

**T.C.  
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ**



**SEÇİLMİŞ ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN FOTOMETRİK VE TAYFSAL  
ANALİZİ**

**Ömrüm HİLAL**

**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI**

**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**HAZİRAN 2020**

**ANTALYA**

**T.C.  
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ**



**SEÇİLMİŞ ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN FOTOMETRİK VE TAYFSAL  
ANALİZİ**

**Ömrüm HİLAL**

**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI**

**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**HAZİRAN 2020**

**ANTALYA**

## ÖZET

### SEÇİLMİŞ ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN FOTOMETRİK VE TAYFSAL ANALİZİ

Ömrüm HİLAL

Yüksek Lisans Tezi / Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı

Danışman: Prof.Dr. Hicran BAKIŞ

Haziran 2020; 84 sayfa

Bu tezde Algol türü olarak bilinen üç sistem RS Sgr, AT Vul ve EM Boo çift yıldızları tayfsal ve fotometrik olarak çalışılmıştır. RS Sgr ve AT Vul sistemlerinin yüksek çözünürlüklü FEROS tayfları, üçüncü cisim içerdiği belirlenen EM Boo sisteminin ise orta çözünürlüklü UBT60 eShel tayfları analiz edilmiştir. Sistemlerdeki her bir bileşene ait sıcaklık ( $T_{eff}$ ) ve yüzey çekim ivmesi ( $\log g$ ) parametrelerini hassas bir şekilde belirlemek için tayfın bileşenlerine ayrıştırılması yöntemi ile elde edilen bileşenlere ait ayıklanmış tayflar kullanılmıştır. Ayrıca bu yöntem ile sistemlerin tayfsal yörünge parametreleri de elde edilmiştir. RS Sgr ve AT Vul sistemleri için literatürde yer alan, EM Boo sistemi için ise Akdeniz Üniversitesi, UBT Bölümü, AUT25 teleskobu ile elde edilen fotometrik veriler kullanılarak ışık eğrisi analizleri yapılmıştır. Sistemlerin tayf ve fotometrik verilerinin ortak analizinden sistemlere ait duyarlı mutlak parametreleri ilk kez belirlenmiştir. Sistemlerin hesaplanan mutlak parametrelerinin teorik evrim modelleri ile denetlemesi yapılmış ve kütle aktarımı/kaybı gibi süreçlerin yıldız evrimine etkisi yapılan evrim modelleri ile ortaya konmuştur. RS Sgr sisteminde bileşenler arası kütle aktarımı nedeniyle bu sistemdeki kütle alan birinci bileşen kütlesine göre daha düşük ısıtılmalı olurken kütle kaybeden ikinci bileşen sahip olduğu kütlesine göre daha büyük ısıtılmalı evrim basamağında yer almaktadırlar. AT Vul sisteminde ise her iki bileşende Güneş element bolluğu için büyük ısıtılmalı evrim basamağında bulunmaktadır. Ayrıca tayfsal analizi ile EM Boo sisteminin üçüncü bileşen içerdiği ve ayrık bir Algol türü sistem olduğu belirlenmiştir. Hassas fiziksel parametreleri belirlenen üçlü sistem EM Boo için eşyaş eğrileri oluşturularak sistemin yaşı 9.45 Milyon yıl olarak belirlenmiştir.

**ANAHTAR KELİMELER:** Çift yıldız evrimi, Model atmosfer parametreleri, Tayfın bileşenlerine ayrılması, AT Vul, EM Boo, RS Sgr.

**JÜRİ:** Prof.Dr. Hicran BAKIŞ

Doç.Dr. Esin SİPAHİ

Dr.Öğr.Üyesi Murat KAPLAN

## ABSTRACT

### PHOTOMETRIC AND SPECTROSCOPIC ANALYSIS OF SELECTED ECLIPSING BINARY SYSTEMS

Ömrüm HİLAL

MSc Thesis in SPACE SCIENCE and TECHNOLOGY

Supervisor: Prof.Dr. Hicran BAKIŞ

June 2020; 84 pages

In this thesis, spectroscopic and photometric analysis of RS Sgr, AT Vul and EM Boo also known as Algol type binary stars were studied. High resolution FEROS spectra of RS Sgr and AT Vul systems, and the medium resolution UBT60 eShel spectra of EM Boo system, which is determined to contain the third component, were analyzed. Extracted spectra of the components were obtained by spectral disentangling method. The extracted spectra were used to precisely determine the temperature ( $T_{eff}$ ) and surface gravity acceleration ( $\log g$ ) parameters of each component in the systems. In addition, orbital parameters of the systems were obtained from radial velocities of components which were measured from spectra. For the RS Sgr and AT Vul systems, light curve analyzes were made using photometric data obtained from the literature and for EM Boo system using the 25-cm telescope (AUT25) at Akdeniz University. Precisely determined absolute parameters of the systems were determined for the first time from the simultaneous analysis of the spectral and photometric data of the systems. Absolute parameters of the systems were checked with theoretical evolution models and the evolution of the processes such as mass transfer/loss has been demonstrated with the evolution models. Due to the mass transfer between components in the RS Sgr system, the mass receiving primary component is less luminated than its mass, while the secondary component, which loses mass, is in the larger luminated evolution step than its mass. In the AT Vul system, both components are in the large luminated evolutionary step for the abundance of solar elements. In addition, spectral analysis determined that EM Boo system contains a third component and it is a detached Algol type system. For the multiple system EM Boo, whose precise physical parameters were determined, the isochrone curves were calculated and the age of the system was determined as 9.45 Myr.

**KEYWORDS:** Evolution of binary star, Model atmosphere parameters, Spectral disentangling, AT Vul, EM Boo, RS Sgr.

**COMMITTEE:** Prof.Dr. Hicran BAKIŞ

Assoc.Prof.Dr. Esin SIPAHI

Asst.Prof.Dr. Murat KAPLAN

## ÖNSÖZ

Yıldızlar, bizi ve yaşadığımız dünyayı oluşturan tüm elementlerin yaratılmasında görev alan kozmik evrimin ana maddeleridir. Gökyüzünde görebildiğimiz yıldızlar ve göremediğimiz daha milyarlarcasının neredeyse yarısı aslında ritmik ve keskin bir çekim dansıyla ortak kütle merkezi etrafında dönen çift sistemler halinde bulunmaktadır. Yıldızlara ilişkin en önemli parametre olan kütle, yalnızca bir sistemin bileşenleri için doğru olarak belirlenebileceğinden, çift sistemlerin çalışılması önem arz etmektedir.

Bu tez kapsamında çalışılan çift sistemlerin detaylı fotometrik ve spektroskopik analizi sonucu mutlak parametrelerin elde edilmesi amaçlanmıştır.

Tez konumu belirlememde bana yol gösteren ve bu süreçte engin bilgilerinden yararlanmamı sağlayan sayın danışmanım Prof. Dr. Hicran BAKIŞ'a sonsuz teşekkürlerimi sunarım.

Ayrıca, ihtiyacım olan her konuda benimle tüm bildiklerini paylaşan sevgili arkadaşlarım Melek DÜLGER ve Gökhan YÜCEL'e en içten teşekkürlerimi sunuyorum.

Son olarak, bu sürecin her adımında benimle birlikte olan, desteklerini esirgemeyen aileme ve arkadaşlarıma da teşekkürü bir borç bilirim...

## İÇİNDEKİLER

|                                                                                   |     |
|-----------------------------------------------------------------------------------|-----|
| ÖZET . . . . .                                                                    | i   |
| ABSTRACT . . . . .                                                                | ii  |
| ÖNSÖZ . . . . .                                                                   | iii |
| AKADEMİK BEYAN . . . . .                                                          | vi  |
| SİMGELER VE KISALTMALAR . . . . .                                                 | vii |
| ŞEKİLLER DİZİNİ . . . . .                                                         | x   |
| ÇİZELGELER DİZİNİ . . . . .                                                       | xiv |
| 1. GİRİŞ . . . . .                                                                | 1   |
| 2. KAYNAK TARAMASI . . . . .                                                      | 3   |
| 2.1. Değişen Yıldızlar . . . . .                                                  | 3   |
| 2.1.1. Bünyesel değişenler . . . . .                                              | 4   |
| 2.1.2. Dış etkenli değişenler . . . . .                                           | 10  |
| 2.2. Çift Yıldızlar . . . . .                                                     | 11  |
| 2.2.1. Gözlemsel olarak keşfedilme şekillerine göre . . . . .                     | 12  |
| 2.2.2. Roche modeline göre . . . . .                                              | 16  |
| 2.2.3. Işık eğrilerine göre . . . . .                                             | 19  |
| 2.3. Çift Yıldız Evrimi . . . . .                                                 | 22  |
| 2.3.1. Evrim türleri . . . . .                                                    | 26  |
| 2.4. RS Sagittarii Sistemi . . . . .                                              | 29  |
| 2.5. AT Vulpeculae Sistemi . . . . .                                              | 30  |
| 2.6. EM Bootes Sistemi . . . . .                                                  | 31  |
| 3. MATERYAL VE METOT . . . . .                                                    | 33  |
| 3.1. Gözlemler ve Veriler . . . . .                                               | 33  |
| 3.2. Veri İndirgeme . . . . .                                                     | 36  |
| 3.3. Analiz Yöntemleri . . . . .                                                  | 38  |
| 3.3.1. Işık eğrisi analizi . . . . .                                              | 38  |
| 3.3.2. Dikine hız ve yörünge parametrelerinin elde edilmesi . . . . .             | 38  |
| 3.3.3. Tayfsal ayırma, model atmosfer ve sentetik tayf . . . . .                  | 39  |
| 3.3.4. Evrim yolunun belirlenmesi . . . . .                                       | 40  |
| 4. BULGULAR VE TARTIŞMA . . . . .                                                 | 41  |
| 4.1. Dikine Hızların Ölçülmesi ve Yörünge Parametrelerinin Hesaplanması . . . . . | 41  |
| 4.1.1. RS Sgr . . . . .                                                           | 41  |

|                                                     |    |
|-----------------------------------------------------|----|
| 4.1.2. AT Vul . . . . .                             | 43 |
| 4.1.3. EM Boo . . . . .                             | 44 |
| 4.2. Işık Eğrisi ve Fiziksel Parametreler . . . . . | 46 |
| 4.2.1. RS Sgr . . . . .                             | 46 |
| 4.2.2. AT Vul . . . . .                             | 49 |
| 4.2.3. EM Boo . . . . .                             | 51 |
| 4.3. $r_1$ -q Diyagramı . . . . .                   | 53 |
| 4.4. Model Atmosfer Parametreleri . . . . .         | 55 |
| 4.4.1. RS Sgr . . . . .                             | 55 |
| 4.4.2. AT Vul . . . . .                             | 61 |
| 4.4.3. EM Boo . . . . .                             | 68 |
| 5. SONUÇLAR . . . . .                               | 72 |
| 6. KAYNAKLAR . . . . .                              | 78 |
| ÖZGEÇMİŞ                                            |    |

## AKADEMİK BEYAN

Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum "Seçilmiş Örten Çift Sistemlerin Fotometrik ve Tayfsal Analizi" adlı bu çalışmanın, akademik kurallar ve etik değerlere uygun olarak yazıldığını belirtir, bu tez çalışmasında bana ait olmayan tüm bilgilerin kaynağını gösterdiğimi beyan ederim.

01 / 07 / 2020

Ömrüm HİLAL

## SİMGELER VE KISALTMALAR

### Simgeler

|                   |                                                    |
|-------------------|----------------------------------------------------|
| $a$               | : Bileşenler arasındaki uzaklık                    |
| $\alpha$          | : Sağ açıklık                                      |
| $\text{\AA}$      | : Angstrom                                         |
| $\beta$           | : Beta                                             |
| $C$               | : Karbon                                           |
| $Ca$              | : Kalsiyum                                         |
| $Cr$              | : Krom                                             |
| $c$               | : Işık hızı                                        |
| $cm$              | : Santimetre                                       |
| $d$               | : Uzaklık                                          |
| $\delta$          | : Dik açıklık                                      |
| $e$               | : Basıklık                                         |
| $Fe$              | : Demir                                            |
| $H$               | : Hidrojen                                         |
| $He$              | : Helyum                                           |
| $H_{\alpha}$      | : Hidrojen Alfa, Balmer serisinin birinci çizgisi  |
| $H_{\beta}$       | : Hidrojen Beta, Balmer serisinin ikinci çizgisi   |
| $H_{\delta}$      | : Hidrojen Delta, Balmer serisinin üçüncü çizgisi  |
| $H_{\gamma}$      | : Hidrojen Gama, Balmer serisinin dördüncü çizgisi |
| $H_p$             | : Hipparcos filtresi                               |
| $i$               | : Yörünge eğimi                                    |
| $K$               | : Kelvin                                           |
| $K$               | : Potasyum                                         |
| $K_{1,2}$         | : Bileşenlerin dikine hız genlikleri               |
| $km$              | : Kilometre                                        |
| $L_1$             | : Birinci Lagrange noktası                         |
| $L_{\odot}$       | : Güneş'in ışıyım gücü                             |
| $L_{1,2}$         | : Bileşenlerin ışıyım güçleri                      |
| $\log g_{1,2}$    | : Bileşenlerin yüzey çekim ivmelerinin logaritması |
| $\lambda$         | : Dalgaboyu                                        |
| $\lambda_0$       | : Referans dalgaboyu                               |
| $\lambda_{etkin}$ | : Etkin dalgaboyu                                  |
| $m$               | : Metre                                            |
| $m$               | : Kadir                                            |
| $M_{\odot}$       | : Güneş kütlesi                                    |
| $M_{1,2}$         | : Bileşenlerin kütleleri                           |

|              |                                         |
|--------------|-----------------------------------------|
| Mg           | : Magnezyum                             |
| O            | : Oksijen                               |
| °            | : Derece                                |
| P            | : Yörünge dönemi                        |
| pc           | : Parsek                                |
| q            | : Kütle oranı                           |
| $R_{\odot}$  | : Güneş yarıçapı                        |
| $R_{1,2}$    | : Bileşenlerin yarıçapları              |
| s            | : Saniye                                |
| sa           | : Saat                                  |
| Si           | : Silisyum                              |
| Sp           | : Tayf türü                             |
| Sr           | : Stronsiyum                            |
| $T_e$        | : Etkin sıcaklık                        |
| $T_0$        | : Başlangıç minimum zamanı              |
| $T_{1,2}$    | : Bileşenlerin etkin sıcaklıkları       |
| $v_{1,2}$    | : Bileşenlerin gözlenen dönme hızı      |
| $v_{rot}$    | : Ekvatorial dönme hızı                 |
| $v_{rot1,2}$ | : Bileşenlerin ekvatorial dönme hızları |

## **Kısaltmalar**

|          |                                                                                      |
|----------|--------------------------------------------------------------------------------------|
| AGB      | : Asymptotic Giant Branch                                                            |
| AU       | : Astronomik Birim                                                                   |
| BSG      | : Blue Supergiant                                                                    |
| Cen      | : Centauri takımyıldızı                                                              |
| Cep      | : Cepheid takımyıldızı                                                               |
| Cet      | : Cetus takımyıldızı                                                                 |
| CCD      | : Charge Coupled Device                                                              |
| cgs      | : Santimetre gram saniye                                                             |
| CrB      | : Corone Borealis takımyıldızı                                                       |
| CVn      | : Canum Venaticorum takımyıldızı                                                     |
| Dra      | : Draconis takımyıldızı                                                              |
| ESO      | : European Southern Observatory                                                      |
| FEROS    | : The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph                                  |
| GCVS     | : General Catalogue of Variable Stars                                                |
| HERCULES | : High Efficiency and Resolution Canterbury University Large<br>Echelle Spectrograph |
| HRSP     | : HERCULES Reduction Software Package                                                |
| H-R      | : Hertzsprung - Russell Diyagramı                                                    |
| IRAF     | : Image Reduction and Analysis Facility                                              |
| IY       | : Işık yılı                                                                          |
| JD       | : Jülyen günü                                                                        |
| Lyr      | : Lyrae takımyıldızı                                                                 |
| LMC      | : Large Magellan Cloud                                                               |
| LTE      | : Local Thermodynamic Equilibrium                                                    |
| MJUO     | : Mount John University Observatory                                                  |
| MPIA     | : Max Planck Institute for Astronomy                                                 |
| NTT      | : New Technology Telescope                                                           |
| Per      | : Perseus takımyıldızı                                                               |
| RG       | : Red Giant                                                                          |
| RSG      | : Red Supergiant                                                                     |
| Sct      | : Scuti takımyıldızı                                                                 |
| Sgr      | : Sagittarii takımyıldızı                                                            |
| SubG     | : Subgiant                                                                           |
| TAMS     | : Terminal Age Main Sequence                                                         |
| TUG      | : TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi                                                           |
| TÜBİTAK  | : Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu                                    |
| ThAr     | : Thorium-Argon                                                                      |
| WD       | : Wilson-Devinney                                                                    |
| ZAMS     | : Zero Age Main Sequence                                                             |

## ŞEKİLLER DİZİNİ

|                  |                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                      |    |
|------------------|------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|----|
| <b>Şekil 2.1</b> | Değişen yıldızların sınıflandırılması . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                      | 3  |
| <b>Şekil 2.2</b> | (a) Tip I Klasik Cepheid türü $\delta$ Cepheid'in ışık eğrisi.(b) Tip II Cepheid türü <i>W Virginis</i> 'in ışık eğrisi (Hoffmeister 1985) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                 | 5  |
| <b>Şekil 2.3</b> | (a) Kırmızı dev ve Beyaz Cüce'den oluşan çift sistem. (b) Kırmızı dev, dış katmanlarının çoğunu yıldız rüzgarları ile atar. Beyaz cüce, rüzgarın ince bir ekvatorial düzlem boyunca yoğunlaşmasını sağlar ve kendi etrafında bir disk oluşturan bu gazın bir kısmını toplar. (c) Beyaz cücenin yüzeyinde yeterince gaz biriktiğinde, nova gibi kabuk patlaması yapar. Sıcak gazın çoğu, ekvatorial diskin üstünde ve altında genişleyen bir çift kabarcık oluşturur. (d) Baloncukların uzaya genişlemesinden birkaç bin yıl sonra beyaz cüce başka bir nova patlaması gerçekleştirir ve kendine özgü bir kum saati şekli oluşturan başka bir baloncuk çifti yapar (NASA/ESA <sup>1</sup> ) . . . . . | 9  |
| <b>Şekil 2.4</b> | R Coronae Borealis'in 1980 - 2000 yılları arasındaki ışık eğrisi (AAVSO <sup>2</sup> )                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                               | 9  |
| <b>Şekil 2.5</b> | Yarı-periyodik BY Draconis dönen yıldızının ışık eğrisi (Hoffmeister 1974)                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                           | 10 |
| <b>Şekil 2.6</b> | Sirius astrometrik çift sisteminin 80 yıldaki öz hareketini göstermektedir. Parlak olan Sirius A'daki hafif pertürbasyon veya yalpalamaların nedeni, sönük beyaz cüce bileşeni olan Sirius B'nin varlığındandır (Guidry, Tennessee University) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                             | 12 |
| <b>Şekil 2.7</b> | Büyük kütleli bir A yıldızı ile küçük kütleli bir B yıldızından oluşan tayfsal çift sisteminin yörüngesel hareketi sonrası tayf çizgilerindeki Doppler kaymasını göstermektedir (Guidry, Tennessee University <sup>3</sup> ) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                               | 14 |
| <b>Şekil 2.8</b> | Kütle aktaran bir örten çift yıldız için örnek ışık eğrisi. (a) 0.0 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Sönük yıldız parlak yıldızın önüne geçmiştir. (b) 0.25 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Gözlemci bu evrede aktarılan kütleyi de görebilmektedir. (c) 0.5 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Parlak yıldız sönük yıldızın önüne geçmiştir. (d) 0.75 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Gözlemci bu evrede aktarılan kütleyi gözleyebilir (Reed, Kutztown University <sup>4</sup> ) . . . . .         | 15 |
| <b>Şekil 2.9</b> | (a) Bir çift sistem ve yıldızların Roche Lobları gösterilmektedir. (b) Bileşenin birinin kırmızı deve evrimleşip Roche lobunu doldurması durumunda maddenin bir toplama diski vasıtasıyla diğer bileşene aktarılacağını göstermektedir. Bu Roche Lobu taşması, L1 Lagrange noktası boyunca meydana gelmektedir (Swinburne University of Technology <sup>5</sup> ) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                          | 16 |

|                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                           |    |
|-----------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|----|
| <b>Şekil 2.10</b> Ayırık bir çift sistem örneği. Madde aktarımı olmadığı için ayrı ayrı evrimleşebilmektedirler (Selam 2010) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                    | 17 |
| <b>Şekil 2.11</b> Yarı-ayırık bir çift sistem örneği. $L_1$ noktasından diğer bileşene kütle aktarımı gerçekleşmektedir. Kütle aktarım mekanizması yıldızların evrimini etkilemektedir (Selam 2010) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                             | 17 |
| <b>Şekil 2.12</b> Değen bir çift sistem örneği. İki bileşen de Roche loblarını doldurmuştur (Selam 2010) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                        | 18 |
| <b>Şekil 2.13</b> Aşırı değen bir çift sistem örneği. Roche lobları taşmış ve iki yıldızı da çevreleyen bir zarf oluşturmuştur (Selam 2010) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                     | 18 |
| <b>Şekil 2.14</b> Algol türü çift sistemlerin prototipi olan $\beta$ Persei (Algol) yıldızının ışık eğrisi (AAVSO 2001 <sup>6</sup> ) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                           | 20 |
| <b>Şekil 2.15</b> $\beta$ Lyrae yıldızının ışık eğrisi (Van Hamme 1995) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                         | 21 |
| <b>Şekil 2.16</b> W Ursae Majoris yıldızının ışık eğrisi (Skelton & Smits 2009) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                                 | 22 |
| <b>Şekil 2.17</b> 0.4, 2, 15 ve 60 $M_{\odot}$ kütleli yıldızların evrim yolunu gösteren H-R diyagramı (Mattsson 2009) . . . . .                                                                                                                                                                                                                                                                                                                          | 23 |
| <b>Şekil 2.18</b> Orta kütleli yıldız önce kırmızı bir dev sonra da beyaz bir cüce olacak şekilde evrilir. Anakol yıldızı olan ikinci bileşense, beyaz cüce olan yoldaşından kütle çekmeye başlar ve kırmızı dev haline gelir. Sonunda, beyaz cüce o kadar fazla kütle kazanır ki Chandrasekhar limitinin üstüne çıkar ve bir Tip-Ia süpernova haline gelir (OpenStax:Astronomy, Chapter 23.5 <sup>7</sup> ) . . . . .                                    | 25 |
| <b>Şekil 2.19</b> Birinci bileşen kırmızı, ikinci bileşen mavi ile temsil edilmiştir. (a) $Z=0.004$ metalisiteli, $P=2.2$ günlük kısa periyodlu $10.0 + 8.9 M_{\odot}$ başlangıç kütleli bir çift sistemin bileşenlerinin Kütle-Yarıçap diyagramı. (b) Bileşenlerin H-R diyagramındaki evrimleri (Pols 2011) . . . . .                                                                                                                                    | 26 |
| <b>Şekil 2.20</b> Birinci bileşen kırmızı, ikinci bileşen mavi ile temsil edilmiştir. (a) $P=12$ gün periyodlu $10.0 + 8.0 M_{\odot}$ başlangıç kütleli, B durumu altında kütle aktaran bir çift sistemin bileşenlerinin Kütle-Yarıçap diyagramı. (b) Bileşenlerin H-R diyagramındaki evrimleri. (c) B durumu için kütle aktarım hızının zamana göre bir fonksiyonu. B-D arası aktarılan kütlenin maksimum hız noktası C noktasıdır (Pols 2011) . . . . . | 27 |
| <b>Şekil 2.21</b> Birinci bileşen kırmızı, ikinci bileşen mavi ile temsil edilmiştir. (a) $P=1.1$ gün periyodlu $10.0 + 8.9 M_{\odot}$ başlangıç kütleli, B durumu altında kütle aktaran bir çift sistemin bileşenlerinin Kütle-Yarıçap diyagramı. (b) Bileşenlerin H-R diyagramındaki evrimleri (Pols 2011) . . . . .                                                                                                                                    | 28 |

|                   |                                                                                                                                                                    |    |
|-------------------|--------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|----|
| <b>Şekil 4.1</b>  | RS Sgr sisteminin radyal hız eğrisi . . . . .                                                                                                                      | 41 |
| <b>Şekil 4.2</b>  | AT Vul sisteminin radyal hız eğrisi . . . . .                                                                                                                      | 43 |
| <b>Şekil 4.3</b>  | EM Boo sisteminin radyal hız eğrisi . . . . .                                                                                                                      | 45 |
| <b>Şekil 4.4</b>  | RS Sgr sisteminin Hipparcos $H_p$ ve Johnson V bandlarındaki gözlemsel ışık eğrileri ve elde edilen teorik model fitleri . . . . .                                 | 48 |
| <b>Şekil 4.5</b>  | AT Vul sisteminin Johnson - UBVR bandlarındaki gözlemsel ışık eğrileri ve elde edilen teorik model fitleri . . . . .                                               | 50 |
| <b>Şekil 4.6</b>  | EM Boo sisteminin Johnson - UBVR bandlarındaki gözlemsel ışık eğrileri ve elde edilen teorik model fitleri . . . . .                                               | 52 |
| <b>Şekil 4.7</b>  | $r_1$ -q diyagramı. Kütle aktaran bazı sistemler ile tez kapsamında incelenen RS Sgr ve AT Vul sistemlerinin diyagram üzerindeki yerleri işaretlenmiştir . . . . . | 53 |
| <b>Şekil 4.8</b>  | RS Sgr sisteminin tayfsal ayırma için KOREL programına girdi parametresi olarak verilen tayflarının bazı bölgeleri . . . . .                                       | 55 |
| <b>Şekil 4.9</b>  | RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 4471 Å HeI ve 4481 Å MgII çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .              | 56 |
| <b>Şekil 4.10</b> | RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 5015 Å HeI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                               | 57 |
| <b>Şekil 4.11</b> | RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 5047 Å HeI ve 5056 Å SiII çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .              | 57 |
| <b>Şekil 4.12</b> | RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 5876 Å HeI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                               | 58 |
| <b>Şekil 4.13</b> | RS Sgr sisteminin ikinci bileşeninin 4481 Å MgII çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                               | 59 |
| <b>Şekil 4.14</b> | RS Sgr sisteminin ikinci bileşeninin 5019 Å FeII çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                               | 59 |
| <b>Şekil 4.15</b> | RS Sgr sisteminin ikinci bileşeninin 5041 Å SiII ve 5056 Å SiII çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .              | 60 |
| <b>Şekil 4.16</b> | AT Vul sisteminin 4101 Å HI ve 4122 Å HeI çizgilerinin 0.0 evre tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                                    | 61 |
| <b>Şekil 4.17</b> | AT Vul sisteminin 4340 Å HI çizgisinin 0.0 evre tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                                                    | 62 |

|                                                                                                                                                                         |    |
|-------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|----|
| <b>Şekil 4.18</b> AT Vul sisteminin 4860 Å HI ve 4920 Å HeI çizgilerinin 0.0 evre tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                       | 62 |
| <b>Şekil 4.19</b> AT Vul sistemine ait farklı evrelerde alınmış, KOREL programına girdi olarak verilen yüksek çözünürlüklü tayflar . . . . .                            | 63 |
| <b>Şekil 4.20</b> AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 4101 Å HI ve 4122 Å HeI çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .    | 64 |
| <b>Şekil 4.21</b> AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 4340 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                    | 64 |
| <b>Şekil 4.22</b> AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 4860 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                    | 65 |
| <b>Şekil 4.23</b> AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 6560 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                    | 65 |
| <b>Şekil 4.24</b> AT Vul sisteminin birinci bileşeninin 4340 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                   | 66 |
| <b>Şekil 4.25</b> AT Vul sisteminin birinci bileşeninin 4860 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                   | 67 |
| <b>Şekil 4.26</b> EM Boo sistemine ait farklı evrelerde alınmış, KOREL programına girdi olarak verilen tayflar . . . . .                                                | 68 |
| <b>Şekil 4.27</b> EM Boo sisteminin birinci bileşeninin 6560 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . .                   | 69 |
| <b>Şekil 4.28</b> EM Boo sisteminin ikinci bileşeninin 6560 Å HI ve 6593 Å FeI çizgilerine ait ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı) . . . . . | 70 |
| <b>Şekil 4.29</b> EM Boo sisteminin üçüncü bileşeninin 6560 Å HI ve 6593 Å FeI çizgilerini kapsayan ayrılmış tayfı . . . . .                                            | 70 |
| <b>Şekil 5.1</b> RS Sgr çift sisteminin evrim yolu . . . . .                                                                                                            | 73 |
| <b>Şekil 5.2</b> AT Vul çift sisteminin evrim yolu . . . . .                                                                                                            | 74 |
| <b>Şekil 5.3</b> EM Boo çoklu sisteminin evrim yolu ve eşyaş eğrileri . . . . .                                                                                         | 76 |

## ÇİZELGELER DİZİNİ

|                     |                                                                                                              |    |
|---------------------|--------------------------------------------------------------------------------------------------------------|----|
| <b>Çizelge 2.1</b>  | RS Sgr sisteminin literatürde yer alan parametreleri . . . . .                                               | 30 |
| <b>Çizelge 2.2</b>  | AT Vul sisteminin literatürde yer alan parametreleri . . . . .                                               | 31 |
| <b>Çizelge 2.3</b>  | EM Boo sisteminin literatürde yer alan parametreleri . . . . .                                               | 32 |
| <b>Çizelge 3.1</b>  | RS Sgr sisteminin HERCULES tayfçeki ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem listesi . . . . .                 | 34 |
| <b>Çizelge 3.2</b>  | AT Vul sisteminin FEROS tayfçeki ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem listesi . . . . .                    | 35 |
| <b>Çizelge 3.3</b>  | EM Boo sisteminin SHELLYAK tayfçeki ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem listesi . . . . .                 | 36 |
| <b>Çizelge 4.1</b>  | RS Sgr sisteminin dikine hız ölçümleri . . . . .                                                             | 42 |
| <b>Çizelge 4.2</b>  | AT Vul sisteminin dikine hız ölçümleri . . . . .                                                             | 44 |
| <b>Çizelge 4.3</b>  | EM Boo sisteminin dikine hız ölçümleri . . . . .                                                             | 45 |
| <b>Çizelge 4.4</b>  | RS Sgr, AT Vul ve EM Boo sistemlerinin tayfsal yörünge parametreleri                                         | 46 |
| <b>Çizelge 4.5</b>  | RS Sgr sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen model parametreleri                                     | 48 |
| <b>Çizelge 4.6</b>  | AT Vul sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen model parametreleri                                     | 50 |
| <b>Çizelge 4.7</b>  | EM Boo sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen model parametreleri . . . . .                           | 52 |
| <b>Çizelge 4.8</b>  | RS Sgr sisteminin TLUSTY ve ATLAS9 model atmosfer kodu ile belirlenen model atmosfer parametreleri . . . . . | 60 |
| <b>Çizelge 4.9</b>  | AT Vul sisteminin TLUSTY model atmosfer kodu ile belirlenen model atmosfer parametreleri . . . . .           | 67 |
| <b>Çizelge 4.10</b> | EM Boo sisteminin ATLAS9 model atmosfer kodu ile belirlenen model atmosfer parametreleri . . . . .           | 71 |
| <b>Çizelge 5.1</b>  | RS Sgr sisteminin mutlak parametreleri . . . . .                                                             | 73 |
| <b>Çizelge 5.2</b>  | AT Vul sisteminin mutlak parametreleri . . . . .                                                             | 75 |
| <b>Çizelge 5.3</b>  | EM Boo sisteminin mutlak parametreleri . . . . .                                                             | 76 |

## 1. GİRİŞ

Yıldızlar, özellikle bizi ve yaşadığımız dünyayı oluşturan, Hidrojen ve Helyumdan daha ağır elementlerin yaratılmasında görev alan kozmik evrimin ana maddeleridir.

Gece gökyüzüne baktığımızda, gördüğümüz yıldızların değişmediğini düşünürüz. Atmosferimizin etkilerinden dolayı göz kırpmaları dışında, yıldızlar eğitimsiz göze sabit görünmektedirler. Çıplak gözle yapılsa bile, yapılan dikkatli gözlemler, bazı yıldızların gerçekte zaman içinde parlaklıklarının değiştiğini göstermektedir. Bazıları periyodik davranışlar sergiler, hızlıca parlarlar, sonra parlaklıklarında bir yavaşlama sergilerler ve kendilerini bu şekilde tekrarlarlar. Bazılarında bu değişiklikler birkaç gün içinde gerçekleşirken, diğerleri birkaç saat veya birkaç ay içerisinde gerçekleşebilmektedir. İşte astronomide değişen yıldız olarak bilinen bu yıldızlar bize evrenin önemli bir bölümünü öğretmektedir. Değişen yıldızlar, zaman içinde parlaklığı (yarıçap veya tayfsal türü gibi diğer fiziksel özellikleri) değişen yıldızlardır.

Değişen yıldızlarla ilgili araştırmalar önemlidir, çünkü kütle, yarıçap, parlaklık, sıcaklık, iç ve dış yapı, kimyasal kompozisyon ve evrim gibi yıldız özellikleri hakkında bilgi sağlamaktadırlar. Bu bilgilerin bir kısmını başka bir yolla elde etmek zor ya da imkansızdır. Bu bilgi daha sonra diğer yıldızları anlamak için de kullanılabilir. Değişen yıldızlar, evreni anlamada çok önemli bir rol oynar. Cepheid değişenleri, uzak galaksilere olan mesafelerin ve evrenin yaşının belirlenmesinde önemli rol oynamıştır. Mira değişenleri, bize kendi yıldızımız olan Güneş'in gelecekteki evrimi hakkında bir fikir verir. Patlayan değişenlerdeki toplanma diskleri, süper kütleli kara deliklere sahip aktif galaksilerin içindeki aktivite gibi daha büyük ölçekli disk davranışlarını anlamamıza yardımcı olur. Süpernova patlamaları, şaşırtıcı bir şekilde bize evrenin genişlemesinin hızlandığını fark ettirmiştir.

Temelde, tüm yıldızlar zaman içinde evrimleştikçe değişir. Ayrıca tüm yıldızların, güneş lekeleri gibi olayların neden olduğu değişkenliklerden dolayı ısıtmalarını bir dereceye kadar değiştirebilecekleri sonucunu çıkarabiliriz. Değişen yıldızları anlamak için, astronomlar onları gözlenebilir özelliklere göre sınıflandırmaya çalışmışlardır. Bu sınıflardan biri ise örten çift yıldızlardır.

Çift yıldızlar, kütle çekimsel kuvvetler ile birbirine bağlı olan ve ortak kütle merkezi etrafında Kepler yasalarına uygun olarak hareket eden en az iki yıldızdan oluşan sistemlerdir. Yıldızlara ilişkin en önemli fiziksel parametre olan kütle, yalnızca bir çift sistemin bileşenleri için doğru bir şekilde belirlenebileceğinden, çift sistemler çok önemlidir. Örten değişenlerde çift yıldız sistemindeki bir bileşen, Dünya'dan gözlemlendiğinde, diğer bileşenin önünden geçerken bu bileşenin ışığının bir kısmını veya tamamını engeller. Bu her gerçekleştiğinde, tüm sistemin parlaklığı dalgalanır. Bir örten değişeni, belki de en iyi, adı "yanıp sönen şeytan" anlamına gelen Algol temsil eder.

Kuzey takımyıldızı olan Perseus'taki en parlak ikinci yıldız olan Algol ( $\beta$  Per), tüm gökyüzündeki örten değişenlerin en güzel örneğidir. Bu yıldız sisteminde, iki yıldız,

ritmik ve kesin bir çekim dansıyla ortak kütle merkezlerinin etrafında döner ve ortaya çıkan tutulma, yıldızın parlaklığının, insan gözüyle kolayca algılanabilecek bir şekilde saat gibi değişmesine neden olur. Bir Algol çifti, birinci bileşeni Roche lobunu doldurmamış, daha soğuk erken tip anakol yıldızı ile daha az kütleli ve Roche lobunu doldurmuş H-R diyagramında anakolda yer alan ikinci bileşenden oluşan yarı-ayrık bir çift sistemdir. Periyod değişimleri, çiftlerin dinamiklerini, yıldızların yapısını ve evrimlerini anlamak için ana parametrelerden biri olabilir. Bu nedenle, Algol tipi çift sistemler hala ilgi çekici konular arasındadır.

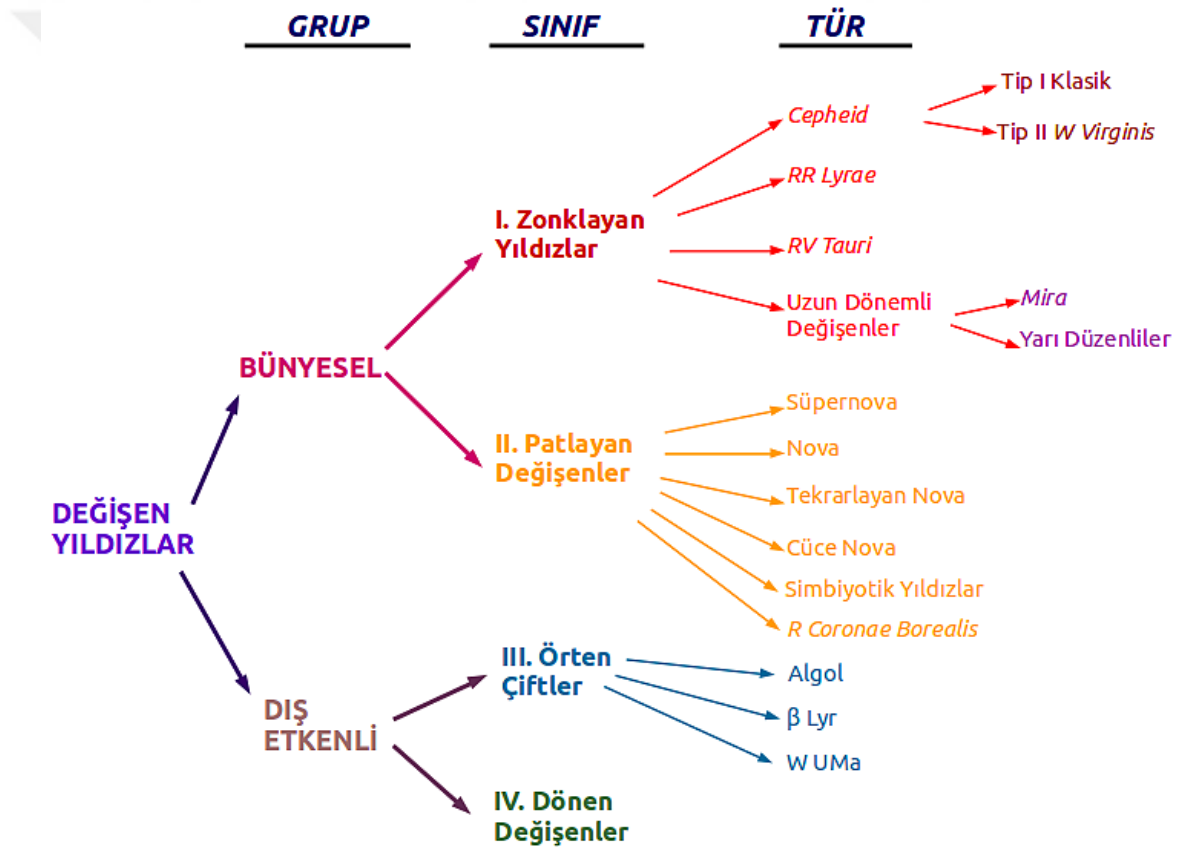
Algol türü sistemlerin yarı-ayrık olan örnekleri, sistemdeki yıldızlardan biri Roche lobunu doldurduktan sonra  $L_1$  Lagrange noktasından kütle aktarımı yapmaya başlar. Aktarılan bu kütle, diğer bileşenin etrafında toplanma diski adı verilen bölgede birikmeye başlar ve yıldızı besler. Kütle artan yıldız daha çabuk bir şekilde evrimleşir. Sistemdeki bileşenlerin evrimini etkileyen bu olay kendini ışık eğrisinde de ortaya çıkarmaktadır.

Tez kapsamında Güney yarım kürede yer alan Sagittarii (Yay) takımyıldızının bir üyesi olan RS Sgr ve Kuzey yarım kürede bulunan Vulpeculae (Küçük Tilki) takım yıldızının bir parçası olan AT Vul ile Bootes (Çoban) takımyıldızının üyesi olan EM Boo sistemleri incelenmiştir. Bu sistemlerden ikisinin Algol türü, kütle aktaran, yarı-ayrık, örten çift sistemler oldukları bilinmektedir. Diğer sistem ise ayrık bir örten çift sistemdir. Tez kapsamındaki tüm sistemlerin detaylı fotometrik ve spektroskopik analizi sonucu mutlak parametrelerinin belirlenmesi amaçlanmaktadır.

## 2. KAYNAK TARAMASI

### 2.1. Değişen Yıldızlar

Parlaklık veya ışık şiddetinde ölçülebilir bir değişim gösteren yıldızlara değişen yıldızlar denir. Her ne kadar "değişen" terimi ilk zamanlarda yalnız ışık şiddetine bağlıysa da, ışık şiddeti çok değişmese bile bugün tayfindan veya manyetik özelliklerinden vs. ölçülebilir bir değişimi olan yıldızlar da bu grupta sınıflandırılmaktadır. Değişen yıldızlar önemli bir türdür. Yıldız sistemlerinin analizinde, birçok özellikleri ile galaksi yapısı arasında önemli bir korelasyon bulunmaktadır. Bunun dışında yapılarının ve değişim sebebinin analizi ise astronominin en ilginç problemleri arasında yer almaktadır.



Şekil 2.1. Değişen yıldızların sınıflandırılması

Değişen yıldızların tarihi, Hipparcos'un ilk defa bir Nova'ya rastlayarak yıldız parlaklıklarının ilk kataloğunu hazırlamaya başlaması ile M.Ö. 134 yılına kadar dayanmaktadır. 1595'in Ekim'inde Hollandalı astronom David Fabricius, Omi Ceti yıldızının kaybolduğunu gözlemiştir. Aynı yıldızın, 1638-39 yıllarında başka bir Hollandalı astronom parlaklığının değiştiğini belirlemiş ve bu davranışından dolayı yıldız Mira (anlamı "Harika") olarak isimlendirmiştir. David Fabricius'un Omi Ceti'si

334 günlük bir süre sonra yeniden ortaya çıkmış ve ilk zonklayan değişken olmuştur. J. Goodricke'in 1784 yılında  $\delta$  Cephei'nin düzenli bir değişen olduğunu keşfetmesine kadar bu alanda çok az çalışma yapılmıştır. Düzensiz bir değişen yıldız olan  $\alpha$  Hercules ilk defa 1795'de Herschel tarafından ve yarı düzenli bir değişen olan R Scuti ise Piggott tarafından keşfedilmiştir; aynı dönemlerde Piggott, R Coronae Borealis (R CrB)'in özel değişimlerini de keşfetmiştir.

Her ne kadar bu başlangıç evresinde, dönemin teknolojisinin el verdiği şartlar altında değişen yıldızların gözlemlerini yapmak güç olmuşsa da, Chambers 1865 yılında 113 değişen yıldızın listesini yapmayı başarmıştır. Değişen yıldızların incelenmesinde fotoğraf temelli bir devrim yaratmıştır. 1915 yılında yaklaşık olarak 1700 yıldızın kesinlikle değişen yıldız olduğu biliniyordu. Günümüzde GCVS'de bu sayının 52011 olduğu bilinmektedir (Samus vd. 2017). Geçmişte fotoğraf plakları sayesinde yapılan çalışmalar sonucu S.I. Bailey çok kısa periyodlu RR Lyrae tipi yıldızları keşfetmiştir. Henrietta Leavitt ise bu çalışmalar doğrultusunda Cepheid türü yıldızlara özgü meşhur Periyod-Parlaklık bağıntısını bulmuştur.

Değişen yıldızlar temelde Bünyesel ve Dış Etkenli değişenler olarak iki grupta incelenirler. Değişen yıldız sınıflandırmasında yer alan türleri içeren grafik Şekil 2.1'de verilmektedir.

### 2.1.1. Bünyesel değişenler

Yıldızın kendi içinde meydana gelen sebeplerle parlaklığının değiştiği yıldız grubudur. Yıldızların iç yapısı ve yıldızların evrimi modelleri hakkında bilgi hazinesi sağladığından astronomlar için son derece önemli bir yıldız grubudur. Belki de en büyük öneme sahip oldukları yer, Cepheidler ve Süpernova gibi bazı türlerinin uzaklık tespitindeki rolüdür. Bünyesel değişenler ayrıca Zonklayan ve Patlayan değişenler olarak sınıflandırılmaktadırlar.

**Zonklayan Yıldızlar :** Yüzey katmanlarında dönemsel genişleme ve büzülme gösteren yıldızlardır. Bu süreç içerisinde büyüklüklerini, etkin sıcaklıklarını ve tayfsal özelliklerini değiştirebilmektedirler.

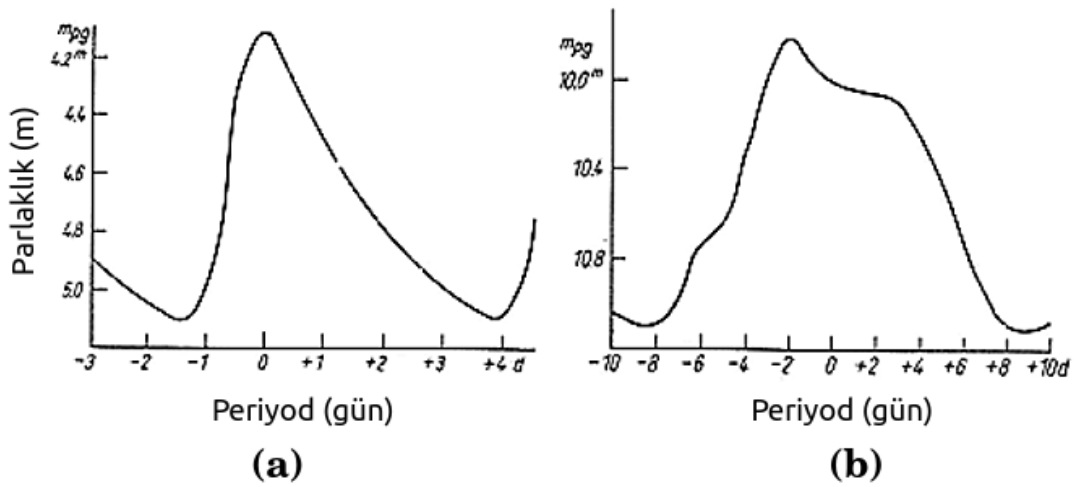
1915 yılında, Amerikan astronom Harlow Shapley (1915), Cepheid değişenlerinin etkin sıcaklık ve parlaklığındaki gözlenen değişikliklerin radyal zonklamadan kaynaklandığını öne sürmüştür. Astronomların tek yıldızların ritmik olarak “nefes alıp verebilecekleri” bir mekanizma araması gerektiğini savunmuştur. Radyal zonklamalar, 1879'da Arthur Ritter tarafından önerilmiştir, ancak Sir Arthur Eddington, Shapley'nin önerisi için matematiksel bir çerçeve sunmaya çalışıncaya kadar Arthur Ritter'in fikirleri görmezden gelinmiştir.

- **Cepheid :** Cepheidler 1 ile 70 gün arasında değişen periyodlara sahip, çok parlak ve büyük kütleli değişenlerdir. 1784'te John Goodricke tarafından keşfedilen ilk zonklayan değişen  $\delta$  Cephei adını almıştır. Cepheid ışık eğrileri belirgindir ve parlaklıkta hızlı bir artış ve ardından köpekbalığı yüzgeci şeklinde daha kademeli bir düşüş gösterir.

Değişim genlikleri  $0^m.5$  ile  $2^m$  arasında değişmektedir. Bir Cepheid'in tayfsal sınıfı aslında zonkladıkça değişmektedir, maksimum parlaklıkta yaklaşık F türü, minimum parlaklıkta ise en az G veya K türü bir değişen olmaktadır.

Cepheidlerin iki tipi vardır, bunlar orijinal Tip I veya Klasik Tip I Cepheidler ve *W Virginis* Tip II Cepheidleri'dir. Her iki tip Cepheid de HR (Hertzprung - Russell) Diyagramının kararsızlık kuşağında bulunmaktadır.

*Tip I Klasik Cepheidler*, isimlerini  $\delta$  Cepheid'den almaktadır. Çoğunun periyodu 5-10 gün arası bir süreye ve  $0^m.5$  ile  $2^m$  arasında değişim genliklerine sahiptir. Farklılıklar, kızılötesi dalga boylarında daha az belirgindir. Tip II *W Virginis* Cepheidlerden 1.5 - 2 kat daha parlaktırlar. Bu tip Cepheidler için ayırt edici ışık eğrisi Şekil 2.2'de gösterilmiştir.



**Şekil 2.2.** (a) Tip I Klasik Cepheid türü  $\delta$  Cepheid'in ışık eğrisi.(b) Tip II Cepheid türü *W Virginis*'in ışık eğrisi (Hoffmeister 1985)

$\delta$  Cephei için ışık eğrisi parlaklıkta belirgin bir hızlı artış ve ardından daha kademeli bir düşüş göstermektedir.  $\delta$  Cephei, 5.366 günlük bir periyoda ve  $1^m$ 'in altında bir değişim genliğine sahiptirler. Bu, yıldızın maksimumundaki parlaklığının, minimumundaki parlaklığından iki kat daha parlak olduğu anlamına gelmektedir.

Klasik Cepheidler, Henrietta Leavitt'in tanımlamış olduğu periyod-parlaklık ilişkisini takip ederler. Bu ilişkide Cepheid yıldızları uzaklık belirteci olarak kullanılmaktadır.

*Tip II W Virginis Cepheidler*, Tip I Klasik Cepheidlerden 1.5 - 2 kat daha az parlaktır ve tipik olarak 12 ile 30 gün arasında değişen periyodlara sahiptirler. Tip I Klasik Cepheidler'den daha eski yıldızlar oldukları için tayflarındaki düşük metal bolluğu ile karakterize edilirler. Tip II *W Virginis* türü Cepheidlerin ışık eğrilerinin düşüş tarafı karakteristik bir yumru göstermektedir ve  $0^m.3$  -  $1^m.2$  arasında bir değişim genliğine sahiptirler.

Bu grup Cepheidler, bu grupta tanımlanan ilk yıldız olan *W Virginis* ile adlandırılır. *W Virginis*, 17.2736 günlük bir periyoda,  $9^m.46$  -  $10^m.75$  aralığında bir değişim genliğine

ve FOIb-G0Ib tayf sınıfı aralığına sahiptir.

Tip I Cepheidlerde olduğu gibi, iyi tanımlanmış bir periyod-parlaklık ilişkisi sergilerler ve uzaklık tespiti için kullanılabilirler.

- **RR Lyrae** : Bu yaşlı, Pop II türü dev yıldızları olan yıldız grubu çoğunlukla küresel kümelerde bulunmaktadır. Genellikle yaklaşık 1.5 saat gibi kısa periyodlu olmaları ile karakterize edilmektedirler ve değişim genlikleri  $0^m.3$  ile  $2^m$  aralığında değişmektedir. Bu grubun tayfsal sınıfı A7 ile F5 arasındadır.

RR Lyrae yıldızları Cepheidlerden daha az kütleli yıldızlardır fakat aynı zamanda ortalama mutlak parlaklıkları  $\pm 0.6$  olan kendi periyod - parlaklık ilişkilerini de takip etmektedirler. Bu ilişki sayesinde, içinde bulundukları küresel kümeler uzaklığı yaklaşık 200 kpc'e kadar olan yıldızların uzaklıklarını belirlemede faydalıdır. Alt tipler ışık eğrilerinin şekline göre sınıflandırılır. RR Lyrae'ler, HR Diyagramında kararsızlık kuşağında yer almaktadırlar.

- **RV Tauri** : RV Tauri değişenleri, çoğunlukla F, G ve K sınıfı yıldızlar olan sarı süperdevlerdir. Periyodları 30 ile 150 gün arasında değişirken, değişim genliği  $2^m$  ile  $3^m$  arasındadır. RV Tau'ların ayırt edici temel özelliği derinliği değişen minimumlar göstermeleridir.

- **Uzun Dönemli Değişenler** : İlk tespit edilen zonklayan değişen, uzun dönemli değişen olan Mira idi. Soğuk kırmızı devler veya süperdev yıldızlar oldukları bilinmekle beraber, periyodlarının aylar ile yıllar arasında değişen bir zamana sahip olduğu bilinmektedir. Işıtmaları  $10 L_{\odot}$  ile  $10,000 L_{\odot}$  arasında değişebilmektedir. Uzun dönemli değişenler, Mira'lar ve yarı düzenli değişenler olarak sınıflandırılmaktadırlar.

*Mira Değişenleri* veya Omi Ceti, 1638 yılında değişen olarak tanımlanan bu tip yıldızlara adını verir. Mira'nın 331 günlük bir periyodu vardır ve bir döngü sırasında görünür dalgaboyunda parlaklığını neredeyse  $6^m$  kadar değiştirir. Etkin sıcaklığı 1900 K ile 2600 K arasında değişmektedir. Aynı zamanda görsel bir çift yıldızdır ve ikinci bileşeni de değişen bir yıldızdır.

Mira tipi yıldızların görünür parlaklıkları  $2^m.5$  ile  $10^m$  arasında değişirken, periyodları yaklaşık 80 ile 1000 gün arasında değişim göstermektedir. Çok parlak olan örneklerinin, maksimum parlaklık gösterirken, büyük uzaklıklarda dahi algılanabilecekleri anlamına gelmektedir. Atmosferlerindeki şok dalgaları ve ısınma sebebi ile düzenli zonklamadan kaynaklanan ince dış katmanlara sahiptirler. Bu, tayflarında salma çizgilerinin gözlenmesine sebep olabilir. Dış katmanlarındaki toz taneleri kızılötesi dalgaboylarında güçlü bir şekilde gözlenebilir. Ayrıca bu bölgelerdeki moleküllerin kanıtlarını da gösterirler.

*Yarı Düzenliler*, isimlerinden de anlaşılacağı gibi, bazı periyodiklik ve parlaklıklarında farklılık gösterirken aynı zamanda kararlı göründükleri düzensizlikler de sergiler. Birkaç günden birkaç yıla kadar değişen periyodlara sahip dev ve süperdev yıldızlardır ve parlaklıklarındaki değişim genlikleri  $0.1^m$  -  $4^m$  arasında değişmektedir. M, S ve C gibi çok soğuk tayf türünden olanların yanı sıra F, G ve K tayf türünden olan

ortalama Güneş sıcaklığında örnekleri de bulunmaktadır. Bu tipin önde gelen örnekleri arasında Antares,  $\alpha$  Scorpius, Betelgeuse ve  $\alpha$  Orionis bulunur.

**Patlayan Değişenler :** Bu tür değişenler, yıldız içindeki süreçlerin neden olduğu şiddetli patlamalardan dolayı parlaklıklarında önemli ve hızlı değişiklikler gösterebilir. Patlamalar bazı durumlarda, yıldızın yok olmasına neden olurken, diğerlerinde bir ya da daha fazla kez patlama tekrar edebilmektedir.

- **Süpernova :** Parlaklığındaki ani ve keskin bir yükseliş ile karakterize olan, bir yıldızın ömrünün sonuna doğru yaşadığı bir olaydır. Tipik bir süpernova, bir yıldızın parlaklığının yaklaşık 20 katı kadar daha parlak hale gelebilir. Bu, tipik bir süpernovanın, Andromedae galaksisini birkaç gün veya birkaç hafta gölgede bırakabilecek kadar parlayabileceği anlamına gelmektedir.

Süpernova, iki ana mekanizmadan biri tarafından kaynaklanmaktadır. Birincisi, bir çift sistemde beyaz cüce bileşenin üzerine düşen maddenin toplanması ve bu yıldızın kütesinin Chandrasekhar limitinin izin verdiği değeri aşması nedeniyle gerçekleşmektedir. Ortaya çıkan kararsızlık, yıldızı yok eden ve uzayda çok miktarda radyoaktif ve ağır elementleri serbest bırakan kaçak bir termonükleer patlamayı tetiklemektedir. İkinci işlem, çok büyük kütleli yıldızlarda meydana gelmektedir. Füzyon olayı Fe'den daha ağır elementlerde meydana gelemediğinden, dışa doğru radyasyon basıncındaki düşme ile birlikte kütle çekiminin artmasıyla hızlı bir şekilde çekirdeği ezdiği anlamına gelmektedir. Çekirdekte yer alan madde, çekirdek çökmesi sonucu yozlaşmış nötron-yoğunluklu madde oluştururken, onu çevreleyen katmanlardaki aşırı sıcaklık ve basınç en ağır elementleri sentezleyen hızlı (R-süreci) nükleer reaksiyonlara neden olmaktadır. Dev bir nötrino akımının, yıldızı parçalayan süper-yoğun madde ile etkileşime girdiği düşünülmektedir. Bu tür çekirdek çöküşü ile oluşan süpernovalar, nötron yıldızlarına veya geri kalan çekirdek maddesinden oluşan kara deliklere neden olabilmektedir. Yıldız evrimi ve ölümü ile ilgili Bölüm 2.3.'de daha ayrıntılı bilgi verilmektedir.

Gözlemsel olarak, süpernovalar tayflarında Hidrojen çizgisi olup olmadığına göre sınıflandırılmaktadırlar.

*Tip I süpernovalar;* süpernova olayından hemen sonra alınan tayflarında Hidrojen çizgisi göstermezler. Si çizgileri olanlar Tip Ia olarak sınıflandırılır. Si çizgileri yoksa, He çizgilerinin yüksek veya düşük bollukta olmasına bağlı olarak bunlar Tip Ib veya Tip Ic olarak adlandırılmaktadırlar.

*Tip II süpernovalar;* tayflarında H çizgileri göstermektedirler. Hepsi, çekirdek yanması bitmiş büyük kütleli ata yıldız nedeniyle ortaya çıkan çekirdek çökmesi olaylarının örnekleridir. Belki de bunun en iyi bilinen örneği Süpernova 1987A'dır. Bu, Kepler'in 1604 yılında gözlediği süpernovasından beri çıplak gözle görülebilen ilk süpernovadır. Bu patlama yaklaşık 50.000 pc'lik uzaktaki bir uydu galaksisi olan LMC (Büyük Macellan Bulutsusu)'de gerçekleşmiştir. Galaksimizde her yüz yılda iki veya üç

yıldızın süpernovaya dönüşmesini bekleriz, bu süpernova öncesi yıldızlar galakside bulunan gaz ve tozlar tarafından gizlenir, bu nedenle optik dalgaboylarında görünmeyebilir. Süpernova patlaması bu gizlenmiş bilgileri gün yüzüne çıkardığı için astronomlar için büyük bir önem arz etmektedir.

- **Nova :** Bir nova, yakın çift sistemlerde ortaya çıkar. Bu olay birkaç gün içinde sistemin parlaklığında  $7^m$  -  $16^m$  büyüklüğünde hızlı ve tahmin edilemeyen bir yükseliş ile karakterize edilmektedir. Kabuksal patlama olayını, birkaç ay boyunca nova öncesindeki parlaklığa doğru sabit bir düşüş izler. Bu, novaya neden olan olayın orijinal yıldızı yok etmediğini göstermektedir. Yeni nova modeli, çift sistemdeki beyaz bir cücenin varlığıdır. Kabuğunu uzaya fırlatan bir termonükleer patlamayı tetiklemeye yetecek kadar madde biriktirene kadar yaklaşık 10000 ila 100000 yıl boyunca, beyaz cüce yakın çift yoldaşından madde çekmektedir.

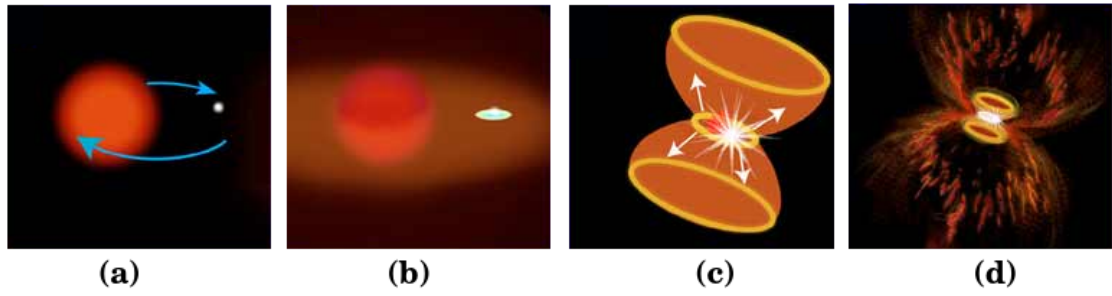
- **Tekrarlayan Nova :** Bunlar, parlaklığını  $7^m$  -  $16^m$  büyüklüğünde değiştirebilen ve yaklaşık 200 güne kadar bir kabuksal patlama periyoduna sahip olan novalardır. Kaydedilen gözlemlere göre iki veya daha fazla kabuksal patlama göstermişlerdir.

T Pyxidis her 20 yılda bir kabuksal patlayan tekrarlayan bir novadır. HST (Hubble Space Telescope) gözlemleri, kabuksal patlamanın tek tip olmadığını, aksine her birinin Güneş Sistemimizin büyüklüğüne eş değer binlerce gaz bloğu ürettiğini ortaya koymuştur. Novanın halkasının yaklaşık 1 ışık yılı genişliğinde olduğu bilinmektedir.

- **Cüce Nova :** Bunlar kabuksal patlamalar sırasında birkaç gün boyunca parlaklığında  $2^m$  ile  $5^m$  arasında değişen ani bir artış sergileyen aslında oldukça sönük yıldızlardır. Kabuksal patlama periyodu haftalar veya aylar sürebilmektedir. Üç alt tip tanımlanmıştır; U Geminorum, Z Camelopardalis ve SU Ursae Majoris.

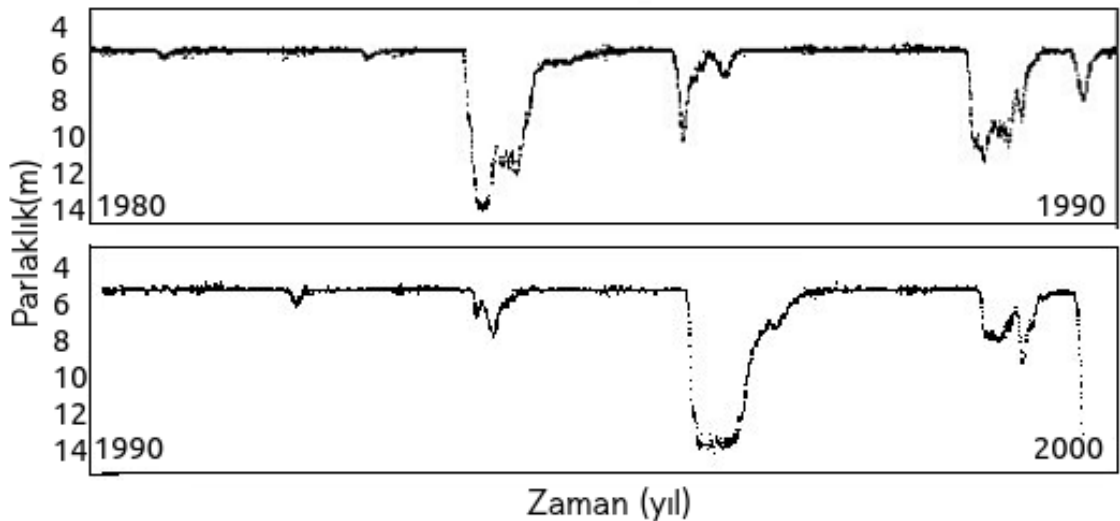
Diğer nova türlerinde olduğu gibi, cüce nova türü sistemlerde bir beyaz cüce ile yakın bir çift sistem oluşturmaktadır. Kabuksal patlamalarını açıklayan en popüler model, toplanma diskindeki termal kararsızlıkların kabuk patlamasına neden olduğu ancak yıldızı dağıtacak bir patlamaya neden olmadığı disk kararsızlığı modelidir. Bu olaylarda önemli miktarda madde atılması söz konusu değildir.

- **Simbiyotik Yıldızlar :** Bu sistemler, yarı-ayrık bir çift sistemde kırmızı bir dev ve beyaz bir cüceden oluşmaktadır. Tekrarlayan novalarda olduğu gibi madde aktarımı yerine, simbiyotik sistemlerde madde, yıldız rüzgarı yardımıyla kırmızı devden beyaz cüceye aktarılmaktadır. Madde beyaz cüce üzerine düştüğünde ortaya çıkan patlama daha az düzenlidir ve parlaklığı diğer patlayan değişkenlerden daha küçüktür. R Aquarii ve BF Cygni bu tür sistemlere örnek verilebilir. Simbiyotik yıldızların patlama evrimini gösteren görsel Şekil 2.3'de verilmektedir.



**Şekil 2.3.** (a) Kırmızı dev ve Beyaz Cüce'den oluşan çift sistem. (b) Kırmızı dev, dış katmanlarının çoğunu yıldız rüzgarları ile atar. Beyaz cüce, rüzgarın ince bir ekvatorial düzlem boyunca yoğunlaşmasını sağlar ve kendi etrafında bir disk oluşturan bu gazın bir kısmını toplar. (c) Beyaz cücenin yüzeyinde yeterince gaz biriktiğinde, nova gibi kabuk patlaması yapar. Sıcak gazın çoğu, ekvatorial diskin üstünde ve altında genişleyen bir çift kabarcık oluşturur. (d) Baloncukların uzaya genişlemesinden birkaç bin yıl sonra beyaz cüce başka bir nova patlaması gerçekleştirir ve kendine özgü bir kum saati şekli oluşturan başka bir baloncuk çifti yapar (NASA/ESA<sup>8</sup>)

- **R Coronae Borealis** : Değişen yıldızların aksine, R Coronae yıldızları zamanlarının çoğunu maksimum parlaklıkta geçirmektedirler, ancak bazen düzensiz aralıklarla parlaklıkları  $9^m$ 'e kadar düşmektedir. Normal parlaklıklarına dönmeleri birkaç ay veya yıl almaktadır. Bu grubun üyeleri F ve K tayf türünden üst devlerdir. Bu nadir yıldızlar C bakımından zengin, H bakımından fakirlerdir. İyi bilinen örneklerinin sayısı 30'u geçmemektedir. Uzun süre çok parlak kalabildiğini gösteren karakteristik özelliğinin açıkça görülebileceği ışık eğrisi Şekil 2.4'te yer almaktadır.



**Şekil 2.4.** R Coronae Borealis'in 1980 - 2000 yılları arasındaki ışık eğrisi (AAVSO<sup>9</sup>)

<sup>8</sup><https://www.spacetelescope.org/images/opo9932d/>

### 2.1.2. Dış etkenli değişenler

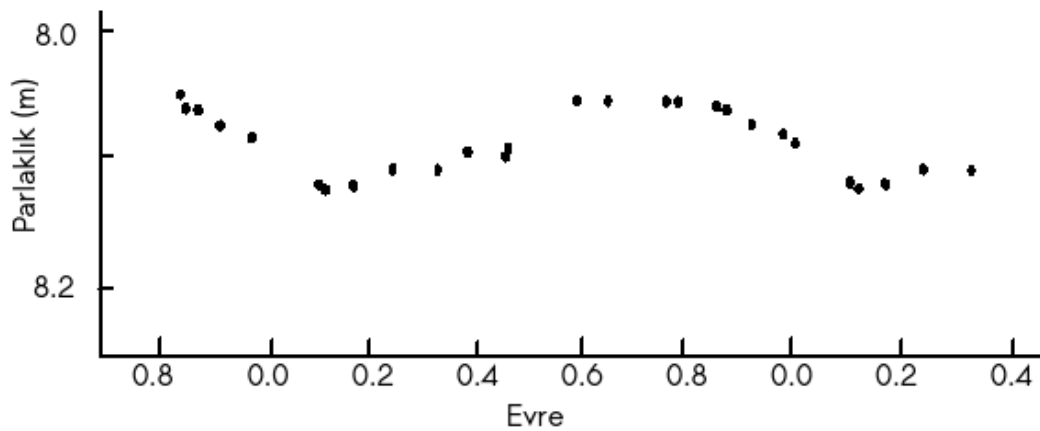
Dış etkenli değişenler, yıldızın parlaklığının, yıldızın kendisinin dışındaki süreçler ya da yıldızın dönüşünden dolayı değiştiği değişenlerdir. Dış etkenli yıldızların iki ana sınıfı, örten çift yıldızlar ve dönen değişenlerdir.

**Örten Çiftler :** Yıldızlarından birinin diğeri tarafından örtülmesi sonucunda sistemin toplam parlaklığının azalması nedeniyle değişken olarak kabul edilmektedirler. Örten çift yıldızların ışık eğrileri belirgin periyodik minimumlar göstermektedirler. Örten çift yıldızlar, çift yıldızlarla ilgili bölümde daha ayrıntılı olarak açıklanmaktadır (bkz: Bölüm 2.2.1.).

**Dönen Değişenler :** Güneşimiz, yüzeyinde görünen güneş lekelerine sahiptir. Bu soğuk bölgeler, çevre bölgelerden daha koyu görünür. Güneşin kendi etrafında dönüşü ile güneş lekelerinin de hareket ettiği görülür. Güneşin çok fazla güneş lekeli olan bir tarafı, lekesiz bir taraftan çok daha düşük bir ışıtmaya sahiptir. Bu prensip, bazılarının daha fazla yıldız lekeli aktivitesine sahip olduğu düşünülen diğer yıldızlara da genişletilebilmektedir. Yıldız lekeleri, çevre bölgelerden daha sönük veya parlak olabilir. Işık eğrilerinde, yüzeylerindeki koyu veya parlak bölgelerden ya da yıldız lekelerinden kaynaklanan ufak değişiklikler göstermektedirler. Bu tür bir davranışı sergileyen yıldızlara dönen değişenler denir. Dönen değişenlerin genellikle çiftli sistemler olduğu düşünülmektedir.

Bu gruptaki değişenler aşağıdaki türlere ayrılmıştır:

- **$\alpha$  Canum Venaticorum Değişenleri :**  $\alpha$  CVn değişenleri de denir. Bu tür yıldızlar, B8p-A7p tayfsal türe ait ve güçlü manyetik alanlara sahip anakol yıldızlarıdır. Tayflarında, dönmeye bağlı olarak anormal derecede güçlü Si, Sr, Cr çizgileri görülmektedir. Manyetik alan ve parlaklıklarında değişim sergilemektedirler. Periyodları 0.5 ile 160 gün arasındadır. Parlaklık değişimlerinin genlikleri genellikle  $0^m.01$  -  $0^m.1$ 'dir.



**Şekil 2.5.** Yarı-periyodik BY Draconis dönen yıldızının ışık eğrisi (Hoffmeister 1974)

<sup>9</sup>[https://www.aavso.org/vsots\\_rcrb](https://www.aavso.org/vsots_rcrb)

• **BY Draconis Değişenleri :** Yarı-periyodik ışık eğrileri gösteren dKe-dMe tayf türündeki, salma çizgileri gösteren cücelerdir. Draconis tipi değişenler, yarı-periyodik bir şekilde bir günden 120 güne kadar olan periyodlara sahiptirler. Bu yıldızlarda gözlenen parlaklık değişiminin sebebi, yüzey parlaklık dağılımlarının her noktada aynı olmamasıdır. Fotosferlerine oranla daha soğuk olan yıldız leke bölgelerinin, yıldızın yarım kürelerinden birinde daha fazla yer alması halinde, dönmeden kaynaklı ışık değişimi ortaya çıkmaktadır. Şekil 2.5’de BY Dra değişeninin ışık eğrisi verilmektedir.

• **Eliptik Değişenler :** Bu tür değişenler, yörünge hareketine eşit olarak parlaklıklarını değiştirebilen eliptik bir bileşene sahip yakın çift sistemlerdir. Işık değişim genlikleri ise  $0^m.1$ ’i geçmez.

• **FK Comae Berenices Değişenleri :** Bunlar, geniş H ve K çizgilerine, Ca II salma çizgilerine ve bazen de  $H_{\alpha}$  çizgisine sahip, G ve K tayf türünden, değişken yüzey parlaklığına sahip, hızlı dönen devlerdir. Yüzey parlaklık dağılımının değişken olmasına neden olan temel etki soğuk, fotosferik yıldız lekeleridir. Ayrıca, tayfsal çift sistemler de olabilirler. Işık değişimi dönemleri yıldızların dönme sürelerine eşittir. Bu grubun prototip yıldızı FK Com’un hızlı dönmesi göz önüne alınarak, W UMa türü degen çift yıldızların birbirleri içine girmesi sonucu oluştuklarına inanılmaktadır.

• **Optik Olarak Değişen Pulsarlar :** Bu grup yıldızlar, optik olarak değişen hızlı dönen güçlü manyetik alanlara sahip radyo, X-ışını ve optik bölge dalgaboyunda ışıınım yayan nötron yıldızlarıdır. Radyo Pulsarları olarak da adlandırılmaktadırlar. Bunların arasından çok az sayıda pulsar, görsel bölgede puls göstermektedir. Radyo ve optik bölge pulsarlarının, X-ışını pulsarları ile karıştırılmaması gerekmektedir. X-ışını pulsarları, adlarından da anlaşılacağı gibi, pulsarını x-ışını dalgaboyunda atan ve çift sistem üyesi olan nötron yıldızlarıdır. Pulsarlar, son derece düzgün aralıklarla puls üretmektedirler. Dönemleri 1.558 ms ile 4.308 s arasındadır.

• **SX Arietis Değişenleri :** Bunlar yoğun He I ve Si III çizgileri gösteren ve manyetik alanları olan B0p-B9p tayf türünden anakol yıldızlarıdır. Helyum değişenleri de denilmektedir. Işık ve manyetik alan periyodları, dönme periyodları ile çakışmaktadır. Değişim genlikleri yaklaşık  $0^m.1$ ’dir.

## 2.2. Çift Yıldızlar

Çift yıldızlar, kütleçekimsel kuvvetler ile birbirine bağlı olan ve ortak kütle merkezi etrafında Kepler yasalarına uygun olarak hareket eden en az iki yıldızdan oluşan sistemlerdir. İki veya daha fazla yıldızdan oluşan bu sistemler, çok uzakta bulunduklarından dolayı tek bir nokta kaynak olarak görünmektedirler. Son iki yüzyıl boyunca yapılan araştırmalar, gökyüzündeki tek gibi görünen yıldızların yarısı ya da daha fazlasının çoklu sistemler olduğunu göstermektedir.

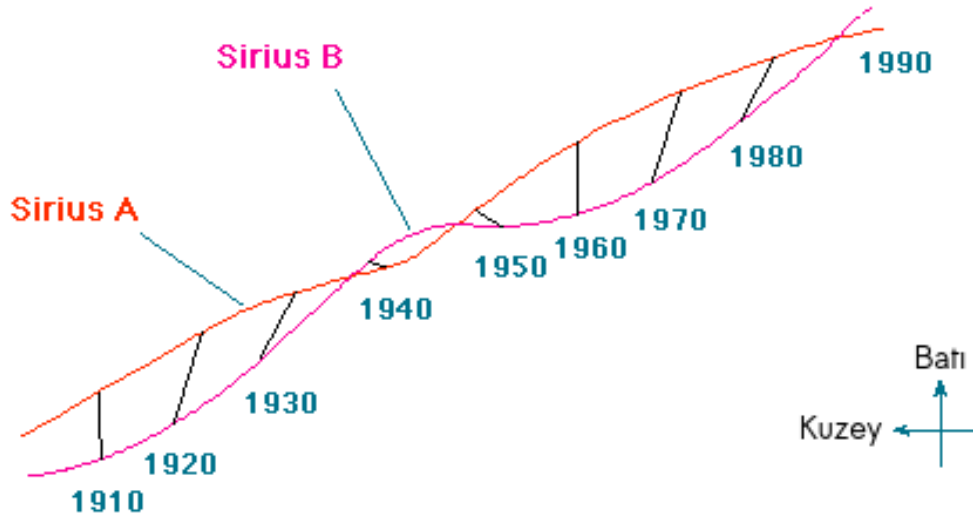
Çift yıldızlar, gözlemsel olarak keşfedilme şekillerine, Roche modeline ve ışık eğrilerine göre olmak üzere üç sınıfta incelenmektedir. Ancak bir yıldız bu sınıflardan bir kaçı içinde bulunabilir.

### 2.2.1. Gözlemsel olarak keşfedilme şekillerine göre

Çift yıldızlar gözlemsel olarak keşfedilme şekillerine göre dört grupta sınıflandırılmaktadır: görsel çiftler, tayfsal çiftler, örten çiftler ve astrometrik çiftler.

- **Astrometrik Çiftler :** Bazı yıldızların, zamanla tekrar gözlemlendiğinde öz hareketlerinde bir pertürbasyon veya "yalpalama" gösterdikleri belirlenmiştir. Bu periyodik bir olaysa, pertürbasyonun görünmeyen bir ikinci bileşenden kaynaklanan çekim etkisinden dolayı meydana geldiği düşünülebilir. Parlak bir yıldızın ve sönük ikinci bileşenin ortak kütle merkezi etrafında hareket ettiği bir sistem var demektir. Astrometrik hesaplamalar ile tespit edilen çift sistemlere astrometrik çift sistemler denir.

Nispeten az sayıda çift sistem, öncelikle uzun süreli gözlemlere ve konumlarındaki belirsizliğe ve öz hareket ölçümlerine bağlı olarak astrometrik olarak tespit edilmiştir. Astrometrik bir çiftin en iyi bilinen örneklerinden biri Sirius'tur. 1844'te Friedrich Bessel, Sirius'un öz hareketinde bir yalpalamanın olduğuna dikkat çekmiştir. Sonrasında, şimdi Sirius A olarak adlandırılan parlak yıldızın, görünmeyen (dolayısıyla sönük) bileşeni olan Sirius B'ye sahip olması gerektiği sonucuna varmıştır. Sirius astrometrik çift sisteminin öz hareketinin yıllar içindeki değişimi Şekil 2.6'da verilmektedir.



**Şekil 2.6.** Sirius astrometrik çift sisteminin 80 yıldaki öz hareketini göstermektedir. Parlak olan Sirius A'daki hafif pertürbasyon veya yalpalamaların nedeni, sönük beyaz cüce bileşeni olan Sirius B'nin varlığındandır (Guidry, Tennessee University)

• **Görsel Çiftler :** Görsel çiftler, bileşen yıldızlarının teleskopla ayrı ayrı gözlenebildiği çift sistemlerdir. Uzun süreli gözlemler sonrası sistem bileşenlerinin görel konumları belirlenebilmektedir. Zamanla bu veriler toplanır ve yıldızların yörüngelerini hesaplamak için kullanılır.

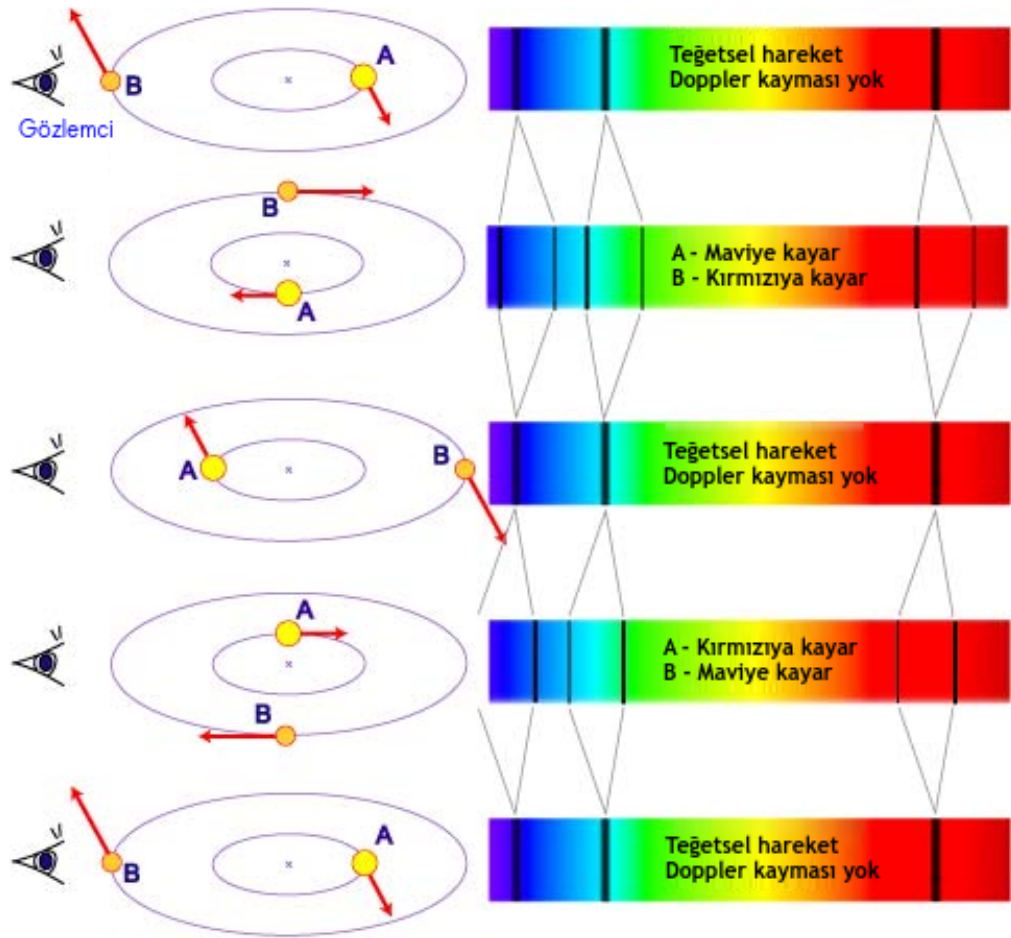
Gece gökyüzünde görülen birçok yıldız aslında görsel çift sistemdir.  $\alpha$  Centauri, 1338 pc uzaklıktaki aralarında yaklaşık 23 AU mesafe olan  $\alpha$  Cen A ve  $\alpha$  Cen B olarak adlandırılan iki yıldızla sahip görsel bir çifttir. 80 yıllık bir yörünge dönemine sahiptir. Üçüncü bir yıldız olan Proxima Cen, şu anda bize en yakın yıldızdır ve 4.22 IY veya 1295 pc uzaklıkta bulunmakla beraber  $\alpha$  Cen C olarak adlandırılmaktadır. 1915 yılında keşfedilmesinden bu yana uzun yıllar boyunca sistemin, kütle merkezinden çok daha uzak bir mesafede üçüncü bir üyesi olduğu düşünülmekteydi. Bununla birlikte, son gözlemler, kütle çekimsel olarak diğer ikisine bağlı olmayabileceğini göstermektedir.

Güney yarım kürede küçük teleskoplar ile görünebilen görsel çift örnekleri arasında Gemini takım yıldızından  $\alpha$  Crucis,  $\beta$  Crucis,  $\gamma$  Cen ve Castor bulunmaktadır.

• **Tayfsal Çiftler :** Çoğu çift sistem, mevcut teleskoplar tarafından gözlenemeyecek kadar uzaktır. Bir kısmı ise ayrı ayrı gözlenemeyecek kadar birbirlerine yakındır. Çift sistemlerin çoğu, tayf çizgilerindeki Doppler kaymaları ile tespit edilmişlerdir. Bu tür sistemlere tayfsal çiftler denilmektedir.

Tayfsal çiftler, radyal hız gözlemlerinden bulunur. En azından böyle bir çift sistemin en parlak bileşeninin, tayf çizgilerinin dalga boylarının periyodik bir şekilde değiştiği görülebilir; hız eğrisi bir döngüden diğerine tam olarak kendini tekrar eder ve hareket yörünge hareketi olarak yorumlanabilir. Bazı durumlarda, her iki bileşenin de çizgilerindeki periyodik değişiklikler ölçülebilir. Görsel çiftlerden farklı olarak, yarı-büyük eksenleri veya bileşenlerin kütleleri çoğu tayfsal çift için bulunamaz. Her iki bileşenin tayfı elde edilebilirse, sistemin kütle oranı bulunabilir.

Bir çift sistem bileşenleri ayrı ayrı gözlenemezse, ondan elde edilen tayf aslında bileşen yıldızlarının her birinden gelen tayfların bir kombinasyonu olmaktadır. Bu yıldızlar kütle merkezinin etrafında döndükçe, A yıldızı bize doğru gelirken, B yıldızı ise uzaklaşıyor olacaktır. Bu nedenle A bileşeninden gelen tayf çizgilerinin dalga boyu maviye, yüksek frekanslara (yani daha kısa dalga boylarına) kayarken, B bileşeninin tayf çizgileri kırmızıya kaymaktadır. Sistemin yörüngesi bakış doğrultusuna dik ise, Doppler kayması olmaz, böylece çizgiler referans dalga boyunda kalır. Yıldızlar yörüngede hareket ettikçe, A yıldızının tayf çizgileri kırmızıya doğru hareket edecek ve B yıldızının tayf çizgileri ise maviye kayacaktır. Bu işleyiş şematik olarak Şekil 2.7’de gösterilmektedir.

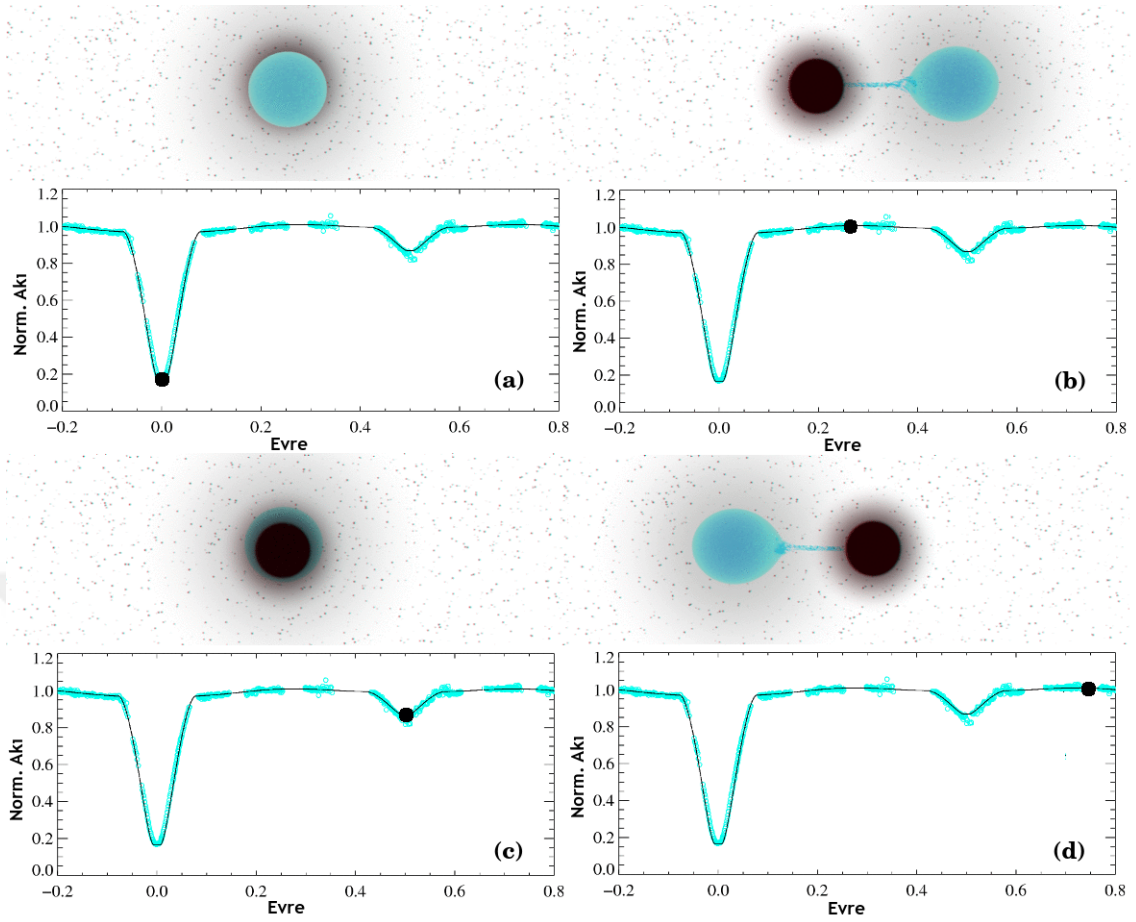


**Şekil 2.7.** Büyük kütleli bir A yıldızı ile küçük kütleli bir B yıldızından oluşan tayfsal çift sisteminin yörüngesel hareketi sonrası tayf çizgilerindeki Doppler kaymasını göstermektedir (Guidry, Tennessee University<sup>10</sup>)

• **Örten Çiftler :** Birçok yıldız, görünür parlaklıklarında periyodik bir değişiklik gösterir. Bunun iki ana nedeni olabilir. Bünysel parlaklığında bir değişikliğe uğrayan tek bir yıldız olabilir. Bu tür yıldızlara zonklayan değişenler denir ve Bölüm 2.1.1’de detaylı bir şekilde anlatılmaktadır. İkinci olasılık, aslında yörünge düzleminin gökyüzü düzlemine 90 dereceye kadar eğik olarak bulunabildiği, böylece bileşen yıldızlarının periyodik olarak birbirlerini örttükleri bir çift sistem olmasıdır. Bu sistemlere örten çift yıldızlar denir.

Tayfsal çift sistemlerde olduğu gibi, örten çift sistemlerdeki iki yıldız fiziksel olarak birbirlerine yakındır ve sıklıkla birbirleriyle etkileşim içindedir. Bir bileşenin kütlesi özel durumlarda diğer bileşene aktarılabilir, bu da bazen "Algol paradoksu" olarak adlandırılan durumla sonuçlanır.

<sup>10</sup>[https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary0\\_types.html](https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary0_types.html)



**Şekil 2.8.** Kütle aktaran bir örten çift yıldız için örnek ışık eğrisi. **(a)** 0.0 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Sönük yıldız parlak yıldızın önüne geçmiştir. **(b)** 0.25 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Gözlemci bu evrede aktarılan kütle de görebilmektedir. **(c)** 0.5 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Parlak yıldız sönük yıldızın önüne geçmiştir. **(d)** 0.75 evrede bulunan bir çift yıldız gözlemcinin görüş şekli ve ışık eğrisindeki yeri. Gözlemci bu evrede aktarılan kütle gözleyebilir (Reed, Kutztown University<sup>11</sup>)

Bir sistemin örten çift olarak sınıflandırılması için bir ışık eğrisi elde edilmelidir. Işık eğrisi yörünge evresine karşılık görünür parlaklığın bir grafiğidir. Işık eğrileri genellikle belirli bir tarih veya zaman birimi yerine evrenin "tekrarlanmış" bir görüntüsü olarak verilmektedir. Şekil 2.8'te kütle aktaran bir çift sistemin ışık eğrisi verilmektedir.

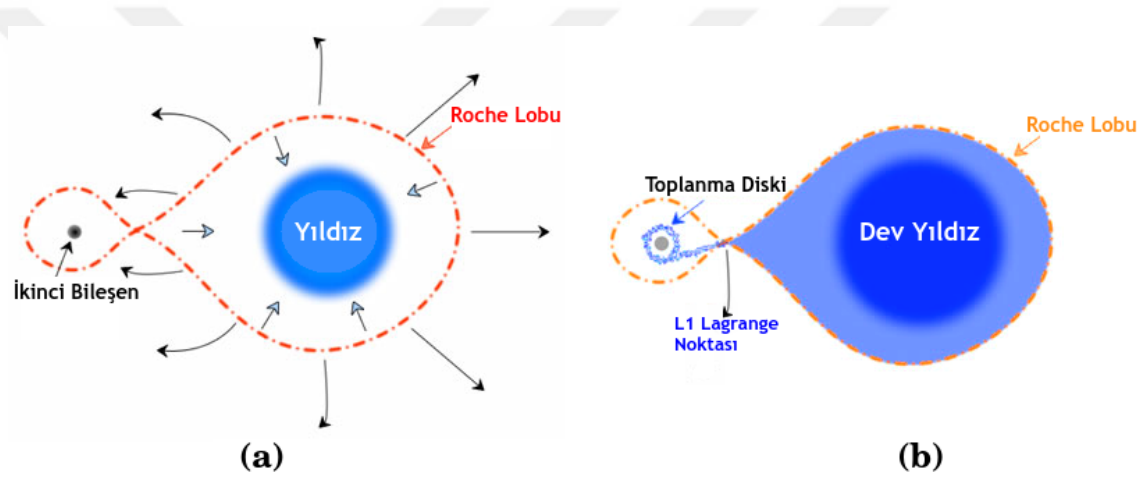
Bir örten çift sistemde 0.0 evrede ikinci bileşen olarak adlandırılan, birinci bileşene oranla daha sönük görünen yıldız, parlak birinci bileşeni örtmektedir. Bu nedenle ışık eğrisinde 0.0 evrede parlaklıkta büyük oranda bir düşme gözlenmektedir (Şekil 2.8.a). 0.25 ve 0.75 evrede iki bileşen de açıkça görünmektedir ve iki bileşenden de ışık alınmaktadır (Şekil 2.8.b, 2.8.d). 0.5 evrede parlak birinci bileşen, sönük ikinci bileşeni

<sup>11</sup><http://faculty.kutztown.edu/preed/research.html>

örmektedir. Ancak parlak bileşenin çapı, sönük bileşenin çapından daha küçük olduğundan dolayı ikinci bileşen tam örtülmemektedir. Yani ikinci bileşenden de ışık katkısı alınmaktadır. Birinci bileşenin parlak bir yıldız olmasından dolayı parlaklıktaki düşüş daha azdır (Şekil 2.8.c).

### 2.2.2. Roche modeline göre

Roche lobu terimi, çift sistemlerde yıldızları çevreleyen belirgin bir sınırla şekillendirilmiş bir bölgeyi tanımlamak için kullanılır. Bu alan, maddenin kütleçekimi ile yıldızla bağlandığı bölgeyi tanımlar. Bir yıldızın Roche lobunun dışındaki bir madde, başlangıç konumuna, enerjisine ve momentumuna bağlı olarak, sistemden tamamen kaçabilir, her iki yıldızın yörüngesinde kalabilir veya ikinci bileşenin üzerine düşebilir. Şekil 2.9’da bir çift sistem ve bileşenlerin Roche Lobları gösterilmektedir.



**Şekil 2.9.** (a) Bir çift sistem ve yıldızların Roche Lobları gösterilmektedir. (b) Bileşenin birinin kırmızı deve evrimleşip Roche lobunu doldurması durumunda maddenin bir toplama diski vasıtasıyla diğer bileşene aktarılacağını göstermektedir. Bu Roche Lobu taşması, L1 Lagrange noktası boyunca meydana gelmektedir (Swinburne University of Technology<sup>12</sup>)

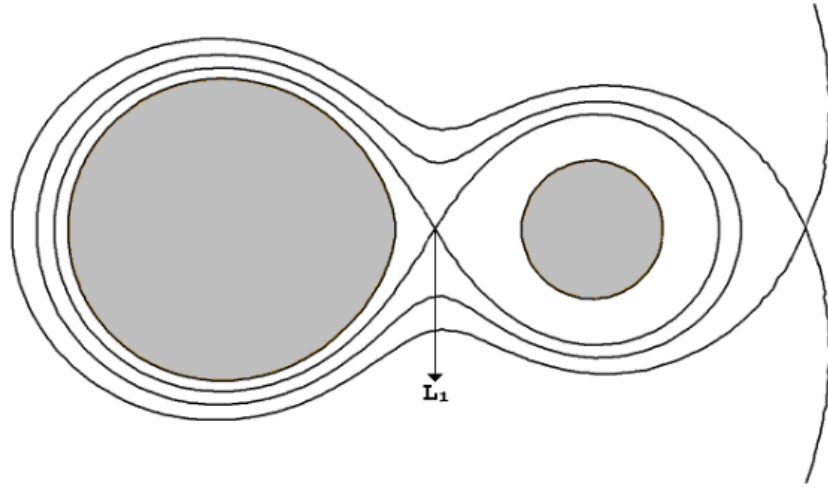
Roche Modeli, birbirleri etrafında dolanan iki cisim ve bu cisimlerin kütleçekim alanında dolanan üçüncü bir cisim problemini araştıran 19. yüzyılın ünlü Fransız matematikçisi Edouard Roche tarafından geliştirilmiştir. Bu modeli çift yıldızlara uygulayan ve çift yıldızları Roche modeline göre sınıflandıran kişi ise Kopal (1955) olmuştur.

Kopal (1955)’in yaptığı bu sınıflandırmaya göre çift yıldızlar üç gruba ayrılmaktadır. Bu sınıflamada yıldızların Roche loblarını doldurma oranları göz önüne alınmıştır.

- **Ayrık Sistemler (Detached, D) :** Ayrık çift yıldızlar, her bir bileşenin Roche lobu içersinde olduğu çift yıldızlardır (Şekil 2.10). Yıldızların birbirleri üzerinde büyük bir

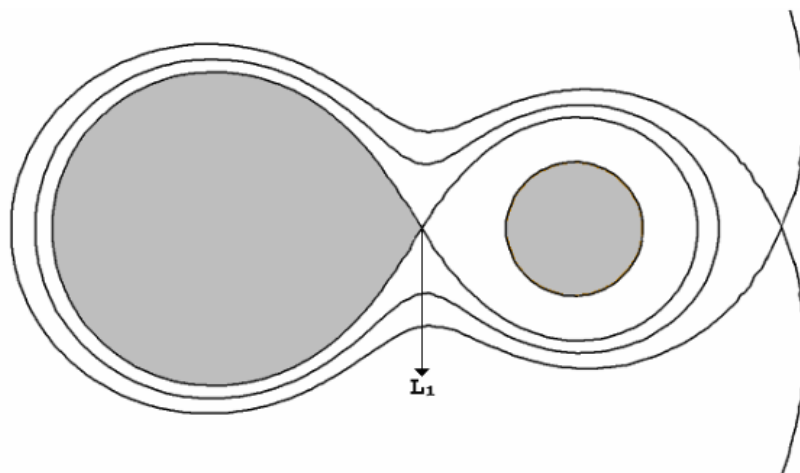
<sup>12</sup><https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/R/Roche-lobe>

etkisi yoktur ve aslında ayrı ayrı evrimleşirler. Çoğu çift yıldız bu sınıfa aittir.



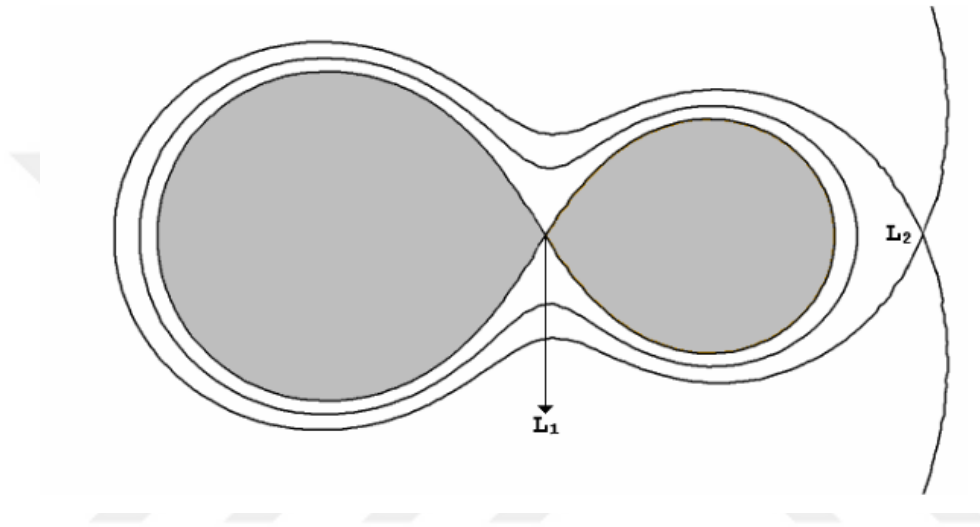
**Şekil 2.10.** Ayrık bir çift sistem örneği. Madde aktarımı olmadığı için ayrı ayrı evrimleşebilmektedirler (Selam 2010)

- **Yarı-Ayrık Sistemler (Semi-Detached, SD) :** Yarı-ayrık çift yıldızlar, bileşenlerden birinin Roche lobunu doldurduğu ve diğerinin doldurmadığı çift yıldızlardır (Şekil 2.11). Roche-lobunu dolduran bileşenin yüzeyinden çıkan madde diğer bileşen yıldıza aktarılmaktadır. Bu madde aktarımı,  $L_1$  Lagrange noktasından yapılmaktadır. Madde aktarım olayı sistemin evrimini yönetmektedir. Çoğu durumda, aktarılan madde, maddeyi alan yıldızın etrafında bir yığılma/toplanma diski oluşturmaktadır (Şekil 2.9.b).

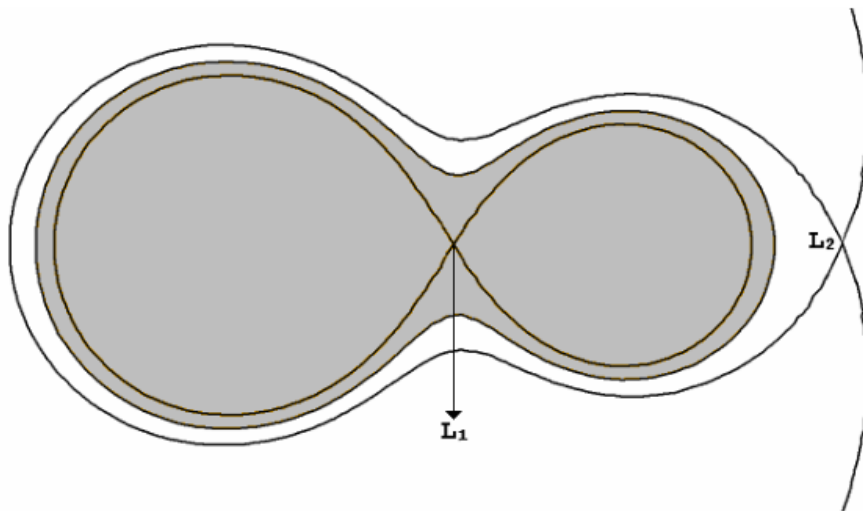


**Şekil 2.11.** Yarı-ayrık bir çift sistem örneği.  $L_1$  noktasından diğer bileşene kütle aktarımı gerçekleşmektedir. Kütle aktarım mekanizması yıldızların evrimini etkilemektedir (Selam 2010)

• **Değen Sistemler (Contact, K) :** Bir değen çift, sistemdeki her iki bileşenin de Roche loblarını doldurduğu bir çift yıldız türüdür (Şekil 2.12). Eğer madde yıldız atmosferinin en üst kısmını dolduracak kadar taşmış ve her iki yıldız da çevreleyen ortak bir zarf oluşturmuş ise bu durumdaki çiftlere ise aşırı değen çiftler denmektedir (Şekil 2.13). Zarf sürtünmesi yörüngesel hareketi frenlediğinden, yıldızlar sonunda birleşebilmektedir. W Ursae Majoris bu tür çift yıldızlara bir örnektir. Bu grupta yer alan çift sistemlerden sıcak olanlarına (KE) ve soğuk olanlarına ise (KW) kodlaması yapılmaktadır.



**Şekil 2.12.** Değen bir çift sistem örneği. İki bileşen de Roche loblarını doldurmuştur (Selam 2010)



**Şekil 2.13.** Aşırı değen bir çift sistem örneği. Roche lobları taşmış ve iki yıldız da çevreleyen bir zarf oluşturmuştur (Selam 2010)

### 2.2.3. Işık eğrilerine göre

Örten çift sistemler, yıldızların birbirine olan uzaklığına bağlı olarak parlaklıklarında değişim göstermektedirler. Dolayısıyla bu tür sistemlerin evreye göre parlaklık değişimini gösteren ışık eğrilerinin de bir sınıflandırmasını yapmak mümkündür.

• **Algol Türü Sistemler (EA) :** Algol değişenleri veya Algol tipi çift sistemler, bu sınıfın prototip üyesi olan  $\beta$  Persei (Algol) ile evrimsel bir bakış açısıyla ilişkilendirilen örten çift sistemlerdir.

Yaklaşık 3200 yıl önce kullanılan Şanslı ve Şanssız Günler Takvimi'nin, Algol'un keşfi için en eski tarihi belge olduğu iddia edilmektedir. 17. yüzyıldan önce Algol'un değişkenliğinin sebebinin, şeytan benzeri bir yaratıkla (Yunan geleneğinde Gorgon, Arap geleneğinde Ghoul) ilişkisi olduğu düşünülmekteydi.

1667'de İtalyan astronom Geminiano Montanari tarafından Algol'un bir değişen yıldız olduğu belirtilmiştir, ancak parlaklığındaki değişkenliğinin periyodik doğası, İngiliz amatör astronom John Goodricke'in yıldızın değişenliği için bir mekanizma önerdiği bir yüzyıldan fazla bir süreye kadar tanınmamıştır. Mayıs 1783'te, bulgularını Kraliyet Toplumu'na sunmuş ve parlaklığının periyodik değişiminin sebebi olarak, yıldızın önünden geçen karanlık bir cisim olduğunu (veya yıldızın kendisinin periyodik olarak Dünya'ya doğru dönen daha koyu bir bölgeye sahip olduğunu) öne sürmüştür.

1881'de Harvard'lı astronom Edward Charles Pickering, Algol'un gerçekten tutulmakta olan bir çift sistem olduğunu kanıtlamıştır. Bu, birkaç yıl sonra, 1889'da, Potsdam'lı astronom Hermann Carl Vogel'in, Algol tayfında periyodik doppler kaymaları bulması ve bu çift sistemin radyal hızındaki farklılıkları ortaya çıkarması ile doğrulanmıştır. Böylece Algol bilinen ilk tayfsal çiftlerden biri olmuştur.

Bir Algol çifti, birinci bileşeni Roche lobunu doldurmamış, erken tayf türünden bir anakol yıldızı ile daha soğuk, daha büyük, daha az kütleli HR diyagramında anakoldan ayrılmış bir ikinci bileşenden oluşan yarı-ayrık bir çift sistemidir.

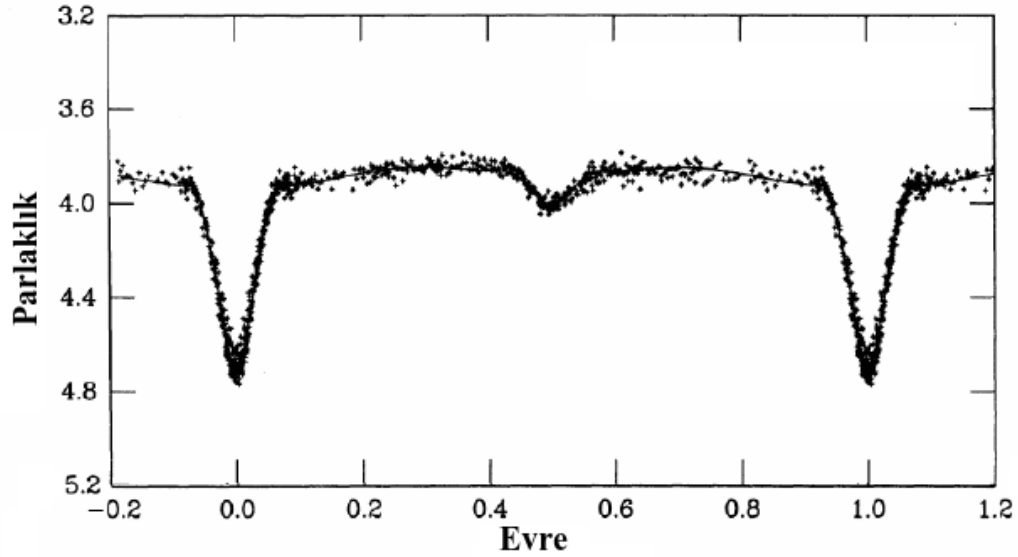
Bileşenlerden birinin, diğer bileşenin önüne geçmesi yani örtmesi toplam parlaklıkta bir düşüşe sebep olmaktadır. Bu düşmelere birinci ve ikinci minimumlar denmektedir. İki minimum arasındaki süre yani iki bileşenin birbirlerinin etrafında yörüngede dönmesi için geçen süre, periyodları boyunca çok düzenlidir. Algol değişenlerinin çoğu çift olarak oldukça yakındır ve bu nedenle de periyodları kısadır, genellikle birkaç gündür. Bilinen en kısa periyodlu Algol türü çift 0.1167 günlük (2 saat 48 dk, HW Virginis); en uzun periyodlu Algol türü çift ise 9892 günlük (27 yıl, Epsilon Aurigae) bir periyoda sahiptir.

Algol çift sistemlerindeki yıldızlar, küresel veya hafif elips biçimlidir. Bu, onları  $\beta$  Lyrae ve W Ursae Majoris değişenlerinden ayırmaktadır. İki bileşen birbirine o kadar yakındır ki, kütle çekim etkileri her iki yıldızın da ciddi deformasyonlara uğramalarına neden olmaktadır.

Genel olarak parlaklık değişim genlikleri değişkendir. Ancak, bilinen en büyük değişim genliği  $3^m.4$  ile V342 Aquila sistemine aittir. Bileşenler herhangi bir tayf türünde olabilir, ancak çoğu durumda parlak bileşenin B, A, F veya G tayf türünden

olduğu görülmüştür. Tipik bir Algol türü çift sistemin ışık eğrisi Şekil 2.14'deki gibidir.

GCVS'nin en son basımı, Algol türü çift olarak 3665 sistem listelemektedir. Bu da tüm değişen yıldızların % 9'u anlamına gelmektedir.



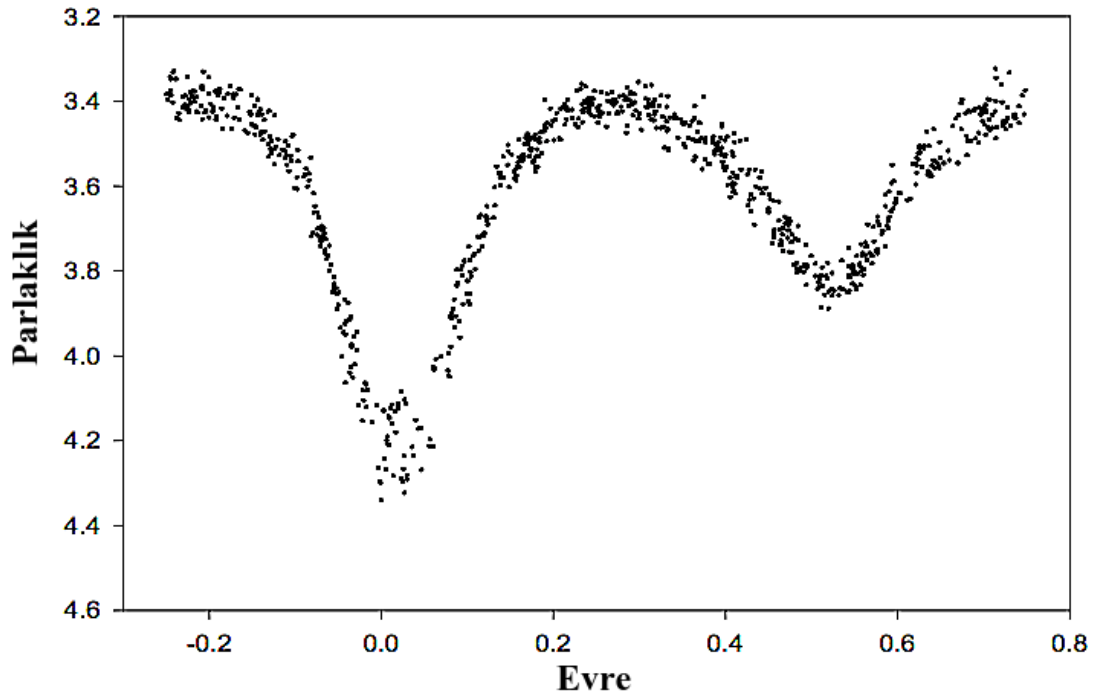
**Şekil 2.14.** Algol türü çift sistemlerin prototipi olan  $\beta$  Persei (Algol) yıldızının ışık eğrisi (AAVSO 2001<sup>13</sup>)

- **$\beta$  Lyr Türü Sistemler (EB) :** Beta Lyrae değişenleri yakın çift yıldızların bir sınıfıdır. Toplam parlaklıkları değişkendir.  $\beta$  Lyrae türü yıldızların prototipi Sheliak olarak da adlandırılan  $\beta$  Lyrae'dir. 1784 yılında John Goodricke tarafından keşfedilmiştir.  $\beta$  Lyrae sistemlerinin bileşenleri oldukça büyük kütlelidir (her biri birkaç  $M_{\odot}$ ). O kadar yakınlardır ki, şekilleri karşılıklı çekim kuvvetleri nedeniyle ağır bir tahribe uğramaktadır. Yıldızlar elipsoidal bir biçimdedir ve bir bileşenden diğerine büyük kütle akışı vardır.

Beta Lyrae değişenlerinin ışık eğrileri oldukça değişkendir. Tutulmaların başlangıç ve bitiş noktaları keskin değildir (Şekil 2.15). Parlaklık değişimlerinin genliği büyüktür. Bilinen en büyük değişim genliği  $2^m.3$  ile V480 Lyrae sistemine aittir. Periyodları tipik olarak bir veya birkaç günlük değerlere sahiplerdir. Bilinen en kısa periyodlu sistem 0.29 gün periyoduyla QY Hydrae, en uzun periyodlu sistem ise 198.5 gün ile W Crucis'tir. 100 günden daha uzun periyodları olan  $\beta$  Lyrae türü sistemlerde bileşenlerden biri genellikle bir süperdevdir.

GCVS'nin en son basımı,  $\beta$  Lyr türü çift sistem olarak 835 sistem listelemektedir. Bu da tüm değişen yıldızların % 2.2'si anlamına gelmektedir.

<sup>13</sup><https://www.boulder.swri.edu/terrell/talks/aavso2001/frame04.html>



Şekil 2.15.  $\beta$  Lyrae yıldızının ışık eğrisi (Van Hamme 1995)

• **W Uma Türü Sistemler (EW)** : Küçük kütleli değen bir çift olarak da bilinen W Ursae Majoris, bir örten çift değişenidir. 1903 yılında W UMa sisteminin parlaklığının, Alman astronomları Gustav Müller ve Paul Kempf tarafından değiştiği tespit edildi. O zamandan beri, Ursae Majoris değişenleri olarak adlandırılan değişen bir yıldız sınıfı için prototip yıldız olmuştur.

Bu yıldızlar ortak bir kütle zarfı paylaşan ve dolayısıyla birbirleriyle temas halinde olan F, G veya K tayf türünden yakın çiftlerdir. İki bileşen de atmosferinin en üst katmanını dolduracak kadar taşmış olduğu için, astronom R.E. Wilson "aşırı değen" teriminin bu sistemler için daha uygun olduğunu savunmuştur.

W UMa sistemleri iki alt sınıfa ayrılmaktadır: A tipi ve W tipi.

*A-tipi W UMa çiftleri*, Güneş'ten daha sıcak A veya F tayf türlerine sahip iki bileşenden oluşmaktadırlar. 0.4 ile 0.8 gün gibi çok kısa periyodlara sahiptirler.

*W-tipi W UMa çiftleri*, daha soğuk G veya K tayf türünden ve 0.22 ila 0.4 günlük daha kısa periyodlara sahip sistemlerdir. Bileşenlerin etkin yüzey sıcaklıkları arasındaki fark birkaç yüz Kelvin'den daha azdır.

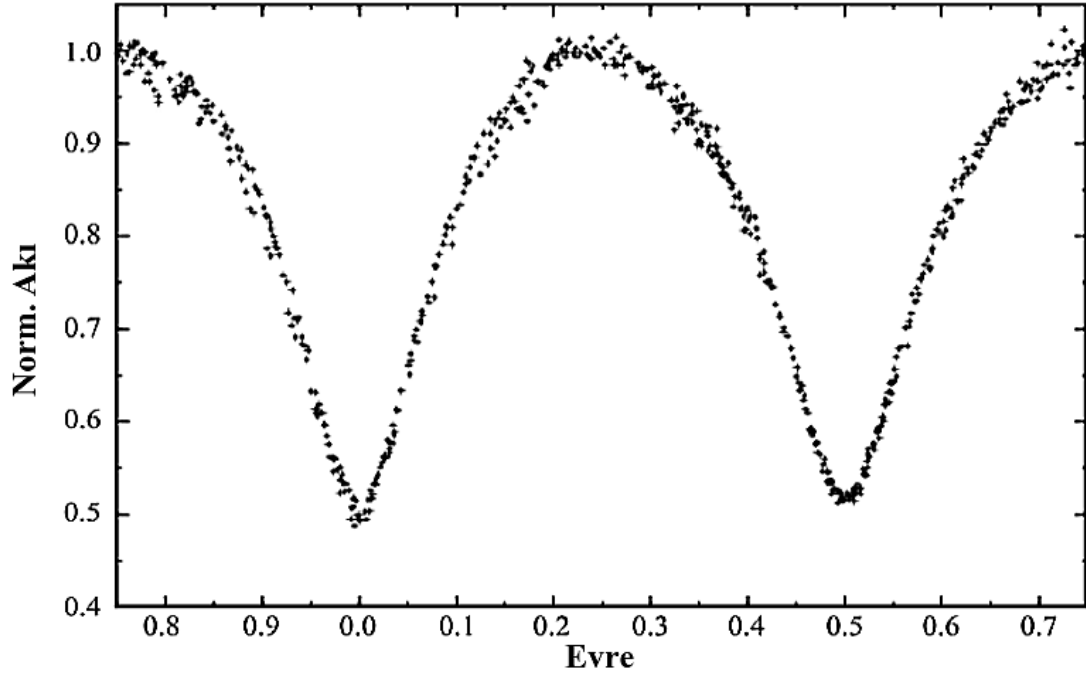
1978'de ise yeni bir alt sınıf tanıtılmıştır: B tipi.

*B-tipi W UMa çiftleri* ise daha büyük yüzey sıcaklık farkına sahiptir.

Işık eğrileri, klasik tutulmalardan farklıdır; ayırık tutulmalardan ziyade sabit bir elipsoidal değişim göstermektedir. Bunun nedeni, yıldızların kütleçekimsel kuvvetleriyle birbirlerini bozulmaya uğratmasıdır ve bu nedenle yıldızların öngörülen alanı sürekli değişmektedir. Her iki yıldızında neredeyse etkin yüzey sıcaklıklarının eşit olmasından

dolayı, ışık eğrilerindeki minimumlarının derinliği genellikle eşittir (Şekil 2.16).

GCVS'nin en son basımı, W UMa türü çift sistem olarak 1920 sistem listelemektedir. Bu da tüm değişen yıldızların % 5'si anlamına gelmektedir.



Şekil 2.16. W Ursae Majoris yıldızının ışık eğrisi (Skelton & Smits 2009)

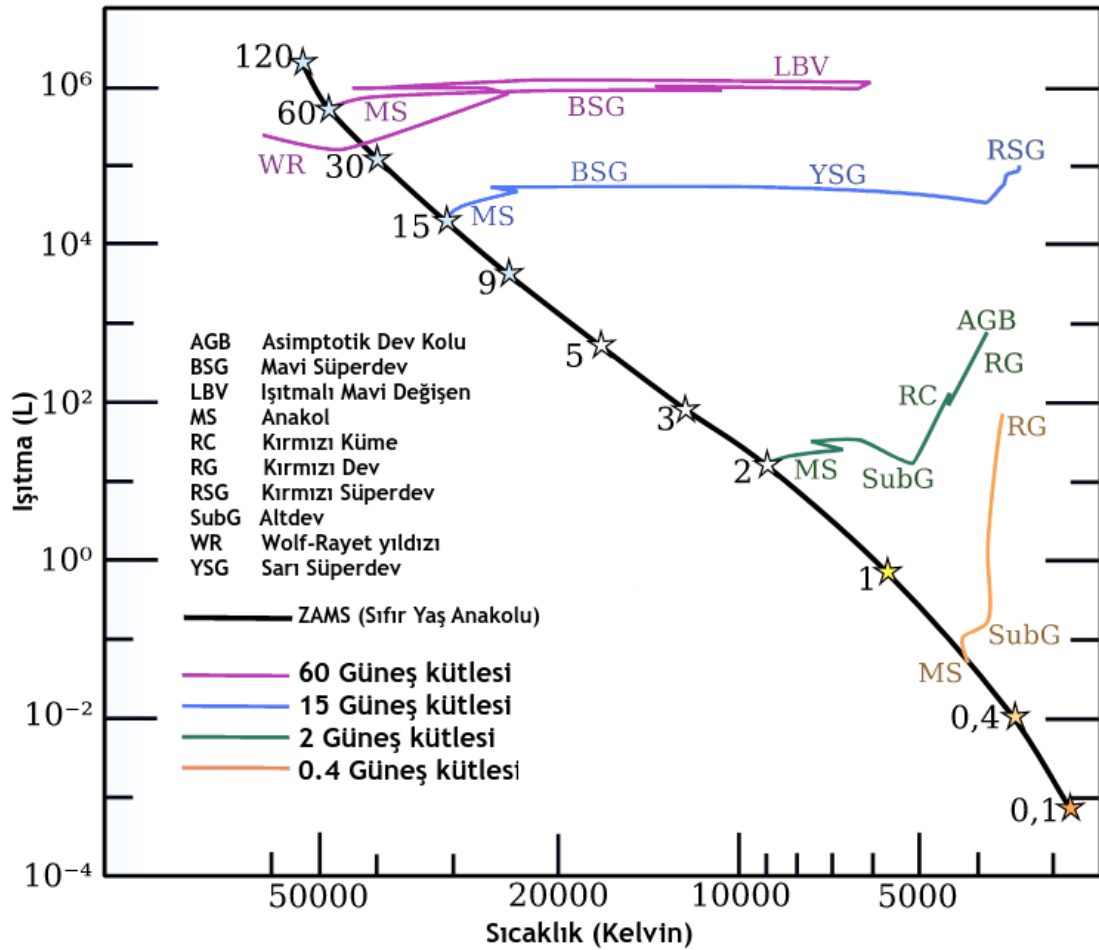
### 2.3. Çift Yıldız Evrimi

Yıldız evrimi, ortak özelliklere sahip yıldız gruplarının gözlenen özelliklerini açıklamak ya da tek tek sistemleri modellemek için kullanılan klasik bir araçtır. Bu durum, hem tek hem de çift sistemler için geçerlidir.

Yıldız evrimini belirleyen parametreler olan kütle ve kimyasal bileşim dışında, yakın çift yıldızların evrimini belirleyen üç parametre daha vardır ; sistemin toplam kütlesi ( $M$ ), kütle oranı ( $q$ ) ve yörünge dönemi ( $P$ ). Yakın çiftler için evrim hesaplamaları bu üç parametre ile tanımlanmaktadır. Kütle aktarımının olduğu sistemlerin bileşenleri arasındaki etkileşimler sonucunda bu üç parametrenin evrim sırasında sürekli değiştiği görülmüştür.

Bir çift yıldızın evrimini anlamak için öncelikle bir tek yıldızın evriminin nasıl ilerlediğini bilmek gerekmektedir. Tek yıldız evrimlerinde, evrimin ilerleyişini belirleyen iki temel etken vardır; yıldızın başlangıç kütlesi ve kimyasal bileşimi. Kütlesine göre tek yıldız evrimi çok küçük kütleli, küçük kütleli, orta kütleli ve büyük kütleli tek yıldız evrimi olmak üzere dörde ayrılmaktadır.

• **Çok Küçük Kütleli Tek Yıldız Evrimi ( $0.08 - 0.4 M_{\odot}$ )** : Yıldız, merkezinde H yakmaya başladığı anda ZAMS yıldızı olmaktadır. Anakol içinde de bir evrim söz konusudur. Anakola gelebilecek en düşük kütleli yıldız  $0.08 M_{\odot}$  kütleyle sahip olmalıdır. Bu evrim yolunu takip eden yıldızlar tamamen konvektiftir. Radyatif bir katmanları yoktur. Anakola geldiklerinde termonükleer reaksiyonlarla merkezde H yakıp He üretirler. Ancak konvektif hareket üst katmanlarda bulunan H'i merkeze taşıyarak yıldızda bulunan tüm H'in yanmasına sebep olur. Tüm H yandıktan sonra yıldız çökmeye başlar ve Kırmızı Dev Koluna doğru evrimleşir ancak merkez sıcaklığı hiçbir zaman He'ü yakacak sıcaklığa ulaşamayacağı için sahip olduğu tüm enerjiyi salarak soğumaya başlar. Ve evrimini bir He Beyaz Cücesi olarak sonlandırır (Bkz: Şekil 2.17,  $0.4 M_{\odot}$  kütleli yıldızın evrim yolu).



**Şekil 2.17.**  $0.4, 2, 15$  ve  $60 M_{\odot}$  kütleli yıldızların evrim yolunu gösteren H-R diyagramı (Mattsson 2009)

• **Küçük Kütleli Tek Yıldız Evrimi ( $0.4 - 8 M_{\odot}$ ) :** Yıldız Anakol içerisinde de evrim geçirir. Gözle görülmesi imkansız bir şekilde Anakol'da hidrostatik dengedeysen bir miktar büzülür ve merkez sıcaklığını artırır. Böylece dış katmanlarda bulunan H'i yakarak dış katmanlarını bir miktar genişletir. Merkezde H yanması bittiğinde yıldız artık bir TAMS yıldızı olmuştur. Yıldızın merkezinde bir termonükleer reaksiyon gerçekleşmediği için yıldız çökmeye ve sıcaklığını artırmaya başlar. Bu şekilde RGB'ye kadar evrimleşir. RGB'ye evrimleşirken merkez çökmeye devam eder ve merkez yoğunluğu artmaya başlar. Yoğunluk çok fazladır ancak sıcaklık hala He'u yakacak sıcaklığa ulaşamamıştır. Bu nedenle ortam dejenere olur. Sıcaklık arttıkça dejenere ortam bozulur ve He yanması flash şeklinde gerçekleşir.

Merkezde He yanması sonucu C üretilir. He tükendiğinde yıldız hidrostatik dengeyi sağlamak için yeniden çöker ve merkez sıcaklığını artırır. Merkez sıcaklığı arttıkça H ve He dış katmanları sırayla yanar. Bu olaya çift kabuk yanması da denmektedir. Kabuklar yandıkça yıldızın yarıçapı genişler. Bu evrede yıldız artık AGB'ye evrimleşmiştir. Çift kabuk yanmasından (veya zonklama) kaynaklı olarak yıldız gaz ve toz bulutuna gömülmüştür. Merkez sıcaklığı ortalama 25000 K'e ulaştığında etrafındaki gaz ve tozu iyonlaştırarak görünür hale gelir. Bu aşamaya ise post-AGB yani Asimptotik Dev kolu sonrası denmektedir. Yıldız merkezinde C yakabilecek sıcaklığa ulaşamadığından soğur ve C Beyaz Cücesi olarak evrimini sonlandırır.

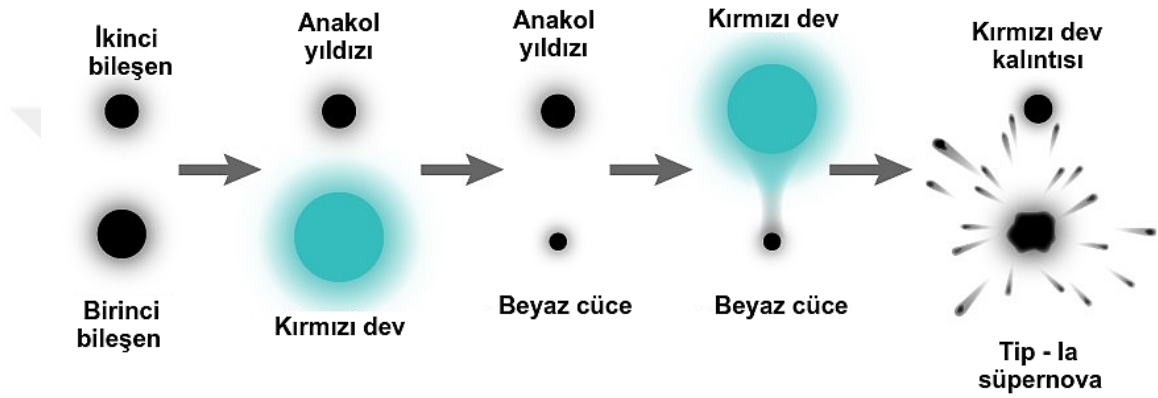
• **Orta Kütleli Tek Yıldız Evrimi ( $8 - 12 M_{\odot}$ ) :** Bu kütleyle sahip yıldızların küçük kütleli yıldızların evriminden farklı olarak, dış katmanları radyatif, iç katmanları ise konvektif taşıma yapmaktadır. Bu fark yıldızın merkezinin enerji üretim sürecini değiştirmektedir. Anakoldan sonra RGB'ye evrimleşen yıldız He'u flash şeklinde değil normal bir şekilde yakar. Ayrıca yıldızın kütlesi yeterli olduğu için merkez sıcaklığı C ve O'i de yakabilecek sıcaklıklara ulaşabilmektedir. Fe'e kadar tüm elementleri sırayla yakabildiği için yarıçapını bir artırıp bir azaltır. Fe füzyon reaksiyonu ile yakılamadığı için yıldız çökmeye başlar. Merkez yoğunluğu çok artar ve çökme durdurulamaz hale gelir. Böylece yıldız Tip-I süpernovası olarak patlar ve geride bir nötron yıldızı bırakır.

• **Büyük Kütleli Tek Yıldız Evrimi ( $M > 12 M_{\odot}$ ) :** Orta kütleli yıldızlardan farklı olarak  $M > 25 M_{\odot}$  olduğu durumda yıldız karadelik olarak evrimini sonlandırmaktadır.

Çift yıldız evriminde, tek yıldızdan farklı olarak birbirlerinin evrimlerini etkileyebilecek en az iki yıldız bulunmaktadır. Bu sistemlerdeki yıldızların birbirlerine yakınlıkları ve kütle aktarım aktarmamaları evrimlerini hızlandırabilir de geciktirebilir de.

Bölüm 2.2.2'de anlatıldığı gibi çift sistemler ayrık, yarı-ayrık veya değen olabilmektedirler. Ayrık sistemlerde bileşenler birbirlerinden yeterince uzaktadır ve kütle aktarımı olmamaktadır. Bu sebeple birbirlerini etkilemeden ayrı ayrı evrimleşebilirler.

Yarı-ayrık çiftlerde ise kütle aktarımı söz konusu olduğu için bileşenlerin evrimleri etkilenir. Kütle aktararak evrimlerini hızlandırırlar. Şekil 2.18’de küçük ve orta kütleli, kütle aktaran bir yakın çift sistemin evrimi verilmektedir. Bu örnekte birinci bileşen orta kütleli bir Kırmızı devdir. İkinci bileşen ise küçük kütleli bir Anakol yıldızıdır. Yarı-ayrık bir sistem olarak adlandırılabilen bu örnekte birinci bileşen Beyaz Cüce’ye evrimleştikten sonra, ikinci bileşen Beyaz cüce’den kütle çekmeye başlar. Böylece evrimi hızlanır ve Kırmızı bir dev olur. Beyaz Cüce bileşen Fe’i yakamayacağı için çökmeye devam eder ve Chandrasekhar limitini aşarak Tip-Ia süpernova olarak patlar. Geride ise bir nötron yıldızı ve ona eşlik eden kırmızı dev kalıntısı kalmıştır.



**Şekil 2.18.** Orta kütleli yıldız önce kırmızı bir dev sonra da beyaz bir cüce olacak şekilde evrilir. Anakol yıldızı olan ikinci bileşense, beyaz cüce olan yoldaşından kütle çekmeye başlar ve kırmızı dev haline gelir. Sonunda, beyaz cüce o kadar fazla kütle kazanır ki Chandrasekhar limitinin üstüne çıkar ve bir Tip-Ia süpernova haline gelir (OpenStax:Astronomy, Chapter 23.5<sup>14</sup>)

Değeri ve aşırı değeri çiftlerde ise durum biraz daha farklıdır. Sistemde sürekli olarak bir kütle akışı mevcuttur ve bu yıldızlar birbirlerinin Roche loblarının izin verdiği oranda beraber evrimleşirler. Bu çift sistemlerde, alt tiplerin tayf türlerine göre oldukça temiz bir ayrımı vardır: A-tipi W UMa sistemleri A-F tayf türüne, W-tipi sistemler G-K tayf türüne sahiptir. Birinci ve ikinci minimum derinlikleri arasındaki fark oldukça küçüktür. Bu da iki yıldızın etkin yüzey sıcaklıkları arasındaki farkın çok az olduğunu yani neredeyse eşit sıcaklıklara sahip olduklarını söylemektedir. A-tipi sistemlerde, bu fark kütleçekim kararmasının etkilerine neden olabilir. W-tipi sistemlerde ise bileşenler arasındaki ortalama yüzey parlaklıklarında küçük ama belirgin bir fark bulunmaktadır, ikinci bileşen aslında birinci bileşenden biraz daha parlaktır. Normalde bu fark, etkin sıcaklıklardaki farka işaret eder ancak W-tipi sistemlerdeki minimum derinliklerinin, yaklaşık olarak UV dalgaboyu boyunca neredeyse sabit kalması, iki yıldızın renk

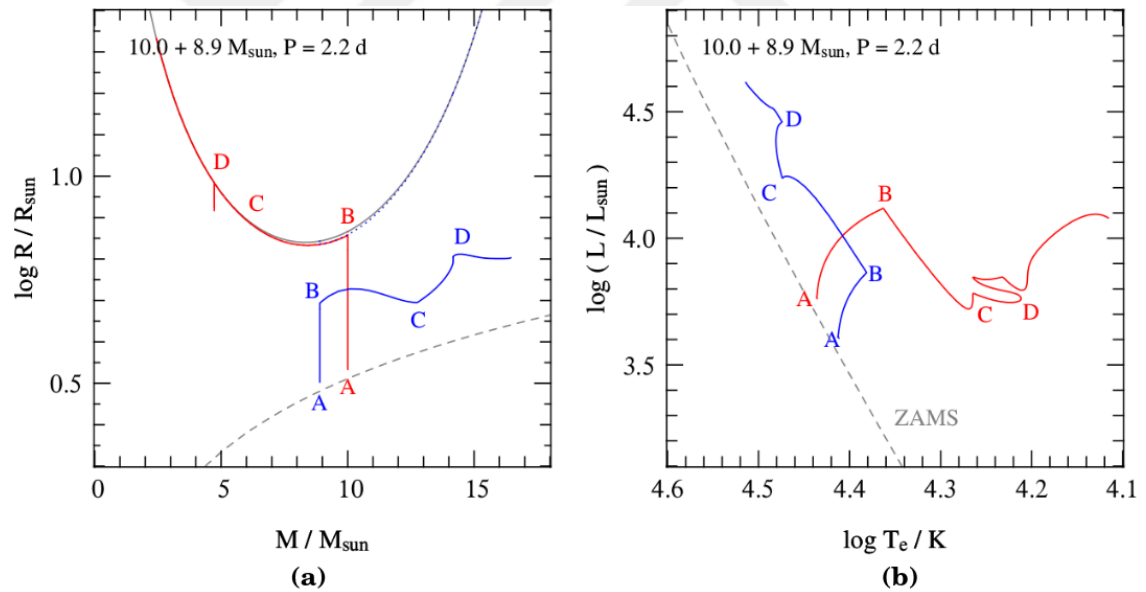
<sup>14</sup><https://courses.lumenlearning.com/suny-geneseo-astronomy/chapter/the-evolution-of-binary-star-systems/>

sıcaklıklarının neredeyse aynı olduğunu göstermesi nedeniyle, bu fark biraz yanıltıcıdır (Eaton vd. 1980). Bunların yanı sıra, ışınlı/radyatif değen çiftlerde enerji ve kütle aktarımı için fiziksel olarak makul modellerin bulunmaması, büyük kütleli çiftlerin evrimini anlamada büyük bir engeldir.

### 2.3.1. Evrim türleri

Çift sistemlerde, sistemin evrimini tanımlamak için iki farklı durum verilmektedir. Kütle aktarım dönemleri ve kütle aktarım hızları göz önüne alınarak tanımlanan bu durumlar, A durumu evrimi ve B durumu evrimi olarak tanımlanmaktadır.

**A Durumu Evrimi:** Birinci bileşen Roche lobunu doldurmaya başladığında, kütle aktarım evresi başlamış olur. Birinci bileşenin kütesinin büyük bir kısmı diğer bileşene aktarılır. Böylece kütle oranları tersine döner. A durumuna göre evrimleşen kısa periyodlu Algol türü çift sistemlerde, kütle aktarımının ilk aşaması genellikle termal zaman ölçeğinde hızlı bir kütle aktarım dönemi ve ardından çok daha uzun nükleer zaman ölçeğinde yavaş bir kütle aktarım dönemiyle devam etmektedir. Bu durum Şekil 2.19'de verilmektedir.



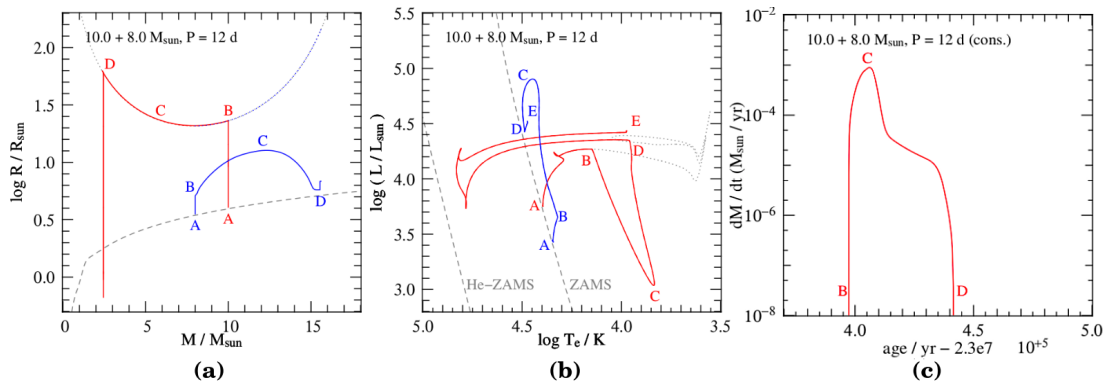
**Şekil 2.19.** Birinci bileşen kırmızı, ikinci bileşen mavi ile temsil edilmiştir. (a)  $Z=0.004$  metalisiteli,  $P=2.2$  günlük kısa periyodlu  $10.0 + 8.9 M_{\odot}$  başlangıç kütleli bir çift sistemin bileşenlerinin Kütle-Yarıçap diyagramı. (b) Bileşenlerin H-R diyagramındaki evrimleri (Pols 2011)

Şekil 2.19.a.'da A-B evresi arası sistem ayırıktır. Birinci bileşenin (kırmızı) hızlı kütle aktarım evresi, B noktasında başlar ve termal dengeye gelene kadar yani denge yarıçapı Roche yarıçapından küçük olana kadar (C noktası) devam etmektedir. Bu sırada birinci bileşen sistemdeki diğer bileşenden daha az kütleli hale gelmiştir. Diğer bir deyişle kütle

oranı tersine dönmüştür. Kütle kazanan ikinci bileşen (mavi) ise daha büyük bir ışıtmaya sahip olmuştur. Ayrıca kütle aktarımı, birinci bileşenin genişlemesiyle kontrol edilmektedir ve aktarım birinci bileşen Anakol evresinin sonuna gelinceye kadar yani nükleer zaman ölçeğinde gerçekleşmektedir (D noktası). İkinci bileşen artık artan kütlesi ile bir Anakol yıldızı için uygun bir ışıtmaya ve yarıçapa sahiptir. Bunun yanı sıra birinci bileşenden daha fazla, büyük bir ışıtmaya sahiptir. Birinci bileşen ise ikinci bileşenden daha büyük bir yarıçapa sahip olmuştur.

Bu özellikler gözlenen birçok yarı-ayrık sistem için tipik olarak ayındır, bu nedenle Algol türü sistemler olarak adlandırılır. Birinci bileşen Roche lobunu doldurmuştur ve orijinal büyük kütleli yıldız olarak yorumlanır. İkinci bileşen ise daha büyük kütleli ve daha büyük ışıtmalı yıldızdır, ancak birinci bileşenden daha küçük yarıçapa sahiptir. Yarı-ayrık sistemlerin, yavaş kütle aktarma evresi, birinci bileşenin anakolda kalacağı süre boyunca devam etmektedir.

**B Durumu Evrimi:** Birinci bileşenin kütlesine bağlı olarak periyodu birkaç gün ile 100 gün arasında değişen, orta veya büyük kütleli çiftler, erken B durumu kütle transferi yapmaktadır. Birçok durumda A durumuna benzerdir. Kütle veren bileşenin zarfının radyatif olması nedeniyle kütle transferi, kütle oranının tersine döndüğü hızlı, termal zaman ölçeği evresinde başlar. Birinci bileşenin genişlemesinin, A durumuna göre daha kısa termal zaman ölçeğinde gerçekleşmesi nedeniyle hızlı kütle aktarım evresinin daha kısa sürede gerçekleşmesi A durumundan en önemli farkıdır. Ayrıca, birinci bileşen hızlı bir evrim aşamasındadır. Bunun bir sonucu olarak, kütle oranı tersine döndükten sonra kütle transferi, birinci bileşenin genişleme süresi boyunca devam etmekte, termal zaman ölçeğinden sadece biraz daha yavaş olmaktadır. Bu nedenle, yavaş kütle aktarımı yoktur. Bu durum Şekil 2.20’de verilmektedir.

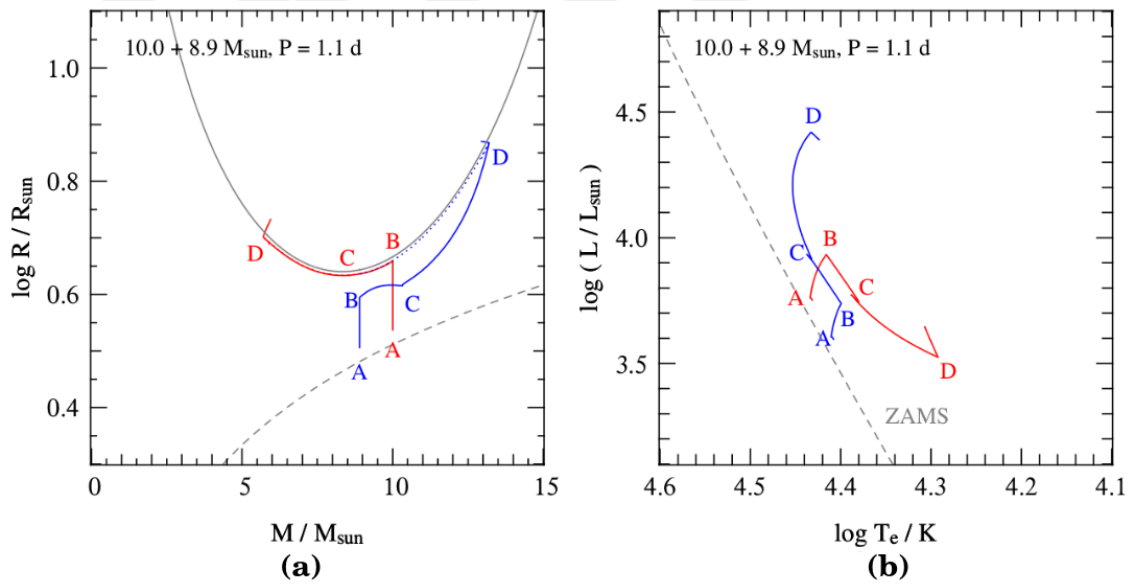


**Şekil 2.20.** Birinci bileşen kırmızı, ikinci bileşen mavi ile temsil edilmiştir. (a)  $P=12$  gün periyodlu  $10.0 + 8.0 M_{\odot}$  başlangıç kütleli, B durumu altında kütle aktaran bir çift sistemin bileşenlerinin Kütle-Yarıçap diyagramı. (b) Bileşenlerin H-R diyagramındaki evrimleri. (c) B durumu için kütle aktarım hızının zamana göre bir fonksiyonu. B-D arası aktarılan kütleinin maksimum hız noktası C noktasıdır (Pols 2011)

Kütle aktarımı, kütlenin büyük bir kısmı aktarılan kadar B-D evresi arası yüksek bir hızda devam etmektedir (Şekil 2.20.a). Birinci bileşenin H-R diyagramındaki evrim yolu (Şekil 2.20.b) kütle aktarım aşamasında(B-D arası) bir lup oluşturur, maksimum aktarım hızı (Şekil 2.20.c, C noktası), bileşenin ısıtmasının minimumu (Şekil 2.20.b, C noktası) ile çakışmaktadır. Kütle transferi sırasında ısıtmadaki düşüşün sebebi, birinci bileşenin güçlü termal dengesizliğidir: kütle veren bir yıldız, kütle kaybına yanıt olarak küçülür ve termal dengeyi kazanmak için yeniden genişlemek zorundadır.

Çekirdekte He yakıldığında (D noktasından sonra) kütle transferi durur: birinci bileşen büzülür. Bu olay birinci bileşen neredeyse sadece ince H-zengin bir tabaka ile çıplak helyum çekirdeğine kadar büzüldüğünde olur. Birinci bileşen, H-R diyagramında He-Anakolu'na yakın bir konuma hareket eder.

B durumunda kütle aktaran çiftlerin kütle aktarım evresi, A durumu çiftlerine kıyasla çok daha kısa olduğundan, gözlemsel örnekleri nadirdir. Gözlenen Algol tipi çiftlerin büyük çoğunluğu kısa periyodludur,  $P < 10$  gün. B durumunda kütle aktarımı geçiren bir çiftte bir örnek olarak  $\beta$  Lyrae verilebilir.



**Şekil 2.21.** Birinci bileşen kırmızı, ikinci bileşen mavi ile temsil edilmiştir. (a)  $P=1.1$  gün periyodlu  $10.0 + 8.9 M_{\odot}$  başlangıç kütleli, B durumu altında kütle aktaran bir çift sistemin bileşenlerinin Kütle-Yarıçap diyagramı. (b) Bileşenlerin H-R diyagramındaki evrimleri (Pols 2011)

Şekil 2.21’de kısa periyodlu bir çift sistemin evrimi verilmektedir. Bu sistemde hızlı kütle aktarımı (B-C) sırasında ikinci bileşen termal dengeye yakın kalır, ancak yavaş kütle aktarımı (C-D) sırasında evrimi hızlanır ve nihayetinde birinci bileşenin yerini alır. Sonuç olarak D noktasında bir değen çift oluşumu meydana gelmektedir.

## 2.4. RS Sagittarii Sistemi

RS Sgr (veya HD 167647 = HIP 89637 = SAO 209959) güney yarım kürede bulunan parlak bir örten çift sistemdir. Görünür parlaklığı  $6^m.03$ , yörünge dönemi  $2^g.42$  olan sistemin, sağ açıklığı  $\alpha = 18^h 17^m 36^s.2448$  saat, dik açıklığı ise  $\delta = -34^\circ 06' 26''.155$  derecedir.

Gould (1879), RS Sgr'nin bir değişen yıldız olabileceğinden şüphelenen ilk kişiydi. RS Sgr'nin bir değişen olabilirliği Roberts (1895, 1896, 1901) tarafından göz ile yapılan ölçümler ile doğrulanmıştır. Ayrıca ilk minimum zamanını ve Algol türü bir değişen olduğunu belirleyen de yine Roberts (1901)'di. Dugan & Wright (1939), O'Connell (1949, 1950), Plavec vd. (1960), Wood & Forbes (1963) ve Kreiner (1971) tarafından sistemin periyodu hakkında çalışmalar yapılmıştır. İlerleyen zamanlarda Pickering (1904), Paddock (1916), Dugan & Wright (1939), Redman (1945), O'Connell (1949, 1950), Gaposchkin (1953), Kviz (1979), Mallama (1981) ve De Laurenti & Cerruti (1988) tarafından minimum zamanları rapor edilmiştir. RS Sgr'nin ışık eğrileri Redman (1945) ve Gaposchkin (1953) tarafından elde edilmiştir. Ayrıca, sistemin çeşitli yazarlar tarafından, dar ve geniş bantta fotometrik gözlemleri yapılmış ve renkleri hakkında bilgiler verilmiştir (Hiltner vd. 1969; Lucy & Sweeney 1971; Levato 1975; Monet 1980; Cucchiaro vd. 1980; Ferrer & Sahade 1986). Ayrıca sistem, Carruthers & Page (1984) tarafından uzak mor ötesi bölgede gözlenmiştir. Fotometrik ışık eğrisi çözüm parametreleri, Roberts (1896), Shapley (1915), Baglow (1948), Kopal & Shapley (1956) ve Koch vd. (1979) tarafından hesaplanmıştır.

Sistemin tayfı, radyal hız eğrileri,  $e$  ve  $\Omega$ 'nın belirlenmesi veya yeniden hesaplanması ile elde edilen değerleri Paddock (1916), Savedoff (1951), Hiltner vd. (1969), Lucy & Sweeney (1971), Levato (1975), Monet (1980) ve Cucchiaro vd. (1980) tarafından verilmiştir. Tayfsal yörünge parametreleri Colacevich (1940), Sahade (1949) ve Ferrer & Sahade (1986) tarafından belirlenmiştir.

RS Sgr hakkında yapılmış son çalışma Bakış vd. (2010)'a aittir. Bu çalışmada sistemin yüksek çözünürlüklü tayf gözlemleri kullanılarak, tayfsal yörünge parametreleri belirlenmiştir. Ayrıca, tayflar üzerinden ölçülen radyal hız değerleri de verilmiştir. RS Sgr sistemine ait literatürde yer alan bazı parametreler Çizelge 2.1'de verilmektedir.

**Çizelge 2.1.** RS Sgr sisteminin literatürde yer alan parametreleri

| Parametre                                | Değer                                                     | Referans           |
|------------------------------------------|-----------------------------------------------------------|--------------------|
| Sağ Açıklık                              | $\alpha = 18^{\text{h}} 17^{\text{m}} 36^{\text{s}}.2448$ | Gaia Collab.(2018) |
| Dik Açıklık                              | $\delta = -34^{\circ} 06' 26''.1551$                      | Gaia Collab.(2018) |
| Dikine Hız Genliği (km/s)                | $K_1 = 88.3$ , $K_2 = 271.7$                              | Bakış vd.(2010)    |
| Kütle Oranı                              | $q = 0.325$                                               | Bakış vd.(2010)    |
| Basıklık                                 | $e = 0.0$                                                 | Bakış vd.(2010)    |
| Yörünge Eğim Açısı ( $^{\circ}$ )        | $i = 82.5$                                                | Cerruti vd.(1990)  |
| Bileşenler arası uzaklık ( $R_{\odot}$ ) | $a = 17.21$                                               | Bakış vd.(2010)    |
| Etkin Sıcaklık (K)                       | $T_1 = 15400$ , $T_2 = 8970$                              | Cerruti vd.(1990)  |
| Kütle ( $M_{\odot}$ )                    | $M_1 = 7.18$ , $M_2 = 2.41$                               | Cerruti vd.(1990)  |
| Yarıçap ( $R_{\odot}$ )                  | $R_1 = 5.11$ , $R_2 = 4.10$                               | Cerruti vd.(1990)  |
| Uzaklık (pc)                             | $d = 405$                                                 | Gaia Collab.(2018) |

## 2.5. AT Vulpeculae Sistemi

AT Vul (veya HD 345185 = SAO 87898) kuzey yarım kürede yer alan bir örten çift sistemdir. Görünür parlaklığı  $9^{\text{m}}.28$ , yörünge dönemi  $3^{\text{g}}.98$  olan sistemin, sağ açıklığı  $\alpha = 19^{\text{h}} 53^{\text{m}} 58^{\text{s}}.5332$  saat, dik açıklığı ise  $\delta = +23^{\circ} 33' 51''.8973$  derecedir.

AT Vul ilk kez Whitney (1959) tarafından değişen yıldız olarak rapor edilmiştir. Yine aynı çalışmada örten bir çift sistem olduğu da belirtilmiştir.

Sistemin yörünge dönemi, Whitney (1959), Wood & Forbes (1963) ve Giuricin vd. (1983) tarafından yapılan çalışmalarla belirlenmiştir. Whitney (1959), Kreiner (1976), Agerer & Hubscher (1998) ve Lacy (2002) tarafından minimum zamanları rapor edilmiştir. Sistemin çeşitli yazarlar tarafından, dar ve geniş bantta fotometrik gözlemleri yapılmış ve renkleri hakkında bilgiler verilmiştir (Hilditch & Hill 1975; Lacy 1992, 2002; Zakirov & Eshankulova 2004). Codella vd. (1995) ve Friedemann vd. (1996) IRAS renkleri ile ilgili çalışmalar yapmışlardır. AT Vul'un ilk UBVR fotoelektrik gözlemleri ise 1990-2001 yılları arasında Zakirov & Eshankulova (2004) tarafından yapılmıştır. Ayrıca yazarlar sistemin Vul OB1 oymağının bir üyesi olduğunu belirlemişlerdir. Öz hareketi ve spektral türü Giuricin vd. (1983) ve Nesterov vd. (1995) tarafından belirlenmiştir. Sistemin literatürde tayfsal bir çalışması bulunmamaktadır. AT Vul sistemine ait literatürde yer alan bazı parametreler Çizelge 2.2'de verilmektedir.

**Çizelge 2.2.** AT Vul sisteminin literatürde yer alan parametreleri

| Parametre                               | Değer                                                     | Referans                  |
|-----------------------------------------|-----------------------------------------------------------|---------------------------|
| Sağ Açıklık                             | $\alpha = 19^{\text{h}} 53^{\text{m}} 58^{\text{s}}.5332$ | Gaia Collab.(2018)        |
| Dik Açıklık                             | $\delta = +23^{\circ} 33' 51''.8973$                      | Gaia Collab.(2018)        |
| Dikine Hız Genliği(km/s)                | $K_1 = 80.9$                                              | Zakirov&Eshankulova(2004) |
| Kütle Oranı                             | $q = 0.48$                                                | Brancewicz&Dworak(1980)   |
| Basıklık                                | $e = 0.02$                                                | Zakirov&Eshankulova(2004) |
| Bileşenler arası uzaklık( $R_{\odot}$ ) | $a = 24.73$                                               | Brancewicz&Dworak(1980)   |
| Yörünge Eğim Açısı( $^{\circ}$ )        | $i = 80$                                                  | Budding vd.(2004)         |
| Etkin Sıcaklık(K)                       | $T_1 = 14560, T_2 = 9070$                                 | Brancewicz&Dworak(1980)   |
| Kütle( $M_{\odot}$ )                    | $M_1 = 8.66, M_2 = 4.15$                                  | Brancewicz&Dworak(1980)   |
| Yarıçap( $R_{\odot}$ )                  | $R_1 = 4.73, R_2 = 5.65$                                  | Brancewicz&Dworak(1980)   |
| Uzaklık(pc)                             | $d = 1411$                                                | Gaia Collab.(2018)        |

## 2.6. EM Bootes Sistemi

EM Boo (veya HD 130617 = HIP 72426) kuzey yarım kürede yer alan Algol türü bir örten çift sistemdir. Görünür parlaklığı  $m_v = 9^m.06$ , yörünge dönemi  $2^g.45$  olan sistemin sağ açıklığı  $\alpha = 14^{\text{h}} 48^{\text{m}} 32^{\text{s}}.2333$  saat, dik açıklığı  $\delta = +24^{\circ} 45' 03''.7993$  derecedir.

EM Boo, WDS J14485+2445AB çoklu sisteminin parlak çift sistem bileşenidir. EM Boo ilk kez Couteau (1970) tarafından Cou 304 adıyla 50 cm'lik teleskop ile gözlenmiş ve yeni bir çift sistem olarak rapor edilmiştir. Daha sonra, Hipparcos uydusu (1997) tarafından gözlenmiş ve sistemin paralaksı, renkleri ve Hipparcos bandı olan  $H_p$ ,  $B_T$ ,  $V_T$  bandlarında fotometrik gözlem verileri yayınlanmıştır. Ayrıca, Hipparcos bu çoklu sistemdeki üçüncü bileşen ile çiftin parlaklığı arasındaki farkı  $2^m.17$  olarak verirken açısal uzaklığı,  $\rho$  değerini 0.47 açısanıyesi ve konum açısı,  $\Theta$  değerini  $306^{\circ}$  olarak vermektedir. EM Boo sistemi, Hipparcos ve Tycho-2 verilerine dayanarak Fabricius vd. (2000, 2002) tarafından oluşturulan çift yıldızlar kataloğunda yer almıştır. Malkov (2006), ilk kez EM Boo'yu örten çift olarak sınıflandırmış ve örten çiftler kataloğunda yer almak üzere listelemiştir.

Szczygiel vd. (2008) koronal aktivite gösteren çift sistemler kataloğunda listelemiştir. V ve I bandı renkleri, yörünge dönemi ve uzaklığı da bu çalışmada raporlanmıştır. Hipparcos'tan sonra V bandındaki ışık değişimi gözlenen ilk çalışma yine Szczygiel vd. (2008) tarafından gerçekleştirilmiştir.

Sistemin sıcaklığına ilişkin yapılan ilk çalışma McDonald vd. (2012) tarafından yapılmıştır. Aynı çalışmada daha hassas uzaklık da belirlenmiştir. Bermejo vd. (2013) PCA(Primary Component Analysis) yardımıyla sistemin daha hassas sıcaklığını rapor etmişlerdir. EM Boo sisteminin bu zamana kadar yapılmış en son çalışması Özkardes vd.

(2018) tarafından yapılan dikine hız çözümü çalışmasıdır. Bunun dışında herhangi bir detaylı fotometrik ve spektroskopik çalışması bulunmamaktadır. Sistemin literatürde yer alan parametreleri Çizelge 2.3’de yer almaktadır.

**Çizelge 2.3.** EM Boo sisteminin literatürde yer alan parametreleri

| Parametre                 | Değer                                                     | Referans                       |
|---------------------------|-----------------------------------------------------------|--------------------------------|
| Sağ Açıklık               | $\alpha = 14^{\text{h}} 48^{\text{m}} 32^{\text{s}}.2333$ | Gaia Collab.(2018)             |
| Dik Açıklık               | $\delta = +24^{\circ} 45' 03''.7993$                      | Gaia Collab.(2018)             |
| Dikine Hız Genliği (km/s) | $K_1 = 100.7, K_2 = 120.1$                                | Özkardeş vd(2018)              |
| Kütle Oranı               | $q = 0.838$                                               | Özkardeş vd(2018)              |
| Etkin Sıcaklık (K)        | $T^1 = 5901$                                              | <sup>1</sup> McDonald vd(2012) |
|                           | $T^2 = 6023$                                              | <sup>2</sup> Bermejo vd(2013)  |
| Uzaklık (pc)              | $d = 360.4382$                                            | Gaia Collab.(2018)             |

### 3. MATERYAL VE METOT

#### 3.1. Gözlemler ve Veriler

Tez kapsamında detaylı çalışması yapılan RS Sagittarii örten çiftinin fotometrik verileri literatürdeki Hipparcos (1997)'un kendi filtresi olan  $H_p$  bandı ve Shobbrook (2005)'in Johnson- $V$  bandında yapmış olduğu gözlem verilerinden alınmıştır. Hipparcos -  $H_p$ 'un etkin olduğu dalgaboyu  $\lambda_{etkin} \approx 5005 \text{ Å}$ , Johnson -  $V$  ise  $\lambda_{etkin} \approx 5500 \text{ Å}$ 'dur.

RS Sgr sisteminin tayfsal gözlemleri ise Yeni Zelanda'da, Tekapo Gölü'ndeki Mount John Üniversite Gözlemevi'nde (MJUO) bulunan 1m çaplı McLellan teleskobu ve ona bağlı HERCULES (High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Echelle Spectrograph) tayfçekeri kullanılarak yapılmıştır (Bakış vd. 2010). Mount John dağının tepesinde yaklaşık 1029 m yükseklikte bulunan gözlemevi 1965 yılında kurulmuştur. 1m'lik McLellan teleskobunun yanı sıra, 0.4m'lik Earth&Sky teleskobu, 0.6m'lik Boller&Chivens teleskobu, 0.6m'lik Optical Craftsmen Cassegrain tipi teleskop ve 1.8m'lik MOA teleskobu da bu gözleminde bulunmaktadır. HERCULES tayfçekeri yüksek çözünürlüklü ( $R=41000$ ) bir echelle tayfçekerdir. 380 ile 880 nm dalgaboyu arasında 80 tayf bölgesinde (order) echelle tayfı elde edilebilmektedir. RS Sgr örten çift sistemi bu teleskop ve tayfçeker kullanılarak toplamda 35 kez gözlenmiştir. Elde edilen tayflara ait gözlem bilgileri Çizelge 3.1'de verilmektedir.

İncelenen bir diğer sistem olan AT Vul'un fotometrik verileri ise 1990-2001 yılları arasında Özbekistan'da bulunan Maidanak Gözlemevi'nde Zakirov & Eshankulova (2004) tarafından elde edilmiştir. Bu gözlemler sırasında Johnson UBVR filtreleri kullanılmıştır. Johnson -  $U$  bandının etkin olduğu dalgaboyu  $\lambda_{etkin} \approx 3500 \text{ Å}$ , Johnson -  $B$  bandının etkin olduğu dalgaboyu  $\lambda_{etkin} \approx 4350 \text{ Å}$ , Johnson -  $V$  bandının etkin olduğu dalgaboyu  $\lambda_{etkin} \approx 5500 \text{ Å}$  ve Johnson -  $R$  ise  $\lambda_{etkin} \approx 6350 \text{ Å}$ 'dur.

AT Vul örten çift sisteminin tayfsal gözlemleri ise La Silla/Şili'de bulunan Güney Avrupa Gözlemevi (ESO)'ndeki 2.2m çaplı MPG/ESO teleskobu ve ona bağlı bulunan FEROS tayfçekeri ile yapılmıştır (Bakış vd. 2012). MPG/ESO teleskobu 1984 yılında Almanya'da bulunan Max Planck Astronomi Enstitüsü (MPIA) tarafından kurulmuştur ve ESO ile ortaklaşa kullanılmaktadır. MPG/ESO teleskobu bir Ritchey-Chretien teleskobu olup montajı Çatal (Fork) montajdır. Gözleminde bulunan diğer teleskoplardan bazıları ise; 3.6m'lik ESO teleskobu ve 3.8m'lik NTT (New Technology Telescope) teleskobudur. FEROS tayfçekeri yüksek çözünürlüklü ( $R=48000$ ) bir echelle tayfçekerdir. 350 ile 920 nm dalga boyu arasında 39 tayf bölgesinde (order) echelle tayflar elde edilebilmektedir. AT Vul örten çift sistemi bu teleskop ve tayfçeker kullanılarak toplamda 21 kez gözlenmiştir. Elde edilen tayflara ait gözlem bilgileri Çizelge 3.2'de verilmektedir.

**Çizelge 3.1.** RS Sgr sisteminin HERCULES tayfçekeri ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem listesi

| No | Dosya Adı | HJD(2400000) | Poz Süresi(s) | S/N | Evre  |
|----|-----------|--------------|---------------|-----|-------|
| 1  | w3970058  | 53970.8574   | 289           | 95  | 0.879 |
| 2  | w3970084  | 53970.9556   | 405           | 96  | 0.920 |
| 3  | w3971007  | 53971.0291   | 500           | 90  | 0.950 |
| 4  | w3972010  | 53972.0517   | 699           | 88  | 0.373 |
| 5  | w3972019  | 53972.0933   | 642           | 78  | 0.391 |
| 6  | w3978001  | 53978.0006   | 543           | 78  | 0.836 |
| 7  | w3978010  | 53978.0573   | 893           | 78  | 0.859 |
| 8  | w3981007  | 53981.0393   | 766           | 84  | 0.094 |
| 9  | w3983002  | 53983.8032   | 422           | 92  | 0.238 |
| 10 | w3983003  | 53983.8086   | 402           | 89  | 0.240 |
| 11 | w3983009  | 53983.8373   | 485           | 86  | 0.252 |
| 12 | w3983010  | 53983.8439   | 524           | 85  | 0.255 |
| 13 | w3983019  | 53983.8817   | 628           | 86  | 0.271 |
| 14 | w3983025  | 53983.9239   | 1009          | 74  | 0.288 |
| 15 | w3983026  | 53983.9359   | 948           | 75  | 0.293 |
| 16 | w3984002  | 53984.8090   | 1204          | 112 | 0.654 |
| 17 | w3984009  | 53984.8610   | 843           | 120 | 0.676 |
| 18 | w3984016  | 53984.8936   | 1076          | 113 | 0.689 |
| 19 | w3984022  | 53984.9284   | 689           | 105 | 0.704 |
| 20 | w3984031  | 53984.9787   | 713           | 112 | 0.725 |
| 21 | w3984032  | 53984.9875   | 653           | 104 | 0.728 |
| 22 | w3985004  | 53985.0238   | 764           | 106 | 0.743 |
| 23 | w3985005  | 53985.0337   | 813           | 102 | 0.747 |
| 24 | w3985011  | 53985.0701   | 716           | 95  | 0.762 |
| 25 | w3985012  | 53985.0793   | 744           | 91  | 0.766 |
| 26 | w3985071  | 53985.9348   | 648           | 118 | 0.120 |
| 27 | w3986004  | 53986.0104   | 665           | 109 | 0.152 |
| 28 | w3986010  | 53986.0425   | 723           | 96  | 0.165 |
| 29 | w3988070  | 53988.8602   | 508           | 109 | 0.331 |
| 30 | w3989008  | 53989.0159   | 568           | 98  | 0.396 |
| 31 | w3989125  | 53989.9563   | 516           | 101 | 0.785 |
| 32 | w3989134  | 53989.9927   | 540           | 99  | 0.800 |
| 33 | w3990007  | 53990.0270   | 554           | 99  | 0.814 |
| 34 | w3990097  | 53990.9697   | 1480          | 87  | 0.205 |
| 35 | w3991084  | 53991.8993   | 499           | 105 | 0.590 |

**Çizelge 3.2.** AT Vul sisteminin FEROS tayfçekeri ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem listesi

| No | Dosya Adı | HJD(2400000) | Poz Süresi(s) | Evre  |
|----|-----------|--------------|---------------|-------|
| 1  | 359208    | 55743.613263 | 1800          | 0.000 |
| 2  | 359211    | 55743.632080 | 1200          | 0.005 |
| 3  | 359213    | 55743.647480 | 1200          | 0.009 |
| 4  | 359215    | 55743.666297 | 1800          | 0.014 |
| 5  | 359683    | 55747.588655 | 1200          | 0.999 |
| 6  | 359685    | 55747.607470 | 1800          | 0.004 |
| 7  | 361716    | 55771.462585 | 1200          | 0.997 |
| 8  | 361718    | 55771.477640 | 1200          | 0.001 |
| 9  | 361720    | 55771.496450 | 1800          | 0.005 |
| 10 | 362222    | 55775.450370 | 1800          | 0.999 |
| 11 | 362225    | 55775.472940 | 1800          | 0.004 |
| 12 | 416114    | 56146.590190 | 1200          | 0.241 |
| 13 | 416115    | 56146.604660 | 1200          | 0.244 |
| 14 | 416116    | 56146.619130 | 1200          | 0.248 |
| 15 | 416119    | 56146.646700 | 1200          | 0.255 |
| 16 | 416120    | 56146.661170 | 1200          | 0.257 |
| 17 | 416273    | 56148.610710 | 1200          | 0.748 |
| 18 | 416374    | 56148.625180 | 1200          | 0.752 |
| 19 | 416375    | 56148.639650 | 1200          | 0.756 |
| 20 | 416740    | 56153.586675 | 1200          | 0.999 |
| 21 | 416742    | 56153.606880 | 2160          | 0.004 |

Bu tez çalışması kapsamında incelenen örten çift yıldızlardan yalnızca EM Boo'nun fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Gözlemler Johnson UBVRİ filtreleri kullanılarak Akdeniz Üniversitesi UBT bölümündeki T25 teleskobu ile elde edilmiştir.

Tez kapsamında incelenen son örten çift sistem olan EM Boo ise Antalya Saklıkent'te yer alan TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) Akdeniz Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Teknolojileri bölümüne ait olan 0.6m çaplı UBT60 teleskobu ve ona bağlı SHELLYAK tayfçekeri ile yapılmıştır (Özkardeş vd. 2018). UBT60 Alt-Azimet montajlı bir teleskoptur. SHELLYAK tayfçekeri R=12000 çözünürlüklü bir echelle tayfçekerdir. 405 ile 816 nm dalgaboyu arasında 27 orderlı echelle tayflar elde edebilmektedir. EM Boo örten çift sistemi bu teleskop ve tayfçeker kullanılarak toplamda 13 kez gözlenmiştir. Elde edilen tayflara ait gözlem bilgileri Çizelge 3.3'de verilmektedir.

**Çizelge 3.3.** EM Boo sisteminin SHELLYAK tayfçekeri ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem listesi

| No | Dosya Adı | HJD(2400000) | Poz Süresi(s) | Evre  |
|----|-----------|--------------|---------------|-------|
| 1  | 787136    | 57871.3664   | 600           | 0.478 |
| 2  | 787139    | 57871.3921   | 600           | 0.489 |
| 3  | 787142    | 53971.4207   | 600           | 0.501 |
| 4  | 787227    | 57872.2797   | 600           | 0.852 |
| 5  | 791051    | 57910.5193   | 600           | 0.484 |
| 6  | 791148    | 57911.4848   | 600           | 0.878 |
| 7  | 791243    | 57912.4363   | 600           | 0.267 |
| 8  | 791639    | 57916.3941   | 600           | 0.885 |
| 9  | 791738    | 57917.3836   | 600           | 0.290 |
| 10 | 792740    | 57927.4066   | 600           | 0.387 |
| 11 | 793439    | 57934.3961   | 600           | 0.244 |
| 12 | 793939    | 57939.3927   | 600           | 0.287 |
| 13 | 794440    | 57944.4007   | 600           | 0.334 |

### 3.2. Veri İndirgeme

Yeni Zelanda'daki Mt. John Gözlemevi'nde bulunan McLellan teleskobu ve HERCULES tayfçekeri ile gözlenen RS Sgr sisteminin indirgemesi, Catenbury Üniversitesi Fizik ve Astronomi Bölümü tarafından geliştirilen bir indirgeme yazılımı olan HRSP adlı kod ile yapılmıştır. Bu kod, echelle bir tayfın indirgenmesinde izlenen standart indirgeme adımlarını kullanmaktadır (Skuljan 2004).

La Silla/Şili'deki ESO'da bulunan MPG/ESO teleskobu ve FEROS tayfçekeri ile gözlenen AT Vul sisteminin indirgemesi, FEROS için Almanya'da özel olarak geliştirilmiş bir indirgeme yazılımı olan MIDAS ile gerçekleştirilmiştir. HRSP koduna benzer şekilde, yazılım, echelle orderları ayırmanın yanında kozmik ışınları da temizleyebilmektedir. Bu yazılım ile temel indirgeme adımları olan bias görüntülerinin çıkarılması, flat normalizasyonu, echelle orderlarından tayf çıkarımı ve dalgaboyu kalibrasyonu gibi adımlar gerçekleştirilmiştir.

Saklıkent/Antalya'daki TÜBITAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan Akdeniz Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümüne ait UBT60 teleskobu ile gözlenen tez kapsamında incelenen son yıldız olan EM Boo'nun tayfları IRAF (Tody 1993) yardımı ile aşağıdaki adımlar izlenerek indirgenmiştir. Bu standart indirgeme adımları aşağıda ayrıntılı olarak verilmektedir.

- Ham görüntünün üzerine binen, sistemin elektroniğinden kaynaklanan etkilerden kurtulmak için Bias görüntüsü yıldız görüntüsünden çıkarılmıştır.
- Görüntü üzerinde yer alan, CCD'den kaynaklı kötü sütunları ayıklamak için Fixpix uygulanmıştır.
- Dünyamız sürekli olarak kozmik ışınlar maruz kalmaktadır. Gözlem sırasında verilen poz süresi ne kadar fazla ise CCD'nin maruz kaldığı kozmik ışın miktarı da o kadar fazla olur. Kozmik ışınlar CCD'ye düştüğü bölgedeki tayfa yüksek sayımlı çizgiler oluşmasına ve tayfin baskılanmasına sebep olur. Bu etkiden kurtulmak için kozmiklerin ayıklanması gerekmektedir. La Cosmic adlı .cl paketi ile görüntü üzerindeki kozmikler temizlenmiştir.
- Görüntü üzerine binen bir diğer etki olan Saçılma (Scattering) etkisinden kurtulmadan önce 2 boyutlu görüntü 1 boyuta dönüştürülür yani tayf çıkarımı (order extraction) yapılmıştır. Kontrol amaçlı yapılan bir adımdır.
- Her pixelin duyarlılığının farklı olmasından dolayı fotona verdiği tepkiler de farklıdır. Pixellerdeki bu düzensizliği modellemek ve görüntüyü bu etkilerden arındırmak için yıldız görüntüsü Flat görüntüsüne bölünmüştür.
- Bazı fotonların saçılmasından kaynaklı olarak orderlar sıfır seviyesinden yukarıda bulunur. Bu etkiye Saçılma (Scattering) etkisi denmektedir. İstenmeyen bir etki olan bu etki, IRAF'ta bulunan apscatter taskı ile görüntüden arındırılmaktadır.
- İstenmeyen bütün etkilerden kurtulduktan sonra tayf çıkarımı (order extraction) tekrar yapılmıştır.
- Pixel değerine karşılık akı şeklinde karşımıza çıkan tayfı, pixelden dalgaboyuna dönüştürmek için Th-Ar görüntüleri kullanılmaktadır. Sadece salma çizgilerinden oluşan bu görüntüye Th-Ar Atlasları yardımı ile çizgi teşhisi yapıldıktan sonra yıldız görüntüsüne uygulanarak dalgaboyu kalibrasyonu yapılmıştır.
- Elde edilen tayftaki orderlar (aperture/açıklık) aletsel etkiler nedeni ile düz değildir. Blaze profili adı verilen bir profil nedeniyle gaussian görünmektedir. Continuum taskı yardımıyla blaze profili modellenerek görüntüden çıkarılmıştır. Sonuç olarak Sürekliliği 1'e Normalize (Continuum Normalization) edilmiş bir tayf elde edilmiştir.
- IRAF'ta yer alan scopy taskı ile normalize edilmiş orderların her biri birbirinden ayrılmıştır.
- Scombine taskı ile bütün orderlar birleştirilmiş ve tek bir orderdan oluşan bir tayf elde edilmiştir.
- İki boyutlu ham görüntüden, bir boyutlu, dalgaboyu kalibre ve normalize edilmiş bir tayfa dönüştürülen görüntü radyal (dikine) hız ölçmeye ve modelleme yapmaya hazır hale gelmiştir. Radyal hız ölçümü için ilk yöntem olarak IRAF fxcor taskı kullanılmıştır. Tüm sistemler için seçilmiş çizgiler yardımı ile radyal hızlar ölçülüp ilk hızlar belirlenmiştir.

### 3.3. Analiz Yöntemleri

#### 3.3.1. Işık eğrisi analizi

Işık eğrisi analizi sistemdeki bileşenlere ait fiziksel parametreleri ( $P$ ,  $T_0$ ,  $i$ ,  $e$ ,  $q$ ,  $T_{eff1,2}$ ,  $\log g_{1,2}$ ,  $M_{1,2}$ ,  $R_{1,2}$ ) belirlemede kullanılan bir fotometrik analiz yöntemidir. Bu parametrelerden hepsi birden değişen olarak bırakılıp çözüm yapılamaz. Işık eğrisi analizinde bileşenlerin ancak sıcaklıkları oranı belirlenebilir, bu nedenle bileşenlerden birinin sıcaklığının başka bir yöntemle programa sabit olarak girilmesi gerekir. Ayrıca bileşenlerin yarıçaplarını belirleyebilmek için  $a$ , bileşenler arası uzaklığa ihtiyaç vardır. Bunun bilinmediği durumlarda ancak bileşenlerin kesirsel yarıçapları belirlenebilir.

Çift veya çoklu yıldız sistemlerinde, alınan ışık tüm bileşenlerin ışığını içermektedir. Sistemdeki bileşenlerin tayflarını ayrı ayrı elde etmek için tayfsal ayırma yöntemi kullanılmaktadır. Tayfsal ayırma veya tayfin bileşenlerine ayrılması adı verilen bu işlemi gerçekleştirmek için bileşenlerin evreye göre ışık katkılarına ihtiyaç duyulmaktadır. Hem evrelere göre bileşenlerin toplam ışığa katkılarını bulabilmek hem de fiziksel parametreleri belirlemek için ışık eğrisi analizi, PHOEBE (PHysics Of Eclipsing BinariEs) ve Wilson-Devinney (WD) programları kullanılarak yapılmıştır. Bu programlar, bu parametreleri yıldıza ait fotometri verisine en uygun model fiti diferansiyel düzeltmeler (iterasyonlar) yaparak belirlemektedirler (Wilson & Devinney 1971; Wilson 1994; Jones vd. 2019). Bunun yanı sıra farklı fotometrik bantlarda elde edilen ışık eğrilerini ve hatta dikine hız eğrisini de gözönüne alarak aynı anda analiz edip ortak bir sonuç bulabilmektedirler.

#### 3.3.2. Dikine hız ve yörünge parametrelerinin elde edilmesi

Gözlemler sonucu elde edilen tayfsal verilerin indirgenmesi ve normalize edilmesinden sonra, dikine hız ölçümlerinin yapılması için farklı yöntemler bulunmaktadır. Bu amaçla, tez çalışması kapsamında Fourier analizi yöntemine dayanan KOREL programı kullanılmıştır. Bu program yörünge parametrelerini başlangıç parametrelerine bağlı olarak hesaplayabilmektedir. Bu nedenle incelenen sistemlerin farklı yöntemlerle başlangıç parametrelerinin elde edilmesi gerekmektedir. Bunun için en temel yöntem tayflarda bileşenlerin tayf çizgileri belirlendikten sonra bu çizgilere Gaussian profilli fit edilmesi ve çizginin merkezi dalgaboyunun hesaplanmasıdır. Hesaplanan dikine hız değeri Doppler formülünde kullanılarak bileşenlerin dikine hızları belirlenmektedir. RS Sgr ve EM Boo sistemlerinin tezde kullanılan tayfsal verilerine Gauss yöntemi uygulanarak elde edilen parametreleri literatürde bulunmaktadır (Bakış vd. 2010; Özkardes vd. 2018).

AT Vul sistemi için ise başlangıç parametreleri Gauss profil fiti yöntemi ile belirlenmiştir. Bu amaçla, tayf çizgilerinden dikine hız ölçümü yapmak için incelenen çizgiye ait çizgi merkezinin doğru bir şekilde belirlenmesi gerekir. Çizgi merkezinin tayfta evreye göre görüldüğü dalgaboyu, ilgili elementin laboratuvar dalgaboyu ile

karşılaştırılarak, Doppler formülünden bu çizgiye ait dikine hız değeri (RV) hesaplanır. Laboratuvar dalga boyları National Institute of Standards and Technology (NIST<sup>15</sup>) veritabanından alınmıştır. Çizgi merkezlerinin dalga boylarının ölçülmesinde Gaussian fiti yöntemi kullanılmıştır. Ayrıca her iki bileşenin tayf çizgilerinin görüldüğü evrelerde ise IRAF programındaki “deblend” fonksiyonu kullanılmıştır. Hesaplanan RV değerleri, IRAF programında bulunan RVCOR taskı kullanılarak, gözlemcinin Yer-merkezli hareketinden kaynaklanan etkilerden arındırılmıştır. RVCOR düzeltmesi, gözlemlerin hız ölçümlerini, Yer-merkezinden Güneş merkezine taşır. Ayrıca gözlem zamanları da Güneş merkezli zamana (HJD) dönüştürülmüştür. Daha sonra her bir tayfın alındığı HJD tarihlerine karşılık gelen evreler Kreiner (2004) tarafından verilen dönem ve ephemeris zamanı kullanılarak hesaplanmıştır ve bu evrelerdeki dikine hız değerleri ile her bir bileşenin ayrı ayrı dikine hız eğrisi elde edilmiştir. Diferansiyel düzeltme yöntemi kullanılarak ölçülen dikine hız değerlerine uyan en iyi teorik fit ve sistemin yörünge parametreleri hesaplanmıştır. Çözüm sürecinde, bileşenlerin dikine hız yarı-genlikleri  $K_{1,2}$ , sistemin kütle oranı  $q$ , kütle merkezi hızı  $V_\gamma$ , yörünge basıklığı  $e$ , ve enberinin boylamı  $w$  belirlenebilmektedir. Çözüm çiftin yörüngesinin dairesel ( $e=0$ ) olduğu varsayımıyla yapılmıştır.

Bir çift sistemin her iki bileşenine ait dikine hız eğrisinin analizinden yörünge parametreleri belirlendikten sonra bileşenlerin yörüngelerinin yarı-büyük eksen uzunlukları,  $a_{1,2}$ , ve bileşenlerin kütleleri  $m_{1,2}$  yörünge eğikliğinin  $i$ , fonksiyonu olarak aşağıda verilen denklemler ile belirlenebilir.

$$a_{1,2} \sin i = (1 - e^2) K_{1,2} P / 2\pi$$

$$m_{1,2} \sin^3 i = ((1 - e^2)^{3/2} (K_{1,2} + K_{2,1})^2 K_{2,1} P) / 2\pi G$$

### 3.3.3. Tayfsal ayırma, model atmosfer ve sentetik tayf

Bir çift sistemde bileşenlerden birinin, diğer bileşeni tamamen örttüğü bir evre ve o evrede alınmış bir tayfı varsa, bu tayf ile o bileşene ait model atmosfer parametreleri belirlenebilir. Ancak diğer bileşenin model atmosfer parametrelerini belirlemek için yine de tayfsal bileşenlerine ayırıştırma yöntemini kullanmak gerekmektedir.

Çift yıldızlarda sistemde yer alan bileşenlerin her biri için sentetik tayf oluşturmak ve model parametrelerini belirlemek için tayfsal ayırma yapmak gerekmektedir. Bu tez kapsamında sistemlerin tayflarını ayırmak için de Hadrava (1995, 2004) tarafından geliştirilen bir yöntem ve program olan KOREL kullanılmıştır. KOREL, Fourier analizi yaparak bileşke tayfı bileşenlerine ayıran bir yazılımdır. Ayırıştırılmış tayfların bileşenleri temsil edebilmesi için, ışık eğrisi çözümü ile bileşenlerin elde edilen evreye karşılık ışık katkılarının bilinmesi gereklidir. Kod, sonuç olarak bileşenlerin ayrılmış tayflarını,

<sup>15</sup><https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

verilen her tayfın hassas radyal hız ölçümlerini ve sistemin yörünge parametrelerini vermektedir.

KOREL ile yapılan tayfsal ayırma sonucu sistemlerdeki bileşenlerin tayfları ayrı ayrı elde edilmiştir. Tez kapsamında  $T_e < 10000$  K sıcaklıklı olan bileşenler için Yerel Termodinamik Denge (LTE) varsayımı altında ATLAS9 (Castelli & Kurucz 2004) kodu ile model atmosferler üretilmiş, sentetik tayfların oluşturulmasında SPECTRUM277<sup>16</sup>kodu kullanılmıştır.  $T_e > 10000$  K sıcaklıklı bileşenler için ise Yerel Olmayan Termodinamik Denge (non-LTE) varsayımı altında TLUSTY (Hubeny 1988) kodu ile model atmosferler üretilmiş, sentetik tayfların oluşturulmasında SYNSPEC rutini kullanılmıştır. Hem LTE hem de non-LTE varsayımı kullanan kodlar linux ortamında çalışmaktadır. Model atmosferlerin oluşturulmasında bileşenlere ait sıcaklıklar ( $T_e$ ) ve yüzey çekim ivmeleri (logg) için başlangıç değerleri fotometrik analiz sonuçlarından alınmıştır. Hesaplanan model atmosferlerden elde edilen sentetik tayflar bileşen yıldızların tayfları ile karşılaştırılıp en küçük  $\chi^2$  elde edilene kadar atmosfer parametreleri değiştirilmiştir.

#### 3.3.4. Evrim yolunun belirlenmesi

Teorik evrim yolları H-R diyagramında konumlandığımız yıldızların elde edilen fiziksel parametrelerinin en güncel evrim hesaplamaları ile uyumunu bakmak ve incelenen sistemlerin bileşenlerinin evrimlerinde hangi aşamalarda olduğunu görmek açısından önemlidir. Bu tez çalışmasında incelediğimiz yıldızların kütleleri için evrim yolları Bertelli vd. (2009) tarafından hesaplanmış modeller kullanılarak istenilen bir metal bolluğundaki kütle için aradeğer hesabı yapmak suretiyle elde edilmiştir.

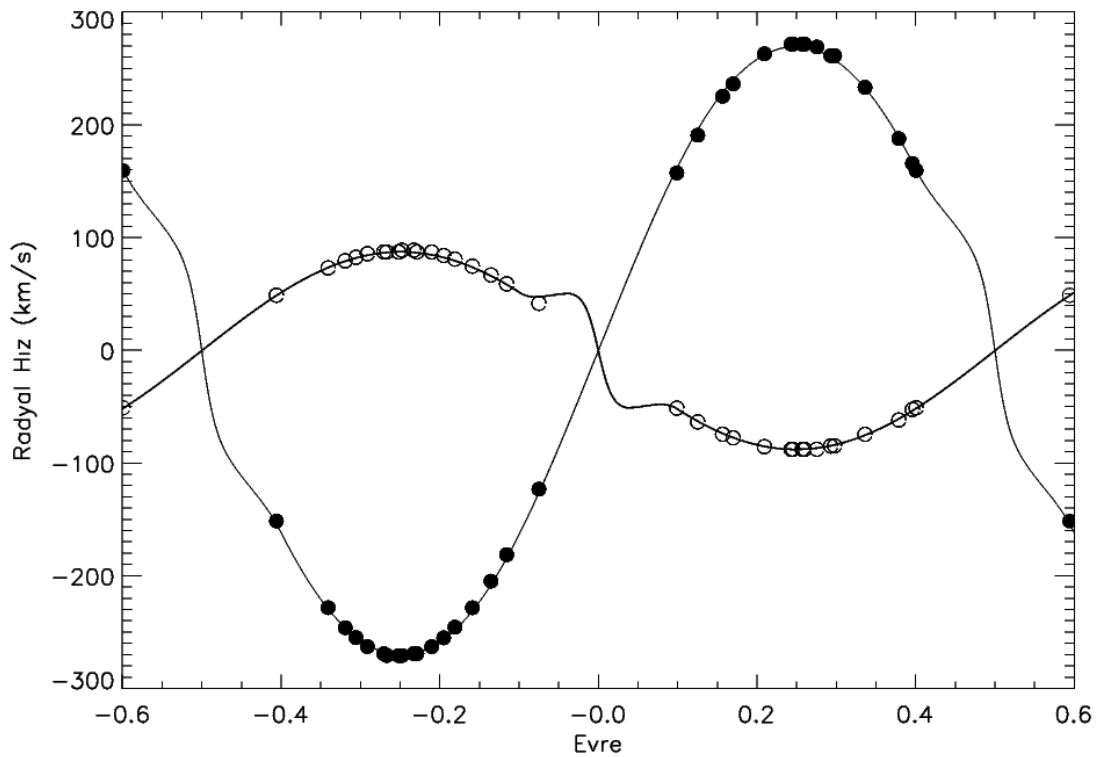
<sup>16</sup><http://www.appstate.edu/~grayro/spectrum/spectrum.html>

#### 4. BULGULAR VE TARTIŞMA

##### 4.1. Dikine Hızların Ölçülmesi ve Yörünge Parametrelerinin Hesaplanması

###### 4.1.1. RS Sgr

RS Sgr sisteminin dikine hızlarının ölçülmesi ve yörünge parametrelerinin hesaplanması için KOREL programı kullanılmıştır. Bu program için başlangıç parametreleri Bakış vd. (2010) tarafından verilen değerlerden alınmıştır. Çözümlerde yörünge dönemi  $P$ ,  $2^g.4156835$  olarak alınmıştır (Kreiner 2004). Bunun dışında kalan yörünge parametreleri olan, tutulma zamanı,  $T_0$ , basıklık  $e$ , enberinin boylamı  $\Omega$  ve bileşenlerin dikine hız yarı-genlikleri  $K_{1,2}$  analize serbest parametre olarak bırakılmıştır. Bu program kütle merkezinin hızını bulamamaktadır, ancak bileşenlerin dikine hızlarını da içinde barındıran bir mukayese tayfına göre ölçmektedir. Ayrıca, KOREL çizgileri sığ ve/veya blend olmuş tayf çizgilerinin dikine hız ölçümü ve yörünge parametrelerinin belirlenmesinde oldukça kullanışlı ve önemlidir. RS Sgr sisteminin HeI (4471 Å) ve MgII (4481 Å) çizgilerinin olduğu 127. order bölgesinin ve HeI (5015 Å) çizgisinin olduğu 113. order bölgesinin KOREL ile analizi sonucunda elde edilen dikine hız değerlerinin ortalaması alınarak oluşturulan dikine hız eğrisi Şekil 4.1’de gösterilmektedir. KOREL çözümünde tam tutulma evresi dışındaki tutulma evreleri çözüme dahil edilmemiştir. Çizelge 4.4’ de, elde edilen tayfsal yörünge parametreleri ve bu parametrelerden hesaplanan kütleler ve bileşenler arası uzaklıklar verilmektedir.



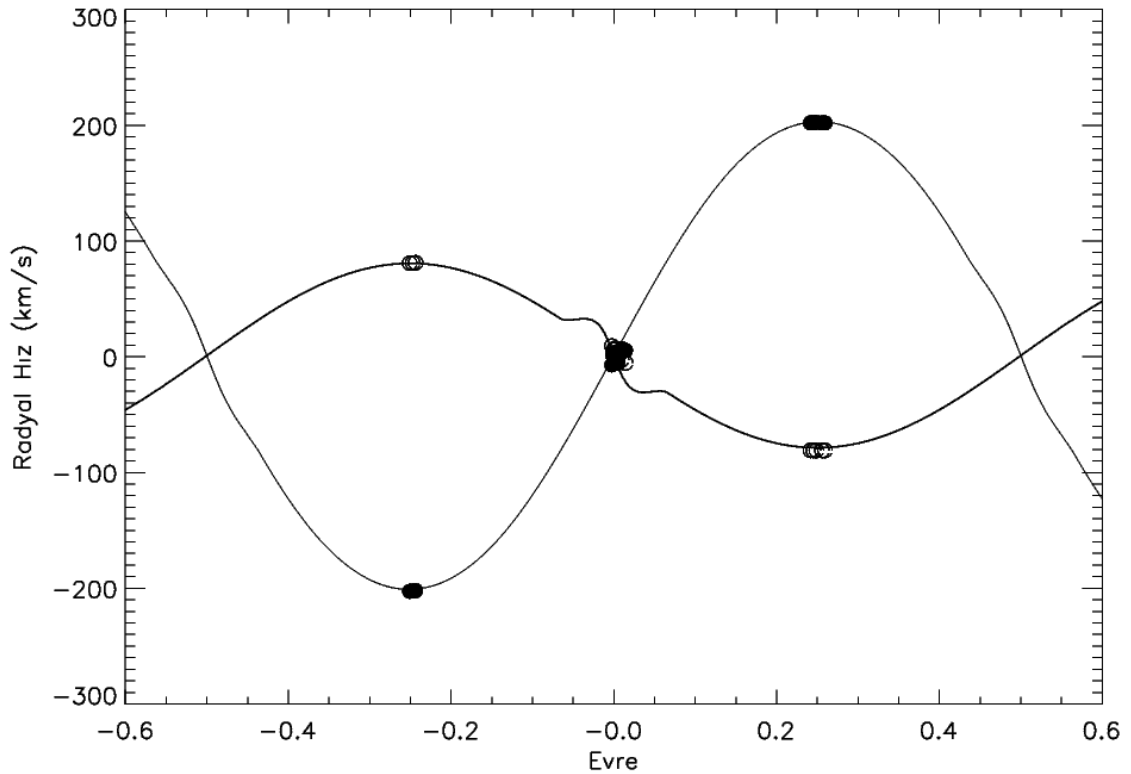
Şekil 4.1. RS Sgr sisteminin radyal hız eğrisi

**Çizelge 4.1.** RS Sgr sisteminin dikine hız ölçümleri

| No | HJD(-2400000) | Evre  | RV <sub>1</sub> | (O-C) <sub>1</sub> | RV <sub>2</sub> | (O-C) <sub>2</sub> |
|----|---------------|-------|-----------------|--------------------|-----------------|--------------------|
| 1  | 53970.8574    | 0.879 | 58.8699         | 0.0000             | -181.3520       | 0.0000             |
| 2  | 53970.9556    | 0.920 | 41.6012         | 1.2568             | -123.2467       | 1.0355             |
| 3  | 53971.0291    | 0.950 | 25.8996         | 1.1941             | -74.5753        | 1.5299             |
| 4  | 53972.0517    | 0.373 | -61.9131        | -0.7507            | 187.7808        | -0.6388            |
| 5  | 53972.0933    | 0.391 | -52.5894        | 1.3513             | 165.7089        | -0.4635            |
| 6  | 53978.0006    | 0.836 | 74.5588         | 0.1991             | -228.4512       | 0.6181             |
| 7  | 53978.0573    | 0.859 | 66.7122         | 0.1439             | -204.8773       | 0.1901             |
| 8  | 53981.0393    | 0.094 | -51.3615        | -0.2248            | 157.3176        | -0.2174            |
| 9  | 53983.8032    | 0.238 | -87.9105        | 0.2557             | 271.5746        | -0.0337            |
| 10 | 53983.8086    | 0.240 | -87.8958        | 0.3211             | 271.5779        | -0.1865            |
| 11 | 53983.8373    | 0.252 | -87.9011        | 0.2920             | 271.5628        | -0.1285            |
| 12 | 53983.8439    | 0.255 | -87.8946        | 0.2237             | 271.5730        | 0.1125             |
| 13 | 53983.8817    | 0.271 | -87.8896        | -0.7006            | 269.0139        | 0.4163             |
| 14 | 53983.9239    | 0.288 | -84.9957        | 0.1649             | 261.3829        | -0.9661            |
| 15 | 53983.9359    | 0.293 | -84.7752        | -0.3795            | 261.2510        | 1.2582             |
| 16 | 53984.8090    | 0.654 | 73.0058         | -1.1417            | -228.4204       | -0.0051            |
| 17 | 53984.8610    | 0.676 | 79.2834         | -0.6456            | -246.1525       | 0.0734             |
| 18 | 53984.8936    | 0.689 | 82.4201         | -0.3929            | -254.9529       | 0.1574             |
| 19 | 53984.9284    | 0.704 | 85.5548         | 0.3196             | -262.9489       | -0.3767            |
| 20 | 53984.9787    | 0.725 | 87.2086         | -0.2899            | -269.2659       | 0.2786             |
| 21 | 53984.9875    | 0.728 | 87.1281         | -0.6157            | -270.7901       | -0.4902            |
| 22 | 53985.0238    | 0.743 | 87.1302         | -1.1290            | -270.8657       | 1.0222             |
| 23 | 53985.0337    | 0.747 | 88.6562         | 0.3926             | -270.7949       | 1.1066             |
| 24 | 53985.0701    | 0.762 | 88.6855         | 0.9070             | -269.2642       | 1.1429             |
| 25 | 53985.0793    | 0.766 | 87.1288         | -0.3998            | -269.2499       | 0.3875             |
| 26 | 53985.9348    | 0.120 | -63.5747        | -1.2704            | 190.7417        | -1.1963            |
| 27 | 53986.0104    | 0.152 | -74.5431        | -1.2250            | 225.2687        | -0.5985            |
| 28 | 53986.0425    | 0.165 | -77.7067        | -0.5454            | 236.2864        | -1.4202            |
| 29 | 53988.8602    | 0.331 | -74.5823        | 1.2180             | 233.1297        | -0.3845            |
| 30 | 53989.0159    | 0.396 | -51.0681        | 0.7834             | 159.4555        | -0.2816            |
| 31 | 53989.9563    | 0.785 | 87.1274         | 1.5394             | -262.9647       | 0.6941             |
| 32 | 53989.9927    | 0.800 | 83.9871         | 0.8232             | -255.1092       | 1.0819             |
| 33 | 53990.0270    | 0.814 | 80.8170         | 0.6146             | -245.7129       | 1.3551             |
| 34 | 53990.9697    | 0.205 | -85.5533        | -0.2298            | 262.8948        | 0.0438             |
| 35 | 53991.8993    | 0.590 | 48.7573         | -0.1964            | -151.4820       | -0.6787            |

#### 4.1.2. AT Vul

AT Vul sisteminin daha önce literatürde yapılmış bir tayfsal çalışması bulunmamaktadır. Bu nedenle, bu sistemin KOREL ile çözümleri için başlangıç parametreleri Gaussian çizgi fiti yöntemi ile okunan dikine hızların çözümünden elde edildi. Bu amaç için  $H\beta$  ve  $H\alpha$  çizgileri kullanılmıştır. Bu farklı 2 tayf bölgesinden ölçülen dikine hızların, ortalama değerleri alınmıştır. Çözümlerde yörünge dönemi  $P$ ,  $3^g.9803888$  olarak alınmıştır (Kreiner 2004). Bundan sonraki adımlar RS Sgr sistemi için yapılan KOREL uygulaması ile aynıdır. AT Vul sisteminin HI (4340 Å) çizgisinin olduğu order ile, HI (4860 Å) ve HeI (4920 Å) çizgilerinin olduğu orderın KOREL ile analizi sonucunda elde edilen dikine hız değerlerinin ortalaması alınarak oluşturulan dikine hız eğrisi Şekil 4.2’de gösterilmektedir. Çizelge 4.4’ de, elde edilen tayfsal yörünge parametreleri ve bu parametrelerden hesaplanan kütleler ve bileşenler arası uzaklıklar verilmektedir.



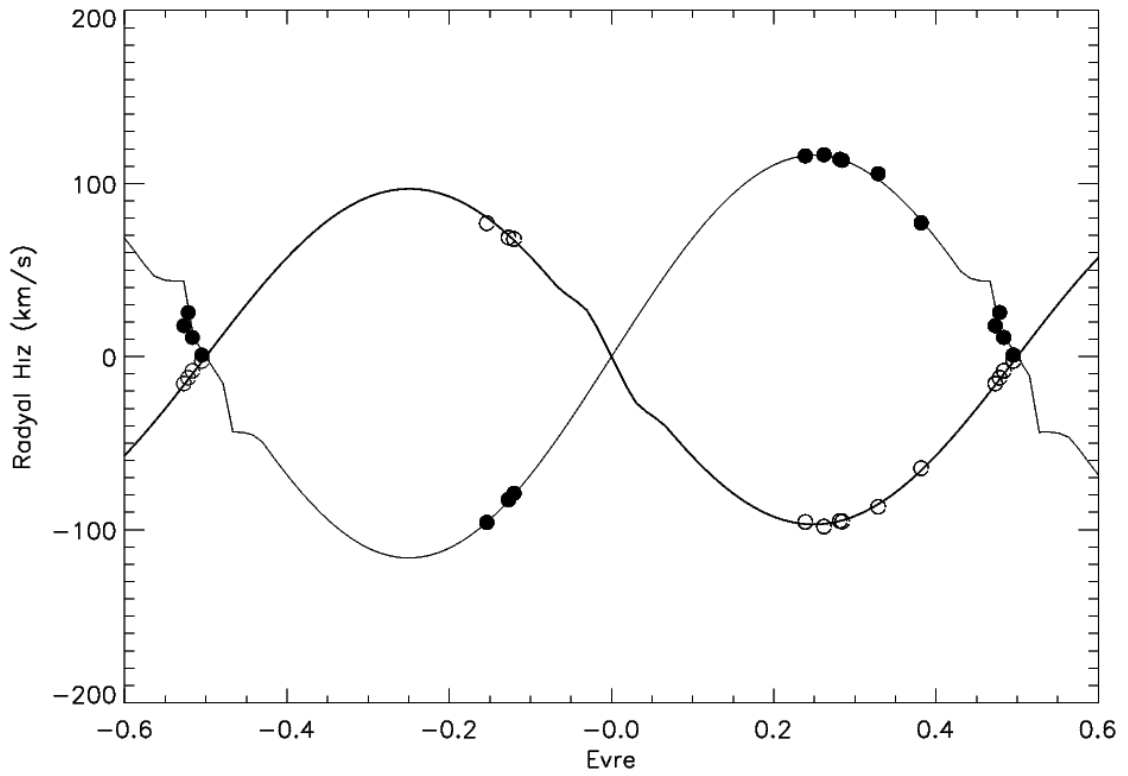
Şekil 4.2. AT Vul sisteminin radyal hız eğrisi

**Çizelge 4.2.** AT Vul sisteminin dikine hız ölçümleri

| No | HJD(-2400000) | Evre  | RV <sub>1</sub> | (O-C) <sub>1</sub> | RV <sub>2</sub> | (O-C) <sub>2</sub> |
|----|---------------|-------|-----------------|--------------------|-----------------|--------------------|
| 1  | 53970.85740   | 0.000 | 5.8951          | 4.4404             | 3.8990          | 7.5363             |
| 2  | 53970.95560   | 0.005 | 0.7938          | 1.7450             | 2.6143          | 0.2369             |
| 3  | 53971.02910   | 0.009 | -2.7212         | 0.1984             | 7.0160          | -0.2825            |
| 4  | 53972.05170   | 0.014 | -5.3546         | -0.0322            | 5.4564          | -7.8491            |
| 5  | 53972.09330   | 0.999 | 6.0982          | 4.0047             | 2.3381          | 7.5723             |
| 6  | 53978.00060   | 0.004 | -5.5120         | -5.2000            | 1.8273          | 1.0477             |
| 7  | 53978.05730   | 0.997 | 9.2136          | 6.0457             | -7.0279         | 0.8908             |
| 8  | 53981.03930   | 0.001 | 7.2513          | 6.0076             | -2.6221         | 0.4862             |
| 9  | 53983.80320   | 0.005 | 1.4198          | 2.5811             | 2.3577          | -0.5466            |
| 10 | 53983.80860   | 0.999 | 2.6159          | 0.3930             | -5.4568         | 0.0991             |
| 11 | 53983.83730   | 0.004 | 1.4189          | 2.0816             | 0.9467          | -0.7114            |
| 12 | 53983.84390   | 0.241 | -80.8939        | -0.1345            | 202.1186        | 0.2185             |
| 13 | 53983.88170   | 0.244 | -80.9033        | -0.0225            | 202.2489        | 0.0453             |
| 14 | 53983.92390   | 0.248 | -80.9792        | -0.0191            | 202.3948        | -0.0069            |
| 15 | 53983.93590   | 0.255 | -80.9038        | 0.0902             | 202.1158        | -0.3709            |
| 16 | 53984.80900   | 0.257 | -80.9872        | -0.0366            | 202.0816        | -0.2963            |
| 17 | 53984.86100   | 0.748 | 80.8974         | -0.0690            | -202.6900       | -0.2758            |
| 18 | 53984.89360   | 0.752 | 81.0338         | 0.0345             | -202.4006       | 0.0959             |
| 19 | 53984.92840   | 0.756 | 81.1858         | 0.1959             | -202.0486       | 0.4246             |
| 20 | 53984.97870   | 0.999 | 1.0911          | -1.2151            | -5.5360         | 0.2273             |
| 21 | 53984.98750   | 0.004 | 2.2586          | 2.5357             | -5.4515         | -6.1461            |

#### 4.1.3. EM Boo

EM Boo sisteminin de literatürde dikine hız çalışması bulunmaktadır (Özkardeş vd. 2018). Bu çalışmadaki parametreler başlangıç parametreleri olarak KOREL uygulaması için seçildi. Bu sistemin tayf gözlemleri ve fotometrik gözlemlerinde 3. bir cismin ışığı sisteme dahil olmaktadır. Bu nedenle hem ışık eğrisi hem de tayfsal analizlerde bu 3. cismin katkısı gözönüne alınmıştır. Işık eğrisi çözümünden bu cismin de ışık katkısı belirlenmiştir. Dolayısıyla EM Boo sisteminin KOREL çözümünde 3. cismin ışık katkısı gözönüne alınmıştır. Çözümlerde yörünge dönemi  $P$ , 2<sup>g</sup>.446241 olarak alınmıştır (Kreiner 2004). Bundan sonraki adımlar RS Sgr sistemi için yapılan KOREL uygulaması ile aynıdır. EM Boo sisteminin HI (6560 Å) çizgisinin olduğu orderın KOREL ile analizi sonucunda elde edilen dikine hız değerleri ile oluşturulan dikine hız eğrisi Şekil 4.3’de gösterilmektedir. Çizelge 4.4’ de, elde edilen tayfsal yörünge parametreleri ve bu parametrelerden hesaplanan kütleler ve bileşenler arası uzaklıklar verilmektedir.



Şekil 4.3. EM Boo sisteminin radyal hız eğrisi

Çizelge 4.3. EM Boo sisteminin dikine hız ölçümleri

| No | HJD<br>(-2400000) | Evre  | $RV_1$  | $(O-C)_1$ | $RV_2$  | $(O-C)_2$ | $RV_3$ | $(O-C)_3$ |
|----|-------------------|-------|---------|-----------|---------|-----------|--------|-----------|
| 1  | 53970.85740       | 0.478 | -15.543 | -0.025    | 17.850  | -0.690    | -1.038 | -0.085    |
| 2  | 53970.95560       | 0.489 | -8.244  | 0.883     | 11.072  | 0.185     | 0.037  | 0.990     |
| 3  | 53971.02910       | 0.501 | -2.545  | -0.549    | 0.906   | -1.443    | -0.877 | 0.076     |
| 4  | 53972.05170       | 0.852 | 77.061  | -2.475    | -95.810 | -0.537    | -0.855 | 0.098     |
| 5  | 53972.09330       | 0.484 | -12.271 | -0.008    | 25.470  | 10.774    | 0.501  | 1.477     |
| 6  | 53978.00060       | 0.878 | 68.862  | -0.204    | -82.658 | 0.024     | -3.004 | -2.027    |
| 7  | 53978.05730       | 0.267 | -98.183 | -1.122    | 116.622 | 0.388     | -2.632 | -1.654    |
| 8  | 53981.03930       | 0.885 | 67.971  | 1.926     | -78.978 | 0.081     | -1.390 | -0.410    |
| 9  | 53983.80320       | 0.290 | -95.281 | -0.350    | 113.405 | -0.286    | -2.289 | -1.309    |
| 10 | 53983.80860       | 0.387 | -64.496 | 0.706     | 77.288  | -0.820    | -1.432 | -0.446    |
| 11 | 53983.83730       | 0.244 | -95.538 | 1.689     | 115.968 | -0.494    | 0.202  | 1.193     |
| 12 | 53983.84390       | 0.287 | -94.935 | 0.368     | 114.024 | -0.142    | 0.850  | 1.844     |
| 13 | 53983.88170       | 0.334 | -86.766 | -1.504    | 105.683 | 3.533     | -2.959 | -1.963    |

**Çizelge 4.4.** RS Sgr, AT Vul ve EM Boo sistemlerinin tayfsal yörünge parametreleri

| Parametre(Birim)             | RS Sgr               | AT Vul               | EM Boo               |
|------------------------------|----------------------|----------------------|----------------------|
| $P$ (gün)                    | 2.415683             | 3.980389             | 2.446243             |
| $T_0$ (gün)                  | $2503.587 \pm 0.003$ | $2503.572 \pm 0.003$ | $2502.374 \pm 0.003$ |
| $K_1$ (km/s)                 | $88.39 \pm 0.13$     | $81.23 \pm 0.75$     | $97.33 \pm 0.50$     |
| $K_2$ (km/s)                 | $271.53 \pm 0.13$    | $202.07 \pm 0.79$    | $117.17 \pm 0.52$    |
| $e$                          | 0.0                  | 0.0                  | 0.0                  |
| $q$                          | $0.31 \pm 0.02$      | $0.38 \pm 0.02$      | $0.83 \pm 0.03$      |
| $a_1 \sin i$ ( $R_\odot$ )   | $4.192 \pm 0.006$    | $6.351 \pm 0.080$    | $4.677 \pm 0.024$    |
| $a_2 \sin i$ ( $R_\odot$ )   | $12.885 \pm 0.006$   | $15.799 \pm 0.080$   | $5.630 \pm 0.025$    |
| $m_1 \sin^3 i$ ( $M_\odot$ ) | $8.801 \pm 0.004$    | $6.688 \pm 0.034$    | $1.366 \pm 0.006$    |
| $m_2 \sin^3 i$ ( $M_\odot$ ) | $2.863 \pm 0.004$    | $2.688 \pm 0.034$    | $1.135 \pm 0.005$    |

## 4.2. Işık Eğrisi ve Fiziksel Parametreler

### 4.2.1. RS Sgr

RS Sgr örten çift sistemi, bileşenlerinden ikincisinin Roche Lobunu doldurduğu ve birinci bileşene madde aktardığı bilinen yarı-ayrık bir sistemdir. Sistemin Hipparcos ve Johnson V bandı ışık eğrilerinin çözümünde ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık çift sistemler için kullanılan Mod 5 uygulanmıştır. Bu modda, sabit tutulan parametreler birinci bileşenin etkin sıcaklığı  $T_1$ , ikinci bileşenin yüzey potansiyeli  $\Omega_2$  ve ışıyım gücü  $L_2$  değerleri iken serbest bırakılabilen parametreler kütle oranı  $q$ , yörünge dönemi  $P$ , yörünge eğim açısı  $i$ , birinci bileşenin yüzey potansiyeli  $\Omega_1$  ve ikinci bileşenin etkin sıcaklığı  $T_2$ 'dir. Bu parametrelerden özellikle  $q$ , kütle oranı dikine hız eğrisi analizinden bulunmaktadır. Bu nedenle RS Sgr ve diğer sistemler için  $q$  parametresi dikine hız eğrisinden bulunan değerde sabit tutulmaktadır. En önemli sabit girilmesi gereken parametre birinci bileşenin sıcaklığıdır. Birinci bileşenin sıcaklığını belirlemek amacıyla bileşenin kızılaştırılmadan arındırılmış renkleri elde edilmiştir. Bu renklerin ve yıldızlararası soğurmayı belirlemek için Johnson & Morgan (1953) tarafından verilen  $Q$  yöntemi kullanılmıştır. RS Sgr sisteminin literatürde verilen (U-B) ve (B-V) renk değerleri kullanılarak bu sisteme ait  $Q$  parametresi belirlenmiştir. Literatürde RS Sgr için standart renkler Schild, Garrison & Hiltner (1983) tarafından U-B=-0.63, B-V=-0.08 ve V=6.01 olarak verilmiştir. Bu renkler aşağıdaki denklemde kullanılarak  $Q$  parametresi belirlenmiştir.  $E(U-B)/E(B-V)$  için ortalama değer olan 0.72 kullanılmıştır. Buna göre hesaplanan  $Q$  parametresi RS Sgr sistemi için -0.572' dir.

$$Q = (U - B) - (B - V) \frac{E(U - B)}{E(B - V)}$$

Ayrıca aşağıdaki denklemler kullanılarak elde edilen  $Q$  parametresi, renk artığının, görünür bölgedeki soğurma katsayısının ve kızıllaştırılmadan arındırılmış renklerin bulunmasında kullanılmaktadır.

$$(B - V)_0 = 0.332(B - V)$$

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$$

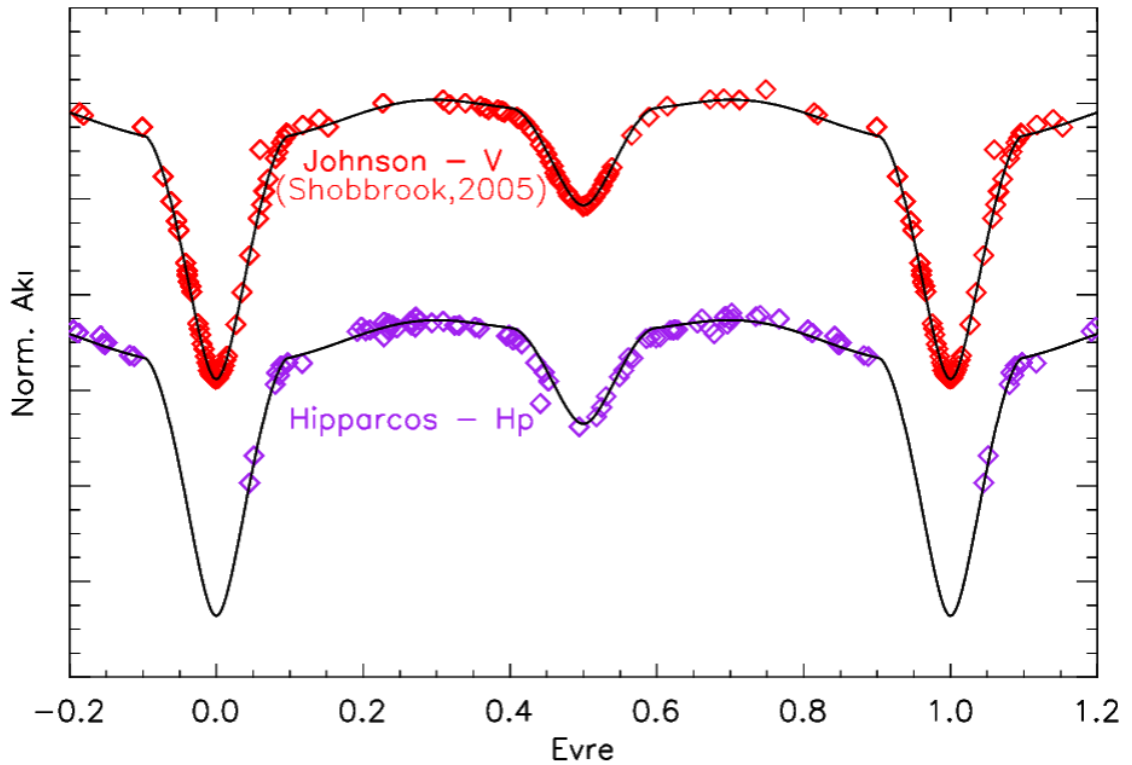
$$\frac{A_V}{E(B - V)} = 3.1$$

RS Sgr yıldızının renk artığı ve soğurma katsayısı sırasıyla  $E(B - V) = 0.122$  ve  $A_v = 0.378$  kadir şeklinde belirlenmektedir. Ayrıca, RS Sgr sisteminin de birinci bileşenin  $(B - V)_0$  ve  $(U - B)_0$  değerleri sırasıyla  $-0.202$  ve  $-0.718$  şeklinde hesaplanmıştır. Bulunan bu kızıllaştırılmadan arındırılmış renkler kullanılarak RS Sgr için sıcaklık Flower (1996)'da verilen kalibrasyon tablolarından 17000 K olarak belirlenmektedir.

Sistemin bulunan sıcaklığı birinci bileşenin sıcaklığı için girdi parametresi olarak alınmıştır ve ikinci bileşenin sıcaklığı serbest parametre olarak iterasyona sokulmuştur. Çözümün her bir adımında logaritmik kenar kararma katsayısı kullanılmıştır. Bolometrik,  $H_p$  (505 nm) ve V bandı (550nm) için gerekli kenar kararma katsayıları Van Hamme (1993) tablolarından kullanılmıştır. RS Sgr için hem birinci hem de ikinci bileşen için radyatif zarflar durumuna uygun olan, bolometrik albedoları,  $A_{1,2} = 1$  ve çekim kararma katsayıları,  $g_{1,2} = 1$  şeklinde alınmıştır. Yüzey potansiyeli  $\Omega_1$ , bileşenlerin ışık katkıları  $l_{1,2}$  ve yörünge eğikliği  $i$  analizlere serbest parametre olarak girilmiştir. İkinci bileşenin yüzey potansiyeli yarı-ayrık ışık eğrisi modellemede sistemin kütle oranı tarafından belirlendiğinden  $\Omega_2$  potansiyeli çözüm sırasında serbest bırakılmamıştır. Ayrıca yörünge basıklığı,  $e$  ve enberinin boylamı,  $w$  dairesel yörünge varsayımı gereği sabit alınmışlardır. RS Sgr sisteminin ephemeris zamanı  $T_0 = 2420586.392$  ve yörünge dönemi ise  $P = 2^9.41568381$  olarak alınmıştır (Kreiner 2004).  $T_0$  zamanı serbest bırakılarak iterasyona sokulmuştur. Gözlemsel veriyi en iyi temsil eden sentetik veriyi üreten parametreler ışık eğrisi çözümünün verdiği sonuçlar olarak kabul edilmiştir. Bu çözümden elde edilen ışık katkıları kullanılarak RS Sgr sisteminin tayfları bileşenleri ayrılmış ve herbir bileşenin tayflarına atmosfer modeli yapılarak bileşenlerin sıcaklıkları belirlenmiştir. Bu yöntem Bölüm 4.4'te anlatılmaktadır. Buradan belirlenen birinci bileşenin sıcaklık değeri 19000 K ışık eğrisi çözümünde sabit olarak girilmiş ve analiz yeniden yapılmıştır. Sonuçta ikinci bileşenin belirlenen sıcaklığı tayf modelinden belirlenen sıcaklıkla uyum içinde bulunmuştur. Bu nedenle elde edilen parametreler en iyi çözüm parametresi olarak gözönüne alınmıştır. RS Sgr sisteminin ışık eğrisi analizinden elde edilen sonuç parametreleri Çizelge 4.5'de verilmektedir. Işık eğrisi çözümü ile üretilen sentetik ışık eğrisi ise Şekil 4.4'de verilmektedir.

**Çizelge 4.5.** RS Sgr sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen model parametreleri

| Parametre (Birim) | Birinci Bileşen           | İkinci Bileşen  |
|-------------------|---------------------------|-----------------|
| $P$ (gün)         | 2.4156835                 |                 |
| $T_0$ (gün)       | $2452502.4058 \pm 0.0003$ |                 |
| $i$ ( $^\circ$ )  | $82.65 \pm 0.01$          |                 |
| $e$               | $0.0 \pm 0.0$             |                 |
| $a$ ( $R_\odot$ ) | $17.32 \pm 0.16$          |                 |
| $q$               | $0.311 \pm 0.008$         |                 |
| $L_{V1,2}/L_T$    | $0.76 \pm 0.01$           | $0.24 \pm 0.01$ |
| $L_{Hp1,2}/L_T$   | $0.80 \pm 0.01$           | $0.20 \pm 0.01$ |
| $T_{eff}$ (K)     | $19000 \pm 150$           | $9600 \pm 100$  |
| $logg$ (cgs)      | $3.97 \pm 0.02$           | $3.52 \pm 0.03$ |
| $M$ ( $M_\odot$ ) | $8.98 \pm 0.18$           | $2.92 \pm 0.13$ |
| $R$ ( $R_\odot$ ) | $5.15 \pm 0.06$           | $4.97 \pm 0.06$ |

**Şekil 4.4.** RS Sgr sisteminin Hipparcos  $H_p$  ve Johnson V bandlarındaki gözlemsel ışık eğrileri ve elde edilen teorik model fitleri

#### 4.2.2. AT Vul

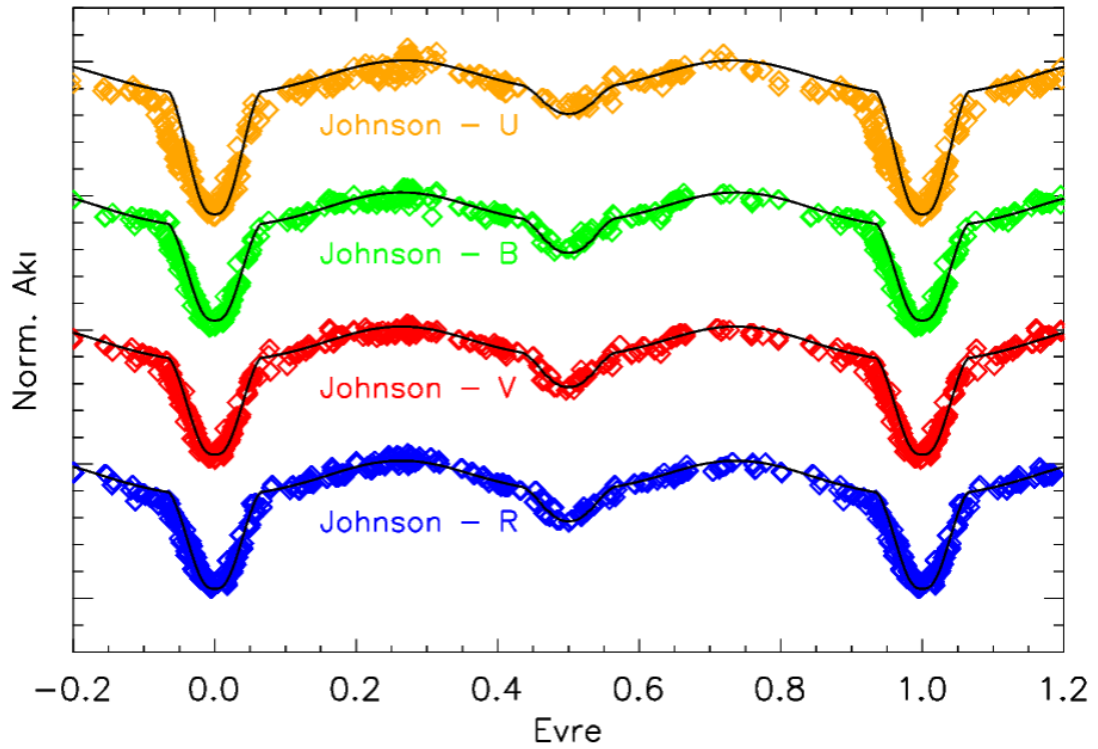
AT Vul örten çift sistemi de bileşenlerinden ikincisinin Roche Lobunu doldurduğu ve birinci bileşene madde aktardığı bilinen yarı-ayrık bir sistemdir. Işık eğrileri çözümlenirken ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık çift sistemler için kullanılan Mod 5 uygulanmıştır.

AT Vul sistemi de RS Sgr sistemine yapısal olarak benzemektedir. Bu sistem için de sabit parametreler ve serbest parametrelerin oluşturulması RS Sgr için yapılan adımları izlemektedir. Zakirov ve Eshankulova (2004)'nın mutlak fotometrisinden ikinci minimumda, baş bileşenin ikinci bileşenin önünde olduğu anda, sistemin renkleri elde edilmiştir. Bu evrede sistemin renkleri  $U-B = -0.455(0.019)$  ve  $B-V = 0.454(0.006)$  dir. AT Vul sisteminin tayflarına bakıldığında her iki bileşen de HeI 4471 Å çizgisi içermektedir. Yani her iki bileşen de A0'dan daha ön tayf türündedir ve Q-yöntemini güvenle kullanabiliriz. Q yöntemini sistemin kızışmış renklerine uyguladığımızda  $(U - B)_0 = -0.978 (0.018)$ ,  $(B - V)_0 = -0.272 (0.005)$  bulunur. Bulunan bu kızıştırmadan arındırılmış renkler kullanılarak AT Vul için sıcaklık Flower (1996)'da verilen kalibrasyon tablolarından 26120 K olarak belirlenmektedir. Ancak, renklerin alındığı evre belli olmadığı için bu sıcaklık belli bir bileşenin sıcaklığına karşılık gelmemektedir.

AT Vul sistemi 0.0 evrede tam tutulma göstermektedir. Dolayısıyla bu evrede alınan tayfa yapılan model atmosfer ile ikinci bileşenin doğrudan sıcaklık ve çekim ivmesi bulunabilir. AT Vul sisteminin 0.0 evrede alınmış tayfı bulunmaktadır. Bu nedenle bu evredeki tayfa atmosfer modeli uygulanmış ve ikinci bileşenin sıcaklığı 16500 K olarak belirlenmiştir. Belirlenen bu sıcaklık ikinci bileşenin sıcaklığı olarak sabit tutulmuştur. Radyatif zarflı yıldızlar için geçerli olan Albedo ve çekim kararma katsayıları bu sistem için de kabul edilmiştir. Kenar kararma katsayıları herbir filtre için hesaplanmıştır (Van Hamme 1993). Birinci bileşenin sıcaklığı ve ikinci bileşenin yüzey potansiyeli ( $\Omega_2$ ), birinci bileşenin ışık katkısı ( $l_1$ ) ve yörünge eğikliği ( $i$ ) analizlere serbest parametre olarak girilmiştir. Sistemin ephemeris zamanı  $T_0 = 2429906.936$  ve yörünge dönemi ise  $P = 3^s.980382$  olarak alınmıştır (Kreiner 2004). Kütle oranı sistemin dikine hız çözümünden bulunan değerde sabit tutulmuştur. Bu çözümünden elde edilen ışık katkıları kullanılarak AT Vul sisteminin tayfları bileşenlerine ayrılmış ve herbir bileşenin tayflarına atmosfer modeli yapılarak bileşenlerin sıcaklıkları belirlenmiştir. Sonuçta birinci bileşenin belirlenen sıcaklığı tayf modelinden belirlenen sıcaklıkla uyum içindedir. Bu nedenle elde edilen parametreler en iyi çözüm parametresi olarak gözönüne alınmıştır. AT Vul sisteminin ışık eğrisi analizinden elde edilen sonuç parametreleri Çizelge 4.6'de verilmektedir. Işık eğrisi çözümü ile üretilen sentetik ışık eğrisi ise Şekil 4.5'de verilmektedir.

**Çizelge 4.6.** AT Vul sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen model parametreleri

| Parametre (Birim) | Birinci Bileşen           | İkinci Bileşen    |
|-------------------|---------------------------|-------------------|
| $P$ (gün)         | 3.980389                  |                   |
| $T_0$ (gün)       | $2452503.5725 \pm 0.0003$ |                   |
| $i$ ( $^\circ$ )  | $81.391 \pm 0.008$        |                   |
| $e$               | $0.0 \pm 0.0$             |                   |
| $a$ ( $R_\odot$ ) | $22.780 \pm 0.566$        |                   |
| $q$               | $0.385 \pm 0.025$         |                   |
| $L_{U,2}/L_T$     | $0.44 \pm 0.01$           | $0.56 \pm 0.01$   |
| $L_{B,2}/L_T$     | $0.38 \pm 0.01$           | $0.62 \pm 0.01$   |
| $L_{V,2}/L_T$     | $0.36 \pm 0.01$           | $0.64 \pm 0.01$   |
| $L_{R,2}/L_T$     | $0.35 \pm 0.01$           | $0.65 \pm 0.01$   |
| $T_{eff}$ (K)     | $31000 \pm 300$           | $16250 \pm 250$   |
| $logg$ (cgs)      | $4.301 \pm 0.079$         | $3.215 \pm 0.098$ |
| $M$ ( $M_\odot$ ) | $7.249 \pm 0.523$         | $2.794 \pm 0.417$ |
| $R$ ( $R_\odot$ ) | $2.983 \pm 0.187$         | $6.827 \pm 0.243$ |

**Şekil 4.5.** AT Vul sisteminin Johnson - UBVR bandlarındaki gözlemsel ışık eğrileri ve elde edilen teorik model fitleri

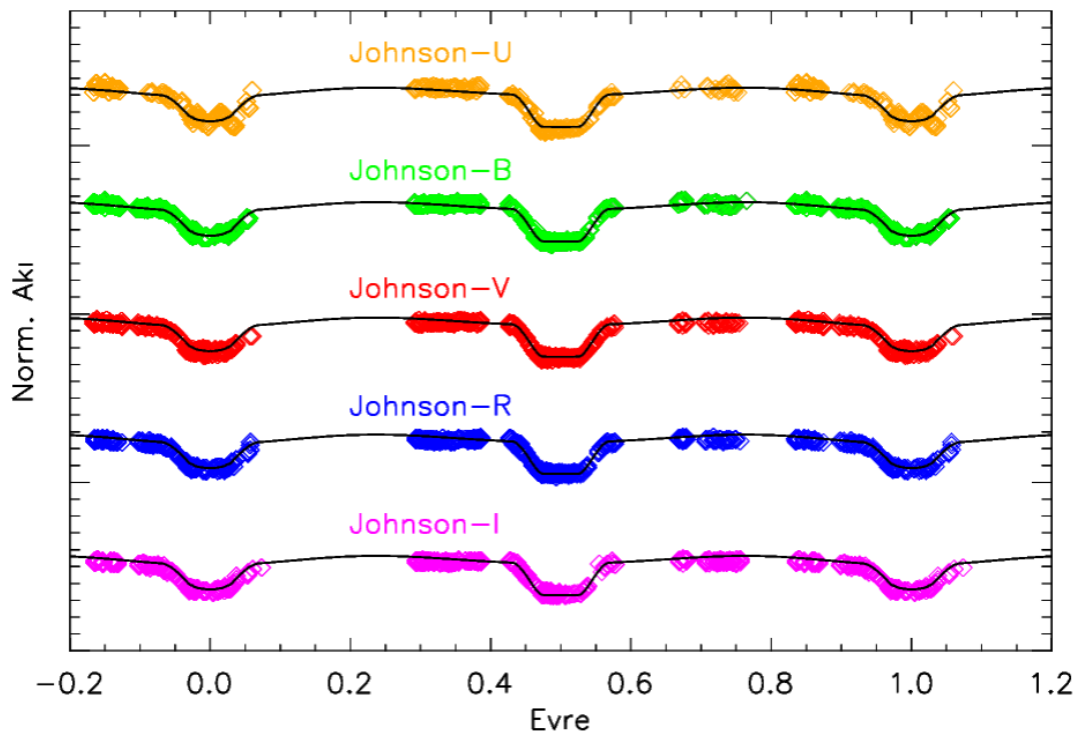
#### 4.2.3. EM Boo

EM Boo sisteminin geri tayf türünden ayrık bir örten çift sistem olduğu bilinmektedir. Bileşenlerden biri Roche Lobunu doldurmak üzeredir. Ancak kütle aktarımı bu sistem için henüz söz konusu değildir. EM Boo sisteminin literatürde detaylı bir çalışması yer almamaktadır. Bu tez ile EM Boo için ilk kez fotometrik ve spektroskopik olarak detaylı bir çalışma gerçekleştirilmiştir.

Bermejo vd. (2013) ve McDonald vd. (2012), sistemin sıcaklığını sırasıyla 6000 K ve 5900 K olarak belirlemiştir. Ancak bu sıcaklıklar bileşenlere ait ayrı ayrı sıcaklıklar olarak verilmemiştir. Bu sistem ön tayf türünden bileşenlere sahip olmadığı için Q yöntemi sıcaklıkların belirlenmesinde kullanılamaz. Bu nedenle literatürde verilen sıcaklık birinci bileşenin sıcaklığı olarak sabit girilmiştir. Bu sistemin analizinde ayrık çift sistemler için kullanılan Mod 2 uygulanmıştır. Sistemin ephemeris zamanı  $T_0 = 2452736.755$  ve yörünge dönemi ise  $P = 2g.446228$  olarak alınmıştır (GCVS; Samus vd 2017). Bu modda, sabit tutulan parametreler birinci bileşenin etkin sıcaklığı  $T_1$ , yörünge dönemi iken serbest bırakılabilen parametreler tutulma zamanı,  $T_0$ , bileşenlerin yüzey potansiyeli  $\Omega_{1,2}$ , ışıınım gücü  $L_1$  ve yörünge eğim açısı  $i'$  dir. Bu çalışmada,  $q$  parametresi tayflardan elde edildiği için güvenilirdir. Yani bu parametre analiz boyunca sabit tutulmuştur. EM Boo için hem birinci hem de ikinci bileşen için konvektif zarflar durumuna uygun olan, bolometrik albedoları,  $A_{1,2} = 0.5$  ve çekim kararma katsayıları,  $g_{1,2} = 0.5$  şeklinde alınmıştır. Her filtrede kenar kararma katsayıları hesaplanmıştır (Van Hamme 1993). En önemli parametrelerden bir tanesi de üçüncü bileşenin ışık katkısıdır. EM Boo, Hipparcos tarafından gözlenmiş ve üçüncü cisim ile çift sistemin arasındaki parlaklık farkı  $2^m.17$  olarak verilmiştir. Bu değer kullanılarak 3. cismin ışık katkısı %13.5 olarak hesaplanarak çözümde sabit tutulmuştur. Bu çözümden elde edilen ışık katkıları kullanılarak EM Boo sisteminin tayfları bileşenleri ayrılmış ve her bir bileşenin tayflarına atmosfer modeli yapılarak bileşenlerin sıcaklıkları belirlenmiştir. Buradan belirlenen birinci bileşenin sıcaklık değeri 5650 K, ışık eğrisi çözümünde sabit olarak girilmiş ve analiz yeniden yapılmıştır. Sonuçta ikinci bileşenin belirlenen sıcaklığı tayf modelinden belirlenen sıcaklıkla uyum içindedir. Bu nedenle elde edilen parametreler en iyi çözüm parametresi olarak gözönüne alınmıştır. EM Boo sisteminin ışık eğrisi analizinden elde edilen sonuç parametreleri Çizelge 4.7'de verilmektedir. Işık eğrisi çözümü ile üretilen sentetik ışık eğrisi ise Şekil 4.6'de verilmektedir.

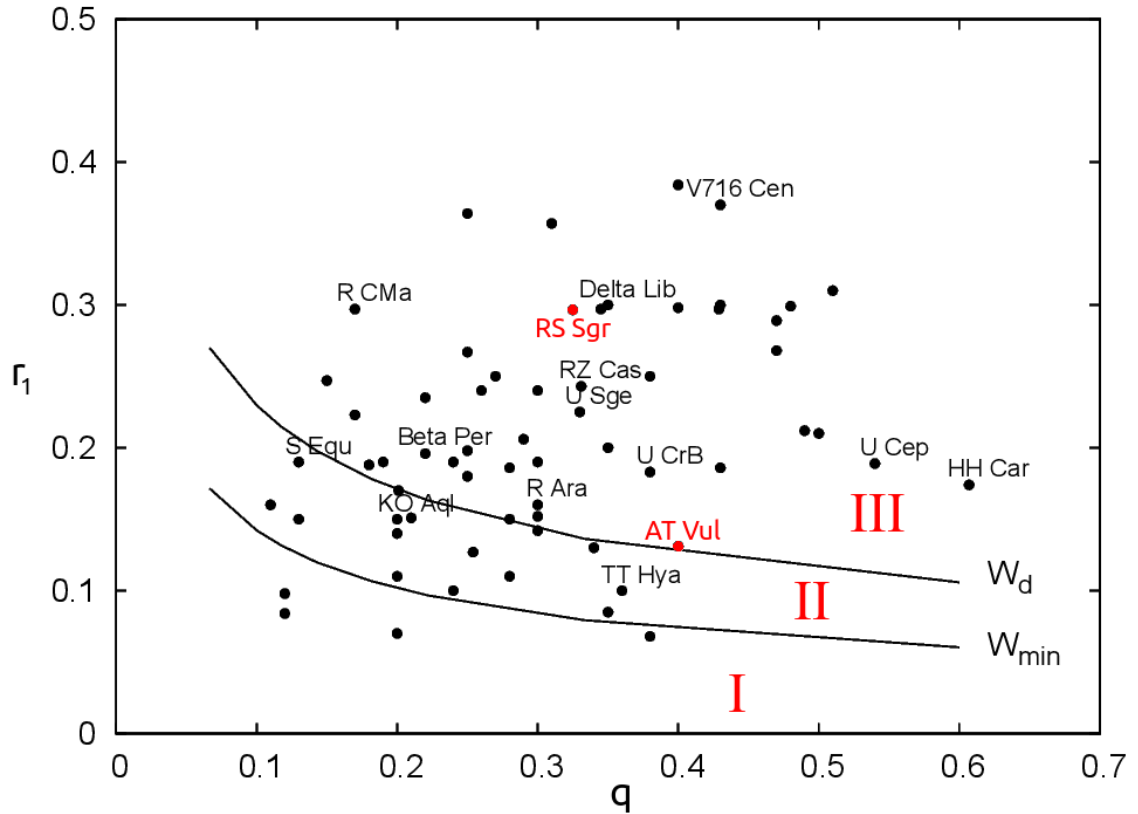
**Çizelge 4.7.** EM Boo sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen model parametreleri

| Parametre (Birim) | Birinci Bileşen           | İkinci Bileşen    |
|-------------------|---------------------------|-------------------|
| $P$ (gün)         | 2.446243                  |                   |
| $T_0$ (gün)       | $2452503.1415 \pm 0.0003$ |                   |
| $i$ ( $^\circ$ )  | $86.62 \pm 0.07$          |                   |
| $e$               | $0.0 \pm 0.0$             |                   |
| $a$ ( $R_\odot$ ) | $10.353 \pm 0.099$        |                   |
| $q$               | $0.836 \pm 0.016$         |                   |
| $L_{U,2}/L_T$     | $0.65 \pm 0.01$           | $0.21 \pm 0.01$   |
| $L_{B,2}/L_T$     | $0.70 \pm 0.01$           | $0.16 \pm 0.01$   |
| $L_{V,2}/L_T$     | $0.70 \pm 0.01$           | $0.16 \pm 0.01$   |
| $L_{R,2}/L_T$     | $0.70 \pm 0.01$           | $0.16 \pm 0.01$   |
| $L_{I,2}/L_T$     | $0.70 \pm 0.01$           | $0.17 \pm 0.01$   |
| $T_{eff}$ (K)     | $5650 \pm 50$             | $6000 \pm 50$     |
| $logg$ (cgs)      | $3.59 \pm 0.03$           | $4.24 \pm 0.04$   |
| $M$ ( $M_\odot$ ) | $1.483 \pm 0.067$         | $1.141 \pm 0.065$ |
| $R$ ( $R_\odot$ ) | $3.073 \pm 0.040$         | $1.328 \pm 0.023$ |

**Şekil 4.6.** EM Boo sisteminin Johnson - UBVRI bandlarındaki gözlemsel ışık eğrileri ve elde edilen teorik model fitleri

### 4.3. $r_1$ - $q$ Diyagramı

Teorik modeller ile, etkileşen bir çift sistemdeki kütle veren bileşenden aktarılan maddenin bileşenlerin kesirsel yarıçapları, kütle oranları ve maddenin kaçış hızı ve doğrultusuna bağlı olarak nasıl bir yol izleyeceği ve kütle alan bileşen etrafında nasıl bir toplanma yapısı veya diski oluşturabileceği hesaplanabilmektedir. Kütle aktarımı gösteren yakın çift yıldız sistemlerinde, akan kütlenin izlediği yol ve kütle alan yıldız etrafında oluşabilecek yapılara ilişkin kuramsal çalışma Lubow ve Shu (1975) tarafından yapılmıştır. Daha sonra, Peters (1989) ( $r_1$ - $q$ ) diyagramı olarak bilinen diyagramda bu kuramsal parametreleri de kullanarak kütle aktarımı gösteren bir dizgede, akan kütlenin alıcı bileşen etrafında nasıl bir yapı oluşturacağını göstermiştir. Burada  $r_1$  baş bileşenin kesirsel yarıçapı,  $q$  ise bileşenlerin kütle oranıdır. Peters (1989) tarafından hazırlanan Şekil 4.7’ de verilen bu diyagramda Lubow ve Shu (1975) tarafından hesaplanan  $W_d$  ve  $W_{min}$  teorik eğrileri görülmektedir.



**Şekil 4.7.**  $r_1$ - $q$  diyagramı. Kütle aktaran bazı sistemler ile tez kapsamında incelenen RS Sgr ve AT Vul sistemlerinin diyagram üzerindeki yerleri işaretlenmiştir

Şekil 4.7’de verilen  $r_1$ - $q$  diyagramında  $W_d$ , farklı kütle oranları için klasik toplanma diskinin kesirsel yarıçapını göstermektedir.  $W_{min}$  ise aktarılan kütlenin birinci bileşene en yakın olduğu uzaklığın, birinci bileşenin kütle merkezinden itibaren ölçümünü

vermektedir.

$r_1$ -q diyagramı üç bölgeden oluşmaktadır.

- **I. Bölge :**  $W_{min}$  eğrisinin altında kalan bölgedir. Bu bölgede kalan sistemlerde akan madde birinci bileşene çarpmaz. Maddeyle beslenen kalıcı bir toplanma diski halini alır.

- **II. Bölge :**  $W_{min}$  ile  $W_d$  eğrileri arasında kalan bölgedir. Bu bölgede kalan sistemler hem kalıcı toplanma diskine hem de akan maddenin kütle alan bileşeni sıyrarak geçtiği yerdeki çarpma bölgesine sahip olabilirler.

- **III. Bölge :**  $W_d$  eğrisi üstünde kalan bölgedir. Bu bölgede yer alan sistemlerde akan madde birinci bileşene doğrudan çarpmaktadır. Bu olayın sonucu olarak çarpma bölgesi bir diğer adıyla şok alanı oluşmaktadır. Ayrıca kütle alan bileşen etrafında geçici bir toplanma diski oluşabilir. Bu sistemler, tayflarında aktarılan maddeden, şok alanından ve geçici toplanma diskinden kaynaklanan oldukça değişken salma yapısı sergilemektedirler.

Tez kapsamında incelenen ve kütle aktardığı bilinen RS Sgr ve AT Vul sistemleri küçük periyodlu ( $P < 5$  gün) sistemlerdir. Bu tür sistemlerde birinci bileşenin yarıçapı, bileşenler arası uzaklığa göre büyüktür. Bu nedenle akan maddenin izlediği yol birinci bileşenin fotosferiyle kesişir. Yani ikinci bileşenden akan madde birinci bileşenin fotosferinin üzerine doğrudan çarpar ve şok alanı oluşturur.

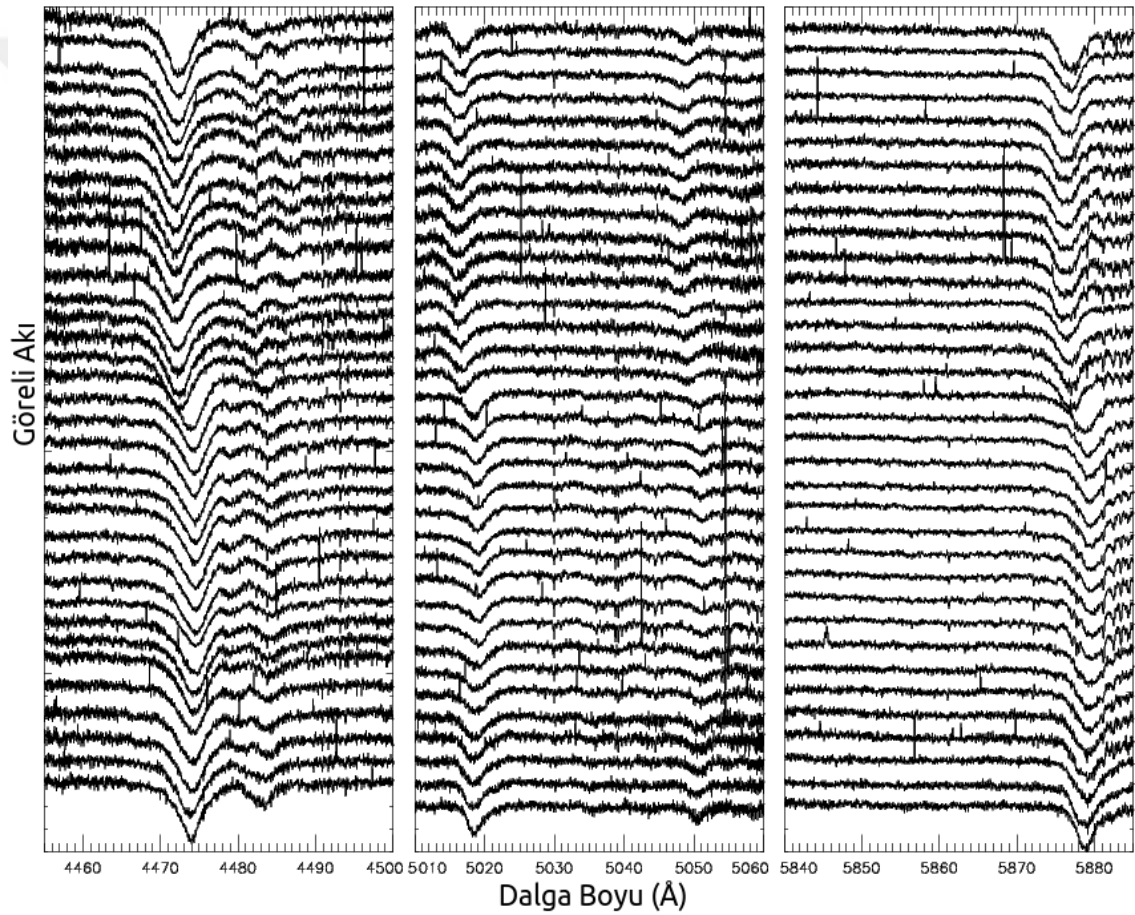
RS Sgr sisteminin Şekil 4.7'deki  $r_1$ - q diyagramında  $W_d$  eğrisinin çok üstünde kaldığı görülmektedir. Bu bölgede yer alan sistemlerde ikinci bileşenden akan maddenin birinci bileşene doğrudan çarptığı bilinmektedir. Dolayısıyla birinci bileşen etrafında geçici bir toplanma diski oluşması beklenmektedir. RS Sgr'nin ışık eğrisi modelleri minI'e girişte ve çıkışta sıcak leke nedeniyle modelden daha büyük parlaklıklara götürürken, akan maddenin ikinci bileşenin ışığını kapattığı 0.3 evreden min II'ye doğru, parlaklıkları modelden daha düşük sıcaklıklara götürmektedir.

AT Vul sisteminin Şekil 4.7'deki  $r_1$ - q diyagramında farklı kütle oranları için klasik toplanma diskinin kesirsel yarıçap eğrisinin tam üstünde kaldığı görülmektedir. Neredeyse  $W_d$  eğrisinin hemen üzerinde kaldığı için birinci bileşen etrafında RS Sgr'den daha baskın ama hala geçici toplanma yapısının oluşması beklenmektedir. Ayrıca ikinci bileşen üzerinde bir çarpma bölgesi oluşması da muhtemeldir. Bunun göstergelerini hem ışık eğrilerinde hem de tayflarda görmeyi bekleriz. AT Vul'un ışık eğrisine bakıldığında en göze çarpan durum yaklaşık 0.6 evreden sonra görülen modele göre parlaklıkların daha az olmasıdır. Bu, akan maddenin birinci bileşen etrafında bu evrelerde baskın olarak bulunmasından kaynaklanmaktadır. Çarpma bölgesine ait baskın bir gösterge bulunmamaktadır.

#### 4.4. Model Atmosfer Parametreleri

##### 4.4.1. RS Sgr

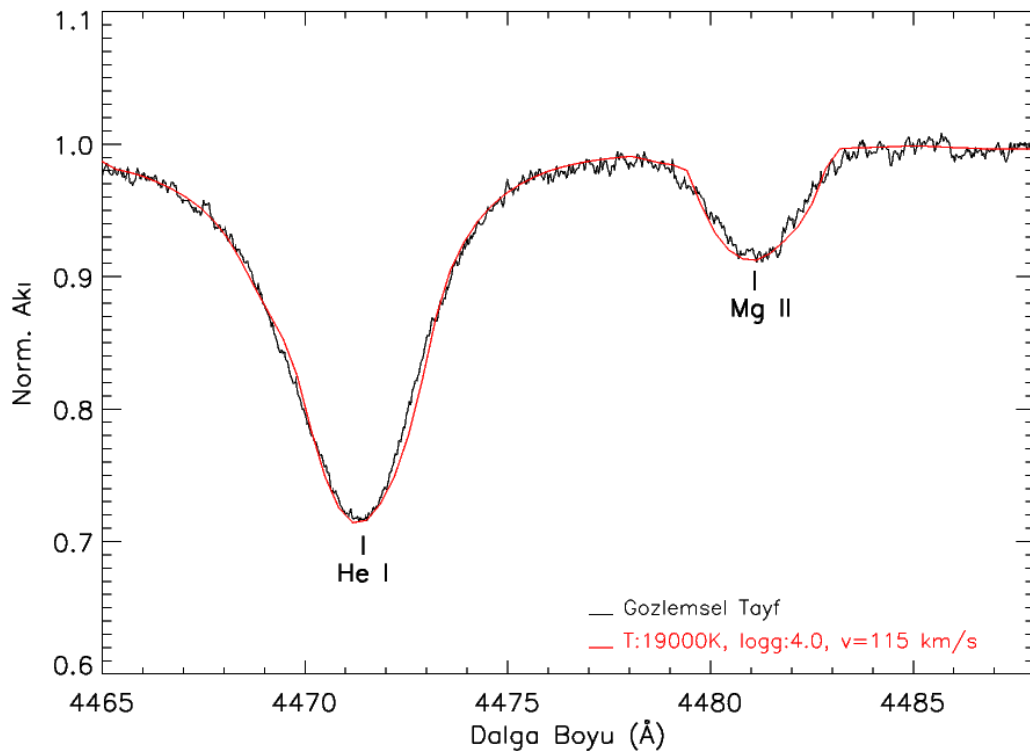
Sistemin ışık eğrisi çözümü Hipparcos ve Johnson V bandında elde edilen veriler kullanılarak yapılmıştır. Bu nedenle ışık katkıları da bu dalga boyları için bilinmektedir. Dolayısıyla ayıklanmış tayfların elde edilmesi için seçilen orderlar bu dalga boylarına uygun olarak seçilmiştir. KOREL programı ile bileşenlerin ayrıştırılması için kullanılacak olan tayfların tez kapsamında kullanılan bölgeleri Şekil 4.8’de verilmektedir. Işık katkıları gözönüne alınarak elde edilen ayrıştırılmış tayflar bileşenlerin model atmosfer parametrelerini belirlemek ve sentetik tayflarını oluşturmak için kullanılmıştır.



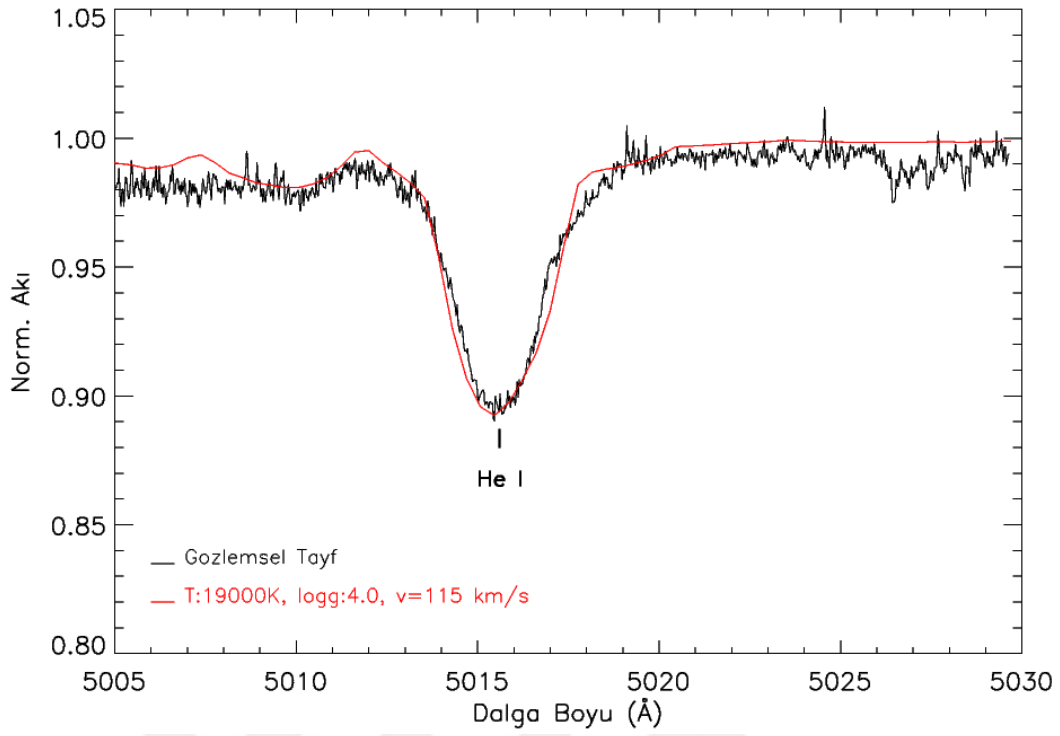
**Şekil 4.8.** RS Sgr sisteminin tayfsal ayırma için KOREL programına girdi parametresi olarak verilen tayflarının bazı bölgeleri

RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin sıcaklığı  $T > 10000$  K olduğu için, TLUSTY model atmosfer kodu yardımıyla birinci bileşen için  $T_1 = 17000 - 20000$  K ve  $\log g_1 = 3.7 - 4.3$  aralığında değişen modeller üretilmiştir. Modellerde Güneş element bolluğu kullanılmıştır. Çeşitli denemeler sonucu  $\chi^2$  en düşük olan modelin ( $T_1 = 19000$  K ,  $\log g_1$

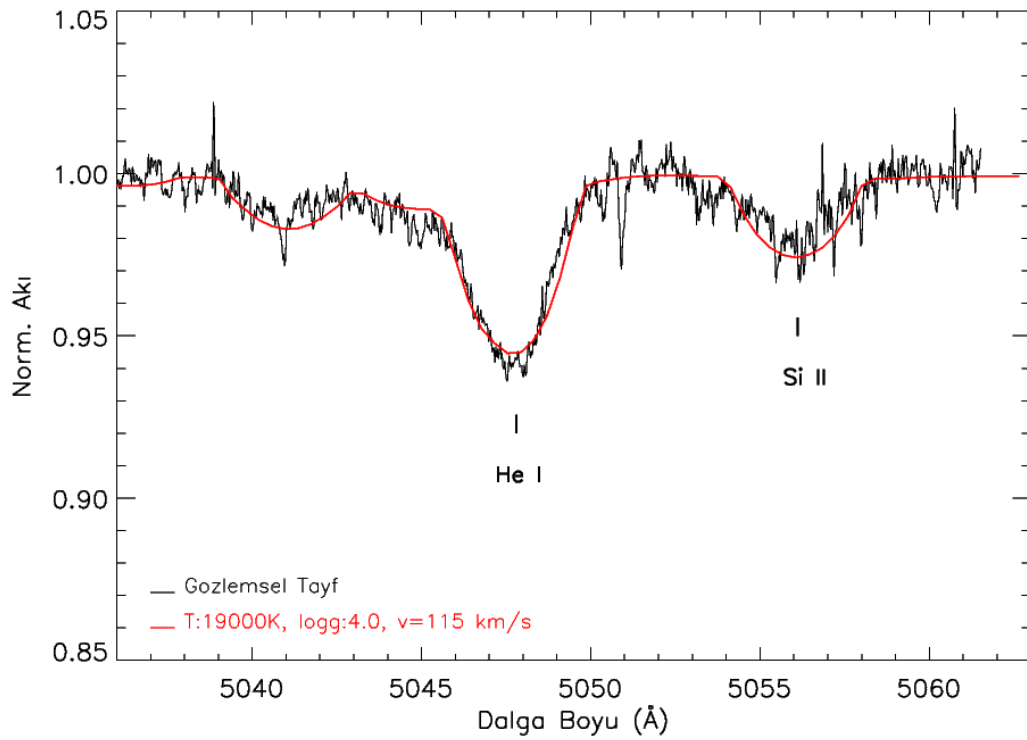
= 4.0) en uygun model olduğu görülmüştür. Model atmosferi sentetik tayfa dönüştürmek için TLUSTY'nin SYNSPEC adlı rutini kullanılmıştır. Sentetik tayfı hem normalize etmek hem de dönme hızını ( $v_{rot}$ ) belirlemek için TLUSTY'nin ROTIN adlı rutini kullanılmıştır. Birinci bileşen için bu rutin ile belirlenen dönme hızı  $v_{rot} = 115 \pm 5$  km/s'dir. KOREL ile ayrıştırılmış birinci bileşenin tayfı ve bu tayf için TLUSTY model atmosfer kodu ile oluşturulan sentetik tayf Şekil 4.9, 4.10, 4.11, 4.12'te verilmektedir. Elde edilen model atmosfer parametreleri birinci bileşenin kendi etrafında 115 km/s ile hızlı bir şekilde dönen B3-B4 tayf türünden bir Anakol olduğunu söylemektedir.



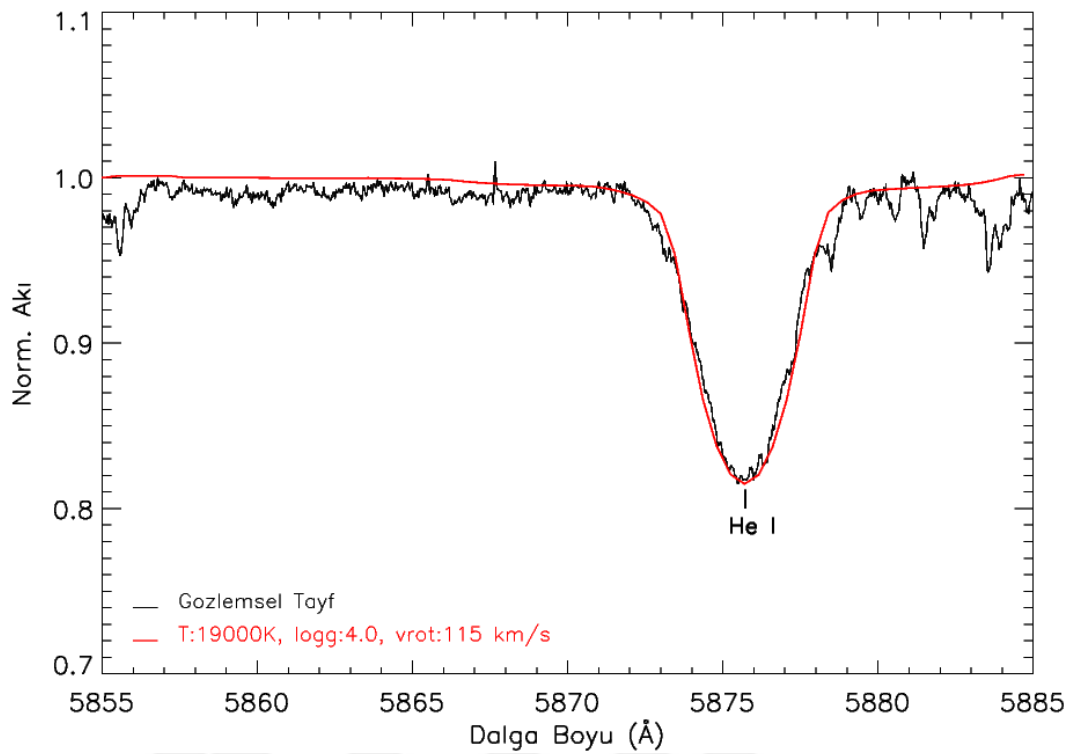
**Şekil 4.9.** RS Sgr sisteminin birinci bileşenin 4471 Å HeI ve 4481 Å MgII çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.10.** RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 5015 Å HeI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.11.** RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 5047 Å HeI ve 5056 Å SiII çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

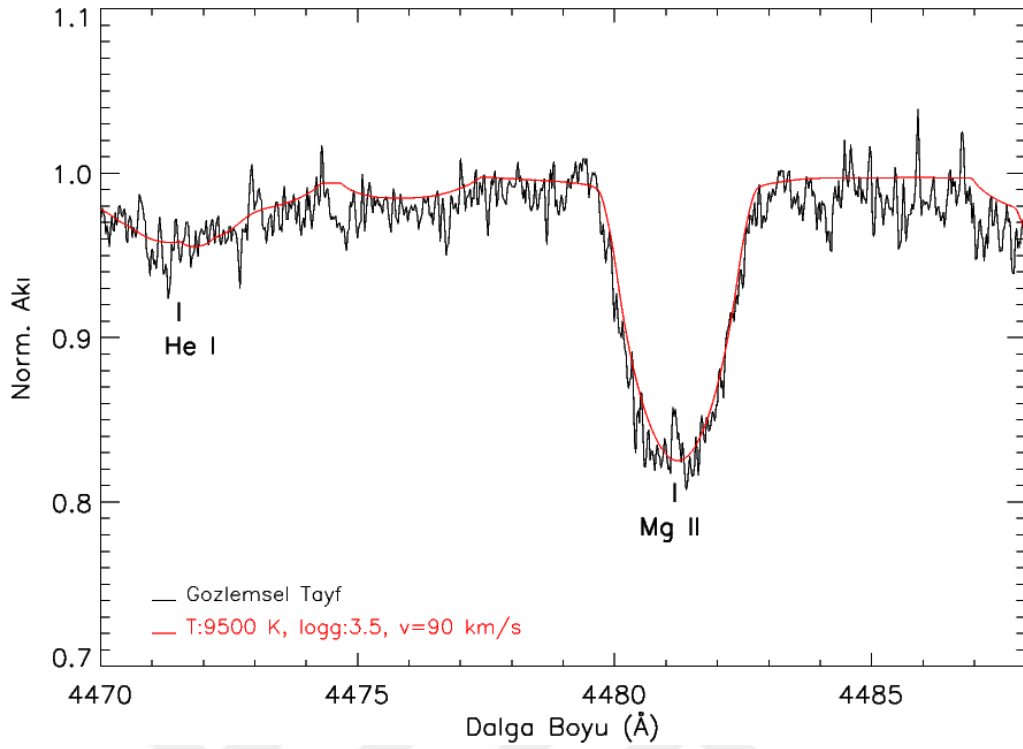


**Şekil 4.12.** RS Sgr sisteminin birinci bileşeninin 5876 Å HeI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

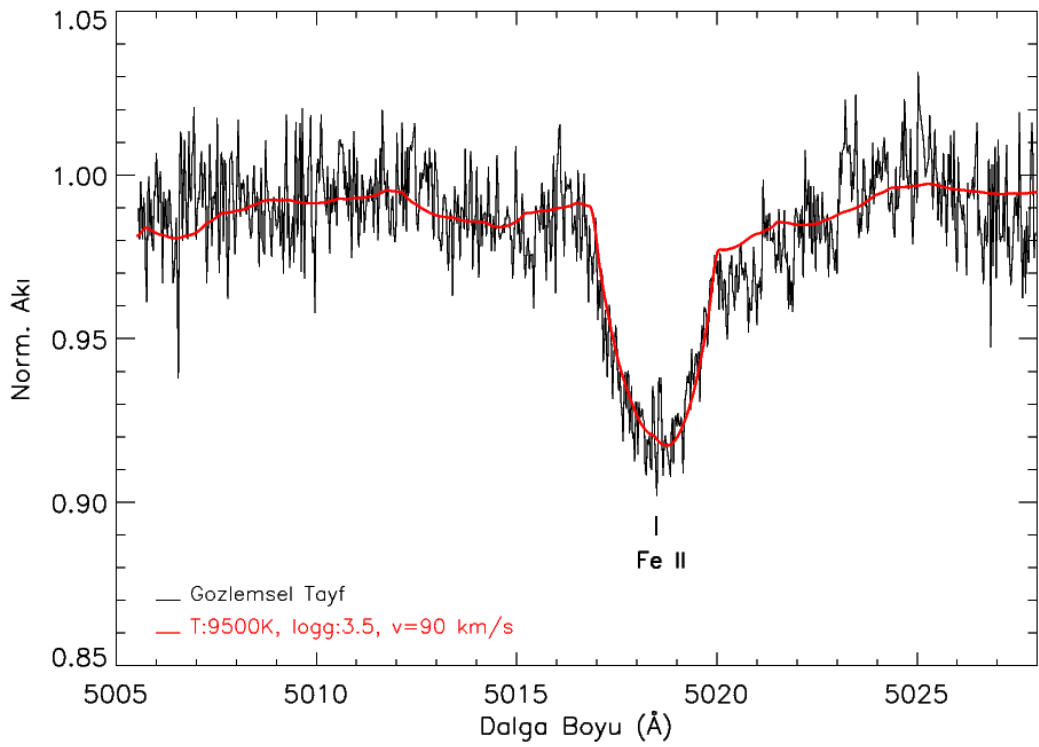
RS Sgr'nin ikinci bileşeninin sıcaklığı ilk fotometrik analiz sonucu 9500 K olarak elde edilmiştir. 10000K'den düşük sıcaklığa sahip olması sebebiyle Yerel Termodinamik Denge (LTE) koşulu altında ATLAS9 model atmosfer kodu yardımıyla ikinci bileşenin tayfına  $T_2 = 9000 - 10000$  K ve  $\log g_2 = 3.0 - 3.5$  aralığında değişen modeller üretilmiştir. Modellerde Güneş element bolluğu kullanılmıştır. En uygun modelin  $T_2 = 9500$  K ve  $\log g_2 = 3.5$  olduğu görülmüştür. Model atmosferi hem sentetik tayfa dönüştürmek için hem de dönme hızını ( $v_{rot}$ ) belirlemek için SPECTRUM277 adlı kod kullanılmıştır. İkinci bileşen için bu kod yardımı ile belirlenen dönme hızı  $v_{rot} = 90$  km/s'dir.

KOREL yardımı ile ayrıştırılmış ikinci bileşenin tayfı ve bu tayf için ATLAS9 model atmosfer kodu ile oluşturulan sentetik tayf Şekil 4.13, 4.14, 4.15'te verilmektedir.

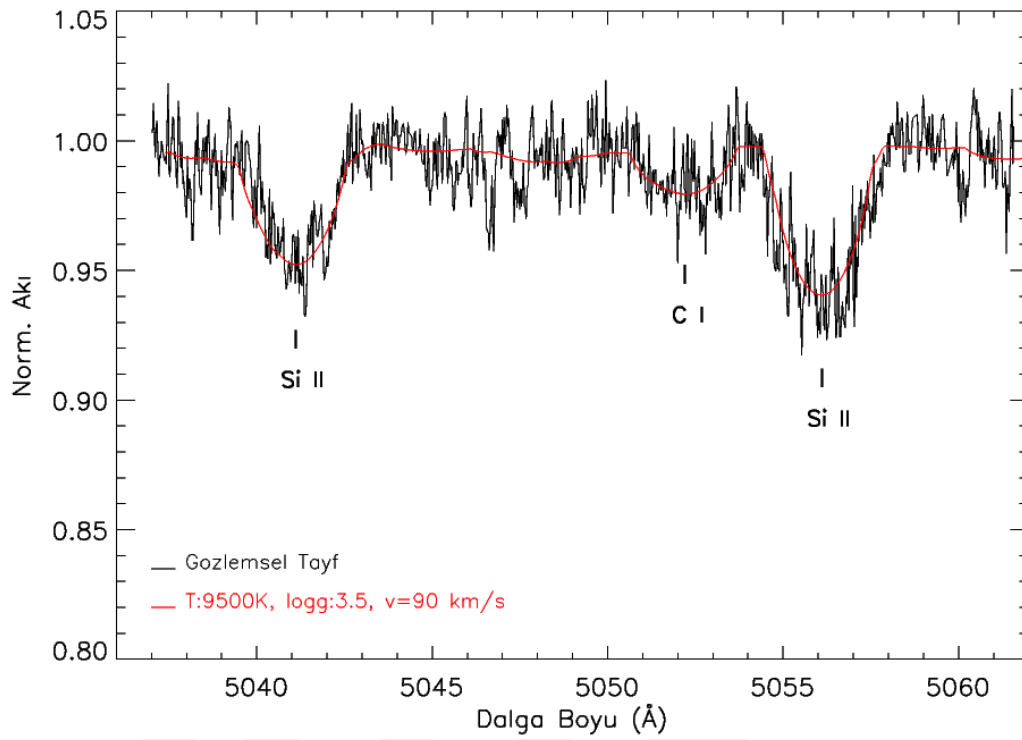
Birinci bileşene ait Şekil 4.12'de verilen 5876 Å HeI çizgisini içeren bölgenin ikinci bileşen için verilmediğini görülmektedir. Bu çizgi ikinci bileşenin sıcaklığının düşük olmasından dolayı mevcut değildir. Bu nedenle ikinci bileşen için bu bölge verilmemektedir. Elde edilen parametreler bu bileşenin kendi etrafında 90 km/s ile dönen A0-A1 tayf türünden bir altdev/dev yıldız olduğunu söylemektedir.



**Şekil 4.13.** RS Sgr sisteminin ikinci bileşeninin 4481 Å MgII çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.14.** RS Sgr sisteminin ikinci bileşeninin 5019 Å FeII çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.15.** RS Sgr sisteminin ikinci bileşeninin 5041 Å SiII ve 5056 Å SiII çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

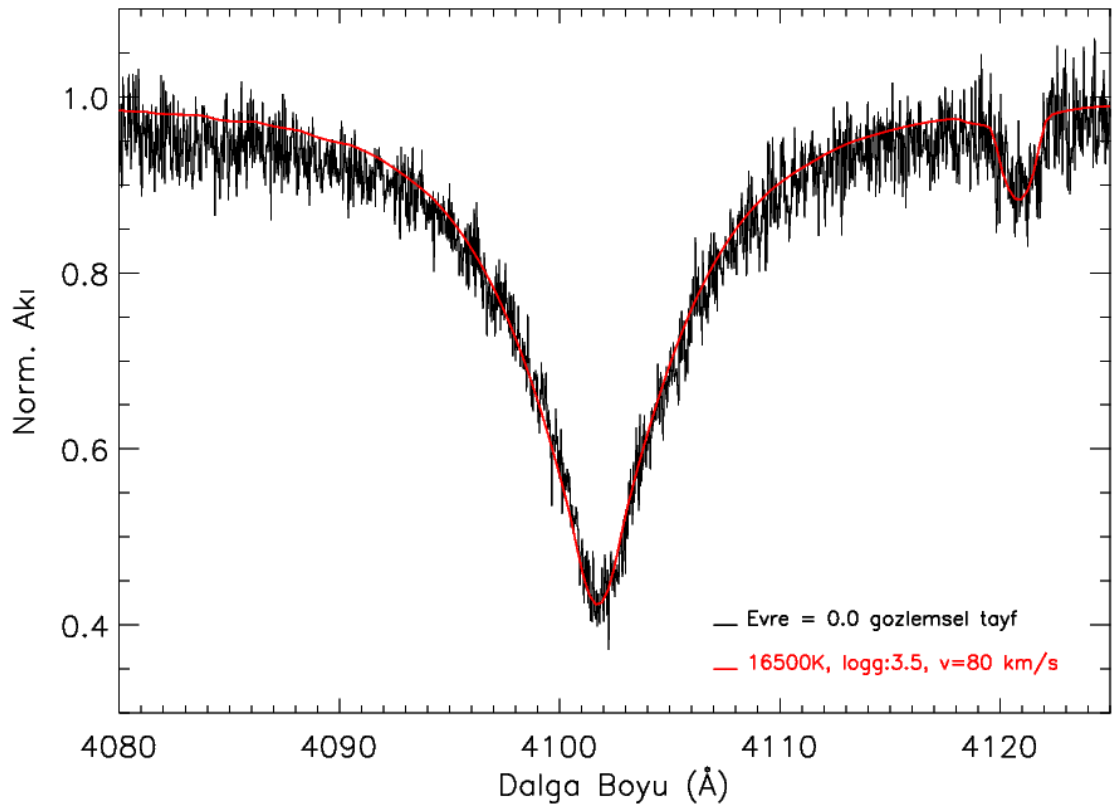
RS Sgr sisteminin birinci ve ikinci bileşeninin ayrılmış tayfları ile oluşturulan sentetik tayflar arasındaki en iyi uyumla bulunan model atmosfer parametreleri Çizelge 4.8’de verilmektedir.

**Çizelge 4.8.** RS Sgr sisteminin TLUSTY ve ATLAS9 model atmosfer kodu ile belirlenen model atmosfer parametreleri

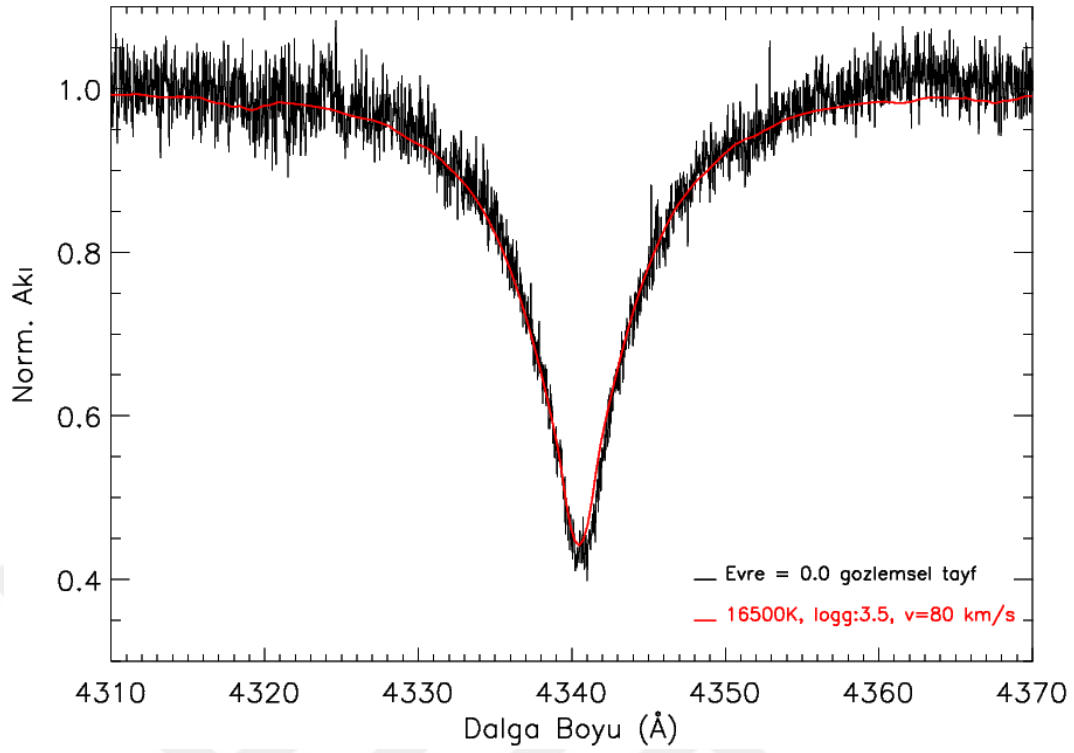
| Parametre (Birim)         | Sembol    | Birinci Bileşen | İkinci Bileşen |
|---------------------------|-----------|-----------------|----------------|
| Etkin Sıcaklık(K)         | $T_{eff}$ | 19000           | 9500           |
| Yüzey Çekim İvmesi(cgs)   | $logg$    | 4.0             | 3.5            |
| Gözlenen Dönme Hızı(km/s) | $vsini$   | 115             | 90             |
| Metal Bolluğu             | $[M/H]$   | 0.0             | 0.0            |

#### 4.4.2. AT Vul

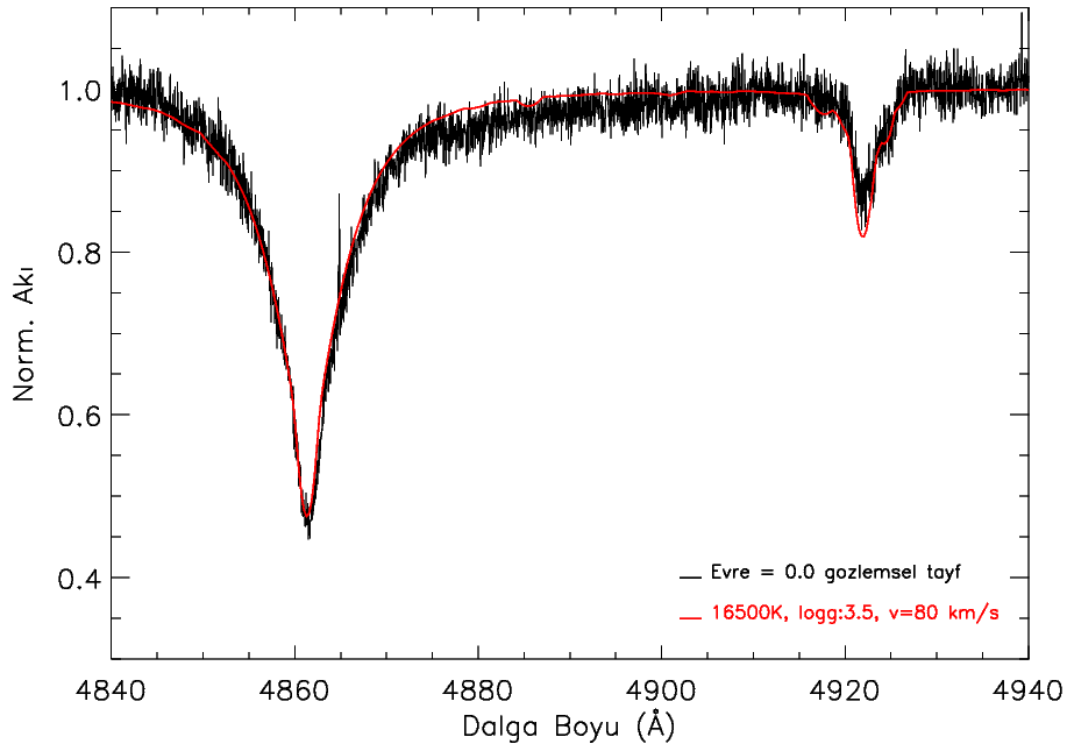
AT Vul örten çift sisteminin, ikinci bileşenin birinci bileşene kütle aktaran sıcak bir sistem olduğu bilinmektedir. Bileşenlerin sıcaklıklarını fotometrik olarak belirlemek için bazı varsayımlar yapıldığı için tayf üzerinden doğrudan sıcaklık belirlemek daha doğru sonuçlar vermektedir. AT Vul sistemi 0.0 evrede tam tutulma göstermektedir ve sistemin bu evrede alınmış tayfı bulunmaktadır. İkinci bileşenin sıcaklığını belirlemek için non-LTE koşul altında TLUSTY model atmosfer kodu yardımıyla  $T_2 = 15000 - 17000$  K ve  $\log g_2 = 3.2 - 3.7$  aralığında değişen modeller üretilmiştir. Modellerde kimyasal element bolluğu için Güneş element bolluğu varsayılmıştır. En uygun modelin  $T_2 = 16500$  K ve  $\log g_2 = 3.5$  olduğu görülmüştür. Model atmosferi sentetik tayfa dönüştürmek için TLUSTY'nin SYNSPEC adlı rutini kullanılmıştır. Sentetik tayfı hem normalize etmek hem de rotasyonel dönme hızını ( $v_{rot}$ ) belirlemek için TLUSTY'nin ROTIN adlı rutini kullanılmıştır. İkinci bileşen için bu rutin ile belirlenen dönme hızı  $v_{rot} = 80$  km/s'dir. 0.0 evredeki ikinci bileşenin tayfı ve buna en iyi uyan sentetik tayf Şekil 4.16, 4.17 ve 4.18' de verilmektedir.



**Şekil 4.16.** AT Vul sisteminin 4101 Å HI ve 4122 Å HeI çizgilerinin 0.0 evre tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

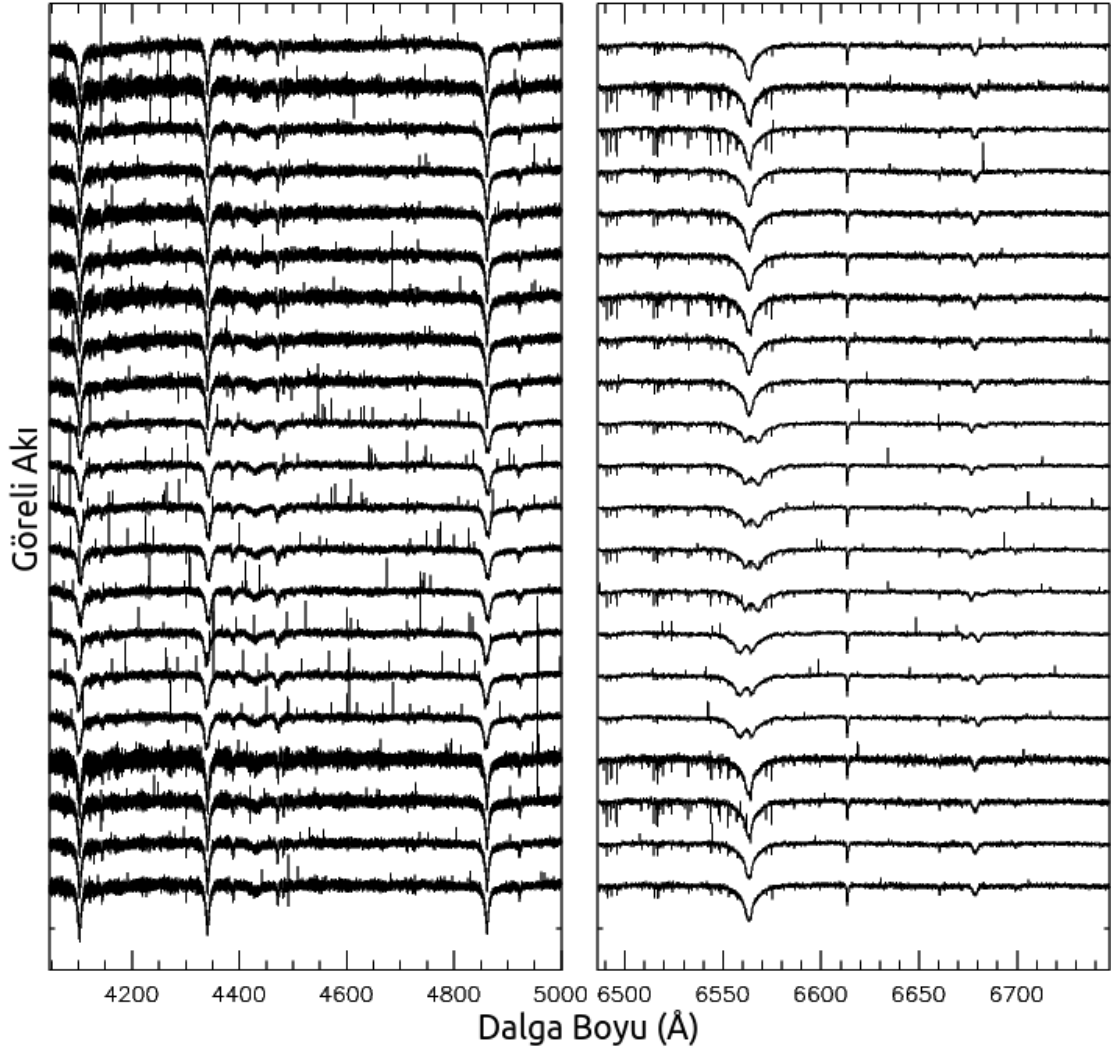


**Şekil 4.17.** AT Vul sisteminin 4340 Å H I çizgisinin 0.0 evre tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



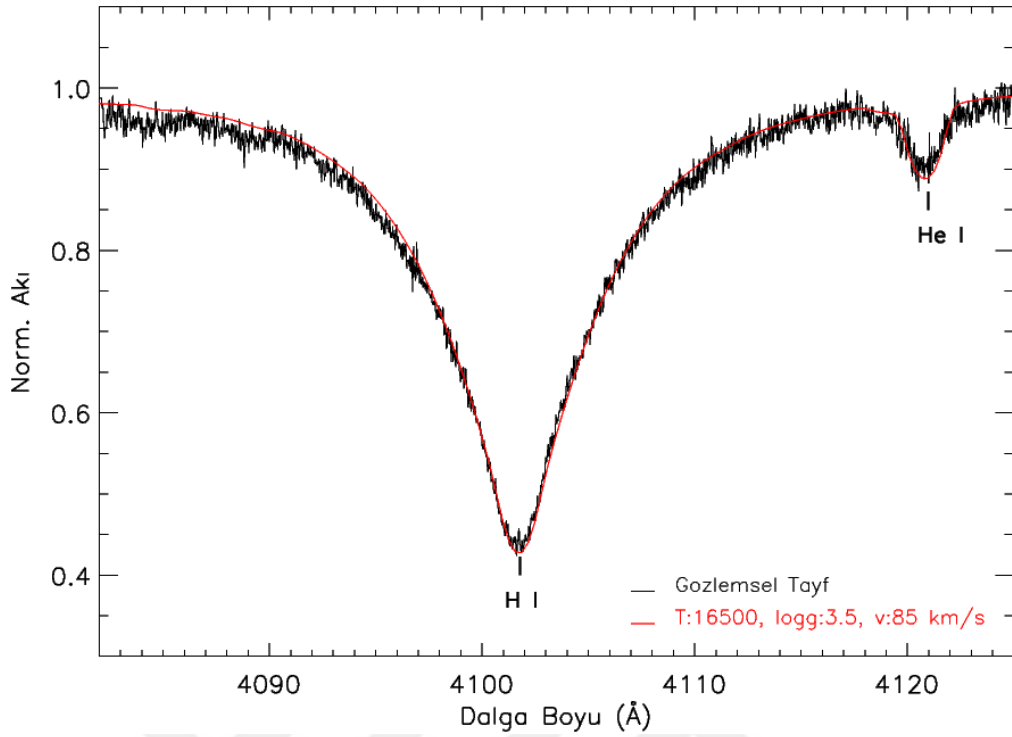
**Şekil 4.18.** AT Vul sisteminin 4860 Å H I ve 4920 Å He I çizgilerinin 0.0 evre tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

Sistemin ışık eğrisi, ikinci bileşenin doğrudan tayftan belirlenen sıcaklığı sabit girilerek çözülmüştür. Bu çözüm sonucunda hem birinci bileşenin sıcaklığı hem de her iki bileşenin alınan tayflarının evrelerindeki ışık katkıları belirlenmiştir. Bu bilgiler kullanılarak bileşenlerin tayflarını ayırmak için yine KOREL programı kullanılmıştır. KOREL programına girdi olarak kullanılan tayflar Şekil 4.19’de verilmektedir.

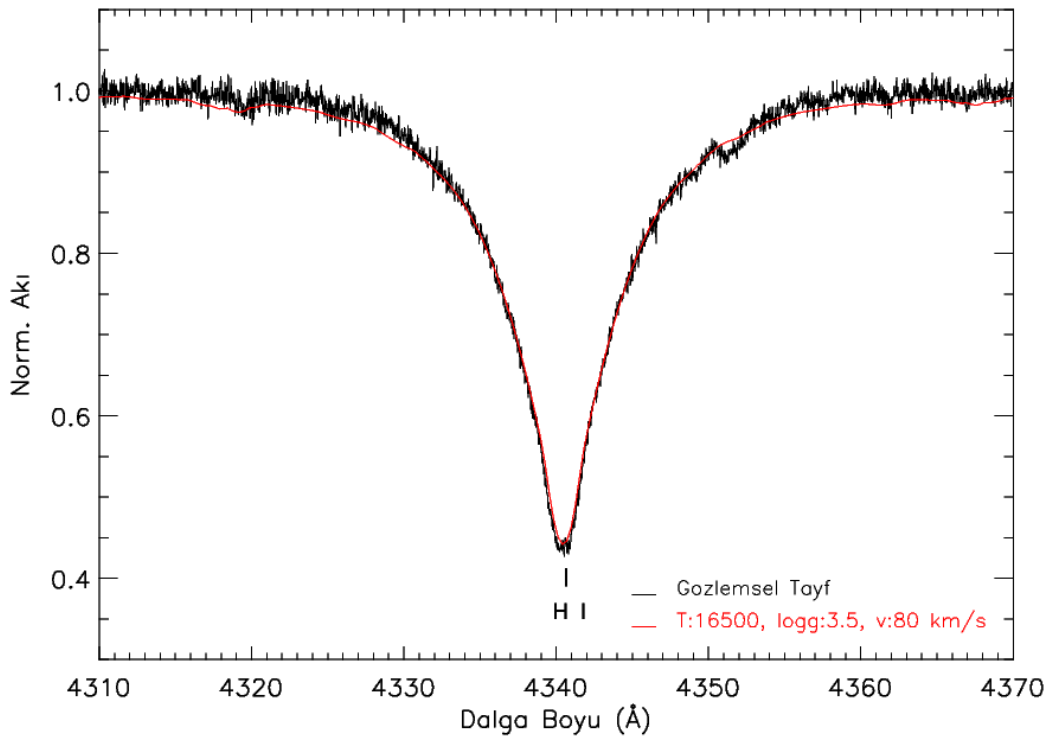


**Şekil 4.19.** AT Vul sistemine ait farklı evrelerde alınmış, KOREL programına girdi olarak verilen yüksek çözünürlüklü tayflar

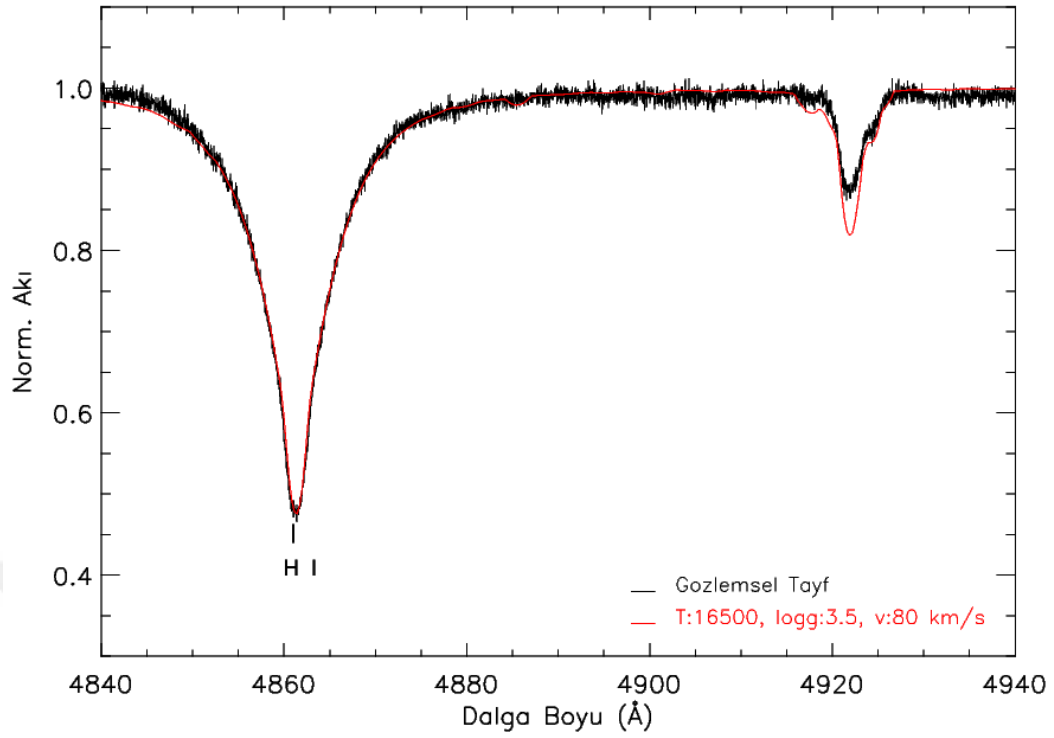
KOREL ile ayrıştırılmış ikinci bileşenin tayfı ve bu tayf için TLUSTY model atmosfer kodu ve SYNSPEC rutini ile oluşturulan sentetik tayflar Şekil 4.20 , 4.21 , 4.22 ve 4.23’de verilmektedir. Bu tayfların oluşturulmasında 0.0 evredeki tayftan bulunan parametreler sabit tutulmuştur ve sentetik tayfların çok iyi uyum gösterdiği görülmektedir.



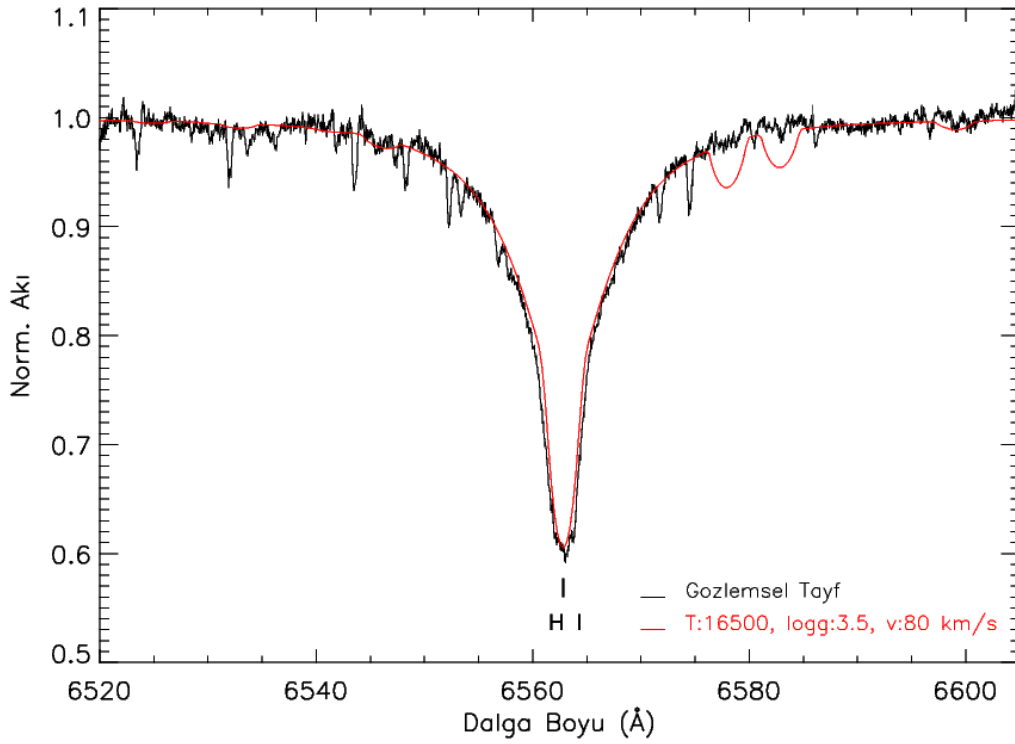
**Şekil 4.20.** AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 4101 Å HI ve 4122 Å HeI çizgilerinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.21.** AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 4340 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

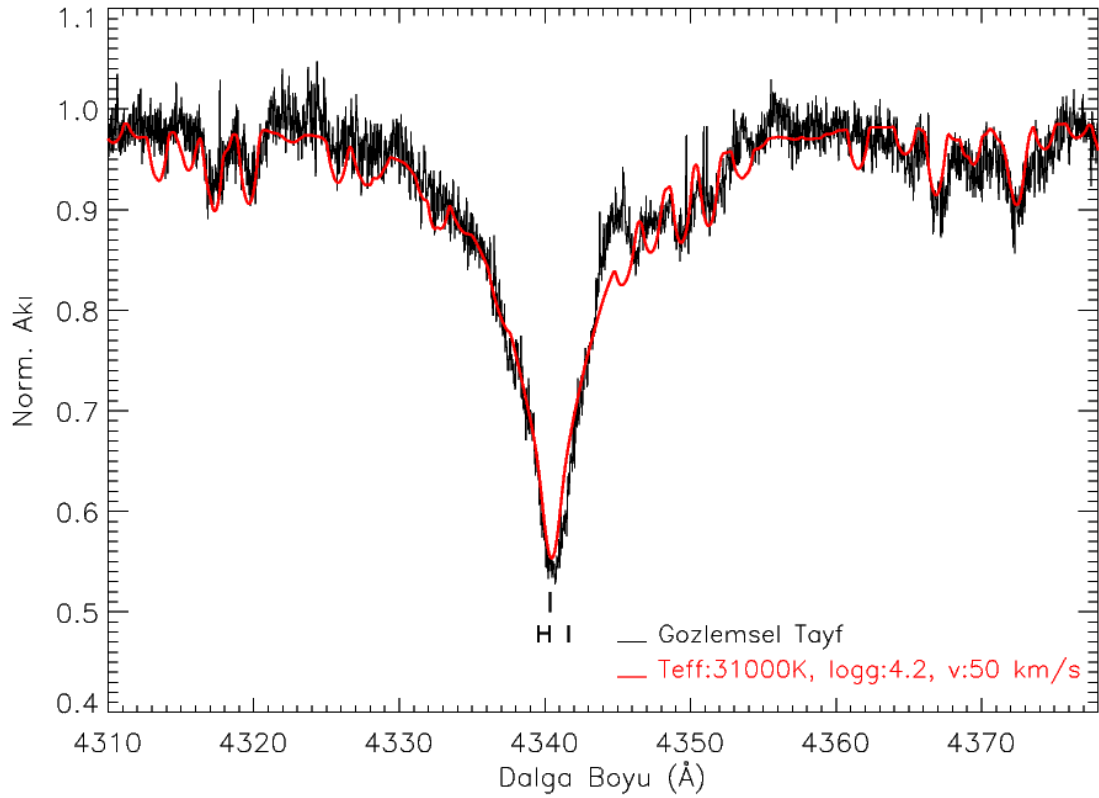


**Şekil 4.22.** AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 4860 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

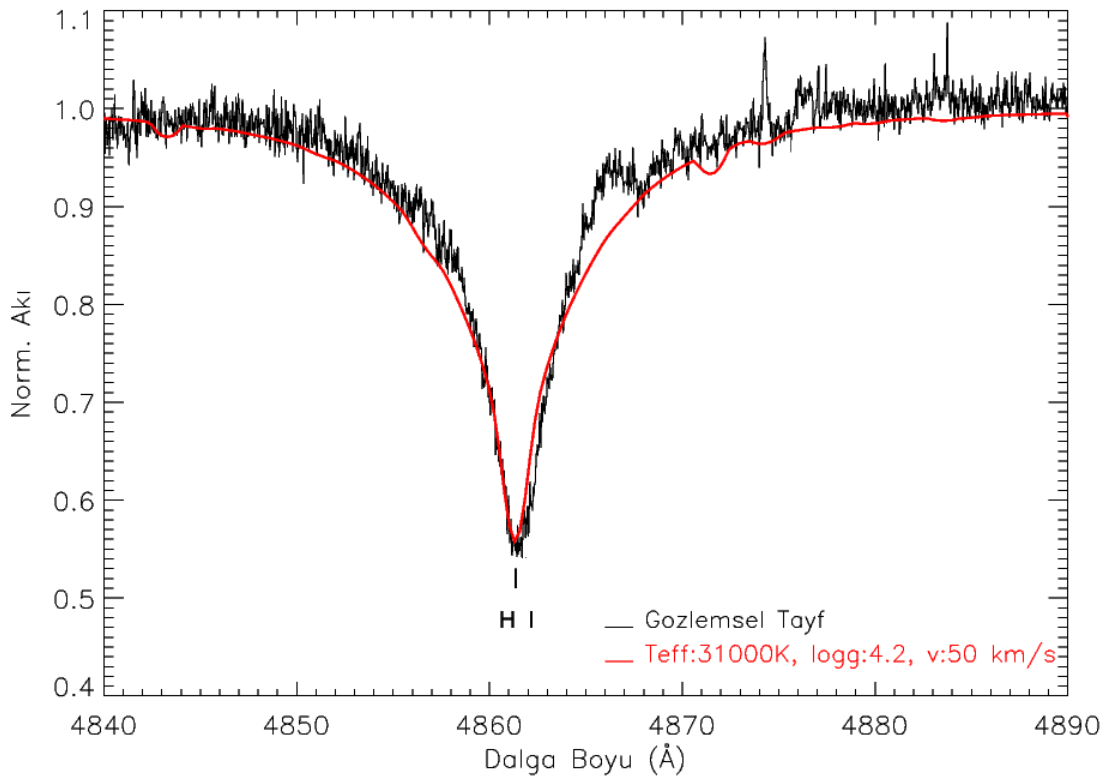


**Şekil 4.23.** AT Vul sisteminin ikinci bileşeninin 6560 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

Birinci bileşen için, ışık eğrisi analizinden belirlenen  $T_1$  ve  $\log g_1$  değerleri ile TLUSTY kodu, SYNSPEC ve ROTIN rutinleri kullanılarak model atmosfer ve sentetik tayf oluşturulmuştur. Ancak birinci bileşenin toplam ışığa katkısının az olması ve özellikle akan madde ile bu bileşen etrafında oluşan toplanma yapısı nedeniyle KOREL birinci bileşeni mükemmel bir şekilde ayıramamıştır. Oluşturulan model ile en uyum gösteren tayflar Şekil 4.24 ve 4.25’de verilmektedir.



**Şekil 4.24.** AT Vul sisteminin birinci bileşeninin 4340 Å H I çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.25.** AT Vul sisteminin birinci bileşeninin 4860 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)

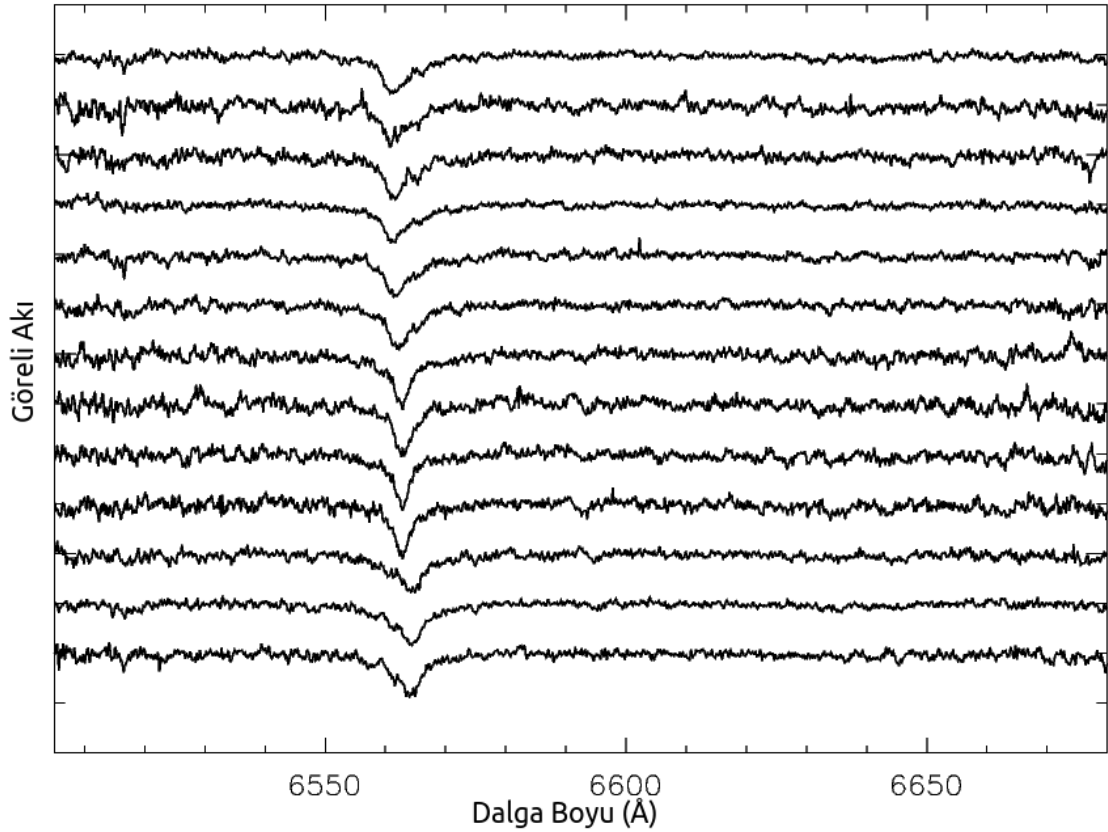
Sistemin birinci bileşeninin KOREL ile ayrılmış tayfında genel olarak çizgilerin sağ kanadında bir ayırma problemi olduğu görülmektedir ancak çizgi merkez derinliği ve çizgi genişlikleri sentetik tayflar ile uyum göstermektedir. Ayrıca tayftaki HI çizgilerinin etrafındaki metal çizgileri de sentetik tayf ile uyum içersindedir. Bu sebeple oluşturulan sentetik tayfın birinci bileşeni temsil edebildiği söylenebilmektedir. AT Vul sistemindeki birinci ve ikinci bileşenin ayrılmış tayfları ile oluşturulan sentetik tayflar arasındaki en uyumlu bulunan model atmosfer parametreleri Çizelge 4.9’de verilmektedir.

**Çizelge 4.9.** AT Vul sisteminin TLUSTY model atmosfer kodu ile belirlenen model atmosfer parametreleri

| Parametre (Birim)         | Sembol    | Birinci Bileşen | İkinci Bileşen |
|---------------------------|-----------|-----------------|----------------|
| Etkin Sıcaklık(K)         | $T_{eff}$ | 31000           | 16500          |
| Yüzey Çekim İvmesi(cgs)   | $logg$    | 4.2             | 3.5            |
| Gözlenen Dönme Hızı(km/s) | $vsini$   | 50              | 80             |
| Metal Bolluğu             | $[M/H]$   | 0.0             | 0.0            |

#### 4.4.3. EM Boo

EM Boo sisteminin bir çift sistem ve ona bağlı bir üçüncü yıldızdan oluştuğu bilinmektedir. Işık eğrisi analiz sonuçları, bu çoklu sistemin çift sisteminin iki bileşenin Güneş tipi geri tayf türü bir anakol ve bir dev yıldız ile muhtemelen çok uzun dönemli bir periyoda sahip üçüncü bir bileşenden oluştuğunu göstermektedir. Üçüncü bileşenin ışığı tayf gözlemlerinde tayfçekerin yarığının içine düşmektedir. Bu nedenle EM Boo sisteminin tayflarının bileşenlere ayrılması aşamasında bu üç yıldızın ışık katkıları gözönüne alınmıştır. Elde edilen tayflar, üç cismin tayfını birbirinden ayırmak için KOREL programı kullanılmıştır. Sistemde yer alan ikinci ve üçüncü bileşenin ışık katkıları birinci bileşenin ışık katkısından çok küçüktür. Hem alınan tayfların orta çözünürlüklü olması hem de bileşenlerin ışık katkılarının çok az olması sebebiyle bileşenlerin tayflarının ayırıştırma işlemi ancak sinyalin yüksek olduğu bir tayf bölgesi için yapılabilmektedir. Şekil 4.26'de ayırıştırma için seçilen tayf bölgesi verilmektedir.

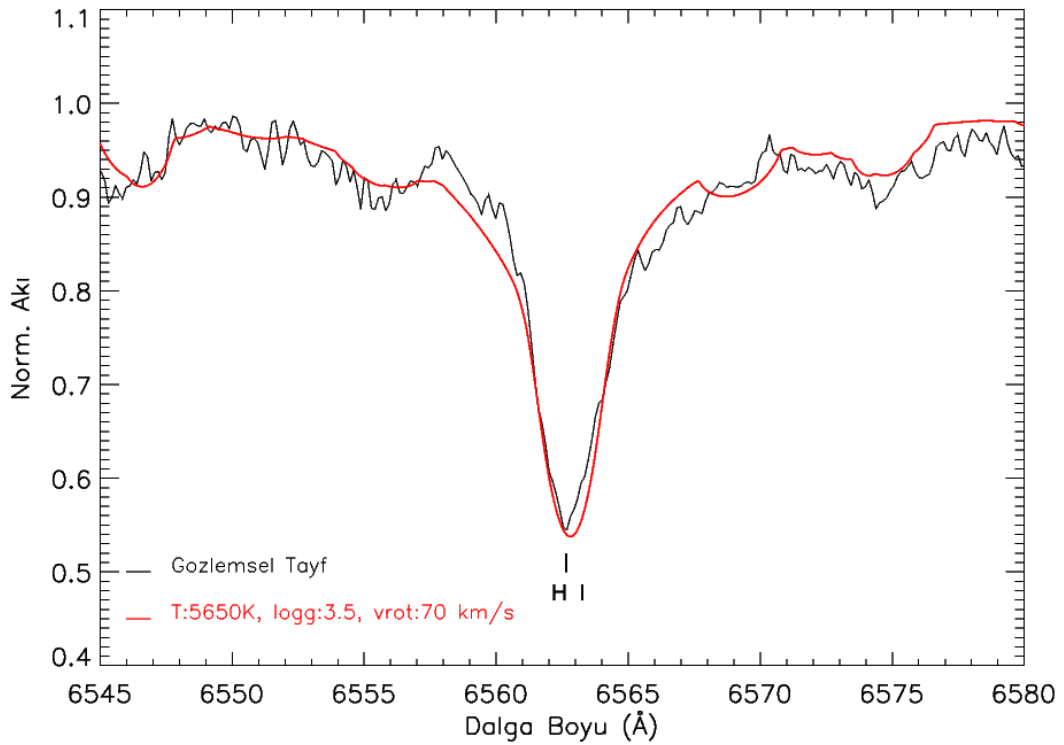


**Şekil 4.26.** EM Boo sistemine ait farklı evrelerde alınmış, KOREL programına girdi olarak verilen tayflar

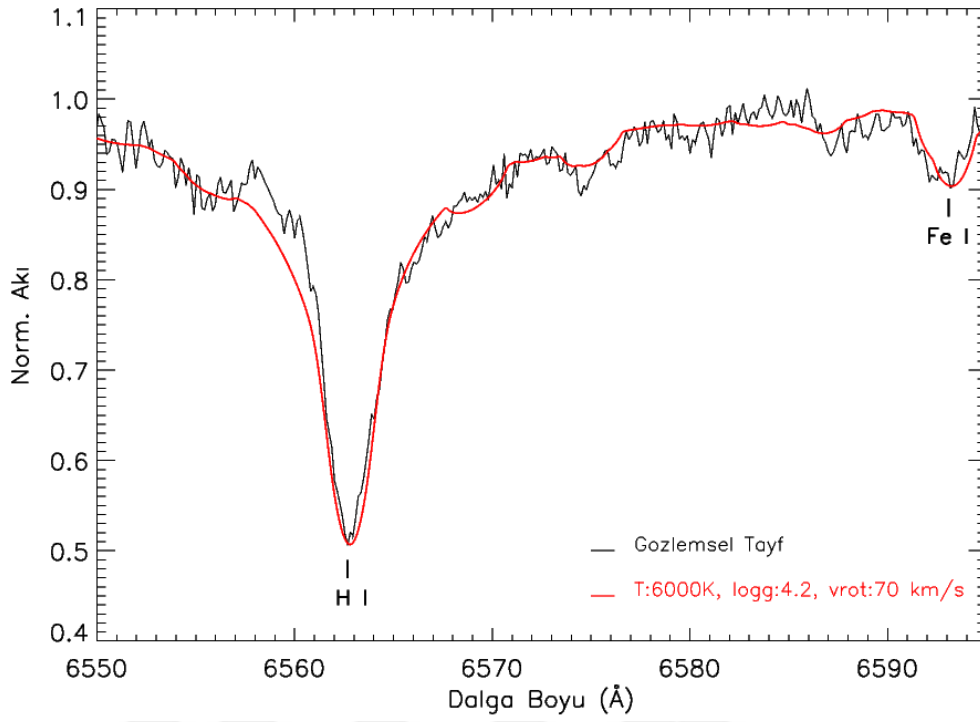
Ayıklanmış tayflardan birinci bileşenin sıcaklığını belirlemek için, LTE koşul altında ATLAS model atmosfer kodu yardımıyla,  $T_1 = 5000 - 6000$  K ve  $\log g_1 = 3.2 - 3.7$  aralığında değişen modeller üretilmiştir. Modellerde kimyasal element bolluğu için Güneş element bolluğu varsayılmıştır. En uygun modelin  $T_1 = 5650$  K ve  $\log g_1 = 3.5$  olduğu görülmüştür. Model atmosfer parametrelerini kullanarak bileşenin sentetik tayfını oluşturmak ve dönme hızını belirlemek için SPECTRUM277 adlı kod kullanılmıştır. Birinci bileşen için bu kod ile belirlenen dönme hızı  $v_{rot} = 70$  km/s'dir. Bu bileşenin tayfı ve buna en iyi uyan sentetik tayf Şekil 4.27' de verilmektedir.

İkinci bileşenin de sıcaklığı 10000K den daha düşük olduğu için LTE yaklaşımı kullanılmıştır. Bu bileşen için de ATLAS model atmosfer kodu yardımıyla,  $T_2 = 5500 - 6500$  K ve  $\log g_2 = 3.7 - 4.5$  aralığında değişen modeller Güneş kimyasal bolluğu varsayımı altında üretilmiştir. En uygun modelin  $T_2 = 6000$  K ve  $\log g_2 = 4.2$  olduğu görülmüştür. Ayrıca, ikinci bileşen için dönme hızı  $v_{rot} = 70$  km/s'dir. Bu bileşenin tayfı ve buna en iyi uyan sentetik tayf Şekil 4.28' de verilmektedir.

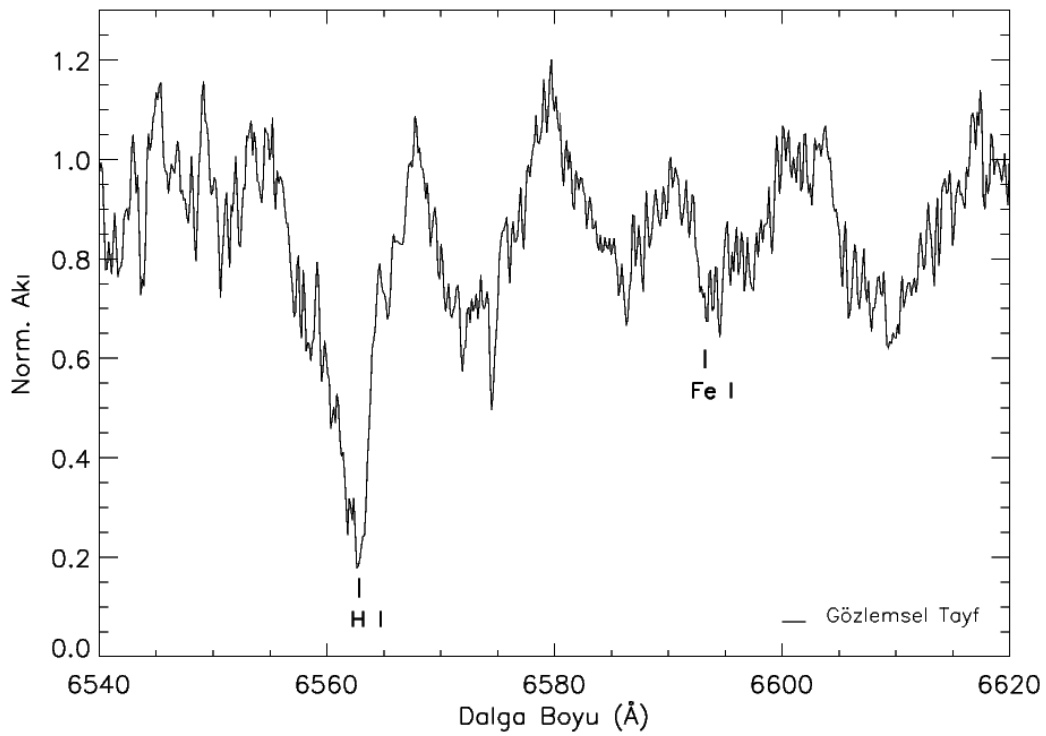
Üçüncü bileşen de  $H_\alpha$  bölgesinde ayıklanabilmiştir. Bu bileşene ait tayf Şekil 4.29'de verilmektedir. Bu bileşen için başlangıç sıcaklığı ve  $\log g$  belirlenemediğinden sentetik tayf oluşturulamamıştır.



**Şekil 4.27.** EM Boo sisteminin birinci bileşenin 6560 Å HI çizgisinin ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.28.** EM Boo sisteminin ikinci bileşeninin 6560 Å HI ve 6593 Å FeI çizgilerine ait ayrılmış tayfı (siyah) ve ona en uygun sentetik tayf (kırmızı)



**Şekil 4.29.** EM Boo sisteminin üçüncü bileşeninin 6560 Å HI ve 6593 Å FeI çizgilerini kapsayan ayrılmış tayfı

EM Boo sistemindeki birinci ve ikinci bileşenin ayrılmış tayfları ile oluşturulan sentetik tayflar arasındaki en uyumlu bulunan model atmosfer parametreleri Çizelge 4.10'de verilmektedir.

**Çizelge 4.10.** EM Boo sisteminin ATLAS9 model atmosfer kodu ile belirlenen model atmosfer parametreleri

| Parametre (Birim)         | Sembol     | Birinci Bileşen | İkinci Bileşen |
|---------------------------|------------|-----------------|----------------|
| Etkin Sıcaklık(K)         | $T_{eff}$  | 5650            | 6000           |
| Yüzey Çekim İvmesi(cgs)   | $logg$     | 3.5             | 4.2            |
| Gözlenen Dönme Hızı(km/s) | $v \sin i$ | 70              | 70             |
| Metal Bolluğu             | $[M/H]$    | 0.0             | 0.0            |

## 5. SONUÇLAR

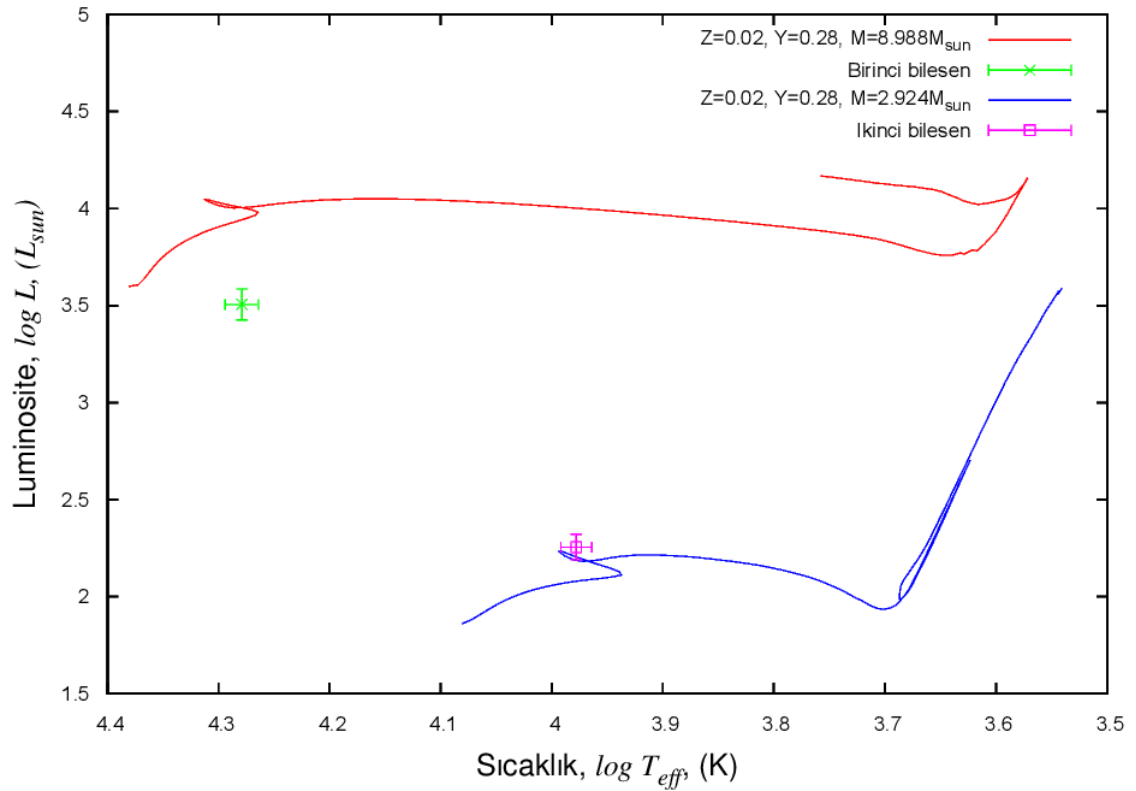
Tez çalışması kapsamında incelenen sistemlerden RS Sgr ve AT Vul'un yüksek çözünürlüklü, EM Boo sisteminin ise orta çözünürlüklü tayfları elde edilmiştir. Araştırılan çift veya çoklu sistemlerdeki her bir bileşene ait sıcaklık ( $T_{eff}$ ) ve yüzey çekim ivmesi (logg) parametrelerini belirlemek için ilk adım olarak modern bir yöntem olan tayfsal ayırma yöntemi kullanılmıştır. Bunun için kullanılan KOREL programı bileşenlerin ayrıştırılmış tayflarının yanı sıra hassas tayfsal yörünge parametrelerinin elde edilmesine de olanak sağlamıştır.

Her bir bileşene ait tayflar elde edildiğinde, sistemlerdeki bileşenlere ait fotometrik sıcaklıklar başlangıç alınarak yapılan analizler sonucunda sentetik modeller oluşturulmuştur. Üretilen bir seri model arasından tayflar ile en iyi uyumu veren,  $\chi^2$  değeri en küçük olan model atmosfer parametreleri olarak belirlenmiştir. Sıcak bileşenli sistemlerde ( $T > 10\,000\text{K}$ ) non-LTE model atmosfer oluşturmak için TLUSTY kodu kullanılırken, soğuk bileşenli sistemlerde ( $T < 10000\text{K}$ ) LTE model atmosfer oluşturmak için ATLAS9 kodu kullanılmıştır.

Kuzey yarımküre yıldızı olan RS Sgr sisteminin tayflarının analizi ile elde edilen yörünge parametreleri, Shobbrook (2005) ve Hipparcos (1997) tarafından elde edilen ı ışık eğrileri analizinde kullanılarak sistemin duyarlı fiziksel parametreleri belirlenmiştir. Işık ve dikine hız eğrilerinin çözümünden elde edilen birinci bileşenin kütlesi ( $M_1 = 8.989\,M_{\odot}$ ) B6 V, yarıçapı ( $R_1 = 5.156\,R_{\odot}$ ) B2 V ve elde edilen sıcaklığı (19000 K) B3 V tayf türüne işaret etmektedir. Yani birinci bileşen sahip olduğu kütleye göre üç tayf sınıfı daha büyük sıcaklığa sahiptir. İkinci bileşenin sıcaklığı (9600 K) ise A1 III-IV, yarıçapı ( $R_2 = 4.977\,R_{\odot}$ ) B3 IV/B4 III ve kütlesi ( $M_2 = 2.922\,M_{\odot}$ ) B7 IV/B9 III tayf türlerine işaret etmektedir. İkinci bileşenin sıcaklığı sahip olduğu kütlesine göre  $\sim 3300\text{K}$  büyük görünmektedir. Bu tür farklılıklar yarı ayırık sistemlerde özellikle kütle alışverişi yapanlarda beklenen özelliklerdir. Çünkü birinci bileşen ikinci bileşenden aldığı kütleye göre, ikinci bileşen de aktardığı kütleye göre evrimlerini tek yıldız gibi sürdüremezler. Bu durum birinci bileşenin kendini H-R diyagramında kütlesine göre daha düşük ısıtmalı, ikincinin ise daha büyük ısıtmalı olarak göstermesi ile sonuçlanmaktadır (İbanoğlu vd. 2006). Şekil 5.1'de RS Sgr sisteminin her iki bileşeninin de  $\log T_e - \log L$  düzleminde konumları gösterilmektedir. Sonuç olarak, sistemdeki bileşenlerin tayf türleri, hesaplanan sıcaklık ve yüzey çekim ivmeleri Straizys & Kuriliene (1981) çalışması kullanılarak belirlenmiştir. Ayrıca, bileşenlerin elde edilen mutlak parlaklıkları ve görünür parlaklıkları kullanılarak uzaklık modülü ile sistemin uzaklığı hesaplanmıştır. Böylece RS Sgr'nin uzaklığı 404(17) pc olarak bulunmuştur. Bu uzaklık Gaia uydusunun trigonometrik paralaks yöntemiyle elde ettiği uzaklık olan 405(12) pc değeriyle uyum içindedir. Çizelge 5.1'de RS Sgr sisteminin hesaplanan mutlak parametreleri verilmektedir.

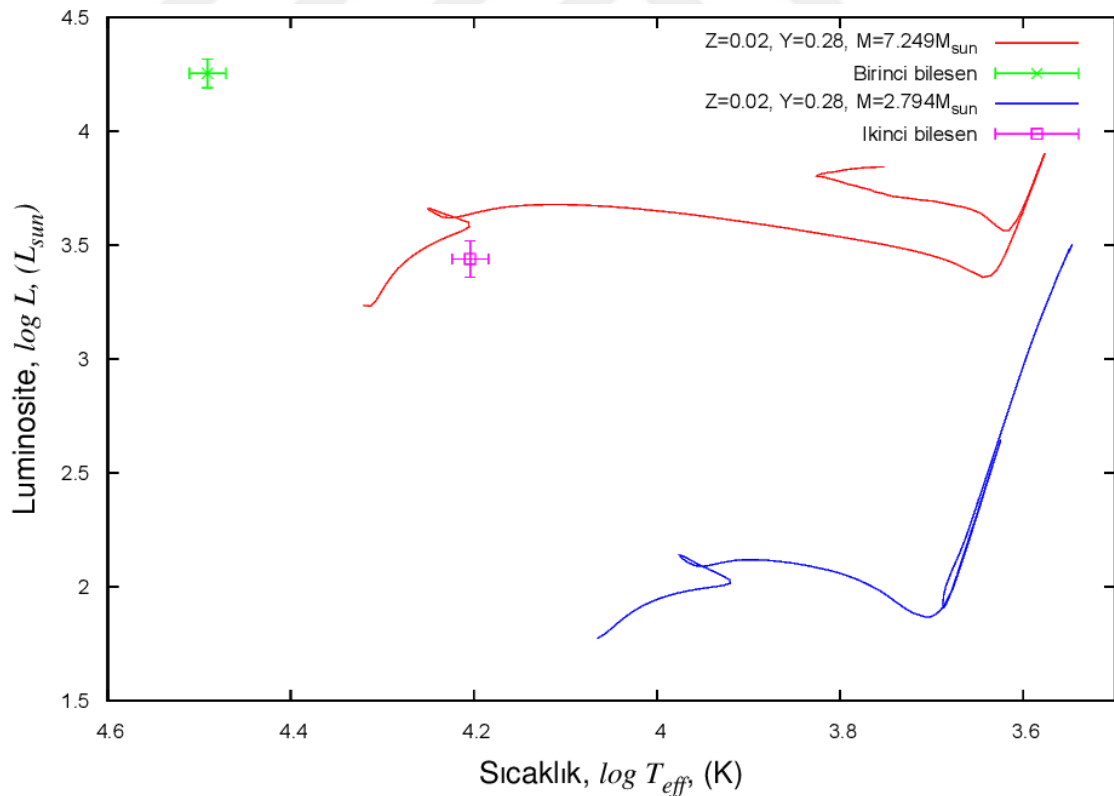
Çizelge 5.1. RS Sgr sisteminin mutlak parametreleri

| Parametre (Birim)                        | Sembol         | Birinci Bileşen       | İkinci Bileşen    |
|------------------------------------------|----------------|-----------------------|-------------------|
| Tayf Türü                                | Sp             | B3 V                  | A0 III / IV       |
| Kütle ( $M_{\odot}$ )                    | $M_{1,2}$      | $8.989 \pm 0.185$     | $2.922 \pm 0.130$ |
| Yarıçap ( $R_{\odot}$ )                  | $R_{1,2}$      | $5.156 \pm 0.065$     | $4.977 \pm 0.063$ |
| Yarıbüyük Eksen Uzunluğu ( $R_{\odot}$ ) | $a$            | $17.38 \pm 0.16$      |                   |
| Yörünge Periyodu (gün)                   | $P$            | $2.4156835 \pm 0.001$ |                   |
| Yörünge Eğimi ( $^{\circ}$ )             | $i$            | $82.06 \pm 0.08$      |                   |
| Kütle Oranı                              | $q$            | $0.325 \pm 0.008$     |                   |
| Sıcaklık (K)                             | $T_{1,2}$      | $19000 \pm 250$       | $9500 \pm 100$    |
| Yüzey Çekim İvmesi (cgs)                 | $\log g_{1,2}$ | $4.00 \pm 0.01$       | $3.50 \pm 0.01$   |
| Dönme Hızı (km/s)                        | $v_{rot1,2}$   | $115 \pm 5$           | $90 \pm 5$        |
| Hız Yarıgenlikleri (km/s)                | $K_{1,2}$      | $88.27 \pm 0.13$      | $271.92 \pm 0.13$ |
| Mutlak Parlaklık                         | $M_v$          | $-2.18 \pm 0.06$      | $-0.75 \pm 0.16$  |
| Bolometrik Düzeltme                      | BC             | $-1.79 \pm 0.01$      | $-0.17 \pm 0.06$  |
| Uzaklık (pc)                             | $d$            | $404 \pm 17$          |                   |



Şekil 5.1. RS Sgr çift sisteminin evrim yolu

İncelenen bir diğer sistem olan Güney yarımküre’de yer alan AT Vul sisteminin tayfsal çözüm sonucunda elde edilen yörünge parametreleri Zakirov & Eshankulova (2004) tarafından elde edilen ışık eğrileri çözümünde kullanılarak sistemin fiziksel parametreleri elde edilmiştir. AT Vul sisteminin de RS Sgr sistemine benzer olarak kütle ve yarıçaptan belirlenen sıcaklıkları tayftan bulunan sıcaklığından farklı olacaktır. Çünkü bu sistem de bileşenler arasında madde aktarımı bulunmaktadır. Işık ve dikine hız eğrilerinin çözümünden elde edilen birinci bileşenin kütlesi ( $M_1 = 7.249 M_{\odot}$ ) B3 V, yarıçapı ( $R_1 = 2.983 R_{\odot}$ ) B6 V ve elde edilen sıcaklığı (31000 K) B0 V tayf türüne işaret etmektedir. Yani birinci bileşen sahip olduğu kütleyle göre üç tayf sınıfı daha büyük sıcaklığa sahiptir. İkinci bileşenin sıcaklığı (16500 K) ise B4 III-IV, yarıçapı ( $R_2 = 6.828 R_{\odot}$ ) B2 IV/B3 III ve kütlesi ( $M_2 = 2.795 M_{\odot}$ ) A2 IV/A5 III tayf türlerine işaret etmektedir. İkinci bileşenin sıcaklığı sahip olduğu kütlelerine göre  $\sim 8700$  K büyük görünmektedir. Bu durum birinci bileşenin kendini H-R diyagramında kütlelerine göre daha düşük ısıtmalı, ikinci bileşenin ise daha büyük ısıtmalı olarak göstermesi ile sonuçlanıyor (İbanoğlu vd. 2006). Şekil 5.2’de AT Vul sisteminin her iki bileşenin de  $\log T_e - \log L$  düzleminde konumları gösterilmektedir. Sonuç olarak, sistemdeki bileşenlerin tayf türleri, hesaplanan sıcaklık ve yüzey çekim ivmeleri Straizys & Kuriliene (1981) çalışması kullanılarak belirlenmiştir.



Şekil 5.2. AT Vul çift sisteminin evrim yolu

Ayrıca, bileşenlerin elde edilen mutlak parlaklıkları ve görünür parlaklıkları kullanılarak uzaklık modülü ile sistemin uzaklığı hesaplanmıştır. Böylece AT Vul'un uzaklığı 1478(142) pc olarak bulunmuştur. Bu uzaklık Gaia uydusunun trigonometrik paralaks yöntemiyle elde ettiği uzaklık olan 1411(75) pc değeriyle uyum içindedir. Çizelge 5.2'de AT Vul sistemine ait mutlak parametreler verilmektedir.

**Çizelge 5.2.** AT Vul sisteminin mutlak parametreleri

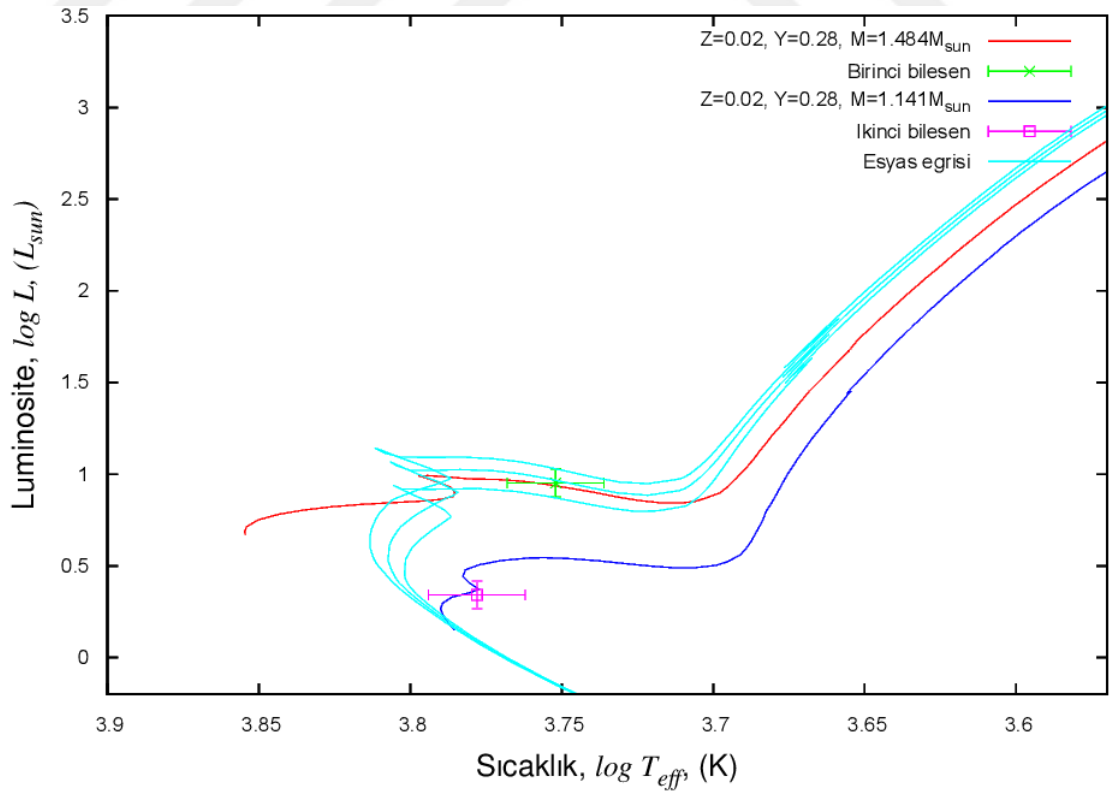
| Parametre (Birim)                        | Sembol         | Birinci Bileşen      | İkinci Bileşen    |
|------------------------------------------|----------------|----------------------|-------------------|
| Tayf Türü                                | Sp             | O9 V                 | B4 III / IV       |
| Kütle ( $M_{\odot}$ )                    | $M_{1,2}$      | $7.249 \pm 0.523$    | $2.795 \pm 0.417$ |
| Yarıçap ( $R_{\odot}$ )                  | $R_{1,2}$      | $2.983 \pm 0.187$    | $6.828 \pm 0.243$ |
| Yarıbüyük Eksen Uzunluğu ( $R_{\odot}$ ) | a              | $22.781 \pm 0.566$   |                   |
| Yörünge Periyodu (gün)                   | P              | $3.980389 \pm 0.001$ |                   |
| Yörünge Eğimi ( $^{\circ}$ )             | i              | $81.391 \pm 0.008$   |                   |
| Kütle Oranı                              | q              | $0.385 \pm 0.025$    |                   |
| Sıcaklık (K)                             | $T_{1,2}$      | $31000 \pm 400$      | $16500 \pm 250$   |
| Yüzey Çekim İvmesi (cgs)                 | $\log g_{1,2}$ | $4.20 \pm 0.01$      | $3.50 \pm 0.01$   |
| Dönme Hızı (km/s)                        | $v_{rot1,2}$   | $50 \pm 5$           | $80 \pm 5$        |
| Hız Yarıgenlikleri (km/s)                | $K_{1,2}$      | $81.39 \pm 1.02$     | $203.47 \pm 1.02$ |
| Mutlak Parlaklık                         | $M_v$          | $-2.89 \pm 0.20$     | $-2.46 \pm 0.20$  |
| Bolometrik Düzeltme                      | BC             | $-2.99 \pm 0.05$     | $-1.39 \pm 0.06$  |
| Uzaklık (pc)                             | d              | $1478 \pm 142$       |                   |

Çalışma kapsamında incelenen son sistem olan EM Boo sistemi ise ayrık ve soğuk bileşenlere sahip olduğu bilinen üçlü bir sistemdir. Tayfsal gözlemler de bu tezi doğrulamaktadır. Üçüncü bileşene ait ışık katkısı bilindiği için KOREL yardımı ile üçüncü bileşene ait tayf bileşke tayftan ayıklanabilmektedir. Çiftin bileşenlerinin ayıklanan tayfları için sentetik tayflar oluşturularak bu bileşenlere ait atmosfer parametreleri belirlenmiştir. Ancak, üçüncü bileşen için atmosfer model denemeleri yapılmamıştır. Ancak üçüncü bileşenin ayrılmış tayfındaki  $H_{\alpha}$  çizgisinin derinliği A-F tayf türü arasında orta sıcaklıklı bir yıldız olabileceğini söylemektedir.

EM Boo sisteminin de diğer iki sistem gibi dikine hız ve ışık eğrileri birlikte analiz edilerek sisteme ait fiziksel parametreler belirlenmiştir. Bu parametreler kullanılarak bileşenlerin tayf türleri ve sistemin uzaklığı hesaplanmıştır. Böylece EM Boo'nun uzaklığı 257(23) pc olarak bulunmuştur. Bu uzaklık Gaia uydusunun trigonometrik paralaks yöntemiyle elde ettiği uzaklık olan 360(81) pc değeriyle uyum içindedir. Çizelge 5.3'de EM Boo sistemine ait mutlak parametreler verilmektedir.

Çizelge 5.3. EM Boo sisteminin mutlak parametreleri

| Parametre (Birim)                        | Sembol         | Birinci Bileşen      | İkinci Bileşen    |
|------------------------------------------|----------------|----------------------|-------------------|
| Tayf Türü                                | Sp             | G2 III / IV          | G0 IV / V         |
| Kütle ( $M_{\odot}$ )                    | $M_{1,2}$      | $1.483 \pm 0.067$    | $1.141 \pm 0.065$ |
| Yarıçap ( $R_{\odot}$ )                  | $R_{1,2}$      | $3.073 \pm 0.040$    | $1.328 \pm 0.023$ |
| Yarıbüyük Eksen Uzunluğu ( $R_{\odot}$ ) | $a$            | $10.354 \pm 0.099$   |                   |
| Yörünge Periyodu (gün)                   | $P$            | $2.446243 \pm 0.001$ |                   |
| Yörünge Eğimi ( $^{\circ}$ )             | $i$            | $86.62 \pm 0.07$     |                   |
| Kütle Oranı                              | $q$            | $0.836 \pm 0.016$    |                   |
| Sıcaklık (K)                             | $T_{1,2}$      | $5650 \pm 50$        | $6000 \pm 100$    |
| Yüzey Çekim İvmesi (cgs)                 | $\log g_{1,2}$ | $3.50 \pm 0.01$      | $4.20 \pm 0.01$   |
| Dönme Hızı (km/s)                        | $v_{rot1,2}$   | $70 \pm 5$           | $70 \pm 5$        |
| Hız Yarıgenlikleri (km/s)                | $K_{1,2}$      | $97.33 \pm 0.50$     | $117.17 \pm 0.52$ |
| Mutlak Parlaklık                         | $M_v$          | $2.47 \pm 0.15$      | $3.94 \pm 0.15$   |
| Bolometrik Düzeltme                      | BC             | $-0.11 \pm 0.04$     | $-0.05 \pm 0.02$  |
| Uzaklık (pc)                             | $d$            | $257 \pm 23$         |                   |
| Sistemin Yaşı (Myr)                      |                | $9.45 \pm 0.05$      |                   |



Şekil 5.3. EM Boo çoklu sisteminin evrim yolu ve eşyaş eğrileri

Şekil 5.3’de EM Boo sisteminin her iki bileşeninin de  $\log T_e - \log L$  düzleminde konumları gösterilmektedir. Buradan sistemde birinci bileşenin daha soğuk ve evrimleşmiş olduğu, ikinci bileşenin ise daha sıcak bir anakol yıldızı olduğu görülmektedir. Yani bu sistem kütle oranı henüz ters dönmemiş genç bir sistemdir. RS Sgr ve AT Vul sistemleri madde aktarımından dolayı tek yıldız evrimi gibi evrimlerini sergileyememektedir. Bu nedenle onların eşyaş (izokron) eğrileri çizilerek yaşları hesaplanmamıştır. Ancak EM Boo sistemi için eşyaş eğrisi çizilerek sistemin yaşı belirlenebilir. İzokron hesapları için, Bertelli vd. (2008, 2009)’nin küçük/orta kütleler ile büyük kütleler için yaptıkları çalışmada sunulan izokron hesaplamalarını kullanan ve geliştirilen etkileşimli arayüz ile istenilen yaş aralıkları için hesap yapmayı sağlayan web sayfası<sup>17</sup>kullanılmıştır. Evrim yollarının verildiği Şekil 5.3’de EM Boo sisteminin her iki bileşene uyan 9.45(0.05) Milyon yıl yaşı gösteren eşyaş eğrisi de verilmektedir.



<sup>17</sup><http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

## 6. KAYNAKLAR

- Agerer, F., and Hubscher, J. 1998. Photoelectric minima of selected eclipsing binaries. *Inf. Bull. Variable Stars*, 4711
- Anonymous 1: Spectroscopic Binaries file online. [https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary0\\_types.html](https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary0_types.html) [Son erişim tarihi: 04.02.2020].
- Anonymous 2: Astrometric Binaries - Sirius file online. [https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary0\\_types.html](https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary0_types.html) [Son erişim tarihi: 04.02.2020].
- Anonymous 3: R Coronae Borealis file online. [https://www.aavso.org/vsots\\_rcrb](https://www.aavso.org/vsots_rcrb) [Son erişim tarihi: 04.02.2020].
- Baglow, R.L. 1948. The Photometric Elements of RS Sagittarii. *Montly Notices of The Royal Astronomical Society*, 108 : 343-346
- Bakış, V., Bakış, H., Bilir, S., Soyduğan, F., Soyduğan, E., Demircan, O., Eker, Z., Yaz., Tüysüz, M. and Şenyüz, T. 2010. The Spectroscopic Orbits of Three Double-Lined Eclipsing Binaries: I. BG Ind, IM Mon, RS Sgr. *New Astronomy*, 15 : 1-7
- Bermejo, J. M., Ramos, A. A., and Prieto, C. A. 2013. A PCA approach to stellar effective temperatures. *Astronomy and Astrophysics*, 553: A95
- Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., and Nasi, E. 2008. Scaled solar tracks and isochrones in a large region of the Z–Y plane-I. From the ZAMS to the TP-AGB end for 0.15–2.5 stars. *Astronomy and Astrophysics*, 484(3): 815-830
- Bertelli, G., Nasi, E., Girardi, L., and Marigo, P. 2009. Scaled solar tracks and isochrones in a large region of the Z–Y plane-II. From 2.5 to 20 M stars. *Astronomy and Astrophysics*, 508(1): 355-369
- Brancewicz, H. K., and Dworak, T. Z. 1980. A catalogue of parameters for eclipsing binaries. *Acta Astronomica*, 30: 501-524
- Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, I., Soyduğan, F., Soyduğan, E. and Demircan, O. 2004. Catalogue of Algol type binary stars. *Astronomy and Astrophysics*, 417: 263-268
- Carruthers, G. R., and Page, T. 1984. The S201 far-ultraviolet imaging survey. III-A field in Sagittarius. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 55: 101-125.

- Castelli, F., and Kurucz, R. L. 2004. New grids of ATLAS9 model atmospheres. *arXiv preprint astro-ph/0405087*
- Cerruti, M.A. and De Laurenti, M.A. 1990. The system of RS Sagittarii. *Acta Astronomica*, 40 : 283-295
- Codella, C., Palumbo, G. G. C., Pareschi, G., Scappini, F., Caselli, P., and Attolini, M. R. 1995. IRAS-selected Galactic star-forming regions–II. Water maser detections in the extended sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 276: 57-73
- Colacevich, A. 1940. Osservazioni ed elementi orbitali di alcuni sistemi spettroscopici binari. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 13: 171
- Couteau, P. 1970. Etoiles doubles nouvelles (4eme serie) decouvertes a Nice avec la lunette de 50 centimetres. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 1: 105
- Cucchiario, A., Jaschek, M., Jaschek, C., and Macau-Hercot, D. 1980. Spectral classification from the ultraviolet line features of S2/68 spectra. V-Supplement series. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 40: 207-213
- de Laurenti M., Cerruti M., 1988. Times of Minima of Southern Eclipsing Binaries. *Information Bulletin on Variable Stars*, 3127
- Dugan R. S. and Wright F. W., 1939. A Study of Certain Eclipsing Variables for Variation of Period. RS Sagittarii. *Contributions from the Princeton University Observatory*, 19: 47
- Eaton, J. A., Wu, C. C., and Rucinski, S. M. 1980. Ultraviolet colors of W Ursae Majoris-Gravity darkening, temperature differences, and the cause of W-type light curves. *The Astrophysical Journal*, 239: 919-927
- Fabricius, C., and Makarov, V. V. 2000. Two-colour photometry for 9473 components of close Hipparcos double and multiple stars. *Astronomy and Astrophysics*, 356: 141-145
- Fabricius, C., Hog, E., Makarov, V. V., Mason, B. D., Wycoff, G. L., and Urban, S. E. 2002. The Tycho double star catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 384: 180-189
- Ferrer, O.E. and Sahade, J. 1986. Lines of The Fainter Component In The Spectrum of RS Sagittarii. *Publications of The Astronomical Society of The Pacific*, 98 : 1342-1346

- Flower, P. J. 1996. Transformations from theoretical Hertzsprung-Russell diagrams to color-magnitude diagrams: effective temperatures, BV colors, and bolometric corrections. *The Astrophysical Journal*, 469: 355-365
- Friedemann, C., Gürtler, J., and Löwe, M. 1996. Eclipsing binaries as IRAS sources. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 117: 205-225
- Gaia Collaboration., Brown, A.G.A., Vallenari, A., Prusti, T., et al. 2018. Gaia Data Release 2. Summary of the Contents and Survey Properties, *Astronomy and Astrophysics*, 616: 22
- Gaposchkin S., 1953. The eclipsing variables. *Annals of Harvard College Observatory*, 113: 67
- Giuricin, G., Mardirossian, F., and Mezzetti, M. 1983. General properties of Algol binaries. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 52: 35-60
- Gould B. A., 1879. Uranometria Argentina: Brightness and Position of Every Fixed Star, Down to the Seventh Magnitude, Within One Hundred Degrees of the South Pole, 288
- Hadrava P., 1995. Orbital elements of multiple spectroscopic stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 114: 393
- Hadrava, P. 2004. Disentangling of spectra of multiple stars. In Spectroscopically and spatially resolving the components of the close binary stars. Vol. 318, 86
- Hilditch, R. W., and Hill, G. 1975. Strömgren four-colour observations of Northern Hemisphere binary systems. *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 79: 101
- Hiltner, W. A., Garrison, R. F., and Schild, R. E. 1969. Mk spectral types for bright southern ob stars. *The Astrophysical Journal*, 157: 313
- Hoffmeister, C. 1974. *Veränderliche Sterne*. 2nd edition
- Hubeny, I. 1988. A computer program for calculating non-LTE model stellar atmospheres. *Computer Physics Communications*, 52: 103-132
- İbanoglu, C., Soyduğan, F., Soyduğan, E., and Dervişoğlu, A. 2006. Angular momentum evolution of Algol binaries. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373(1): 435-448
- Johnson, H. L., and Morgan, W. W. 1953. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *The Astrophysical Journal*, 117: 313-352

- Jones, D., Conroy, K. E., Horvat, M., Giammarco, J., Kochoska, A., Pablo, H., Brown, A., Sowicka, P. and Prsa, A., 2019. Physics of Eclipsing Binaries. IV. The impact of interstellar extinction on the light curves of eclipsing binaries. *arXiv:1912.09474*
- Koch, R.H., Wood, F.B., Florkowski, D.R., and Oliver, J.P. 1979. Photoelectrically-Neglected Eclipsing Binaries. *Information Bulletin on Variable Stars* No:1709
- Kopal, Z. 1955. The classification of close binary systems. *In Annales d'Astrophysique*, 18: 379
- Kopal, Z., and Shapley, M. B. 1956. Catalogue of the Elements of Eclipsing Binary Systems. *Jodrell Bank Annals*, 1: 141
- Kreiner, J. M. 1971. Investigation of changes in periods of eclipsing variables. *Acta Astronomica*, 21: 365
- Kreiner, J. M. 1976. Visual minima of eclipsing binaries from Cracow observations in 1920 - 1950. *Acta Astronomica*, 26: 341-349
- Kreiner, J. M. 2004. Up-to-date linear elements of eclipsing binaries. *Acta Astronomica*, 54: 207-210
- Kviz Z., 1979. Minima of Southern Eclipsing Variables, 1975-1979 Siding Spring. *Information Bulletin on Variable Stars*, 1702
- Lacy, C. H. 1992. UBV photometry of selected eclipsing binary stars. *The Astronomical Journal*, 104: 801-809
- Lacy, C. H. S. 2002.  $uvby\beta$  Photometry of Selected Eclipsing Binary Stars. *The Astronomical Journal*, 124: 1162
- Levato, H. 1975. Rotational velocities and spectral types for a sample of binary systems. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 19: 91-99
- Lubow, S. H., and Shu, F. H. 1975. Gas dynamics of semidetached binaries. *The Astrophysical Journal*, 198: 383-405
- Lucy, L. B., and Sweeney, M. A. 1971. Spectroscopic binaries with circular orbits. *The Astronomical Journal*, 76: 544-556
- Malkov, O. Y., Oblak, E., Snegireva, E. A., and Torra, J. 2006. A catalogue of eclipsing variables. *Astronomy and Astrophysics*, 446: 785-789
- Mallama A. D., 1981. Minima And Photometry For Southern Hemisphere Eclipsing Binaries. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 93: 774

- Mattsson, L. 2009. On the Winds of Carbon Stars and the Origin of Carbon : A Theoretical Study. *Uppsala Universitet*
- McDonald, I., Zijlstra, A. A., and Boyer, M. L. 2012. Fundamental parameters and infrared excesses of Hipparcos stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427: 343-357
- Monet, D. G. 1980. A discussion of apsidal motion detected in selected spectroscopic binary systems. *The Astrophysical Journal*, 237: 513-528
- NASA/ESA, 1999. Hubble Telescope, Symbiotic stars file online. <https://www.spacetelescope.org/images/opo9932d/> [Son erişim tarihi: 04.02.2020].
- Nesterov, V. V., Kuzmin, A. V., Ashimbaeva, N. T., Volchkov, A. A., Röser, S., and Bastian, U. 1995. The Henry Draper Extension Charts: A catalogue of accurate positions, proper motions, magnitudes and spectral types of 86933 stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 110
- O'Connell, D., 1949. The eclipsing binary, SV Centauri; The eclipsing binary, V525 Sagittarii; The period of the eclipsing binary, RS Sagittarii. *Publications of the Riverview College Observatory*, 2: 69
- O'Connell, D., 1950. The period of the eclipsing binary RS Sagittarii. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 110: 627
- Özkardeş, B., Bakış, H. and Bakış, V. 2018. Orbital Parameters of The Multiple System EM Boo. *American Institute of Physics Conference Series*, 1935: Issue 1, id.030005
- Paddock G., 1916. RS Sagittarii, Algol variable and spectroscopic binary. *Lick Observatory Bulletin*, 9: 39
- Peters, G. J. 1989. The  $H\alpha$  emitting regions of the accretion disks in Algols. *Space Science Reviews*, 50(1-2): 9-22
- Pickering E. C., 1904. 152 new variable stars in the large Magellanic Cloud. *Astronomische Nachrichten*, 166: 69
- Plavec, M., Pekný, Z., and Smetanová, M. 1960. Problem of period variability of the detached eclipsing binary systems. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 11: 180
- Pols, O. R. 2011. Stellar Structure and Evolution. *Astronomical Institute Utrecht*,

- Redman R., 1945. The Fabry method of stellar photometry. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 105: 212
- Reed, P. A., Kutztown University. Interacting Binary Stars file online. <http://faculty.kutztown.edu/preed/research.html> [Son erişim tarihi: 04.02.2020].
- Richter, G., Wenzel, W., and Hoffmeister, C. 1985. *Variable Stars*, Chapter 2: Pulsating Variables, Figure 4 and Figure 5, page 27.
- Roberts A. W., 1895. Parallax of alpha Centauri from Meridian Observations 1879-1881. *Astronomische Nachrichten*, 139: 177
- Roberts A. W., 1896. Orbit of RS Sagittarii. *The Astronomical Journal*, 16: 97
- Roberts A. W., 1901. Southern variable stars. *The Astronomical Journal*, 21: 81-95
- Sahade, J. 1949. Spectrographic Observations of the Eclipsing Variable RS Sagittarii. *The Astrophysical Journal*, 109: 116
- Samus, N. N. 2017. General catalog of variable stars: Version GCVS 5. *Astron. zh*, 94: 87
- Savedoff, M. P. (1951). On (e cosomega) for eclipsing binaries. *The Astronomical Journal*, 56: 1-9
- Schild, R. E., Garrison, R. F., and Hiltner, W. A. 1983. Variability and mass loss in IA OBA supergiants. *The Astronomical Journal*, 88: 67-71
- Selam, O. S., web sitesi <http://science.ankara.edu.tr/selam>
- Sharpley, H. 1913. The orbits of eighty-seven eclipsing binaries—a summary. *Astrophysical Journal*, 38 : 158-174
- Shapley, H. 1915. A study of the orbits of eclipsing binaries (No. 3). *The Observatory*
- Shobbrook R. R., 2004. Photometry of 20 eclipsing and ellipsoidal binary systems. *Journal of Astronomical Data*, 10: 1
- Shobbrook R. R., 2005. Photometry of 20 eclipsing and ellipsoidal binary systems. *Journal of Astronomical Data*, 11: 7
- Skelton, P. L., and Smits, D. P. 2009. Modelling of W UMa-type variable stars. *South African Journal of Science*, 105: 120-126
- Skuljan J., 2004. HRSP—A dedicated echelle reduction software package for Hercules. *International Astronomical Union Colloquium*, 575– 578

- Straizys, V., and Kuriliene, G. 1981. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. *Astrophysics and Space Science*, 80: 353-368
- Szczygiel, D. M., Socrates, A., Paczynski, B., Pojmanski, G., and Pilecki, B. (2008). Coronal activity from the ASAS eclipsing binaries. *Acta Astron.*, 58: 405-418
- Tody, D., 1993. IRAF in the Nineties, in *Astronomical Data Analysis Software and Systems II, A.S.P. Conference Ser., eds. R.J. Hanisch, R.J.V. Brissenden, and J. Barnes*, 52: 173
- Van Hamme, W. 1993. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. *The Astronomical Journal*, 106: 2096-2117
- Van Hamme, W., Wilson, R. E., and Guinan, E. F. 1995. Periodic Light Curve Changes for Beta Lyrae. *The Astronomical Journal*, 110: 1350
- Wilson, R. E., and Devinney, E. J. 1971. Realization of accurate close-binary light curves: application to MR Cygni. *The Astrophysical Journal*, 166: 605-619
- Wilson, R. E. 1994. Binary star light-curve models. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106(703): 921-941
- Whitney, B. S. 1959. Minima and periods of eclipsing stars. *The Astronomical Journal*, 64: 258-265
- Wood, B. D., and Forbes, J. E. 1963. Ephemerides of eclipsing stars. *The Astronomical Journal*, 68: 257-269
- Zakirov, M. M., and Eshankulova, M. U. 2004. Close binary stars in ob-association regions i. preliminary investigation. *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 20: 313-327

## ÖZGEÇMİŞ

**Ömrüm HİLAL**  
omrum.hilal95@gmail.com



### ÖĞRENİM BİLGİLERİ:

|               |                                                                                    |
|---------------|------------------------------------------------------------------------------------|
| Yüksek Lisans | Akdeniz Üniversitesi                                                               |
| 2017 - 2020   | Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri<br>Anabilim Dalı, Antalya |
| Lisans        | Akdeniz Üniversitesi                                                               |
| 2013 - 2017   | Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri, Antalya                            |

### ESERLER:

#### **Ulusal bilimsel toplantılarda sunulan ve bildiri kitaplarında basılan bildiriler**

1- Hilal, Ö. ve Şahin, T. (2018). SRd Türü Yarı Düzenli Değişenlerin Post-AGB Karakteristiklerinin Tespiti: Çok Ulaklı Kırmızıöte Gözlemleri. 21. *Ulusal Astronomi Kongresi - Kayseri*. (Bildiri Sunumu - Doğu Anadolu Gözlemevi(DAG) Kırmızı-öte Astronomi Bilim Ödüllü)