

ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR *

Osman Demircan

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Çift yıldızların çevremizdeki bolluğunun farklı otoritelerce %50 ile %100 arasında olduğu tahmin edilmektedir. Çift yıldızlar çekimsel olarak birbirine bağlı iki yıldızdan oluşur. Dizgeyi oluşturan yıldızlar kütle merkezi etrafında dolanma hareketi yaparlar. Dolanma dönemi dizge ögelerine bağlı olarak saniye mertebesinde ~ 100 milyon yıla kadar farklı değerler alabilir. Dolanma hareketiyle oluşturulan yörünge düzlemi Güneş dizgesi yakınlarından geçiyorsa (başka bir deyişle, yörünge düzlemi bakış doğrultumuzla küçük bir açı yapıyorsa) yörünge hareketi sırasında dizgeyi oluşturan yıldızlardan birinin diğerinin önünden geçmesiyle örtme (ve / veya örtülme) olayı gözlenir. Örtme (ve/veya örtülme) olayının gözlenebildiği çift yıldızlara örten çift yıldızlar denir.

Bir çift yıldızda örtme (veya örtülme) olayının oluşum olasılığı yörünge düzleminin uzaydaki konumuna ve dizgeyi oluşturan yıldızların aralarındaki uzaklık cinsinden yarıçaplarına bağlıdır. Örten çift yıldızların astrofizikteki önemi öz olarak, çift yıldız ögelerinin —dolayısıyla kütle, yarıçap, aydınlatma gücü gibi temel yıldız ögelerinin— doğrudan bulunmasına olanak sağladıkları, ayrıca bileşen yıldızlar arasında çekimsel, ışınımsal ve evrimsel etkileşmeler üzerine çalışma olanağı sağladıkları içindir. Örten çift yıldızlar yakın galaksilerde bile gözlenebilirler. Bu onların önemini bir kat daha arttırır.

Bu konuşmada çift yıldız istatistiği özetlenecek, örtme ve örtülme olayları üzerinde durulacak, örten çift yıldızların astrofizikteki önemi de vurgulandıktan sonra Roche modeli ve bileşen yıldızlar arasındaki farklı etkileşmeler özetlenecek, son olarakda bu dizgelerin sınıflamaları tartışılacaktır.

1. TANIMLAR VE ÇİFT YILDIZ İSTATİSTİĞİ

Yıldızlar, yıldızlar arası gaz ve toz bulutlarından gruplar halinde oluşurlar. Doğal olarak grup yıldızların birçoğu ikili ve çoklu yıldız sistemleri oluşturur. İkili ve diğer çoklu yıldız sistemlerinin istatistiği, özellikle kütle oranlarının ve yörünge dönemlerinin dağılımı yıldız oluşumu kuramlarının denetlenmesi için en önemli verilerdir.

Gözlemsel olarak galaksimizin diskinde ikili ve çoklu yıldız sistemi bolluğunun en az %50 olduğunu biliyoruz. Bu değer Heintz (1) Abt ve Levy (2) ve Abt (3, 4) a göre %50 ile %70 arasında farklı değerler alırken Kraitcheva ve ark. (5) ve Giesecking (6) e göre %100 e yakın bir değerdir.

Poveda ve ark. (7) 70 000 yıldızı tarayarak 50 000 yıldızlık IDS Kataloğunu (Index Catalogue of Visual Double Stars) oluşturup böylece alan yıldızları arasında çift ve çoklu yıldız sistemi bolluğunun %90 a ulaştığını göstermişlerdir. Poveda ve arkadaşları 10. kadir-

* Çağrılı konuşma.

den daha parlak ve birleşenlerinin parlaklık farkı 1 kadirten az olan görsel çift yıldızları dikkate almışlardır. Diğer taraftan Batten (8) a göre tüm yıldızların 1/2 si çift ya da çoklu yıldız sistemi bileşeni, tüm çift yıldızların 1/3 ü üçlü yıldız sistemi bileşeni; tüm üçlü yıldız sistemlerinin 1/4 ü dördü yıldız sistemi bileşenidir ve bu oranlama böyle devam eder. Daha önceki çalışmalardan anlaşılmaktadır ki Batten'ın verdiği oranlar oldukça düşüktür. Güneş yakınındaki yıldızlar dikkate alındığında (9) çift yıldız bolluğunun gerçekten düşük olduğu görülmüştür. Örneğin van de Kamp (9) güneş etrafında 5.2 pc yarıçaplı küre içerisinde görülebilen (güneş dahil) 60 yıldızdan sadece 22 sinin çift yıldız bileşeni 6 tanesinin de üçlü yıldız sistemi bileşeni olduğunu saptamıştır. Burada hemen belirtelim ki gözlemlerin duyarlılığı arttırıldığında tek bilinen bir çok yıldızın da aslında çift yıldız bileşeni olduğu görülmektedir.

Barnard yıldızı buna en iyi bir örnektir. Yakın geçmişte Mc Carthy (10) kırmızı ötesinde speckle interferometre tekniğiyle 15 yakın yıldızın görünmeyen yoldaşı olduğunu saptamıştır. Bir yıldızın çift yıldız bileşeni olup olmadığı astrometrik ve tayfsal gözlemlerle saptanır. Astrometrik teknik yıldız konumunun saptanmasına dayanır; yıldız konumunda başka bir yıldıza çekimsel bağlılığı açıklayan bir değişim varsa yıldız—yoldaşı görünmese bile—bir çift yıldız bileşeni olarak saptanmış olur. Bu teknik ancak aralarındaki uzaklık büyük olan ve güneş'e yakın olan yıldızlar için uygulanabilir. Bugün iyi ölçümler için uzaklık sınırı 100 pc iken 1986 da atılacak olan HIPPARCOS uzay teleskobuyla bu sınır ~ 500 pc e çıkartılacak ve çift yıldız bolluğu daha duyarlı olarak saptanabilecektir.

Kuramsal olarak maksimum çift yıldız ayrıklığının $0.5 \text{ pc} \cong 1.5 \times 10^{13} \text{ km}$ olduğu bilinmektedir. Bu ayrıklığa karşı gelen en büyük dolanma dönemi de $P \cong 100$ milyon yıl kadardır. Minimum çift yıldız ayrıklığı da 10 bin km olarak bilinmektedir. Buna karşı gelen dolanma dönemi dakika mertebesindedir. Ayrıklığı ve dolanma dönemi bilinen minimum değerlerin altında olan çift yıldızların da var olduğu sanılmaktadır.

Gözlemsel olarak bilinen en ayırık çift yıldızlar $36 \text{ UMa} = \text{BD } 57^\circ 1266$ ve $\alpha \text{PsA} = \text{HD } 216803$ için dolanma dönemi $P \cong 10$ milyon yıl kadardır.

Bize en yakın yıldız Proxima'nında α Centauri ikili yıldız sisteminin etrafında yarım milyon yılda bir dolanma hareketi yaparak çok ayırık bir üçüncü bileşen oluşturduğu bilinmektedir. Yine gözlemsel olarak, kütlesi 0.1 güneş kütlesinin altında bilinen yıldızlar vardır, (11, 12, 13, 14). Bunlardan en muhtemel 3 tanesi Wolf 424 ün iki bileşeni ve Ross 614 ün bileşenlerinden bir tanesidir. Kuramsal olarak ışınım yapabilen minimum yıldız kütlesi $\sim 0.09 m_\odot$ olarak bilinmektedir (15, 16). Daha küçük kütleli yıldızlar çekimsel çökme enerjisinin dışında enerji yayamayarak ana—koldan geçip dejenere gök cisimleri olurlar. Bunlara siyah—cüceler denir.

Siyah—cücelerin kütleleri $0.002 m_\odot$ ne kadar düşer. Bu onların en az birkaç Jüpiter kütlesine sahip olduğunu gösterir.

Siyah—cücelerin dev gezegenler olarak birçok yıldızın çevresinde bulunabileceği düşünülmür ve bu tür yıldız sistemlerinin çift yıldız olduğu kabul edilirse çift yıldız bolluğunun çok yüksek olacağı görülür.

Bugün sadece dört yıldızın siyah cüce bileşeni olduğu bilinmektedir. (17), Bunlar ϵ Eri, BD 68° 946, BD 43° 4305 ve Stein 2051 yıldızlarıdır. Stein 2051 sistemi beyaz—cüce siyah—cüce ve anakol yıldızı olan üç ayrı yıldızdan oluşur. Siyah cücelerin uzay yoğunluğu 0.07 pc^{-3} tahmin edilmektedir (18).

Bir çift yıldızda bileşenler arası uzaklığın küçük ve sistemin 100 pc ten daha uzak olması halinde yıldızların çift yıldız bileşeni olup olmadığı, çift yıldız bileşeni ise bileşen öğelerinin (kütle, yarıçap, parlaklık, yörüngenin özellikleri v.s.) astrometrik yöntemle bulunması mümkün değildir. Bu durumda aynı amaçlar için tayfsal yöntem uygulanır. Tayfsal olarak saptanan çift yıldız bileşenleri teleskopta ayrı ayrı görülmez. Bu yıldızların tayf çizgileri bileşenlerin yörünge hareketi nedeniyle dönemli yer değiştirme gösterir. Tayfsal çift yıldızlardan çoğunda bileşenlerden birine ilişkin tayf çizgileri görünmez.

Bu sistemlerin gözlemlerinden sadece kütle fonksiyonu

$$f = M_B^3 \sin^3 i / (M_A + M_B)^2$$

belirlenebilir; sisteme ilişkin diğer salt öğelerin belirlenmesi için bileşenlerden birinin kütlesi ve yörünge eğikliğinin başka bir yoldan bilinmesi gerekir.

Bir çift yıldızın tayfında her iki bileşenin de tayf çizgileri görülüyorsa bileşenlerin kütle oranı gözlemlerden doğrudan doğruya bulunabilir. 1000 yıldızdan oluşan tayfsal çift yıldızlar kataloğu (19) ndaki yıldız tayflarının ancak üçte biri iki bileşenlidir ve katalogta tek tayf bileşenli yıldızların %15–20 si örten çift yıldızlardan oluşur. Yıldız kütleleri hakkındaki tüm bilgimizi ve kütle—ışınım bağıntısının kalibrasyonunu çift yıldızların bu son grubundan elde edilebilen verilere borçluyuz (20, 21, 22, 23).

Bir çift yıldızda bileşenlerin yarıçapları toplamı bileşenler arası uzaklığın onda birinden daha büyükse bileşenler arasında çekimsel, ışınımsal ve evrimsel etkileşme söz konusudur. Söz konusu koşulun sağlandığı çift yıldızlara yakın çift yıldızlar denir. Tekrar hatırlatalımki bunlar güneşe değil bileşenleri birbirine yakın olan yıldızlardır. Bu yıldızların evrimleri sırasında bileşenler arası madde alışverişi olur. Karşılıklı etkileşmeler nedeniyle bu çift yıldızlara etkileşen çift yıldızlar da denir. Tüm yıldızların \sim %50 si yakın (etkileşen) çift yıldız bileşenidir (24).

Tüm çift yıldızlar için kütle oranı q nun dağılım fonksiyonu Kuiper (25) tarafından $f(q) \cong 2(1+q)^{-2}$ olarak, Heintz (26) tarafından $f(q) \cong q^{1/2}(1+q)^{-3}$ olarak ve aynı dağılım fonksiyonu tayfsal çiftler için Popov (27) tarafından $f(q) \cong q^2$ olarak ifade edilmiştir. Sonradan bu dağılımın bir değil iki maksimum gösterdiği saptanmıştır (28, 29, 30). Tek tayf bileşenli çift yıldızlar için maksimum $q \cong 0.2-0.3$ te ve çift tayf bileşenli çift yıldızlar için ise $q \cong 1$ de bulunmuştur. Bu kütle oranı dağılımında iki maksimumun oluşması gözlemsel bir etkiye bağlanmaktadır : Kütle oranı birim olan tayfsal çiftler (hepsi çift tayf bileşenlidir) için dikine hız genliği büyük ve iki bileşen açıkça görülebildiğinden bu çiftlerin gözlenebilme olasılığı büyüktür. Bu olasılık, $q=0$ değerine yaklaştıkça önce küçülür sonra tekrar artmaya başlayarak ikinci bileşene ilişkin çizgiler kaybolunca ikinci

maksimumu oluşturur ve $q=0$ olduğunda dikine hız genliği sıfıra gittiğinden gözlenebilme olasılığı tekrar küçülüp sıfıra gider. Sonuçta gerçel q -dağılımını bilmiyoruz. Bunda gözlenebilme olasılığının etkisi yanında q nun bir çift yıldızın evrimi boyunca kütle alışverişi ve kütle kaybı sonucu-sürekli değişiminin etkisi büyüktür. Lucy ve Ricco (31) ile Kraicheva ve ark. (5) q dağılımının $q=1$ de maksimum yapmasını gerçel olarak nitelemektedirler. Buna göre çift yıldızlar eş kütlede iki yıldızdan oluşurlar ve sonradan bu eşitlik kütle kaybı ve alışverişi ile bozular.

İncelenmesi daha kolay görünen dolanma dönemi dağılımı birçok otorite tarafından çalışılmış (örneğin 25, 32, 33, 34 ve 35) ve tüm çift yıldızlar için tek maksimumlu bir dağılım bulunmuştur (Şekil 1). Burada da evrimle dönemde değişim ve bunun dönem dağılımına etkisi düşünülmelidir. Fakat bu etkinin tek maksimum oluşumunu bozacağı sanılmamaktadır. Yine bazı gözlemsel etkiler dikkate alınmazsa dönem dağılımının da iki maksimumlu olacağı bilinmektedir. van Albada ve Blaauw (36) örneğinde bu durum açıkça görülmektedir. Diğer taraftan şekilden de görüleceği gibi tayfsal çiftlerin dönem dağılımı $p=1$ yıl için bir maksimum göstermektedir. Halbuki tayfsal çift yıldızları kataloğu (19)ndaki yıldızların dönem dağılımının maksimumun $p=2-5$ günde oluşmaktadır. Çelişkinin nedeni yine gözlemsel bir etkidir : Dönem dağılımı, artan dönemler için önce artmakta; diğer taraftan gözlenebilme olasılığı-dikine hız genliği küçüldüğünden-artan dönemler için hızla azalmaktadır. Yani çok sayıda uzun dönemli tayfsal çift yıldız gözlemsel kısıtlamalar nedeniyle keşfedilememiştir.

Çift yıldızların dolanma dönemine göre sınıflaması aşağıdaki çizelgede gösterildiği gibidir.

ÇİZELGE I

Çift yıldızların dolanma dönemine göre sınıflaması

Dolanma dönemi (yıl)	Sınıf
$p \leq 10^{-3}$	Çok yakın (değen)çift yıldızlar
$10^{-3} \leq p \leq 10$	Yakın çift yıldızlar
$10 \leq p \leq 10^2$	Görsel çift yıldızlar
$10^2 \leq p$	Çok ayırık görsel çift yıldızlar

Dolanma döneminin bu kadar geniş bir aralığa yayılmış olması çift yıldızların birden fazla mekanizmayla oluşmuş olabileceği şeklinde yorumlanmaktadır (38).

2. ÖRTME VE ÖRTÜLME OLAYLARI ÜZERİNE

Gök cisimlerinin başka gök cisimlerini örtmesi (ya da onlar tarafından örtülmesi) olayı onların fiziksel ve geometrik özelliklerinin anlaşılmasında tarih boyunca kullanılmış ve elde edilen bilgi astrofizikte önemli bir yer oluşturmuştur. Güneş ve Ay tutulmaları kayıtlarına Babilliler' de başladığını biliyoruz. O zamanlar bu tutulmaların dönemi olduğu farkedilmiş ve gelecek Ay ve Güneş tutulmalarının zamanı tahmin edilmişti. M.Ö. 4. yüzyılda Ay tutulması sırasında Dünya'nın Ay üzerindeki gölge sınırının düzgün bir yay olmasından giderek Aristo Dünya'nın küre biçimli olduğunu ilk kez bilimsel olarak kanıtlamıştır. Daha sonra yine eski Yunan da Aristarchos ve Hipparchos Ay ve Güneş tutulması verilerini kullanarak bu gök cisimlerinin Dünya'dan uzaklıklarını tahmin etmişlerdir. M.S. 1676 da Roemer Jüpiter uydularının Jüpiter tarafından örtülmesi özelliğini kullanarak ilk kez deneysel olarak ışık hızının sonlu olduğunu gösterdi. Güneş tutulmaları verilerinden hemen hemen tüm bilim dalları yararlanmaktadır. Örneğin tarihçiler uzun geçmişteki olayların doğru tarihlenmesi için, Jeologlar Dünya'nın dönüşüyle ilgili değişimleri saptamak için, fizikçiler güneş çekim alanında yıldız ışığının sapmasını ölçmek için, astrofizikçiler ise güneş'in dış katmanlarında ki etkin fizik olaylarını anlayabilmek ve güneş yarıçapındaki küçük salınımları inceleyebilmek için güneş tutulmalarından yararlanırlar. Astrofizikçiler amaçlarına daha kısa zamanda ulaşabilmek için istenildiği zaman oluşturulan yapay tutulmalardan da yararlanırlar. İç gezegenlerin güneş önünden geçiş gözlemleri de gezegen, yörüngeleri, boyutları ve güneş yarıçapı hakkında daha duyarlı değerlerin bulunması için kullanılır.

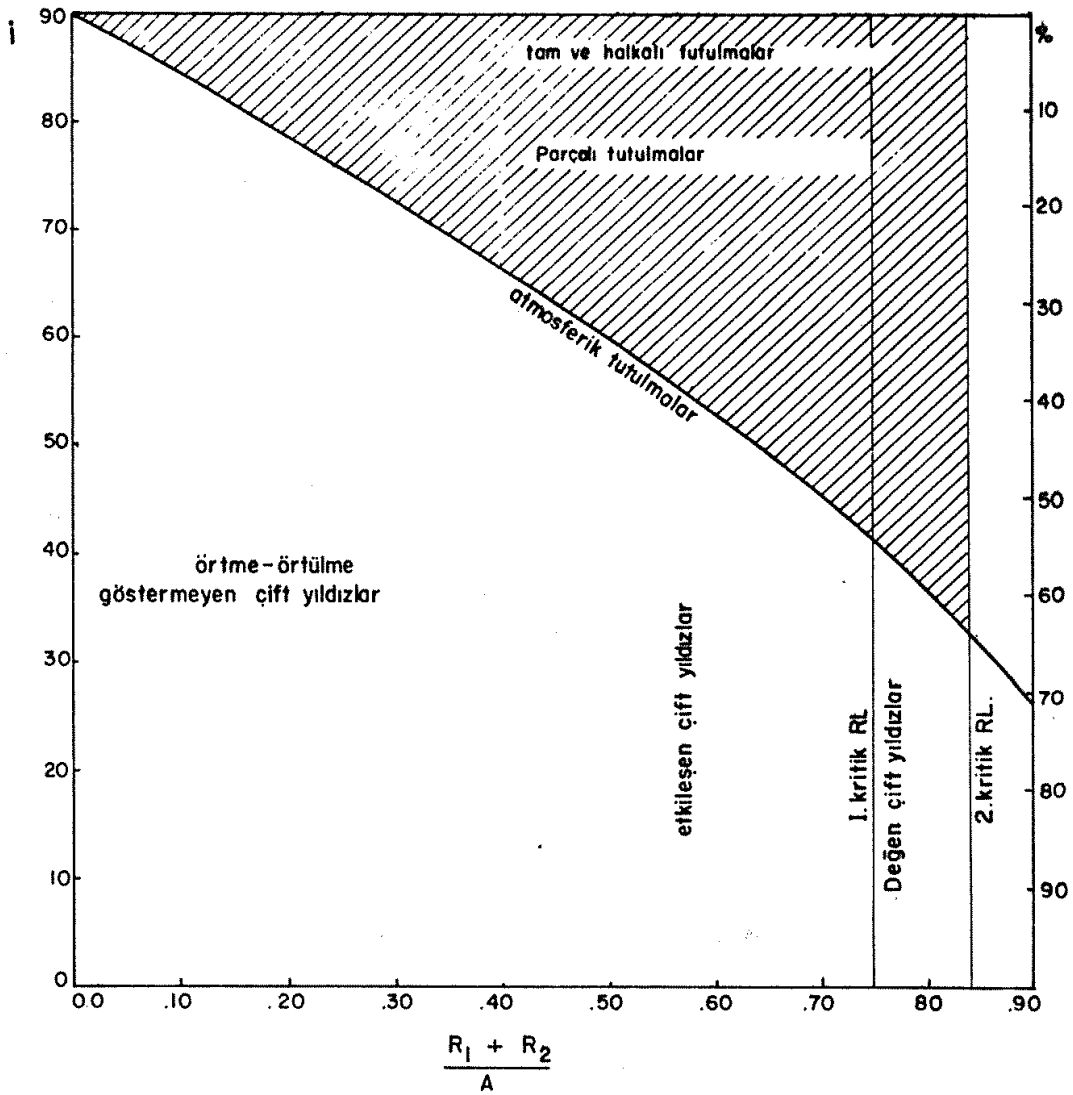
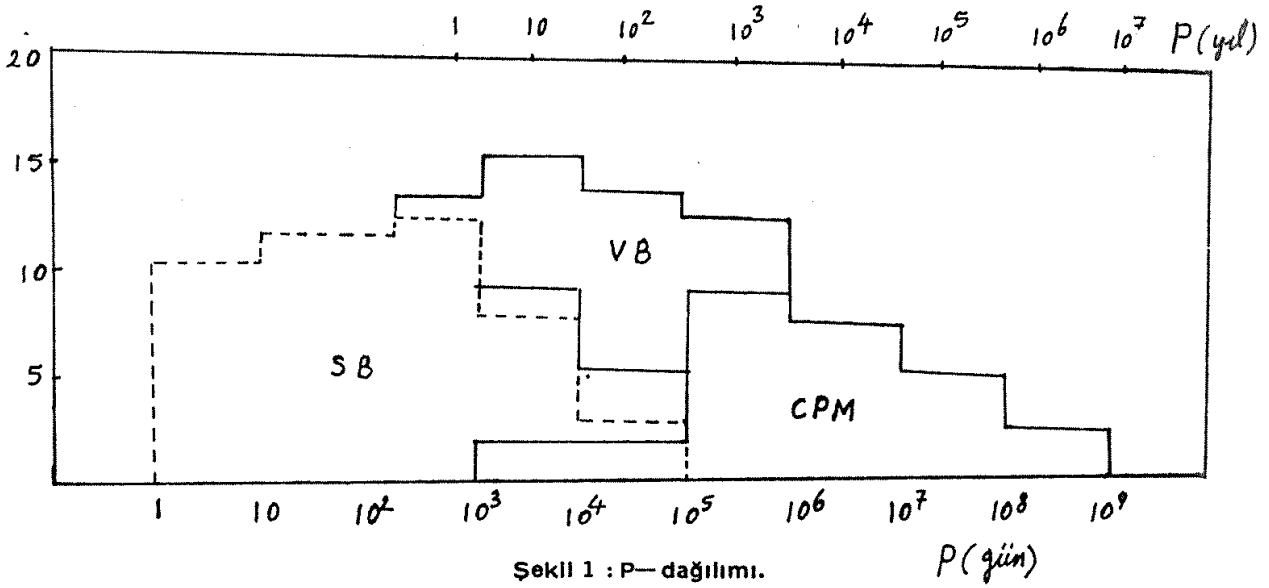
Ay tutulmaları kayıtları ise Ay yörüngesi evriminin anlaşılması bakımından önemlidir. Ay'ın yıldızları örtmesi gözlemleri ise yıldızların çift olup olmadıklarının anlaşılması ve hatta yıldız yarıçaplarının bulunması yönünden oldukça önemlidir (39, 40, 41, 42). Bugüne kadar 100 den fazla ikili ve çoklu yıldız sistemi bu yolla incelenmiştir (43, 44, 45). Bu yolla Ay'ın konumu da çok duyarlı biçimde saptanabilir. Yıldız çaplarının bulunmasında çok duyarlı bir yöntem olan Ay örtmesi Ay'ın yörüngesi belli olduğundan sadece belli yıldızlar için uygulama olanağı verir. Diğer taraftan başka güneş sistemi üyelerinin de yıldızları örtme gözlemleri o yıldızların çaplarının bulunmasında etkin olarak kullanılmaktadır. Bu konuda "Astronomical Journal" ın 1984 sayılarının her birinde birkaç makale yayımlanmaktadır. Örtme olayıyla yıldız çapı bulma yöntemi daha da geniş ölçekli uygulanabilir. Bunun için örten cisim yerine yapay uyduları seçmek en akıllıca bir iş olur. Yapay uydunun yörüngesi değiştirilerek istenen gök dilimindeki yıldızların örtülmesi sağlanır. Aslında bu işlem oldukça zor olmalı. Uydu gözlemciye çok yakınsa örtme olayı çok hızlı olacak, uzaksa görsel büyüklüğü oldukça küçük olduğundan gözlemci uydu ve yıldız aynı doğrultuya getirmek oldukça zor olacaktır. Teknolojinin gelişmesiyle örten cisimi teleskoba monte etmek dahi mümkün olabilir.

Dünyanın ötesinde uzay hareketleri sonucu birbirini örten başkaca gök cisimleri de vardır. Anlatmaya çalıştığımız gibi örtme/örtülme olayı gözlemleriyle olaya katılan

gök cisimlerinin fiziksel ve geometrik öğeleri kolayca bulunabilir. Gezegenlerle uyduları arasındaki bu tür olaylar onların büyüklükleri ve atmosfer yapıları hakkında kesin bilgi verir. Örneğin az bilinen Pluto gezegeni ve uydusu Charon arasında 1983.6–1987.15 arasında oluşması beklenen örtme ve örtülmeler serisi bu cisim öğelerinin daha duyarlı bulunması için kullanılacaktır (46). Biliyorsunuz Uranüs gezegeninin halkası olduğu 1977 yılında gezegenin bir yıldızı örtme gözlemlerinden elde edilmiştir. Son yıllarda bazı küçük gezegenlerin de ikili sistem oluşturup örtme ve örtülmeler oluşturduğu üzerine kanıtlar elde edilmiştir (47, 48, 49). Bu gözlemlere göre 433 Eros β Lyr türü; 44 Nysa, 164 Eva W UMa türü; 171 Ophelia, 49 Pales ve Hestia nında Algol türü ışık eğrileri gösterdiği ortaya konmuştur. Küçük gezegenlerin çapları ve yoldaşları olup olmadığı onların yıldızları örtme gözlemlerinden bulunabilir. 532 Herculina, 18 Melpomene, 2 Pallas, 65 Cybele ve 164 Eva küçük gezegenlerinin yoldaşları olduğu bu yolla bulunmuştur (49).

Güneş sistemi üyelerinin katıldığı örtme/örtülme olayları yanında örten çift yıldızların da olduğunu biliyoruz. Çift yıldız sistemlerinde bileşen yıldızların kütle merkezi etrafında oluşturdukları yörünge düzlemi ile bakış doğrultumuz arasındaki açı yeteri kadar küçükse bileşen yıldızlar yörünge hareketleri sırasında birbirlerini örterler. Örtme/örtülmeyle oluşan karakteristik ışık değişimi sayesinde örten çift yıldızlar teleskopların gücüne bağlı olarak tüm görünür evren içinde gözlenebilirler. Halbuki hatırlayalım ki çift yıldızlar örtme/örtülme göstermiyorlarsa tayfsal yöntemle ancak birkaç bin parsek uzaklığa kadar gözlenebilmektedir. Örten çift yıldızları uzak galaksilerde bile gözleyebilmekteyiz. Örten çift yıldızların bu gözlemsel ayrıcalıkları onların astrofizikteki önemini arttırmaktadır. Bu sistemlerin astrofizikteki asıl önemi çift yıldız öğelerinin – dolayısıyla kütle, yarıçap, aydınlatma gücü gibi temel yıldız öğelerinin doğrudan bulunmasına olanak sağladıkları, ayrıca bileşen yıldızlar arasında çekimsel, ışımsal ve evrimsel etkileşimler üzerine çalışma olanağı sağlamış olmalarındandır. Bildiğimiz gibi tek yıldız gözlemlerinden– güneş sistemi üyeleri tarafından da örtülme yoksa – yıldızla ilişkin kütle, boyut, yoğunluk, biçim ve iç yapı hakkında hiçbir bilgi elde edilemez. Bir yıldız kütlelerinin bulunabilmesi için öncelikle yıldızın bir çift yıldız bileşeni olması sonra da döneminin gözlenebilirlik sınırları içinde olması gerekir. Çift yıldızın yörünge hareketi konum gözlemleri ile değil de tayfsal olarak izlenebiliyorsa bileşen yıldız kütleleri için ancak birer alt sınır konabilir, gerçek değerler yine bulunamaz. Üstelik ne görsel ne de tayfsal çift yıldızlar için yıldız çapları dolayısıyla yoğunlukları biçimleri ve iç yapıları hakkında gözlemsel hiç bir bilgi elde edilemez. Bu bilgilerin tamamı örten çift yıldız gözlemlerinden bulunabilir. Ancak iç yapı bilgisi örten çift yıldız yörüngesi yeterince eliptikse elde edilebilir.

Bir çift yıldızda örtme/örtülmelerin oluşması gözlemcinin uzaydaki konumuna bağlıdır. Çift yıldızın yörünge eğikliği belli iki değer arasındaysa örtme ve örtülme oluşabilir. Yörünge eğikliği için belli iki değer bileşen yıldızların yörünge düzlemi üzerindeki bakış doğrultumuza dik çaplarının bir fonksiyonu olarak belirlenir. Hemen belirtelimki çift yıldız bileşenleri hızlı dönme ile kutuplardan basıklaşıp elipsoit biçimi alırlarken çekimsel etkileşme sonucunda armutlaşmış elipsoitler oluştururlar. Bu biçimdeki çift



Şekil 2 : Çift yıldızlar.

yıldız bileşenlerinin geometrisi bölüm 4 te anlatılacak olan Roche modeli ile belirlenir. Roche modeline göre çift yıldızlarda örtme/örtülme oluşabilmesi için gerekli yörünge eğikliği aralığı bileşen yıldızların eşdeğer yarıçapları cinsinden hesaplanmış ve durum Şekil 2 de gösterilmiştir. Şekilde x–ekseni bileşen yıldızların aralarındaki uzaklık A cinsinden eşdeğer yarıçapları toplamı $(r_1 + r_2)$ yi, y–ekseni de yörünge eğikliğini gösterir. Görüldüğü gibi

1– Yarıçaplar toplamı arttıkça örten çift yıldız olma için gerekli i aralığı da artmaktadır; yani yakın çift yıldızların örten çift yıldız olma şansı daha büyüktür. Örneğin yarıçapları toplamı $r_1 + r_2 = 0.1$ olan bir çift yıldızın örten çift yıldız oluşturması için $84^\circ.5 \leq i \leq 90^\circ$ olması gerekirken $r_1 + r_2 = 0.7$ olan çift yıldız için bu koşul (i aralığı) $45^\circ.6 \leq i \leq 90^\circ$ olarak verilir.

2– Örten çift yıldız olma için i nin alt sınırı (i_{\min}) u belirleyen eğri tüm çift yıldızları ikiye ayırmaktadır: Eğrinin üstünde kalanlar örten çift yıldızlar, altında kalanlar da örtme/örtülme göstermeyen çift yıldızlardır.

3– Bir çift yıldızın yörünge eğikliği 90° ye yakınsa tutulmalar tam ve halkalı (i_{\min}) dan büyük fakat ona yakınsa tutulmalar parçalıdır ve (i_{\min}) dan çok az küçükse tutulmalar atmosferik olur.

4– $(r_1 + r_2) \cong 0.1$ düşey çizgisi çift yıldızları etkileşen çift yıldızlar ve etkileşme göstermeyenler olarak ikiye ayırır. Bu ayırım o kadar kesin değildir. Etkileşen çift yıldızlar bileşenlerin evrimleri sırasında kütle alış verişiyle birbirlerini etkileyen çift yıldızlardır. Yakın çift yıldızlar olarakta bilinirler. Ayrık ya da yarı ayrık çift yıldızlardır.

5– $(r_1 + r_2) \cong 0.75$ düşey çizgisinin sağında kalan çift yıldızların bileşenleri degen çift yıldızlardır. Görüldüğü gibi degen çift yıldızların çoğu örten çift yıldızdır. $(r_1 + r_2) \cong 0.75$ değme sınırı gözlemsel olarakta kanıtlanmıştır (50).

6– $(r_1 + r_2) \cong 0.84$ düşey çizgisi Roche modeline göre en büyük kapalı eş potansiyelli yüzeyi belirler ve bu yüzey 2. kritik Roche lobu olarak bilinir. Kuramsal olarak bu çizginin sağında degen çift yıldız olamayacağına inanılır. $0.75 \leq (r_1 + r_2) \leq 0.84$ koşulunu sağlayan çift yıldızlar kısa dönemli fazla degen çift yıldızlardır. $(r_1 + r_2) \leq 0.84$ olması halinde modele göre fazla hacmi kaplayan madde sistem etrafına yayılarak degen çift yıldız sistemini saran bir gaz bulutu oluşturur. Bu, morötesi gözlemleriyle de kanıtlanmıştır (51).

7– Çift yıldızlarda yörünge eğikliklerinin uzayda rastgele dağıldıklarını kabul edersek diyagram aynı zamanda tutulma oluşması olasılığını verir. Bu olasılık diyagramın sağ tarafındaki düşey ekseninde gösterilmiştir. Buna göre örneğin degen çift yıldızlarda tutulma oluşum olasılığı %60 a yakındır. Başka bir deyişle degen çift yıldızların %60 ında tutulma gözlenir. Diğer taraftan, aynı şekilde degen çift yıldızlarda tam ve halkalı tutulma oluşması olasılığı %10 un altında bulunur. Öyleyse degen çift yıldızların %50 ye yakını parçalı tutulma gösterir. %40 kadarı da hiç tutulma göstermez yani elipsoid değişen yıldızlardır.

8– Bir çift yıldızda tam ve halkalı tutulmaların oluşup oluşmaması yarıçaplar farkına bağlıdır. Şekildeki X eksenini $(r_1 - r_2)$ alınırsa aynı eğri tam ve halkalı tutulmaların

oluşması için gerekli yörünge eğikliği aralığını gösterir. Bu kez değen çift yıldızlar diyagramının sol tarafında yer alır : Çünkü bu çiftlerde bileşenlerin yarıçapları çok büyük farklılık göstermezler. Eğriye göre tam tutulma gösteren değen çift yıldızların sayısı az olmalıdır.

Burada hemen belirtelim ki bir çift yıldızda tutulmaların oluşum olasılığı ile bu tutulmaların gözlenebilme olasılığı çok farklı şeylerdir. Örten çift yıldızlarda var olan bir tutulma gözlenemeyebilir. Örneğin belli bir dalgaboyunda hiç ışınım yapmayan bir çift yıldız bileşeni aynı dalgaboyunda ışınımını aldığımız ikinci bileşen tarafından tamamen örtülse de fotometrik olarak alınan toplam ışınımında hiçbir değişim olmayacağından bu tutulmayı o dalga boyunda gözleme olasılığı sıfırdır.

Bu bölümü bitirmeden ayrıca not edelim ki çevremizdeki tüm yıldızların en az %0.1 i örten çift yıldız olarak gözlenmektedir. Büyük kütleli yıldızlardan oluşan çift yıldızlar içindeki örten çift yıldız oranı daha fazladır. Bu örten çift yıldız oranının tüm galaksi içinde aynı kalacağı kabul edilirse galaksimizde ki toplam örten çift yıldız sayısının 10^9 mertebesinde olacağı beklenmelidir. Bugüne kadar bunlardan sadece birkaç bin tanesi keşfedilebilmiştir.

3. ROCHE MODELİ VE ÇİFT YILDIZLARIN ROCHE MODELİNE DAYALI SINIFLAMASI

Yakın çift yıldızlarda toplam potansiyel (ψ), yoğunluk (ρ) ve gaz basıncı (P) arasındaki genel ilişki

$$\rho \frac{D\vec{U}}{Dt} = \rho \text{grad } \psi + \text{grad } P + \text{div } \vec{I} \quad (3.1)$$

hidrodinamik hareket denklemiyle verilir (52). Burada \vec{U} yıldızın dikkate alınan noktasındaki madde hareketini belirleyen hız vektörü, \vec{I} viskozite, ışınım gibi kuvvetlerin oluşturduğu stress tensörüdür. D/Dt ise lagrange türevini gösterir. Yakın çift yıldız bileşenlerinin dönmeden dolayı basıklaşıp, karşılıklı çekim nedeniyle de armutlaşan biçimlerini belirlemek için yukardaki temel denklemde \vec{U} ve $\vec{I} = 0$ alınarak,

$$\text{grad } P = \rho \text{grad } \psi \quad (3.2)$$

şeklinde verilen Poisson denkleminde ulaşılır. Bu denkleme göre toplam potansiyelin sabit olduğu yüzeylerde basınç ve yoğunlukta sabittir. Bu yüzeylere eşpotansiyelli yüzeyler denir. Bu yüzeylerin Poisson denkleminde elde edilen daha açık ifadesi

$$r = a \left[1 + \sum_j Y_j(a, \theta, \varphi) \right] \quad (3.3)$$

dir (52). Burada yörünge hareketiyle beraber dönen (r, θ, φ) kutupsal koordinat sisteminde

Y_j harmonik fonksiyonları

$$Y_j = f_j(a) P_j(\theta, \varphi) \quad (3.4)$$

çarpımı biçiminde yazılabilir, $P_i(\theta, \varphi)$ iki bilinmeyenli polinomları yakın çift yıldız bileşenlerinde karşılıklı çekimden dolayı biçim bozulmasının başlanabilmesi halinde Legendre polinomlarına dönüşür. a ortalama yarıçapının fonksiyonu olan f_j katsayıları ise yıldızdaki yoğunluk dağılımına bağlı olarak,

$$a (dn_j/da) + b \cdot (\rho/\bar{\rho}) (n_j+1) + n_j(n_j-1) = j(j+1); \quad n_j = a/f_j \cdot (df_j/da) \quad (3.5)$$

şeklinde verilen Radeau diferansiyel denkleminde bulunur. Yıldızda yoğunluğun homojen dağılımı halinde, yani $\rho(a) = \text{sabit}$, $a < 1$ için $\rho/\bar{\rho} = 1$ ise $n_j(a) = j-2$ bulunur. Merkezi yoğunlaşmanın çok fazla olması halinde ise yani

$$\begin{aligned} \rho/\bar{\rho} &= \infty, a=0 \text{ için} \\ \rho/\bar{\rho} &= 0, a>0 \text{ için} \end{aligned} \quad (3.6)$$

ise $n_j(a) = j+1$ bulunur. Bu son özel durum Poisson differansiyel denkleminin çözümünde ilk kez Roche (53, 54) tarafından kullanılmıştır ve bu nedenle yukardaki özel çözümle elde edilen yakın çift yıldız modeline Roche modeli denir. Bu modelde öz olarak : (1) yıldızlarda merkezi yoğunlaşmanın çok fazla olduğu, (2) viskosite ve ışımının yoğunluk ve basınç dağılımında etkin olmadığı, (3) yıldızı oluşturan maddenin dönme ve dolanma hareketleri dışında sabit olduğu yani yıldızda büyük kütleli konvektif hareketlerin ve radyal osilasyonların olmadığı, (4) çift yıldız yörüngesinin dairesel olduğu (5) çekim gecikmesinin olmadığı ve (6) yıldızların dönme eksenlerinin yörünge düzlemine dik olduğu kabulleri yapılır.

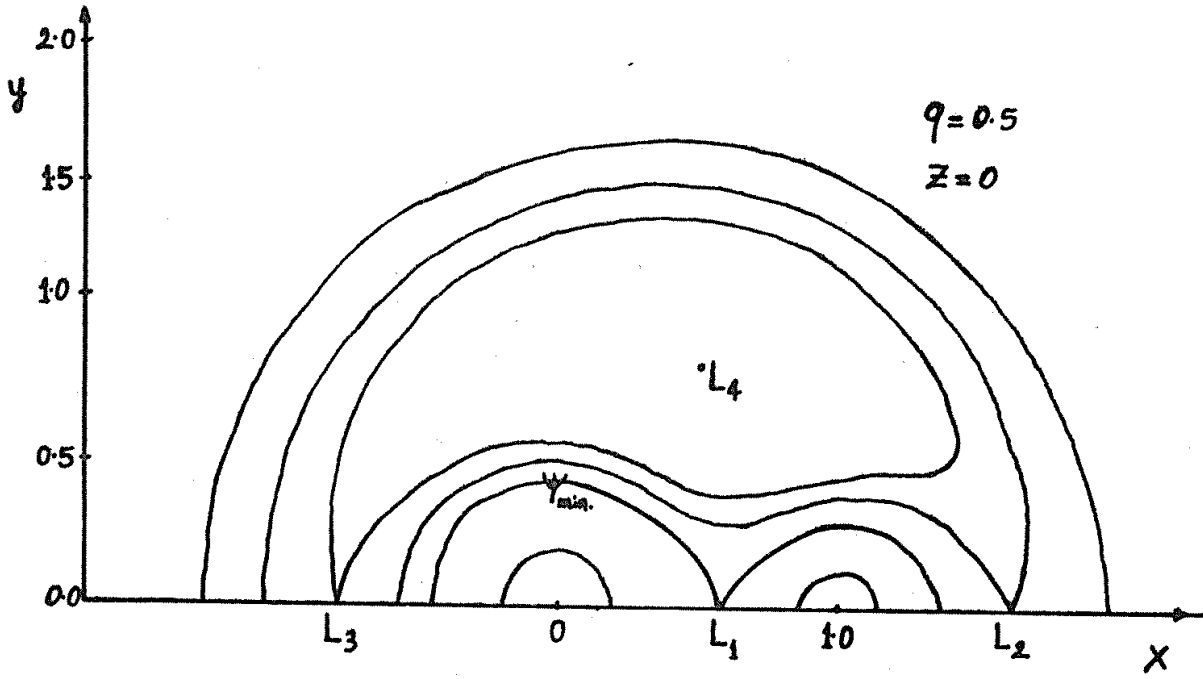
Daha çok Emden ve Eddington'un çalışmalarından anakol ve devler bölgesindeki yıldızlarda merkezi yoğunlaşmanın fazla oluşu öğrenildikten sonra 1920 lerde Roche modeli önem kazanmış ve özellikle Chandrasekhar (55) m çalışmasından sonra çift yıldız astronomisinde yoğun olarak kullanılmaktadır.

Yukardaki kabuller altında Poisson denklemiyle belirlenen yıldız üzerinde herhangi bir noktada toplam potansiyel cebirsel olarak yazılabilir :

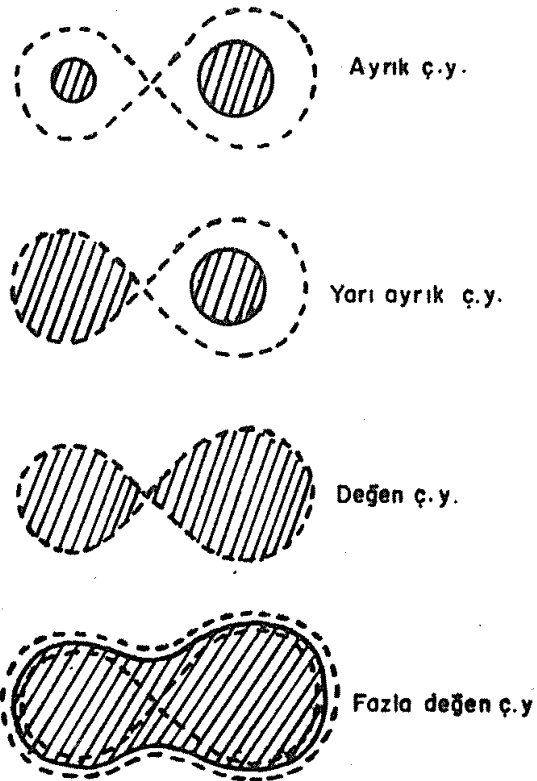
$$\psi = Gm_1/r + Gm_2/r + \omega^2/2 [(x + m_2 R/(m_1 + m_2))^2 + y^2] \quad (3.7)$$

Burada $m_{1/2}$ bileşen yıldızların kütleleri; R , kütle merkezleri arasındaki uzaklık, ω , açılal dönme hızı ki bu yakın çiftlerde ω_K açılal dolanma hızına eşittir. Yani kepler yasalarına göre

$$\omega^2 = \omega_K^2 = G(m_1 + m_2) / R^3 \quad (3.8)$$



Şekil 3 : Roche modeli. Espotansiyelli yüzeyler.



Şekil 4 : Çift yıldızların Roche modeline göre sınıflaması.

Ayrıca

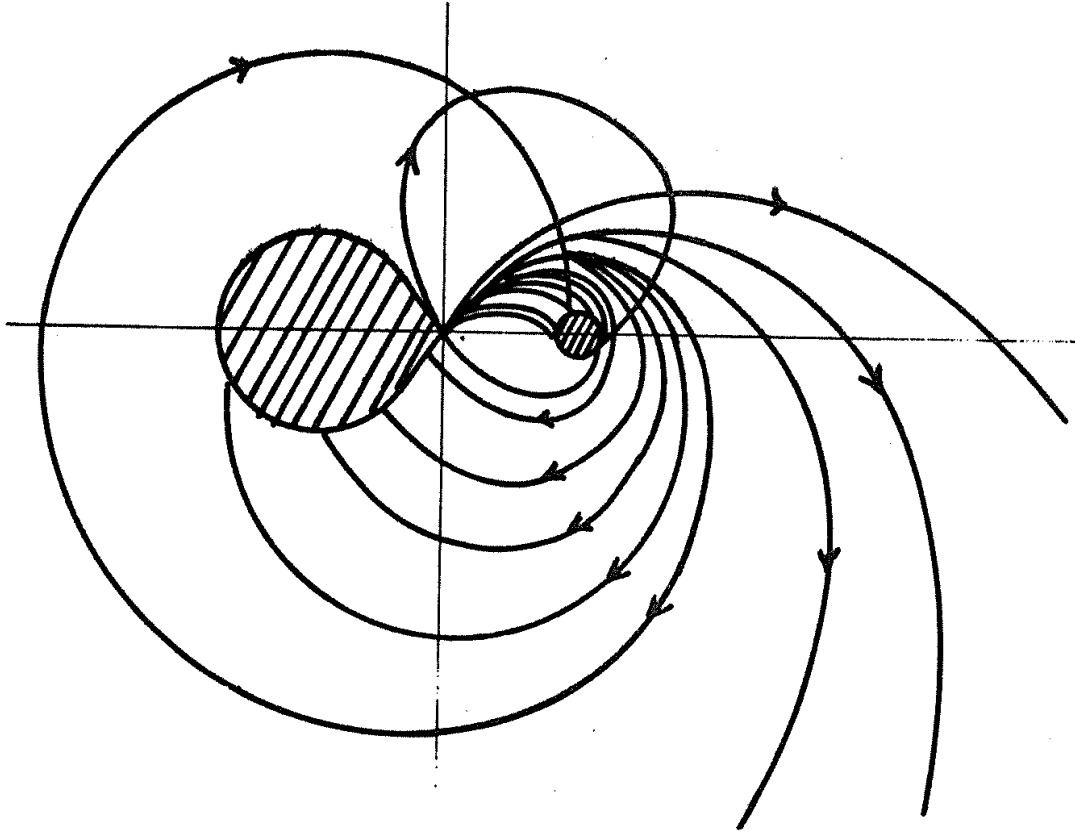
$$r^2 = x^2 + y^2 + z^2$$

ve

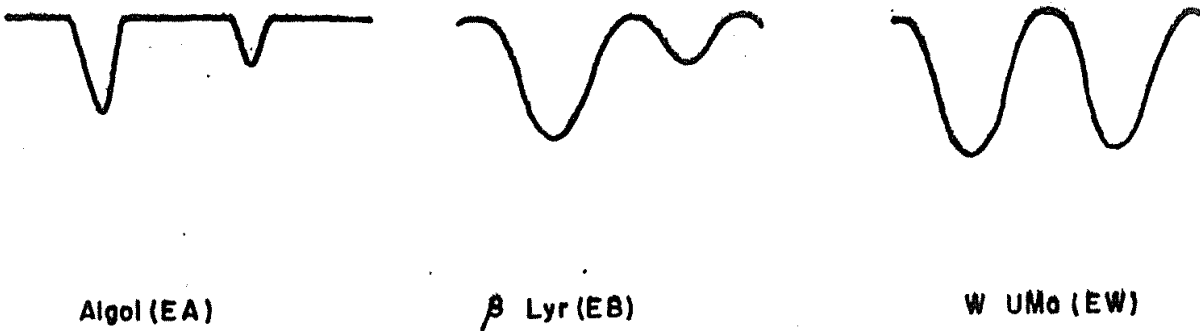
$$r'^2 = (R-x)^2 + y^2 + z^2 \quad (3.9)$$

(3.7) denkleminde ψ nin sabit değerleri için çift yıldız bileşenlerinin eşpotansiyelli yüzeyleri elde edilir. (3.7) denkleminde görülürki r ya da r' küçüldükçe ψ toplam potansiyeli artar. Ayrıca ψ nin büyük değerleri için eşpotansiyelli yüzeyler birer küre iken ψ küçüldükçe eşpotansiyelli yüzeyin biçiminde bozularak dönelelipsoid ve sonra da armut biçimine dönüşür (Şekil 3). ψ nin belli bir ψ_1 , değeri için bileşen yıldız şekilleri X ekseninde bir noktada birleşerek "yatık 8" biçimini oluşturur. ψ nin bu ψ_1 , değeri için belirlenen hacimlerin büyüklüğü ve şekli yıldızların kütleleri oranına bağlıdır. Bunlara yıldızların Roche lob'ları denir. İki yıldızın Roche lobları bir noktada birbirine değeri: Bu noktaya birinci Lagrange noktası (L_1) denir. L_1 noktasında etkin çekim kuvveti sıfırdır. L_1 dışında bir noktaya konan parçacık hangi yıldızın kütle merkezine daha yakınsa o yıldıza doğru çekilir. Çift yıldız bileşenlerinin fotosferleri yoğunluk ve basıncın sıfır olduğu eşpotansiyelli yüzeyler olarak dikkate alınabilir. Kopal (56) bu kavramları kullanarak Roche modeline göre yakın çift yıldızları üç gruba ayırmıştır (Şekil 4) : (1) Ayrık çiftler; Her iki bileşen fotosferinin ilgili Roche loblarının içinde kaldığı çift yıldızlardır. Bu çiftlerde etkileşme fazla olmadığından bu tür yıldız gözlemlerinden yıldız kütle ve yarıçapları daha sağlıklı olarak bulunabilir. (2) yarı ayrık çiftler: Bileşenlerden birinin fotosferi aynı bileşenin Roche lobu'yla çakışan çift yıldızlardır. Diğer bileşenin fotosferi Roche lobu'nun içindedir. Roche lobu'nu dolduran bileşene değen diğer bileşene de ayrık bileşen denir. Böylece sistem yarı ayrık çift yıldızdır. (3) Değen çiftler: Her iki bileşen fotosferlerinde Roche Lob'larını doldurmuş olduğu çift yıldızlardır. Fotometrik gözlemlerin analizinden bazı çift yıldızların fotosferlerinin Roche lob'larının dışına taşıdığı daha doğrusu her iki yıldızda ortak bir zarfla kaplandığı görülmüştür (57). Bu çift yıldızların dinamiği ve ortak evrimi son yıllarda oldukça önem kazanmıştır. Ayrıca her iki bileşeni Roche lob'larını doldurduğu halde en az bir bileşen için dönme döneminin dolanma dönemine eşit olması nedeniyle gerçel bir değenin olmadığı yeni bir sınıfın varlığı ileri sürülmektedir (58). Wilson'a göre β Lyr, V356 Sgr ve belki U Cep gibi sistemler bu yeni sınıfta yer almaktadır.

Yarı ayrık çiftlerde Roche lobu'nu dolduran bileşenden madde atıldığı ilk kez Kopal ve Kuiper'in parçacık dinamiği hesaplarından ortaya çıkmıştır (59, 60, 61). Gerçektende ayrık bir çift yıldız evrim sonucu yoldaşa göre daha hızlı genişleyip Roche lobu'nu doldurarak yarı ayrık bir sistem haline gelecek ve lob dolduran bileşenin L_1 noktasında hidrostatik denge kolayca bozulacağından madde bu noktadan yoldaş yıldıza doğru boşluğa akacaktır (Şekil 5). Sistemin tüm olarak dönmesi sonucu akan madde yoldaş yıldızın üzerine doğrudan düşmeyip genellikle yoldaş etrafında bir disk oluşturur. Yıldızda devam eden genişleme madde akımının da devamını sağlar. Bileşen yıldızların bundan sonraki evrimi tek yıldız evriminden oldukça farklı olur (62, 63, 64, 65).



Şekil 5 : Yarı ayırık çift yıldızlarda Roche lobu madde atımı.



Şekil 6 : Örtün çift yıldızların ışık eğrilerine göre sınıflaması.

Çift yıldızlarda bileşenin varlığıyla genişleyen yıldız etrafında görünmeyen bir bariyer biçiminde oluşturulan Roche lobu yıldız kütlelerini içine alabilen en büyük eşpotansiyelli yüzeydir. Roche lobuna eşdeğer hacimli kürenin yarıçapı yaklaşıklıkla

$$R_{cr.} = \begin{cases} R(0.38+0.2 \log(m_1/m_2)) & ; 0.3 \lesssim m_1/m_2 \lesssim 20 m_\odot \text{ için} \\ 0.46222 R(m_1+m_2)^{1/3} & ; 0 \lesssim m_1/m_2 \lesssim 0.8 m_\odot \text{ için} \end{cases} \quad (3.10)$$

olarak verilir (63). Kopal (59, 60) ve Kuiper (61) in kuramsal çalışmalarına göre bir çift yıldız bileşeninin Roche lobundan daha fazla genişlemesi görünmeyen bariyerle yasaklanmıştır. Genişleyerek Roche lobunu dolduran yıldız yüzeyinde madde akararak büyük olasılıkla L_1 noktasından atılır. Herhangi bir Δt zaman aralığında yıldızın genişlemesiyle oluşan $\Delta R = R - R_{cr.}$ yarıçap farkıyla belirlenir. Roche lobu madde atımının varlığı gözlemsel olarak Crawford (66) ve Kopal (67, 68) tarafından gösterilmiştir.

Çok ayrık çiftlerde (örneğin VV Cep, ζ Aur) ağır kütleli bileşen evrim sonucu kırmızı üst dev olsa bile Roche lobunu dolduramayabilir (69). Popper bu tür çiftlerin bir listesini vermiştir (70). Bize çok yakın olan Sirius ve Procyon yıldızlarının çok uzağında birer beyaz cüce bileşeni vardır. Tek yıldız evriminden biliyoruz ki bir yıldızın beyaz cüce olabilmesi için HR diyagramında anakoldan evrim sonucu genişleyerek devler bölgesine geçmiş olması ve beyaz cüce olmadan önce kütlelerinin büyük bir kısmını uzaya atması gerekmektedir. Sirius ve Procyon'un beyaz cüce bileşenleri de bu evrelerden geçmiş olacağına göre, çift bileşenleri arasındaki uzaklık değişmediyse, Roche loblarını doldurmadan kütlelerinin büyük kısmını uzaya atmışlardır. Bu durumda çift yıldızlarda kütle atımı için Roche lobunun doldurulması gereği şüpheye düşmektedir. Yani yıldızlar Roche loblarını doldurmadan da kütlelerinin büyük bir kısmını uzaya atabilmektedirler (71). Paczynski (63) ye göre yıldız (a) merkezde hidrojen yakarken (b) kabukta hidrojen yakarken veya (c) kabukta helyum yakarken Roche lobunu doldurabilir ve madde atımı bu evrelerde olabilir, sırasıyla bu üç evredeki madde atımına A, B ve C durumları denir.

Çift yıldız sistemlerinde bileşenlerden birinin çok parlak olması ($L > 10^4 L_\odot$) halinde bu bileşenin hiç bir zaman Roche lobunu dolduramayacağı –(3.1) denklemiindeki ışınım basıncı etkisi dikkate alınarak– ileri sürülmüştür (72). Aynı çalışmada parlak bileşenden evrimsel genişleme sonucu L_2 noktasından kaybedilen maddenin bileşen yıldızlar etrafında birer halka oluşturabileceği savunulmuştur. Schuerman'ın bu kuramsal çalışmasında ışınım basıncı etkisi yaklaşık olarak dikkate alınmış, daha doğrusu (3.7) denklemi sadece M_1 yerine $M_1 (1-\delta)$ alınarak küçük bir değişiklik yapılmıştır. Burada δ ışınım basıncı kuvvetinin çekimsel kuvvete oranıdır. Diğer taraftan Vanbeveren (73) parlak (büyük kütleli) çift yıldız bileşenlerinin Roche loblarını dolduramayacağı yargısının yanlış olabileceğini, kesin yargı için ışınım basıncı etkisinin daha doğru olarak dikkate alınması gerektiğini vurgulamış ve ayrıca ışınım basıncı etkisiyle madde kaybının eşpotansiyelli yüzeyin Roche lobunu doldurmadan açılır görüldüğü L_2 ye yakın bir noktadan değil fakat tüm yıldız yüzeyinden olduğunu göstermiştir. Bu son yargının doğru olduğu

Uluslararası Morötesi Keşif Uydusu (IUE) gözlemlerinden anlaşılmaktadır (74). Ayrıca Eaton (75) ve Wilson (76) sıcak ve parlak yıldızların biçimleri için önemli görülen ışınım basıncı etkisinin her durumda boşlanabilecek kadar küçük olduğunu, Roche lobu boyut ve biçimini değiştirmeyeceğini savunmaktadırlar.

Şimdi Roche lobu madde atımıyla ilgili gözlemsel bir sonucu belirtelim: Tüm çift yıldızlarda Roche lobunu dolduran bileşen küçük kütleli bileşendir. Yıldız evrimlerinden bilindiği kadarıyla büyük kütleli bileşenin evrimde önde olması ve Roche lobunu önce doldurması beklenir. Algol paradoksu olarak bilinen bu açmazın çözümü Hoyle (77) ye göre kütleli büyük kısmının halihazırda Roche lobu madde atımıyla öbür bileşene aktarılmış olmasıdır. Bugüne kadar Roche lobunu dolduran bileşenin büyük kütleli olduğu yakın çift yıldız gözlenmemiştir. Bu durumda madde atım evresinin gözleme şansı olmayacak kadar çok hızlı olması gerekir (63, 64, 78, 79). Bu durumda atılan maddenin büyük kısmı karşı bileşen tarafından tutulamayıp sistemi terketmelidir. Hızlı madde atımını sağlayan enerjinin nereden kaynaklandığı bilinmemektedir. Büyük kütleli yıldız genişlerken dış yüzeye etkiyen kuvvetler sabit kalır fakat bunun gradyanı çekimsel ivme g sabit kalmaz. Roche lobu üzerinde yüzey potansiyeli minimum değerini alır ve g 'de yüzey üzerinde bileşen yönünde gidildikçe küçülür ve L_1 noktasında sıfır olur. Bunun anlamı madde buradan transfer edilir demek değildir. Küçük bir tedirginlikle madde buradan –diğer noktalara göre daha kolay– atılabilir. Küçük tedirginliği yaratan enerji karşı bileşenin ısıtma etkisi olabilir veya bu enerji magnetik alan ve iç katmanların hareketinden kaynaklanmış olabilir. Bütün bu olasılıklardan atılan madde yavaş hareket etmeli ve sonuçta madde atım evresi gözlenebilecek kadar uzun sürmeli (71). Bu açmazın da çözümü henüz bilinmemekle beraber çözümün, yıldızın ani olarak hızlı genişlemesinde yattığı düşünülmektedir. Süpernova patlamasının yavaşlatılmış biçiminde oluşacak büyük miktarlardaki hızlı madde atımı gözlemleri sağlamaktadır. Bu durumda Kopal (71) in savunduğu gibi Roche lobuyla madde atımı arasında pek fazla ilişki yoktur. Kütleli belli bir limitin üstünde olan tek ve çift yıldız bileşeni olan tüm yıldızlar evrelerinin bir ya da birkaç yerinde kütlelerinin büyük kısmını izotropik olarak büyük bir hızla uzaya atarlar. Büyük olasılıkla Sirius ve Procyon'un çok uzak beyaz cüce bileşenleri de Roche loblarını doldurmadan bu şekilde oluşmuşlardır.

4. ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN IŞIK DEĞİŞİMLERİ VE SINIFLAMALARI

Klasik düşünüşe göre bir çift yıldızın toplam görünür ışınımı zamanla iki temel etkiye bağlı olarak değişir : Bu etkiler kısaca a) Çekimsel etkileşme b) Işınımsal etkileşme olarak adlandırılır. Birinci etki nedeniyle hızlı dönmeyle zaten dönel elipsoid olan bileşen yıldız biçimleri Roche modeliyle ifade edilebilecek şekilde armutlaşır. Bunun nedeni karşılıklı çekim kuvvetidir. Armutlaşan yıldız yüzeylerinde sıcaklık ve çekim ivmesi değişim gösterir. Armutlaşan bileşenin karşı bileşene doğru olan kısmı daha soğuk olup kararımış görünür. Bu olaya çekim kararması denir. Çekim kararması etkisi sıfır ve 0.5 evrelerinde en büyüktür. Bu etki eski yöntemlerde basıklık etkisi olarak bilinir. İkinci etki bileşen

yıldızların karşılıklı olarak birbirlerini ısıtıp –yansıma etkisi olarakta bilinen– bir ek ışımaya yol açmalarıdır. Çift yıldız bileşenleri arasında söz konusu bu iki etki yoksa – ya da fotometrik olarak boşlanabilecek kadar küçükse bileşen yıldızlar üzerindeki parlaklık dağılımı düzgündür. Aslında bu da dönmeden dolayı yıldızların basıklaşmış olması nedeniyle doğru değildir. Fakat genelde bileşenler arası uzaklık cinsinden bileşen yarıçapları toplam 0.1 den küçükse iki temel etki fotometrik olarak boşlanabilir. Bu durumda zamanla sistemden yayılan toplam ışınımında değişme olmaz. Ancak bileşenlerin yörünge hareketi sırasında yıldızlar birbirini örtüyorlarsa sıfır ve 0.5 evreleri yöresinde toplam ışınımında örtülen alanla orantılı bir sönümlenme gözlenir. Bu sönümlenme miktarı ayrıca örtülen yıldızın yüzey parlaklığına bağlıdır ve kenar kararmasından da küçümsemeyecek oranda etkilenir. Bu tür örten çift yıldızlar için $r_1 + r_2 \lesssim 0.1$ olduğundan örtme/örtülme süreleri yörünge dönemine göre oldukça kısadır. Bu nedenle bu tür çiftlerin keşfedilmesi de zor olur.

Bir örten çift yıldızda iki temel etki fotometrik olarak boşlanamayacak kadar büyükse yani sistem etkileşen çift yıldız sistemiyse o zaman tutulmalar dışındaki gözlenen toplam ışınım sabit kalmaz, etkiler büyüdükçe ışık eğrisi sürekli bir eğrisellik kazanır.

Böylece açıklanmış olan ışık değişimleriyle bir tam dolanma dönemini kapsayan ışık eğrileri üç temel gruba ayrılır : 1– Algol (EA) 2– β Lyr (EB), 3–W UMa (EW) türü ışık eğrileri (bkz. Şekil 6). Burada hatırlatmak gerekir ki bir çift yıldızın ışık eğrisinin biçimi yukarıda sözünü ettiğimiz fotometrik etkilerin büyüklüğüne bağlıdır. Bu etkiler de şu parametrelerin fonksiyonudur.

1. Bileşen yıldızların kesirsel yarıçapları (r_1, r_2).
2. Bileşen yıldızların kesirsel aydınlatma güçleri (L_1, L_2 ; $L_1 + L_2 = 1$)
3. Kenar ve çekim kararması sabitleri ($U_{1,2}$ ve $\beta_{1,2}$)
4. Yörünge eğikliği (i)
5. Bileşen yıldız yüzeyleri için albedo ($\alpha_{1,2}$)
6. Bileşen yıldızlar için kütle oranı ($q = m_1/m_2$)

Öz olarak teta evresinde sistemden alınan toplam ışınım $I = I(r_1, r_2, i, L_1, L_2, U_1, U_2, \beta_1, \beta_2, \alpha_1, \alpha_2, q)$ olarak verilebilir. Kapalı olarak verilen bu bağıntıda $L_1, L_2, U_1, U_2, \beta_1, \beta_2, \alpha_1, \alpha_2$ parametreleri gözlemin yapıldığı dalgaboyuna bağlı olduğunda I , dolayısıyla ışık eğrisinin biçimi gözlenen dalgaboyuna bağlıdır.

Aynı çift yıldızın ışık eğrisi dalgaboyu değiştirildiğinde sınıf değiştirilebilir. Özellikle soğuk bileşenli ayrık örten çift yıldızlar için kısa dalgaboyunda ikinci minimumu görünmeyen ışık eğrisinin uzun dalgaboyunda eş derinlikte iki minimumlu bir ışık eğrisine dönüştüğünü her dikkatli gözlemci bilir.

Genel olarak ayrık çift yıldızların ışık eğrileri EA türünden ve değen çift yıldızların ışık eğrileri de EW türünden olur fakat yarı ayrık çift yıldızların ışık eğrileri EA türünden olabildiği gibi EB türünden de olabilir. Hatta birçok değen çift yıldızla ilişkin ışık eğrilerinin EB türünden olduğu bilinmektedir. Burada vurgulamak gerekir ki örten çift yıldızın geometrik yapısıyla ışık eğrisi arasında birebir bir ilişki yoktur.

Buraya kadar anlattıklarımız karmaşık olmayan örten çift yıldızlar için geçerlidir.

Aslında örten çift yıldızların ışık eğrileri yukarıda belirtilen etkilerin yanında daha birçok etkileri de kapsadıklarından daha karmaşık bir görünüm alırlar. Diğer etkiler şöyle sıralanabilir :

- 1— Sisteme dahil 3. bir cismin varlığı
- 2— Yörünge çember olmaması
- 3— Bileşen yıldızlardan birinin (veya ikisinde) fiziksel değişen olması
- 4— Bileşenlerin birinde (veya ikisinde de) genişlemiş bir atmosfer katmanı varlığı
- 5— Kütle transferi ve kütle kaybı
- 6— Bileşenler etrafında disk, halka ve sistem etrafında gaz bulutu varlığı
- 7— Bileşen yüzeylerinde parlaklığın düzensiz dağılımı.

Örten çift yıldız sistemine çekimsel olarak bağlı 3. bir cismin varlığı tayfsal olarak saptanmışsa, tayf türünün bilinmesi ve ışınımının sabit olması kabulü altında ışık eğrisi birinci etkiden kolayca arındırılabilir (80). Bu şekilde 3. cismin varlığının kesinleştiği çok sayıda örten çift yıldız vardır (81). Örneğin BV Dra ve BW Dra değen çift yıldızlarının görsel çift oluşturan 3. birer bileşeni daha vardır.

İkinci etki fotometrik gözlemlerde kendini iki şekilde gösterir. Birincisi bileşenler arasındaki uzaklık sürekli bir değişim gösterdiğinden basıklık ve yansıma etkilerinin sürekli değişiminden ortaya çıkan salınımlar. İkincisi de eliptik yörünge'nin asal eksenini gözlemciden geçmiyorsa tutulmalar arasındaki sürelerin farklı olması. Yine ışık eğrileri bu iki etki için de doğrulukla arındırılabilir (82).

Bir örten çift yıldız sisteminde bileşenlerden biri fiziksel değişen ise bu yıldızın önde olduğu tutulma sırasında ışık eğrisinde gözlenen salınımlar öbür tutulmadaki salınımlara göre daha etkin görülür. Aslında fiziksel değişen yıldızın arkada olduğu tutulma tam tutulma ise tam tutulma evrelerinde fiziksel değişene ilişkin ışık değişimi gözlenemez. Örten çift yıldızların ışık eğrilerinden bu yolla hangi bileşenin hangi tür fiziksel değişen olduğu saptanabilir.

Tutulmalar parçalı ise saptama işlemi daha zordur. Örneğin YZ Car, AW Per, MM Cas, AU Peg ve BH Vir gibi değişik türden birçok örten çift yıldızın bileşenlerinden biri fiziksel değişen yıldız olarak bilinmektedir (83, 84, 85, 86).

Diğer taraftan birçok örten çift yıldızın bileşenlerinden bir tanesi beyaz cüce ya da nötron yıldızı olabilmektedir. Bu sistemlerdeki optik bileşenler genellikle Roche loblarını doldurmuş ve madde atımı evresindedirler. Kompakt bileşen üzerine düşen madde düşme bölgesini ısıtarak orada sıcak leke oluşturur. Genelde sıcak lekenin kompakt yıldız üzerinde olduğuna inanılır. X ve morötesi hatta optik bölgede ışınım yapan bu bölgenin optik bileşen tarafından örtülmesi ve sıcak lekeli disk ve kompakt bileşenin beraberce optik bileşeni örtmesi sonucu düzensiz değişen asimetric bir ışık eğrisi oluşur. Bu tür ışık eğrilerinin bugün için tam bir analizi hemen hemen mümkün değildir. Diskin var olduğu kompakt bileşenli çift yıldızlar —ki bunlar etkileşen çift yıldızlardır— oluştuğu DQ Her, U Gem, GK Per, SS Cyg, EX Hya gibi çiftlerin ışık eğrilerinin ve bu eğrilerde zamanla değişimin incelenmesiyle CV yıldızları hakkındaki bilgimiz oldukça artmıştır (87, 88). Bu yıldızlar

hakkında Warner (89) tarafından derlenen gözlemsel verilerle nova patlaması olayı ve çift yıldızlarda madde atımı daha iyi anlaşılır olmuştur (90). Kurulan modellerle (87, 88) bugün gözlemlerin daha doğru yorumlanması mümkün olmaktadır (91), Ayrıca bilinmektedir ki madde atımına dayalı X-ışınımı yayan çift yıldızların hepsinde disk vardır (92). RS CVn ve W UMa örten çift yıldızlarından x-ışınımı yayını kromosferik orijinlidir (74).

Çift yıldız bileşenleri içerisinde genişlemiş bir atmosfere sahip bileşen yıldızlarda vardır. Genişlemiş atmosfer varlığının belirtici tayfta (CIII, IV ve N III, V gibi) genişlemiş salma çizgilerinin varlığıdır. W tayf türünden olan bu yıldızların yarısından çoğunun belkide tamamının yakın çift yıldız bileşeni olduğu bilinmektedir (93). Büyük kütleli olan Wolf-Rayet (WR) yıldızları olarak bilinen bu yıldızların atmosferlerindeki maddenin genişleme hızı 1000–2000 km/sn ve bu yolla yıldızdan kütle kaybı yılda $\sim 10^{-6} m_{\odot}$ kadardır (94). Bu yıldızların bileşenleri OB-tayf türündedir. WR bileşenli bu sistemlerin tayflarında karmaşık salma çizgileri sistemde büyük ölçekli gaz akımlarının, disk ve sistemi saran bir gaz bulutunun varlığını göstermektedir. Farklı çizgiler için dikine hız eğrileri farklı bulunmaktadır. Örneğin HD 211863 için salma çizgileri çember yörünge gösterirken soğurma çizgileri $e=0.4$ olan eliptik bir yörünge göstermektedir. Aynı şekilde CQ Cep için 4058 N IV den çember yörünge, 4686 He II den ise $e=0.35$ olan eliptik bir yörünge bulunmaktadır (95). Aynı durum HD 186943 , HD 228766 gibi diğer WR çiftlerinde de görülmüştür (95). Bu uyumsuzlukların nedeni W-yıldızının atmosferinde büyük ölçekli madde hareketinin olmasıdır. Dikine hız eğrilerinin bu etkiden doğru olarak arındırabilmesi halinde gerçek yörünge ve sistem öğeleri bulunabilecektir. Genişleyen atmosferin ışık eğrilerindeki fotometrik etkisi a) WR yıldızının OB yıldızını örtmesi halinde tutulma eğrisi ikiye ayrılmış olarak görünmesi : Yarı geçirgen WR atmosferinin OB yıldızını örtmesi ve WR yıldızının OB yıldızını örtmesi; b) OB yıldızının WR yıldızını örtmesi halinde optik bölgede ışınım yapmayan genişlemiş atmosferin etkisinin görünmemesi; Bu nedenle iki tutulmanın sürelerinin birbirinden çok farklı olması ve c) tutulma minimumlarının asimetrik yapıda olmasıdır. WR bileşenli ışık eğrilerinin genişlemiş atmosfer etkisinin de dikkate alınarak analizi için yöntemler geliştirilmiştir (96).

WR bileşenli örten çiftlerden üzerinde en çok çalışılan V444 Cygni nin BO+WN6 tayf türündeki $25+10 m_{\odot}$ deki iki bileşenden oluştuğu; γ^2 Velorum'un ise O7+WC8 tayf türündeki $50+15 m_{\odot}$ deki iki bileşenden oluştuğu bilinmektedir. Kron ve Gordon (97) tarafından kurulan modele göre WR bileşen etrafında ve Roche lobunun içinde salma çizgilerinin oluşumundan sorumlu bir diskin varlığı da öngörülmüştür.

Örneğin V444 Cygni de WR bileşenin, etrafındaki diskin ve serbest elektronlardan oluşan genişleyen atmosferin yarıçapları sırasıyla 2.1,7 ve $16 R_{\odot}$ olarak verilmektedir. Aynı yarıçaplar γ^2 Velorum için çok daha büyüktür ; genişleyen atmosfer $76 R_{\odot}$ a kadar uzanmaktadır.

Yakın geçmişte, IUE uydusunun morötesi ve HEAO-1 ile HEAO-2 uydularının x-ışın gözlemleriyle WR özelliğinin tüm ağır kütleli OB yıldızlarında yaygın olduğu ve bu özelliğin bileşen yıldızın varlığından pek etkilenmediği görülmüştür.

Yakın çift yıldızlarda bileşenlerin birinden atılan maddenin bir kısmı karşı bileşene düştüğünde düştüğü yeri ısıtarak sıcak bir bölge oluştururken, karşı bileşen küçük boyutlu ise onun etrafında disk oluşturur. Medde atımıyla bileşen yıldızlar arasında ve yıldız yüzeyleri üzerinde gaz akımları oluşur. Atılan maddenin büyükçe bir kısmında karşı bileşeni ve hatta tüm sistemi sarar. Sistemi saran bu gaz da zamanla dağılarak yıldızlar üzerine iner veya sistemi terkeder. Tüm bu olayların gözlemlerdeki belirtileri şöyle sıralanabilir :

- 1– Dikine hız eğrilerindeki bozulmalar.
- 2– Dikine hız eğrileri yörüngeyi takib etmeyen tayf çizgilerin varlığı.
- 3– Yeğinlikleri ve profilleri düzensiz değişen tayf çizgilerinin varlığı.
- 4– Tutulmalardan etkilenmeyen tayf çizgilerinin varlığı.
- 5– Alınan ışımının polarlanmış olması.
- 6– Sistem boyutlarına göre çok daha geniş bir alandan radyo ışımını alınması.
- 7– Kompakt bileşenli çift yıldızlardan x–ışınımı alınması.
- 8– Işık eğrilerinde özellikle tutulma başlangıç ve sonlarında gözlenen düzensizlikler. Tutulma minimumlarının asimetric olması.
- 9– Tayfsal ve fotometrik gözlemlerden ayrı ayrı bulunan yörünge dış merkezliğinin uyuşmaması.
- 10– Gözlenen dolanma döneminde değişimler olması.
- 11– Uzun dalga boyunda tam olan tutulmaların kısa dalga boyunda parçalı olması.

Bu gözlemsel belirtilerden bir veya daha fazlasının varlığı halinde sisteme ilişkin ışık eğrilerinin sistem öğeleri için analizi sağlıklı sonuç vermez. Söz konusu etkilerin ışık eğrilerinden kesin olarak arındırılmaları mümkün değildir.

Ancak tutulma derinlikleri ve süreleri değerlendirilerek bileşen yıldızların bazı öğeleri hakkında kaba değerler verilebilir. Bu alt bölümün içeriği Batten (8), Larson – Leander (98) Sahade (99) ve Sahade ve Wood (100) tarafından en iyi şekilde tartışılmıştır.

Yakın çift yıldızlarda bileşenlerin yüzey parlaklık dağılımı sadece basıklık ve yansıma etkileriyle düzgünlüğünü kaybetmiş değildir. Düzgün parlaklık dağılımını bozan başkaca etkilerde vardır. Bu etkilerden en önemlisi olan manyetik alan etkisi kendini konvektif katmana sahip hızlı dönen geri tayf türü yıldızlarda gösterir. Güneş aktivitesine benzer olaylar bu yıldızların yüzey parlaklık dağılımını etkilerler. RS CVn, BY Dra ve bazı W Uma türü yakın çift yıldız bileşenlerinden en az birer tanesinin manyetik etkinlik gösterdiği bilinmektedir. Yakın çift yıldızlardaki bu manyetik etkinliğin a) karşılıklı çekim b) dönme hızının arttırılmış olması ($P_{dön} \cong P_{dol}$), c) hareketlerdeki rezonans etkileri ve d) iki bileşene ilişkin manyetik alanların girişimi sonucu arttırılmış ve daha karmaşık hale getirilmiştir. RS CVn ve ilgili yakın çift yıldızların temel özellikleri HaII (101) ve, Eaton ve Hall (102) tarafından özetlenmiştir. Bilinen sayılan 100 e yaklaşan RS CVn yıldızları tipik olarak daha fazla kromosferik aktiviteye sahip bir KO IV yıldızıyla, aydınlatma sınıfı V veya IV olan daha az aktif fakat daha parlak bir F–G yıldızından oluşur. Uzun

dönemli RS CVn yakın çiftlerinin dönemleri 20–100 gün (ve hatta daha uzun: Örneğin Capella için 104 gün) ve aydınlatma sınıfları III tür. BY Dra çift yıldızları ise iki Me türü "flare" yıldızından oluşur. Bu çiftlerin yörünge dönemleri 1–10 gün arasındadır (103, 104). W UMa çift yıldızları FO dan daha geri tayf türlerinde birbirine değen ve ortak bir gaz katmanına sahip iki yıldızdan oluşurlar. Bu yıldızların temel özellikleri Binnendijk (105, 106), Rucinski (107) ve Mochnacki (108) tarafından özetlenmiştir. Bu yıldızların gözlemsel özelliklerinin bir kritiği (109) kaynağında yapılmıştır. W UMa yıldızları ışık eğrilerine göre iki alt gruba ayrılırlar (105, 106) : a) A–türü ve b) W–türü değen çift yıldızlar. A–türü değen çift yıldızlarını ışık eğrilerinde daha derin minimum büyük yarıçaplı bileşenin örtülmesiyle ilgilidir. Yani birinci minimum transit tutulmadır ve normal olarak bu tür çift yıldızlarda büyük çaplı bileşen büyük kütleli ve daha parlak olan bileşendir. W–türü değen çift yıldızların ışık eğrilerinde ise derin minimum küçük çaplı, küçük kütleli fakat daha parlak görünen bileşenin büyük fakat daha az parlak görünen bileşen tarafından örtülmesiyle ilgilidir. Bu çiftlere ilişkin kuramlar (110) A türlerinin gözlemsel özelliklerini açıklayabildikleri halde, W–türleri için bu mümkün olmamaktadır : W–türlerinde, büyük bileşen yüzeyindemanyetik etkinlik sonucu –fotosfere göre ~ 1500 °K–daha soğuk bölgelerin oluştuğu inancı yaygınlaşmaktadır (111, 112, 113, 114).

Bu kabul altında W–türü değen çift yıldızların gözlemleri tamamen açıklanabilmektedir. RS CVn, BY Dra ve W–türü değen çift yıldız bileşenlerinin en az bininde a) konvektif katman varlığı b) hızlı dönme ve c) manyetik alan varlığı sonucu manyetik etkinliğin oluşup yüzey parlaklık dağılımının bozulduğunu gösterir kanıtlar uydu gözlemleriyle daha da artmıştır (115, 116, 117).

Manyetik etkinlik gösteren yıldızların yüzeylerinde oluşan yıldız lekeleri yüzeyde düzgün dağılmadıklarından RS CV, BY Dra ve W–türü değen çift yıldızların ışık eğrilerinde dalgalanmalar görülür. Son gruptaki yıldızların ışık eğrileri zaten sinüs eğrisi gibi olduklarından bu dalgalanma farkedilmez; Ancak bir tutulma öncesi ve sonrasındaki maksimum ışığın farklı olması ve dalgalanma zamanla yer değiştirdiği için minimum derinliklerinin değişmesi biçiminde kendini gösterir. Tüm ışık eğrilerinin zamanla değişimi ve minimum çukurlarının asimetrik olması aynı etkidendir.

Manyetik etkinlik gösteren çift yıldız ışık eğrilerinin sistem öğeleri için analizi bu yan etki nedeniyle biraz karmaşıktır. Leke etkisi genelde birkaç farklı şekilde dikkate alınır. Önce çift yıldızın geniş zaman aralığında alınmış çok sayıda ışık eğrisinden görünür leke etkisi ve lekelerin yıldız üzerindeki yeri saptanır. Farklı dalga boylarındaki ışık eğrilerinden de lekeli bölgenin görelî boyutu ve fotosfere göre sıcaklık farkı bulunur. Dalga genliği ve minimumumu da saptandıktan sonra ışık eğrisi sentez yöntemlerinde toplam ışınım integrasyonları alınırken sıcaklık boyut ve yeriyle lekeler dikkate alınarak kuramsal eğriler elde edilir. Gözlemsel eğriyi sağlayan kuramsal eğrinin parametreleri sistemin öğeleri olarak kabul edilir (102, 112, 118). Burada çözüm takımının tek olduğu baştan kabul edilir.

Diğer taraftan yaklaşık bir yöntem olarak a) sistemin bilinen yaklaşık öğeleriyle

yakınlık etkileri hesaplanıp minimumlar arası evreler için toplam ışınım bulunur. b) Bulunan bu ışınım gözlemlerden çıkartılarak minimumlar arası için leke etkisi bulunur. c) Gözlemlerden leke etkisi çıkartılarak elde edilen ışık eğrisi bilinen yöntemlerden biriyle çözülür ve tekrar (a) maddesinden başlanarak başlangıç ve son çözüm öğeleri hata sınırları içinde uyşuncaya kadar iterasyona devam edilir (119, 120). Ayrık çift yıldızlar için uygulanabilen yöntem değen çift yıldızlarda henüz denenmemiştir. Başarıyla uygulanabileceği de beklenmemelidir; çünkü yöntem temelde fiziksel olarak doğru değildir.

Işık eğrilerindeki leke etkisi ayrıca modifiye edilmiş Russel—Merrill (121) yöntemi uygulanarakta bulunmaya çalışılmıştır (122). Bu denemede klasik (ve fiziksel olarak yanlış) arındırma işlemi leke etkisi olmadığı halde bile yanlış bir fiziksel temele oturtulan arındırma yönteminin (123) leke etkisini de arındıracağına inanmak büyük yanlışlıktır. Ayrıca hatırdaki tutulmalıdır ki leke etkisinin oluşturduğu dalga düzgün bir dalga biçiminde olmadığı gibi zamanla lekelerin yok olup yenilerinin doğması sonucu düzensiz olarak biçim değiştirir. Bu nedenle dalganın kayma yönü ve kayma hızı saptanırken uzun süreli kısa zaman aralıklarıyla alınmış gözlemlere gereksinme vardır.

KAYNAKLAR

- 1— Heintz, W. D. : 1969, J. R. A. Soc. Canada 63 (6), 275.
- 2— Abt, H. A. Velevy, S. G. : 1979, Astrophys. J. Suppl. 30, 273.
- 3— Abt, H. A. : 1979, Astron. J. 89, 1519.
- 4— Abt, H. A. : 1983, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 21, 343.
- 5— Kraitcheva, Z. T., Popova, E. I., Tutukov, A. V., Yungelson, L. R. : 1979, Soviet A. 22 670 ve 23, 290.
- 6— Giesecking, F. : 1983, Comptes Rendus Sur les Journees de Strasburg, 5 eme Reunion p. 4.
- 7— Poveda, A., Allen, C. ve Parrao, L. : 1982, Astrophys. J. 258, 589.
- 8— Batten, A. H. : 1973, Binary and Multiple Systems of Stars, s. 25, Pergamon press N. Y.
- 9— Van de Kamp, P. : 1971, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 9, 103.
- 10— McCarthy, D. W. : 1983, IAU Colog. 76.
- 11— Lippincott, S. L., Hershey, J. L. : 1972, Astron. J. 77, 679.
- 12— Probst, R. G. : 1977, Astron. J. 82, 656.
- 13— Heintz, W. D. : 1978, Double Stars s. 58, D. Reidel Publ. Co. Holland.
- 14— Hershey, J. L. : 1978, Astron. J. 83, 308.
- 15— Kumar, S. S. : 1963, Astrophys. J. 137, 1121.
- 16— Straka, W. C. : 1971, Astron. J. 165, 109.
- 17— Lippincott, S. L. : 1977, Astron. J. 82, 925.
- 18— Van de Kamp, P. : 1981, Stellar Paths, D. Reidel Publ. Co. Holland.
- 19— Batten A. H. Fletcher, J. M. ve Mann, P. J. : 1978, Publ. Dom. Ap. Obs. 15, 121.
- 20— Kopal, Z. : 1959, Close Binary Systems, John Wiley and Sons Publ. Co. London.
- 21— Popper, D. M. : 1967, Ann Rev. Astron. Astrophys. 5, 85.
- 22— Popper, D. M. : 1980, Ann Rev. Astron. Astrophys. 18, 115.
- 23— Bleauw, A. : 1981, Proc. ESO Conference Sci. Importance of High Angular Resolution at Infrared and Optical Wavelengths s. 391.

- 24— Tutukov, A. V. : 1981, *Fundamental Problems in the Theory of Stellar Evolution*, eds. D. Sugimoto, D. Q. Lamb and D. N. Schramm. s. 137, D. Reidel Publ. Co. Holland.
- 25— Kuiper, G. P. : 1935, *Publ. Astron. Soc. Pasific* 47, 15 ve 121.
- 26— Heintz, W. D. : 1969, *J. Roy Astron. Soc. Canada* 63 (6), 275.
- 27— Popov, M. V. : 1970, *Peremennye Zvezdy* 17, 412.
- 28— Trimble, V. : 1974, *Astron. J.* 79, 967.
- 29— Trimble, V. : 1978, *Observatory* 98, 163.
- 30— Staniucha, M. : 1979, *Acta A.* 29, 587.
- 31— Lucy, L. B. ve Ricco, E. : 1979, *Astron. J.* 84, 401.
- 32— Kuiper, G. P. : 1955, *Publ. Astron. Soc. Pasific*, 67, 397.
- 33— Brosche, P. : 1964, *A. N.* 288, 33.
- 34— Abt, H. A. ve Levy, S. G. : 1976, *Astrophys. J. Suppl.* 30, 273.
- 35— Abt, H. A. : 1978, *Protostars and Planets*, Univ. of Arizona press s. 323.
- 36— Van Albada, T. S. ve Blaauw, A. : 1967, *On the evolution of Double Stars*, Obs. Royal de Belgique Comm. Ser B No 47 p. 44.
- 37— Abt, H. A. : 1977, *Revista Mexicana Astron. Astrophys.* 3, 47.
- 38— Zinnecker, H. : 1984, *Astrophys. Space Sci.* 99, 41.
- 39— Nather RE, ve McCantz M. M. : 1970, *Astron. J.* 75, 963.
- 40— Hanbury Brox R. : 1971, *Contemp. Phys.* 12, 357.
- 41— Labeyrie A. : 1978, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 16, 77.
- 42— Knoeckel, G. ve Vonder Heide, K. : 1978, *Astron. Astrophys.* 67, 209.
- 43— Bohme, D. : 1978, *A. N.* 299, 243.
- 44— Africano, J. L., Evans, D. S. Fecl F. C., Smith B. W. ve Morgan C. A. : 1978, *Astron. J.* 83, 1100.
- 45— Either J. J. ve Beavers W. I. : 1977, *Astrophys. J. Supply.* 34, 493.
- 46— Mulholland J. D. ve Binzel R. P. : 1984, *Astron. J.* 89, 882.
- 47— von Flandern T.C., Tedesco E. F. ve Binzel R. P. : 1979, *Asteroids*, Univ. of Arizona press Tucson s. 443.
- 48— Bowell E., Chapman, C.R., Gradie J.C., Morrison D. ve Zellner B. : 1978 *Icarus* 35, 313.
- 49— Schober, H. J. : 1984, *Astrophys. Space Sci.* 99, 387.
- 50— Kopal, Z. : 1959, *Close Binary Systems*, John Wiley and Sons, N. Y.
- 51— Dupree A. K. : 1981, *Solar phenomena in Stars and Stellar Systems*, D. Reidel publ. Co. Hallend s. 407.
- 52— Kopal, Z. : 1978, *Dynamics of Close Binary Systems*, D. Reidel pub. Co. Holland, Bölüm 2.
- 53— Roche E. : 1849, *Men. de Acad. Sci. de Montpellier* 1, 243 ve 333.
- 54— Roche E. : 1873, *Men. de Acad. Sci. de Montpellier* 8, 235.
- 55— Chandrasekhar, S. : 1933, *M.N.R.A.S.* 93, 539.
- 56— Kopal, Z. : 1959, *Close Binary Systems*, John Wiley and Sons, N. Y. Bölüm 7.
- 57— Rucinski S. : 1976, *Pub. Astron. Soc. Pasific* 88, 244.
- 58— Wilson R. E. : 1979, *Astrophys. J.* 234, 1054.
- 59— Kopal, Z. : 1955, *Ann. d'Ap.* 18, 379.
- 60— Kopal, Z. : 1956, *Ann. d'Ap.* 19, 298.
- 61— Kuiper G. P. : 1966, *Adv. in Astron. Astrophys.* 4, 233.

- 62— Kopal, Z. : 1971, *Pub. Astron. Soc. Pasific.* 83, 521.
- 63— Paczynski B. : 1971, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 9, 103.
- 64— Plavec M. : 1968, *Adv. in Astron. Astrophys.* 6, 201.
- 65— van den Heuvel, E.P.J. : 1976, *IAU Symp. No. 73*, s. 35.
- 66— Cawford, J. A. : 1955, *Astrophys. J.* 121, 71.
- 67— Kopal, Z. : 1954, *Men. Roy. Soc. Liege* 15, 684.
- 68— Kopal, Z. : 1955, *Ann. Ap.* 18, 375.
- 69— Sahade J. ve Wood, F. B. : 1978, *Interacting Binary Stars*, pergamon press p. 120.
- 70— Popper D. M. : 1980, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 18, 115.
- 71— Kopal Z. : 1981, *Photometric and Spectroscopic Binary Systems*, D. Reidel Pub. Co., Holland, p. 535.
- 72— Schuerman D. W. : 1972, *Astrophys. Space Sci.* 19, 351.
- 73— Vanbeveren D. : 1978, *Astrophys. Space Sci.* 57, 41.
- 74— Linsky J. L. : 1980, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 18, 439.
- 75— Eaton J. A. : 1978, *Astron. Astrophys.* 28, 195.
- 76— Wilson R. E. : 1980, *IAU Symp.* 88, 515.
- 77— Hoyle F. : 1955, *Frontiers of Astronomy* s. 195, Heinemann, London.
- 78— Morton, D. C. : 1960, *Astrophys. J.* 132, 146.
- 79— Smak J. : 1962, *Astron. Astrophys.* 12, 28.
- 80— Kopal Z. : 1959, *bks. kaynak* 50, s. 365.
- 81— Batten A. H. : 1973, *bkz. kaynak* 8, Bölüm 3.
- 82— Wilson R. E. : 1979, *Astrophys. J.* 234, 1054.
- 83— Evnas N. R. : 1983, *Astrophys. J.* 272, 214.
- 84— Coulson I. M. : 1983, *M.N.R.A.S.* 205, 1135.
- 85— Coulson I. M. : 1967, *Astron. J.* 72, 411.
- 86— Harris H. C., Olszenski E. W. ve Wallerstein G. : 1984, *Astron. J.* 89, 119.
- 87— Warner B. ve Nather R. E. : 1971, *M.N.R.A.S.* 152, 219.
- 88— Smak J. : 1971, *Astron. Astrophys.* 21, 15.
- 89— Warner B. : 1976, *Structure and Evolution of Close Binaries*, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 90— Pringle J. E. : 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 19, 137.
- 91— Schwarzenberg—Czerny A. : 1984, *M.N.R.A.S.* 208, 57.
- 92— Tananbaum H. : 1972, *IAU Symp. No.* 55.
- 93— Heintz W. D. : 1978, *bkz. kaynak* 13, s. 144.
- 94— Underhill A. B. : 1966, *The Earlytype stars*, Bölüm 13, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 95— Hiltner W. A. : 1951, *Astrophys. J.* 113, 317.
- 96— Kopal, Z. : 1959, *bkz. kaynak* 50, Bölüm IV, 7.
- 97— Kron G. E. ve Gordon K. C. : 1950, *Astrophys. J.* 111, 454.
- 98— Larson—Leander G. : 1971, *Veröff. Stern. Banberg* 100, 185.
- 99— Sahade G. : 1969, *Mass loss from Stars*, D. Reidel Publ. Co. Holland, s. 156.
- 100— Sahade G. ve Wood F. B. : 1978, *Interacting Binary Stars*, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 101— Hall DS. : 1976, *Multiple periodic Variable Stars*, s. 287, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 102— Eaton J. A. ve Hall D. S. : 1979, *Astrophys. J.* 227, 907.

- 103— Kunkel W. E. : 1975, *Variable Stars and Stellar Evolution*, s. 15,
D. Reidel publ. Co. Holland.
- 104— Bopp B. W. : 1979, *IAU Joint meeting on Close Binaries and Stellar Activity*.
- 105— Binnendük L. : 1965, *Kleine Veröff. Bamberg* 40, 36.
- 106— Binnendük L. : 1970, *Vistas in Astronomy* 12, 217.
- 107— Rucinski S. M. : 1974, *Astron. Astrophys.* 24, 119.
- 108— Mochnecki S. W. : 1981, *Astrophys. J.* 245, 650.
- 109— Demircan O. : 1984 *Doğa Bilim Dergisi* 8, 137.
- 110— Shu F. H. : 1980, *IAU Symp.* 88, 477.
- 111— Binnendük L. : 1969, *Astron. J.* 74, 1031.
- 112— Yamasaki A. : 1982, *Astrophys. Space Sci.* 85, 43.
- 113— Mullan D. J. : 1975, *Astrophys. J.* 198, 563.
- 114— Hoffman M. : 1978, *A. Q. Ap. Suppl.* 33, 63.
- 115— Wilson O.C. : 1978, *Astrophys. J.* 226, 379.
- 116— Vaughan A. H., Baliunas S.L., Middelkoop F., Hartmann L. W. Mihalas, D.,
Noyes R. W. ve Preston G. W. : 1981, *Astrophys. J.* 250, 276.
- 117— Eaton J. A., Wu C.C. ve Rucinski S. M. : 1980, *Astrophys. J.* 239, 919.
- 118— Rucinski, S. M. : 1976, *Pub. Astron. Soc. Pasific* 88, 777.
- 119— Milone, E.F. ve Naftalin, S.A. : 1980, *IAU Symp.* 88, 419.
- 120— Milone, L., Russo G. ve Mancuso S. : 1981, *Astron. Astrophys.* 103, 57.
- 121— Russel H. N. ve Merrill J. E. : 1952, *Princeton Obs. Contr. No.* 26.
- 122— Hall, D. S. : 1972, *Pub. Astron. Soc. Pasific*, 84, 323.
- 123— Kopal. Z. : 1975, *Astrophys. Space Sci.* 34, 431.