W UMA YILDIZLARI

Ömür GÜLMEN*

1. Giriş ve Sınıflama

Örten değişen yıldızlar, çekim kuvvetleri ile birbirlerine bağlı olan ve kütle merkezi etrafında Kepler yasasına göre yörünge hareketi yapan en az iki yıldızdan oluşan dizgelerden, yörünge eğiminin uygun olması nedeniyle dönemli olarak birbirlerini örtmeleri sonucu, ışık değişimi gösteren yıldız dizgeleridir. Bir örten değişen yıldızın ışık eğrisi olarak, dizgenin parlaklığının zamana (ya da evreye) göre değişimine denmektedir. Çoğu ödy dizgelerinde geometrik örtülmelerden oluşan ışık eğrisinin üzerine, yıldızların yakın oluşundan kaynaklanan başka ışık değişimleri de biner. Işık eğrilerinin biçimlerine göre ödylar üç ana sınıfa ayrılırlar. Bir ödy dizgesinin ışık eğrisinin biçimine göre girdiği sınıf, art-ardına sorulabilecek şu sorularla belirlenebilir:

a) Işık eğrisinde minimumlar arasındaki kısım düz bir bölge içermeksizin yukarı doğru eğrisel midir?

   Eğer cevap "hayır" ise bir Algol (EA) dizgeye sahibiz demektir. Eğer cevap "evet" ise o zaman:

b) Bir eliptik dizge ile karşı karşıyayız demektir. Bu durumda şu soruya cevap aramak durumundayız: Art-ardına gelen minimumlar yaklaşık eşit derinlikte midir?

   Cevap eğer "hayır" ise bir β Lyr (EB) dizgesiyle,

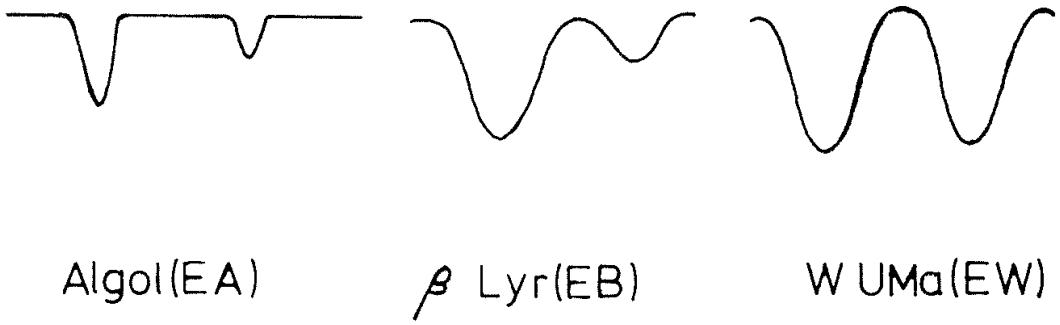
   Cevap eğer "evet" ise, o zaman bir W Uma (EW) dizgesiyle karşı karşıyayız demektir.

Bu üç fotometrik sınıfın genel özellikleri Çizelge 1'de ve ışık eğrilerinin biçimleri ise Şekil 1'de gösterilmektedir.

* E.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü.

Çizelge 1. Örten değişen yıldızların genel özellikleri.

	EA	EB	EW
Prototip	Algol	β Lyrae	W UMa
Dönem	$P > 0^{g}.4$	$P < 0^{g}.4$	$0.2 < P < 1^{g}$
Tayf türü	B8–M1	B8–G3	F0–K0
N ($m < 12^{m}$)	~ 1000	~ 200	~ 100



Şekil 1. Algol, β Lyr ve W UMa türlerinin ışık eğrileri.

W UMa türü örten değişen yıldızlar, ışık eğrilerinin tutulmalar dışında eğrisel olması ve minimum derinliklerinin de birbirine yaklaşık eşit olmalarıyla karekterize edilirler. Bunlar aynı zamanda tayfsal çift yıldızlardır. Tayfları genellikle iki bileşeninin de soğurma çizgilerini içerir. Bunun nedeni, minimum derinliklerinin ve dolayısıyla her iki yıldızın ışıtmalarının (ya da sıcaklıklarının) yaklaşık olarak eşit olmasıdır. Işık eğrilerinin minimumlar arasında eğrisel olması, bu dizgelerin bileşenlerinin yakın olması nedeniyle karşılıklı çekim etkisi sonucu büyük çapta şekil bozulmalarına uğramış olmalarının ve kendi eksenleri etrafında dönmelerinin, sürekli bir ışık değişimine neden olmasındandır.

Astronomide fotoelektrik fotometrinin yaygın olarak kullanılmaya başlanmasından önce fotoğrafik olarak elde edilen ışık eğrilerinde tüm W UMa dizgelerinin tutulmalarının parçalı olarak elde edilmesine karşın, fotoelektrik olarak elde edilen ışık eğrilerinden bu tür yıldızların yaklaşık üçte birinin tutulma eğrilerinin alt kısmında bir sabit ışık bölgesi bulunmuştur. Böylesi dizgeler tam tutulma gösterirler ve yörünge öğeleri çözümü daha duyarlı olarak yapılabilir. W UMa dizgelerinin son yıllarda elde edilen ışık eğrileri ve buradan elde edilen yörünge çözümleri, bunların yakın çift yıldızlar olduklarını ve bileşenlerin ayrıklıklarının, bileşenlerin boyutlarından daha küçük olduğunu göstermiştir. Bileşenlerin yakınlığından kaynaklanan birçok karmaşıklıklar ışık eğrilerinde ve tayflarında görülür.

2. Roche Modeli ve Bu Modele Göre Sınıflama

Yakın çift yıldızlarda hidrodinamik hareket denklemi, Ψ toplam potansiyel, ρ yoğunluk ve P gaz basıncını birbirine bağlar. Yakın çift yıldızların bileşenlerinin hızlı dönmelerinden ötürü basıklaşıp karşılıklı çekim etkileriyle de armutlaşan biçimlerini belirtmek üzere özel koşullar uygulanarak hidrodinamik hareket denkleminden,

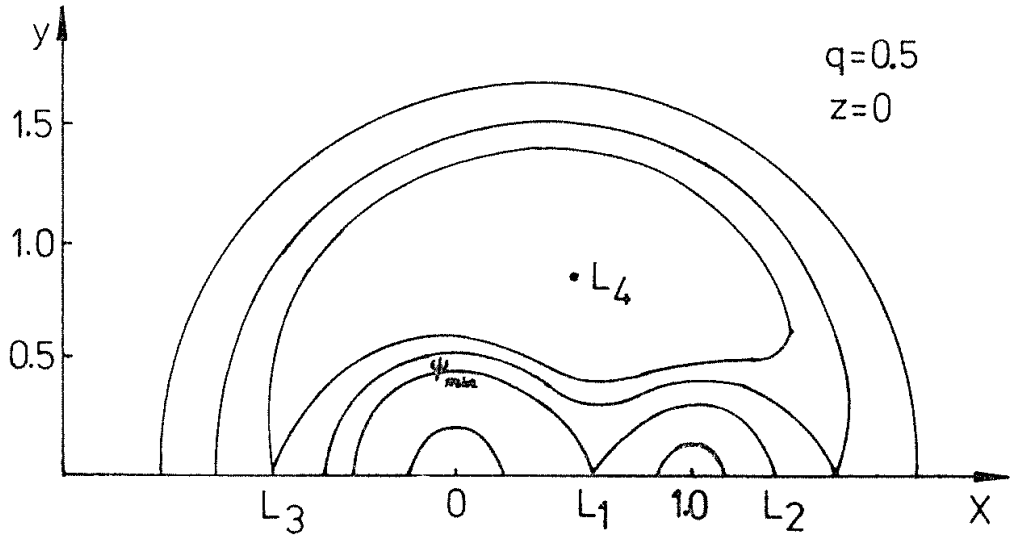
$$\rho \text{ grad } \Psi = \text{grad } P \tag{1}$$

biçiminde bir Poisson denklemine ulaşılır. Bu denkleme göre toplam potansiyelin sabit olduğu yüzeylerde, basınç ve yoğunluk da sabittir. Bu yüzeyler "eşpotansiyelli yüzeyler" olarak tanımlanabilirler. Bu model ilk kez Roche (1849, 1873) tarafından ortaya atılmasına karşın, anakol ve devlet bölgesindeki yıldızlarda merkezî yoğunlaşmanın fazla olduğunun anlaşılması ve Chandrasekhar (1933) tarafından yıldız eksenlerinin kütle oranı ve politropik ölçeklerin fonksiyonu olarak ifade edilebileceğini belirtmesinden sonra çift yıldız astronomisinde önem kazanmıştır. Bir takım varsayımlar altında (1) denklemiyle belirlenen potansiyelin cebirsel ifadesi,

$$\Psi = G \frac{M}{r} + G \frac{M'}{r'} + \frac{\omega^2}{2} \left[\left(x - \frac{M'r}{M+M'} \right)^2 + y^2 \right] \tag{2}$$

biçiminde verilir (Kopal, 1959). Burada M ve M' bileşenlerin kütlelerini, r ve r' bir P noktasının kütle merkezinden olan uzaklıklarını, ω ise xy düzlemine dik ve kütle merkezinden geçen eksene göre dönme ve dolanma hareketlerinin açılsal hızını göstermektedir. x ekseni, iki yıldızın merkezlerini birleştiren doğrultudur. Şekil 2'de $q = 0.5$ için (2) denklemiyle belirlenen Ψ yüzeyleri gösterilmektedir.

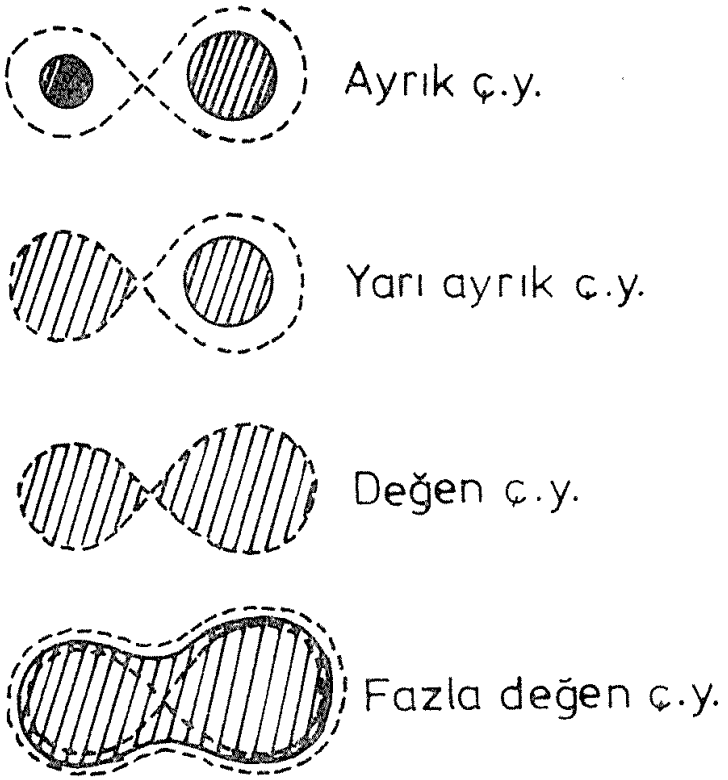
Ψ nin büyük değerleri için eşpotansiyelli yüzeylerin küreden farkı çok az olup, Ψ küçüldükçe kütle merkezlerini birleştiren doğrultuda giderek uzayan oval biçimini alırlar. Kütle oranına bağlı olarak belli bir Ψ_1 değerinde bu eşpotansiyelli yüzeyler bir noktada birleşerek ∞ biçimini oluştururlar. Bu durumda hacimlerin büyüklüğü, q kütleler oranına bağlıdır. Bunlara "yıldız lobları" ya da "Roche lobları" adı verilir. L_1 noktasında çekim kuvveti çok küçük olup kuramsal olarak sıfırdır. Bu nokta yöresindeki lobun konik biçimi, L_1 de kütle çekimlerinin eşit olacağı varsayımıyla hesaplanır. Oysa yapılan hesaplamalar, gerçekte yıldızların birbirlerine bakan yüzeylerinin biçiminin yuvarlak olduğunu göstermiştir.



Şekil 2. Eşpotansiyel eğrileri.

Genel olarak yıldızların fotosferleri, eşpotansiyelli yüzeyler olarak ele alınırlar. Bu eşpotansiyelli yüzeylerde yoğunluk ve basınç sıfırdır. İlk kez Kopal (1959), çift yıldızları Roche modeline göre, a) Ayrık, b) Yarı-ayrık, c) Değen (kontakt) çift yıldızlar olarak sınıflandırmıştır. Ayrık çift yıldızlar, bileşenlerinin her ikisi de loblarını doldurmamış olan çift yıldızlardır ve bu nedenle karşılıklı etkileşme hemen hemen yoktur. Yarı-ayrık çift yıldızlarda bileşenlerden biri lobunu doldurmuştur ve bu nedenle etkileşim sözkonusudur. Değen çift yıldızlar ise her iki bileşenin fotosferleri de kendi Roche loblarını doldurmuş yıldızlardır (bk. Şekil 3). Roche loblarının boyutlarını veren geniş çizelgeler Plavec ve Kratochvill (1964) tarafından verilmiştir. Bu çizelgelerdeki kritik loblar denilen yüzeyler, W UMa dizgelerinin olası boyutlarının üst sınırını verirler. Son yıllarda yapılan yörünge çözümlerinden, bazı yıldızların loblarının dışına taştığı ve her iki yıldızın ortak bir zarfla kaplandığı da bulunmuştur.

Bu bilgiler ışığı altında, W UMa yıldızları iki sınıflandırmaya göre şöylece tanımlanabilirler: Yakınlık etkileri nedeniyle ışık eğrilerinde hiçbir sabit ışık evresi bulunmayan, hemen hemen aynı tayf türünden oluşan dizgelerdir. Roche modeline göre ise değen yıldız olarak tanımlanan dizgelerin bir grubunu oluştururlar. Tayf türleri F0 ve daha geri türlerden olan değen yıldızların yaklaşık 0.8 i W UMa yıldızlarıdırlar. B–V renk ölçekleri +0.54 ile +0.59 ve bileşenlerinin kütleleri 0.9–4.0 $M_\odot$ arasında olup, kütle oranları yaklaşık 1/2 dir. W UMa yıldızları-



Şekil 3. Ayrık, yarı-ayrık ve değen çiftler.

nın özellikleri birçok tarama makalesinde tartışılmıştır (Binnendijk, 1970, 1977; Rucinski, 1974; Demircan, 1984).

W UMaların dönemleri ve tayf türleri (ya da sıcaklık ve renkleri), dönem kısaldıkça geri tayf türlerine gidecek şekilde birbirleriyle bağlantılıdır. Işık eğrilerinde minimumlar da dahil olmak üzere renk ve tayf değişimi olmaması, bileşenlerin etkin sıcaklıkları aynı olan iki yıldız oluşuyla uyuşmaktadır. Ancak değen yıldızları saran ortak bir zarfın varlığı ile de açıklanabilir. Çifti saran ortak zarf yeterince kalınsa bu zarf, içinde kalan yıldızların gerçekte farklı olan yapılarını örtecek ve tüm noktalarda aynı renk ve sıcaklığı gözlüyor olabileceğiz (Lucy, 1968 a, b).

Binnendijk (1970), W UMa yıldızlarının özelliklerini inceliyerek bu dizgeleri, W-türü ve A-türü olmak üzere iki alt gruba ayırmıştır. Bir W UMa türü ödy la karşı karşıya olduğumuz önceki iki soruyla belirlendikten sonra, alt türünü belirleyebilmek için aşağıdaki üçüncü soru sorulabilir:

c) Derin olan minimum bir transit midir?

Eğer cevap "hayır" ise W-türü ve eğer "evet" ise A-türü bir dizgeye sahibiz demektir. Bu iki türe ilişkin özellikler aşağıdaki Çizelge 2'de özetlenmiştir (Hazlehurst, 1976).

Çizelge 2. A ve W türlerinin özellikleri.

	EW A-türü	EW W-türü
Sıcak bileşen	Başyıldız (çok az)	Yoldaş yıldız (çok az)
Ortalama dönem	0.5 gün	0.3 gün
Dönem değişimi	Gözlenmemiştir	Vardır
Değme	Oldukça fazla	Az

W UMa'ların alt grupları olan W ve A türlerinin belirlenebilmesi için dizgenin tayfsal gözlemlerine (ya da radyal hız eğrilerinin elde edilmesine) gerek vardır.

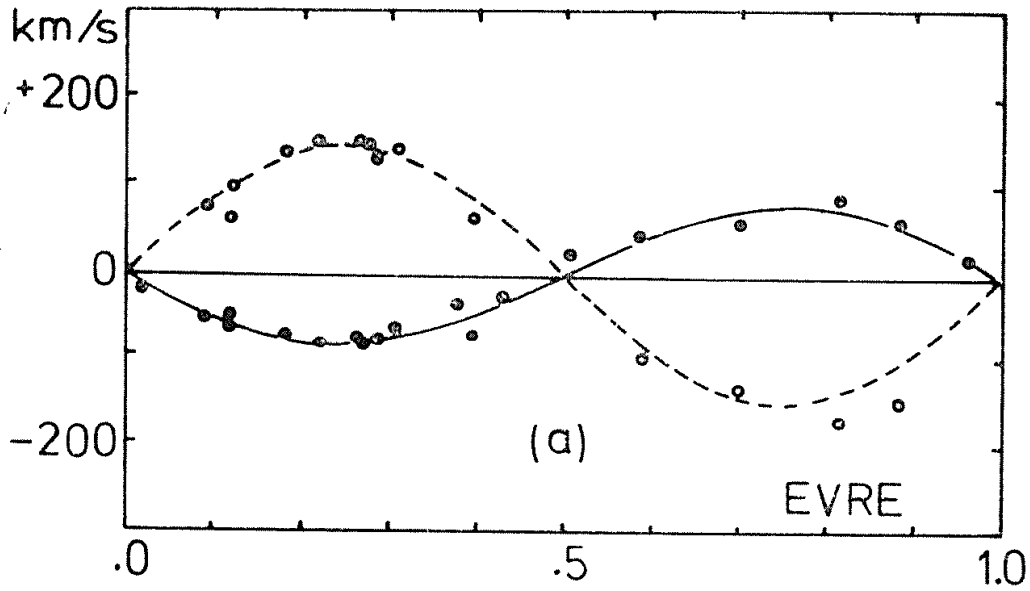
3. Radyal Hız Eğrileri

Yıldız tayflarından radyal hızlar elde edildiğinde, tek tek bileşenlerin hız değerlerinin evreye (ya da zamana) göre işaretlenmesiyle, o dizgenin radyal hız eğrilerinin elde edildiğini biliyoruz. W UMa yıldızlarının çok iyi tayflarını elde edebilemek genellikle zordur. Dolanma dönemleri gün kesrinde olduğu için alınan tayflarda poz süresinin kısa olması gerekir. Oysa bu dizgelerin oldukça büyük kısmı aynı zamanda sönük olduklarından büyük çaplı teleskoplara ihtiyaç olmaktadır. W UMa dizgelerinin tayflarındaki çizgileri genellikle geniş ve diffuyz olduğu için güvenilir ölçümler elde etmek oldukça zordur.

W UMa dizgelerinin radyal hız eğrileri, sinüs eğrisi biçimindedir. Böyle olması, herbir bileşenin salt yörüngesinin dairesel biçimde olduğunu göstermektedir. Çoğu dizgelerin her iki bileşeninin radyal hız eğrilerinin ayrı ayrı elde edilebilmesi ise, bileşen yıldızların ışıtmalarının karşılaştırılabilecek düzeyde olduğunu göstermektedir.

Şekil. 4a da S Ant'ın radyal hız eğrisi görülmektedir. Sürekli çizgi, başyıldızın eğrisidir. Genlik daha küçük olduğundan, başyıldızın daha büyük kütleli olduğu sonucu kolayca çıkarılır. Kuramsal incelemelerden, bileşenleri yaklaşık aynı tayf türünden olan dizgelerde, çizgi derinlikleri oranının yıldızların yeğinlikleri oranına eşit olduğu gösterilmiştir (Petrie, 1939). W UMa yıldızlarında da bileşenler genellikle aynı tayf türünde olduklarından, 1. bileşen daha büyük ışıtmalı (ya da parlak)

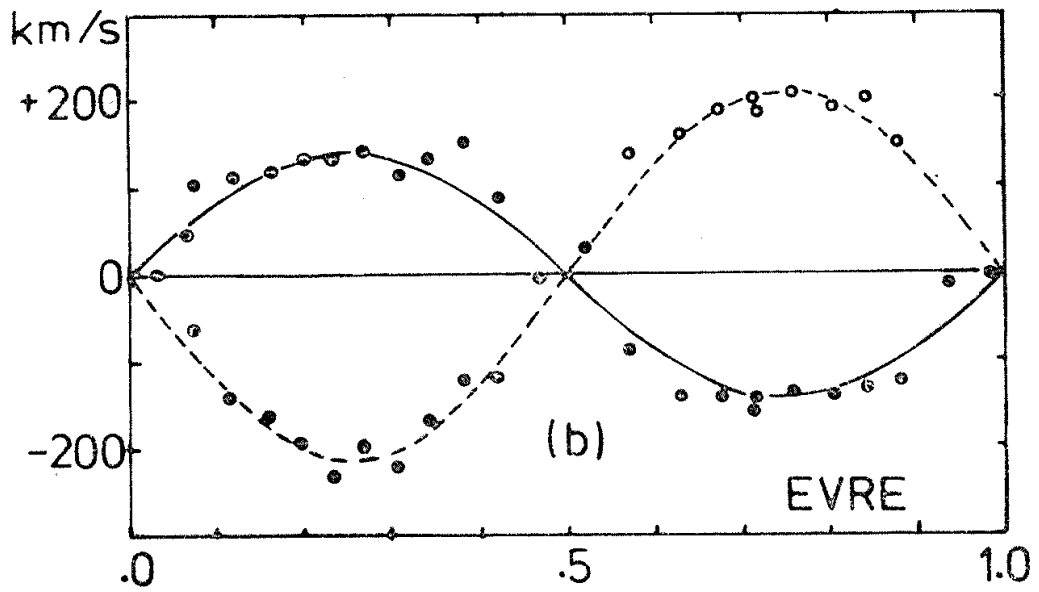
olacaktır. Bu tür dizgeler (yani sürekli eğrinin azalma kolunun orta noktası sıfır evrede olanlar) A-türü olarak sınıflandırılmışlardır. Bu dizgelerde daha büyük, daha kütleli ve parlak olan birinci bileşen başminimumda örtülmektedir ve bu bileşen aynı zamanda daha sıcaktır. Başka deyişle başminimum bir transittir. A-türü dizgeler genellikle daha erken tayf türlerinden yıldızlardan oluşmaktadırlar.



Şekil 4. a) S Ant'ın,

Şekil. 4b de ise W UMa'nın radyal hız eğrisi görülmektedir. Görüldüğü gibi radyal hız eğrisinde 1. bileşeninin eğrisinin (sürekli eğri) artma kolunun orta noktası, sıfır evreye karşılık gelmektedir. Bu dizgelerde daha büyük ve parlak olan bileşen daha soğuktur. Başka deyişle başminimum bir "occultation"dır. Bu özellik, W- türü olarak adlandırılan bu dizgelerin ilginç özelliklerinden biridir. W-türü dizgeler genellikle daha geri tayf türünden yıldızlardan oluşmuşlardır. A-türü dizgeler daha küçük kütle oranlarına ($q < 0.54$) sahip iken W-türü dizgelerde kütleler oranı daha geniş bir aralıkta ($0.14 < q < 0.87$) değerler almaktadır (Rucinski, 1974).

Her ne kadar son yıllarda Wilson (1979) tarafından bazı çift yıldızlarda bileşenlerin her ikisi de Roche loblarını doldurmalarına rağmen dönme ve dolanma dönemlerinin farklı olduğu ileri sürüldüyse, de örten değişen yıldızların dönme ve dolanma dönemlerinin birbirine eşit olduğu genellikle kabul edilmektedir. W UMa yıldızlarının ortalama yarıçapları gözönüne alınarak ve senkron dönme varsayılarak kendi eksenleri



Şekil 4. b) W UMa'nın radyal hız eğrileri.

etrafındaki dönme hızları hesaplanabilir. Dönemlerinin küçük olması nedeniyle hesaplanan hızlar büyüktür. Ortalama değerler olarak, başyıldızın ekvator yöresinde 150 km/s ve yoldaşın ise 100 km/s lik dönme hızlarına sahip oldukları kabul edilebilir. Bu büyük dönme hızları nedeniyle tutulmalar sırasında parçalı olarak örtülen yıldızın dönme etkisi, radyal hız eğrisinde yörünge eğrisinin üzerine binecek ve her iki tutulma sırasında radyal hız eğrilerinde bozulmalar görülecektir.

Eğer bileşenler dairesel yörüngeler de hareket ediyorlarsa,

$$a_1 \sin i = 0.01375\ K_1 P$$
$$a_2 \sin i = 0.01375\ K_2 P \qquad (3)$$

ve Kepler kanununun da gözönüne alarak, sonuç olarak

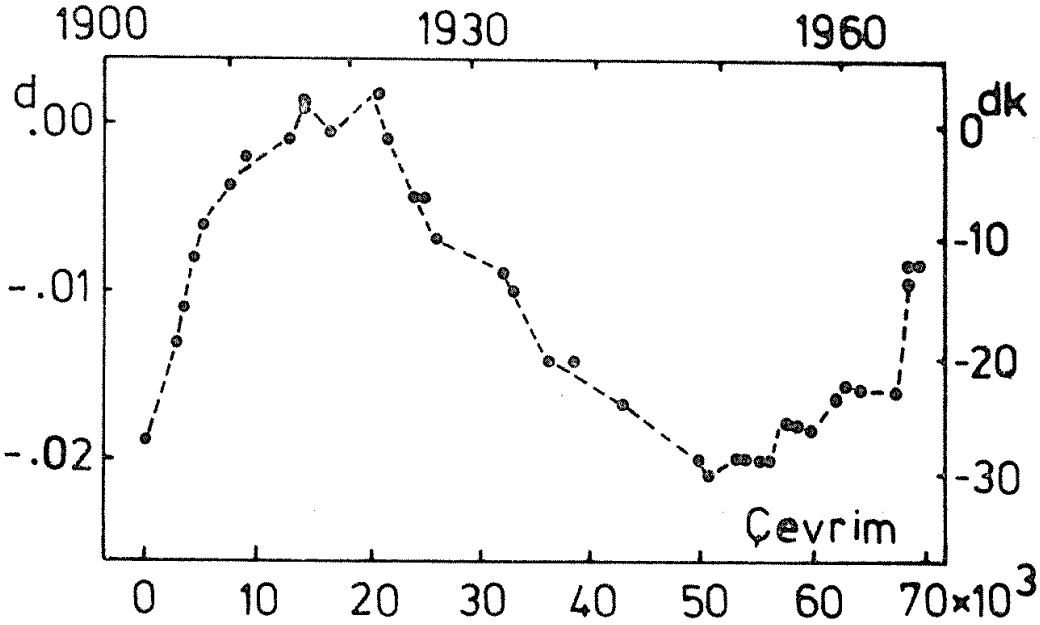
$$M_1 \sin^3 i = a_2 \sin i\ (a \sin i/5P)^2$$
$$M_2 \sin^3 i = a_1 \sin i\ (a \sin i/5P)^2 \qquad (4)$$

bağıntılarından (eğer i fotometrik çözümden biliniyorsa), a_1, a_2 ve a, 10^5 km, M_1 ve M_2, ise $M_\odot$ cinsinden kesaplanır. Eğer tek bir bileşenin radyal hız eğrisi gözlenebiliyorsa, bu durumda yalnızca kütle fonksiyonu da denilen a sin i elde edilebilir.

W-türü dizgelerin pek çoğunda CaII nin geniş ve difuyz salma çizgileri gözlenmiştir. Bu salma çizgileri soğurma çizgilerine göre hareketlidirler. Struve'a göre bu çizgiler, büyük kütleli yıldıza ait oldukları varsayılarak açıklanabilir.

4. DÖNEM ve IŞIK EĞRİSİNDEKİ DEĞİŞMELER

Gözlenen minimum zamanlarından hesaplanan (O–C) değerlerinin, Julian tarihine (ya da yıl veya çevrim sayısına) göre işaretlenmesi, dönem değişiminin incelenmesi için alışılagelmiş yöntemdir. Burada (O–C) değerleri, doğrusal ışık öğelerinden sapmadır. Böylesi bir grafik bize dönem değişiminin toplam etkisini gösterecektir. Bu grafikteki noktalar düz bir çizgi üzerine düşüyorsa dönemin sabit olduğu, iki düz çizgi ile temsil mümkünse dönemin aniden başka bir değere değiştiği sonucu çıkabilir. Eğer bu noktalar, eğimi sürekli olarak değişen bir eğriyle temsil edilebiliyorsa dönemin sürekli değiştiği sonucuna varılabilir. Örnek olarak Şekil 5'te W UMa'nın dönem değişimi verilmektedir ve (O–C) grafiği, eğimi sürekli olarak değişen bir eğri vermektedir (Binnendijk, 1970).



Şekil 5. W UMa'nın dönem değişimi.

W UMa dizgelerinde görülen dönem değişimlerinin parabolik biçimli olduğu, dönemleri artan ve azalan dizgelerin sayısının hemen hemen eşit olduğu belirtilmiştir. Yeterince uzun süre gözlenen hemen bütün yakın çiftlerde, dönem değişikliği saptanmıştır. Benzer dönem değişimi gösteren herhangi iki dizge yoktur. Dönem değişiminin ilerde nasıl olabileceğini tahmin etmek de mümkün değildir. W UMa yıldız-

larının minimum zamanlarının gözlemsel olarak saptanması, büyük öneme sahiptir.

Değen çiftlerin dönemlerindeki bu değişimler birçok nedene bağlanabilir. Bunlar arasında en gözde olanları, kütle kaybı ve kütle alışverişidir. W UMa yıldızlarının, değen yıldızların bir grubu olduğu düşünüldüğünde ve bunların Roche loblarını doldurmuş olan yıldızlardan oluştuğu hatırlandığında, bu yıldızlarda kütle alışverişinin ve bunun sonucu olarak da dönem değişiminin doğal olduğu sonucuna varılır. Huang'a (1956) göre bir yıldız, kütlesini eğer bileşenine atıyorsa dönem azalacak, fakat uzaya atıyorsa artacaktır. Örneğin AH Vir'de 0.22 saniyelik bir dönem artması bulunmuş ve buradan giderek dizgeden 2.4x 10^{-5} $M_{\odot}$ lik bir maddenin uzaya atıldığı ileri sürülmüştür.

Rucinski (1974) tarafından dönem değişimiyle kütle alış-veriş hızı arasında,

$$\frac{d \ln M}{dt} = \frac{q}{3(q^2 - 1)} \frac{d \ln P}{dt} \tag{5}$$

bağıntısı verilmiştir. Burada (+) değerler başyıldızdan kütle kaybına karşı gelmektedir. Bu kütle alış-verişinde bileşenlerin kütlelerini denge durumuna ayarlıyabilmeleri çok karmaşık olmalıdır. Tam bir inceleme için dönme ve dolanma açısal momentumlarıyla kütle alış-verişinden ortaya çıkan momentum değişimi arasındaki sıkı ilişki gözönüne alınmalıdır. A-türü dizgelerde hesaplanan kütle alış-veriş hızı oldukça küçüktür. Ancak bu sonucun doğmasına, gözlemsel verilerin azlığı neden olmuş olabilir.

W UMa dizgelerinin ışık eğrileri dönemden döneme tam olarak tekrarlanmayabilir. Bu durum birçok dizge için saptanmıştır. Bu nedenle W UMa dizgelerinin ışık eğrileri, olabildiğince kısa süreler içinde elde edilmelidir. Işık eğrilerindeki değişmeler yaklaşık yarım çevrimde oluyorsa, bozucu etkinin genel konumu belirlenebilir. Dönen bir yıldız üzerindeki küçük yüzeyli bir bozucu etki, dönme döneminin yarısı kadar bir süreyle görülecektir. Geniş bir bölge kapsayan bir bozucu bir etki ise dönme döneminin yarısından daha uzun bir süre görülür ve örtülmeler sırasında bu etki de örtülür. Dönme ve dolanma dönemleri eşit olduğundan, farklı zamanlarda elde edilen ışık eğrilerini karşılaştırmak yoluyla bazı aktif (bozucu) bölgelerin yıldız yüzeyleri üzerine sınama-yanılma yoluyla yerleştirilmesiyle, ışık eğrilerinin değişimleri açıklanabilir. Binnendijk (1969, 1970), AM Lec, RZ Com, U Peg, AH Vir ve SW Lac diz-

gelerinde, büyük yıldızın üzerine daha az ışıtmalı bölgeler yerleştirerek bu yıldızların ışık eğrilerindeki değişimleri açıklamaya çalıştı. Bu dizgelerin hepsi de W-türü idiler. Daha sonra birçok araştırmacı da W-türü dizgelerdeki büyük bileşenlerin üzerine, magnetik kökenli lekelerin varlığına karşı gelen az ışıtmalı bölgeler yerleştirdiler.

Işık eğrisinin biçimindeki değişmeler genellikle W-türü yıldızlarda görülmektedir. A-türü yıldızların W-türü olanlara göre daha ön tayf türünde olmaları, bu tayf türündeki yıldızların radyatif atmosferlere sahip olmaları beklentisini yaratır. Bu beklenti de ışık eğrisindeki değişimlerin, neden daha çok W-türü yıldızlarda olduğunu ima etmektedir. Öte yandan kuramsal olarak bir yıldızın yüzeyindeki lekelerin, bir konvektif katmanın varlığına ve derinliğine bağlı olduğu da gösterilmiştir (Mullan, 1975).

Dört renk ışıkölçüm sonuçlarına göre Rucinski ve Kaluzny (1981), W UMa yıldızlarının moröte akılarının ek Balmer salmalarından etkilendiğini ve bu salmanın belli bir tayf türü için de en kısa dönemli dizgelerde varlığını saptamışlardır. W UMa dizgelerinin en kısa ödy lar olduğu ve senkron dönmeden ötürü hızlı dönen cisimler olduğu vurgulanmıştı. Wilson'a (1978) göre moröte bölgedeki bu artık, konvektif atmosferlerle ve hızlı dönmeyle ilgili olarak açıklanabilir. Öte yandan ışık eğrilerindeki değişimin açıklanması, dizgenin daha büyük kütleli bileşeni üzerinde hemen hemen uniform olarak dağılmış lekeler gerektirirken, morötede gözlenen kromosferik salmalar, birçok dizgede pratik olarak evreden bağımsız gibi görünmektedirler (Rucinski, Wilhu, Whelan, 1985). Bu durum, iki bileşen üzerine yayılmış lekelerle ilişkili olan aktif bölgelerin varlığının belirtisi olarak da düşünülebilir (Eaton, 1985).

4. YÖRÜNGE ÇÖZÜMLERİ

Yıldızların kütle, yarıçap, sıcaklık ve bunun gibi temel niceliklerine ilişkin en sağlıklı bilgilerin ödy'lardan elde edildiği bilinmektedir. Yalnızca fotometrik gözlemlerin çözümlenmesinden rölatif değerler, radyal hız eğrisiyle beraber fotometrik gözlemlerden ise salt değerler elde edilmektedir.

Işık eğrilerinin çözümü için en basit hal, dairesel yörüngeli, kütleleri merkezlerinde toplanmış yıldızlar olup bu durum için çözüm teorisi Russell (1912) tarafından ortaya konmuştur. Bu yöntemde yıldızların etkileşmesi gözönüne alınmamış, yalnızca geometrik örtme ve örtülme olayları incelenmiştir. Oysa W UMa'ların ışık eğrilerinde tutul-

malar dışında da sürekli ışık değişimi olması, bu yıldızlarda bileşenlerin biçimlerinin büyük çapta bozulmaya uğradığını göstermektedir. Çekimsel etkilerle birbirlerine doğru uzamış ve armutlaşmış şekiller alan yıldızların, gözlemciye dönük yüzeylerinin izdüşümleri sürekli olarak değiştiğinden, tutulmalar dışında da sürekli ışık değişimi gözlenir. Ayrıca yalnız uzaklıklarının yıldız boyutlarıyla karşılaştırılabilecek düzeyde olması sonucu karşılıklı çekim etkisi, yıldız biçimlerini ve yüzeylerindeki ışık dağılımını bozacak büyüklüklere ulaşır.

Bir ödy ın ışık eğrisinin biçimi fiziksel ve fotometrik etkilerinin büyüklüğüyle belirlenir. Bu etkiler başlıca, i yörünge eğikliği, r_1 ve r_2 bileşen yıldızların yarıçapları, L_1 ve L_2 yıldızların kesirsel ışıtmaları, $q = M_2/M_1$ kütleler oranı, $x_{1,2}$, $g_{1,2}$ kenar ve çekim kararma sabitleri ve $A_{1,2}$ yıldız yüzeyleri için albedo parametrelerine bağlıdır. Buna göre dizgenin toplam ışınımı birçok parametrenin fonksiyonudur:

$$l = F(r_1, r_2, i, q, L_1, L_2, x_1, x_2, \ldots) \tag{6}$$

Bu parematrelerden bazıları dalgaboyunun fonksiyonudurlar. Bu nedenle gözlenen ışık eğrisinin biçiminin, gözlemin yapıldığı dalgaboyuna bağlı olması beklenir.

Işık eğrilerinin çözümü, (6) denkleminden, ölçülen l değerine karşılık gelen parametre değerlerinin saptanması demektir.

Etkileşen çift yıldızların ışık eğrilerini çözümleyebilmek için yakınlık etkilerinin cebirsel yolla hesaplanarak gözlenen ışık eğrisinden çıkarılması demek olan "rektifiye" işlemi uygulanmıştır. Bunun için ışık eğrisinin tutulmaları dışında kalan kısımları kullanılarak rektifikasyon sabitleri hesaplanır. Bileşenlerin benzer elipsoitler olarak gözönüne alınması ve disklerin uniform parlaklığa sahip olduklarının varsayımı gibi basitleştirmeler yapılır. Bu koşullardan en az birinin sağlanmaması durumunda minimumlar iki dairesel diskin örtülmesinden ortaya çıkan eğriler olmazlar. Bu nedenle bu tür yöntemlerle W UMa yıldızlarının ışık eğrilerinin çözümleri yapılamamış ve çoğu gözlemciler son on, onbeş yıla kadar elde ettikleri ışık eğrilerini çözümlemeden yayınlamışlardır.

Roche modeline ilk yaklaşım, bileşen yıldızların Chandrasekhar'ın ifadelerindeki üç eksenli elipsoidler olarak kabulüyle yapılmıştır. Elipsoit model, Russell ve Merrill (1952) ve daha sonra Wood (1971, 1973–79) ve Napier (1981) metodlarında kullanılmıştır. Bu yöntemler temelde yarı-ayrık ve değen çiftler için geçerli değildirler ve yalnızca EA yıldızları için başarılıdırlar.

Öte yandan tüm ışık eğrisinin Fourier serileriyle temsil edilmeye çalışıldığı yöntemler de geliştirilmiştir. Bunlar arasında Kitamura (1966) ve Mauder (1967) yöntemleri sayılabilir. Her iki yöntem de geniş çizelgeler (Kitamura, 1967) ihtiyaç göstermektedir ve rektifikasyon işlemi sorun olmaya devam etmektedir.

Işık eğrilerinin çözümünde bundan sonraki ve son aşama sentetik ışık eğrileri yöntemidir. Bu yöntemler büyük bellekli bilgisayarların yapılmaya ve kullanılmaya başlamasıyla astronomiye girmişlerdir. Bu yöntemlerde bir ödy dizgesinin modeli en az yedi (7) parametrenin gözönüne alınmasıyla hesaplanır ve daha sonra bu model, gözlenen ışık eğrisine bazen sınama-yanılma ve bazen de diferensiyel düzeltme yöntemiyle uydurulmaya çalışılır.

Işık eğrilerinin doğrudan hesaplanabilmesi için ilk deneme Lucy (1968) tarafından yapılmıştır. Ancak Lucy'nin bu yöntemi, potansiyelin yalnızca bir değeri ve "fazla değen" dizgeler için gözönüne alınmıştır. Karşılıklı ışınımsal etkileşme gözönüne alınmamıştır. Daha sonra Hill ve Hutchings (1970, 1973) yönteminde bu etki gözönüne alınmış, fakat başyıldız bir küresel yıldız olarak düşünülmüştür.

Sentetik ışık eğrileri yöntemleri arasında, Wilson ve Devinney (1971, 1973 ve 1984), Lucy (1973), Rucinski (1973) ve Binnendijk (1977)'ın yöntemleri sayılabilir. Bütün bu yöntemlerde çekimle şekil bozulmaları, yansıma etkileri, kenar kararması ve çekim kararması gözönüne alınmıştır. Bu parametrelerden bazıları, yöntemlerle hesaplanabilmektedir.

W UMa dizgelerinin ışık eğrileri, çeşitli yakınlık etkilerinin iyi bir şekilde hesaba katıldığı, yukarıda belirtilen yöntemlerle çözümlenebilmektedir. Bu yöntemlerde Roche modeli kullanılmaktadır ve çiftin bileşenlerinin limit boyutlarını belirleyen lobların şekillerinin, ışınım basıncıyla değişmediği gösterilmiştir. Roche lobları q kütleler oranına bağlı olduğundan, ışık eğrilerinin çözümlemesinden, kütleler oranı saptanabilmektedir. Bu yöntemlerden elde edilen kütleler oranı ve yörünge eğikliği değerleri genellikle birbiriyle uyuşmaktadır.

Tutulmalar sırasında radyal hız eğrilerinin Rosister etkisinden etkilendikleri bilinmektedir. Gözlenen radyal hız eğrisindeki bu etkiyi hesaplayabilmek için dizgenin fotometrik öğelerinin bilinmesi gerekmektedir. Bu nedenle tam uyuşumlu bir çözüm isteniyorsa, dizgenin ışık ve radyal hız eğrilerinin eşzamanlı olarak çözümlenmesi gerekir. Bu özellik ise yalnızca Wilson ve Devinney yönteminde vardır.

5. SALT ÖĞELER VE EVRİM DURUMLARI

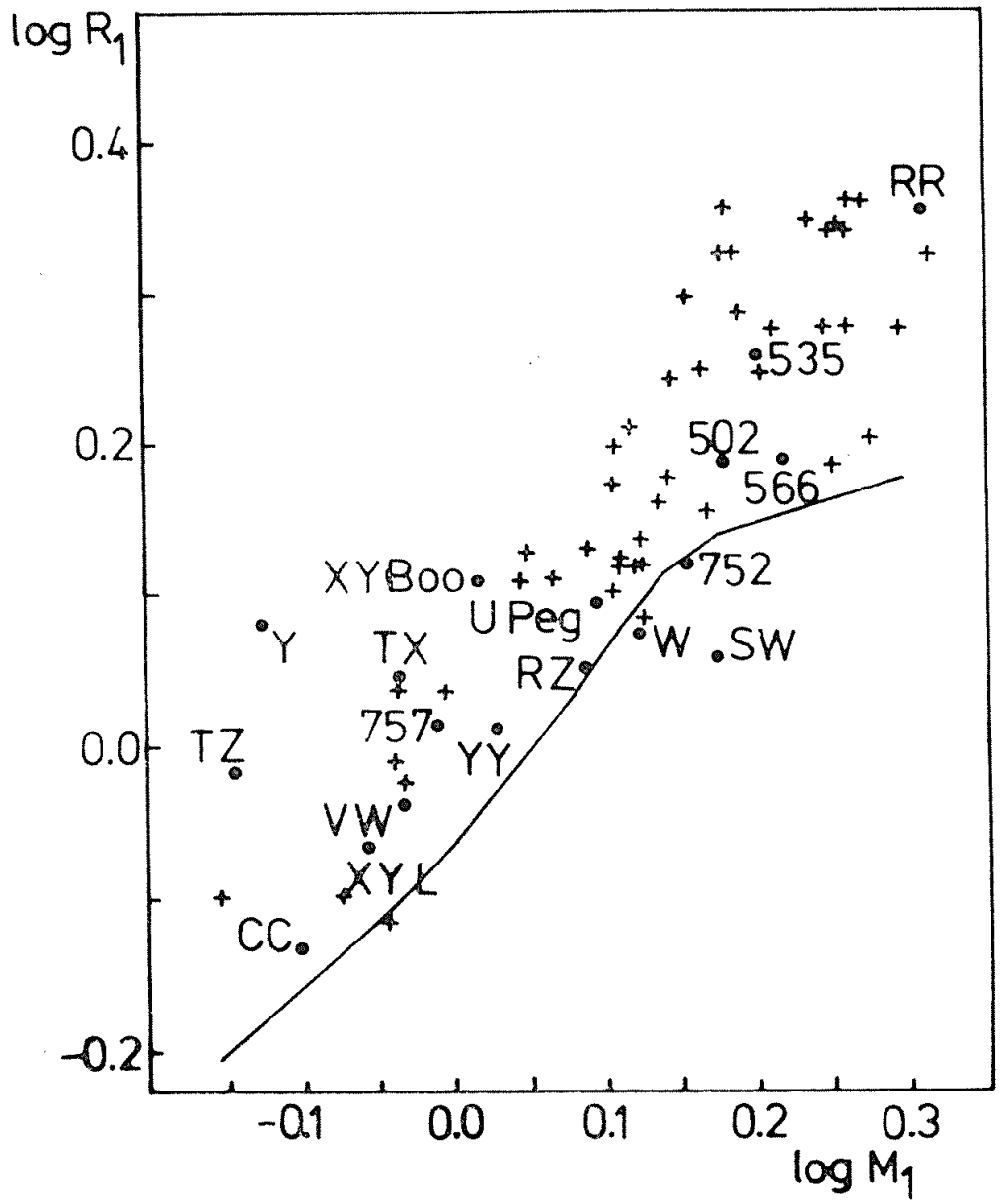
Işık eğrilerinin çözümlerinden yörünge eğikliği (i) açısı bulunduğunda, bu değer (3) ve (4) numaralı denklemlere konularak bileşenlerin kütlelerini güneş kütlesi cinsinden hesaplamak mümkündür. a ve a_2 de km cinsinden bulunabilir. Böylece $a_1 + a_2 = a$ da bulunmuş olur. Benzer olarak Roche modelindeki yıldızların çeşitli büyüklükleri ile loba eşit hacimli kürenin yarıçapını da güneş yarıçapı cinsinden hesaplamak mümkündür. Binnendijk (1970), 21 W UMa dizgesinin salt öğelerini toplamış ve bu öğelere göre bu yıldızların bileşenlerinin ana-kol yıldızları olduğunu belirtmiştir. Ancak salt öğelerin elde edilmesinden kullanılan tayflar düşük kaliteli tayflardır (Batten ve ark, 1978).

Değen çiftlerin tayflarının analizi, çizgilerinin blend oluşu ve büyük dönme genişlemesinden ötürü zordur. Son yıllarda büyük duyarlığa sahip tayflara dayanan tayfsal öğeler yayınlanmıştır (McLean, 1981; McLean ve Hilditch, 1983; King ve Hilditch, 1983). Öte yandan tayfsal çalışmalara gerek kalmaksızın, yalnızca fotometrik bağıntıları kullanarak W UMa yıldızlarının salt öğelerinin hesaplanabileceği de ileri sürülmüştür (Mochnacki, 1981; Van Hamme, 1982).

Çizelge 3'te 18 dizgeye ilişkin ve büyük duyarlığa sahip tayflardan elde edilen salt öğeler verilmektedir (Kaluzny, 1985). Bu dizgelerin baş yıldızlarına ilişkin öğeler, Şekil 6 da log R_1 — log m_1 ve Şekil 7 de M_{bol1} — log m_1 diyagramlarında işaretlenmiştir. Başyıldızlardan yalnızca dört tanesi hariç diğerlerinin, sıfır yaş anakoluna (ZAMS) çok yakın oldukları görülmektedir. Bu dört yıldızın kütle oranları küçüktür ve tayflarını çözümlemek oldukça zordur. ZAMS'tan ayrılma, bu nedenle olabilir. Bir başka görüş ise, başlangıçta ayrık ya da yarı-ayrık olan bir dizgeden oluşmuş olmalarıdır. Bu dizgeler muhtemelen evrim-

Çizelge 3. Bazı W UMa Dizgelerinin Güneş Birimiyle Salt değerleri (Kaluzny, 1985).

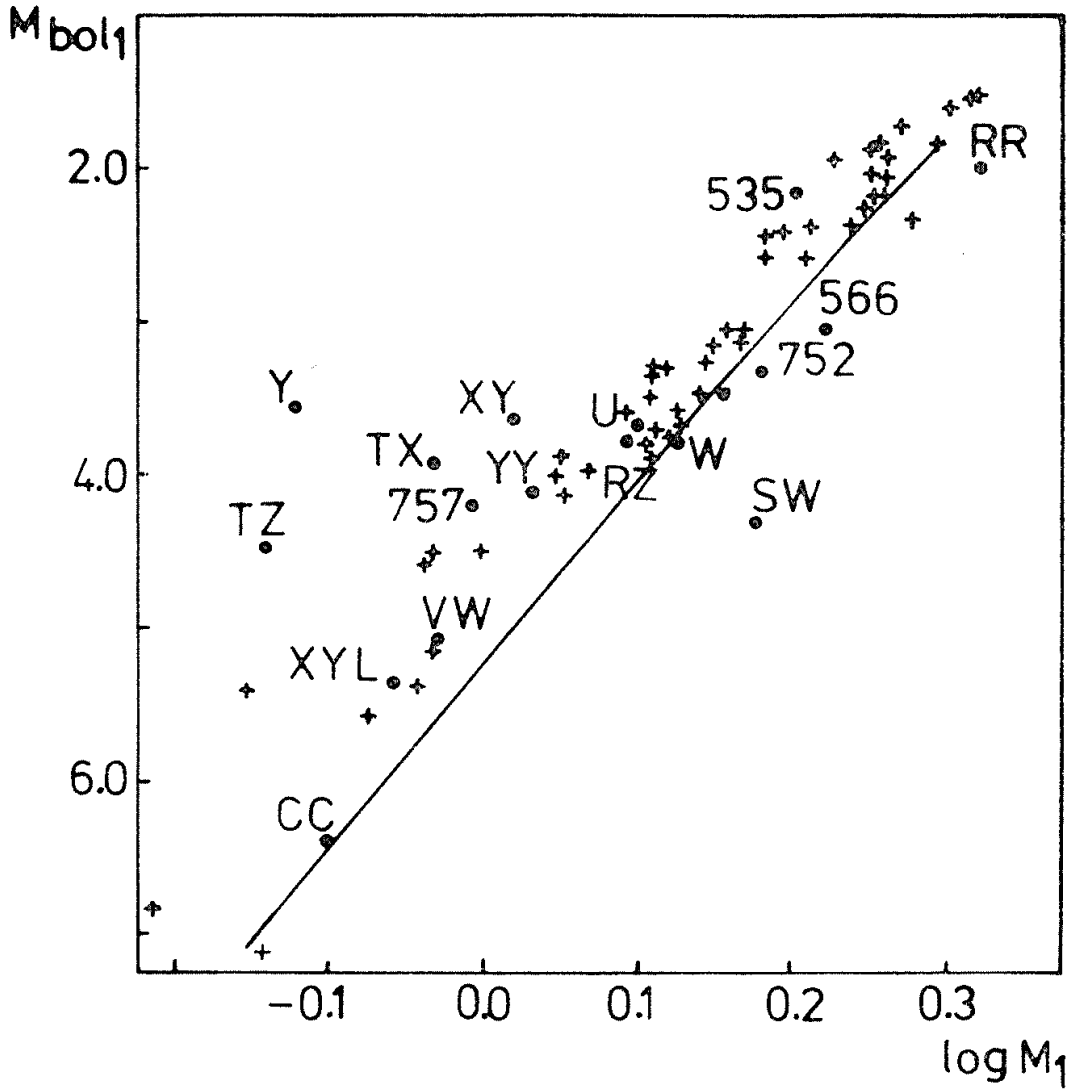
Yıldız	M_1	M_2	R_1	R_2	M_{1bol}	Yıldız	M_1	M_2	R_1	R_2	M_{1bol}
V535 Ara	1.58	0.53	1.97	1.28	2.16	CC Com	0.79	0.43	0.74	0.55	6.41
TZ Boo	0.72	0.11	0.96	0.40	4.48	YY Eri	1.07	0.65	1.02	0.80	4.11
XY Boo	1.04	0.19	1.27	0.62	3.63	SW Lac	1.49	1.30	1.14	1.07	4.32
TX Cnc	0.92	0.50	1.11	0.83	3.91	XY Leo	0.87	0.40	0.87	0.64	5.38
RR Cen	2.10	0.45	2.24	1.07	1.99	V502 Oph	1.52	0.56	1.53	0.94	3.47
V752 Cen	1.43	0.47	1.31	0.76	3.45	V566 Oph	1.66	0.44	1.54	0.82	4.74
V757 Cen	0.98	0.68	1.02	0.87	4.21	U Peg	1.25	0.54	1.24	0.83	3.65
VW Cep	0.93	0.40	0.91	0.61	5.09	Y Sex	0.75	0.15	1.20	0.54	3.55
RZ Com	1.23	0.55	1.12	0.77	3.72	W UMa	1.34	0.69	1.18	0.86	3.77



Şekil 6. Çizelge 3 teki çiftlerin başyıldızlarının kütle-yarıçap bağıntısı. Sürekli çizgi teorik ZAMS'ı, çarpılar ise anakol yıldızlarını göstermektedir.

lerinin A basamağında kütle alış-verişi sonucu kütle oranlarını tersine çevrimiş olabilirler.

Sonuç olarak, W UMa yıldızlarının bileşenleri anakol yıldızları olmalarına karşın, bazılarının anakoldan ayrıldıklarına ilişkin belirtiler de vardır. Bu önerilerin doğrulanması için duyarlı tayfsal çalışmalara gerek vardır. Kütlelere ilişkin bilgilerimiz tam yeterli değildir. Bu nedenle W UMa yıldızlarının evrim durumları, bugün için tam açıklığa kavuşmuş değildir.



Şekil 7. Başyıldızlar için kütle-parlaklık grafiği. İşaretler, Şekil 6'dakiyle aynı anlamlıdır.

W UMa yıldızlarının ayrık çiftlerden oluştuğu Mochnanchi (1981), Wilhu (1982) tarafından tartışılmıştır. Buna göre W UMa yıldızları, açısal momentum kayıplarıyla kontrol edilen bir gelişimle ayrık çiftlerden oluşurlar. Van Hamme (1982) ise, büzülen bir anakol yıldızının, açısal momentum kaybıyla iki bileşene ayrıldığını ve W UMa yıldızlarının oluştuğunu ileri sürmektedir. Van't Veer (1975, 1980), güneş türü değen çiftlerin, evrimden sonra çok çabuk tek yıldızlar durumuna geleceğini belirtmektedir.

Yukarıdaki tartışmalardan anlaşılacağı üzere bugün henüz W UMa ların nasıl oluştukları ve sonları kesin olarak bilinebilmiş değildir. Ayrıca

gözlemsel olarak ortaya konan A ve Wtürlerinin kuramsal olarak açıklaması ve bunların aynı yapısal kökene mi sahip oldukları soruları açıktadır.

Kaynaklar

1- **Batten, A.H., Fletcher, J.M., Mann, P.J.**, 1978. *Publ. Dom. Astrophys. Obs.* **15**, No. 5.

2- **Binnendijk, L.**, 1970. *Vistas in Astronomy*, Ed. A. Beer., Pergamon Press, N.Y., Vol. 12, 217.

3- **Binnendijk, L.**, 1977. *Vistas in Astronomy*, Ed. A. Beer, Pergamon Press, N.Y., Vol. 21, 359.

4- **Chandrasekhar, S.**, 1933. *Mon. Not. Ray. Astron. Soc.* **93**, 539.

5- **Demircan, O.**, 1984. *Doğa Bilim Dergisi*, Seri A, Cilt 8, Sayı 2, 137.

6- **Eaton, J.A.**, 1985. *Inf. Bull. Var, Stars*, No. 2711.

7- **Hazlehurst, J.**, 1976. *Structure and Evolution on Close Binary Systems*, I.A.U. Symposium, No. 73, 323.

8- **Hill, G., Hutchings, J.B.**, 1970. *Astrophys. J.* **162**, 265.

9- **Huang, S.S.**, 1956. *Astron, J.* **61**, 49.

10- **Hutchings, J.B., Hill, G.**, 1973. *Astrophys. J.* **179**, 539.

11- **Kaluzny, J.**, 1985. *Acta Astron.* **35**, 313.

12- **King, D.J., Hilditch, R.W.**, 1983. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **209**, 645.

13- **Kitamura, M.**, 1966. *Advences in Astron. Astrophys.* 3, 27.

14. **Kitamura, M.**, 1967. *Tables of Charecteristic Functions of the Eclipse and the Related Delta Functions For Solutions of Light Curves of Eclipsing Binary Systems*, Üniv. of Tokyo Press, Tokyo.

15- **Kopal, Z.**, 1959- *Close Binary Systems*, John Wiley and Sons, N.Y. Vol. 3.

16- **Lucy, L.**, 1968a, *Astrophys. J.* **151**, 1123.

17- **Lucy, L.**, 1968b. *Astrophys. J.* **153**, 877.

18- **Lucy, L.**, 1973. *Astrophys. Space Sci.* **22**, 381.

19- **Mauder, H.**, 1967, *Kleine Veröff.*, Bamberg, No. 38.

20– **Mc Lean, B.J.**, 1981. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **195**, 931.

21– **Mc Lean, B.J., Hilditch, R.W.**, 1983. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **203**, 1.

22– **Mochnacki, S.W.**, 1981. *Astrophys J.* **245**, 650.

23– **Mullan, D.S.**, 1975. *Astrophys J.* **198**, 563.

24– **Napier, W.M.**, 1981. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **194**, 149.

25– **Petrie, R.M.**, 1939. *Publ. Dom. Astrophys. Obs.* **7**, 205.

26– **Plavec, M., Kratochvill, P.**, 1964.. *Bull. Astron. Inst. Czech.* **15**, 165.

27– **Roche, E.**, 1849. *Men de Acad Sci de Montpellier.* 1, 243.

28– **Roche, E.**, 1873. *Men de Acad Sci de Montpellier.* 8, 235.

29– **Rucinski, S.M.**, 1973. *Acta Astron.* **23**, 79.

30– **Rucinski, S.M.**, 1974, *Acta Astron*, **24**, 119.

31– **Rucinski, S.M., Kaluzny, Z.**, 1981. *Acta Astron.* **31**, 409.

32– **Rucinski, S.M., Wilhu, O., Whelan, J.A.J.**, 1985. *Astron Astrophys* **43**, 153.

33– **Russell, H.N.**, 1912. *Astrophys. J.* **35**, 315.

34– **Russell, H.N., Merrill, J.E.**, 1952. *Contr. Princeton Univ. Obs.* No. 26.

35– **Van Hamme, W.**, 1982. *Astron. Astrophys.* **116**, 27.

36– **Van Hamme, W.**, 1982. *Astron. Astrophys.* **105**, 389.

37– **Van't Veer, F.**, 1975. *Astron. Astrophys.* **44**, 437.

38– **Van't Veer, R.**, 1980. *Acta Astron.* **30**, 381.

39– **Wilhu, O., Rucinski, S.M.**, 1983. *Astron. Astrophys.* **127**, 5.

40– **Wilson, O.C.**, 1978. *Astrophys. J.* **226**, 379.

41– **Wilson, R.E., Devinney, E.J.**, 1971. *Astrophys. J.* **166**, 605.

42– **Wilson, R.E., Devinney, E.S.**, 1973. *Astrophys. J.* **182**, 539.

43– **Wilson, R.E.**, 1984. *Özel haberleşme.*

44– **Wood, D.B.**, 1972. *A Computer Program for Modelling Non-Spherical Eclipsing Binary Systems*, Goddard Space Flight Center, Greenbelt.

45– **Wood, D.B.**, 1973–79. *WINK Status Reports*, No 1–9. Goddard Space Flight Center, Greenbelt.