

AST306 Değişen Yıldızlar (Variable Stars)

Doç.Dr. Birol GÜROL
Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan / ANKARA
E-posta: Birol.Gurol@ankara.edu.tr
2012©

Değişen Yıldızlar

Bünyesel Değişen Yıldızlar

- Zonklayan Değişenler
 - Cepheid ve Cepheid benzeri değişenler
 - δ Cepheidler ve W Virginisler
 - RR Lyraeler
 - Delta Scutiler
 - SX Phoenicisler
 - Erken tayf türünden Mavi-Beyaz Değişenler (O ve B)
 - Beta Cepheidler
 - PV Telescopiiler
 - Uzun Dönemli ve Yarı-Düzenli Değişenler
 - Mira'lar
 - Yarı-Düzenli Değişenler
 - Yavaş Düzensiz Değişenler
 - RV Tauri'ler
 - Alpha Cygni Türü Değişenler
 - Zonklayan Beyaz Cüceler
 - Güneş Benzeri Salınım Gösteren Yıldızlar

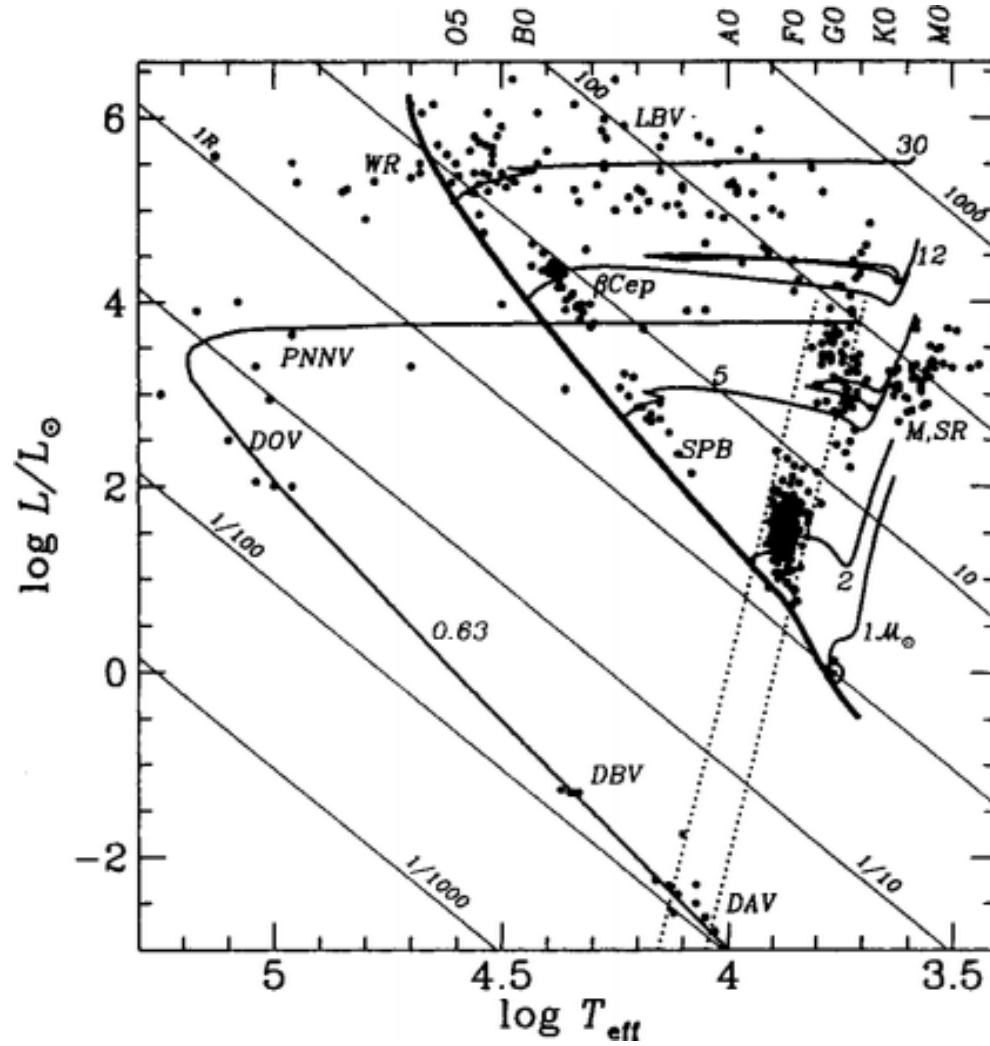
Tayf Türlerine İlave Edilen Ek Gösterimler ve Anlamları

- **e** emission lines: salma çizgisi gösteren
- **k** interstellar lines: yıldızlararası çizgiler
- **m** metallic lines: metalik çizgiler
- **n** nebulous lines (e.g., rapid rotation): bulutsu çizgileri (örn. hızlı dönme)
- **p,pec** peculiar lines : peküler çizgiler
- **s** sharp lines : keskin çizgiler
- **v,var** variable lines : değişken çizgiler
- **w** weak lines : zayıf çizgiler

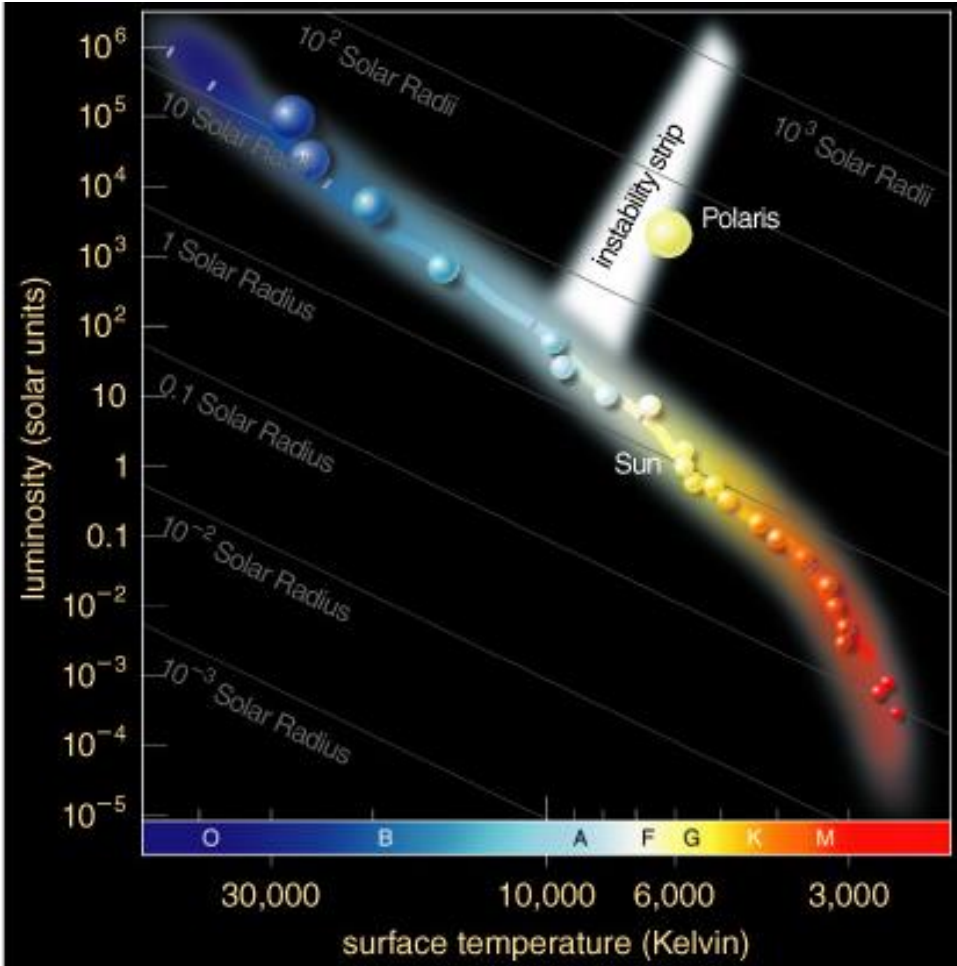
Kararsızlık Kuşaağı

- Yıldızların zonklama yapmalarının geğici bir olay olduğu HR diyagramında zonklayan yıldızların buldukları konumdan çıkarılabilir. Zonklama yapan yıldızların büyük bir kısmı HR diyagramında dar bir alanda (yaklaşık 600-1100 K) ve neredeyse anakola dik ve HR diyagramının sağına kaymış bir bölgede bulunurlar.
- Yıldızlar evrimleşerek bu alana geldiklerinde zonklamaya başlarlar. Kararsızlık kuşaağında bulunan bütün yıldızlar ortak bir mekanizma ile zonklama yaparlar.
- Uzun dönemli değişenler ise bu kararsızlık kuşaağının dışında yer alırlar.

Kararsızlık Kuşağı



Kararsızlık Kuşaağı



- Çoğu zonklama yapan yıldız kararsızlık kuşaağı adı verilen bir bölgede bulunurlar.
- Bu bölgede bulunan en yüksek ışınım gücüne sahip yıldızlar Cepheid değişenleri olarak adlandırılır.

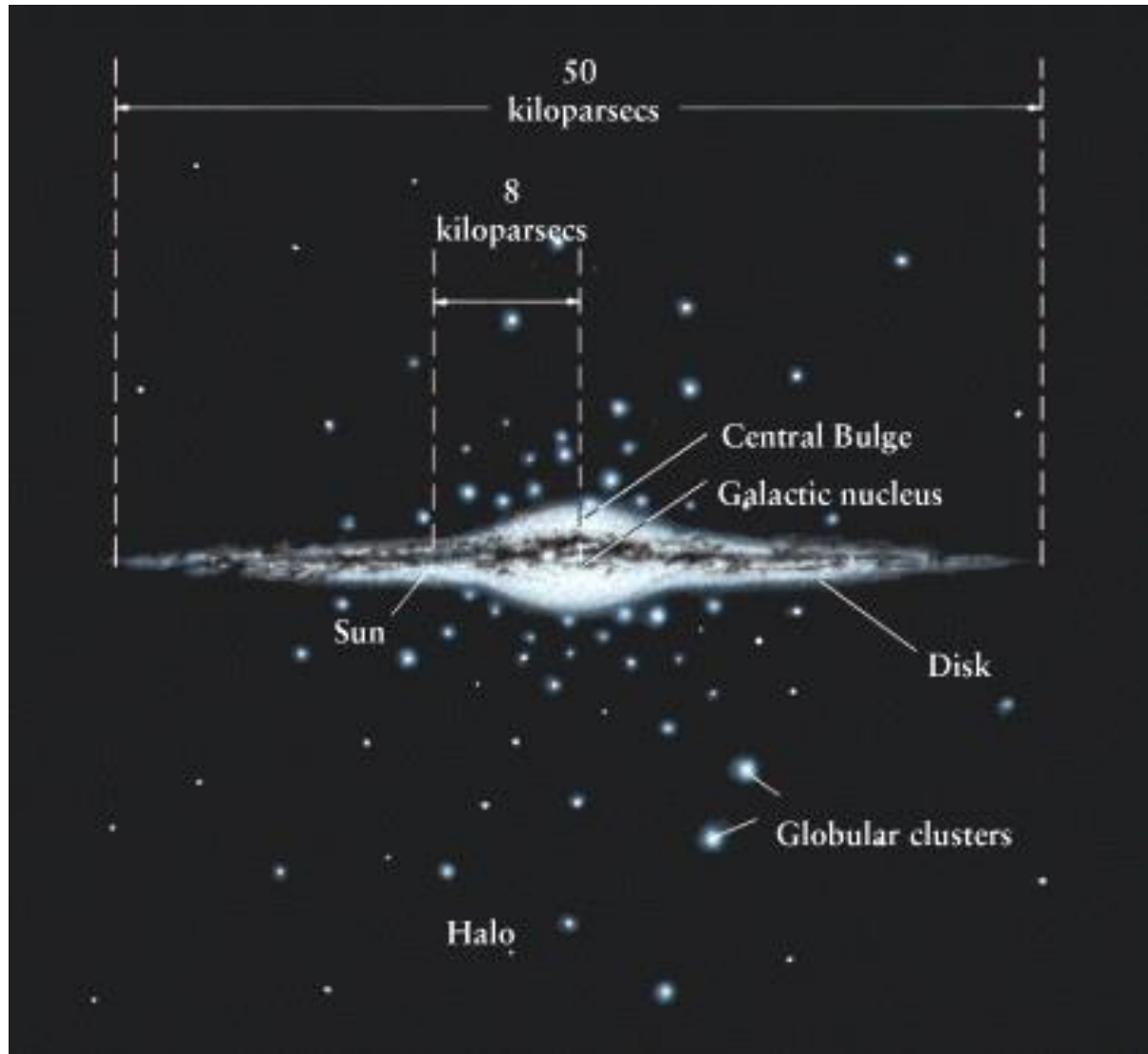
Dönem-Işınım Gücü (Parlaklık) Bağlantısı

- Cepheid değişenleri için ortalama ışınım gücü ile değişimin dönemi arasında görülen korelasyonu ifade eder.
- İlk defa Henrietta Leavitt tarafından 1912 yılında keşfedilmiştir. Cepheid türü değişen yıldızları için uzun zonklama dönemlerinde yıldızın daha parlak olduğu gösterilmiştir.
- Cepheid türü değişen yıldızların ışık değişim dönemlerinin kolaylıkla elde edilebiliyor olmasından yararlanarak astronomlar Cepheidlerin bünyesel parlaklığını ve buradan uzaklığını hesaplamaktadırlar.
- Eğer gözlenen Cepheid bir başka galakside bulunuyorsa bu durumda Cepheid'in uzaklığı dahil olduğu Galaksinin uzaklığının bulunmasında kullanılır.

Galaksimiz ve Yıldız Popülasyonları

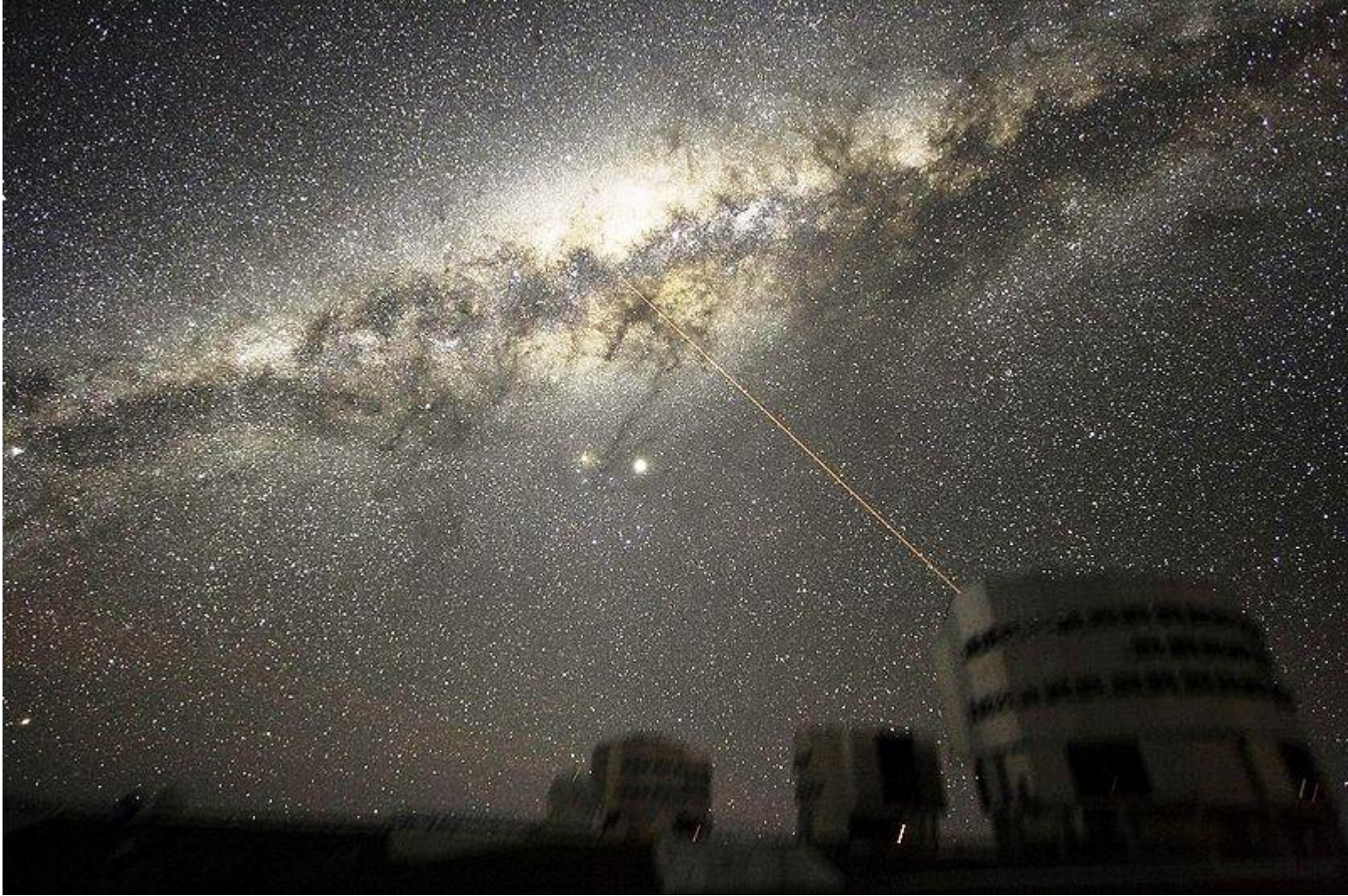
- Güneş ve onun etrafında dolanan gezegenler, Samanyolu olarak adlandırdığımız Galaksimizin üyeleridir ve yaklaşık olarak **150-200 bin milyon yıldız** bünyesinde barındırır. Bütün olarak bakıldığında mercek biçiminde yassı bir şekle sahiptir ve ***spiral bulutsulara*** benzer olarak merkezi kısmında yıldız sayısı fazla ve kollarda ise yıldız sayısı azalan bir yapıdadır.
- Galaksimizin temel düzlemindeki en büyük çapı yaklaşık olarak **50 kpc=100000** ışık-yılı kadardır. Güneş sistemimiz bu temel düzleme yakın bir konumda ve galaksi merkezinden 8 kpc uzaklıkta Sagittarius takımyıldızı yönünde bulunur.
- Görsel bölgede Samanyolunun alınan görüntülerinden galaksimizin temel düzleminin belirlenmesi oldukça kolaydır. Disk yapılı galaksimizi çevreleyen neredeyse küresel yapıya sahip ve yıldız yoğunluğu daha az olan “***Galaktik Halo***” adı verilen bir kabuğumsu yapı mevcuttur. Bu kürenin çapı yaklaşık olarak **50 kpc**'tir. RR Lyrae türü değişenler yanında, küresel kümeler ve başka değişen yıldızlar bu alanda bulunurlar.

...devam



Yıldızlararası Madde

- Galaksimizde mevcut yıldızlar yanında önemli miktarda gaz, toz ve kozmik parçacıklar bulunur. Galaksimizin kütlelerinin yaklaşık %5'inin gaz ve tozdan oluştuğu düşünülmektedir.
- Toz genellikle “parlak yansıma bulutsularında” ve “karanlık bulutsularda” bulunur ve görsel bölgede gerçekleştirilen gözlemler ile ispatlanabilmektedir. Galaktik düzlem üzerindeki spiral kollarda ve galaktik merkez yöresinde çok daha yoğun bir şekilde bulunur. Öyleki galaktik merkezin görülmesi bu toz nedeniyle imkansız hale gelmektedir.



...devam

- Hidrojen elementi galaksimizin her tarafında mevcuttur, fakat spiral kollarda yoğunluk olarak daha fazladır ve genellikle toz bulutları ile bağlantılı durumdadır.
- Yıldızlararası ortamdaki gazın toplam kütlesi %90'larla gösterilirken, toz miktarı ancak %1 ile gösterilmektedir.
- Çoğunlukla hidrojen (%60), helyum (%38) ve daha ağır elementler (sodyum, kalsiyum, demir vb.) %2 oranına sahiptir. !!!

...devam

- Galaksimizin belirli bölgelerinde (çok sınırlı alanlarda) moleküler bulutlara ilişkin tayfsal çizgiler gözlenebilmektedir ve genellikle bunlar yeryüzü koşullarında kararlı olmayan moleküllerdir (örn. OH).
- Bu gaz yapıların yakınlığında yıldızlar mevcutsa, gaz yapı uyarılmış durumda bulunur ve parlak bulutsular şeklinde görülürler (örn. Orion Bulutsusu).
- Bunun dışında nötr hidrojen elementi (H I), 21 cm radyo bölgede salmada bulunması, bu tür bulutların konumlarının belirlenmesinde önemli bir yöntemdir. Hidrojen bulutlarının yaklaşık %10'u yıldızların ışınımları tarafından iyonize edilmektedir ve bu bölgeler H II bölgeleri olarak adlandırılırlar.

Orion Bulutsusu



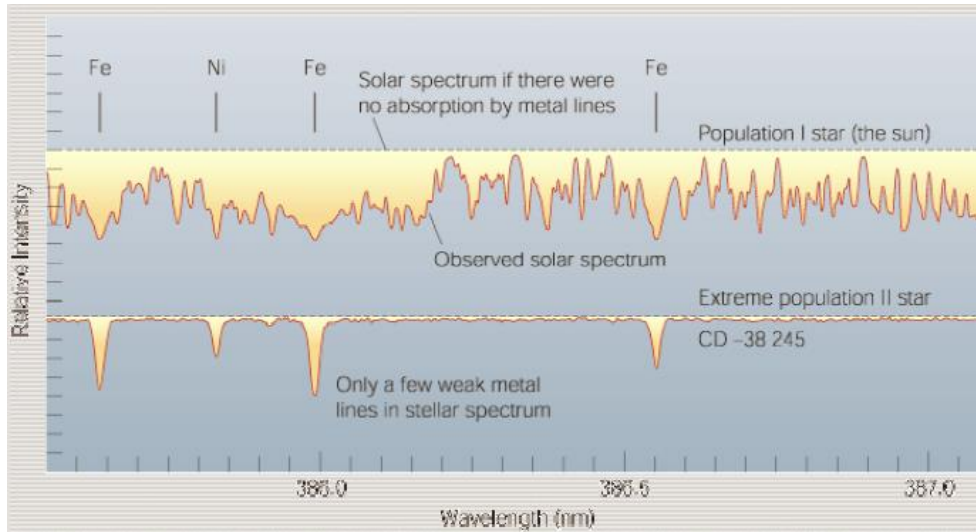
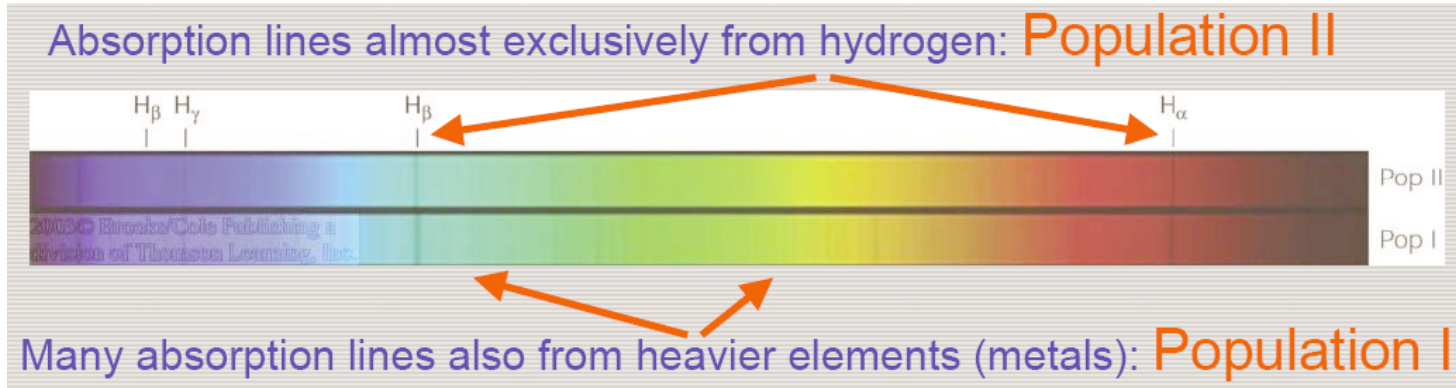
...devam

- Özellikle toz'dan oluşan yıldızlararası madde çok küçük parçacıklardan oluşur ve yıldızların enerji dağılımlarının incelenmesinde *kızarmaya* neden olmaları nedeniyle güçlülere neden olur.
- Bunun yanında bir toz bulutunun arka kısmında bulunan yıldızın ışınımı, dalgaboyuna bağlı bir şekilde kızarmaya uğrar. *Bu türden yıldızların renk ölçekleri, renk artıklarına bağlı olarak, aynı tayf türünden yıldızlara göre daha büyük değerler alır.*

...devam

- 1952 yılında *Baade*, yıldız popülasyonları kavramını ortaya atan ilk kişi olmuştur. Galaksimizin spiral kollarında mevcut yıldızların (**Pop I**), Galaksimizin çekirdeği yöresinde bulunan yıldızların yapılarından oldukça farklı olduğunu (**Pop II**) ortaya koymuştur.
- Pop I olarak sınıflandırılan yıldızların çoğunlukla galaksimizin spiral kollarında görüldüğünü ve Pop II yıldızlarının ise galaksi merkezi, küresel kümeler ve galaktik halo'da çoğunlukla bulduklarını göstermiştir.
- Günümüzde yapılan sınıflamalarda ara sınıfların da bulunduğu bilinmektedir. **Pop I yıldızları genellikle yeni yıldız oluşumlarının halen gerçekleştiği bölgelerde görülen genç yıldızları temsil etmek için kullanılmasının yanında, Popülasyon II yıldızları daha çok yaşlı yıldızları temsil etmek amacıyla kullanılır.**

Popülasyon I ve II Yıldızları



At the time of formation, the gases forming the Milky Way consisted exclusively of hydrogen and helium. Heavier elements (“metals”) were later only produced in stars.

Popülasyon I ve II Yıldızları

TABLE 15-1
Stellar Populations

	Population I		Population II	
	<i>Extreme</i>	<i>Intermediate</i>	<i>Intermediate</i>	<i>Extreme</i>
Location	Spiral arms	Disk	Nuclear bulge	Halo
Metals (%)	3	1.6	0.8	Less than 0.8
Shape of orbit	Circular	Slightly elliptical	Moderately elliptical	Highly elliptical
Average age (yr)	100 million and younger	0.2–10 billion	2–10 billion	10–13 billion

...devam

- Galaksimizde bulunan cisimlerin konumları, Galaktik Koordinat Sistemi ile verilir. Bu koordinat sisteminde: **b** sembolü ile cismin **galaktik enlemine**; samanyolu düzleminden olan açısal uzaklığını gösterir. **l** sembolü ise **galaktik boylam** olarak adlandırılır ve galaksi düzlemi üzerinde, galaksi merkezi doğrultusundan olan açısal uzaklık olarak tanımlanır.
- Günümüzde kullanılan başka bir sistem ise **R** sembolü ile gösterilen ve galaksi merkezinden cismin uzaklığınının temel düzlem üzerindeki izdüşüm uzaklığını temsil eden koordinat ile **z** sembolü ile temsil edilen ve aynı düzlem üzerinde dikey doğrultudaki uzaklığı temsil eden koordinat sistemidir. Örneğin Güneşimizin bu sistemdeki koordinatları **$R \approx 8 \text{ kpc}$** ve **$z \approx 15 \text{ pc}$** 'tir.

Yıldız Uzaklıkları

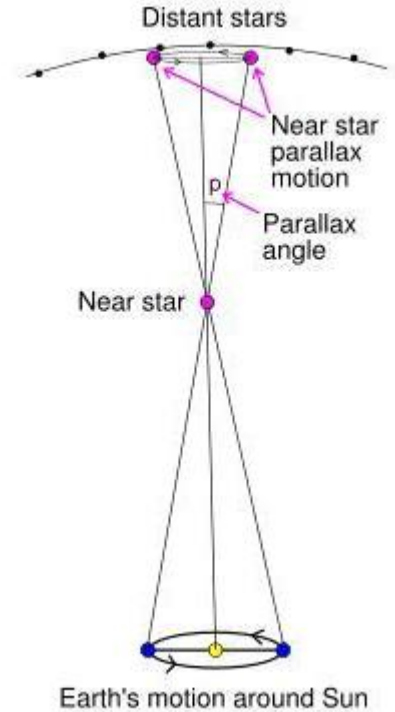
- Astronomlar genellikle ilgilendikleri cisimlerin uzaklıklarına göre uygun birimler kullanmayı tercih ederler. Örneğin Güneş Sistemimizdeki cisimlerin uzaklıklarını belirtmek üzere birim olarak Yer-Güneş uzaklığının ortalama değeri olan 149.598×10^6 km birimini kullanırlar ve bu değeri 1 AB olarak diğer cisimlerin uzaklıklarını gösterirler.
- Galaksimizdeki diğer yıldızların uzaklıklarını belirlerken kullanılan birim ise *parsek*'tir ve kısaca *pc* olarak gösterilir. Bu isimlendirme "*parallax second*" isminin kısaltılmasından üretilmiştir ve 1 AB uzaklığının uzayda gördüğü 1 yay saniyelik açının paralaksı olarak tanımlanmıştır.
- Bir başka uzaklık birimi *ışık-yılı*'dır ve ışığın bir yılda aldığı yol olarak tanımlanır. ($c=299793$ km/sn).
- Astronomik cisimlerin uzaklıklarınının gösterilmesinde kullanılan bu birimler arasındaki dönüşümler;
 - 1 pc = 206265 AB = 3.2617 ışık-yılı
 - 1 ışık-yılı = 63239 AB

Paralaks Yöntemi

- Yer'in Güneş etrafındaki yörüngesel hareketi dikkate alındığında yakın yıldızlar, uzaktaki yıldızlara göre gökyüzü düzlemi üzerinde aynı dolanma dönemli bir yörünge çizecektir.
- Yıldızların gökyüzü düzlemi üzerindeki yer değiştirme miktarı açısal olarak ölçülebilen bir büyüklüktür.
- Paralaks açısı olarak adlandırılan bu ölçümden yararlanarak, özellikle Güneş'e yakın yıldızların uzaklıkları duyarlı bir şekilde hesaplanabilmektedir.

$$d = \frac{206265}{p} \text{ AB}$$
$$d = \frac{1}{p} \text{ parsek (pc)}$$

Örneğin: $p = 0.2'' \Rightarrow d = 5 \text{ pc}$.



...devam

- Galaksimizdeki cisimlerin uzaklıkları genellikle “kiloparsec (kpc)” birimi ile gösterilir ve $1\text{kpc}=1000\text{ pc}$ 'tir. Bu birimden daha büyük bir uzaklık birimi megaparsec (Mpc) ile gösterilir ve $1\text{ Mpc}=1000\text{ kpc}=10^6\text{ pc}=3.26\text{ milyon ışık-yılı}$ 'na karşılık gelir.
- Yıldızların görünür parlaklıkları (m) ile mutlak parlaklıkları (M) ve uzaklık $d(\text{pc})$ arasında kullanılan temel bağıntı Pogson ifadesinden bulunur ve,

$$m-M = 5 (\log d(\text{pc}) - 1) + A$$

ifadesi ile verilir. Burada $m-M$ ifadesi “**uzaklık modülü**” olarak adlandırılır. Denklemden yer alan A (kadir biriminde) sembolü yıldızlararası ortamın neden olduğu kızarma ve soğurmayı dikkate almak için kullanılır.

$$A_V=3.2E_{B-V}$$

Tayfsal Paralaks

- Yıldızların tayflarının alınması ile onların Tayf Türleri ve Işınım Sınıfları belirlenebilmektedir.
- Fotometrik gözlemler sayesinde yıldızların görünür parlaklıkları, m_V , elde edilebilir.
- Şayet gözlemlerde B ve V filtreleri kullanılırsa bu durumda gözlenen yıldızın renk ölçeği değerini de elde edebilmek mümkündür. $RÖ=B-V$.
- Bir yıldızın tayf türü ve/veya renk ölçeği biliniyorsa bu durumda H-R diyagramında yıldızın x eksenindeki konumunu biliyoruz demektir. Ayrıca yıldızın ışınım sınıfını da biliyorsak bu durumda yıldızın HR diyagramındaki konumunu yani kırmızı dev, dev veya anakol yıldızı olup olmadığını biliyoruz demektir.
- HR diyagramında yıldızın konumunu belirledikten sonra onun mutlak parlaklığını, M , biliyoruz demektir. Ya da bu amaçla hazırlanmış referans kaynaklardan bu bilgiyi alabiliriz demektir. Örnek olarak anakol yıldızı (ışınım sınıfı V) olan bir yıldızın renk ölçeği 0.0 (örn. A0 V yıldızları) değerine sahiptir ve bu değerlere karşılık gelen yıldızın mutlak parlaklığı +0.9 olarak belirlenebilir.
- Bu bilgilerden yararlanarak uzaklık modülünden,

$$m - M = 5 \log(d/10) \quad \text{ve buradan } d = 10^{(m - M + 5)/5}$$

- Üzerinde çalıştığımız yıldızın uzaklığını, d , parsek birimlerinde hesaplayabiliriz.
- Pratikte bu yöntem uzaklık belirlenmesinde çok duyarlı bir yöntem değildir. Yıldızların mutlak parlaklıklarındaki belirsizlik, ışınım sınıfına bağlı olarak 0.7 ile 1.25 kadar değişebilmektedir. Bu ise hesaplanan uzaklık değerlerinde 1.4 ile 1.8 çarpanı kadar hataya neden olabilmektedir.
- Yöntem, trigonometrik paralaks yöntemi ile uzaklıkları belirlenemeyen yıldızlar için yine de önemli bir bilgi bize verebilmektedir.
- **NOT. Yıldızlararası kızarma etkisinin olmadığı kabul edilmiştir.**

Hipparchos Uydusu



- Hipparchos ("**H**igh **p**recision **p**arallax **c**ollecting **s**atellite") ESA tarafından 1989 yılında fırlatılmış ve 3.5 yıl görev yapmıştır.
- Temel amacı duyarlı astrometrik gözlemler yapmaktır. Bu sayede yıldızların öz hareketleri ve paralaks değerleri gözlenmiştir.
- 1997 yılında yayınlanan Hipparchos kataloğunda 100000 den fazla yıldızın yüksek duyarlılıklı gözlemi bulunmaktadır. Katalogda $12^m.4$ kadirde daha parlak yıldızların gözlemi bulunmaktadır. Paralaktik açı ölçümleri için $0''.001$ yay saniyesi ölçüsünde duyarlılığa sahiptir.

Hipparcos ve Tycho Verileri

Hipparcos

Hedef: 118000 yıldız

Parlaklık Sınırı: 12.5 kadir

Astrometrik Ayırma: 0.001 yay saniyesi

Fotometrik Ayırma: 0.002 kadir

Tycho

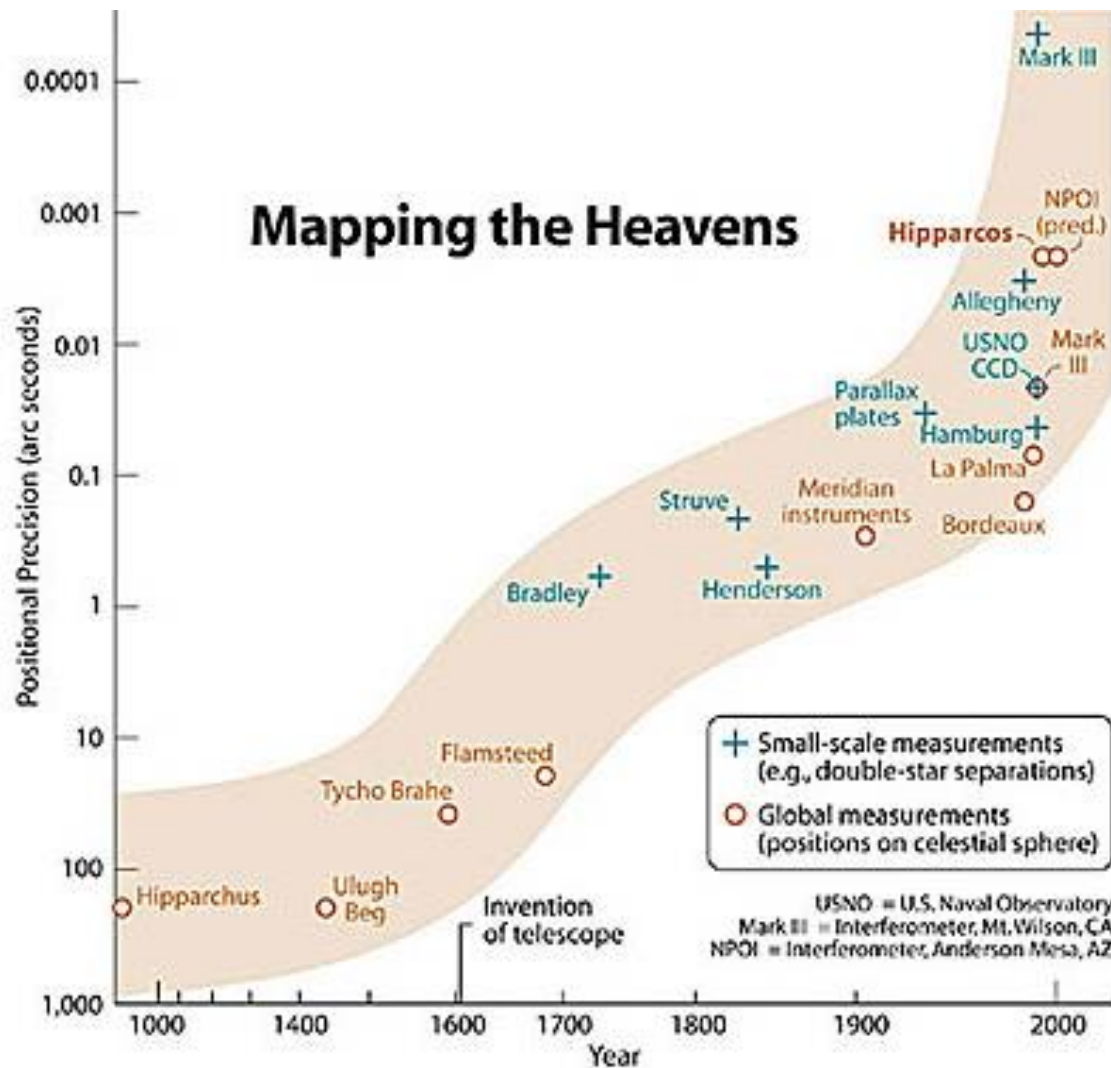
Hedef: 1 milyon yıldız

Parlaklık Sınırı: 11.5 kadir

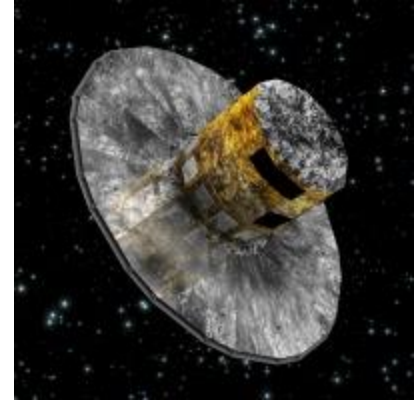
Astrometrik Ayırma : 0.025 yay saniyesi

Fotometrik Ayırma : 0.06 kadir

1 yay saniyesi = 1 derecenin 1/3600'da birine karşılık gelir ve yer bazlı görünür bölge teleskoplarının tipik gözlem sınırındır.



GAIA UYDUSU (ESA)



- 2013 yılında fırlatılması planlanan GAIA uydusunun L_2 noktasında yaklaşık 5 yıl görev yapması planlanmıştır.
- Amacı ise Galaksimizin üç boyutlu olarak modellenmesi için çok duyarlı gözlemlerde bulunması olacaktır. Bu amaçla 1 milyardan fazla cismin gözleminin yapılması planlanmaktadır. Bu ise Galaktik yıldız sayısının yaklaşık %1'ini oluşturmaktadır.
- Ayrıca her bir yıldızın çok renk fotometrik gözlemleri de yapılacağından yıldızların evrimlerinin ilk zamanları ve sonraki dinamik, kimyasal değişimleri ile birlikte Samanyolu Galaksimizin oluşum ve evrimi incelenebilecektir.
- Ek olarak binlerce yeni gezegen sisteminin bulunacağı ve yörüngelerinin belirleneceği düşünülmektedir. Bunun yanında henüz keşfedilmemiş Güneş Sisteminde bulunan küçük boyutlu cisimlerin keşfedileceği düşünülmektedir.

Kappa Mekanizması

- Yıldızların merkezi bölgesi büzölmeye başladığında iç kısımlarda sıcaklığın artması ve sonuç olarak termonökleer enerji üretiminde artmaya neden olacaktır. Bu enerji üretimi sürecine ϵ (epsilon) mekanizması adı verilir ve yıldızların merkezi çekirdek bölgelerinde gerçekleşir.
- Başlangıçta, zonklamanın yıldız çekirdeğinde ortaya çıkan böylesine bir süreç sonucunda ortaya çıktığı düşünölmesine rağmen, daha sonra bu düşünöcenin hatalı olduğu anlaşılmıştır. Zonklamanın temel nedeni yıldız çekirdeğini saran farklı katmanlardan kaynaklanıyor olmalıydı.
- Sir Arthur Eddington, zonklayan yıldızlar için termodinamik ısı makineleri tanımında bulunmuş ve yıldız çekirdeğini saran farklı gaz katmanlarının yıldızın genişlemesine ve büzölmesine neden olabileceğini ileri sürmüştür.
- Gaz katmanları olarak farklı derecede ısı akışının gerçekleştiği ve ısının yayılmasındaki farklılıklar dikkate alınmıştır. Maksimum etkinin ortaya çıkabilmesi için sıcaklığın en yüksek olduğu zamanlarda ısının gaz tarafından tutulması ve sıcaklığın en düşük olduğu zamanda ise ısının gazı terketmesi gerekmektedir.
- Bir başka ifade ile zonklayan bir yıldızda katmanlar, maksimum büzölmenin gerçekleşeceği zaman ölçeğinde ısıyı soğurmuş olması gerekir.

- Eddington, **vana mekanizması** olarak adlandırdığı bir çözüm önerisinde bulunmuştur. Yıldızın büzülmesi sonucunda iç kısımlardaki katmanların daha opak davrandığı ve yıldız yüzeyine doğru akan enerjiyi depoladığını (engellediğini) ve sonuç olarak bu enerjinin yıldızın üst katmanlarını dışarıya doğru ittiğini kabul etmiştir.
- Katmanların dışarıya doğru itilmesi ile katmanlar seyrekleşecek ve depolanan ısısal enerji kolaylıkla kaçabilecektir. Depolanan ısı katmanlardan salındıktan sonra ise katmanlar tekrar geriye, yani büzülme evresine geri dönecektir. Eddington'a göre bu yöntemin işleyebilmesi için yıldız katmanlarının ısıya karşı çok hassas yapıda olması gerekmektedir. Yani katmanların büzülmesi ile opasite değerinin artması gerekmektedir.
- Eddington'un vana mekanizmasının başarılı bir şekilde işleyebilmesi, ancak yıldız katmanlarındaki gazın kısmi iyonize olması durumunda mümkündür. Bu kısmi iyonize olmuş katmanlarda, büzülme gazın sıcaklığının artması yerine daha fazla iyonize olma durumunu sağlayacaktır. İyonizasyonun artması opasitenin artmasına neden olacak, fakat bu durumda sıcaklık artmayacaktır. Dışarıya doğru akan enerji iyonizasyon katmanları tarafından tutulacak ve bundan dolayı bu katmanın yoğunluğunu artıracaktır.

- Artan basınç bu katmanların dışarı yönde itilmesini sağlayarak katmanın yoğunluğunun azalmasına ve iyonların atomlarla tekrar birleşmesi yoluyla enerji salınımına yol açacaktır.
- Sıcaklık çok fazla azalmayacaktır, çünkü iyonlar tekrar birleşme yoluyla enerji salınımında bulunur. Buradaki önemli nokta, genişleme nedeniyle katmanların yoğunluğunun azalacağı ve bu nedenle de opasite değerlerinin azalacağıdır. Bu katmanlar büzülme sırasında tekrar ısı hapsedmeye başlayacak ve ardından genişleme sırasında ise bu tutulan ısıyı salmaya devam ederek başka bir çevrimin başlaması mümkün olacaktır. Tanımlanan bu opasite mekanizmasına κ (kappa-) mekanizması adı verilir.

Evre Hesabı

- Yukarıdaki denklemler kullanılarak, P dönemi biriminde ifade edilen, herhangi bir t zamanında yapılan gözlemin bir önceki minimum anına (zamanına) göre hangi evreye düştüğü hesaplanabilir.
- Buradaki $E(t)$ ifadesi t anından önceki minimum zamanına karşılık gelen **epoch** sayısıdır. Bu denklem yardımıyla çok sayıda elde edilmiş gözlemsel veri, tek bir başlangıç zamanına göre grafike edilebilir ve bu sayede bir **ortalama ışık eğrisi** oluşturulur. Genellikle bu işlem örten değişen yıldızlarda olduğu gibi, düzenli ışık değişimi gösteren sistemler için kullanılır.
- Zamanla ilgili olan bütün hesaplamalarda **Jülyen Günü** kullanılır. Jülyen Günü, M.Ö. 1 Ocak 4713 tarihinde saat 12:00'da başlayarak her geçen gün için 1 sayısının ilave edilmesi ve saat, dakika ve saniye şeklinde olan zamanın gün kesri şeklinde Jülyen Günü'ne ilave edilmesi ile bulunur.

...devam

Örneğin RR Lyrae türü değişen yıldız olan VX Aps için böyle bir hesaplama yaparsak:

$$M=2434239.361+0^d.484578 \cdot E$$

şeklinde verilen *ışık elemanlarını* kullanarak $t=2434540.550$ zamanına karşılık gelen evresi,

$$\frac{4540.550 - 4239.361}{0.484578} = 621.5491$$

değerinden tam kısmı (621: 621'nci çevrim) çıkarıldıktan sonra kalan **0.5491** istenen evre değeridir. Bilgisayarlar sayesinde çok farklı t değerleri için istenen evre değerleri kolaylıkla hesaplanabilir.

[Geri Dön...](#)

Jülyen Günü veya Jülyen Tarihi

Astronomik gözlemlerde hesaplamaların yapılabilmesi için Jülyen Takvimi veya Jülyen Zamanı kullanılır.

Jülyen Takvimi kavramı, 1581 yılında Joseph Justus Scaliger tarafından ortaya konmuştur. Çeşitli astronomi yıllıklarında bulunan tablolar yardımıyla istenen herhangi bir zamana karşılık gelen jülyen günü 0 Ocak tarihine karşılık gelen sayının bilinmesi durumunda kolaylıkla hesaplanabilir.

Örneğin 29 Mayıs 1968 tarihi için Jülyen günü hesaplanmak istendiğinde tablolardan 0 Ocak 1968 tarihi için=2439856 değeri bulunur, ardından $31+29+31+30+29$ sayısı ilave edilerek 29 Mayıs 1968 tarihi için= 2440006 değeri bulunur.

Genellikle birimi olan gün dikkate alınmaz ve yalın şekilde kullanılır. Jülyen Günü hesabını yapmak için kullanabileceğiniz çok sayıda yöntem bulunmaktadır, bunlardan birkaçı Astronomide Veri Analizi I dersinde gösterilmektedir.

...devam

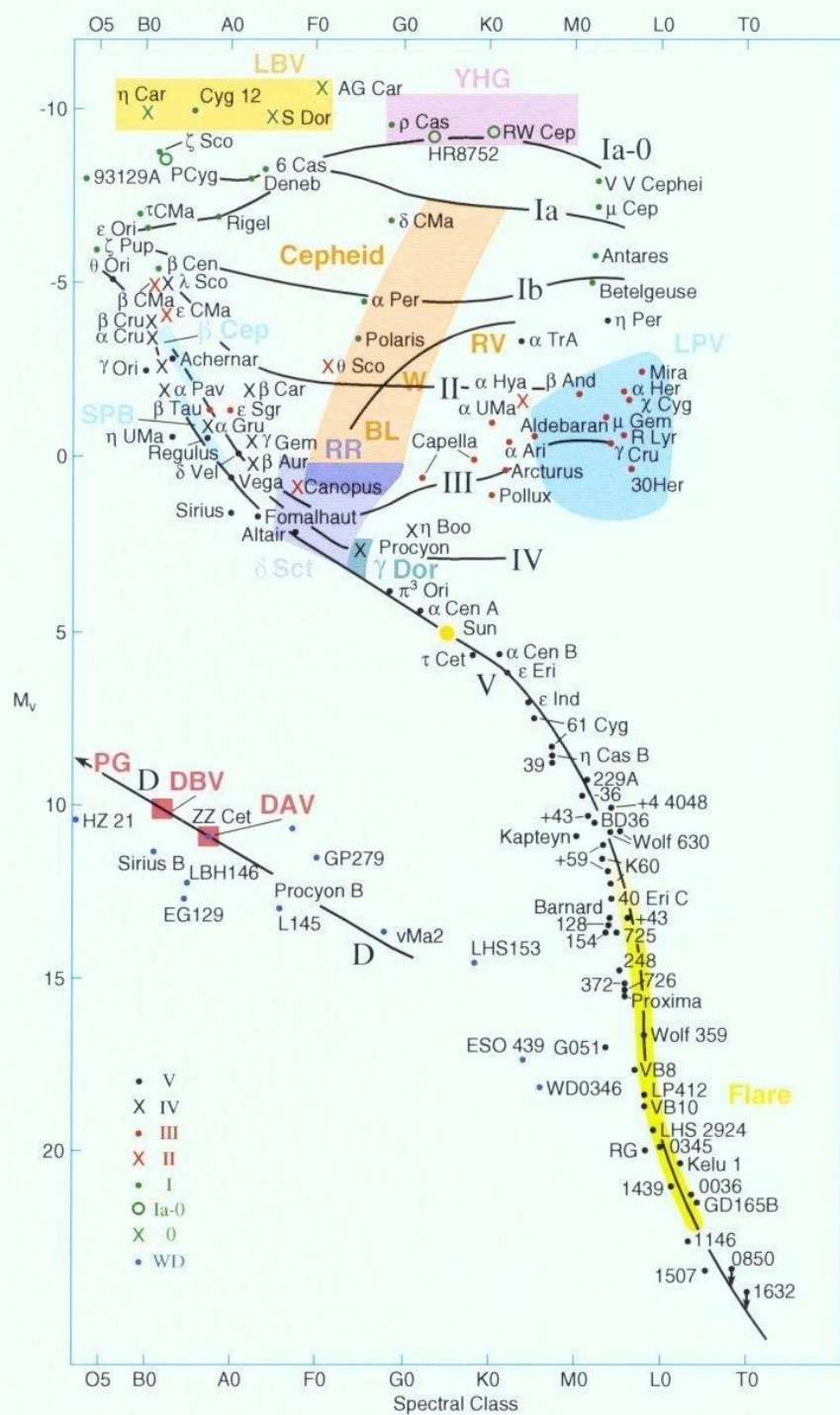
Burada dikkat edilmesi gereken bir nokta Jülyen Günü'nün öğle saatinde, gün değiştirmesidir. Bu nedenle Jülyen Günü takvim tarihinden bir sonraki güne 12 saat sonra geçer. Bu bilginin verilmesindeki temel neden, geçmişte yayınlanan bazı yayınlanmış verilere ilişkin zamanlar için Jülyen Günü'nün bu tanımının kullanılmamış olmasdır. Burada 0.5 günlük bir fark ortaya çıkabilir dolayısıyla bu şekilde yayınlanmış veriler kullanılması gerektiğinde bu farkı dikkate alarak işlemler yapılması gerekmektedir.

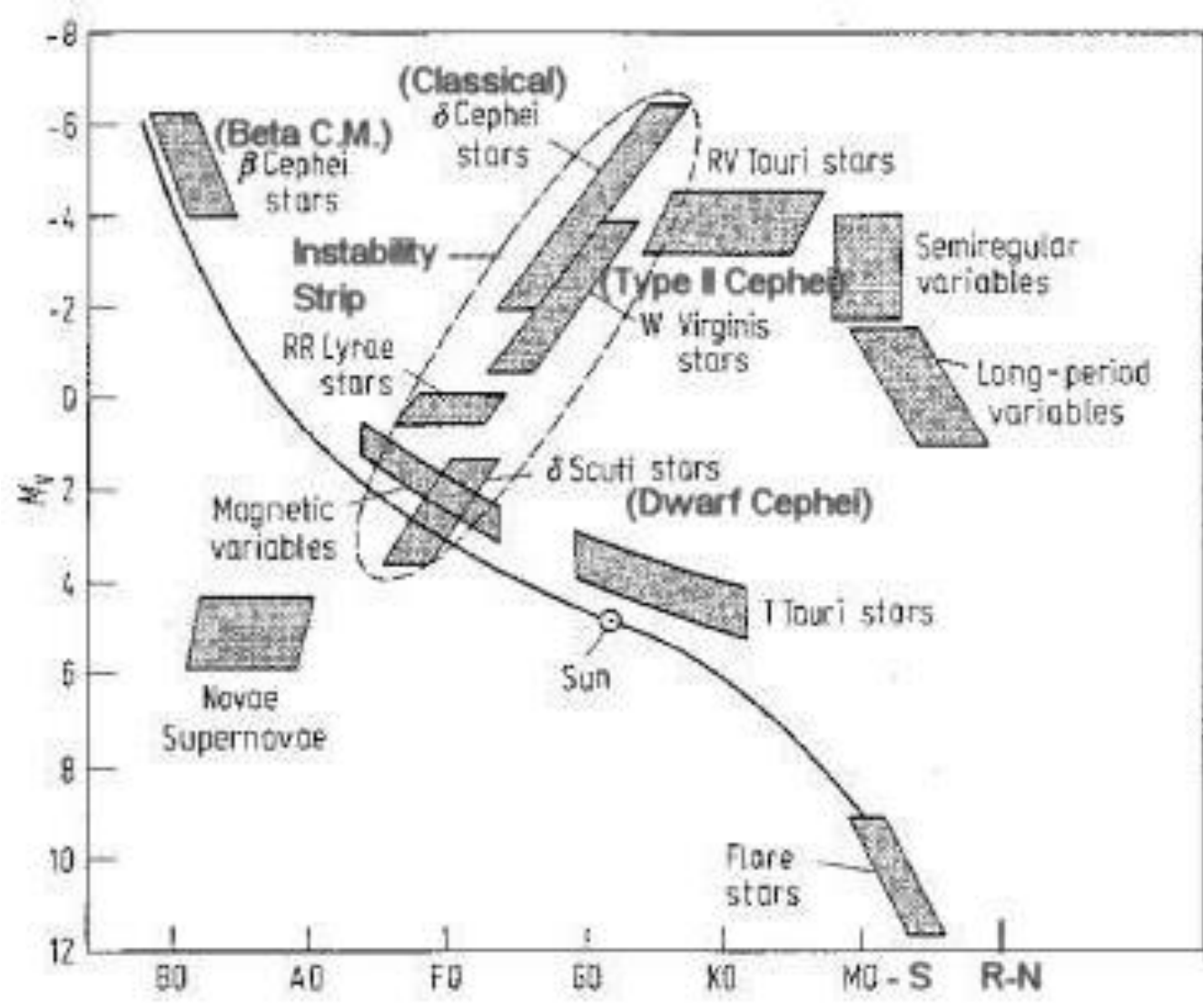
Saat, dakika ve saniye, günün kesri şeklinde kullanılır ve genellikle kısa dönemli değişen yıldızlar için 3 veya daha fazla diğitte verilir ve UT biriminde hesaplanır. Çeşitli yayınlarda bu dönüşümlerin yapılması için tablolar bulunur, fakat günümüzde mevcut hesap makinaları ve bilgisayarlar sayesinde son derece kolay bir şekilde hesaplanabilmektedir.

$$\text{UT } 15:32:20 \rightarrow \text{Gün Kesri} = 15/24 + 32/(24*60) + 20/(24*60*60)$$

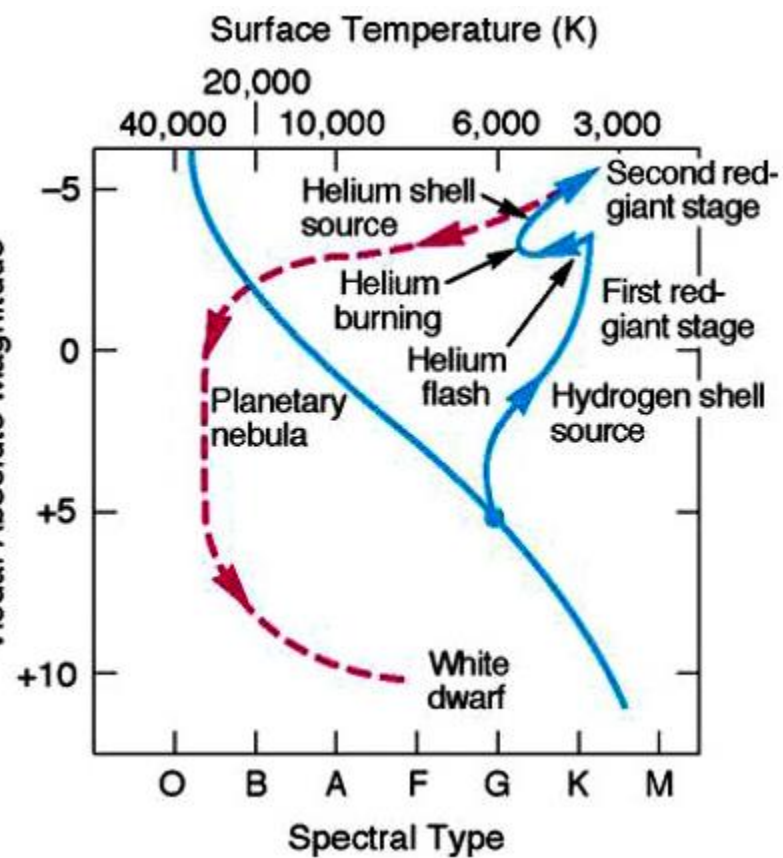
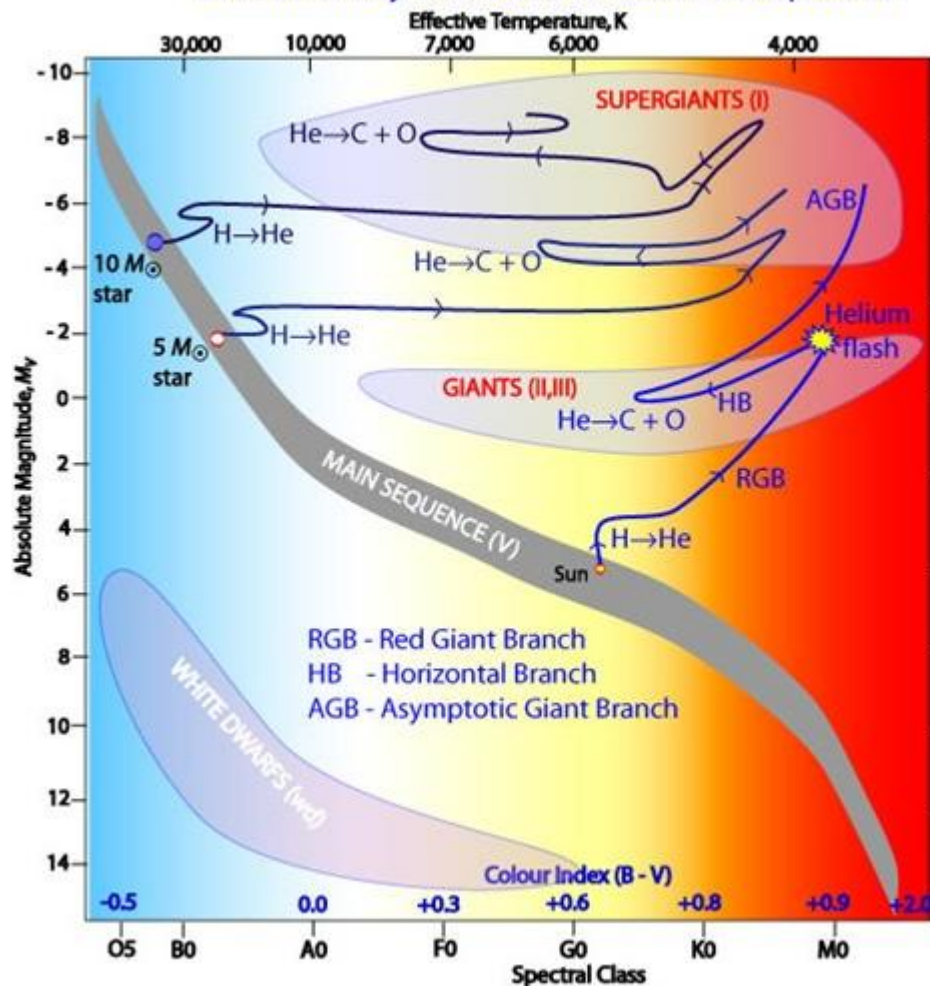
...devam

- Hızlı değişen yıldızlarda birkaç günden daha kısa süreli değişimler görülebilmektedir. Işığın hızının sonlu olması nedeniyle gözlenen zamanlar üzerinde düzeltmelerin yapılması gerekmektedir.
- Eğer ekliptik düzlemi doğrultusuna yakın bir değişen yıldızın gözlemi yapılıyorsa, yıldızdan gözlemciye ulaşacak ışığın zamanı, Güneş'e ulaşacak ışığın zamanından 8 dakika daha erken olacaktır. Güneş'in arka tarafında olması durumunda ise aynı ışık 8 dakika daha geç gözlemciye gelecektir. Bu tür farklılıkların ortadan kaldırılması için gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenir ve bu indirgemeye **ışık-zaman düzeltmesi** adı verilir (Heliocentric Correction).
- Bu düzeltme miktarı yıldızın ekliptik düzlemine göre konumuna bağlıdır. Kutuplarda ise sıfır değerine sahiptir. Hesaplamalarda kullanılacak formül,
ışık-zaman düzeltmesi= $-0^d.0057 \times R \times \cos \beta \times \cos (L - \lambda)$
şeklindedir. Burada R , Yer-Güneş uzaklığı ve 1 değerinden çok az farklı değerler almaktadır. L ise Güneşin gözlem anındaki boylamı, λ ile β ise yıldızın ekliptik koordinatlarını göstermektedir. Işık-zaman düzeltmesi yapılmış olan zamanlara (heliocentric dates) güneş merkezli zamanlar adı verilir ve güneş sembolü ile gösterilirler.

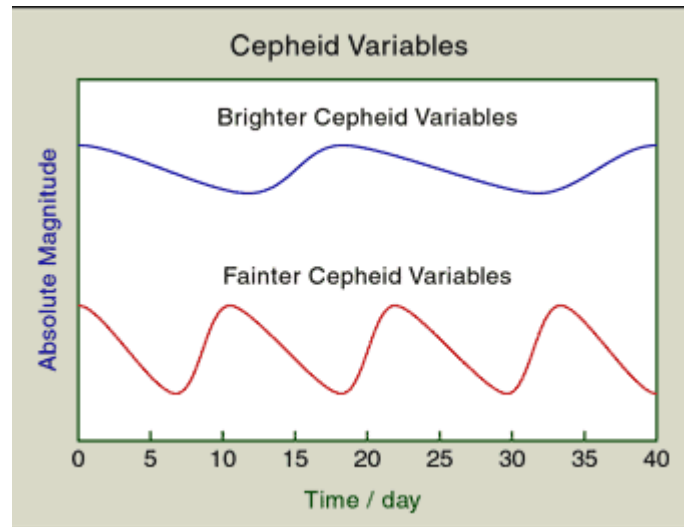
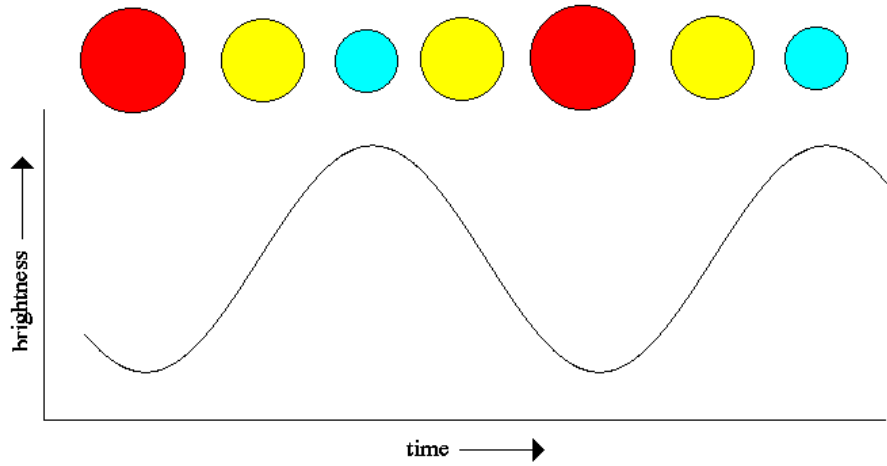




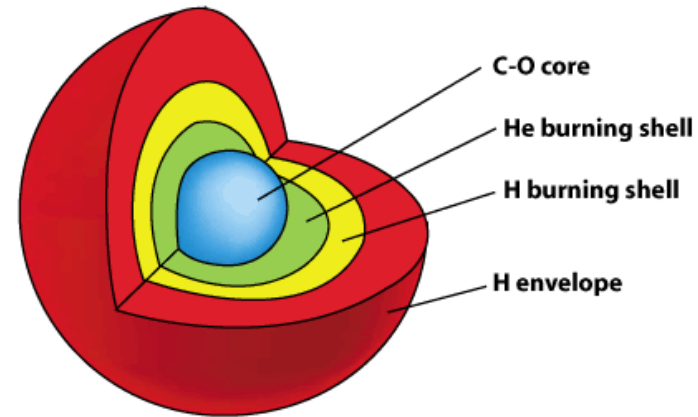
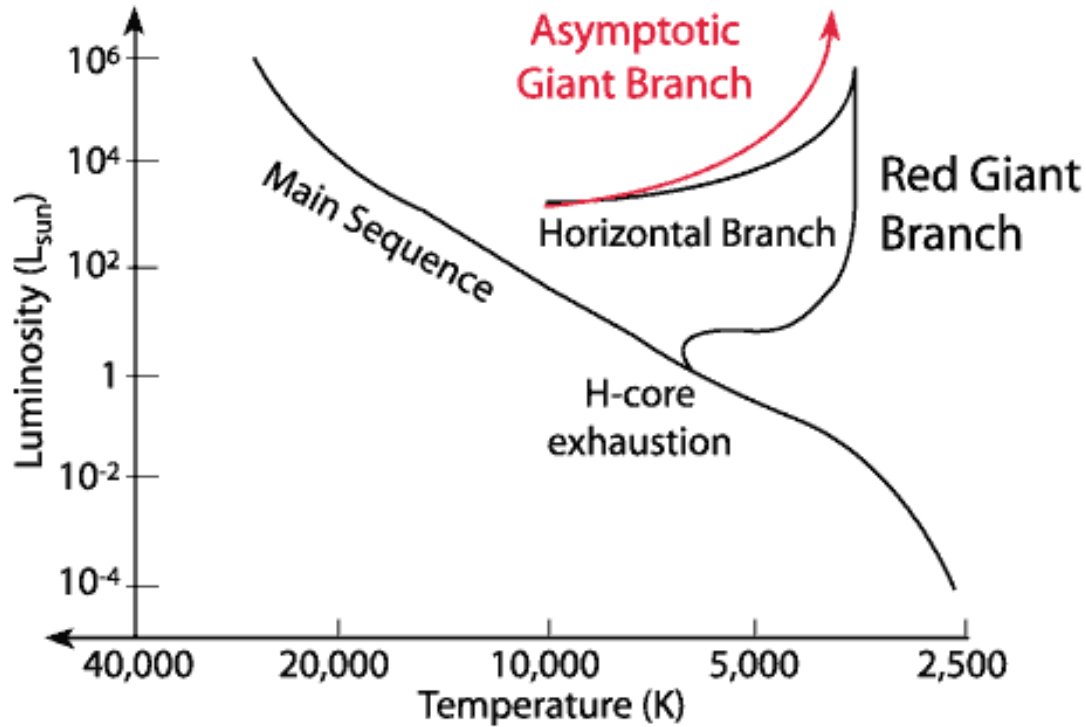
Evolutionary Tracks off the Main Sequence



Variable Star



Asimtotik Devler Kolu (AGB) ve Yatay Kol (HB)



Hertsprung Boşluğu

- Hertzsprung boşluğu, küme yıldızları için oluşturulan HR diyagramlarında ilk defa görülmüştür. Ejnar Hertzsprung, HR diyagramında A5-G0 tayf türü arasında ve +1 ile -3 mutlak parlaklıklar arasında yıldız bulunmadığını gören ilk kişi olmuştur.
- Hertzsprung boşluğu, yıldızların evrimleri sırasında geçtikleri bir bölgedir. Evrimsel açıdan merkezi hidrojenini yakmış, fakat henüz merkezi helyumunu yakmaya başlamamış yıldızlardan kaynaklandığı düşünülmektedir.
- Gerçekte bu evrede yıldızların bulunması gerekiyor, fakat HR diyagramındaki bu bölgeyi yıldızların hızlı geçmesi (bin yıllar düzeyinde bir zaman içerisinde) nedeniyle gözlenebilen yıldız sayısı son derece azdır.
- Hipparchos uydusu gözlemleri ile çizilen HR diyagramlarında bu bölgede yıldızların bulunduğu görülmektedir.

Kaynaklar

- [Solar Constant](http://www.pmodwrc.ch/pmod.php?topic=tsi/composite/SolarConstant), PMOD/WRC, <http://www.pmodwrc.ch/pmod.php?topic=tsi/composite/SolarConstant>, retrieved 2009-04-27
- Cox, John P., *Theory of Stellar Pulsation*, Princeton, (1980)
- [Variable Star Of The Season, Winter 2005: The Beta Cephei Stars and Their Relatives](#), John Percy, [AAVSO](#). Accessed October 2, 2008. pp. 891, 895,
- [Physics of white dwarf stars](#), D. Koester and G. Chanmugam, *Reports on Progress in Physics* **53** (1990), pp. 837–915. p. 3525,
- White dwarfs, Gilles Fontaine and François Wesemael, in *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, ed. Paul Murdin, Bristol and Philadelphia: Institute of Physics Publishing and London, New York and Tokyo: Nature Publishing Group, 2001. [ISBN 0333750888](#). §1.1, 1.2,
- [Mapping the Instability Domains of GW Vir Stars in the Effective Temperature-Surface Gravity Diagram](#), Quirion, P.-O., Fontaine, G., Brassard, P., *Astrophysical Journal Supplement Series* **171** (2007), pp. 219–248.
- [Detection of non-radial g-mode pulsations in the newly discovered PG 1159 star HE 1429-1209](#), T. Nagel and K. Werner, *Astronomy and Astrophysics* **426** (2004), pp. L45–L48.