım yönü değişmektedir.



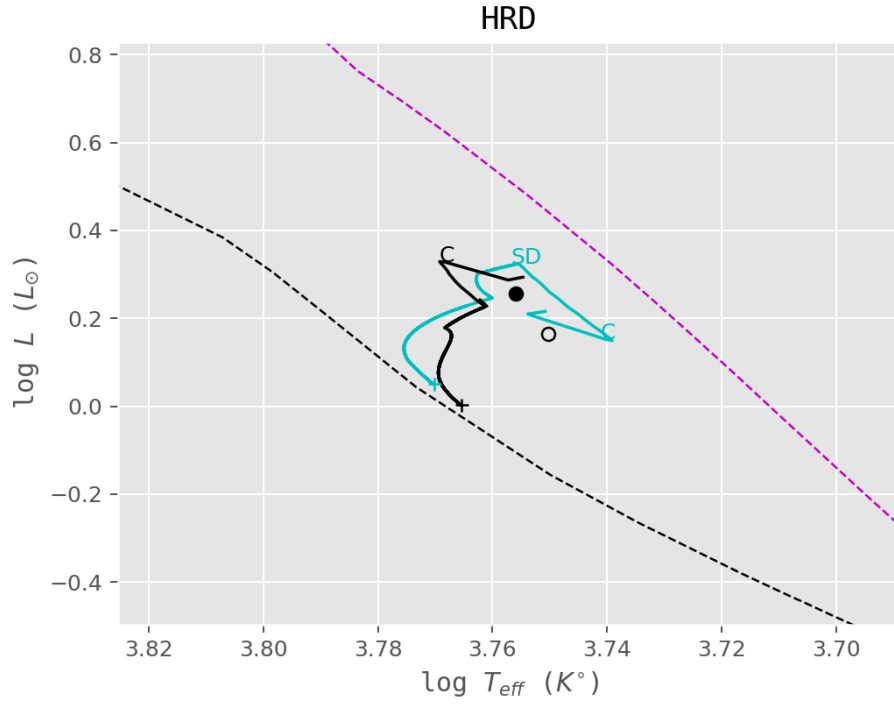
Şekil 22. OO Aql sistemi için kütle – zaman grafikleri.



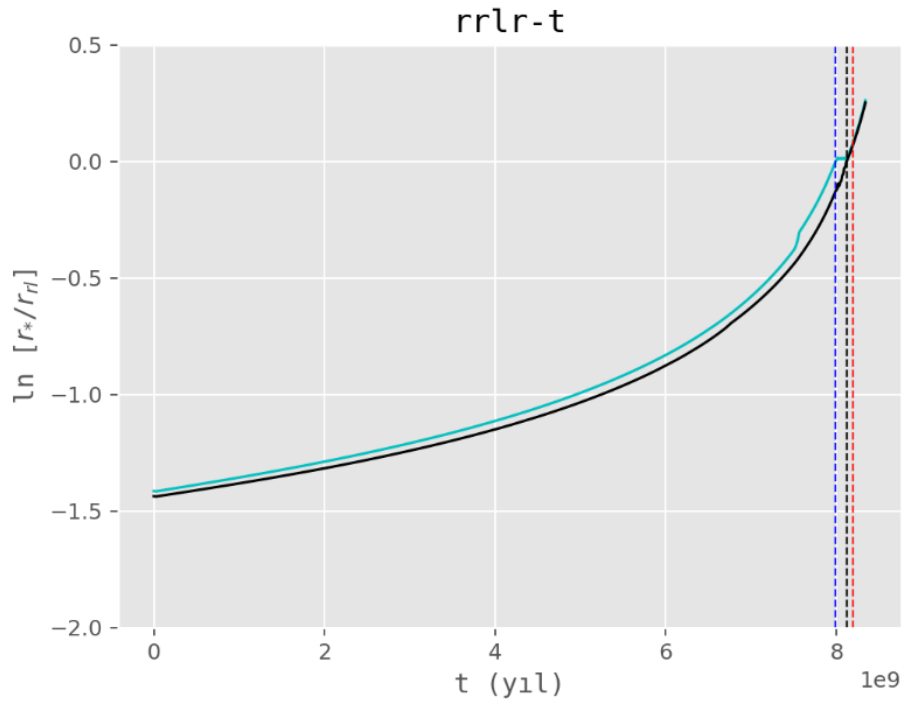
Şekil 23. OO Aql sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



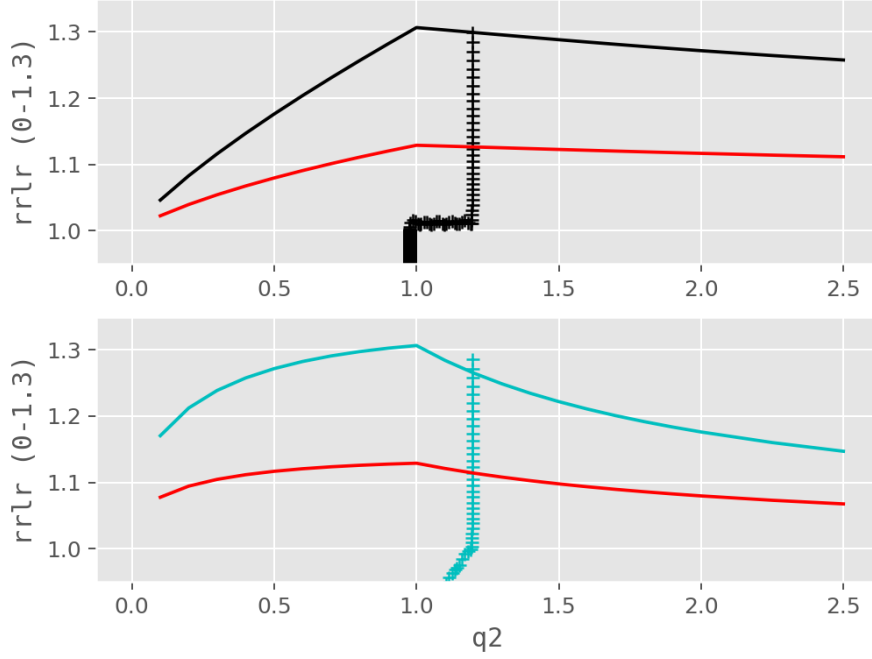
Şekil 24. OO Aql sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 25. OO Aql sistemi için HRD



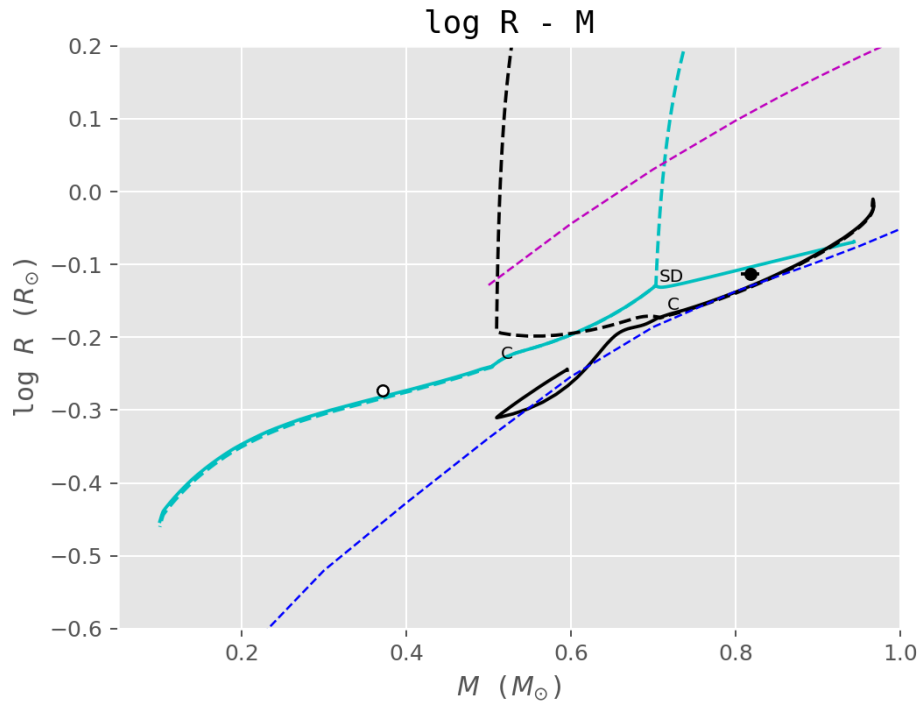
Şekil 26. OO Aql sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



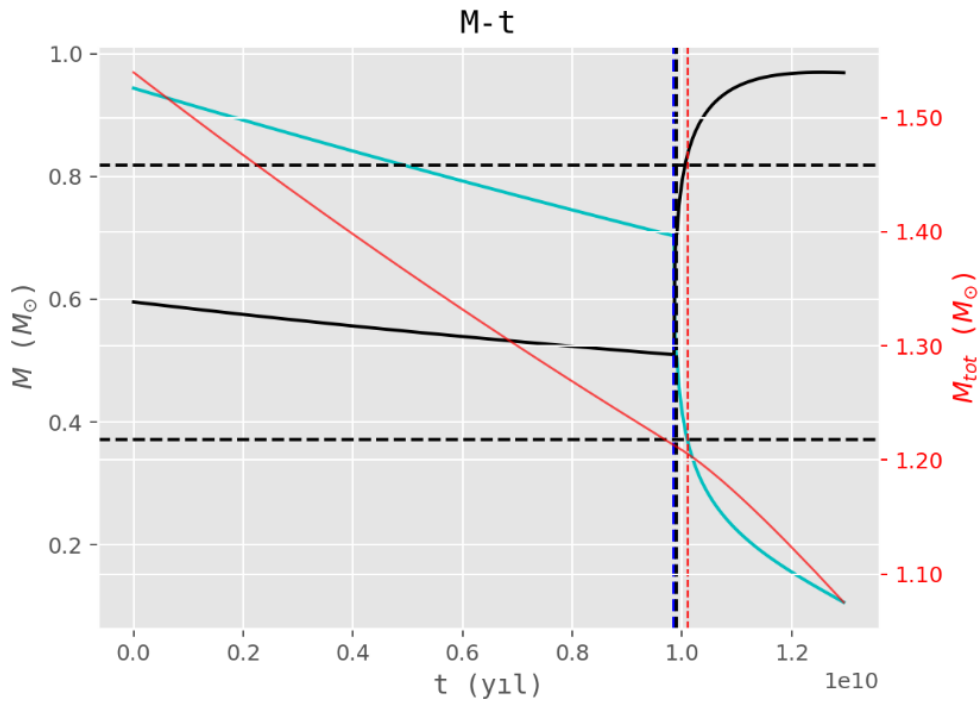
Şekil 27. OO Aql sistemi için göreceli yarıçaplar ve q_2 oranı.

4.1.3. RW Com

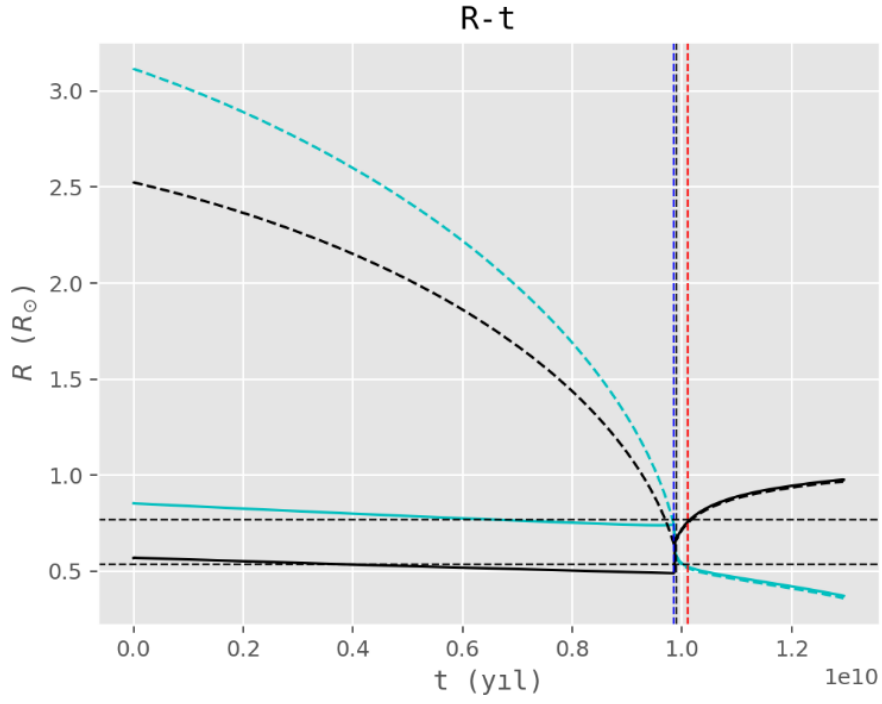
EV-TWIN programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $0,94 + 0,60 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,90$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,010$ olarak alınmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler (cml , chl) $0,5$ olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 28-33'te verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık $9,95$ Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ardından hızlı kütle aktarımıyla kütle oranı tersine dönmüş ve sistem degen hale gelmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak $10,1$ Gyr bulunmuştur. Değen evrede sistemin doldurma parametresi küçük değerlerde sürmektedir. Çiftin birleşme yaşı 13 Gyr'dır. Modelden büyük ve küçük kütleli bileşenleri jirasyon yarıçaplarının kareleri sırasıyla $0,105$ ve $0,12$ bulunmuştur. Bu değerler Denklem 1.29'da kullanılarak $f=0$ ve 1 için kritik kütle oranları bulunur. Böylece kritik kütle oranları $q_c=0,12$ ve $0,14$ bulunur. Bu değerler sistemin şimdiki kütle oranı $0,45$ 'ten oldukça küçüktür. Modelin başlangıcından ilk Roche şişim taşmasına kadar geçen sürede, Denklem 2.21 ile hesaplanan sistemin dinamik parametresi $2,94$ bulunmuştur.



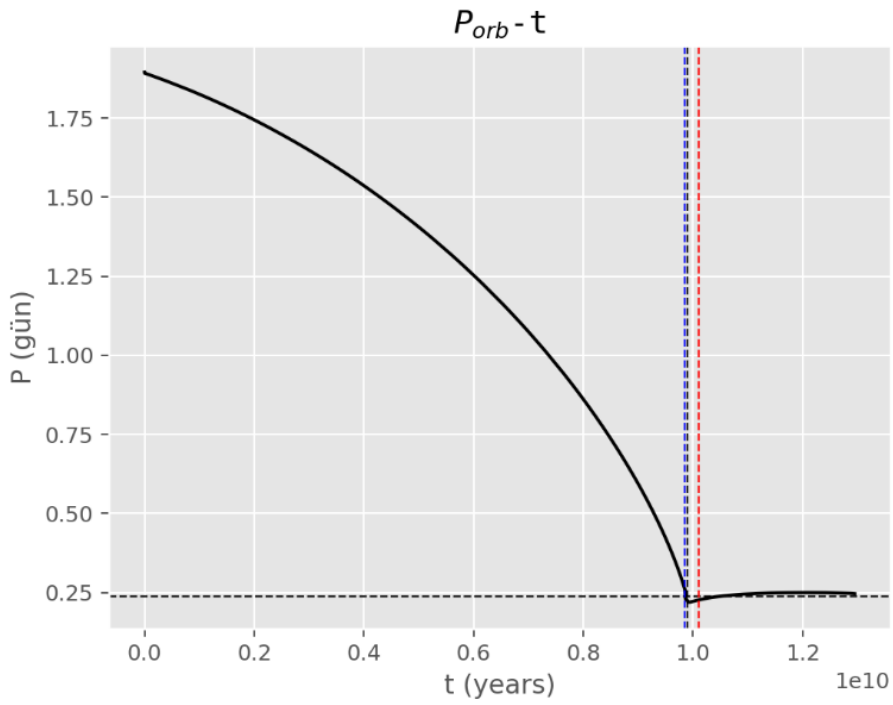
Şekil 28. RW Com sistemi için log R – M grafiği.



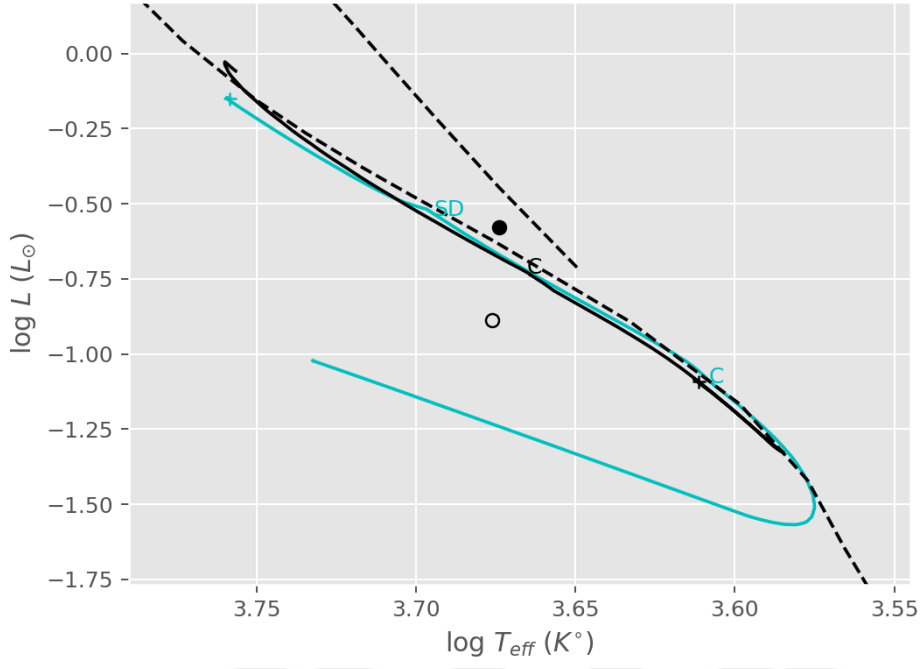
Şekil 29. RW Com sistemi için kütle – zaman grafiği



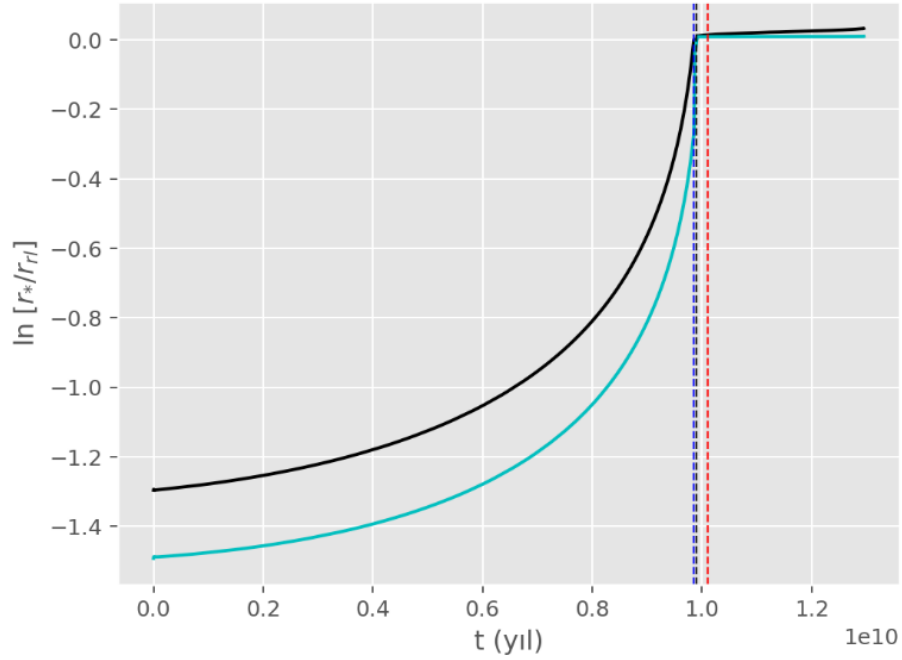
Şekil 30. RW Com sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 31. RW Com sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



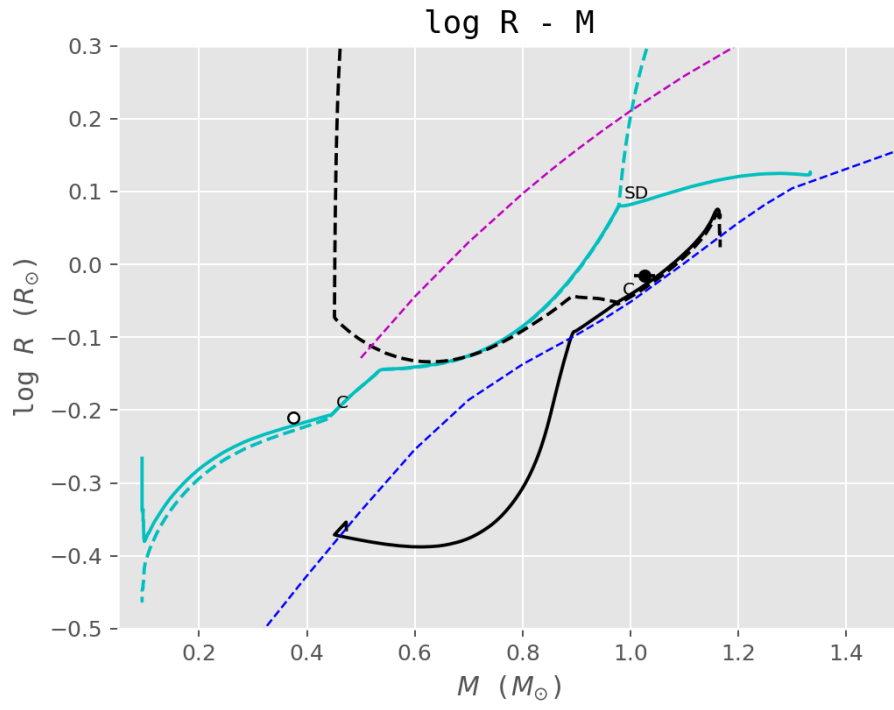
Şekil 32. RW Com sistemi için HRD.



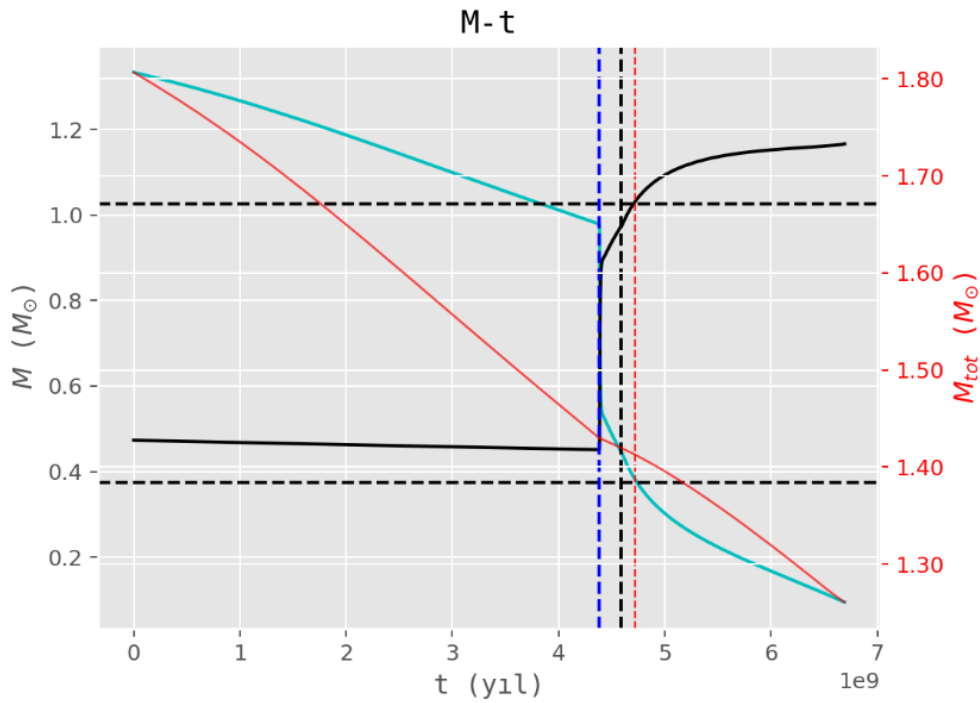
Şekil 33. RW Com sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

4.1.4. VW Cep

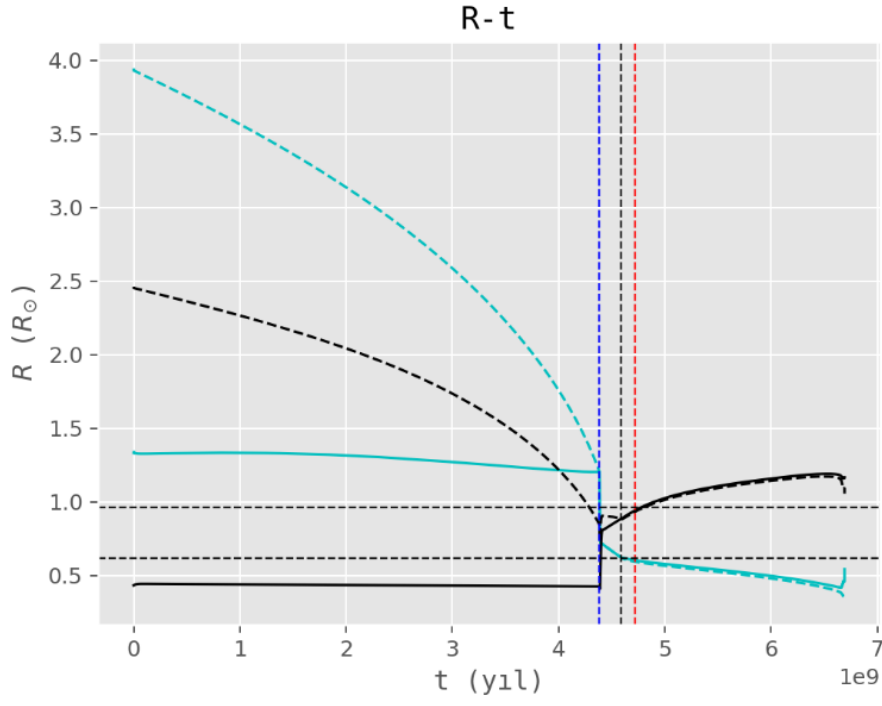
Sistem EV-TWIN programıyla modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,33 + 0,47 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 2,00$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,020$ olarak kullanılmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler (cml, chl) 0,5 ve 1,0 olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri *Şekil 34-39'da* verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 4,2 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayrık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve 4,61 Gyr yaşında sistem degen evreye ulaşmıştır. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 4,72 Gyr bulunmuştur. Değen evrede sistemin doldurma parametresi küçük değerlerde sürmektedir. Sistemin birleşme yaşı 6,70 Gyr'dır. Modelden büyük ve küçük kütleli bileşenlerin jirasyon yarıçaplarının kareleri sırasıyla 0,09 ve 0,08 bulunmuştur. Bu değerler kullanılarak VW Cep sisteminde $f=0$ ve 1 değerleri için kritik kütle oranları $q_c=0,10$ ve 0,12 bulunur. Bu değerler sistemin şimdiki kütle oranı 0,366'dan oldukça küçüktür. Modelin başlangıcından ilk Roche şişim taşmasına kadar geçen sürede Denklem 2.21 ile hesaplanan sistemin dinamik parametresi 2,55 bulunmuştur.



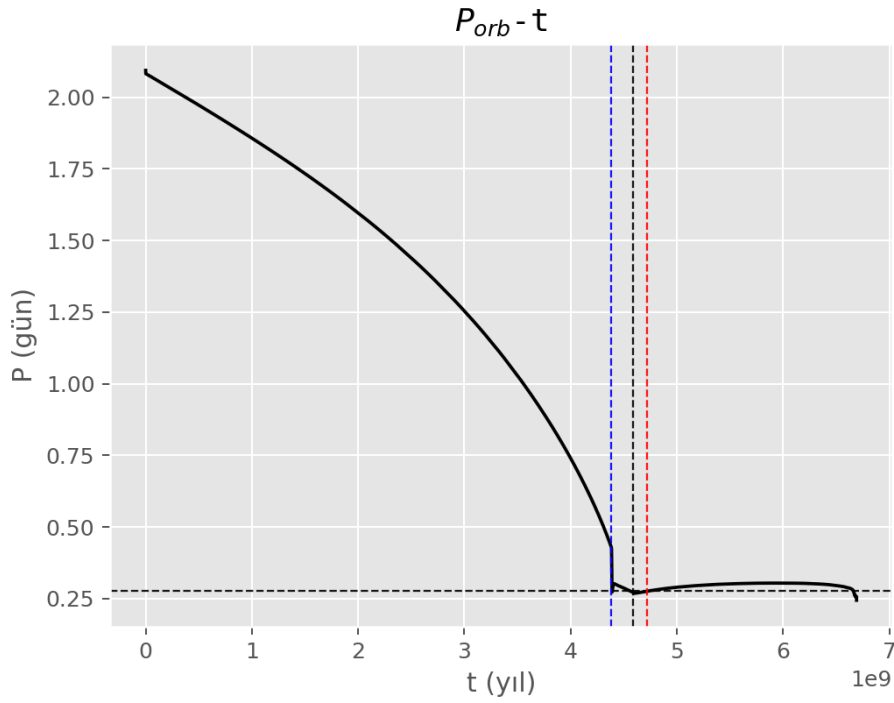
Şekil 34. VW Cep sistemi için log R – M grafiği.



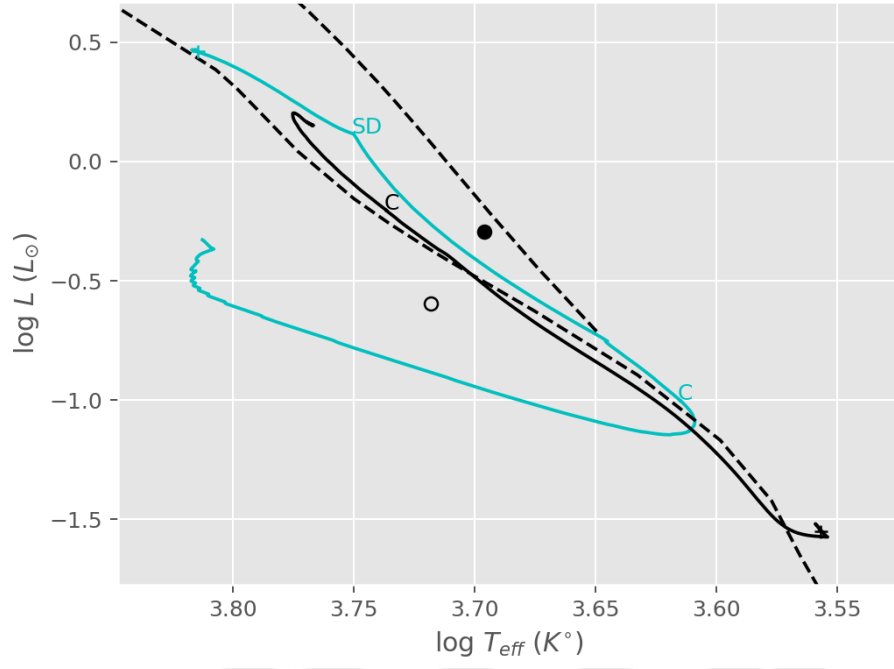
Şekil 35. VW Cep sistemi için kütle – zaman grafiği



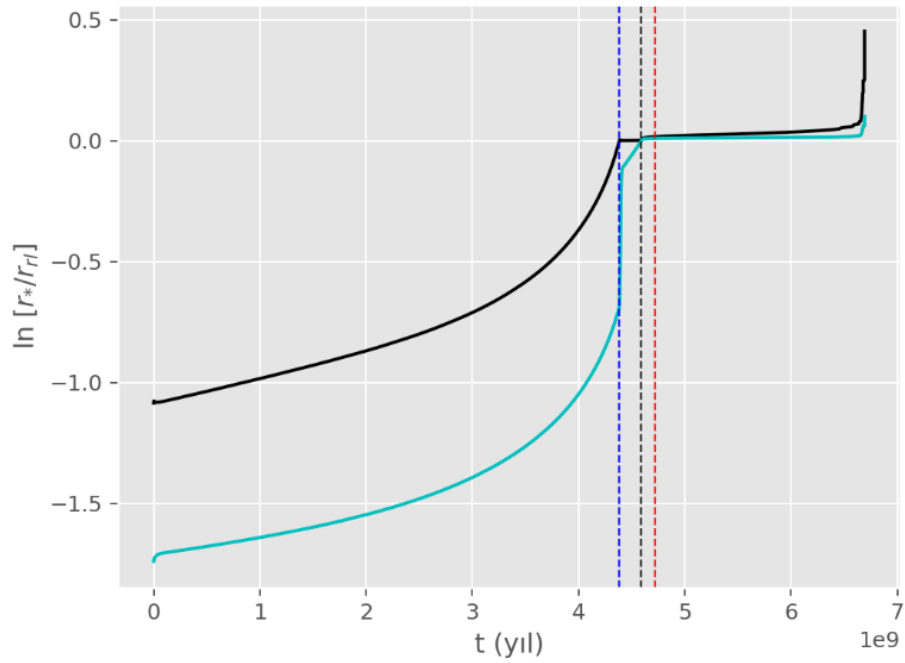
Şekil 36. VW Cep sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 37. VW Cep sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



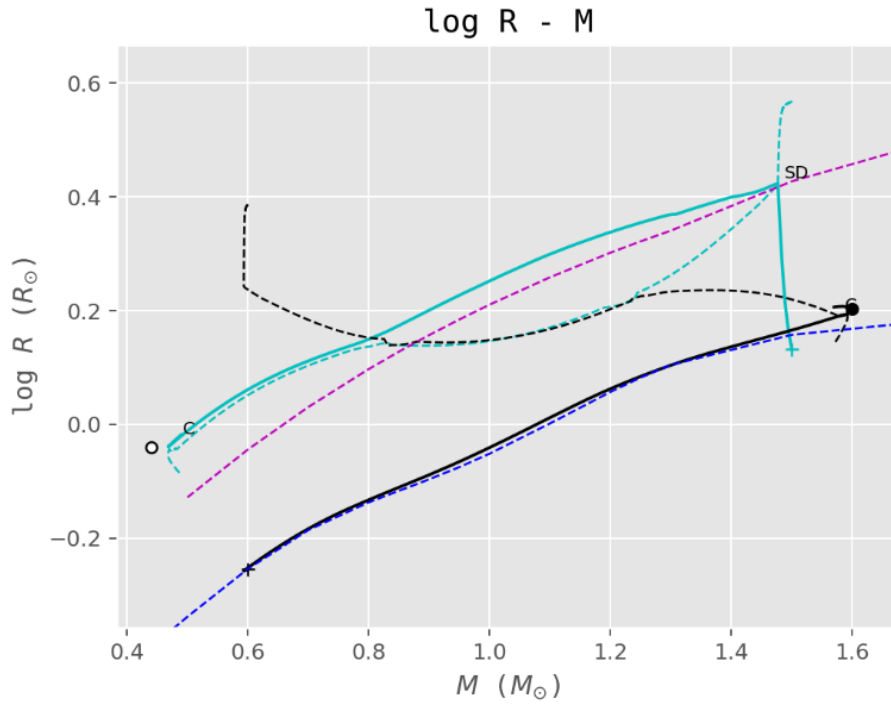
Şekil 38. VW Cep sistemi için HRD.



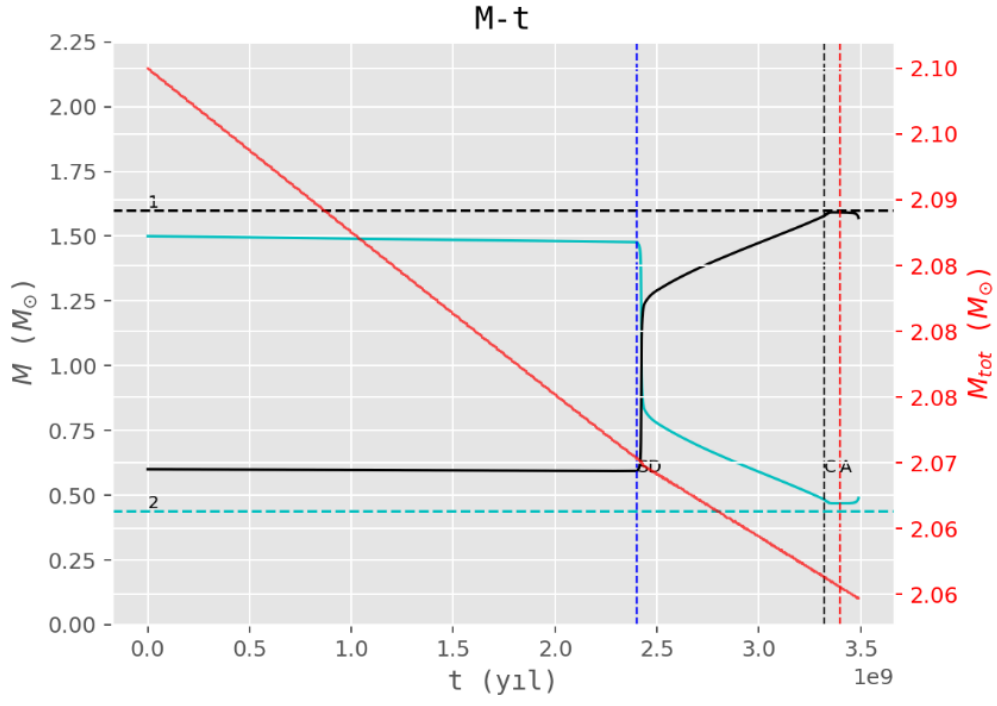
Şekil 39. VW Cep sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

4.1.5. EZ Hya

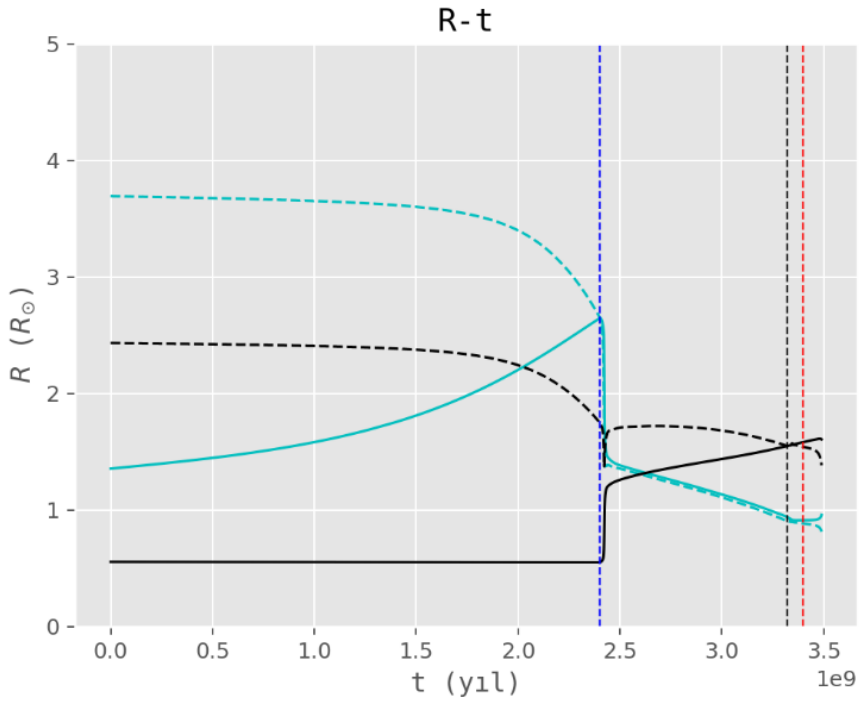
BSE programıyla modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,50 + 0,60 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,82$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,010$ olarak alınmıştır. BSE kodunun orijinal kütle aktarım şablonu kullanılarak modellenmiştir. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülü ve manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 40-46'da verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 2,4 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayrık evreye girmiştir. Bu evrenin başında kütle aktarımı sonucu sistemin kütle oranı tersine dönmüştür. 3,3 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 3,4 Gyr bulunmuştur. Sistemin birleşme yaşı 3,5 Gyr'dır.



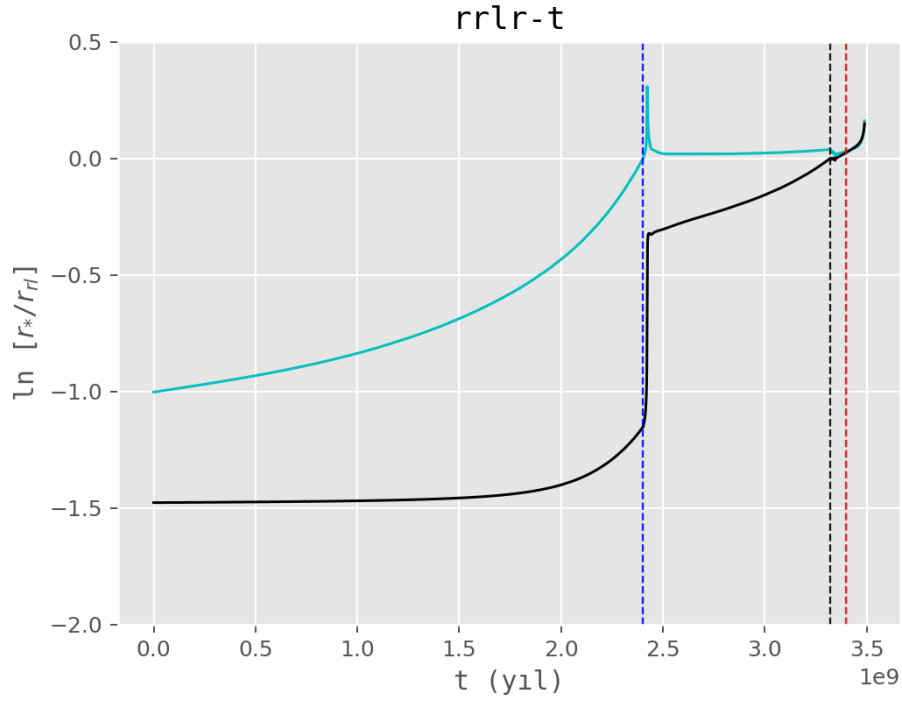
Şekil 40. EZ Hya sistemi log R – M grafiği.



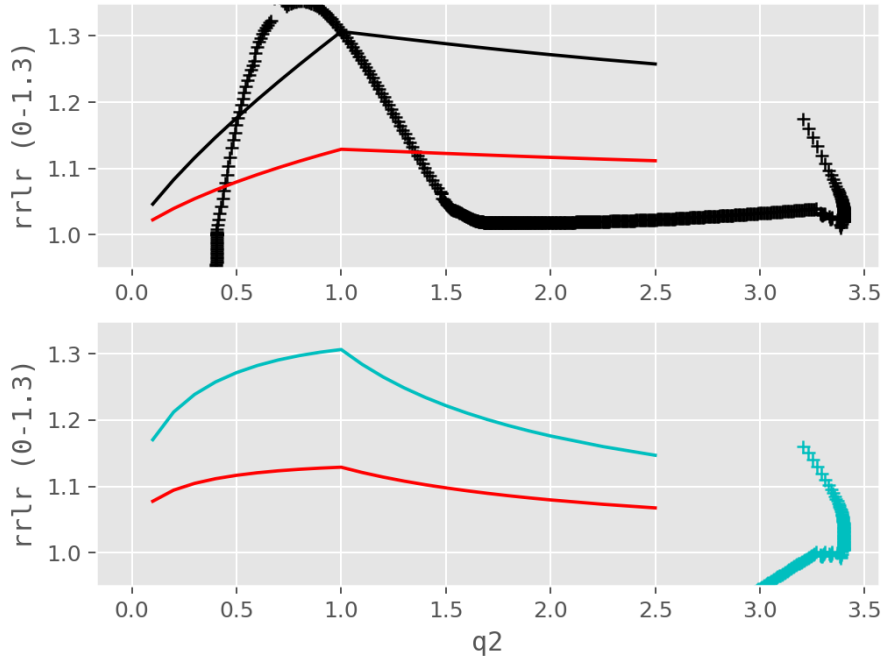
Şekil 41. EZ Hya sistemi için kütle – zaman grafiği.



Şekil 42. EZ Hya sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



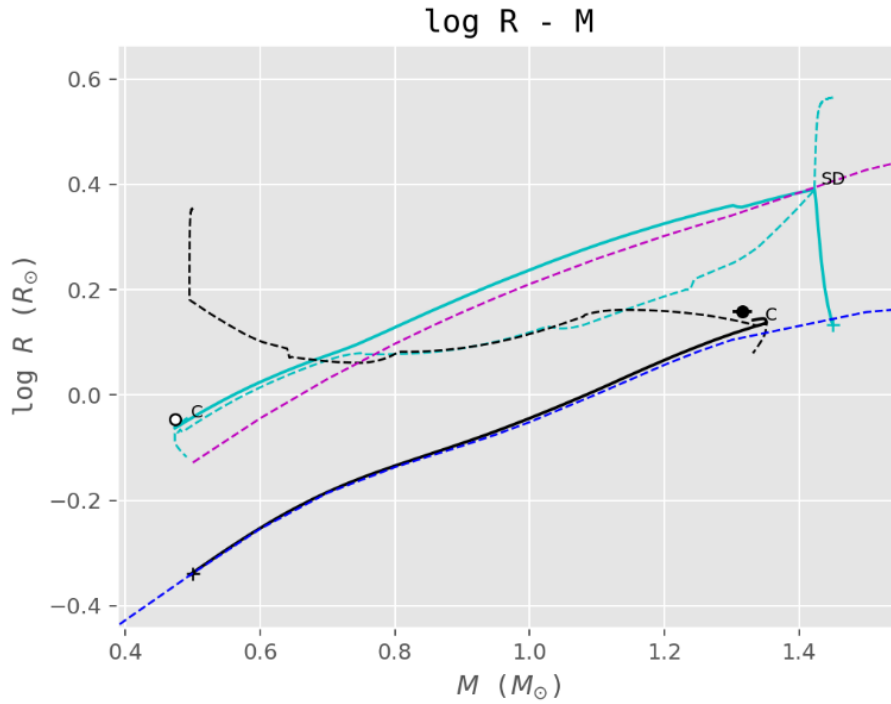
Şekil 45. EZ Hya sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



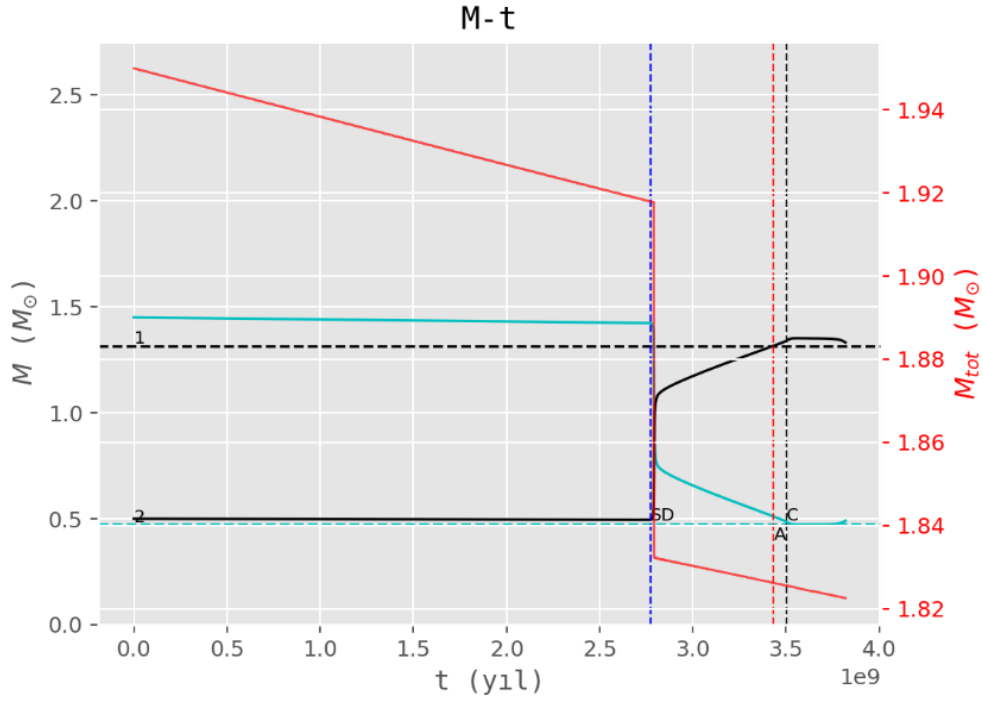
Şekil 46. EZ Hya sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.

4.1.6. CN And

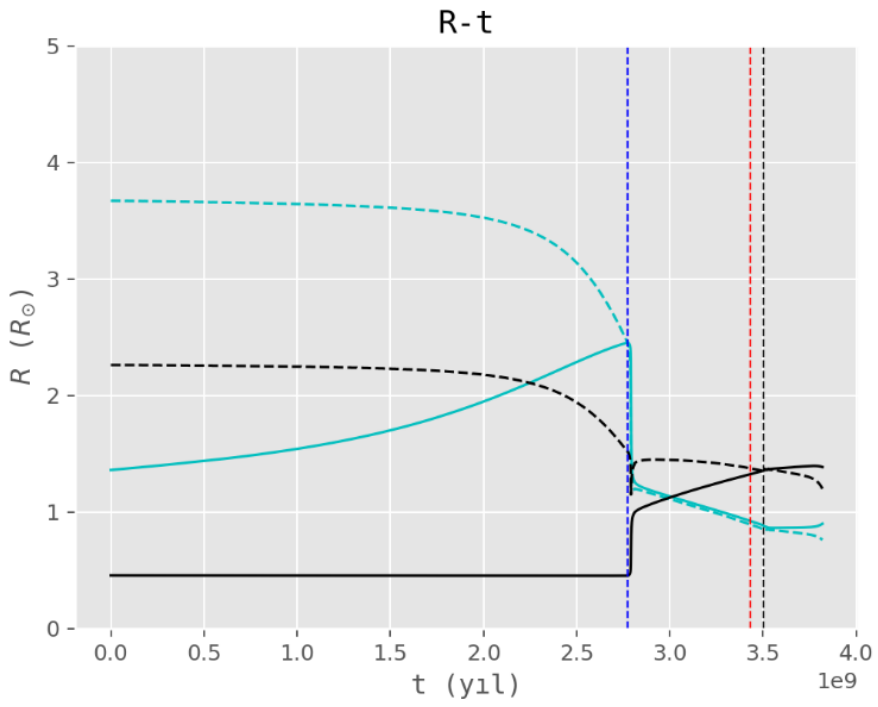
BSE programıyla modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,45 + 0,50 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,79$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,012$ olarak alınmıştır. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kayıp formülü ve manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Yarı ayırık evrede orjial değen evrede Stępień ve Kiraga (2015)'nin önerdiği kütle aktarım şablonu kullanılmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 47-53'te verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 2,75 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Bu evrenin başında kütle aktarımı sonucu sistemin kütle oranı tersine dönmüştür. 3,5 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Sistem değmeye yakın evrededir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 3,44 Gyr bulunmuştur. Sistemin birleşme yaşı 3,5 Gyr'dır.



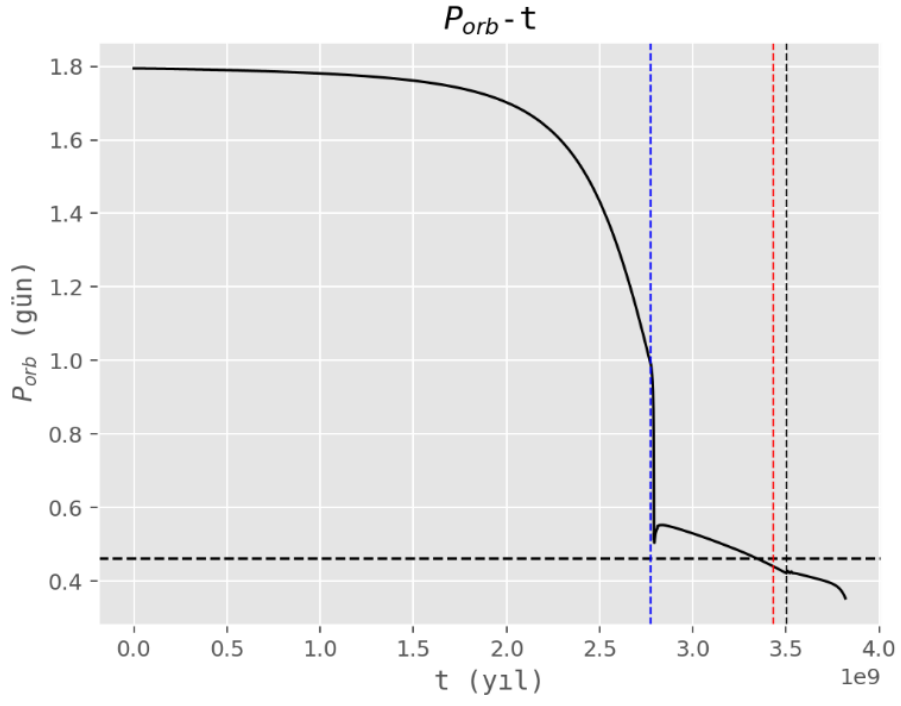
Şekil 47. CN And sistemi için log R – M grafiği.



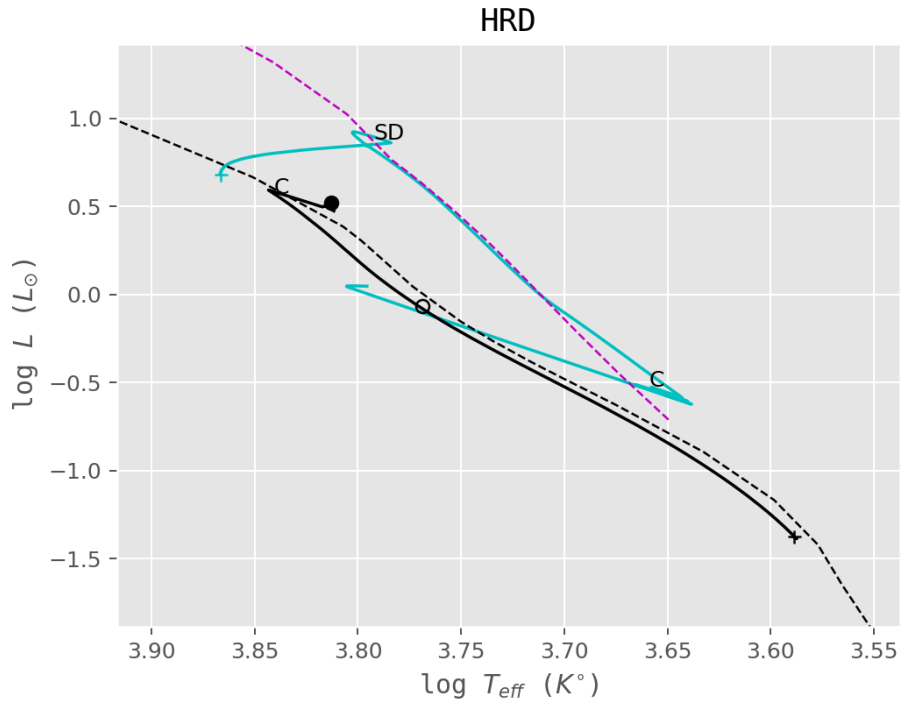
Şekil 48. CN And sistemi için kütle – zaman grafiği.



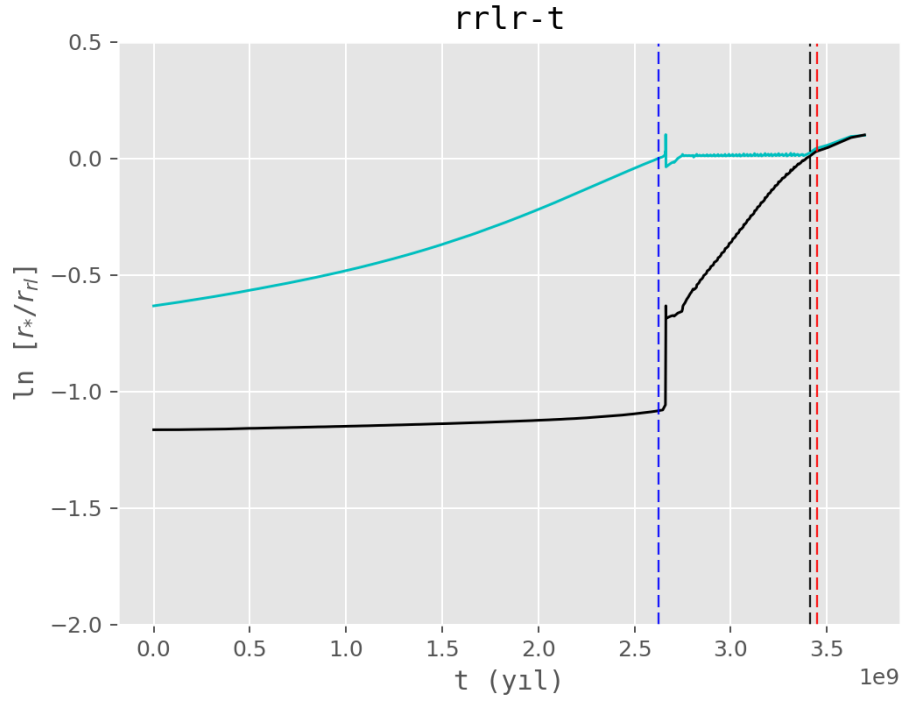
Şekil 49. CN And sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



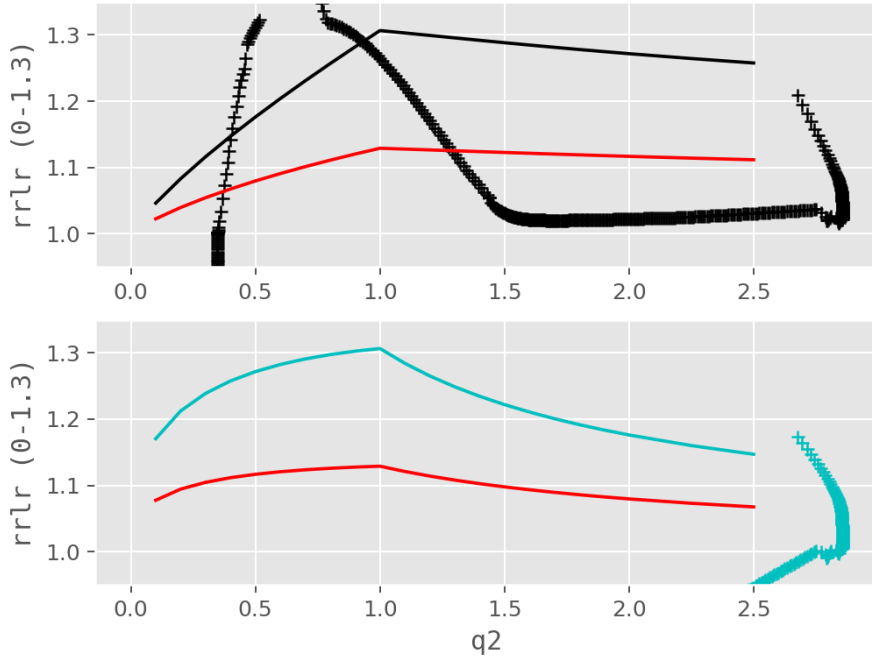
Şekil 50. CN And sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 51. CN And için HRD.



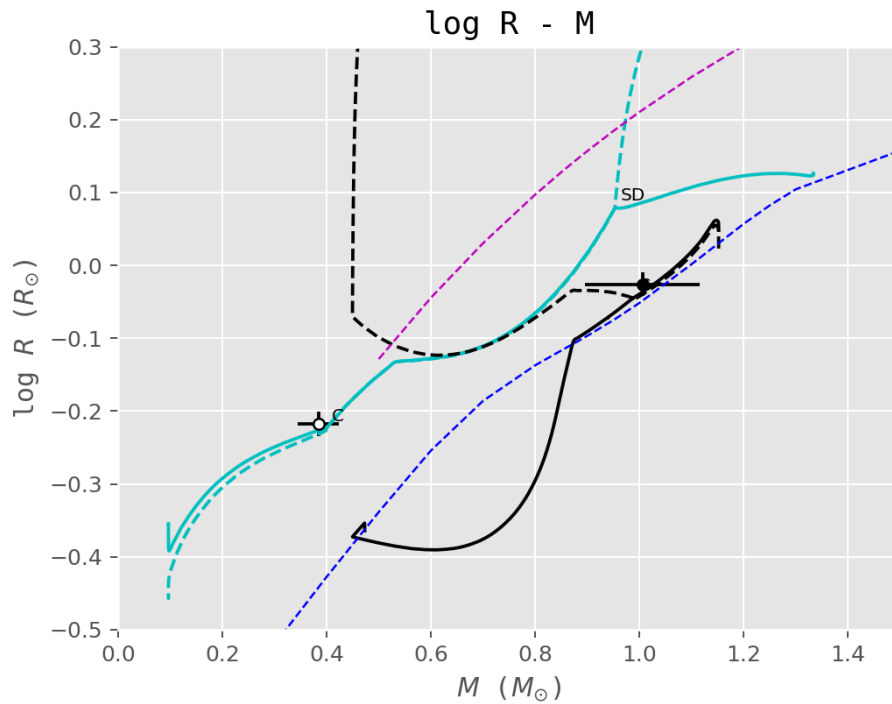
Şekil 52. CN And sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



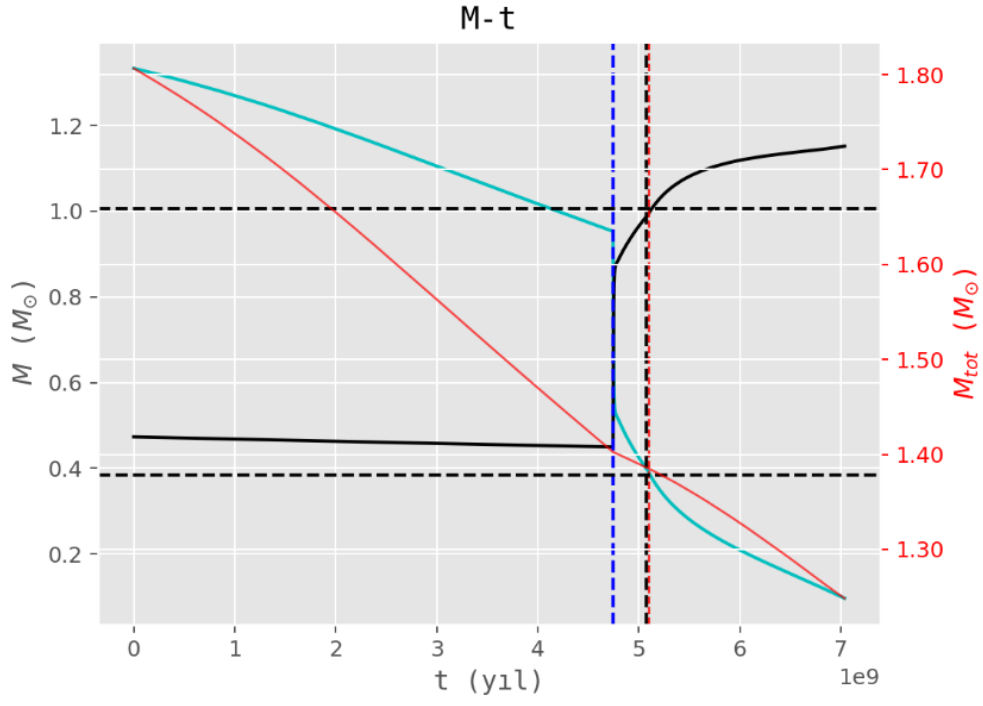
Şekil 53. CN And sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.

4.1.7. BX Peg

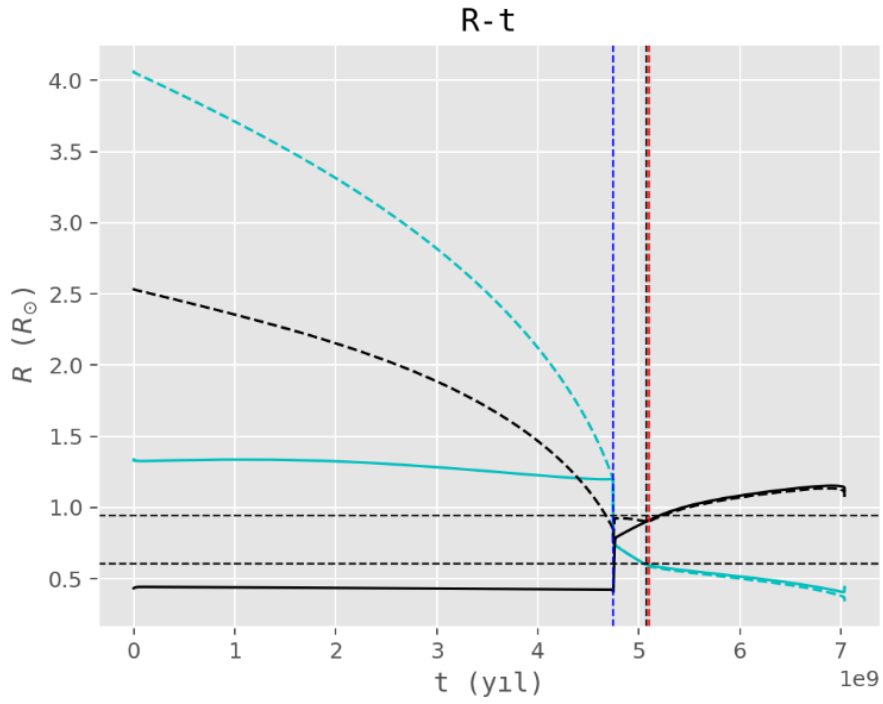
EV-TWIN programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,33 + 0,47 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 2,20$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,020$ olarak alınmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler $c_{ml} 0,5$ ve $chl 1,0$ olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 54-59'da verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 4,75 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayrıık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve 5,07 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 5,1 Gyr bulunmuştur. Değen evrede sistemin doldurma parametresi küçük değerlerde sürmektedir. Sistemin birleşme yaşı 7 Gyr'dır. Modelden büyük ve küçük kütleli bileşenlerin jirasyon yarıçaplarının kareleri sırasıyla 0,085 ve 0,09 bulunmuştur. Bu değerler kullanılarak BX Peg sisteminde $f=0$ ve 1 değerleri için kritik kütle oranları $q_c=0,10$ ve 0,11 bulunur. Bu değerler sistemin şimdiki kütle oranı 0,38'den oldukça küçüktür. Denklem 2.21 ile hesaplanan sistemin dinamik parametresi 2,45 bulunmuştur.



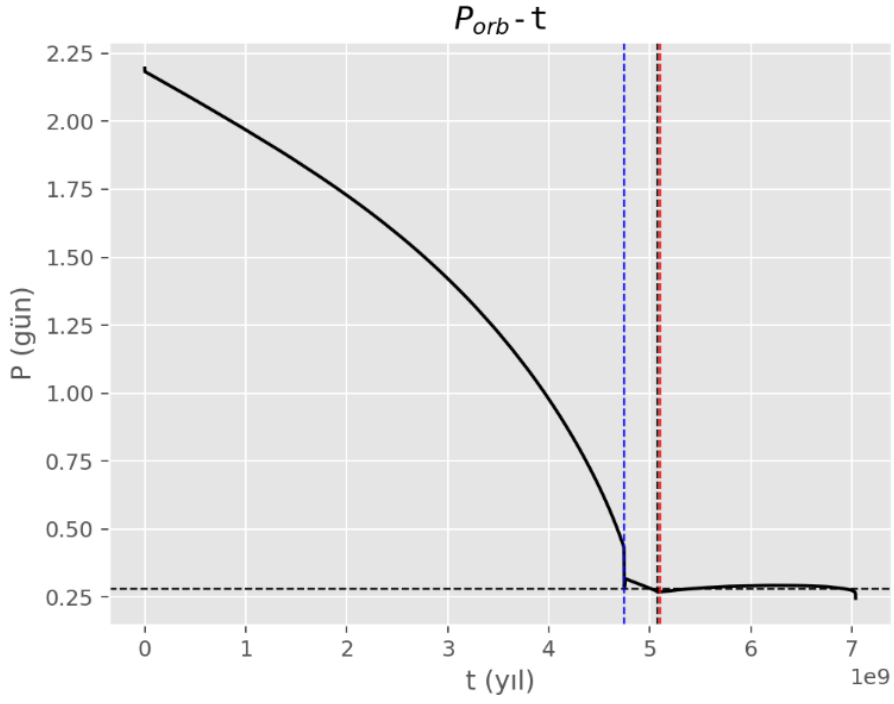
Şekil 54. BX Peg sistemi için $\log R - M$ grafiği.



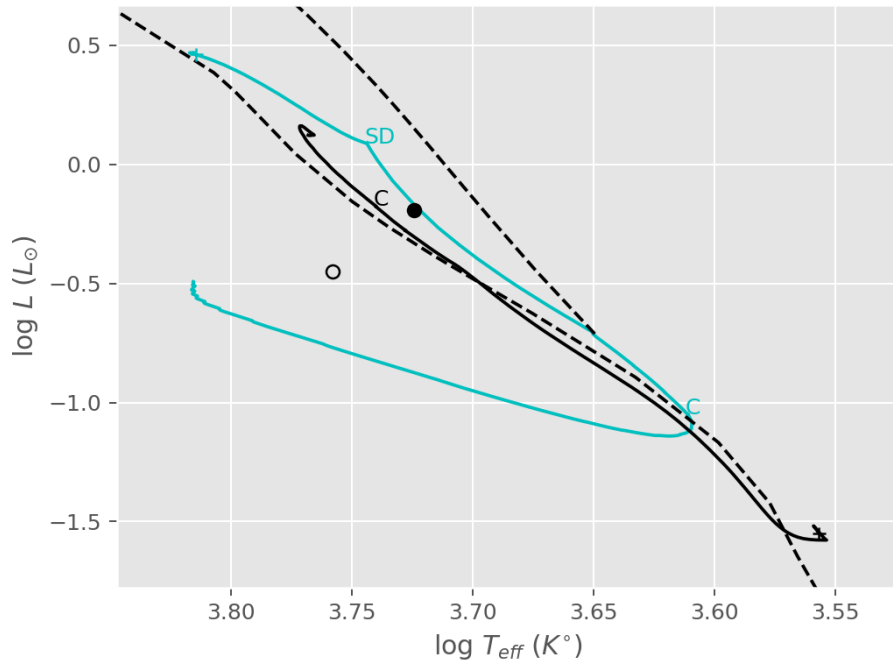
Şekil 55. BX Peg sistemi için kütle – zaman grafiği



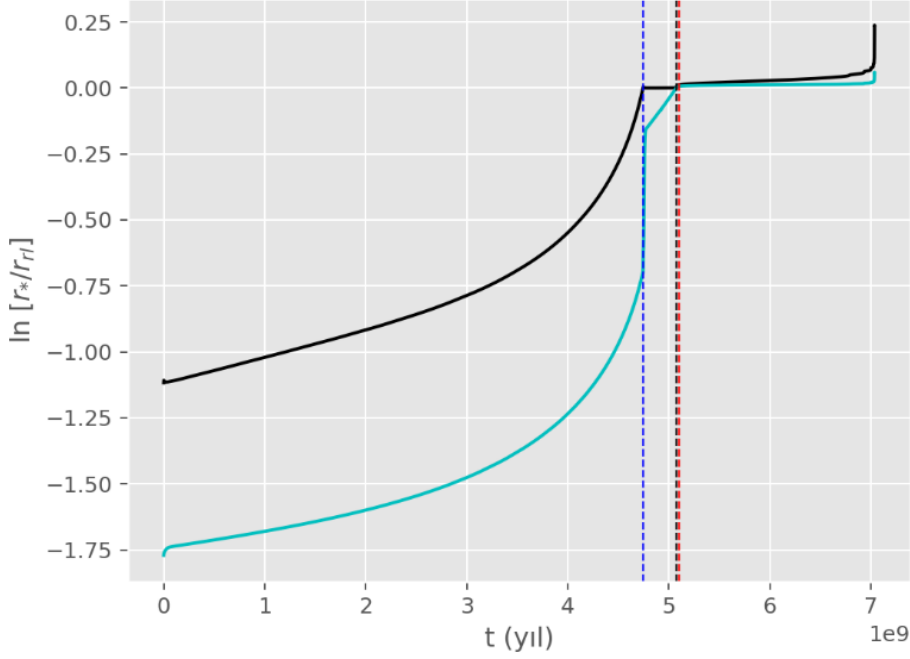
Şekil 56. BX Peg sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 57. BX Peg sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



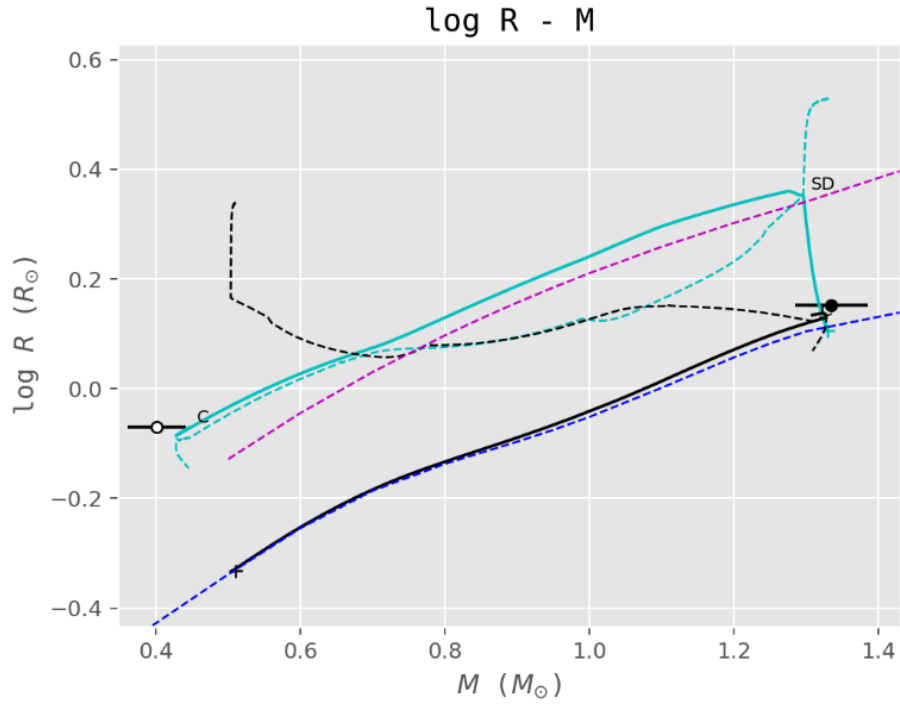
Şekil 58. BX Peg sistemi için HRD.



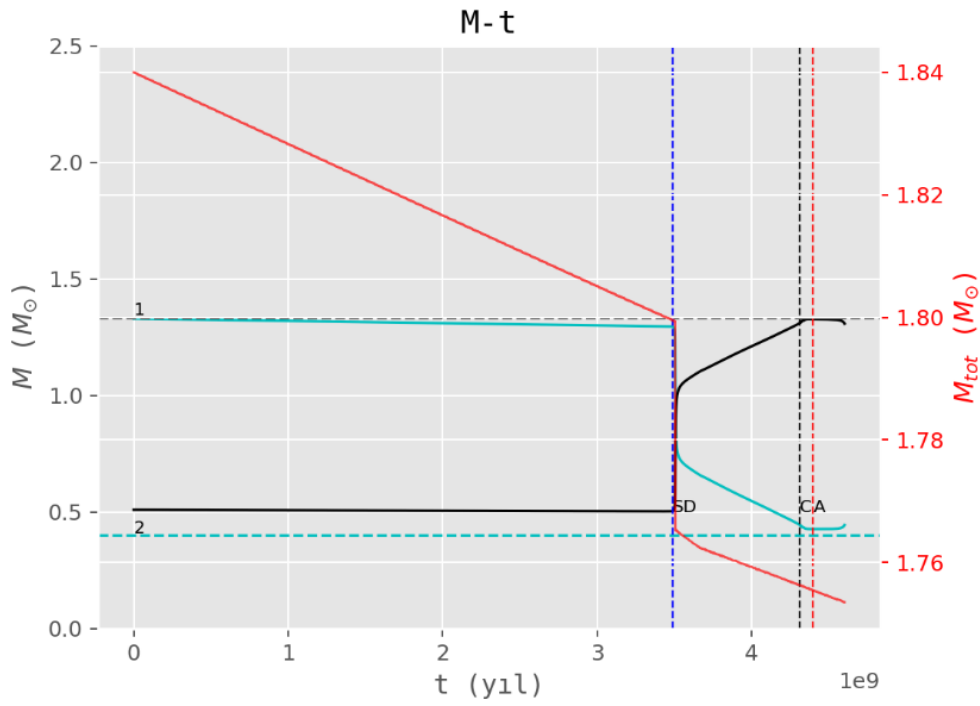
Şekil 59. BX Peg sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

4.1.8. SS Ari

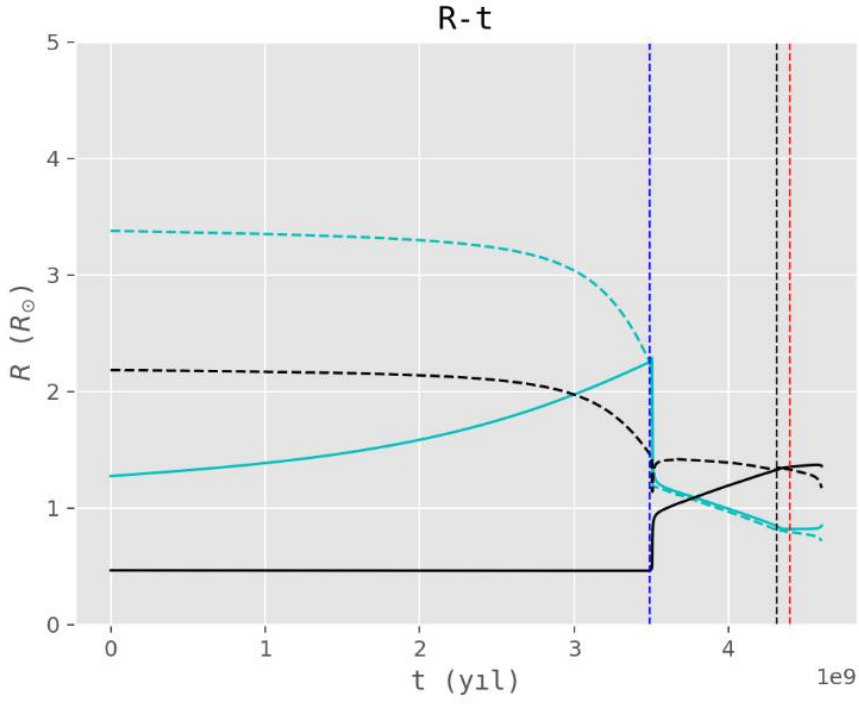
BSE programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1.33 + 0.51 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,68$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,010$ olarak alınmıştır. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülü ve manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 60-66'da verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 3,45 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve 4,3 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Deđen evrede kütle aktarım yönü tersine dönmüştür. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 4,4 milyar yıl (Gyr) bulunmuştur. Sistemin birleşme yaşı 4,60 Gyr'dır.



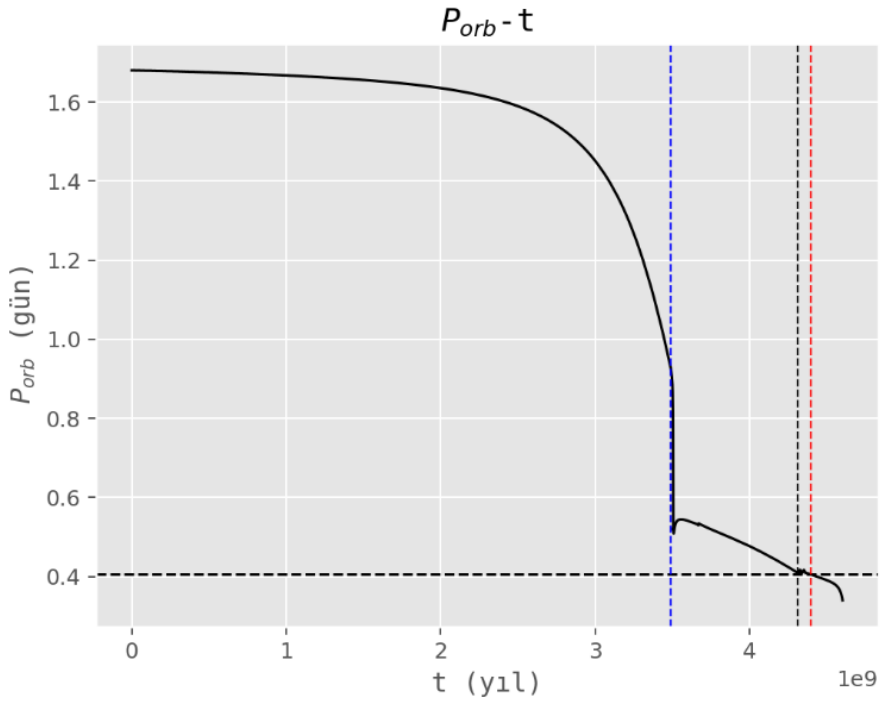
Şekil 60. SS Ari sistemi için log R – M grafiği.



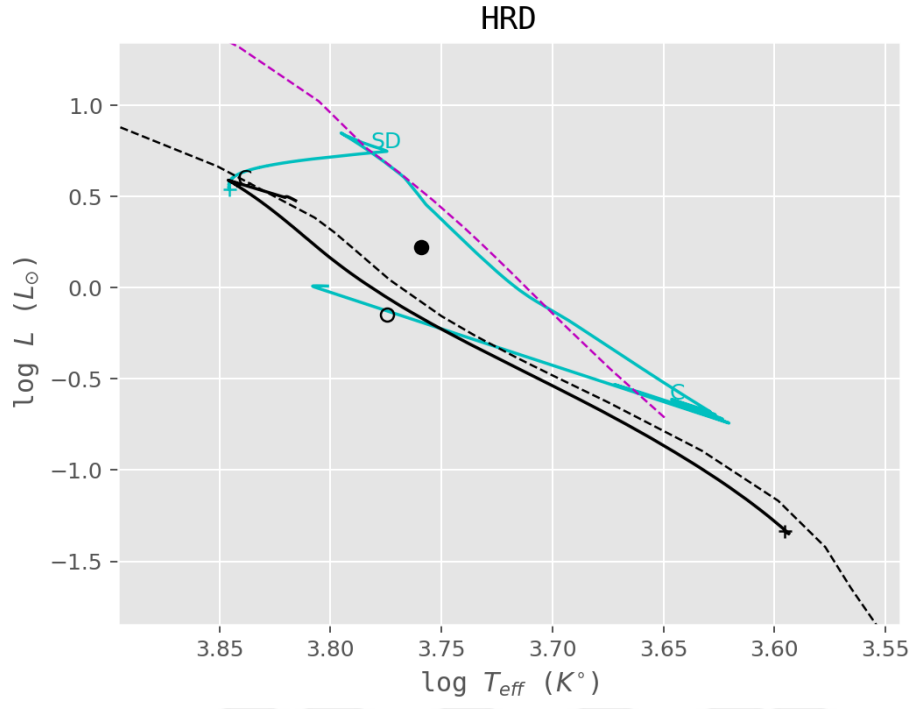
Şekil 61. SS Ari sistemi için kütle – zaman grafiği.



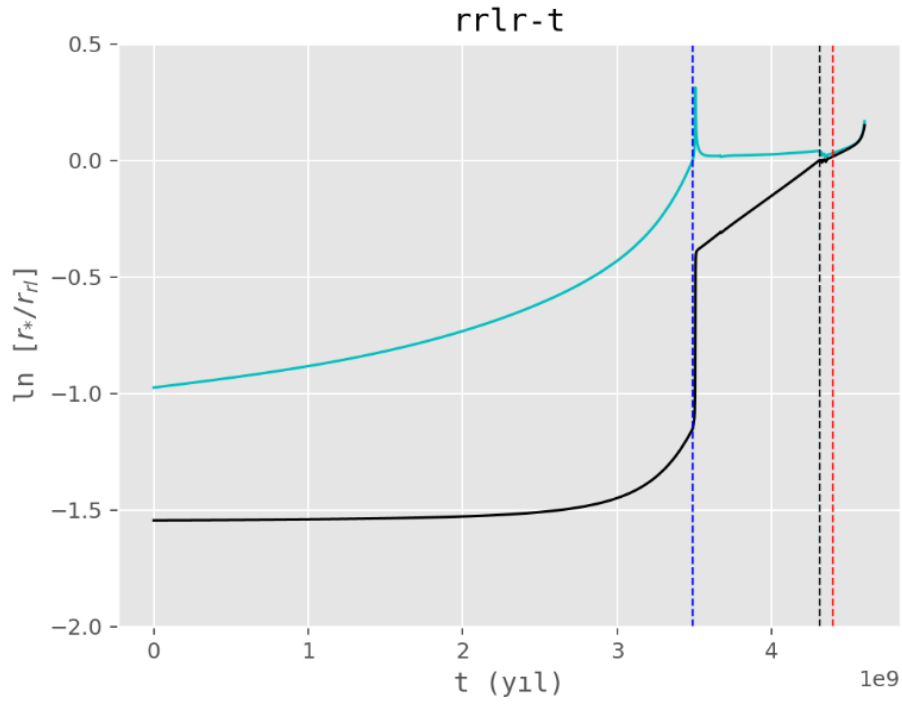
Şekil 62. SS Ari sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



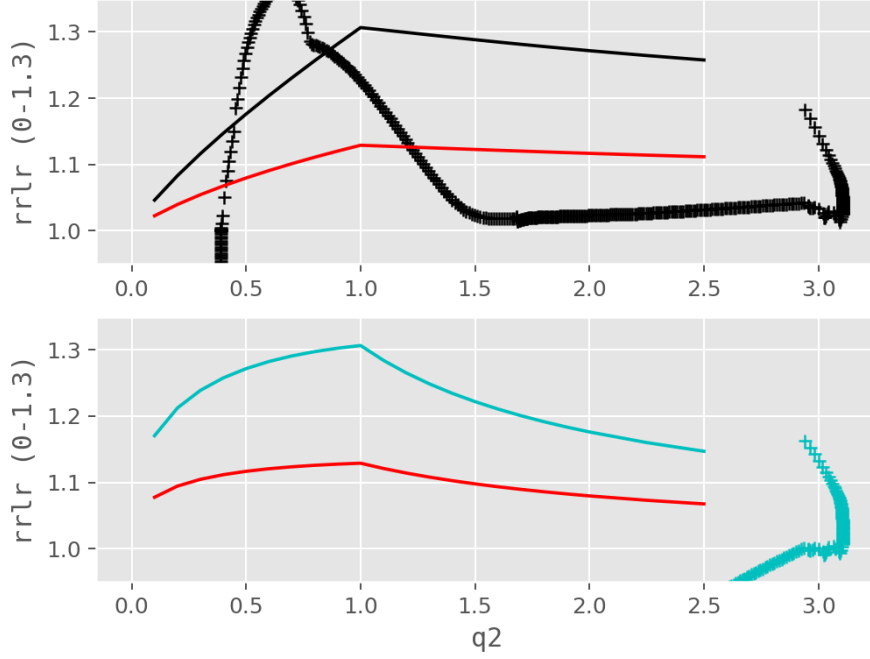
Şekil 63. SS Ari sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 64. SS Ari sistemi için HRD.



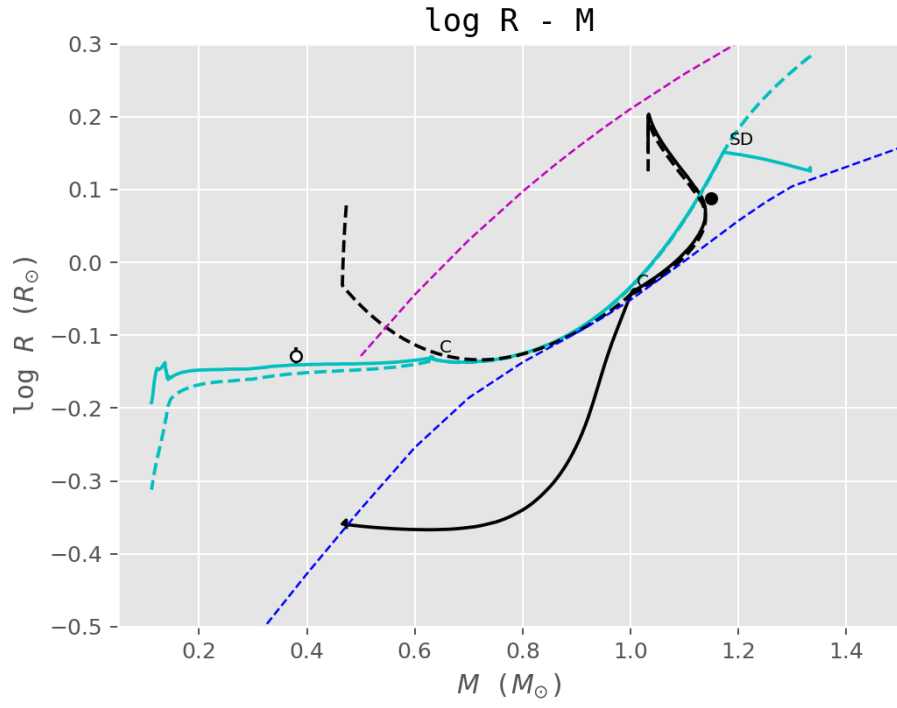
Şekil 65. SS Ari sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



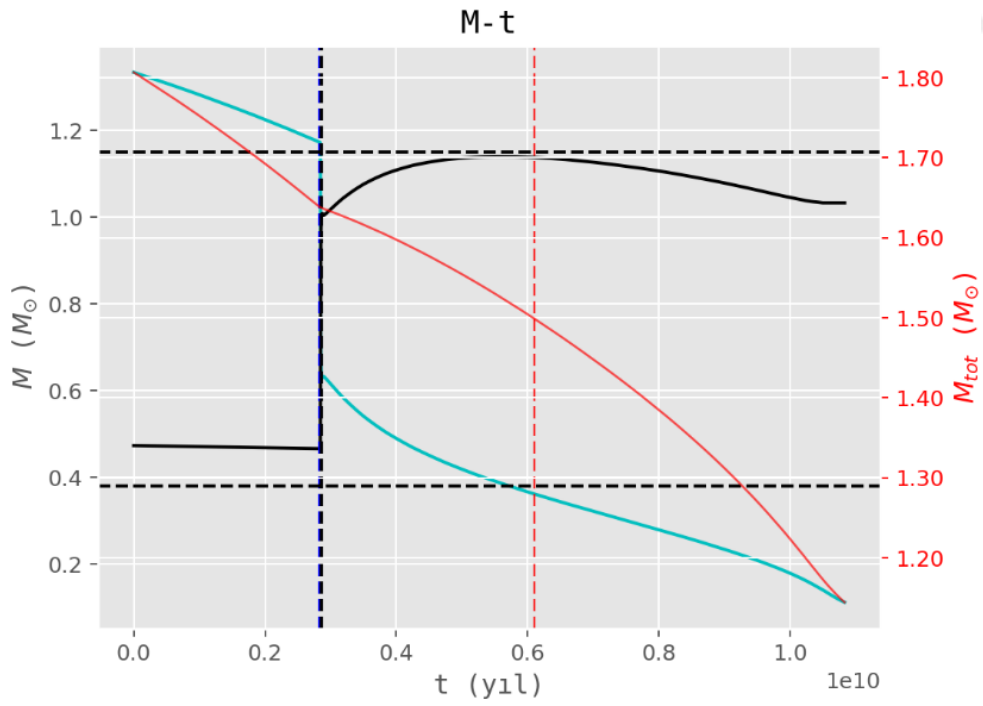
Şekil 66. SS Ari sistemi için görel yarıçaplar ve q_2 grafiği.

4.1.9. U Peg

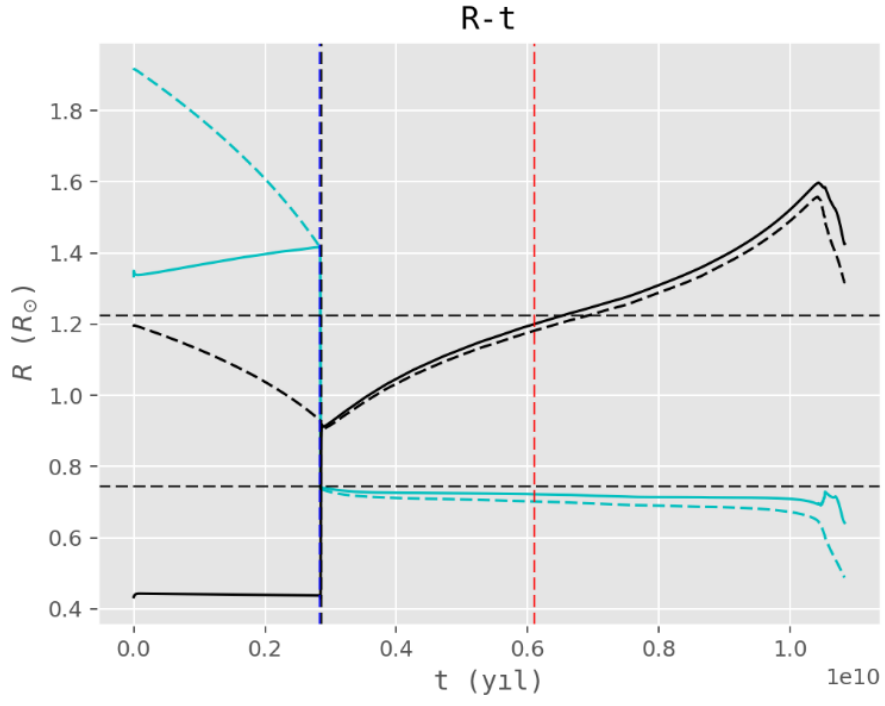
EV-TWIN programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,33 + 0,47 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 0,75$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,020$ olarak alınmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler (c_{ml} , ch_1) 0,25 olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 67-72'de verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 2,75 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayrık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve sistem degen ulaşmıştır. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 6,10 Gyr bulunmuştur. Çiftin birleşme yaşı 11 Gyr'dır. Modelden büyük ve küçük kütleli bileşenlerin jirasyon yarıçaplarının kareleri sırasıyla 0,055 ve 0,075 bulunmuştur. Bu değerler kullanılarak U Peg sisteminde $f=0$ ve 1 değerleri için kritik kütle oranları $q_c=0,07$ ve 0,08 bulunur. Bu değerler sistemin şimdiki kütle oranı 0,33'ten oldukça küçüktür. Denklem 2.21 ile hesaplanan sistemin dinamik parametresi 1,92 bulunmuştur.



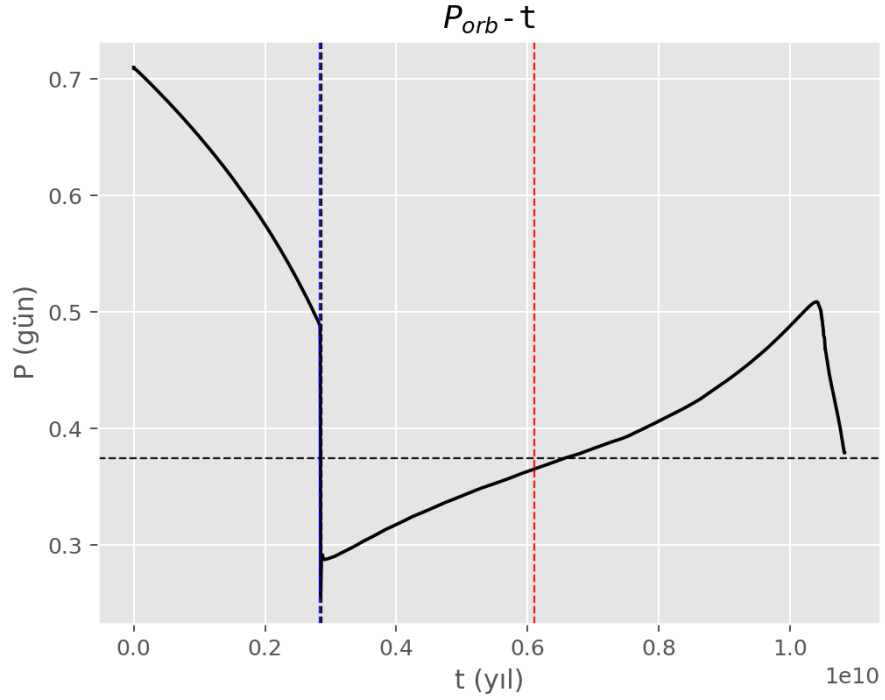
Şekil 67. U Peg sistemi için log R – M grafiği.



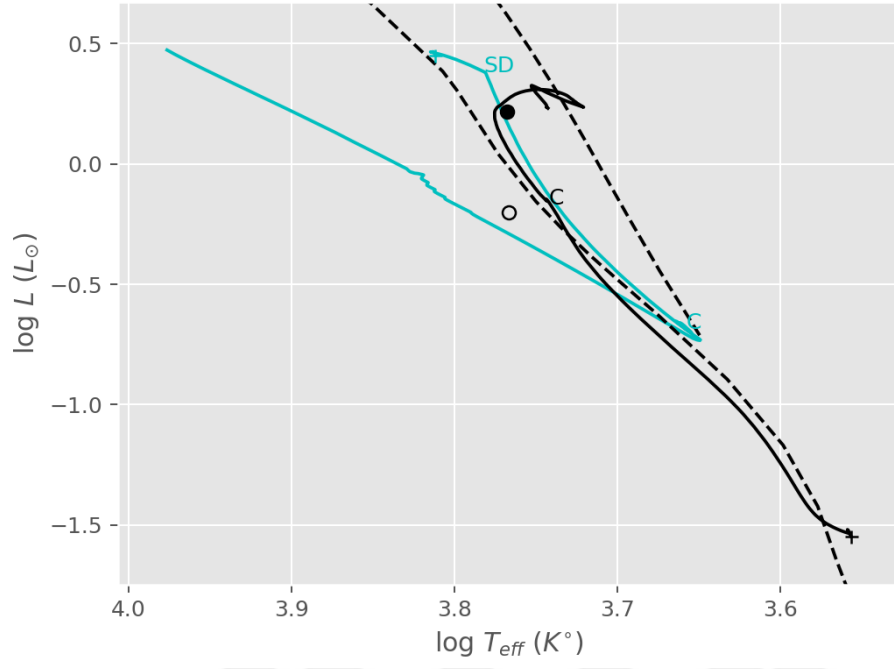
Şekil 68. U Peg sistemi için kütle – zaman grafiği



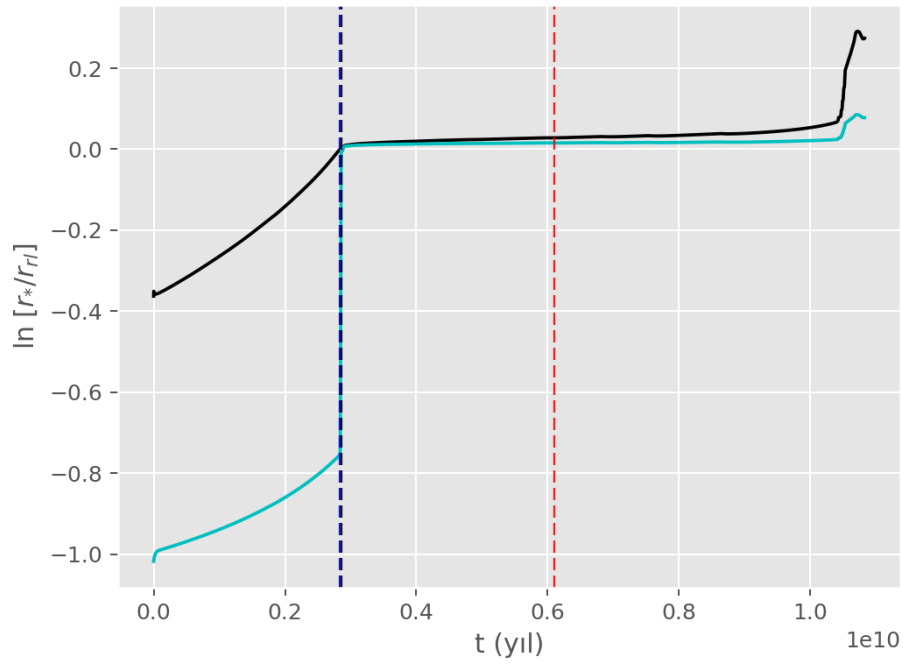
Şekil 69. U Peg sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 70. U Peg sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



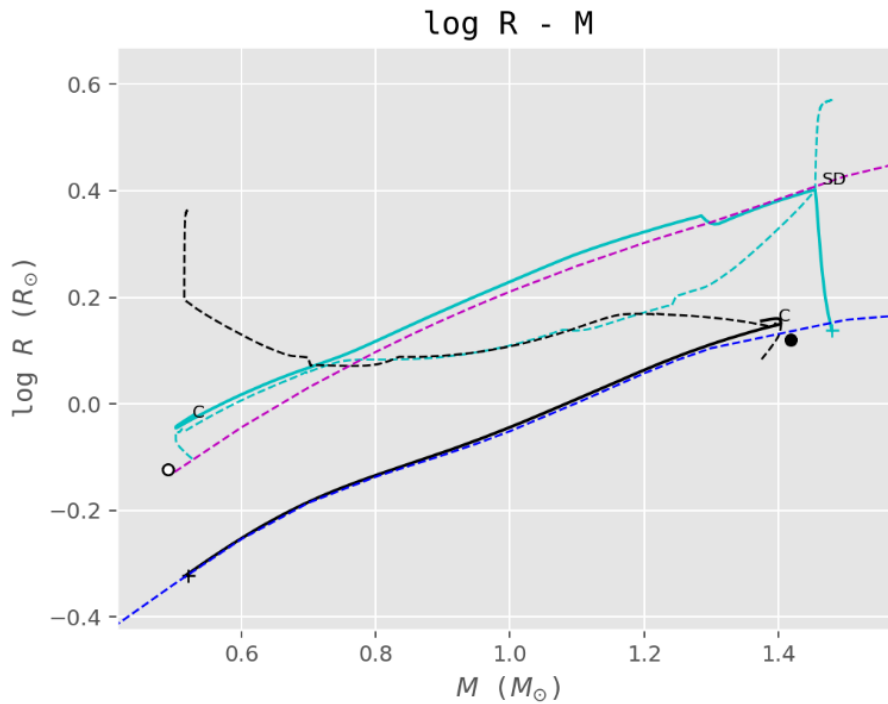
Şekil 71. U Peg sistemi için HRD.



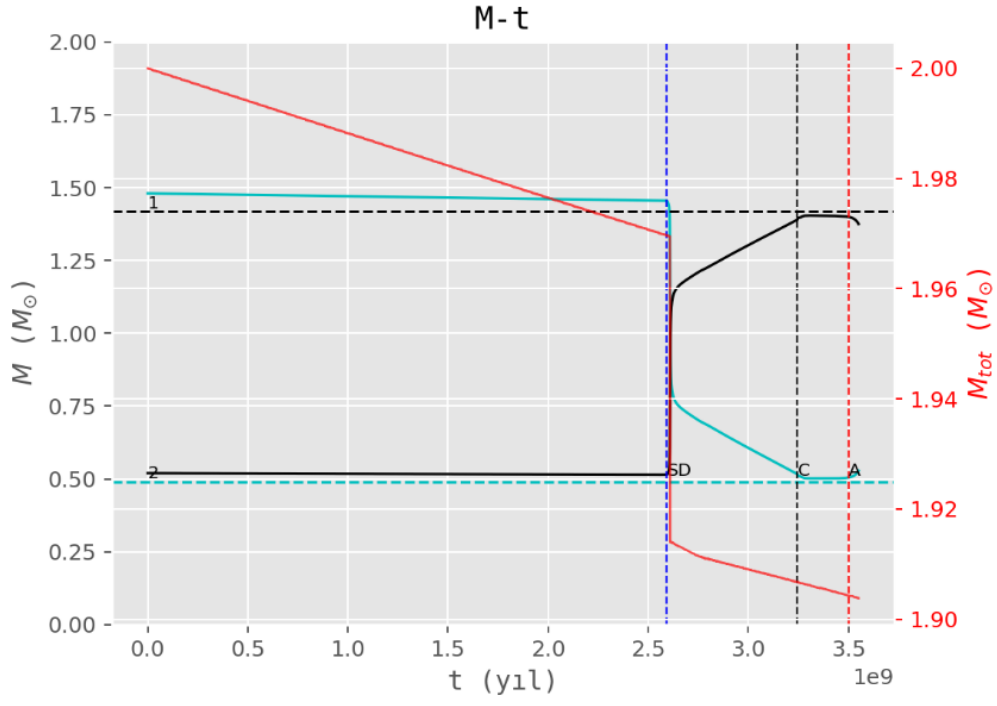
Şekil 72. U Peg sistemi için göreceli yarıçaplar – zaman grafiği.

4.1.10. V502 Oph

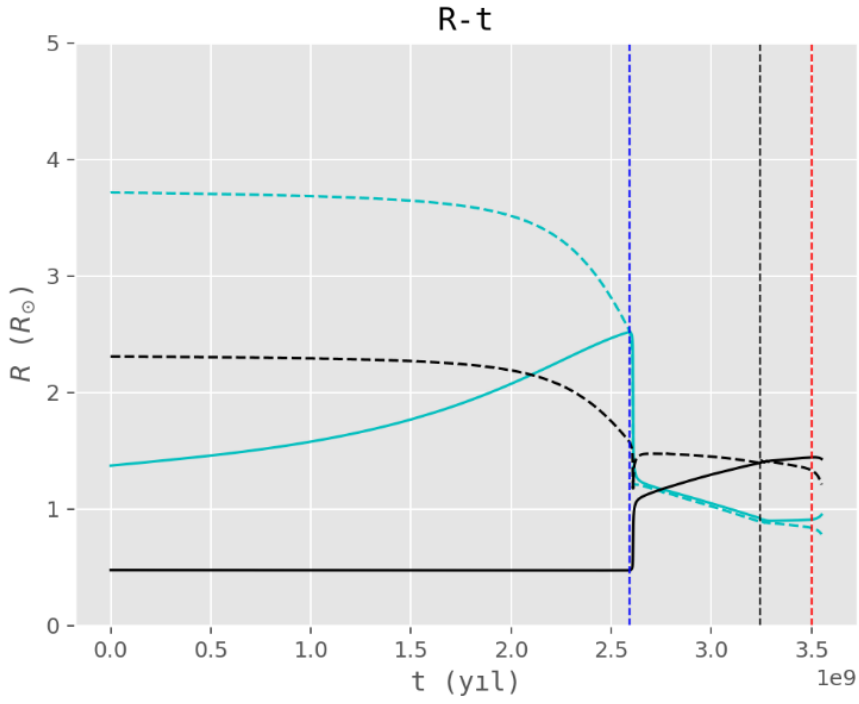
BSE programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,48 + 0,52 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,81$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,012$ olarak alınmıştır. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülü ve manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 73-79'da verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 2,6 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve 3,25 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Deęen evrede kütle aktarımının yön değiştirmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 4,45 Gyr bulunmuştur. Öngörülen birleşme yaşı 4,70 Gyr'dır.



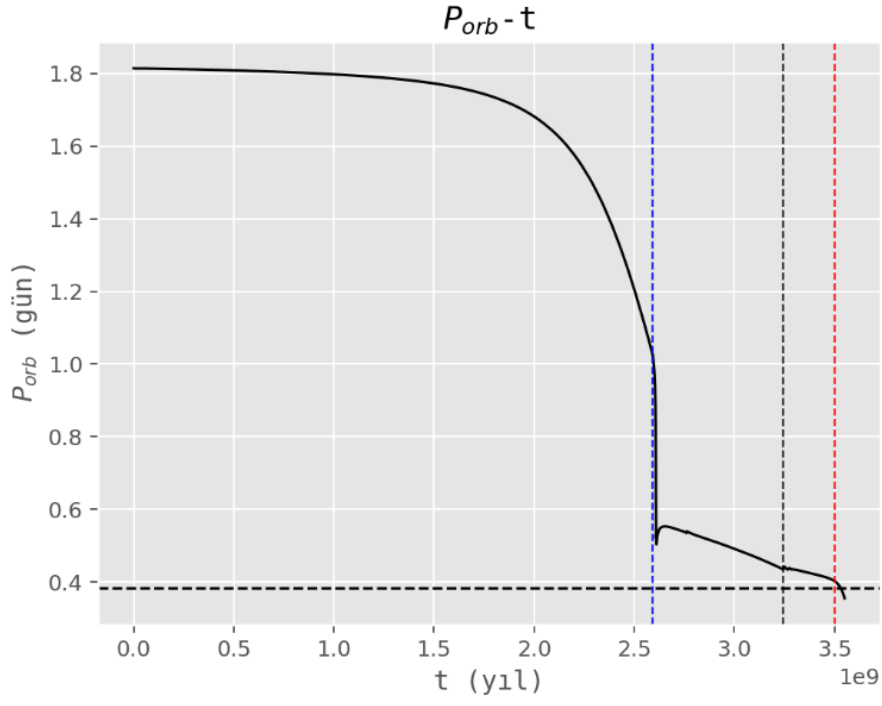
Şekil 73. V502 Oph sistemi için log R – M grafiği.



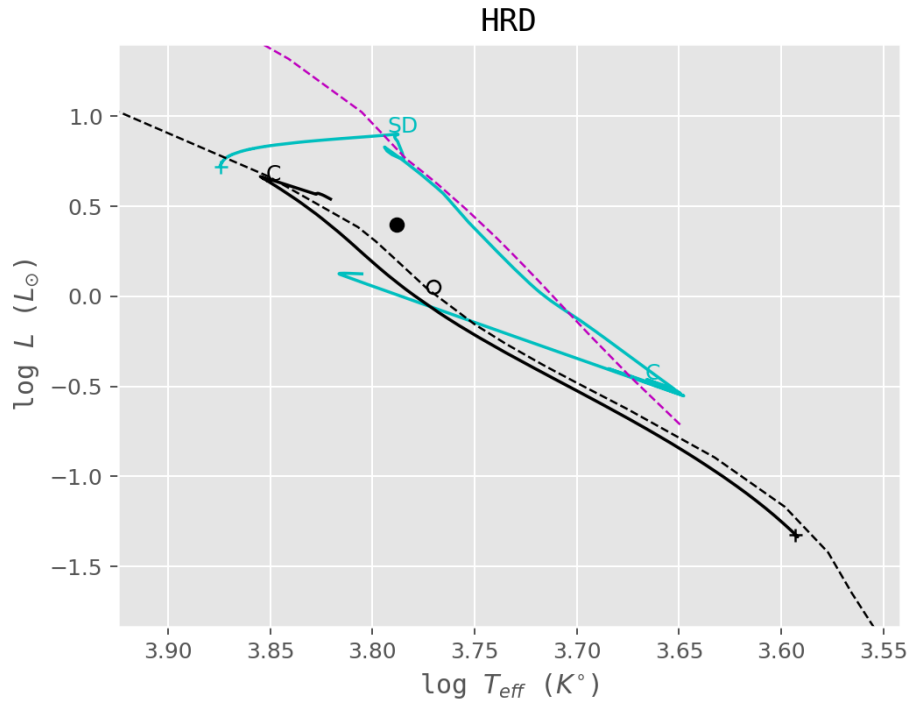
Şekil 74. V502 Oph sistemi için kütle – zaman grafiği.



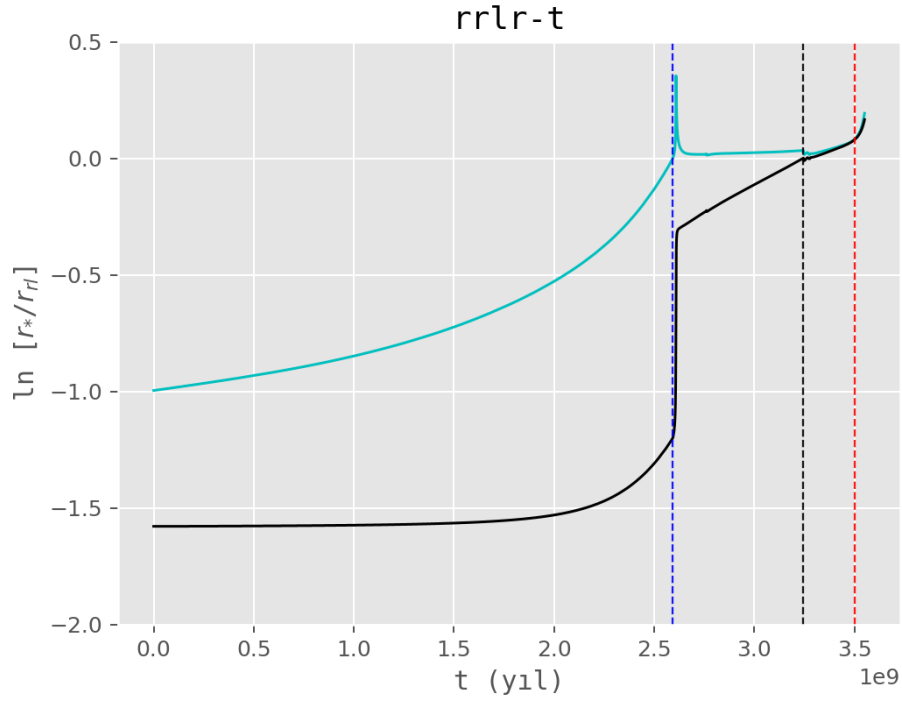
Şekil 75. V502 Oph sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



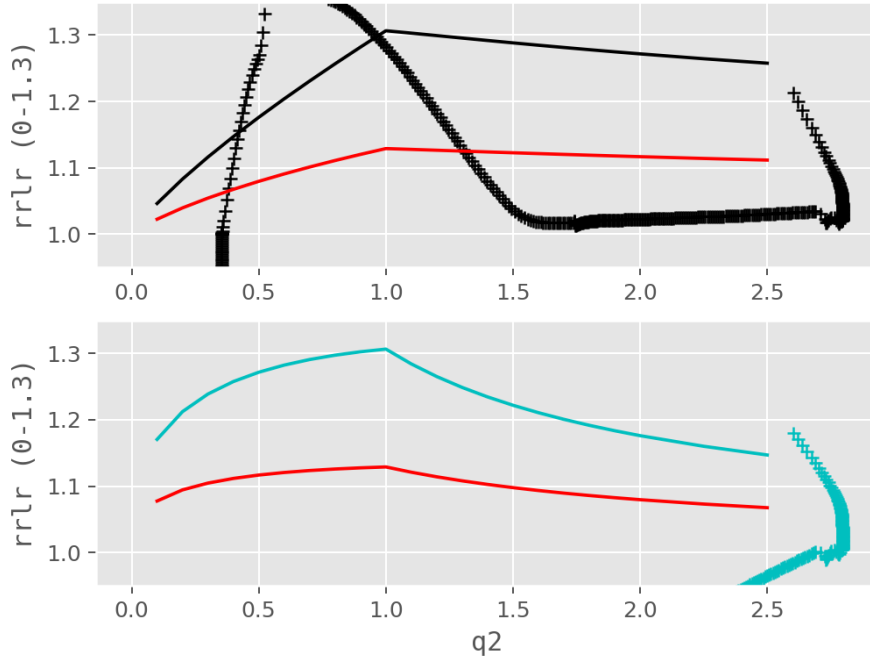
Şekil 76. V502 Oph sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 77. V502 Oph sistemi için HRD.



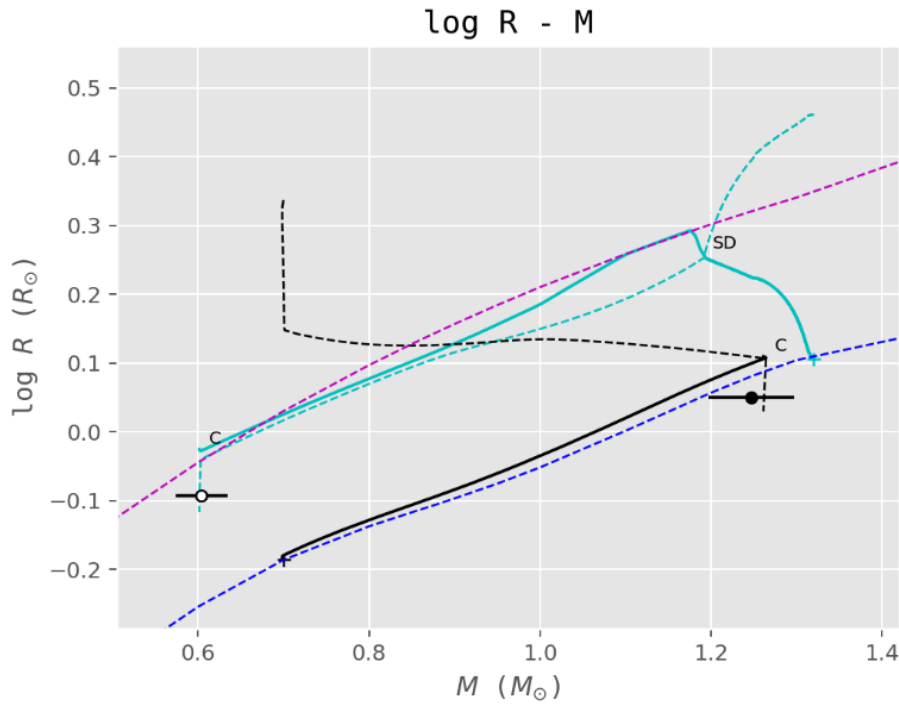
Şekil 78. V502 Oph sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



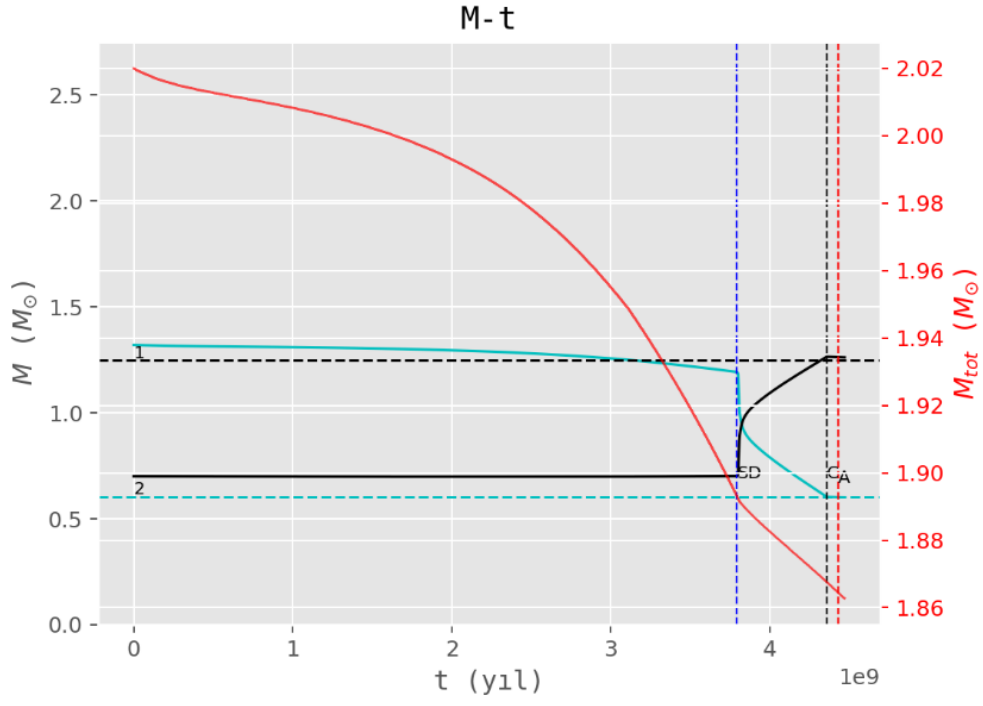
Şekil 79. V502 Oph sistemi için görelî yarıçaplar ve q_2 grafiği.

4.1.11. W UMa

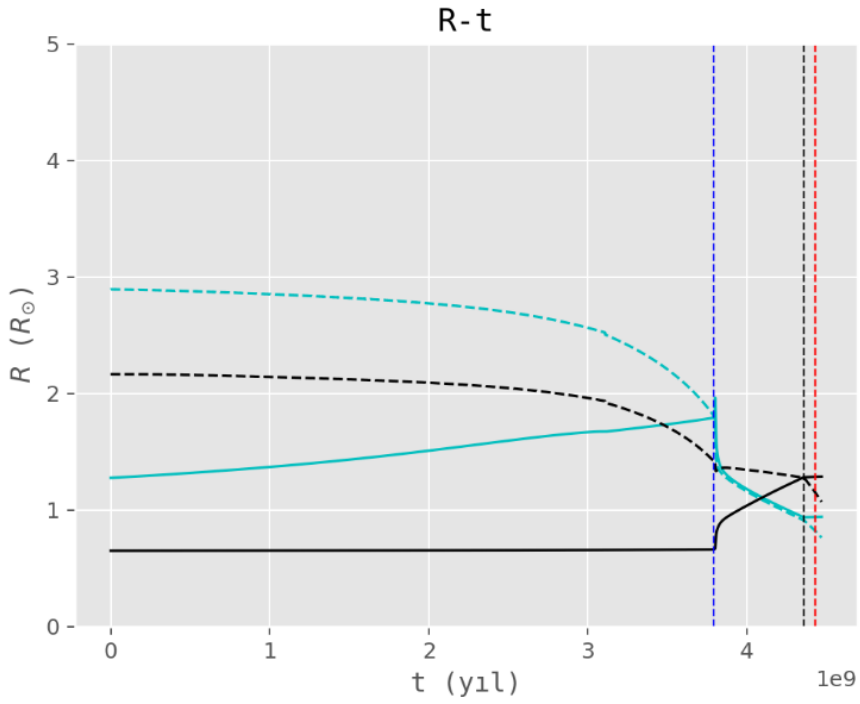
BSE programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,32 + 0,70 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,40$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,012$ olarak alınmıştır. Manyetik frenleme ve yıldız rüzgarla kayıpta Eggleton'nın dinamo modeli kullanılmıştır (Eggleton ve Kiseleva-Eggleton, 2002). Dinamo kökenli çarpanlar $c_{ml} 0,2$, $c_{hl} 1,0$ olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 80-85'te verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 3,8 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve 4,35 Gyr yaşında sistem degen evreye ulaşmıştır. Değen evrede kütle aktarımının yön değiştirmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 4,43 Gyr bulunmuştur. Öngörülen birleşme yaşı 4,44 Gyr'dır.



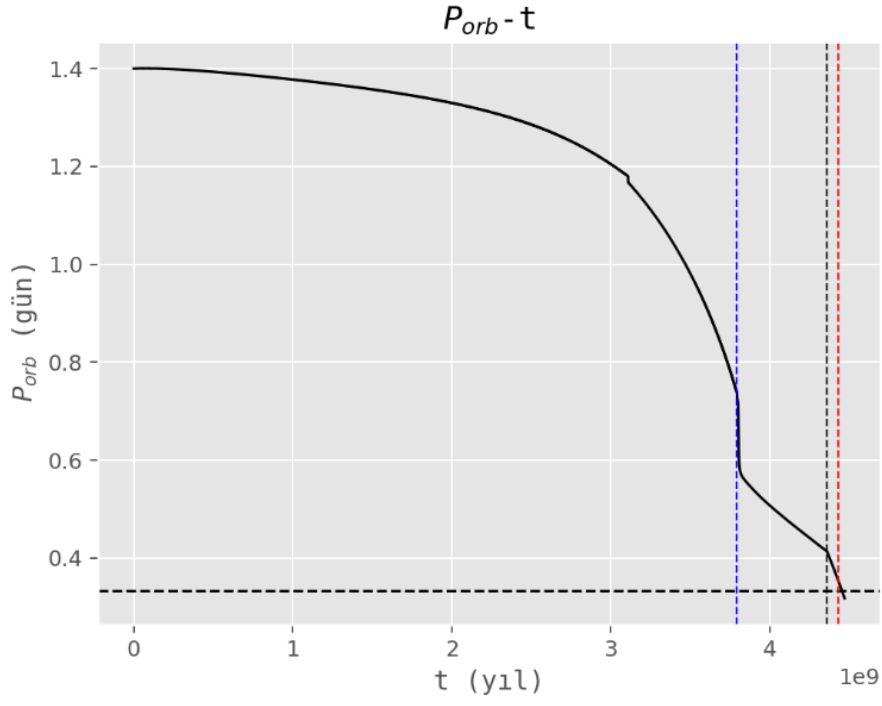
Şekil 80. W UMa sistemi için log R – M grafiği.



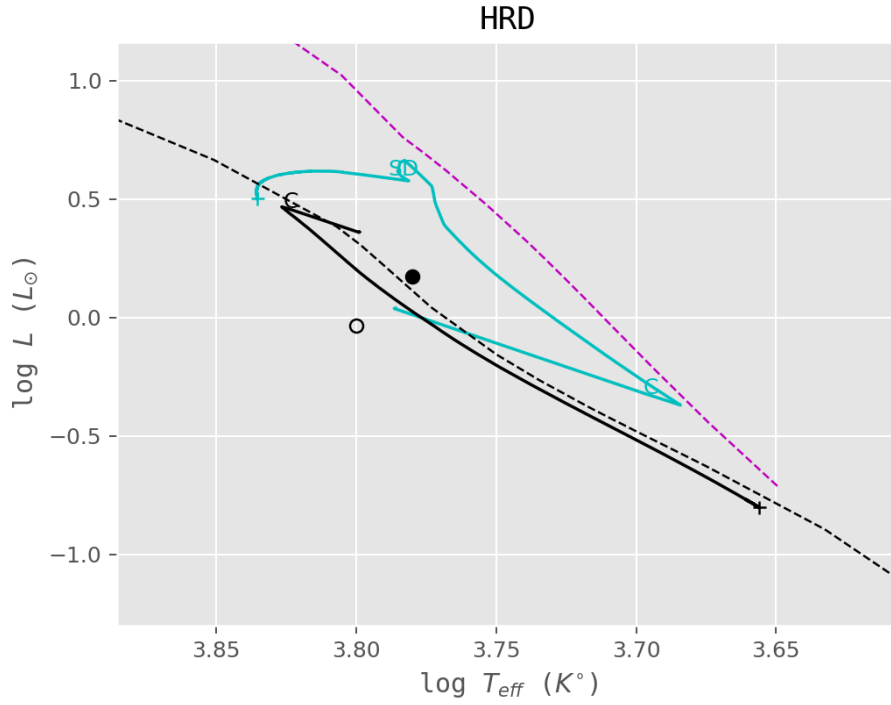
Şekil 81. W UMa sistemi için kütle – zaman grafiği.



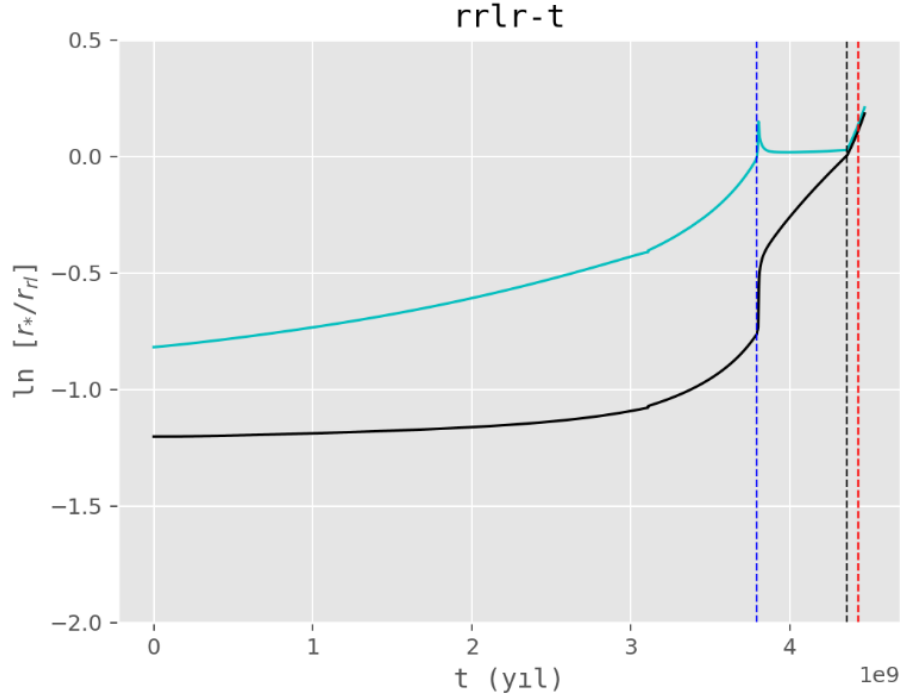
Şekil 82. W UMa sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 83. W UMa sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



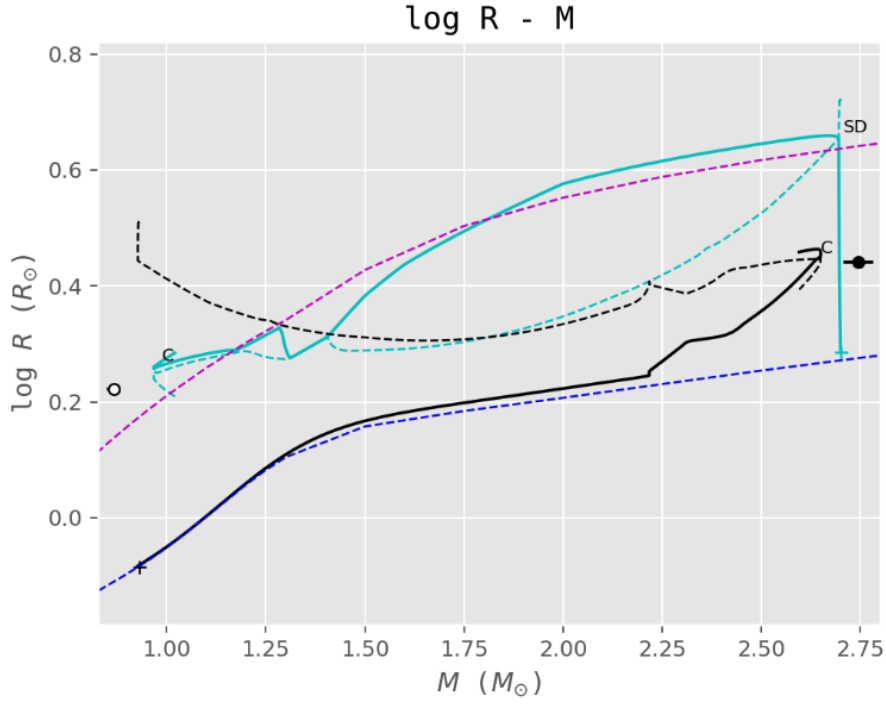
Şekil 84. W UMa sistemi için HRD.



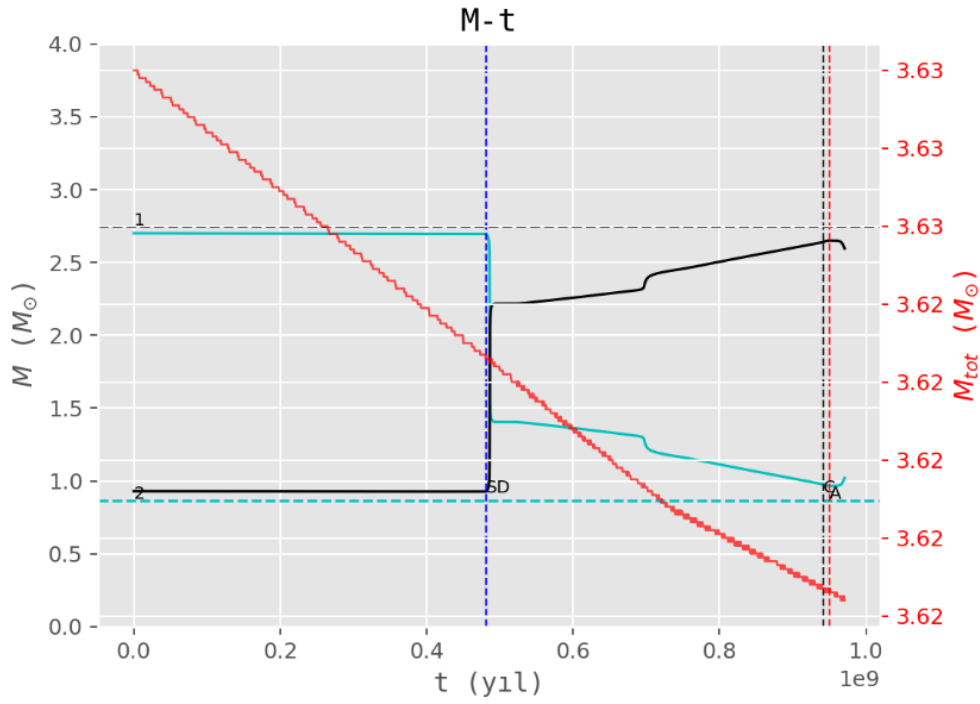
Şekil 85. W UMa sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

4.1.12. V376 And

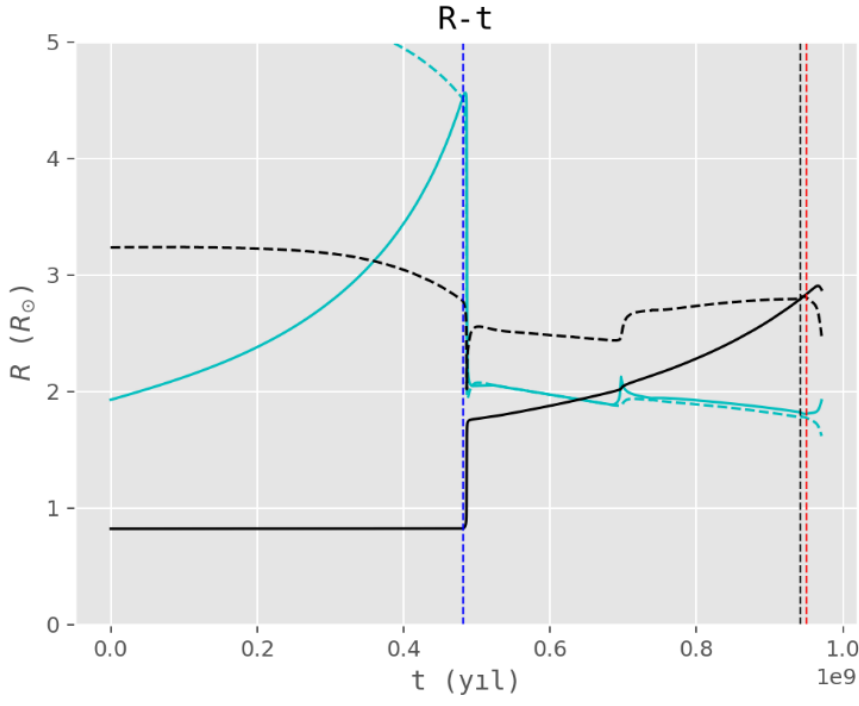
BSE programıyla modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $2,70 + 0,93 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 2,25$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,025$ olarak alınmıştır. BSE kodunun orijinal kütle aktarım şablonu kullanılarak modellenmiştir. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülü ve manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri *Şekil 86-92'de* verilmiştir. Genç bir sistemdir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 0,475 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve 0,94 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Deđen evrede kütle aktarımı yön değişirmiştir. Bu çalışmada sistemin yaşı yaklaşık olarak 0,95 Gyr bulunmuştur. Sistemin birleşme yaşı 0,97 Gyr'dır.



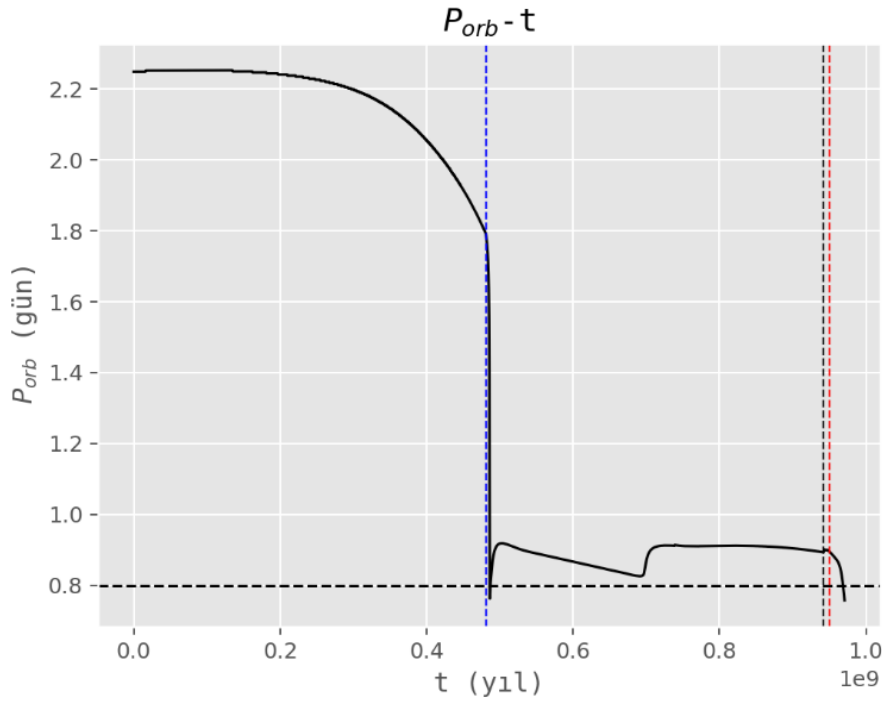
Şekil 86. V376 And sistemi log R – M grafiği.



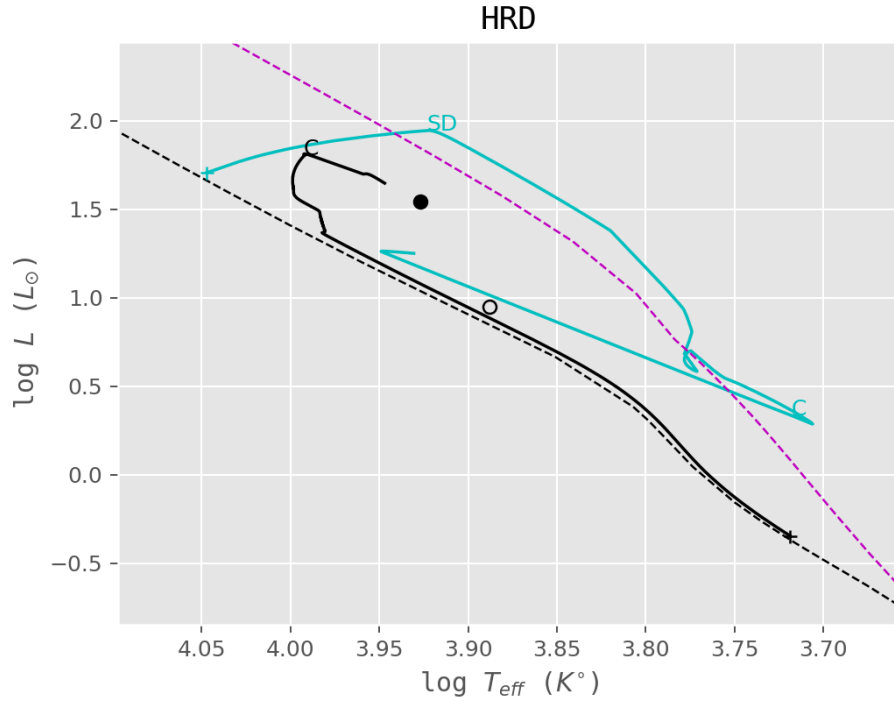
Şekil 87. V376 And sistemi için kütle – zaman grafiği.



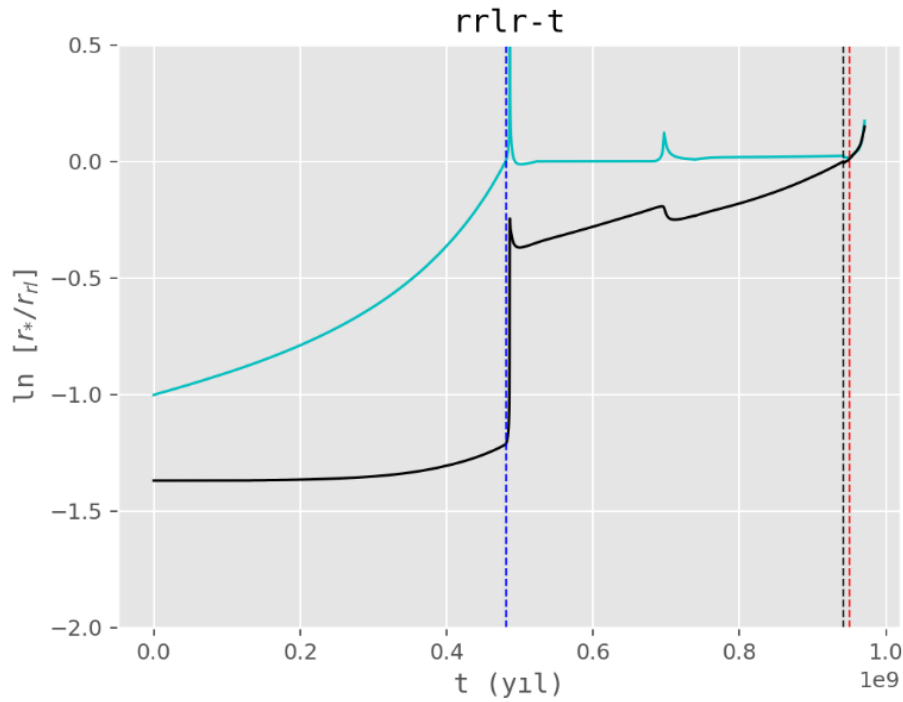
Şekil 88. V376 And sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



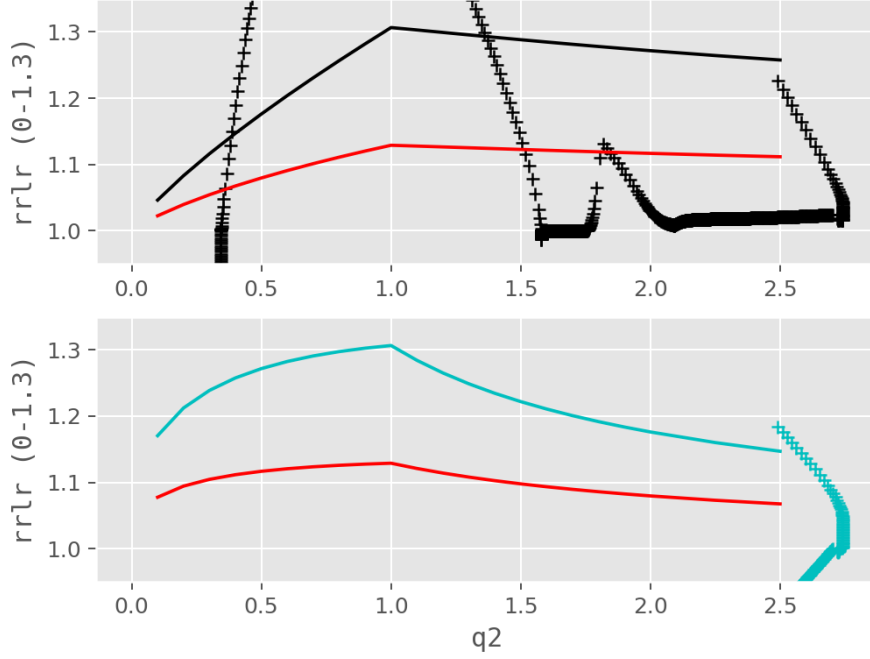
Şekil 89. V376 And sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 90. V376 And sistemi HRD



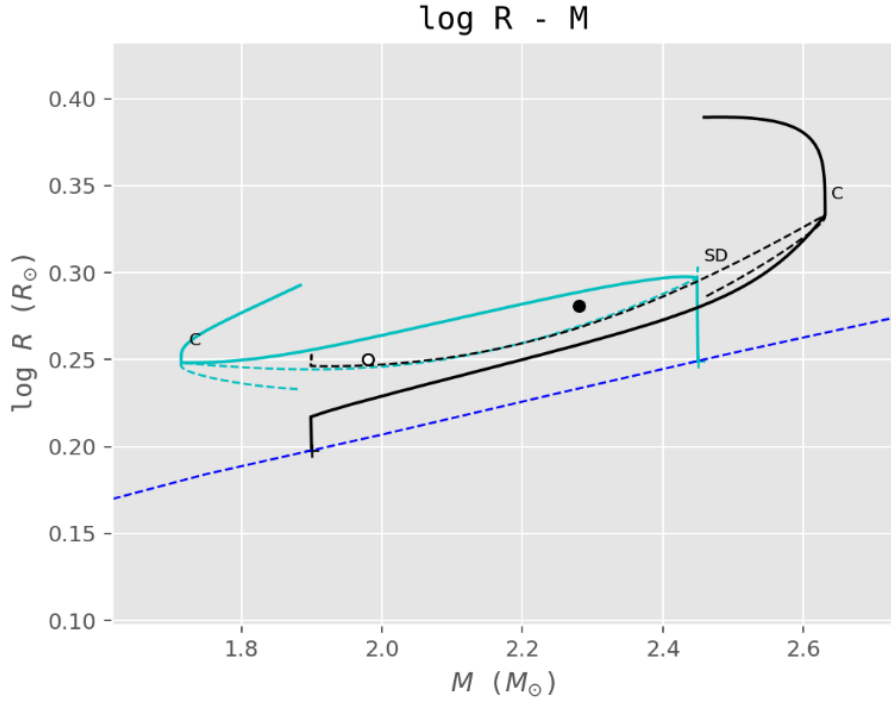
Şekil 91. V376 And sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



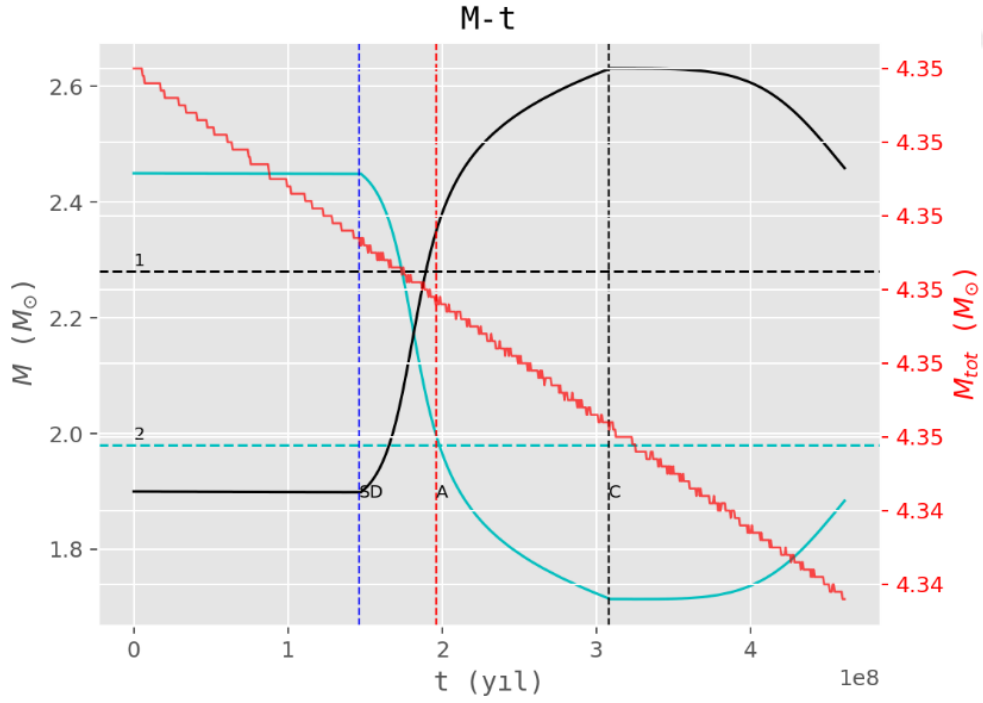
Şekil 92. V376 And sistemi için görel yarıçaplar ve q_2 grafiği.

4.1.13. V2150 Cyg

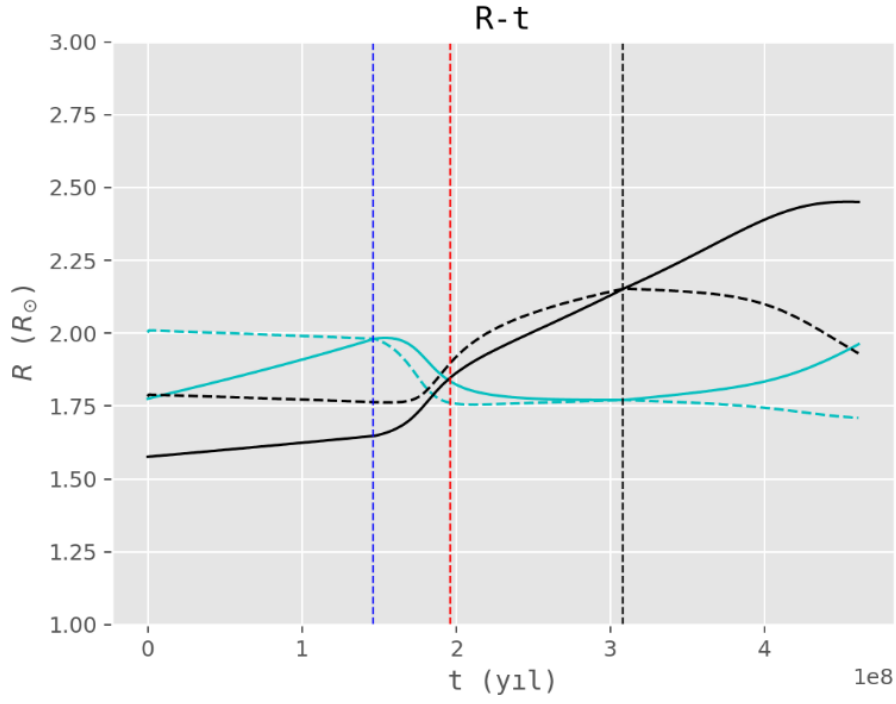
BSE programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $2,45 + 1,90 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 0,62$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,020$ olarak alınmıştır. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kayıp formülü (Stępień, 2011a) kullanılmıştır. Hurley vd (2002) manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 93-99'da verilmiştir. Genç bir sistemdir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 0,15 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. 0,31 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Değme evresi sırasında kütle aktarımı yön değiştirmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 0,196 Gyr bulunmuştur. Modelleme sonuçlarında göre sistem değme öncesindedir. Sistemin birleşme yaşı 0,45 Gyr'dır.



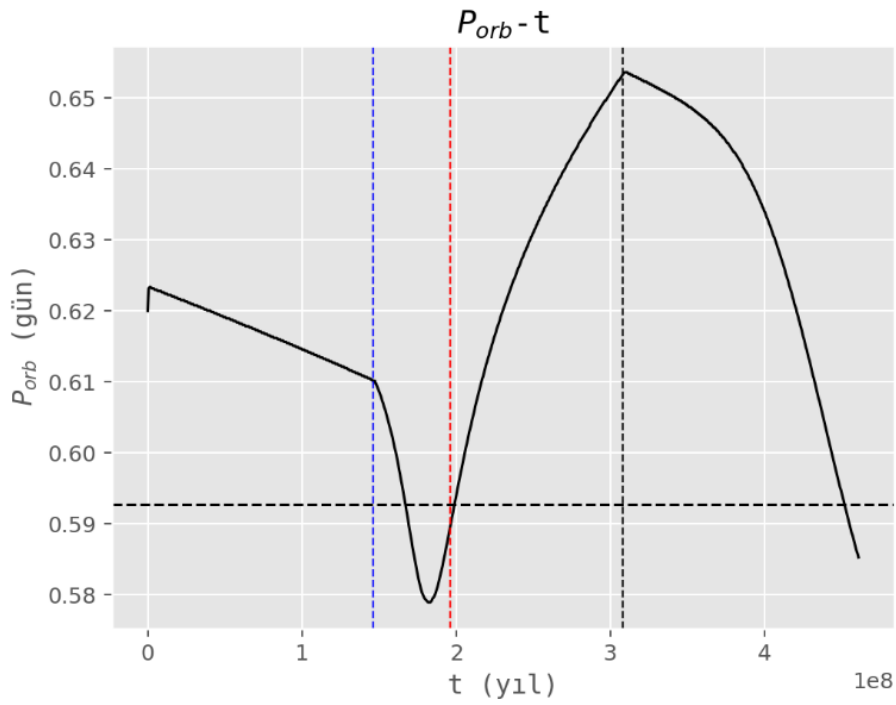
Şekil 93. V2150 Cyg sistemi için log R – M grafiği.



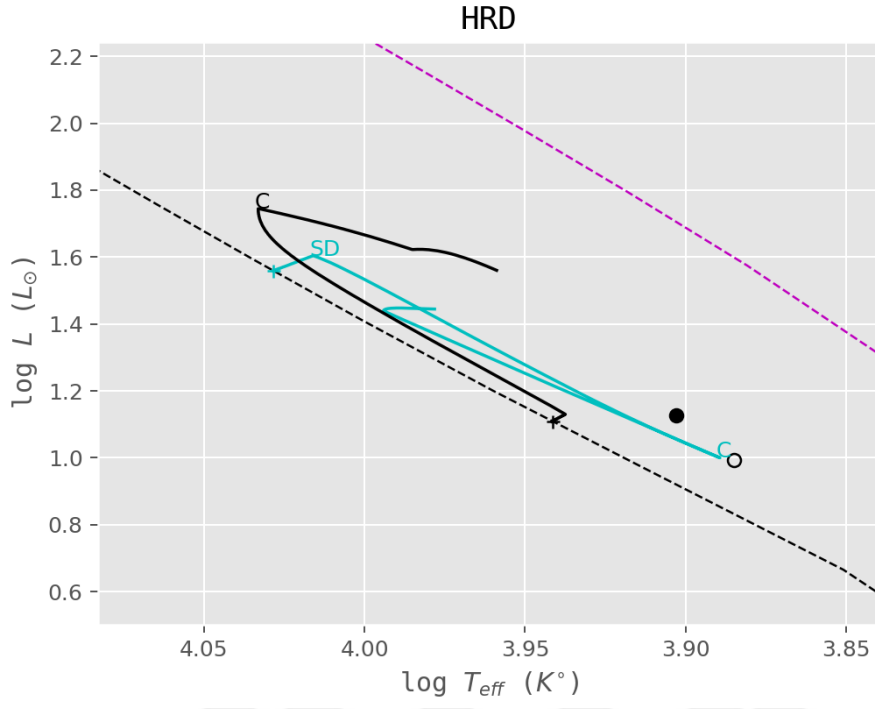
Şekil 94. V2150 Cyg sistemi için kütle – zaman grafiği



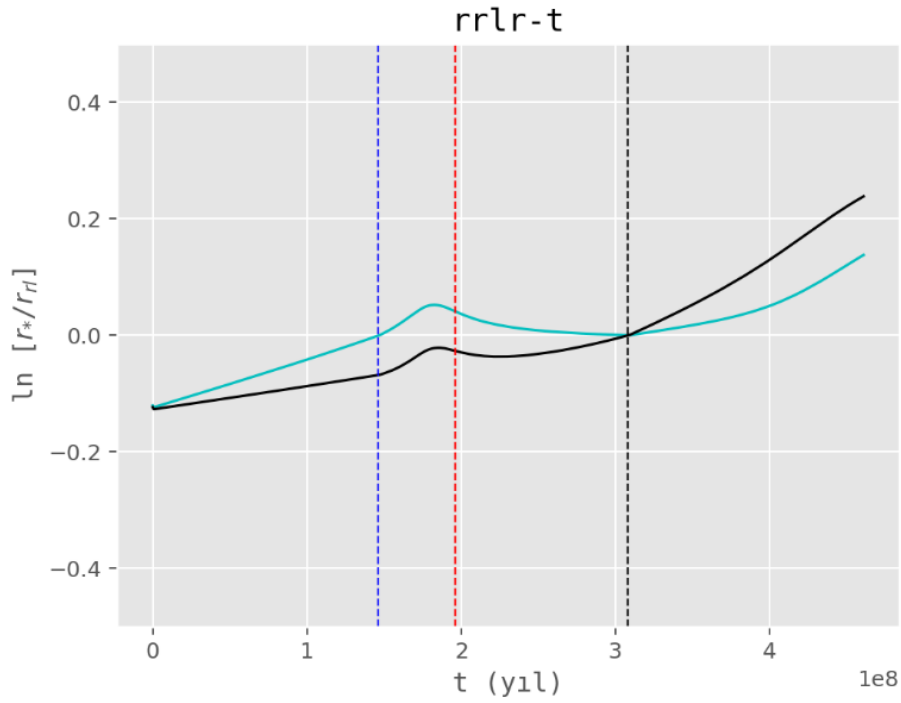
Şekil 95. V2150 Cyg sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



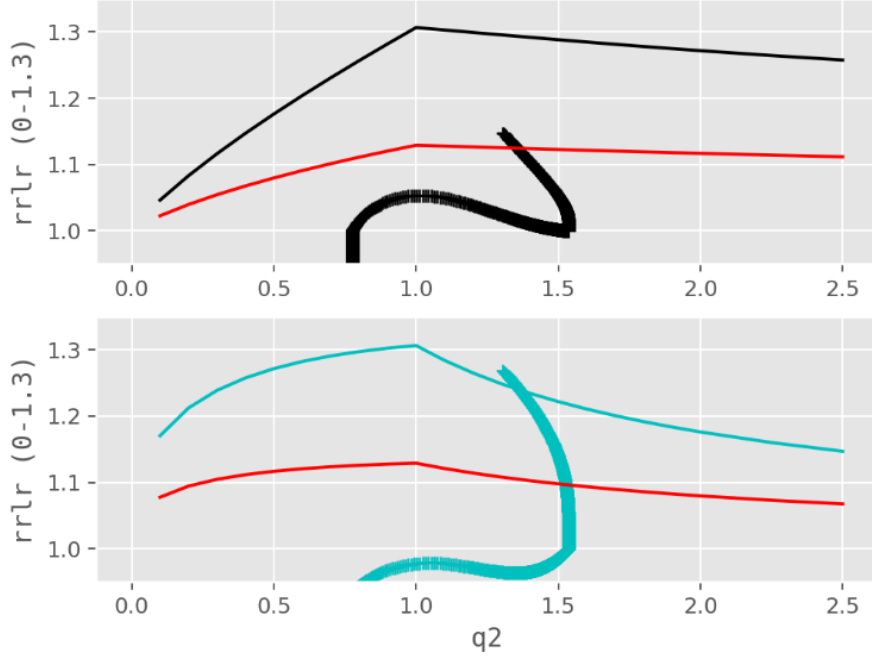
Şekil 96. V2150 Cyg sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 97. V2150 Cyg sistemi için HRD.



Şekil 98. V2150 Cyg sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

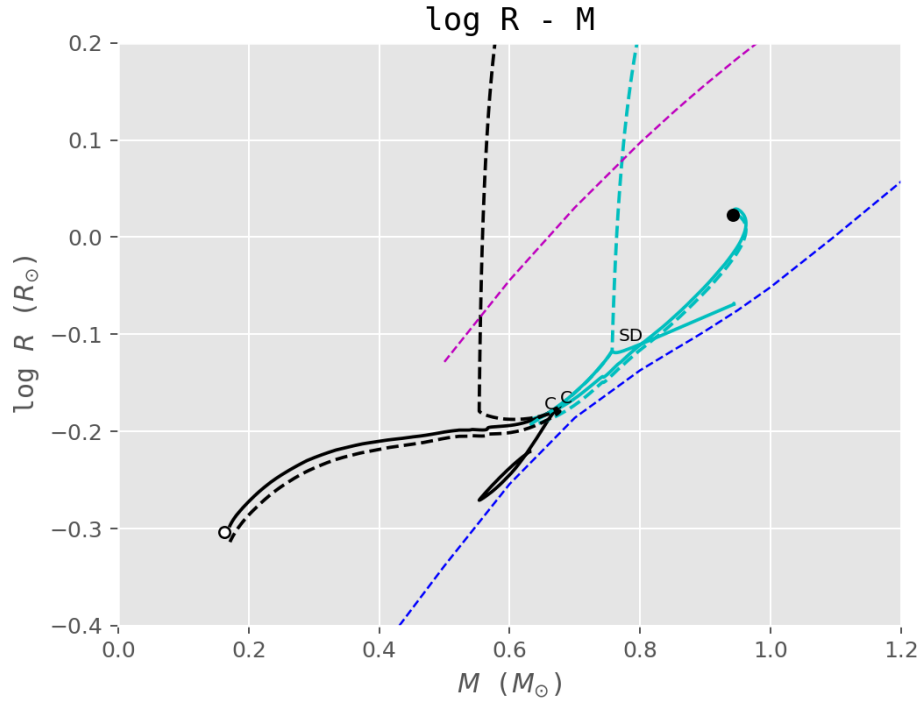


Şekil 99. V2150 sistemi için göreceli yarıçaplar ve q_2 grafiği.

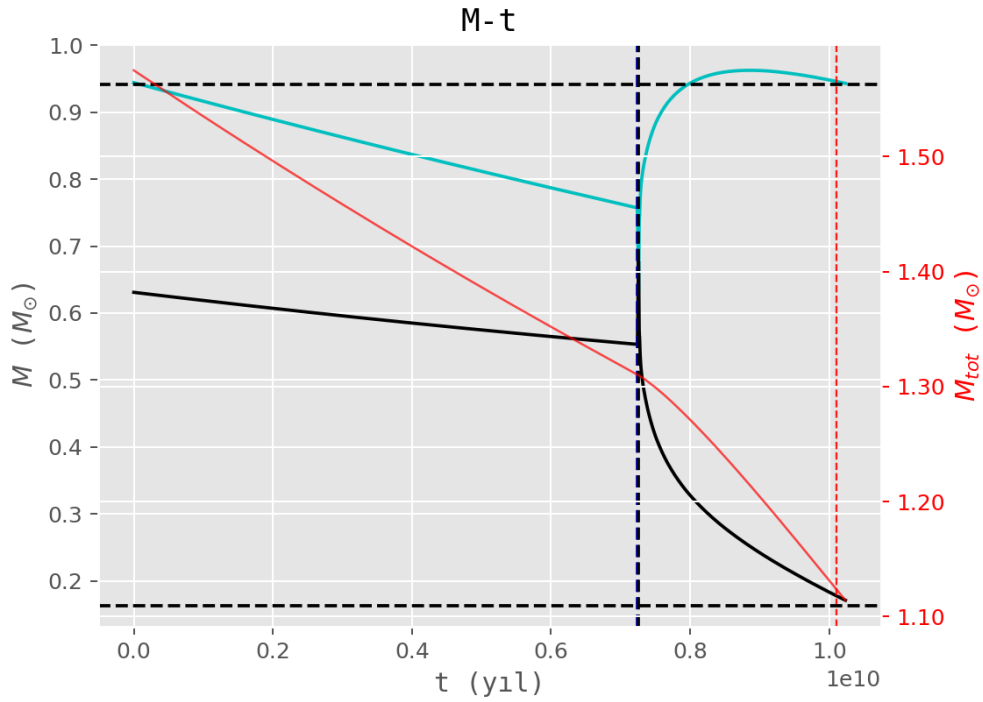
4.1.14. OU Ser

EV-TWIN programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $0,94 + 0,63 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,50$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,010$ olarak alınmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler (c_{ml} , ch_1) 0,5 olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 100-105'te verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 7,25 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve sistem degen evreye ulaşmıştır. Değen evreden sonra kütle aktarımı ters dönmüştür. Başlangıçta kütle aktaran bileşen kütle kazanır Sistemin yaşı yaklaşık olarak 10,2 Gyr bulunmuştur. Değen evrede sistemin doldurma parametresi küçük değerlerde sürmektedir. Program degen evreden sonra kısa zaman sonra durmuştur. Modelden büyük ve küçük kütleli bileşenlerin jirasyon yarıçaplarının kareleri sırasıyla 0,06 ve 0,09 bulunmuştur. Bu değerler kullanılarak OU Ser sisteminde $f=0$ ve 1 değerleri için kritik kütle oranları $q_c=0,07$ ve 0,08 bulunur. Bu değerler

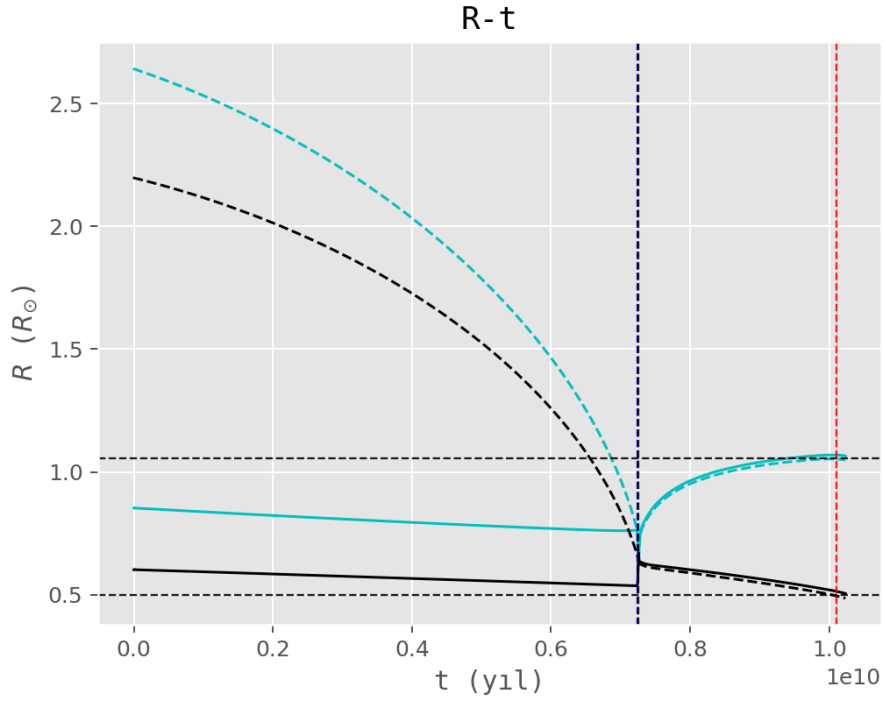
sistemin şimdiki kütle oranı 0,17'den küçüktür. Denklem 2.21 ile hesaplanan sistemin dinamik parametresi 3,32 bulunmuştur.



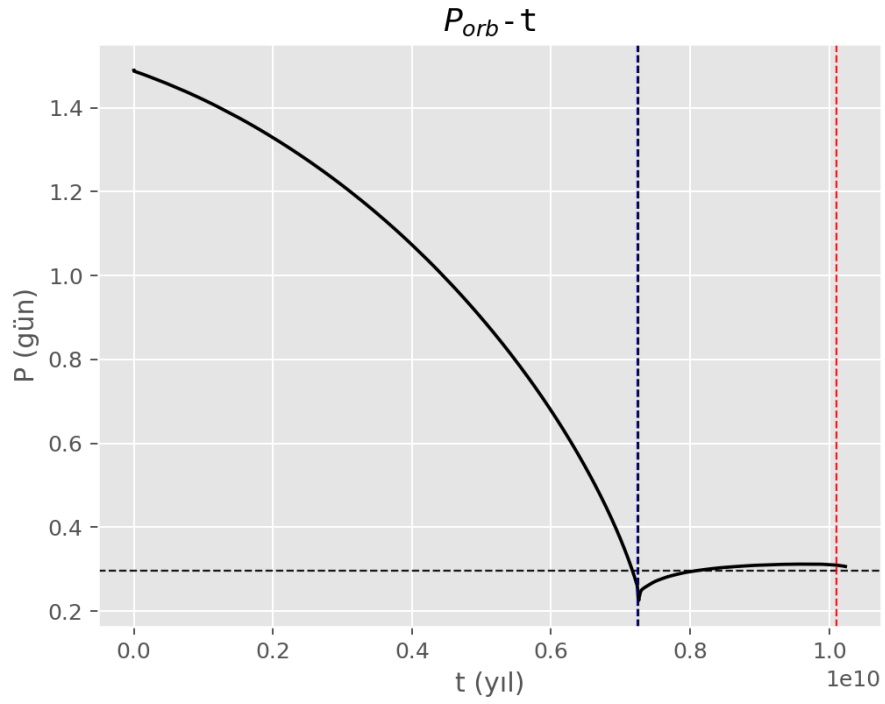
Şekil 100. OU Ser sistemi için log R – M grafiği.



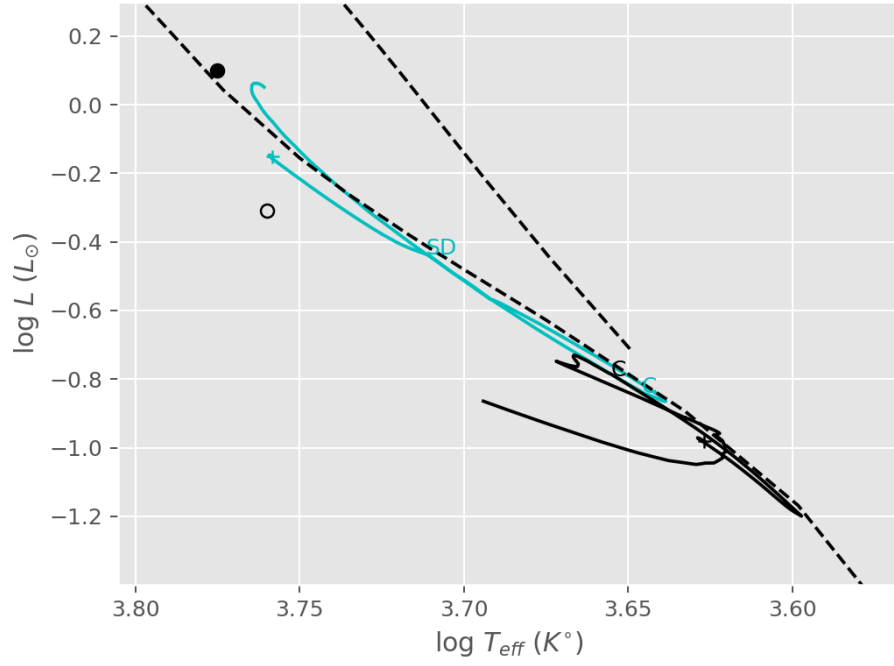
Şekil 101. OU Ser sistemi için kütle – zaman grafiği



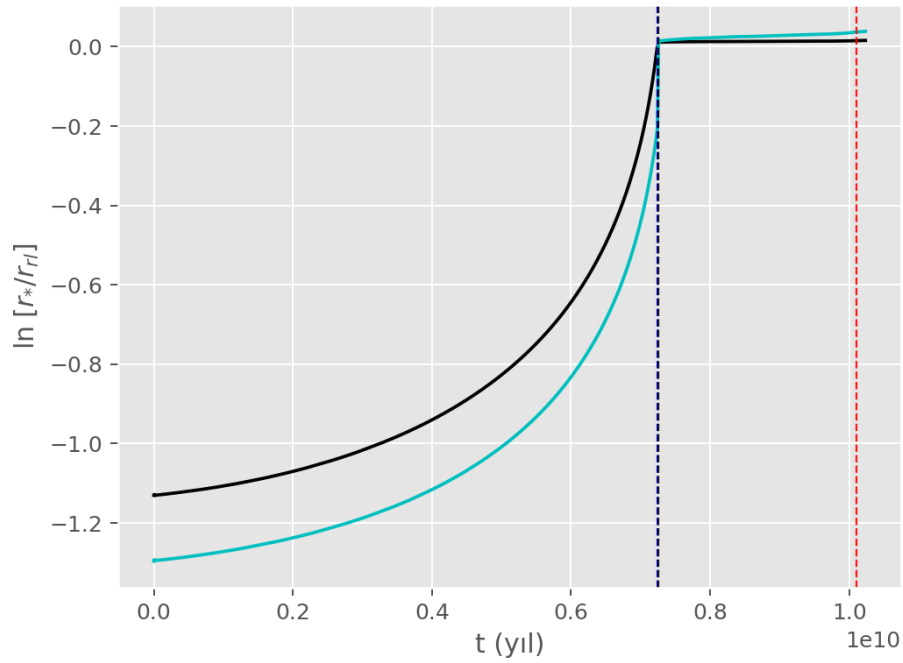
Şekil 102. OU Ser sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 103. OU Ser sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



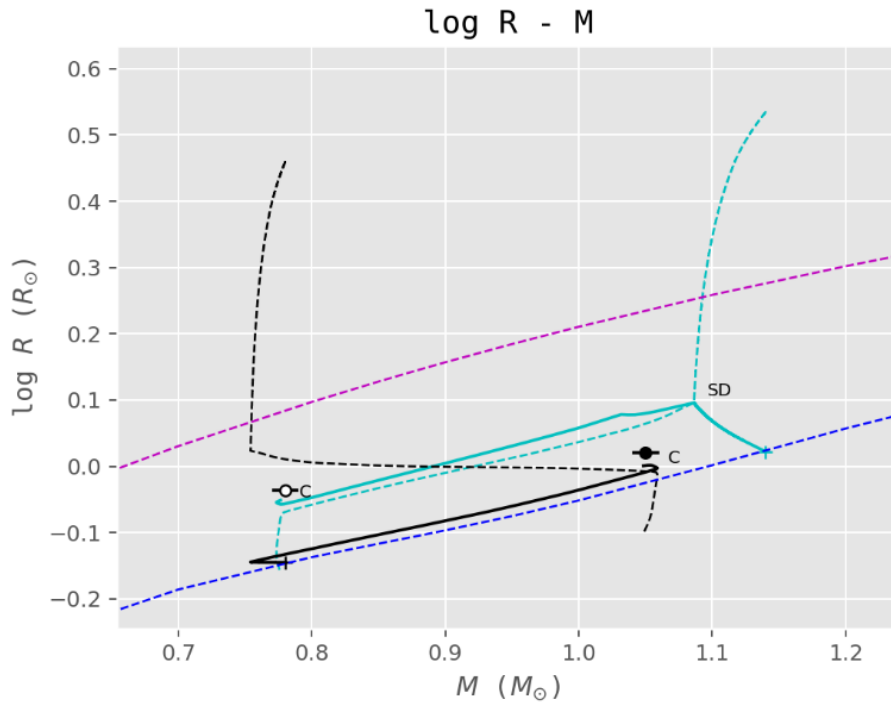
Şekil 104. OU Ser sistemi için HRD.



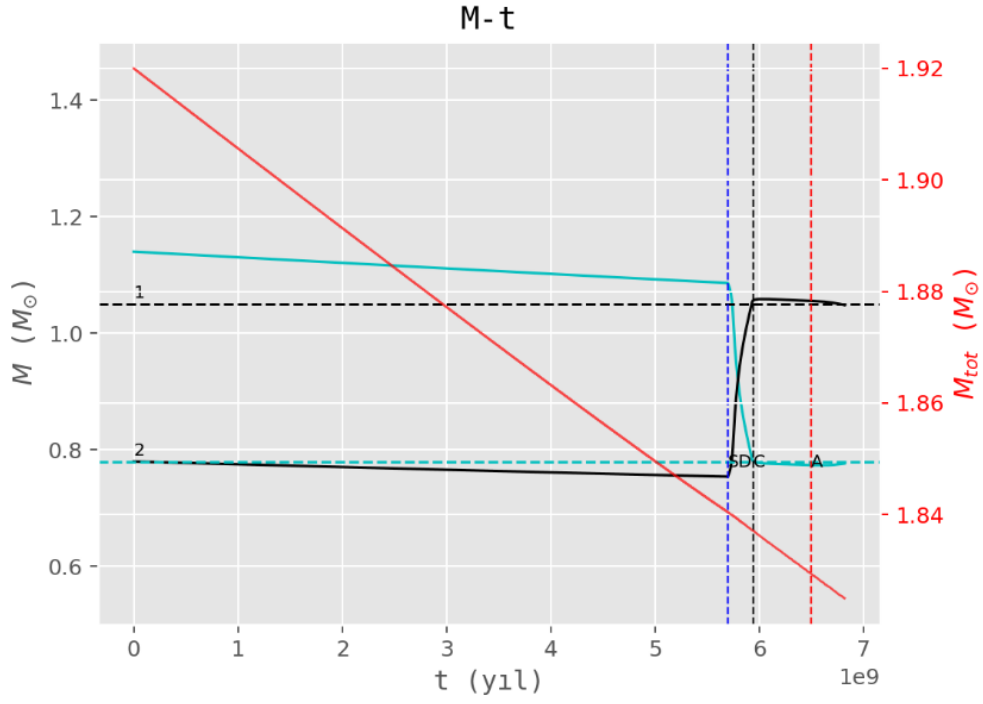
Şekil 105. OU Ser sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.

4.1.15. GSC 3581-1856

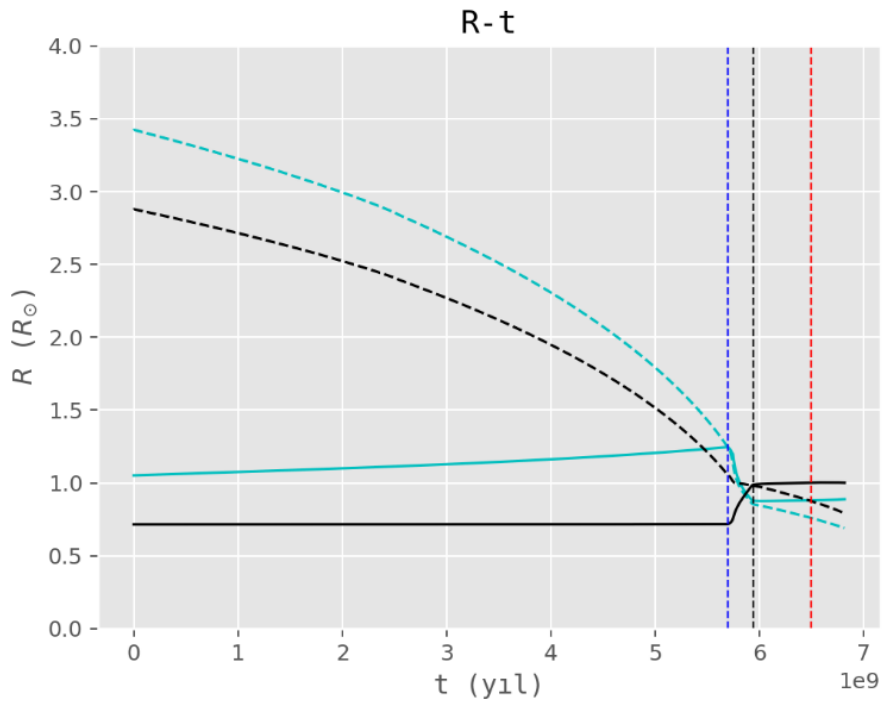
BSE programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1.14 + 0.78 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 2,00$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,025$ olarak alınmıştır. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı formülü ve manyetik frenleme şablonu kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Değen evrede Stępień ve Kiraga (2015)'nin önerdiği kütle aktarım şablonu kullanılarak sistem modellenmiştir. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 106-112'de verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 5,75 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayrılmış evreye girmiştir. 5,95 Gyr yaşında sistem değen evreye ulaşmıştır. Değme evresi sırasında kütle aktarımı yön değiştirmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 6,5 Gyr bulunmuştur. Öngörülen birleşme yaşı 6,75 Gyr'dır.



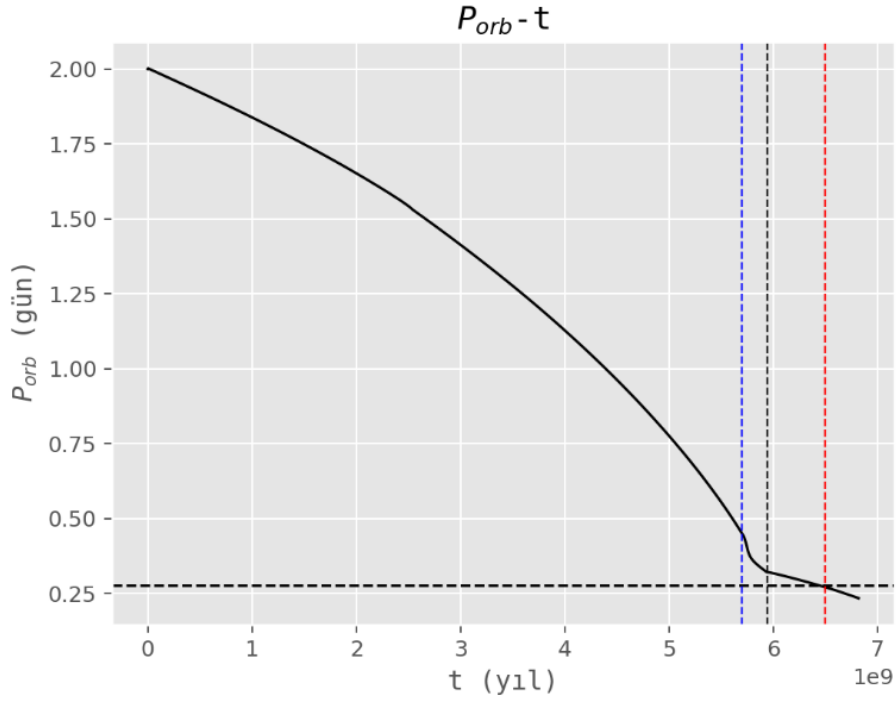
Şekil 106. GSC3581-1856 sistemi için log R – M grafiği.



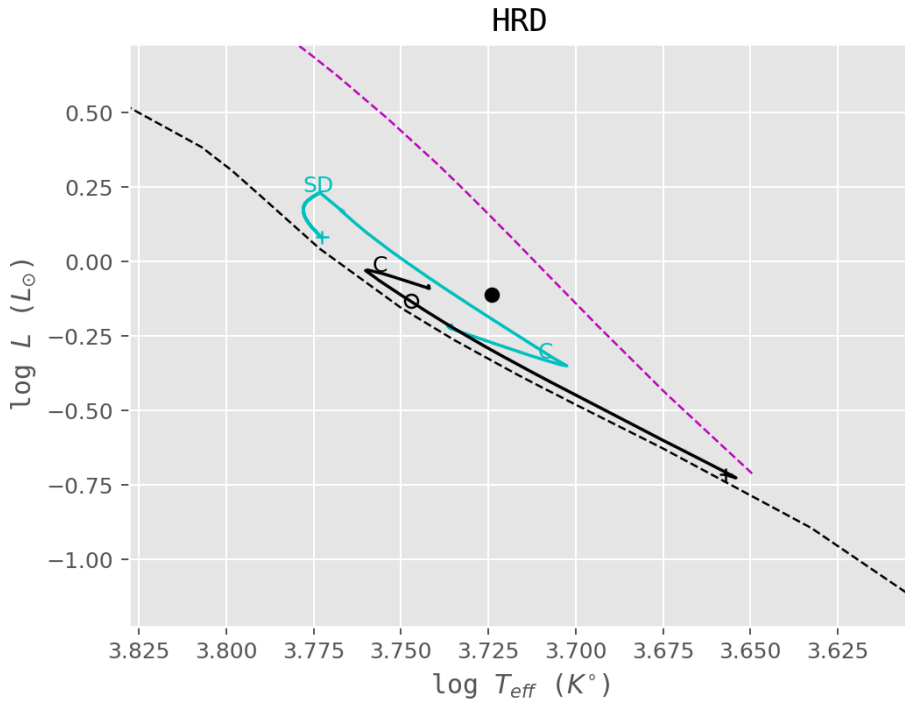
Şekil 107. GSC3581-1856 sistemi için kütle – zaman grafikleri.



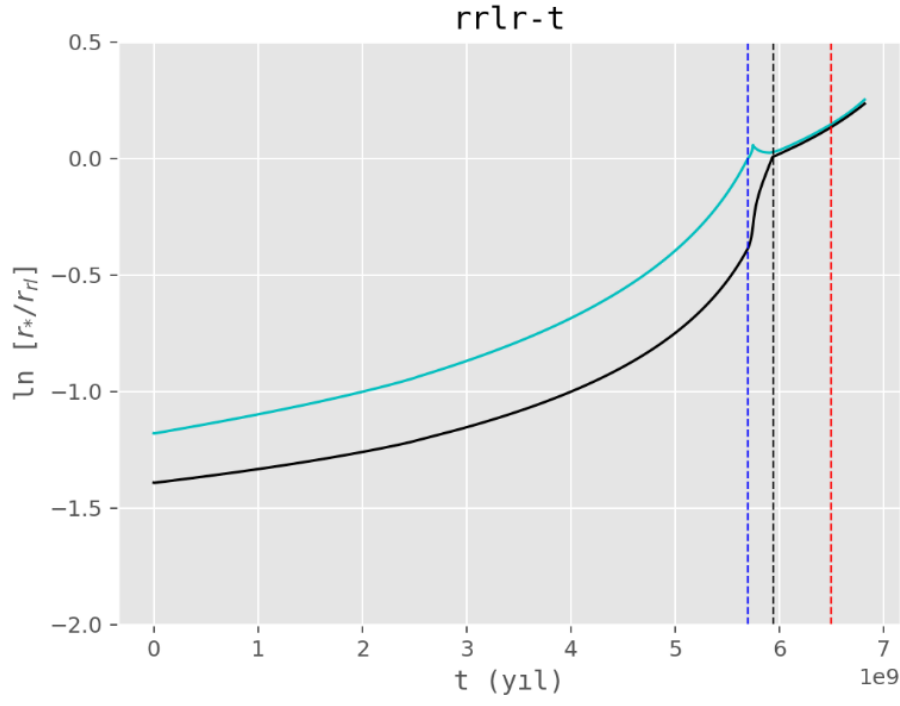
Şekil 108. GSC3581-1856 sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



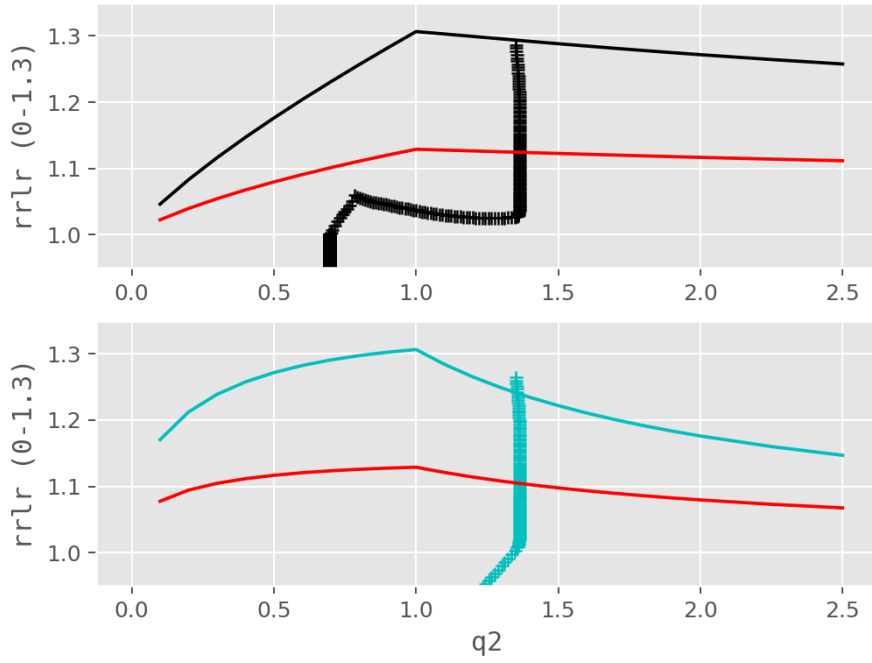
Şekil 109. GSC3581-1856 sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 110. GSC3581-1856 sistemi için HRD.



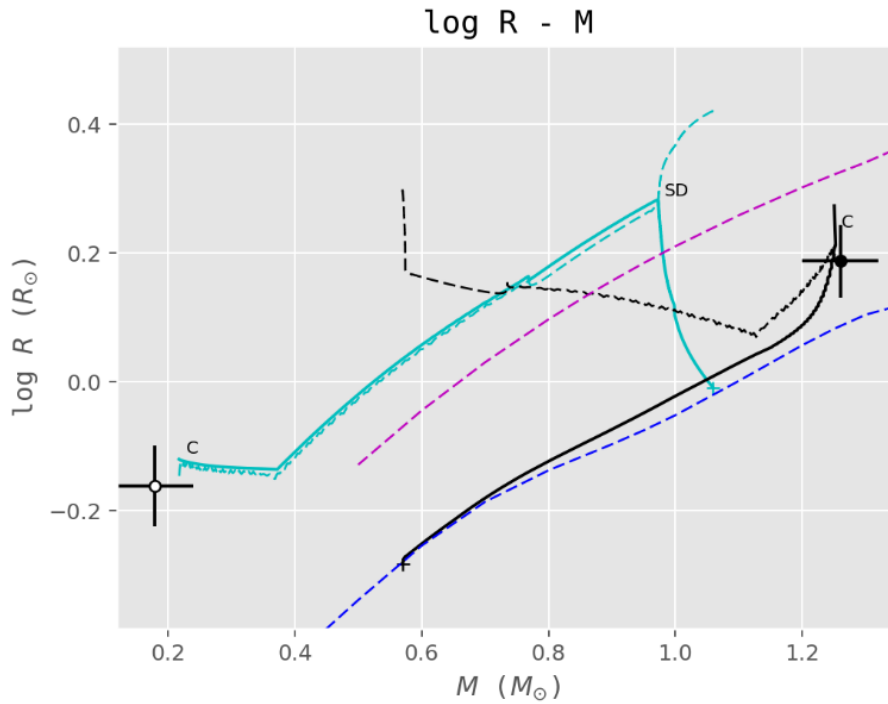
Şekil 111. GSC3581-1856 sistemi için görel yarıçaplar – zaman grafiği.



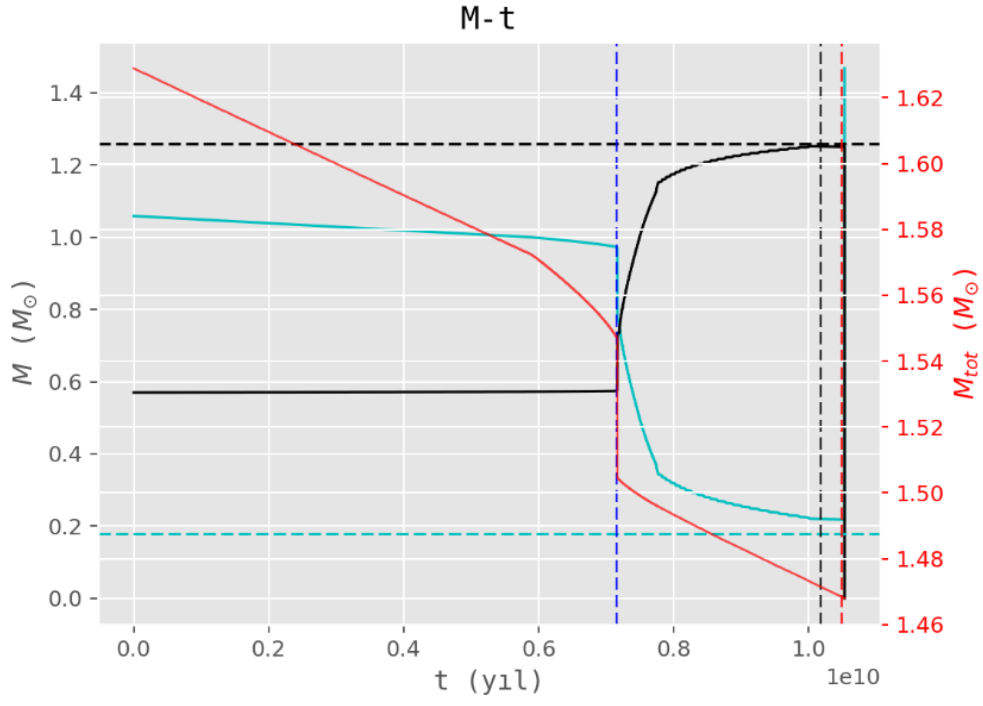
Şekil 112. GSC3581-1856 sistemi için görel yarıçaplar ve q2 grafiği.

4.1.16. GSC 1042-2191

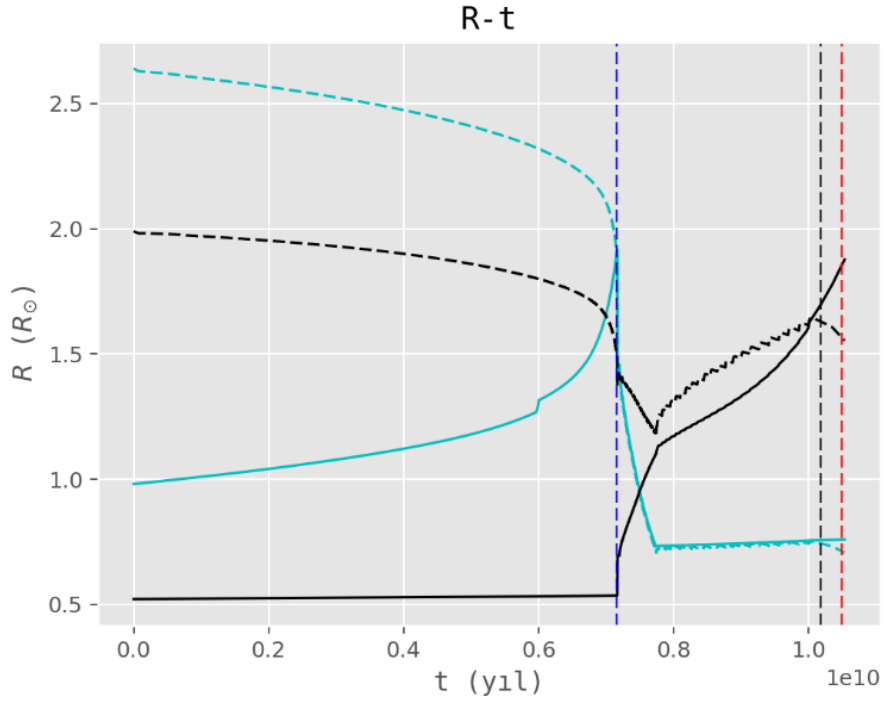
BSE programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,059 + 0,57 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 1,365$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,005$ olarak alınmıştır. Stępień'nin yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı formülü (Stępień, 2011a) ve Hurley vd. (2002) manyetik frenleme şeması kullanılmıştır. Stępień ve Kiraga (2015)'nin önerdiği kütle aktarım şablonu kullanılarak sistem modellenmiştir. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 113-117'de verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 7,1 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayrılmış evreye girmiştir. 10,2 Gyr yaşında sistem degen evreye girmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 10,5 Gyr bulunmuştur. Öngörülen birleşme yaşı 10,5 Gyr'dır.



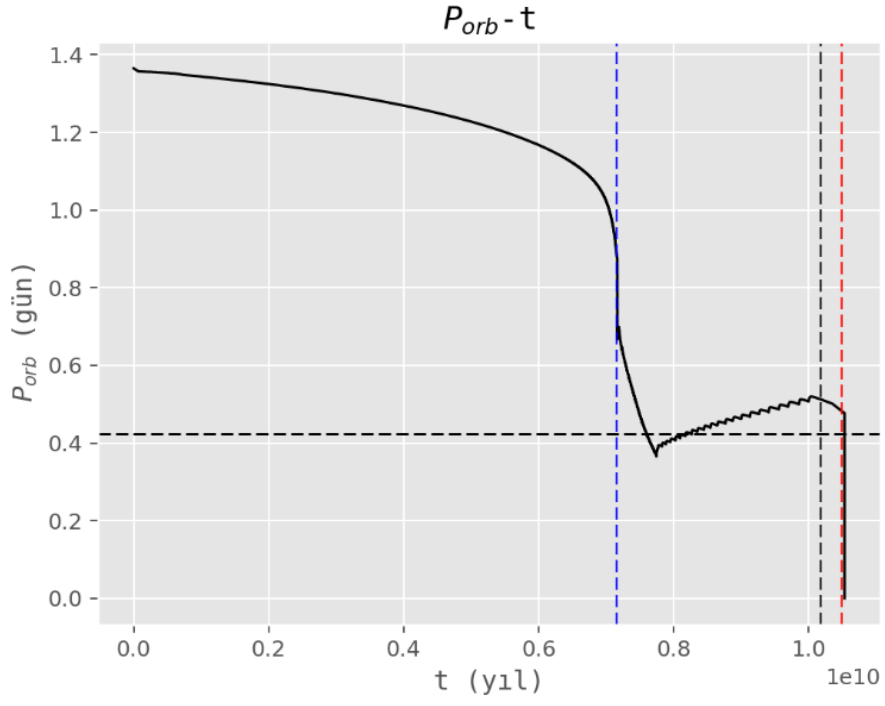
Şekil 113. GSC1042-2191 sistemi için log R – M grafiği.



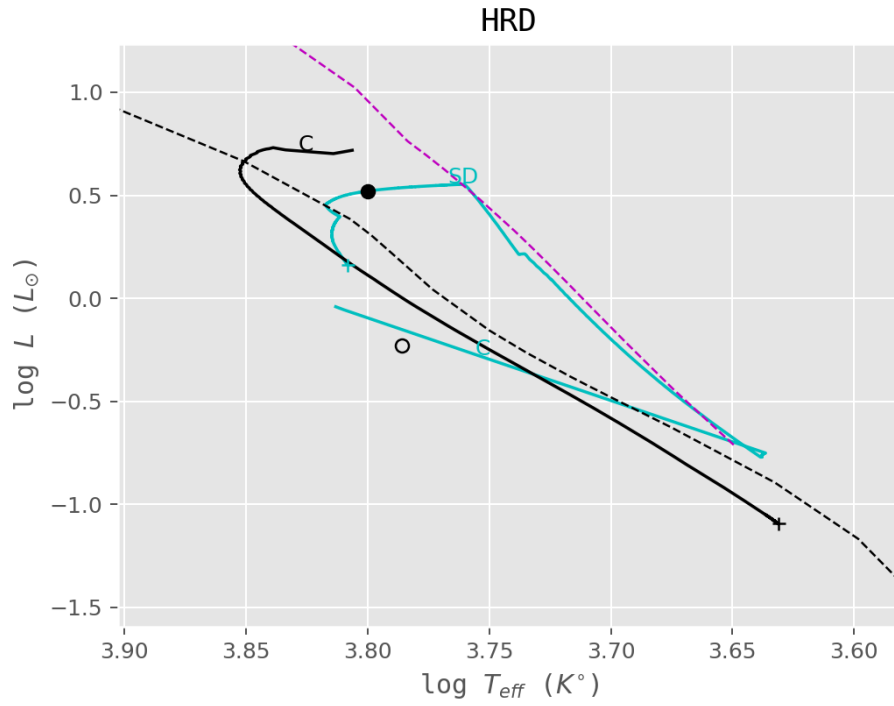
Şekil 114. GSC1042-2191 sistemi için kütle – zaman grafiği.



Şekil 115. GSC1042-2191 sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



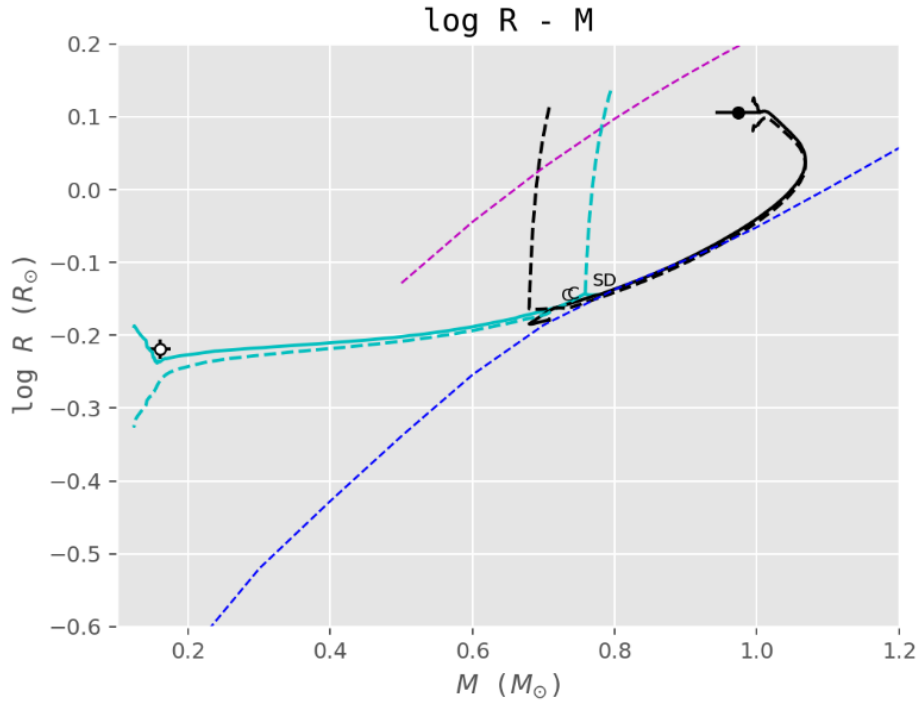
Şekil 116. GSC1042-2191 sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



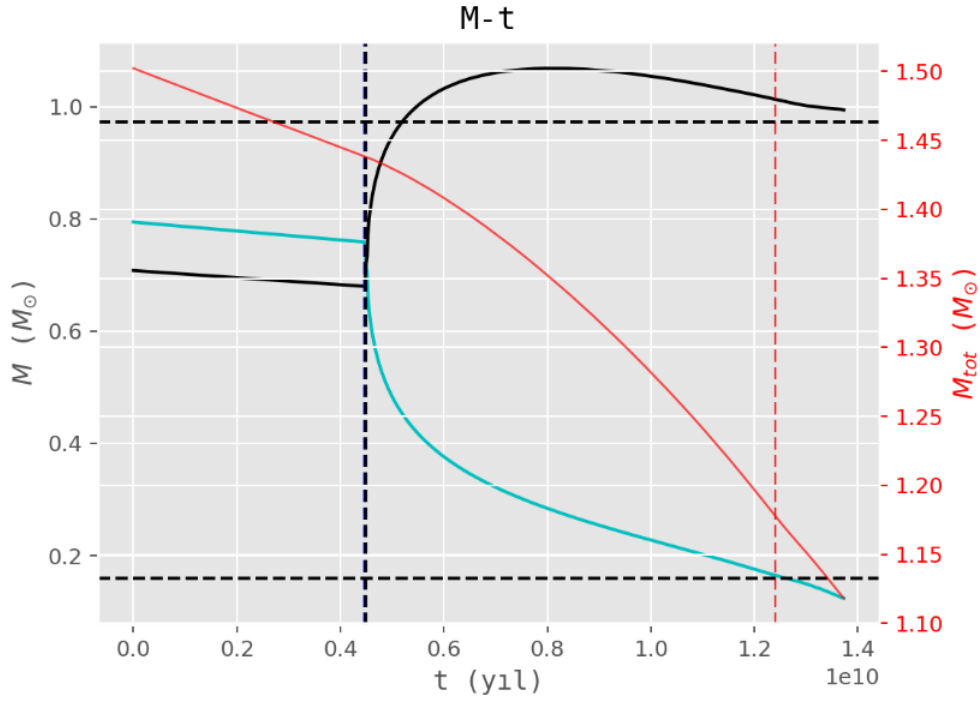
Şekil 117. GSC1042-2191 sistemi için HRD.

4.1.17. XY Boo

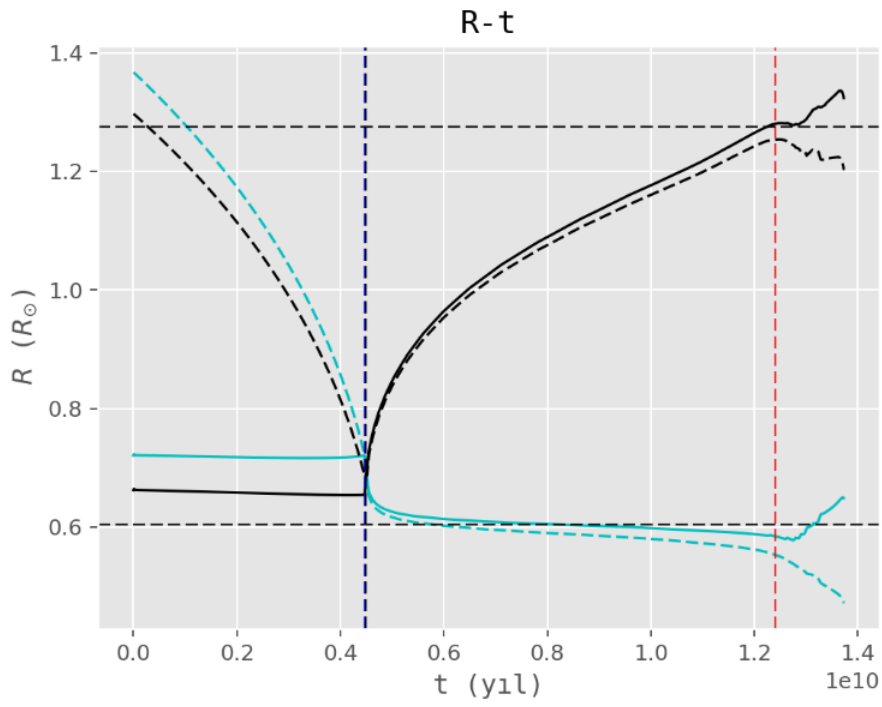
EV-TWIN programıyla sistem modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $0,794 + 0,708 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 0,65$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,020$ olarak alınmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler (c_{ml} , ch_1) 0,2 olarak alınmıştır. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri Şekil 118-123'te verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 4,5 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımının başlangıcında hızlı şekilde kütle oranı tersine dönmüştür ve sistem degen evreye girmiştir. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 12,4 Gyr bulunmuştur. Öngörülen birleşme yaşı 13,0 Gyr'dır. Modelden büyük ve küçük kütleli bileşenlerin jirasyon yarıçaplarının kareleri sırasıyla 0,059 ve 0,065 bulunmuştur. Bu değerler kullanılarak XY Boo sisteminde $f=0$ ve 1 değerleri için kritik kütle oranları $q_c=0,07$ ve 0,08 bulunur. Bu değerler sistemin şimdiki kütle oranı 0,16'dan küçüktür.



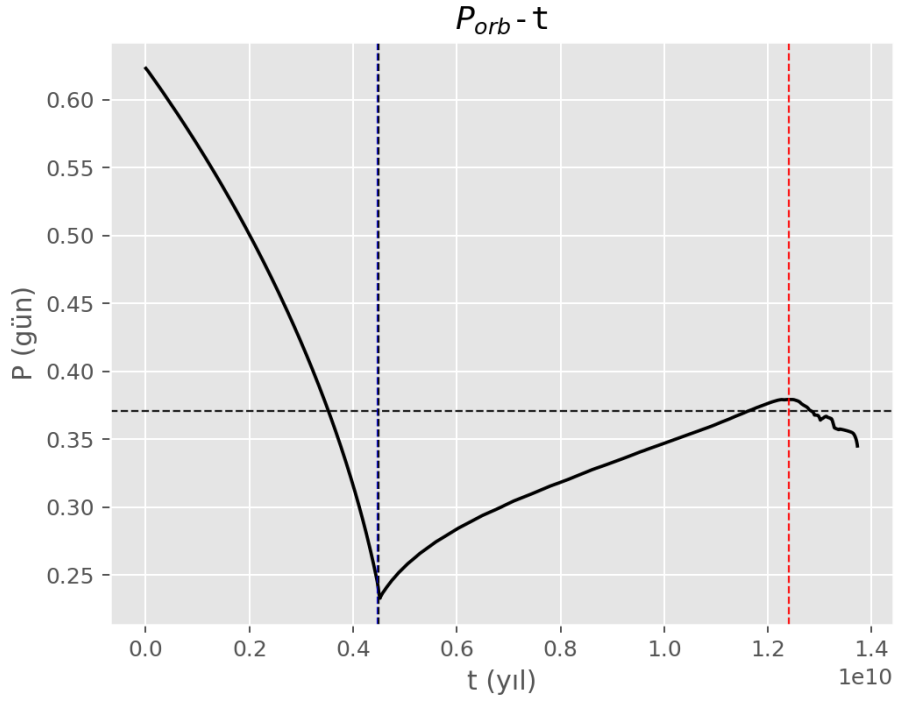
Şekil 118. XY Boo sistemi için log R – M grafiği.



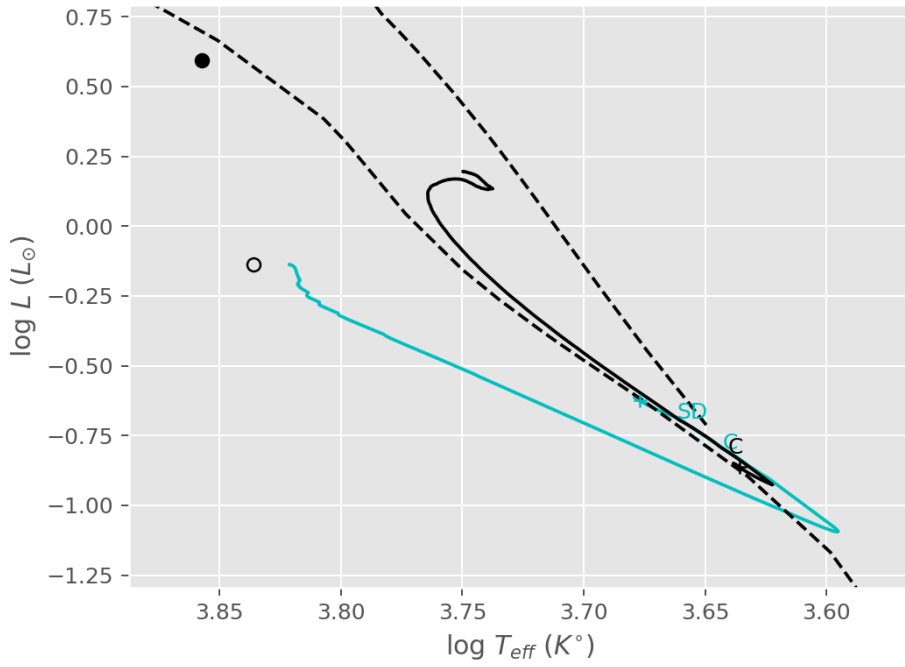
Şekil 119. XY Boo sistemi için kütle – zaman grafiği



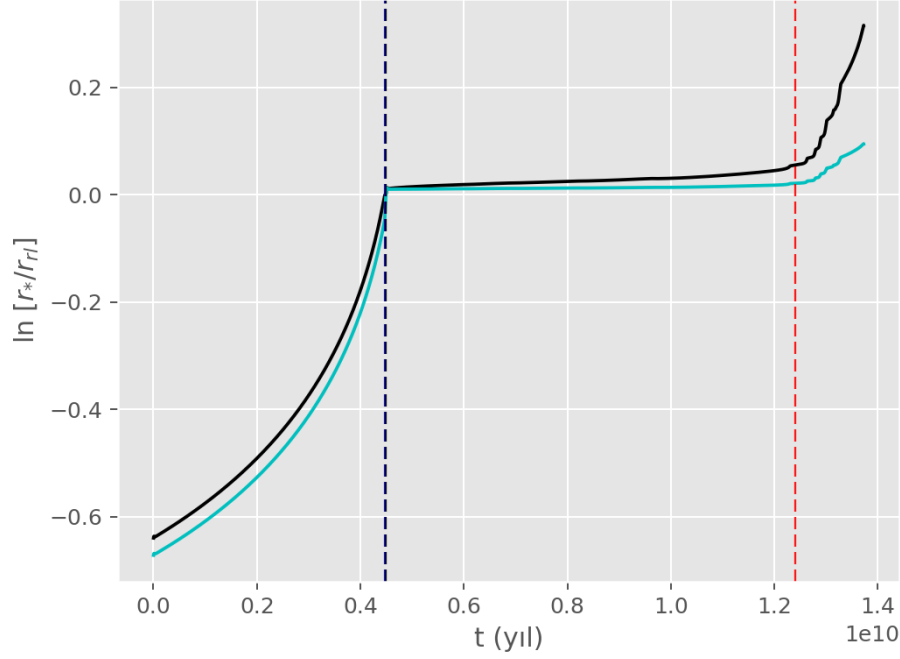
Şekil 120. XY Boo sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



Şekil 121. XY Boo sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



Şekil 122. XY Boo sistemi için HRD.



Şekil 123. XY Boo sistemi için göreceli yarıçaplar – zaman grafiği.

4.2. V1309 Sco

4.2.1. V1309 Sco ‘nun Işık Eğrisi Çözümleri

Samanyolunda gözlenen en önemli çift yıldız birleşme örneği olan V1309 Sco’nun genel özellikleri ile literatür bilgisi Bölüm 1.4’te verilmiştir. Birleşme olayının daha doğru anlaşılabilmesi için parlama öncesi ışık eğrilerinin ayrıntılı analizi edilmesi gerekir. Literatürde yalnızca 2002 ışık eğrisi Zhu vd. (2016) tarafından çözülmüştür. Aynı makalede 2004 ışık eğrisinin çözülemediği belirtilerek, bu durum 2004 yılında ikili sistemin ortak konvektif zarfının kaybolduğu ve ikinci bileşenin birinci bileşenin zarfının içinde kaldığı şeklinde yorumlanmıştır. Bununla birlikte, Tylanda vd. (2011) ışık eğrilerinin şeklini ve argümanları göz önüne alarak hareketlenmenin 2007’de meydana geldiğini ve ana patlamanın Mart 2008’de başladığını ifade etmektedir. Pejcha vd. (2017) tarafından yapılan hidrodinamik simülasyonlarda, parlama öncesi sistemin L2 noktasından kaçan parçacıkların modellenmesi yapılmıştır. Sistemin çevresinde genişleyen sarmallar olarak yayılan kayıp kütle etkisi, ışınım geçiş denklemi çözülerek hesaplanmış ve sistemin ışık eğrileri dolaylı şekilde modellenmiştir. Hesaplamalarında kullandıkları mutlak parametreler Stępień

(2011a)'nin çalışmasından alınmıştır. Sonuç olarak birleşme öncesi çift sistemin fiziksel özellikleri, mutlak parametreleri ve bu parametrelerin evrimi hala bilinmemektedir.

Bu çalışmada, kırmızı nova parlaması gösteren ikili sistem V1309 Sco'nun parlama öncesine ait tüm gözlem verilerini kullanarak, sistemin fiziksel özelliklerini elde etmek, evrim modelini oluşturup, sistemin birleşme sürecini daha iyi anlamak amaçlanmıştır.

4.2.2. V1309 Sco 'nun Nightfall Programı ile Işık Eğrisi Çözümleri

V1309 Sco'nun OGLE-III projesinden elde edilen I süzgecindeki verileri Nightfall ışık eğrisi analiz programı kullanılarak modellenmiştir. Sistemin birleşme öncesi ışık eğrileri yıllara göre parçalara ayrılmıştır. Parçalar gözlem yılının son rakamı ile numaralandırılmıştır. Nightfall çözümlerinde *Şekil 3* ve *Şekil 4'te* görülen 2, 3, 4, 5, 6 ve 7 numaralı ışık eğrileri kullanılmıştır. Çözümlerde programın en küçük leke sönümleme değeri (T_f) 0,5'ten 0,1 değerine düşürülmüştür. Sistemin 2006 yılında sıcaklığı Tylanda vd. (2011) tarafından V-I renk ölçeği kullanılarak 4500 K olarak hesaplanmıştır. Parlama öncesi yıllara ait veri setlerinde parlaklık farkları göze çarpmaktadır. 2002-2003 arası parlaklık dolayısıyla akı sabittir. 2004-2007 arası ise düzenli parlaklık dolayısıyla akı artışı vardır. 2007-2008 arasında parlaklıkta yani akıda keskin düşüş vardır. Sonrasında sistemin parlaması gerçekleşmiştir. Bu nedenle farklı yıllara ait veri setlerinin çözümünde etkin sıcaklığın belirlenmesinde farklı yorumlar göz önüne alınmalıdır. 2004-2007 arasında parlaklığın dolayısıyla akının sistematik olarak artışı birinci bileşenin genişlemesine, ikinci bileşenin dış zarfını L2'den kaybedip ısınmasına veya L2'den kayıp kütlelenin çevresine katkısına bağlanabilir. Böylece sistemin 2006 yılı ışık eğrisi referans alınarak, bu olasılıklar göz önünde bulundurularak diğer yıllara ait ışık eğrilerine ilişkin etkin sıcaklıklar, Pogson formülü yardımıyla belirlenebilir. Pogson formülü aşağıda verilmiştir.

$$\Delta m_I = m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{f_1}{f_2} \quad (4.1)$$

Bu ifade I filtresindeki parlaklık farkını (Δm_I), farklı tarihlerdeki akı oranına bağlar (f_1/f_2). 2006 yılı için akı toplamı, birinci ($f_{1,2006}$) ve ikinci bileşenin ($f_{2,2006}$) ayrıca çevredeki

parçacıkların katkısının ($f_{\zeta,2006}$) toplamıdır. Farklı bir tarih için benzer olarak toplam akı (f_t), birinci bileşenin katkısı ($f_{1,t}$), ikinci bileşenin katkısı ($f_{2,t}$), çevrenin katkısı ($f_{\zeta,t}$) yazılabilir.

$$f_{2006} = f_{1,2006} + f_{2,2006} + f_{\zeta,2006} \quad (4.2)$$

$$f_t = f_{1,t} + f_{2,t} + f_{\zeta,t} \quad (4.3)$$

Akı formüllerindeki bileşenlerin katkıları ışıtmalarıyla orantılıdır:

$$f \propto L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (4.4)$$

Bu ifadede σ Stefan–Boltzmann sabitidir. Bileşenler arası uzaklık (a), Kepler denklemi ile sistemin toplam kütleğine (M_t) ve yörünge dönemine (P) bağlıdır.

$$a^3 = \frac{GM_t}{4\pi^2} P^2 \quad (4.5)$$

Bu denklemlerden yararlanarak

$$\begin{aligned} \frac{f_t}{f_{2006}} &= \frac{f_{1,t} + f_{2,t} + f_{\zeta,t}}{f_{1,2006} + f_{2,2006} + f_{\zeta,2006}} = \frac{4\pi R_{1,t}^2 \sigma T_{1,t}^4 + 4\pi R_{2,t}^2 \sigma T_{2,t}^4 + f_{\zeta,t}}{4\pi R_{1,2006}^2 \sigma T_{1,2006}^4 + 4\pi R_{2,2006}^2 \sigma T_{2,2006}^4 + f_{\zeta,2006}} = \\ &= \frac{4\pi \sigma (R_{1,t}^2 T_{1,t}^4 + R_{2,t}^2 T_{2,t}^4) + f_{\zeta,t}}{4\pi \sigma (R_{1,2006}^2 T_{1,2006}^4 + R_{2,2006}^2 T_{2,2006}^4) + f_{\zeta,2006}} = \frac{4\pi \sigma a_t (r_{1,t}^2 T_{1,t}^4 + r_{2,t}^2 T_{2,t}^4) + f_{\zeta,t}}{4\pi \sigma a_{2006} (r_{1,2006}^2 T_{1,2006}^4 + r_{2,2006}^2 T_{2,2006}^4) + f_{\zeta,2006}} \end{aligned} \quad (4.6)$$

yazılabilir. Her iki tarafı $4\pi\sigma$ ile bölünür. Bileşenlerin yarıçapları kesirsel olarak ifade edilir. Kesirsel yarıçaplar $r_i = \frac{R_i}{a}$ olarak tanımlanır.

$$\frac{f_t}{f_{2006}} = \frac{a_t^2 (r_{1,t}^2 T_{1,t}^4 + r_{2,t}^2 T_{2,t}^4) + \frac{f_{\zeta,t}}{4\pi\sigma}}{a_{2006}^2 (r_{1,2006}^2 T_{1,2006}^4 + r_{2,2006}^2 T_{2,2006}^4) + \frac{f_{\zeta,2006}}{4\pi\sigma}} \quad (4.7)$$

Bu ifadede $f_{m,t} = \frac{f_{\zeta,t}}{4\pi\sigma}$ ve $f_{m,2006} = \frac{f_{\zeta,2006}}{4\pi\sigma}$ olarak tanımlanırsa

$$\frac{f_t}{f_{2006}} = \frac{a_t^2 (r_{1,t}^2 T_{1,t}^4 + r_{2,t}^2 T_{2,t}^4) + f_{m,t}}{a_{2006}^2 (r_{1,2006}^2 T_{1,2006}^4 + r_{2,2006}^2 T_{2,2006}^4) + f_{m,2006}} \quad (4.8)$$

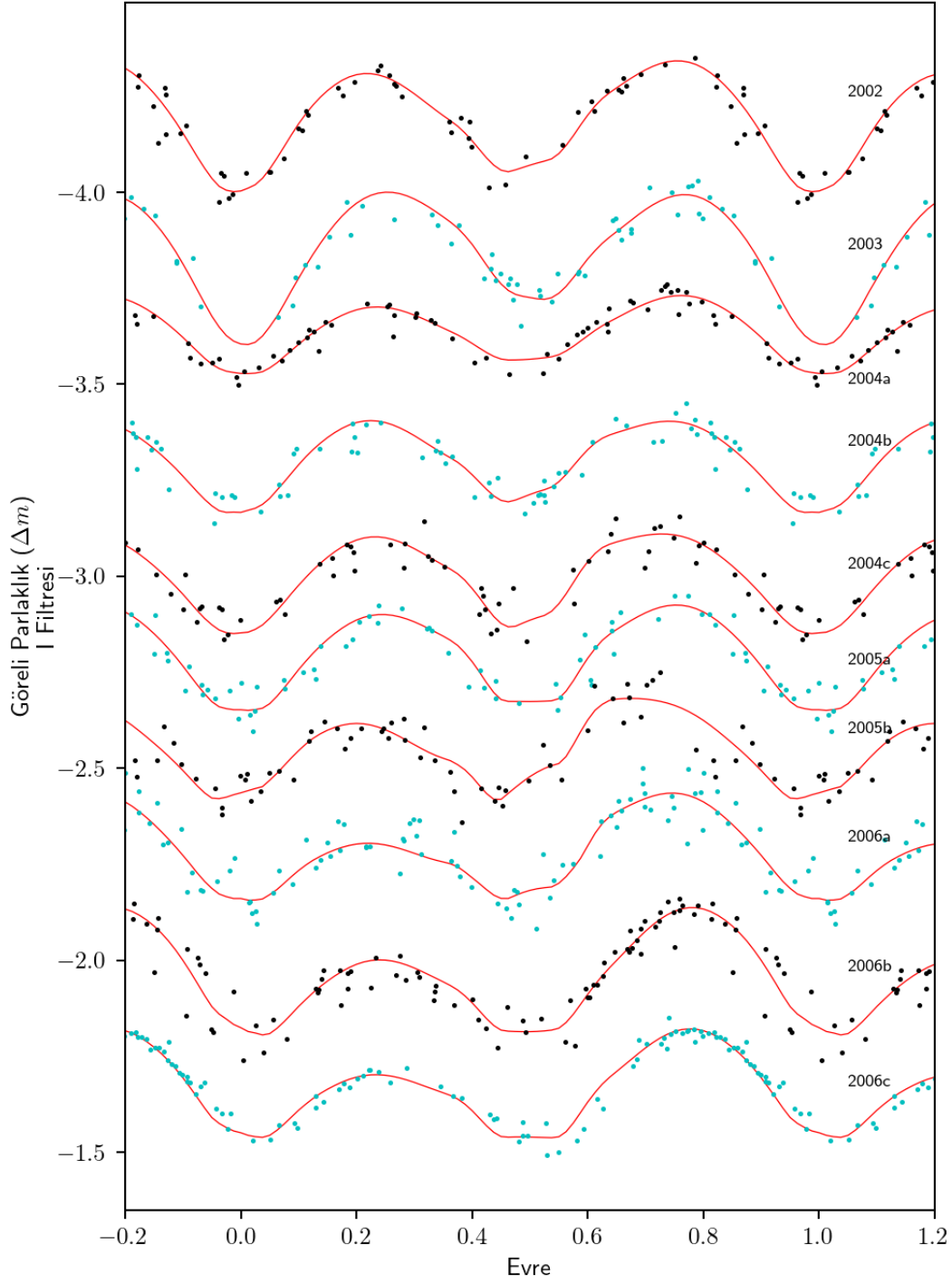
elde edilir. Birinci yaklaşımda 2004-2007 arası düzenli parlaklık ve akı artışı bileşenlerin sıcaklık artışına bağlanır. Akı artışında dış katkılar ihmal edilir. Denklem basitleştirilmiş hali için $T_{1,t} \approx T_{2,t} \approx T_t$, $T_{1,2006} \approx T_{2,2006} \approx T_{2006}$ yaklaşımı yapılır, $f_{m,t}$ ve $f_{m,2006}$ terimleri ihmal edilir. Kepler yasası yardımıyla bileşenler arası uzaklık, yörünge dönemi ve toplam kütle ile değiştirilir. Sistemin iki farklı zamanına ait parlaklık farkı, akı oranına dönüştürülür.

$$\frac{f_t}{f_{2006}} = \frac{M_t^{2/3} P_t^{4/3} T_t^4 (r_{1,t}^2 + r_{2,t}^2)}{M_{2006}^{2/3} P_{2006}^{4/3} T_{2006}^4 (r_{1,2006}^2 + r_{2,2006}^2)} = 10^{\frac{\Delta m_I}{-2,5}} \quad (4.9)$$

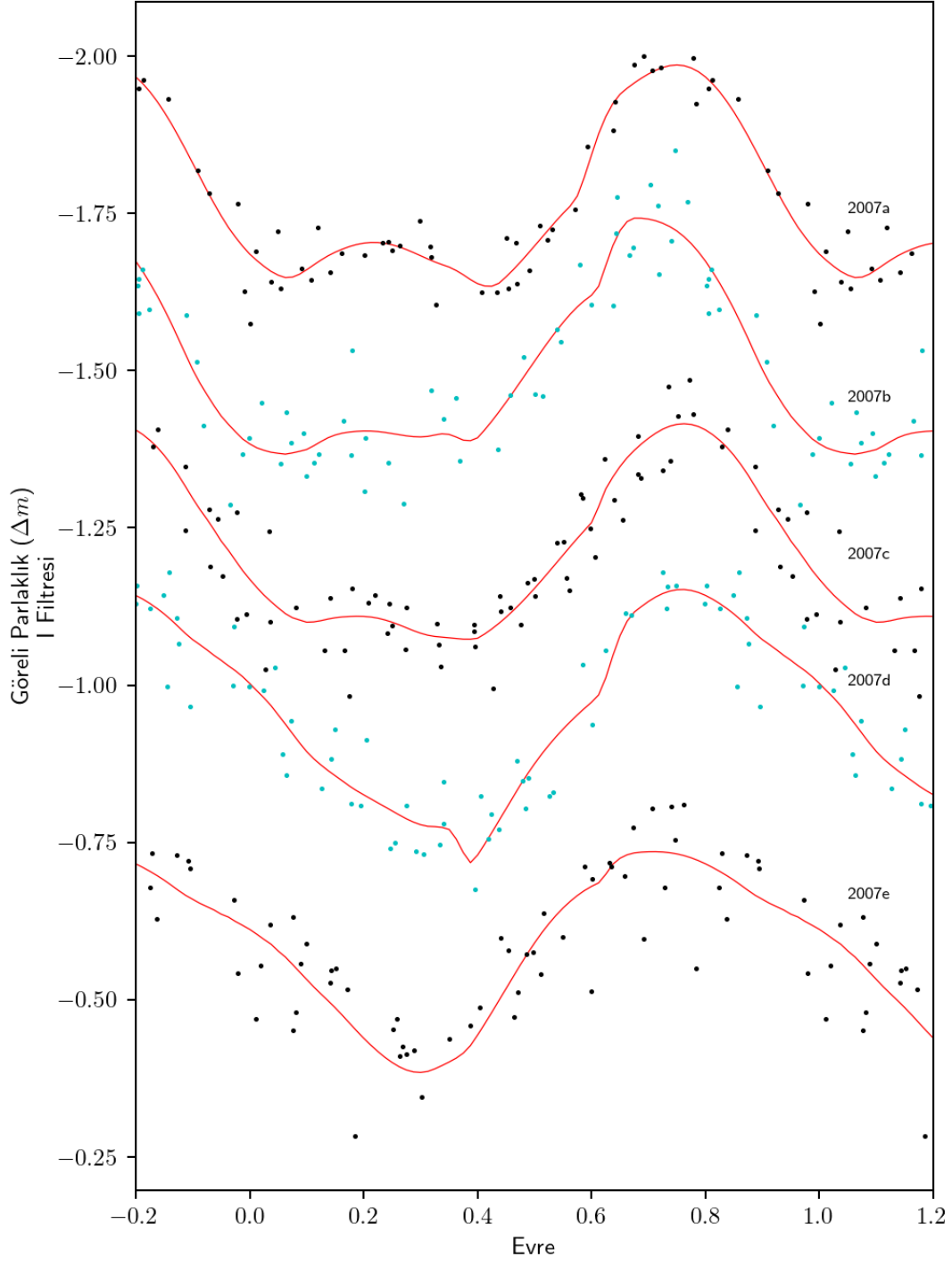
Birleşme öncesinde sistemin yörünge döneminin 7 yıl içinde sadece %1,2 azaldığı göz önünde bulundurularak sistemin toplam kütesinin ve bileşenler arası uzaklığın önemli ölçüde değişmediği kabul edilebilir. Yukarıdaki bağıntı yardımıyla

$$T_t = T_{2006} \sqrt[4]{\frac{r_{1,2006}^2 + r_{2,2006}^2}{(r_{1,t}^2 + r_{2,t}^2) 10^{\Delta m_I / 2,5}}} \quad (4.10)$$

elde edilir. Böylece farklı tarihlere ait sıcaklıkların hesabı için bileşenlerin farklı tarihleriyle ilgili kesirsel yarıçaplarına ilişkin tahminde bulunmak gerekir. Kesirsel yarıçaplar kütle oranının fonksiyonudur. Sistemin birleşmeye yakın olduğu yani her iki bileşenin de dış Roche şişimlerini doldurdukları varsayılarak belli kütle oranı için bileşenlerin kesirsel yarıçapları tahmin edilebilir (Yakut ve Eggleton, 2005). Örneğin: $q \approx 0,125$ için $r_{1,2006} \approx 0,6$ ve $r_{2,2006} \approx 0,27$ iken $q \approx 0,1$ için $r_{1,2006} \approx 0,62$ ve $r_{2,2006} \approx 0,25$ olur. Kesirsel yarıçapların, farklı zamanlarda benzer olduğu düşünülebilir. Böylece 2006 yılı için 4500 K sıcaklığı referans alınarak sistemin etkin sıcaklığı farklı tarihler için hesaplanabilir. Bunun için *Şekil 3'teki* parlaklık farkları kullanılır. Örneğin çözümlerde 2002 ve 2003 yılları için 3800 K ve 2007 yılı için 4820 K değerleri bulunmuştur. Işık eğrisinde değişimlerin hızlı olduğu 4 numaralı set 3 parçaya, 5 numaralı set 2 parçaya, 6 numaralı set 3 parçaya, 7 numaralı set ise 5 parçaya bölünmüştür. V1309 Sco'nun 2002 ile 2006 yılları arasında I filtresindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile elde edilen kuramsal ışık eğrileriyle uyumu *Şekil 124'te*, 2007 yılına ait ışık eğrisinin kuramsal ışık eğrileriyle uyumu da *Şekil 125'te* görülmektedir. Çözümlerden elde edilen ışık eğrisi analiz sonuçları *Tablo 6* ve *Tablo 7'de* verilmiştir.



Şekil 124. V1309 Sco'nun 2002 ile 2006 yılları arasında I filtresindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile elde edilen kuramsal ışık eğrileriyle uyumu.



Şekil 125. V1309 Sco'nun birleşme öncesi 2007 yılına ilişkin I filtresindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile elde edilen kuramsal ışık eğrileriyle uyumu.

Tablo 6

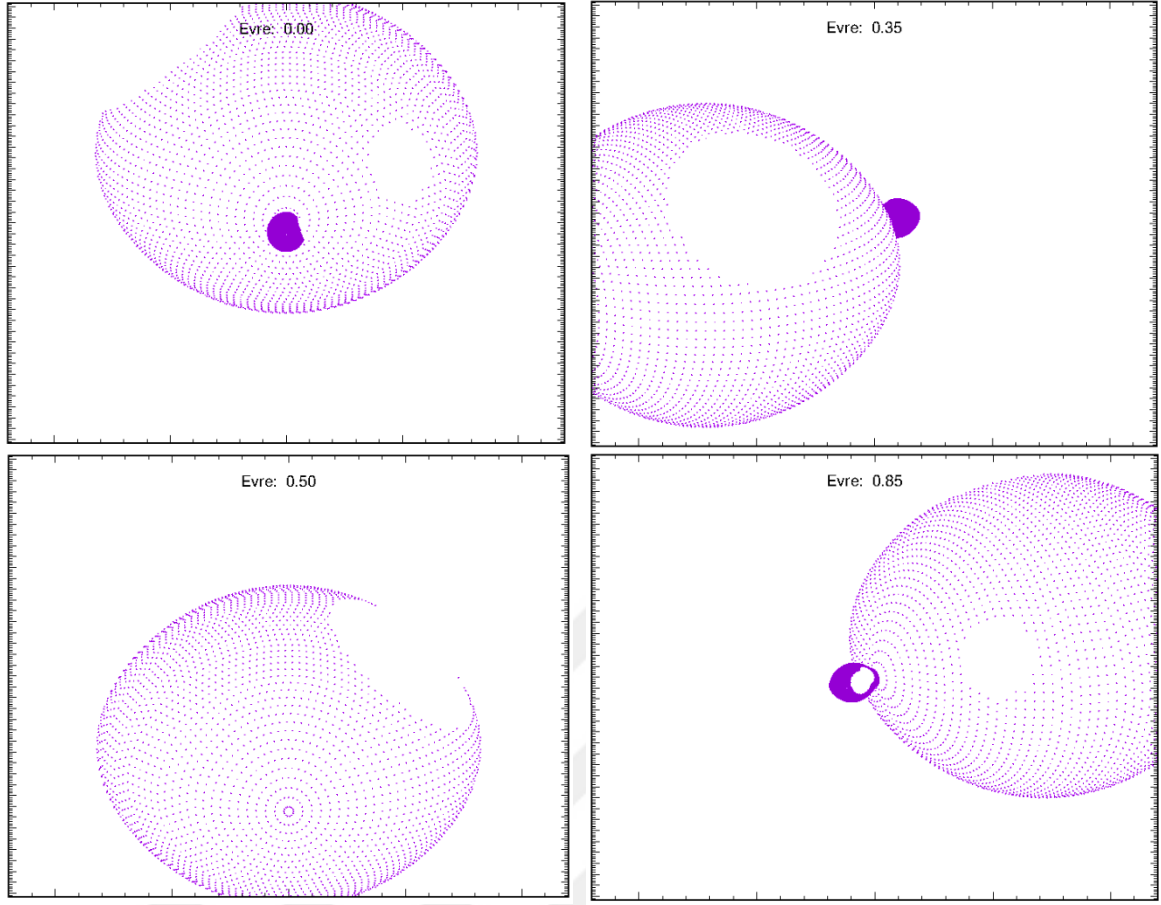
V1309 Sco'nun 2002 ile 2005 arası I filtresinde Nightfall programı ile ışık eğrisi analiz sonuçları

Parametre	2002	2003	2004a	2004b	2004c	2005a	2005b
T_0 (HJD)	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5
P (gün)	1,43801	1,43647	1,43553	1,43553	1,43553	1,4334	1,4334
i (°)	73,21	70,99	74,51	72,04	71,34	74,81	76,13
T1 (K)	3800	3800	4200	4200	4200	4350	4350
T2 (K)	3803	3837	3938	4191	4500	4464	4577
q	0,101	0,101	0,101	0,095	0,095	0,095	0,09
f	0,97	0,97	0,97	0,97	0,97	0,97	0,95
1. Yıldız'ın 1. Lekesi							
Boylam (°)	289,18	203,48	67,07	280,52	270,39	251,88	278,31
Enlem (°)	19,49	33,27	89,39	31,51	42,74	-26,64	14,32
r (°)	24,36	30,03	53,80	19,13	38,60	27,29	50,22
T_f	0,89	0,94	1,59	0,58	0,88	0,69	0,89
1. Yıldız'ın 2. Lekesi							
Boylam (°)	122,07	69,97	-	104,23	105,80	107,43	107,96
Enlem (°)	19,86	34,63	-	-25,42	-15,96	-45,14	
r (°)	47,64	13,62	-	25,46	28,06	25,89	
T_f	0,98	0,76	-	0,54	0,60	0,63	
2. Yıldız'ın 1. Lekesi							
Boylam (°)	-	-	-	-	-	212,47	50,48
Enlem (°)	-	-	-	-	-	32,79	15,40
r (°)	-	-	-	-	-	25,01	42,13
T_f	-	-	-	-	-	1,31	1,04
2. Yıldız'ın 2. Lekesi							
Boylam (°)	-	-	-	-	-	-	-
Enlem (°)	-	-	-	-	-	-	-
r (°)	-	-	-	-	-	-	-
T_f	-	-	-	-	-	-	-

Tablo 7

V1309 Sco'nun 2006 ile 2007 arası I filtresinde Nightfall programı ile ışık eğrisi analiz sonuçları

Parametre	2006a	2006b	2006c	2007a	2007b	2007c	2007d	2007e
T ₀ (HJD)	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5	2455233,5
P (gün)	1,42802	1,42802	1,42802	1,42435	1,42435	1,42435	1,42435	1,42435
i (°)	71,96	74,15	73,93	70,08	71,6	71,72	72,74	71,16
T1 (K)	4500	4500	4500	4820	4820	4820	4820	4820
T2 (K)	4645	4198	4338	5211	5098	4752	5472	4740
q	0,085	0,085	0,085	0,03	0,01	0,01	0,0076	0,005
f	0,97	0,97	0,97	0,92	0,72	0,72	0,93	0,93
1. Yıldız'ın 1. Lekesi								
Boylam (°)	93,71	20,06	45,71	303,86	204	231,60	273,21	281,94
Enlem (°)	21,86	25,67	21,70	19,40	67,33	56,32	31,61	42,18
r (°)	33,47	45,44	45,78	22,28	39,00	33,07	29,34	30,54
T _f	0,91	0,95	0,97	0,61	0,58	0,71	0,46	0,42
1. Yıldız'ın 2. Lekesi								
Boylam (°)	273,83	258,80	264,44	205,49	309,65	330,60	356,52	140,73
Enlem (°)	7,89	14,40	3,53	-48,71	15,48	18,61	8,86	12,20
r (°)	39,65	44,63	44,59	44,84	22,15	40,68	16,39	11,38
T _f	0,87	0,93	0,93	0,44	0,62	0,92	0,68	0,62
2. Yıldız'ın 1. Lekesi								
Boylam (°)	20,37	-	187,74	298,49	31,15	106,48	287,58	57,14
Enlem (°)	-54,32	-	-21,66	24,68	35,66	4,08	23,62	34,03
r (°)	44,61	-	13,77	42,99	38,78	39,76	38,89	30,47
T _f	1,60	-	1,81	0,74	1,55	1,66	1,57	1,26
2. Yıldız'ın 2. Lekesi								
Boylam (°)	-	-	30,85	58,61	52,68	320,96	51,91	95,66
Enlem (°)	-	-	39,37	25,77	-3,75	33,51	20,56	16,67
r (°)	-	-	29,54	38,98	43,45	39,48	40,39	36,68
T _f	-	-	1,12	1,28	1,63	0,73	1,60	1,68



Şekil 126. 2007e veri seti için V1309 Sco'nun farklı evrelerde geometrisi ve bileşenlerin lekeleri.

Nightfall programında lekelerin boylamı yıldızları birleştiren doğrultudan başlayarak, sisteme üstten bakıldığında saat yönünde olacak şekilde $0^\circ - 360^\circ$ aralığında ölçülür. Şekil 126'da Nightfall programında çizdirilen, 2007e veri setinde V1309 Sco'nun farklı evrelerde geometrisi ve bileşenlerin lekeleri şematik olarak gösterilmiştir. Sol üstteki panelden başlayarak 0-0,35-0,50 ve 0,85 evreleri çizdirilmiştir.

Bu çözümler dışında bazı araştırmacılar V1309 Sco'nun parlama öncesi 2006 yılına ait 4500 K sıcaklığının, L2 noktasından kayıp kütleinin etrafını biraz soğutmasından dolayı, sistemin sıcaklığının bu değerden daha yüksek olması gerektiğini ifade etmişlerdir (Caldwell, 2017; Pejcha vd., 2017). Bunun için 2002 yılına ait veri seti Denklem 4.10'un tersten uygulanmasıyla 5163 K sıcaklığı için tekrar çözülmüştür. Ayrıca 2002 veri seti 4500 K sıcaklığı için çözülmüştür. Tablo 8'de V1309 Sco'nun 2002 yılı ışık eğrisinin farklı sıcaklıklarda elde edilen ışık eğrisi analiz sonuçları listelenmiştir.

Tablo 8

V1309 Sco'nun 2002 yılı I filtresinde Nightfall programı ile farklı sıcaklıklarda ışık eğrisi analiz sonuçları

Parametre	T=3800 K	T=4500 K	T=5163 K
P (gün)	1,43801	1,43801	1,43801
i (°)	73,02	74,16	72,345
T ₁ (K)	3800	4500	5163
T ₂ (K)	3803	4452	4442
$\Omega_1=\Omega_2$	1,8981	1,8981	1,9444
q	0,101	0,101	0,120
L ₁ /L _{top} (I)	0,825	0,832	0,89
L ₂ /L _{top} (I)	0,175	0,168	0,11
r ₁ (pole)	0,553	0,553	0,544
r ₁ (side)	0,6271	0,6271	0,6132
r ₁ (back)	0,65076	0,65076	0,63891
r ₂ (pole)	0,214	0,214	0,227
r ₂ (side)	0,2277	0,2277	0,2405
r ₂ (back)	0,3365	0,3365	0,3414
f	97,11	97,11	95,49
1, Yıldız'ın 1, Lekesi			
Boylam (°)	109,18	110,27	133,709
Enlem (°)	19,49	9,55	-40,13
r (°)	24,36	25,12	27,86
T _f	0,89	0,88	0,64
1, Yıldız'ın 2, Lekesi			
Boylam (°)	302,07	304,34	-
Enlem (°)	19,86	22,02	-
r (°)	47,64	51,12	-
T _f	0,98	0,98	-

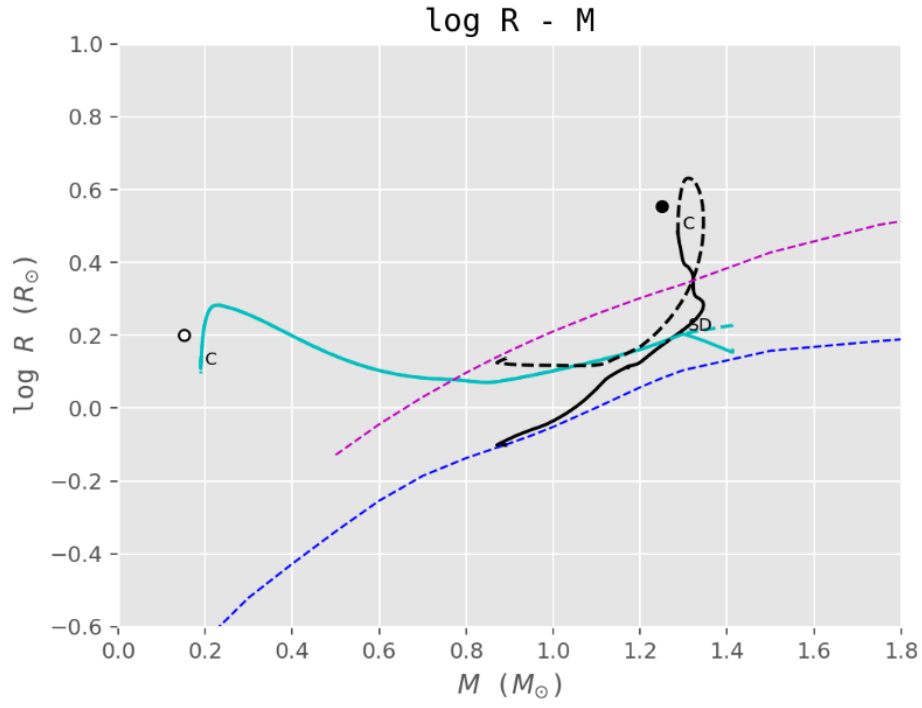
4.2.4. V1309 Sco'nun Evrim Modelleri

EV-TWIN programıyla V1309 Sco sistemi modellenmiştir. Modellemede başlangıç kütleleri $1,41 + 0,89 M_{\odot}$, başlangıç dönemi $P_0 = 0,65$ gün, ağır elementlerin kütle kesri $Z = 0,020$ olarak alınmıştır. Programda korunumsuz evrim ve eşzamanlı çözüm kullanılmıştır. Dinamo kökenli kütle ve açısal momentum kaybıyla ilgili parametreler (cml, chl) 0,2 olarak alınmıştır. Sistemin yaşı yaklaşık olarak 8,00 milyar yıl (Gyr) bulunmuştur. Sistem birleşmiştir. Işık eğrisi çözümleriyle bu modelin uyumunu araştırmak için modelin birleşme öncesi bileşenler arası uzaklığı olan $5,98 R_{\odot}$ değeri kullanılarak elde edilen mutlak parametreler *Tablo 9'da* verilmiştir. Modellemeden elde edilen parametrelerin değişim grafikleri *Şekil 127-134'te* verilmiştir. Modelleme sonuçlarına göre başlangıçta büyük kütleli bileşen yaklaşık 2 Gyr yaşında Roche şişimini doldurmuş ve sistem yarı ayırık evreye girmiştir. Kütle aktarımı sonucu, zaman 3 Gyr olduğunda bileşenlerin kütleleri eşitlenir. Ardından kütle oranı ters döner ve SD2 evresine geçilir. Sistemin yaşı 5,2 Gyr olduğunda kütle aktaran bileşen anakol ömrünü tamamlar. Bu süreçte kütle aktarım hızı artar ve sistemin yörünge dönemi artmaya başlar. Sistemin yaşı 7,75 Gyr olduğunda ikinci bileşen de anakol ömrünü tamamlar ve sistemin yörünge dönemi 2 gün civarındadır. İkinci bileşen yarıçapını arttırırken birinci bileşen küçülür. İkinci bileşenin genişlemesi ve konvektif zarf geliştirmesiyle gelgit sürtünmesi yörünge dönemi 2,1 günden 1,4 güne doğru hızlı şekilde düşürür. Sistem 8 Gyr yaşında SD2 evresinden degen evreye geçiş yapar. Küçük kütleli bileşen kütle aktardıkça ısınırken büyük kütleli bileşen konvektif zarf geliştirerek soğur. Değme evresinden sonra sistem kısa zamanda L2 noktasından taşar ve birleşir.

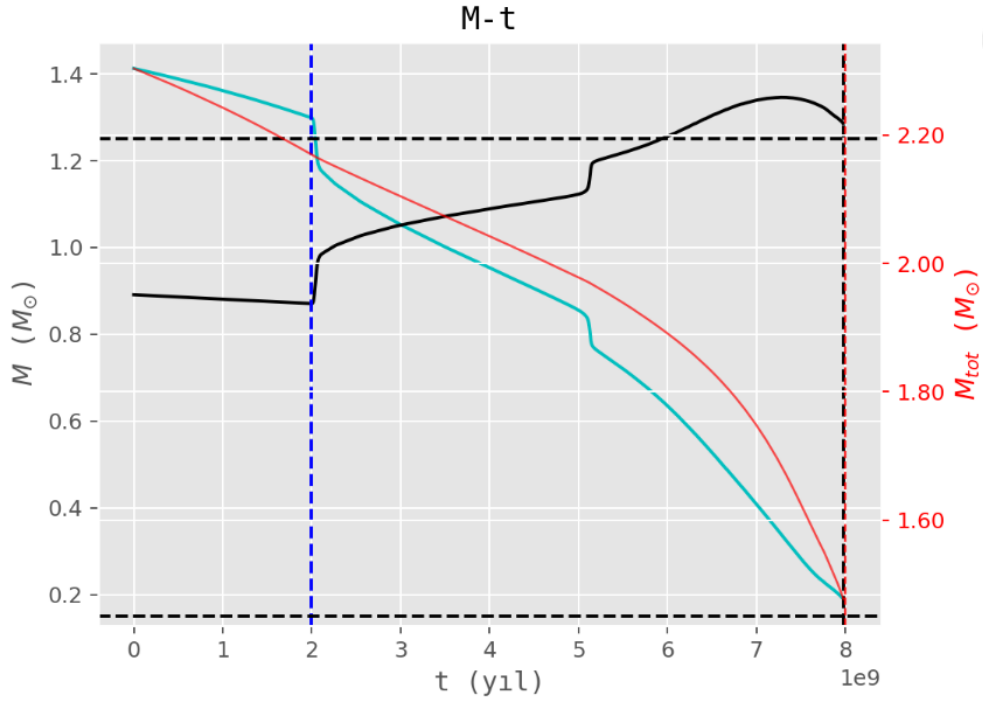
Tablo 9

V1309 Sco'nun mutlak parametreleri

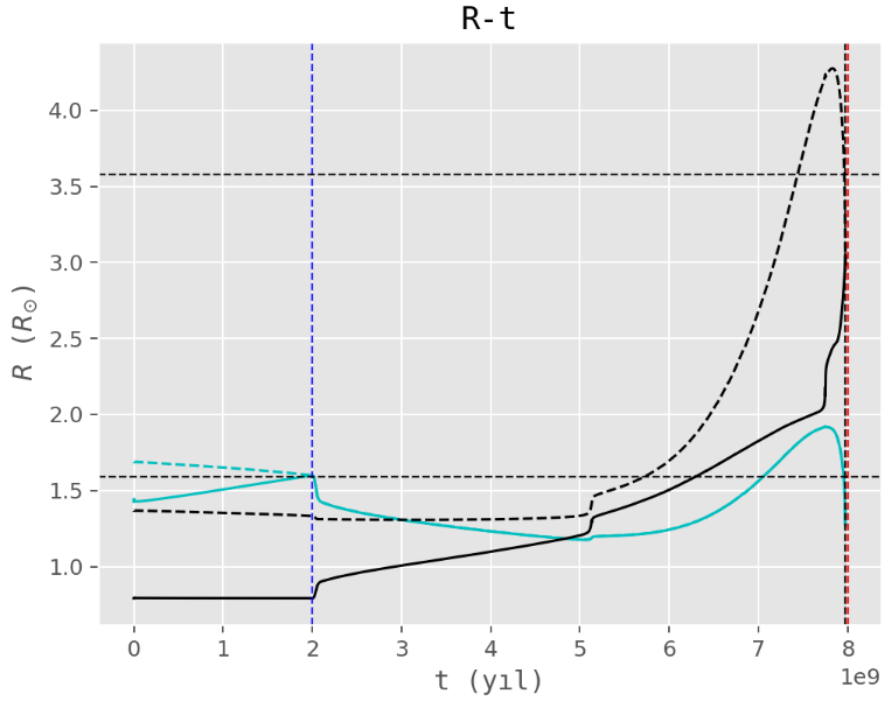
Parametre	$T_1=3800$ K	$T_1=4500$ K	$T_1=5163$ K
a (R_\odot)	5,98	5,98	5,98
M_1 (M_\odot)	1,264	1,264	1,252
M_2 (M_\odot)	0,128	0,128	0,15
R_1 (R_\odot)	3,64	3,64	3,581
R_2 (R_\odot)	1,51	1,51	1,59
T_1 (K)	3800	4500	5163
T_2 (K)	3803	4452	4441
$\log T_1$ (K)	3,579	3,653	3,713
$\log T_2$ (K)	3,58	3,649	3,647
L_1 (L_\odot)	2,476	4,87	8,16
L_2 (L_\odot)	0,423	0,81	0,88
$\log L_1$ (L_\odot)	0,393	0,688	0,91
$\log L_2$ (L_\odot)	-0,364	-0,09	-0,06



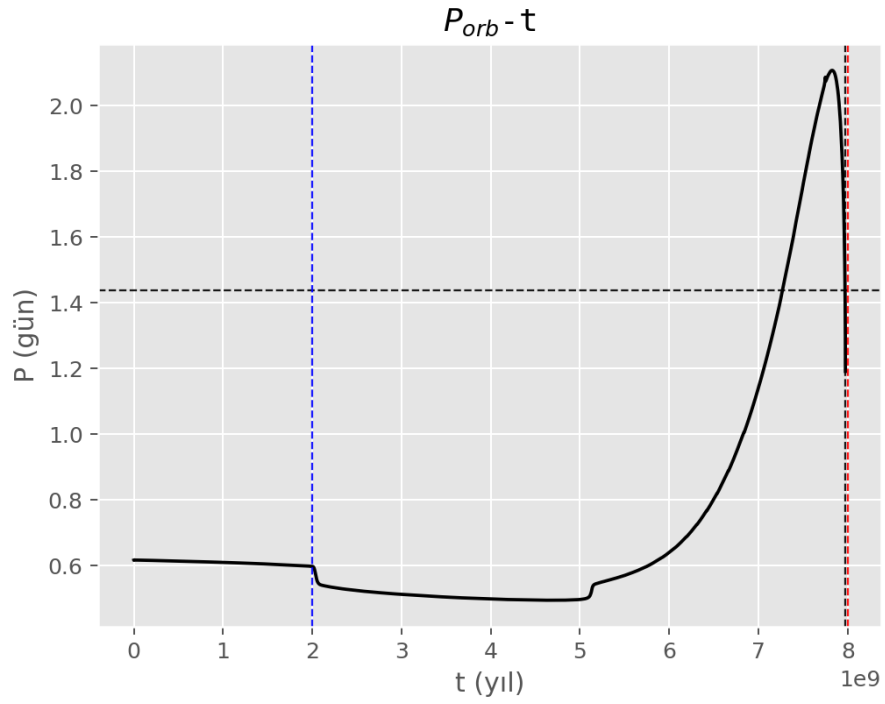
Şekil 127. V1309 Sco sistemi için log R – M grafiği.



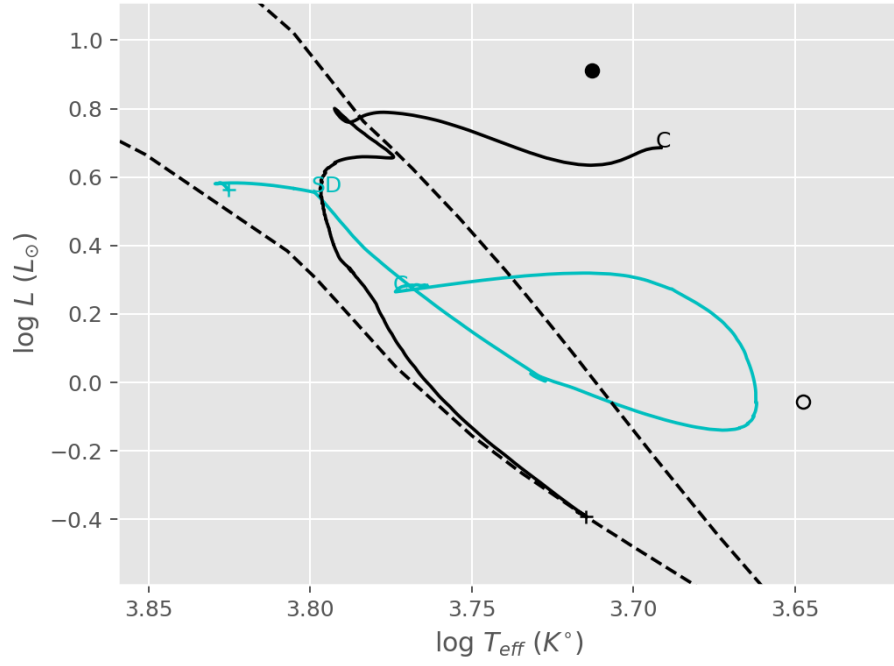
Şekil 128. V1309 Sco sistemi için kütle – zaman grafiği



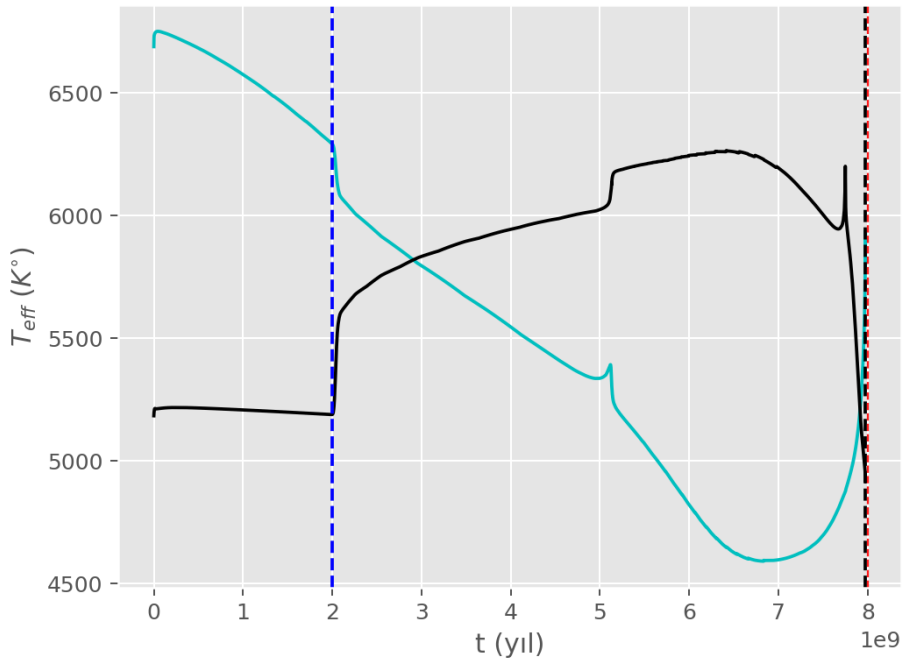
Şekil 129. V1309 Sco sistemi için yarıçap – zaman grafiği.



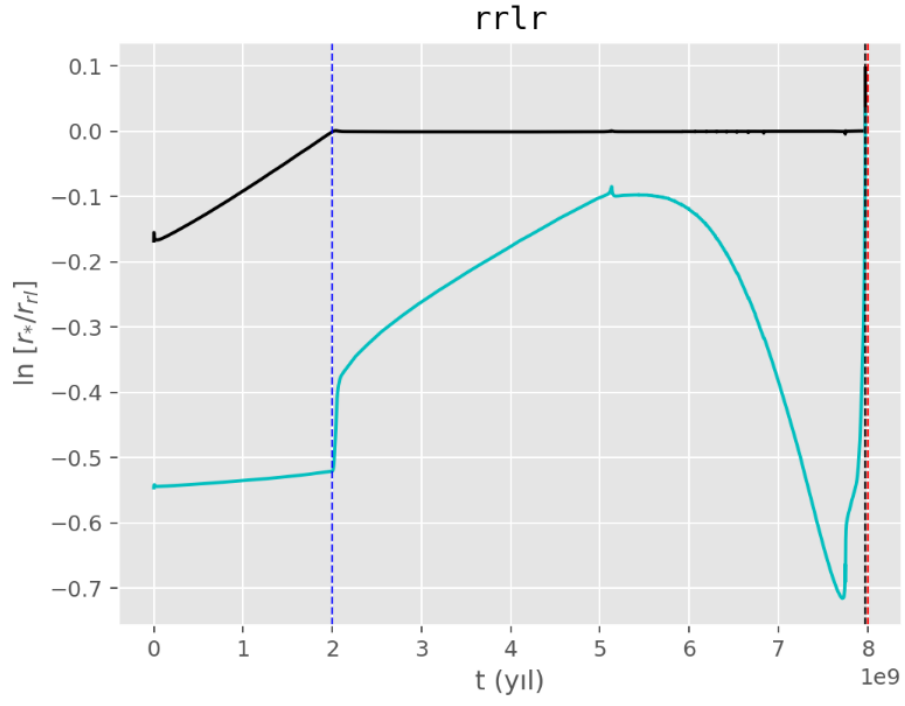
Şekil 130. V1309 Sco sistemi için yörünge dönemi – zaman grafiği.



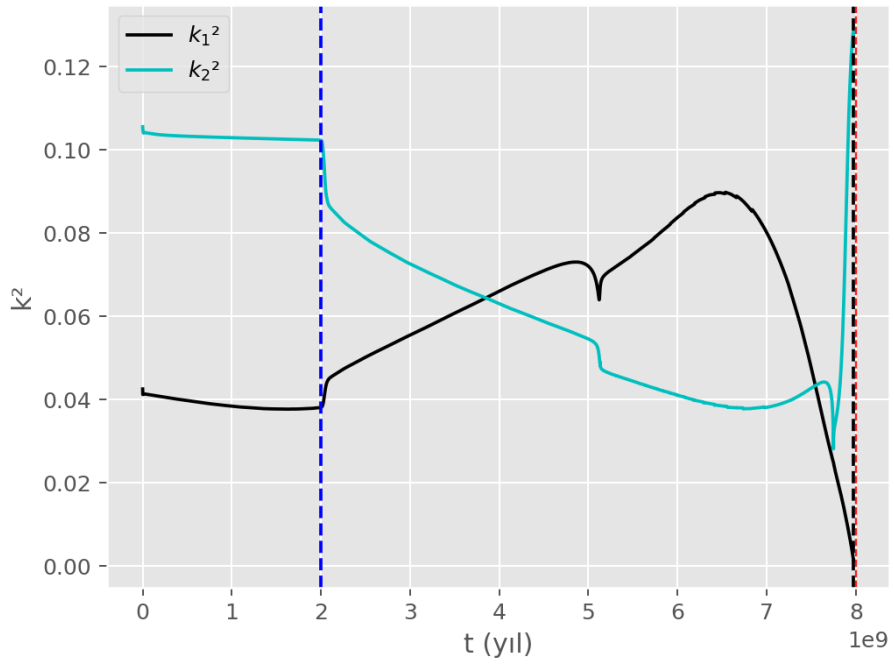
Şekil 131. V1309 Sco sistemi için HRD.



Şekil 132. V1309 Sco sistemi için sistemi için sıcaklık – zaman grafiği.



Şekil 133. V1309 Sco sistemi için görelî yarıçaplar – zaman grafiği.



Şekil 134. V1309 Sco sistemi için jirasyon yarıçapının karesi.

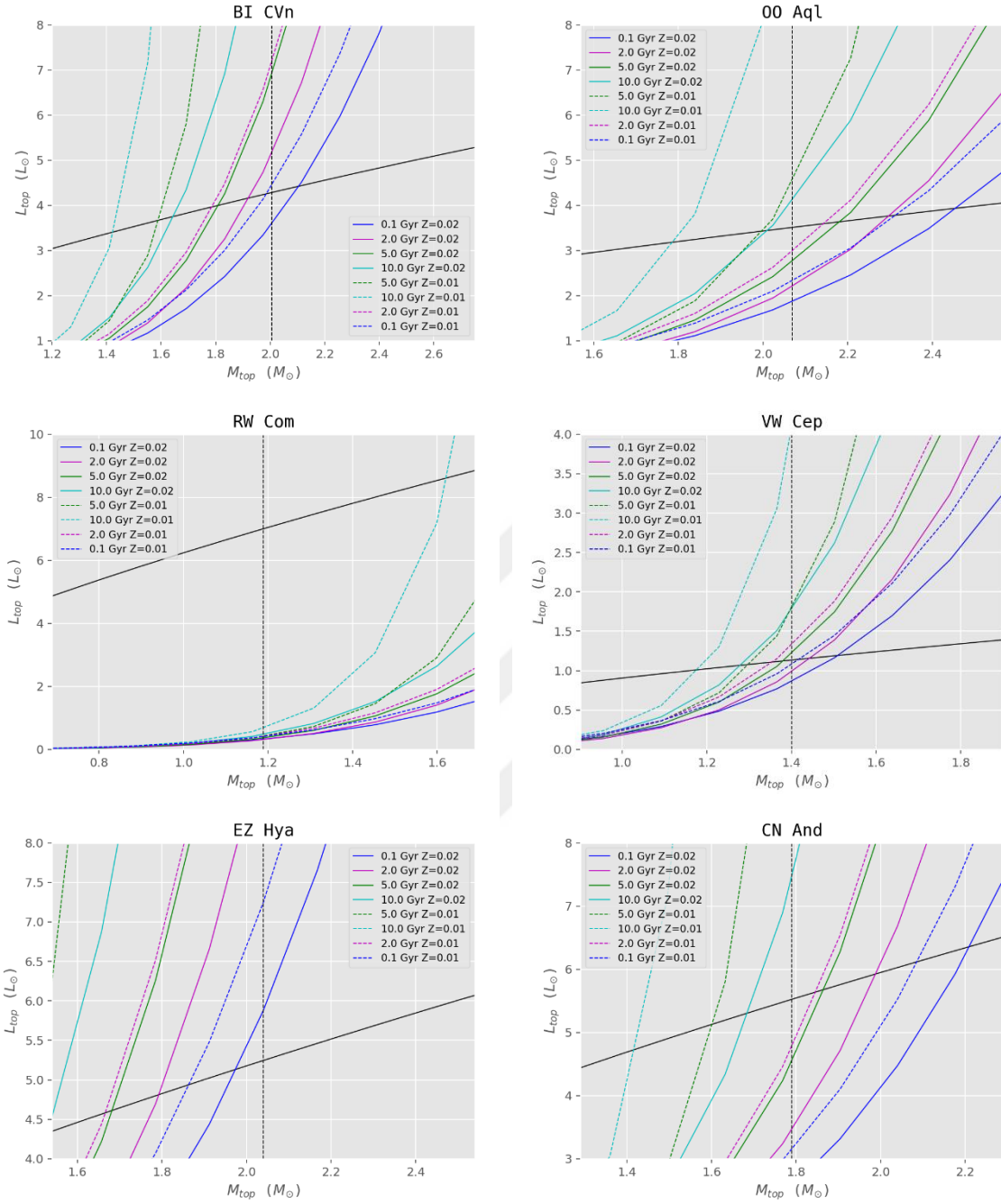
V1309 Sco'nun evrim modelinden kritik kütle oranının hesaplanması için *Şekil 134'ten* bileşenlerin birleşme öncesi jirasyon yarıçaplarının karesi belirlenir. Bulunan değerler kritik kütle oranı denkleminde yerleştirilerek kök bulunur. Birleşme öncesi $f=1,0$, $k_1^2=0,015$, $k_2^2=0,12$ alınır fakat kütle oranı ters döndüğü için değerler ters çevrilir. İlgili formülde kütle kritik kütle oranı kök bulma algoritmalarıyla çözümlerse $q_{crit}=0,107$ bulunur. Ayrıca $f=0,0$ için $q_{crit}=0,094$ bulunur. Bu sonuçlar *Tablo 8'deki* V1309 Sco sistemi için 2002 yılının ışık eğrisi analizleri ile uyumludur.

L2 noktasından tüm kütlelerin ikinci bileşenden kaybedildiği durumda dönem değişimini kütle kaybına bağlayan Denklem 2.44 kullanılarak sistemden yıllık kayıp kütle miktarı bulunabilir. Bunun için sistemin ışık eğrisi çözümleri ve sistemin mutlak parametreleri kullanılır. Böylece 2002-2003 yılları arasında dönem değişimi $\frac{dP}{dt} = -1,54 \times 10^{-3}$ gün/yıl ve sistemden kütle kayıp miktarı $\frac{dM}{dt} = 7,37 \times 10^{-5} M_{\odot}/yıl$ bulunur.

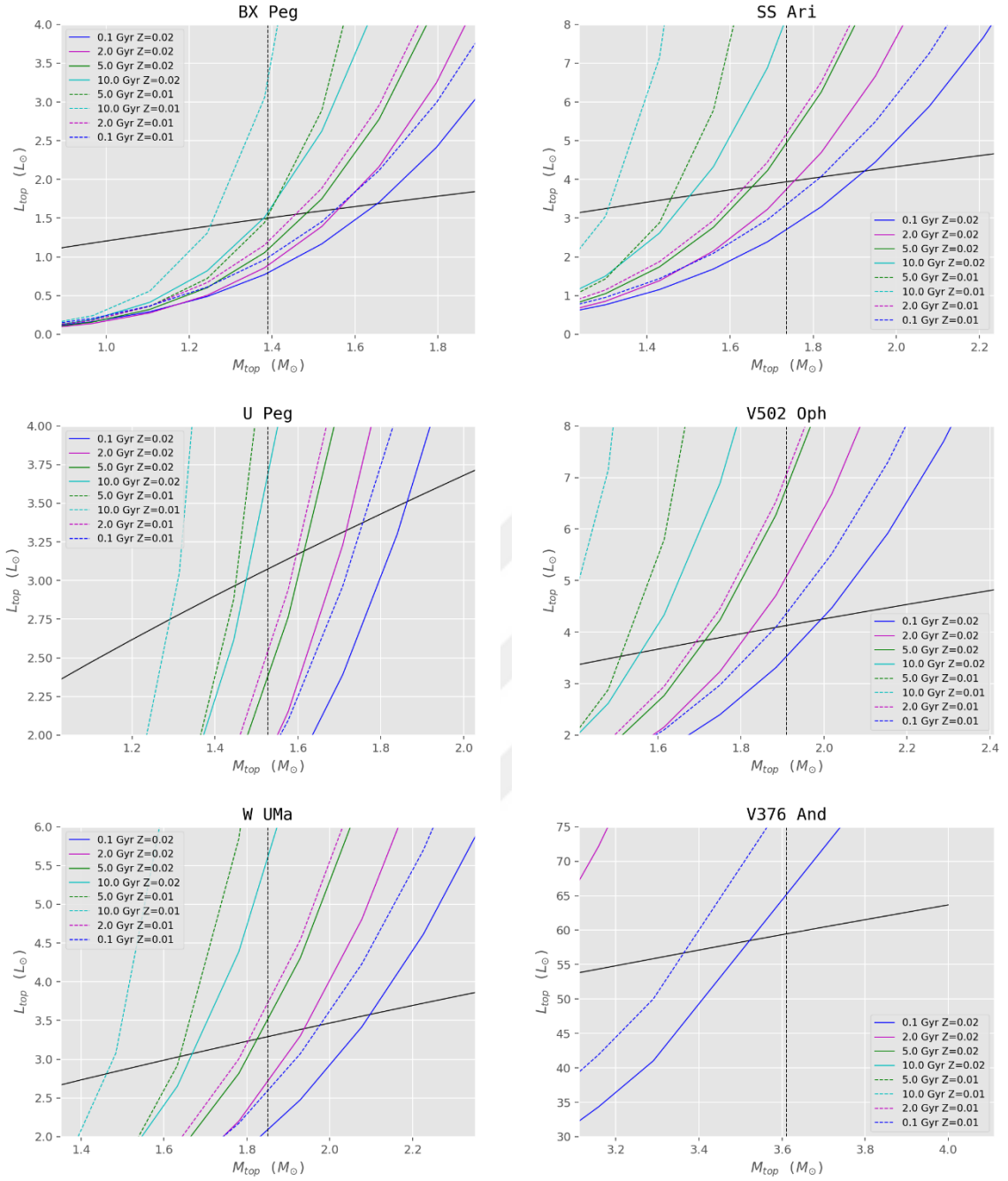
4.3. Çıkarım Metoduyla Ortalama Yaş Tahmini

Evrim modelleri yapılan sistemlerin çıkarım metoduyla ortalama yaşları Y^2 izokronları kullanılarak hesaplanmıştır. İzokronlar *Şekil 135-137'de* verilmiştir.

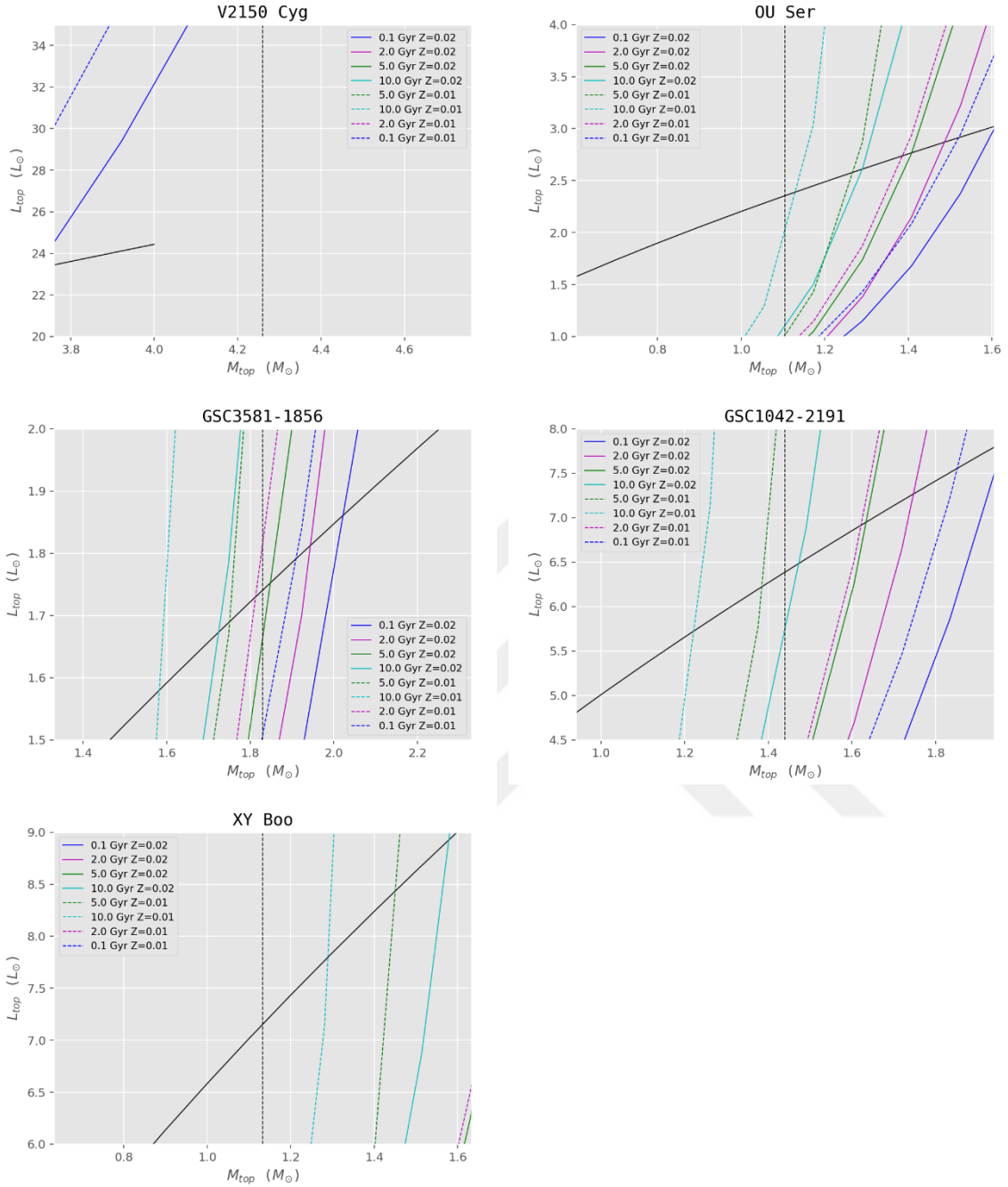
Bu grafiklerde degen sistemlerin Kepler yolu siyah olarak çizdirilmiş, sistemin kütlesi yatay eksende dikey kesikli olarak çizdirilmiştir. Kepler yolu ile bu çizginin kesiştiği noktanın konumu ilgili degen sistemin belirli Z değeri için ortalama yaşını göstermektedir. İzokron (eş yaş) setleri $Z=0,02$ ve $Z=0,01$ için 0,1-2,0-5,0-10 Gyr için oluşturulmuştur. Örneğin *şekil 130'da* BI CVn sistemin toplam kütlesi $2 M_{\odot}$ dikey kesikli siyah çizgisi, sistemin siyah Kepler yolu ile kesiştiği nokta, pembe ve mavi sürekli çizgileri arasındadır. Bu $Z=0,02$ için 0,1 ile 2 Gyr arasındaki yaşa denk gelmektedir. Kesişim noktası aynı zamana kesikli mavi çizgiye çok yakındır. Bu durumda $Z=0,01$ için 0 ile 0,1 Gyr arasında bir yaşa denk gelmektedir. V1309 Sco sistemi anakol ile devler kolu arasında olduğu için bu yöntem kullanılamamıştır.



Şekil 135. BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And değen sistemlerinin çıkarım yöntemiyle elde edilen izokron yaşları.



Şekil 136. BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And değen sistemlerinin çıkarım yöntemiyle elde edilen izokron yaşları.



Şekil 137. V2150 Cyg, OU Ser, GSC3581 1856, GSC1042 2191 ve XY Boo değen sistemlerinin çıkarım yöntemiyle elde edilen izokron yaşları.

4.4. Değen Sistem Dağılımları

BSE programına değme evresini modelleyebilme özelliği kazandırdıktan sonra programda yer alan popbin kodu yardımıyla değen sistem dağılımları oluşturulmuştur. Bu dağılımlar gözlemsel verilerle kıyaslanmıştır. Gözlemsel veri için Kepler örten çift yıldızlar

katalogu kullanılmıştır (Prša vd., 2011; Slawson vd., 2011; Matijević vd., 2012). Dağılımlarda birinci bileşenlerin başlangıç kütleleri, X , 0 ile 1 arasında tekbiçimli rastgele bir sayı olmak üzere Eggleton vd. (1989) tarafından kullanılan

$$M_{10} = \frac{0,19X}{(1-X)^{0,75} + 0,032(1-X)^{0,25}} \quad (4.11)$$

ifadesiyle üretilmişlerdir. Simülasyonlarda sabit başlangıç kütle oranı (q_0) dağılımı kullanılmıştır (Mazeh vd., 1992; Goldberg ve Mazeh, 1994).

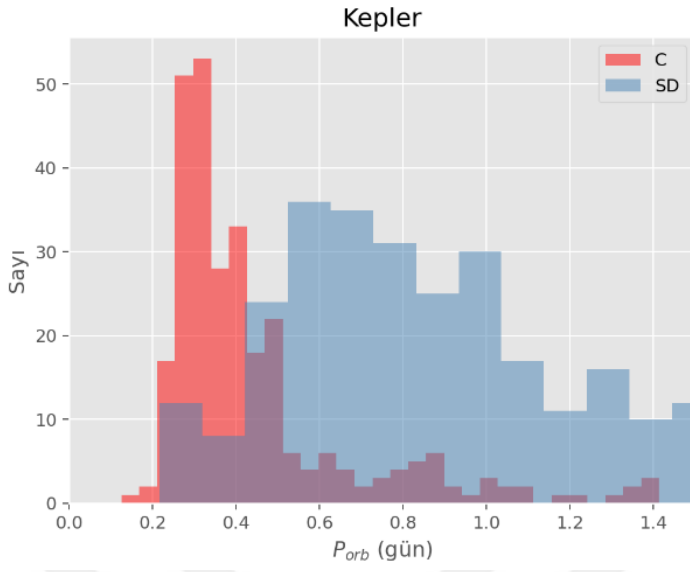
$$n(q_0) = 1, \quad 0 \leq q_0 \leq 1 \quad (4.12)$$

Denklem 4.12'de $q_0 = M_{20}/M_{10}$ dir. M_{20} , ikinci bileşenin başlangıç kütlesidir. Dağılımlarda sistemlerin başlangıç dönemlerinde

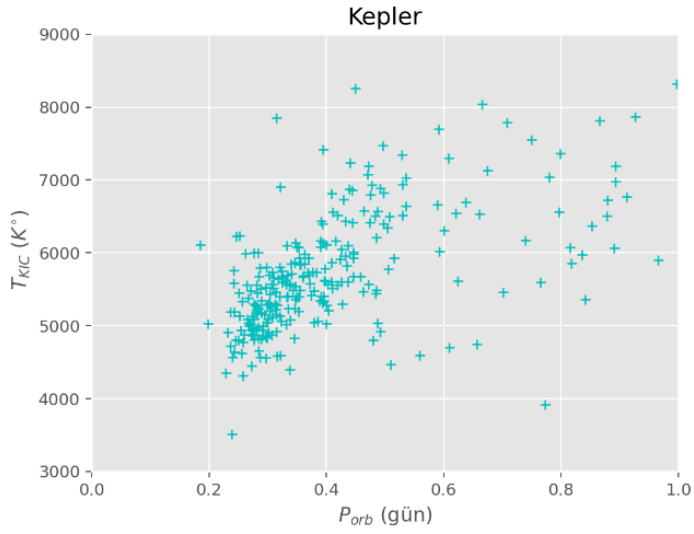
$$P_{10} = 5,4 \times 10^4 \left(\frac{X}{1-X} \right)^{3,3} \quad (4.13)$$

ifadesiyle üretilmişlerdir (Eggleton, 2006). X , 0 ile 1 arasında tekbiçimli rastgele bir sayı, ikinci bağımsız değişkendir.

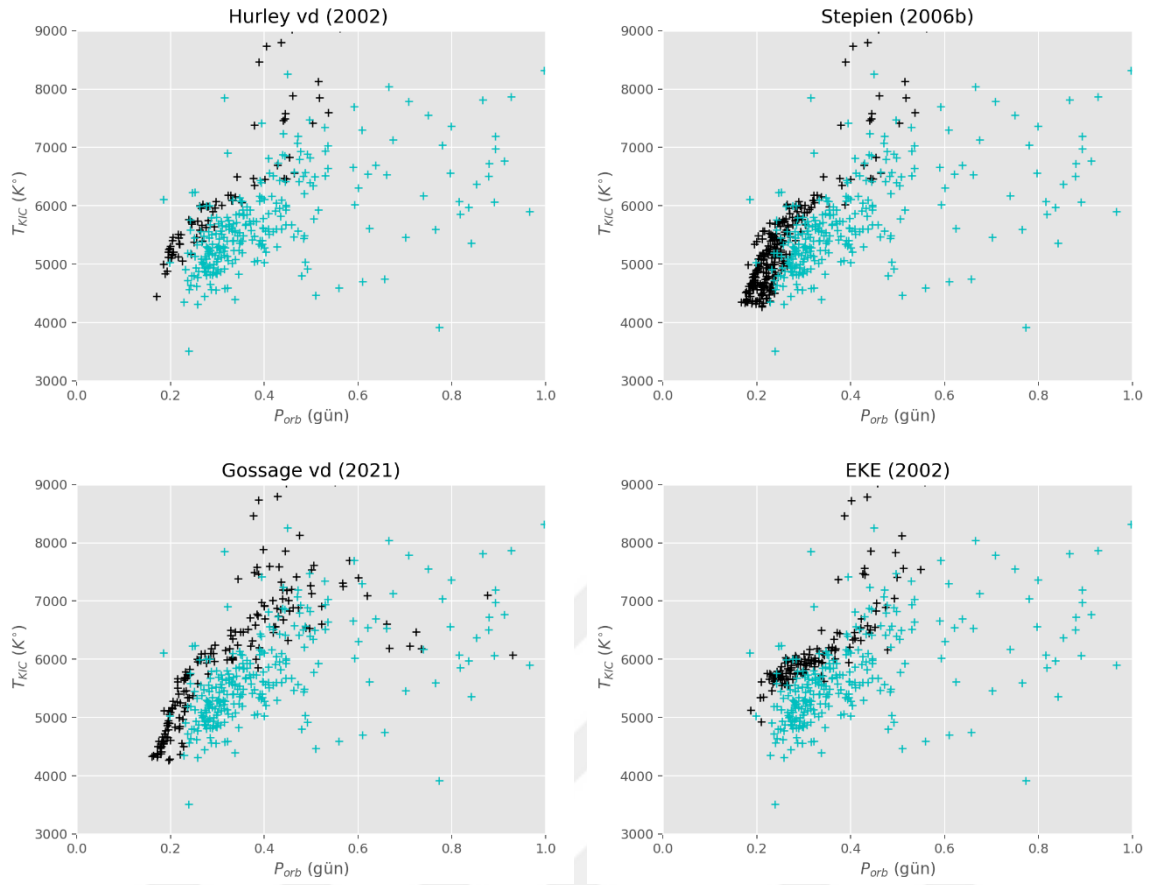
Şekil 138'de Kepler katalogundaki yarı ayırık ve değen sistemlerin dönem dağılımının histogramı gösterilmiştir. *Şekil 139'da* ise değen sistemlerin yörünge dönemine karşılık Kepler sıcaklıkları çizdirilmiştir.



Şekil 138. Kepler örten çift yıldızlar kataloğu. Değen (C) ve yarı ayık (SD) sistemlerin histogramı.

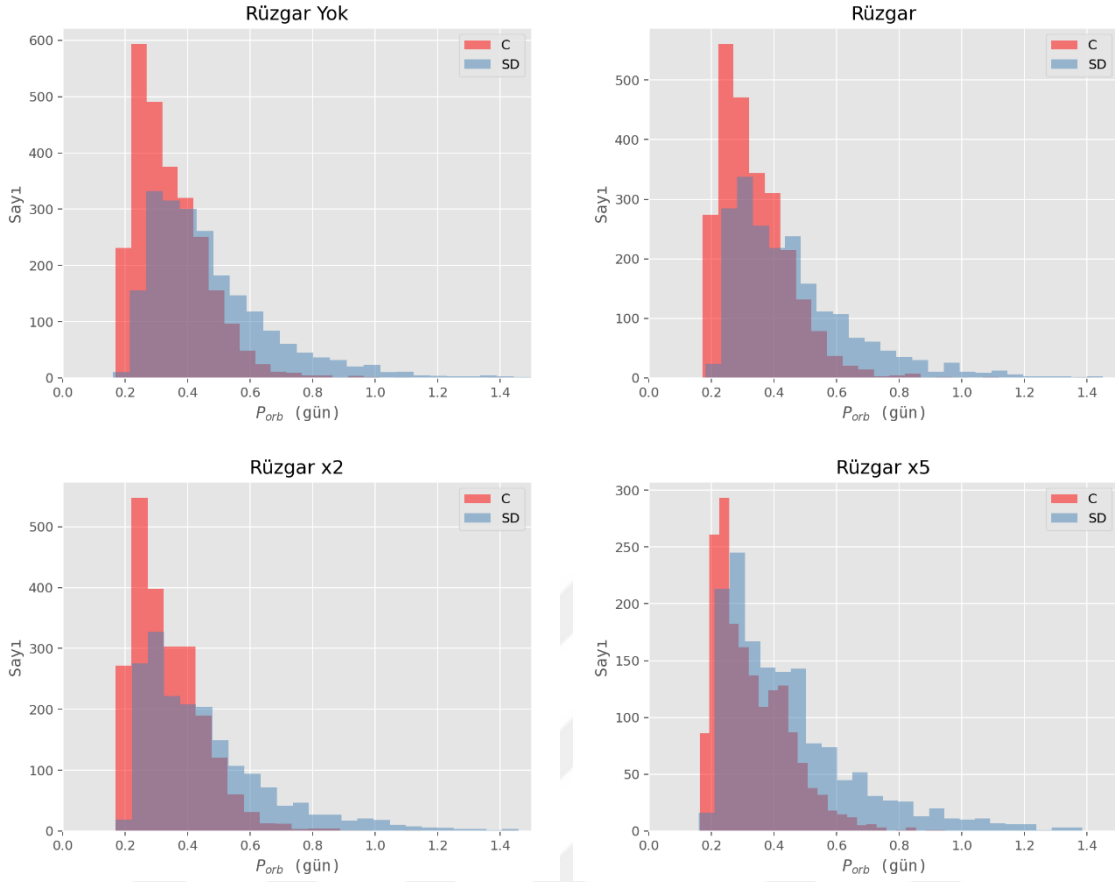


Şekil 139. Kepler örten çift yıldızlar kataloğunda sıcaklık ve yörünge dönemi düzleminde değen sistemler.



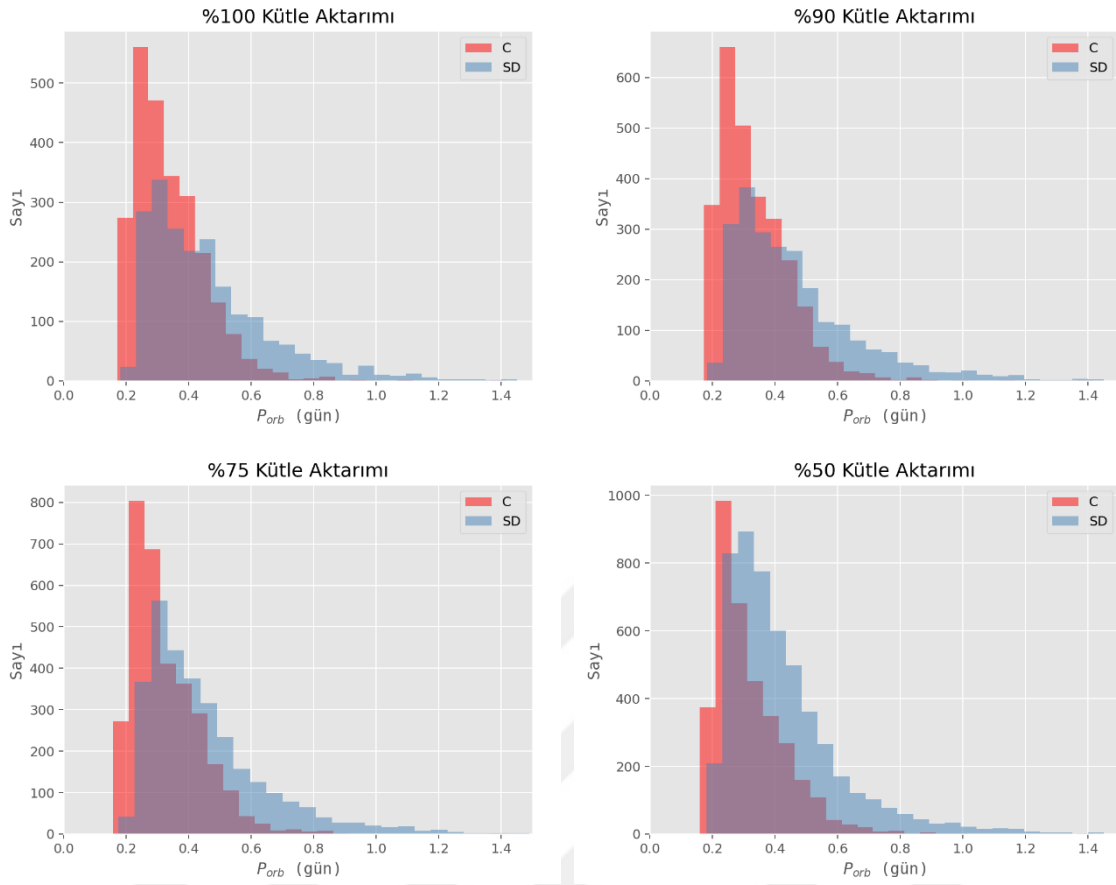
Şekil 140. Kepler kataloğundaki değen sistemlerin farklı manyetik frenleme şemalarının ürettiği değen sistemlerle kıyaslanması.

Şekil 140'ta turkuaz noktalar Kepler kataloğundaki değen sistemleri temsil etmektedir. Siyah noktalar farklı manyetik frenleme şemaları sonucunda oluşan değen sistemleri göstermektedir. Bunlar 965 değmeye yakın sistemin ürettiği dağılımlardır. İlgili manyetik frenleme grafiklerin başlıklarında verilmiştir. Bunlar sırasıyla Hurley (2002), Stepień (2006b), Gossage vd. (2021) ve Eggleton ve Kiseleva-Eggleton (2002) (EKE2002) basitleştirilmiş dinamo modelinin simülasyonunu göstermektedir. En çok sayıda değen sistemi Stepień (2006b)'nın manyetik frenleme şeması üretmiştir. Gossage vd. (2021) diğer şemalardan farklı olarak uzun dönemli değen sistemler üretmiştir.



Şekil 141. Yıldız rüzgarlarının değen ve yarı ayırık sistemlerin dağılımlarına etkisi.

Şekil 141'de yıldız rüzgarının şiddetinin değen ve yarı ayırık sistem dağılımlarını nasıl etkilediği gösterilmiştir. 250000 sistemin evrimleştirilmesi sonucu elde edilmiştir. Dağılımlarda Stępień'nın manyetik frenlemesi ve yıldız rüzgarıyla kütle kayıp şeması kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Şekil 141'de sırasıyla rüzgarın olmadığı durum, yıldız rüzgarının olduğu durum, yıldız rüzgarının şiddetinin 2 ile çarpıldığı durum ve yıldız rüzgarının şiddetinin 5 ile çarpıldığı durum için ilgili dağılımlar oluşturulmuştur. Rüzgâr şiddeti artıkça değen ve yarı ayırık sistem sayısı azalmaktadır.



Şekil 142. Kütle aktarımı sırasında kütle kaybının yarı ayırık ve değen sistem dağılımlarına etkisi.

Şekil 142'de yarı ayırık ve değen sistem dağılımlarına kütle aktarımı sırasında kütle kaybının etkisi gösterilmiştir. 250000 sistemin evrimleştirilmesi sonucu elde edilmiştir. Dağılımlarda Stępień'nın manyetik frenlemesi ve yıldız rüzgarıyla kütle kayıp şeması kullanılmıştır (Stępień, 2006b; 2011a). Şekil 142'de sırasıyla kütle aktarımı sırasında tüm kütle aktarıldığı, kütle aktarımının %90'ının aktarıldığı, kütle aktarımının %75'inin aktarıldığı ve kütle aktarımının %50 sinin aktarıldığı durumlar söz konusudur. Kütle aktarımı sırasında kütle kaybı hem değen hem de yarı ayırık sistemlerin sayısını arttırmaktadır. Özellikle kısa dönemli yarı ayırık sistemlerin sayısı önemli derecede artmaktadır.

BEŞİNCİ BÖLÜM

SONUÇ VE ÖNERİLER

5.1. Sonuçlar

Bu tez çalışmasında BI CVn, OO Aql, RW Com, VW Cep, EZ Hya, CN And, BX Peg, SS Ari, U Peg, V502 Oph, W UMa, V376 And, V2150 Cyg, OU Ser, GSC 3581-1856, GSC 1042-2191 ve XY Boo değen sistemlerinin dinamik evrimi incelenmiştir. Bu sistemlerin evrim modelleri BSE ve EV-TWIN kodları kullanılarak yapılmıştır. Ayrıca sistemlerin yörünge evrim hesapları ayrı ayrı yapılmış, yaşları ve tek yıldız dönüşüm süreleri tahmin edilmiştir. Bu sistemlerden BI CVn'nin Bulut vd. (2017)'den elde edilen ışık eğrisi ile Nelson vd. (2014)'den elde edilen dikine hız eğrisi Nightfall programı kullanılarak analiz edilmiştir. Ayrıca Samanyolundaki yıldız birleşmesinin en önemli örneği V1309 Sco'nun dinamik evrimi incelenmiştir. Bunun için sistemin OGLE-III projesinden elde edilen I süzgecindeki gözlem verileri Nightfall ışık eğrisi analiz programı kullanılarak analiz edilmiş mutlak parametreleri hesaplanmıştır.

Yıldız evrim modellerinden elde edilen sonuçlar *Tablo 10'da* özetlenmiştir. Bu tabloda M_{1i} , M_{2i} , bileşenlerin modellemelerde kullanılan başlangıç kütleleridir. P_i ise modelin başlangıç yörünge dönemidir. t ilgili sistemin model ile değen evrede en iyi uyduğu zamanı yani sistemin yaşını göstermektedir. t_m ise çifti oluşturan bileşenlerin birleşme yaşıdır. Z modelde kullanılan ağır elementlerin kütle kesrini temsil eder. Kod, Rüzgar, MF ise sırasıyla modellemede kullanılan programı, yıldız rüzgarı modelini ve manyetik frenleme şemasını gösterir. cml ve chl EV-TWIN programında yer alan basitleştirilmiş dinamo modelinin rüzgar şiddetini ve açısal momentum kaybını ayarlayan parametrelerdir. Modellemelere göre değen evrede kütle aktarımının yönü büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğruysa ve değme parametresi küçük değerlerde değilse sistemlerin birleşmeye doğru gittiği görülmüştür. Modellenen sistemlerden bugünkü yaşları göz önüne alındığında birleşmeye en yakın sistemin GSC 1042-2191 olduğu görülmektedir. Bu sistem dışında 10^7 yıl ölçeğinde birleşmesi beklenenler BI CVn, CN And, W UMa ve V376 And'dir.

Tablo 10

Modellemelerde kullanılan başlangıç parametreleri, modeller ve sonuçlar

No	Sistem	M_{1i} (M_{\odot})	M_{2i} (M_{\odot})	P_1 (gün)	t (Gyr)	t_m (Gyr)	Z	Kod	Rüzgar	MF	cml	chl
1	BI CVn	1,64	0,69	1,87	2,65	2,70	0,02	BSE	EKE2002	EKE2002	0,2	1
2	OO Aql	1,12	1,095	2,87	8,2	8,3	0,024	BSE	S2011a	S2006b	*	*
3	RW Com	0,94	0,6	1,90	10,1	13,0	0,01	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,5	0,5
4	VW Cep	1,33	0,47	2,00	4,72	6,70	0,02	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,5	1,0
5	EZ Hya	1,50	0,6	1,82	3,4	3,5	0,01	BSE	S2011a	S2006b	*	*
6	CN And	1,45	0,5	1,79	3,44	3,5	0,012	BSE	S2011a	S2006b	*	*
7	BX Peg	1,33	0,47	2,2	5,1	7,0	0,02	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,5	1
8	SS Ari	1,33	0,5	1,68	4,4	4,6	0,01	BSE	S2011a	S2006b	*	*
9	U Peg	1,33	0,47	0,75	6,1	11,0	0,02	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,25	0,25
10	V502 Oph	1,48	0,52	1,81	4,45	4,7	0,012	BSE	S2011a	S2006b	*	*
11	W UMa	1,32	0,7	1,4	4,43	4,44	0,012	BSE	EKE2002	EKE2002	0,2	1
12	V376 And	2,70	0,93	2,25	0,95	0,97	0,025	BSE	S2011a	S2006b	*	*
13	V2150 Cyg	2,45	1,9	0,62	0,196	0,45	0,02	BSE	S2011a	H2002	*	*
14	OU Ser	0,94	0,63	1,50	10,2	10,2+	0,01	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,5	0,5
15	GSC 3581-1856	1,14	0,78	2,0	6,5	6,75	0,025	BSE	S2011a	S2006b	*	*
16	GSC 1042-2191	1,059	0,57	1,365	10,5	10,5	0,005	BSE	S2011a	H2002	*	*
17	XY Boo	0,794	0,708	0,65	12,4	13	0,02	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,2	0,2
18	V1309 Sco	1,41	0,89	0,65	8,0	8,0	0,02	EV-TWIN	EKE2002	EKE2002	0,2	0,2

Evrin hesaplarında kullanılan EV-TWIN ile BSE kod arasındaki çözümlerde farklılık görülmektedir. EV-TWIN kod kapsamlı hesaplama yapmasına karşın uzun çalışma süresi harcamakta, BSE kodu ise yıldızların iç yapısını vermemektedir. EV-TWIN kodda kütle aktarımı sırasında kütle oranının ters dönmesinden sonra yörünge dönemi artma eğiliminde iken BSE kodunda ise azalma eğilimindedir. Bunun başlıca nedeni kodlardaki kütle ve açısal momentum kayıp mekanizmaları ve farklı kütle aktarım şablonları arasındaki farktan kaynaklanmaktadır. EV-TWIN kodda, EKE2002 tarafından kurulan basitleştirilmiş dinamo modeli yer almaktadır. Bu modelde birkaç adımda kütle ve açısal momentum kayıpları birbirlerine bağlı olarak Alfvén yarıçapı da dikkate alınarak hesaplanmaktadır. EV-TWIN kodda rüzgâr kökenli kütle ve açısal momentum kayıpları cml ve chl parametreleriyle yönlendirilmektedir. Bu parametrelerden cml yıldız rüzgarıyla kütle kayıp formülünü ölçekler, chl ise ise Alfvén yarıçapının karesini ölçekler. Dinamo kökenli olaylar kaos içerdiği için bu parametrelerin değişik değerleri kullanılmaktadır. Ayrıca kod değen çiftlerde ısı aktarımında Yakut ve Eggleton (2005) ve Eggleton (2006) tarafından önerilen modeli kullanmaktadır. Fakat program ısı aktarımında tam anlamıyla başarılı değildir. Buna rağmen

EV-TWIN programında ısı aktarımı uygulanmadığında, sistem birleşme eğilimindedir. Çünkü büyük kütleli bileşenler nükleer evrimle değme derecelerini daha hızlı artırabilmektedir. Değen evrede ısı aktarımı durumunda ise küçük kütleli bileşen değme derecesini daha hızlı artırabilmekte, sistemin yörünge dönemi yavaş şekilde artmakta veya sabit gitmektedir. Böylece BX Peg örneğinde olduğu sistem değme aşamasını uzun zaman koruyabilmektedir. BSE kodunda ise yörünge açıl momentumunun azalmasında başlıca mekanizma Hurley vd. (2002) tarafından kullanılan manyetik frenleme modelidir. BSE programında kullanılan farklı manyetik frenleme şablonları arasında Stępień (2006b)'nın önerdiği şema konvektif zarflı sistemler için birkaç günlük başlangıç dönemiyle değen sistem oluşturabilmektedir. *Şekil 140'ta* yer alan farklı manyetik frenleme şemalarının ürettiği değen sistem dağılımlarında bu durum açıkça görülmektedir. Programın orijinal sürümünde anakol sırasında yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı olmadığı için Stępień (2011a) tarafından önerilen rüzgarla kütle kayıp formülü kullanılmıştır. Sistemler öncelikle EV-TWIN kodda modellenmeye çalışılmıştır. Fakat başlangıç kütle oranı büyüdükçe program sistemleri dinamik kütle aktarımıyla birleştirmektedir. Bu yüzden başlangıç kütle oranının büyük olduğu sistemlerde genelde BSE kod kullanılmıştır. Kütleleri $1 M_{\odot}$ den küçük sistemler için ise genelde EV-TWIN kullanılmıştır. EV-TWIN kodda modellenen sistemlerin, modelde belirlenen yaşlarda jirasyon yarıçapları bulunmuştur. Bu değerler f , 0 ve 1 için kritik kütle oranını bulma denkleminde yazılarak kök bulma algoritmasıyla kritik kütle oranlar belirlenmiştir. Bulunan kritik kütle oranları sistemin kütle oranlarından oldukça küçüktür. Bu durumun tek istisnası V1309 Sco'dur.

Tablo 11'de modellemelerden elde edilen başlangıç parametreleriyle yaş değerleri özetlenmiştir. İlk ana sütunda bu çalışmadan elde edilen başlangıç kütleleriyle (M_{1i} , M_{2i}), Yıldız (2014) metoduyla elde edilen başlangıç kütleleri kıyaslanmıştır. İkinci ana sütunda bu çalışmadan elde edilen başlangıç dönemi (P_1), Yıldız (2014) metoduyla elde edilen başlangıç dönemiyle kıyaslanmıştır. Üçüncü ana sütunda bu çalışmadan elde edilen Z değeri gösterilmiştir. Dördüncü ana sütunda ise bu çalışmadan, Yıldız (2014) yönteminden ve çıkarım yöntemiyle elde edilen ortalama yaşlar gösterilmiştir. Çıkarım yönteminde $Z=0,01$ ve $Z=0,02$ için ortalama yaşlar belirlenmiştir. Yıldız (2014) yöntemiyle elde edilen başlangıç parametreleriyle bu çalışmayı kıyasladığımızda, ilgili yöntemdeki başlangıç parametrelerinin daha büyük olduğunu görülür. Ayrıca modeldeki yaşların daha büyük çıktığını görülür. *Tablo 11'deki* kıyaslamalarda Yıldız (2014)'in önerdiği $\gamma = 0,664$ değeri

seçilmiştir. Bu değer küçültüldüğünde kütle aktarımı sırasında daha korunumlu bir model elde edilir. Böylece başlangıç parametrelerinin toplam kütlesi daha küçük olur. Kütle aktarımı sırasında aşırı korunumsuz modeller evrim kodlarında kısa dönemli yarı ayrık sistemlerin sayısını degen sistemlerden çok daha hızlı arttırmaktadır. Bu durum degen ve yarı ayrık sistemlerin gözlemsel dağılımlarıyla çelişki oluşturmaktadır. *Şekil 142'de* korunumsuz kütle aktarımının yarı ayrık ve degen sistem dağılımlarına etkisi gösterilmiştir. Ayrıca yöntemin ürettiği başlangıç dönemlerinin çok büyük olduğu gözden kaçırılmamalıdır. *Tablo 11'i* kullanarak bu çalışmada elde edilen yaş ve Z değeri, izokron yönteminin ilgili Z ve yaş kısmıyla karşılaştırılabilir. İki farklı yöntemde 7 sistemin uyduğu görülür. Bunlar sistemler OO Aql, RW Com, VW Cep, CN And, U Peq, OU Ser ve XY Boo'dur. Ayrıca izokron setlerinin modellere göre bazen genç bazen de yaşlı kaldığını görülmektedir. Bu setlerin Z değerine hassas oluşu dikkat çekicidir. Daha düşük Z değerlerinde ilgili modelin daha genç kaldığı görülür. Bu özellik yıldız evrim modellemelerinde de ortaya çıkan bir durumdur. Küçük Z değerleri sistemi daha erken genişletip kütle aktarım sürecinin başlangıcını kısaltmaktadır. Böylece sistem daha genç görünür. İzokron setlerinin diğer önemli özelliği toplam kütle ve ısıtmanın azaldığı durumda yaş çizgilerinin birbirlerine yaklaşmasıdır. *Şekil 135-137'de* uygulamalarda kendisini gösterir. Bu durum degen sistemlerin sıcaklık ve dönem dağılım grafiklerinde de kendisini göstermektedir. Sıcaklık ve dönem azaldıkça degen sistem sayısının artması, izokron setlerinin birbirlerine yaklaşmasıyla sonuçlanmaktadır. İzokron setlerinin yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybını içermediği ve bileşenlerin sıcaklık seçimlerine bağlı olduğu unutulmamalıdır.

Degen çiftlerin atası olarak düşünülen kromosferi etkin olan çiftlerin dönemleri azalma eğilimindedir (Demircan vd., 2006). RW Com, VW Cep, BX Peg, sistemlerinin dinamik parametreleri, kromosferik aktif ayrık sistemlerin ortalama dinamik parametresi 2,68'e oldukça yakın bulunmuştur. EV-TWIN kodda kullanılan cml ve chl parametreleri, Denklem 2.21'deki dinamik parametreyi yönlendirmektedir.

Elde edilen modelleme sonuçlarına göre degen sistemlerin bileşenleri arasındaki kütle farkı açıldıkça modellemelerin zorlaştığını görülür. Bu durum uzun süreli kütle aktarım sürecini gösterir. Ayrıca küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımının yörünge dönemini arttırıcı etkisi vardır.

HRD’de gözlemlerle modelin uyumlu olduğu sistemler BI CVn, OO Aql, CN And, U Peg, W Uma, V376 And, GSC 3581-1856 ve GSC1042-2191’dir. Modellemelerin HRD’de başarılı olabilmesi için sistemlerin sıcaklıklarıyla bileşenlerin kütleleri arasında belli bir uyum olması gerekmektedir. Işık eğrisi çözümlerinde kullanılan tayf türüyle, ilgili baskın bileşenin kütlelerinin işaret ettiği tayf türü çok farklıysa HRD’de modelleme başarısız olmaktadır. Ayrıca HRD’de Z değeri oldukça belirleyici olmaktadır. Modellemelerde kullanılan Z değeri arttıkça değen sistemlerin ısıtma ve sıcaklıkları artmaktadır. Böylece modellemeler HRD’de sol üste doğru hareket etmektedir.

Tablo 11

Farklı yöntemlerle elde edilen başlangıç parametreleri ve yaş tablosu

No Sistem	M _{1i}	M _{2i}	M _{1i}	M _{2i}	P _i		Z	t			
	(M _⊙)				(Gün)			(Gyr)			Z=0,01 Z=0,02
	Bu çalışma		Yıldız (2014)		Bu çalışma		Yıldız (2014)	Bu çalışma	Bu çalışma	Yıldız (2014)	İzokron
1 BI CVn	1,64	0,69	1,62	1,07	1,87	14,91	0,02	2,65	6,1604	0- 0,1	0,1- 2
2 OO Aql	1,12	1,095	1,14	1,06	2,87	341,1348	0,024	8,2	13,6799	2- 5	5- 10
3 RW Com	0,94	0,6	1,01	0,60	1,90	459,1789	0,01	10,1	30,8165	10+	10+
4 VW Cep	1,33	0,47	1,30	0,71	2,00	50,6152	0,02	4,72	13,9966	0,1- 2	2- 5
5 EZ Hya	1,5	0,6	1,78	1,15	1,82	8,8687	0,01	3,4	4,9723	0- 0,1	0- 0,1
6 CN And	1,45	0,5	1,71	0,90	1,79	8,8824	0,012	3,44	5,536	2- 5	5- 10
7 BX Peg	1,33	0,47	1,43	0,65	2,2	20,9	0,02	5,1	7,4229	5	10
8 SS Ari	1,33	0,5	1,72	0,89	1,68	8,6624	0,01	4,4	5,6993	0,1- 2	2- 5
9 U Peg	1,33	0,47	1,66	0,72	0,75	8,7477	0,02	6,1	6,4671	2- 5	5- 10
10 V502 Oph	1,48	0,52	1,62	1,04	1,81	14,6464	0,012	4,45	6,5167	0- 0,1	0,1- 2
11 W UMa	1,32	0,7	1,56	0,93	1,4	16,8708	0,012	4,43	6,8649	0,1- 2	2- 5
12 V376 And	2,7	0,93	2,64	2,15	2,25	2,5241	0,025	0,95	1,3185	0	0- 0,1
13 V2150 Cyg	2,45	1,9	3,55	1,75	0,62	1,2034	0,02	0,196	0,6816	0	0
14 OU Ser	0,94	0,60	1,84	0,38	1,50	3,2071	0,01	10,2	5,1303	10+	10+
15 GSC 3581-1856	1,14	0,78	0,84	1,03	2	10712,23	0,025	6,5	34,3905	0,1- 2	2- 5
16 GSC 1042-2191	1,059	0,57	1,89	0,68	1,365	4,218	0,005	10,5	4,6136	2- 5	10+
17 XY Boo	0,794	0,708	1,99	0,36	0,65	2,351	0,02	12,4	3,952	10+	10+
18 V1309 Sco	1,41	0,89	2,07	0,61	0,65	2,7439	0,02	8	3,4618	*	*

Bu çalışmada V1309 Sco’nun birleşme öncesi 2002-2007 arasında OGLE-III projesinden elde edilen I süzgecindeki ışık eğrileri Nightfall programıyla modellenmiştir. Modellemelerde baskın bileşenin farklı veri zamanlardaki sıcaklığının belirlenmesinde literatürdeki farklı yorumlar dikkate alınmıştır. Sistemin 2006 yılında sıcaklığı Tylanda vd. (2011) tarafından V-I renk ölçeği kullanılarak 4500 K olarak hesaplanmıştır. Bu değerden yola çıkarak ilk yaklaşımda bileşenlerin zamanla ısınması gerektiği düşünülmüştür.

Denklem 4.10 kullanılarak *Şekil 3*'teki parlaklık farkları sıcaklık farkına dönüştürülmüş, baskın bileşenin farklı tarihler için sıcaklığı belirlenmiştir. Sonuçlar *Tablo 6* ve *Tablo 7*'de sunulmuştur. Bu yaklaşımda sistemin çevresindeki parçacıkların akısı ve sönümü bileşen yıldızlara eklenmektedir. Işık eğrisi çözümlerinde ikinci yaklaşımda sistemin sıcaklığı, 2006 yılı referans alınarak 4500 K olarak düşünülmüştür. Üçüncü yaklaşımda L2 noktasından kayıp kütlelerin etrafını biraz soğutmasından dolayı, sistemin sıcaklığının daha yüksek olması gerektiğinden uygun değer 5163 K olarak hesaplanmıştır. Bu yaklaşımlara göre 2002 yılı ışık eğrisi farklı sıcaklıklarla analiz edilmiştir. İlgili evrim modelinin verdiği uzaklık değeri kullanılarak, sistemin mutlak parametreleri belirlenmiştir. Sonuçlar *Tablo 8* ve *Tablo 9*'da yer almaktadır. İlk olarak *Tablo 6* ve *Tablo 7*'de verilen ışık eğrisi çözümlerine göre 2002-2005 aralığında sistemin kütle oranı 0,101 değerinden 0,09 değerine düşerken, 2006 sonrası kütle oranı hızla düşmektedir. 2006 yılında kütle oranı 0,085 iken 2007'nin ortasında 0,005'e kadar düşmüştür. Bu düşüş kütle oranından ziyade sistemin ortak zarf evresine girdiğini gösterir. Çünkü sistemin döneminde düşüş bu düzeyde değildir. Yıllık dönem azalmaları $\sim 10^{-3}$ gün/yıl mertebesindedir. Bu dönem azalmalarına karşılık gelen, L2'den kütle kayıpları Denklem 2.45'e göre 10^{-5} ile 10^{-4} M_{\odot} /yıl mertebesindedir. Böylece birleşmeye doğru büyük kütleli bileşen sistemdeki ışık davranışında çok baskın olmakta, ikili birleşme öncesi değme durumundan ortak zarf evresine geçmiş olmaktadır. 2004'te ısısal değişim 2007'de ise dinamik değişim göze çarpmaktadır. *Şekil 124*'ten görülebileceği üzere 2003, 2004a ve 2004b ışık eğrileri incelendiğinde sistemin genliği de dalgalanmaktadır. Işık eğrisi çözümlerinde 0 evresinde küçük kütleli bileşen önde büyük kütleli bileşen arkadadır. *Şekil 126*'da bu durum görülmektedir. Bu evrede derin minimumun ve 0,25 evresinde düşük maksimumun etkisi Pejcha vd (2017) nin çalışmalarında L2'den kütle kaybına bağlanmıştır. Işık eğrisi çözümlerindeki leke davranışını L2'den kütle kaybı ve sistemin etrafında akışların yönlendirdiği belirgindir. Büyük kütleli bileşenin diğer bileşene bakmayan taraflarında büyük soğuk lekeler vardır. *Şekil 3*'ten sistemin parlaklığının 2007'ye kadar devamlı arttığını görülür. Bu artış, sistemin sıcaklığındaki bir artış ya da L2'den kaybedilen kütlelerin çevredeki akıya katkısı olarak yorumlanabilir. Ayrıca sistemin etkin sıcaklığının da zamanla artıyor olması olasıdır. Çünkü küçük kütleli bileşenin, nükleer zaman ölçeğinde zarfının büyük kısmını, yoldaşına aktardığı varsayılırsa sıcak iç kısımları ortaya çıkabilir. Bunu destekleyici V1309 Sco'nun evrim modelinde birleşmeye doğru bileşenlerin sıcaklıklarındaki büyük değişimler *Şekil 132*'de gösterilmiştir. Modelde birleşmeye doğru küçük kütleli bileşenin ısındığı, büyük kütleli bileşenin soğuduğu

gözlenmektedir. 2005'ten sonraki ışık eğrisi çözümlerinde de küçük kütleli bileşene büyük sıcak lekeler eklenerek modellemeler yapılmıştır. Bu durum *Şekil 125'ten* kolayca anlaşılabilir. Birleşmeye yakın küçük kütleli bileşen kütle kayıplarıyla hızlı şekilde ısınmaktadır.

V1309 Sco'nun küçük kütle oranı ve diğer değen sistemlere kıyasla büyük yörünge dönemi uzun bir kütle aktarım sürecine işaret etmektedir. V1309 Sco'nun evrim modeli bu özellikleri sağlayacak şekilde belirlenmiştir. Modelinde birleşme öncesi, büyük kütleli bileşen konvektif zarf geliştirmekte ve küçük kütleli bileşen ise konvektif zarfının çoğunu kaybetmiş durumdadır. Büyük kütleli bileşen genişlemekte, küçük kütleli bileşen ise büzülmemektedir. Bu durum *Şekil 127* ve *Şekil 129'da* görülmektedir. Süreç sırasında yıldız rüzgarlarıyla açısal momentum kaybı etkinliğini kaybetmektedir. *Şekil 130'da* görüleceği üzere sistemin dönemi 2,1 günde en büyük değerine ulaşır. Büyük kütleli bileşenin genişlemesi ve konvektif zarf geliştirmesiyle gelgit sürtünmesi yörünge dönemi 2,1 günden 1,4 güne doğru hızlı şekilde düşürür. Sistem SD2 evresinden değen evreye geçiş yapar. Ayrıca sistem değme durumda 0,107'lik kritik kütle oranına da ulaşır. Bu durum *Şekil 134'ten* yararlanarak Denklem 1.29'dan hesaplanabilir. Sonuçta sistem kısa zamanda L2 noktasından taşar ve birleşir.

5.2. Öneriler

Evrım modellerinden ve V1309 Sco örneğinden, birleşmeye yakın sistemlerin yörünge dönemindeki değişimler hızlanmakta, sistemin parlaklığı artmakta, genliği dalgalanmakta ve O'Connell etkisi aşırılaşmaktadır. Bu işaretler gösteren değen sistemler izlenmelidir. Değen sistemlerin evrim modellerine ve programlara L2 noktasından kütle ve açısal momentum kaybı ekleyip kısa zaman ölçeğinde sistemde ve bileşenlerde olan değişimler incelenmelidir. EV-TWIN programının değen evrede enerji aktarım mekanizması iyileştirilmelidir. Üçlü sistemler için geliştirilen TRES kodu ile değen sistemlerin oluşumları incelenmelidir. Nightfall programına hata algoritması eklenmelidir.

KAYNAKÇA

- Aarseth, S. J., Tout, C. A., Mardling, R. A. (2008). *The Cambridge N-Body Lectures*. (pp. 301-302, 320-325). Springer-Verlag: Berlin, Heidelberg.
- Aarseth, S. J. (2012). "Mergers and ejections of black holes in globular clusters". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 422(1), 841-848.
- Abt, H. A. (1981). "Visual multiples. VII- MK classifications". *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 45, 437-456.
- Adams, W. S., (1935). "Address at the Dedication of the Astronomers' Monument at the Griffith Observatory, Los Angeles, November 25, 1934". *publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 47, 275, 11.
- Adams, W. S., Joy, A. H., Sanford, R. F., (1924). "Ninety-seven Stars with Variable Velocity". *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 36, 211, 137.
- Alexander, D. R., Ferguson J. W. (1994). "Low-temperature Rosseland opacities". *The Astrophysical Journal*, 437, 879.
- Arbutina, B. (2007). "The minimum mass ratio of W UMa-type binary systems ". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 377(4), 1635–1637.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., Scott, P. (2009). "The Chemical Composition of the Sun". *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 47(1), 481-522.
- Awadalla, N.S., Hanna, M. A. (2005). "Absolute Parameters and Mass-Radius- Luminosity Relations for the Sub-Types of W UMa Binaries". *JKAS*, 38, 43.
- Awadalla, N. S., Yamasaki, A. (1984). "A photometric study of contact binary XY Boo". *Astrophysics and Space Science*, 107, 347-356.
- Banerjee, S., Belczynski, K., Fryer, C. L., Berczik, P., Hurley, J. R., Spurzem, R., Wang, L. (2020). "BSE versus StarTrack: Implementations of new wind, remnant-formation, and natal-kick schemes in NBODY7 and their astrophysical consequences". *Astronomy & Astrophysics*, 639, id. A41, 22.
- Biermann, L. (1948). "Konvektion in rotierenden Sternen". *Zeitschrift für Astrophysik*, 25: 135.

- Bilir, S., Karataş, Y., Demircan, O., Eker, Z. (2005). "Kinematics of W Ursae Majoris type binaries and evidence of the two types of formation". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 357 (2), 497-517.
- Binnendijk, L. (1967). "Radical velocity curves of 44 i Bootis B, VW Cephei, and W Ursae Majoris". *Publications of the Dominion Astrophysical Observatory*, 13 (3), 27-45.
- Binnendijk, L. (1968). "The light variation and orbital elements of OO Aquilae.". *Astronomical Journal*, 73, 32-41.
- Binnendijk, L. (1970). "The orbital elements of W Ursae Majoris systems". *Vistas in Astronomy*, 12 (1), 217-256.
- Binnendijk, L. (1971). "The light variations of XY Bootis and LS Herculis.". *Astronomical Journal*, 76, 923-929.
- Binnendijk, L., (1960), "The light variation and orbital elements of U Pegasi". *Astronomical Journal*, 65, 88-96.
- Bondi, H., Hoyle, F. (1944). "On the mechanism of accretion by stars". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 104, 273.
- Bozkurt, S., Gulmen, O., Ibanoglu, C., Gudur, N. (1976). "Photoelectric Light-Curves of CN And". *Information Bulletin on Variable Stars*, 1087.
- Böhm-Vitense, E. (1992). *Introduction to stellar astrophysics. Volume 3. Stellar structure and evolution.* (pp. 146,147). Cambridge University Press, Cambridge.
- Bradstreet, D. H. (2005). "Fundamentals of Solving Eclipsing Binary Light Curves Using Binary Maker 3". *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*.
- Branly, R. M. (1992). A Photometric Study of AK Herculis and CN Andromedae (Master's Thesis). Texas: Stephan F. Austin State Univ.
- Braune, W. (1970). "New Elements for SS Ari". *Information Bulletin on Variable Stars*, 440.
- Bulut, A., Bulut, İ., Demircan, O. (2017). "First photometric study of the W UMa system GSC 1042-2191". *New Astronomy*, 44, 35-39.

- Bulut, İ., Demircan, O., Doğru, S. S., Kabaş, A., Bulut, A., Güneş, M., Nehir, Ç., Körpe, N., Allak, S., Çetinkaya, H., Doğan., M. (2017). "Tek Yıldız Dönüşüm Yolundaki Değen Çift Yıldızlar". *114F166 numaralı TÜBİTAK projesi*. Çanakkale.
- Bulut, İ., Bulut, A., Güneş, M., Demircan, O. (2018). "Light curve analysis of a new W UMa system GSC 3581-1856", *New Astronomy*, 58, 90-95.
- Caldwell, J. M. (2017). V1309 Scorpii: Fitting Light Curves for Red Transients. A Senior Comprehensive Project, Allegheny College Meadville, PA.
- Caughlan, G. R., Fowler W. A., Harris, M. J., Zimmerman, B. A. (1985). "Tables of Thermonuclear Reaction Rates for Low-Mass Nuclei ($1 \leq Z \leq 14$)". *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 35, 198.
- Caughlan, G. R., Fowler, W. A. (1988). "Thermonuclear Reaction Rates V". *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 40, 284.
- Chandler, S. C., (1895), "On a new variable of peculiar character, 8598 U Pegasi". *Astronomical Journal*, 15, 358, 181-181.
- Che-Bohnenstengel, A., Reimers, D. (1986). "The accretion of supergiant wind material onto the hot companion in zeta Aurigae binaries". *Astronomy and Astrophysics*, 156,172-180.
- Çiçek, A., Erdem, A., Soyduğan, F. (2005). "A near-contact binary: CN Andromedae". *Astronomische Nachrichten*, 326, 127-133.
- Çiçek, C. (2011). "CCD Photometric Analysis of the W UMa-type Binary V376 Andromeda". *New Astronomy*, 16, 12-16.
- Darwin, G. H. (1879)."The Determination of the Secular Effects of Tidal Friction by a Graphical Method". *Proceedings of the Royal Society of London*, 29, 168-181.
- Davidge, T. J., Himer, J. D., Milone, E. F. (1981). "R photometry of RW Com". *Information Bulletin on Variable Stars*, 2037.
- De Young, J. A., Schmidt, R. E., Gritz, L. I., (1991). "CCD Photometry of BX Pegasi in 1990". *Information Bulletin on Variable Stars*, No. 3578.

- Deb, S., Singh, H. P. (2011). "Physical parameters of 62 eclipsing binary stars using the All Sky Automated Survey-3 data – I". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412, 1787-1803.
- Demarque, P., Woo, J.H., Kim, Y.C. Yi, S., (2004). " Y^2 isochrones with an improved Core Overshoot Treatment". *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 155: 667 – 674.
- Demircan, O. (1987). "BV Observations of W UMa-type Binaries: CK Boo, BI CVn and AH Vir". *Astrophysics and Space Science*, 135, 169-174.
- Demircan, O., Eker, Z., Karataş Y., Bilir, S. (2006). "Mass loss and orbital period decrease in detached chromospherically active binaries". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 366 (4), 1511-1519.
- Demircan, O., Selam, S. O. (1993). "A period study of SS ARIETIS and its Implications for the Multiplicity of the System". *Astronomy and Astrophysics*, 267 (1), 107-110.
- Djurasevic, G., Dimitrov, D., Arbutina, B., Albayrak, B., Selam, S. O., Atanackovic-Vukmanovic, O. (2008). "A Photometric Study of the W UMa Type Eclipsing Binary V376 And". *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 44, 249-257.
- Djurasevic, G., Erkaptic, S. (1998). "A Photometric Investigation of the Eclipsing System OO AQL". *Astrophysics and Space Science*, 262, 305-313.
- Djurašević, G., Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P., Erkapić, S., Milovanović, N., (2001), "A photometric study of the W UMa-type system U Pegasi". *Astronomy and Astrophysics*, 367, 840-847.
- Djurasevic, G., Yilmaz, M., Baştürk, Ö., Kılıçoğlu, T, Latkovic, O., Çalışkan, Ş. (2011). "Physical parameters of close binaries QX Andromedae, RW Comae Berenices, MR Delphini, and BD +079° 3142". *Astronomy and Astrophysics*, 525 (id. A66), 1-10.
- Duquennoy, A., Mayor, M. (1991). "Multiplicity among Solar Type Stars in the Solar Neighbourhood- Part Two- Distribution of the Orbital Elements in an Unbiased Sample". *Astronomy and Astrophysics*, 248, 485.
- Eggen, O. J. (1967). "Contact Binaries II". *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 70, 111-164.

- Eggleton, P. P. (1971). "The evolution of low mass stars". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 151, 351.
- Eggleton, P. P. (1972). "Composition changes during stellar evolution". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 156, 361-376.
- Eggleton, P.P. (1983). "Approximations to the radii of Roche lobes". *Astrophys. J.*, 268, 368- 369.
- Eggleton, P. P., Fitchett, M. J., Tout, C. A. (1989)."The Distribution of Visual Binaries with Two Bright Components". *Astrophysical Journal*, 347, 998.
- Eggleton, P. P. (2006). *Evolutionary Processes In Binary and multiple stars*. (pp. 145, 183-192). Cambridge University Press: Cambridge.
- Eggleton, P. P., Kiseleva-Eggleton, L. (2002). "The Evolution of Cool Alcols". *Astrophysical Journal*, 575, 461- 473.
- Eggleton, P. P. (2012). "Formation and Evolution of Contact Binaries". *Journal of Astronomy and Space Sciences*. 29(2), 145-149.
- Eker, Z., Demircan, O., Bilir, S., Karataş, Y. (2006). "Dynamical evolution of active detached binaries on the logJ_o-logM diagram and contact binary formation". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373 (4), 1483-1494.
- Eldridge, J. J., Tout, C. A. (2004). "A more detailed look at the opacities for enriched carbon and oxygen mixtures". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, 201-206.
- ESA. (1997). The HIPPARCOS and TYCHO catalogues (Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission), ESA SP Series vol no: 1200. Noordwijk, Netherlands: ESA Publications Division.
- Essam, A., Alawy, A. E., Haroon, A. A. (2008). "Photometric Study Of The Short Period W UMa System VW Cephei". *NRIAG Journal of Astronomy and Astrophysics*, Special Issue, 47 –56.
- Evren, S., Ibanoglu, C., Tunca, Z., Akan, M. C., Keskin, V. (1987). "The 1986 Observations and the Period Study of CN Andromedae". *Information Bulletin on Variable Stars*, 3109.

- Flannery, B. P. (1976). "A Cyclic Thermal Instability in Contact Binary Stars". *Astrophysical Journal*, 205, 217-225.
- Filatov, G. S., (1960), "On the unstudied variables stars in the BV – Lists". *Astronomicheskii Tsirkulyar*, 215, 20-22.
- Gazeas, K. D., Niarchos, P. G. (2006). "Masses and angular momenta of contact binary stars". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370(1), 29-32.
- Gazeas, K., Stępień, K. (2008). "Angular momentum and mass evolution of contact binaries". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 390 (4), 1577-1586.
- Gazeas, K. D., Loukaidou, G. A., Niarchos, P. G.; Palafouta, S., Athanopoulos, D., Liakos, A., Zola, S., Essam, A., Hakala, P. (2021). "CoBiToM project- I. Contact binaries towards merging". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 502(2), 2879-2892.
- Glebbeeck, E., Pols, O. R., Hurley, J. R. (2008). "Evolution of stellar collision products in open clusters. I. Blue stragglers in N-body models of M 67". *Astronomy and Astrophysics*, 488 (3), 1007-1015.
- Goldberg, D.; Mazeh, T. (1994). "The mass-ratio distribution of the spectroscopic binaries in the Pleiades". *Astronomy and Astrophysics*, 282, 801-803.
- Gossage, S., Dotter, A., Garraffo, C., Drake, J. J., Douglas, S., Conroy, C. (2021). "MESA Models with Magnetic Braking". *The Astrophysical Journal*, 912(1), 65,16.
- Götz, W., Wenzel, W. (1967). "Über das Sonneberger Programm zur Bestimmung von Spektraltypen veränderlicher Sterne". *Astronomische Nachrichten*, 290 (3), 99-104.
- Güneş, M. (2011). Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldızların İzokron Yaşları, Yüksek Lisans Tezi, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Lisansüstü Eğitim Enstitüsü, Çanakkale.
- Hamann, W.-R., Koesterke, L. (1998). "Spectrum formation in clumped stellar winds: consequences for the analyses of Wolf-Rayet spectra". *Astronomy and Astrophysics*, 335, 1003-1008.
- Hendry, P. D., Mochnacki, S. W. (1998). "Detection of Tertiary Components in W Ursae Majoris Systems". *The Astrophysical Journal*, 504, 978-982.

- Heney, L. G., Forbes, J. E., Gould, N. L. (1964). "A New Method of Automatic Computation of Stellar Evolution". *Astrophysical Journal*, 139, 306.
- Hinderer, F. (1960). "Lichtelektrische Untersuchungen an W Ursae Majoris-Sternen". *Journal des Observateurs*, 43, 161-215.
- Hoffleit, D. (1932). "New Variable Stars in Aquila". *Harvard College Observatory Bulletin*, 887, 9-13.
- Hoffman, M. (1979). "Photoelectric observations of RW Comae Berenices". *Information Bulletin on Variable Stars*, 1715.
- Hoffmann, M., (1982). "A light curve of BX Pegasi". *Acta Astr.*, 32 (1-2), 131-135.
- Hoffmeister, C. (1931). "316 neue Veränderliche". *Astronomische Nachrichten*, 242(7), 129- 142.
- Hoffmeister, C. (1934). "132 Neue Veränderliche". *Astronomische Nachrichten*, 253 (10-11), 195-204.
- Hoffmeister, C. (1935). "162 neue Veränderliche". *Astronomische Nachrichten*, 255 (22), 401- 412.
- Hoffmeister, C. (1949). "Die RW Aurigae-Sterne und ihre Nebenformen". *Astronomische Nachrichten*, 278 (1), 24-40.
- Holzwarth, V., Jardine, M. (2007). "Theoretical mass loss rates of cool main-sequence stars". *Astronomy and Astrophysics*, 463,11-21.
- Hrivnak B. J., (1990). "Radial velocity studies of the W UMa binaries BX Peg and BB Peg". *BAAS*, 22, 1291-1291.
- Hrivnak, B. J. (1989). "Radial velocity studies and absolute parameters of contact binaries. II - OO Aquilae", *Astrophysical Journal*, 340, 458-467
- Hrivnak, B. J. (1993). "New Radial Velocity Curves of Six W UMa Binaries". *New Frontiers in Binary Star Research-ASP Conference Series*, 38. Editörler: Leung, K.-C., Nha, I.-S. San Francisco: Calif. Astronomical Society of the Pacific.
- Huang, S. S. (1966). "A theory of the origin and evolution of contact binaries". *Annales d'Astrophysique*, 29, 331.

- Hubbard, W. B., Lampe, M. (1969). *Astrophysical Journal*, 156, 795
- Hurley, J. R., Tout, C. A., Pols, O. R. (2000). "Comprehensive analytic formulae for stellar evolution as a function of mass and metallicity". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 315: 543-569
- Hurley, J. R., Tout, C. A., Pols, O. R., (2002), "Evolution of binary stars and the effect of tides on binary populations". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 329, 4, 897-928.
- Hut, P. (1980). "Stability of tidal equilibrium". *Astronomy and Astrophysics*, 92, 167-170.
- Hut, P. (1981). "Tidal evolution in close binary systems". *Astronomy and Astrophysics*, 99, 126-140.
- Itoh, N., Mitake, S., Iyetomi, H., Ichimaru, S. (1983). "Electrical and thermal conductivities of dense matter in the liquid metal phase. I- High-temperature results". *Astrophysical Journal*, 273, 774-782.
- Itoh, N., Adachi, T., Nagakawa, M., Kohyama, Y., Munakata, H. (1989). "Neutrino energy loss in stellar interiors. III- Pair, photo-, plasma, and bremsstrahlung processes". *Astrophysical Journal*, 339: 354-364.
- Itoh, N., Mutoh, H., Hikita, A., Kohyama, Y. (1992). "Neutrino energy loss in stellar interiors. IV - Plasma neutrino process for strongly degenerate electrons". *Astrophysical Journal*, 395, 622 with errata
- Izzard, R. G., Glebbeek, E. (2006). "Window To The Stars". *New Astronomy*, 12(2),161-163.
- İçli, T., Koçak, D., Boz, G. Ç., Yakut, K. (2013). "The Low-mass Interacting Binary System OO Aql Revisited: A New Quadruple System". *The Astronomical Journal*, 145, 127-133.
- Jiang, D., Han, Z., Li, L., (2014). "The detached-binary channel for the formation of contact binaries.". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 438(1),859-86
- Jordan, F. C. (1923). "An eclipsing variable with an unusually short period". *Astronomical Journal*, 35 (821), 44-44.

- Kaluzny J., (1984). "Determination of parameters of W UMa-type systems: V757 Cen, GW Cep, BX Peg, AH Vir". *Acta Astronomica*, 34 (2), 217-224.
- Kaluzny, J. (1983). "CN And- W UMa-type system in the phase of poor thermal contact?". *Acta Astronomica*, 33, 345-355.
- Kaluzny, J., Pojmanski, G. (1984). "Period Variations of SS Ari". *Information Bulletin on Variable Stars*, 2564.
- Kaszas, G., Vinko, J., Szatmary, K., Hegedus, T., Gal, J., Kiss, L. L., Borkovits, T. (1998). "Period Variation And Surface Activity Of The Contact Binary VW Cephei". *Astron. Astrophys*, 331, 231–243.
- Keskin, V. (1989). "Light changes of the close binary system CN Andromedae". *Astrophysics and Space Science*, 153, 191-199.
- Keskin, V. (1991). Yakın Çift Yıldızlarda Roche Modeli Yardımıyla Fotometrik Kütle Oranının Belirlenmesi, Doktora Tezi, Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, İzmir.
- Kim, C.-H., Han, W., Yoon, J. H., Nha, I.-S. (1997). "Period Changes of W UMa Type Contact Binary SS ARIETIS". *Journal of Astronomy and Space Science*, 14 (1), 44-58.
- Kim, C.-H., Lee, C.-U., Kang, Y.-W. (2001). "Photoelectric Observations and Analysis of the Contact Binary W UMa". *Journal of Astronomy and Space Sciences*, 18, 43-54.
- Kim, C.-H., Lee, J.-W., Kim, S.-L., Han, W., Koch, R. H. (2003). "A Period Study and Light Synthesis for the W Ursae Majoris Type Binary SS Arietis". *The Astronomical Journal*, 125 (1), 322-331.
- King, D. J., Hilditch, R. W., (1984). "Contact and near- contact binary systems. II – RR Cen, EZ Hya, V502 Hya, V502 OPH and RS SCT". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 209, 645-653.
- Kippenhahn, R. (1955). "Mitteilungen Über 45 Verdächtige und Veränderliche Sterne". *Astronomische Nachrichten* 282 (2), 73-77.
- Knigge, C., Baraffe, I., Patterson, J. (2011). "The Evolution of Cataclysmic Variables as Revealed by Their Donor Stars". *The Astrophysical Journal Supplement*, 194(2), 28.

- Kochanek, C. S., Adams, S. M., Belczynski, K. (2014). "Stellar mergers are common". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 443(2), 131-1328
- Kopal, Z. (1955). "The classification of close binary systems". *Annales d'Astrophysique*, 18, 379
- Kreiner, J. M. (2004). "Up-to-Date Linear Elements of Eclipsing Binaries". *Acta Astronomica*, 54, 207-210.
- Kreiner, J. M., Rucinski, S. M., Zola, S., Niarchos, P., Ogloza, W., Stachowski, G., Baran, A., Gazeas, K., Drozd, M., Zakrzewski, B., Pokrzywka, B., Kjurkchieva, D., Marchev, (2003). "Physical Parameters Of Components In Close Binary Systems. I". *Astronomy and Astrophysics*, 412, 465–471.
- Kudritzki, R. P., Reimers, D. (1978). "On the absolute scale of mass-loss in red giants. II. Circumstellar absorption lines in the spectrum of alpha Sco B and mass-loss of alpha Sco A". *Astronomy and Astrophysics*, 70, 227-239.
- Kuiper, G. P. (1941). "On the Interpretation of 3 Lyrae and Other Close Binaries". *ApJ*, 93, 133.
- Kurpinska-Winiarska, M., Zakrzewski, B. (1990). "Period Variations of SS Arietis". *Information Bulletin on Variable Stars*, 3485.
- Kwee, K. K. (1958). "Investigation of variations in the period of sixteen bright short-period eclipsing binary stars". *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, 14, 131-151.
- Kwee, K. K. (1968). "Photo-electric observations of the short-period eclipsing binary V 502 Ophiuchi made in 1955 and 1956". *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands Supplement*, 2, 277-285.
- Leahy, D. A., Leahy, J. C. (2015). "A calculator for Roche lobe properties". *Computational Astrophysics and Cosmology*, 2(4),6.
- Lafta, S. J., Grainger, J. F. (1985). "New photoelectric observations of four W UMa systems- OO Aql, V839 Oph, V566 Oph, and SW Lac". *Astrophysics and Space Science*, 114, 23-118.

- Lafta, S. J., Grainger, J. F., (1986). "A photoelectric study of the W UMa-system U Pegasi". *Astrophysics and Space Science*, 121, 1, 61-81.
- Lause, F. (1937). *Astronomische Nachrichten*, 264, 106.
- Lawlor, T. M. (2005). "A new model for V838 Monocerotis: a born-again object including an episode of accretion". *MNRAS*, 361, 695-700.
- Lee, C.-U., Lee, J.-W. (2006). "Photometric Study of the Near-Contact Binary CN Andromedae". *Journal of the Korean Astronomical Society*, 39, 25-30.
- Lee, J. W., Kim, C.-H., Han, W., Kim, H.-I., Koch, R. H. (2004). "Period and light variations for the cool, overcontact binary BX Pegasi". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 352 (3), 1041-1055.
- Lee, J. W., Kim, S.-L., Lee, C.-U., Youn, J.-H. (2009). "The Solar-Type Contact Binary BX Pegasi Revisited". *Publications of the Astronomical Society of Pacific*, 121 (886), 1366- 1377.
- Leung, K.-C., Zhai, D., Zhang, Y. (1985). "Two very similar late-type contact systems - BX and BB Pegasi". *Astronomical Journal*, 90, 515-521.
- Li, H.-L., Wei, J.-Y., Yang, Y.-G., Dai, H.-F. (2016). "OO Aquilae: a solar-type contact binary with intrinsic light curve changes". *Research in Astronomy and Astrophysics*, 16 (1), 1- 10.
- Li, K., Hu, S., Guo, D., Jiang, Y., Gao, D., Chen, X. (2015). "Four color light curves and period changes investigation of the contact binary BX Peg". *New Astronomy*, 41, 17-21.
- Li, L., Han, Z., Zhang, F. (2004). "Structure and evolution of low-mass W UMa-type systems". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351, 137-146.
- Li, L., Han, Z., Zhang, F. (2004b). "Structure and evolution of low-mass W Ursae Majoris type systems- II. With angular momentum loss". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355(4),1383-1398.
- Linnell, A. P. (1987). "The Problem of the W-type Light Curve of W Ursae Majoris". *Astrophysical Journal*, 316, 389-398.

- Linnell, A. P. (1991). "A Light Synthesis Study of W Ursae Majoris". *Astrophysical Journal*, 374, 307-318.
- Liu, L., Qian, S.-B., He, J.-J., Zhang, J., Li, L.-J. (2009). "SS Ari: a shallow-contact close binary system". *Astrophysics and Space Science*, 321 (1), 19-35.
- Liu, Q. A., Yang, Y. L., Gu, C. H., Wang, B. (1993). "New BV Lightcurves and Photometric Solutions for the Contact Binary SS-Arietis". *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 101 (2), 253-257.
- Liu, Q.-Y., Yang, Y.-L. (2006). "On the Period Variation of the W UMa-type Contact Binary V502 Ophiuchi". *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 6 (3), 331-337.
- Liu, X. F., Tan, H. S., (1988). "Photometric Study of BD+37DEG2536 Contact System". *Acta Astronomica Sinica*, 29, 1, 16.
- Liu, X., Tan, H., (1984). "UBV Photometry for BD +37 2356". *Information Bulletin on Variable Stars*, 2590, 1.
- Lombardi, J.C., Jr., Warren, J. S., Rasio, F. A., Sills, A., Warren, A. R. (2002). "Stellar Collisions and the Interior Structure of Blue Stragglers". *The Astrophysical Journal*, 568(2), 939-953.
- Löchel, K. (1960). *Mitteilungen Über Veränderliche Sterne*, 457-458.
- Lu, W. (1991). "Radial-Velocity Observations And Absolute Dimensions Of Eclipsing Binaries: SS Ari". *Astronomical Journal*, 102, 262-266.
- Lu, W. X. (1988). "Spectroscopic Orbits of Eclipsing Binaries: BD + 37 2356". *Acta Astrophysics Sinica*, 8, 259-264.
- Lu, W., (1985). "A new spectroscopic orbit of the W Ursae Majoris system U Pegasi". *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 97, 1086-1091.
- Lu, W., Rucinski, S. M., Ogłóza, W. (2001). "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. IV.", *Astronomical Journal*, 122, 402-412.
- Lucy, L. B. (1968). "The Structure of Contact Binaries". *Astrophysical Journal*, 151, 1123.
- Lucy, L.B. (1976). "W Ursae Majoris Systems With Marginal Contact". *Astrophysical Journal*, 205, 208 – 216.

- Lucy, L.B., Wilson, R.E. (1979). "Observational tests of theories of contact binaries." *Astrophysical Journal*, 231, 502-513.
- MacDonald, D. D. (1964). *Publ. Leander McCormick Obs.*, 12, 51.
- Maceroni, C., Milano, L. ve Russo, G. (1985). "General Properties of W Ursae Majoris Systems". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 217, 843-866.
- Maceroni, C., van't Veer, F. (1996). "The properties of W Ursae Majoris contact binaries: new results and old problems". *Astronomy And Astrophysic*, 311, 523-531.
- Magalashvili, N. L., Kumsishvili, J. J. (1964). *Bull. Abastumanskoi Astrophys. Obs.*, 30, 39.
- Mason, E., Diaz, M., Williams, R. E., Preston, G., Bensby, T., (2010), "The peculiar nova V1309 Scorpii/nova Scorpii 2008. A candidate twin of V838 Monocerotis". *Astronomy and Astrophysics*, 516, id. A108, 10.
- Matijević, G., Prša, A., Orosz, J. A., Welsh, W. F., Bloemen, S., Barclay, T. (2012). "Kepler Eclipsing Binary Stars. III. Classification of Kepler Eclipsing Binary Light Curves with Locally Linear Embedding". *The Astronomical Journal*, 143(5), 6.
- Matt, S. P., Brun, A. S., Baraffe, I., Bouvier, J., Chabrier, G. (2015). "The Mass-dependence of Angular Momentum Evolution in Sun-like Stars". *The Astrophysical Journal Letters*, 799(2),6
- Maupome, L., Rodriguez, E., Hobart, M. A., Pena, J. H., Peniche, R., (1991). "Photoelectric observations of W UMa stars- U Pegasi and AB Andromedae". *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 22, 235-242
- Mazeh, T., Goldberg, D., Duquennoy, A., Mayor, M. (1992). "On the Mass-Ratio Distribution of Spectroscopic Binaries with Solar-Type Primaries". *Astrophysical Journal*, 401, 265.
- McLean, B. J. (1981). "Radial Velocities for Contact Binary Systems. I - W Ursae Majoris and AW Ursae Majoris". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 195, 931-938.
- McLean, B. J., Hilditch, R. W. (1983). "Radial Velocities for Contact Binaries. II- TZ Boo, XY Boo, TX Cnc, RZ Com, CC COM and Y Sex". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 203, 1-8.

- Meynet, G., Georgy, C., Revaz, Y., Walder, R., Ekström, S., Maeder, A. (2010). "Models of stars rotating near the critical limit". The Interferometric View on Hot Stars (Eds. Th. Rivinius & M. Curé) *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* (Serie de Conferencias). 38,113-116
- Mihalas, D., Dappen, W., Hummer D. G. (1988). "The equation of state for stellar envelopes. II- Algorithm and selected results". *ApJ*, 331, 815.
- Mikulášek, Z. (2015). "Phenomenological modelling of eclipsing system light curves". *Astronomy & Astrophysics*, 584 (id. A8), 1-13.
- Milone, E. F., Chia, T. T., Castle, K. G., Robb, R. M., Merrill, J. E. (1980). "RW Comae Berenices. I- Early photometry and UBV light curves". *Astrophysical Journal Supplement Series*, 43, 339-364.
- Milone, E. F., Hrivnak, B. J., Hill, G., Fisher, W. A. (1985). "RW Comae Berenices. II – Spectroscopy". *Astronomical Journal*, 90, 109-114.
- Milone, E. F., Wilson, R. E., Hrivnak, B. J. (1987). "RW Comae Berenices. III - Light curves resolution and absolute parameters". *The Astrophysical Journal*, 319, 325-333.
- Mochnacki, S. (1981). "Contact binary stars", *The Astrophysical Journal*, 245, 650-670.
- Molik, P., Wolf, M. (1998). "XY Bootis - a W UMa-star with extreme rate of period change". *Information Bulletin on Variable Stars*, 4640.
- Muller, G., Kempf, P. (1903). "A New Variable Star of Unusually Short Period". *The Astrophysical Journal*, 17, 201-211.
- Munari, U., Henden, A. (2005). "The first three years of the outburst and light-echo evolution of V838 Mon and the nature of its progenitor". *Interacting Binaries: Accretion, Evolution, and Outcomes. American Institute of Physics Conference Series*, 331-336
- Nakano, S., Nishiyama, K., Kabashima, F., Sakurai, Y., Jacques, C., Pimentel, E., Chekhovich, D., Korotkiy, S., Kryachko, T., Samus, N. N., (2008), "V1309 Scorpii = Nova Scorpii 2008". *IAU Circ.*, 8972, 1.
- Nelson, R. H., Senavci, H. V., Basturk, O., Bahar, E. (2014). "BI CVn- A spotted, Overcontact, type-W Eclipsing Binary", *New Astronomy*, 29, 57-64.

- Nieuwenhuijzen, H., de Jager, C. (1990). "Parametrization of stellar rates of mass loss as functions of the fundamental stellar parameters M, L, and R". *Astronomy and Astrophysics*, 231, 134-136.
- O'Connell, D. J. K. (1951). "The so-called periastron effect in close eclipsing binaries; New variable stars (fifth list)". *Riverview College Observatory publications*, 2 (6), 85-100.
- Olsen, E. H. (1994). "Stroemgren photometry of F- and G-type stars brighter than $V = 9.6$. I. uvby photometry". *Astronomy and Astrophysics*, 106, 257-266.
- Otero, S. A., Wils, P., Dubovsky, P. A. (2004). "New Eclipsing Binaries Found in the NSVS Database I.". *Information Bulletin on Variable Stars*, 5570.
- Özyuvar, D. (2007). W Uma Türü Değen Çift U Pegasi'nin Işık Eğrisi ve Dönem Analizi, Yüksek Lisans Tezi, Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Ankara.
- Paczynski, B. (1971). "Evolutionary Processes in Close Binary Systems". *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 9, 183.
- Paczynski, B. (1976). Common Envelope Binaries, *Structure and Evolution of Close Binary Systems; Proceedings of the Symposium*, Cambridge, England, July 28-August 1, 75.
- Paczynski, B., Szczygieł, D. M. , Pilecki, B. , Pojmański, G. (2006). "Eclipsing binaries in the All Sky Automated Survey catalogue". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 368(3), 1311-1318.
- Pejcha, O., Metzger, B. D., Tyles, J. G., Tomida, K. (2017). "Preexplosion Spiral Mass Loss of a Binary Star Merger". *The Astrophysical Journal*, 850, 59
- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., Herwig, F., Lesaffre, P., Timmes, F. (2011). "Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA)", *The Astrophysical Journal Supplement*, 192 (1), 1-35.
- Peters, P. C. (1964). "Gravitational Radiation and the Motion of Two Point Masses". *Physical Review*, 136, 4B, 1224-1232
- Podsiadlowski, P., Rappaport, S., Pfahl, E. D. (2002). "Evolutionary Sequences for Low- and Intermediate-Mass X-Ray Binaries". *The Astrophysical Journal*, 565(2), 1107-1133.

- Pohl, E. (1969). "OO Aql- an Eclipsing Binary with Rapidly Shortening Period". *Information Bulletin on Variable Stars*, 391.
- Pohl, E., Kizilirmak, A. (1970). "Photoelectric Minima of Eclipsing Binaries". *Information Bulletin on Variable Stars*, 456.
- Pohl, E., Kizilirmak, A. (1975). "Photoelectric Minima of Eclipsing Binaries". *Information Bulletin on Variable Stars*, 1053.
- Pols, O. R., Tout, C. A., Eggleton, P. P., Han Z. (1995). "Approximate input physics for stellar modelling". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 274, 964-974.
- Popper, D. M. (1948). "Radial Velocities Of Two Stars Of The W Ursae Majoris Class", *ApJ*, 108, 490-496.
- Portegies, Z. S., McMillan, S. (2018). *Astrophysical Recipes; The art of AMUSE*. (pp. 110,111). IOP Publishing: Bristol, UK.
- Pribulla, T. (1998). "Efficiency of mass transfer and outflow in close binaries". *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 28(2), 101-108.
- Pribulla, T., Rucinski, S. M., Conidis, G., DeBond, H., Thomson, J. R., Gazeas, K., Ogłóza, (2007). "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. XII.". *The Astronomical Journal*, 133 (5), 1977-1987.
- Pribulla, T., Vanko, M. (2002). "Photoelectric photometry of eclipsing contact binaries: U Peg, YY CrB, OU Ser and EQ Tau". *CoSka*, 32 (1), 79-98.
- Prša, A., Batalha, N., Slawson, R. W., Doyle, L. R. , Welsh, W. F., Orosz, J. A., Seager, S., Rucker, M., Mjaseth, K., Engle, S. G. , Conroy, K., Jenkins, J., Caldwell, D., Koch, D., Borucki, W. (2011). "Kepler Eclipsing Binary Stars. I. Catalog and Principal Characterization of 1879 Eclipsing Binaries in the First Data Release". *The Astronomical Journal*, Volume, 141(3), 16.
- Pych, W., Rucinski, S. M., DeBond, H., Thomson, J. R., Capobianco, C. C., Blake, R. M., Ogłóza, W., Stachowski, G., Rogoziecki, P., Ligeza, P., Gazeas, K. (2004). "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. IX.". *The Astronomical Journal*, 127 (3), 1712- 1719.

- Qian, S. (2002). "On the orbital period changes of two W-type overcontact binaries: RW Comae Berenices and CE Leonis". *Astronomy and Astrophysics*, 384, 908-911.
- Qian, S.-B., He, J.-J., Liu, L., Zhu, L.-Y., Liao, W. P. (2008). "A New Photometric Investigation of the W UMa-Type Binary BI CVn". *The Astronomical Journal*, 136, 2493-2501.
- Rafert, J. B., Markworth, N. L., Michaels, E. J. (1985). "Photoelectric observations of CN Andromedae - an unusual overcontact binary". *Astronomical Society of the Pacific*, 97, 310-321.
- Rainger, P. P., Bell, S. A., Hilditch, R. W. (1992). "The spotted contact binary SS ARIETIS Spectroscopy and infrared photometry". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 254, 568-580.
- Rasio, F. A. (1995). "The minimum mass ratio of W Ursae Majoris binaries". *Astrophysical Journal*, 444, L41-L43.
- Rasio, F. A., Shapiro, S. L. (1995). "Hydrodynamics of Binary Coalescence. II. Polytropes with $\Gamma = 5/3$ ". *Astrophysical Journal*, 438, 887.
- Retter, A., Marom, A. (2003). "A model of an expanding giant that swallowed planets for the eruption of V838 Monocerotis". *MNRAS*, 345, L25-L28.
- Rigterink, P. V., (1972), "A new analysis of the eclipsing binary, U Pegasi". *Astronomical Journal*, 77, 319- 329.
- Robertson, J. A. ve Eggleton, P. P., (1977). "The evolution of W Ursae Majoris systems". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 179, 359-375.
- Rogers, F. J., Iglesias, C. A. (1992). "Radiative Atomic Rosseland Mean Opacity Tables". *Astrophysical Journal Supplement*, 79, 507
- Rovithis, P., Niarchos, P. G., Rovithis-Livaniou, H., (1988), "Photoelectric observations and light curves analysis of V502 Ophiuchi". *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* (ISSN 0365-0138), 74, 2, 265-271.
- Rucinski, S. M. (1974). "Binaries. II. A- and W-type Systems. The W UMa-type Systems as Contact". *Acta Astronomica*, 24 (2), 119-151.

- Rucinski, S. M. (1983). "Violet and Ultraviolet Continua of W UMa Systems on the Basis of UVBY Photometry Observations". *Astronomy and Astrophysics*, 127, 84-92.
- Rucinski, S.M. (2006). "Luminosity Function Of Contact Binaries Based On The All Sky Automated Survey (ASAS)". *Publications of Astronomical Society of the Pacific*, 3: 1319-1322.
- Rucinski, S. M., Lu, W., Mochnacki, S. W. (2000). "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. III". *The Astronomical Journal*, 120, 1133-1139.
- Rucinski, S. M., Lu, W., Mochnacki, S. W., Ogłóza, W., Stachowski, G. (2001). "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. V.". *The Astronomical Journal*, 122, 1974-1980.
- Rucinski, S. M., Lu, W.-X., Shi, J. (1993). "Spectral-line Broadening Functions of W UMa-type Binaries. III - W UMa". *The Astronomical Journal*, 106, 1174-1180.
- Russo, G., Sollazzo, C., Maceroni, C., Milano, L., (1982), "Determination of Parameters of W Ursae Systems - Part Two - Tw-Ceti S-Antiliae U-Pegasi Er-Orionis". *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 47, 211.
- Saguner, T., (2007). Çıkarım Yöntemi Kullanılarak W Uma Yıldızlarının Salt Parametrelerinin Bulunması. Yüksek Lisans Tezi, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Ankara
- Samec R. G., Bookmyer B. B., (1987). "Photoelectric light curves of BX Pegasi". *Information Bulletin on Variable Stars*, 2999.
- Samec, R. G. (1990). "Photometric investigation of a very short-period binary: is BX Pegasi undergoing continuous angular momentum losses?". *Astronomical Journal*, 100, 808-817.
- Samec, R. G., Hube, D. P. (1991). "BX Pegasi. II - Spectroscopic observations and simultaneous synthetic photometric-spectroscopic solution". *Astronomical Journal*, 102, 1171-1175.
- Samec, R. G., Laird, H., Mutzke, M., Faulkner, D. R. (1998). "UBV Observations of the Solar Type Near Contact Binary, CN Andromedae". *Information Bulletin on Variable Stars*, 4616.

- Samolyk, G. (2008). "Recent minima of 155 eclipsing binary stars". *J. AAVSO*, 36 (2), 171
- Savedoff, M. P. (1951). "ON e Cos w For Eclipsing Binaries". *The Astronomical Journal*, 56, 1- 9.
- Schatzman, E. (1962). "A theory of the role of magnetic activity during star formation". *Annales d'Astrophysique*, 25, 18.
- Schilt, J. (1926). "Two New Variable Stars Of The Type Of W Ursae Majoris". *Astrophysical Journal*, 64, 215-224.
- Selam, S. O. (2004). "Key parameters of W UMA-type contact binaries discovered by HIPPARCOS". *Astronomy and Astrophysics*, 416, 1097-1105.
- Selam, S.O., Baştürk, Ö., Esmaslı, A., Şenavcı, H. V., Albayrak, B. (2009). "V502 Ophiuchi Çift Sisteminin Işık Eğrisi ve Dönem Analizi". Çankaya Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi- Journal of Arts and Sciences, 12, 151-163.
- Shapley, H., Hughes, E. M. (1934). *Harvard Ann.*, 90, 163.
- Shaw, J. S., Caillault, J. P., Schmitt, J. H. M. M. (1996). "Near-Contact Binary Systems in the ROSAT All-Sky Survey". *Astrophysical Journal*, 461, 951-955.
- Schwarzschild, M. (1958). "Structure and Evolution of Stars". Princeton University Press. Princeton, New Jersey.
- Skumanich, A. (1972). "Time Scales for CA II Emission Decay, Rotational Braking, and Lithium Depletion". *Astrophysical Journal*, 171, 565-567.
- Slawson, R. W., Prša, A., Welsh, W. F., Orosz, J. A. ; Rucker, M., Batalha, N., Doyle, L. R., Engle, S. G., Conroy, K., Coughlin, J., Gregg, T. A., Fetherolf, T., Short, D. R., Windmiller, G., Fabrycky, D. C., Howell, S. B., Jenkins, J. M., Uddin, K., Mullally, F., Seader, S. E.(2011)."Kepler Eclipsing Binary Stars. II. 2165 Eclipsing Binaries in the Second Data Release". *The Astronomical Journal*, 142 (5), 14.
- Soker, N., Tylenda, R. (2003). "Main-Sequence Stellar Eruption Model for V838 Monocerotis". *Apj*, 582, L105-L108.
- Srivastava, R.K. (1987). "RS CVn binary RW Com: A possible three-body system". *Ap&SS*, 139, 373-387.

- Stancliffe, R. J., Glebbeek, E., Izzard, R. G., Pols, O. R. (2007). "Carbon-enhanced metal-poor stars and thermohaline mixing". *Astronomy and Astrophysics*, 464 (3), 57-60.
- Stępień, K. (2004). "Evolutionary Status of W Ursae Majoris-Type Stars". *IAU Symposium*, 219, 967-973.
- Stępień, K. (2006a). "Evolutionary Status of Late-Type Contact Binaries". *Acta Astronomica*, 56, 199-218.
- Stępień, K. (2006b). "The Low-Mass Limit for Total Mass of W UMa-type Binaries". *Acta Astronomica*, 56, 347-364.
- Stępień, K. (2009). "Large-scale circulations and energy transport in contact binaries". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 397(2), 857-867.
- Stępień, K. (2011a). "Evolution of the progenitor binary of V1309 Scorpii before merger". *Astronomy and Astrophysics*, 531, A18-21.
- Stępień, K. (2011b). "Evolution of cool close binaries- Approach to contact". *Astronomy and Astrophysics*, 61, 139-159.
- Stępień, K., Gazeas, K. (2012). "Evolution of Low Mass Contact Binaries". *Acta Astronomica*, 62, 153-177.
- Stępień, K., Kiraga, M. (2015). "Model computations of blue stragglers and W UMa-type stars in globular clusters". *Astronomy and Astrophysics*, 577 (id.A117), 1-22.
- Struve, O., Gratton, L. (1948). "Spectrographic Observations of the Eclipsing Binaries RZ Comae, V 502 Ophiuchi, RV Corvi, and BF Virginis.". *Astrophysical Journal*, 108, 497-503.
- Struve, O., Horak, H. G., Canavaggia, R., Kourganoff, V., Colacevich, A., (1950), "Occasional Spectrographic Observations of Eclipsing Binaries". *Astrophysical Journal*, 111, 658.
- Tauris, T. M., van den Heuvel, E. P. J. (2006). "Formation and Evolution of Compact Stellar X-Ray Sources". Compact stellar X-ray sources. Cambridge University Press, Cambridge, UK.

- Tayler, R. J. (2004). *The Stars: Their Structure and Evolution (2nd ed.)*. (pp. 123). Cambridge University Press.
- Toonen, S., Hamers, A., Portegies, Z. S. (2016). "The evolution of hierarchical triple star-systems". *Computational Astrophysics and Cosmology*, 3(1), 6, 36.
- Tout, C. A. , Aarseth, S. J. , Pols, O. R. ; Eggleton, P. P. (1997). "Rapid binary star evolution for N-body simulations and population synthesis". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 291(4), 732-748.
- Tylenda, R., Soker, N. (2006). "Eruptions of the V838 Mon type: stellar merger versus nuclear outburst models". *A&A*, 451,223-226.
- Tylenda, R., Hajduk, M., Kamiński, T., Udalski, A., Soszyński, I., Szymański, M. K., Kubiak, M., Pietrzyński, G., Poleski, R., Wyrzykowski, Ł., Ulaczyk, K. (2011). "V1309 Scorpii: merger of a contact binary". *Astronomy and Astrophysics*, 528 (id.A114), 1-10.
- Udalski, A. (2003). "The Optical Gravitational Lensing Experiment. Real Time Data Analysis Systems in the OGLE-III Survey". *AcA*, 53, 291-305,
- Udalski, A., Szymanski, M. K., Soszynski, I., Poleski, R. (2008). "The Optical Gravitational Lensing Experiment. Final Reductions of the OGLE-III Data". 58, 69-87.
- Ulrich, R. K., Burger, H. L. (1976). "The accreting component of mass-exchange binaries". *Astrophysical Journal*, 206, pt. 1, 509-514.
- van Hamme, W., Samec, R. G., Gothard, N. W., Wilson, R. E., Faulkner, D. R., Branly, R. (2001). "CN Andromedae: A Broken-Contact Binary?". *The Astronomical Journal*, 122, 3436-3446.
- van Saders, J. L. , Ceillier, T. , Metcalfe, T. S. , Silva A. V. , Pinsonneault, M. H. , García, R. A. , Mathur, S. , Davies, G. R. (2016). "Weakened magnetic braking as the origin of anomalously rapid rotation in old field stars". *Nature*, 529(7585), 181-184.
- Vandenbroere, J. (1998). "BI CVn: A Study of Its Period and A New Photoelectric Light Curve". *IAU Information Bulletin on Variable Stars*, 4554.

- Vassiliadis, E., Wood, P. R. (1993). "Evolution of Low- and Intermediate-Mass Stars to the End of the Asymptotic Giant Branch with Mass Loss". *Astrophysical Journal*, 413,641.
- Verbunt, F., Zwaan, C. (1981). "Magnetic braking in low-mass X-ray binaries". *Astronomy and Astrophysics*, 100, 7-9.
- Vitense, E. (1953). "Die Wasserstoffkonvektionszone der Sonne". *Zs. f. Astrophys*, 32: 135.
- Wadhwa, S. S., De Horta, A., Filipović, M. D., Tohill, N. F. H. , Arbutina, B. , Petrović, J. , Djurašević, G. (2021). "ZZ Piscis Austrinus (ZZ PsA): a bright red nova progenitor and the instability mass ratio of contact binary stars". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 501(1), 229-235.
- Webbink, R. F. (1985). *Stellar evolution and binaries*. Cambridge Univ. Press, Cambridge.
- Weigert, A., Kippenhahn, R. (1967). "Internal structure and evolutionary changes in binaries: Computations on the evolution of stars in close binary systems". On the Evolution of Double Stars, Proceedings of a Colloquium organized under the Auspices of the International Astronomical Union, in honor of Professor G. Van Biesbroeck. Edited by J. Dommanget. Communications Serie B, No. 17 Comptes Rendus, 122.
- Wichmann, R. (2011). "Nightfall: Animated Views of Eclipsing Binary Stars". *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1106.016.
- Wilson, E. R. (1967). "Photometry of V502 Ophiuchi". *Astronomical Journal*, 72, 1028-1031.
- Winkler, L. (1977). "Analysis of yellow and blue observations of XY Boo.". *Astronomical Journal*, 82, 648-652.
- Wood, R. (1965). "The period of the contact binary XY Bootis". *The Observatory*, 85, 258-259.
- Wood, B. E., Müller, H-R. , Zank, G. P. , Linsky, J. L. (2002). "Measured Mass-Loss Rates of Solar-like Stars as a Function of Age and Activity". *The Astrophysical Journal*, 574(1), 412-425.

- Woods, T. E., Ivanova, N., van der Sluys, M. V., Chaichenets, S. (2012). "On the Formation of Double White Dwarfs through Stable Mass Transfer and a Common Envelope". *The Astrophysical Journal*, 744(1), 11.
- Worden, S. P., Whelan, J. (1973). "The Mass-Ratio of W UMa.". *Bulletin of the American Astronomical Society*, 5, 42-42.
- Wright, N. J., Newton, E. R., Williams, P. K. G.; Drake, J. J. ; Yadav, R. K. (2018). "The stellar rotation-activity relationship in fully convective M dwarfs". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479(2), 2351-2360.
- Yakut, K., Eggleton, P. P. (2005). "Evolution of Close Binary Systems". *The Astrophysical Journal*, 629, 1055-1074.
- Yang, Y. G., Qian, S. B., Zhu, C., H., (2004). "A CCD Photometric Study of the W UMa-Type Binary System EZ Hydrae". *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 823, 826-832.
- Yang, Y., Liu, Q. (1985). "A Flare on the Contact Binary CN And". *Information Bulletin on Variable Stars*, 2705.
- Yang, Y.-G., Qian, S.-B., Zhu, L.-Y. (2005). "Deep, Low Mass Ratio Overcontact Binary Systems. IV. V410 Aurigae and XY Bootis". *The Astronomical Journal*, 130, 2252-2261.
- Yeşilyaprak, C., (2002). "Photoelectric minima of V2150 Cyg and OU Ser". *Information Bulletin on Variable Stars*, 5330.
- Yıldız, M. (2014). "Origin of W UMa-type contact binaries - age and orbital evolution". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 437 (1), 185-194.
- Yıldız, M. (2015). "Erratum: Origin of W UMa-type contact binaries - age and orbital evolution". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447, 3602.
- Yildiz, M., Doğan, T. (2013). "On the origin of W UMa type contact binaries- a new method for computation of initial masses". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430 (3), 2029-2038.

- Yılmaz, M., (2004). Yakın çift yıldızların ışık eğrisi analizi için “nightfall” programının uygulanması. Yüksek Lisans Tezi, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Ankara.
- Yi, S., Demarque, P., Kim, Y.C., Lee, Y.W., Ree, C. H., Lejeune, T., Barnes, S., (2001). "Toward Better Age Estimates For Stellar Populations: The Y2 Isochrones For Solar Mixture". *ApJS*, 136: 417–437.
- Yi, S., Kim, Y.C., Demarque, P., (2003). "The Y2 Stellar Evolutionary Tracks". *ApJS*, 144: 259–261.
- Zahn, J-P. (1975). "The dynamical tide in close binaries". *Astronomy and Astrophysics*, 41, 329-344.
- Zahn, J.-P. (1977). “Tidal friction in close binary stars”. *Astronomy and Astrophysics*, 57 (3), 383-394.
- Zahn, J.-P. (1989). “Tidal evolution of close binary stars. I - Revisiting the theory of the equilibrium tide”. *Astronomy and Astrophysics*, 220 (1-2), 112-116.
- Zessewitsch, V. P. (1949). IAU Name List, 45.
- Zhai, D., Lu, Wenxian; Zhang, Xiaoyu., (1988), "Simultaneous light and velocity curve solution and probable starspot activities for the W UMa system U Pegasi". *Vistas in Astronomy*, 31, 1, 34
- Zhai, D., Zhang, R., Leung, K.-C., (1984), "A new photoelectric investigation of the W UMa system U Pegasi". *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 57, 487-494.
- Zhai, D.-S., Zhang, R.-X. (1979). “Photoelectric observations of two totally eclipsing W Ursae Majoris systems: BB Peg and BX Peg”. *Kexue Tongbao*, 24, 986-989.
- Zhu, L. Zhao, E. Zhou, X. (2016). “A low-mass-ratio and deep contact binary as the progenitor of the merger V1309 Sco”. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 16, 1-4.
- Zhukov, G. V. (1982). “CSV 6984-A New W UMa Type Variable Star”. *Information Bulletin o Variable Stars*, 2191.

Zhukov, G.V. (1975). "Photoelectric observations of SS Ari". *Astronomicheskii Tsirkulyar*, 888, 6-7

Zola, S., Gazeas, K., Kreiner, J. M., Ogloza, W., Siwak, M., Koziel-Wierzbowska, D., Winiarski, M. (2010). "Physical parameters of components in close binary systems-VII". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

Zola, S., Kreiner, J. M., Zakrzewski, B., Kjurkchieva, D. P., Marchev, D. V., Baran, A., Rucinski, S. M., Ogloza, W., Siwak, M., Koziel, D., Drozd, M., Pokrzywka, B. (2005). "Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. V", *Acta Astronomica*, 55, 389-405.



ÖZGEÇMİŞ

KİŞİSEL BİLGİLER

İsim SOYİSİM : Mümin GÜNEŞ

Doğum Yeri :

Doğum Tarihi :

EĞİTİM DURUMU

Lisans Öğrenimi :

Yüksek Lisans Öğrenimi :

Doktora Öğrenimi :

Bildiği Yabancı Diller :

BİLİMSEL FAALİYETLERİ

a) Yayınlar

1) SCI

Bulut, İ., Bulut, A., Güneş, M., Demircan, O., (2018). "Light curve analysis of a new W UMa system GSC 3581-1856". *New Astronomy*, 58, 90.

Bulut, İ., Güneş, M., (2022)." Isochronal Ages of Some Eclipsing Binary Stars with Eccentric Orbits". *Bulgarian Astronomical Journal*, 36.

2) Diğer

Bulut, İ., Kabaş, A., Nehir, C., Allak, S., Neslihan, K., Yılan, E., Dogan, M., Gunes, M., Bulut, A., Demircan, O. (2017). "New times of minima of some eclipsing binary stars". *Information Bulletin on Variable Stars*, 6191.

Güneş, M., Bulut, İ., Demircan, O., (2020). "Bazı Değen Çift Yıldızların Modellenmesi", *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 1(2), 479-480.

Güneş M., Bulut, İ., Bulut, A., Demircan, O., (2022).” Değen Çift Yıldızların Tek Yıldız Dönüşmesi; Gözlemsel Paradoks”. *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 3 (2). (basımda)

b) Bildiriler

1) Uluslararası

Güneş M., Bulut İ., Bulut A., (2013).” Bazı Basık Yörüngeli Örtlen Çift Yıldızların Yaş Hesabı”. Türk Fizik Derneği. 30. Uluslararası Fizik Kongresi. 2-5 Eylül. İstanbul Üniversitesi, İstanbul, Türkiye

Güneş, M., Bulut İ., (2018). “The evolution of some contact binaries”. 8th International Workshop on Occultation and Eclipse. Yıldız Technical University, 1-2 March, Istanbul, Turkey.

Güneş M., Bulut İ., Bulut A., (2018). "Period Analysis of Contact Binary V432 Per", 34 th International Physics Congress, Muğla, Türkiye, 5-9 Eylül, 212.

Güneş M., Bulut İ., Bulut A., (2018). "The Light Curve Solution of The Ultra Short- Period W UMa System KIC 7375612", 34 th International Physics Congress, Muğla, Türkiye, 5-9 Eylül, 216.

2) Ulusal

Güneş, M., Bulut, İ., Demircan, O., (2018).” Bazı Değen Çift Yıldızların Modellenmesi”. 21. Ulusal Astronomi Kongresi, 3-7 Eylül. Erciyes Üniversitesi, Kayseri, Türkiye

Güneş M., Bulut, İ., Bulut, A., Demircan, O., (2022).” Değen Çift Yıldızların Tek Yıldız Dönüşmesi; Gözlemsel Paradoks”, 22. Ulusal Astronomi Kongresi 6-8 Eylül. Ege Üniversitesi, İzmir, Türkiye

c) Katıldığı Projeler

Tek Yıldız Dönüşüm Yolundaki Değen Çift Yıldızlar. TÜBİTAK Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Projelerini Destekleme Programı 114F166 numaralı proje. 2017.

İŞ DENEYİMİ

Çalıştığı Kurumlar ve Yıl: xxx xxx xxx, 2015-2016
xxx xxx xxx, 2016-2017
xxx xxx xxx, 2017-2018

İLETİŞİM

E-posta Adresi :
ORCID :