

AST304

Çift Yıldızlar

Doç.Dr. Birol GÜROL

A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

İÇİNDEKİLER

1. GİRİŞ
2. TARİHÇE
3. ÇİFT YILDIZLARIN ÖNEMİ
4. GÖRSEL ÇİFT YILDIZLAR
5. TAYFSAL ÇİFT YILDIZLAR
6. ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR
 - a. Algol Türü Sistemler
 - b. β Lyrae Türü Sistemler
 - c. W UMa Türü Sistemler

1. GİRİŞ

Fiziksel anlamda yıldızlar *gaz küreleri* olarak tanımlanırlar. Bunun temel nedeni bize en yakın yıldız olan Güneş'in yüzey sıcaklığının 5780 K (G2V) olmasıdır. Bu sıcaklıkta elementler ancak gaz halinde bulunabilirler. Güneş ve diğer yıldızlar dikkate alındığında, iç kısımları çok daha yüksek sıcaklıklara sahiptirler (15 milyon K).

Yıldızlar gibi gazdan oluşan cisimler için *gaz* ve *ışınım* yasaları geçerlidir. Gaz yasası; R gaz sabiti olmak üzere, basınç (P), sıcaklık (T), hacim (V) ve mol sayısı (n) dolayısıyla yoğunluk (ρ) arasında bir ilişkinin kurulabileceğini bize gösterir ($PV=nRT$). Bu yasa ile iç kısımlarını göremediğimiz yıldızlar hakkında önemli bilgilere teorik olarak ulaşmak mümkün olabilmektedir. Gaz yasaları ile birlikte çeşitli başlangıç koşulları dikkate alındığında, bir yıldızın iç yapısı, yani yüzeyden merkeze kadar yoğunluk ve sıcaklığın ne şekilde değiştiğini ortaya çıkarabilmekteyiz.

Yıldızlarda enerji üretimi çoğunlukla çekirdek olarak adlandırdığımız merkezi bölgede (toplam kütleinin %10'luk bir kısmında) gerçekleşir. Bu bölgede üretilen enerji ağırlıklı olarak kısa dalgaboylarında salınan ışımandan oluşur. Merkezi bölgede üretilen enerji bir şekilde (ışınım, konveksiyon, iletim gibi) yüzeye doğru taşınır ve ardından uzaya salınır. Merkezde üretilen bir fotonun yüzeye taşınması 1 milyon yıl kadar bir zamanda gerçekleşir.

Yıldızlarda enerji üretimini engelleyecek veya değiştirecek bir olay olmadığı sürece, yıldızın merkezinde üretilen enerji kadar enerjinin yüzeyden salınması gerekir. Merkezi enerji üretiminin azalması durumunda dışarı yöndeki ışınmı basıncı azalacağından, merkezi basınç baskın hale gelecek ve yıldız yeni bir denge durumuna gelinceye kadar büzülecektir. Merkezi enerji üretiminin artması durumunda ise ışınmı basıncı merkezi çekim kuvvetine karşı daha güçlü hale geleceğinden yine yeni bir denge durumu ortaya çıkana kadar yıldız genişleyecektir. Eğer bir yıldız için ışınmı basıncı ile merkezi çekim kuvveti birbirine eşit ve zıt yönlü ise bu durumda yıldızın denge durumunda olduğu söylenir. Anakol yıldızları bu koşulun sağlandığı yıldızlardır.

Bir yıldızda mevcut her bir hacim elementine zıt yönde iki kuvvet uygulanır, bunlar:

- Gaz ve ışınmı basıncı etkisiyle katmanların dışarı yönde itilmesi,
- Merkezi çekim nedeniyle katmanların içeri yönde sıkışması veya büzülmesidir.

Yıldızların evrimi, onların merkezi enerji üretimlerindeki değişime bağlıdır. Yıldızlar zamanlarının büyük bir kısmını anakol olarak adlandırdığımız bir bölgede merkezi hidrojenlerini yakarak geçirirler. Anakolda kalma süreleri, enerji üretim miktarlarına bağlı olarak binlerce milyon yıl (yani milyarlarca yıl) olabilir. Enerji üretiminde meydana gelebilecek değişimler sonucu yıldızlar Hertsprung-Russell (HR) diyagramı üzerinde, kütlelerine ve enerji üretim mekanizmalarına bağlı olarak konum değiştirirler, yani evrimleşirler. Evrim nedeniyle yıldızların fiziksel özelliklerinde (örn. Sıcaklık, Yarıçap, Yoğunluk ve Kimyasal Bileşim gibi) değişim gerçekleşir. Bir yıldızın doğumundan itibaren ölümüne kadar geçen zaman aralığındaki değişimine yıldız evrimi adı verilir. Yıldız evrimi çok uzun zaman aldığından astronomlar çok sayıda yıldızın farklı evrim aşamalarında bulunmasını dikkate alarak bu incelemeyi gerçekleştirebilirler. HR diyagramı bizlere yıldız evrimini takip edebileceğimiz anahtar bilgiyi verir. Ayrıca yıldızlar için geliştirilmiş olan teorik çalışmalar sayesinde artık farklı kütleyle sahip yıldızların ne şekilde evrimleşeceklerini iyi derecede bilmekteyiz.

Yıldızın enerji üretiminde meydana gelebilecek bir artma (çekirdeğin daha fazla büzülmesi bunu sağlayabilir) daha fazla enerjinin üretilmesine ve bu nedenle de yıldız yüzeyinden daha fazla enerjinin salınmasını gerektirir. Bu tür bir süreç, ışınım ve gaz basıncının artmasına neden olacağından yıldız katmanları dışarı yönde genişlemelidir. Enerji üretimindeki bir azalma ise yıldızın büzülmesine yani yıldızın yarıçapının küçülmesine neden olur. Yıldızlar yaklaşık olarak karacisme benzer şekilde ışınımında bulunurlar. Bu bilgiden yararlanarak bir yıldızın ışınım gücünü hesaplamak mümkündür. Yarıçapı R olan ve T sıcaklığına sahip bir yıldızın ışınım gücü $L=4\pi R^2\sigma T^4$ ifadesi ile verilir. Burada $4\pi R^2$ ifadesi ışınımında bulunan yıldızın toplam alanını ve $F=\sigma T^4$ ise yıldızın bütün dalgaboylarında salmış olduğu enerjisidir ve Akı olarak tanımlanır. Güneş'in ışınım gücü $L_{\odot}=3.839\times 10^{33}$ erg/sn olarak hesaplanmıştır ($R_{\odot}=6.955\times 10^{10}$ cm, $T_{\odot}=5571.8$ K ve $\sigma=5.67\times 10^{-5}$ erg cm⁻² s⁻¹ K⁻⁴ olarak alındığında bulunacak değerdir) ve diğer yıldızların ışınım güçleri ile karşılaştırmak amacıyla kullanılır.

Çok ekstrem noktalar hariç, enerji üretimindeki değişim ne şekilde olursa olsun yıldızın yarıçapı büyür veya küçülür ve enerji üretimi ile saldığı enerji miktarını dengede tutar. Bu denge sağlanmadığı durumlarda yıldız patlar veya kendi içine çöker. Yıldızlarda meydana gelebilecek bu türden değişimler doğal olarak yıldızların yüzey sıcaklığının değişmesine neden olur. Yarıçap ve sıcaklık değişimi birlikte dikkate alındığında, yıldız evrimi süresince yıldızın ışınım gücünde değişimin görüleceği anlaşılmalıdır.

Bir yıldızın fiziksel özellikleri denildiğinde;

- Kütle (M)
- Yarıçap (R)
- Ortalama yoğunluk (ρ)
- Işınım gücü (L)
- Etkin sıcaklığı veya tayf türü (T_{eff})
- Kimyasal bileşimi (X, Y, Z)
- Ortalama enerji üretim miktarı (E)
- Yüzey çekim ivmesi ($\log g$)

gibi parametreler anlaşılmalıdır. Yukarıdaki listeye ek olarak bazı yıldızlar için *konveksiyon*, *dönme hızı* ve *manyetik alan şiddeti* gibi parametreler, yıldız yaşamında önemli düzeyde etkide bulunabilirler.

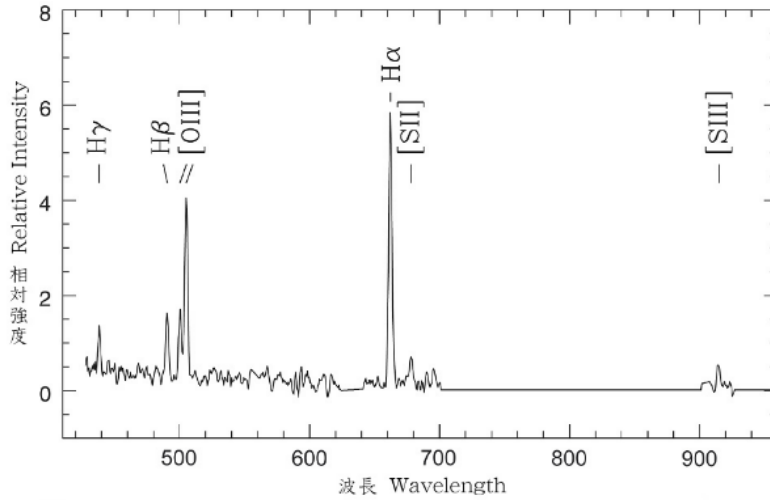
Tek yıldızlar, gaz ve tozdan oluşan bir bulutun kendi çekim kuvveti altında sıkışması sonucunda oluşur. Sıkışma gaz ve tozdan oluşan bulutun sıcaklığının artmasına neden olur ve bulut sıcak çekirdekler biçiminde parçalara ayrılır. Bu süreç, merkezi bölgede sıcaklığın hidrojeni yakacak (füzyon) düzeye ulaşıncaya kadar devam eder. Hidrojen yanmaya başladığında yıldızın içeri yöndeki çökmesi durur ve dış yöndeki basınç ile iç yöndeki çekim kuvveti arasında bir denge ortaya çıkar. Yıldızlar bu evrede artık anakol üzerinde bulunurlar ve yaşamlarının büyük kısmını burada geçirirler.

Çift yıldızlar da tek yıldızlar gibi bir gaz bulutun sıkışması sonucunda yaşamlarına başlarlar. Büyük kütleli bulutlarda birkaç bin adet yıldızın aynı anda oluşması mümkündür. Bu yıldızlardan bir kısmı birbirlerine yakın konumlarda oluşacaklarından daha başlangıçta çekimsel olarak birbirlerini etkileyeceklerdir. Yani yıldızlar böylesi bulutlarda çift yıldız olarak doğacaklardır. Hesaplamalara göre büyük kütleli bulutlarda doğan yıldızların 2/3'ünün en azından bir bileşene sahip olduğu anlaşılmıştır.

Yıldız sayısının fazla olduğu ortamlarda çekimsel etkiler nedeniyle bazı yıldızlar bileşenlerini kaybedebilir, bazı yıldızlar ise yeni bileşenler kazanabilirler. Bu durum çok sayıda yıldızın bulunduğu ortamdaki dinamik koşullara bağlıdır. Eğer ortaya çıkan çift yıldızda bileşenler arasındaki uzaklık büyük ise bu durumda yıldızlar, tek yıldızların evrimlerine benzer şekilde hayatlarını sürdürürler. Bileşen yıldızlar arasındaki uzaklık küçük ise bu durumda tek yıldızların evriminden farklı olarak yıldızların evrimi diğer bileşenin ışınım ve kütle aktarımı gibi nedenlerden dolayı etkilenir ki bu tür sistemlere *yakın çift yıldızlar* adı verilir.

Yıldızlarda Işınım

Fiziksel deneylerden, gazların genellikle salma çizgili tayflar ürettiği bilinmektedir. Örneğin hidrojen gazı görünür bölgede Balmer çizgileri olarak adlandırılan H_α , H_β ,... gibi salma çizgileri üretirler. Yıldızları birer gaz küre olarak dikkate almamıza rağmen bu kural yıldızlar için genellikle geçerli değildir. Bunun anlamı yıldızlarda salma çizgilerinin görülmediği anlamına gelmez.



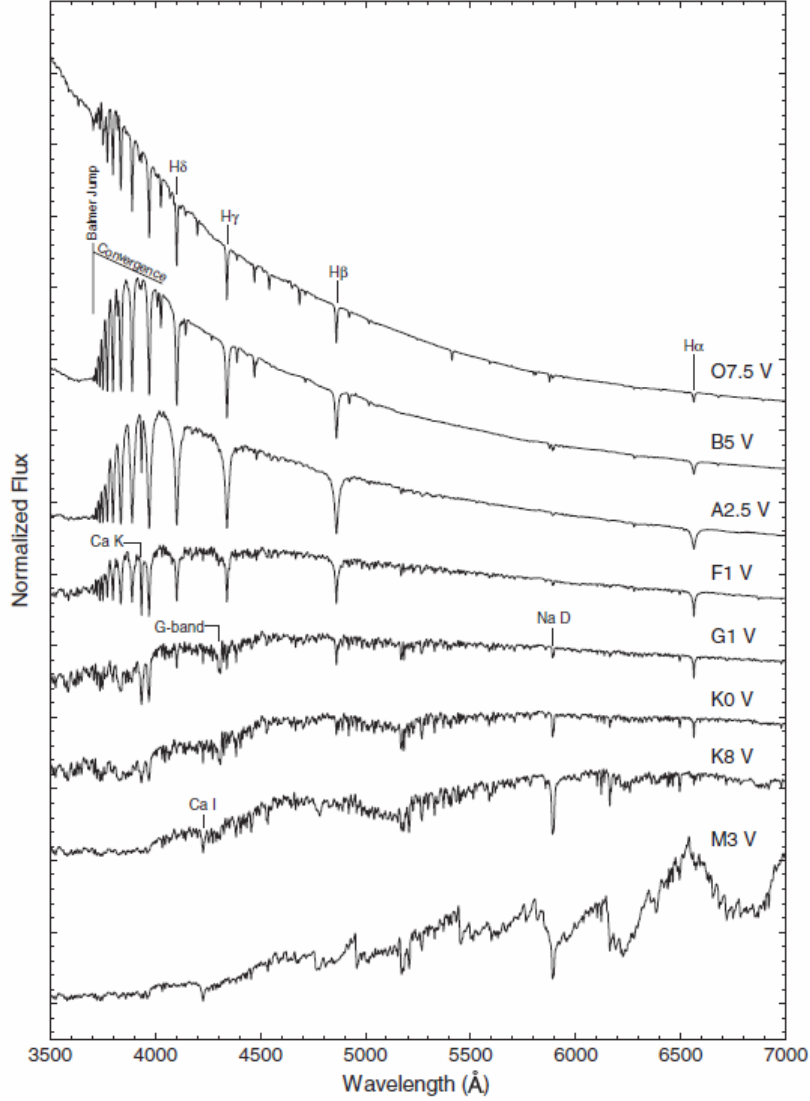
Şekil 1.1. Farklı elementlere ilişkin salma çizgileri görülen bir yıldızın tayfı.

Saf salma tayfları ancak gazdaki atomların serbest bir şekilde hareket etmeleri durumunda ortaya çıkar. Bu ise ortam yoğunluğunun az olmasını ve böylece atomlar arasındaki çarpışmaların az sayıda gerçekleşmesi durumunda mümkündür. Yıldızların en dış katmanları hariç tutulduğunda, yıldızlarda gaz yoğunluğu o kadar yüksektir ki ışınım katı ya da sıvı bir cismin ışınımına benzer şekilde salınır. Bu nedenle yıldızların tayfsal gözlemlerinde bir süreklilik görülür.

Yıldızların enerji dağılımlarının tepe noktası (maksimum enerjinin salındığı dalgaboyu) dikkate alınarak Planck veya Wien kayma yasasından yıldızların sıcaklıklarını hesaplamak mümkündür. Analiz yöntemine bağlı olarak aynı yıldız için genellikle farklı sıcaklık değerlerine ulaşılır (etkin sıcaklık, ışınım sıcaklığı, renk sıcaklığı gibi). Bütün bu hesaplamalar yıldızların birer karacisim olarak ışınımında bulunduğu kabul edildiğinde doğrudur.

Yıldızlar gerçekte tam olarak birer karacisim gibi ışınımında bulunmazlar. Fakat karacisme yakın ışınımında bulunurlar, bunlara *gri cisim* tanımlaması yapılır. Bu durum yıldızlar için iyi bir yaklaşımdır. Bir yıldızın tayf türü, temel olarak sürekli enerji dağılımı üzerine binmiş soğurma ve salma çizgileri dikkate

alınarak belirlenir. Bu çizgiler, yıldızın dış katmanlarında yani atmosferlerinde üretilirler. Güneşteki Fraunhofer çizgileri, kalınlığı çok küçük olan kromosferde veya tersinir katman olarak adlandırılan bölgede üretilir. Bu nedenle soğurma çizgileri bize ancak yıldızların atmosferlerine ilişkin bilgi verebilirler. Şekil 1.2’de farklı tayf türünden anakol (cüce) yıldızların sürekli enerji dağılımları ile birlikte soğurma çizgilerinin ne şekilde değiştiği ve Balmer süreksizliğinin bulunduğu bölge gösterilmiştir.



Şekil 1.2. Anakol (cüce) yıldızlarına ilişkin OBAFGKM tayf sınıflamasına karşılık gelen yıldızların tayfsal enerji dağılımları. Şekil üzerinde önemli ve belirgin değişimler işaretlenmiştir. Yıldız tayfları belirli bir dalgaboyundaki akı değerine normalize edilmiştir.

X, Y ve Z Element Bolluğu

Soğurma ve salma çizgileri, atomlarda çeşitli enerji seviyelerinde bulunan elektronların belirli dalgaboylarındaki (veya frekanslardaki) fotonları soğurması veya salması nedeniyle enerji seviyeleri arasındaki geçişleri ile ortaya çıkar. Soğurma veya salma, ortamın sıcaklığına ve element bolluğuna çok

bağlıdır. Yıldız yüzeyindeki sıcaklığın düşük olması, alınan tayflarda soğurma çizgilerinin sayısının artmasına neden olur. Güneş benzeri sıcaklıklardaki yıldızlarda atmosferde bulunan bazı elementler iyonize olmuş durumdadır (Örn. Kalsiyum). Kimyasal bileşikler (moleküller), sıcaklığın çok düşük olduğu yıldızlarda (Örn. Kırmızı devlerde) görülürler (bk. Şekil 1.2, M3 tayf türünden yıldız). Yıldızların iç kısımlarında gerçekte herhangi bir kimyasal element bulunmaz. Sadece elementleri oluşturan parçacıklar (proton, nötron, elektron) bu bölgede bulunur ve bunlara *plazma* adı verilir. Ayrıca yıldızlar evrimleştikçe merkezi bölgelerinde döteronlar, helyum çekirdekleri ve daha ağır elementler oluşmaya başlar.

Çoğu yıldızın benzer kimyasal element bolluğuna sahip olduğu bilinmektedir. Orantısız kütle olarak hidrojen, helyum ve diğer elementler (metaller) sırasıyla $X \sim 0.73$, $Y \sim 0.25$ ve $Z \sim 0.02$ değerine sahiptir. Galaksimizde mevcut farklı yıldız popülasyonları ile Yerel Grup gökadalari karşılaştırıldığında bolluk değerlerinden sadece Z değerinde (metal bolluğunda) önemli miktarda farklılıklar görülmektedir. Küresel yıldız kümeleri için $Z \leq 0.001$ iken Büyük ve Küçük Magellan bulutları için bu değer sırasıyla 0.004 ve 0.008 olduğu hesaplanmıştır. Birkaç açık yıldız kümesi için ise $Z = 0.04$ olarak bulunmuştur. Çok genç yıldızlarda metal bolluğu daha yüksektir.

Salma çizgileri, yıldızların dış katmanlarında oluşur ve genişlemiş gaz kabuğun varlığını bize gösterir. Bu çizgiler yıldızların merkezi bölgelerinden gelen ışınım ile uyartılma sonucunda ortaya çıkar. Kabuk yapılar, değişen yıldızlarda sıkça karşılaşılan olayların açıklanmasında önemli yer tutar. Eğer kabuğun sıcaklığı görece olarak soğuk (15000-2000 K) ise bu durumda eksitasyon potansiyeli düşük olan salma çizgileri görülür (Hidrojenin Balmer serisi ve nötr Helyum, HeI, çizgileri). Yüksek sıcaklıklarda (50000 K ve üzeri) ise iyonize Helyum (HeII=He⁺) ve tek veya çoklu iyonize olmuş Oksijen, Karbon, Nitrojen ve Demir (OII, OIII, ..., CII, CIII, ..., NII, NIII, ..., FeII, FeIII, ...) gibi elementlere ait çizgiler ve diğer yüksek eksitasyon enerjisine sahip elementlere ilişkin çizgiler görülür.

Gaz yoğunluğu düşük ortamlarda izinli geçişler yanında, yasak geçişlere ait çizgiler de görülmeye başlar. Bu tür çizgiler köşeli parantez içerisinde gösterilirler, [FeII] gibi. Yıldız atmosferlerine ilişkin bilgiler, onların tayflarının ayrıntılı bir şekilde incelenmesi ile elde edilir. Bu dersimizde gerektiği durumlarda yıldızların tayfsal bilgilerine başvuracak ve çift yıldızların temel parametrelerinin belirlenmesinde kullanılacaktır.



Şekil 1.3. Bir yıldız kümesinin görüntüsü. Farklı renge sahip yıldızlar görülebilmektedir.

Yıldız Gözlemi

Yıldız gözlemi denildiğinde öncelikli olarak en basit ve en kolay gözlemin yıldızların konumlarını belirlemek olacağını söyleyebiliriz. Tarihsel olarak cisimlerin konumlarının belirlenmesi amacıyla gökyüzü toplam 88 adet (44'ü Kuzey, 44'ü ise Güney yarıkürede) takımyıldıza bölünmüştür. Geçmişte cisimlerin konumları kaba bir şekilde belirlenebilirken günümüzde konum belirlemenin çok önemli bilgiler sağladığı anlaşılmıştır. Konum belirleme işlemi gerçekte son derece zor bir işlem olmasına rağmen, bilgisayarlar ve analiz yöntemleri sayesinde bu hesaplamalar artık kolaylıkla yapılabilmektedir. Konum gözlemleri, astrometri, bizlere özellikle yakın olan yıldızların uzaklıklarının belirlenmesini yanında görülemeyen cisimlerin varlığının ortaya çıkarılmasını da sağlayabilmektedir.

Astronomide kullanılan paralaks yöntemi sayesinde yakın yıldızların uzaklıklarını kolaylıkla hesaplayabilmekteyiz. Günümüzde paralaks gözlemleri atmosfer dışında astrometrik gözlemler yapabilen uydular sayesinde oldukça iyileştirilmiştir. Son olarak uzaya gönderilen GAIA uydusu sayesinde çok daha duyarlı konum gözlemleri ve dolayısıyla çok daha fazla sayıda yıldızın uzaklıklarını yakın zamanda çok duyarlı bir şekilde hesaplayabileceğiz.

Bir başka gözlem yöntemi yıldızların parlaklık ve renklerinin belirlenmesi olabilir ki bu gözlem yöntemi için ışıkölçüm (fotokatlandırıcı, CCD vb. dedektörler kullanılarak) yöntemi ile gözlemlere ihtiyaç duyulur. Uydular sayesinde atmosfer dışında gerçekleştirebildiğimiz parlaklık ölçümleri sayesinde çok sayıda yıldızın zamana karşı parlaklıklarını kolaylıkla inceleyebilmekteyiz. Gözlemleri sayesinde ise atmosfer içerisinde gerçekleştirilen bu tür gözlemlerin uygun yöntemler kullanılarak atmosfer dışına taşınması ve standart sisteme dönüşümünün yapılmış olmasına ihtiyaç duyulur. Farklı filtrelerde gerçekleştirilen parlaklık ölçümleri sayesinde yıldızların renklerini ve buradan onların sıcaklıkları hakkında bilgi edinebilmekteyiz (Örn. $(B-V) \rightarrow T$). Yıldız renklerinden doğru sıcaklık değerlerine ulaşabilmek ancak yıldızlararası ortamın etkisinin olmadığı durumlarda mümkündür. Yakın olan yıldızlar, yıldızlararası ortamdan en az etkilenen cisimlerdir. Uzak olan yıldızlar için yıldız renginin ne ölçüde yıldızlararası ortamdan etkilendiğini (kızarmaya uğradığını) bilmemiz gerekir. Şayet bir yıldızın sıcaklığını başka bir gözlem yöntemi kullanarak belirlenebilirse bu durumda yıldızlar için gözlenen renk değerlerinin ne oranda kızarmaya uğradığını hesaplayabilmekteyiz.

Bir diğer gözlem yöntemi ise yıldızların tayfsal gözlemlerinin yapılmasıdır. Yıldız tayflarının incelenmesi astrofizik açısından astronomiye çok önemli katkılar sağlar. Yukarıda da bahsedildiği gibi yıldızların sıcaklıkları ve atmosferlerindeki element bollukları hakkında bize önemli düzeyde bilgi verebilmektedir. Yıldız yüzeyindeki leke ve atmosferik etkinlikler yanında cismin çevresinde gaz ve toz gibi yapıların olup olmadığını, madde hareketlerini, bakış doğrultumuzdaki hızları gibi bilgilere ulaşabilmekteyiz. Kötü olan durum ise yıldızların tayfsal gözlemlerinin ancak uygun büyüklükte teleskop ve donanıma (tayfçeker) sahip olan gözlemciler tarafından alınabilmesidir. Ülkemizde bu amaçla kullanabileceğimiz teleskop sayısı oldukça azdır. Fakat gelişen teknoloji sayesinde dünya çapında çok sayıda büyük boyutlu teleskop ve uydular ile çok sayıda yıldızın en azından tayf türleri belirlenmiş durumdadır.

Yukarıda sayılan gözlem türlerine ek olarak spektrofotometrik, magnometrik, polarimetrik, puls erişim sinyali gözlemleri ve spektropolarimetrik gözlemler de yapılabilmektedir. Fakat tüm bu gözlem türlerinde farklı tür ve özelliklere sahip teleskop ve dedektör sistemlerine ihtiyaç duyulur.

Farklı türden gözlemler bizlere cisimler hakkında farklı bilgiler sunmaktadır. Örneğin uzun zaman aralığına dağılmış konum gözlemleri sayesinde, yıldızların çift yıldız olup olmadıklarını, çift yıldız ise bileşenlerin birbirleri etrafındaki dolanma sürelerini bulabilmekteyiz. Fakat anlaşılabilirliği gibi böylesine araştırmalar için uygun bir zaman aralığına dağılmış çok sayıda gözleme ihtiyaç duyulur.

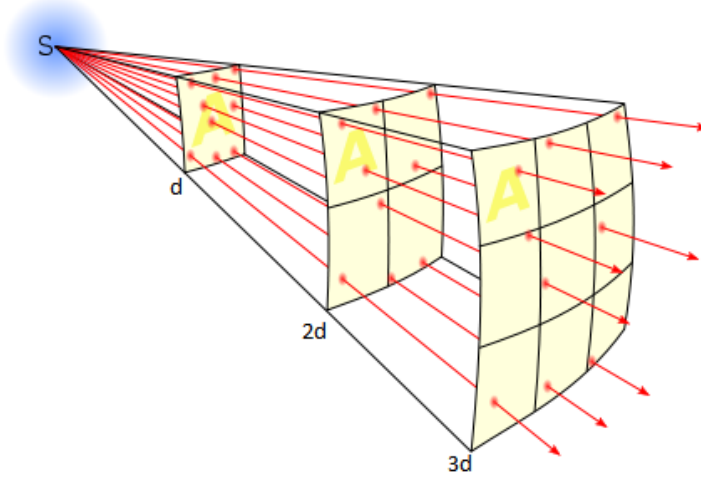
Parlaklığı, rengi, sıcaklığı, uzaklığı ve zamana göre bu parametrelerin değişimi gibi bilgiler sayesinde bizler yıldızların mutlak parametrelerine ulaşabilmekteyiz.

Yıldızlar Hakkında Neleri Bilmek İstiyoruz

Öncelikli olarak yıldızların kütle ve yaşlarını ve zamanın fonksiyonu olarak;

- Yıldızların içyapılarını
- Yıldızların atmosferlerine ilişkin özelliklerini
- Kimyasal bileşimlerini (XYZ)
- Enerji üretim mekanizmalarını
- Yıldızların doğum ve ölüm şekillerini
- Doğumları ile ölümleri arasında geçen olayları
- Ölüm anlarına ilişkin yapı ve durumlarını
- Ait oldukları galaksideki dinamik ve evrimsel rolleri

şeklinde özetlenebilir.



Şekil 1.4. Ters kare yasası.

Akı ve Işınım Gücü

Akı, bir yıldızın birim zamanda bütün dalgalarda saldırdığı enerji miktarıdır. Işınım gücü ise bir cismin tüm yüzeyinden birim zamanda bütün dalgalarda saldırdığı enerji miktarıdır. Aynı fiziksel parametrelere (sıcaklık ve yarıçap) sahip bir cisimden uzakta olan, yakında olan cisme göre daha sönük görülecektir. Bunun temel nedeni akının ters kare yasasına göre azalmasıdır. Şekil 1.4’de yıldız yüzeyinden salınan akının uzaklığa göre kaç birimlik bir hacme dağıldığını göstermektedir. Bir birim uzaklıkta bir birim hacme dağılan akı, iki birimlik bir uzaklıkta 4 katı bir hacme ve üç birimlik bir uzaklıkta

ise 9 katı bir hacme dağılır. Çoğu yıldız izotropik (her doğrultuda eşit) olarak ışınımında bulunur. Bu ise yapılacak hesaplamaları kolaylaştırır. Yıldız yüzeyinden salınan akı, yıldız merkezde olmak üzere aynı yarıçaplı küre yüzeyinden eşyönlü olarak yayılır. d yarıçaplı bir kürede gözlenecek (ölçülecek) akı,

$$f=L/4\pi d^2$$

olacaktır. Burada L , yıldızın ışınım gücünü göstermektedir. Yıldızın ışınım gücü ise yıldız yüzeyinden çıkan toplam akıyı ifade eder. Bu ifade bize gözlenen akı ile yıldızların uzaklıkları ve ışınım güçleri arasında bir bağıntı sunar. Eğer yıldızların uzaklıklarını bir şekilde hesaplayabiliyorsak gözlenen akı değerinden onların ışınım güçlerini hesaplayabiliriz. Veya ışınım güçlerini bir şekilde hesaplayabilirsek, gözlenen akı değerini dikkate alarak onların uzaklıklarını hesaplayabiliriz demektir.

Parlaklık (Kadir)

Tarihsel olarak birinci kadirde bir yıldız en parlak ve altıncı kadirde bir yıldız ise gözle görülebilen en sönük yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Bu sınıflandırma, insan gözüne dayalı olarak yapılmıştır. Gözümüz ışığa karşı yaklaşık olarak logaritmik bir şekilde yanıt verdiği için, parlaklık kavramı, gözümüz üzerine düşen akının logaritması ile orantılıdır. Tarihsel sınıflandırma ile uyumlu bir şekilde, 5 kadirlik parlaklık farkı, akı olarak 100 katlık bir farka karşılık geldiği belirlenmiştir. Bu durumda 1 kadirlik bir fark, akı olarak $(100)^{1/5} \approx 2.51$ kat gibi bir farka karşılık gelecektir. Görünür parlaklıkları sırasıyla m_1 ve m_2 olan iki yıldız dikkate alındığında, parlaklık farklarını Pogson ifadesini kullanarak hesaplamak mümkündür.

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(f_1/f_2)$$

Bu ifade bize iki yıldızın parlaklıkları arasındaki farkın onların akıları oranından hesaplanabileceğini gösterir. Ters bir düşünce ile de parlaklıkları farkı bilinen iki yıldızın akıları oranını hesaplamak için de kullanabiliriz. Ayrıca parlaklığı bilinen bir yıldız ile birlikte akıları oranı bilinmesi durumunda, diğer yıldızın parlaklığının belirlenmesi amacıyla da kullanılabilir.

Soru: Görünür parlaklıkları 3^m ve 4^m kadir olan iki yıldız birbirlerine o kadar yakındır ki teleskopla bakıldığında tek bir yıldız gibi görülmektedir. Bu ikili sistemin toplam görünür parlaklığı ne kadardır?

Cevap: Yıldızlardan ilkinin A , ikincisini de B ile gösterelim. Pogson ifadesine göre bu iki yıldızın parlaklıkları arasındaki fark,

$$m_B - m_A = -2.5 \log(f_B/f_A) = 1 \quad \rightarrow \quad f_B/f_A = 10^{-1/2.5} = 1/2.512 \quad \text{veya} \quad f_A/f_B = 2.512$$

olarak yazabiliriz. Bu ifadeden yararlanarak bu iki yıldızın akıları oranı olan $f_A/f_B = 2.512$ olarak bulunur. Denklem her iki tarafına 1 ekler ve düzenlersek,

$$f_A/f_B + 1 = (f_A + f_B)/f_B = f_T/f_B = 3.512$$

elde edilir. Toplam parlaklık için Pogson ifadesini tekrar yazmamız durumunda,

$$m_T - m_B = -2.5 \log(f_T/f_B)$$

ve toplam parlaklık terimini denklemden çıkararak,

$$m_T = m_B - 2.5 \log (f_T/f_B) = 4 - 2.5 \log(3.512) = 2^m.64$$

olarak bulunur.

Not. Toplam parlaklık, bileşen yıldızların parlaklığından sayısal olarak daha küçük değere sahip olmalıdır. Aksi bir sonuç elde ettiyseniz hesaplamalarınızı tekrar kontrol ediniz.

Görünür parlaklık kavramının tanımlanabilmesi için referans bir kaynağa ihtiyaç duyulur. Bu amaçla astronomlar, *Vega* (α Lyrae) yı birincil standart yıldız olarak seçmiş ve her dalgaboyundaki parlaklığının sıfır olduğunu kabul etmişlerdir ($m_\lambda = 0^m$). Vega, diğer yıldızların parlaklıklarının belirlenmesinde kullanılır. Göreli olarak daha sönük yıldızlara gidildiğinde parlaklık belirlenmesinin Vega'ya göre yapılması zorlaşır. Bu amaçla Vega'ya göre parlaklıkları belirlenmiş ikinci standart yıldızlar bu amaçla kullanılır. Görünür parlaklık, farklı uzaklıklarda bulunan yıldızlarda bize ulaşan akı miktarlarına bağlı olduğundan fiziksel anlamda yıldızları onların görünür parlaklıklarına göre karşılaştıramayız. Eğer yıldızların tamamı bize aynı uzaklıkta bulunuyor olsaydı o zaman böylesine bir karşılaştırma anlamlı olurdu.

Astronomlar fiziksel anlamda yıldız parlaklıklarını birbirleri ile karşılaştırabilmek amacıyla Mutlak Parlaklık kavramını kullanırlar. Mutlak parlaklık, bir yıldızın 10 pc uzaklıktaki görünür parlaklığıdır. HR diyagramında dikey eksen de olan büyüklük mutlak parlaklık değeridir. Bu parlaklık değerinin belirlenebilmesi için yıldızların uzaklıklarının bilinmesi gerekmektedir.

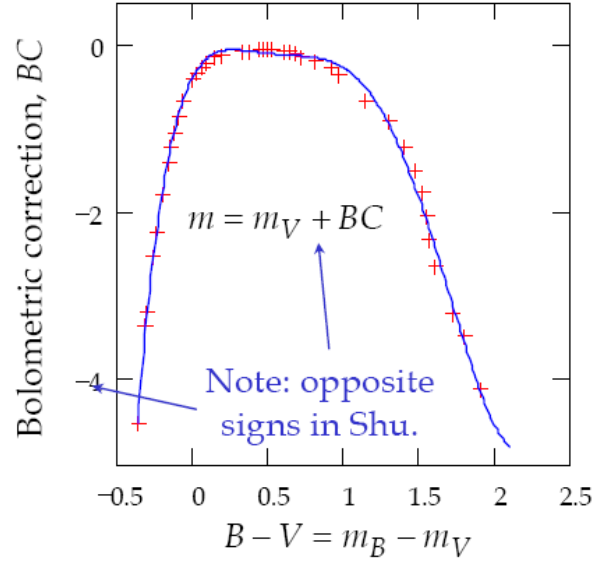
Bir başka önemli kavram ise yıldızların Bolometrik parlaklıklarıdır. Yıldızların enerji dağılımlarının, bütün dalgaboylarındaki toplamı (yani integrali) olarak tanımlanabilir. Yer atmosferi tüm dalgaboylarında geçirgen olmadığından bizler gözlemlerde sınırlı dalgaboyu aralıklarında gözlemler yapabilmekteyiz ve bu gözlemlerden belirli dalgaboyları için parlaklık değerlerini bulabilmekteyiz. Eğer uygun bir dedektörünüz bulunuyorsa, uzaydan yıldızların gözlemlerini yaparak bütün dalgaboylarındaki parlaklık değerlerini belirlemek mümkün olabilir.

Farklı sıcaklıklardaki yıldızların enerji dağılımlarının teorik olarak incelenmesi veya atmosfer dışı gözlemlerinden elde edilen sonuçlar dikkate alınarak, bir yıldızın gözlenen parlaklığına, gözleyemediğimiz dalgaboylarından ne miktarda katkı geleceğini hesaplamak mümkündür. Bu katkı miktarına Bolometrik Düzeltme adı verilmektedir ve kısaca BC olarak gösterilir. Bolometrik parlaklık, bir yıldızın görünür parlaklığına göre daha parlak bir değer olmalıdır, yani sayısal olarak daha küçük olmalıdır ($M_{bol} = M_V - BC$).

Genel olarak yıldızlar sınırları belirli olan dalgaboyu aralıklarında gözlenirler. Bu dalgaboyu aralıkları gözlemlerde kullanılan filtreler ile tanımlanırlar. Işıkkölçümde yaygın olarak kullanılan filtre seti Johnson UBV(RI) sistemidir ve filtrelerle ilişkin merkezi dalgaboyları ile band genişlikleri aşağıdaki gibidir.

Band (Filtre)	Dalgaboyu (λ nm)	Band Genişliği ($\Delta\lambda$ nm)
U	360	70
B	430	100
V	540	90
R	700	220
I	900	240

Astronomlar yıldızların bolometrik parlaklıklarını hesaplarırken bu alanda gerçekleştirilmiş ve sıcaklığa bağlı olarak üretilmiş BC düzeltme terimlerini kullanırlar. Bolometrik düzeltme yıldızların tayfsal enerji dağılımı veya renginin (dolayısıyla sıcaklığının) bilinmesi durumunda gerçekleştirilebilir. Literatürde mevcut BC düzeltme değerleri incelendiğinde farklı araştırmacıların farklı şekillerde bu değerleri verdikleri görülür. Bazı araştırmacılar negatif işaretli bazıları ise pozitif işaretli olarak çalışmalarını yayınlamışlardır. Ne şekilde verilmiş olursa olsun sonuç olarak bolometrik düzeltmesi gerçekleştirilmiş olan cisim daha parlak hale gelmelidir.



Şekil 1.5. Farklı renkteki (sıcaklık) anakol yıldızları için bolometrik düzeltme değerlerinin değişimi (Johnson 1966). Sıcak ve soğuk yıldızlar için düzeltme miktarı da artmaktadır.

Örnek: İki farklı yıldızın görünür parlaklıkları (V) aynı değere sahiptir, 2^m . Yıldızlardan birinin renk ölçeği B-V=0 ve diğerinin ise B-V=1 olduğu bilinmektedir. Bu yıldızların görünür bolometrik parlaklıklarını bulunuz?

Çözüm: Grafikten yararlanarak sıcak ve soğuk yıldız için bolometrik düzeltme terimleri $BC=-0.4$ ve -0.38 kadir olarak bulunur. Sıcak yıldız için $M_{1,bol}=2-0.4=1^m.6$ ve soğuk yıldız için de $M_{2,bol}=2-0.38=1^m.62$ olarak bulunur. Her iki yıldızın bolometrik parlaklıklarının birbirlerine çok yakın olduğunu ve görünür parlaklık değerinden daha parlak oldukları anlaşılmaktadır. Buna karşın ilk yıldız enerjisinin büyük kısmını moröte bölgede salarken, soğuk olan yıldız ise daha çok kırmızı ve/veya kırmızıöte bölgede ışıyımında bulunur.

Karacisim Işıması

Yıldızlar temel olarak bütün dalgaboylarındaki ışınımına karşı opak davrandıklarından, ideal karacisim ışınımına yakın cisimlerdir. Mükemmel bir soğurucu/salıcı için Plank fonksiyonu kullanılır. Bu fonksiyon, birim katı-açı altında, birim dalgaboyu aralığında salınan enerjiyi ifade eder ve

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

ifadesi ile verilir. Bu ifade yardımıyla belirli bir T sıcaklığındaki cismin, λ dalgaboyunda birim yüzeyden ne kadar enerji salacağı hesaplanabilir. Küçük bir dalgaboyu (frekans) $\Delta\lambda(\ll\lambda)$ ve katı açı altında $\Delta\Omega(\ll 4\pi)$ bir karacisim tarafından salınan akı;

$$F_\lambda = B_\lambda(T) \Delta\lambda \Delta\Omega$$

olacaktır. Bir karacisim tarafından bütün dalgaboylarında ve her yönde salınan akı ise,

$$F = \iint B_\lambda(T) d\lambda d\Omega \cos\theta = 2\pi \int_0^\infty d\lambda \int_0^\pi d\theta \cos\theta \sin\theta B_\lambda(T)$$

ifadesi ile hesaplanır. Bu ifadenin integrali $F = \sigma T^4$ olarak bulunur. Burada $\sigma = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sn}^{-1} \text{ K}^{-4}$ olarak bilinen Stefan-Boltzman sabitidir. Küresel bir cismin ışıınımgücü, onun alanı ile salmış olduğu akının çarpımı olacağından,

$$\mathcal{L} = (4\pi R^2) \sigma T^4$$

ile verilir. Güneşin ışıınımgücü, $T = 5800 \text{ K}$ sıcaklığındaki bir karacismin ışıınımgücüne eşittir. Etkin sıcaklığı ise $T_{\text{eff}} = 5771.8 \pm 0.7 \text{ K}$ olarak verilir.

Bir karacismin saldığı enerjinin maksimumuna karşılık gelen dalgaboyu,

$$\lambda_{\text{max}} \cdot T = 0.2897 \text{ [cm} \cdot \text{K]}$$

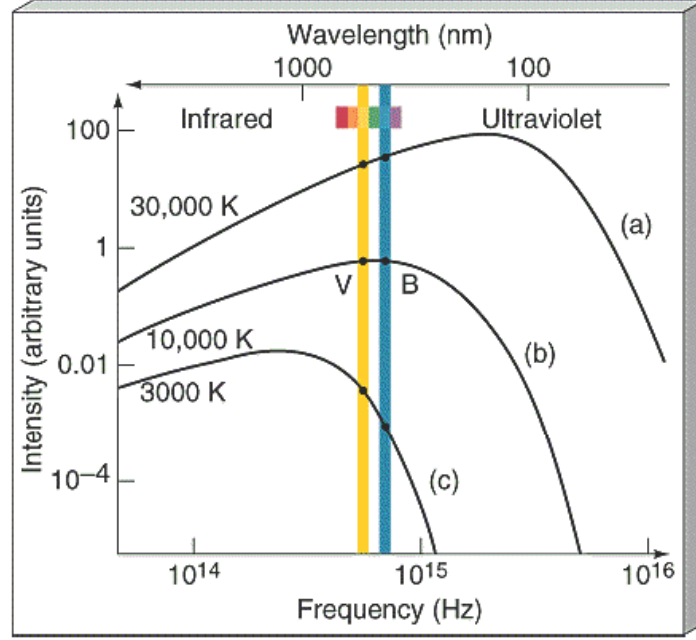
ifadesi ile hesaplanabilir. Wien kayma yasası olarak bilinen bu ifade yardımıyla, sıcaklığı bilinen bir cisim için maksimum enerjisini hangi dalgaboyunda salacağı veya gözlemsel olarak bir yıldızın hangi dalgaboyunda maksimum enerjisini saldığı biliniyorsa hangi sıcaklığa sahip olduğu hesaplanabilir.

Soru: Güneş, enerjisinin maksimumunu hangi dalgaboylarında salmaktadır? Sonucu Angstrom biriminde veriniz.

Soru: Güneş'in sıcaklığı ve yarıçapı bilindiğine göre Güneş'in ışıınımgücü olan L_\odot değerini hesaplayınız ve literatürde verilen değerler ile karşılaştırınız.

Renk ve Sıcaklık

Farklı sıcaklığa sahip cisimler için karacisim enerji dağılımı grafike edildiğinde Şekil 1.6'da gösterildiği gibi bir sonuç ortaya çıkar. Öncelikli olarak sıcak cisimler soğuk cisimlere göre daha fazla ışıınımlarlar. Yukarıda gördüğümüz gibi salınan akı sıcaklığın dördüncü kuvvetine göre değişmektedir. Aynı zamanda Wien kayma yasasından daha sıcak cisimlerin maksimum akılarını daha kısa dalgaboylarında saldıklarını da öğrenmiş durumdayız.

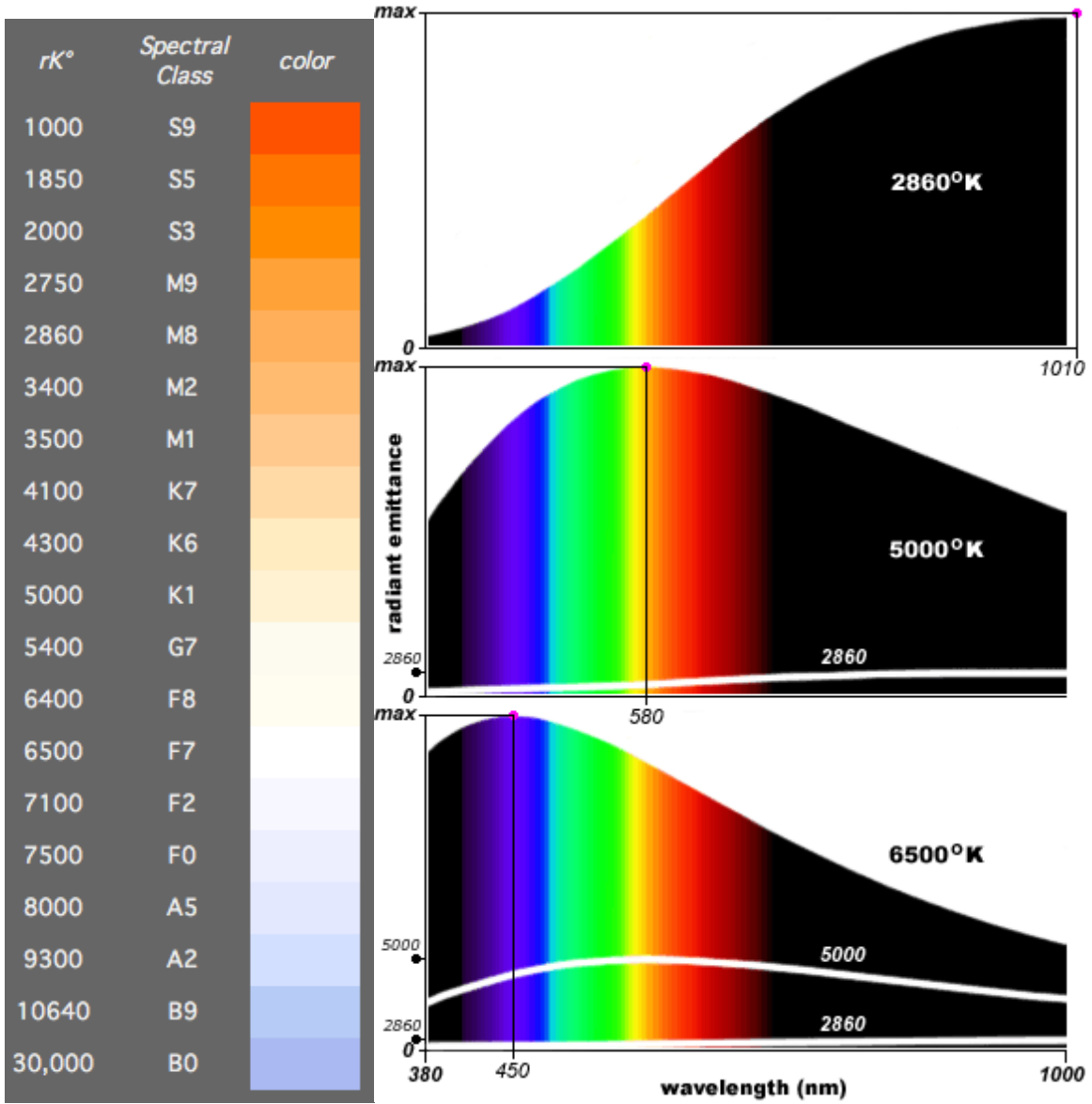


Şekil 1.6. Farklı sıcaklığa sahip cisimlerin karacisim enerji dağılımları

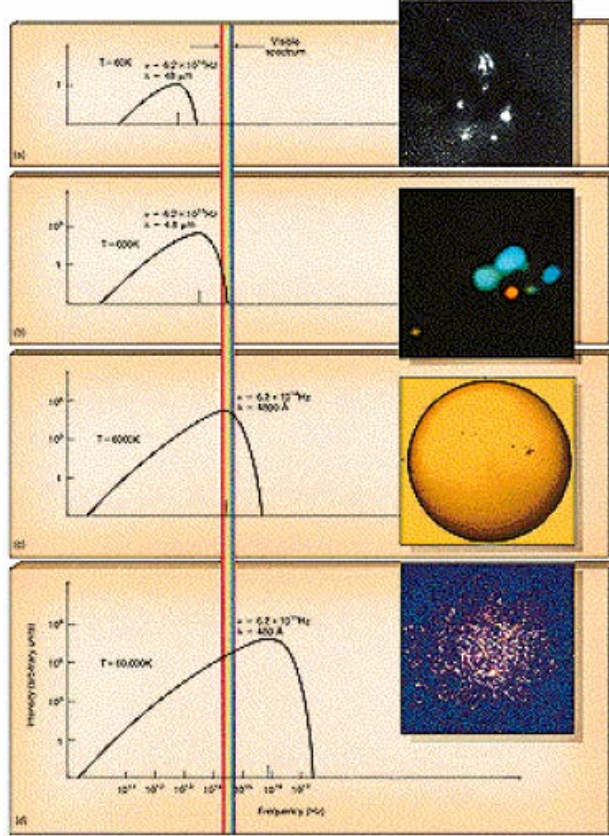
Yıldızların parlaklıkları belirli dalgaboyları aralıklarında gerçekleştirilir. Bu amaçla Dünya’da en çok kullanılan fotometrik sistem Johnson UBV sistemidir ve bu sistemde U bandı moröte parlaklığı, B bandı mavi parlaklığı ve V ise görsel parlaklığın belirlenmesinde kullanılır. Şekil 1.6’da B ve V filtrelerinin buldukları konumlar gösterilmiştir. Soğuk bir cisim için (3000 K) yıldızın B parlaklığı, V parlaklığına göre daha sönük olacağından bu iki parlaklık arasındaki fark pozitif bir değer olacaktır. Orta sıcaklıktaki (10000 K) bir yıldız için kabaca her iki parlaklık değeri de aynı olacağından farkları sıfır civarında olacaktır. Daha sıcak cisimler için B parlaklığı V parlaklığından daha küçük değer alacağından bu parlaklıklar arasındaki fark negatif bir değere sahip olacaktır.

Johnson fotometrik sisteminde kullanılan B ve V filtreleri arasındaki farka (B-V) rengi adı verilir ve gerçekte bu fark Şekil 1.6 dikkate alındığında bir eğimi ifade eder ve gradyent olarak adlandırılır. Bir cisim için (B-V) renginin negatif değerler alması onun sıcak bir cisim, pozitif değerler alması ise onun soğuk bir cisim olduğunu gösterir. Yıldızlar kırmızı renkten başlayarak mavi renklere doğru sıcaklıkları git gide artan renklere sahiptirler.

Yıldızların belirlenmiş renkleri ile sıcaklıkları arasında bir ilişki bulunduğu dikkate alındığında, onların renklerinin ölçülmesi durumunda yıldız sıcaklıklarını belirleyebileceğimizi söyleyebiliriz. Aşağıdaki şekillerde farklı sıcaklıklardaki (veya tayf türünden) yıldızların renklerinin ve enerji dağılımlarının ne şekilde değiştiği gösterilmiştir.



Şekil 1.7. Farklı sıcaklık (veya tayf türünden) yıldızların renk ve enerji dağılımları.



Şekil 1.8. Farklı sıcaklıklara sahip cisimlere ilişkin renk ve enerji dağılımları. Yukarıdan aşağıya: $T=60$ K sıcaklığındaki moleküler bir bulut, $T=600$ K sıcaklığında genç yıldızimsı bir cisim, $T=6000$ K Güneş benzeri bir yıldız ve $T=60000$ K evrimleşmiş bir yıldız olan ω Centauri'nin enerji dağılımı.

Renk: Farklı iki dalgaboyundaki parlaklıklar arasındaki fark olarak tanımlanır. Gelenek olarak kısa dalgaboyundaki parlaklık ile uzun dalgaboyundaki parlaklık arasındaki fark olarak hesaplanır. Dolayısıyla herhangi bir fotometrik sistemde kullanılan filtreler dikkate alınarak birbirinden farklı çok sayıda renk üretmek mümkündür. Önemli olan nokta bu renkler ile yıldız sıcaklıkları arasındaki ilişkinin düzgün ve doğru bir şekilde oluşturulmuş olmasıdır.

Renk Ölçeği: B ile V bandları arasındaki fark olarak tanımlanır.

$$B-V = m_B - m_V = M_B - M_V = -2.5 \log(f_B / f_V)$$

Görünür parlaklıklar arasındaki fark aynı zamanda mutlak parlaklıklar arasındaki farka eşittir.

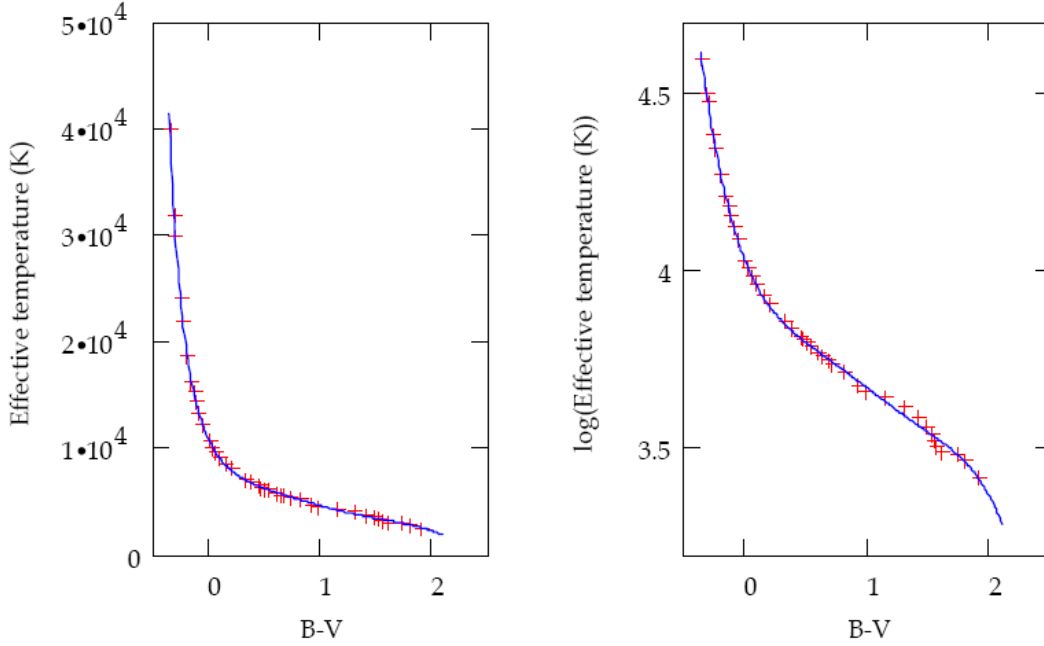
Not. Güneş için $B-V=0.653 \pm 0.003$, $U-B=0.158 \pm 0.009$ olarak hesaplanmıştır.

Yıldızlararası ortamın ölçülen parlaklıklar üzerinde etkisi bulunmuyorsa bu durumda gözlenen renk ölçükleri onların öz renkleri olarak kullanılabilir. Aksi durumda gözlenen renkler yıldızlararası ortam nedeniyle kızarmaya uğrayacağı için yıldızların doğru sıcaklıklarını belirlemek mümkün olmaz.

Tanım olarak $T=10000$ K sıcaklığındaki bir yıldızın $U=B-V=R=0^m$ olarak kabul edilir (Vega). $T_{\text{eff}} > 20000$ K etkin sıcaklığına sahip cisimler için, karacisim yaklaşımı altında yıldızların öz renklerinden,

$$B-V = 0.71 + 7090 [K/T_{\text{eff}}]$$

ifadesi yardımıyla sıcaklıklarını hesaplamak mümkündür. Fakat bu ifadenin bir yaklaşım olduğu unutulmamalıdır.

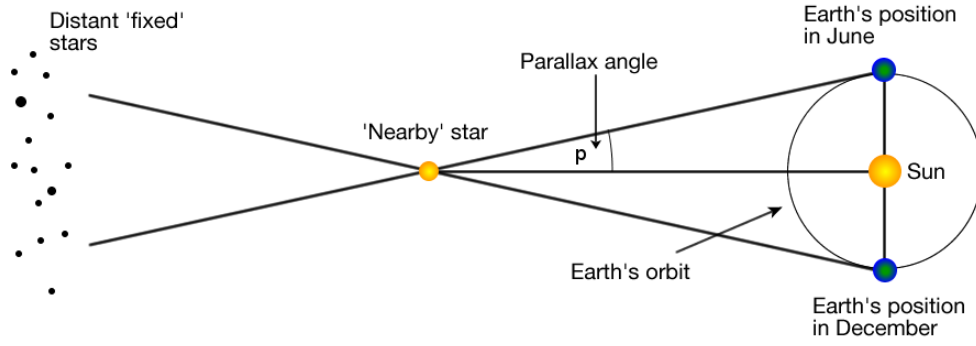


Şekil 1.9. Anakol yıldızları için B-V renk ölçeğine göre etkin sıcaklık değerlerinin değişimi (Johnson 1966)

Şekil incelendiğinde renk-sıcaklık bağıntısında neden bir sınırın verildiği açık bir şekilde görülebilir. Daha sıcak yıldızlara doğru gidildikçe sıcaklıktaki değişim üstel olarak artmaktadır. Yani doğrusallıktan sapmaktadır. Yukarıda verilen ifade ise doğrusal bir değişime ilişkin üretilmiştir.

Yıldız Uzaklığı: Trigonometrik Paralaks

Görelî olarak yakın yıldızlar, daha uzak yıldızlara göre Yer'in Güneş etrafında dolanımı sırasında gökyüzünde daha fazla yer değiştirirler. Yer yörüngesi hemen hemen dairesel olduğundan, yıldızın hangi yöne hareket ettiği önemli değildir. Yer yörüngesinin büyüklüğü çok duyarlı bir şekilde bilindiğinden, ölçülen paralaks (p veya π) açısından yıldızların uzaklıklarını kolaylıkla (?) hesaplamak mümkündür.



Şekil 1.10. Aralarında 6 aylık bir zaman aralığı bulunan yörünge üzerinde iki ayrı noktadan bir yıldızın arkasında bulunan uzak yıldızlara göre ölçülen konumu

Ortalama Yer-Güneş uzaklığı Astronomi Birimi olarak tanımlanır ve $1 \text{ AB} = 149597870.7 \text{ km} = 1.496 \times 10^{13} \text{ cm}$ kadardır. Şekilden, $\tan \pi = 1 \text{ AB} / d(\text{AB})$ yazılabildiğinden, paralaks açısı belirlenen bir yıldız için $d(\text{AB}) = 1 \text{ AB} / \tan \pi$ ifadesinden uzaklığı hesaplanabilir. π (veya p) açısı radyan birimlerinde ölçülür ve paralaks açısı olarak adlandırılır. Güneş dışındaki yıldızlar çok uzak cisimler olduklarından bu açı çok küçük değerlere sahiptir. 1 radyanlık açı, yay saniyesi birimlerinde $1 \text{ rad} = 180^\circ = 10800 \text{ yay-dakikası} = 648000 \text{ yay-saniyesi}$ kadardır. Paralaksı 1 yay-saniyesi olan bir cismin uzaklığı *parsek* olarak tanımlanır ve *pc* olarak kısaltılır. $1 \text{ pc} = 3.087 \times 10^{18} \text{ cm} = 3.2616 \text{ ly}$ uzaklığa sahiptir. ly birimi ışık yılı olarak tanımlanır ve ışığın bir yılda aldığı yoldur ($1 \text{ ly} = \cong 300000 \text{ km} \times 365.34 \text{ gün} \times 24 \text{ sa} \times 60 \text{ dk} \times 60 \text{ sn}$). Yerden yapılan ölçümlerde en iyi paralaks değeri yaklaşık olarak $0''.02$ yay-saniyesi kadardır. Ölçümlerimizi sınırlayan en önemli parametre yer atmosferinin bozucu etkisidir. Uzaydan, Hipparcos uydusu ile bu sınır $0''.001$ yay-saniyesi'ne indirilmiştir.

Soru: Paralaksı $0''.02$ ve $0''.001$ yay-saniyesi olan iki cismin uzaklıklarını ışık yılı birimlerinde karşılaştırınız.

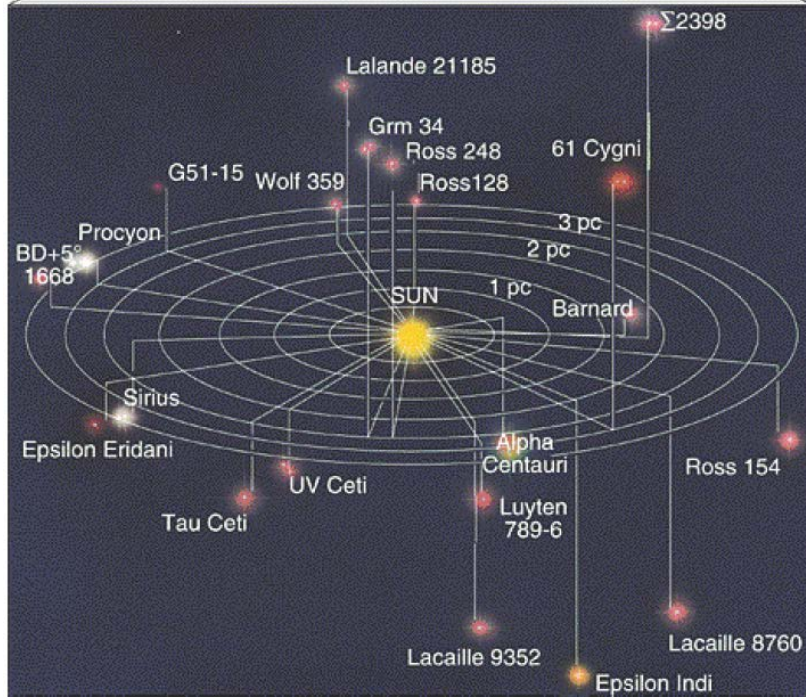
Paralaks açısı hesaplanmış olan yıldızların uzaklıkları genellikle parsek birimlerinde ifade edilir. Özellikle Güneş'e yakın yıldızların paralaks değerlerini çok duyarlı bir şekilde belirlemiş durumdayız. Bu nedenle bu yıldızların ışınım güçlerini (L) ve dolayısıyla mutlak parlaklıklarını da çok duyarlı olarak bilmekteyiz.

Soru: Paralaks ölçümündeki hatamızın $\pm 0''.0005$ olması durumunda, 180 pc uzaklıktaki bir cisim için pc birimlerinde uzaklık hesabında yapacağımız hata ne kadardır?

$$d(\text{AB}) = 206265 / \pi$$

$$d(\text{pc}) = 1 / \pi$$

Örnek: $\pi = 0''.2$ olan bir cismin parsek birimlerindeki uzaklığı $d = 5 \text{ pc}$ olacaktır.



Şekil 1.11. Uzaklıkları çok iyi belirlenmiş olan Güneş'e en yakın 30 yıldızın uzay dağılımı

Galaksimizdeki cisimlerin uzaklıklarını genellikle "kiloparsek (kpc)" birimlerinde ifade ederiz ve 1 kpc=1000 pc'tir. Daha büyük uzaklıklar için "mega-parsek (Mpc)" gösterimini kullanılır ve 1 Mpc=1000 kpc=10⁶ pc=3.26 milyon ışık-yılı'dır.

Yıldızların görünür parlaklıkları (m) ile mutlak parlaklıkları (M) ve uzaklıkları $d(pc)$ arasında kullanılan temel bağıntı Pogson ifadesi ile verilir:

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

Burada $m-M$ ifadesine *uzaklık modülü* adı verilir. Denklemden yer alan A_v (kadir biriminde) yıldızlararası ortamın neden olduğu soğurmayı ifade eder. $E(B-V)=(B-V)_{göz}-(B-V)_{öz}$ renk artışı olarak tanımlanır gözlenen renk ile gerçek renk arasındaki farkı ifade eder. Renk artışına bağlı olarak yıldızlararası ortamın soğurma miktarı,

$$A_v=3.1 \cdot E(B-V)$$

ifadesi kullanılarak hesaplanabilir. Not: Bazı araştırmacılar 3.1 yerine 3.2 değerini kullanırlar.

Tayfsal Paralaks

Yıldızların gözlenen tayflarından onların "tayf türünü" (veya sıcaklıklarını, T) ve "ışınım sınıfını ($\text{Log } g$)" belirleyebilmekteyiz. Fotometrik gözlemler ile yıldızların görünür parlaklığını, m_v , elde edebiliriz. Gözlemlerde B ve V filtreleri kullanıldığında ise yıldızların gözlenen renk ölçüklerini hesaplayabilmekteyiz ($R.Ö.=(B-V)$).

Bir yıldızın tayf türü ve/veya renk ölçeği biliniyorsa, HR diyagramı üzerinde yıldızın yatay eksenindeki konumunu biliyoruz demektir. Ayrıca yıldızın ışınım sınıfını da biliyorsak bu durumda yıldızın HR diyagramı üzerindeki dikey konumunu da biliyoruz demektir. HR diyagramı üzerinde yıldızın konumu belirlendiğinde ise onun mutlak parlaklık, M , değerini dikey ekseninden bulmak mümkündür. Ya da bu amaçla hazırlanmış çizelgelerden yararlanılarak bu değer bulunabilir.

Örnek. Renk ölçeği $0^m.0$ (örn. A0V tayf türünden bir yıldız) olan bir anakol yıldızı (ışınım sınıfı V) için mutlak parlaklığı $+0^M.9$ olarak bulunur. Uzaklık modülünden yararlanarak, $m-M=5\log(d/10)$ bu yıldız için $d(pc)=10^{(m-M+5)/5}$ ifadesini yıldızın uzaklığını pc biriminde, yıldızlararası ortamın soğurma etkisinin bulunmadığını kabul ederek hesaplamak mümkündür.

Soru: Görünür parlaklığı 4^m olan A0V tayf türünden bir yıldızın uzaklığını hesaplayınız?

Pratikte bu yöntem uzaklık belirlenmesinde kullanılmaz. Yıldızların mutlak parlaklıklarındaki belirsizlik, ışınım sınıfına bağlı olarak $0^M.7$ ile $1^M.25$ kadar aralığında değişebilmektedir. Bu ise hesaplanan uzaklıklarda $1.4x$ ile $1.8x$ çarpanı kadar bir hataya neden olur.

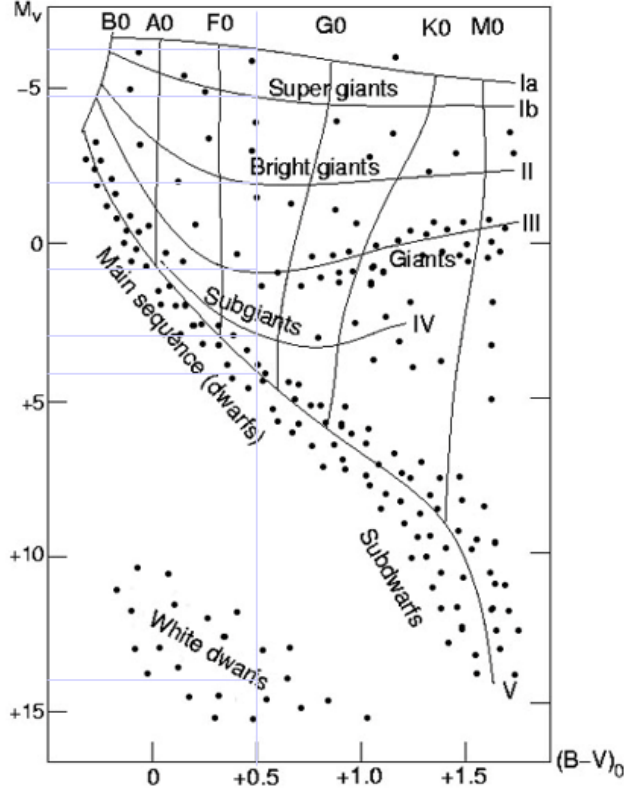
Yöntem, trigonometrik paralaks değeri belirlenemeyen yıldızların uzaklıklarının belirlenmesi açısından yine de önemlidir. Ayrıca yukarıda verilen ifadeye bakılırsa yıldızlararası ortamın sönmeme etkisinin kullanılmadığı anlaşılabilir. Bu da gerçekleştirilecek hesaplamalarda hatanın aslında daha büyük olduğunu gösterir. Şayet yıldızlararası ortamın etkisi biliniyorsa uzaklık hesabında mutlaka kullanılmalıdır.

Hertsprung-Russell (HR) Diyagramı

Hertsprung-Russell diyagramı, kısaca HR diyagramı yıldızların sıcaklık, tayf türü veya renk ölçeklerine göre onların mutlak parlaklıkları veya mutlak ışınımgücü değerlerine göre değişimini gösterir. Böylesi diyagramlarda farkı ışınım sınıfına sahip yıldızların farklı kollarda bulunduğu görülmektedir. Yıldızların çok büyük çoğunluğu Anakol (ışınım sınıfı V) olarak adlandırdığımız bir bölgede toplanmışlardır. Bunun temel nedeni yıldızların yaşamlarının büyük kısımlarını bu bölgede geçiriyor olmalarıdır. Anakolun üst kısmına rastlayan yıldızlara *cüceler*, alt kısmına rastlayan yıldızlara ise *alt cüceler* tanımlaması yapılır.

Anakolun hemen üstünde sırasıyla *Alt Devler* (IV), *Devler* (III), *Parlak Devler* (II) ve *Süper Devler* (Ia, Ib) bulunur. Anakolun hemen altında ise son derece küçük boyutlu fakat sıcaklıkları yüksek olan *Beyaz Cüce* türü yıldızlar bulunur. Bunlar yıldız evriminin sonlarına doğru karşılaştığımız ve yoğunlukları çok yüksek olan, dolayısıyla yüzey çekim ivmeleri çok büyük olan cisimlerdir. Artık merkezi kısımlarında nükleer reaksiyonla enerji üretmeyen bu cisimler, sadece soğuyarak ışınımda bulunurlar.

Bu şekilde oluşturulmuş HR diyagramlarından yararlanarak tayf türü veya sıcaklığı ve ışınım sınıfı bilinen yıldızların mutlak parlaklıklarını belirlemek mümkündür.



Şekil 1.12. Mutlak parlaklıkları ve öz renkleri $(B-V)_0$ bilinen yıldızların HR diyagramındaki dağılımları

Soru: Renk ölçeği, $(B-V)_0=+0.5$ olan bir yıldızın görünür parlaklığı $m_V=5^m$ olarak gözlenmiş ise farklı ışınım sınıfından (aşağıda listelenen) yıldızların uzaklıklarını (tayfsal paralaks) hesaplayınız. Yıldızlararası ortamın etkisinin bulunmadığını kabul ediniz.

- Beyaz Cüce
- Anakol Yıldızı (V)
- Alt Dev (IV)
- Dev (III)
- Parlak Dev (II)
- Süperdev (Ia ve Ib)

Dinamik Paralaks (π_d)

Bir çift yıldızın görelî yörüngesi için Kepler'in üçüncü yasasını kullanarak,

$$\pi_d = \frac{a''}{\sqrt[3]{P^2(\mathfrak{M}_1 + \mathfrak{M}_2)}}$$

ifadesini yazabiliriz. Burada π_d , çift yıldız sisteminin dinamik paralaksı olarak adlandırılır. Eğer başlangıç olarak bir çift yıldız sisteminin bileşenlerinin Güneş benzeri kütleyle sahip olduğunu kabul edersek,

sistemin toplam kütesinin $2M_{\odot}$ olacağını söyleyebiliriz. Böyle bir kriterin çok hatalı olmayacağını düşünmekteyiz çünkü yıldızların çok büyük kısmı Güneş kütesine yakın kütlede sahiptirler. Bu durumda sistemin dinamik paralaksını hesaplayabilir ve buradan Pogson ifadesinden yararlanarak,

$$M = m + 5 + 5 \log \pi_d$$

bileşen yıldızlar için ayrı ayrı M mutlak parlaklık değerlerini bulabiliriz. Burada m , bileşen yıldızların ayrı ayrı görünür parlaklıklarıdır. Ardından Kütle-Işınım gücü bağıntısının geçerli olduğu durumlar için sistemin ($M_1 + M_2$) toplam kütesi için daha iyi bir toplam kütle değeri hesaplanabilir. Yeni toplam kütle değerini dikkate alarak gerçekleştirilecek hesaplama ile daha iyi bir dinamik paralaks değerine ulaşılır. İşlemlerin tekrarlı bir şekilde sürdürülmesi durumunda artık hesaplanan toplam kütle ve dinamik paralaks değerlerinde önemli büyüklükte değişiklikler ortaya çıkmaz. Bu durumda son elde edilen paralaks değerinin, sistemin uzaklığını temsil ettiğini kabul edebiliriz. Doğal olarak bu yöntem Kütle-Işınım gücü bağıntısına uyan sistemler için ve yıldız kütlelerinin Güneş kütesi civarında olduğu cisimler için uygulanabilecektir (Örn. Beyaz cüceler, W UMa türü sistemler için kullanılamaz).

Bir başka yöntem ise dikine hız eğrileri bilinen bir dizi yakın çift yıldız sistemi için uygulanabilir. Görsel çift yıldızların yörünge analizlerinden, yörünge boyutuna ulaşılır. Bileşen yıldızların görelî dikine hız eğrileri, yörüngeyi doğrusal (gerçek) boyutu hakkında bilgi verir. Bu iki bilginin birlikte kullanılması durumunda sisteme ilişkin paralaks değerine ulaşmak mümkündür. Bu konu tayfsal çift yıldızlar başlığı altında görülecektir.

ÖRNEK: α Cen sistemi için dinamik paralaks değerinin hesaplanması. Sisteme ilişkin gözlemsel veriler (1 ve 2 indisleri sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için kullanılmıştır);

$$\alpha'' = 17.58 \text{ yay-saniyesi}, P = 79.9 \text{ yıl}, m_1 = -0.04 \text{ kadir}, m_2 = 1.38 \text{ kadir}, T_1 = 5770 \text{ K}, T_2 = 5300 \text{ K}, BC(1) = 0.058, BC(2) = 0.11$$

İstatistiksel olarak gözlenen yıldızların büyük çoğunluğu Güneş benzeri yıldız olduğundan ilk yaklaşım olarak bileşen yıldızların toplam kütesi için $M_{\text{top}} = M_1 + M_2 = 2M_{\odot}$ olarak alabiliriz. Dinamik paralaks hesabında kullanabileceğimiz yardımcı çizelgeler aşağıda verilmiştir.

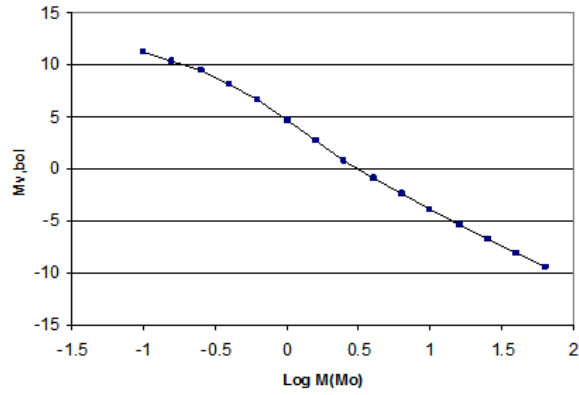
Not. Bolometrik Düzeltme (BC) Çizelgesi: Kırmızı renk ile verilen sayılar ara değer hesabı ile bulunmuş değerlerdir.

Çizelge 1.1. Tayf türü, Sıcaklık ve Bolometrik Düzeltme

Tayf Türü	BC	T(K)
G0	0.03	6000
G1	0.044	5880
G2	0.058	5760
G3	0.072	5640
G4	0.086	5520
G5	0.1	5400
G6	0.12	5260
G7	0.14	5120
G8	0.16	4980
G9	0.18	4840
K0	0.2	4700
K1	0.276	4560
K2	0.352	4420
K3	0.428	4280
K4	0.504	4140
K5	0.58	4000
K6	0.704	3860
K7	0.828	3720
K8	0.952	3580
K9	1.076	3440
M0	1.2	3300
M1	1.38	3274
M2	1.56	3248
M3	1.74	3222
M4	1.92	3196
M5	2.1	3170

Çizelge 1.2. Kütle – Mutlak Parlaklık ve Kütle-Mutlak Bolometrik Parlaklık Çizelgesi:

$\log M(M_{\odot})$	M_v bol	M_v
-1	11.3	14.8
-0.8	10.3	13.7
-0.6	9.4	12.4
-0.4	8.1	10.6
-0.2	6.6	7.8
0	4.7	4.8
0.2	2.7	2.8
0.4	0.8	1.2
0.6	-0.9	-0.1
0.8	-2.4	-1.2
1	-3.9	-2.5
1.2	-5.4	-3.7
1.4	-6.8	-4.8
1.6	-8.1	-5.9
1.8	-9.5	-7



1. yaklaşım

$$M_1+M_2= 2 M_{\odot}$$

$$\pi= 0''.752$$

$$M_1= 4^m.341$$

$$M_{1v,bol}= 4^m.283$$

$$M_2= 5^m.761$$

$$M_{2v,bol}= 5^m.651$$

$$\log M_1= 0.00026609 \quad M_1= 1.000613 \quad M_{\odot}$$

$$\log M_2= -0.172984303 \quad M_2= 0.671453 \quad M_{\odot}$$

2. yaklaşım

$$M_1+M_2= 1.672 M_{\odot}$$

$$\pi= 0''.783$$

$$M_1= 4^m.341$$

$$M_{1v,bol}= 4^m.283$$

$$M_2= 5^m.89$$

$$M_{2v,bol}= 5^m.78$$

$$\log M_1= 0.00026609 \quad M_1= 1.000613 \quad M_{\odot}$$

$$\log M_2= -0.189321511 \quad M_2= 0.646664 \quad M_{\odot}$$

3. yaklaşım

$$M_1+M_2= 1.647 M_{\odot}$$

$$\pi= 0''.786$$

$$M_1= 4^m.341$$

$$M_{1v,bol}= 4^m.283$$

$$M_2= 5^m.902$$

$$M_{2v,bol}= 5^m.792$$

$$\log M_1= 0.00026609 \quad M_1= 1.000613 \quad M_{\odot}$$

$$\log M_2= -0.190841251 \quad M_2= 0.644405 \quad M_{\odot}$$

4. yaklaşım

$$M_1+M_2= 1.645 M_{\odot}$$

$$\pi= 0''.787$$

$$M_1= 4.341$$

$$M_{1v,bol}= 4.283$$

$$M_2= 5.903$$

$$M_{2v,bol}= 5.793$$

$$\log M_1= 0.00026609 \quad M_1= 1.000613 \quad M_{\odot}$$

$$\log M_2= -0.190967896 \quad M_2= 0.644217 \quad M_{\odot}$$

$$M_1+M_2= 1.644829 M_{\odot}$$

3. ve 4. Yaklaşım sonucunda baş ve yoldaş bileşen için hesaplanan kütleler arasındaki fark:

$$\mathcal{M}_1(4) - \mathcal{M}_1(3) = 1.000613 - 1.000613 = 0.000000$$

$$\mathcal{M}_2(4) - \mathcal{M}_2(3) = 0.6444405 - 0.644217 = -0.00019$$

Hesaplanan farklar işlemlerin yeterince duyarlı bir seviyeye ulaştığını göstermektedir. Bu durumda α Cen için hesaplanan toplam kütle değeri: $\mathcal{M}_{top} = \mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2 = 1.645 M_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Bu toplam

kütleye karşılık gelen dinamik paralaks değeri $\pi_d=0''.8028$ olacaktır. Bu paralaks değeri ile sistemin $d(\text{pc})=1/\pi_d=1.2456$ veya $d(\text{IY})=3.2616 \times 1.2456=4.063$ IY uzaklıkta olduğu anlaşılmaktadır.

α Cen sistemi Güneş'e en yakın yıldızlardan biridir ve sistemin gerçek uzaklığının 4.26 IY olduğu bilinmektedir. Dinamik paralaks hesaplama yöntemi ile bulunan sonucun bu sistem için başarılı olduğunu söyleyebiliriz.

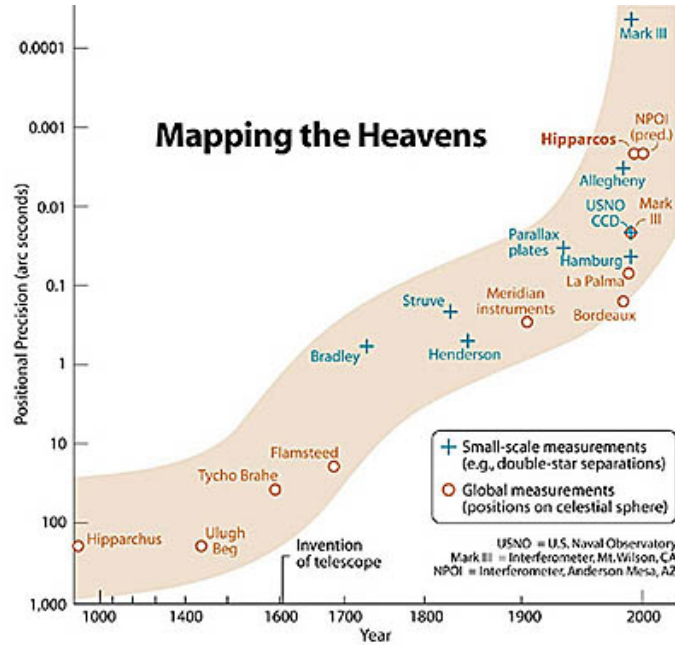


Şekil 1.13. Hipparcos uydusu.

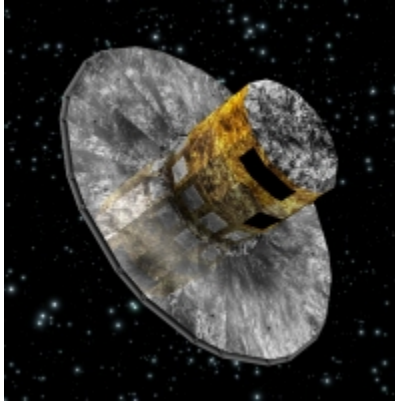
Yıldızların uzaklıklarının belirlenmesinde önemli düzeyde katkı sağlayan en önemli uydulardan biri Hipparcos olmuştur. “**H**igh **p**recision **p**arallax **c**ollecting **s**atellite” in ilk karakteriyle verilmiş olan bu isim aynı zamanda Hipparchos’un anısına adanmıştır. ESA tarafından 1989 yılında fırlatılmış ve 3.5 yıl boyunca görev yapmıştır. Görev yaptığı süre içerisinde çok duyarlı astrometrik gözlemler gerçekleştirmiş ve çok sayıda yıldızın öz hareket, paralaks ve parlaklıklarını ölçmüştür. 1997 yılında yayınlanan Hipparcos kataloğunda (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/all/hipparcos.html>) $12^m.4$ kadirde daha parlak 100000 den fazla yıldızın yüksek duyarlılıklı gözlemi bulunmaktadır. Paralaktik açı ölçümlerindeki duyarlılık $0''.001$ yay-saniyesi kadardır. Aşağıda verilen çizelgede Hipparcos ve Tycho veritabanlarına ilişkin önemli bilgiler bulunmaktadır.

Özellik	Hipparcos	Tycho
Cisim sayısı	118000	1 milyon
Parlaklık sınırı	$12^m.5$	$11^m.5$
Astrometrik ayırma	$0''.001$ yay-sn	$0''.025$ yay-sn
Fotometrik ayırma	$0^m.002$	$0^m.06$

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

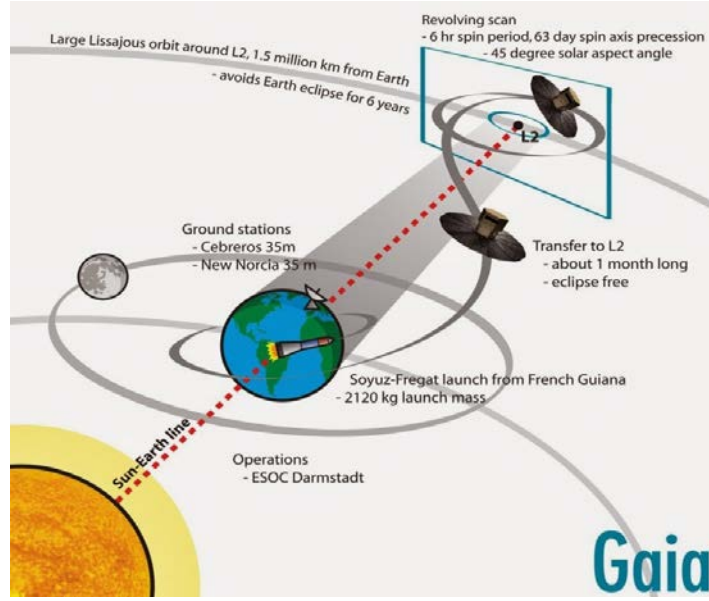


Şekil 1.14. Yıllara göre ayırma gücündeki değişim

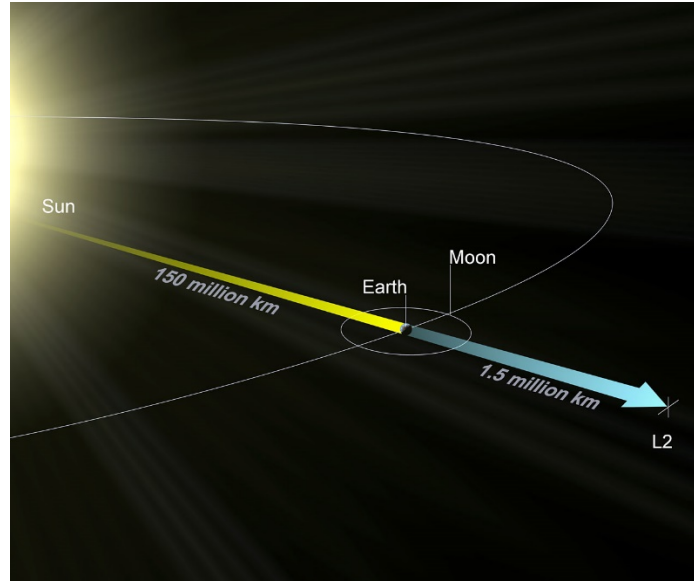


Şekil 1.15. GAIA uydusu (ESA)

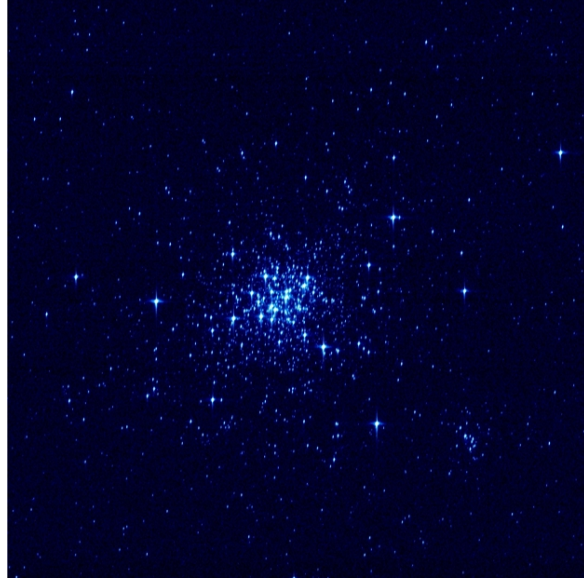
Yıldızların uzaklıkları yanında çok farklı hedefleri olan bir başka uydumuz olan GAIA, Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından 19 Aralık 2013 tarihinde uzaya fırlatılmıştır. Dünya-Güneş ikili sistemin oluşturduğu L₂ Lagrange noktasına yerleştirilmiş olan bu uydunun bulunduğu konum nedeniyle sürekli olarak gözlem yapabilme yeteneğine sahiptir. Uydunun yaklaşık olarak 5 yıl görev yapması beklenmektedir. Programın temel amaçları arasında galaksimizin üç boyutlu modelini oluşturmaktır. Bu amaçla 1 milyardan fazla cismin gözlemi yapılacaktır. Bu sayı galaksimizdeki yıldızların ancak %1'i kadardır. Ayrıca gözlemi yapılacak yıldızların çok renk fotometrik gözlemleri de elde edileceğinden, yıldız evriminin ilk zamanları ve sonraki dinamik, kimyasal değişimleri ile birlikte galaksimizin oluşum ve evrimi konularında da araştırma yapılabilmesini sağlayacaktır. Ek olarak binlerce yeni gezegen sisteminin keşfedilebileceği ve yörüngelerinin belirlenebileceği düşünülmektedir. Bununla birlikte henüz keşfedilmemiş Güneş sisteminde bulunan küçük boyutlu cisimlerin de keşfedilmesi hedefler arasındadır.



Şekil 1.16. GAIA uydusunun fırlatılma aşamasından son konumuna (Dünya'dan yaklaşık 1.5 milyon km uzaklıkta bulunan L_2 noktası) kadar uygulanan uzay manevraları. L_2 noktası Dünya'nın Güneş etrafında dolanımı sırasında Dünya ile birlikte hareket ettiğinden, yıl boyunca bütün saat açılarındaki yıldızlar gözlemlenebilir. Uydu 6 saatte bir kendi eksenini etrafında dönmektedir. Ek olarak dönme eksenini de uzayda 63 günde bir 45 derece eğimli bir şekilde hareket etmektedir.

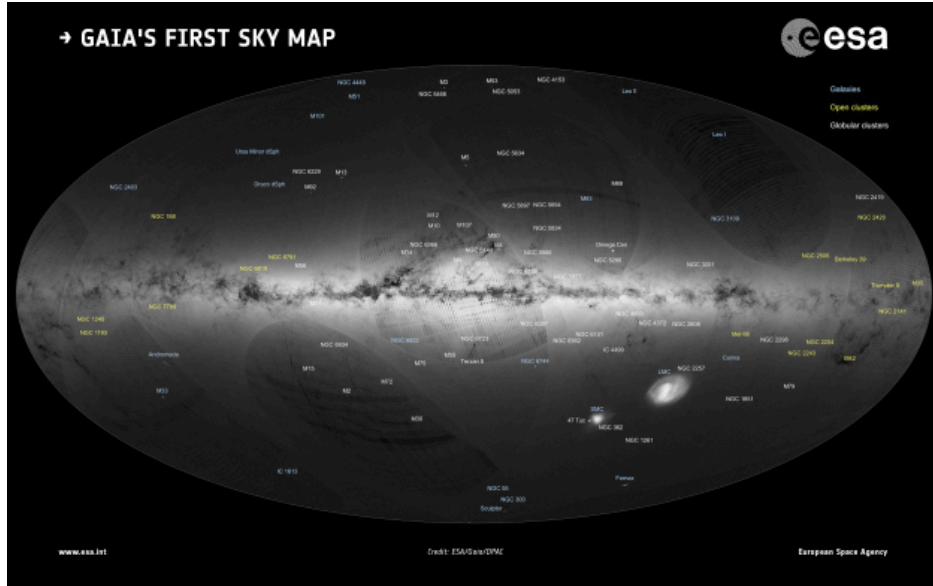


Şekil 1.17. Uydunun konumu

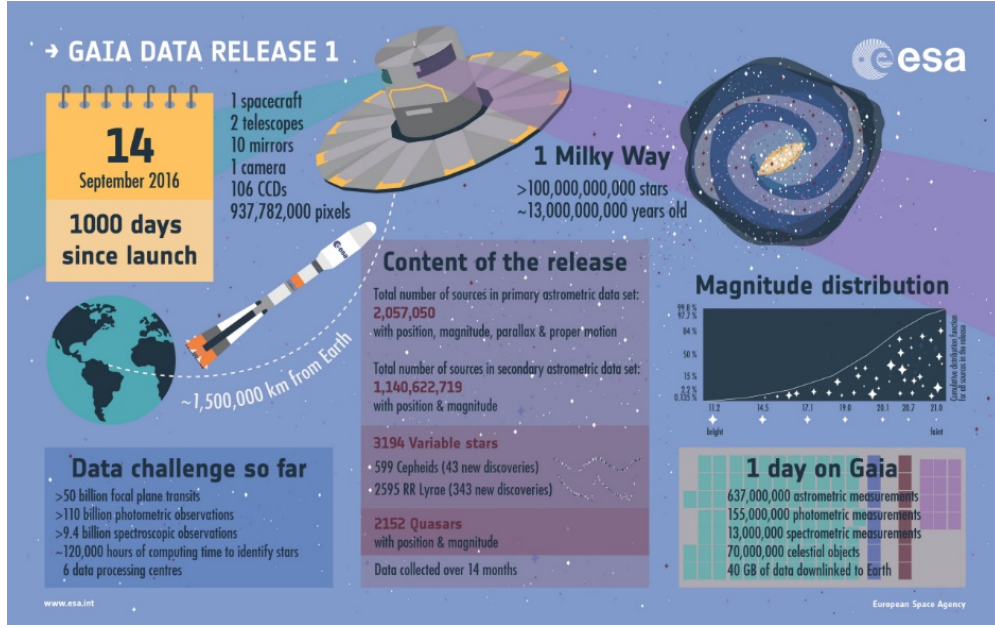


Şekil 1.18. 6 Şubat 2014 tarihinde GAIA uydusu tarafından LMC (Büyük Magellan Bulutu)'de bulunan genç bir yıldız kümesi olan NGC1818 gözlemi. FOV=212x212 yay-saniyesi ölçüsündedir. Poz süresi=2.85 sn kadardır ve GAIA'nın gördüğü alanın sadece %1'lik bir kısmı burada bulunmaktadır.

14 Eylül 2016 tarihi itibarıyla yaklaşık 1 milyar yıldızın ilk gözlem sonuçları yayınlanmıştır. Bu gözlemlerden oluşturulmuş ilk gökyüzü haritası aşağıda verilmiştir.



Şekil 1.19. GAIA gözlemleri ile oluşturulmuş ilk gökyüzü haritası. Parlak olarak görülen her bir nokta bir yıldızdır, bir galaksiye veya başka tür bir gök cismine karşılık gelmektedir.



Şekil 1.20. GAIA ilk verileri hakkında bilgi.

Şekil 1.21. GAIA veritabanına ilişkin sorgulamanın yapılabileceği web sitesi görüntüsü.

Dikine Hız (Doppler Olayı)

Son olarak astronomik gözlemlerin belki de en önemli türünü içeren tayfsal gözlemlerden ulaşılabildiğimiz önemli bir konu hakkında da bilgi sahibi olmamız yararlı olacaktır. Yıldızların alınan

tayflarından gerçek anlamda çok ayrıntılı ve önemli fiziksel bilgilere ulaşmak mümkündür. (Örneğin; kimyasal element bolluğu, sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, leke etkinliği, manyetik alan, yıldızın dönme hızı vb.) Bunların dışında yıldızların tayflarında bulunan soğurma veya salma çizgileri, tayfını aldığımız yıldızların hangi hızlarla bize yaklaştıklarını veya uzaklaştıklarını bilgisini de verebilmektedir.

Evrende hareket etmeyen ve belirli bir eksene göre dönmeyen hiçbir cisim bulamazsınız. Bir cismin size doğru yaklaşması durumunda göndermiş olduğu ışığın dalgaboyu kılalacak, uzaklaşıyorsa da bu dalgaboyu uzayacaktır. Bu şekilde bir değişimin olmasının nedeni yıldızların salmış oldukları fotonların (veya ışığın) dalga özelliğine sahip olmasıdır. Yaklaşan veya uzaklaşan cisimlerin dalgaboylarında değişim olacağından, gözlenen cisimlerin ışığının hangi miktarlarda değişime uğradığını belirlemek mümkündür. Bu işlem sanal olarak hareket etmeyen bir cisimle hareket halindeki bir cismin karşılaştırmasına benzer şekilde yapılır.

Yıldız tayflarında tanımlayabildiğimiz elementlere ait soğurma veya salma çizgileri mevcuttur. En belirgin olan çizgiler Hidrojen elementine aittir fakat bu çizgiler çok geniş çizgilerdir. Daha keskin soğurma veya salma çizgileri, daha duyarlı veya doğru hızların belirlenmesinde kullanılır. Farklı elementler için laboratuvar ortamında (hareketsiz) hangi dalgaboylarında salma veya soğurma çizgilerine sahip olduklarını oldukça duyarlı bir şekilde bilmekteyiz. Bu durumda gözlenen bir yıldızın tayfında aynı soğurma veya salma çizgilerini bulabilir ve ne kadarlık bir değişime sahip olduğunu hesaplamak son derece kolay bir işlem olacaktır.

Fotonlar uzayda, $c=300000$ km/sn ışık hızında hareket ettiklerinden, dalgaboyundaki değişim miktarı, yıldızların hızları ile ilişkili olmalıdır. Basit bir ifade ile

$$\frac{\lambda_{gözlenen} - \lambda_{Lab}}{\lambda_{Lab}} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{V_r}{c}$$

şeklinde verilen Doppler denklemi, gözlenen çizginin dalgaboyundaki kayma miktarı ile cismin hızını birbirine bağlar. Cisim ne kadar uzakta bulunursa bulunsun tayfı alınabildiği sürece o cismin hangi hızlarla bize yaklaştığını veya uzaklaştığını hesaplayabilmekteyiz. Kötü olan bir durum ise hesaplayabildiğimiz hızın bakış doğrultumuzdaki hız olmasıdır. Yani cisim bakış doğrultumuza dik doğrultuda hareket ediyorsa, cismin sıfır hıza sahip olduğunu hesaplarız.

Cisim bize yaklaşıyorsa gözlenen çizgiler kısa dalgaboylarına kayacağından gözlenen dalgaboyu, laboratuvar dalgaboyuna göre küçük bir değer alacak ve bu nedenle de dikine hız değeri negatif olacaktır. Cisim bizden uzaklaşıyorsa gözlenen çizginin dalgaboyu uzayacağından, daha büyük değerler alacak ve sonuç olarak pozitif bir dikine hız değeri hesaplanacaktır.

Küçük boyutlu dikine hız ölçümleri için gözlenen çizgilerin çok dikkatli bir şekilde ölçülebilir olması gerekmektedir. Unutulmaması gereken önemli bir nokta, gözlemsel olarak elde edilen çizgilerin kayma miktarları içerisinde bakış doğrultumuzdaki her türlü hareket bulunur. Dolayısıyla bu tür gözlemlerin kullanılmadan önce çok sayıda düzeltmenin yapılmış olması gerekir.

Bir başka konu ise şayet yıldızların tayfsal gözlemleri zamana göre bir seri şekilde alınabiliyorsa bu durumda yıldızın bakış doğrultumuza göre hızındaki değişimleri ortaya çıkarmak mümkündür. Bu sayede görülemeyen fakat çekimsel olarak birbirlerini etkileyen cisimlerin varlıklarını da ortaya çıkarmak mümkün olabilmektedir.