

YAKIN ÇİFT YILDIZLAR

C. İbanoğlu

E.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

Bileşenleri karşılıklı olarak küresel yüzey yapılarını bozabilecek denli birbirine yakın olan örten çift yıldızlara yakın çift yıldızlar diyoruz. Yakın çift yıldızların incelenmesiyle çifti oluşturan yıldızların kütle, yarıçap, ısıtma, yoğunluk, yüzey sıcaklıkları, dönme hızları gibi yıldızlara ilişkin temel özellikleri duyarlı bir şekilde bulabiliyoruz. Yalnız bu özelliklerle kalmayıp, tayf ve ışıkölçüm gözlemlerini birleştirerek yıldızlarda kenar kararması, çekim kararması gibi onların atmosfer özelliklerini ortaya çıkarabiliyoruz. Basık yörüngeli örten çiftlerde, minimumlardaki dönemli kaymalardan iç yapıya ilişkin önemli bilgiler elde ediyor, yıldız içlerinde maddenin dağılımını gösteren kuramları denetleyebiliyoruz.

Son yıllarda yapılan X-ışın ve radyo gözlemlerini optik çalışmalarla birleştirerek, yıldızlardaki aktivite ve manyetik dinamo modellerini karşılaştırabiliyor, yıldızların fotosferleri üstündeki geçiş bölgeleri, kromosfer ve korona yapılarını daha yakından tanıyabiliyoruz. Bileşenleri arasında kütle aktarımı olan yakın çiftlerin incelenmesiyle, yığılma disklerinin oluşumu ve yapısı ile plazmanın fiziksel özelliklerini ortaya çıkarabiliyoruz. Bu konuşmada bu bilgilere nasıl ulaşabileceğimiz öz olarak verilecek, yakın gelecekte daha neler yapabileceğimiz tartışılacaktır.

1. GİRİŞ

Karşılıklı çekim kuvvetiyle birbirine bağlı, ortak kütle merkezi çevresinde kapalı yörüngeler çizen iki yıldızdan oluşmuş dizgelere **çift yıldızlar** diyoruz. Bu tanım bileşen yıldızlar arasındaki uzaklığa bağlı olmadığından yıldızlar birbirine çok yakın olabilecekleri gibi binlerce AB gibi çok ayrık da olabilirler. Ortak özelliklerine göre çift yıldızları alt sınıflara ayırmanın en iyi yolu **gözlem yöntemlerine** dayandırılmıştır. Bir çift yıldız bize yeterince yakın ve bileşenler arasındaki uzaklık çok büyükse onun bileşenlerini teleskoplarımızla ayrı ayrı görebiliriz. Bunlara **görsel çift yıldızlar** diyoruz. W. Herschel'in 1804 yılında Castor yıldız çiftinin yörünge devinimini bulmasıyla Newton'un evrensel çekim yasasının Güneş Dizgesi dışında da uygulanabileceği ortaya çıkmış oldu.

Bir çift yıldızın üyeleri birbirine çok yakın ise teleskopla bile onları ayrı ayrı görme olanağı ortadan kalkar. Bu tür çift yıldızları ancak tayf çizgilerindeki dönemli kaymalardan tanıyabiliyoruz ve bunlara **tayfsal çift yıldızlar** diyoruz. Bunların yörünge dönemleri bir kaç saat ile bir kaç ay arasındadır. Kimi çift yıldızların yörünge düzlemleri bakış doğrultumuza çok yakındır. Böyle çift yıldızlarda bileşen yıldızlar birbirini karşılıklı olarak örter. Dolayısıyla dizgenin toplam parlaklığı dönemli değişimler gösterir. Bu tür dizgelere de **örten çift yıldızlar** diyoruz.

Çift yıldızların farklı üç türünü gözlemek için kullanılan teknikler de çok farklıdır. Bir görsel çiftin üyelerinin ortak kütle merkezi çevresinde çizdikleri yörüngeyi belirlemek için bileşenler arasındaki uzaklığın yeterince büyük olması yanında çiftin güneşe yakın olması gerekir. Bir tayfsal çiftin gözlenebilmesi için onun ne kadar uzakta olduğunun önemi yoktur. Yeter ki dizge, yüksek yaymalı tayfları elde edilebilecek kadar parlak olsun. Örten çift olma durumunda tutulmalar yeterince derinse daha da uzaklara gidebiliriz. Yalnız kendi gökadamızdakileri değil öteki gökadalardaki örten çiftleri de gözleyebiliriz. Örten çift yıldızların tümü aynı zamanda potansiyel birer tayfsal çifttir.

Bilinen fizik yasaları çift yıldızların uygun gözlemleriyle birleştirilerek yıldızların,

- a) Kütleleri
- b) Yarıçapları
- c) Yoğunlukları
- d) Yüzey sıcaklıkları
- e) Işıtmaları
- f) Dönme miktarları

gibi temel ölçeleri bulunabilir. İkili ve çoklu yıldız dizgelerinin sayısı nedir gibi bir soru akla gelebilir. Güneş dizgemiz yöresindeki yıldızların yüzde elliden fazlası çoklu yıldız dizgelerinin üyeleridir. Gökadamızdaki yıldızların yarısının çift yıldız üyesi olduğu sanılmaktadır.

1.1 KÜTLE TAYİNİ

Çift yıldızların astrofiziğe en önemli katkısı yıldızların kütle, yarıçap ve ısıtma gibi temel ölçelerinin belirtenmesidir. Yıldızların kütlelerini dolaysız olarak ancak çift yıldızları kullanarak bulabiliyoruz. Yarıçap ve ışıtmaların bulunmasında çift yıldızların önemli katkısı olsa da bu nicelikleri başka yollarla bulma olanağımız var.

Yıldızların kütlelerinin bulunmasında temel denkleminiz Kepler'in üçüncü yasası

$$a^3 / P^2 = m_1 + m_2 \quad (1.1)$$

dir. Burada a, AB cinsinden bileşenler arasındaki uzaklık; P, yıl biriminde dönem; m_1 ve m_2 de güneş kütlesi biriminde bileşenlerin kütleleridir. Çiftin toplam kütlelerini belirlemek için dizgenin dönemi ve yörünge yarı-büyük eksen uzunluğunun bilinmesi gerekmektedir. Çift yıldızlarda P'yi duyarlı bir şekilde belirtebildiğimize göre, kütle tayininin duyarlılığı a'nın duyarlılığına bağlıdır. Görsel çiftlerin yörüngelerinden a'yi bulabiliyoruz. Çiftin ıraksımı π'' biliniyorsa a'nın salt değerini hesaplayabiliyoruz.

Tayfsal çift olma durumunda yörünge düzlemi gökyüzü düzlemine çakışık değilse ve bileşenlerin parlaklık farkı da çok büyük değilse her iki bileşenin tayf çizgileri laboratuvar dalgaboyuna göre dönemi Doppler kayması gösterir. Doppler formülü,

$$\Delta\lambda / \lambda = V_r / c \quad (1.2)$$

bağıntısını kullanarak bulacağımız V_r değerlerini t zamanlarına göre işaretlediğimizde elde edilen eğriye dikine hız eğrisi diyoruz. Bu eğri yörüngenin biçimine bağlı olması yanında gözlemcinin yörüngeye bakış doğrultusuna bağlıdır. Dikine hız eğrisinin denkleminin

$$V_r = V_0 + (2\pi a \sin i / P \sqrt{1-e^2}) [e \cos w + \cos(v + w)] \quad (1.3)$$

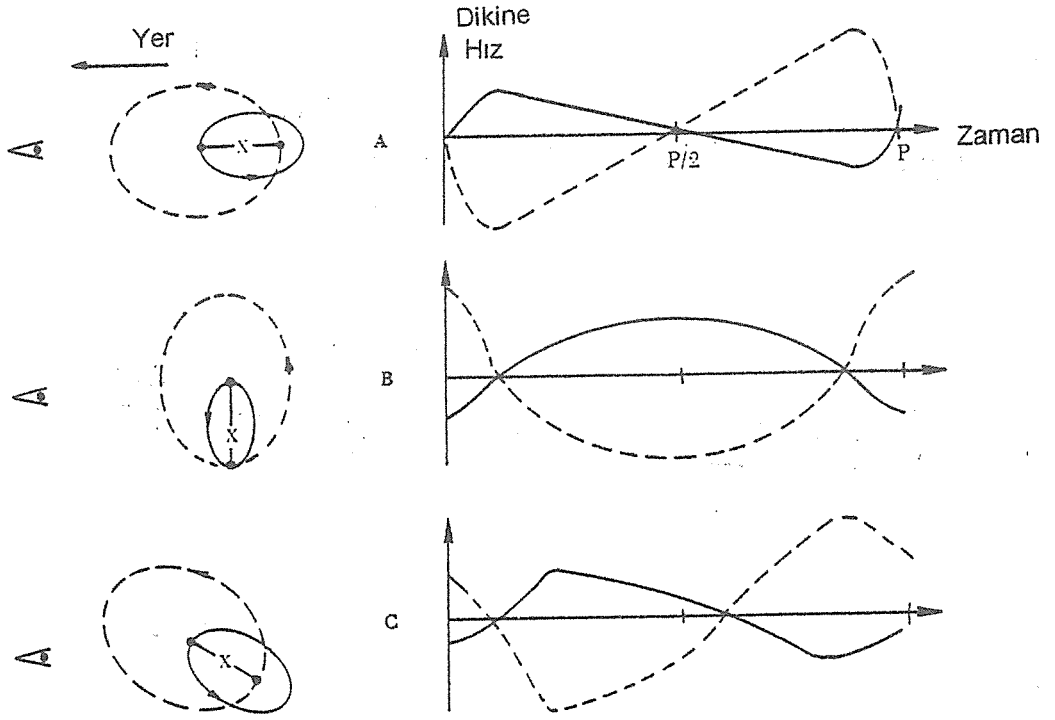
olacağını kolayca çıkartabiliriz. En basit durum olarak yörüngenin daire, yörünge düzleminin de bakış doğrultusunda olduğunu varsayarsak, her iki bileşenin dikine hız eğrisi sinüs eğrisi verecek fakat zıt evreli olacaktır. Buna göre her iki bileşenin kütle merkezine uzaklığı,

$$a_1 = V_1 P / 2\pi, \quad a_2 = V_2 P / 2\pi \quad (1.4)$$

olacaktır. Kütle merkezi özelliğine göre $m_1 a_1 = m_2 a_2$ olduğundan,

$$m_1 / m_2 = a_2 / a_1 = V_2 / V_1$$

elde ederiz. Görelî yarı-büyük eksen uzunluğu $a = a_1 + a_2$, P belli olduğundan $m_1 + m_2 = a^3 / P^2$ ile bileşenlerin kütlelerini ayrı ayrı bulabiliriz.



Şekil 1. Bakış doğrultusuna bağlı olarak dikine hız eğrileri.

Yörüngenin basık olduğu durumda eğrinin yarı genlikleri A ve B , alanlar Z_1 ve Z_2 ise

$$K = (1/2) (A+B) = (2\pi a \sin i) / (P\sqrt{1-e^2}) \quad (1.6)$$

$$e \cos w = (A-B) / (A+B) \quad (1.7)$$

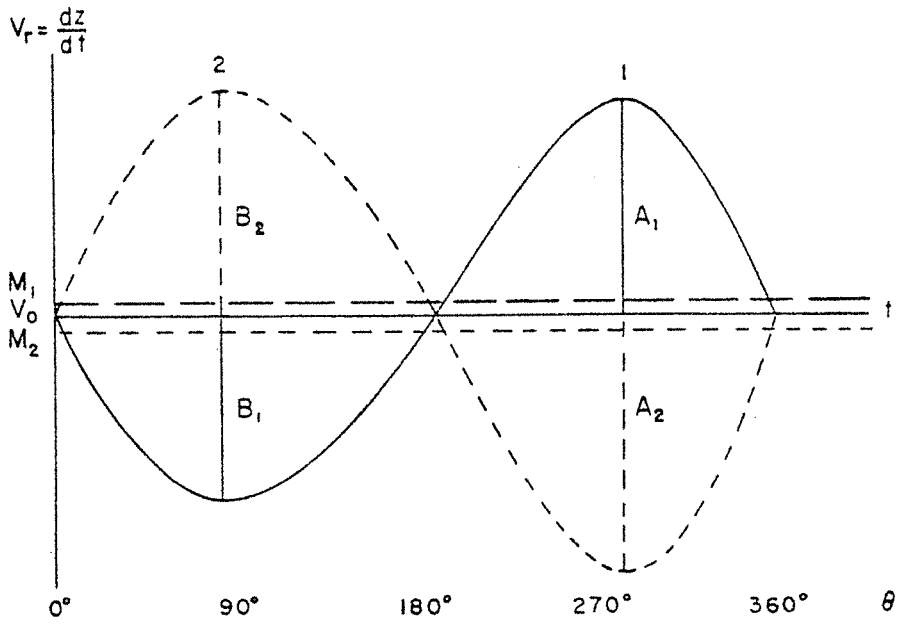
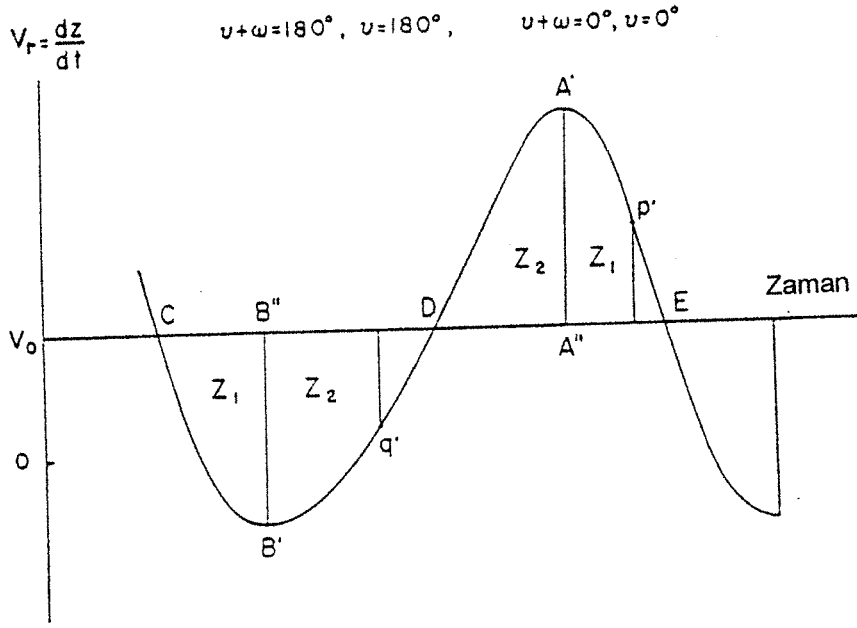
$$e \sin w = 2 \sqrt{AB} / (A+B) [(Z_2 - Z_1) / (Z_2 + Z_1)] \quad (1.8)$$

$$a \sin i = (K P \sqrt{1-e^2}) / 2\pi \quad (1.9)$$

$$m_2 / m_1 = a_1 / a_2 = a_1 \sin i / a_2 \sin i ; m_2 / (m_1 + m_2) = a_1 / a \quad (1.10)$$

$$f(m) = m_2 \sin^3 i / (m_1 + m_2)^2 = (a_1 \sin i)^3 / 25 P^2 \quad (1.11)$$

bağıntıları yardımıyla e , w , $a \sin i$ ve kütle fonksiyonunu bulabiliriz. Büyük kütleli parlak yıldızın kütlelerini herhangi bir yolla belirleyebilirsek tayf çizgileri görünmeyen küçük kütleli yıldızın kütlelerini, kütle fonksiyonundan bulabiliriz.



Şekil 2. Tek ve çift çizgili tayfsal çiftlerde dikine hız eğrileri.

$$a \sin i = (K_1 + K_2) P \sqrt{1-e^2} / 2\pi \quad (1.12)$$

$$m_1 \sin^3 i = a_2 \sin i (a \sin i)^2 / 25 P^2 \quad (1.13)$$

$$m_2 \sin^3 i = a_1 \sin i (a \sin i)^2 / 25 P^2 \quad (1.14)$$

bağıntıları yardımıyla $\sin^3 i$ ile çarpılmış kütleleri ayrı ayrı bulabiliriz.

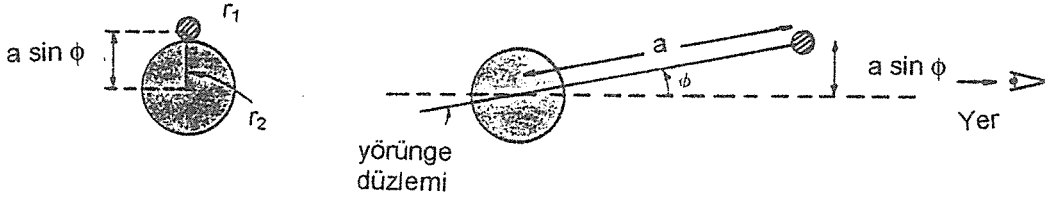
1.2 YARIÇAP TAYİNİ

Dev yıldızların açısal çaplarını Michelson girişimölçeriyle belirleyebiliyoruz. Ancak, sönük yıldızlara doğru gidildikçe bu tekniğin kullanılması güçleşmektedir. Yıldız çaplarının hesaplanmasında Ay tarafından örtülmeyi de kullanabiliriz. Yıldızların yarıçaplarının dolaysız olarak bulunmasında örten çift yıldızların ışık eğrilerini kullanabiliriz.

Bileşenleri arasındaki uzaklık a , yörünge düzlemiyle bakış doğrultumuz arasındaki açı ϕ ise tutulmaların olabilme koşulu

$$a \sin \phi < r_1 + r_2 \quad (1.15)$$

dir. O halde küçük yörüngeli, kısa dönemli yıldızlarda tutulma bekleriz.



Şekil 3. Tutulmanın geometrisi.

Tutulma sırasında sıcak yıldız arkada ise daha büyük bir parlaklık değişimi olur. Sıcak yıldızın örtülmesiyle oluşan bu derin minimuma **baş minimum**, soğukun örtülmesiyle oluşan sığ minimuma da **yan minimum** diyoruz.

Tutulma türleri :

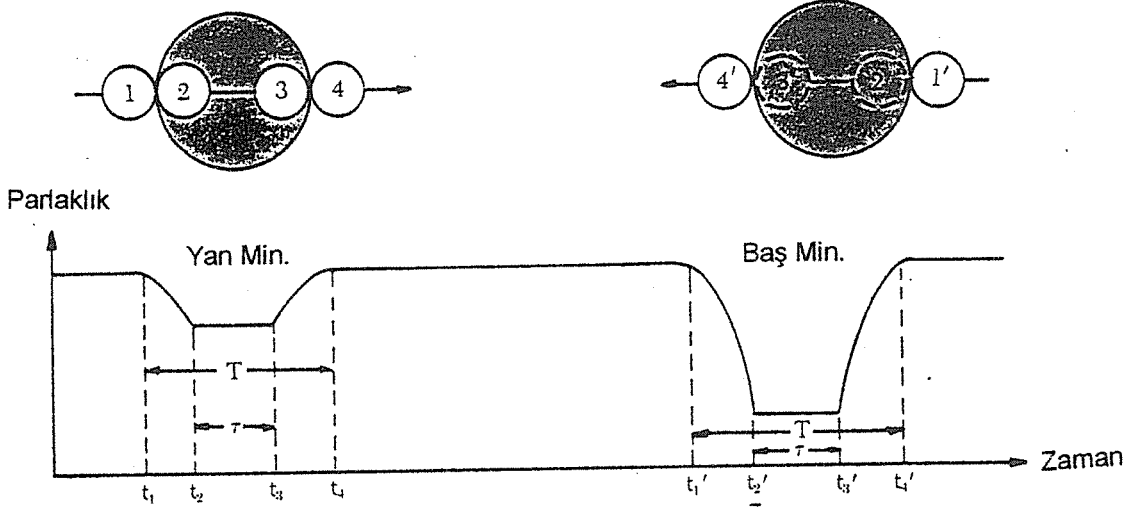
- $i=90^\circ$ ise tam ve halkalı tutulma
- $a \cos i < [r_2 - r_1]$ ise yine tam ve halkalı tutulma
- $[r_2 - r_1] < a \cos i < [r_2 + r_1]$ ise parçalı tutulma olur.

Merkezi tutulmaların olduğu bir ışık eğrisini gözönüne alalım; $i=90^\circ$ demektir. Küçük yıldızın merkezler arasındaki uzaklık biriminde yarıçapı r_1 , büyüğün r_2 ise,

$$2 r_1 = V (t_2 - t_1) = V (t_4 - t_3) \quad (1.16)$$

$$2 (r_1 + r_2) = V (t_4 - t_1) \quad (1.17)$$

olur. Görelî dairesel yörüngenin yarıçapı ise,



Şekil 4. Tutulma eğrileri ve tutulma zamanları.

$$a = V P / 2\pi \quad (1.18)$$

dir. Bu eşitliklerden,

$$r_1 / a = \pi (t_2 - t_1) / P \quad (1.19)$$

$$r_2 / a = \pi (t_4 - t_2) / P \quad (1.20)$$

elde edilir. Bileşenlerin tayfını almadan etkin yüzey sıcaklıkları oranını da ışık eğrilerinden bulabiliriz. Yıldızların yüzey parlaklıkları σT_e^4 , her minimumda πr_1^2 kadarlık alan örtüldüğünden minimumların göreceli derinlikleri oranı $(T_2/T_1)^4$ değerini verir.

Yörünge düzleminin gökyüzü düzlemine dik olmadığı durumda yıldızların yarıçapları ile yörünge eğikliğinin bulunması zorlaşır. Geometrik elementler r_1 , r_2 , ve i ile gözlenen ışık kaybı α arasındaki temel denkleminiz,

$$\sin^2 \theta \sin^2 i + \cos^2 i = r_2^2 [1 + kp (k, \alpha)]^2 \quad (1.21)$$

dir. Burada θ , yörünge evre açısı; k , yarıçaplar oranı; $p = (\delta - r_2) / r_1$ olup geometrik derinliktir. δ ise herhangi bir t anında yıldızların merkezleri arasındaki uzaklıktır. Gözlem değerlerini kullanarak bu denklemin çözümü grafik ya da sayısal çözümlene yoluyla yapılabilir.

Elde edilen ışık eğrilerinin doğrudan çözümü bizi yanlış sonuçlara götürebilir. Karşılıklı çekimden dolayı bileşenlerin biçiminin küresel yıldızlardan ayrılması, birbirine bakan yüzeylerinin aldıkları ışınımı yeniden yansıtmaları nedeniyle tutulmalar arasında parlaklık değişmesi gözönüne alınmalıdır. Bu etkileri ortadan kaldırma işlemine **arındırma** diyoruz.

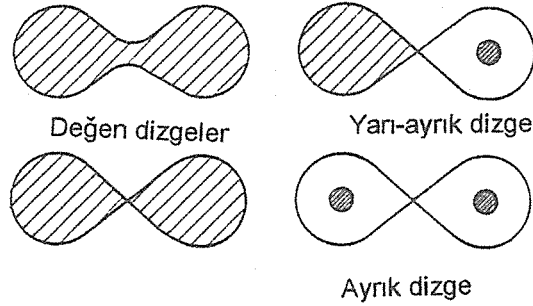
1970 li yıllarda örten çift yıldızların sayısal modellerini gözlemlerle karşılaştırarak öğelerin belirlenmesi yöntemleri geliştirilmeye başlandı. Yıldız atmosfer modelleri kullanılarak bileşenlerdeki bozulma, yansıtma ve kenar kararması etkileri de modele sokuldu (Wood,1969; Wilson ve Devinnay, 1971; Hill ve Hutchings, 1970).

1.3 SINIFLANDIRMA

Örten çift yıldızların sınıflandırılması Krat (1944), Struve (1950) ve Sahade (1960) tarafından farklı yöntemler kullanılarak yapılmaya çalışıldı. Sahade sınıflandırmada çifti oluşturan bileşenlerin gelişim durumunu belirteç olarak alıyordu. 1955 yılında Kopal tamamen farklı bir belirtece göre sınıflama önermişti. Bir yıldızın bileşeninin olması onun ulaşabileceği boyutu sınırlar. Bu sınır, sınırlı üç cisim problemindeki sıfır-hız yüzeyleri olarak düşünülmektedir. Yüzeyi kesen parçacıklar her iki bileşenin çekimi altında fakat lobun içindeki yıldızla ait değildir. Bu lobların boyutları tamamen iki yıldızın kütleleri oranına bağlıdır. Bu yüzeye Roche limiti diyoruz. Kopal sınıflaması örten çift yıldızları üç sınıfa ayırır:

1. Bileşenleri Roche lobunu doldurmayan ayrık dizgeler
2. Bileşenlerinden birisi Roche lobunu dolduran yarı-ayrık dizgeler
3. Her iki bileşeni Roche lobunu dolduran değen dizgeler.

Plavec (1964), bu iki sınıflamanın birleştirilerek iki belirteçli bir sınıflamanın yapılmasını önermiştir. Böyle bir sınıflamanın yapılabilmesi için bileşenlerin kütle, yarıçap, ısıtılmaları yanında bileşenler arasındaki uzaklığın bilinmesi gerekmektedir.



Şekil 5. Örten çift yıldızların Roche loblarına göre sınıflandırılması

Bu öğelerden bileşenler arasındaki uzaklığın özel bir önemi vardır. Yakın ve çok ayrık dizgeler bu öğeye göre birbirinden ayrılmaktadır. Bileşenler karşılıklı olarak küresel yüzey yapılarını bozabilecek denli birbirine yakınsa böyle dizgelere **YAKIN ÇİFT YILDIZLAR** diyoruz. Bu tanıma göre görsel çiftler ve tayfsal çiftlerin çoğu çok ayrık dizgelerdir. Dönemleri birkaç gün ya da daha kısa olan dizgeler de yakın çiftlerdir. Ancak, Plavec (1967) ve Paczynski (1967) yakın çift yıldızlar tanımına yeni bir yaklaşım getirdiler. Bu tanıma göre bileşenlerden birisi ötekinin gelişimini etkiliyorsa bu dizge bir yakın çifttir. Gelişimin belli bir basamağında bileşenlerden birisi kendi Roche lobunu doldurabilir. Böyle bir dizgede her iki yıldız da birbirinin gelişimini etkileyecektir. Çok küçük kütleli yıldızlar anakol gelişimlerini tamamladıktan sonra yozlaşmış cüce durumuna geleceklerinden ancak bu tür çift yıldızlar ayrık olarak kalabilirler.

General Catalogue of Variable Stars' in 1985 ile 1990 yılları arasında yayınlanan dördüncü baskısında yakın çift yıldızlar yeniden sınıflandırılmıştır. GCVS 'nin bu son baskısında üçlü bir sınıflama şeması önerilmektedir. Bunlar;

1. Işık eğrisinin biçimine göre: EA-Algol, EB- β Lyr, EW-WUMa

2. Bileşenlerin fiziksel özelliklerine göre:

- GS-Bileşenlerinden biri ya da her ikisi dev veya üst dev olanlar,
- PN-Gezegensimsi bulutsuların çekirdeklerinde olanlar (UU Sge),
- RS-Kuvvetli Call H, K salmaları gösteren RS CVn yıldızları,
- WD-Beyaz cüce bileşenli çiftler,
- WR-Wolf-Rayet bileşenli çiftler,

3. Roche lobuna göre

- AR-Her iki bileşeni alt dev olan AR Lac türü ayrık çiftler,
- DM-Ayrık anakol dizgeleri,
- DS-Alt dev bileşenli ayrık dizgeler,
- KE-Ön tayf türünden değen dizgeler,
- KW-W UMa türü değen dizgeler,
- SD-Küçük kütleli alt dev bileşenin Roche lobunu doldurmak üzere olduğu yarı-ayrık dizgeler.

İlk yöntem ışık eğrilerinin görünüşüne göre yapılırken ikinci ve üçüncü yöntemler çiftin bileşenlerinin HR diyagramlarındaki konumlarıyla Roche lobunu doldurma özelliğini kullanmaktadır.

Bir çift yıldız oluşturan bileşenlerin fiziksel özellikleri ve incelenecek mekanizmaları elde edilecek bilgilere göre yakın çift yıldızlar Guinan (1993) tarafından yeniden sınıflandırılmış ve Çizelge 1 'de verilmiştir. Bu çizelgede yıldızların hemen hemen her türünün örten çift yıldızlarda temsil edildiği görülmektedir. Dolayısıyla çağdaş fizik ve gökbiliminin önemli ve farklı bir çok probleminin incelenmesinde yakın çiftlerin belli türlerini kullanabiliriz. Bu açıdan bakıldığında yakın çift yıldızlar bize çağdaş fiziğin ve gökbilimin her türlü konusunu araştırma olanağı sağlayan **ASTROFİZİK LABORATUARLARI'** dir.

1970'li yıllarda yakın çiftlerin, yıldızlar astrofiziği ve gelişimde kullanılmaya başlandığını görüyoruz. Başka bir yıldız ya da yıldız grubundan elde edemediğimiz fakat yakın örten çift yıldızları kullanarak kolayca belirleyebildiğimiz özellikleri şöyle sıralayabiliriz:

- Yıldız Atmosferleri** (Kenar kararması, çekim kararması ve atmosferik tutulma çalışmaları)
- Yıldız içleri ve iç yapıları** (Basık yörüngeli çiftlerde eksen dönmesi)
- Yıldız aktivitesi ve manyetik dinamo** (Yıldız korona ve kromosferlerinin X - ışın, UV ve radyo tutulma haritaları)
- Plazma fiziği** (Yığılma diskli çiftler)

Bunlara ek olarak bir kaç yakın çift dizge var ki, eksen dönmesi çalışmalarıyla genel görelilik kuramını test edebiliyoruz. Uygun çift yıldızları seçerek kozmik helyum bolluğunu hesaplayabilir, yıldızların nükleer çekirdeklerindeki **konvektif fırlatmanın** (overshooting) önemini denetleyebiliriz.

Çizelge-1. Yakın çift yıldızların sınıflandırılması (Guinan, 1993)

Tür	Fiziksel özellik/İncelenecek mekanizma
1 Ayrık çiftler	Bileşen yıldızların kütle, yarıçap, ısıtma ve yoğunlukları; yıldızların gelişiminin denetlenmesi
2 Aktif Kromosferli Çiftler RS CVn, BY Dra ve İlgili dizgeler	Manyetik aktivite, Yıldız lekeleri, Kromosfer ve korona salmaları; Güneş-yıldız bağlantısı
3 Basık yörüngeli çiftler	Eksen dönmesi çalışmaları; yıldız yapıları ve iç yapıları; genel görelilik kuramının testi.
4 Yarı-ayrık dizgeler Algol, W Ser çiftleri	Yıldız ve çift yıldız gelişimi; kütle kaybı ve değişimi; yığılma disklerinin oluşumu
5 Değen dizgeler a) soğuk : W Uma türü dizgeler b) sıcak : AO Cas ve WR çiftleri	Yıldız aktivitesi ve manyetizma; çift yıldız gelişimi; açısal momentum kaybı; çift yıldız birleşmeleri Çift yıldız gelişimi ve dinamiği; etkileşen rüzgarlar; kütle kaybı
6 Değmeye yakın dizgeler V1010 Oph dizgeleri, Ters Algoller	Yıldızların gelişimi; kütle aktarımı ve kaybı; soğuk bileşenli dizgelerde manyetik aktivite
7 ζ Aurigae ve VV Cep dizgeleri	Gelişmiş üst dev yıldızların özellikleri: Gelişmiş yıldızların kütle, yarıçap ve atmosfer yapıları; kütle kaybı miktarları; yığılma işlemleri
8 Kataklizmik değişenler ve Nova-benzeri çiftler	Beyaz cücelerin kütleleri; yığılma ve yığılma diskleri; manyetik frenleme ve rölativistik etkilerle açısal momentum kaybı
9 Nötron yıldızı ve kara-delik bileşenli X-ışın çiftleri	Nötron yıldızlarının özellikleri; yığılma; sıcak plazma ve manyetik alanların fiziği; kara deliklerin varlığı (Cyg X-1, V404 Cyg)
10 Çift atarcılar	Nötron yıldızlarının özelliği; üstnova kalıntıları; çok yoğun madde; genel göreliliğin testi
11 Simbiyotik çiftler (MIII + Wd) uzun dönemli çiftler	Rüzgarla yığılma ve kırmızı devlerden kütle kaybı miktarı, plazma fiziği
12 Baryum ve S-yıldızı çiftleri (soğuk dev+wd) uzun dönemli değişenler	Yıldızların gelişimi; çekirdek birleşmeleri; kütle kaybı ve aktarımı / kimyasal zenginleşme
13 Ortak zarf sonrası çift yıldızlar ; gezegenimsi bulutsuların çift çekirdekleri; V471 Tau	Ortak zarflı gelişim; kütle kaybı/ kimyasal zenginleşme /alt cüceler / beyaz cüceler.

2. TUTULMA BİÇİMİ VE ATMOSFERİK TUTULMALAR

2.1 KENAR KARARMASI VE YILDIZ FOTOSFERLERİ

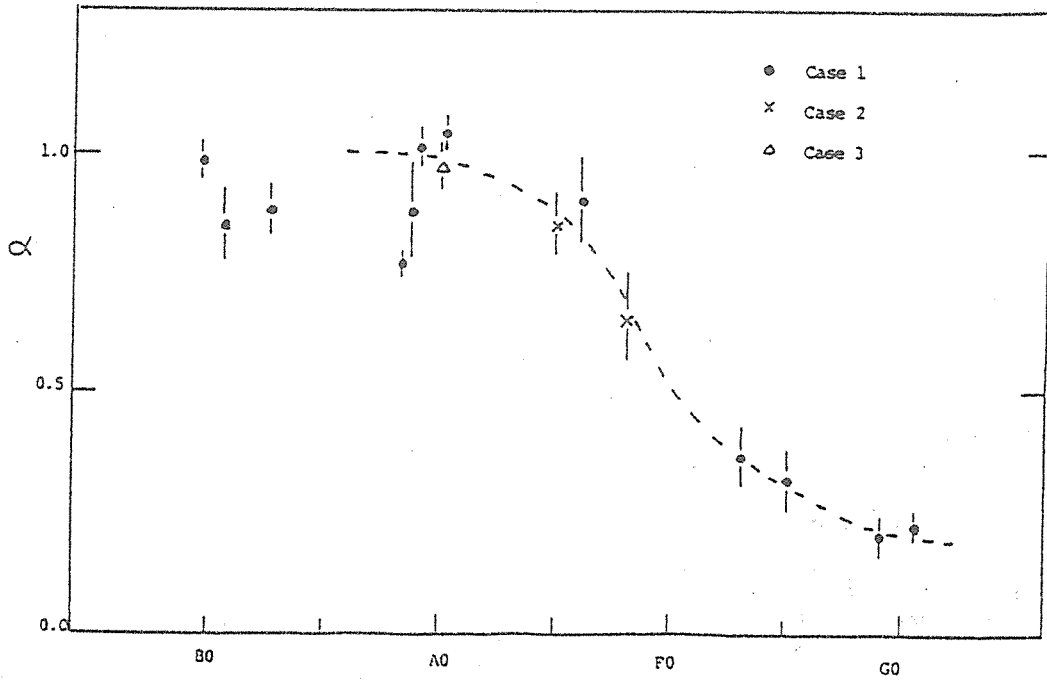
Güneşin fotosferindeki kenar kararmasını inceleyerek fotosferdeki sıcaklık dağılımını bulabiliyoruz. Güneş dışında kenar kararması olayını ancak örten çift yıldızların tutulma eğrilerinin biçiminde görebiliyoruz. Kenar kararmasının doğrudan, duyarlı bir şekilde bulunması ışık eğrilerinin yeterince derin ve tam tutulma olması yanında ışık eğrisinin başka bir nedenle bozulmamış olması gerekmektedir. Bu iki koşulu sağlayan ışık eğrilerinin tutulmalar sırasındaki parlaklık değişiminin analizi bileşen yıldızların görünür diskleri üzerindeki parlaklık dağılımını verir. Kenar kararması, donukluk (κ_λ), kimyasal bolluk (X, Y, Z), elektron basıncı (P_e), sıcaklık (T_e) ve sıcaklık gradiyenti (dT / dr) gibi yıldız fotosferinin fiziksel özelliklerine bağlıdır. Son yıllarda geliştirilen atmosfer modelleri kullanılarak doğrusal ve doğrusal olmayan kenar kararma katsayıları Claret ve Gimenez (1990) tarafından hesaplanmıştır. Elimizde yüksek duyarlıklı ışıkölçümle ışık eğrileri elde edilen çok az yıldız var. Bu ışık eğrilerinden bulunan kenar kararma katsayıları kuramsal değerlerde iyi bir uyuma gösteriyor. Yüksek duyarlıklı çok-bantlı ışık eğrilerinin elde edilerek çeşitli tayf türlerindeki yıldızlarda kenar kararması ve fotosfer modellerinin denetlenmesi gerekmektedir.

2.2 ÇEKİM KARARMASI: YILDIZLARIN YÜZEYALTI

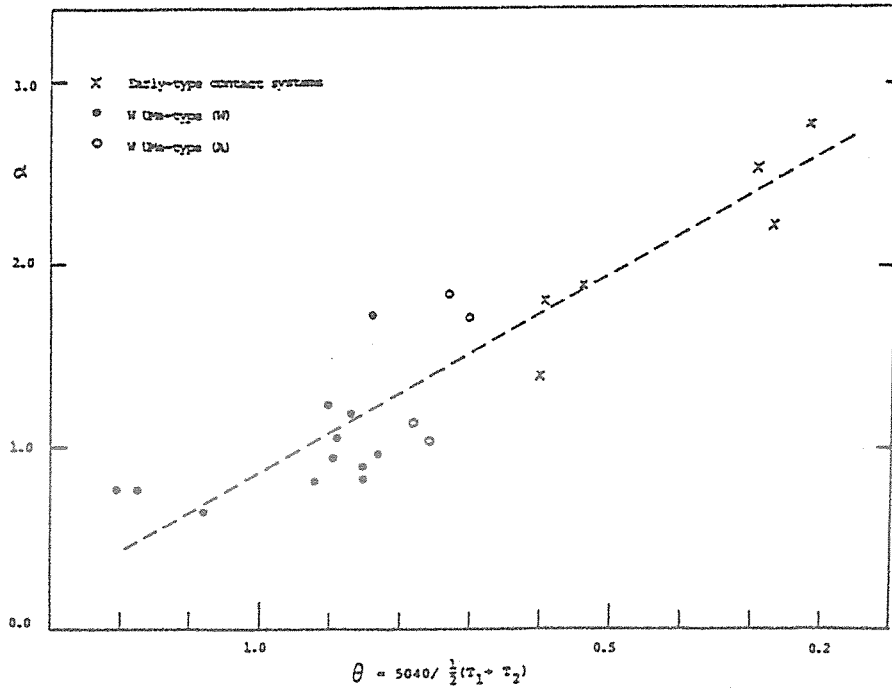
Örten çiftlerin ışık eğrilerinin analiziyle bulunan önemli bir nicelik de küresel yapıları bozulmuş yıldızların çekim kararmasıdır. Çekim kararması, dönme ve karşılıklı çekimle bozulmuş yıldızlarda fotosferaltı katmanları inceleyebileceğimiz gözlemsel tek niceliktir. Yerel çekim ivmesi g olmak üzere yıldız yüzeyinin herhangi bir noktasındaki tümşinim parlaklığı çekimsel kararma yasasına göre $I \propto g^\alpha$ dir. Atmosferlerinde erkenin ışınımına taşındığı yıldızlar için üssün kuramsal değeri α (ışın) = 1.0 (Zeipel 1924), konvektif yıldızlar içinse α (conv) = 0.3 tür (Lucy ,1967).

Çekim kararmasının en iyi belirtici tutulmalar dışındaki basıncılık etkisi olarak bilinen eğrisel parlaklık değişimidir. Ancak tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi gaz akımı, yığılma diskleri ve soğuk bileşenli örten çiftlerdeki lekelerden dolayı oldukça etkilenir. Bu güçlüklerle karşın 50' ye yakın çiftte çekim kararması hesaplanabilmiştir (Kitamura ve Nakamura 1989; Kitamura 1990). Ayrık çiftlerin anakol yıldızları için elde edilen α değerleri ışınım ve konvektif atmosfer kuramının verdiği değerlerle uyumaktadır (Şekil 6). Öte yandan yarı-ayrık dizgelerde Roche lobunu dolduran bileşenler için hesaplanan değerler $2.25 < \alpha < 9.73$ arasındadır. Sıcak değen dizgelerde çekim kararması yine büyük $1.4 < \alpha < 2.8$, W UMa türü değen dizgelerde ise konvektif zarflardan beklenen değerlerden daha büyük olup $0.65 < \alpha < 2.77$ dir.

Yarı-ayrık dizgelerin Roche lobunu doldurmuş bileşenleri için çekim kararmalarının bu denli yüksek çıkmasına Unno et al. (1988) **kütle kaybı kararması** derken, Kitamura (1990) büyük kütleli bileşene kütle aktarımıyla erke taşınmasından kaynaklandığını önermektedir. Çekim kararmasının böyle büyük değerler alması, bileşenler arasındaki madde akışı ve erke aktarımından mı yoksa W UMa dizgelerindeki manyetik etkinliğin yıldızlardan erke aktarımını değiştirmesinden mi kaynaklanmaktadır? Daha önce de belirttiğimiz gibi çekim kararmasının böyle yüksek çıkması bu yıldızların ışık eğrilerindeki bozulmalardan mı ileri gelmektedir? Çekim kararması problemini çözebilmek için anlaşılan daha çok çalışma gerekmektedir.



Şekil 6. Ayırık yakın çiftlerdeki anakol yıldızları için deneysel olarak bulunan çekimsel karama üssü.

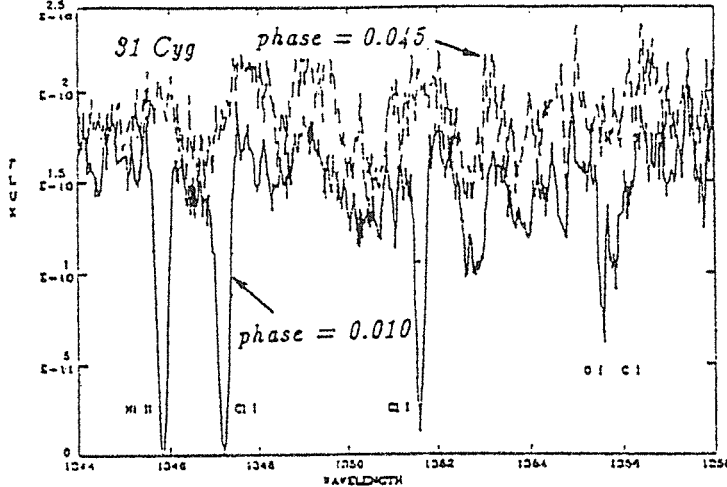


Şekil 7. Değen dizgeleri için etkin sıcaklıkla çekim karaması arasındaki ilişki.

2.3 YILDIZ ATMOSFERLERİNİN YAPISI: ATMOSFERİK TUTULMALAR

Soğuk bir bileşen ile sıcak ve küçük bileşenden oluşan örten çiftlerde soğuk yıldızın atmosferinin sıcak yıldızı örtmesiyle onun atmosferine ilişkin önemli bilgiler elde edebiliriz. Atmosferik tutulma gösteren en ünlü dizgeler Zeta Aurigae yıldızlarıdır. Bu dizgeler G-M üst dev yıldızıyla daha küçük O veya B anakol yıldızlarından oluşur (Stencel et al. 1979; Ahmad 1989). M üst dev bileşenlilere VV Cep, F üst dev bileşenlilere de Epsilon Aurigae dizgeleri diyoruz.

Zeta Aurigae yıldızlarında sıcak bileşenin arkadan geçişi sırasında baş minimum öncesi ve sonrasında atmosferik tutulmalar gösterirler. Bu tutulmalar sırasında sıcak yıldızın ışığı soğuk bileşenin atmosferi tarafından soğurulur ve saçılır. Bu da soğuk yıldızın atmosferinden tayfsal belirtiler yanında gözlenen parlaklıkta dalgaboyuna bağlı azalmalar doğurur. Soğuk üst dev ve devlerin atmosfer yapılarını doğrudan inceleme fırsatını ancak Zeta Aurigae yıldızlarıyla elde edebiliyoruz. Görünür bölgede soğuk bileşen baskın iken morötede çok az katkıda bulunur. Dolayısıyla UV de sıcak yıldızın tayfı ile atmosferik tutulmadan kaynaklanan çizgiler görülür. IUE uydusuyla yapılan gözlemler bu yıldızlara ilişkin önemli olduğu kadar şaşırtıcı sonuçlar vermiştir. Soğuk üst dev bileşenlerden çıkan rüzgarların sıcak bileşen tarafından iz şeklinde yönlendirildiği bulunmuştur (Hack ve Stickland, 1987). Schröder (1985, 1990), IUE gözlem verilerini kullanarak üst dev bileşenlerin yoğunluk dağılımını hesaplamıştır. Bu yıldızların IUE gözlemlerinden son yıllarda Ahmad (1989, 1990) tarafından bulunan en önemli bulgulardan birisi de sıcak B yıldızı atmosfer tarafından örtülüyken Cl, CII, NIII ve OI gibi düşük sıcaklıklı dar ve kuvvetli soğurma çizgilerinin ortaya çıkartılmasıdır. Bu çizgiler sıcak bileşenin ışığının soğuk yıldızın kromosferinden geçişi sırasında üretilmektedir. Soğuk yıldızın kromosferinde bu düşük sıcaklıklı çizgilerin görülmesi soğuk kromosferin sıcak B bileşeninin iyonlaşma ışınımından korunduğunu gösterir. Öte yandan, sıcak bileşenin soğuk kromosfer tarafından örtülmeye başlamasıyla, tutulmadan çıkışı sırasında elde edilen IUE tayfları kromosferin bakışık veya tekdüze olmadığını göstermektedir.



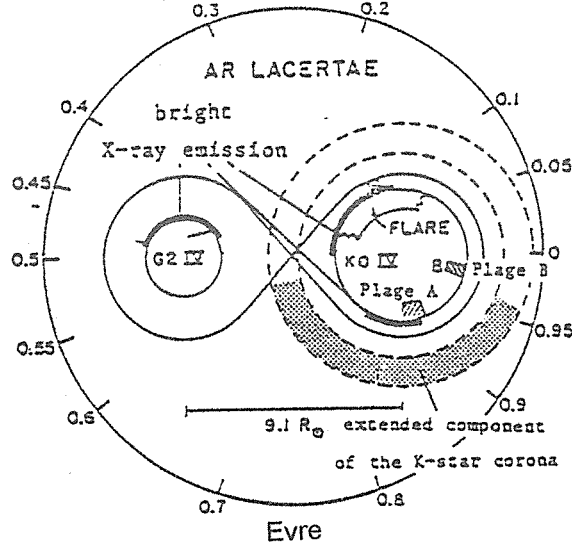
Şekil 8. 31 Cygni'nin 0.010 ve 0.045 evrelerinde alınan tayfları.

2.4 YILDIZ YAPILARININ AYRINTILARI

Yıldız lekeleri, plajlar, fakülalar gibi küçük ölçekli yüzey yapıları yıldızın tutulması sırasında farklı dalgaboyu ve farklı salma ve soğurma çizgilerinde gözlenerek ortaya çıkartılabilir ve kuramla karşılaştırılabilir. Bunun için elbette çok yüksek yaymalı tayflara gereksinim vardır.

Son yıllarda yüzey ve kromosfer yapısının ortaya çıkartılması için üzerinde en fazla çalışılan yıldızlardan birisi AR Lacertae'dir. G2IV ve K0III yıldızlarından oluşan kromosferik olarak aktif bu dizgenin yörünge dönemi 1.98 gündür. Kuvvetli bir X-ışın kaynağı olan dizgenin korona yapısını elde etmek için Walter et al. (1983) tutulmaları kullanmıştır. Rodono (1986) optik ışık eğrilerini analiz ederek lekenin boyutları ve yıldız yüzeyindeki dağılımını ortaya çıkarmıştır. Neff

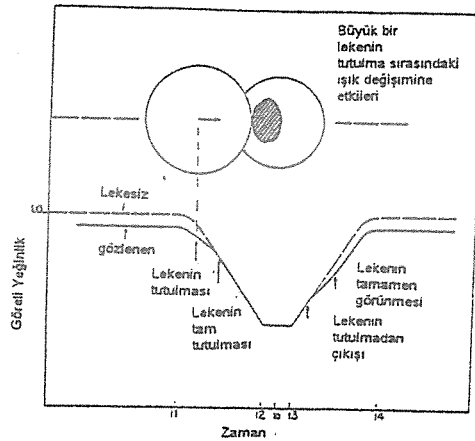
et al. (1989) ve Walter et al. (1990) bir dönem boyunca yüksek yaymalı IUE tayflarını elde ederek Doppler görüntüleme tekniğiyle MgII h ve k salmalarından yıldız yüzeyinde farklı üç salma bölgesinin varlığını ortaya çıkarmışlardır. Bunlardan ikisi KOIII-IV yıldızındaki plaj bölgeleri üçüncüsü de radyo flare'si ile bağlantılı kromosferik salma bölgesidir. Plaj, radyo flare bölgeleri ve iki yıldızın katkılarını ayırabilmek için tutulmalar sırasında elde edilen FUV tayfları kullanılmıştır.



Şekil 9. AR Lac'in her iki bileşeninde lekeler, plajlar ve flare bölgelerinin yerleri.

2.5 YÜKSEK DUYARLIKLILIK İLE YAKIN ÇİFTLERİN YÜZEY GÖRÜNTÜLERİNİN ORTAYA ÇIKARTILMASI

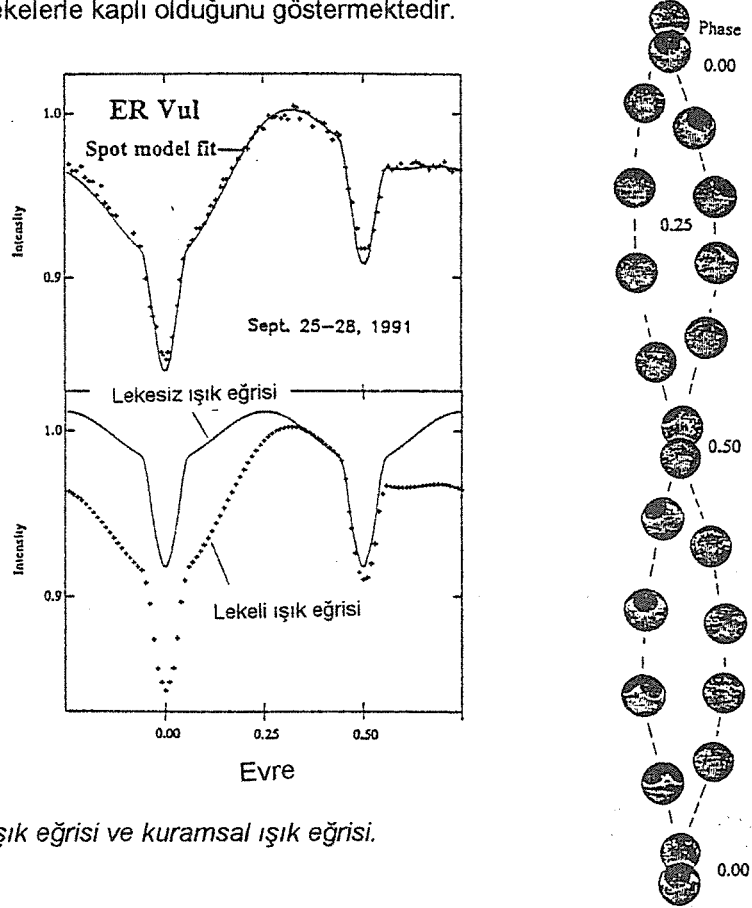
Örten çiftlerin yüksek duyarlılık ışıkölçümüyle elde edilecek ışık eğrilerinden aktif bileşenlerin yüzey düzensizliklerini ortaya çıkarma olanağı vardır. Bu dizgelerde örten yıldız, lekeli yıldız örten bir örtme diski görevi görür. Örtülen yıldızdaki bir leke tutulmanın inişi ve çıkış kolunun eğiminde değişimler doğurur (Şekil 10.). Yer atmosferindeki düzensizliklerden kaynaklanan değişimleri en aza indirmek için farklı iki gözlem evinden eş zamanlı gözlem yapılmasının büyük yararı vardır. Tutulma-haritalama tekniği X-ışın, UV ve radyo bölgelerinde başarıyla uygulanmasına karşın optik dalgaboylarında ancak RS CVn, AR Lac, SZ Psc ve ER Vul dizgelerinde yapılabilmektedir.



Şekil 10. Büyük ve karanlık bir lekenin tutulma sırasında ışık eğrisinin biçiminde yaptığı etki.

Bu yöntemin uygulanması yıldızda çok sayıda leke olduğunda, hem parlak hem de karanlık bölgelerin aynı anda bulunduğu oldukça güçleşmektedir. Üstelik her ışık eğrisinin ayrı ayrı analiz edilmesi yanılgılı sonuçlar vermektedir. Güvenilir sonuçlara ulaşmak için tutulma verilerinin tutulma dışı ışıkölçüm verileriyle birleştirilmesi ve dizgenin ardışık, uzun zaman dilimine yayılmış ışık eğrilerine gereksinim vardır.

Şekil 11. de kısa dönemli bir RS CVn çifti olan ER Vul'ün gözlenen ışık eğrisiyle model ışık eğrisi gösterilmektedir. 0.698 gün dönemli güneş benzeri G0V + G1V yıldızlardan oluşan dizgede her iki bileşen de aktiftir. Yıldızların güneşten tek farkı 40 kat daha hızlı dönmeleridir. 25-28 Eylül 1991 tarihleri arasında E. Ü. Gözlemevi'nde elde edilen ışık eğrilerinde bozucu etkinin 0.6-0.3 gibi geniş bir aralığı kapsadığı görülmektedir. Yapılan analiz her iki yıldız yüzeyinin de önemli bir bölümünün lekelerle kaplı olduğunu göstermektedir.



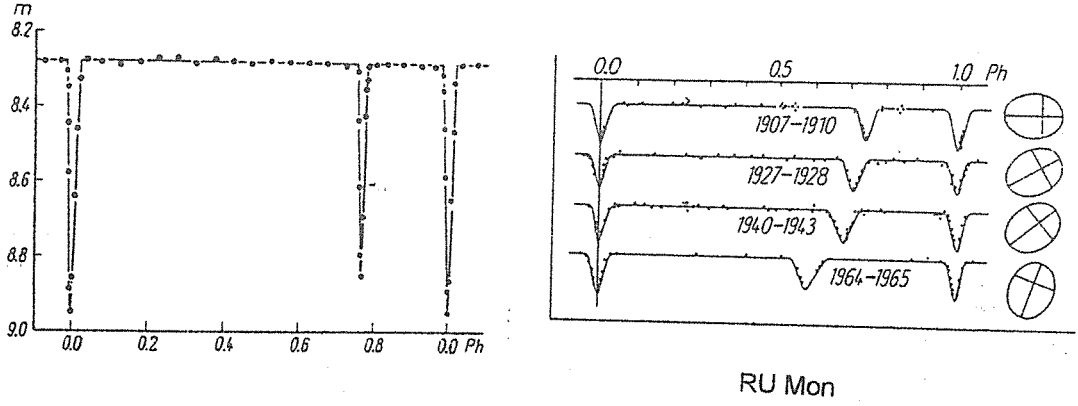
Şekil 11. ER Vul'ün V-ışık eğrisi ve kuramsal ışık eğrisi.

3. ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARLA YILDIZLARIN İÇ YAPILARININ ARAŞTIRILMASI

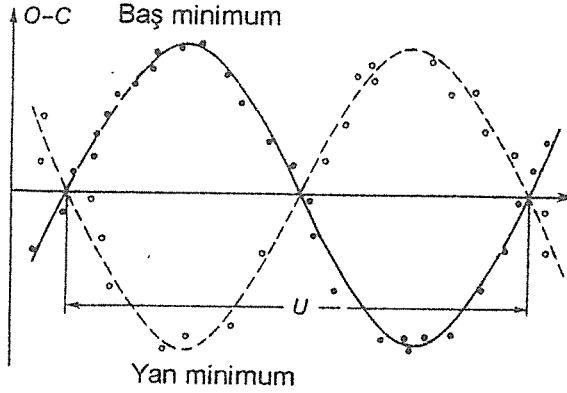
3.1 EKSEN DÖNMESİNDEN İÇ YAPI VE KÜTLE DAĞILIMININ BULUNMASI

Bir yıldız bir çiftin üyesi ise ve basık bir yörüngede dolanıyorsa bu yıldızın içini görme ve kütle dağılımını elde etme olanağı vardır. Bir çifti oluşturan yıldızlar karşılıklı çekim etkisi altında Newton yasasına bağlı olarak dolanıyorsa yörüngenin enberi noktasının boylamı w sabit ya da değişkendir. w 'nın zamanla değişmeme koşulu : cisimlerin kütle nokta olması, Newton çekim yasasına uygun devinmeleri ve iki cisim çekimsel olarak yalıtılmış olmalıdır. Bu koşullardan birisinin sağlanmadığı durumda enberinin boylamı zamanla değişmeye başlar. Yakın çiftlerin birbirine karşılıklı olarak uyguladıkları çekim kuvvetleri ve kendi eksenleri çevresinde dönmelerinden dolayı küresel yapıları bozulur. Çekim ve dönmeden dolayı küresel yapısı bozulmuş bir yıldızın ürettiği klasik dörtlü momentten dolayı eksen dönmesi başlar. Buna genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi de katkıda bulunur.

Bir çift yıldızın baş ve yan minimum zamanlarının doğrusal bağıntı ile hesaplanan zamanlardan farkları alınarak elde edilen O - C değerleri zamana göre noktalanırsa bir sinüs eğrisi elde edilir. Baş ve yan minimumlara karşılık gelen O - C değerleri zıt evrelidir.



Şekil 12. DI Her'in ışık eğrisi.



Şekil 13. Eksen dönmesinden dolayı O - C değerlerindeki dönemli değişme (RU Mon)

Işık ve dikine hız eğrilerinden yörüngeye ve yıldızlara ilişkin özellikleri duyarlı bir şekilde elde edebilirsek eksen dönmesi döneminden bulacağımız w ile birleştirerek yıldızlardaki kütle dağılımına gidebiliriz. Yıldız içlerindeki kütle dağılımı iç yapı sabiti k_2 ile temsil edilir.

Çiftin yörünge dönemi P , eksen dönme dönemi de U ise enberinin boylamındaki değişme,

$$P / U = \Delta w / 2\pi \quad (3.1)$$

iç yapı sabiti de,

$$k_2 = (P / U) / (c_1 + c_2) \quad (3.2)$$

dir. Burada c_1 ve c_2 bileşenlerin kütle oranı, yörünge dışmerkezliği ve bileşenlerin yarıçaplarına bağlı sabitlerdir. Gözlemsel olarak elde edilen k_2 değeri ile iç yapı modellerinden bulunan

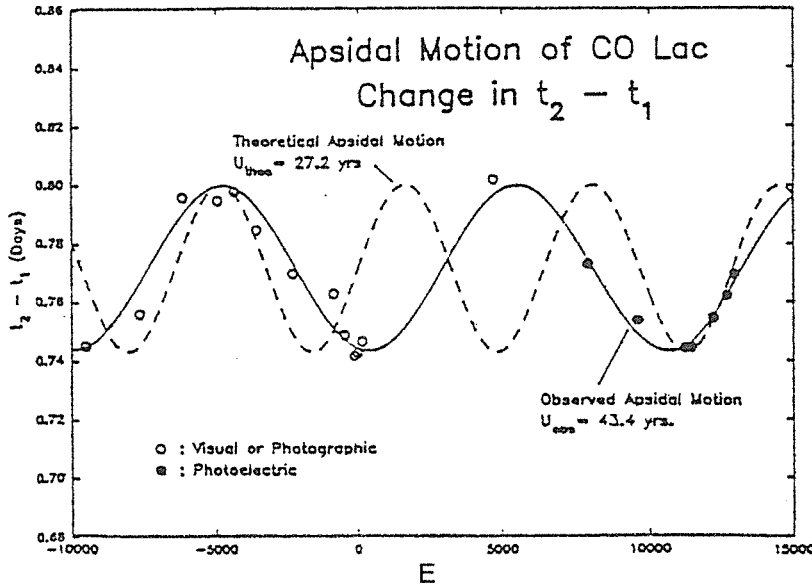
kuramsal k_2 değeri karşılaştırılabilir. Bu da yıldızın kütlesi, yaşı ve kimyasal karışımına bağlıdır. Anadol gelişimini tamamlayan yıldızların iç yapı modelleri kullanılarak k_2 değerleri Claret ve Gimenez (1989) tarafından hesaplanmıştır. k_2 değerleri kütle, yarıçap ($\log g$), kimyasal karışım ve yaşın fonksiyonu olarak verilmiştir. $\rho_c / \rho = \infty$ olan yıldızlar için $k_2 = 0.0$, $\rho_c / \rho = 1$ olan eş yoğunluk dağılımlı yıldızlar için $k_2 = 0.2$ dir. Anadol yıldızları için k_2 değeri 0.005 ile 0.015 arasında değişmektedir.

İç yapı sabitini doğru tayin edebilmemiz için eksen dönmesine genel görelilikten gelen katkıyı çıkarmamız gerekir. Genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi,

$$U' / P = 1.57 \times 10^5 [A(1-e^2)] / (m_1 + m_2) \quad (3.3)$$

Burada U' relativistik eksen dönmesi, A ise görelî yarı-büyük eksen uzunluğudur.

Eksen dönmesi çalışmalarında gözlemlerle kuram arasında genel olarak iyi bir uyuma vardır. Ancak kimi dizgelerde gözlem ve kuram birbirinden oldukça ayrılmaktadır. Buna en güzel örneklerden birisi 10-kadirden 1.542 gün dönemli CO Lac'tır. Semeniuk (1967) dizgenin eksen dönmesinin dönemini 43.4 ± 0.5 yıl verirken, Wolf (1994) 43.36 ± 0.04 yıl bulmaktadır. Deeney et al. (1991) ışık ve dikine hız eğrilerini analiz ederek iç yapı modellerinden baş yıldız için $k_{21} = 0.0071$ yoldaş yıldız için $k_{22} = 0.0069$ bulmuşlardır. Bu k_2 değerlerini kullanırsak kuramsal eksen dönme dönemi 27.2 yıl çıkmaktadır ki bu değer gözlenenenden %35 daha kısadır. İç yapı sabitini $k_2 = 0.0042$ alırsak gözlenen değere yaklaşıyoruz. Bu da merkezi yoğunlaşmanın kuramdan beklenenden çok fazla olduğunu gösterir.



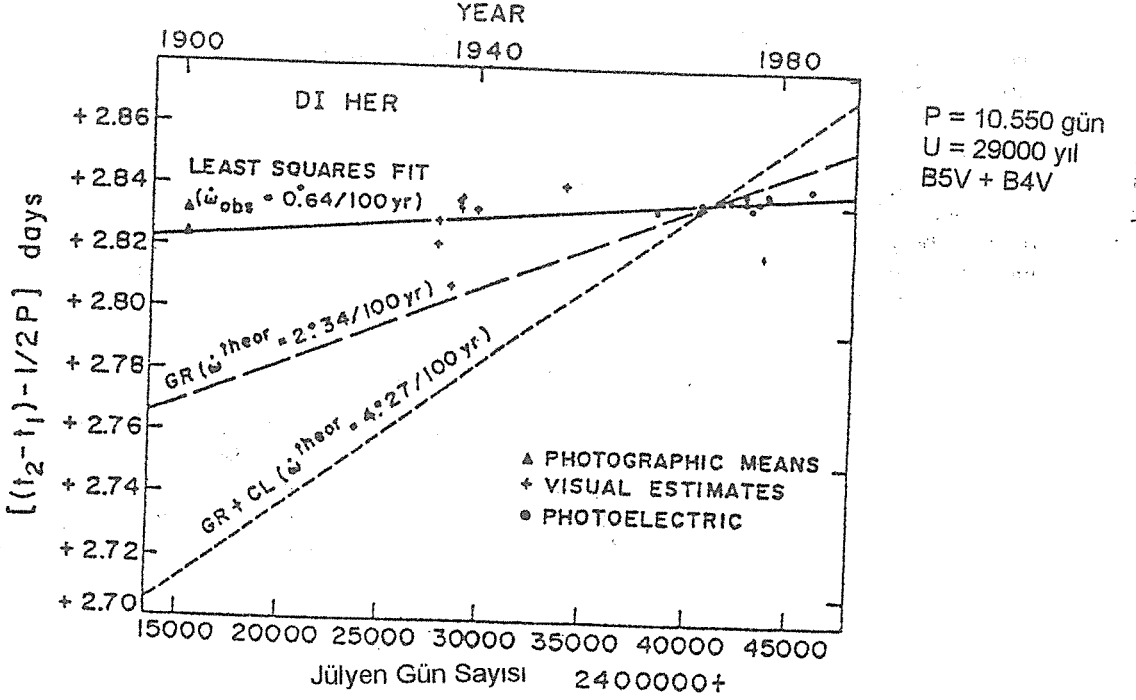
Şekil 14. CO Lac örten çift yıldızında eksen dönmesinin gözlenen ve kuramsal değerlerinin karşılaştırılması.

Örten çift yıldızlardaki eksen dönmesi yalnızca yıldızların iç yapılarına ilişkin bilgi vermekle kalmayıp Genel Görelilik (GG) kuramını da denetleme olanağı sağlar. Son 70 yılda uzay uçuşlarıyla GG kuramında önemli ilerlemeler sağlanmasına karşın bu kuramın yeterince denetlenmediği kimi alanlar bulunmaktadır. Bu denetleme yollarından birisi 1913+16 atarcasının kullanılması olmuştur. GG kuramının uzayda çeşitli yollarla denetlenmesi için NASA bir dizi çalışma başlatmıştır.

Merkür gezegeninin yörünge eksenindeki devinim her ne kadar GG kuramının en duyarlı dinamik testlerinden birisi olsa da son yıllarda bu test örten çiftlerin yörünge devinimleriyle

yapılmaya çalışılmaktadır. Basık yörüngeli örten çiftlerin ışık ve dikine hız eğrilerinin analizi ve minimum zamanları kullanarak eksen dönmesinin klasik $\dot{\omega}_{CL}$ ve genel görelilik $\dot{\omega}_{GG}$ bileşenleri büyük bir duyarlıkla hesaplanabilmektedir. Bu kuramsal değerlerin bileşimi gözlenen eksen dönmesi miktar $\dot{\omega}_{Gözl}$ ile karşılaştırılabilir.

Genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi, klasik çekimsel bozulma etkisinden büyük ya da eşit olan 10 kadar örten çift yıldız biliyoruz. İşte bu yıldızları kullanarak güneş dizgesindekinden daha kuvvetli çekim alanlarında genel göreliliği denetleyebiliriz. Bunlarda büyük kütleli bileşenleri olan örten çiftlerde gözlenen eksen dönmesi, genel görelilik ve klasik etkilerden beklenenlerden daha küçüktür. Buna örnek olarak DI Her ve AS Cam örten çiftlerini gösterebiliriz (Gunian ve Maloney 1985, 1987; Maloney et al. 1989).



Şekil 15. DI Herculis örten çiftinde eksen dönme miktarları

DI Herculis örten çiftinde kuramsal olarak beklenen eksen dönme miktarı $4^{\circ}.27 / 100$ yıl iken gözlenen değer bunun hemen hemen %15'i kadar olup $0^{\circ}.65 / 100$ yıldır.

4. YAKIN ÇİFTLERDE MANYETİK ETKİNLİK

Konvektif zarflı bir çok soğuk yıldızda fotosferik lekeler, kromosferik salma, korona X-ışın ve radyo salması ve flare etkinliği gibi güneş benzeri manyetik etkinlik belirteçlerinin görüldüğünü biliyoruz. Genel olarak yıldız etkinliğinin yeğlinliği hızlı dönme ve konvektif zarfın derinliğinin arttığı geri tayf türlerine doğru büyümektedir. Güneş benzeri etkinliğin kökeninin Güneş'te diferansiyel dönme yapan konvektif bölgelerde manyetik alanların üretildiği manyetik dinamoya bağlanmaktadır. Güneş etkinliğini açıklamakta manyetik dinamo modeli genel kabul görmesine karşın çok az anlaşılabilir ve bugüne kadar yeterince denetlenmesi yapılmayan bir modeldir (Parker 1981, 1986).

Skumanich (1972) ve Soderblom (1983, 1988) güneş benzeri tek yıldızlar da kromosferik etkinliğin yaşa ve dönme miktarına bağlı olduğunu gösterdiler. Güneş benzeri genç yıldızlar daha hızlı döndüklerinden manyetik etkinlik daha yeğın, güneş gibi yaşlı yıldızlar da yavaş döndüklerinden az yeğın olmalıdır. Güneş benzeri yıldızlarda manyetik etkinliğin azalması

kabaca $\sim t^{-1/2}$ ile orantılıdır. Güneş ve soğuk tek yıldızların yavaşlaması manyetize yıldız nüzgarlarıyla manyetik frenleme sonucu açısal momentum kaybına (AMK) dayandırılmaktadır. AMK'nın yalnızca yıldızların dış katmanlarını mı yoksa çekirdeğe kadar tüm yıldızı mı etkilediği tartışmaları sürmektedir (Pinsonneault et al. 1989).

T Tauri ve ankol öncesi çok genç yıldızlar kadar etkinlik gösteren yıldızlar G ile M tayf türü arasında soğuk yıldızları bulunduran yakın çiftlerdir. Bunlara **aktif kromosferli çift yıldızlar diyoruz**. RS CVn, BY Dra, W UMA dizgelerini bu gruba örnek olarak gösterebiliriz. Bu etkin çift yıldızlarda bileşenler karşılıklı çekim etkisi ile çok hızlı dönerler; dönme dönemleri ile yörünge dönemleri hemen hemen eşittir. Bu yıldızlar sakin Güneş'e göre $10^2 - 10^4$ kat daha yeğin X - ışın ışıtmalarına sahiptir ve kuvvetli korona X-ışın kaynaklarıdır. Hemen hepsi ışık eğrilerinde göç dalgaları gösterirler. Göç dalgalarının varlığı bu yıldızların yüzeylerinin %30 - 40 'nın dev soğuk leke veya leke gruplarıyla kaplı olduğu ortaya koyar. Halbuki güneşimizde leke çevriminin maksimumunda bile güneşin ancak 0.002' si lekelerle örtülür. Bunlara ek olarak kromosferik etkinlik gösteren çift yıldızların çoğunluğunda yüksek erkeli flare benzeri olaylar gözlenmiştir (Byrne 1989, Pettersen 1989). Bu flareler güneşte şimdiye değin gözlenen en yeğin flareden daha kuvvetli, $10^{34} - 10^{36}$ erg erkelidir.

Algol türü çiftlerde ve kataklizmik değişen çiftlerde (CV) de manyetik alana bağlı etkinlik olduğunu biliyoruz. Ancak, bu dizgelerdeki sıcak bileşenler UV ve optik dalgaboylarında çok yeğin olduğundan onları incelemek güçleşmektedir. Üstelik, soğuk bileşenler Roche loblarını doldurduğundan soğuk bileşenden kütle kaybı ve kütle aktarımı da onun ışığında ve tayf çizgilerinde değişimler doğurur. Algol dizgelerindeki soğuk bileşenler tayf türü ve dönme özellikleri bakımından RS CVn yıldızlarına çok benzediğinden aynı düzeyde etkinlik göstermeleri beklenir. Gerçekten, bize yeterince yakın algol dizgelerinin X-ışın ve radyo çalışmaları onların X-ışın ve ısısal olmayan radyo özelliklerinin RS CVn' lere çok benzediklerini ortaya koymuştur (Lestrade 1988, Drake et al. 1989). CV' lerdeki soğuk bileşenlerde derin konvektif zarflı M türü yıldızlar olup karşılıklı çekimden dolayı bir kaç saat dönemli hızlı dönen yıldızlardır. O halde bunlardaki yüzey etkinliğinin daha yüksek olması beklenir. Yüksek düzeydeki bu etkinlik çiftin fiziksel yapısı ve gelişimini etkilemelidir. Ne yazık ki, beyaz cüce ve yığılma disklerinin çok parlak olması nedeniyle bu dizgelerdeki soğuk yıldızları inceleyemiyoruz.

Manyetik etkinlik ve dinamo modellerinin incelenmesinde neden yakın çift yıldızları kullanıyoruz ? Bu sorunun yanıtını şöyle verebiliriz :

1. Konvektif atmosferli bir yıldız bir yakın çiftin üyesi ise karşılıklı çekim ile yıldız kendi eksenini çevresinde yörünge dönemine eşit bir dönemle dönmeye başlar. Bu hızlı dönme yıldızın yaşamı boyunca kuvvetli manyetik etkinlik doğurur. İşte bu nedenle soğuk, eş dönmeli bileşeni olan çift yıldızlar çok etkindir ve bulunmaları da o denli kolaydır. O halde soğuk bileşenli yakın çiftler, kuvvetli kromosfer ve geçiş bölgesi (TR) salma çizgileri, korona, X-ışın ve radyo salmaları, yıldız lekeleri ve flareler gibi dinamo kaynaklı manyetik etkinliklerin incelenmesinde önemli temel bilgiler verebilir.

2. Bir yakın çiftte yıldızın hızlı dönmesini sağlayan çekim kuvveti tek yıldızdaki iç ve yüzey dönmesini değiştirebilir. Çağdaş yıldız dinamo kuramlarında etkinlik çevriminin gelişimi ve manyetik alanların oluşumunda enlemsel ve boylamsal diferansiyel dönmenin önemli rolü olduğunu biliyoruz (Parker 1986; Gilman ve DeLuca 1986). Yakın çiftlerin üyeleri olan yıldızlarda diferansiyel dönmenin yavaşlatılması beklenir. Dolayısıyla karşılıklı çekimin kuvvetli olduğu yakın çift üyeleri dinamo modellerinin testi ve dinamoya diferansiyel dönmenin nasıl yansıdığına incelenmesinde laboratuvar görevi görebilir.

3. Aktif yıldız bir çiftin üyesi ise kütle, yarıçap, ışıma vb. fiziksel özelliklerini biliyoruz. Yıldızın dönme ekseninin yörünge düzlemine dik olacağı varsayımıyla yıldızın dönme ekseninin eğikliği de bellidir.

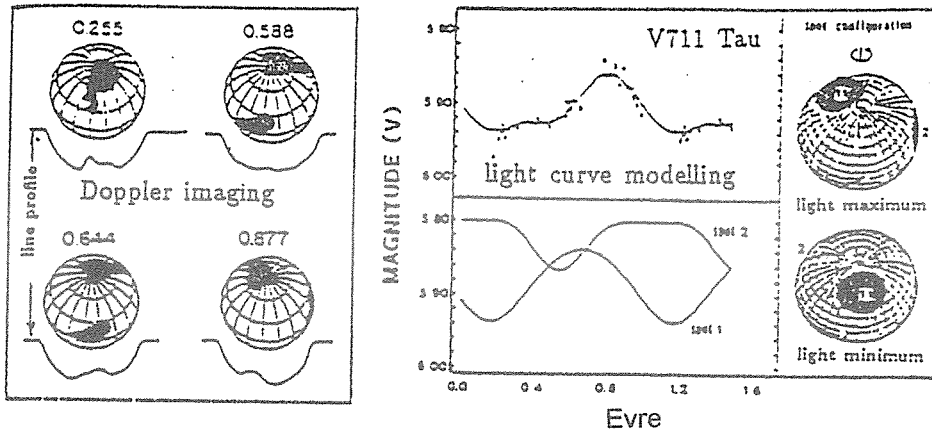
4. Kromosferik aktif yıldız bulunduran örten çiftlerde bileşenlerin karşılıklı olarak birbirini örtmeleri onların yüzey ve atmosfer yapılarını haritalama olanağı sağlar. Tutulma haritalama tekniğinin başarılı olması için UV, optik ve X-ışın çalışmalarının birlikte değerlendirilmesi gerekir (Neff et al. 1989; White et al. 1990).

5. Aktif, soğuk bir bileşenle küçük, sıcak beyaz cüce veya alt cüce bileşenden oluşan örten çiftlerde soğuk yıldızın atmosferini incelemek için sıcak yıldız kullanılabilir. Baş minimum öncesi ve sonrasında sıcak yıldız soğuk yıldızın atmosferinin arkasından geçerken soğuk yıldızın iç korona, geçiş bölgesi ve kromosferi incelenebilir.

4.1 YILDIZ LEKELERİ

Yıldızların yüzeylerinde de güneşteki gibi lekelerin bulunduğu 50 yıl kadar önce ilk kez Kron (1947) tarafından önerilmiş fakat, Hall (1976)'ün yıldız lekelerini kromosferik etkinliğe bağlayan çalışmasına değin üzerinde fazla durulmamıştır. Lekelerin varlığına ilişkin ilk ip ucu geniş band ışık eğrilerinde görülen düşük genlikli sinüs benzeri parlaklık değişimiydi. Bundan sonra bu alanda yapılan yoğun araştırmalar bu yıldızlarda fotosferden 500-1000 K daha soğuk dev, kara lekelerin varlığını ortaya koydu. Leke bölgelerinin yeri, lekelerin sıcaklıkları ve büyüklükleri için önce ışık eğrileri kullanıldı. Işık eğrilerinin modellenmesi çok sayıda serbest değişkene bağlı olduğunda içinden çıkılması zor sorunlar getirdi. Bu sınırlamalara karşın ışık eğrilerinin modellenmesiyle lekelerin sıcaklıkları, alanları, sayıları ve yıldız yüzeyindeki konumlarına ilişkin önemli bilgiler elde edildi. Lekelerin buldukları boylamlar iyi belirlenirken lekelerin enlemleri tam olarak saptanamamıştır. Çünkü enlemin belirlenmesi leke alanı, sıcaklığı ve yıldızın dönme eksenine bakış doğrultusundaki açıya bağlıdır.

Leke bölgelerinin varlığı ve yıldız diski üzerindeki konumunun belirlenmesi Vogt ve Penrod (1983) tarafından geliştirilen Doppler görüntüleme tekniği kullanılarak tayfsal yöntemle araştırılmaya başlanmıştır. Doppler görüntüleme tekniği dönmeden dolayı genişlemiş tayf çizgi kesitlerinde lekelerin oluşturduğu küçük bozulmalara dayanır. Bu yöntemin uygulanabilmesi için yüksek yaymalı ve yüksek sinyal / gürültü oranlı tayf çekerek bir dönem boyunca elde edilmiş verilere gereksinim vardır. Doppler görüntüleme yöntemi enleme çok duyarlı olduğundan ışık eğrilerinin leke modelleriyle birleştirilmesi haritalamayı tamamlamaya yardımcı olur. Leke boyutları ve dağılımları bir kaç hafta içerisinde değiştiğinden tayf ve ışık ölçümünün aynı anda yapılmış olmasında yarar vardır. Ancak, Doppler görüntüleme yöntemi çok az sayıda yıldızla uygulanabilmiştir (Strassmeier 1990,1991). Öte yandan Linsky (1988) ve Strassmeier (1990), Hatzes ve Vogt (1992) eş zamanlı çok-renk ışık eğrileriyle tayfsal Doppler görüntüleme tekniğinin aynı sonuçları verdikleri göstermişlerdir.



Şekil 16. V711 Tau 'nun aktif K2IV bileşeninde Doppler görüntüleme tekniği (Vogt, 1988) ve ışık eğrisi modellenmesiyle (Rodono et al., 1986) elde edilen leke dağılımınının karşılaştırılması. Gözlemler eş zamanlıdır.

Lekelerin özelliklerini ortaya çıkartmak için son yıllarda yüksek sinyal / gürültü oranlı λ 8860 A TiO band tayfı kullanılmaya başlanmıştır (Saar ve Neff 1990). Her üç yöntem de benzer sonuçlar vermektedir. Bu modellemeler yüksek enlemlerde en az iki lekenin bulunduğunu ve yıldızın görünen yüzeyinin %5 'i ile %25 'ini kapladığını ortaya koymaktadır. Lekeler yıldızın ışık küresine göre 500 - 1200 K daha soğuktur.

RS CVn ve BY Dra yıldızlarının çoğunun ışık eğrilerinin genliğinde ve ortalama parlaklıklarında güneş benzeri etkinlik çevrimlerinden kaynaklandığı sanılan uzun süreli değişimler görülür. Değişim çevrimleri genellikle 6-14 yıl arasındadır (Evren 1990; İbanoğlu 1990; Olah 1990). Öte yandan bu dizgelerin kimisinin yörünge dönemleri azalma ve artmayı aynı anda gösterirler. Her iki yönlü bu dönem değişmesini Hall (1990) güneş türü manyetik çevrimlere bağlamaktadır.

Güneşteki diferansiyel dönmenin enleme bağılı olduğunu biliyoruz. Dönme miktarı;

$$\Omega (^{\circ}/\text{gün}) \approx 14.37 - 2.60 \sin^2\phi \quad (4.1)$$

bağıntısıyla verilmektedir (Tang 1981). Güneş' in 11 yıllık etkinlik çevrimi ile 22 yıllık manyetik çevriminin açıklanmasında güneş dinamo modellerinin çoğu diferansiyel dönmeyi anahtar element olarak kullanır. Kısa dönemli RS CVn dizgelerindeki diferansiyel dönme, güneştekinin %10-30 'u kadar aktif, tek anakol yıldızlarıyla λ And 'in yörünge dönemine eşit dönmeyen bileşeninde 5 kat daha fazladır. RS CVn yıldızlarındaki diferansiyel dönmenin bu denli küçük olması çekimle kuvvetli etkileşmeden dolayı diferansiyel dönmenin zayıflatılmasıdır. Öte yandan, Vogt ve Hatzes (1991), UX Ari çiftinde bileşenlerin uçlaklarının eşleklerine göre daha hızlı döndüğünü göstermişlerdir.

RS CVn ve BY Dra yıldızlarının en önemli özelliklerinden birisi de Call H ve K çizgileriyle H_{α} çizgilerinin çok kuvvetli salma olarak görünmesidir. Bu yıldızların kromosfer ve geçiş bölgelerine ilişkin bilgilerimiz şüphesiz IUE uydusuyla artmaya başladı. Soğuk G, K ve M türü yıldızların UV sürekliliği çok zayıf olduğundan MgII h+k λ 2800 gibi kromosferik salma çizgileriyle NV λ 1240, Si IV λ 1400 ve CIV λ 1550 gibi geçiş bölgesinin çok kuvvetli salma çizgileri kolayca incelenebiliyordu. Bu çizgilerin incelenmesiyle yıldız etkinliği yanında kromosfer ve geçiş bölgesinin fizik yapısına ilişkin önemli bilgiler elde ediliyordu.

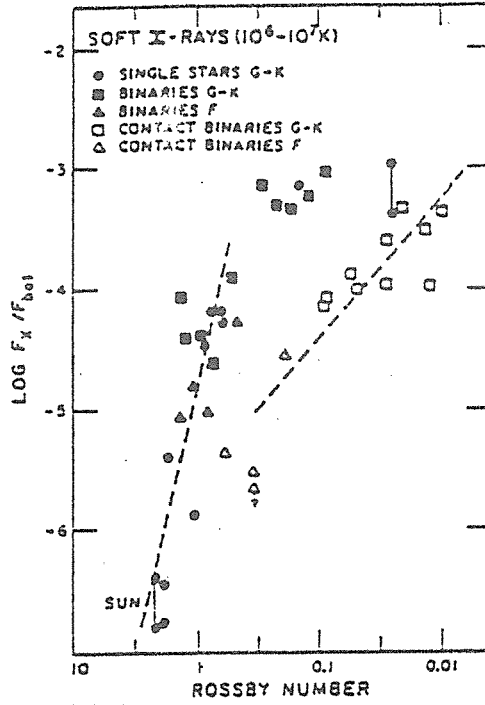
4.2 KORONA X-IŞIN SALMASI VE RADYO SALMALARI

Aktif kromosferli yıldızların yumuşak X-ışın saldıkları (0.1-4.5 keV) ilk kez HEAO-I ile bulunmuş, daha sonra EINSTEIN, EXOSAT, GINGA ve ROSAT ile gözlemleri sürdürülmüştür. Bu gözlemler X-ışın ısıtmalarının yörünge dönemine ve dolayısıyla dönme dönemine bağlı olduğunu göstermiştir. RS CVn yıldızlarının X-ışın ısıtmaları $L_x \approx 10^{29}$ - 10^{31} ergs⁻¹ olup sakin güneşten ($L_x = 2 \times 10^{27}$ ergs⁻¹) 100-10000 kat daha fazladır. Güneş koronasından salınan X-ışınları gibi bu yıldızlarda da X-ışın salmalarının koronada kapalı manyetik loop yapıları içersine sıkıştırılmış 10^7 K sıcaklığındaki sıcak plazmadan kaynaklanmaktadır.

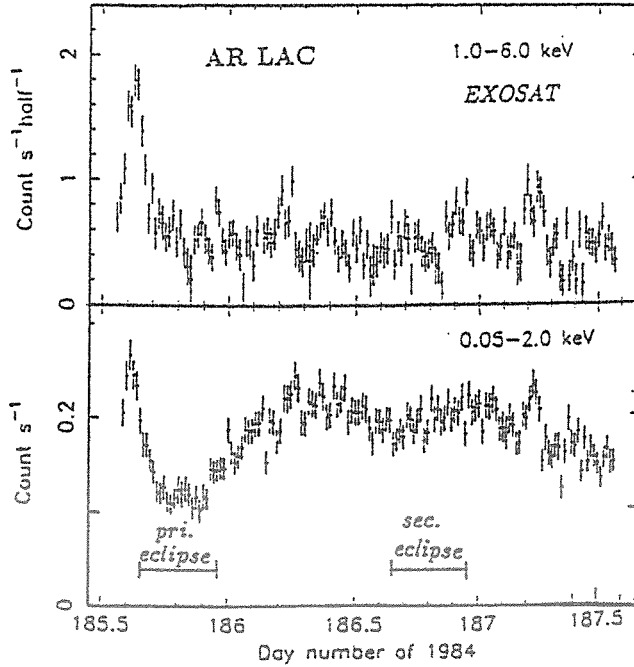
Vilhu (1984) 'dan alınan Şekil 17. aktif yıldızların X-ışın akıları ile Rossby sayısı ($P_{\text{dön}} / \tau_c$) arasındaki ilişkiyi göstermektedir. $R < 0.5$ olduğu hızlı dönen yıldızlarda $\log (F_x / F_{\text{bol}}) = -3.0$ lük en büyük değerine ulaşır. W UMa türü değen dizgeler ise daha az X-ışın akılıdırlar ve farklı bir bağıntı gösterirler.

AR Lac 'in EXOSAT ile elde edilen bir çevrimlik X-ışın gözlemleri düşük erkelerde (<1 keV) baş ve yan minimumlarda X-ışınlarının yoğunluğunda azalmalar gösterirken 1 keV dan daha yüksek erkelerde evreye bağlı bir değişim göstermediği gibi X-ışın tutulmaları da göstermediğini ortaya çıkarmıştır (White et al. 1990). Düşük erkeli bileşen $\approx 7 \times 10^6$ K sıcaklığına

karşılık gelmektedir. Yüksek erkelerde yörüngeye bağlı bir değişimin görülmemesi dizgeyi yüksek sıcaklıklı bir plazmanın sardığını gösterir. Yüksek sıcaklıklı bu korona, boyutları bileşenler arasındaki uzaklığa kadar büyüyeabilen kapalı manyetik yapılarla tuzaklanmış olabilir ve lupların parçalanması sonucu fırlatılan parçacıklarla ısıtılabilir.



Şekil 17. Normalleştirilmiş X-ışın akıları (F_x / F_{bol}) ile Rossby sayısı arasındaki ilişki (Vilhu 1984).

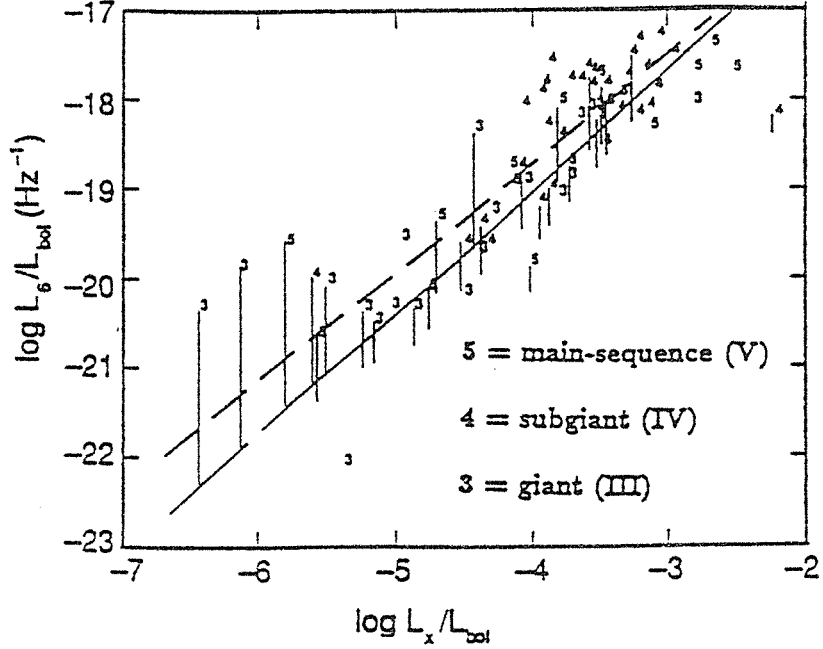


Şekil 18. AR Lac 'ın EXOSAT X-ışın gözlemleri.

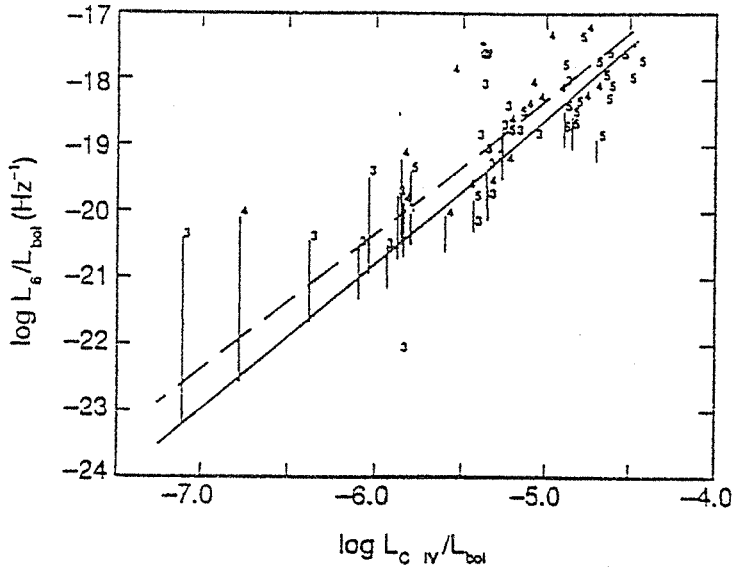
Güneş'imizin radyo salmaları yaptığını çok iyi biliyoruz. Bu salmalar sakin salmalardan radyo patlamalarına değin uzanmaktadır. Santimetre dalgaboylarındaki salmanın koronada bulunan ısısal ve relativistik plazmadaki cirosinkrotron ve ısısal frenleme işlemlerinden kaynaklandığı düşünülmektedir (Morris ve Mutel 1988). Bugüne değin aktif kromosferli 120

yıldızdan ancak yarı 6 cm radyo dalgasında gözlenebilmiştir. Bu yıldızlardaki radyo salmaları güneştekinden kat kat kuvvetli olması yanında kimisinde radyo flareleri de gözlenmiştir (Byrne 1989).

Drake et al. (1989) 6 cm lik radyo ışıtmaları ile aktif bileşenlerin dönme hızları arasında $L_x \approx V_{dön}^{1.0 \pm 0.3}$ şeklinde bir bağıntı bulmuşlardır. Öte yandan, normalleştirilmiş radyo ışıtmaları $L_{6\text{ cm}} / L_{bol}$ ile normalleştirilmiş X-ışın ışıtmaları L_x / L_{bol} arasında $L_{6\text{ cm}} / L_{bol} = (L_x / L_{bol})^{1.4 \pm 0.1}$, normalleştirilmiş CIV $\lambda 1550$ salma çizgisi ışıtmaları L_{CIV} / L_{bol} arasında da $L_{6\text{ cm}} / L_{bol} = (L_{CIV} / L_{bol})^{2.2 \pm 0.3}$ şeklinde bir bağıntı bulmuşlardır. Bu bağıntılar Şekil 19. ve 20. de gösterilmektedir.



Şekil 19. Aktif kromosferli çiftlerde $L_{6\text{ cm}} / L_{bol}$ ile L_x / L_{bol} arasındaki ilişki (Drake et al. 1989).



Şekil 20. BY Dra ve RS CVn yıldızlarında $L_{6\text{ cm}} / L_{bol}$ ile L_{CIV} / L_{bol} arasındaki ilişki (Drake et al. 1989).

Radyo salması, X-ışın ve kromosferik geçiş bölgesi etkinliği arasında yakın bir ilişki olduğu görülmektedir. O halde 6 cm radyo salmaları ile yüksek sıcaklıklı X-ışın salmaları 50×10^6 K lik ısısal elektronlar tarafından üretilmelidir. Bu da radyo salmalarının genişlemiş halo bölgesinde ısısal cirosinkrotrondan kaynaklandığını gösterir. Bu bölgedeki elektron yoğunluğu $N_e \approx 2 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$, ortalama manyetik alan yeğnliği de $B \approx 200$ Gauss olarak hesaplanmıştır.

Manyetik alan yeğnliklerinin doğrudan ölçümü için Saar (1991), Zeeman-genişleme tekniğini geliştirmiştir. Bu teknik bir kaç yıldız uygulanmış olmasına karşın yıldız yüzeyinde hangi bölgede yeğn bir manyetik alanın olduğunu ve toplam yüzeyin ne kadarını kapladığını güzel bir şekilde ortaya koymaktadır. V711 Tau örneğinde bulunan eşlek bölgesindeki $B = 985 \pm 270$ Gauss' luk manyetik bölge yıldız yüzeyinin %18' ini kaplamaktadır. Bu yeğnlik güneş lekelerinin tam gölgelerindeki 1200-1600 Gauss' luk yeğnlikten az, fakat kapladığı alan çok geniştir.

4.3 YAKIN ÇİFTLERDE MANYETİK ETKİNLİĞİN SONUÇLARI: AÇISAL MOMENTUM KAYBI VE MANYETİK FRENLEME

Aktif yıldızlarda yıldız rüzgarlarındaki manyetik dönme momentlerinin açisal momentum kaybına neden olduğu bilinmektedir (Mestel 1968, 1984). Bu mekanizmaya **manyetik frenleme** diyoruz. Rüzgardaki manyetik alanın ürettiği kuvvet momentleri manyetik alanın yeğnliğine, Alfven yarıçapına ve yıldız rüzgarlarının uzaklığına bağlıdır. Manyetik frenleme ile AMK bileşenler arasındaki uzaklığın, dolayısıyla yörünge döneminin kısalmasına neden olur (Huang, 1966). Güneş türü tek yıldızların tersine yörünge dönemi kıaldıkça çift yıldız bileşenleri daha hızlı dönmeye başlarlar. Dönmenin hızlanmasıyla manyetik etkinlik artar. Van't Veer (1979), Vilhu (1982), Guinan ve Bradstreet (1988) tarafından ayrıntılarıyla tartışıldığı gibi güneş benzeri yıldızlardan oluşan ayrık bir dizge açisal momentum kaybı ile kısa dönemli bir değen dizge durumuna gelebilir. Çift kısa dönemli bir değen dizge durumuna geldikten sonra çekimsel ışınım da AMK nin önemli bir kaynağı durumuna gelir. Kısa dönemli ($P < 0.5$ gün) bir yakın çift bu iki kurgunun etkisiyle birleşerek çok hızlı dönen FK Com veya mavi aykırı yıldızlar (blue stragglers) gibi tek yıldızlara dönüşebilir.

W UMa türü dizgelerden 34 'ü üzerine yapılan bir çalışma onların yüksek uzay hızına sahip olduklarını göstermiştir. Buna göre bu dizgeler çok yaşlı disk öbeği yıldızlar olmalıdır. Guinan ve Bradstreet (1988) bu gruptaki yıldızların yaşlarının $(5-10) \times 10^9$ yıl dolayında olduğunu hesaplamışlardır. Yaşlı bir açık yıldız kümesi olan NGC 188 ($t \approx (5-10) \times 10^9$ yıl) de yedi W UMa dizgesinin bulunması (Kaluzny ve Shara 1987) bu düşüncüyü desteklemektedir. Küçük kütleli, başlangıç dönemleri kısa olan yarı ayrık dizgeler AMK ile daha kısa zamanda değen dizge durumuna geçmektedir. O halde bugün gözlediğimiz W UMa dizgelerinin atalarının kısa dönemli BY Dra ve RS CVn yıldızları olduğu söylenebilir.

5. PLAZMA FİZİĞİ: YIĞILMA DİSKLERİ

Etkileşen çift yıldızlar terimi son on yılda sıkça kullanılmaya başlandı. Çift yıldız tanımına göre çekimsel olarak etkileşen iki yıldızdan oluşan bir çiftin üyeleri ortak kütle merkezinde kapalı yörüngelerde dolanmaya zorlandıklarına göre bütün çiftler **etkileşen** çift yıldızlar olmalıdır. Ancak etkileşen çift yıldızlar terimini daha çok her iki bileşenin ve dolayısıyla dizgenin gelişimini önemli ölçüde etkileyen kuvvetli etkileşmeler için kullanıyoruz (Batten ve Wood, 1993).

Yakın çiftlerin çoğunda bileşenlerden en az biri gelişim sırasında kendi eş potansiyel yüzeyini (Roche lobu) doldurabilir. Bu duruma gelen bileşen artık kararsızdır. Böyle dizgelerde

bileşenler arasında madde aktarımı ve dizgeden madde kaybı beklenmelidir (Batten, 1973). Bileşenler arasında madde aktarımının en iyi belirteçleri ışık ve dikine hız eğrilerinde bozulmalar, yörünge dönemlerinde değişimler ve salma çizgilerinde evreye bağlı değişimlerdir.

Bileşenler arasında madde aktarımının varlığı ilk kez Wyse (1934)'nin RW Tau örtin çiftinin tam tutulma evresinde balmer salma çizgilerini gözlemesiyle ortaya çıktı. Daha sonra Joy (1942) tayfsal gözlem verilerini değerlendirerek baş yıldız çevresinde dönen genişlemiş bir gaz halka modelini önerdi. Joy'un halka modeli zamanla disk - benzeri modele dönüştü. Struve (1949), çok sayıda Algol dizgesinde salma çizgileri buldu ve ilk kez yığılma disklerinin daha çok uzun dönemli yıldızlarda oluştuğunu önerdi. CCD ve görüntü tüpleri gibi yeni alıcıların geliştirilmesiyle yığılma disklerine ilişkin bilgilerimiz hızla artmaya başladı. Bugün yüksek yaymalı, yüksek S / N oranlı tafçekerlerle yıldızlararasıdaki çok az maddeyi bile fark edebiliyoruz. NASA' nın 1968 yılında OAO - A2'yi fırlatmasıyla atmosfer dışından moröte gözlemlerine başlanması, etkileşen bir çok örtin çiftin moröte ışık eğrilerinin elde edilmesi yığılma disklerinin nasıl oluştuğunu ve fizik yapılarını anlamamızı kuşkusuz çok kolaylaştırdı.

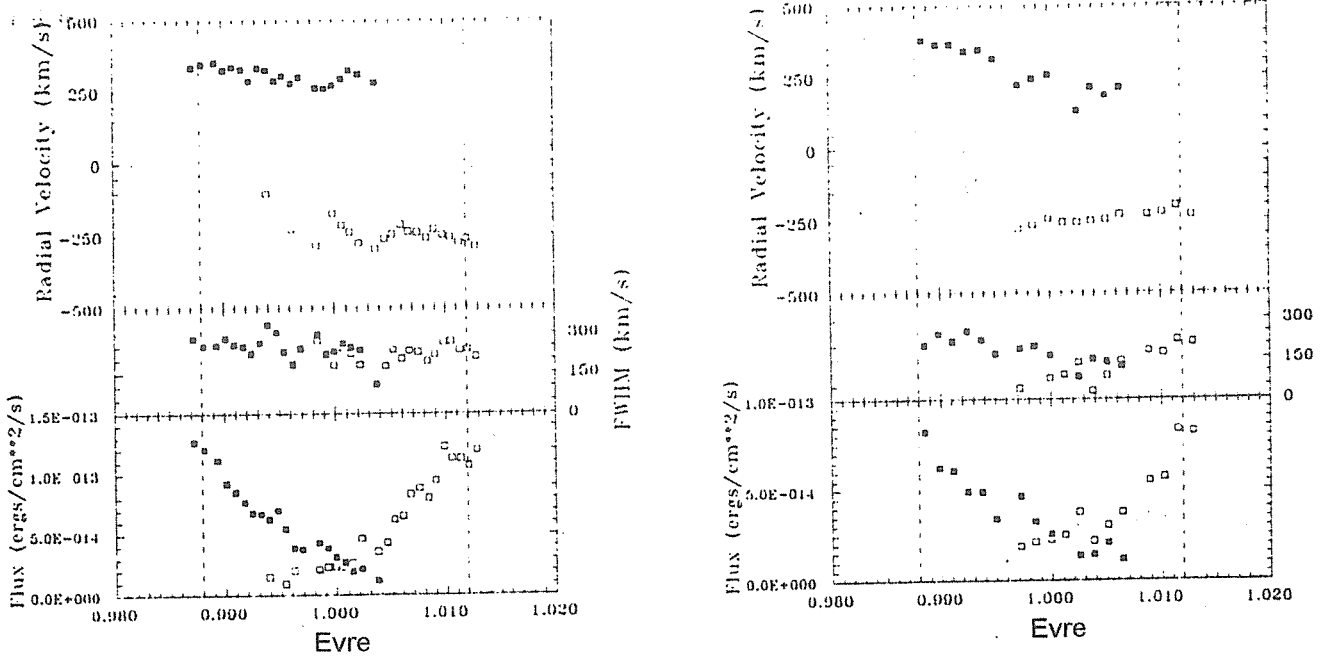
Baş yıldızları kuşatan yığılma disklerinin Roche lobunu dolduran küçük kütleli bileşen tarafından oluşturulduğu bilinmektedir (Pringle 1981; Verbunt 1982). Lagrange L₁ noktasından ayrılan madde kütle alan yıldızla çarpmayacak kadar fazla açısız momentuma sahiptir. Akan madde büyük kütleli yıldız çevresinde yörünge çizmeye başlar. Sürtünme işlemleri dışarıya doğru açısız momentum içeriye doğru kütle yığarak yassı bir disk oluşturur. Hidrostatik dengede olan disk Kepler yörüngesinde dönmeye başlar. Bu diskin oluşum işlemi kütle alan yıldızın kesirsel yarıçapı küçükse olasıdır. Bu da ancak CV ve uzun dönemli Algol dizgelerde olabilir. Bununla birlikte kısa dönemli Algol dizgelerde akan gaz yıldızın arka yüzeyine çarpacaktır. Uzun ve kısa dönemli Algol dizgelerde gözlenen farklı diskleri bu öneri açıklayabilmektedir (Lubow ve Shu 1975). Kısa dönemli Algollerdeki geçici diskler yıldız - akıntı çarpışmasıyla oluşabilir.

Kütle alan sıcak yıldızın soğuk yıldız tarafından örtüldüğü derin baş minimumda sıcak yıldız saran diskin ayrıntılarını görebiliriz. Tutulma başlangıcından sonuna kadar alınan tayflar diskin fizik yapısındaki farklılıklar yanında sıcak yıldız çevresindeki dönme hızlarını da bulmamızı sağlar.

Gaz diskleri üzerine yapılan çalışmaları derleyerek Kaitchuck ve Honeycutt (1982) ile Kaitchuck, Honeycutt ve Schlegel (1985) kütle aktarımı gösteren yıldızları iki gruba ayırdılar. Buna göre $P > 5g$ olan yıldızlarda akan madde baş yıldızın arkasından sürüklenecek kalıcı bir disk oluşturmaktadır. $P < 5g$ olanlarda ise akan gaz baş yıldızla çarpmakta geçici ve kararsız bir disk meydana gelmektedir. Peters (1989)'e göre en çok değişkenlik gösteren dizgeler 5-6 gün dönemli olanlardır. Diskin kalın ya da ince olması kütle aktarım hızına bağlıdır. Yıldız saran diskin ön ucuyla arka ucundan elde edilen çizgi yeğlilikleri farklı olduğu gibi hızlar da farklıdır. Dizgenin öğeleri belliyse salma çizgilerinin görünüp kaybolma zamanlarını kullanarak diskin yarıçapını bulabiliriz. Hesaplanan yarıçaplar genellikle kuşattığı yıldız çapının 1.1 ile 1.7 katıdır ve dairesel yapıda değildir.

Şekil 21' de Kaitchuck (1989) 'un SW Cygni 'nin tayfsal gözlemleriyle elde edilen sonuçlar verilmektedir. Farklı tarihlerde edilen gözlemlere göre diskin dönme hızı Kepler yörünge hareketine uymamakta, yıldızın önündeki parçacıkların hız alanı zamanla tersine dönmektedir. En yüksek dönme hızları diskin en dışında görülmektedir. Dönme hızlarına göre daha geniş çizgi eşdeğer genişliklerinin tüm Balmer salma çizgilerinde görülmesi disk içersinde büyük ölçekli çalkantı devinimlerinin varlığının en iyi belirteçidir. Bu yüksek ölçekli çalkantı devinimi kuvvetli bir şok cephesi oluşturarak yüksek mertebeden salma çizgilerini oluşturabilir(Kaitchuck, 1989). Plavec (1983)'e göre U Cep yıldızında yüksek mertebeden iyonlaşmış elementlerin salma çizgilerinden çalkantı hızlarının 100 kms^{-1} dolayında olduğunu hesaplamıştır.

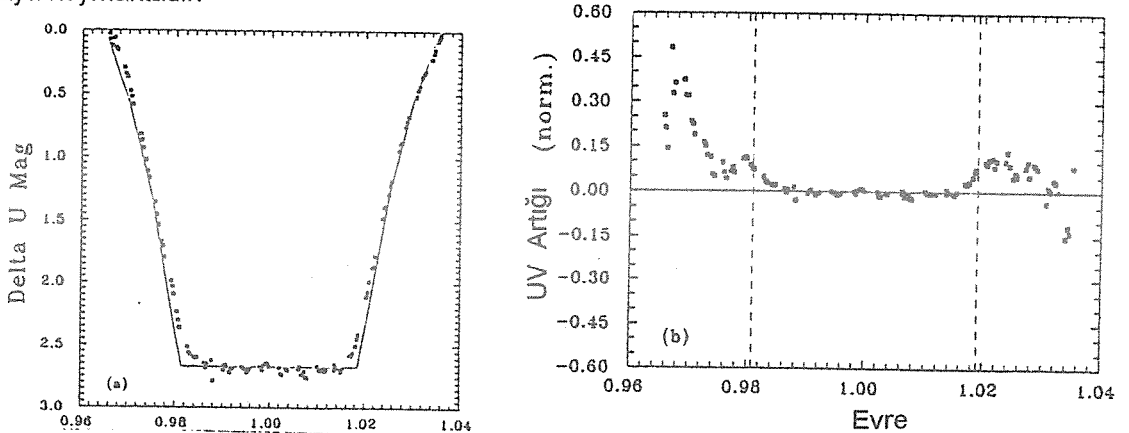
Peters ve Polidan (1984) sıcak çalkantı yığılma bölgesinin (HTAR) kütle alan yıldızın arka yüzeyinde olduğunu göstermişlerdir. Buna karşın, HTAR, geçici diskin optik salma çizgilerini oluşturan bölgeler ve sürekli diskler arasındaki fiziksel ilişkiler henüz tam olarak anlaşılmamıştır.



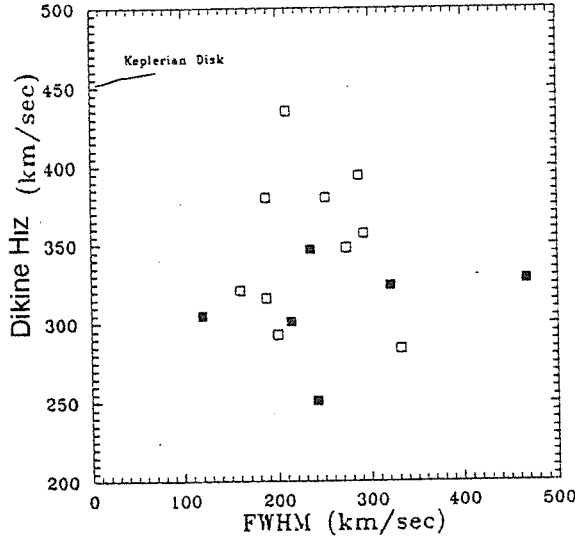
Şekil 21. SW Cygni 'nin 28 Temmuz 1982 ve 17 Ekim 1987 tarihlerinde elde edilen H_{β} salma çizgilerinin hızları, eşdeğer genişlikleri ve akıları. Dolu ve boş semboller kırmızıya ve maviye kaymış Doppler bileşenlerini göstermektedir.

Şekil 21' den de görüldüğü gibi ön diskin dış kısımları daha hızlı dönmektedir. Çizgi akıları da kırmızıya kayan bileşenin ikinci teğetten üçüncü teğete doğru azaldığını, maviye kayan bileşenin ise tutulma ortasından üçüncü teğete kadar düz ya da hızlı değişme gösterdiği görülmektedir.

Olson (1982), U Cep'in on yıllık gözlem verilerinden kütle aktarımı hızlandığında geçici bir sürekli salma diskinin oluştuğunu önermiştir. Tutulma sırasında gözlenen sürekli ışık fazlalığını Olson, gaz akımıyla yıldızda erke depolanmasına bağlamaktadır. Kaitchuck et al. (1989) 'in eşzamanlı tayf ve UBV ışıkölçümü de sürekli diskin yarıçapını $1.2 R_{\text{pri}}$, salma diskinin de 1.2 ile $1.6 R_{\text{pri}}$ yarıçapında olduğunu ortaya koymuştur. Kimi zaman içten teğet evresinde süreklilik artışı bulunmazken salma çizgisi görülmekte, kimi zaman da bunun tersi olmakta veya her ikisi birden bulunmaktadır. Bu durum, bu iki bölgenin birbirleriyle yakın fiziksel ilişki içerisinde bulunmadığını ortaya koymaktadır.

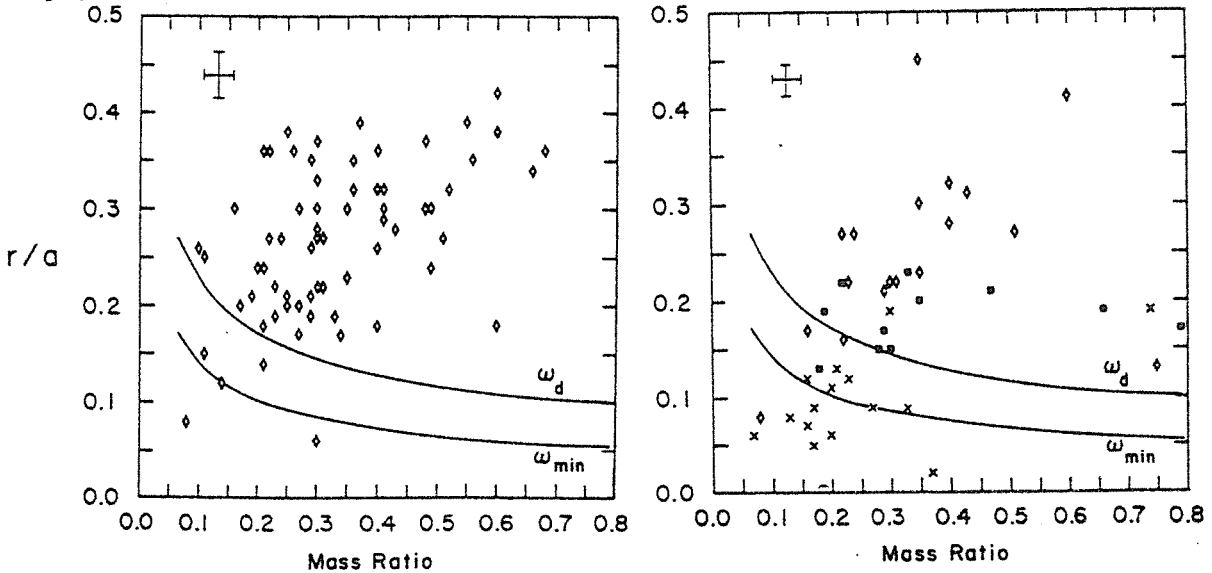


Şekil 22. U Cep 'in U bandındaki tutulma eğrisi ve renk artışı.

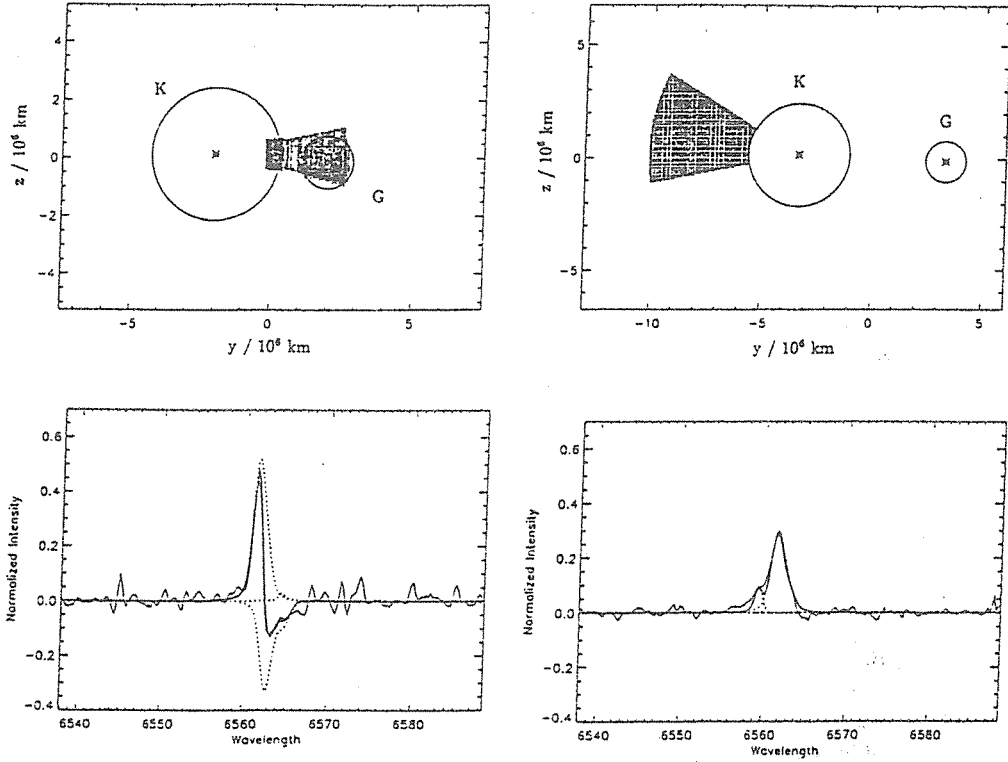


Şekil 23. *U Cep'in baş minimumda salma çizgilerinden elde edilen dikine hızlar ve çizgilerin eşdeğer genişlikleri. Dolu noktalar kırmızıya, boş noktalar da maviye kaymış çizgileri göstermektedir. Kepler yörüngesi de sürekli çizgiyle gösterilmiştir.*

Dönem değişimleri ve ışık eğrilerindeki bozulmalar kısa dönemli Algol dizgelerinin çoğunun kütle aktarım evresinde bulduklarını göstermektedir. O halde neden çok az sayıda yıldız tutulma sırasında salma çizgisi göstermektedir? Bu sorunun yanıtı disk oluşumunun mekaniğinde bulunabilir. Şekil 24., Algol dizgelerinde baş yıldızın kesirsel yarıçapının kütle oranına göre değişimini göstermektedir. Disk belirtisi gözlenemeyen yıldızlar açık, geçici disk gözlenebilenler ise dolu sembollerle gösterilmiştir. Sürekli disk bulunduran yıldızlarda çarpı ile işaretlenmiştir. Bunlar genellikle uzun dönemli, her zaman salma çizgisi gösteren yıldızlardır. Bu şekilde görülen üstteki eğri, Lubow ve Shu (1975) tarafından hesaplanan disk yarıçapı, alttaki ise akıntının kütle alan yıldız ne kadar yaklaşabileceğini göstermektedir. Altteki eğrinin altına düşen dizgelerde kararlı, Kepler yörüngesinde devinen disklerin oluşması beklenmektedir. İki eğri arasında kalan dizgelerde akıntının kalınlığına bağlı olarak bir kısmı sıcak yıldızla çarparken bir kısmı disk oluşturabilir. Üstteki eğrinin üstünde kalan yıldızlarda ise akıntının tamamının yıldızla çarpması beklenmektedir.



Şekil 24. *Kütle kazanan yıldızın kesirsel yarıçapı ile kütle oranı arasındaki ilişki.*



Şekil 25. SS Boo 'nun 9 Nisan 1987 'de 0.953 ve 25 Mayıs 1991 'de 0.923 evrelerindeki H α çizgileri ve fışkıрма modelleri (Hall ve Ramsey, 1994).

Hall ve Ramsey (1994), H α çizgilerinin ince yapılarından RS Cvn yıldızlarının bileşenlerinin Roche loblarını doldurmadan da fışkırmalar şeklinde kütle kaybedebileceklerini göstermişlerdir. Şekil 25 'te SS Boo 'nun hemen hemen aynı evre fakat farklı tarihlerde elde edilen H α çizgi kesitleri ve bunları açıklamak için önerilen fışkıрма modelleri gösterilmektedir. Fışkırmalar 2.15 R $_*$ yarıçapına kadar çıkabilmekte ve aktif yıldızların bu yolla güneş rüzgarıyla kütle kaybının 100 katı dolayında, yaklaşık $10^{-12} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ lık kütle kaybedebilecekleri önerilmektedir.

6. SONUÇLAR

Algol 'un John Goodricke tarafından yeniden bulunmasından bu yana 2 yy 'dan fazla zaman geçti. Bu uzun zaman diliminde bu ilginç cisimler grubunun yapılarını ve davranışlarını iyi kavrayabilecek bir konuma ulaştık. Ancak, daha çözemediğimiz bir çok olay bulunmaktadır. Bunları şöyle özetleyebiliriz :

- 1) Roche modeli bileşenleri birer kütle nokta olarak ele almakta, çekim kuvveti dışındaki ışınım basıncı, manyetik etkiler, konvektif fırlatma, zonklama, dönme gibi henüz tam olarak anlayamadığımız öteki etkileri boşlamaktadır. Öyle anlaşılıyor ki bu etkilerden kaynaklanan kütle kaybı ya da kütle aktarımı, boşlanamayacak kadar büyüktür.
- 2) Etkileşen çift yıldızlarda kütle kaybının kütle aktarımından daha önemli olduğu açığa çıkmaktadır. Düzenli kütle kaybının etkileşen çift yıldızların gelişimini nasıl etkilediği gözlemsel ve kuramsal olarak açıklığa kavuşturulamamıştır.
- 3) Yakın çiftlerin gelişimi başlangıç kütlelerine, başlangıç kütle oranına ve bileşenler arasındaki başlangıç uzaklığına bağlıdır. Ancak kuramla gözlem arasında bire-bir bir ilişki henüz kurulamamıştır.

- 4) Etkileşen çift yıldızlardaki bir çok olayı, yığılma diskleriyle açıklamaya çalışıyoruz. Kuramsal çalışmalar, kütle alan yıldız sıkışık bir cisim ise yığılma diskinin oluşabileceğini gösteriyor. Anadol ve dev bileşenler kütle almaya başladığında bir diskin nasıl oluşabileceği konusu henüz açıklığa kavuşturulabilmiş değildir.
- 5) Manyetik etkinlik, G ve K altdev ya da dev bileşenli yakın çiftlerde en yüksek düzeyine ulaşıyor. Bu, ya konvektif bölgenin derinliği veya düşük yüzey çekimi veya her ikisinden kaynaklanmaktadır. Ancak, Zwaan (1991) 'a göre en büyük etki karşılıklı çekimden gelmektedir. Zwaan, buna *hiperaktiflik* derken Kuijpers (1989) *çift katlanmış etki* demektedir. Bu yıldızların oluşumu ve bundan sonraki gelişimlerinin nasıl olacağı gizemini hala korumaktadır.
- 6) RS Cvn yıldızlarındaki diferansiyel dönme Güneş 'e göre çok az, bazılarında terstir. Aktif yıldızların diferansiyel dönmesi 0.1 - 0.001 iken, Güneş 'te bu değer 0.2 'dir. Diferansiyel dönmenin bu denli az olmasına karşın, aktif çift yıldızların Güneş ve güneş-benzeri yıldızlardaki manyetik etkinliklerin bütün özelliklerini göstermeleri, bu yıldızlarda farklı bir dinamo mekanizmasının mı işlediği sorusunu gündeme getirmektedir. Kimi yıldızlarda uçlak bölgelerinin neden daha hızlı döndüğü anlaşılmalıdır.
- 7) Yörünge dönemlerindeki yan-düzenli artma ve azalmalar Hall (1990) tarafından aktivite çevrimlerine bağlanmaya çalışılmıştır. Ancak, bu düşünce henüz tartışılma aşamasındadır. Bu yıldızlardaki dönem değişimleri, manyetik etkinlik dışında başka olaylardan da mı kaynaklanmaktadır ?
- 8) Aktif yıldızların ışık eğrileri analizi ve Doppler görüntüleme tekniği, bu yıldızlarda en az iki leke grubunun aynı anda bulunduğunu göstermektedir. Bunlar Güneş 'tekinin tersine yüksek enlemlerde ve hatta kimi zaman tam uçlaktalarda yerleşmektedir. Güneş 'te lekelerin ömrü bir kaç ay görünürken, bu yıldızlarda yıl mertebesindedir. Lekelerin ömürlerini ve konumlarını tam olarak ortaya çıkarabilmek için çok sayıda ardışık olarak elde edilmiş ışık eğrilerinin birlikte analizinin daha güvenilir sonuçlar vereceği açıktır.
- 9) Aktif çift yıldızlarda radyo salmalarının oluşmasında çiftlik etkisinin önemi, yıldız rüzgarları şeklindeki parçacık çarpmaları, kütle aktarım etkilerinin nasıl katkıda bulunduğu tartışmaları sürmektedir.
- 10) LMC 'de CAL87 'nin optik bileşeni 19. kadirde bir örten çifttir (Cowley et al., 1990). X-ışın, tayf ve fotoelektrik ışıkölçüm, 10.6 saat dönemli bu örten çiftin görünmeyen bileşeninin 6 M_{\odot} 'den daha büyük kütleli bir karadelik olduğunu göstermektedir. 1^m.2 derinliğindeki başminimumun, karadelik etrafındaki geniş, parlak diskin örtülmesinden kaynaklandığı sanılmaktadır. CAL87 karadelik bulduran tek örten çifttir. Tutulmaların incelenmesi, karadelik çevresindeki diskin geometrisi ve yapısını ortaya çıkarabilecektir.
- 11) Güneş-benzeri bir yıldız etrafında küçük kütleli bir kahverengi cüce veya bir gezegenin varlığı, ilk kez F9V yıldızı olan HD114762 'nin dikine hız çalışmalarından bulundu (Maze et al., 1990). Görünmeyen bileşenin kütlelerinin 2.5×10^{31} gr (13 M_{Jup}) olduğu ve yörünge dolanımını 84.05 günde bir tamamladığı belirlendi. Kahverengi cüce ya da gezegenlerin varlığını ortaya çıkarmada yörünge eğikliği 90° 'ye çok yakın olan örten çiftleri kullanabiliriz. Otomatik fotoelektrik teleskoplarla (APT) $\pm 0^m.001$ duyarlıkta gözlem yapabildiğimize göre (Young et al., 1990) gezegenin yıldızı örtmesiyle oluşacak parlaklık değişimini kullanarak gezegen varlığını araştırabiliriz.
- 12) Yüksek kuantum etkinliği CCD dedektörlerinin geliştirilmesiyle yıldız kümeleri ve dış gökadalardaki 15 - 18^m 'den örten çiftlerin çok duyarlıklı ışık ve dikine hız eğrilerini elde etmeye başladık. Ayrıca APT 'lerin Dünya yüzeyine dağıtılması ve ortak bir program hazırlanmasıyla etkileşen çift yıldızların bir dönemlik tam ışık eğrilerinin elde edilmesi olanağı doğdu.
- 13) X-ışın uyduları CV ve X-ışın çiftlerinin yapılarını anlamamıza büyük katkılarda bulundu. ROSAT ve AXAF 'in X-ışın çiftleri ve korona X-ışın kaynakları konusundaki bilgilerimizi daha da ileriye götüreceğini umuyoruz.
- 14) UE fırtılışından bu yana geçen 16 yıl boyunca $\lambda\lambda 1150 - 3200$ dalgaboyu aralığında yaptığı gözlemlerle yakın çiftlerin yapılarını daha iyi anlamamızı sağladı. Hubble Uzay Teleskobu (HST) UV dalgaboylarında etkileşen çift yıldızların yapılarının ortaya çıkartılmasında önemli rol

oynayacaktır. Yüksek S/N oranıyla elde edilen çeşitli çift yıldızların tayfları incelenmeye başlanmış, gökadamız ile LMC ve SMC X-ışın çiftlerinin araştırılması sürmektedir.

15) NASA önümüzdeki bir kaç yıl içerisinde Uluslararası Ay Gözlemevi 'ni kurmayı planlamaktadır. Böyle bir gözlemevinin sağlayacağı üstünlükleri şöyle sıralayabiliriz: atmosfer yok, dolayısıyla tüm elektromanyetik tayfı alma olanağı var; kararlı bir gözlemevi tabanı; yavaş dönme nedeniyle bir kaynağı 14 gün gözleme olanağı. Ancak, böyle bir istasyonun kurulabilmesi için parasal sorun, Ay 'daki yüksek ardalın ışınımı, gündüz/gece çevriminden dolayı bir gözlemevinin kapasitesinin ancak %50 'sinin kullanılması gibi güçlükler de vardır.

Yakın çiftlerde çözümlenemediğimiz olayların kökenine inebilmek için onların yüksek erkeli γ ışınlarından radyo dalgalarına kadar olan tüm dalgaboylarında uzun süreli gözlemlerinin gerektiği ortaya çıkmaktadır. Üstelik bu gözlemlerin eşzamanlı yapılmasında büyük yarar vardır.

KAYNAKLAR:

- Ahmad, I. A. : 1989, Ap. J., 338, 1011.
Ahmad, I. A. : 1990, in 6. Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, p230.
Batten, A. H. :1973, in Binary and Multiple Systems of Stars, (Pergamon Press), p.166.
Batten, A. H., Wood, F. B. : 1993, in the Realm of Interacting Binary Stars, eds. J. Sahade, G. E. Mc Clushey and Y. Kondo (Kluwer: Dordrecht), p.3.
Byrne, P. B. : 1989, in Solar and Stellar Flares, ed. B. M. Haisch and M. Rodono (Kluwer: Dordrecht), p.61.
Claret, A., Gimenez, A.: 1990, AA. 230, 412.
Cowley, A. P., Schmidt, P. C., Crampton, D., Hutchings, J. B. : 1990, Ap.J. 350, 288.
Drake, S. A., Simon, T., Linsky, J. L. : 1989; Ap.J. Suppl. 71, 905
Deeney, B. D., Guinan, E. F., Maloney, F. P., Bradstreet, D. H.: 1991, B.A.A.S., 23, 835.
Evren, S. : 1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu (Kluwer:Dordrecht), p.561.
Guinan, E. F.: 1983, in New Frontiers in Binary Star Research, ed. K. C. Leung and I. S. Nha, p. 1, Sci. Conf. Series Vol. 38.
Guinan, E. F., Bradstreet, D. H. : 1988, Information and Evolution of low Mass Stars, ed. A. K. Dupree and M. T. Lago (Reidel : Dordrecht), p.345.
Guinan, E. F., Maloney, F. P. : 1985, A.J., 90, 1519.
Guinan, E. F., Maloney, F. P. : 1987, in New Generation Small Telescopes, eds. D. S. Hayes, D. R. Genet and R. M. Genet (Fairborn : Mesa, AZ), p. 383.
Gilman, P. A., DeLuca, E. E. : 1986, in Physics, Vol.254: Cool Stars, p.163.
Hack, M. Stickland, D. : 1987, in Exploring the Universe with the IUE Satellite, ed. Y. Kondo (Reidel : Dordrecht). p. 445.
Hall, D. S. :1976, in Multiple Periodic Variable Stars, ed. W. S. Fitch (Reidel : Dordrecht), p.287
Hall, D. S. : 1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu, (Kluwer : Dordrecht), p.95.
Hall, J. C., Ramsey, L. W. : 1994, A.J. 107, 1149.
Hatzes, A. P., Vogt, S. S. : 1992, M.N.R.A.S. 258, 387.
Hill, G., Hutching, J. B. : 1970, Ap.J. 162, 265.
Huang, S. S. : 1966, Ap.J., 150, 229.
İbanoğlu, C. :1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu, (Kluwer : Dordrecht), p.515.
Joy, A. H. : 1942, P.A.S.P., 54, 35.
Kaitchuck, R. H. : 1989, in Algols, ed. A. H. Batten (Kluwer: Dordrecht), p51.
Kaitchuck, R. H., Honeycutt, R. K. :1982, P.A.S.P. 94,532.
Kaitchuck, R. H., Honeycutt, R. K., Schlegel, E. M. : 1985, P.A.S.P. 97,1178
Kaluzny, J., Shara, M. M. : 1987, Ap.J. 314, 585.

- Kitamura, M.: 1990, in Active Close Binaries (NATO - ASI), ed. C. İbanoğlu (Kluwer: Dordrecht), p. 69.
- Kitamura, M., Nakamura, Y. : 1989, Publ. Natl. Astron. Obs., Japan, 1, 43.
- Kopal, Z. : 1955, Ann Ap. 18, 379.
- Krat, T. V. : 1944, Astr. Zu. 21, 20.
- Kron, G. E. : 1947, P.A.S.P., 59, 261
- Lestrade, J. F. : 1988, in The Impact of VLBI on Astrophysics and Geophysics, ed M. J. Reid and M. J. Moran (IAU Publ.), p.265
- Linsky, J. L. : 1988, in Multiwavelength Astrophysics, ed. F. Cordova (Cambridge Univ. Press), p.49.
- Lubow, S. H., Shu, F. H. : 1975, Ap.J.198,383.
- Lucy, L : 1967, Z. Ap., 65, 89.
- Maloney, F. P., Guinan, E. F., Body, P. T. : 1989, A.J. 98, 1800.
- Mazeh, T., Latham, D. W., Stefanik, R. P., Torres, G., Wasserman, E. : 1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu (Kluwer : Dordrecht), p267.
- Mestel, L.: 1968, M.N.R.A.S., 138, 359.
- Mestel, L.: 1984, in Lecture Notes in Physics, Vol.193: Cool Stars, Stellar Systems and the sun, ed. S. L. Baliunas and L.Hartmann (Spirenger - Verlag : Berlin), p.49.
- Morris, D. H., Mutel, R. L. : 1988, A.J. 95, 204.
- Neff, J. E., Walter, F. M., Rodona, M., Linsky, J. L. : 1989, A.A., 215, 79.
- Olah, K. : 1990, in Active Close Binaries, ed. C.İbanoğlu, (Kluwer : Dordrect), p.545.
- Olson, E. C. : 1982, Ap.J. 259, 702.
- Paczynski, B. : 1967, in On The Evolution of the Double Stars, ed. J. Dómmanget, p. 111, Commun Obs. r. Belgique, Ser. B, No. 17.
- Parker, E. N. : 1981, Ap.J., 244, 631.
- Parker, E. N. : 1986, in lecture Notes in Physics, No. 254 Cool Stars, Stellar System and the Sun, ed. M. Zeilik and D. M. Gibson (Springer - Verlag, NY), p. 341.
- Peters, G. J. : 1989, in Algols, IAU Coll. No. 107, ed. A. H. Batten, (Kluwer : Dordrect), p.9.
- Peters, G. J., Polidan, R, S. : 1984, Ap.J. 282, 745.
- Petterson, B. R. : 1989, Solar Physics. 121,299.
- Pinsonneault, M. H., Kawaler, S. D., Sofia, S., Demargue, P. : 1989, Ap.J., 338, 424.
- Plavec, M. : 1963, Ap.J. 275, 251.
- Plavec, M. : 1964, Bull. Astr. Inst. Csl. 15, 156.
- Plavec, M. : 1967, in On the Evolution of Double Stars, ed. J. Dómmanget, p. 83, Commun. Obs. r. Belgique, Ser. B, No. 17.
- Pringle, J. E. : 1981, Ann. Rev. A. Ap. 19, 137.
- Rodono, M. : 1986, in Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, eds. J. L. Linsky and R.E. Stencel (Springer - Verlag, NY), p.475.
- Saar, S. H. : 1991, in The Proc. IAU Coll. 130 : The Sun and Coll Stars - Activites, No. 3228.
- Sahade, J. : 1960, in Stellar Atmospheres (Stars and Stellar Systems VI) ed. J. L. Greenstein, p. 466, Chicago University Press.
- Schröder, K. P. : 1985, A.A. 147, 103.
- Schröder, K. P. : 1990, in Evolution in Astrophysics, ed. E. J. Rolfe, ESA SP - 310, p.345.
- Semeniuk, I. : 1967, Acta Astr., 17, 245.
- Skumanich, A. : 1972, Ap. J., 171, 565.
- Soderblom, D. R. : 1983, Ap. J. Suppl., 53, 1.
- Soderblom, D. R. : 1988, in Formation and Evolution of Low Mass Stars, (NATO - ASI) ed. A. K. Dupree and M. T. Lago (Kluwer : Dordrecht), p.389.
- Stencel, R. E., Kondo, Y., Bemart, A.P., McCluskey, G. E. : 1979, Ap. J. 233, 621.
- Strassmeier, K. G. : 1990, Ap. J., 348, 682.
- Strassmeier, K. G. : 1991, in Robotic Telescopes in the 1990's, ed. A. Filippenko (A.S.P. Conf. Ser).
- Struve, O. : 1949, M.N.R.A.S. 109, 487.
- Struve, O. : 1950, Stellar Evolution, Chap. 3, Princeton University Press.
- Unno, W., Kiguchi, M. Kitamura, M. : 1988, Atmosferic Diagnostic of Stellar Evolution (Proc. IAU Coll. No. 108), p.215.

- Van't Veer, F. : 1979, A. A. 80, 287.
- Verbunt, F. : 1982, Sp. Sci. Rev. 32, 379.
- Vilhu, O. : 1982, A.A.109, 17.
- Vilhu, O. : 1984, Proc. 4th European IUE Conf., (ESA SP - 218),239.
- Vogt, S. S. : 1988, in The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics,
ed. G. C. De Strobel and M. Spite (Kluwer : Dordrecht), p. 253.
- Vogt, S. S., Hatzes, A. P. : 1991, in The Sun and Cool Stars (Proc. IAU Coll. No. 130), p297.
- Vogt, S. S., Penrod, G. D. : 1983, P.A.S.P., 95, 565.
- Walter, F. M., Gibson, D. M., Basri, G. S. : 1983, Ap. J. 267, 665.
- Walter, F. M., Neff, J. E., Gibson, D. M., Linsky, J. L., Rodono, M., Gary, D. E. and Butler, C. J.:
1990, A.A. 186, 241.
- White, N. E., Shafer, R. A., Horne, K., Parmar, A. N., Culhane, J. L. : 1990, Ap.J. 350, 776.
- Wilson, R. E., Devinney, E. J. : 1971, Ap.J. 166, 605.
- Wolf, K. : 1994, A.A. 286, 875.
- Wood, D. B. : 1969, Bull. Am. Astr. Soc. 1,267.
- Wyse, A. B. : 1934, Lick Obs. Bull. No.17, 42.
- Young, A. T. et al. : 1990, IAPP Comm. No. 39, p5.
- Zeipel, H.: 1924, M.N.R.A.S., 84, 702.