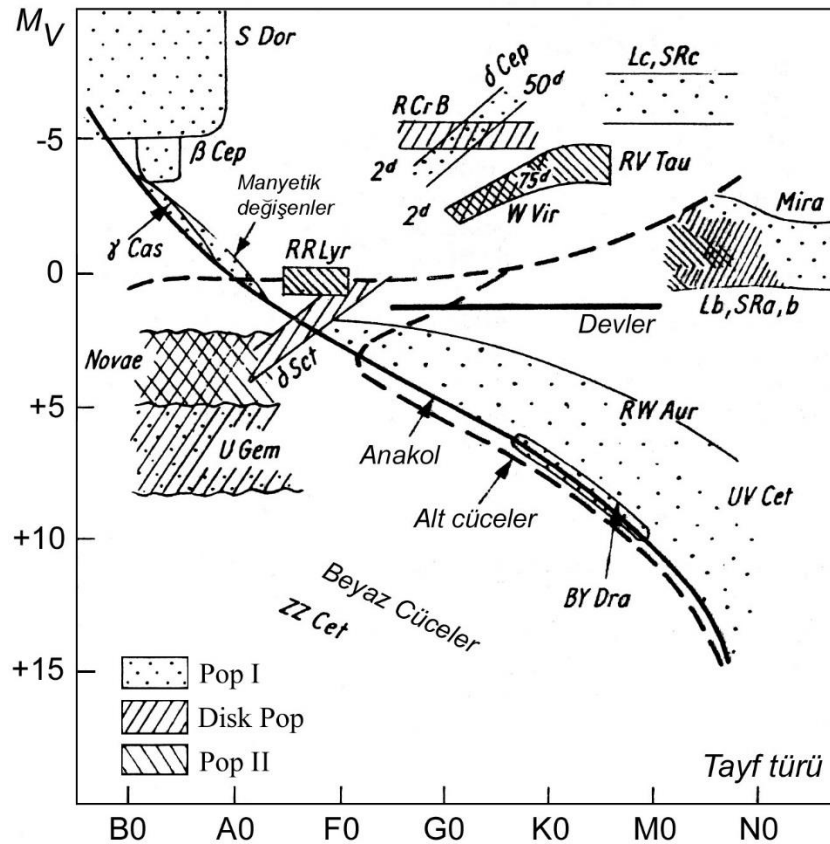


Cephei ve W Virginis Değişenleri



Fiziksel Özellikleri

- δ Cephei'ler genel olarak *lb* ışınım sınıfında olan *süperdev* yıldızlardır. HR diyagramında dar bir alanda şerit şeklinde hafif bir eğimle diyagramın sağ kısmında, mutlak parlaklıkları $M_V=-3$ ile -6 arasında ve tayf türü olarak *F5* ile *K0* arasında bulunurlar.
- Uzun dönemlere gidildiğinde geç tayf türlerinde ve büyük renk ölçeklerine sahiplerdir. Bu cisimlere ilişkin tayf türü ve renkleri dönemlerine bağlı olarak değişir. Renk olarak yıldız sönmükçe kırmızıya doğru kayma gösterir.
- Tablo 9'da tayf türünde değişim gösteren birkaç yıldız verilmiştir.

Tablo 9. Tayf türünde değişim görülen δ Cephei türü değişen yıldızlar.

Yıldız	Dönem (gün)	Tayf Türü
SU Cas	1.94	F5-F7
δ Cep	5.37	F5-G2
η Aql	7.18	F6.5-G2
ζ Gem	10.15	F7-G3
X Cyg	16.38	F7-G8
T Mon	27.01	F7-K1

...devam

- δ Cephei'lerin ortalama yarıçapları 5×10^6 ile 100×10^6 km kadardır. Yaklaşık olarak 10 ile $150 R_{\odot}$ değerlerine karşılık gelmektedir.
- Bu yıldızlardan en büyüğü Güneş'in bulunduğu konuma yerleştirildiğinde yüzeyi Venüs'ün yörüngesine kadar ulaşır. Beklendiği şekilde ortalama yarıçapları döneme bağlı olarak değişir ve

$$R(\text{km}) = 4 \times 10^6 P(\text{gün})$$

ifadesi ile bu değişim verilmektedir. En parlak δ Cephei yıldızlarının büyük çoğunluğu için ışık eğrileri ile birlikte dikine hız eğrileri de gözlenmiştir. Dikine hız eğrisinin integrali alınarak yarıçaptaki değişimi elde etmek mümkündür ($\Delta R = R - R_{\min}$). Ayrıca tayf türlerindeki değişimden etkin sıcaklığındaki değişim hesaplanabilmektedir.

...devam

- Etkin sıcaklık ve görünür parlaklık değerleri kullanılarak, yarıçap değişimine göre R/R_{\min} bir değişimin olup olmadığı kolaylıkla incelenebilmektedir.
- R yarıçap değeri, bu iki eğrinin oluşturulması ile kolaylıkla bulunabileceğinden, sıcaklıkla ilişkilendirilmesi durumunda ışınım gücü ve dolayısıyla uzaklıktan bağımsız olarak görünür parlaklık veya yıldızlararası sönmümeden bağımsız sonuçlara ulaşmak mümkündür.
- Tablo 10'da δ Cephei yıldızlarının yarıçaplarındaki maksimum değişimlerine ilişkin elde edilmiş sonuçlar bulunmaktadır. Buradan görülebileceği gibi yıldız en küçük halinden %10 kadar büyüebilmektedir.

Tablo 10. Cephei türü değişenlerde yarıçap değişimi

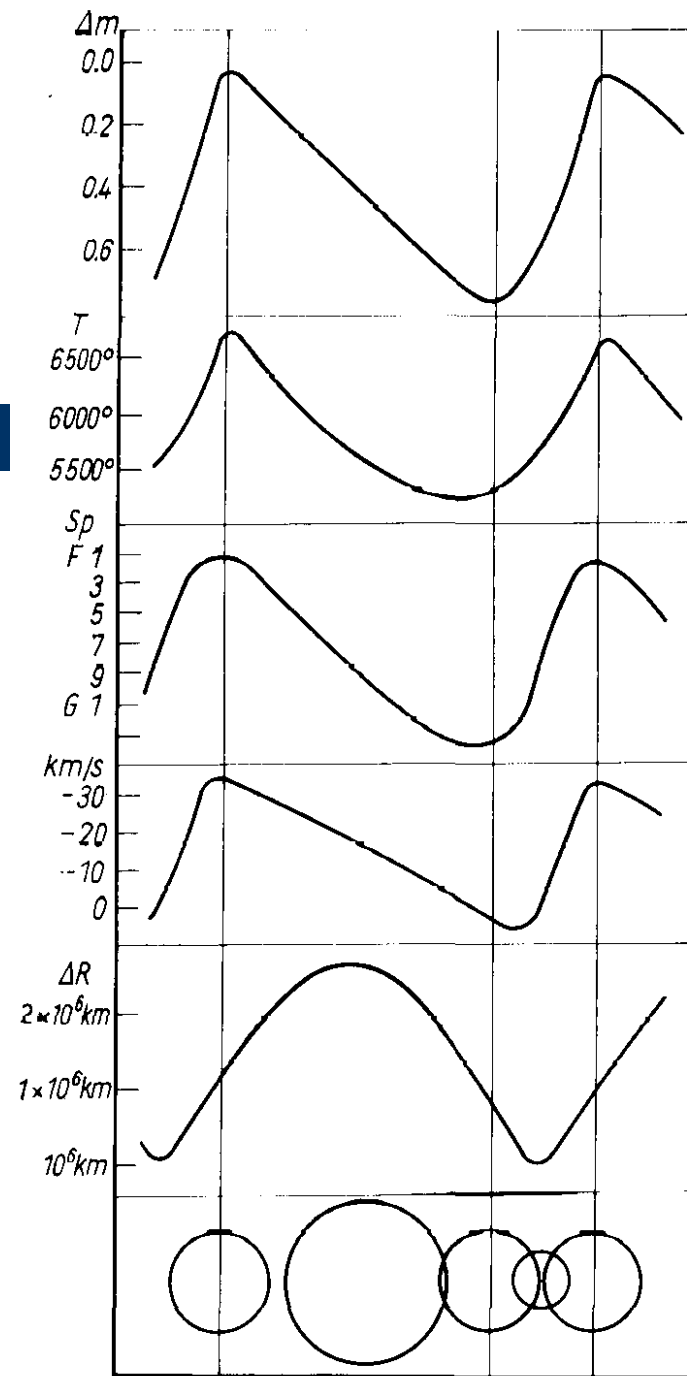
Yıldız	Dönem (gün)	R_{\max}/R_{\min}
RR Lyr	0.57	1.072
T Vul	4.44	1.152
δ Cep	5.37	1.119
η Aql	7.18	1.091
ζ Gem	10.15	1.085

...devam

- Maksimum büzülme evresinde, yldzn görünür yüzeyi $0.81/1$ oranında küçülür (%10'luk değişimden). Eğer yldzn sıcaklığı sabit olarak kalıyorsa, bu durumda ışınım şiddeti %19 oranında azalmalıdır. Fakat gaz yasalarına göre büzülme nedeniyle sıcaklığın artması gerekmektedir. Bu değişim yüzey alanındaki değişimin üstesinden gelecek boyutlarda olmalıdır.
- Stefan-Boltzmann yasasına göre yüzeyden çıkan toplam enerji (yada bolometrik ışınım gücü) sıcaklığın dördüncü kuvveti ile orantılıdır. Bu nedenle parlaklığın maksimuma ulaştığı evrede en büyük büzülmenin gerçekleştiğini, yani minimum yarıçapa sahip olması gerektiğini söyleyebiliriz.
- Fakat bu tür yldzlarda maksimum parlaklık yaklaşık olarak $0.13P$ kadar teorinin söylediği zamandan sonra gerçekleşir (bkz. şekil 10).

Şekil 10'da δ Cephei yıldızının şematik olarak parlaklık, sıcaklık, tayf türü, dikine hız ve yarıçapının evreye göre değişimi gösterilmiştir.

δ Cephei yıldızlarının ışık ve dikine hız eğrileri birbirlerinin ayna simetriği gibidirler. Sistemik bir zaman gecikmesi her iki eğrinin ikinci dalgasında görülür ve bu teorik olarak açıklanabilecek bir özelliktir.



...devam

- Evre gecikmesi problemini çözebilmek amacıyla teoriler geliştirilmesine rağmen, teoriler birbirlerinden farklı sonuçlar vermektedir. Hatta kütle olarak fark üç katına kadar ulaşabilmektedir.
- *BM Cas* (β Lyrae, GCVS'de EA/GS, bir yada iki bileşeni dev olan sistem); $P=197.28$ gün, A5Ia-F0e lab) örneğinde, örten değişen sistem olması nedeniyle doğrudan kütlelerin hesaplanabildiği bir sistemdir. Thressen (1956)'e göre sistem A5 tayf türünden bir süperdev (mutlak parlaklığı $-8^m.4$; bilinen en parlak ışınımgücüne sahip yıldızlardan biri) ve δ Cephei türü dönemi $P=27^g$ olan $M_{bol}=-6.0$ bileşenden oluşmaktadır. Bu bilgiler ışığında δ Cephei için hesaplanan kütle $14.3 M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir.
- Bu boyutta bir kütle değeri çift yıldızın dönemi dikkate alındığında imkansız bir değerdir. Bu durumda yıldızın gerçekten bir δ Cephei türü değişen olup olmadığı önemli hale gelmektedir.
- W Virginis türü yıldızlar için belirlenen kütle değerleri, az önce belirtilen değerden önemli şekilde daha küçüktür, $0.55M_{\odot}$ civarında.

THE CEPHEID BINARY FF AQUILAE*

HELMUT A. ABT

Yerkes and McDonald Observatories

Received May 23, 1959

COMPARISON OF CEPHEID BINARIES

Star	Cepheid Period (days)	Orbital Period (days)	K (km/sec)	$a_1 \sin i$ (km)	$f(M)$ (M_{\odot})
a UMi.....	3.97	10810	4.05	466×10^3	0.035
FF Aql.....	4.47	1435	3.46	68.3	0.00617
S Sge.....	8.38	682	14.6	134.4	0.218
BM Cas.....	27	197	156.9	10.8

Zonklama Nedeni ve Evrimsel Durumları

- Bu tür yıldızların dış katmanlarının zonklama yaptığı kesin olarak bilinmektedir. Zonklamanın nedeni ancak 1960'lı yıllarda yapılan çok sayıda araştırma sonucunda ortaya çıkmıştır.
- Başlangıçta düşünüldüğü gibi yıldız bir kere zonklamaya başlarsa, yıldızın iç kısımlarındaki üretilen enerjiyi sürekli olarak düzenleyeceği için zonklamanın süreceği düşüncesi bulunmaktaydı.
- Yıldızın dış katmanlarının soğurma karakteristiği zonklamanın temel nedenidir. Bu olaya "*Kappa Mekanizması*" adı verilir.
- Not. κ sembolü ile yıldızın iç kısımlarından gelen enerjinin soğurulma katsayısı anlamında kullanılır.

...devam

- Bu sürecin nasıl işlediğine ilişkin çalışma Kippenhahn ve Weigert (1964, 1965) tarafından yapılmıştır.
- Temel olarak yüzeyin birkaç bin km altında iki kez iyonize olmuş *He*'dan oluşan bir katmanın zonklamaya neden olabileceği kabul edilir. Bu sınır içerisinde *He*, iç kısımlara doğru gidildikçe artan bir şekilde iyonize olacak ve sonuç olarak tamamen iyonize hale geldiği bir bölge olacaktır. ($He^+ \rightarrow He^{++}$)
- Küçük bir sıkışma ile, ki bu küçük tedirginlikler sonucu ortaya çıkabilir, sıcaklığın ve dolayısıyla basıncın artmasına neden olur. Bu ilave enerji, normal kararlı yıldızlardan farklı olarak bu katmanın genişlemesine neden olur. Bu genişleme sonucu az önce bahsedilen etkinin tam aksi ortaya çıkar ve katman tekrar geriye dönmeye başlar. Prensip olarak bu süreç yıldızın genel evrimi boyunca yıldızın iç kısımlarındaki bu sınırın varlığına bağlı olarak sürmesi gerekmektedir.

...devam

- δ Cephei'ler ve W Virginis ile RR Lyrae yıldızlarının evrimsel durumları yapılan model hesaplamaları ile iyi bir şekilde anlaşılmıştır. Bu tür yıldızlar merkezi hidrojenlerini tamamen helyuma dönüştürmüş ve üç-alfa süreciyle merkezlerinde karbon elementinin bol bulunduğu yıldızlardır.
- Hofmeister ve ark. (1964), enerji üretiminin temel olarak karbon çekirdeğin üst kısımlarında bulunan helyum yanması sonucu gerçekleştiğini belirtmişlerdir.
- $7M_{\odot}$ kütleli yıldızların evrimine ilişkin çalışmalarında, evrimleri sırasında HR diyagramında çoklu geri dönüşlü yollar izlediklerinin ortaya çıkması sonucu, diğer kütleyle sahip yıldızlarında benzer davranışlar gösterdikleri ortaya çıkmıştır.

...devam

- Iben (1974), δ Cephei türü yıldızların HR diyagramındaki teorik hesaplanan konumları hakkındaki yayınında, bu yıldızların hala merkezi bölgelerinde yaktıkları helyum ile enerji ürettiklerini belirtmiştir.
- Yapılan model hesaplamalarının tümü gözlemsel veriler ile çok iyi uyum içerisindedir ve bu yıldızların HR diyagramında “*kararsızlık kuşağı*” adı verilen bölgede bulduklarını desteklemektedir.
- Büyük kütleli δ Cephei yıldızları bu bölgeye oldukça hızlı ulaşabilmekte ve $1 M_{\odot}$ kütleli (W Virginis ve RR Lyrae yıldızları) civarındaki yıldızların ulaştıkları konumdan farklı konumlara yerleşebilmektedirler.

...devam

- Mavi kenardaki konum muhtemelen dış katmanlardaki helyum miktarına ve yıldız kütesine bağlı, kırmızı kenar ise konveksiyonun varlığına (ki zonklama mekanizmasını yönetmekte) bağlıdır.
- Ayrıca bu kuşak içerisinde değişim göstermeyen yıldızlarda bulunduğunu belirtmek gerekir. Cox ve ark. (1973) bu durumun bahsedilen bölgedeki helyum bolluğunun, iyonizasyon sınırı oluşturamayacak kadar az olmasına bağlamaktadır.
- Dönem ile ortalama yoğunluk arasında bağıntı,

$$P \times \sqrt{\frac{\bar{\rho}}{\rho_0}} = \text{sabit} = Q$$

şeklindedir. Burada Q zonklama sabiti olarak tanımlanmıştır.

Çift Dönemli Zonklayan Yıldızlar

- İlk defa Ooestorhoff (1957) bir grup δ Cephei yıldızının fotoelektrik ışık eğrilerinde normal olmayan büyüklükte parlaklık değişimlerin bulunduğunu farketmiştir. İncelemeleri sonucunda gözlemlerin iki farklı dönemin üst üste binmesi şeklinde açıklanabileceğini göstermiştir. Eğer bu iki dönem P_0 ve P_1 ile gösterilirse ($P_0 > P_1$), bu durumda P_b ile gösterilen **vuru (beat) dönemin** varlığı ortaya çıkar, bu değer;

$$\frac{1}{P_1} - \frac{1}{P_0} = \frac{1}{P_b}$$

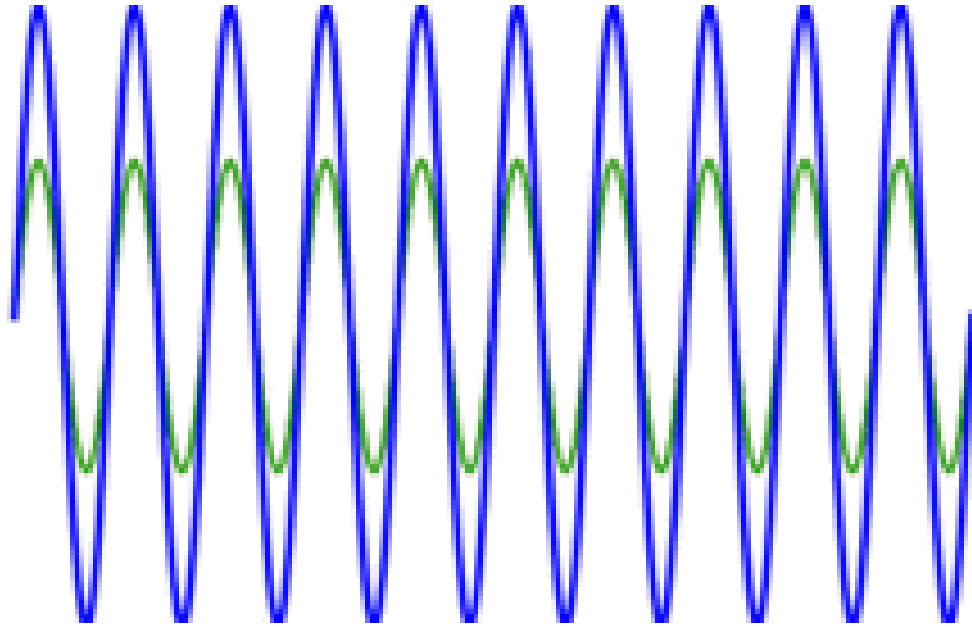
ile verilir. Tablo 11'de Faulkner (1977)'in çalışmasından alınan tipik 11 adet yıldız için örnek sonuçlar verilmiştir.

Karşılaştırma amacıyla ayrıntılı olarak analizi yapılmış olan RR Lyrae türü değişen olan *AC And* ve *AQ Leo*'da bu listede bulunmaktadır.

...devam

- Dönemlerin üst üste binmesi aşağıdaki örnekle belki daha da açık anlaşılabilir. Örneğin birinci dönem $P_0=3.000$ gün olsun ve P_1 dönemi ise bu dönemden %1 daha küçük olsun ($P_1=29.970$).
- Başlangıçta bu iki dönemli değişime ilişkin maksimumların üst üste çakışık olduğunu kabul edebiliriz. Bu nedenle sonuç ışık eğrisi basamaklı yapıda görülecektir.
- Her çevrimde P_1 dönemine göre P_0 , 0.03 gün geride kalacak ve böylelikle P_0 'ın 49.5 çevrim sonunda (=148.5 gün) minimumu ile P_1 'in maksimumu çakışacak ve yine 148.5 gün sonunda başlangıçta olduğu gibi maksimumlar tekrar çakışacaktır. Bu durumda vuru dönemi $P_b=297$ gün olacaktır.

- Dönemlerin Üst Üste Binmesi (Örnek)



Daha geniş bir liste için

<http://crocus.physics.mcmaster.ca/Cepheid/BeatCepheid.html>

Tablo 11. Çoklu döneme sahip δ Cephei ve RR Lyrae yıldızları.

Yıldız	P_0 (gün)	P_1 (gün)	P_1/P_0
Y Car (δ Cep)	3.6398	2.5590	0.703
GZ Car (δ Cep)	4.1588	2.933	0.705
TU Cas (W Vir)	2.1392	1.5183	0.710
UZ Cen (Cephei)	3.3344	2.355	0.706
BK Cen (Cephei)	3.1739	2.2366	0.705
VX Pup (Cephei)	3.0117	2.136	0.709
V367 Sct (δ Cep)	6.2930	4.3849	0.697
BQ Ser (Cephei)	4.2707	3.012	0.705
U TrA (Cephei)	2.5684	1.8249	0.710
AP Vel (Cephei)	3.1278	2.1993	0.703
AX Vel (Cephei)	3.6731	2.5928	0.706
AC And (RR Lyrae)	0.7112	0.5251	0.738
AQ Leo (RR Lyrae)	0.5498	0.4101	0.746

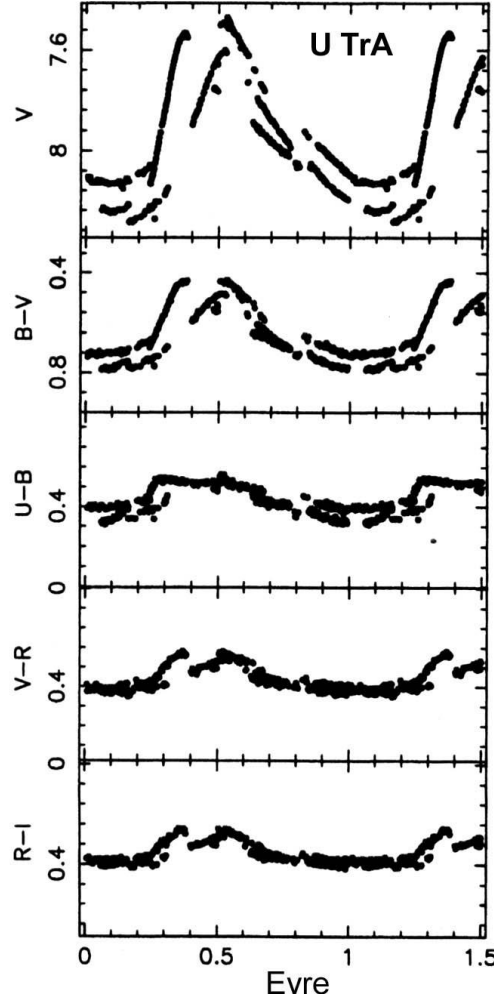
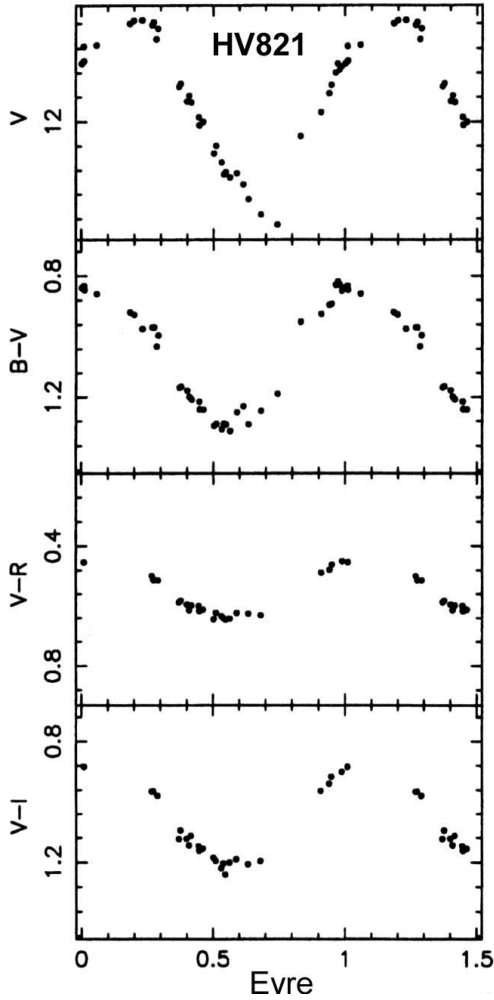
...devam

- Tablo 11'den görülebileceği gibi gerçek durum daha karmaşık bir yapıdadır. Dönemler arasındaki fark %25-30 lar arasında değişmektedir. Bu nedenle vuru dönemi sadece birkaç gün boyutundadır. Bu durum özellikle RR Lyrae türü değişen yıldızlar için görülmekte olmasına rağmen Cephei türü yıldızlar içinde aynı sonucu vermektedir.

$$\frac{1}{P_{ij}} = \left| \frac{i}{P_0} - \frac{j}{P_1} \right| \quad (i \text{ ve } j \text{ tamsayıdır})$$

- AQ Leo örneğinde diğer dönemlerin yanında $i=j=1$ için $P_{11}=0.2348$ gün bulunur. Model hesaplamalarından P_0 ve P_1 dönemlerinin büyük bir olasılıkla temel ve birinci radyal zonklama modları olduğu söylenebilir. Gözlenen P_1/P_0 oranı teorik değerler ile çok iyi uyum göstermektedir.

BZ Tuc (HV821, δ Cep) ve U TrA (W Vir)'nın ışık eğrileri



...devam

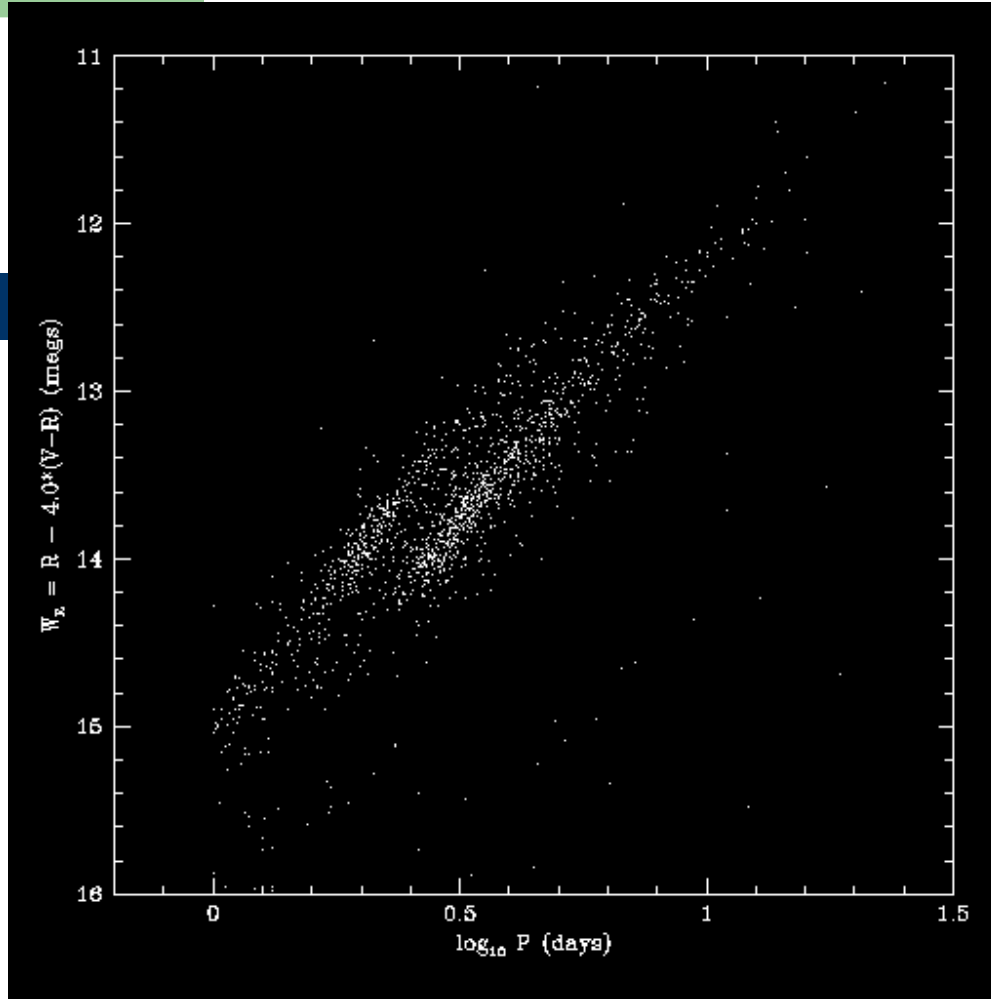
- δ Cephei türü değişenler için çift döneme sahip olanlar, teorik olarak kütle ve yarıçaplarının doğrudan bu iki dönemden elde edilebiliyor olması nedeniyle önemlidir.
- P_1/P_0 oranı ayrıca Q zonklama sabitinin ve dolayısıyla ortalama yoğunluğun belirlenebilmesini de sağlamaktadır.
- Elde edilen kütleler $0.7-1.7 M_{\odot}$ ve yarıçap değerleri ise ($14-23 R_{\odot}$) değerleri, benzer döneme sahip normal δ Cephei yıldızları ile uyumlu değildir.
- Normal δ Cephei yıldızları için $4.5 M_{\odot}$ ve $30 R_{\odot}$ bulunmuştur. Bu kütle farklılıkları ile ilgili temel nedenler halen tam olarak belirsizliğini korumaktadır.

...devam

- Bu tür cisimlerin evrimsel durumları ile bağlantılı olarak, ki bunlar ayrıca çift modlu yıldızlar olarak bilinmektedir, iki farklı öneri bulunmaktadır.
 - Stelligner (1975) iki osilasyonun eşit bir şekilde uyarılması sonucu kararlı bir zonklamanın olabileceğini önermiştir.
 - Fitch (1980) ise bu tür cisimlerin temel zonklama modundan birinci moda geçişin çok hızlı gerçekleştiği aşamanın ortasında bulunan yıldızlar olabileceğini belirtmiştir.
- Gelecekte yapılacak gözlemler ile bu açıklamaların doğruluğu daha sağlıklı olarak ortaya konabilecektir.

MACHO Projesi: P-L Bağıntısı (Şekilde 1500 adet yıldız bulunmaktadır.)

<http://wwwmacho.mcmaster.ca/Demos/Cepheids/WebPL.html>



- Şekilde görülen iki farklı band klasik Cephei türü yıldızlara aittir. Parlak olan bandda bulunan yıldızların birinci modda ve sönük olan bandda olan ve daha uzun dönemlere kadar giden yıldızların ise temel modda zonklama yaptıkları bilinmektedir.
- Grafikte alt sağ kısımda bulunan değişenler Tip II (küçük kütleli) Cephei türü yıldızlardır. Fotometrik kalibrasyonu tamamlanmamıştır ve yaklaşık olarak 0.2 kadar bir farklılığın bulunduğu bilinmektedir.

Fernie, J.D.

- Cepheid türü yıldızlar için Ortalama Mutlak Parlaklık değerleri aşağıdaki formül kullanılarak hesaplanabilmektedir.

$$\langle M_v \rangle = -2.902 \log P - 1.203$$

- P-L-C bağıntısı;

$$\langle M_v \rangle = -3.422 \log P - 2.1 (\langle B_0 \rangle - \langle V_0 \rangle) - 2.272$$

- P-R bağıntısı;

$$\log R/R_{\odot} = 0.7385 \log P + 1.1116$$

- Kaynak: [1992AJ....103.1647F](#)

Klasik Cepheidler

- Pop I Cepheidleri, Tip I Cepheidleri veya δ Cephei türü değişenler olarak adlandırılırlar.
- Bu tür değişenler Pop I yıldızlarıdır ve kütle olarak 4-20 M_{\odot} aralığında bulunurlar. Işıngücü olarak ise 100000 L_{\odot} kadar olabilmektedirler.
- Tayf türü olarak ise F6-K2 aralığında olan sarı renkli süperdevlerdir.
- Son hesaplamalara göre yarıçaplarını %25 oranında değiştirebilmektedirler.

Tip II Cepheidleri

- Pop II Cepheidleri olarak da adlandırılır ve tipik zonklama dönemleri 1 ile 50 gün arasındadır.
- Tip II Cepheidleri tipik olarak metalce fakir yıldızlardır. Yaşlarının yaklaşık olarak 10 Gyıl oldukları kabul edilir ve düşük kütleli cisimlerdir. $0.5 M_{\odot}$ ölçüsünde.
 - 1 ile 4 gün arasında dönemli olanlara **BL Her** alt sınıf isimlendirmesi,
 - 10 ile 20 gün arasında olanlara **W Virginis** alt sınıflaması ve
 - 20 günden daha uzun dönemli olanlarına **RV Tauri** alt sınıf ismi kullanılmaktadır.

Not. 1 Gyıl= 10^9 yıl

- <http://crocus.physics.mcmaster.ca/Cepheid/>
- http://www.astro.utoronto.ca/DDO/research/cepheids/table_physical.html
- http://www.astro.utoronto.ca/DDO/research/cepheids/table_ampmean.html
- http://www.astro.utoronto.ca/DDO/research/cepheids/table_positons.html
- <http://crocus.physics.mcmaster.ca/Cepheid/>