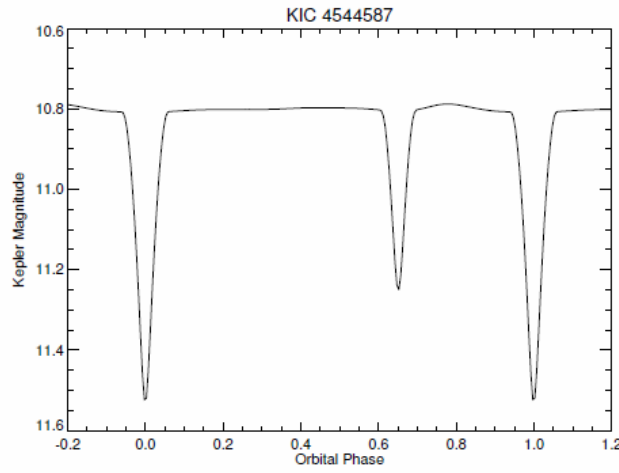


## Dışmerkezlik (e)

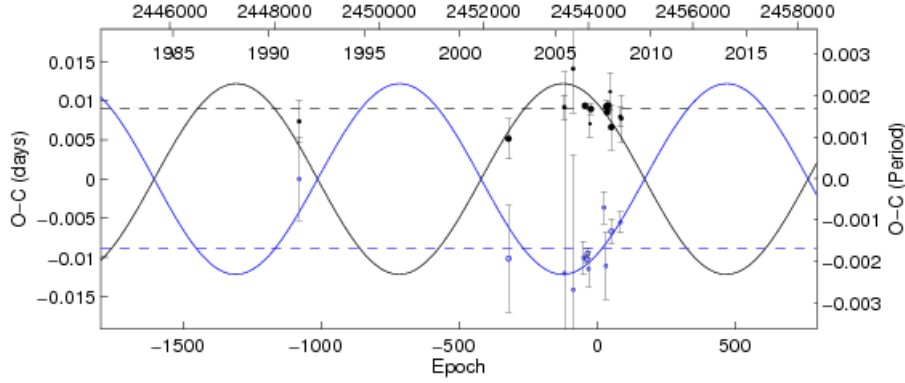
Eğer çift yıldız sisteminin yörüngesi dairesel ise bu durumda bileşen yıldızlar yörüngeleri üzerinde sabit hızlarda hareket ederler. Birinci ile ikinci minimumlar arasındaki zaman farkı tam olarak dönemin yarısı kadar olur. Eğer yörünge belirli bir dış merkezliğe sahipse bu durumda *düğüm doğrultusu* (yörünge yarı-büyük eksenini) bakış doğrultumuzda bulunmaması durumunda, yukarıda söylenenler gerçekleşmez. Bunun nedeni ise yıldızların *enberi* noktası civarında yörüngelerinde çok daha hızlı hareket etmeleridir.

Dışmerkezlik ile yörünge eksenlerinin doğrultusu, dikine hız gözlemlerinden belirlenebildiği gibi birinci ve ikinci minimumlar arasındaki göreceli zamanlar dikkate alınarak da belirlenebilir. Yakın çift yıldız sistemlerinde yörünge dış merkezlikleri genellikle sifıra eşittir ve bu durum bileşen yıldızların birbirlerine uyguladıkları gel-git etkileşimi sonucunda yörünge zamanla dairesel hale gelmesinin bir sonucudur.



**Şekil 6.10.** Dışmerkezliğe sahip örten değişen bir sistemde ikinci minimum 0.5 evresinden farklı bir yerde gerçekleşir. Ancak sisteme yarı-büyük eksen doğrultusunda bakılıyorsa sistem dışmerkezliğe sahip olsa bile ikinci minimum 0.5 evresinde görülecektir. Fakat bu tür sistemlerin dikine hız eğrilerinin incelenmesi ile dışmerkezlik değerleri hesaplanabilmektedir.

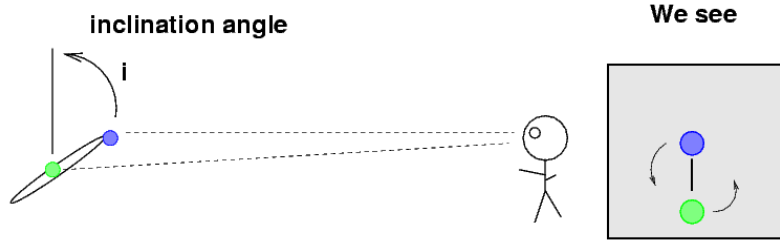
Apsisler doğrultusu uzayda yavaş bir şekilde dönebilir – ki bu durumda *apsislerin hareketi* olarak adlandırılan önemli bir olay gerçekleşir (bkz Şekil 6.11). Nedeni, bileşen yıldızların birbirlerine uyguladıkları çekimsel bozulmalardır ve bu sayede yıldızların iç-yapılarına ilişkin önemli bilgilere ulaşmak mümkündür. Eğer sistem basit bir sistem veya “temiz” bir sistem ise bu durumda genel görelilik teoreminin test edilmesinde kullanılabilir.



**Şekil 6.11.** SY Phe sisteminde birinci ve ikinci minimumlar zıt fazda periyodik değişim göstermektedir.

### Yörünge Eğim Açısı ( $i$ )

Yörünge eğim açısı, bakış doğrultumuza dik düzlem ile yörünge düzlemi arasındaki açı olarak tanımlanır ve  $i$  ile gösterilir. Örtün değişen bir sistemde  $i$  normal olarak  $90^\circ$  ye çok yakın değerlere sahiptir. Bu bilgi özellikle sistemin tayfsal bir çift yıldız olması durumunda çok kullanışlıdır. Bu tür sistemlerde bileşen yıldızların ayrı ayrı kütlelerini ( $\sin i$  ile çarpım durumundadır) hesaplamak mümkündür. Eğer  $i$  değeri  $90^\circ$  ye yakın ise bu durumda  $\sin i$  değeri 1.0'e çok yakın olacaktır. Fakat  $90^\circ$  den küçük ise (bkz. Şekil 6.12) bu durumda tutulmalar parçalı gerçekleşebilir. Fakat yörünge eğim açısı yine de belirlenebildiğinden bileşen yıldızların kütlelerini hesaplamak mümkündür.



**Şekil 6.12.** Yörünge eğim açısının uygun olmaması nedeniyle tutulma gerçekleşmez

### Yörünge ve Bileşen Yıldızların Boyutları

Bu parametrelerin belirlenebilmesi için ışık eğrisi ayrıntılı biçimde incelenmelidir. Bu inceleme genellikle otomatik olarak bu amaçla üretilmiş bilgisayar programları kullanılarak yapılır. Fakat Şekil 6.1'de gösterilen en basit sistemi dikkate alarak herhangi bir program kullanmadan önemli çıkarımlarda bulunabiliriz.

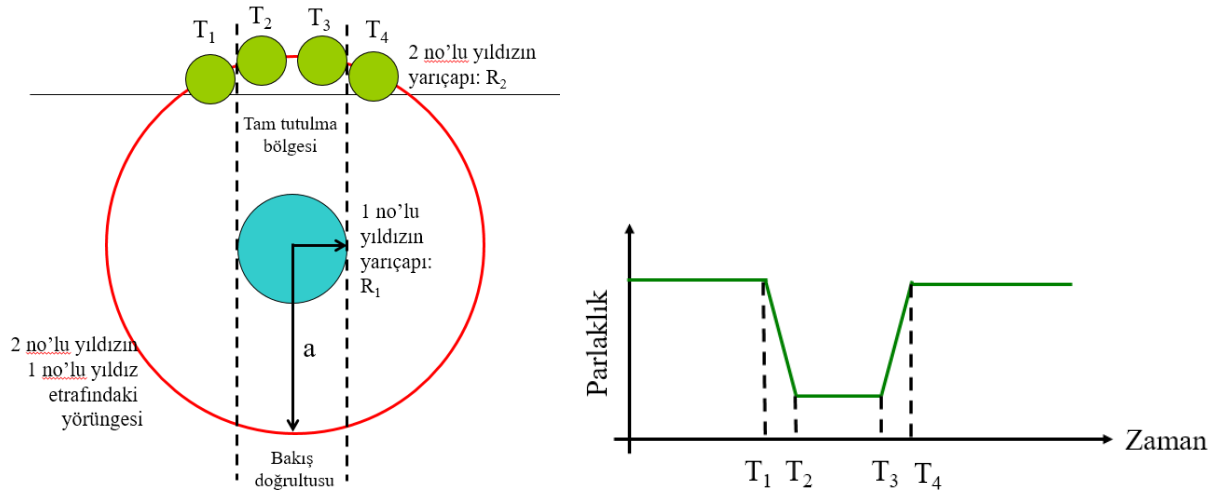
Yıldızlardan biri küçük, sıcak, parlak ve büyük kütleli; diğeri ise büyük, soğuk, sönük ve daha küçük kütlelidir. Bu koşullar sistemin Algol türü olduğunun işaretidir. Bununla birlikte:

- i. Per iki bileşenin merkezleri dikkate alındığında tam veya halkalı tutulma gerçekleşiyor olabilir,
- ii. Merkezleri çakışmayacak şekilde bir tam ve bir halkalı tutulma gerçekleşebilir,
- iii. İki adet parçalı tutulma gerçekleşebilir gibi olasılıklar ortaya çıkar.

Aşağıdaki tartışma şematik olarak Şekil 6.12’de verilen bir ışık eğrisi ve yörünge olması durumu için yapılacaktır. Yörüngeyi dairesel olduğu ve tam olarak yörünge düzlemi ile bakış doğrultumuzun çakıştığı, dolayısıyla tutulmalarda yıldız merkezleri çakışık olacaktır. Işık eğrisi üzerinde toplam dört adet özel zaman işaretlenmiş durumdadır. Bu özel noktalara *kontak (değme) noktaları* adı verilir.

Örten değişen bir çift yıldız sisteminde;

- Yörünge eğim açısı  $i=90^\circ$
- Yıldızların ortak kütle merkezi etrafında dairesel yörüngede dolandığı ( $e=0$ )
- Yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu  $a$  olan,
- Baş bileşenin, yoldaş bileşenden daha büyük yarıçapa sahip olduğu,  $R_1 > R_2$
- Bakış doğrultumuzda yoldaş bileşenin, baş bileşen tarafından tamamen örtüldüğü (tam tutulma) durumunda;



**Şekil 6.13.** Tutulmanın geometrisi ve ışık eğrisi üzerinde kontak anları

Işık eğrisi ve kontak zamanları:

- $T_1$ : İlk kontak anı
- $T_2$ : Tam tutulma başlangıç zamanı
- $T_3$ : Tam tutulmanın bitiş zamanı
- $T_4$ : Son kontak anı

$T_1$  ile  $T_4$  zamanları arasında 2 no'lu yıldız  $D$  kadar yol alır;

$$D=2R_1+2R_2$$

$T_2$  ile  $T_3$  zamanları arasında 2 no'lu yıldız  $d$  kadar yol alır;

$$d=2R_1-2R_2$$

Dairesel yörüngeye sahip bir sistemde bileşen yıldızların hızları;

$$V=2\pi/P$$

kadar olacaktır. Bu hız,  $a$  yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu ve  $P$  yörünge dönemi biliniyorsa hesaplanabilir bir büyüklüktür. Tutulmalara ilişkin zamanlar dikkate alındığında,  $T_1$  ile  $T_4$  zaman aralığı için,

$$V = \frac{D}{(T_4 - T_1)} = \frac{2\pi a}{P} = \frac{2(R_1 + R_2)}{(T_4 - T_1)}$$

ve buradan aşağıdaki ifadeyi yazabiliriz,

$$(R_1 + R_2) = \frac{\pi a}{P} (T_4 - T_1)$$

$T_2$  ile  $T_3$  zaman aralığı için,

$$V = \frac{d}{(T_3 - T_2)} = \frac{2\pi a}{P} = \frac{2(R_1 - R_2)}{(T_3 - T_2)}$$

ve buradan aşağıdaki ifade bulunur,

$$(R_1 - R_2) = \frac{\pi a}{P} (T_3 - T_2)$$

Her iki denklem dikkate alındığında yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu  $a$  nın bilinmesi durumunda  $(R_1+R_2)$  ve  $(R_1-R_2)$  değerlerinin hesaplanabileceği görülür.

**Soru:** Yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu  $a=50 R_\odot$  ve yörünge dönemi  $P=25$  yıl olan bir çift yıldız sistemi için tam tutulmaya ilişkin giriş ve çıkış ile tam tutulma zamanları arasındaki fark:

- $T_4-T_1=3.488$  gün
- $T_3-T_2=2.325$  gün

olarak hesaplanmıştır. Bu sistemi oluşturan bileşen yıldızların yarıçap değerlerini  $R_\odot$  cinsinden hesaplayınız?

**Çözüm:**

$$(R_1 + R_2) = \frac{\pi 50 R_\odot}{0.25 \text{ yıl}} 3.488 \text{ gün} = \frac{\pi 50 R_\odot}{0.25 \text{ yıl}} \left( \frac{3.488 \text{ yıl}}{365.25} \right) = 6 R_\odot$$

$$(R_1 - R_2) = \frac{\pi 50 R_\odot}{0.25 \text{ yıl}} 2.325 \text{ gün} = \frac{\pi 50 R_\odot}{0.25 \text{ yıl}} \left( \frac{2.325 \text{ yıl}}{365.25} \right) = 4 R_\odot$$

ve buradan  $R_1=5 R_\odot$  ve  $R_2=1 R_\odot$  olarak bulunur.

## Işınımgücü ve sıcaklık

Şimdi ışık eğrisinde görülen parlaklık değişimi üzerinde durabiliriz (Şekil 6.1). Parlaklık kadar biriminden çok ışınımgücü şeklinde fiziksel birimlerde dikkate alınır. Işınımgücü cinsinden  $x$  (maksimum),  $y$  (ikinci minimum) ve  $z$  (birinci minimum) değerlerini temsil etsin. Birinci ve ikinci minimum derinlikleri bu durumda sırasıyla  $x-z$  ve  $x-y$  olacaktır. Küçük ve büyük boyutlu yıldızların alanlarının sırasıyla  $A_1$  ve  $A_2$  ve yüzey ışınımgüçlerinin (birim alandan salınan enerji miktarı)  $B_1$  ve  $B_2$  olduğunu kabul edelim. Her iki durumda da  $A \sim D^2$  (geometri) ve  $B \sim T^4$  (Stefan yasası) olacaktır, burada  $T$  her bir yıldızın sıcaklığını göstermektedir. Bu durumda,

$$x = A_1 \cdot B_1 + A_2 \cdot B_2$$

$$y = (A_2 - A_1) \cdot B_2 + A_1 \cdot B_1$$

$$x - y = A_1 \cdot B_2$$

$$z = A_2 \cdot B_1$$

$$x - z = A_1 \cdot B_1$$

yazabiliriz. Bu durumda,

$$\frac{z}{(x - y)} = \frac{A_2}{A_1} = \left(\frac{D_2}{D_1}\right)^2$$

$$\frac{(x - y)}{(x - z)} = \frac{B_2}{B_1} = \left(\frac{T_2}{T_1}\right)^4$$

$$\frac{(x - z)}{z} = \frac{A_1 B_1}{A_2 B_2} = \frac{L_1}{L_2}$$

burada  $L_1$  ve  $L_2$  bileşen yıldızların ışınımgüçlerini göstermektedir. Verilen ifadeler, ışık eğrisinden yıldızların fiziksel parametrelerinin nasıl elde edilebildiğini göstermektedir.

## Komplikasyonlar

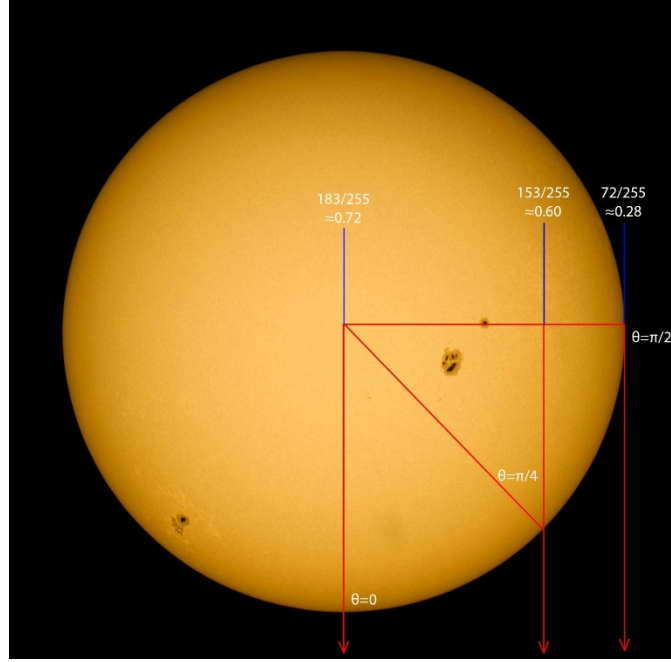
Yukarıda yapılan tartışma son derece şematik biçime sahip bir ışık eğrisi ve yörünge için yapılmıştır. Gerçek sistemlerde ise ek olarak çeşitli komplikasyonlar bulunur. Bunlar:

### *Parçalı tutulma*

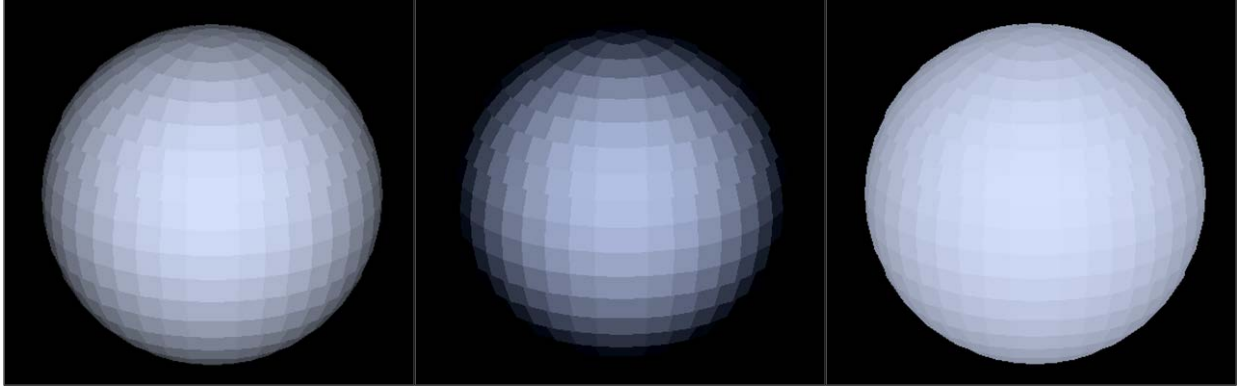
Yıldızlardan hiçbiri tam tutulma göstermeyebilir. Bu durumda ışık eğrisi analizi çok daha karmaşık hale gelir, fakat çözüm prensibi aynıdır.

### *Kenar kararması*

Yukarıdaki örnekte yıldız disklerinin bir bütün olarak her parçasının eşit ışınımında bulunduğu kabul edilmiştir. Gerçekte ise yıldız diskinin merkezi bölgesi, kenar kısımlarına göre daha parlak yani daha fazla ışınım gönderir. Bu olaya kenar kararması adı verilir ve nedeni diskin kenar kısımlarında yıldız atmosferine belirli bir açı altında bakmamızdır. Bu bölgelerden gelen ışınım yüzeye daha yakın ve dolayısıyla daha soğuk katmanlardan bize gelir. Küçük bir teleskopla dahi Güneş için böylesine bir durumun bulunduğu doğrudan gözlenebilmektedir.



Şekil 6.14. Güneş'te kenar kararması

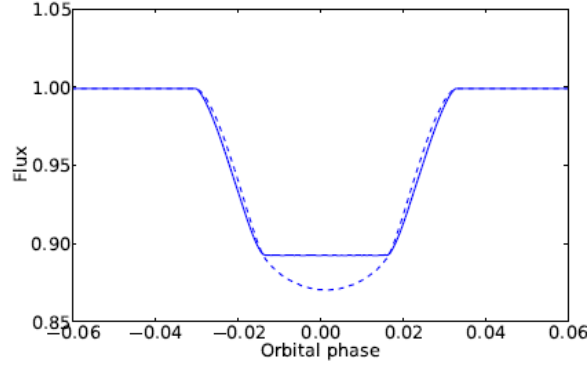


Şekil 6.15. Kenar kararma sabitleri farklı yıldız modelleri

Kenar kararması için kullanılan standart ifade,

$$B(\theta) / B(0) = (1 - k) + k \cos \theta$$

şeklindedir ve burada  $\theta$  açısı gözlemci ile yıldız diskinin merkezi arasındaki açıyı göstermektedir.  $k$  ise yaklaşık olarak 0.6 değerine sahip bir sabittir ve yıldız atmosfer modelleri kullanılarak hesaplanmıştır. Kenar kararmasının ışık eğrileri üzerindeki etkisi; minimum merkezlerinin çanak biçiminde eğrisel hale gelmesine, minimuma giriş ve maksimuma çıkış bölgelerinin biçimsel değişmesine neden olur. Bu nedenle ışık eğrilerinin minimum bölgeleri  $k$  değeri hakkında gözlemsel olarak yararlı bilgiler verir. Bu bilgi bizler için yıldız atmosfer modellerinin test edilebilmesini sağlar.

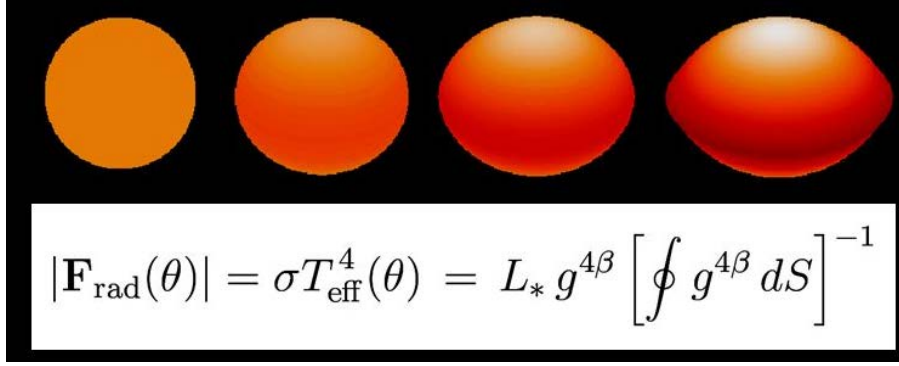


**Şekil 6.16.**  $k=0.6$  doğrusal kenar kararma katsayısına sahip bir yıldızın örtülmesi (kesikli eğri) ve kenar kararmasına sahip olmaması durumunda (sürekli eğri) minimum bölgesinde görülen değişim.

### Çekim Kararması

Eğer bir çift yıldız sisteminde bileşen yıldızlar birbirlerine çok yakın iseler bu durumda çekimsel gel-git olayı nedeniyle birbirlerinin biçimlerini bozarlar (von Zeipel 1924) (uydumuz Ay'ın okyanusları kabartmasına benzer bir durumdur). Çekim kararmasının varlığı örten değişen yıldızların incelenmesi ve interferometrik gözlemler ile kanıtlanmıştır. Sıcak yıldızlar yani ışınımsal yıldızlar için  $\beta \approx 0.25$  (Geç A ve erken F tayf türünden yıldızlara kadar). Soğuk yıldızlar yani konvektif katmanlara sahip cisimler için bu değer  $\beta \approx 0$  ile 0.08 arasında değişir. Bu durumda her iki bileşen de elipsoid şekle sahip olacağından yıldızların uç noktaları daha soğuk ve dolayısıyla daha az ışınım gönderen bölgeler haline dönüşür. Böylesi sistemlerde tutulmalar olmasa dahi, elipsoid biçimli yıldızların gözlemcinin bakış doğrultusuna göre konumları değişeceğinden, sistemin parlaklığında az da olsa bir değişim gözlenir.

Çekim kararması, yıldızların tutulma dışındaki ışınım güçlerinin değişmesine neden olan bir etkidir. Bu nedenden dolayı ışık eğrisinin maksimum bölgeleri düzgün olmaz, bir miktar eğrisel yapıya sahip olur. Minimumlar arasında daha parlak, minimuma yakın bölgelerde ise parlaklık azalması meydana gelir. Çekim kararması yıldızların kütleleri ve bileşen yıldızlar arasındaki uzaklığa bağlıdır. Işık eğrisinin minimumlar dışında kalan bölgesinin incelenmesi sayesinde elipsoid biçimli yıldızların özellikleri hakkında önemli bilgilere ulaşılır.

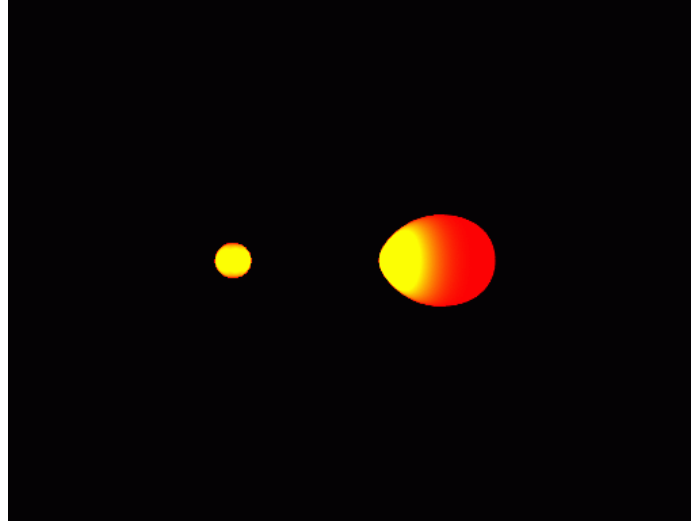


**Şekil 6.17.** Dönme ve çekim kararmasının yıldız yüzeyine ilişkin ışıma olan etkisi

### Yansıma

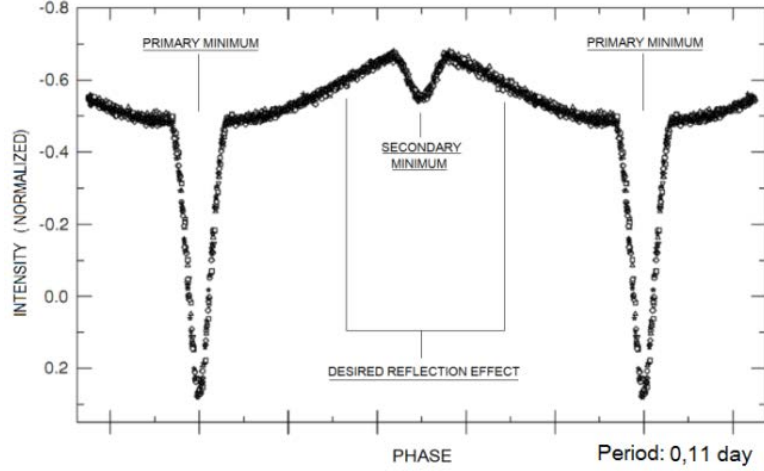
Örten değişen sistemlerde bileşen yıldızlar birbirlerine çok yakın konumlarda bulunuyorlarsa, bu durumda her bir yıldızdan çıkan ışınım diğer yıldıza bakan yüzeye çarpar ve ardından “yansımaya” uğrar (gerçekte yıldız atmosferi tarafından soğurular ve tekrar geri salınır). Bu olay en fazla soğuk, dolayısıyla sönük yıldızın örtülmesinden önce etkide bulunur ve ikinci minimum civarında bir “omuz” benzeri yapının görülmesine neden olur.

Yansıma etkisi genellikle bileşen yıldızlardan biri UV kaynağı veya yüksek enerjilerde ışımanda bulunan bir yıldız olması, diğer bileşenin ise daha soğuk bir yıldız olması durumunda etkin olur.



**Şekil 6.18.** Güçlü yansıma etkisi görülen bir çift sistem





**Şekil 6.19.** Yansıma etkisi özellikle ikinci minimum civarında ilave bir değişime neden olur.

### Yıldız Lekeleri

Daha önce yıldızların yüzeylerinin çok temiz olduğunu kabul etmiştik. Fakat soğuk yıldızların yüzeylerinde (güneş benzeri) lekelerin bulunduğunu biliyoruz. Lekelerin temel nedeni olarak yıldızların manyetik alanı ve yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesi olarak kabul edilir. Yakın çift yıldızlarda bileşen yıldızların dönme süreleri genellikle çekimsel gel-git etkileri nedeniyle hızını artırma yönünde gerçekleşir. RS Canum Venaticorum yıldızları bu tür olayların görülebildiği ekstrem örneklerdir. Yıldız lekeleri, ışık eğrisinin herhangi bir bölgesini etkileyebilir.

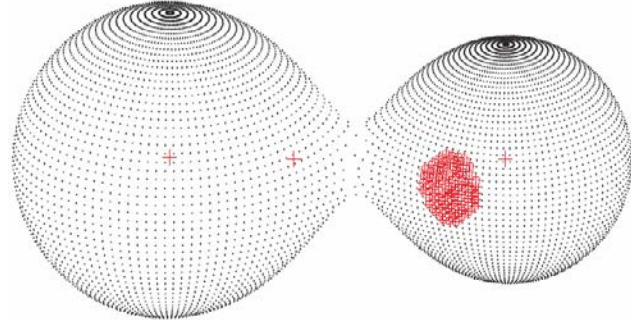
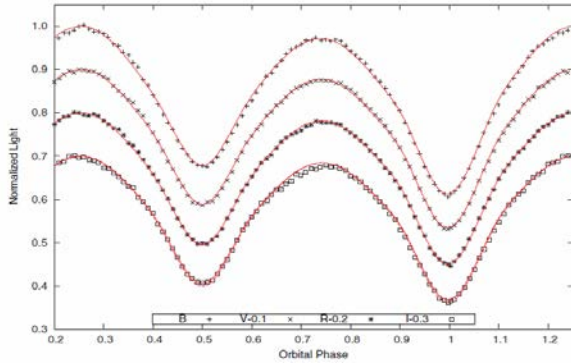
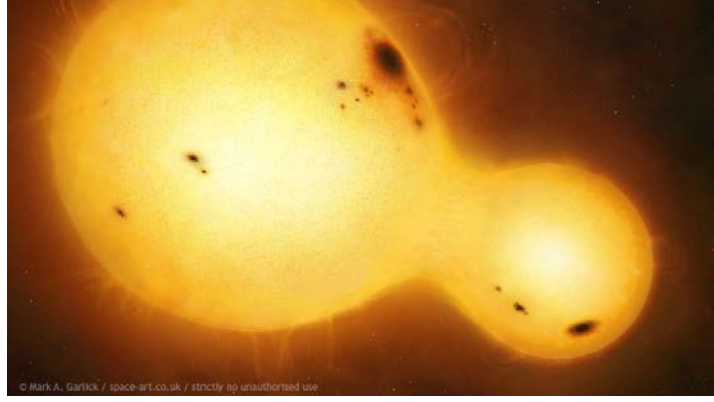


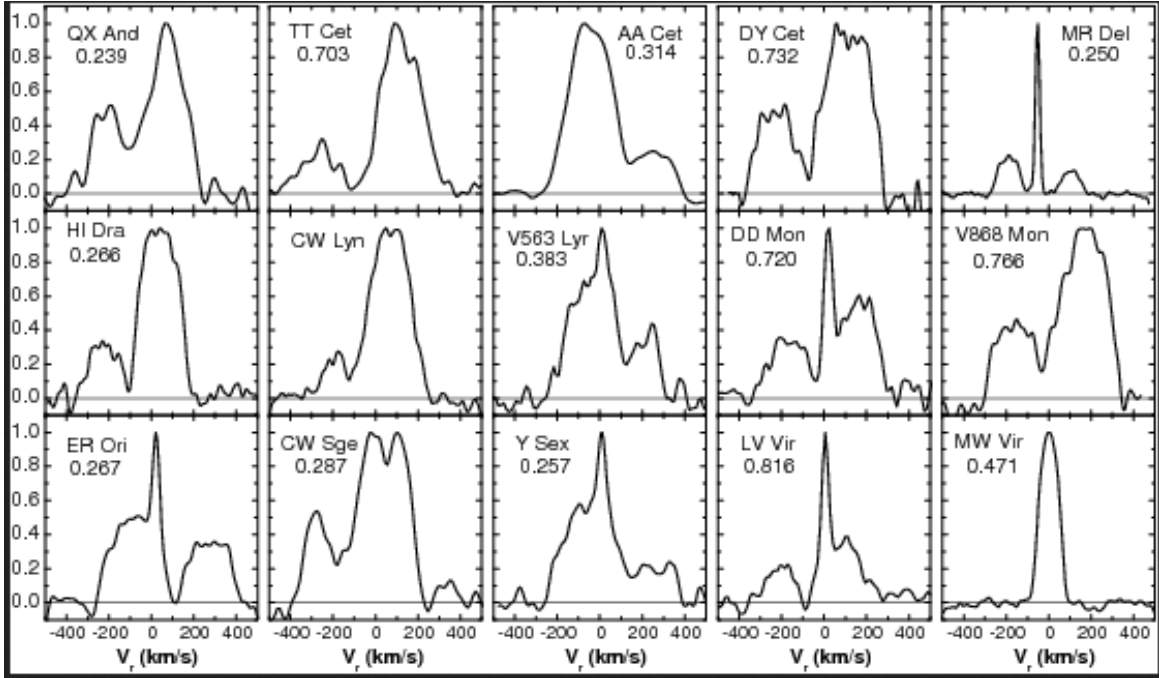
Fig. 8. Roche geometry of the components of HH Boo for the orbital phase 0.75 showing the modeled cool starspot region.

**Şekil 6.20.** HH Boo sisteminin ışık eğrisinde (sol şekil) 0.75 evresi civarında parlaklıkta düşme görülmektedir. Sağ şekilde ise ışık eğrisi çözümü ile bulunan leke yer almaktadır.



### Üçüncü Bileşenin Varlığı

Sisteme bağlı veya sistemle aynı doğrultuda bir başka yıldızın bulunması, gözlenen ışık eğrisinin gerçek biçiminin değişmesine neden olabilir. Böylesine bir durum hem ışık eğrisi analizini hem de tayfsal analizlerde karışıklıklara neden olur. Bütün çift yıldız sistemleri dikkate alındığında önemli bir miktarının üçlü sistem olduğu bilinmektedir. Bir sistemin ışık eğrisinde yukarıda bahsedilen olaylardan birkaçı aynı anda mevcut olabilir. Prensipte bir çift sistemde ne kadar fazla etkiyen olay mevcutsa, bu olayların ışık eğrisi üzerindeki etkilerinin çözülebilmesi durumunda, düşündüğümüzden çok daha fazla bilgiye ulaşabileceğimizi söyleyebiliriz. Fakat bu türden ışık eğrilerinin analizi çok daha karmaşık, zor ve keşif gerektiren çalışmalardır.



Şekil 6.21. Tayfsal olarak üçüncü cismin varlığını gösteren Broadening Function analizleri.

## Işık Eğrisi Analizi: Modern yaklaşım

Yakın zamana kadar ışık eğrisi analizi, daha önce bahsi geçen özelliklere sahip şematik ışık eğrilerine benzetme yöntemi dikkate alınarak uygulanmıştır. *Henry Norris Russel* (HR diyagramı ile ilgili kişi) bu alanda yapmış olduğu çalışmaları ile bilinen bir kişidir. Bir önceki kesimde bahsi geçen ve ışık eğrisini etkileyen nedenler, gözlenen ışık eğrileri üzerindeki baskın değişimler olmasına rağmen, ilk dönemlerde ışık eğrisi çözümleri basit geometrik prensipler dikkate alınarak yapılmıştır. Ancak modern bilgisayarlar kullanılmaya başlandıktan sonra ışık eğrileri bir bütün olarak, tamamen fiziksel prensiplere dayalı biçimde ve olası etkilerin tamamını da dikkate alarak yapılmaya başlanmıştır.

Tarihsel olarak bakıldığında ışık eğrisi analizinde kullanılan ilk yöntem *Fourier analizi* yöntemidir. Bu yaklaşım *Zdenek Kopal* ve onun öğrencileri tarafından geliştirilmiştir. Yaklaşımında, ışık eğrilerinin bir set farklı dönemli veya frekanslı eğrilerin toplamından, yani harmonik frekanslı eğrilerin toplamından oluştuğu kabul edilmiştir. Matematiksel olarak çok kolay bir şekilde elde edilen harmonikler ile yıldızların fiziksel parametreleri arasında doğrudan bir ilişki ortaya koymak çok net olmadığından, artık günümüzde bu yöntem kullanılmamaktadır.

İkinci yaklaşım ise *ışık eğrisi sentezi* yöntemidir. Bu yöntemde, ilk olarak yıldızın fiziksel ve geometrik parametreleri tahmin edilir. Uygun bir program kullanılarak gerçek ve tamamen fizik yasalarına bağlı kalarak teorik ışık eğrisi üretilir ve bu üretilen ışık eğrisi ile gözlenen ışık eğrisi karşılaştırılır. Ardından uygun fiziksel ve geometrik parametreler üzerinde düzeltmeler yapılarak tekrar teorik ışık eğrisi üretilir ve her iki eğri arasındaki fark yeterince küçük oluncaya veya en iyi uyum elde edilinceye kadar işlemler tekrarlanır.

Yaygın bir şekilde kullanılan ışık eğrisi sentezi modelleri *Graham Hill*, *Slavek Rucinski* ve arkadaşları tarafından geliştirilen *LIGHT* programı, *D.B. Wood* tarafından geliştirilen *WINK* programı ve *Wilson-Devinney* yöntemi olarak bilinen ve *Bob Wilson* tarafından geliştirilen programlar olmuştur. Kullanılan yöntemler zamanla çok daha gerçekçi fizik yasalarını içerecek şekilde geliştirilmiştir. Örneğin, yıldız model atmosferleri kullanılmaya başlanmıştır. Daha güçlü bilgisayarlar ortaya çıktıkça programlar üzerindeki gelişmeler de artmıştır. *Wilson (1994)* ve *Kaltrath ile Milone (1999)*'den bu alana ilişkin ayrıntılara ulaşmak mümkündür.

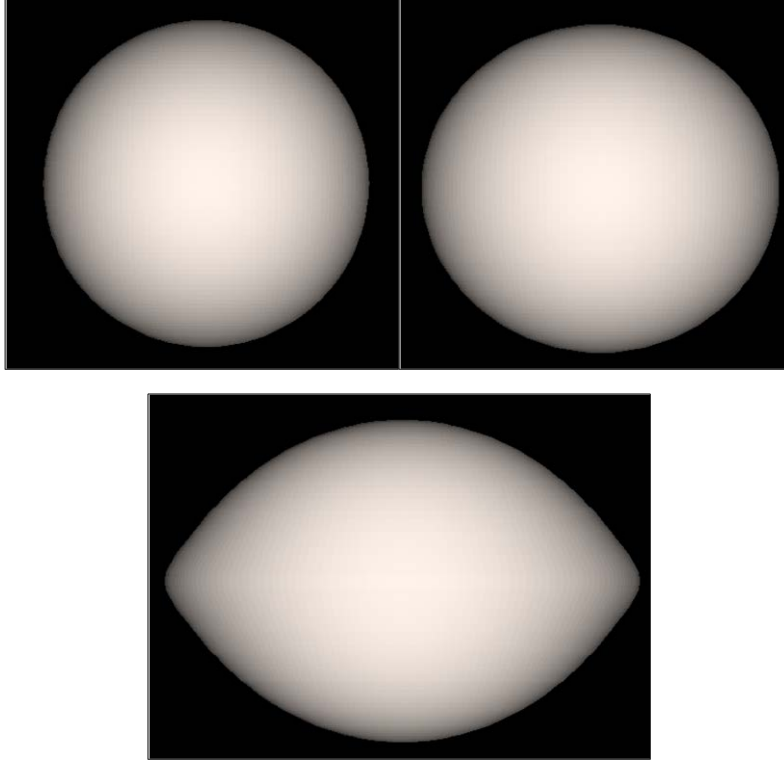
Modern analiz yöntemlerin temeli klasik Roche modeli ve onun uzantılarına dayanır. Bu modelde yıldızlar birer noktasal kütle olarak dikkate alınır ve dairesel yörüngede dolandıkları kabul edilir. Yıldızların dönmesi, onların dolanma süreleri ile eşit, yani senkronize harekette buldukları ve iç-yapılarının tek yıldızların içyapıları ile aynı olduğu kabul edilir. Yakın çift yıldız sistemlerinde gel-git etkileşimi sonucunda sistemlerde dönme dolanma kilitlenmesi yani evrimsel olarak senkronizasyonun gerçekleştiği kabul edilir. Bahsi geçen bu kabullerden olan aykırı durumlar programın sonraki sürümlerinde ek olarak ilave edilmiş durumdadır.

Ne yazık ki örten değişen yıldızların ışık eğrisi analizi, programlar tarafından otomatik olarak yapılabilecek özelliklere sahip değildir. Çözüm yapabilmek için uzman bir göze ihtiyaç duyulur. Bu uzman hem bilgisayar programının uygun çözüme ulaşabilmesini sağlar, hem de leke gibi etkilerin veya başka peküer durumların takip edilebilmesini sağlar. Yöntem, eşzamanlı olarak çok sayıda geometrik ve fiziksel parametre üzerinde değişiklikler yaparak gözlemleri üretecek en iyi parametre setinin elde edilmesi şeklinde çalışır. Fakat iki farklı parametre setinin aynı ışık eğrisini üretebilmesi gibi bir tehlike bulunur.

Elde edilen çözümlerden sadece biri doğru olabilir. İşte tam bu noktada, konusunda uzman olan kişinin değerlendirme yapmasına ihtiyaç duyulur.

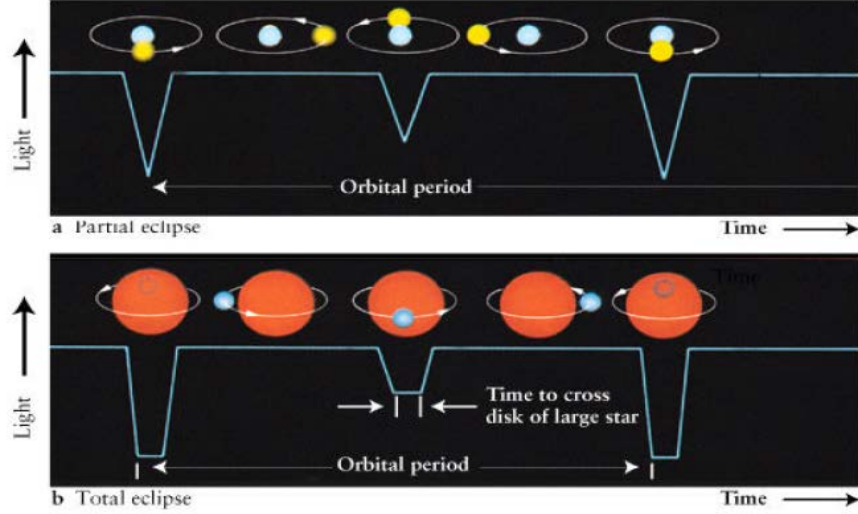
Daha önce öğrendiğimiz yörünge parametreleri burada da geçerliliğini korur, fakat  $t_0$  olarak gösterilen zaman, sönük bileşenin önde olduğu zamana karşılık gelir. (Birinci minimumdan geçme zamanı). Işık eğrisinin analizinden, tayfsal çift yıldızlarda olduğu gibi  $\Omega$  açısı (yörünge yarı-büyük eksen doğrultusunun düğümler doğrultusuyla yaptığı açı) belirlenemez. Bunun anlamı çift yıldız ilişkili yörünge ters çevrilmesi durumunda, aynı ışık eğrisinin elde edilebiliyor olmasıdır. Ayrıca yörünge hareketi doğrultusuna ilişkin bilgi de ışık eğrisinin analizinden bulunamaz. Bunun için başka gözlem yöntemlerine ihtiyaç duyulur. Tüm sisteme ilişkin geometrik yapıyı, dolanma dönemi sabit kalmak üzere iki kat artırılırsa yine aynı ışık eğrisi gözlenir. Bu nedenle ışık eğrisi analizlerinden ancak görel boyutlar elde edilebilir. Işık eğrisi analizinde görel ışınım güçleri, toplam ışınım gücünün bir olduğunu kabul edilerek hesaplanır.

### Dönmenin Yıldız Biçimine Olan Etkisi



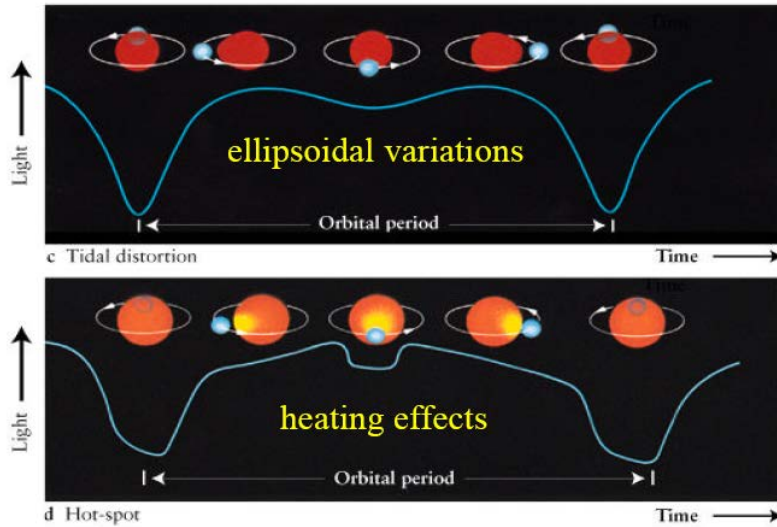
**Şekil 6.22.** Üst sol  $P=30$  gün, üst sağ  $P=0.5$  gün, alt şekil  $P=0.21$  gün olan bir yıldızın dönmeden dolayı biçimsel değişimi.

## Yıldız Boyutunun Etkisi



**Şekil 6.23.** Üst Şekil. Parçalı tutulma gösteren küresel biçime sahip ve birbirlerine yakın boyutlu bir sistemin ışık eğrisi. Alt Şekil. Tam tutulma görülen, küresel biçime sahip fakat bileşen yıldızların boyutlarının birbirinden çok farklı olduğu bir sistemin ışık eğrisi. Tam tutulma sırasında bileşen yıldızlardan biri diğerinin arkasında tamamen görünmez duruma gelmektedir.

## Yakınlık Etkisi



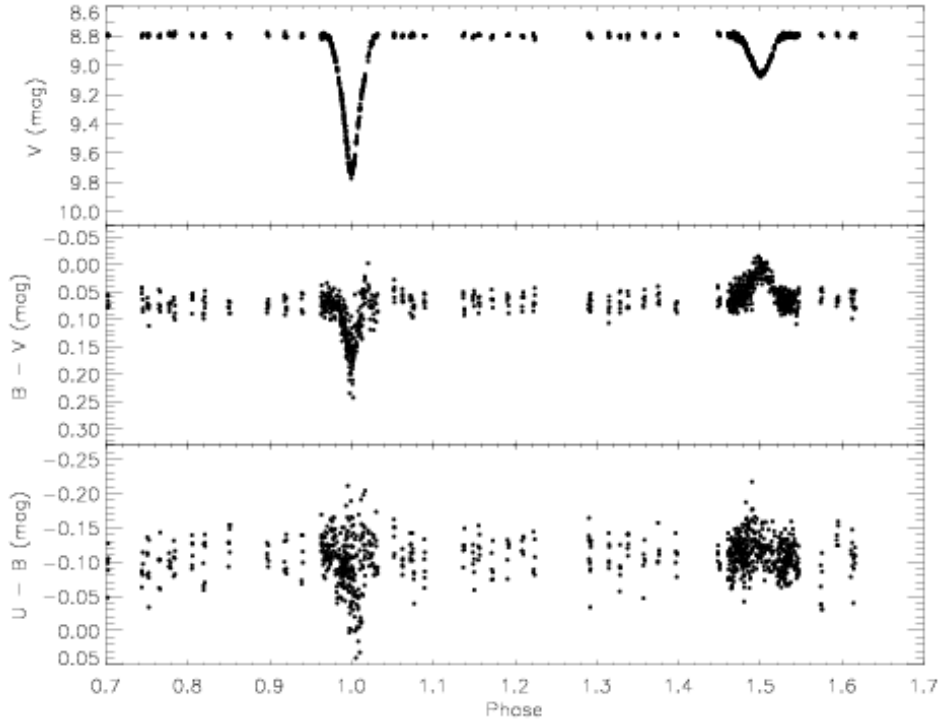
**Şekil 6.24.** Üst Şekil. Bileşen yıldızların biçiminin bozulmuş olduğu sıcak ve soğuk bileşen sahip bir sistemin ışık eğrisi. Alt Şekil. Bileşen yıldızlardan birinin diğerine göre aşırı sıcak olan bir sistemde hem yakınlık nedeniyle biçim bozulması hem de yüksek sıcaklık farklılığı nedeniyle yansımaya etkisi görülmektedir. Soğuk bileşenin sıcak bileşen doğrultusundaki yüzeyi yansımaya etkisi nedeniyle ilave ışınımaya sahiptir ve bu nedenle ikinci minimum civarında bir parlaklık artışı görülür.

## Yığılma Diski ve Sıcak Leke



**Şekil 6.25.** Karşı bileşenden madde kazanan, yığılma diskine sahip bir beyaz cüce bileşenli çift yıldız sistemi. Işık eğrisinde yığılma diskini ve maddenin çarptığı bölgede ortaya çıkan sıcak leke kaynaklı parlaklık değişimleri görülür. Katakizmik sistemlere bir örnektir.

## Işık ve Renk Eğrisi Değişimi



**Şekil 6.26.** BD+36 3317 sisteminin V bandı ışık eğrisi ve B-V ile U-B renk eğrilerinin evreye göre değişimi. Algol türü bir ışık eğrisine sahip bu sistemde birinci minimumda karşılaşılan renk değişiminden (daha pozitif) örten yıldızın soğuk bileşen olduğunu, ikinci minimumda ise (daha küçük renk) örten yıldızın sıcak bileşen olduğu görülmektedir. Tutulmalar dışındaki sistemin rengi, sıcak olan bileşenin renginden daha büyük bir değere sahiptir (Bileşke renk).

Örten değişen yıldızlara ilişkin ışık eğrisi analizi yaklaşık 90 yıllık bir geçmişe sahiptir. Sadece ışık eğrisi analizi ile veya sadece dikine hız eğrisi analizi ile veya ışık ve dikine hız eğrisi analizi ile hangi fiziksel parametrelere ulaşabileceğinin bilinmesi gerekir. Işık ve dikine hız eğrilerinin verdiği bilgiler arasında az bir çakışma olmasına rağmen her iki yöntem ile birbirinden çok farklı sistem parametrelerine ulaşmak mümkündür. Bu nedenle de birini diğerinin yerine koymak mümkün değildir.

Yörünge dönemi, dışmerkezliği ve yörünge yönü ve bazen de kütle oranı her iki yöntemle de elde edilebilmektedir. Tam bir parametre seti hem ışık eğrisi hem de dikine hız eğrisinin birlikte analizi sonucunda elde edilebilir. Hatta daha iyi bir analiz, farklı filtrelerde alınmış ışık eğrileri ile birlikte dikine hız eğrisinin çözümü ile elde edilir. Dikine hız eğrisinin bulunmadığı durumlarda ışık eğrilerinin çözümü ile görelilik parametreleri elde edilebilir. Bu nedenle sistemin bize olan uzaklığı veya mutlak parlaklıklar gibi özelliklerin bilinmemesi durumunda, sisteme özgü hesaplanan parametreler ancak görelilik parametreleri olacaktır.

Bu nedenle ışık eğrisi analizlerinden ulaşılan çözüm parametreleri, yıldızların fiziksel koşulları ile karşılaştırılıp doğruluğu iyi bir şekilde denetlenmelidir. Böylesi bir sonuç ile karşılaşılmasının temel nedeni ışık eğrisi analizlerinde tutulmalar dışındaki toplam ışınım gücünün bir olarak alınması yani ölçeklendirilmesidir ( $L_1+L_2=1$ ). Yani bütün ışık eğrileri öncelikle sistemin maksimum parlaklığı 1 olacak şekilde ışınım gücü birimine dönüştürülür. Bu dönüşüm nedeniyle sistemin uzaklığından bağımsız ve görelilik bir değişim elde edilir.

Geçtiğimiz derslerde gördüğümüz gibi dikine hız eğrisi yıldızların büyüklükleri veya biçimleri hakkında bilgi içermiyordu. Tayfsal gözlemlerde bileşen yıldızlar birer noktasal kaynak olarak algılanır. Dikine hız eğrileri, ayrıntılı olarak göremediğimiz yıldız diskine ilişkin bilgilerin bir toplamını içerir. Yani yıldız diski boyunca alınmış ortalama bilgiyi içerir. Fakat dikine hız eğrileri bize mutlak boyutlara geçebilmemiz için anahtar bilgiyi verir. Bakış doğrultumuza göre bir yıldızın zamana bağlı olarak yörünge konumunun bilinmesi ve yıldızların biçimlerine ilişkin bilgi veren ışık eğrilerinin incelenmesi sonucunda ancak mutlak boyutlar elde edilebilir. Ölçeklendirme ile problemin tamamen çözülebileceği ancak her iki bileşene ait dikine hız eğrisinin gözlenebilmesi durumunda mümkündür.

Sadece ışık eğrisi analizi ile çift yıldızların veya yörüngelerine ilişkin mutlak boyutlara ulaşamaz. Bunun temel nedeni parametrelerin yörünge  $a$  yarı-büyük eksen uzunluğuna göre ölçeklendiriliyor olmasıdır. Eğer bütün doğrusal boyutlar belirli bir oranda büyütülse ortaya çıkacak olan ışık eğrisindeki değişimler, çift yıldız daha uzak bir noktaya götürmeniz durumunda birbirini yok edecektir. Bir ışık eğrisi yörünge eğim açısını ve başka parametreler yanında yarıçaplar oranı veya  $a$  ile orantılı kesirsel yarıçapları, ışınım güçleri oranını, yıldızların biçimlerini ve belki de fotometrik kütle oranının bulunabilmesini sağlar.

Dikine hız eğrilerinin çözümü ile sistemin kütle oranı ve yörünge büyüklüğünün fiziksel büyüklüğünü bize verir. Eğer  $i$  yörünge eğim açısı bir başka gözlem yöntemi ile elde edilmiş ise bu durumda  $a$  ve  $P$  bilineceğinden sistemin toplam kütle ve kütle oranı da bilindiğinden bileşen yıldızların kütlelerini ayrı ayrı bulmak mümkün olacaktır. Işık ve her iki bileşene ait dikine hız gözlemleri birlikte analiz edildiğinde: *yıldızların boyutları, kütleleri, ışınım güçleri ve uzaklıklarını* fiziksel birimlerde hesaplamak mümkündür.

Mevcut gözlem verileri dikkate alındığında ulaşılabilecek bilgiler:

1. En azından bir fotometrik ışık eğrisi varsa,
2. Sadece bir dikine hız eğrisi varsa
3. Her iki bileşene ait dikine hız eğrisi varsa
4. En azından bir ışık ve bir dikine hız eğrisi varsa
5. En az bir ışık eğrisi ve her iki bileşene ait dikine hız eğrisi varsa

	1	2	3	4	5
$a_1$ sini veya $a_2$ sini		√	√	√	√
$a$ sini, $a_{1,2}$ sini, $M_{1,2}\sin^3i$			√		√
$a, a_{1,2}, M_{1,2}, \mathcal{M}_{1,2}, \mathcal{L}_{1,2}, d$				(√)	√
$e, \omega, P$	√	√	√	√	√
$\gamma$ (veya $V_0$ )		√	√		√
$q_{sp}$			√		√
$q_{ph}$	(√)			(√)	(√)
$i, \mathcal{M}_{1,2}/a, L_2/L_1, g_{1,2}, A_{1,2}, F_{1,2}, x_{1,2}, \ell_3$	√			√	√
$T_2$	√	(?)	(?)	√	√

Günümüzde en çok kullanılan ışık eğrisi analiz programı Wilson-Devinney olarak adlandırılmaktadır ve *WD* olarak kısaltılmaktadır. Yukarıda bahsi geçen fiziksel süreçleri içerisinde barındıran bir analiz programıdır.

- i. X-ışın çiftleri
- ii. W UMa türü değişenler
- iii. Algol türü değişenler
- iv.  $\beta$  Lyr türü değişenler

gibi çok farklı evrimsel ve geometrik yapıya sahip ışık eğrilerinin çözümünde kullanılabilen bir programdır. Wilson-Devinney programı ücretsiz bir programdır ve <ftp://ftp.astro.ufl.edu/pub/wilson/> adresinden kolaylıkla indirilebilmektedir. Işık eğrisi analizinde Dünya’da en çok kullanılan program olma özelliğini taşımaktadır. Program Fortran dilinde hazırlanmış ve derlenmesi gerekmektedir.