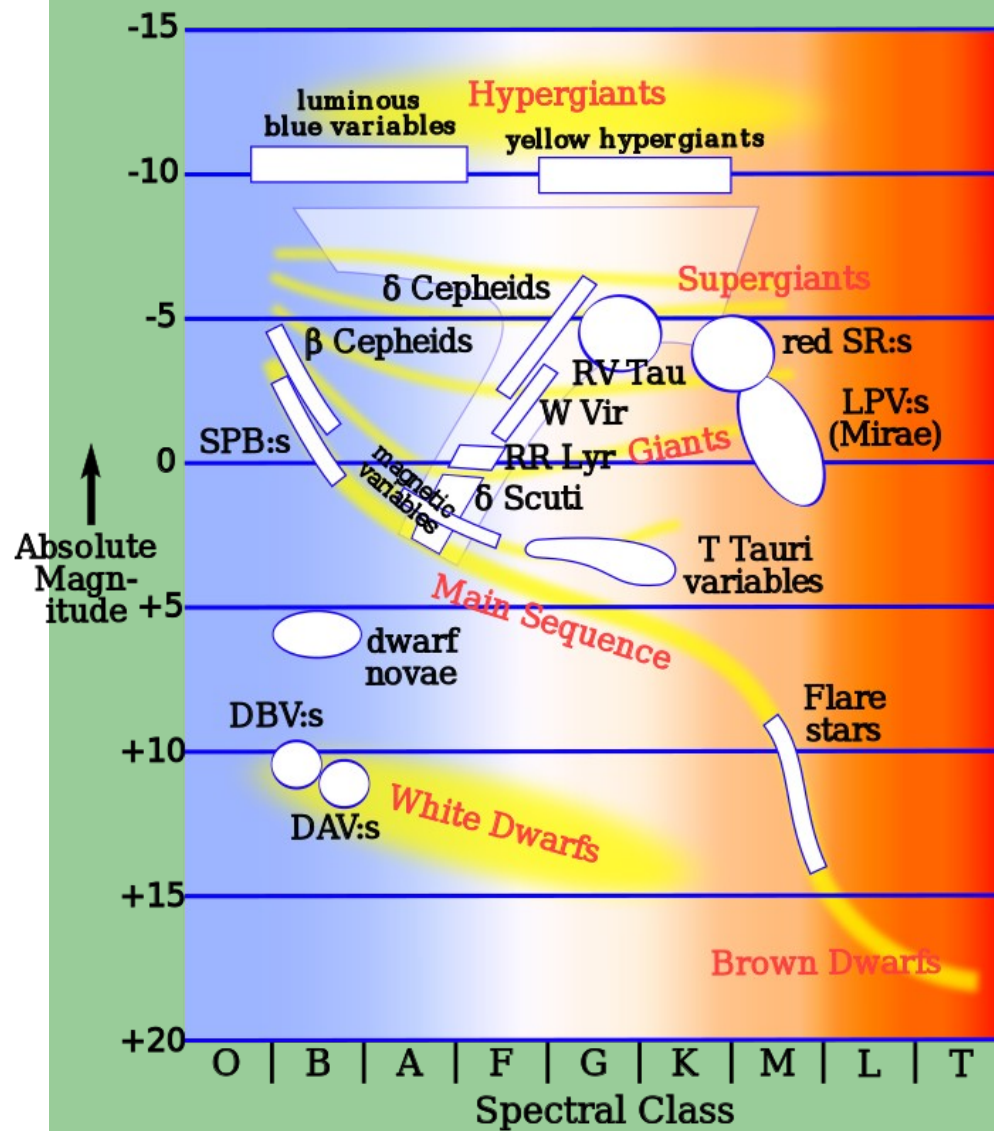
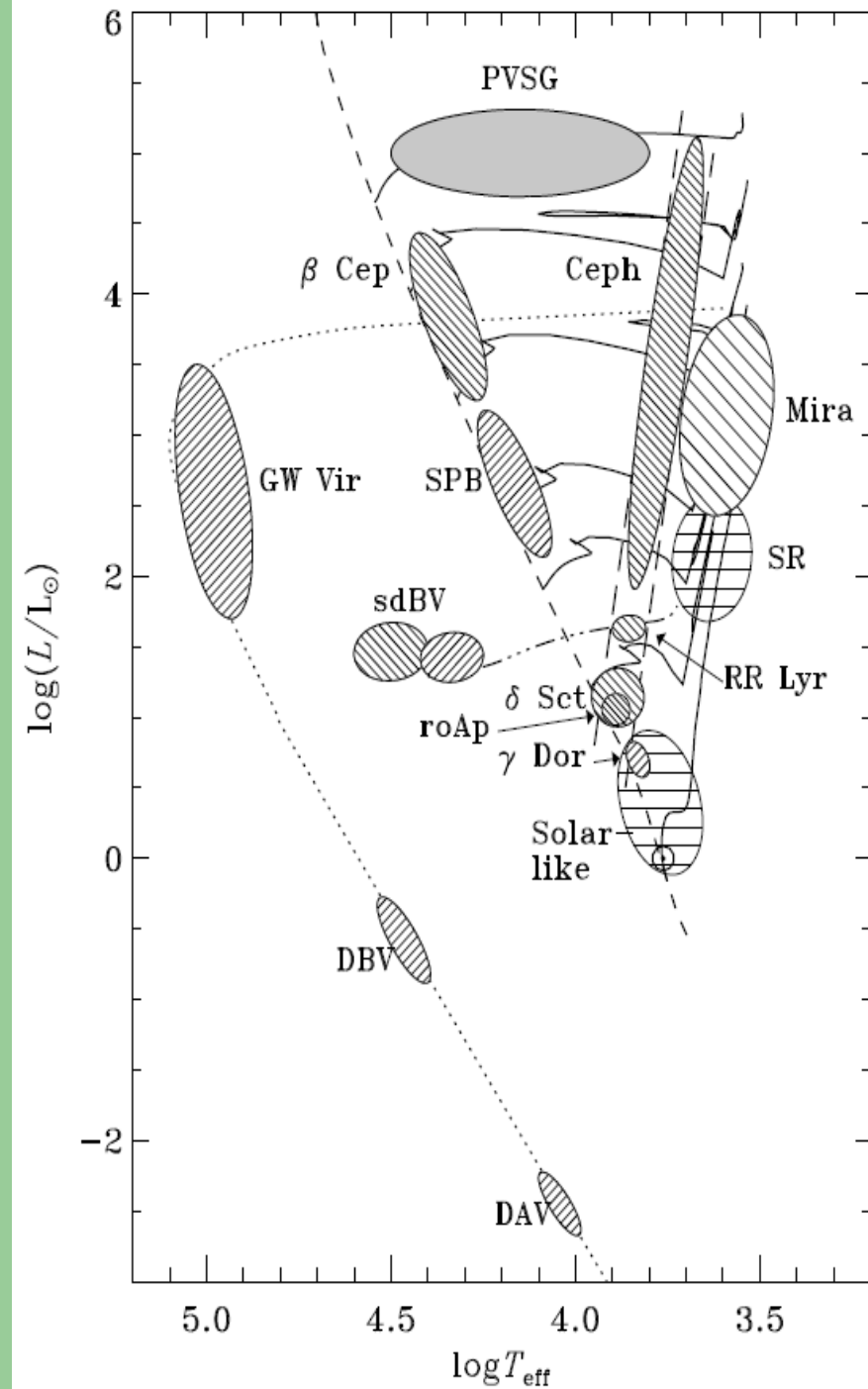


801.526 Asterosismoloji

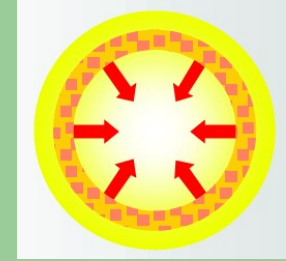
Ders 2b :
HR Diyagramı Üzerinde Zonklayan
Yıldızlar - II



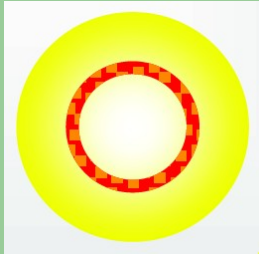
K-Mekanizması

Eddington'ın (Bir Bölümü Artık Terkedilmiş Olan) Basit Buhar Makinesi Yaklaşımı

(1) Güneş kütlelerinden daha büyük ($M > 1.2 M_{\odot}$) yıldızlar evrimlerinin kütlelerine bağlı olarak anakol aşaması sırasında, sonuna doğru ya da hemen sonrasında hidrostatik dengeden yerel ayrılmalar gösterirler. Bu aşamada yıldızın içinde bir katman hidrostatik dengeden ayrılıp içeri doğru çökmeye başlar.



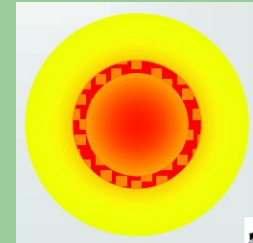
(1)



(2)

(2) İçeri doğru olan bu hareket bu katmandaki gazın sıkışmasına, ısınmasına ve yoğunluğunun yükselmesine yol açar.

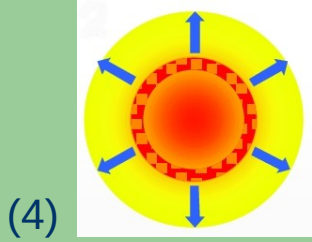
(3) Yoğunluğu ve sıcaklığı yükselen gaz ışıma opak (donuk) hale gelir ve alttan gelen enerji bu katmandan geçmekte zorlanmaya başlar.



(3)

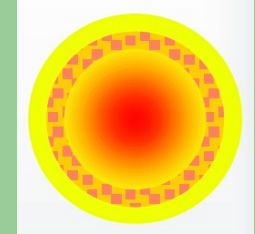
K-Mekanizması

Eddington'ın Basit Buhar Makinesi Yaklaşımı

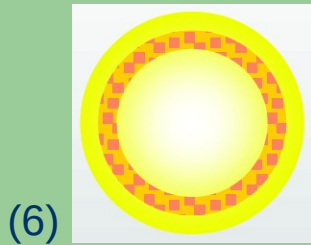


(4) Bu katmanın içinde sıcaklık giderek yükselir ve bu katmanı dışarı doğru itecek şekilde bir basınç oluşturur.

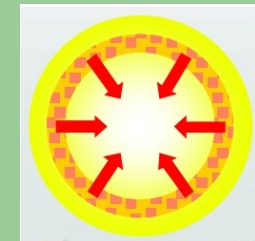
(5) Bu katman dışarı itildikçe soğur, basıncı, yoğunluğu ve sıcaklığı giderek düşer.



(5)



(6) Yoğunluğu ve sıcaklığı düşüp, genişleyen bu katman ışıma giderek daha geçirgen hale gelir. Bu sırada katmanın iç tarafında kalan basınç ve sıcaklık da giderek düşer.



(7)

(7) Bu katmanın üstünde bulunan gaz tekrar baskı yapıp, katmanın içeri doğru ileri hareketini tekrar başlatır ve zonklama çevrimi tekrar başlar.

Bu basit zonklama mekanizması buharla çalışan motorlara (ya da ısıyı mekanik enerjiye çeviren herhangi bir ısı motoruna) benzetilebilir ve Sir Arthur Eddington tarafından önerilmiştir. Böyle bir benzetmede sıkışan ve genişleyen katman piston, ışınlam buhar, katmanın donukluğu ise sübap işlevini görmektedir.

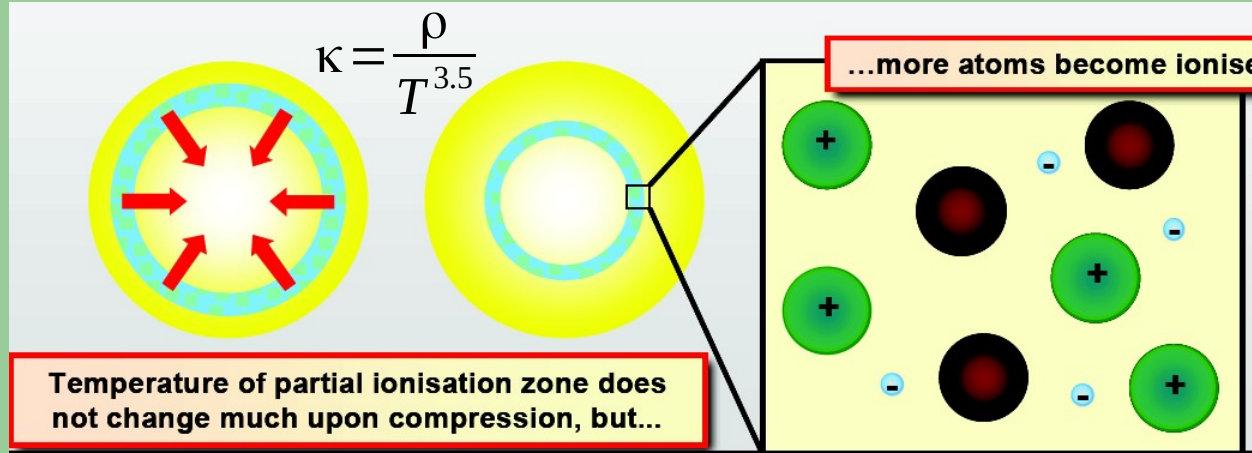
<http://science.sbccc.edu/~physics/flash/heatengines/Carnot%20cycle.html>

Bu basit modelde donukluğun sıcaklıkla artmasını bekliyoruz. Oysa bir yıldız için Kramer Yasası ile verilen donukluk tanımı bize tersini söyler!

$$\kappa = \frac{\rho}{T^{3.5}}$$

Gaz sıkıştıkça hem yoğunluk (ρ), hem de sıcaklık (T) artar ancak κ , sıcaklığa daha kuvvetle bağlı olduğu için ($\propto T^{-3.5}$) gaz sıkışıp sıcaklığı arttıkça donukluğun azalmasını beklememiz gerekir.

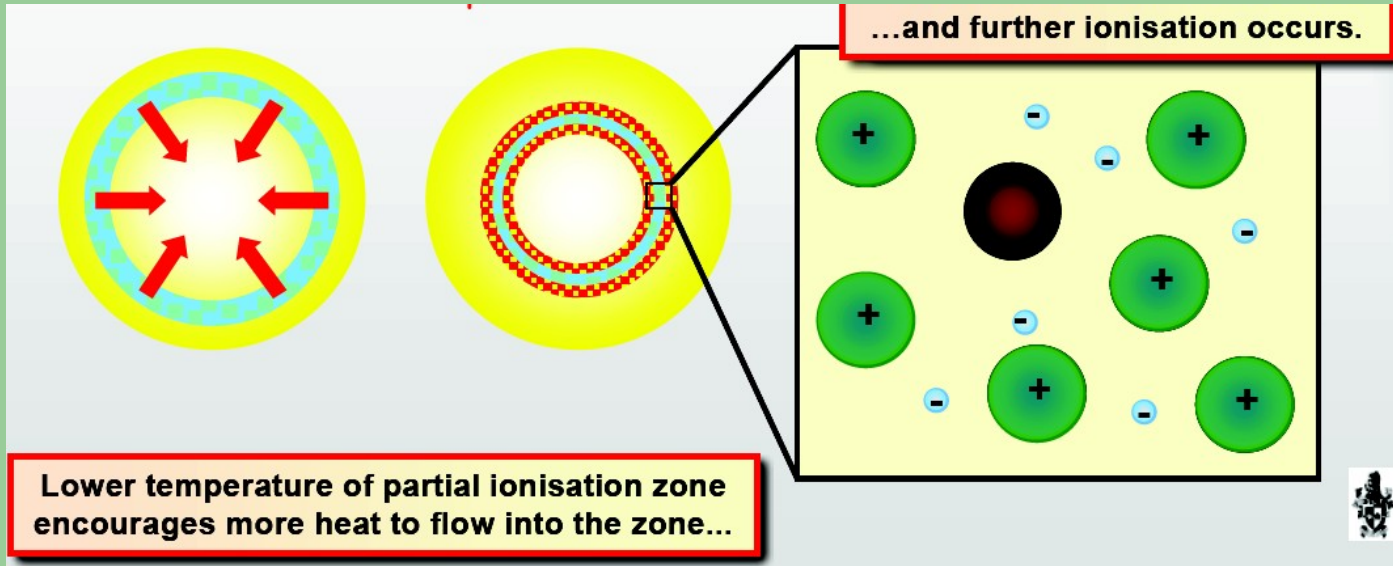
S.A. Zhevakin 1950'lerde donukluğun artması için bir mekanizma önererek probleme bir çözüm getirmiştir. **Kısmi iyonizasyon bölgeleri** sıkışan (içeri çöken) katmanda serbest kalan gravitasyonel enerjinin bir bölümünün sıcaklığı yükseltmek yerine katmandaki belli elementlerin iyonizasyonunda kullanıldığı bölgeler olarak tanımlanır. Dolayısı ile basit buhar makinesi modelinde (2) ve (3) yerine aşağıdaki şema geçtiğinde donukluk kaynağı doğru şekilde tanımlanmış olur.



Yani gaz sıkışır ama sıcaklığı (T) artmaz, enerji iyonizasyon için kullanılır. Dolayısı ile yoğunluk (ρ) artarken sıcaklık onu takip etmez ve donukluk (κ) artmış olur. İyonize olan elementler katman genişlerken de yeniden birleşmeyle (recombination) eski hallerine dönerler ve bu da sıcaklığın dramatik bir şekilde azalmasını engeller. Böylece her iki durumda da Kramer Yasası ihlal edilmemiş olur.

γ Mekanizması

κ -mekanizması iyonizasyonun gerçekleştiği katman ile ona komşu katmanlar arasındaki sıcaklık gradyenti nedeniyle iyonizasyon bölgesi konvektif hale gelir. Bu nedenle sıcaklığı düşer ve daha çok ısı katmana transfer olur. Bu şekilde κ -mekanizması pekiştirilir ve daha fazla iyonizasyon gerçekleşir. Bu mekanizma γ mekanizması olarak adlandırılır.



Kısmi İyonizasyon Bölgeleri (Partial Ionization Zones)

Pek çok yıldızda iki iyonizasyon bölgesi bulunur:

1. Hidrojen Kısmi İyonizasyon Bölgesi: Sıcaklık (T) 15000 K civarındadır.



tepkimleri gerçekleşir.

2. Helyum-II Kısmi İyonizasyon Bölgesi: Sıcaklık (T) 40000 K civarındadır.

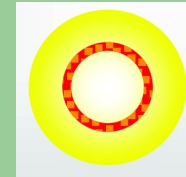
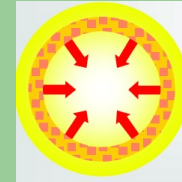
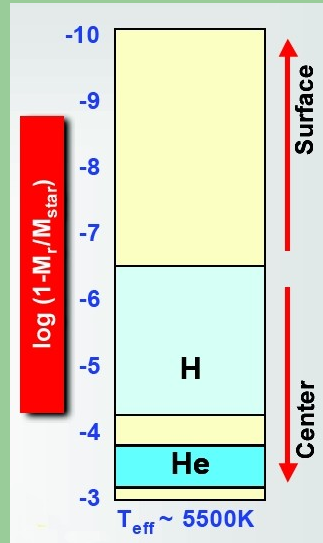
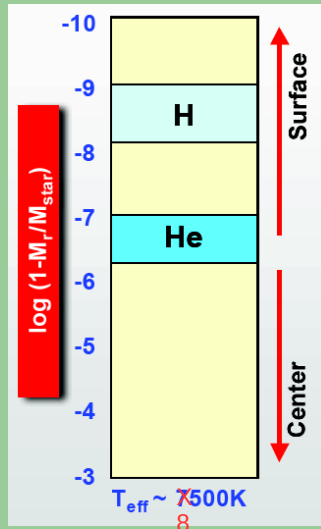


tepkimesi gerçekleşir.

Kısmi İyonizasyon Bölgeleri (Partial Ionization Zones)

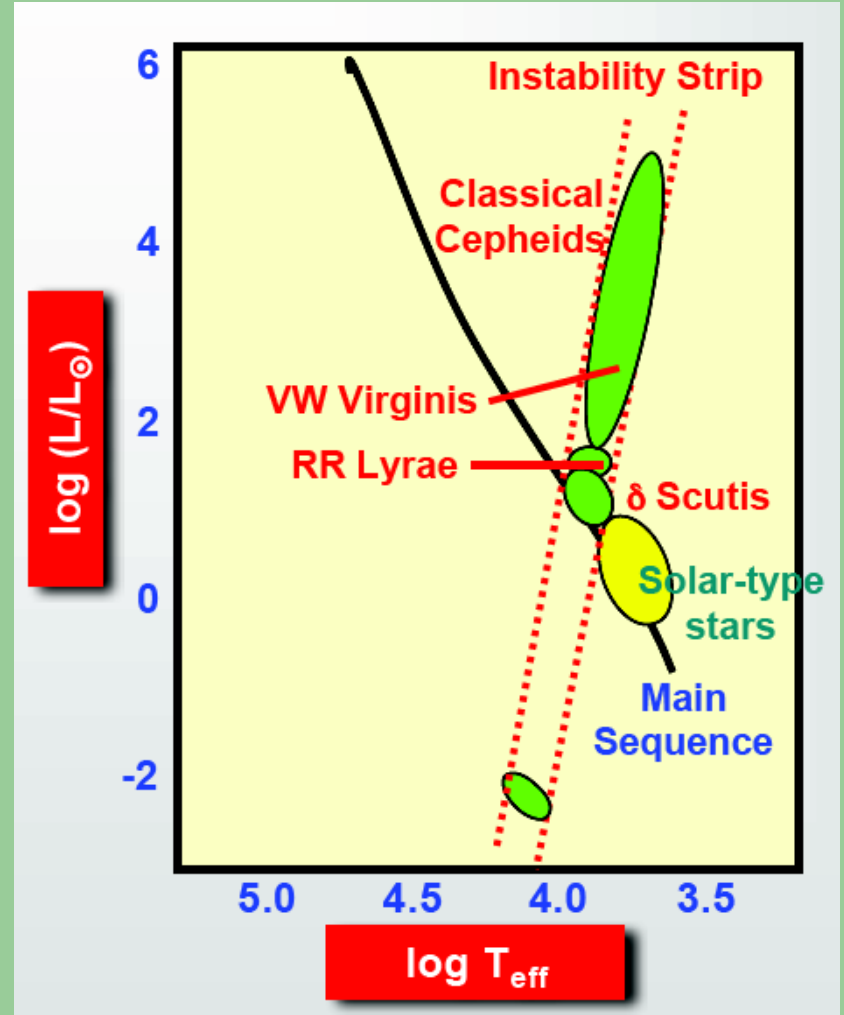
Yıldızın zonklama özellikleri bu kısmi iyonizasyon bölgelerinin yıldızın neresinde (hangi derinliğinde) bulunduğuna göre belirlenir (mod düğümleri!). Bunu belirleyen de yıldızın sıcaklığıdır. $T_{\text{eff}} > 8500 \text{ K}$ olan yıldızlar için kısmi iyonizasyon bölgeleri yüzeye çok yakındır. Bu nedenle zonklamaları başlatacak (gazı sıkıştıracak) kadar kütle bulunmaz. $T_{\text{eff}} < 5500 \text{ K}$ olan yıldızlar için ise kısmi iyonizasyon bölgeleri derindedir. Ancak düşük sıcaklıkta enerjiyi taşıma için konveksiyon çok daha efektif bir mekanizma olduğu için pulsasyon yapan katmanın altında yeterli sıcaklık ve basınç oluşmaz!

Bunlara ek olarak κ -mekanizmasının çalışabilmesi için zonklama periyodunun ısısal zaman ölçeğinden (Kelvin-Helmholtz zaman ölçeği, τ_{KH}) kısa olması gerekir. Aksi takdirde iyonizasyon bölgesi etrafına adapte olur ve termal dengede kalır, bu nedenle de ısı transferi gerçekleşmez. κ -mekanizmasının çalışabilmesi için diğer bir önemli koşul yıldız içinde basınç gradyentinin var olması, ancak iyonizasyon bölgesinde basınç değişiminin çok az olmasıdır (Balona vd. 2011).

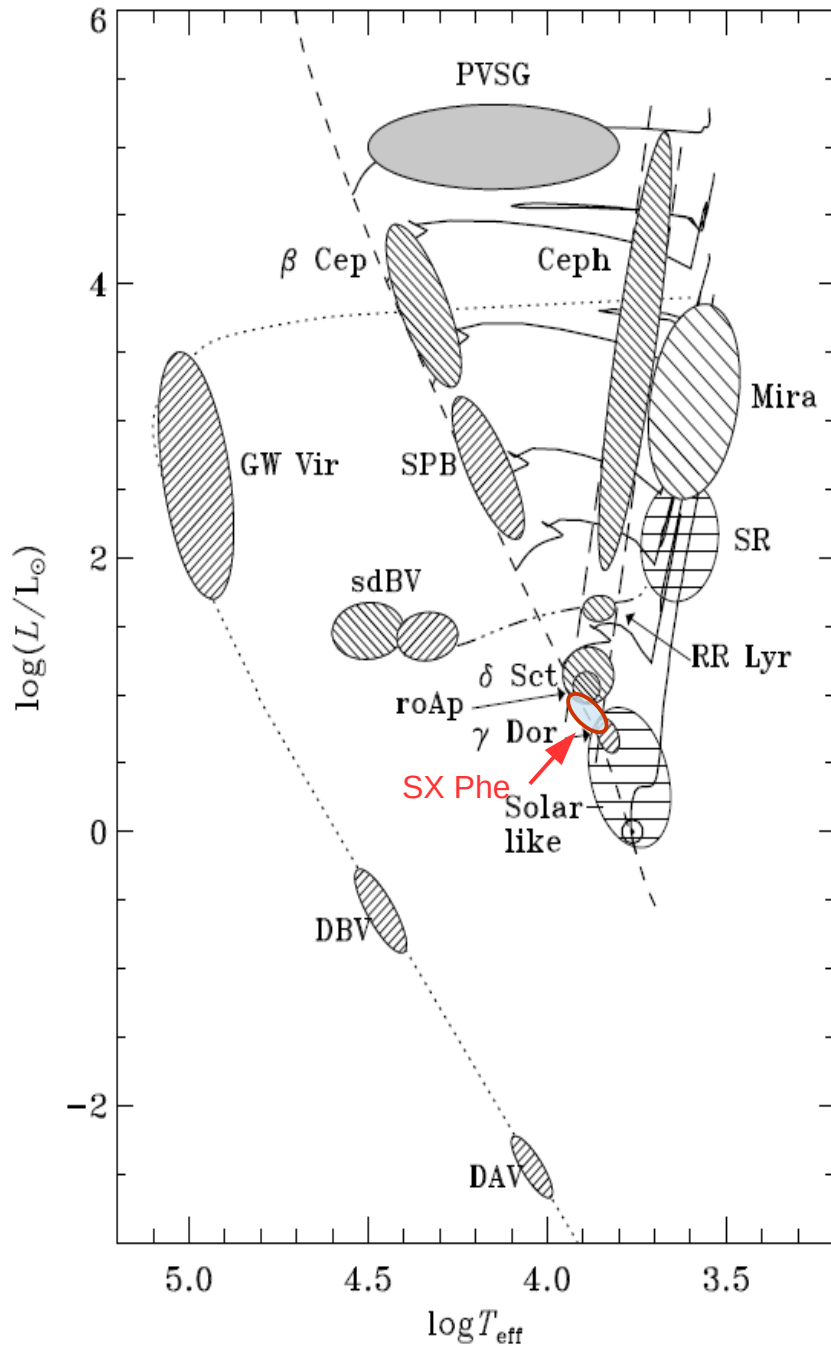


Kararsızlık Kuşağı (Instability Strip)

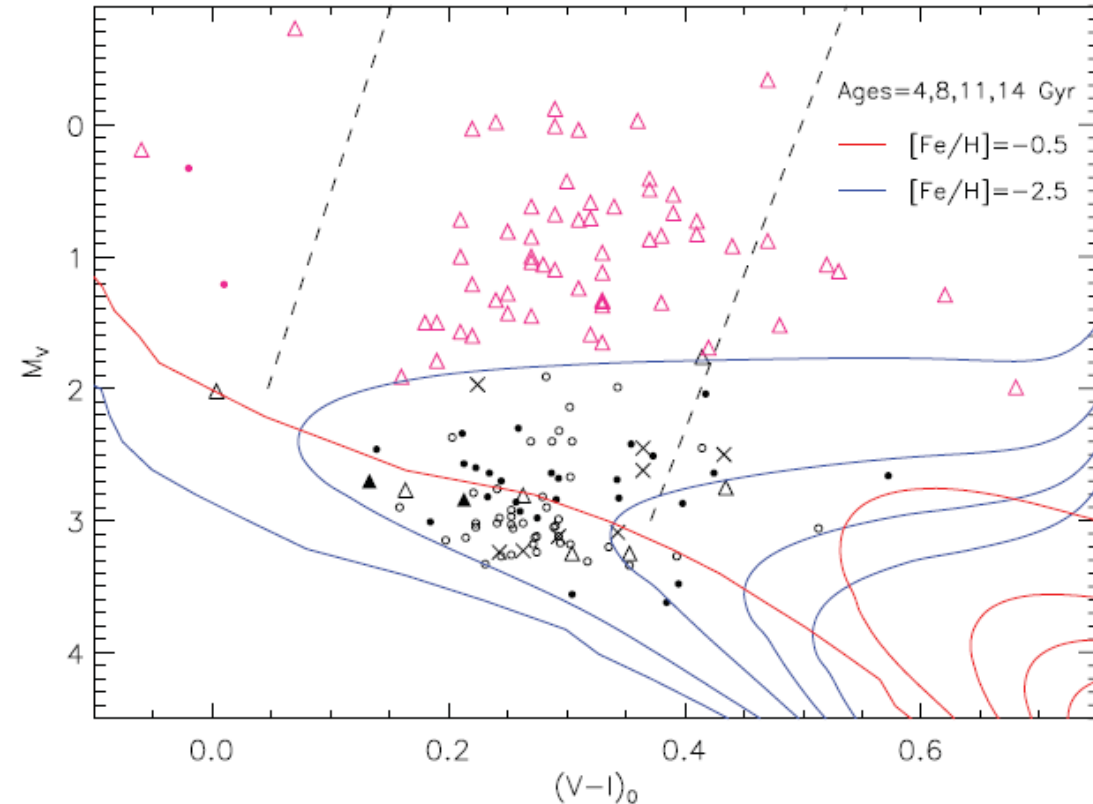
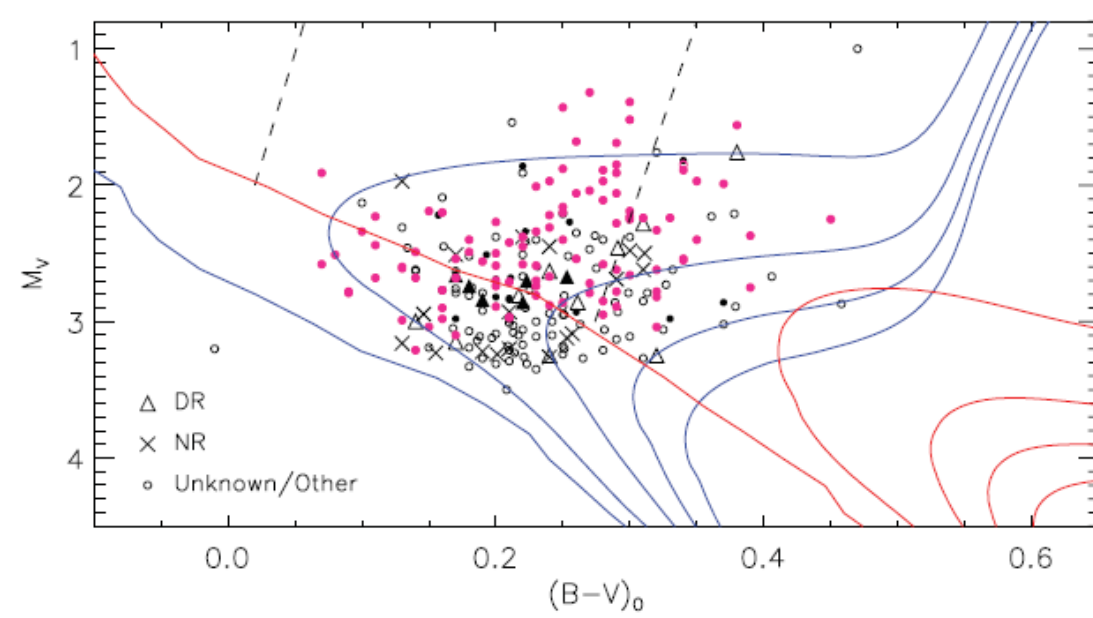
- ✓ HR Diyagramında kararsızlık kuşağı bu nedenle $5500 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 8500 \text{ K}$ arasında yer alan ve ana belirleyici sıcaklık olduğu için neredeyse dik iki doğru arasında yer alır. Bu iki doğru $T_{\text{eff}} \sim 5500 \text{ K}$ ve $T_{\text{eff}} \sim 8500 \text{ K}$ 'e denk gelir.
- ✓ Zonklayan bir yıldız maksimum parlaklığına, hidrojen iyonizasyon bölgesi ile yıldız yüzeyi arasında minimum kütle varken ulaşır. Her ne kadar yıldızın yarıçapı minimumdayken (sıkışma) H-iyonizasyon bölgesinin altındaki enerji maksimum olsa da bu enerji hidrojen iyonizasyonu için kullanılır. Dolayısı ile yıldız minimum yarıçapına sıkıştıktan bir süre sonra maksimum parlaklığına ulaşır.
- ✓ β Cep ve diğer B tayf türünden zonklayan yıldızların H ve He iyonizasyon bölgelerine sahip olmadıkları halde nasıl olup da zonkladıkları ancak 1980'lerin başında Norman Simon'ın bu yıldızlarda **demir iyonizasyonu** için yeterli sıcaklığın bulunduğunu göstermesiyle anlaşılabildi. (Az sonra!)



SX Phe Yıldızları



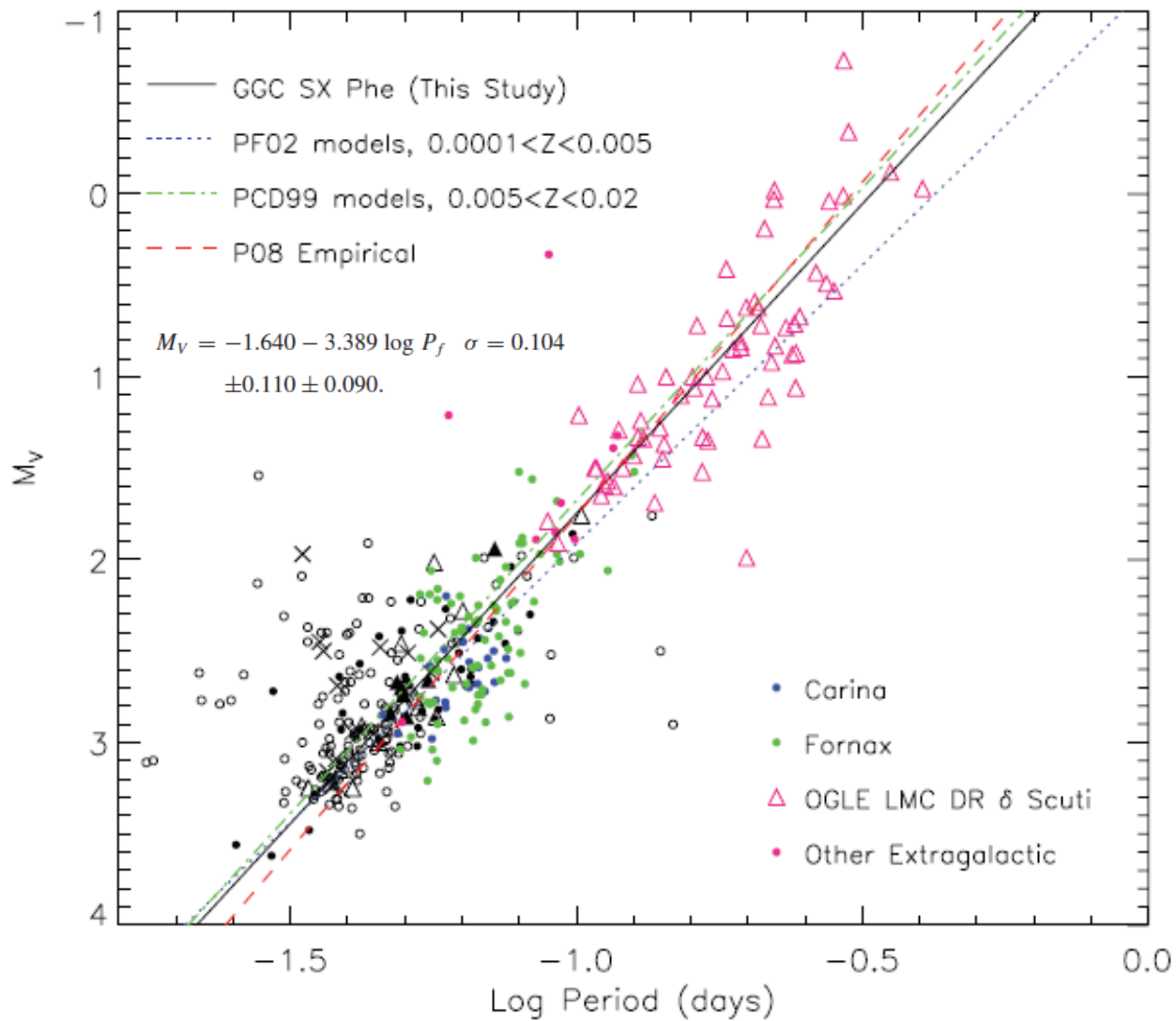
- ✓ Pop – II (yaşlı, metalce fakir yıldızlardır)
- ✓ F2-A5 tayf türü aralığında yer alırlar
- ✓ Yüksek genlikli δ Sct (HADS) zonklayanlarının metalce fakir, daha uzun dönemli kuzenleri sayılırlar
- ✓ **Kütle Aralığı:** $0.9 M_{\odot} - 1.9 M_{\odot}$
- ✓ Temel ve birinci üst ton radyal modlarda salınırlar (bimodal pulsators: $P_1 / P_0 = 0.75-0.89$)
- ✓ **Fotometrik Genlik** $\Delta V < 0^m.15$: birinci üst tonda ve radyal olmayan modda zonklayanlar simetrik ışık eğrilerine sahipken, $\Delta V > 0^m.15$: temel modda zonklarlar ve asimetrik ışık eğrilerine sahiptirler (SX Phe)
- ✓ **Zonklama Dönemi:** $P_0 = 0.03 - 0.08$ gün (0.7-1.9 sa)
- ✓ Metal bolluğu arttıkça zonklama dönemi de artar.
- ✓ Galaktik küresel kümelerde gözlenirler Gilliland vd. (1998),
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Helyum'un ikinci iyonizasyonu kaynaklı κ -mekanizması!
- ✓ Kepler alanındaki SX Phe: Balona & Nemec (2012)
- ✓ Güncel bir katalogları ve P-L ilişkileri: Cohen & Sarajedini (2012)



Farklı iki metal bolluğu ($[Fe/H] = -0.5, -2.5$) için verilen izokronlardan (kırmızı ve mavi) açıkça görülmektedir ki, galaktik küresel kümelerdeki (üçgenler) bütün SX Phe yıldızları mavi aykırıdır! Bu önermenin tersi tam olarak doğru değilse de mavi aykırı yıldızların önemli bir bölümü de SX Phe yıldızlarıdır.

Modellerden elde edilecek He içeriği ile gözlenen salınım modları arasında bir ilişki bulunması durumunda SX Phe yıldızlarının ve doğal olarak mavi aykırı yıldızların önemli bir bölümünün nasıl oluştuğuna dair bir senaryo geliştirmek mümkün olabilecektir.

SX Phe kataloğundaki (Cohen & Sarajedini (2012) yıldızların Renk-Parlaklık diyagramı. İki radyal modda salınan yıldızlar üçgen ile, radyal olmayan (non-radial) modda salınanlar çarpı işaretleri ile, geri kalanlar çemberler ile gösterilmiştir. Galaktik küresel kümelerdekileri göstermek için siyah, ekstragalaktikleri göstermek için kırmızı kullanılmıştır.

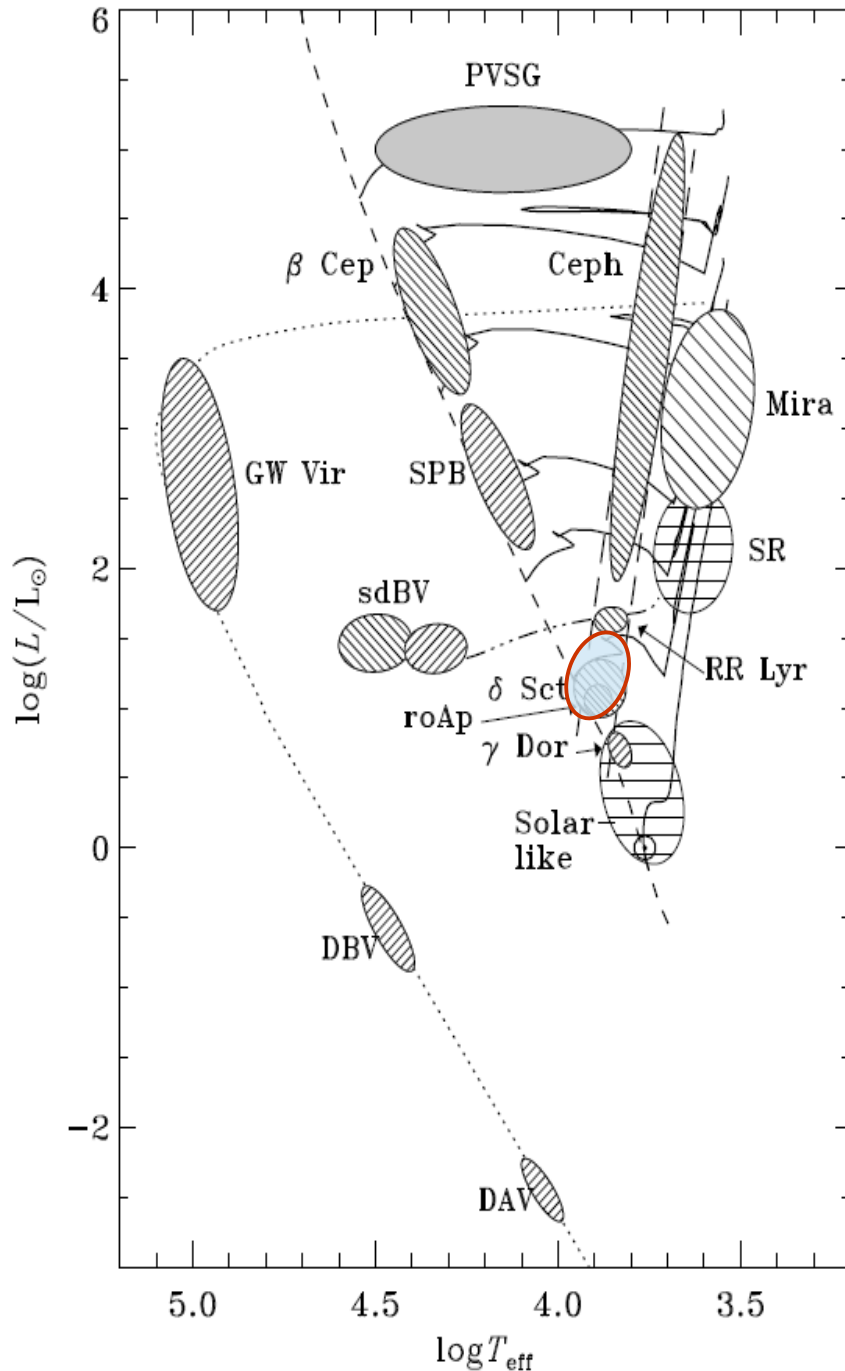


SX Phe Yıldızları için P-L İlişkisi

Cohen & Sarajedini (2012)

Bu ilişki galaksilerin uzaklıklarını ölçmek için de kullanılabilir
 (Nemec et al. 1994, McNamara (1997), Pych et al. (2001))

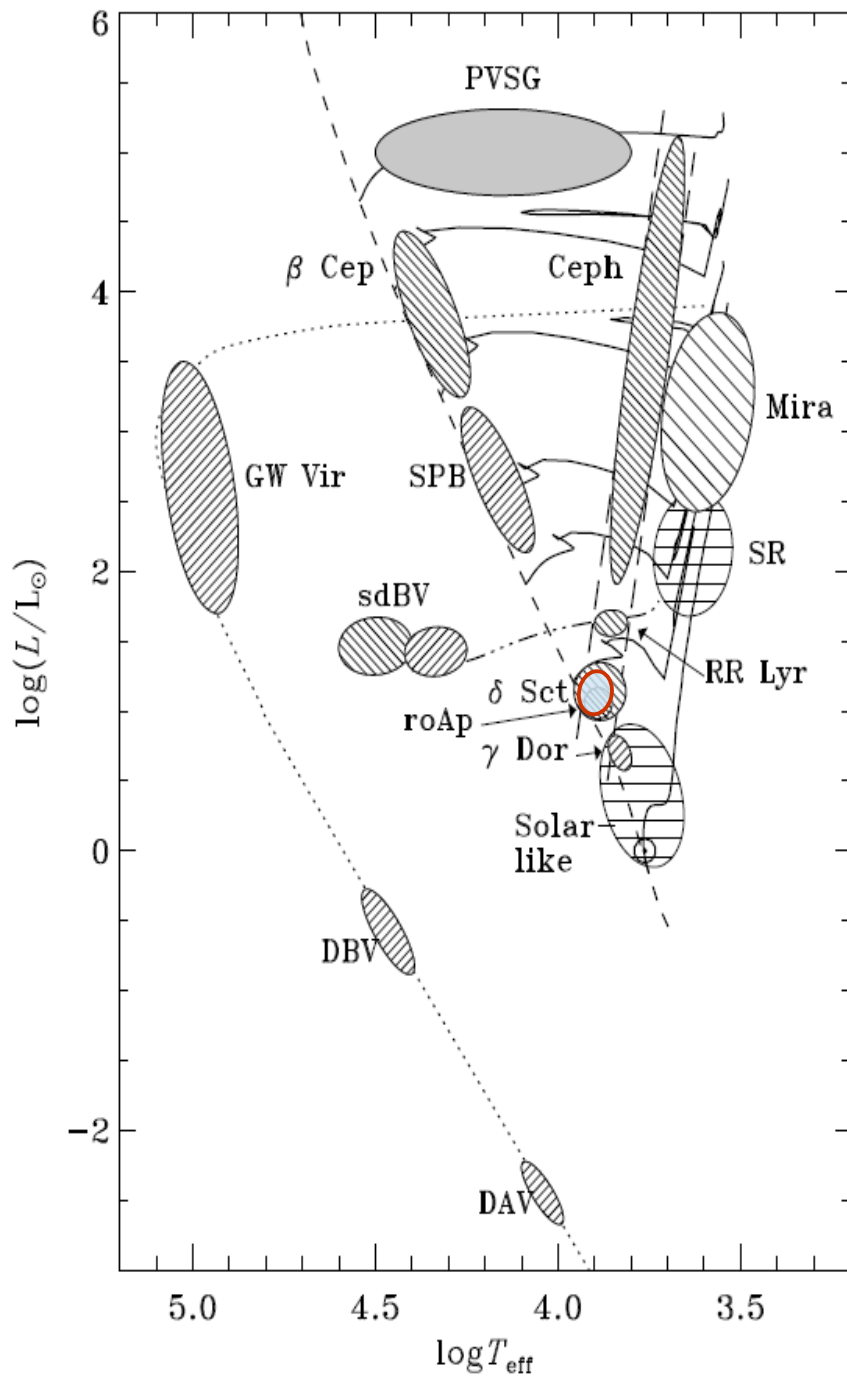
δ Scuti Yıldızları



- ✓ Pop – I yıldızları
- ✓ A-F tayf türünden Güneş kompozisyonunda zonklayan anakol ya da dev yıldızlarıdır.
- ✓ **Kütle Aralığı:** $1.5 M_{\odot} - 2.5 M_{\odot}$ (MS $\rightarrow$ TAMS)
- ✓ Merkezde ya da kabukta Hidrojen yanması
- ✓ Radyal (radial) ve radyal olmayan (non-radial) zonklamalar
- ✓ **Fotometrik Genlik** (ΔV) $\sim 0^m.01 - 0^m.03$ (HADS)
- ✓ **Zonklama Dönemi:** 18 dk. (düşük dereceden p-modları) – 8 saat (g-modları ve karışık modlar*)
- ✓ Karışık modlar (iç katmanlarda g-modu, dış katmanlarda p-modu karakterli salınımlar), kabukta hidrojen yakan yıldızlarda gözlenir.
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Helyum'un ikinci iyonizasyonu kaynaklı κ -mekanizması!
- ✓ λ Boo yıldızları, zonklayan klasik ve evrimleşmiş Am yıldızları (sırasıyla δ Del ve ρ Pup yıldızları) da bu gruptadır.

Melez Zonklayıcılar (Hybrid Pulsators) Olarak δ Scuti'ler

- ✓ δ Sct kararsızlık kuşağının üst ve alt bölgesinde (büyük kütleli ve küçük kütleli tarafında) bir miktar farklı mekanizmaların çalıştığını görüyoruz.
- ✓ Yüksek kütle tarafının κ -mekanizması kaynaklı, yüksek genlikli (HADS), karışık modlar (iç katmanlarda g-modu, dış katmanlarda p-modu karakteristiklerinde, ing. mixed modes) gözlenir. Bu cisimler δ Sct'ler ile Sefeidler arası geçiş objeleri olarak düşünülmektedir. (Balona & Dziembowski 2011). Bu tür yıldızlar HR diyaygramı üzerinde artık anakoldan ayrılarak dev koluna doğru ilerleyen, çekirdeğinde termonükleer reaksiyonların durduğu, kabukta hidrojen yakan yıldızlardır.
- ✓ Düşük kütle tarafına geçtiğimizde ise konveksiyon ve sönümleme (ing. damping) etkileri nedeniyle giderek stokastik, g-modu, radyal olmayan salınımlar önem kazanmaya başlar. Bu cisimler ise δ Sct'ler ile γ Dor yıldızları arası geçiş objeleri olarak düşünülmektedir. (Bradley vd. 2015, Guzik vd. 2015). Bu yıldızlar ise henüz anakoldan ayrılmamış, halen çekirdeklerinde hidrojen yakan yıldızlardır.
- ✓ Ayrıca $2 M_{\odot}$ civarında (δ Sct kararsızlık bölgesinin ortası!) konvektif zarf ile radyatif zarf arasında geçiş bölgesine (Kraft break) yaklaşılr.. Evrimsel açıklamaya ek olarak bu nedenle de bu limitin her iki tarafında, limitten uzaklaştıkça giderek farklılaşan zonklama karakteristikleri gözlemek doğaldır.
- ✓ Bütün bu gözlemler δ Scuti türü değişenlerin tamamının melez zonklayıcılar (ing. hybrid pulsators) olarak değerlendirilmesini olanaklı hale getirir. (Breger vd. 2014)

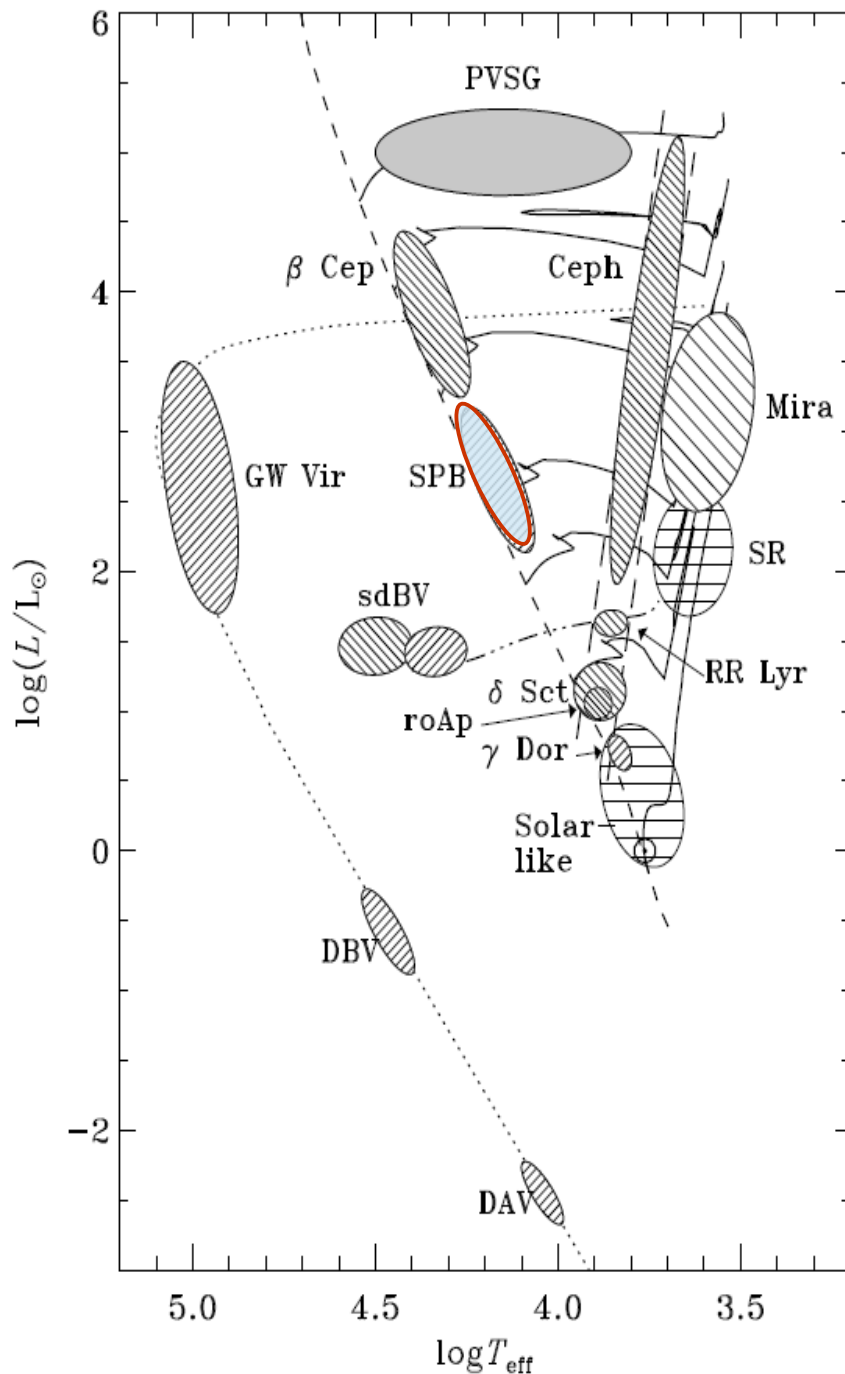


roAp Yıldızları

- ✓ Pop – I (genç, metalce zengin yıldızlardır)
- ✓ A-F tayf türü aralığında kimyasal tuhaf (Ap-Fp) yıldızlardır. Yüzeylerinde **atomik difüzyon** kaynaklı yamalar (patch) şeklinde yüzey parlaklık dağılım anomalileri gözlenir.
- ✓ Manyetik alanları oldukça güçlüdür (~10-20 kG)
- ✓ **Kütle Aralığı:** $1.8 M_{\odot} - 2.2 M_{\odot}$
- ✓ Temel ve birinci üst ton radyal p-modlarında zonklarlar (bimodal pulsators!), ayrıca düşük derece ($l \leq 3$) radyal olmayan modlarda da zonklar.
- ✓ **Fotometrik Genlik** $\Delta V < 0^m.01$ (Kurtz, 1982)
- ✓ $\Delta RV < 5$ km/s
- ✓ Yüksek üst ton radyal modlarda salınırlar
- ✓ **Zonklama Dönemi:** 5.65 – 21.2 dk.
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Katmanlar arası kimyasal bolluk anomalileri, konveksiyon, hidrojen iyonizasyonu kaynaklı κ -mekanizması ve bunların güçlü manyetik alanla etkileşimi (p ve g-modları ve karışık modlar)
- ✓ Yüzeylerindeki kimyasal bolluk anomalisi kaynaklı parlaklık heterojenlikleri ve yüksek dönme hızları, frekanslarda dönmeye bağlı ayrışma gözlenmesine neden olmakta ve modellenmelerini zorlaştırmaktadır.

roAp Yıldızları

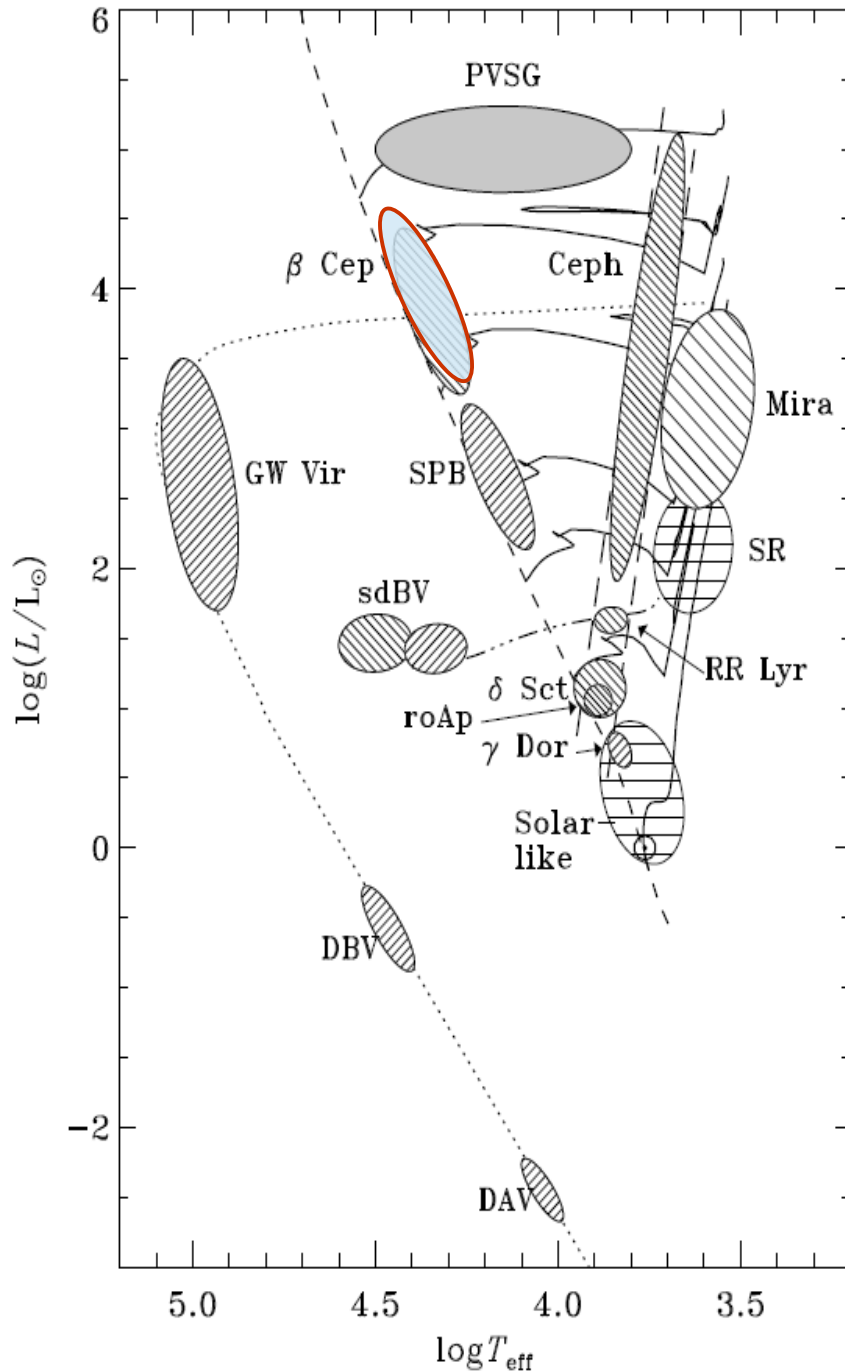
- ✓ roAp yıldızlarındaki zonklamalar manyetik alanla hizalanan **dipol**, düşük derece ($l \leq 3$) **radyal olmayan** modlardadır.
- ✓ Gerek küçük (δv), gerek büyük ayrışmalar (Δv) manyetik alan ve dönme ile bozulurlar ve échelle diyagramları komplekstir.
- ✓ kG mertebesindeki güçlü manyetik alanların varlığında manyetik basınç akustik basıncı domine eder. $\tau_{5000} \sim 1$ için manyetik basınç ve gaz basıncı karşılaştırılabilir düzeydedir. Bu nedenle zonklamaları için "**manyeto-akustik**" terimi kullanılır.
- ✓ Atomik difüzyon sadece dikey ve yatay yönde kimyasal bolluk anomalileri yaratmakla kalmaz, atmosferik sıcaklığı da etkiler.
- ✓ Manyetik alan konveksiyonu baskılayarak zonklamaların yapısında belirleyeci olur, geometrisi yıldızın salınım modunu seçer.



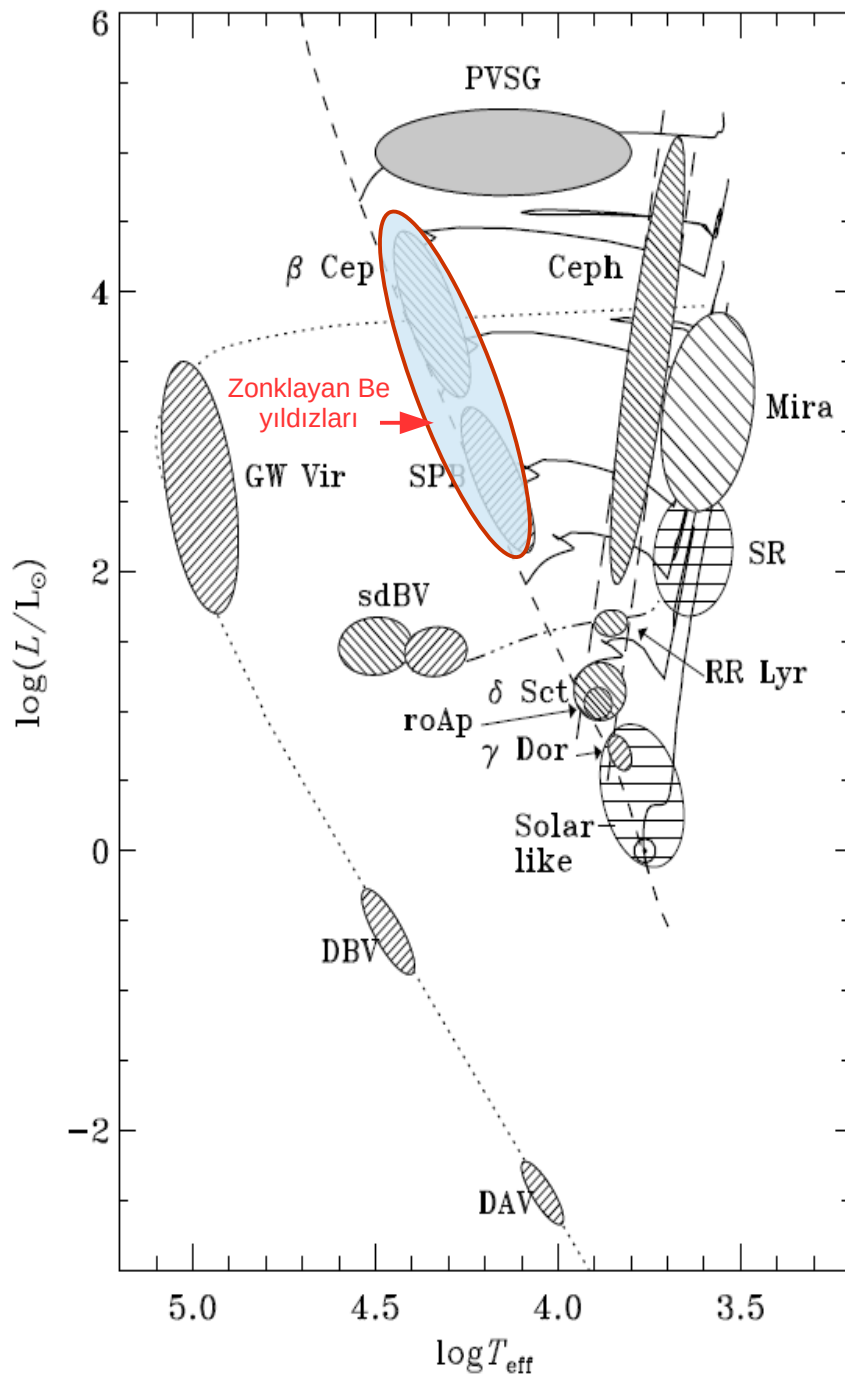
Yavaş Zonklayan B Yıldızları (Slowly Pulsating B Stars, SPB)

- ✓ γ Dor yıldızlarınıninkine benzer karakteristikte ancak daha uzun dönemli (0.8 – 3 gün) zonklayan yıldızlardır.
- ✓ Yüksek basamaktan radyal olmayan g-modlarında zonklarlar.
- ✓ Bir kısmı Myron Smith ve grubunun 1970'lerin sonunda önerdiği 53 Per grubunun soğuk yıldızlarıdır. Bu grubun sıcak yıldızları da β Cep yıldızlarındaki p-modu salınımlarını gösterdikleri gerekçesiyle β Cep grubunda kabul edilirler. Bu nedenle 53 Per artık referans verilmeyen (obsolete) bir değişen yıldız grubu haline gelmiştir.
- ✓ **Kütle Aralığı:** $2 M_{\odot} - 7 M_{\odot}$
- ✓ Bütün SPB yıldızları, bulundukları yere göre yavaş dönen yıldızlardır (De Cat 2002)
- ✓ **Fotometrik Genlik** $\Delta V < 0^m.1$
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Demir grubu elementlerin kısmi iyonizasyon bölgelerindeki ($T \sim 200$ kK) donukluk değişimlerinden kaynaklanan κ -mekanizması ile zonklarlar (Z bump). Salınımın kaynağının bulunması OPAL projesi çerçevesinde bu grup elemanların iyonizasyonun ancak bu sıcaklıklarda gerçekleştiğinin anlaşılmasıyla gerçekleşebilmiş (Livermore & Seaton 1996)

β Cephei Yıldızları

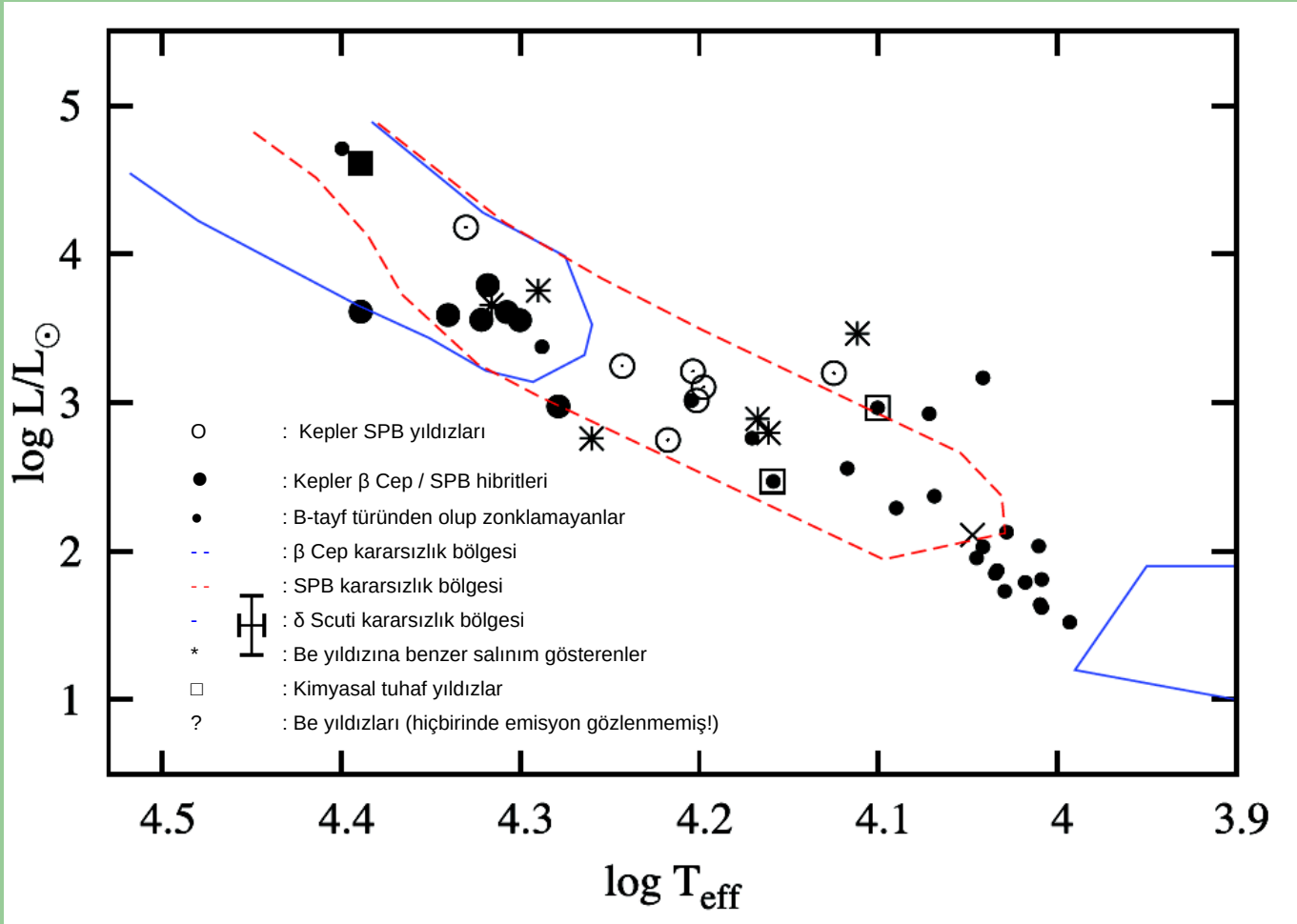


- ✓ Yaklaşık bir yüzyıldır B-tayf türünden zonklayan, genç Pop-I anakol yıldızları olarak bilinmekle birlikte anakolu terketmek üzere olan bazı yıldızları ve bazı devleri de içerirler.
- ✓ **Kütle Aralığı:** $8 M_{\odot} - 18 M_{\odot}$
- ✓ Düşük basamaktan p- ve g-modlarında salınırlar.
- ✓ Zonklama dönemleri $P_{\text{pul}} \sim 2 - 8$ saat
- ✓ Büyük bölümü çoklu döneme sahip ışık ve çizgi profili değişimleri gösterirler (Stankov & Handler 2005).
- ✓ B bandındaki ışık değişimleri R bandındaki ışık değişimlerine kıyasla daha büyük genliklere sahiptir ve aralarında 0.25'lik bir evre farkı bulunur. Adyabatik salınımlarda yüzey sıcaklığı değişimi nedeniyle bu türden bir evre farkının gözlenmesi beklenen bir şeydir (Dupret vd. 2003).
- ✓ Hızlı dönen yıldızlardır.
- ✓ **Fotometrik Genlik** $\Delta V \sim 0^m.01 - 0^m.3$
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Demir grubu elementlerin kısmi iyonizasyon bölgelerindeki ($T \sim 200$ kK) donukluk değişimlerinden kaynaklanan κ -mekanizması ile zonklarlar (Z bump).



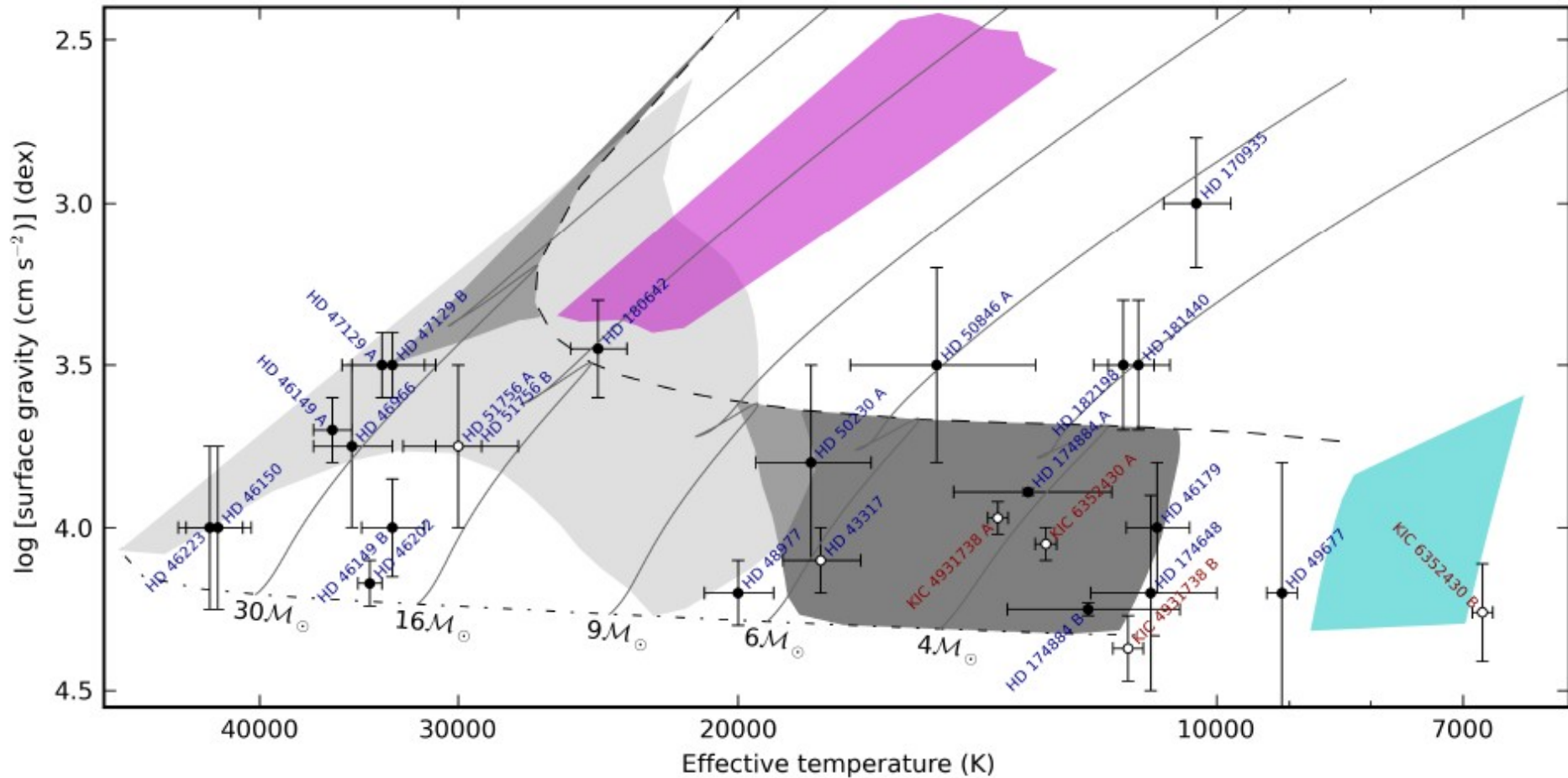
Zonklayan Be Yıldızları (Pulsating Be Stars) “Discoseismology”

- ✓ B-tayf türünden zonklayan, genç Pop-I anakol yıldızlarıdır ve tayflarının Balmer serisi çizgilerinde emisyon gözlenir.
- ✓ Balmer serisi çizgilerinde gözlenen bu emisyon yıldızı çevreleyen bir diskin (ing. circumstellar disk) varlığına bağlanır (Porter & Rivinius 2003).
- ✓ Bu disk yapısı çift sistemlerde bulunan Be yıldızlarında Roche yüzeyinin aşılması ve kütle transferi, kritik dönme hızına (bu hızdan sonra yıldız ekvatorundan kütle kaybeder) yakın hızlarla dönmeleri (Townsend vd. 2004), manyetik alan çizgilerinden kütle kaybetmeleri (Townsend & Owocki 2005) ve zonklama modlarının yaptığı vuru (ing. beat) (Rivinius vd. 2003) gibi pek çok farklı nedenle oluşmuş olabilir.
- ✓ Diskin varlığının yıldızın evrimiyle bir ilişkisi olup olmadığı bilinmemektedir (Aerts vd. 2010).
- ✓ Zonklama karakteristikleri açısından β Cep ve SPB yıldızlarına büyük benzerlik gösterirler. Bu nedenle HR diyagramı üzerinde bu yıldızlarla aynı bölgede yer alırlar ve onların hızlı dönme nedeni ile kompleks analogları olarak tanımlanırlar.
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Demir grubu elementlerin kısmi iyonizasyon bölgelerindeki ($T \sim 200$ kK) donukluk değişimlerinden kaynaklanan κ -mekanizması ile zonklarlar (Z bump).



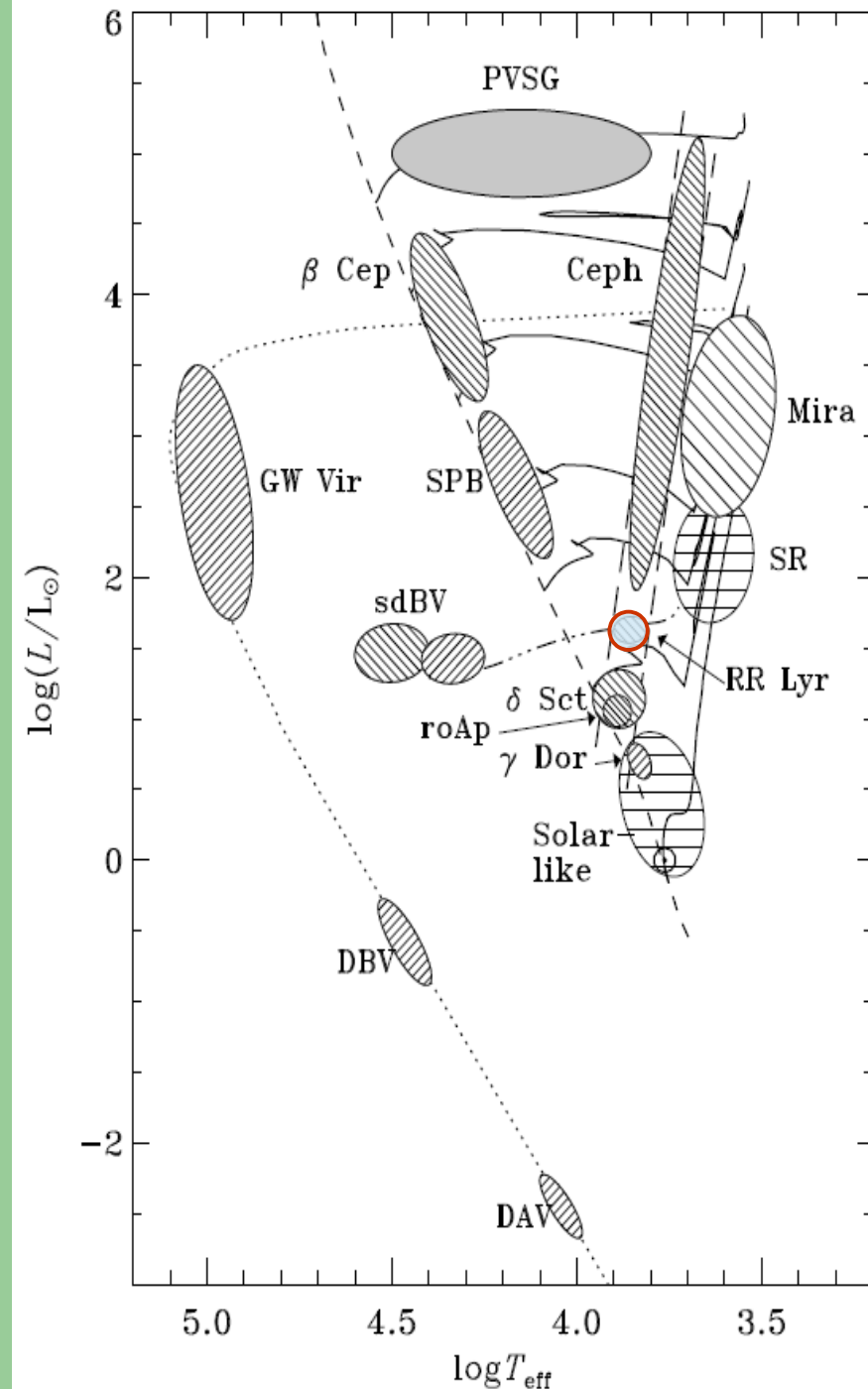
Yer tabanlı tayfsal gözlemlerle temel parametreleri belirlenmiş ve Kepler tarafından gözlenen B tayf türünden anakol yıldızları
(Balona vd. 2011)

B-Tayf Türünden Değişen Grupları CoRoT Gözlemleri

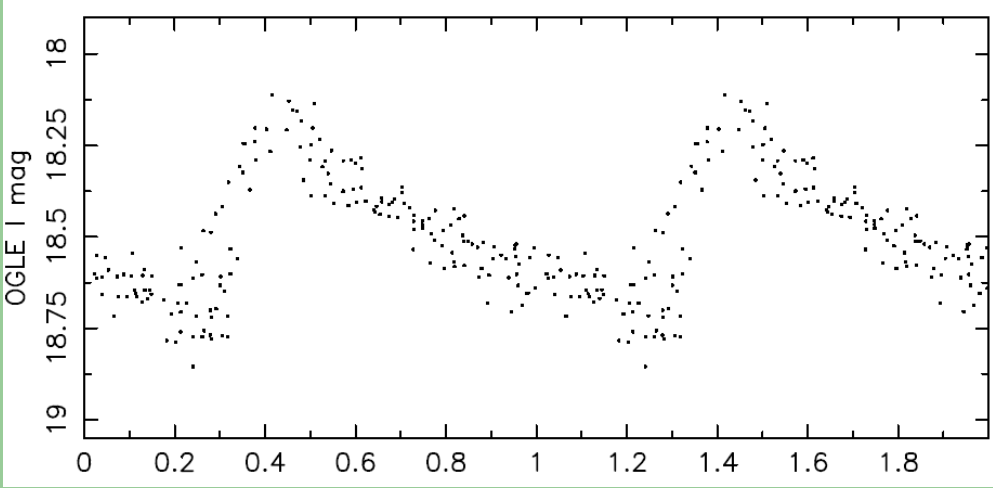


RR Lyrae Yıldızları

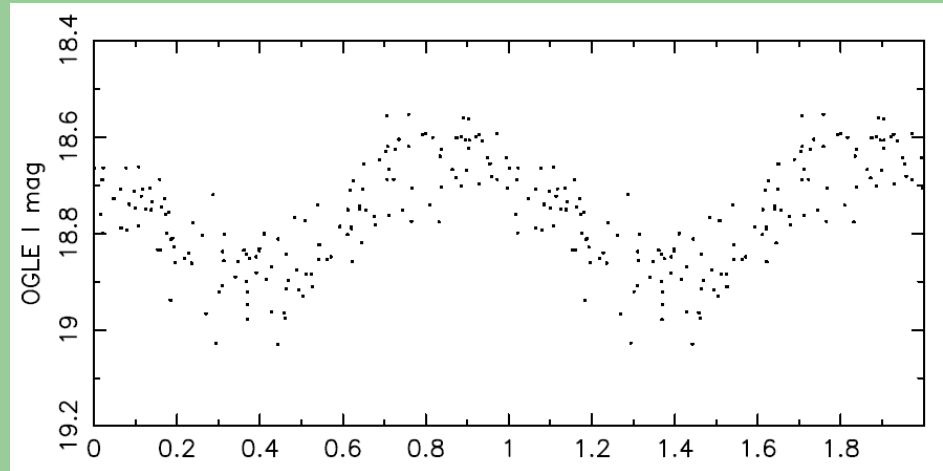
- ✓ Sefeidlerle birlikte “klasik radyal zonklayıcılar” olarak adlandırılırlar. Onlardan farklı olarak metalce fakir, yaşlı, Pop-II türünden yatay kol yıldızlarıdır.
- ✓ Bulundukları kümeler için çok iyi birer yaş ve uzaklık belirtecidirler (ing. standard candle).
- ✓ Büyük çoğunluğu $P_{\text{pul}} \sim 0.5$ gün civarında tek dönemli (ing. monoprotic) zonklarlar. $0.2^{\text{gün}} < P_0 < 1^{\text{gün}}$
- ✓ **Kütle Aralığı:** $0.6 M_{\odot} - 0.8 M_{\odot}$ (Yatay kolda hidrojen ve helyum iyonizasyon bölgelerinin oluşması ve bu katmanlar civarında radyatif bir zarftan söz edilebilmesi için kütlenin bu civarda olması gerekir. Aralığın tam değerleri metal bolluğu ve devler kolunda kaybedilen kütle miktarına bağlı olarak değişir).
- ✓ Kırmızı dev aşamasını geçmiş yatay kol yıldızlarıdır (Kolenberg vd. 2011). Tayf türleri A2-F6 aralığında değişir.
- ✓ **Fotometrik Genlik** $0.3^{\text{m}} < \Delta V < 2^{\text{m}}$
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** He-II ve He-III kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması (Stellingwerf 1984).



Bailey Sınıflandırması (RRabc Yıldızları): Fotometrik özelliklere (dönem, genlik, ışık eğrisi asimetrisi) göre yapılan bir sınıflandırmadır. **RRa** ve **Rrb** yıldızları **RRab** yıldızları adı altında tek bir grupta toplanırlar, radyal temel tonda zonklayıp asimetrik ışık eğrilerine sahiptirler. **RRc** yıldızları ise birinci üst tonda zonklayan ve sinüsoidal ışık eğrilerine sahip yıldızlardır.

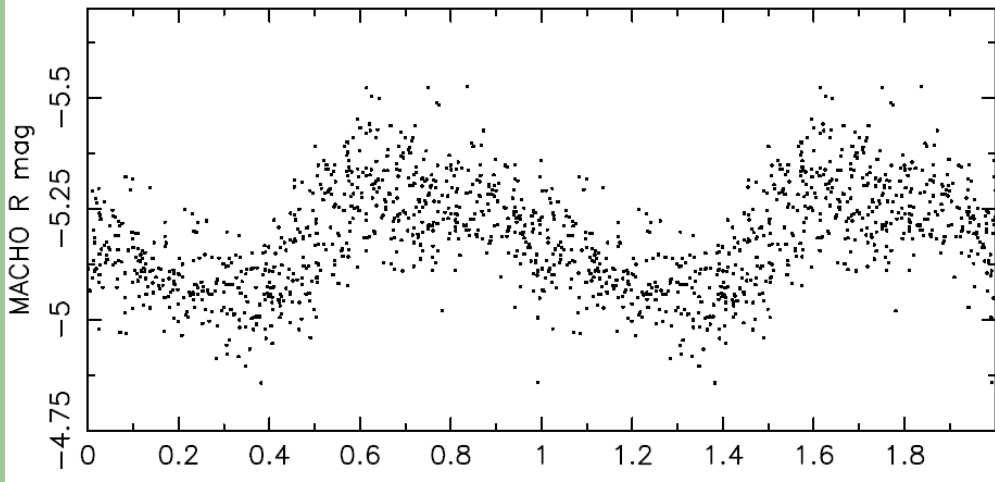


Solda: Bir RRab yıldızının OGLE ışık eğrisi (Soszyński et al. 2003). $P_{\text{pul}} = 0^{\text{gün}}.61144$



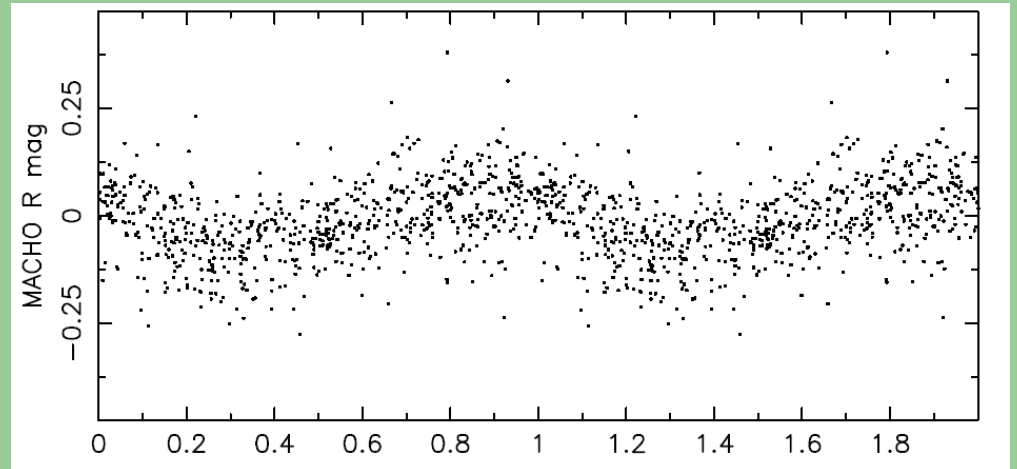
Sağda: Bir RRC yıldızının OGLE ışık eğrisi (Soszyński et al. 2003). $P_{\text{pul}} = 0^{\text{gün}}.3420$

Bailey Sınıflandırması (RRd Yıldızları): 1980'lerin ortasında kısa süreler dahilinde genliği değişen ışık eğrilerine sahip bir dördüncü grup **RRd** yıldızları adı ile önerilmiştir. Bu yıldızların zonklama dönemleri 0.3 – 0.5 gün arasında olup, ışık eğrilerinde daha fazla saçılma gözlenir. İkili mod (hem radyal temel ton hem de üst ton) çift dönemli salınan yıldızlardır ($P_{\text{frt}} / P_{\text{fot}} \sim 0.74$).



Solda: Bir RRd yıldızının MACHO ışık eğrisi (Kovács 2000). $P_{\text{frt}} = 0^{\text{gün}}.3649$

Sağda: Aynı RRd yıldızının MACHO ışık eğrisinde (Kovács 2000) $P_{\text{frt}} = 0^{\text{gün}}.3649$ baskın zonklama dönemi aykılıandıktan (ing. prewhitening) geriye kalan ikinci salınım ($P_{\text{fot}} = 0^{\text{gün}}.4900$)



Oosterhoff Dönem İkiliği (ing. Period Dichotomy)

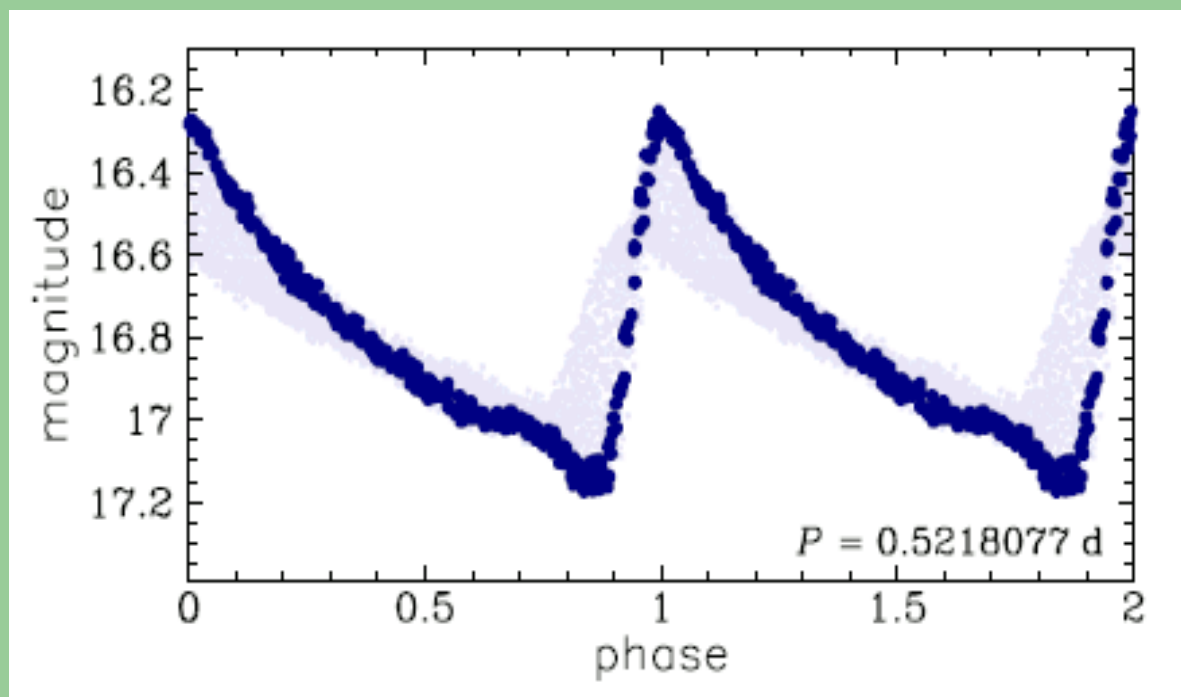
- ✓ Oosterhoff (1944) bazı kümelerde (Oosterhoff-I tipi kümeler) sadece RRab tipi yıldızlar gözlenirken, bazılarında (Oosterhoff-II tipi kümeler) RRab ve RRC yıldızlarından eşit sayıda gözlemlendiğini farketmiş.
- ✓ Oosterhoff-I tipi kümelerdeki RR Lyrae yıldızlarının ortalama zonklama periyotları Oosterhoff-II tipi kümelerdekilere oranla 0.1 gün kısa!
- ✓ Oosterhoff Dönem İkiliği denen bu fark için bkz. Catelan 2007!

Blazhko Etkisi

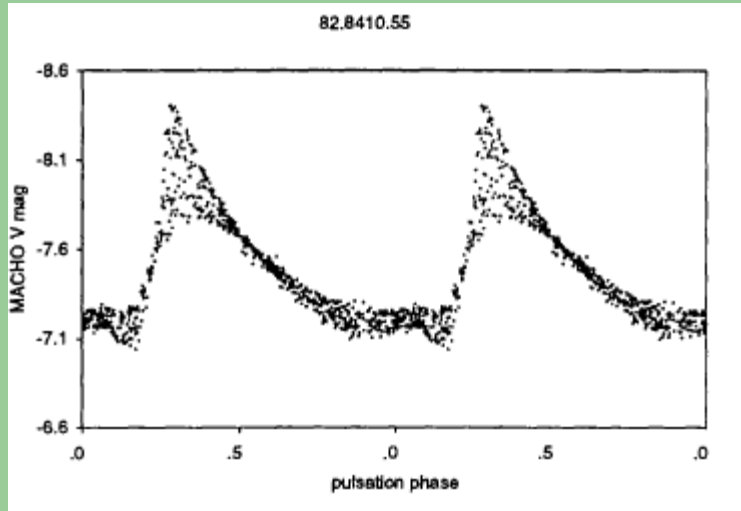
- ✓ RR Lyrae yıldızlarının (RRabc) yaklaşık %25'inde zonklama dönemlerinin ortalama 100 katı uzunluğundaki zaman ölçeklerinde dönemli genlik değişimleri gözlenir.
- ✓ İlk defa Blazhko (1907) tarafından EW Dra yıldızında gözleendiği için Blazhko Etkisi adıyla bilinen bu etki prototip yıldız RR Lyrae'da ($P_{\text{blazhko}} = 40^{\text{gün}}.8$) da gözlenmektedir (Kolenberg vd. 2006). Ayrıca bu etki RR Lyr'in çizgi profillerinin de aynı dönemle değişiminden saptanmıştır (Chadid vd. 1999).
- ✓ Jurcsik (2005) zonklama dönemi (ing. oscillation period) ile ışık eğrisi genliğinin değişim dönemi (ing. modulation period) arasında bir korelasyon bulunduğunu ve bu ikinci dönemin (Blazhko dönemi) yıldızın dönme dönemine eşit olması gerektiğini önerdiler.
- ✓ Ancak bazı Blazhko yıldızlarında daha uzun dönemli üçüncü bir modülasyonun da olduğu (RW Dra için 7, RR Lyr için 4 yıl dönemli), bu değişime, evrede bir çevrimden diğerine birkaç günlük bir atlamanın eşlik ettiği gözlenmiştir. Bu durumu yıldızın dönmesi ile açıklamak kolay değil!

Blazhko etkisinin olası açıklamaları:

1. Yıldızda temel tonda radyal modun yanı sıra bir de düşük dereceli (l) radyal olmayan bir salınım modunun var olduğu ve bu iki modun bileşke etkisinin (ing. nonlinear resonant mode coupling) gözleendiği, Blazhko döneminin de bu iki salınım modunun vuru dönemi (ing. beat period) olduğu düşünülmektedir (Van Hoolst 1995; Van Hoolst vd. 1998, Dziembowski ve Cassisi 1999).
2. Manyetik etkinliğin zonklamalar üzerindeki etkisi sonucu roAp yıldızlarındaki “eğik zonklayıcı” (ing. oblique pulsator) modeline benzer açıklama. Bu açıklama gereği Blazhko döneminin dönme dönemine yakın olması beklenir (Takata & Shibahashi 1995).

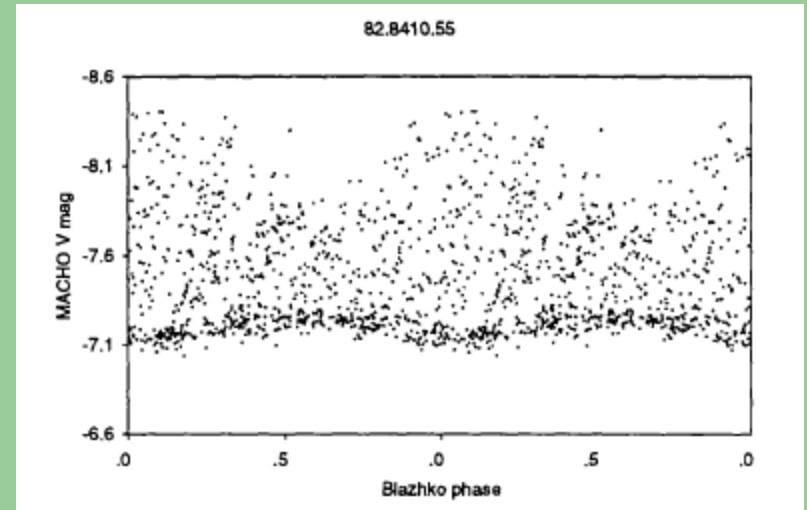
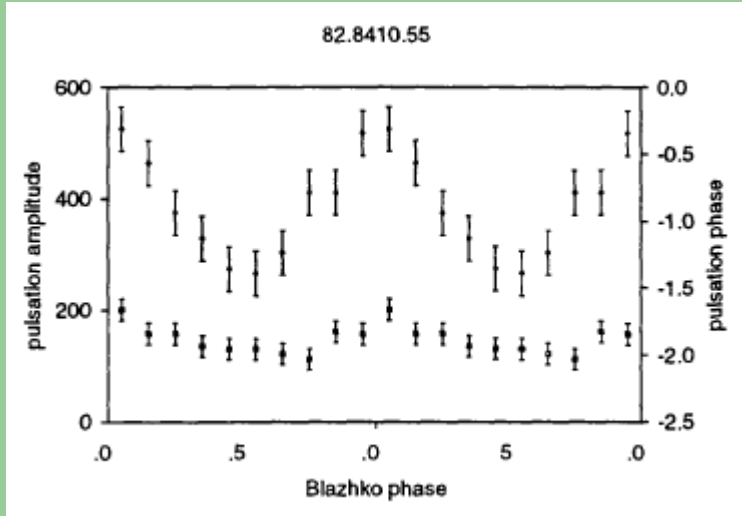


http://ogle.astrouw.edu.pl/atlas/RR_Lyr.html



Solda: Bir Blazhko yıldızının zonklama dönemiyle ($P_{\text{pul}} = 0^{\text{gün}}.5144$) evrelendirilmiş MACHO ışık eğrisi. Maksimum ve minimumlar dışındaki saçılma seviyesi bize zonklama evresinde çevrimden çevrime değişim olmadığını gösteriyor. Genlik değişiminin kendini en fazla maksimumda hissettirdiği de açıkça görülüyor (Kurtz vd. 2000).

Sağda: Aynı yıldızın Blazhko dönemiyle ($P_{\text{Blazhko}} = 85^{\text{gün}}.71$) evrelendirilmiş MACHO ışık eğrisi. (Kurtz vd. 2000).



Solda: Aynı yıldızın zonklama genliği ve evresinin Blazhko dönemiyle evrelendirilmiş değişimi. 10 komşu evre tek bir evre olarak kabul edilmiş. (Kurtz vd. 2000)

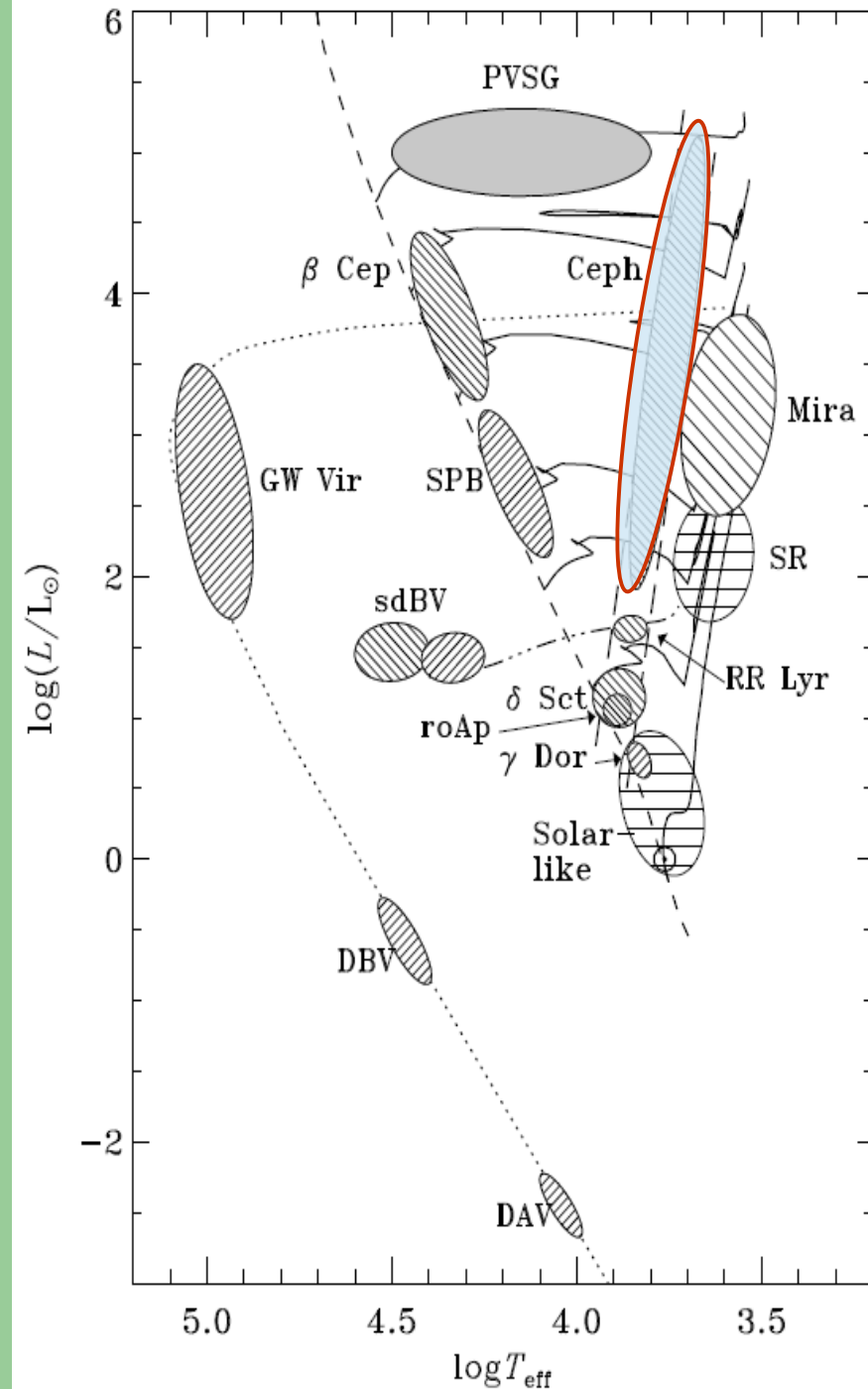
Blazhko Etkisi

- ✓ Sonuç olarak henüz Blazhko etkisine bütünsel, etkinin gözleendiği tüm RR Lyrae yıldızları için (bu grup içerisinde çeşitlilik gösteren karakteristiklerde yıldızlar vardır) çalışan **bir açıklama üzerinde konsensüse ulaşılabilmiş değildir** (Aerts vd. 2010).
- ✓ Blazhko etkisi gözlenen yıldızlarda (RR Lyrae'nın kendisi dahil) bu **etkiye sebep olabilecek denli yüksek bir manyetik etkinliğin gözlenememiş olması** da bu açıklamanın savunulmasını güçleştirmektedir (Chadid vd. 2004).
- ✓ Moskalik ve Poretti (2003) OGLE gözlemlerinden yola çıkarak “eğik zonklayıcı” modelinin geçerli olamayacağını öne sürmüşlerdir.
- ✓ Le Borgne vd. (2012) aynı zonklama dönemine sahip RRab yıldızlarının farklı Blazhko dönemlerine sahip olabildiği gibi aynı Blazhko dönemine ancak farklı zonklama dönemlerine sahip RR Lyra yıldızları da olduğunu göstermişlerdir. **“Eğik zonklayıcı” modelinin farklı bakış açılarında, farklı dönme hızları için gözlenen olguları açıklayabileceğini ancak gereken şiddette manyetik alanların gözlenememiş olmasının ve Blazhko etkisinde çevrimden çevrime gerçekleşen değişimlerin açıklanamıyor oluşunun** bu modelin geçerliliği önünde engel olarak durduğunu belirlemişlerdir.
- ✓ CoRoT (Poretti vd. 2010, Guggenberger vd. 2011) ve Kepler (Guggenberger vd. 2012) gözlemleri Blazhko mekanizmasının saat gibi çalışmasına dayanan her iki olası açıklamanın da eksik kaldığını zira RR Lyrae'nın kendisi dahil olmak üzere (Le Borgne vd. 2007) **birçok Blazhko yıldızında Blazhko çevrimleri boyunca değişimlerin görüldüğünü** ortaya koydu (Le Borgne vd. 2014).

Sefeidler

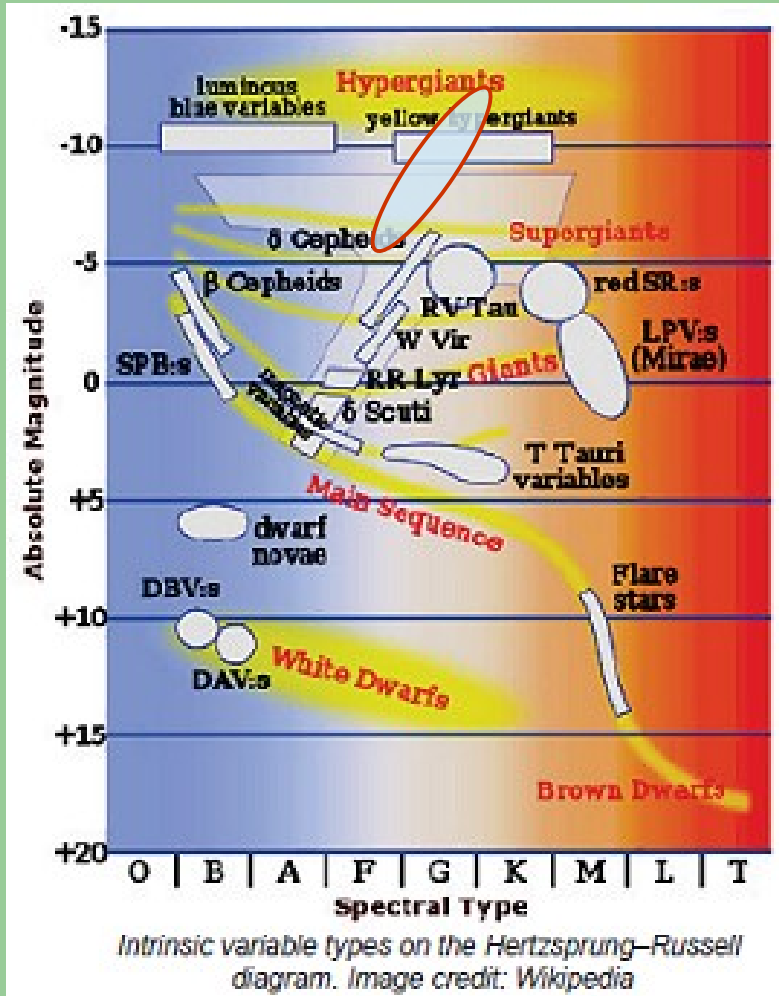
I. Klasik Sefeidler (Pop-I (δ) Sefeidler)

- ✓ Adını prototip yıldız δ Cephei'den almaktadır.
- ✓ Çok iyi bir uzaklık belirtecidir (Leavitt & Pickering 1912)
- ✓ $1^{\text{gün}} < P_{\text{pul}} < 50^{\text{gün}}$
- ✓ F5 -G5 tayf türünden dev ve süperdevlerdir.
- ✓ Galaktik düzlemde yer almaktadırlar.
- ✓ **Fotometrik Genlik** $\Delta V \sim 1^{\text{m}}$
- ✓ Işınım güçleri $P < 25^{\text{gün}}$ olanlar için III-Ib, $P > 25^{\text{gün}}$ olanlar için III-Ia arasında zonklama boyunca değişir.
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** He-II ve He-III kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması (Stellingwerf 1984).
- ✓ Radyal modda salınırlar. Temel tonun yanı sıra bazıları birinci ve ikinci üst tonda da salınırlar (çift modlu Sefeidler, ing. double-mode Cepheids).



Pop-II Sefeidler:

$P > 20^{\text{gün}}$ → RV Tau
 $P \sim 10\text{--}20^{\text{gün}}$ → W Vir
 $P \sim 1\text{--}5^{\text{gün}}$ → BL Her
 $M \sim 0.50 - 0.60 M_{\text{Güneş}}$

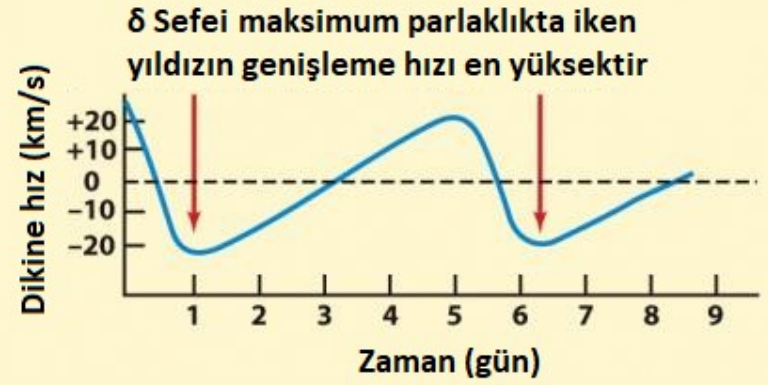


- ✓ Yatay koldan Asimptotik Dev Kolu (AGB)'na ilerleyen 3-5 $M_{\odot}$ kütleindeki metalce fakir, yaşlı yıldızlar tekrar kararsızlık kuşağından geçer He-I ve He-II'nin yanı sıra H-I ve H-II donukluğu kaynaklı κ -mekanizmasıyla zonklamaya başlarlar.
- ✓ **RV Tauri Yıldızları:** Işık eğrileri birbiri takip eden derin ve sığ minimumlarla ve düzensizlikleri ile karakterize edilirler. Bu kütledeki yıldızlar RGB sonrası geldikleri yatay kolda evrilirken yaşadıkları kütle kaybı Hidrojen kabuğu $0.01 M_{\text{güneş}}$ mertebesine kadar indirir. Yıldız buradan sonra geçirdiği AGB aşamasında daha da yoğun kütle kaybı nedeniyle Beyaz Cüce olmaya doğru giderken bir kez daha kararsızlık bölgesine ulaşır. RV Tauri yıldızları AGB sonrası (post AGB) olarak adlandırılan, F-K tayf türünden süperdev yıldızlardır. Zonklama dönemleri genellikle 30-150^{gün} arasındadır.
- ✓ Pek çok RV Tau yıldızının diskle çevrili çift sistem üyesi olduğu saptanmıştır (Wallerstein 2002).
- ✓ **W Virginis Yıldızları:** Daha kısa dönemli olmaları dışında zonklama karakteristikleri bakımından fazlaca bir farkları yoktur. Ancak kısa dönemli tarafta olanları daha simetrik ışık eğrileri gösterirken uzun dönemli tarafta olanlarda RV Tau karakteristikleri gözlenmeye başlar.
- ✓ **BL Her Yıldızları:** Kısa dönemli, galaktik diskte ve küresel kümelerde sıkça rastlanan daha kısa dönemli ve RV Tau, W Vir'lere göre daha az kütleli AGB sonrası yıldızlarıdır.

Sefeid Değişenleri



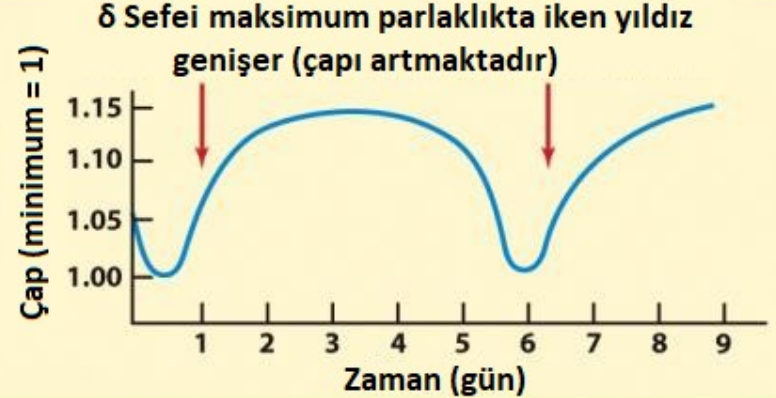
(a) δ Sefe'i'nin ışık eğrisi (zamana karşı parlaklık grafiği)



(b) δ Sefe'i'nin zamana göre dikine hızı (pozitif: yıldız büzülüyor, negatif: yıldız genişliyor)



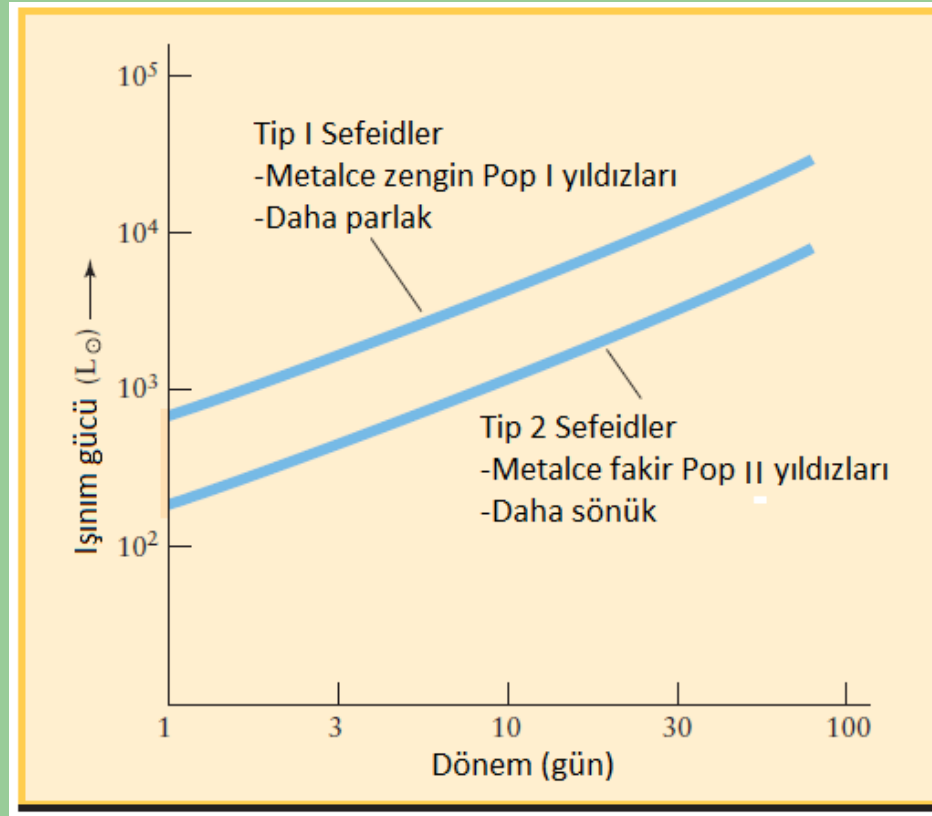
(c) δ Sefe'i'nin zamana göre yüzey sıcaklığı



(d) δ Sefe'i'nin zamana göre çap değişimi

Sefeid değişenleri Güneş'in ışınlam gücünden ~10000 kat fazla ışınlam gücüne sahip, parlaklıkları pulsasyonlar (zonklamaları) nedeniyle düzenli olarak değişen yıldızlardır. Zonklamalarla birlikte bu yıldızların sıcaklık, çap ve dikine hızlarında da aynı dönemle değişimler gözlenir.

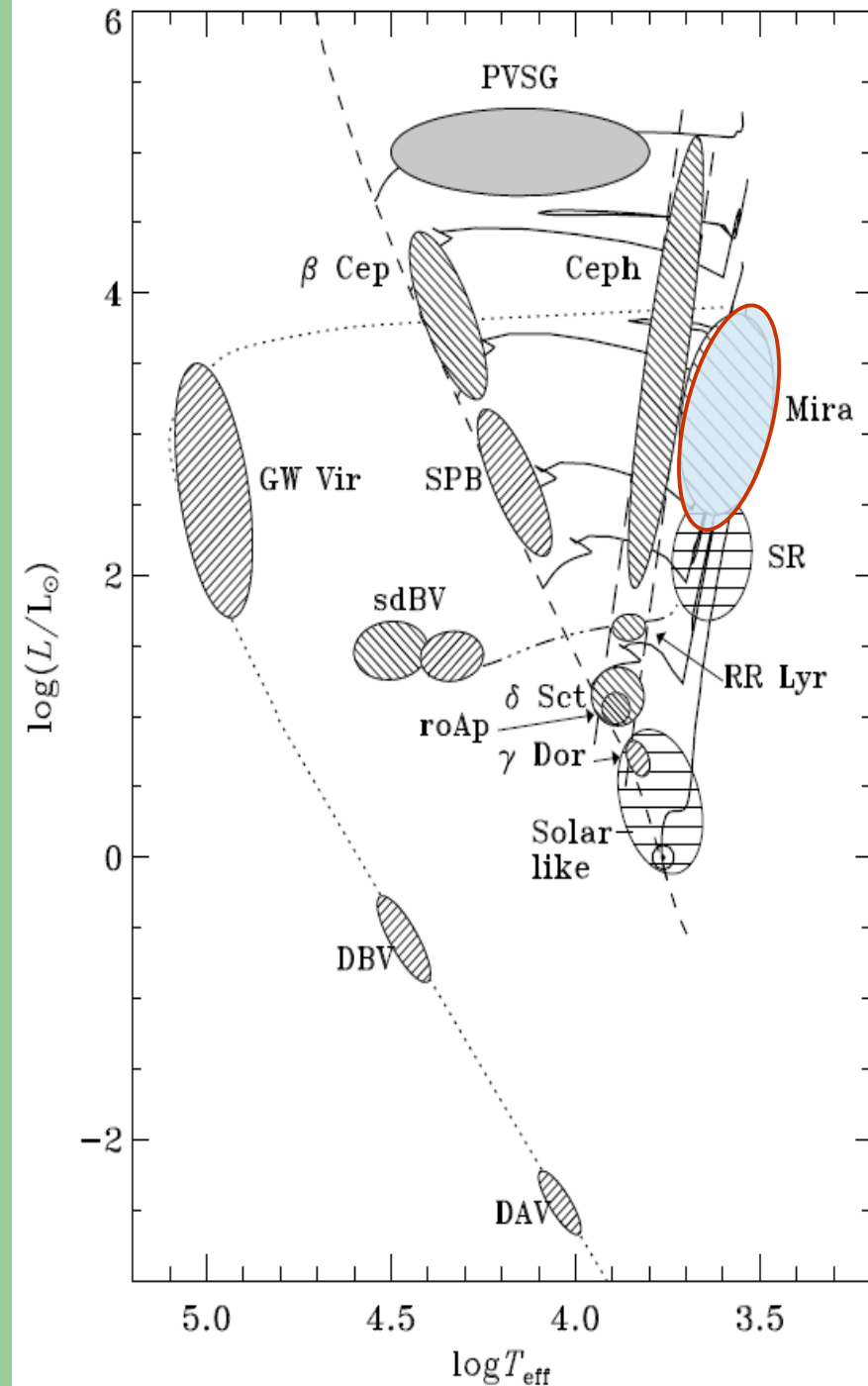
Sefeidler İçin Dönem-Parlaklık Bağıntısı



Bir Sefeid değişkeninin türünü metal bolluğu ölçülerek belirledikten sonra, bir yıldızın mutlak parlaklığını belirlemek için ilgili **Dönem-Parlaklık İlişkisini** kullanılır. Yıldızın görünen parlaklığı da bilindiğinden bu yıldızların uzaklıkları uzaklık modülü ($m - M = -5 + 5 \log d$) kullanılarak kolaylıkla hesaplarlar. Sefeid değişkenleri çok parlaktır (ortalama $10000 L_{\odot}$), dolayısıyla uzak mesafelerden gözlenebilirler. Bu özellikleri nedeniyle galaksilerin (gökadaların) uzaklıklarının ölçülmesinde ve Samanyolu'ndan başka galaksilerin bulunduğu anlaşılmada çok önemli bir rol oynamışlardır.

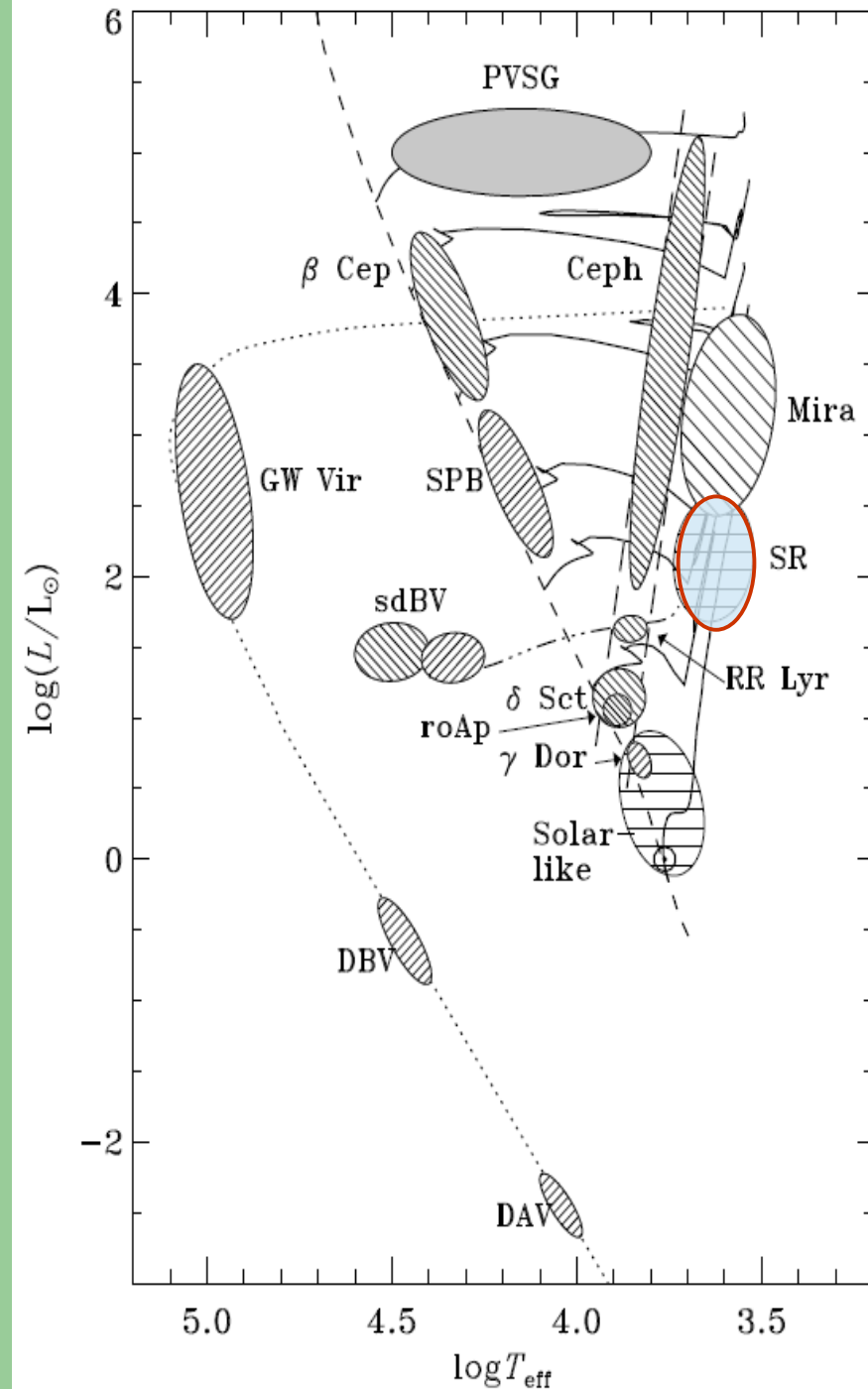
Mira Yıldızları

- ✓ Metalce zengin, genç yıldızların ileri evrim aşamalarına (AGB) karşılık gelen Pop-I yıldızlarıdır.
- ✓ Büyük çoğunluğu $P_{\text{pul}} > 80^{\text{gün}}$ dönemle temel radyal modda zonklarlar.
- ✓ **Sıcaklık ve Işınım Gücü Aralığı:** 2500-3500 K arası sıcaklıklara, $10^3 - 7 \times 10^3 L_{\text{güneş}}$ arası ışınım gücüne sahiptirler.
- ✓ **Fotometrik Genlik** $\Delta V > 2.5^{\text{m}}$
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** He-I, He-II ve H-I, H-II kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması (Ostlie & Cox 1986). Her ne kadar sıcaklıkları (konveksiyon bu sıcaklıklarda daha etkin bir enerji transfer mekanizmasıdır) nedeniyle anakol yıldızlarında bu tür salınımlar için verilen sınırların (5500-8500 K) dışında olsalar da yıldız bir AGB yıldızı olduğu için iç yapı koşulları önemli ölçüde değişiktir.
- ✓ Konveksiyon ile zonklamaların karşılıklı etkilerini çalışmak konusunda bir fırsat sunarlar. Ancak gözlenme zorlukları nedeniyle bu fırsatın bütünüyle değerlendirilmiş olduğunu söylemek zor (Kurtz vd. 2000).



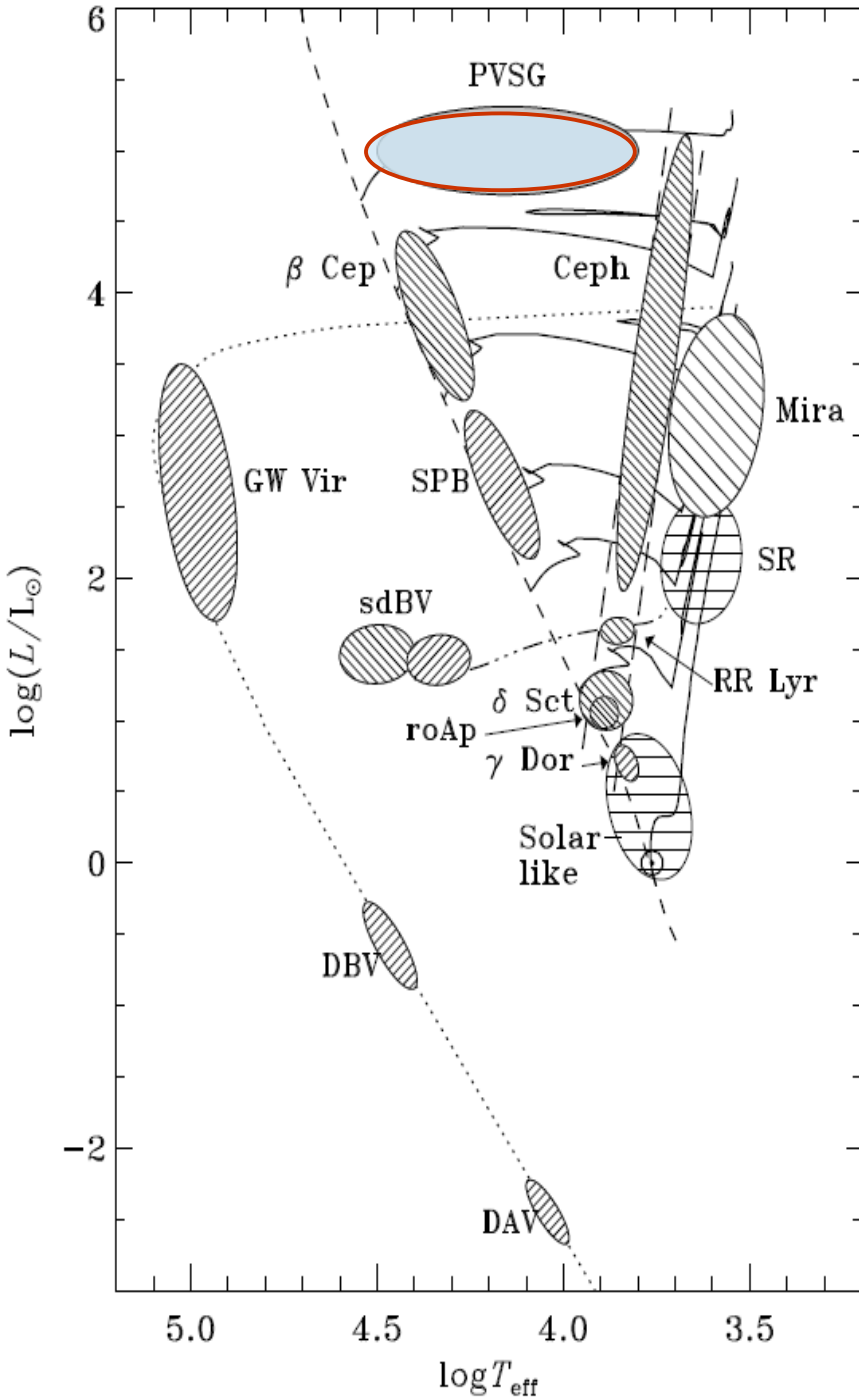
Yarı Düzenli Değişenler

- ✓ Miralara oldukça benzeyen, onlar gibi $P_{\text{pul}} > 80^{\text{gün}}$ dönemle zonklayan, simetrik ışık eğrilerine sahip ancak fotometrik genlikleri $\Delta V < 2.5^{\text{m}}$ olan değişen AGB yıldızları **SRa yıldızları** olarak adlandırılır.
- ✓ **SRb yıldızları** olarak bilinen alt grup SRa'lardan daha düşük genliklerde ve ışık eğrilerinde asimetrisi göstererek zonklarlar. Bir kısmı hala RGB evrelerini yaşamaktadır.
- ✓ **SRc yıldızları** olarak bilinen alt grup daha da düşük genliklerde $\Delta V < 1^{\text{m}}$ ve daha düzensiz şekilde zonklarlar.
- ✓ **SRd yıldızları** olarak bilinen alt grup (RRd grubu ile karıştırılmamalıdır, bu yıldızlarda çoklu modlar gözlenmez) zayıf çizgili FGK tayf türünden dev ve süperdevlerdir.
- ✓ Miralarla SRa/b/c/d yıldızları arasındaki fark, büyük ölçüde farklı ışık eğrisi morfolojilerine sahip olmalarıdır. Kimyasal kompozisyon farklılıklarının farklı moleküler yapıların var olmasına, kütle kaybının da bu nedenle farklı olmasına neden oluyor olabilir. Bir başka açıklama, şok dalgalarının farklı gruplarda farklı şiddetlerde gözlenmesi olabilir.
- ✓ Christensen-Dalsgaard (2001) SR tipi yıldızlarda **stokastik salınımların** da olabileceğini öne sürmüştür. Miralarda temel radyal mod salınımları gözlenirken, **SR'lerde üst ton modların ve vuru yapılarının** gözleniyor olması bu görüşü desteklemektedir.



Evrimleşmiş Büyük Kütleli ($M > 9 M_{\text{Güneş}}$) Yıldızlarda Zonklamalar

- ✓ Büyük kütleli yıldızlar çekirdekleri dejenere olmadan demire kadar bütün elementleri yakarlar.
- ✓ ZAMS'ten ayrılmalarından itibaren (TAMS, RGB ve tekrar ZAMS yönünde geri giderken) ciddi miktardaki kütle kaybederler. Ancak ışıınım güçleri neredeyse sabit kalır.
- ✓ L / M oranı bu nedenle sürekli artar. Bu artış yıldızın Eddington limitine (hidrostatik dengede bir yıldızın kütlesine göre sahip olabileceği en büyük ışıınım gücü) yaklaşmasına neden olur. Bu limite yakın bir yıldızın kararlı kalması mümkün değildir.
- ✓ Yüksek dönme hızı kaynaklı karışma (ing. mixing) ve meridyonel hareketler, konveksiyon etkinliği, konvektif overshooting ve yüksek kütle kaybının henüz sismik modellerde yerini almamış olmasından dolayı bu yıldızlar hakkındaki bilgi sınırlı kalmaktadır.
- ✓ Büyük kütleli yıldızlar hakkında daha geniş bilgi için bkz. Heydari-Malayeri vd. (2004), Humphreys & Stanek (2005), Ignace & Gayley (2005), Saio vd. (2006), Godart vd. (2008), Bresolin vd. (2008)

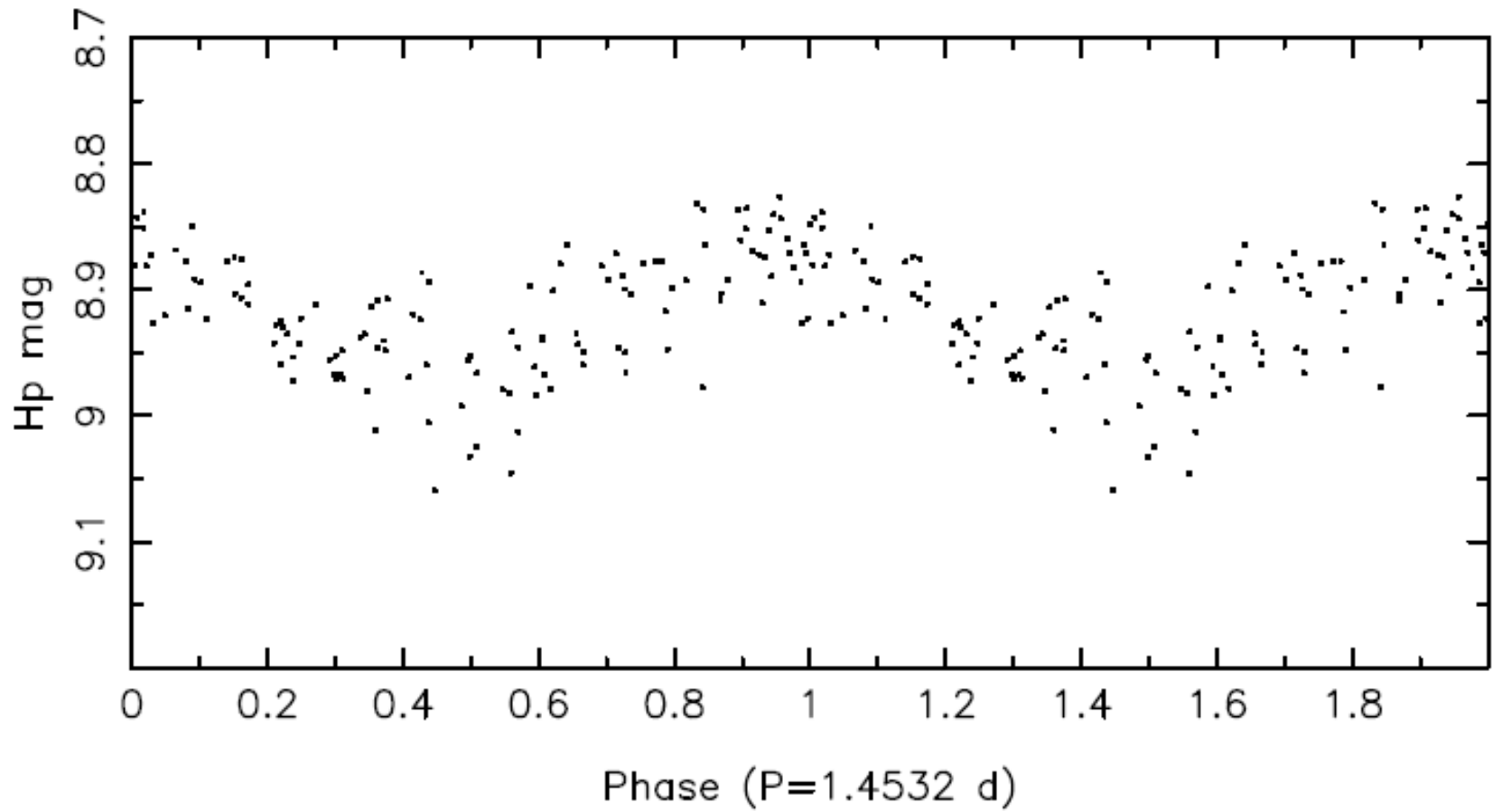


Dönemli Değişen B ve A Süperdevleri (PVSG)

- ✓ **A Süperdevleri (α Cygni Yıldızları)**
- ✓ Bulundukları kümeler için çok iyi birer yaş ve uzaklık belirtecidirler (ing. standard candle).
- ✓ $10^{\text{gün}} < P_0 < 100^{\text{gün}}$, $0^{\text{m.01}} < \Delta V < 0^{\text{m.1}}$
- ✓ Salınım Kaynağı (Driver): He-III ve daha ağır elementlerin kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması $\rightarrow$ “tuhaf modlar” (ing. strange modes)

✓ B Süperdevleri

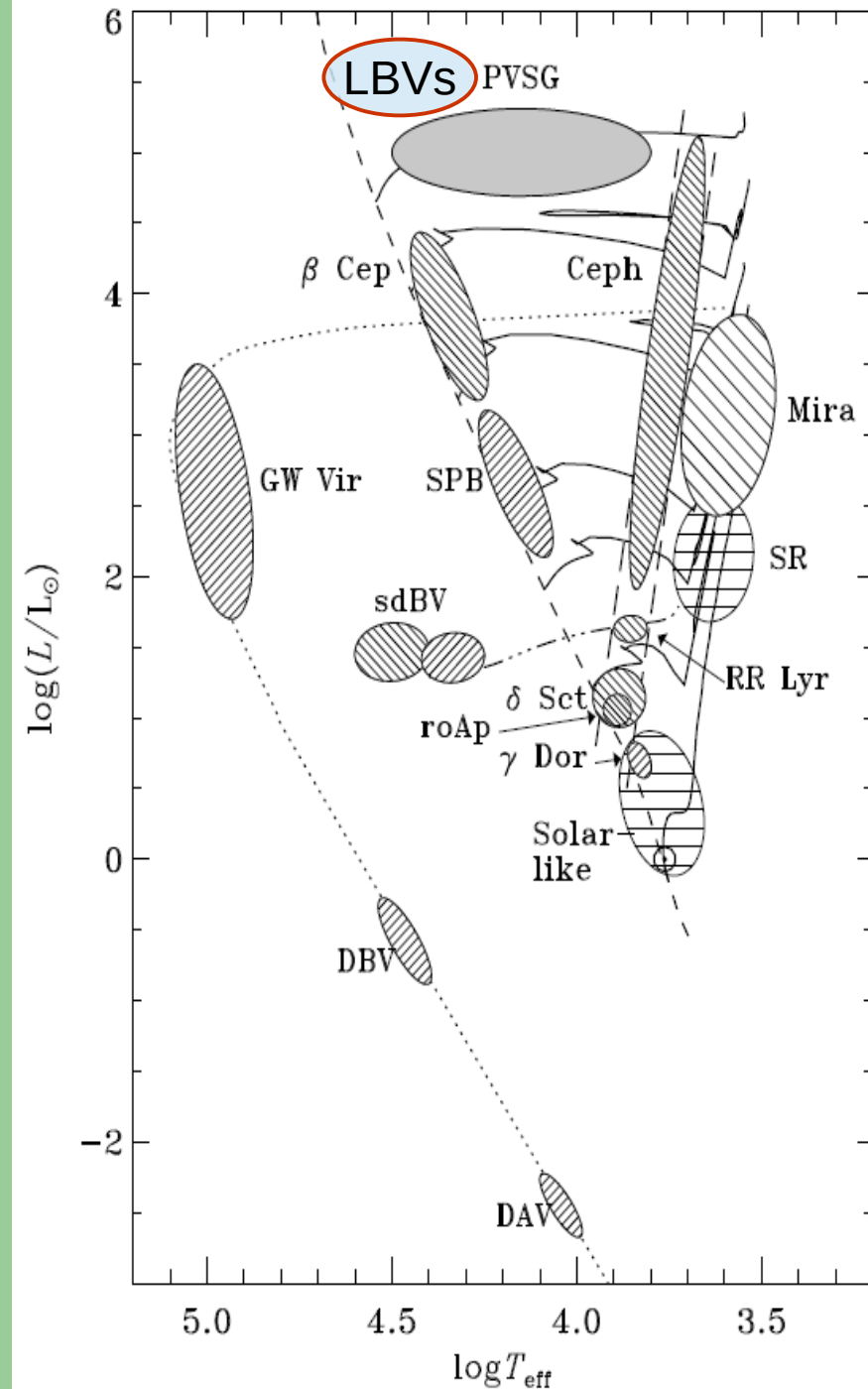
- ✓ $L > 5 L_{\text{güneş}}$, $M > 20 M_{\text{Güneş}}$
- ✓ SPB karakteristiğinde zonklamalar (bu ışınım gücünde SPB'lerde gözlenen g-modlarının gözlenmesi beklenmez)
- ✓ $1^{\text{gün}} < P_0 < 25^{\text{gün}}$
- ✓ Salınım Kaynağı (Driver): He-III ve daha ağır elementlerin kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması
- ✓ Bu yıldızlarda yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybının da sismik modellere dahil edilmesi gerekmektedir.

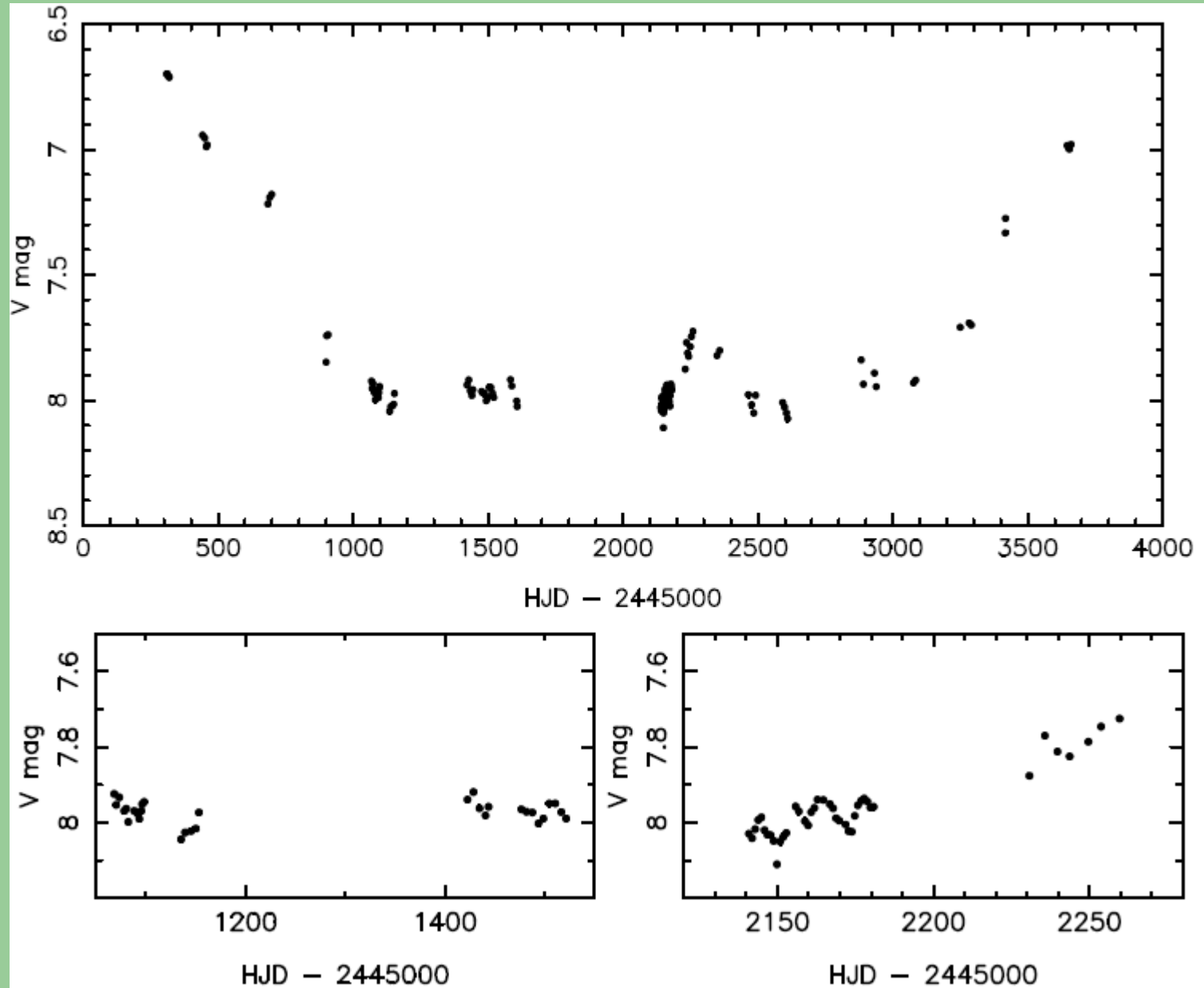


B2 / B3-Ib/II yıldızı HD 98419'un ışık değişimi (Perryman 1997)

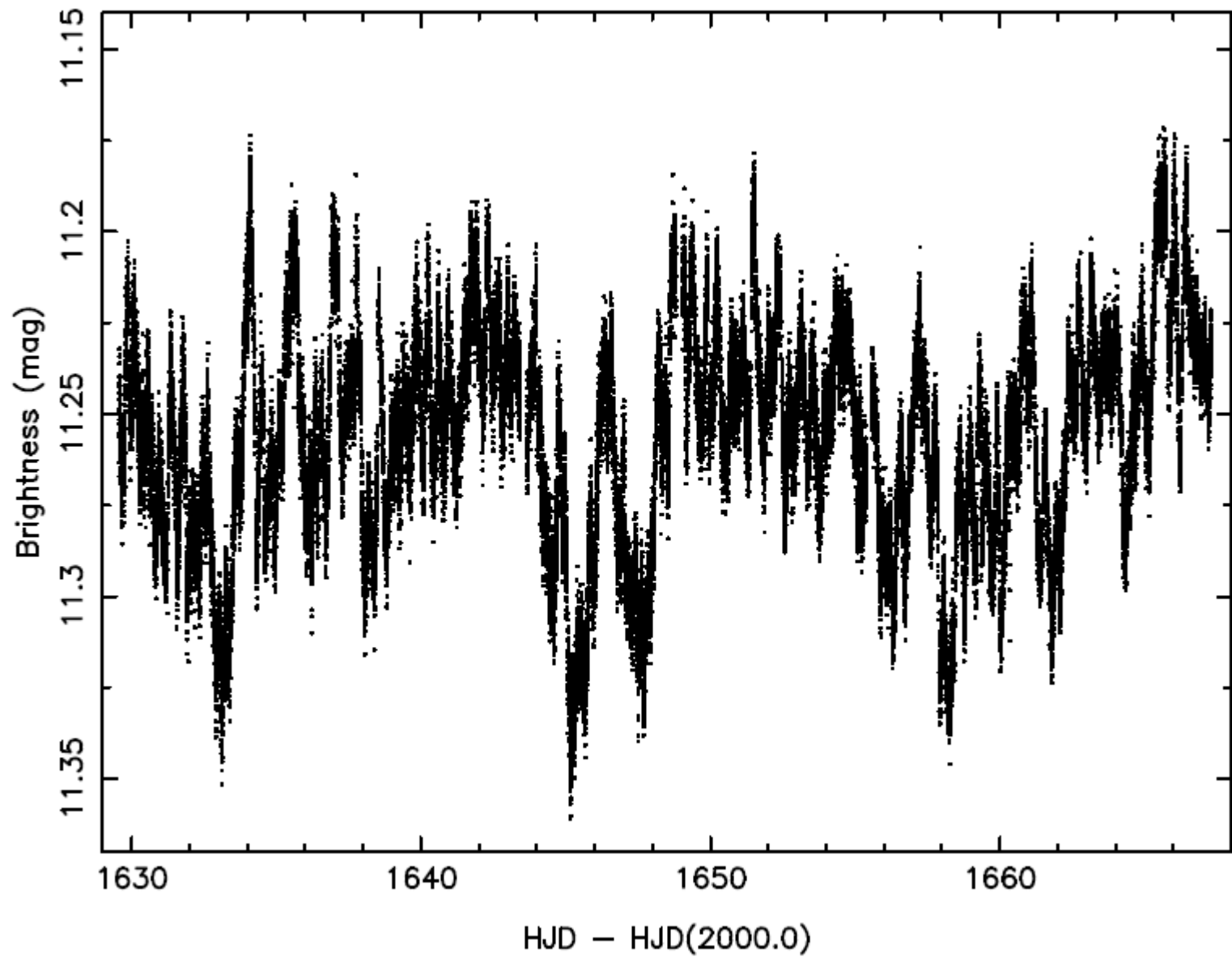
Çok Parlak B Süperdevleri (LBVs: Luminous Blue Variables)

- ✓ Birkaç yüzyıl ya da bin yıl dönemli devasa patlamalar nedeniyle değişimler ($\Delta V > 2^m$). Yıldız bu sırada Eddington limitini aşabilir (η Carinae 1841, P Cygni 1600).
- ✓ $10^{\text{gün}} < P_{\text{erupt}} < 40^{\text{gün}}$ dönemli daha küçük patlamalar nedeniyle değişimler ($\Delta V \sim 1-2^m$) (S Dor, AG Car, R127)
- ✓ Düşük şiddetli düzensiz patlamalar nedeniyle değişimler ($\Delta V \sim 0^m.5$).
- ✓ PVSG tipi p-modu salınımları ve düşük frekanslı g-modu salınımları (Lamers vd. 1998)
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** He-III ve daha ağır elementlerin kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması.

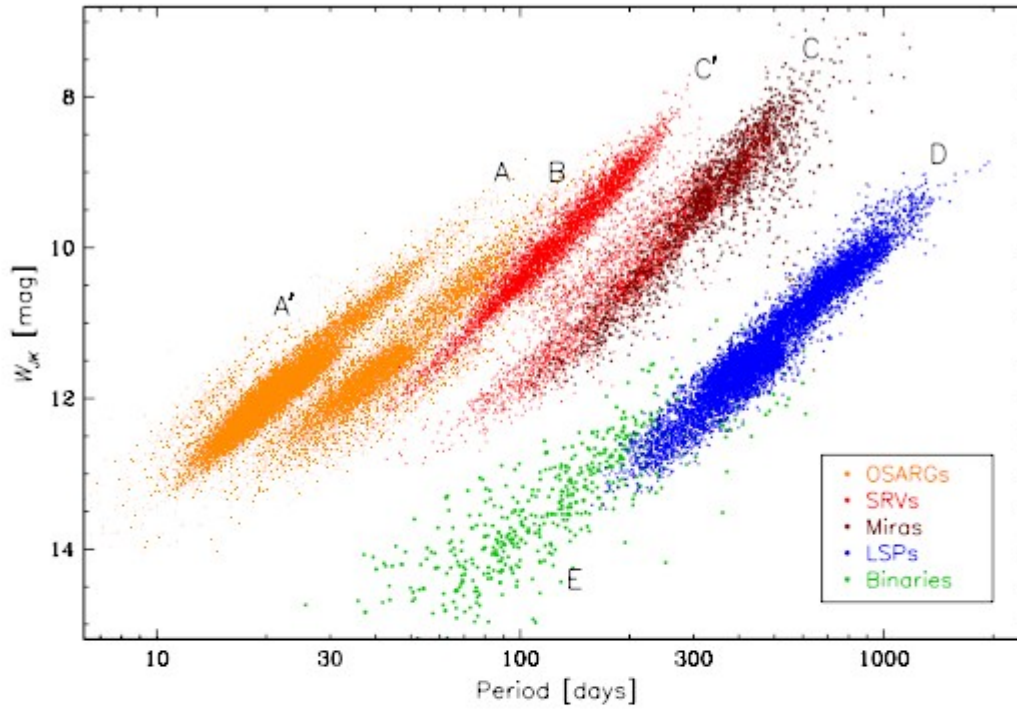




LBV yıldızı AG Car'ın ışık değişimi (Sterken 1995)

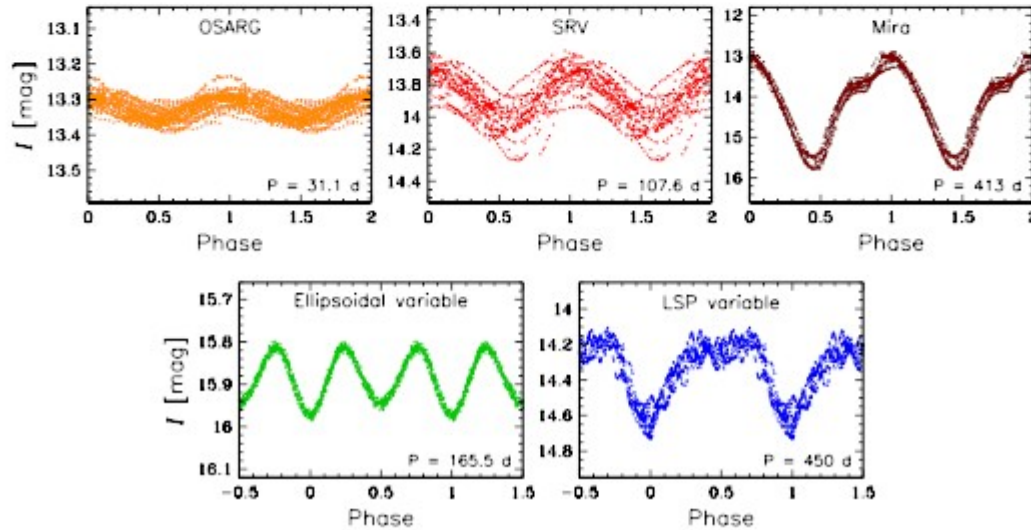


WR123 yıldızının MOST verisi (Lefevre vd. 2005)



Uzun dönemli zonklayan dev yıldızlar için Dönem (P) - Wesenheit İndeks (W_{JK}) diyagramı (Soszynski 2022).

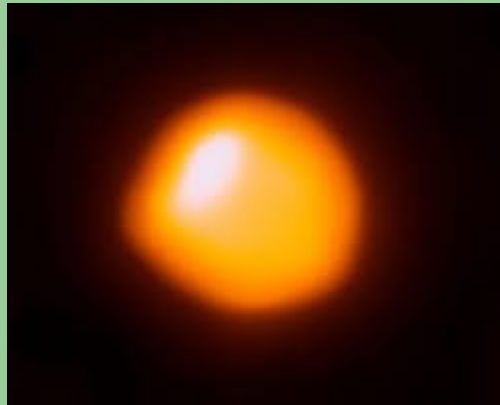
Wesenheit indeksi sönümlemeden bağımsız bir renk ölçeğidir.
 $W_{JK} = K_s - 0.686(J - K_s)$, J ve K_s IRSF kataloğundan alınmış (Kato et al., 2007) ve sönümlemeden arındırılmış J ve K bandı parlaklıkları olarak tanımlanır.



Uzun dönemli zonklamaların gözleendiği yıldızların örnek ışık eğrileri (Soszynski 2022).

Betelgeuse'a Neler Oluyor?

- ✓ Yakın zamana kadar Kuzey Yarımküre'deki en parlak 5 yıldız arasında yer alan Betelgeuse'un parlaklığı 2019 yılının sonlarından itibaren 100 günden kısa bir zaman içinde %35'ine kadar azaldı ve yıldız artık en parlak 20 yıldız arasından bile çıkmıştı!



(ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)/E. O'Gorman/P. Kervella, 2017)

The Fainting of the Nearby Red Supergiant Betelgeuse

ATel #13341; *E. F. Guinan, R. J. Wasatonic (Villanova Univ.) and T. J. Calderwood (AAVSO)*
on 8 Dec 2019; 03:57 UT

Credential Certification: Edward Guinan (edward.guinan@villanova.edu)

Subjects: Infra-Red, Optical, Ultra-Violet, A Comment, Star, Variables

Referred to by ATel #: 13365, 13410



Tweet

V-band and Wing TiO-band and Near-IR photometry of the semi-regular variable red supergiant, Betelgeuse (alpha Ori; M1.5 - M2.5 Iab) has been carried out over last 25+ years. This photometry was joined by complementary B & V photometry from T. Calderwood (AAVSO). Betelgeuse and Antares are the two nearest red supergiant core-collapse Type-II supernova (SN II) progenitors. Photometry from this season shows the star has been declining in brightness since October 2019, now reaching a modern all-time low of $V = +1.12$ mag on 07 December 2019 UT. Betelgeuse undergoes complicated quasi-periodic brightness variations with a dominant period of $\sim 420 \pm 15$ days. But also Betelgeuse has longer-term (5 - 6 years) and shorter term (100 - 180 days) smaller brightness changes. Currently this is the faintest the star has been during our 25+ years of continuous monitoring and 50 years of photoelectric V-band observations. The light variations are complicated and arise from pulsations as well from the waxing and waning of large super-granules on the star's convective surface. Measures of Wing TiO-band (705 nm) and near-IR colors indicate that currently Betelgeuse has relatively strong TiO-bands and has a corresponding lower photospheric temperature of $T \sim 3580$ K (relative to $T \sim 3660$ K near maximum brightness- typically $V \sim 0.2-0.3$ mag). This is an opportune time to secure photometry, spectroscopy, spectropolarimetry and if possible interferometry and Adaptive Optics(AO) imaging. Betelgeuse is being frequently monitored during 2019/20 with HST by Andrea Dupree (CfA) as the leading part of the 2019/20 CfA MOB program (the.mob@cfa.harvard).

This ATel was originally submitted by the authors and assigned ATel #13337. Due to a database error, the ATel was subsequently overwritten, and another ATel assigned that number, and this ATel was unavailable for 23 hours. It is re-instated here as ATel #13341. The submission timestamp has been preserved. The Editors regret the error and any inconvenience it may have caused.

The Continued Unprecedented Fading of Betelgeuse

ATel #13410; *Edward F. Guinan and Richard J. Wasatonic (Villanova University)*

on 20 Jan 2020; 07:50 UT

Credential Certification: Edward Guinan (edward.guinan@villanova.edu)

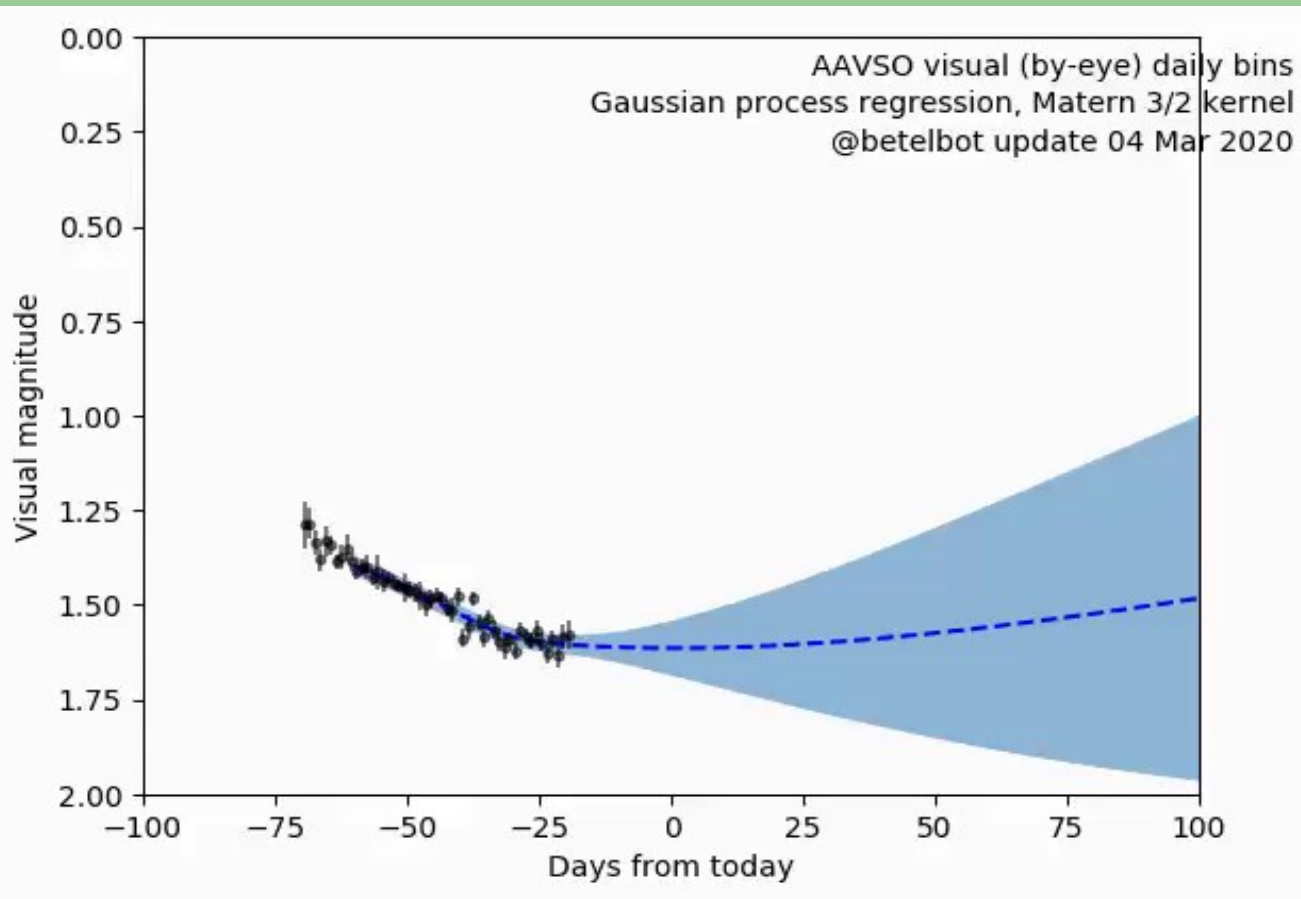
Subjects: Infra-Red, Optical, Star, Variables

Referred to by ATel #: 13439, 13512

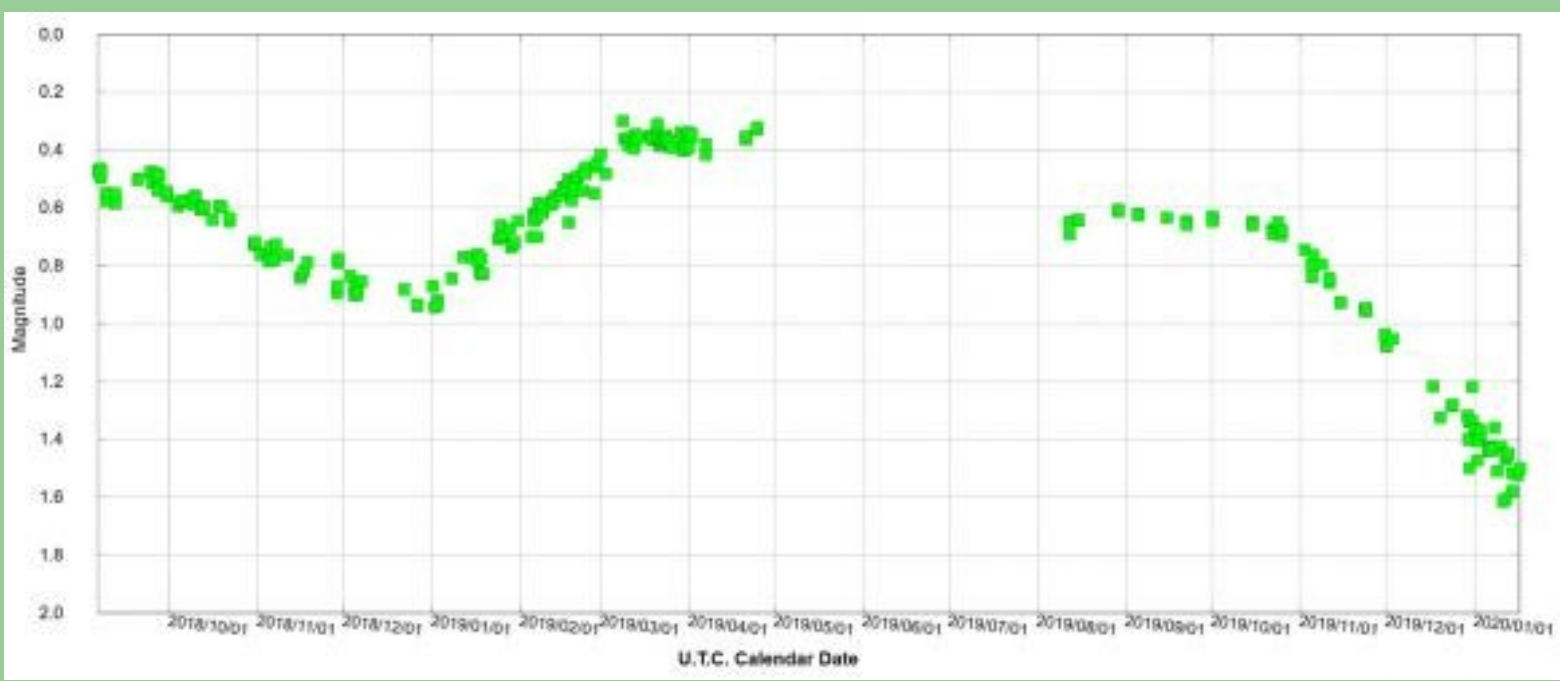


Tweet

We report further on the recent unusual dimming of the red supergiant Betelgeuse (alpha Ori) reported previously in ATel #13341 and ATel #13365. We continue to carry out V-band and Wing TiO and near-IR photometry of the star. Since our last report, Betelgeuse has continued to gradually decrease in brightness. Our most recent photometry secured on 17.25 UT and 18.20 UT January 2020 yields: $V = +1.494$ mag and 1.506 mag, respectively. This is more than ~ 0.2 mag fainter than previously reported in ATel #13365 on 22.25 UT Dec. 2019. However during the last week or so the decline in brightness of the star may be slowing. As reported by Brian Skiff of Lowell Observatory (priv. commun.) visual estimates of Betelgeuse are available as far back as about 180-years ago. Systematic visual measures of the star have been made by AAVSO observers since the 1920s. More precise photoelectric photometry began nearly 100 yrs ago but systematic (mostly unpublished) photometry of Betelgeuse commenced about 40-years ago at Villanova Observatory by Scott Wacker and Guinan. Betelgeuse is now nearly as faint as (the slightly variable) B2 star Bellatrix ($V \sim +1.62$ mag). Bellatrix (gamma Ori) is about $5A^\circ$ west of Betelgeuse in the constellation Orion. The analysis of the calibrated Wing photometry (Wing 1992: JAAVSO 21, 42) returns measures of the temperature (via calibrated Wing TiO- and near-IR (B-C) color-indices) as well as estimates of bolometric magnitude (m-bol). The Wing intermediate band A-filter is used to measure the temperature-sensitive TiO 719-nm (gamma; 0, 0) molecular band. The B (750-nm) and C (1020.4-nm) filters are centered on relatively line-free stellar continuum regions. The C-band filter measures have been calibrated with K-M stars with bolometric magnitudes returning proxy measures of the apparent bolometric magnitude (m-bol) (see Wasatonic et al. 2015: PASP, 127, 1010). During the 25-years of V-band / Wing Near-IR photometry, Betelgeuse is currently the coolest and least luminous yet observed. Since September 2019, the star's temperature has decreased by ~ 100 K while its luminosity (inferred from the C-band/m-bol observations) has diminished by nearly 25%. At face value using $R'/R = [(T'/T)^4 / L'/L]^{0.5}$ (where R' , T' and L' are the current values of stellar Radius, Temperature & Luminosity), this implies an increase of the star's radius of $\sim 9\%$. However, as pointed out by others, the current fainting episode could also arise from expelled, cooling gas/dust partially obscuring the star. The recent changes defined by our V-band/Wing photometry seem best explained from changes in the envelop-outer convection atmosphere of this pulsating, unstable supergiant. If these recent light changes are due to an extra-large amplitude light pulse on the ~ 420 -day period, then the next mid-light minimum is expected during late January/early February, 2020. If Betelgeuse continues to dim after that time then other possibilities will have to be considered. The unusual behavior of Betelgeuse should be closely watched.

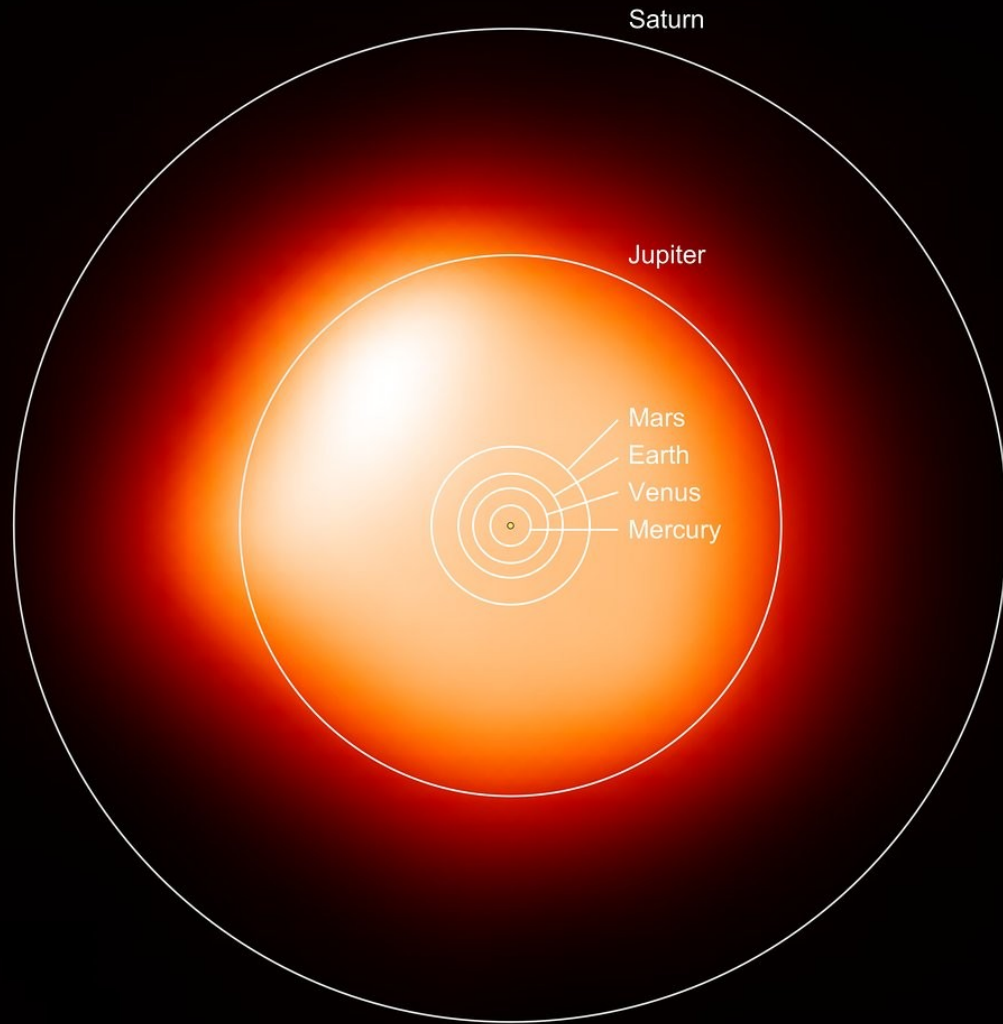


@betelbot: Betelgeuse Supernova Twitter Bot
<https://github.com/hippke/betelbot>



Betelgeuse'un AAVSO ışık eğrisi, aavso.org

- ✓ Betelgeuse yaklaşık 1 milyon yıl önce anakolu terk etmiş bir kırmızı süperdev ($R \sim 900 R_{\text{Güneş}}$) yıldızdır ve yaklaşık 650 ışık yılı uzaklıktadır. Anakol kütlesi süpernova (SN-II) olmak için yeterli olan yıldızın bir süpernova patlamasıyla “hayatının” sona ermesi beklenmektedir.
- ✓ Betelgeuse yarı-düzenli değişen yıldızlar grubunun bir üyesidir. Zonklamaları nedeniyle parlaklığı 5-6 yıl arasında uzun bir döneme ek olarak 100-180 gün arasında daha kısa bir dönemde değişmektedir (iki ayrı modda zonklamaktadır!).
- ✓ Son dönemdeki parlaklık değişimi yıldızın zarfının $\sim\%10$ büyümesinin sonucu olarak yorumlanmaktadır. Bu tür yıldızlardan (AGB) bir genişleme beklense de bu kadar kısa sürede bu düzey bir genişleme şaşırtıcıdır. Bununla birlikte bu derece bir parlaklık azalmasına pulsasyon modlarının vurusu (ing. beat) ve yıldızın yüzeyindeki konvektif hücrelerin (süper-granüller) dönmeyele modülasyonunun katkı yaptığı da düşünülmektedir.



0.015"

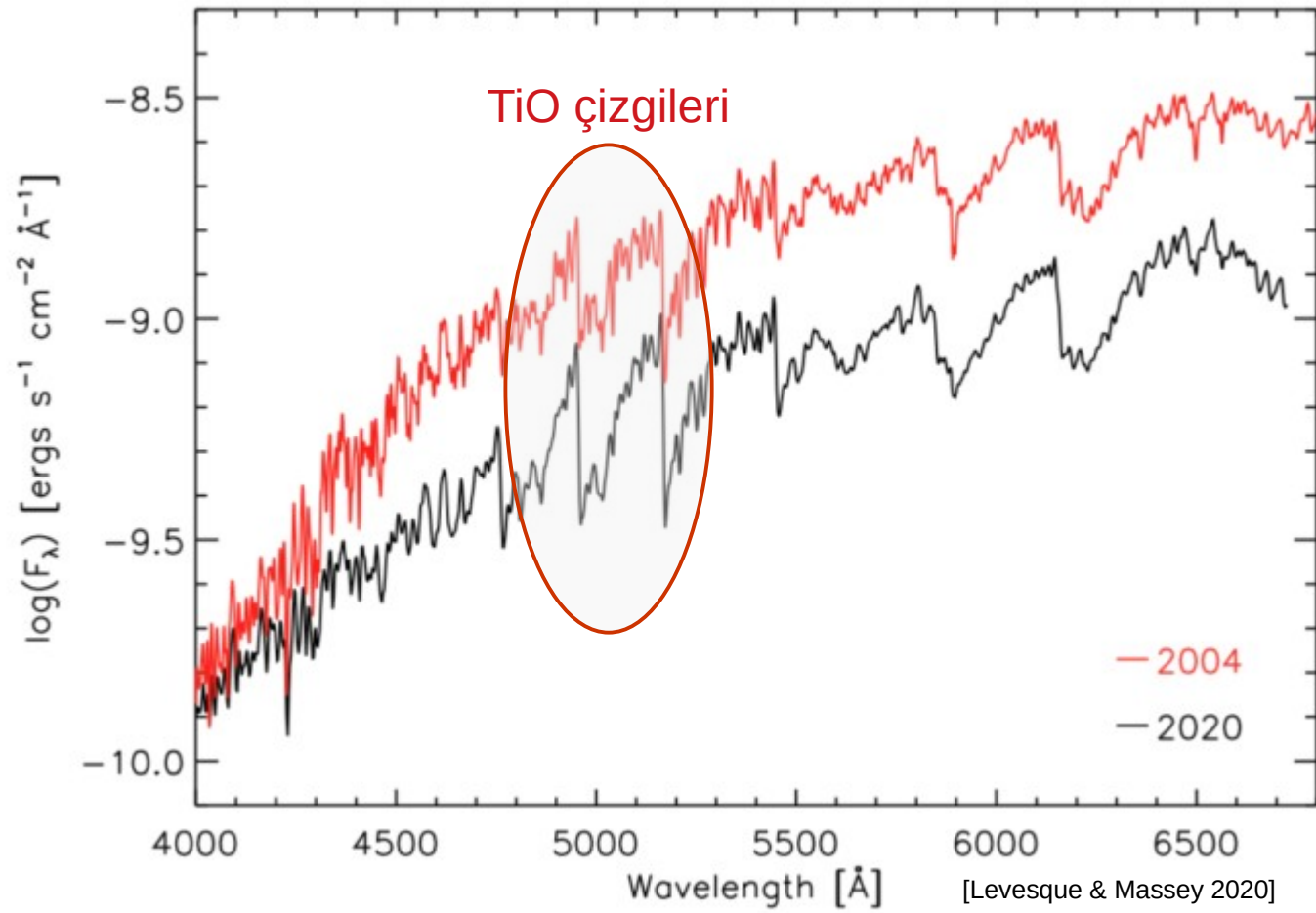
ESO, ALMA



Jan 2019

ESO, VLT

Bu görüntüde açıkça görülen bu değişimin ayrıca manyetik aktivite kökenli lekeler kaynaklı olabileceği de önerilmekle birlikte en akla yatkın açıklama yıldızın genişlerken attığı materyaldeki tozun yıldızın parlaklığının azalmasına eşlik ettiği yönündeki açıklamadır. Tayfsal gözlemlerle de bu açıklamayı desteklemektedir.



The Fall and Rise in Brightness of Betelgeuse

ATel #13512; *Edward Guinan, Richard Wasatonic (Villanova University), Thomas Calderwood (AAVSO) and Donald Carona (Texas A& M University)*

on 22 Feb 2020; 12:59 UT

Credential Certification: Edward Guinan (edward.guinan@villanova.edu)

Subjects: Infra-Red, Optical, Star, Variables

Referred to by ATel #: 13525

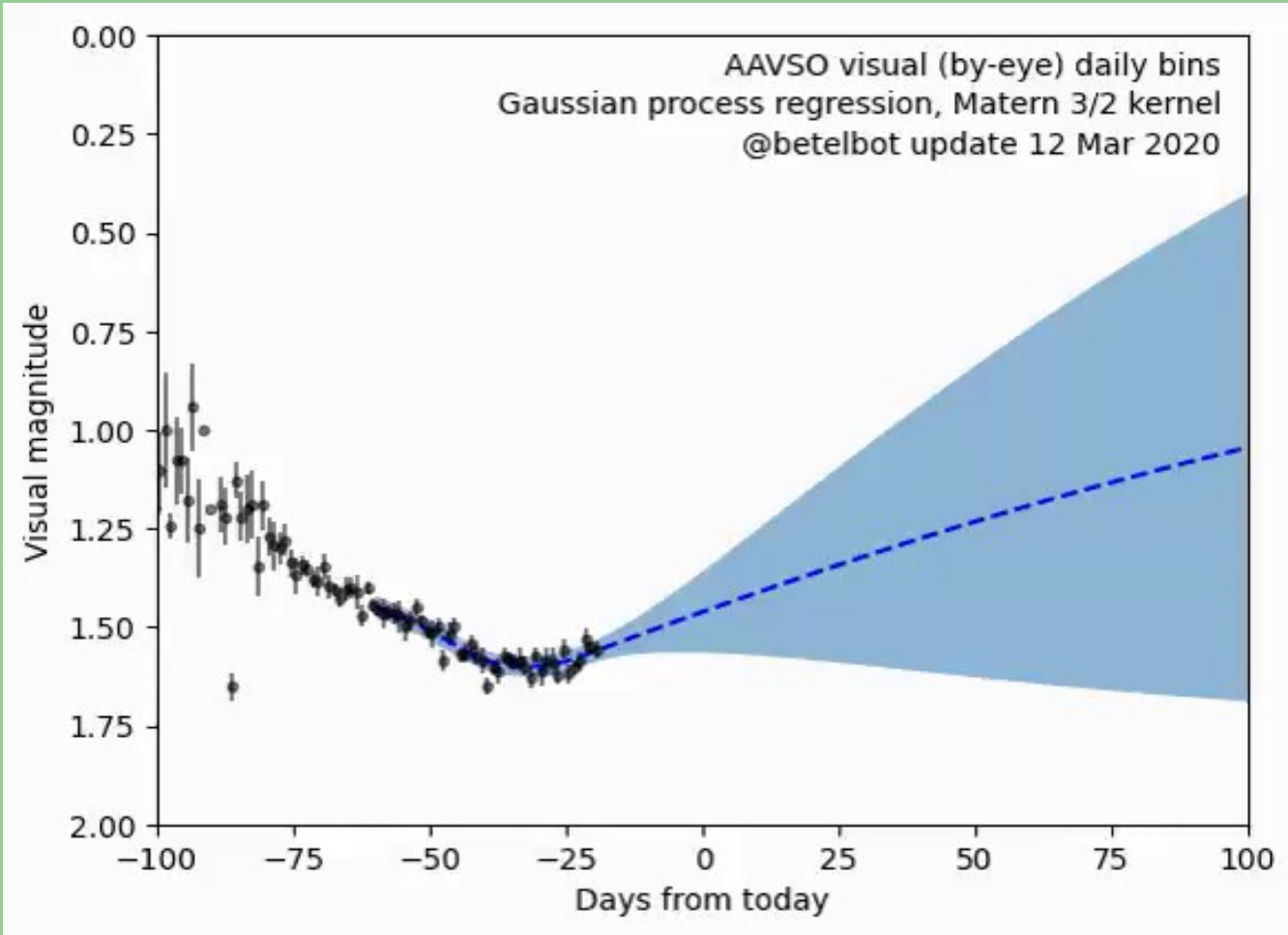


Tweet

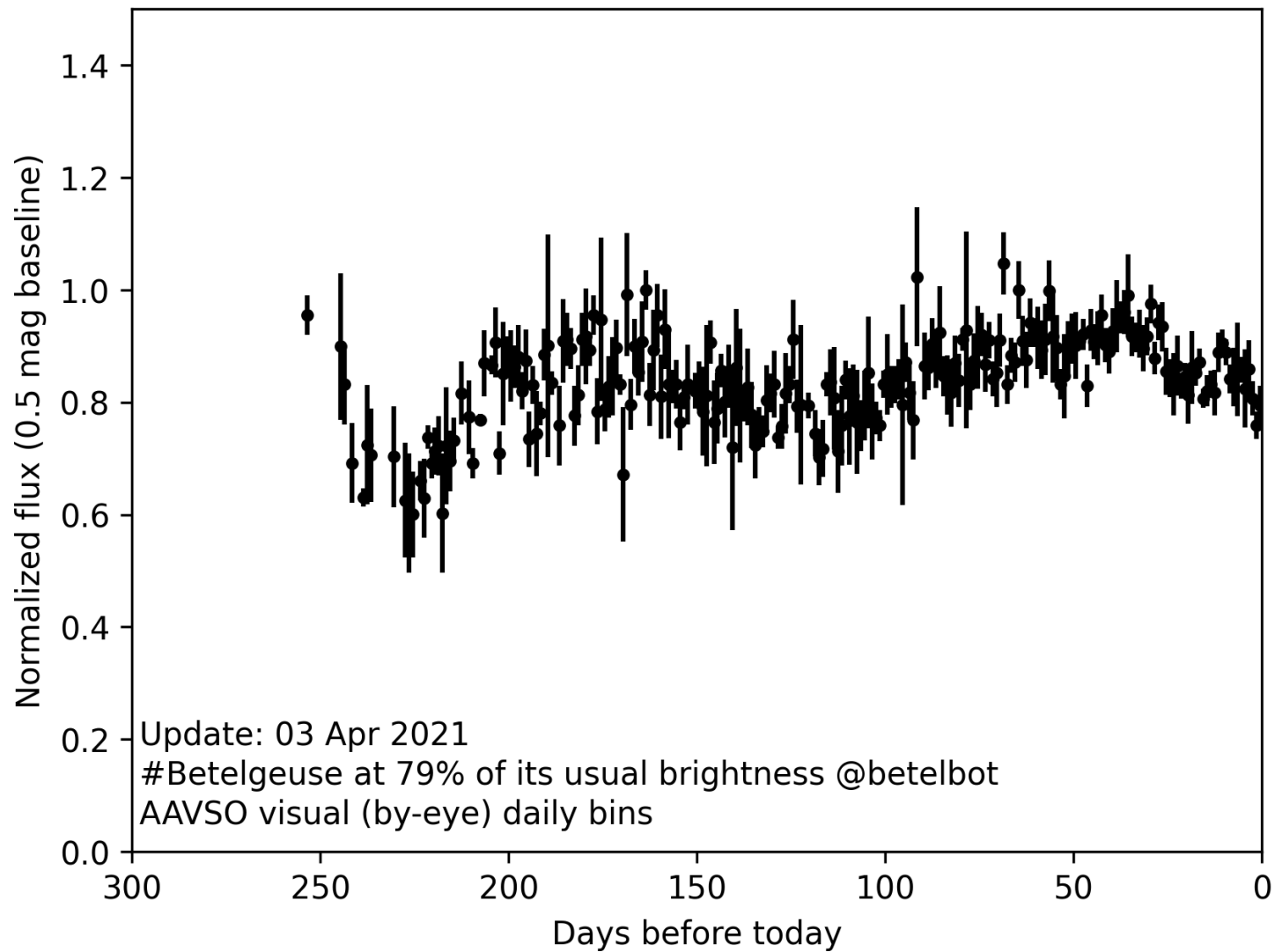
As previously reported (see ATel #13365, #13410 and #13439), the red supergiant Betelgeuse has been undergoing an unprecedented decrease in its visual (V) brightness since October 2019. Photometry secured over the last ~2 weeks shows that Betelgeuse has stopped its large decline of ΔV of ~1.0 mag relative to September 2019. The star reached a mean light minimum of $V = 1.614 \pm 0.008$ mag during 07-13 February 2020. This is approximately 424 $\pm$ 4 days after the last (shallower: $V \sim +0.9$ mag) light minimum was observed in mid-December 2018. Thus the present fading episode is consistent with the continuation of the persistent 420-430 day period present in prior photometry. Three recent observations made at Wasatonic Observatory, carried out on 18.15 UT, 20.1 and 22.07 UT February 2020, returned $V = +1.585$ mag, $+1.574$ mag, and $+1.522$ mag, respectively. Photometry carried out by D. Carona on 18.2 UT February 2020 returned $V = +1.589$ mag. In addition, Wing TiO band and near-IR measures (and corresponding temperatures and luminosities) also reached minimum values during mid-February 2020. Photometry carried out by D. Carona (Texas A&M Univ.) on 18.2 UT February 2020 returned $V = +1.589$ mag. Also T. Calderwood's recent observations given on the AAVSO website (<https://www.aavso.org/lcg>) are: $V = +1.589$ mag, $+1.567$ mag and $+1.556$ mag, respectively on ~17.2, 19.2, 20.2 UT February 2020.

Based on these and additional observations, Betelgeuse has definitely stopped dimming and has started to slowly brighten. Thus this "fainting" episode is over but additional photometry is needed to define the brightening phase. An ESO VLT/SPHERE IR image of Betelgeuse was secured during

late 2019 December by M. Montarges et al. (2020: paper in preparation). The stunning VLT/SPHERE image shows that most of lower half of star has significantly dimmed, thus providing a spatially resolved image of the star informing about the observed dimming. (<https://www.eso.org/public/news/eso2003/>). At the time of the VLT/SPHERE observations, Betelgeuse's brightness was $V \sim +1.3$ mag. As mentioned above, the star subsequently dimmed to ~1.6 mag during mid-February 2020. Observations of all kinds continue to be needed to understand the nature of this unprecedented dimming episode and what this surprising star will do next.



12 Mart 2020 itibarı ile Betelgeuse eski parlaklığının %48'ine ulaşmış durumdadır.



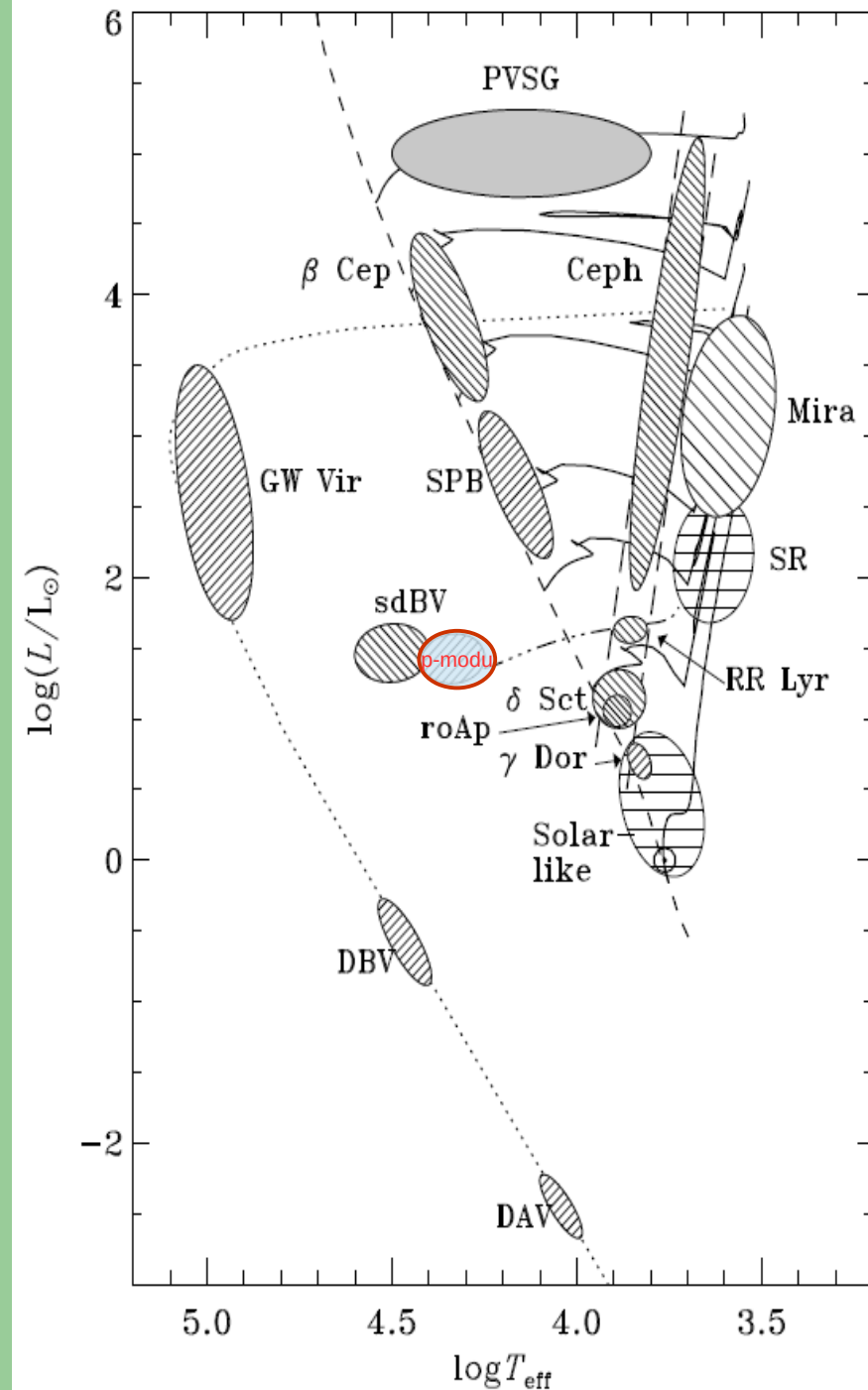
3 Nisan 2021 itibarı ile eski parlaklığının %79'una kadar tekrar ulaşmış durumdadır.

Betelgeuse üzerine yeni bir derleme için bkz. Wheeler& Chatzopoulos (2023):
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2023arXiv230609449W/abstract>

Altcüce Yıldızlar (ing. Subdwarfs, sd)

- ✓ Aynı tayf türünden bir anakol yıldıza göre $1^{m}.5 - 2^{m}$ daha sönük olan yıldızlardır. Gerard Kuiper tarafından 1939'da daha önce “geçiş beyaz cüceleri” (ing. intermediate white dwarfs) olarak adlandırılan, tayflarında anakol yıldızları için normal olmayan yapılar gösteren yıldızlara “altcüce yıldızlar” adı verilmiştir.
- ✓ Altcüceler esasen **yıldız evriminde bir aşamayı temsil etmezler!** Soğuk altcücelerle sıcak altcücelerin (örneğin sdB yıldızlarının) evrim durumları farklıdır.
- ✓ **Soğuk altcüceler (ing. cool subdwarfs)** enerjilerini çekirdekte Hidrojen yakarak üreten G-M tayf türünden yıldızlardır. Görece düşük parlaklıklarının nedeni **Helyum'dan daha ağır elementlerle zenginleştirilmemiş, düşük metal bolluklu kimyasal kompozisyonlarıdır.** Düşük metal bolluğu, donukluğu düşürür ve bu da bu tür yıldızlarda ışıyım basıncını azaltır ve zarf genişlemez. Zira ışıyım kolay kaçar! Daha kompakt, daha sıcak ve ışıyım gücü aynı tayf türünden bir yıldıza göre bu nedenle daha düşük olan bir yıldız olur. Bu yapıları morötede daha fazla ışıyım yapmalarına (ing. ultraviolet excess) neden olur.
- ✓ **Sıcak altcüce (ing. hot subdwarf)** terimi çekirdekleri **Helyum yakmaya başlamadan önce dış Hidrojen katmanlarını kaybeden**, evrimleşmiş O-B tayf türü yıldızları anlatmak için kullanılır. Bu yıldızlar bulundukları yer itibarı ile “ileri yatay kol yıldızları” (ing. extreme horizontal branch) olarak da adlandırılırlar. Dış katmanlarını neden kaybettikleri tam olarak anlaşılabilmiş değildir. Çift sistem üyesi olmaları, yıldız altı bir yoldaşla etkileşimleri, beyaz cüce çarpışmalarıyla oluşmuş olmaları gibi öneriler getirilmiştir.

p-modu Değişen Altcüce B Yıldızları (p-mode Variable Subdwarf B Stars, sdBV)



- ✓ 1997'de Güney Afrika'da yapılan gözlemlerde bir sdB yıldızında 114 s. dönemli değişimlerin olduğunun anlaşılmasıyla farkedilmişlerdir (Kilkenny vd. 1998).
- ✓ Genişlemiş Balmer ve zayıf Helyum çizgileri gözlenen bu yıldızlar 23000-35000 K sıcaklık, $\log g \sim -5-6$ aralığında yüzey çekim ivmelerine sahip olup $M < 0.5 M_{\text{Güneş}}$ kütlelidirler.
- ✓ Kırmızı dev kolunun tepesinde üst Hidrojen katmanlarını kaybettikleri için kabukta Hidrojen yakamazlar ve yatay kola oturmak yerine “ileri yatay kol” denen bölgeye doğrudan gelir ve hidrostatik dengede Helyum yakarlar.
- ✓ Helyumca ve silikon gibi elementlerce fakir olmaları yaşlı, küçük kütleli Pop-I yıldızları olarak değerlendirmelerini desteklemektedir. Küçük kütleli beyaz cücelerin atalarıdır.
- ✓ 2010 yılı itibarı ile bilinen 300 civarında sdB yıldızından 30 civarındakiler 80-600 saniye arası çoklu dönemlerle 0^m.001 – 0^m.3 arası genliklerde değişimler göstermektedirler.
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Atomik difüzyon süreçleriyle zarfta yükselen demir kompozisyonun yüzeye uzak olmayan iyonizasyon katmanında $Z = 0.04$ 'e ulaşmasıyla neden olduğu donukluk kaynaklı κ -mekanizmasıyla salınırlar (Charpinet vd. 1997).

**Kararlı kütle aktarımı
ve ortak zarf evresi
(kütle oranı < 1.2-1.5)**

Kararlı kütle aktarımı



Ayrıklığı büyük sistem

Kararsız kütle aktarımı



Ortak zarf



Kısa yörünge dönemli
WD + sdB sistemi



$$P_{\text{orb}} = 0.1 - 10 \text{ gün}$$

$$M_{\text{sdB}} = 0.40 - 0.49 M_{\odot}$$

**Kararsız kütle aktarımı
ve ortak zarf evresi
(kütle oranı > 1.2-1.5)**

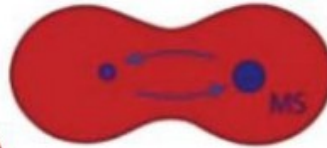
Hızlı kütle transferi
yoldaş madde
biriktiremiyor



Kararsız kütle aktarımı



Ortak zarf



Kısa yörünge dönemli
sdB + anakol sistemi



$$P_{\text{orb}} = 0.1 - 10 \text{ gün}$$

$$M_{\text{sdB}} = 0.40 - 0.49 M_{\odot}$$

**Kararlı kütle aktarımı
(kütle oranı < 1.2-1.5)**

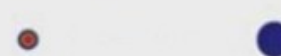
Yavaş kütle transferi
yoldaş madde
biriktirebiliyor



Kırmızı dev kolunda
kararlı kütle aktarımı



Uzun yörünge dönemli
sdB + anakol sistemi



$$P_{\text{orb}} = 10 - 500 \text{ gün}$$

$$M_{\text{sdB}} = 0.30 - 0.45 M_{\odot}$$

sdOB Yıldızlarının Oluşumu

**Kararsız kütle aktarımı
ve ortak zarf evresi
(kütle oranı > 1.2-1.5)**

Hızlı kütle transferi
yoldaş madde
biriktiremiyor



Ortak zarf

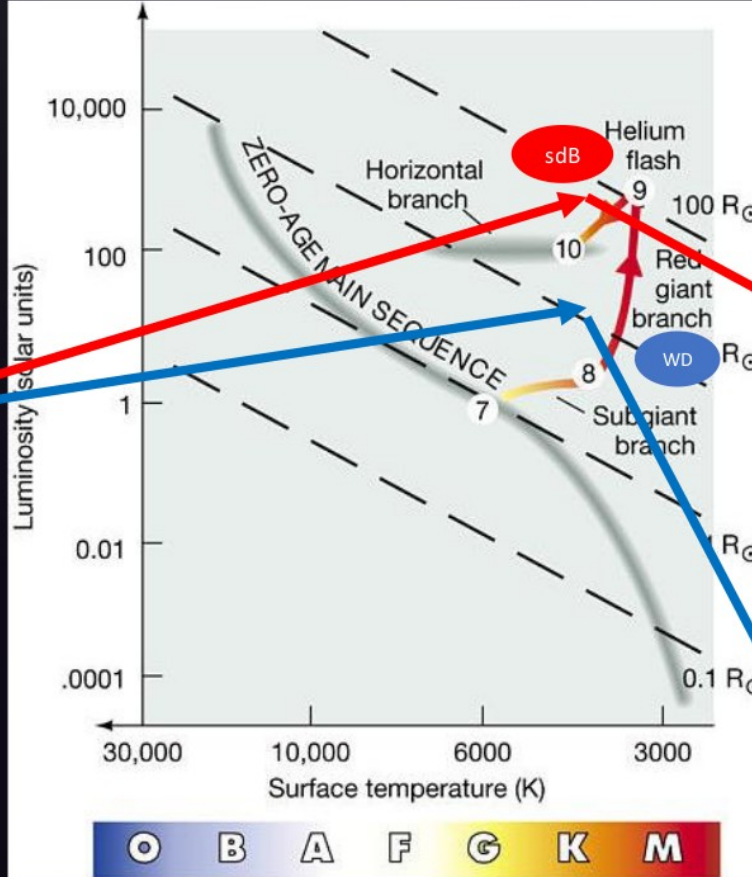


Kısa yörünge dönemli
sdB + anakol sistemi

MS

$P_{orb} = 0.1 - 10$ gün

$M_{sdB} = 0.40 - 0.49 M_{\odot}$



Daha fazla kütleyle sahip anakol yıldızı
Roche şişimini doldurur,

Dejenere çekirdek!
Helyum tutuşması !

Ortak zarf atılır!

sdB + MS

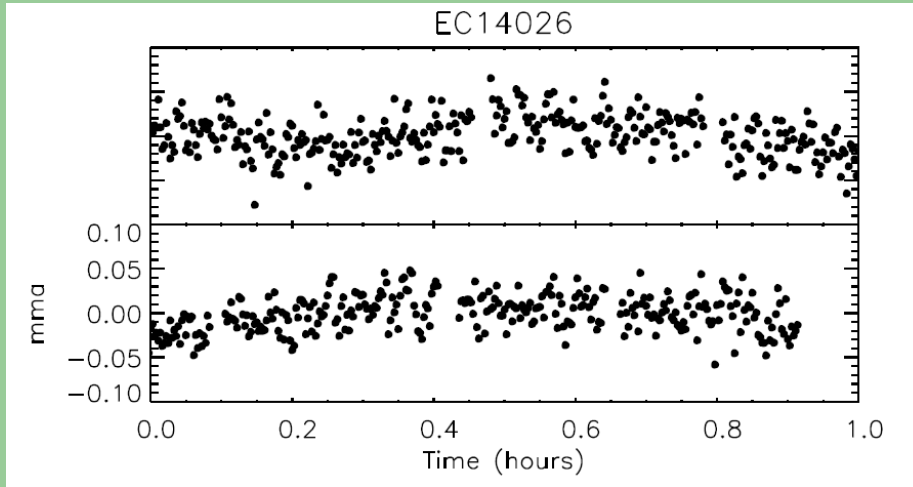
Daha fazla kütleyle sahip anakol
yıldızı

Roche şişimini doldurur,
Sakin helyum

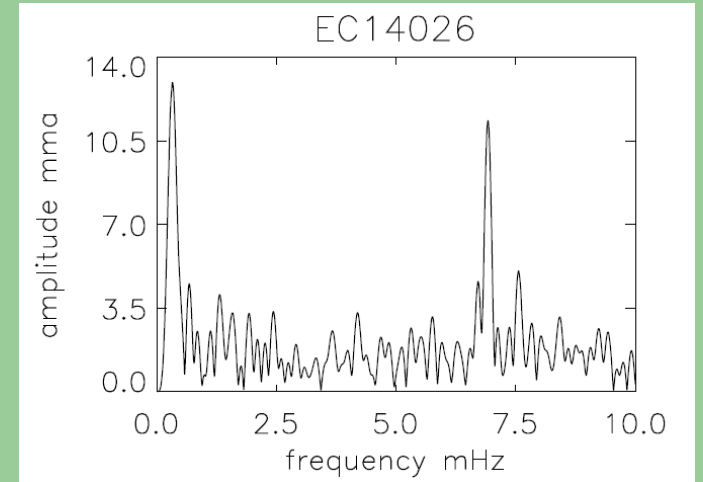
Ortak zarf atılır!

WD + MS

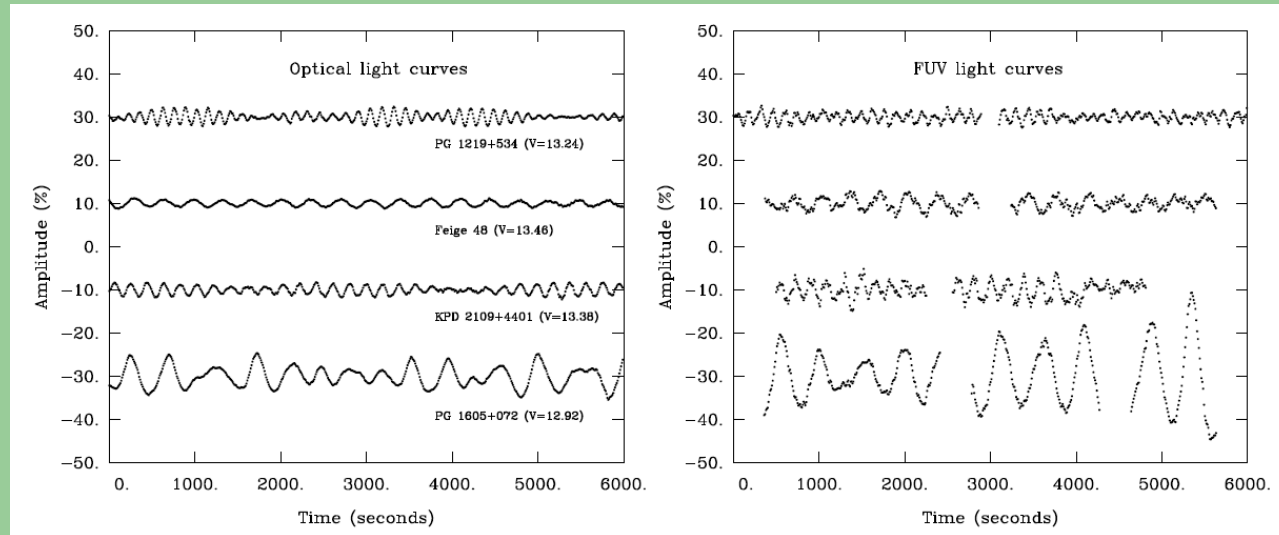
sdOB Yıldızlarının Oluşumu



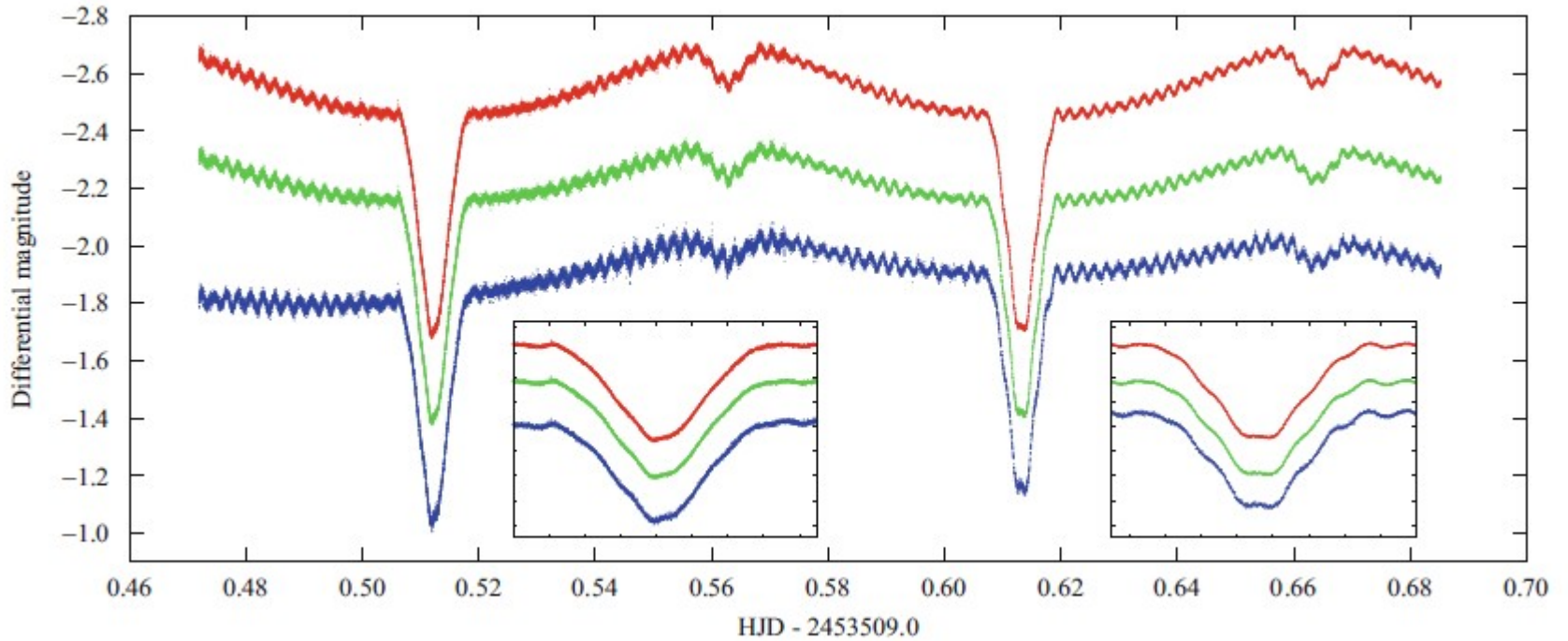
Kısa dönemli sdBV değişenlerinin prototipi
EC14026'nın ışık eğrisi
 $1 \text{ mma} = 1 \text{ mmag} * 2.5 \log e = 1.08574 \text{ mmag}$
Kilkenny vd. (1997)



EC14026'nın frekans spektrumu
Kilkenny vd. (1997)



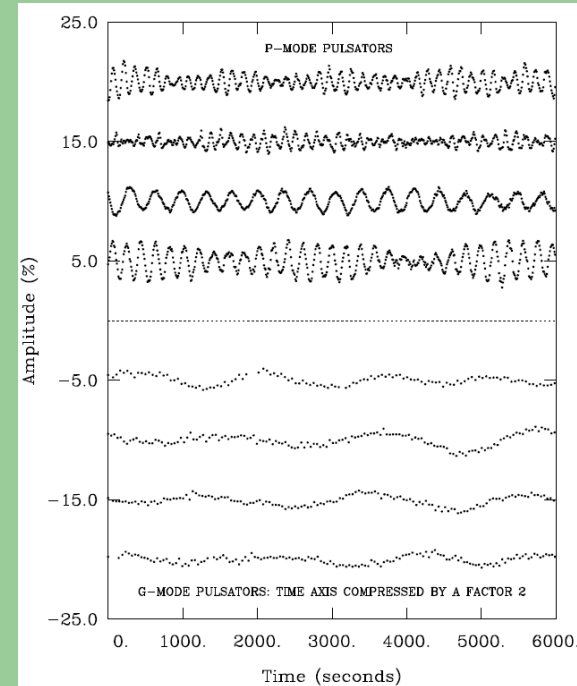
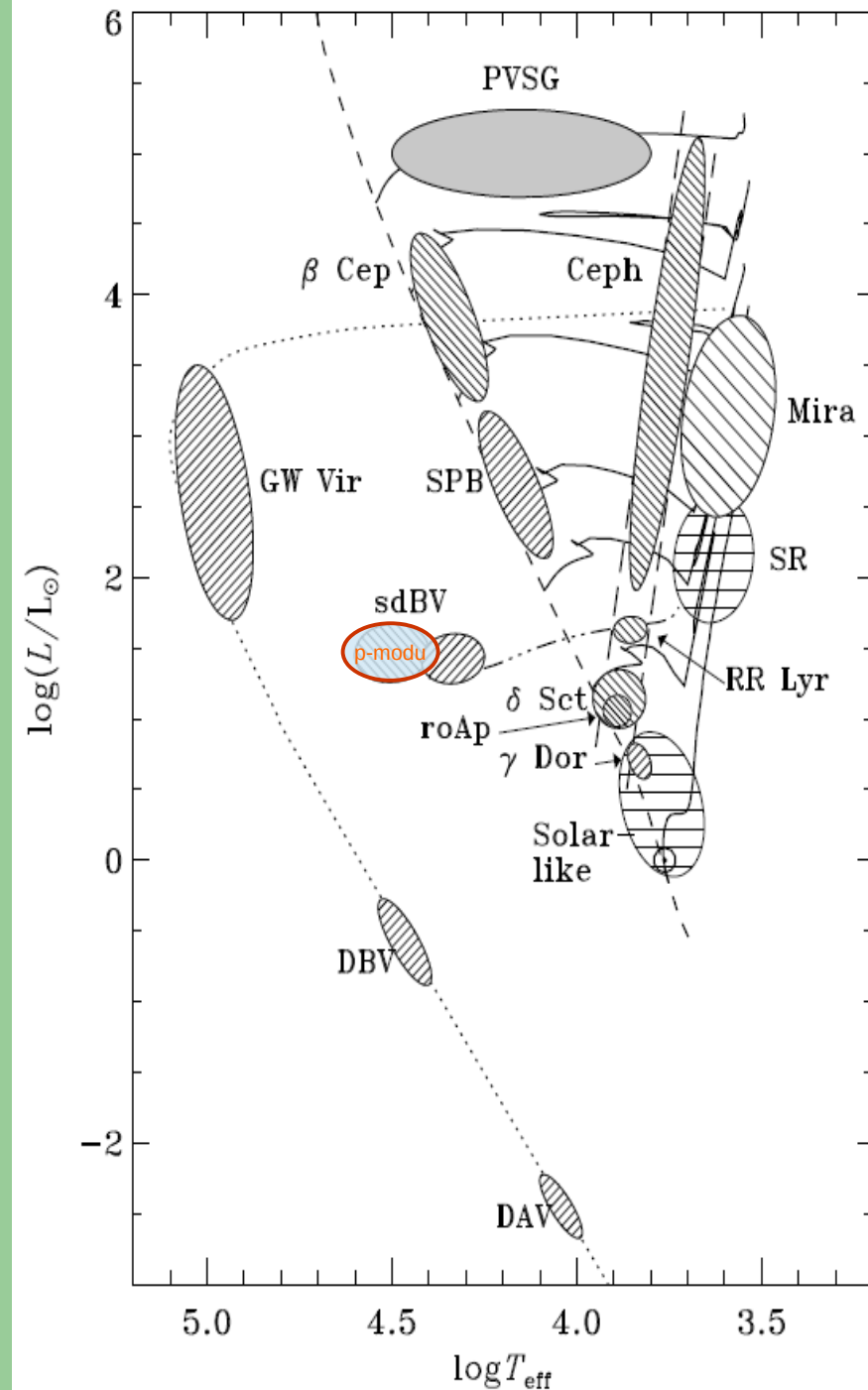
4 prototip p-modu sdBV yıldızının LAPOUNE (CFHT'de bağlı 3 kanallı fotometre) ve
FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer) Işık Eğrileri
Gilles Fontaine



Bir çift yıldız üyesi PG 1336'nın (NY Vir) VLT ULTRACAM cihazı ile elde edilen ışık eğrisi üzerinde tutulma kaynaklı ışık değişimlerinin yanı sıra, elipsoidal etkiler ve zonklamalar açıkça görülmektedir. Vuckovic vd. (2007)

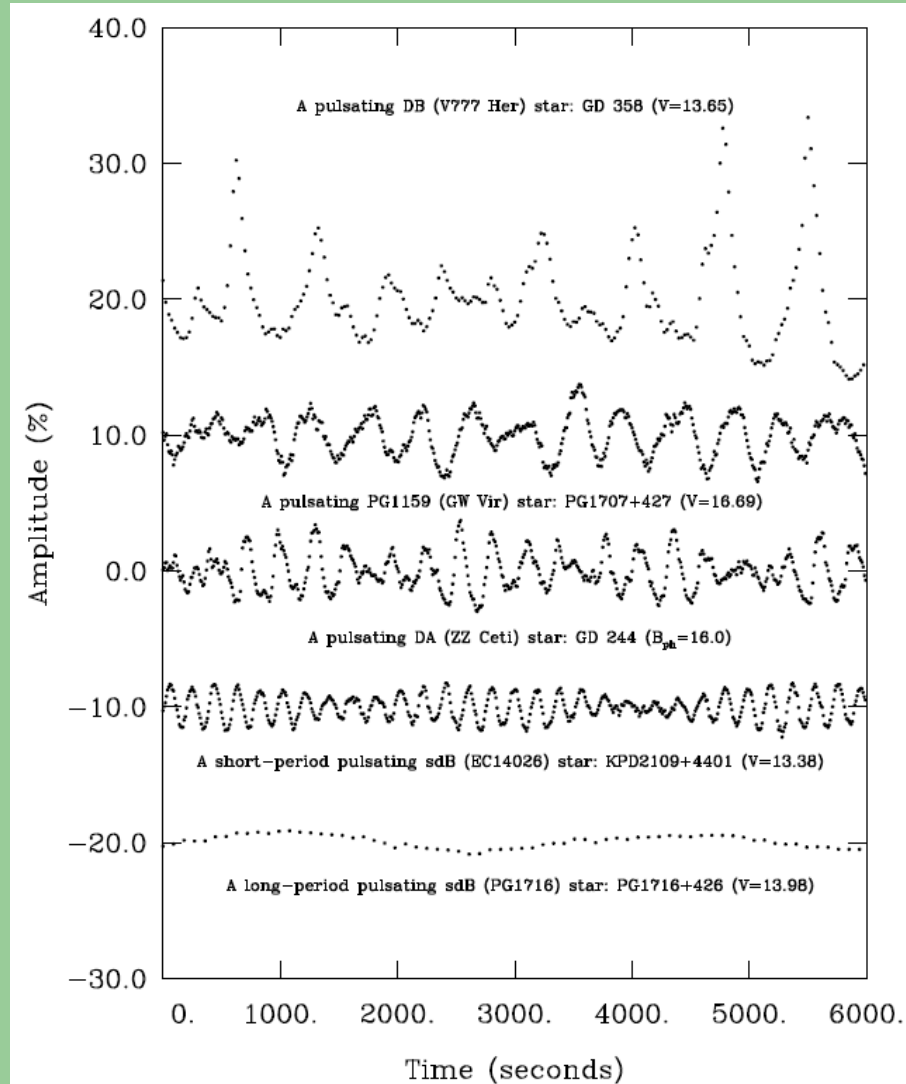
G-modu Değişen Altıcüce B Yıldızları (g-mode Variable Subdwarf B Stars, sdBV) (PG 1716+426 “Betsy” Yıldızları)

- ✓ p-modu sdBV'lere göre daha uzun dönemlerle yüksek basamaktan g-modlarında görece daha düşük genliklerle salınırlar. p-modu sdBV'ler ile aralarındaki ilişki γ Dor – δ Sct, β Cep – SPB ilişkisine benzer.
- ✓ Henüz az sayıda bulunmuş olsa da çalışmalar sürmektedir (Ostensen (2006), Huber vd. (2008)).
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Demirin iyonizasyon bölgesinde metal bolluğunun yeterli olması durumunda (Fontaine vd. 2003) $l = 1, l = 2$ radyal olmayan modları uyartılabilir.



g-p modu sdBV
karşılaştırması
(Fontaine vd. 2003)

Kompakt Zonklayıcılar (ing. Compact Oscillators)



Prototip 5 kompakt cismin
CFHT teleskobuna bağı
LAPOUNE ışık eğrileri
(©Gilles Fontaine)

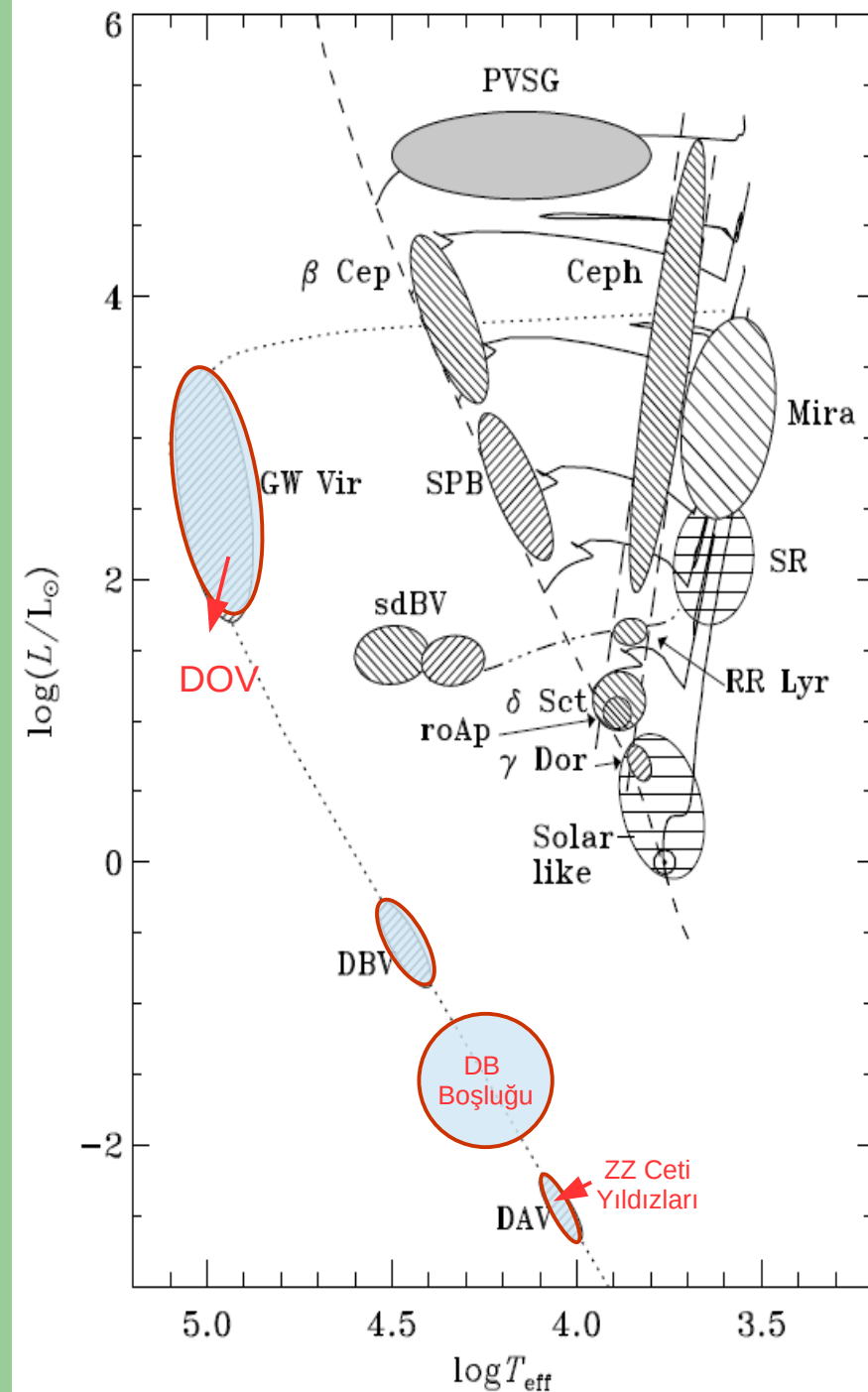
Beyaz Cüceler

(ing. White Dwarfs, WD)

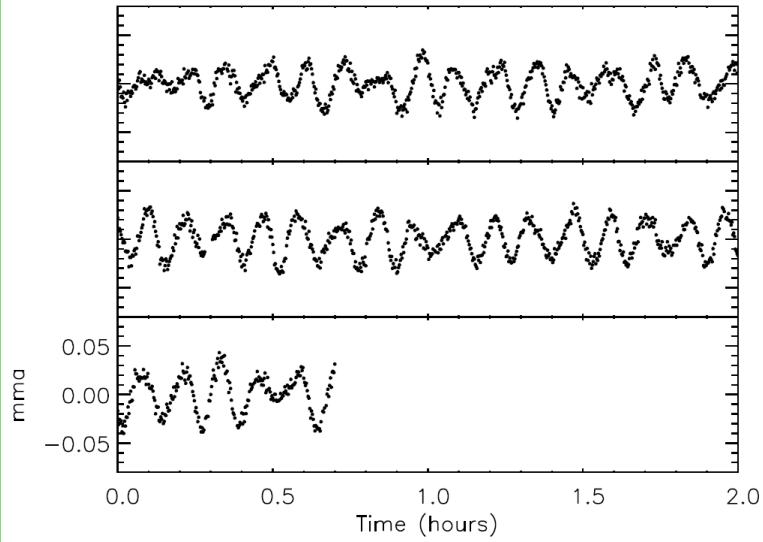
- ✓ 10 000 K – 200 000 K aralığına yayılmış pek çok farklı türden (zonklayan - zonklamayan, gezegenimsi bulutsu içinde olan – olmayan) WD yıldızı bulunmaktadır (McCook & Sion 1999).
- ✓ DO Yıldızları 45 000 K – 80 000 K sıcaklık aralığında, He-II'nin güçlü çizgilerini barındıran tayflara sahip bu nedenle “Helyum atmosferli beyaz cüceler” olarak bilinen yıldızlardır. “O” harfi O tayf türünden gelmekle birlikte O tayf türüne göre daha sıcak yıldızlardır.
- ✓ DB Boşluğu (ing. DB Gap) 30 000 K – 45 000 K sıcaklık aralığında Helyum atmosferli beyaz cüce fazlaca bulunamamıştır (Liebert 1986, Eisenstein vd. 2006). Yüksek kütle çekimi nedeniyle ağır elementler çökerken hidrojenin yükselmesiyle katmanlaşan atmosfere sahip yıldızlar DB boşluğunun mavi tarafını (~45000 K), He-I / He-II iyonizasyon bölgesi ile üst atmosferin arayüzünde oluşan konvektif katmanın katkısıyla helyumu yukarı çıkarıp, hidrojeni batıran bir mekanizmaya sahip yıldızlar DB boşluğunun kırmızı tarafını oluştururlar. Alternatif bir açıklama için bkz. Shibahashi (2005).
- ✓ DB Yıldızları 12 000 K – 30 000 K sıcaklık aralığında, tayflarında He-I'in güçlü çizgilerini barındıran ancak H ve Z çizgilerini varsa dahi az miktarda içeren yıldızlardır. Yine Helyum atmosferlidirler, ancak B yıldızlarına göre farklı sıcaklıklarda olabilmekle birlikte onlar gibi nötr He (He-I) çizgileri baskındır.
- ✓ DA Yıldızları 7400 K – 10 000 K sıcaklık aralığında olsalar da 4500 K ya da 170 000 K gibi uç sıcaklık değerlerine sahip nadir örnekleri de bulunmaktadır. Tayf türü adlandırması yine tayfsal benzerlik kriteri nedeniyle yapılmaktadır.
- ✓ Galakside çok fazla sayıda bulunan bu yıldızlar $M > 4 M_{\odot}$ yıldızların kalıntılarıdır ve sönük olmaları nedeniyle keşfedilmiş olanların sayısı azdır (~10000, %80 DA, %8 DB, SDSS Kataloğu, Eisenstein vd. 2006).

Beyaz Cüce Zonklayıcılar

- ✓ DOV Zonklayıcıları (GW Vir Yıldızları): Gezegenimsi bulutsu içinde bulunanları PNNV (planetary nebulae nuclei variables) olarak da bilinen DO beyaz cüceleridir. $7^{\text{dk}} < P < 30^{\text{dk}}$ dönemlerle Ca ve O'nin kısmi iyonizasyon bölgeleri kaynaklı κ -mekanizması (Starrfield vd. 1984) nedeniyle salınırlar.
- ✓ DBV Zonklayanları (V777 Her Yıldızları) Aynı mekanizmayla, bu katmanların (Ca ve O kısmi iyonizasyon bölgeleri) daha derinde olması nedeniyle düşük frekanslı g-modlarında salınan beyaz cücelerdir. Pek çok modda birden salındıkları için ışık eğrileri ve frekans analizlerinde mod çiftleşmesi (ing. mode coupling), vuru (ing. beat) gibi olgulara sıkça rastlanır.
- ✓ DAV Zonklayanları (ZZ Ceti Yıldızları) Konveksiyon tarafından sürülen, 100-1000 saniye arası dönemli çoklu modda zonklamalara sahiptirler (Brickhill 1991a, Goldreich & Wu 1999, Wu & Goldreich 1999). Genlikleri ile dönemleri arasında bir ilişki bulunmaktadır (Clemens 1994).

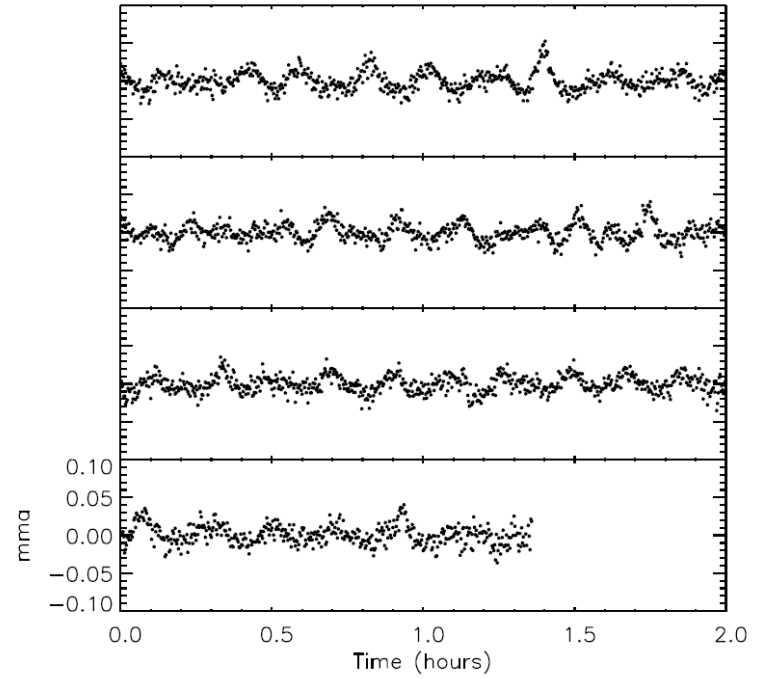


PG1707+427



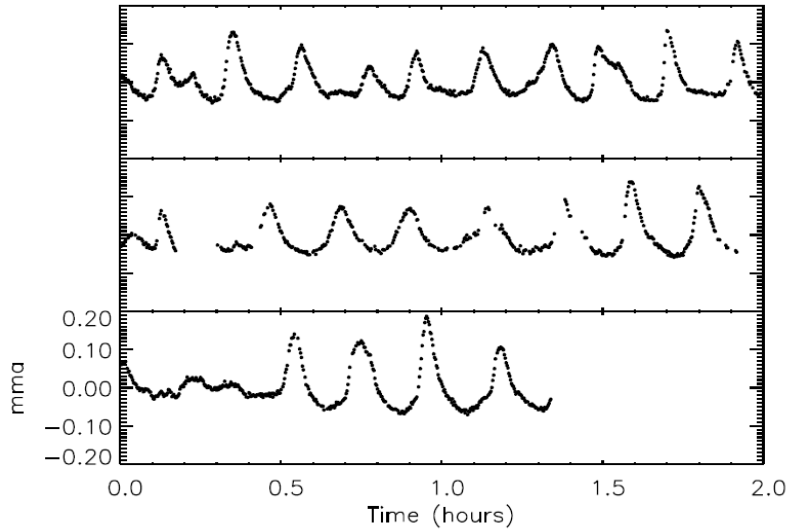
DOV Yıldızı PG 1707+427 'nin WET ışık eğrisi
(Kawaler vd. 2004)

PG1456+103



DBV Yıldızı PG 1456+103 'ün WET ışık eğrisi

G29-38

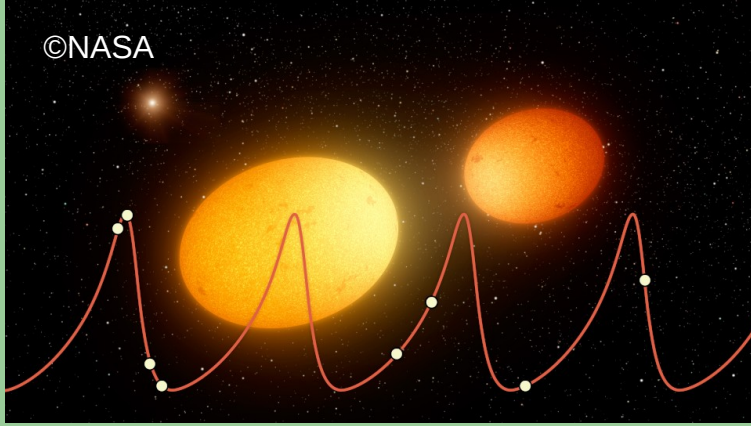


DAV Yıldızı G29-38 'in WET ışık eğrisi

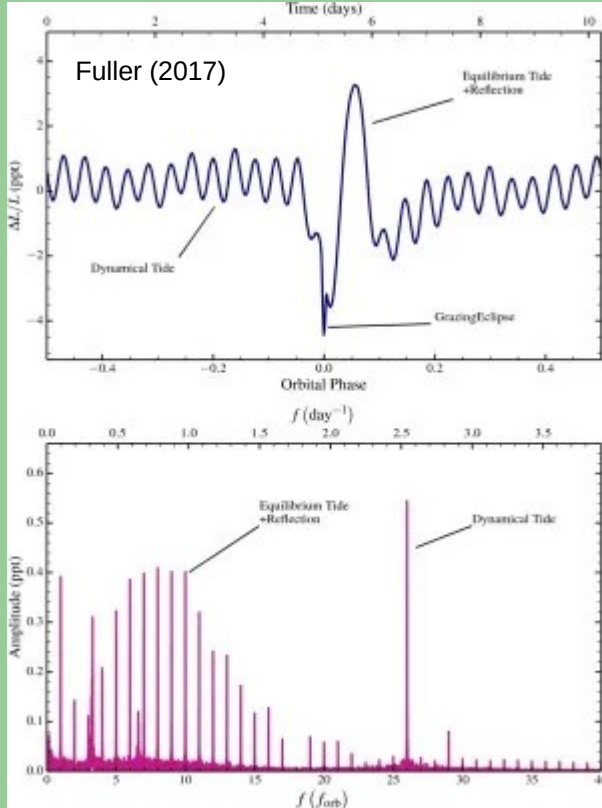
Çift Yıldızlarda Zonklamalar

- ✓ Yıldızların etkileşmediği durumlarda çift sistem doğasının zonklayan yıldızın parametrelerini hassas belirlemeye yardımcı olması dışında bir etkisi olmaz! (α Cen A, α Cen B, WR86, oEA yıldızları, sdB bileşenli çift yıldız sistemleri). Çift yıldızlarda kütle ve yarıçap parametreleri model-bağımsız olarak elde edilebildiği için çift yıldız sistemi üyesi değişenlerin temel parametrelerini anlamak konusunda bu yıldızlar önem arz eder.
- ✓ Bu avantaj zaman zaman ortaya çıkmakla birlikte hiç gözlenmediği Güneş-benzeri salınımlar, roAp, γ Dor, RR Lyr, Klasik Sefeidler, birkaç tanesinin gözlendiği B-tayf türünden zonklamalar ve kompakt zonklayıcılara, birkaç on tanesinin gözlendiği δ Scuti, Mira ve yarı düzenli değişenlere uzanan bir yelpazede değişiklik gösterir (Pigulski 2006, Lampens 2006).
- ✓ Yıldızların etkileştiği durumlarda (kütle transferi) kütle transferi-zonklama ilişkisi ilgi çekici hale gelir.
- ✓ Ayrıca disk varlığında (X-ışını ve Be çiftleri), diskin gösterdiği salınımlar da ilgi çekicidir.
- ✓ Tedirginlik etkilerinin zonklamalar üzerine yaptığı etkiler de aktif bir çalışma alanı olmuş durumdadır (Claret vd. 2005, Smeyers & Denis (1971), Saio (1981), Reyniers & Smeyers (2003a,b), Willems & Claret (2005)). Bu etkilerin maksimum olduğu elipsoidal değişen içeren çift sistemler hakkında bir değerlendirme için bkz. Pigulski (2006), Lampens (2006), Aerts (2007).
- ✓ Tedirginlik etkilerinin var olan zonklamaları etkilemesinin yanı sıra zonklamaları tetikleyebildikleri de uzun zamandır bilinmektedir (Cowling 1941, Kato (1974), Zahn (1975), Savonije & Papaloizou (1984), Kosovichev & Novikov (1992), Diener vd. (1995), Witte & Savonije (1999ab;2001), Savonije & Witte (2002), Willems vd. (2003), Rathore vd. (2005)).
- ✓ Bu şekilde tetiklenen zonklamaların rezonansları, salınım modlarının yanı sıra yörünge dış merkezliliği, yörünge dönemi, bileşen kütle ve büyüklüklerine de bağlıdır.
- ✓ Çift yıldızların tutulma gözlemleri, zonklayan bileşenlerin de mod tayini için önemli bir fırsat sunar (mode identification through eclipse mapping) (Aerts 2007, Biro & Nuspl 2010)

“Kalp Atışı Yıldızları” (ing. Heartbeat Stars)



©NASA



- ✓ Ancak Kepler Uzay Teleskobu'nun yüksek fotometrik duyarlılığı ve kesintisiz gözlemleri sayesinde ortaya konabilen bir türdür. Adlarını bir kalp atışının EKG'sine benzerliğinden almışlardır.
- ✓ Kalp atışı yıldızları, çift yıldız bileşenlerinin ortak kütle merkezi etrafında dış merkezliliği yüksek ($e > 0.2$) bir yörüngede dolandığı ve bu nedenle bileşenler arası uzaklığın yörünge boyunca radikal bir şekilde (yıldızların yarıçapının birkaç katından birkaç on katına kadar) değiştiği, birkaç günle 100 gün arası yörünge dönemli çift sistem üyesi yıldızlardır.
- ✓ **Salınım Kaynağı (Driver):** Çift yıldız bileşenleri arası tedirginlik etkileri. Dış merkezliliği yüksek yörüngeye sahip bileşen diğerine yaklaştıkça, **tedirginlik etkileri** onları küresel simetriden uzaklaştırır ve yıldızın ışık şiddetinde bu nedenle **elipsoidal değişimler** gözlenir. Etki yıldızların en yakın olduğu vakit en kuvvetlidir.
- ✓ Dikine hız gözlemleri bu tür sistemlerdeki yörünge evrimlerinin tedirginlik etkileriyle çembere evrilmeleri kaynaklı yüksek dış merkezlilikli göçle birbirlerine yaklaşmakta olduklarını ve bileşenlerin Güneş'ten büyük ve sıcak yıldız olduğunu ortaya koymuştur (Shporer vd. 2016).
- ✓ Sistemin hala çembersel yörüngelere evrilmemiş olması olası ek bileşenlere bağlanmaktadır (Shporer vd. 2016).

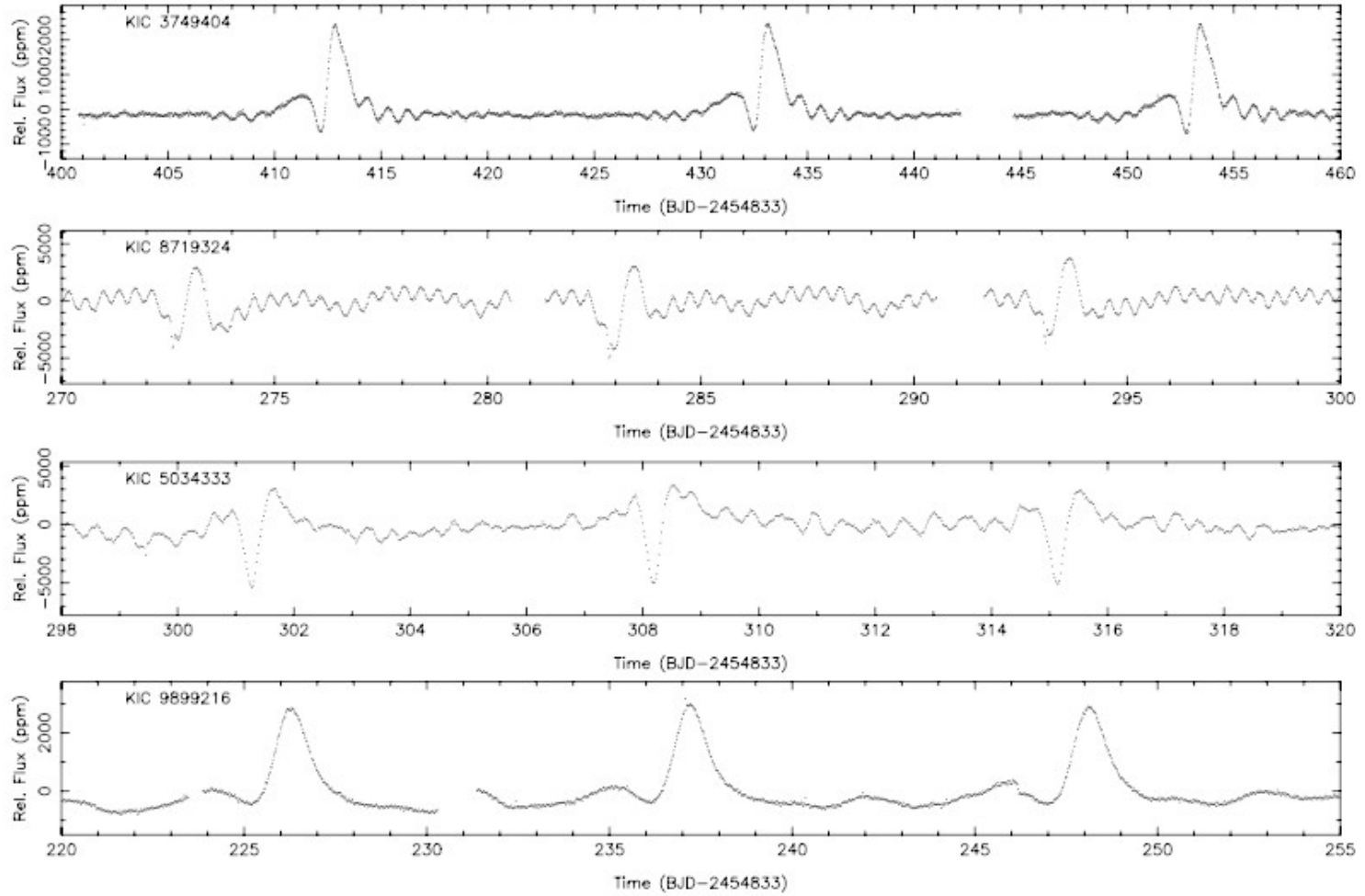
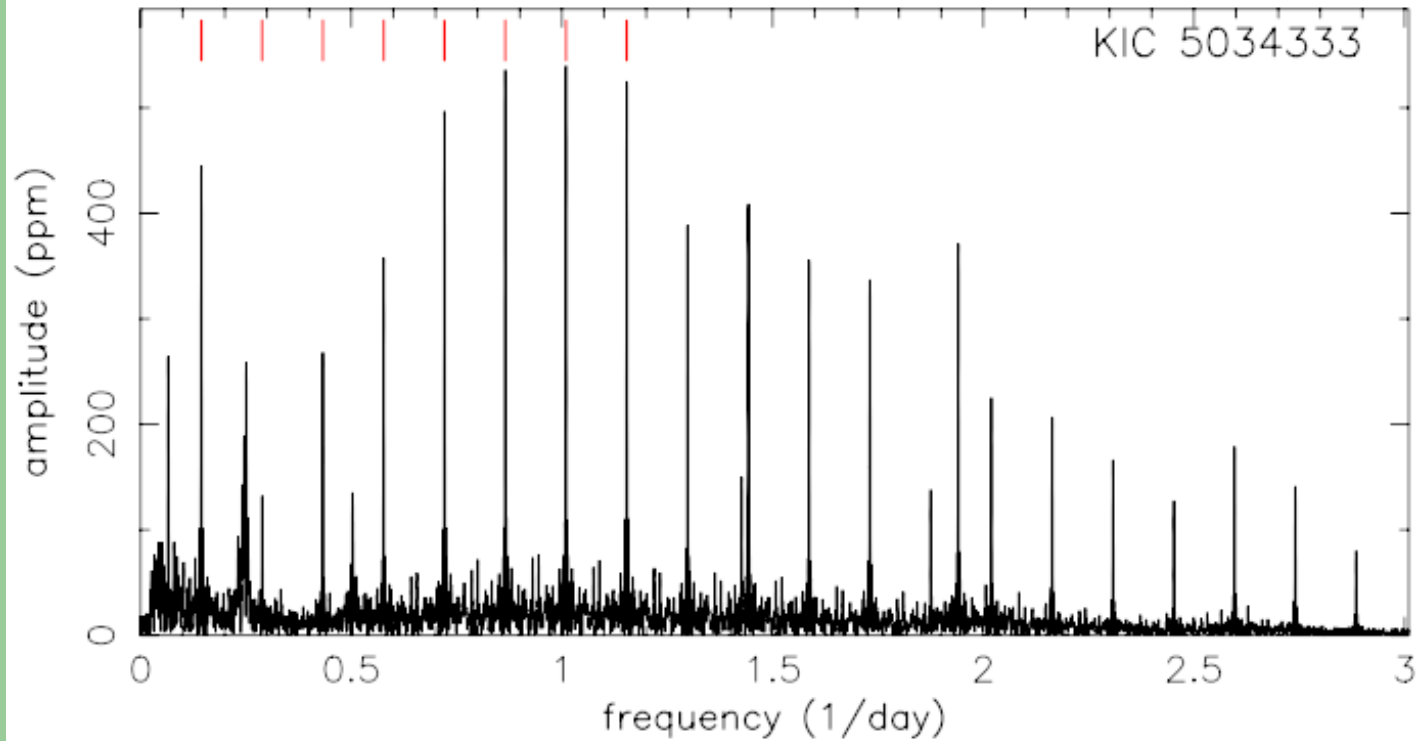


Figure 1. Example light curves of heartbeat stars found in the *Kepler* data.

Bazı örnek "Kalp Atışı Yıldızları'nın" Kepler Işık Eğrileri
Thompson vd. (2012)



KIC 5034333 Kalp Atışı Yıldızı'nın Frekans Spektrumu.
Kırmızı dik çizgiler temel frekansın harmoniklerini göstermektedir.
Thompson vd. (2012)

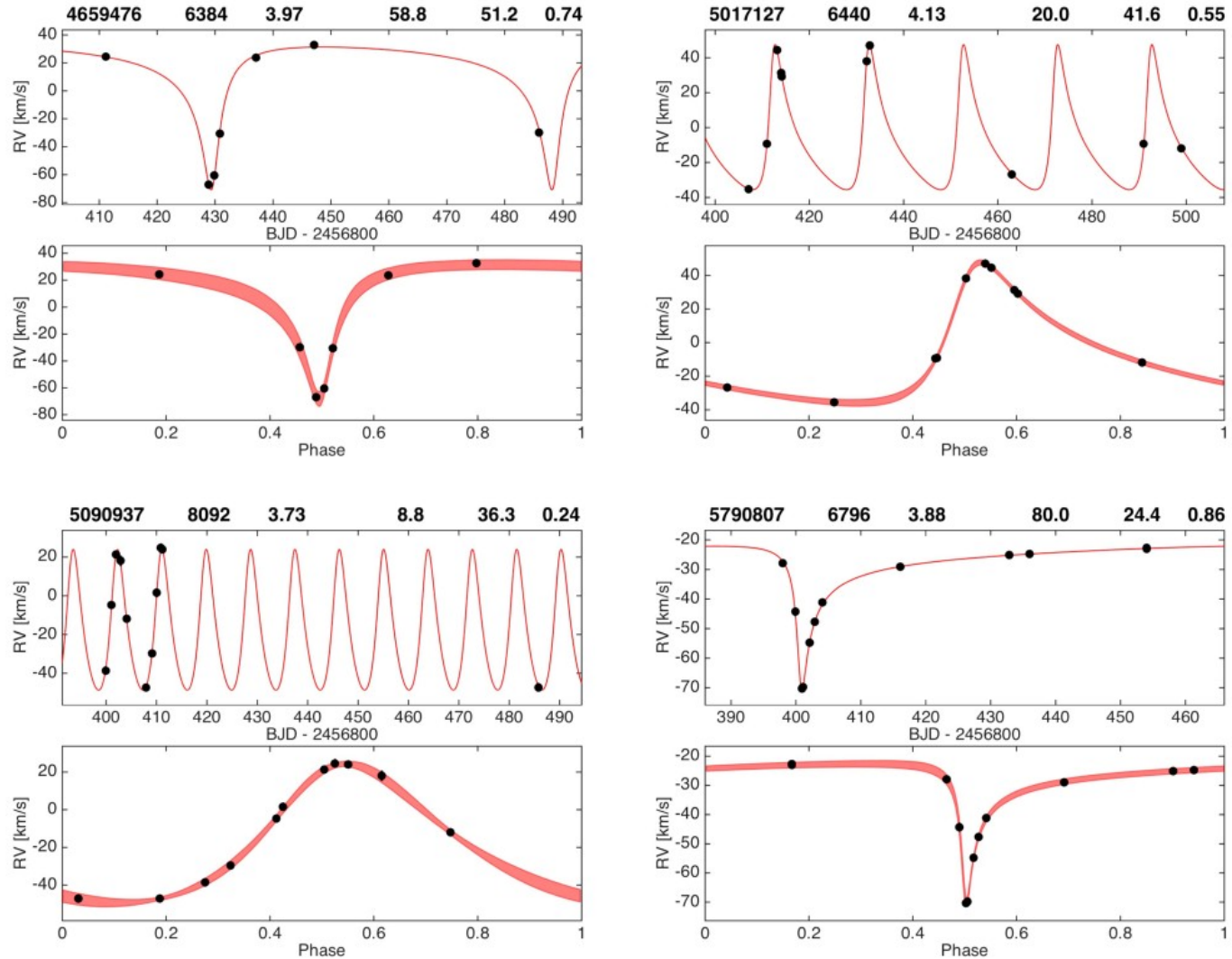


Figure 1. RV curves of KID 4659476, KID 5017127, KID 5090937, and KID 5790807. RV measurements are shown in black, including error bars that are typically smaller than the marker size. Each system is shown in two panels: the top panel shows the RVs as a function of time and the bottom panel shows the phase-folded RV curve with periastron at phase 0.5. The fitted Keplerian model is shown as a red solid line in the top panels, and by a 3σ contour plot in the bottom panels. The title for each plot lists (from left to right) KIC ID, T_{eff} (K), $\log g$, P (days), K (km s⁻¹), and e .

Kaynaklar

✓ SX Phe Yıldızları :

- ✓ Balona, L.A. & Nemec, J.M., 2012, "A search for SX Phe stars among Kepler δ Scuti stars", MNRAS, 426, 2413
- ✓ Cohen, R.E. & Sarajedini, A., 2012, "SX Phoenicis Period-Luminosity Relations and the Blue Straggler Connection", MNRAS, 419, 342
- ✓ Gilliland, R.L. vd., 1998, "Oscillating Blue Stragglers in the Core of 47 Tucanae", ApJ, 508, 818

✓ δ Scuti Yıldızları:

- ✓ Grigahcène A. vd., 2010, "Hybird γ Dor, δ Scuti Pulsators: New Insights Into The Physics of the Oscillations From Kepler Observations", ApJ, 713, 192
- ✓ Catanzaro G. vd., 2011, "Atmospheric Parameters and Pulsation Properties For a Sample of δ Sct, γ Dor and Hybrid Kepler Targets", MNRAS, 411, 1167
- ✓ Bradley, P.A. vd. 2015, "Results of a Search for γ Dor and δ Sct Stars with the Kepler Spacecraft", AJ, 149,68
- ✓ Balona, L.A. & Dziembowski, 2011, "Kepler Observations of δ Sct Stars", MNRAS, 417, 591
- ✓ Guzik, J.A. vd. 2015, "The Occurrence of Non Pulsating Stars in the γ Dor and δ Sct Pulsation Instability: Results from Kepler Quarter 14-17 Data", arXiv:1502.00175v1

Kaynaklar

- ✓ β Sefeidle, Yavaş Zonklayan B Yıldızları, Zonklayan Be Yıldızları :
 - ✓ Pápics, P. I., vd. 2017, “Signatures of internal rotation discovered in the Kepler data of five slowly pulsating B stars”, A&A, 598, A74
 - ✓ Schöller, M. vd., 2014, “Magnetic fields in β Cep, SPB, and Be stars”, Putting A Stars into Context: Evolution, Environment, and Related Stars, Proceedings of the international conference held on June 3-7, 2013 at Moscow M.V. Lomonosov State University in Moscow, p. 357-365
 - ✓ Neilson, Hilding R., Ignace, Richard, 2015, “Period change and stellar evolution of β Cephei stars”, A&A, 584, A58
 - ✓ Baade, D., 2016, “Pulsations and outbursts in Be stars: Small differences - big impacts”
 - ✓ Balona, L.A. vd., 2011, “Kepler observations of the variability in B-type stars”, MNRAS, 413, 2403
 - ✓ Pápics, P.I., 2013, “Observational asteroseismology of B-type stars on the main sequence with the CoRoT and Kepler satellites”, Ph.D. Thesis, Leuven University of Belgium
- ✓ Sefeid Yıldızları (Klasik Sefeidler) :
 - ✓ Wallerstein, G. vd. 2002, “The Cepheids of Population II and Related Stars”, PASP, 114, 689
 - ✓ Szabó, R.. vd., 2011, “Cepheid investigations using the Kepler space telescope”, MNRAS, 413, 2709
 - ✓ Derekas, A. vd. 2012, “Period and light curve fluctuations of the Kepler Cepheid V1154 Cyg”, MNRAS, 425, 1312

Kaynaklar

✓ RR Lyrae Yıldızları :

- ✓ Kolenberg, K. vd. 2010, "First Kepler Results on RR Lyrae Stars", ApJ, 713, L198
- ✓ Kurtz, D. vd., 2000, "A New Look at the Blazhko Effect in RR Lyrae Stars with High Quality Data from the MACHO Project", ASPC, 203, 291
- ✓ Szabó, R. vd., 2010, "Does Kepler unveil the mystery of the Blazhko effect? First detection of period doubling in Kepler Blazhko RR Lyrae stars", MNRAS, 400, 1244
- ✓ Kolenberg, K. vd. 2010, "Kepler photometry of the prototypical Blazhko star RR Lyr: an old friend seen in a new light", MNRAS, 411, 878
- ✓ Stellingwerf, R.F., 2013, "The Kepler RR Lyrae SC Data Set Period Variation and Blazhko Effect", arXiv preprint
- ✓ Le Borgne, J.F., 2014, "Historical vanishing of the Blazhko effect of RR Lyr from the GEOS and Kepler surveyst", MNRAS, 144, 39

✓ Çift Yıldızlarda Zonklamalar :

- ✓ Pigulski, A. vd., 2006, "Intrinsic Variability in Multiple Systems and Clusters: an Overview", ASPC, 349, 137
- ✓ Lampens, P. vd., 2006, "Intrinsic Variability in Multiple Systems and Clusters: Open Questions", ASPC, 349, 153
- ✓ Aerts, Conny. 2007, "Asteroseismology of Close Binary Stars", IAUS, 240, 432
- ✓ Bíró, I. B.; Nuspl, J., 2012, "Photometric mode identification methods of non-radial pulsations in eclipsing binaries - I. Dynamic eclipse mapping", MNRAS, 416, 1601

✓ Kalp Atışı Yıldızları :

- ✓ Thompson, S.E., vd., 2012, "A Class of Eccentric Binaries with Dynamic Tidal Distortions Discovered with Kepler", MNRAS, 753, 86
- ✓ Shporer, A., vd., 2016, "Radial Velocity Monitoring of Kepler Heartbeat Stars", ApJ, 829, 34
- ✓ Hambleton, K. vd., 2018, "KIC 8164262: a heartbeat star showing tidally induced pulsations with resonant locking", MNRAS, 473, 5165
- ✓ Kołaczek-Szymański, vd. 2021. "Massive heartbeat stars from TESS. I. TESS sectors 1-16," A&A, 647, A12