

# FOTOMETRİNİN TEMELLERİ

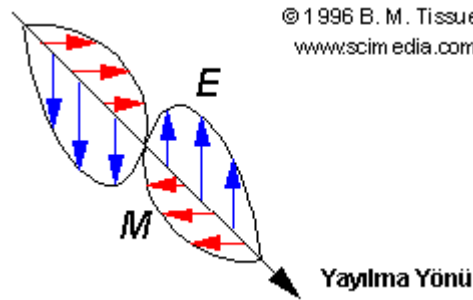
## 1. GİRİŞ

Gökcisimlerinin gözlemlerinde ölçülebilen en temel veri onlardan elektromanyetik ışınım yoluyla alınan enerjidir. Bu büyüklük akı olarak adlandırılır. Gökcisimlerinden alınan akının ölçülmesine dayanan yöntem ışık ölçümü ya da fotometri denir. Akının ölçümü, gökcisiminin uzaklığına dair herhangi bir bilgi ile birleştirildiğinde onun yüzeyinden çıkan toplam enerjisi (ışınım gücü), sıcaklığı ve büyüklüğü (yarıçapı) gibi pek çok fiziksel parametresine ulaşmamızı sağlar.

Fotometrinin temellerini anlamak için öncelikle ölçülen niceliğin, yani ışığın özelliklerini çok iyi anlamak gerekir. Gerek Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde gerekse de başka gözlemlerinde yapacağınız fotometrik çalışmalarda kullanacağınız atmosferik sönmeme, bant, fotometrik sistem gibi kavramları ve gözlemlerde kullanacağınız gözlem araçlarını iyi anlamanız için öncelikle ışığı çok iyi anlamanız gereklidir.

## 2. ELEKTROMANYETİK SPEKTRUM

Elektromanyetik ışınım, foton adı verilen ve bir elektrik alan bir de manyetik alan bileşeninden oluşan dalga paketleri şeklinde uzaya yayılır (bkz. Şekil 1).



Şekil 1. Foton

Bir fotonun belirli bir enerjisi ve bu enerjiye karşılık gelen bir dalgaboyu ya da frekansı vardır. Bir fotonun enerjisi ile frekansı arasındaki ilişki

$$E = h\nu$$

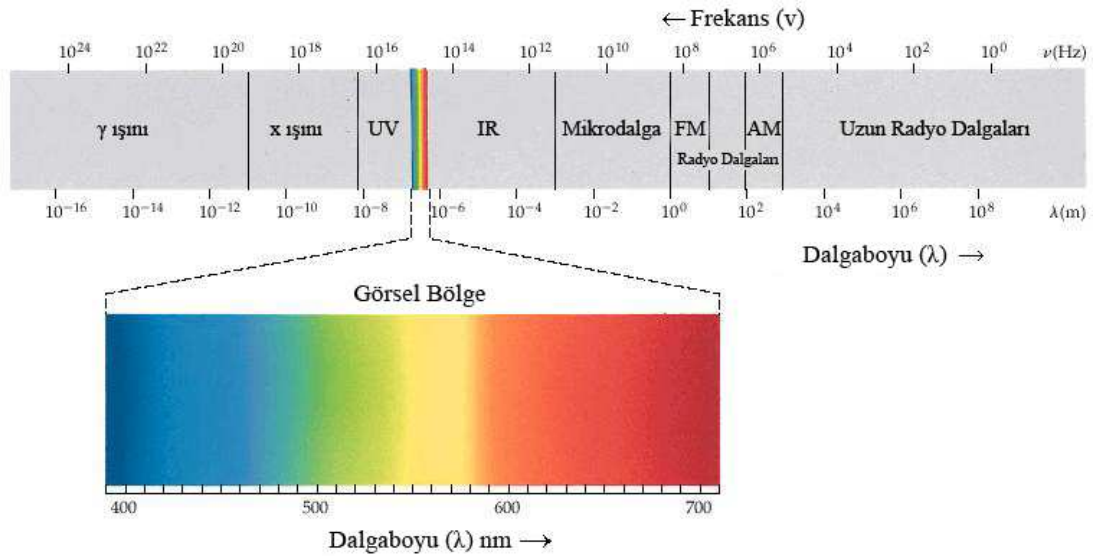
ile verilir. Burada E; fotonun enerjisi,  $\nu$  frekansı, h ise Planck sabitidir ( $6.626 \times 10^{-27}$  erg/s). Frekans ile dalgaboyu arasındaki ilişki ise

$$\nu = c / \lambda$$

ile verilir. Burada c; ışık hızını ( $3 \times 10^8$  m/s),  $\lambda$  ise dalgaboyunu göstermektedir. Bu durumda fotonun enerjisi ile dalgaboyu arasındaki ilişki de

$$E = h c / \lambda$$

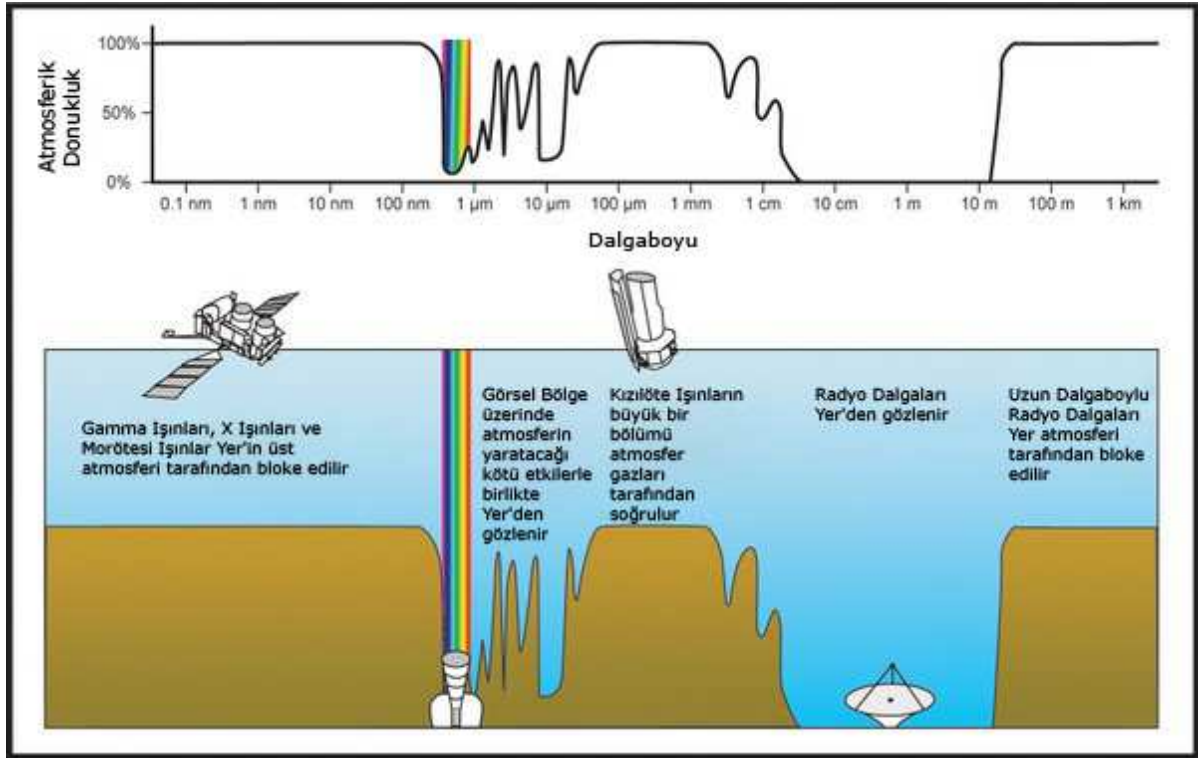
olur. Fotonlar enerjileriyle ya da enerjilerine karşılık gelen dalgaboyu ya da frekans değerleriyle sınıflandırılır ve adlandırılırlar (Şekil 2).



**Şekil 2.** Elektromanyetik Spektrum (<http://www.kanabona.com/www/?q=color>)

Örneğin dalgaboyu  $10^{-10}$  m olan fotonun frekansı  $3 \times 10^{18}$  s<sup>-1</sup> (Hz)'dir ve bu bir X-ışını fotonudur. Gözümüzün duyarlı olduğu dalgaboyu aralığının tüm elektromanyetik spektrumun ancak çok küçük bir kısmını oluşturduğu Şekil 2'de de görülmektedir. Buna karşın, elektromanyetik spektrumun bu bölümü astronomi için çok önemlidir. Gözlem araçları ve dedektörler yapılırken gözümüzle algıladığımız bu nedenle de "görsel bölge" adı verilen bu

küçük dalgaboyu aralığında çalışması amaçlanmıştır. Bunun bir nedeni, görsel dalgaboyu aralığına alışık olmamız, bir nedeni de atmosferin bu dalgaboyu aralığında tamamen geçirgen olmasıdır (Şekil 3). Elektromanyetik spektrumun görsel bölge dışında kalan aralıklarında enerjiye sahip fotonlar, yer atmosferi tarafından büyük ölçüde bloke edilmektedir. Bunlara ek olarak, atom ve moleküllerde enerji düzeyleri arası geçişlerin pek çoğu görsel bölgeye denk gelen enerjilerle gerçekleşir. Tüm bu nedenlerle görsel bölge astronomi açısından son derece önemlidir.

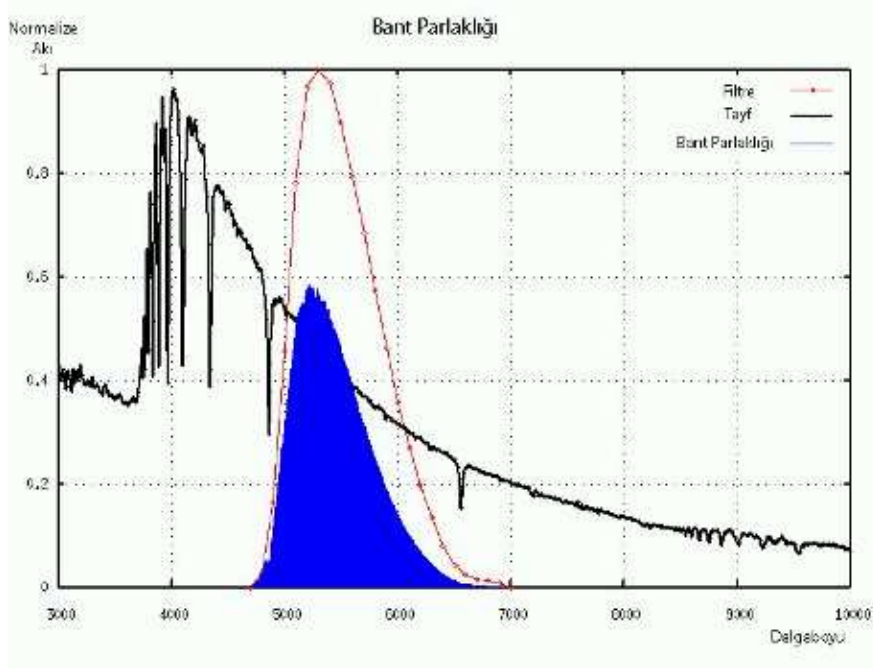


Şekil 3. Atmosfer Pencerelemi (www.answers.com/topic/radio-window)

### 3. NEDEN FOTOMETRİK GÖZLEMLERE İHTİYAÇ DUYULUR?

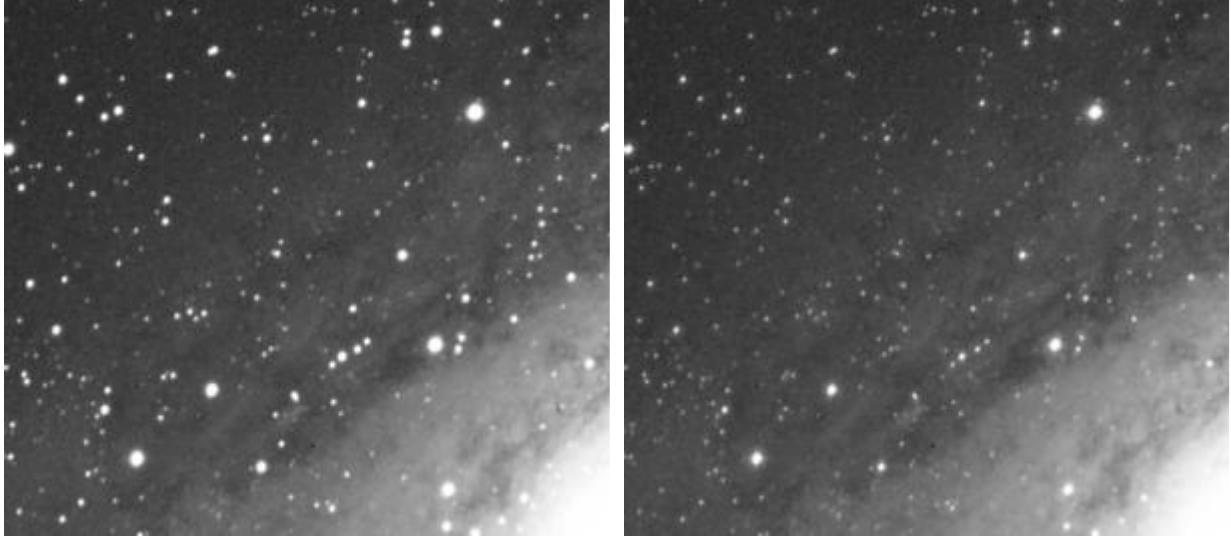
Mükemmel bir gözlem sistemi bize tüm gökyüzünden istediğimiz kadar küçük seçebileceğimiz bir bölgeden alınan ışınımın miktarını dalgaboyunun fonksiyonu olarak ölçebilecek bir sistemdir. Elbette ki böyle bir sistem mevcut değildir. Hem gözleyebileceğimiz dalgaboyu aralığı ve gökyüzünde görebileceğimiz bölgenin alanı hem de ayırabildiğimiz en küçük dalgaboyu aralığı ve ayırabildiğimiz en küçük gökyüzü alanı sınırlıdır. Ayrıca görebileceğimiz parlaklık da sınırlıdır, çok sönük cisimleri göremeyiz. Birinden kazanmak istenildiğinde diğerinden kaybedilir.

Örneğin, iyi dalgaboyu çözünürlüğü isteniyorsa, yani bir gökcisminin her dalgaboyundaki ışınımının miktarı ölçülmek isteniyorsa, her bir dalgaboyu aralığına düşecek ışık miktarı alınan toplam ışığın küçük bir kesri olacağından, parlaklıktan vazgeçmek gerekir (Şekil 4). Eğer parlaklıktan vazgeçilmek istenmiyorsa bu kez büyük teleskop kullanmak gerekir ki büyük teleskoplar pahalıdır. Ayrıca ışığı dalgaboyuna açmak için kullanılan ve tayfçeker olarak adlandırılan cihazlar da oldukça pahalıdır. Her teleskop-tayfçeker sisteminin dalgaboyu çözünürlüğü de sınırlıdır.



**Şekli 4.** Bir yıldızın bir banttaki parlaklığı (<http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/color/>)

Işığı dalgaboylarına açan tayfçeker ya da prizma gibi bir eleman kullanmak yerine kullanılan dedektörün önüne ışığın sadece ilgilenilen belirli bir dalgaboyu aralığının geçmesine izin verecek bir filtre koymak daha ucuz bir çözüm olacaktır (Şekil 5). Ayrıca, geniş bir dalgaboyu aralığındaki ışığın geçmesine izin verecek geniş bant filtreler kullanmak gibi çözümler, gözlenen cismin parlaklığından çok fazla kaybedilmemesini sağlar. Yani, akıdan kazanırken dalgaboyundan kaybedersiniz, bu da daha az bilgi almak anlamına gelecektir. Yine de konu ilerledikçe göreceğimiz gibi böyle bir çözüm, gözlenen cismin doğasına ilişkin pek çok bilgiye ulaşmamızı sağlayacaktır.



**Şekil 5.** a) Filtre kullanmadan çekilmiş bir görüntü b) Belli bir dalgaboyu aralığının geçmesine izin veren bir filtre ile çekilmiş görüntü. Parlaklık farkına dikkat ediniz. (Copyright © 2002 Paul Kanevsky)

## 4. PARLAKLIK VE RENK

### 4.1. Parlaklık

Gökcisimlerinin parlaklıklarının belirlenmesi çabaları çok eskilere dayanır. Hipparchus bilinen ilk yıldız kataloğunu yaparken yıldızları 5 ayrı parlaklık sınıfına ayırdı. En parlak yıldızları 1., en sönükleri ise 6. sınıfa yerleştirdi. Batlamyus (Ptolemei), M.Ö. 140 yılında kendi yıldız kataloğunu oluştururken Hipparchus'un sistemini aynen kullandı ve onun uzun süre kullanılan kataloğu sayesinde Hipparchus'un parlaklık sistemi de yıldız parlaklıklarının belirlenmesinde uzun yıllar boyunca kullanıldı. Ancak, teleskopun icadıyla birlikte daha sönük yıldızların görülebilmesi, bir parlaklık sınıfı içerisinde parlaklıkları birbirinden farklı yıldızların yer alabilmesi, parlaklık sınıflarının sınırlarının belirlenmesi gibi güçlükler nedeniyle parlaklık sistemini yeniden oluşturmak gerekti. 1700'lü yıllarda Edmund Halley bir kadir (birinci parlaklık sınıfında yer alan) bir yıldızın altı kadir bir yıldızdan 100 kat daha parlak olduğunu belirledi. Ancak yeni bir parlaklık sistemi oluşturmadı. İngiliz astronom Norman Pogson, Halley'in önerisine uygun bir parlaklık sistemi hazırladı. Hazırladığı sistem, 1850'li yıllarda psikoloji bilimindeki gelişmelerle ulaşılan, insan duyularının bütün uyarıcılara logaritmik tepki verdiği bulgusuyla da (her ne kadar bu tam doğru olmasa da) uyumluydu. Pogson'un parlaklık sisteminde iki yıldız arasındaki parlaklık farkı ile onlardan alınan ışığın şiddeti arasındaki ilişki

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

ile verilir. Burada  $m_i$ , yıldızların kadir cinsinden parlaklıklarını,  $f_i$  ise onlardan alınan ışığın şiddetini gösterir. Alınan ışığın şiddetinin, yani görünür akının ölçümü fotokatlandırıcı, fotoğraf plağı ya da CCD kamera gibi bir dedektör kullanılarak yapılabilir. Ancak, bir yıldızın parlaklığını kadir cinsinden belirlerken karşılaştırma için parlaklığı bilinen bir yıldız kullanmak gerekliliği Pogson ifadesinden de görülmektedir. Bir başlangıç noktasına ihtiyaç duyulacağı açıktır. Bu başlangıç noktası sistemin sıfır noktasıdır ve bu noktayı temsil etmek üzere bir ya da birkaç yıldız seçmek gereklidir. Bu yıldızlara standart yıldızlar denir. Bu standart yıldızlardan biri Vega'dır. Diyelim ki Vega'nın parlaklığı 0 olsun. (UBVRI standart fotometrik sisteminde Vega'nın V bandındaki parlaklığı 0.03 kadirdir. Konuyu daha iyi anlatabilmek ve işlem basitliği açısından parlaklığı 0 alınmıştır.) Bu durumda Pogson ifadesi

$$m_* = - 2.5 \log (f_* / f_{\text{vega}})$$

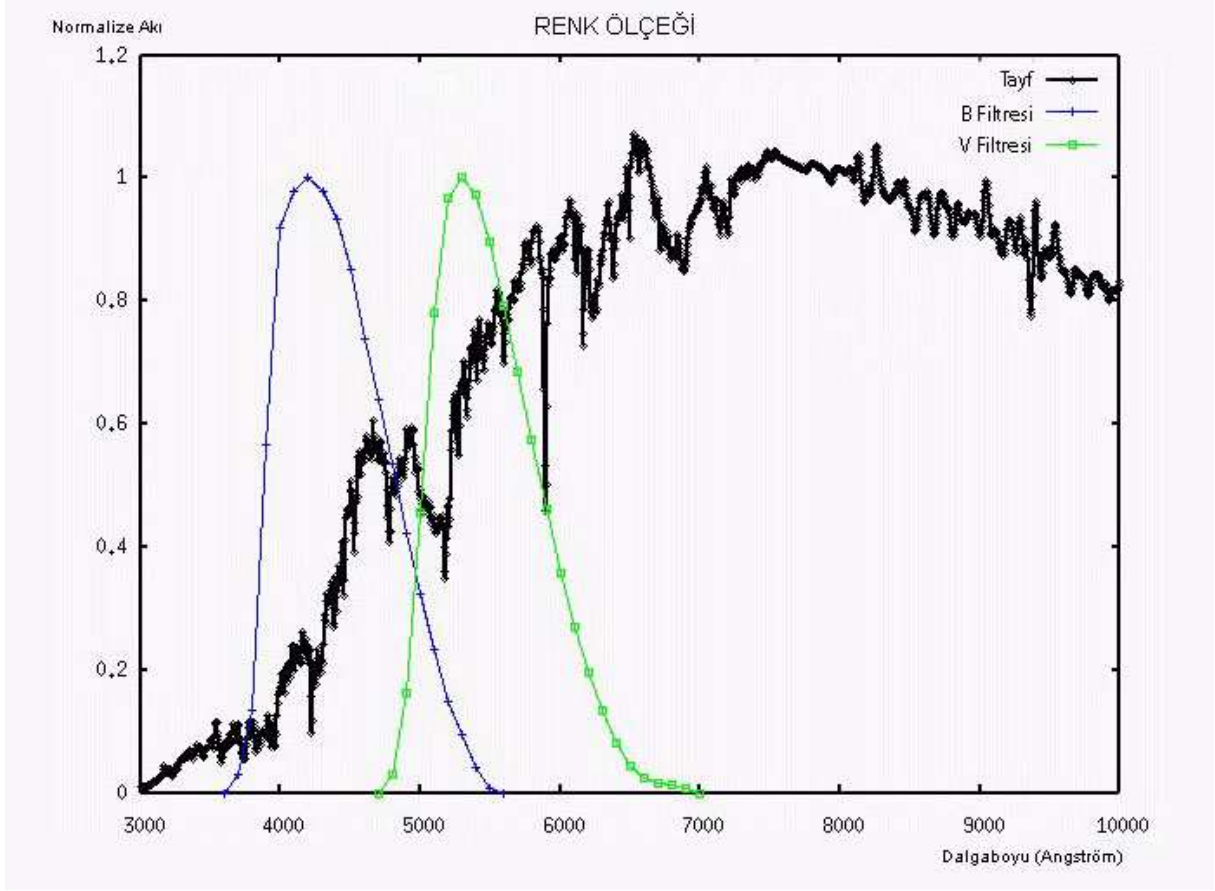
şekline dönüşür. Burada  $m_*$  ve  $f_*$ , yıldızın parlaklığı ve görünür akısı,  $f_{\text{vega}}$  ise Vega yıldızının görünür akısıdır. Bu parlaklıklar, görünür akıya, başka bir deyişle yıldızın bize ne kadar parlak görüldüğüne dayandığı için görünür parlaklıklardır. Yıldızın mutlak parlaklığı, ancak uzaklığı ve ışığın geçtiği ortam tarafından ne kadar sönmüldüğü tam olarak bilindiğinde hesap edilebilir.

## 4.2. Renk

Bir yıldızın bir banttaki parlaklığı, onun belirli bir dalgaboyu aralığında integre edilmiş parlaklığıdır. Örneğin, bir yıldızın görsel parlaklığı onun kabaca merkezi 5500 Å olan ve 1000 Å'lük bir dalgaboyu aralığında integre edilen parlaklığıdır ve  $m_V$  ya da sadece V harfi ile gösterilir. Benzer şekilde bir yıldızın B bandındaki parlaklığı da merkezi kabaca 4400 Å olan ve 1000 Å'lük bir dalgaboyu aralığından integre edilen parlaklığıdır ve  $m_B$  ya da sadece B harfi ile gösterilir.

Bir yıldızın renk ölçeği iki ayrı banttaki parlaklıkları arasındaki fark olarak tanımlanır ve onun sıcaklığı hakkında fikir verir (Şekil 6). Örneğin, bir yıldızın B – V renk ölçeği onun B bandındaki parlaklığı ( $m_B$ ) ile V bandındaki parlaklığı ( $m_V$ ) arasındaki farktır.

$$B - V = m_B - m_V$$



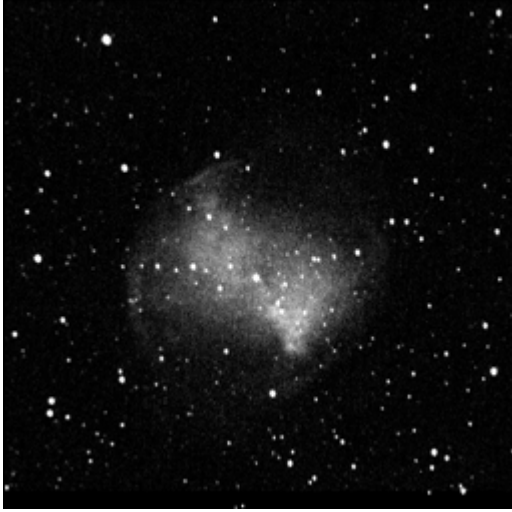
Şekil 6. Renk Ölçeği (<http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/color/>)

## 5. STANDART FOTOMETRİK SİSTEMLER

### 5.1. Standart Fotometrik Sistemlere Duyulan İhtiyaç

Astronomide fotometrik sistem, geçirgenliğinin dalga boyu ile değişimi ve geçirgen olduğu dalga boyu aralığı iyi tanımlanmış bir grup filtreye denir ([www.wikipedia.org](http://www.wikipedia.org)). Bu tanım bütünüyle doğru değildir. Bir fotometrik sistemin duyarlılığı kullanılan filtrelerin geçirgenlikleri ile sınırlı değildir. Kullanılan dedektörün cevap eğrisi, kullanılan teleskopun tüm optik elemanlarının yansıtma ve geçirgenlik eğrileri ve hatta gözlemlerin yapıldığı rakım dahi bir fotometrik sistemin hangi dalga boylarında ne kadar duyarlı olduğunu etkiler.

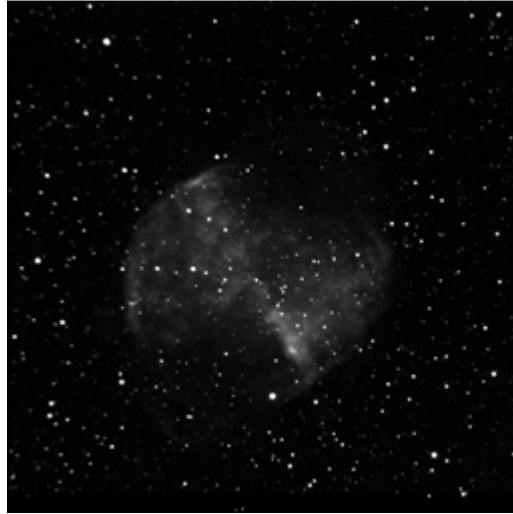
Gökyüzünün belirli bir bölgesinin farklı filtrelerle çekilmiş fotoğraflarını gördüyseniz bazı yıldızların bazı filtrelerde daha parlak görünürken diğerlerinde daha sönük görüldüğünü farketmiş olmalısınız (Şekil 7).



B Filtresi



V Filtresi



R Filtresi

**Şekil 7.** M27 Dumbbell Bulutsusu'nun Farklı Filtrelerle Çekilmiş Görüntüleri  
Ankara Üniversitesi Rasathanesi  
T-40 Kreiken Teleskopu, 2007

Bazı bulutsular, kırmızı filtre kullanılarak çekilen görüntülerde (basit tanımıyla, elektromanyetik tayfın görünür bölgesinin en uzun dalgaboyu kısmına duyarlı filtre) daha parlakken, pek çok gökadanın mavi filtre ile çekilmiş görüntüleri daha parlaktır. Astronomlar, değişen yıldız gözlemlerinde bir değişen yıldızın parlaklığının farklı filtrelerle gözlemlendiğinde



farklı miktarlarda değiştiğini uzun zaman önce farkettiler ve bu farkların yıldızın hangi özellikleri tarafından belirlendiğini düşünmeye başladılar.

Rengin de dikkate alındığı ilk parlaklık sınıflaması sistemleri görsel ve fotoğrafik parlaklıklar üzerine inşa edilmeye çalışıldı. Fotoğrafik parlaklık, fotoğraf plakları ya da filmleri üzerinden ölçülen parlaklığa deniyordu ve bu dedektörler görsel bölgenin mavi tarafına daha duyarlıydı. Fotoğrafçılıkta kullanılan teknolojilerin ve materyallerin gelişimine bağlı olarak zamanla görsel bölgenin başka dalgaboyu aralıklarına duyarlı filmler üretmek de mümkün oldu. Bunlardan gözün en duyarlı olduğu 5500 Å'ün merkezde olduğu dalgaboyu aralığına duyarlı fotoğraf filmleriyle ölçülen parlaklıklar fotogörsel (photovisual) parlaklık olarak adlandırıldı. Bu tanım, gözle belirlenen ve görsel bölge denilen dalgaboyu aralığının tümünden elde edilen görsel parlaklık tanımlamasından farklılığın vurgulanması için yapıldı.

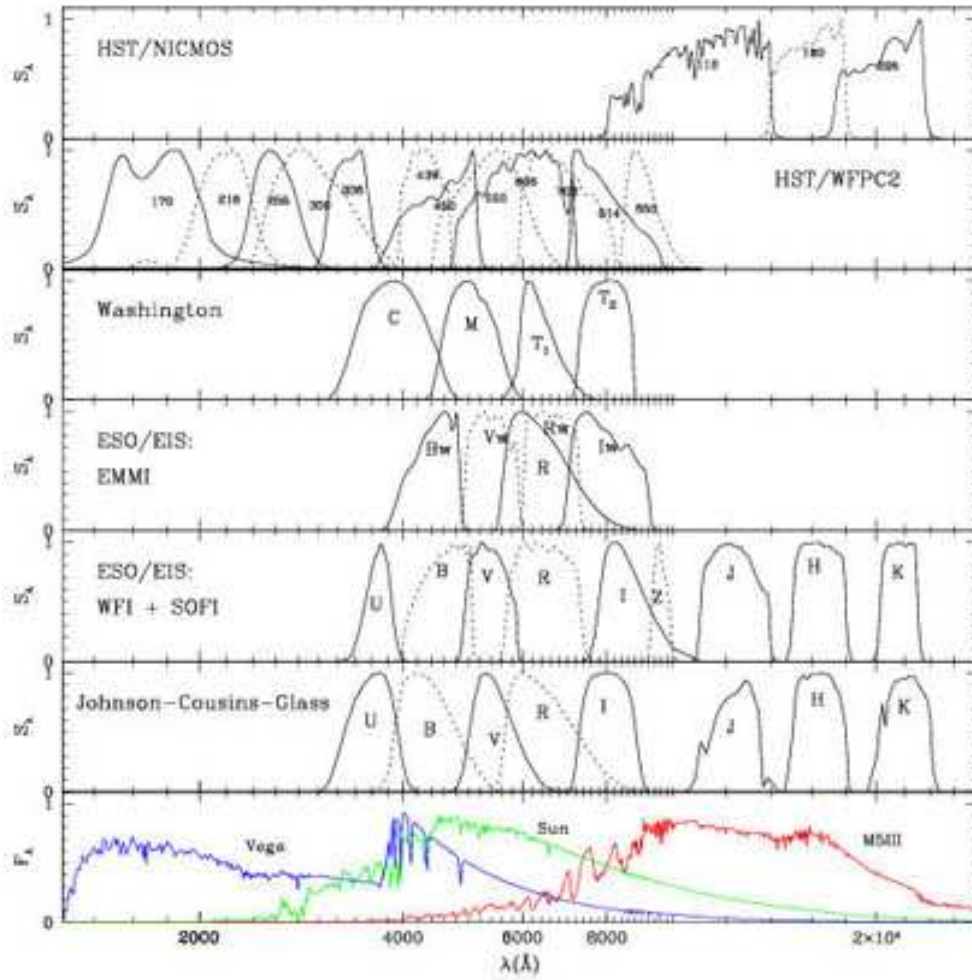
Uzun yıllar boyunca, bu fotoğrafik ve fotogörsel parlaklıklar kullanılmış, daha sonra görsel bölgenin kırmızı tarafına duyarlı fotoğraf filmlerinin yapılmasıyla gök cisimlerine ilişkin üç farklı parlaklık değerinin verilmesi alışkanlığı oluşmuştur. Ancak gök cisimlerinin fiziksel parametrelerinin saptanmasında üç parlaklık ya da bu parlaklıklardan elde edilen üç renk yeterli değildi. Ayrıca, fotoğraf filmlerinin duyarlı olduğu dalgaboyu aralığı ve duyarlılığın maksimum olduğu dalgaboyu da filmde filme değişiklik gösteriyordu.

Fotokatlandırıcı tüplerin icadı astronominin yapılma şeklini değiştirdi. “Teleskoplar ve Dedektörler” bölümünde çalışma prensipleri anlatılan fotokatlandırıcı tüplerin de duyarlılıkları dalgaboyu ile değişiyordu ve farklı fotokatlandırıcı tüplerle yapılan gözlemlerin karşılaştırılabilmesi için bir sistemin geliştirilmesi zorunluluğu ortaya çıktı.

## **5.2. Fotometrik Sistemler**

Bu tür sistemler, pek çok farklı türden dedektör ve filtre kombinasyonları kullanılarak pek çok farklı astronom tarafından geliştirildi. Fotometrik sistemler, gözlenen cisme ilişkin fiziksel parametreler (sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, metal bolluğu gibi) konusunda bilgi edinilmesini sağlar. Belirlenen fiziksel parametrenin niteliği ve duyarlılığı sistemden sisteme değişiklik gösterir. Ayrıca gözlenen cismin niteliği de önemlidir; bazı sistemler sıcak yıldızların gözlemlerinde kullanılırken bazıları soğuk yıldızların gözlemlerinde kullanılır.

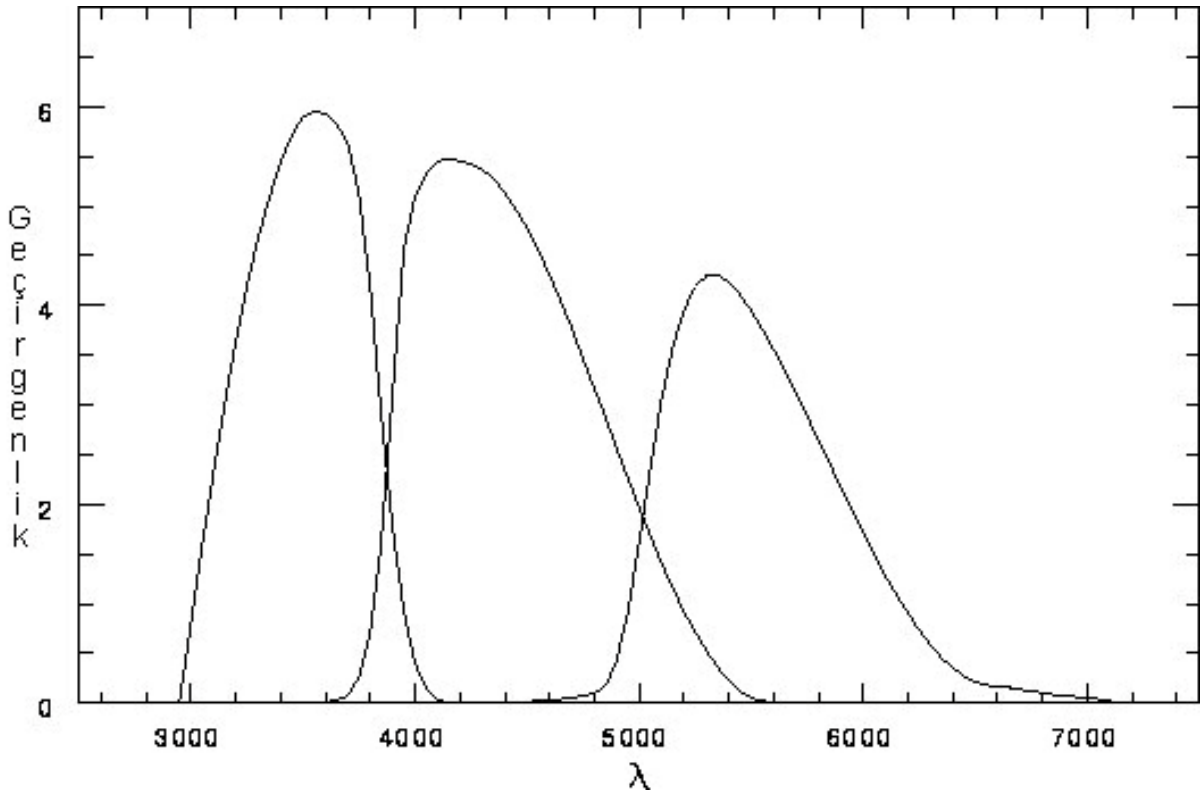
Fotometrik sistemler üç ana kategoriye ayrılabilir: Geniş bant (wide band) sistemler (duyarlı oldukları dalgaboyu aralıkları  $400 \text{ \AA} < \lambda < 1000 \text{ \AA}$  sistemler), orta bant (intermediate band) sistemler (duyarlı oldukları dalgaboyu aralıkları  $70 \text{ \AA} < \lambda < 400 \text{ \AA}$  sistemler) ve dar bant (narrow band) sistemler (duyarlı oldukları dalgaboyu aralıkları  $\lambda < 70 \text{ \AA}$  sistemler). Bu sistemlere ek olarak bir de çok geniş (ultrawide band) sistemler bulunmaktadır. Bu sistemler, Sloan, Hipparcos gibi otomatik gökyüzü tarama projelerinde kullanılmaktadır. Ayrıca fotometrik sistemler kullanıcıların katkılarına açık ve kapalı olmalarına göre açık (open) ve kapalı (closed) sistemler olarak da sınıflandırılmaktadır (Bessell, M.S., “*Standard Photometric Systems*”, ARA&A., 2005). Şekil 8’de çok kullanılan bazı fotometrik sistemlerin geçirgenlik eğrileri verilmektedir.



Şekil 8. Bazı fotometrik sistemler (Girardi ve ark. , 2002, A&A, 391, 195.)

### 5.2.1. Johnson – Morgan Standart Fotometrik Sistemi

1950'lerde H.L.Johnson ve W.W. Morgan günümüze kadar en sık kullanılan fotometrik sistemi geliştirdiler ve 1P21 fotokatlandırıcı tüpü ve dalgaboyu aralığı özenle belirlenmiş filtreler kullanarak UBV fotometrik sistemini yarattılar. Sistem üç geniş bant filtreye dayanıyordu. U bandı'nın maksimum duyarlılığı 3500 Å ve duyarlı olduğu dalgaboyu aralığı görsel bölgenin mor tarafı ve yakın moröte bölgesidir. B bandının duyarlılığının maksimum olduğu dalgaboyu 4300 Å, V bandının ki ise 5500 Å'dür. Bantların genişliği 1000 Å civarındadır. Şekil 9'da orjinal Johnson-Morgan standart fotometrik sisteminin duyarlılık eğrileri verilmektedir.



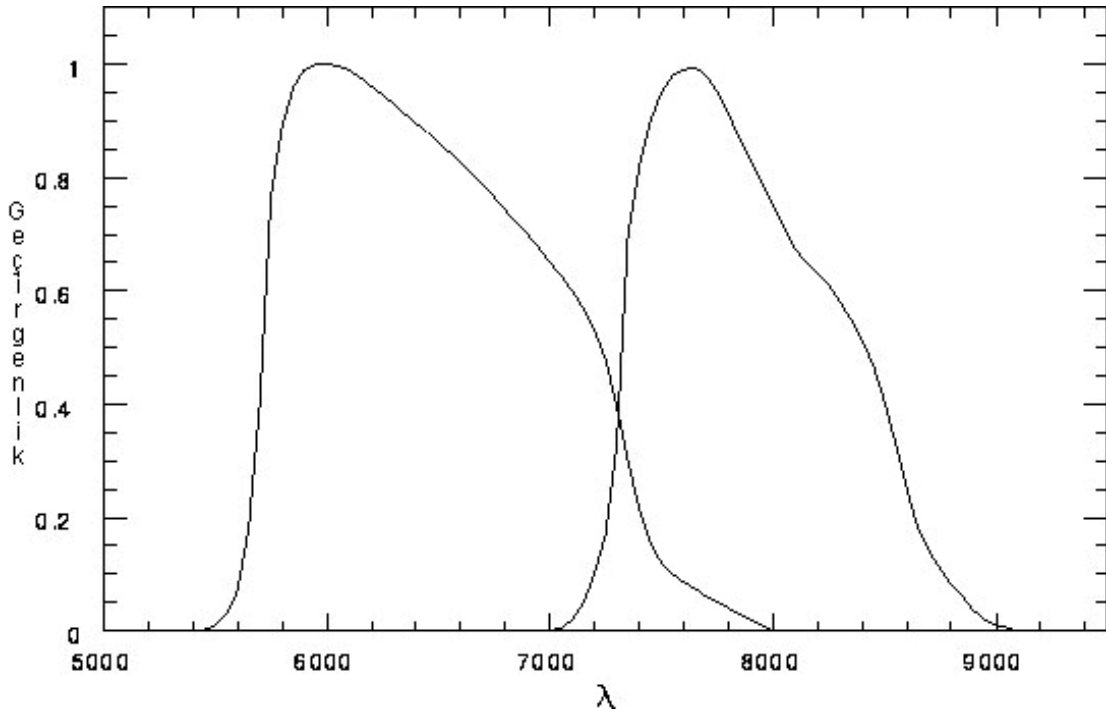
Şekil 9. Johnson – Morgan Fotometrik Sistemi Geçirgenlik Eğrileri  
(<http://obswww.unige.ch/gcpd>)

Bu dalgaboyu aralıkları gelişigüzel seçilmemiştir. V bandı fotogörsel parlaklığı, B bandı fotoğrafik parlaklığı esas alır. Orjinal sistemde, B bandı iki filtreden oluşur, bu filtrelerden biri kısa dalgaboyu ve Balmer süreksizliğinden gelen katkıyı bloke etmek için kullanılır. B bandından daha kısa dalgaboyları için sisteme dahil edilen U bandında ise, orjinal sistemde kullanılan U filtresi bir miktar kırmızı (uzun dalgaboylu) ışığı sızdırdığı için bu ışığı bloke

eden ikinci bir filtre kullanmak ya da bu sızıntıyı ayrıca ölçüp gözlemlerden çıkarmak gerekir (Golay, M., Thornley, G.J., "Introduction to Astronomical Photometry", 1974).

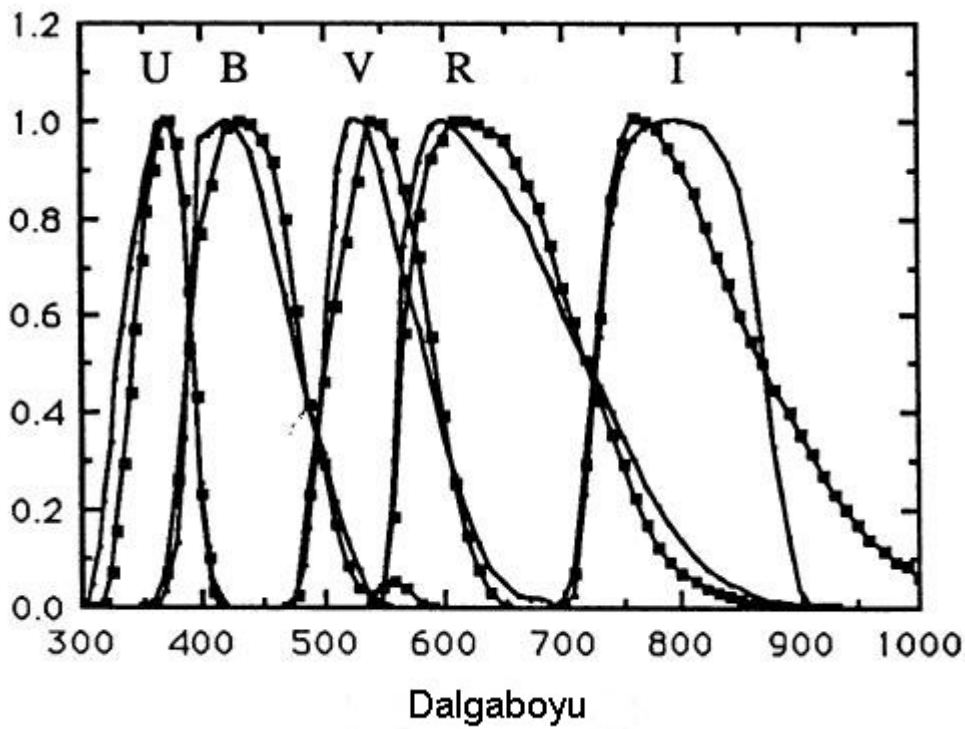
U bandında yaşanan önemli bir problem bandın kısa dalgaboyu tarafındaki sınırının filtre ve dedektör tarafından değil, atmosfer tarafından belirlenmesidir. Gözlemevinin yüksekliği ve diğer atmosferik koşullar atmosferin ne kadar morötesi (UV) ışığı bloke ettiğini belirler. Bu nedenle, orjinal UBV sistemindeki U bandı parlaklığını belirlemek güç olur. Sık kullanılan CCD çipleri de U bandında verimli çalışmazlar. Bundan dolayı makul sinyal/gürültü (S/N) oranlarına ulaşabilmek için uzun poz süreleri vermek gerekir.

Johnson, standart fotometrik sistemini geliştirirken 10 standart yıldızdan faydalanmıştır. Johnson, daha sonra sisteme 6700 Å merkezli R ve 8000 Å merkezli I bantlarını da ekleyerek görsel bölgenin kızılötesi (IR) tarafında da kullanılacak şekilde sistemini geliştirmiştir. 1973'te Cousins, I ve R bantları için daha etkin fotokatlandırıcı tüp ve filtreler kullanmış ve 6500 Å merkezli R<sub>c</sub> ve 8000 Å merkezli I<sub>c</sub> bantlarıyla sistemi geliştirmiştir (Şekil 10). Oluşan bu fotometrik sistem standart Johnson-Cousins fotometrik sistemi olarak adlandırılır. Standart Johnson sistemi ile ölçülen R ve I parlaklıkları ile Johnson-Cousins sistemi ile ölçülen R ve I parlaklıkları aynı değildir. Bu nedenle, Johnson-Cousins sistemindeki parlaklıklar R<sub>c</sub> ve I<sub>c</sub> harfleriyle gösterilir.



**Şekil 10.** Cousins tarafından Johnson-Morgan UBV fotometrik sistemine eklenen filtreler (<http://obswww.unige.ch/gcpd>)

1990 yılında Bessell, CCD'lerle yapılan gözlemlerde, bu dedektörlerin maviye daha duyarlı olması nedeniyle, Johnson-Cousins fotometrik sistemindeki parlaklıkları elde edebilmek için bir dizi filtre geliştirme ihtiyacı duydu (Bessell, M. S., "UBVRI passbands", PASP, 1990). Günümüzde pek çok filtre üreticisi bu filtre setini satmaktadır. Şekil 11'de Bessell'in bir GEC CCD dedektör kullanarak geliştirdiği fotometrik sistemin geçirgenlik eğrileri, üzerinde noktalar bulunan eğriler ile; Johnson-Cousins standart UBVRI sisteminin geçirgenlik eğrileri ise, üzerinde nokta bulunmayan eğriler ile gösterilmektedir.



**Şekil 11.** Bessell'in bir CCD dedektör kullanarak geliştirdiği UBVRI fotometrik sisteminin geçirgenlik eğrileri üzerinde noktalar bulunan eğriler ile gösterilmektedir. Karşılaştırma için standart Johnson-Cousins sisteminin geçirgenlik eğrileri üzerinde noktalar bulunmayan eğriler ile gösterilmiştir. (Bessell, M. S., "UBVRI passbands", PASP, 1990)

### 5.2.1.1. UVBRI Standart Fotometrik Sistemi ve Yıldızların Fiziksel Parametreleri

#### Renk ölçeği - Sıcaklık

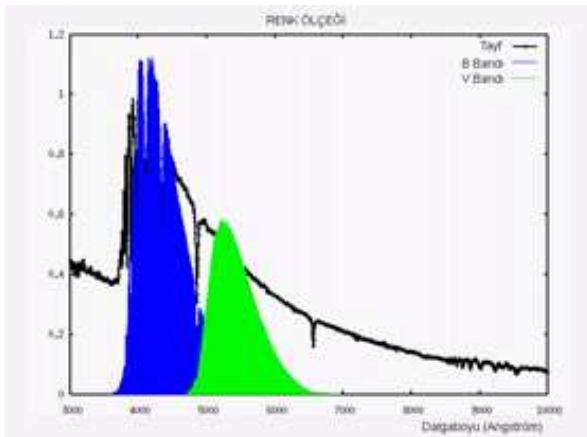
Pogson ifadesini bir yıldızın B – V renk ölçeğini hesaplamak için kullanabiliriz.

$$B - V = m_B - m_V = - 2.5 \log (f_B / f_V) + \text{sabit}$$

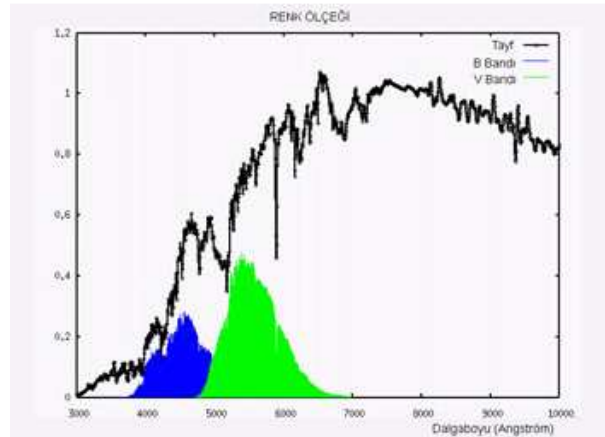
Eşitlikteki sabit, renk sisteminin sıfır noktasının tanımından kaynaklanmaktadır. Yani,  $B - V = 0.00$  olduğunda  $f_B = f_V$  değildir. Renk sistemi tanımlanırken içlerinde Vega'nın da olduğu A tayf türünden bir grup yıldız alınıp bu yıldızların ortalama renkleri  $0^m$  olarak tanımlanmıştır. Oysa, A tayf türünden bir yıldız için  $f_B = f_V$  değildir.

Vega için  $f_B = f_V$  olmadığı halde B – V renk ölçeği değeri tanımı gereği  $0^m.00$ 'dir. Vega'dan daha soğuk olan Güneş'in B – V renk ölçeği değeri  $0^m.63$ 'tür. En mavi (en sıcak) yıldızlar için renk ölçeği değeri  $-0^m.3$  civarındadır. Orion takımı yıldızının meşhur kırmızı üyesi Betelgeuse yıldızının renk ölçeği değeri  $1^m.54$ 'tür. Böylece bir yıldızın renk ölçeği hesaplandıktan sonra, onun Vega'dan ne kadar mavi ve sıcak (negatif değerler için) ya da ne kadar kırmızı (pozitif değerler için) ve soğuk olduğu belirlenmiş olur. Bir yıldızın rengi, onun yüzey sıcaklığının bir ölçütüdür. Mavi yıldızlar sıcak, kırmızı yıldızlar ise soğuk yıldızlardır.

Şekil 12'de etkin sıcaklıkları farklı iki yıldız için B – V renk ölçeğinin karşılaştırması yapılmaktadır.



Sıcak Yıldız  
 $B - V < 0$



Soğuk Yıldız  
 $B - V > 0$

**Şekil 12.** Etkin sıcaklıkları farklı iki yıldız için B – V renk ölçeğinin karşılaştırması  
Michael Richmond, "Astronomical Colour" <http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/color/>

İki yıldızın B ve V bantlarındaki parlaklıklarını ölçmek için filtrelerin geçirgenlik eğrileri ile gözlenmiş tayfların konvolüsyonuna ihtiyaç duyulmaktadır. Konvolüsyon işlemi sonrası, B ve V bantlarındaki parlaklıklara Şekil 12’de gösterilen alanlar karşılık gelecektir.

Bu alanlar karşılaştırıldığında sıcak bir yıldızın B bandında daha parlak ( $m_B$  küçük), soğuk bir yıldızın ise V bandında daha parlak oldukları alanlardan görülmektedir. A0 tayf türünden bir anakol yıldızı için bu alanlar yaklaşık olarak eşittir. İşte bu temel yaklaşımdan hareketle yıldızın sıcaklığı bulunabilmektedir. B ve V bantlarındaki parlaklıkların kullanılma gerekçesi, her iki bandın maksimum duyarlı olduğu dalgaboyunun A0 V tayf türünden bir yıldızda sürekliliğe denk gelmesi, Balmer süreksizliğinden ektilenmemeleri, atmosferik koşullardan daha kısa ve daha uzun dalgaboyları kadar etkilenmemeleri gibi nedenlerdir. Bu nedenlerle geniş bant fotometride sıcaklık belirlemek için astronomlar B – V renk ölçeğinden sıklıkla faydalanmışlardır.

Bu şekilde, bir yıldızın B ve V bantlarında yapılan fotometrik gözlemlerden belirlenen sıcaklığına renk sıcaklığı denir. Benzer bir kalibrasyon U – B renk ölçeği kullanılarak da yapılabilir. Ancak, U bandındaki problemler nedeniyle astronomlar, sıcaklık belirlerken en çok B – V renk ölçeğinden faydalanmışlardır.

### **5.2.2. Strömgren Fotometrik Sistemi**

Strömgren Fotometrik Sistemi, Bengt Strömgren tarafından 1951 yılında B, A ve F tayf türünden yıldızların fotometrik gözlemleri için geliştirilen, daha sonra diğer tayf türünden yıldızları da içerecek şekilde kendisi ve David L. Crawford tarafından üzerinde değişiklikler yapılan 4 bant fotometrik sistemdir. Kullanılan filtreler, duyarlı oldukları dalgaboyu aralıkları, duyarlılıklarının maksimum olduğu dalgaboyları Tablo 1’de verilmiştir. 300 Å’den daha büyük olmayan filtre genişlikleri gözönüne alındığında sistemin orta bant (intermediate band) bir fotometrik sistem olduğu görülmektedir.

**Tablo 1.** Strömngren Fotometrik Sistemi (<http://obswww.unige.ch/gcpd>)

Filtre	Merkezi Dalgaboyu (Å)	Dalgaboyu Genişliği (Å)
u	3500	300
b	4110	190
v	4670	180
y	5470	230
H (geniş)	4850	129
H (dar)	4858	29

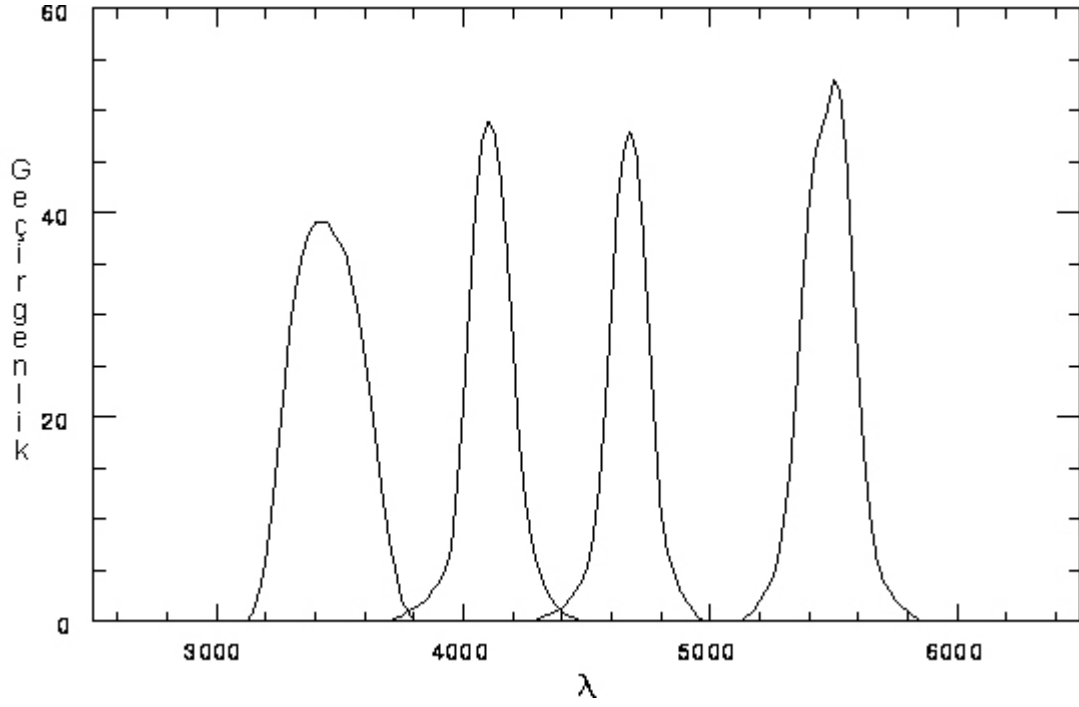
İlk dört bant, klasik uvby Strömngren fotometrik sistemini oluşturmaktadır. Sistem genellikle H $\beta$  fotometrik sistemi ile birlikte kullanılır. Crawford ve Mander (1966) tarafından verilen sistem, H $\beta$  civarında biri orta bant (beta wide) diğeri dar bant iki ayrı filtrenin kullanılmasına dayanır. Bu iki banttaki parlaklıkların farkı  $\beta$  parametresi olarak adlandırılır. Bu parametre H $\beta$  çizgisinin eşdeğer genişliğinin bir ölçüsüdür. Strömngren fotometrik sisteminde v filtresi  $\lambda 4101$ 'deki H $\beta$  çizgisinden etkilenir.  $\beta$  parametresi bu etkiyi gidermek için kullanılır.

Strömngren bantlarının duyarlılık eğrileri Şekil 13'te verilmektedir. H $\beta$  civarındaki bantların duyarlılık eğrileri ise Şekil 14'te verilmektedir.

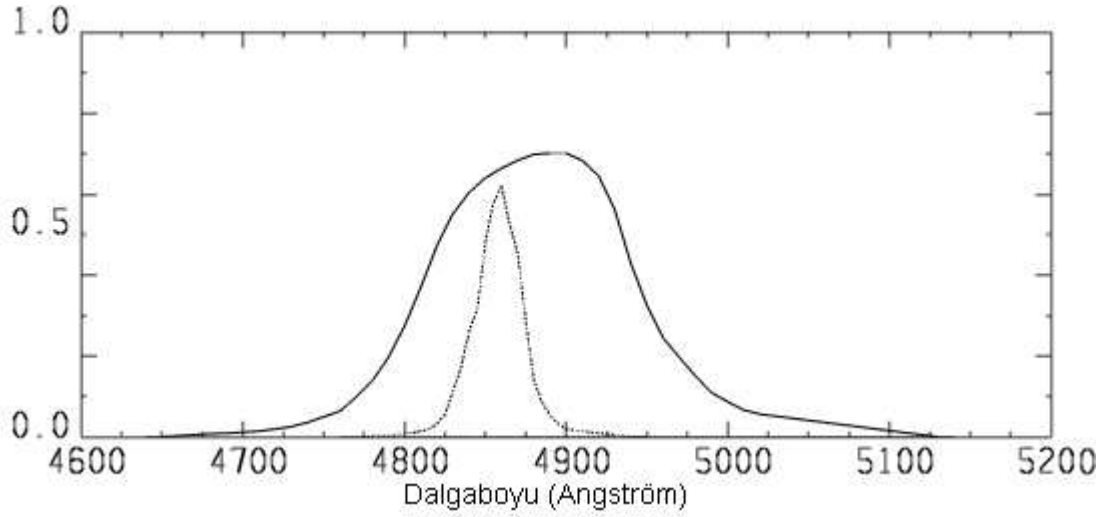
### 5.2.2.1. Strömngren Fotometrik Sistemi ve Yıldızların Fiziksel Parametreleri

Soğuk yıldızlar V bandında zayıf pek çok tayfsal çizgiye sahiptir. Bu çizgiler, yıldızın ışınımında gözardı edilemeyecek bir azalmaya neden olur. Bundan yararlanarak yıldızın kimyasal kompozisyonuna ilişkin fotometrik parametreler geliştirmek mümkün olmuştur. F ve G tayf türünden yıldızlar için bu zayıf çizgiler b ve y bantlarında ışınımın yaklaşık aynı miktarda azalmasına sebep olur. Bu nedenle b – y renk ölçeği, yıldızın tayfındaki çizgilerden pratikte bağımsız hale gelir ve etkin sıcaklığın belirteci olarak kullanılabilir.



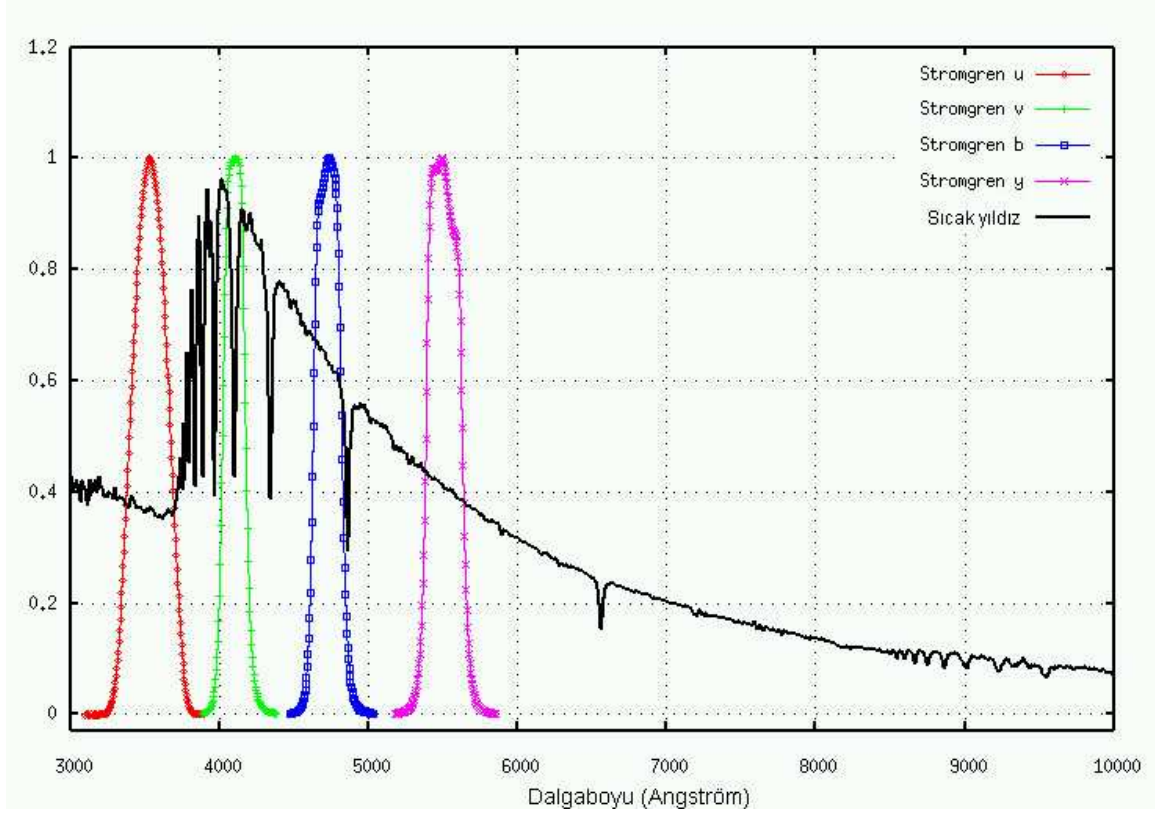


**Şekil 13.** Strömgren uvby Standart Fotometrik Sistemi (<http://obswww.unige.ch/gcpd>)



**Şekil 14.** Strömgren uvby Standart Fotometrik Sistemiyle Birlikte Kullanılan H $\beta$  Filtrelerinin Geçirgenlik Eğrileri. Kesikli eğri dar bant H $\beta$  filtresini göstermektedir. (<http://obswww.unige.ch/gcpd>)

Sıcak bir yıldız için gözlenmiş tayf ve Strömgren filtrelerinin normalize duyarlılık eğrileri Şekil 15'te verilmektedir.



**Şekil 15.** Strömgen uvby sistemi ve sıcak bir yıldızın tayfı (Michael Richmond, “Astronomical Colour” <http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/color/>)

Strömgen, Balmer süreksizliğinin bir ölçütü olarak  $c1 = (u - v) - (v - b) = u - 2v + b$ , çizgilerce ışınımın azaltılmasının bir ölçütü olarak da  $m1 = (v - b) - (b - y) = v - 2b + y$  parametrelerini tanımlamıştır. Bu parametrelerin kızarmadan arındırılmış formları  $[c1] = c1 - 0.20 (b - y)$  ve  $[m1] = m1 + 0.18 (b - y)$  olarak verilmiştir.

Özet olarak, u v b y fotometrik sistemi ve ona ek olarak kullanılan H $\beta$  filtreleriyle yapılan gözlemlerde:

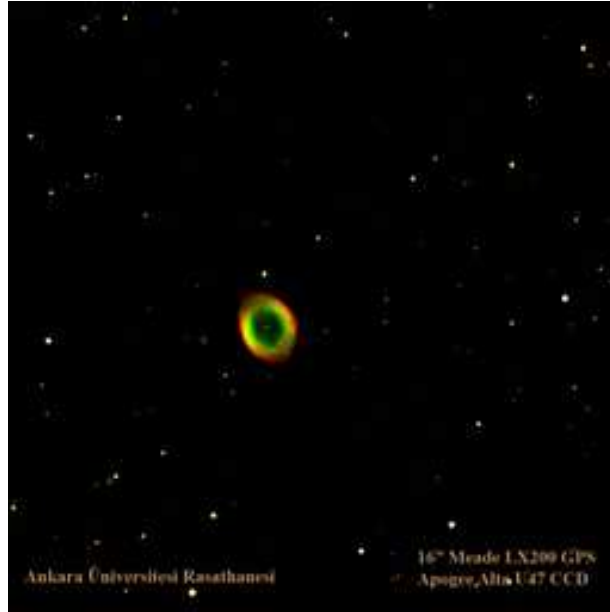
- |                     |   |
|---------------------|---|
| $\beta$ parametresi | : O'dan A'ya kadar yıldızlar için ışınım sınıfı ölçütü<br>A'dan G'ye kadar yıldızlar için sıcaklık ölçütü                           |
| c1 parametresi      | : O'dan A'ya kadar yıldızlar için sıcaklık ölçütü<br>A'dan F'ye kadar yıldızlar için ışınım sınıfı ölçütü                           |
| m1 parametresi      | : A tayf türü civarında metal bolluğu ve kimyasal tuhaflık ölçütü<br>F'den G'ye'ye kadar yıldızlar için kimyasal kompozisyon ölçütü |

olarak kullanılmaktadır (Golay, M., Thornley, G.J., “Introduction to Astronomical Photometry”, 1974).

### 5.2.3. RGB Filtreler

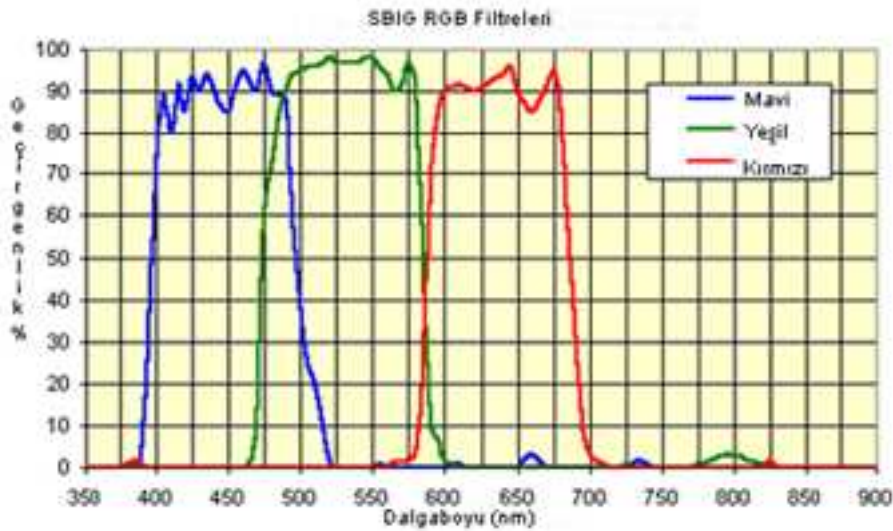
İnternette ve dergilerde gördüğümüz derin uzay cisimlerine ilişkin fotoğraflar (Şekil 16) insan gözünün dalgaboyu duyarlılığı dikkate alınarak çekilir. Astronomide kullanılan CCD kameralar monokromatiktir; yani görüntüleri renkli kaydetmezler. Ancak gerek derin uzay cisimlerini, gerek güneş sistemi objelerini bizim için doğal olan renkleriyle, yani gözümüzün duyarlı olduğu dalgaboyu aralığındaki renkleriyle görebilmek isteriz.

Derin uzay cisimleri derken bizden çok uzakta olan bulutsuları, yıldız oluşum bölgelerini ve gökadalara kastediyoruz. Bu cisimler bizden uzaklıkları nedeniyle çok sönüktür. Gözümüzün ışık biriktirme gibi bir yetisi olmadığından, en büyük teleskoplarla dahi bu gökcisimlerine baksak istediğimiz görüntüleri elde etmek mümkün olmayabilir. CCD dedektörlerin ise ışığı biriktirme özellikleri vardır. Bunun için dedektörün önündeki diyaframı belirli bir süre açık tutmak yeterli olacaktır. Bu süreye poz süresi denir. Bu sürede dedektörün üzerine çok fazla ışık düşmesi durumunda CCD hücreleri doyacak ve gelen ışığın bir bölümüne cevap veremeyecek, böylece cismin ışığına ilişkin bilgi kaybolacaktır. Süre çok düşük seçilirse bu kez az miktarda ışık alınacağı için sinyal/gürültü oranı düşük kalacağından istenen görüntü elde edilemeyebilir. Poz süresini belirlerken teleskobun takip duyarlılığı da çok önemlidir. Bu süre boyunca teleskobun hep cismi dedektör üzerinde aynı yere odaklayacak şekilde cismi takip etmesi gereklidir ki bu, teleskobun mekanik ve elektroniğinin ne kadar duyarlı olduğuna bağlıdır.



**Şekil 16.** Yüzük Bulutsusu  
Ankara Üniversitesi Rasathanesi

Uygun poz süresiyle istenen parlaklıkta cismin görüntüsünü elde etmek mümkün olabilecektir. Ancak, görüntünün gözümüzün alıştığı doğal renklerinde olmasını istiyorsak bunu sadece CCD kamera ile elde etmek mümkün değildir. Tabii bu şekilde çalışan SkyImager™ gibi renkli ve gerçek zamanlı çekim yapan kameralar vardır ancak burada sözünü ettiğimiz CCD kameralar, Ankara Üniversitesi Rasathanesi T40 (Kreiken) teleskobunda kullanılan CCD dedektörü gibi, bilimsel amaçlı kullanılan monokromatik dedektörlerdir. Bu dedektörleri kullanarak doğal renklerde görüntüler elde etmek için görünür dalgaboyu aralığının kırmızı tarafına duyarlı R (red), dalgaboyu duyarlılığının maksimumu yeşil rengine denk gelen G (green) ve görünür dalgaboyu aralığının mavi tarafına duyarlı B (blue) filtrelerle ayrı ayrı görüntüler almak ve bunları birleştirmek gereklidir. Bu görüntülerin nasıl alınacağı ve nasıl birleştirileceği astrofotografçılık bölümünde detaylarıyla anlatılmaktadır. Kullanılan filtrelerin duyarlılık eğrileri Şekil 17'de verilmektedir.

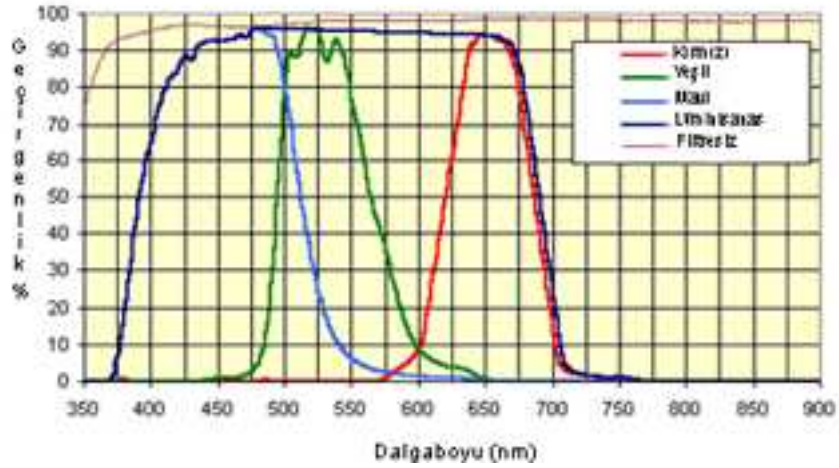


Şekil 17. SBIG RGB Filtreleri

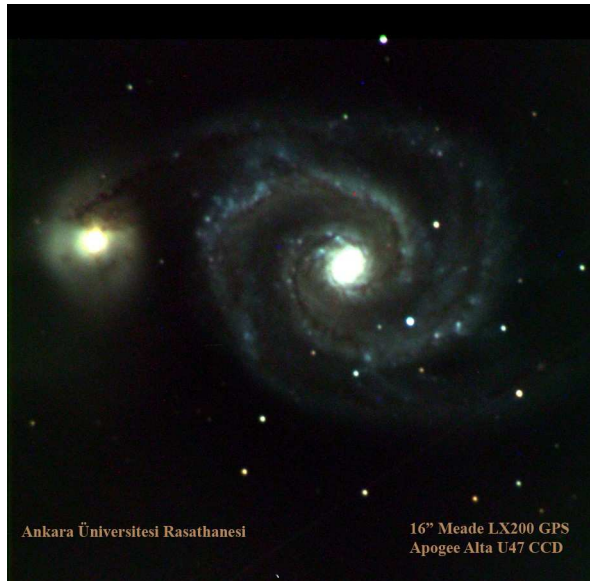
<http://www.lancs.ac.uk/users/spc/resources/observatory/specs.htm>

RGB standart bir fotometrik sistem değildir. Bu nedenle, bilimsel gözlemlerde kullanılmaz. Ancak, gökyüzü fotoğrafçılığı için en ideal sonuçlar bir RGB filtre seti kullanılarak elde edilir. Aşağıda Whirlpool Gökadasının Ankara Üniversitesi Rasathanesi'ndeki T40 teleskobuyla ve RGB filtre seti kullanılarak elde edilen bir görüntüsü yer almaktadır (Şekil 19). RGB filtrelerine ek olarak gözümüzün duyarlı olmadığı morötesi (UV) ve kızılötesi (IR) ışığı bloke eden lüminisans (L) filtreleri ile ışık kirliliğinin etkisini azaltan ışık kirliliği filtreleri de yaygın olarak kullanılmaktadır. Ayrıca görüntülerde istendiğinde örneğin bir bulutsunun bazı bölgelerini ön plana çıkarmak için H $\beta$  ya da H $\alpha$  filtreleri, bütün cisimlerin

ışığı eşit miktarda düşürmek için nötral filtreler (neutral density filters), sisin etkisini gidermek için sis filtreleri gibi özel filtreler kullanmak ve hiç bir filtre kullanmaksızın (clear, C) görüntüler almak da sık uygulanan yöntemlerdir (Şekil 18).



**Şekil 18.** Astrodon RGB filtreleri ve ek olarak L filtresi  
<http://www.lancs.ac.uk/users/spc/resources/observatory/specs.htm>



**Şekil 19.** Whirlpool Gökadası  
Ankara Üniversitesi Rasathanesi

#### 5.2.4. Diğer Fotometrik Sistemler:

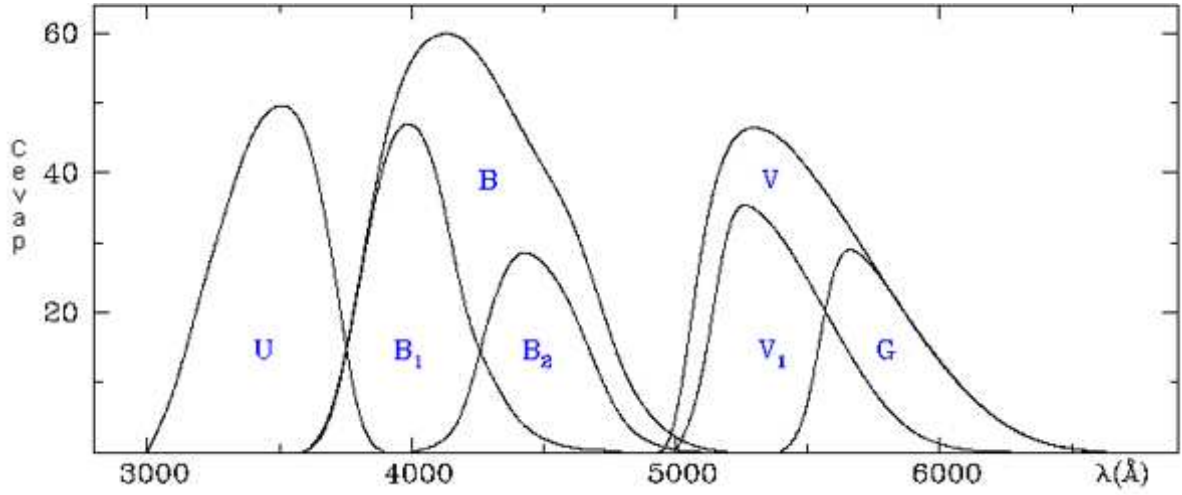
Bugüne kadar başka pek çok fotometrik sistem tanımlanmış ve kullanılmıştır. Ankara Üniversitesi Rasathanesi 'nde yapılan gözlemlerde de kullanılan fotometrik sistemler, en sık kullanılan Johnson fotometrik sisteminden yararlanarak geliştirilen Bessell fotometrik sistemi ve orta bant Strömngren fotometrik sistemidir. Bunların dışında, farklı amaçlarla geliştirilmiş dar, orta, geniş ve uzay teleskopları ve otomatik araştırma projeleri için geliştirilmiş çok geniş (ultrawide band) bant fotometrik sistemler bulunmaktadır.

##### 5.2.4.1. Cenevre 7 Bant Fotometrik Sistemi

1963'ten beri Cenevre Gözlemevi'nde kullanılan fotometrik sistemdir. Sistemden elde edilen parametreler yıldızların sınıflandırılması, kimyasal kompozisyon, dönme ve yıldızlararası sönmüleme gibi bazı parametrelerin elde edilmesi için kullanılmaktadır. Golay tarafından 1972'de geliştirilmiştir. Kullanılan filtreler, merkezi dalgaboyları ve genişlikleri Tablo 2'de özetlenmiştir ve geçirgenlik eğrileri Şekil 20'de verilmiştir.

**Tablo 2.** Cenevre Fotometrik Sistemi (<http://obswww.unige.ch/gcpd>)

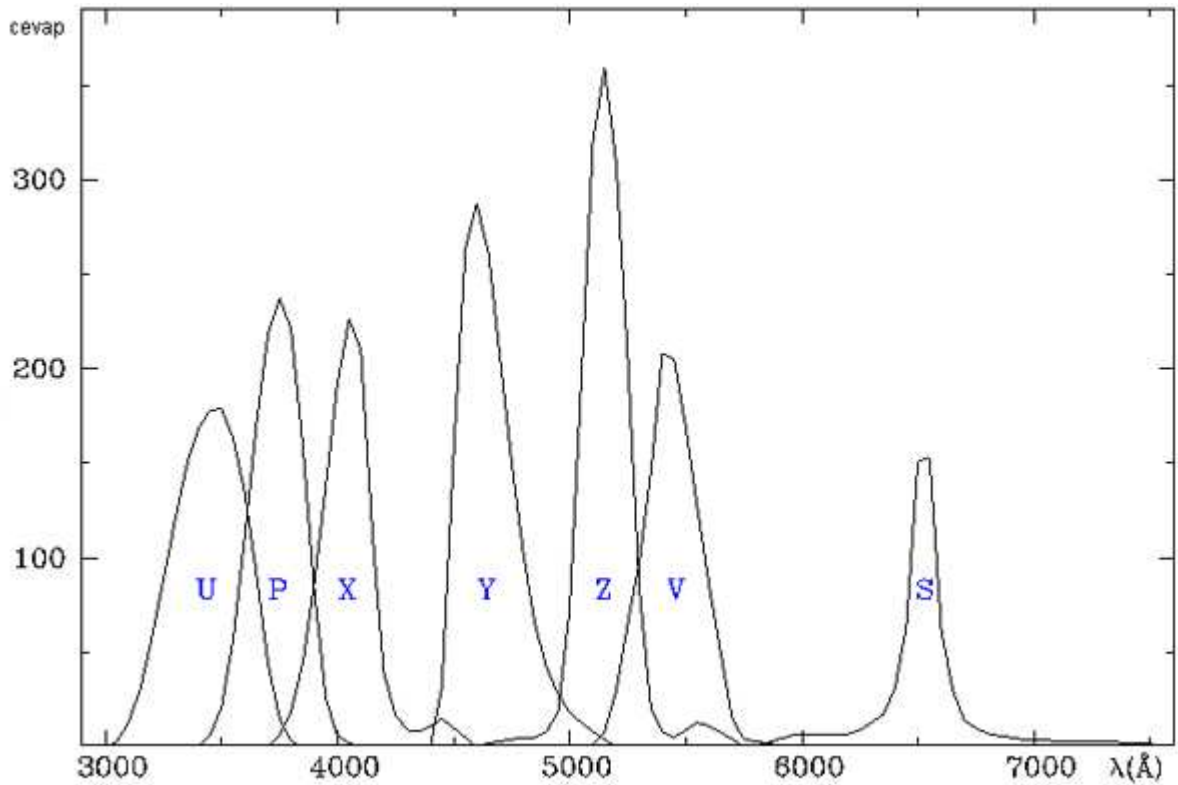
Filtre	Merkezi Dalgaboyu (Å)	Dalgaboyu Genişliği (Å)
U	3458	170
B	4248	283
V	5508	298
B1	4072	171
B2	4480	164
V	5408	202
G	5814	206



**Şekil 20.** Cenevre 7 Bant Fotometrik Sistemi  
<http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/>

#### 5.2.4.2. Vilnius Fotometrik Sistemi

Litvanya'nın Vilnius Gözlemevi'nde G. Kakaras ve arkadaşları tarafından geliştirilen fotometrik sistemdir. Kullanılan filtrelerin geçirgenlik eğrileri Şekil 21'de verilmektedir.



**Şekil 21.** Vilnius Fotometrik Sistemi (<http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/>)

Fotometrik sistemler hakkında geniş bilgi, duyarlılık eğrileri, bant genişlikleri, parametreleri ve referans makaleleri için Lousanne Gözlemevi Fotometrik Veri Kataloğu'na <http://obswww.unige.ch/gcpd/system.html> ve Asiago Gözlemevi Fotometrik Sistemler Veritabanı'na <http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/index.html> adreslerinden ulaşabilirsiniz.

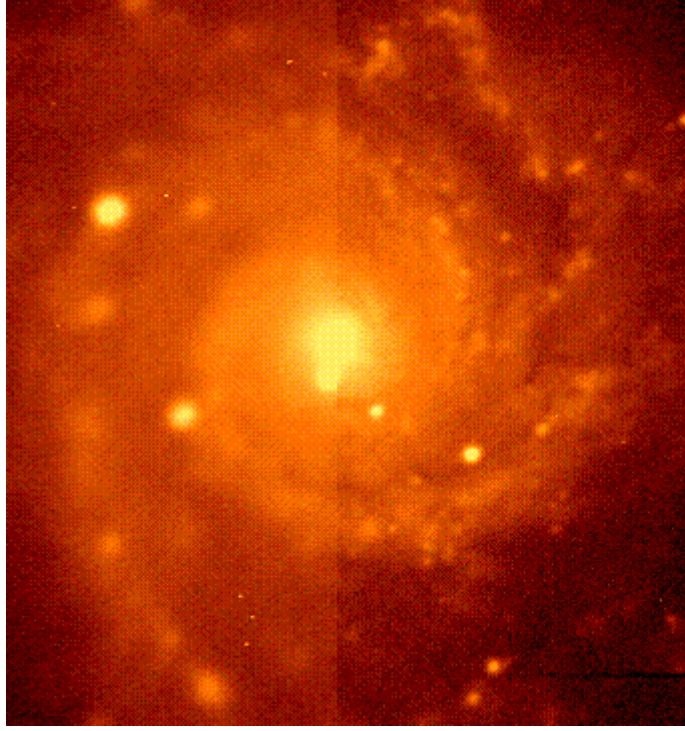
## 6. ATMOSFER VE FOTOMETRİ

Yer atmosferi yaşamamızın temel unsurunu teşkil etse de astronomi için önemli sorunlar yaratır. Bu sorunlar yalnızca bulutlar ve ışık kirliliği ile de sınırlı değildir. Zira bu sorunlardan gözlemevinin konumunu uygun seçerek kısmen kurtulmak mümkündür. Atmosferden kaynaklanan sorunlar beş ana başlık altında özetlenebilir:

**i.** Atmosfer, elektromanyetik tayfin ancak belirli bölgelerinde geçirendir. Bu dalgaboyu aralıklarına atmosfer penceresi (Şekil 3) adı verilir. Atmosfer bu bölgelerde dahi yüzde yüz geçirgen değildir.

**ii.** Gökcisimlerinin görüntüleri atmosferdeki türbülans hareketleri nedeniyle bozulmalara uğrar. Bu bozulmalardan bir bölümü, gözlenen cismin görünen büyüklüğünde ya da gözlenen konumunda küçük değişimler şeklinde gerçekleşir. Astronomide bu şekilde gerçekleşen bozulmalar, görüş (seeing) kavramı altında ele alınır (Şekil 22). Diğer bir tür bozulma ise gökcisminin görünür parlaklığında yine sadece atmosferdeki türbülans hareketlerinden kaynaklanan değişimlerdir. Bu şekilde gerçekleşen bozulmalar ise kırışma ya da sintilasyon (scintillation) olarak adlandırılır. Gözlenen gökcisminin parlaklığındaki hızlı değişim nedeniyle cisim, "kırışıyor" gibi görünür (Şekil 23).





**Şekil 22.** M74, NGC 628 Spiral Gökadasının iki farklı görüş koşulu altındaki görüntüsü. (Bill Keel, University of Alabama)



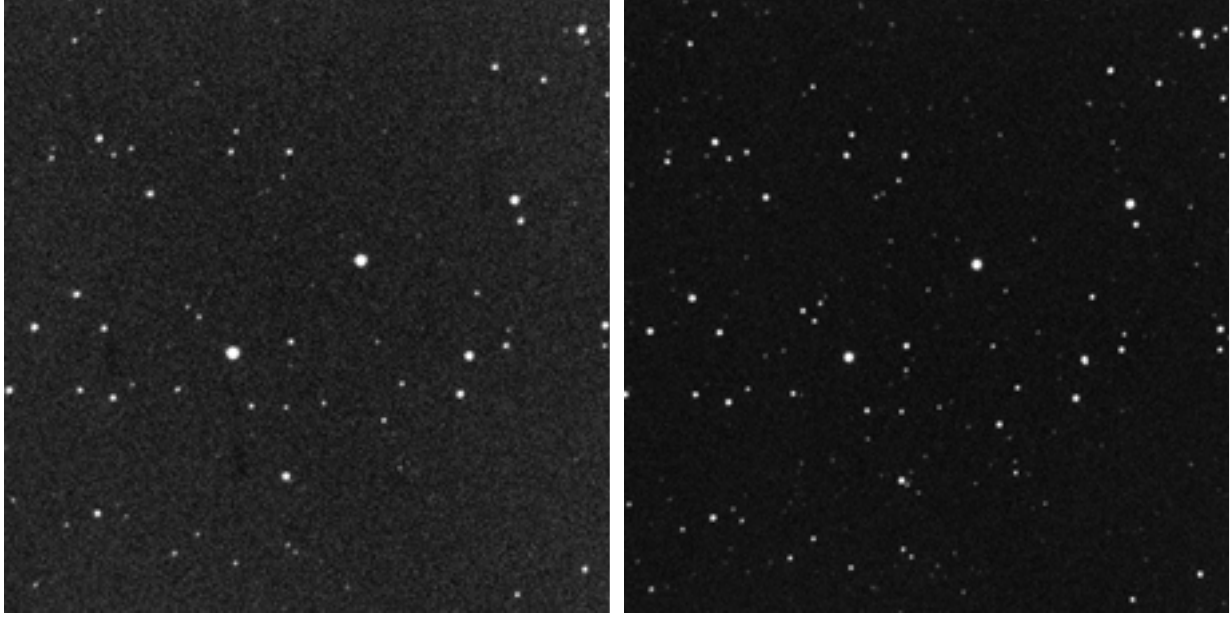
**Şekil 23.** Sintilasyon etkisi atmosferdeki farklı sıcaklıklı tabakalardan ışığın geçişi nedeniyle oluşur tıpkı sıcak bir günde otoyolun üzerindeki farklı sıcaklıktaki tabakaların yarattığı etki gibi. (Mila Zinkova)

**iii.** Şehirden uzak, en karanlık bölgelerde dahi gökyüzü atmosferik olaylar nedeniyle parlar. Gökyüzünün parlaklığı, şehir ışıklarının da atmosfer tarafından saçılmasının katkısıyla daha da artar. Gökyüzü parlaklığı gözlemlerde sinyal/gürültü oranının (S/N) düşmesine neden olur. Bu nedenle sönük yıldızlardan alınan sinyal, gürültünün içinde kaybolur ve bu yıldızların görülmeleri zorlaşır (Şekil 24) .



**Şekil 24.** Gökyüzünün kendi parlaklığı da gökcisimlerinin görülmesini zorlaştırır. (<http://home.cogeco.ca/~richardastro2/>)

**iv.** Atmosfer bütün dalgaboylarında gelen ışığın bir miktarını soğururken bir miktarını da saçar. Bu nedenle gökcisimlerinin ışığını “azaltır”. Atmosferin bu etkisine, atmosferik sönümleme denir. Saçılma etkisi kısa dalgaboylarında (mavide) maksimumdur. Gökyüzünün mavi görünmesiyle, gözlemlerde genellikle en fazla B bandında poz süresi verilmesi bu nedenden kaynaklanır (Şekil 25).



B Bandı

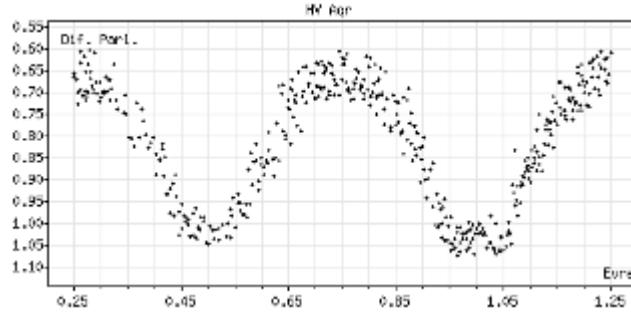
R Bandı

**Şekil 25.** Saçılma kısa dalgalarda maksimumdur. B bandında alınan görüntüler en fazla etkilenir. (Ankara Üniversitesi Rasathanesi)

v. Atmosfer, içinden geçen ışık demetinin yönünün de değişmesine neden olur. Kırılma adını verdiğimiz bu olay, gelen ışığın içerdiği farklı dalgalarda farklı miktarlarda etkiler.

Bunların yanı sıra kuvvetli rüzgarlar, özellikle hafif teleskopların sallanmasına; yüksek nem, teleskobun aynası üzerinde su damlacıkları şeklinde yoğunlaşmaya; özellikle geceleri varlıkları çok zor hissedilebilen bulutlar, ışığın değişen miktarlarda bloke edilmesine; toz ve kir, saçılmaya yol açarak gözlem kalitesini düşürür.

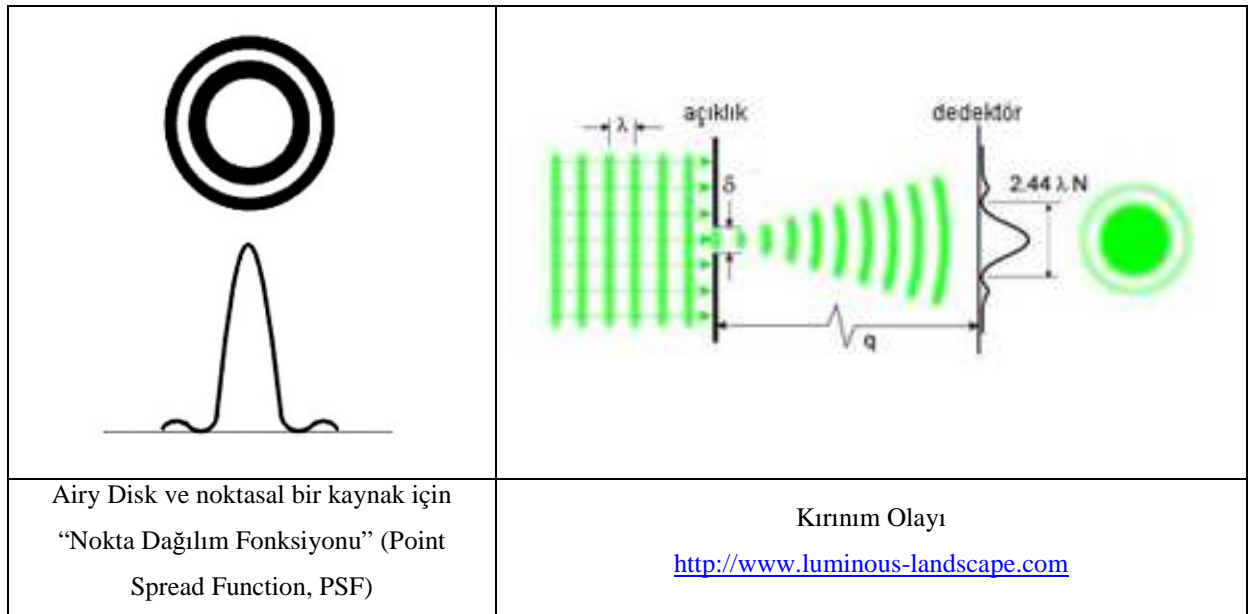
Bütün bu etkiler, gözlemlerin istenen duyarlılıkta yapılmasını engeller. Hem ayırma gücünün hem de ışık değişiminde ayırt edilebilen minimum değişim miktarının sınırını genellikle atmosfer koyar. Şekil 26'da Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nin T-30 Maksutov teleskobu ile alınmış HV Aqr yıldızına ait ışık eğrisi verilmektedir. Eğrideki saçılma büyük ölçüde atmosferik koşullar ve ışık kirliliğinden kaynaklanmaktadır.



Şekil 26. HV Aqr yıldızının ışık eğrisi (Ankara Üniversitesi Rasathanesi)

## 6.1. Astronomide Görüş Kavramı

Atmosfer olmasaydı, yıldızlardan gelen fotonlar teleskopa neredeyse birbirine paralel ışın demetleri şeklinde ulaşır ve ayna üzerinde küçük bir alana odaklanırlardı. Yıldızlar nokta kaynak olsalar da onlardan gelen ışınlar tek bir noktaya odaklanmazlar. Çünkü, ışık bir dalga şeklinde hareket eder ve teleskobun farklı yerlerine düşen ışınlar, ışığın dalga özelliği gereği girişim yapar. Bu girişim dolayısı ile merkezde aydınlık bir disk, çevresinde bir karanlık - bir aydınlık saçak şeklinde oluşan bir girişim deseni gözlenir. Bu desenin ilk aydınlık halkasına Airy disk denir ve bir teleskopun ayırma gücü bu diskin çapı ile belirlenir (Şekil 27).



Şekil 27. Noktasal bir kaynak için Airy Disk, PSF ve kırınım olayı

Atmosferin varlığı nedeniyle, yıldızlardan gelen ışınlar teleskoba paralel ışın demetleri şeklinde ulaşmaz. Işın demetlerinin izlediği yol atmosfer boyunca kırılma indisinin sıcaklık farklarından dolayı değişmesi nedeniyle sürekli olarak küçük miktarlarda sapar. Bu nedenle yıldızın gökyüzündeki konumu küçük miktarlarda da olsa değişiyormuş gibi görünür. Bu da yıldızın CCD üzerinde hep aynı piksellere denk gelmemesine, dolayısıyla görüntüsünün bozulmasına neden olur.

Görüş, bu bozulmalar nedeniyle aralarında belirli bir açısal uzaklığın altında fark bulunan gök cisimlerinin ayrılmasına izin vermez. Bir teleskobun ayırma gücü genellikle atmosferik görüşün izin verdiği kadar iyidir. Yani, çoğunlukla ayırma gücüne atmosferik görüş limit koyar (seeing limited). Ancak çok küçük teleskoplar için teleskop, ayırma gücüne limit koyar (diffraction limited). Görüş, tıpkı ayırma gücü gibi yay saniyesi cinsinden verilir ve en iyi koşullarda (yüksek bir dağda, açık ve temiz bir havada) dahi 0.5" 'den daha iyi değildir. Şehir merkezlerinde bu değer 2.5" - 3" 'ne kadar düşer. Birncil ayna çapı (D) 40 cm olan bir teleskop,

$$\lambda = 5500 \text{ \AA}'de, \theta = 1.22 \frac{5.5 \cdot 10^{-7} m}{0.4 m} \text{radyan} = 0".35$$

lik bir ayırma gücü sağlar ki en iyi koşullarda dahi atmosferik görüş bu değerden daha kötüdür.

Bir teleskopun gökyüzünde gördüğü alan ve odak düzlemindeki görüntülerin büyüklüğü onun etkin odak uzaklığı tarafından belirlenir. Bu nedenle CCD üzerinde piksel başına gökyüzünde ne kadarlık bir alan düştüğü de teleskopun odak oranı tarafından belirlenir. Eğer CCD piksellerinin geometrik boyutu teleskopun odak oranının ve atmosferik görüşün izin verdiği alandan daha büyükse, bu durumda CCD pikselleri büyük seçilmiş demektir. Bu ancak teleskop ve CCD satın alınırken dikkat edilmesi gereken bir durumdur. Diğer taraftan, CCD piksellerinin boyutları, ayrılmasına izin verilen alandan küçük kalıyorsa, ayrılabilen en küçük alan birden fazla CCD pikseline düşüyor demektir. Bu durumda, bu piksellerin tek bir piksel gibi davranması CCD kontrolü için kullanılan yazılım aracılığı ile sağlanabilir. Bu işleme binning adı verilir. Örneğin, teleskobun ve görüşün ayrılmasına izin verdiği alan 4 pikselden fazla bir alan üzerine düşüyorsa, bu durumda 2\*2 binning yapılabilir. Binning, alınan görüntünün daha hızlı okunması, her bir piksele ilişkin değerler ayrı ayrı kaydedildiği için

oluşan dosya boyutunun küçülmesi gibi önemli avantajlar sağlar. Bilimsel görüntüler binning kullanılarak alınıyorsa bias, dark ve düz alan (flat) görüntülerinin de aynı binning kullanılarak alınması gerektiği unutulmamalıdır.

## 6.2. Optik Derinlik ve Atmosferik Sönümleme

Bir katmanın optik derinliği ( $\tau$ ), o katmana gelen akı  $f_0$  ve katmandan çıkan akı  $f$  ile gösterilmek üzere,

$$f = f_0 * e^{-\tau}$$

şeklinde tanımlanır.  $\tau$ , dalgaboyuna bağlı olarak değiştiğinden çoğunlukla  $\tau_v$  ile gösterilir. Günlük hayat diliyle anlatmak gerekirse, bir astronom tuğla bir duvar için “optik derinliği sonsuz”, boşluk için ise “optik derinliği sıfır” diyecektir. Yani optik derinlik, sıfırdan sonsuza değişir.

Atmosferik sönümleme, bir gökcisminden Yer atmosferine ulaşan ışınımın bir bölümünün Yer atmosferi tarafından soğurma ve saçılmaya uğratılarak, gökcisminin parlaklığının azalmasına denir. Atmosferde bir gökcisminden gelen ışık üç temel mekanizmayla sönümlenir:

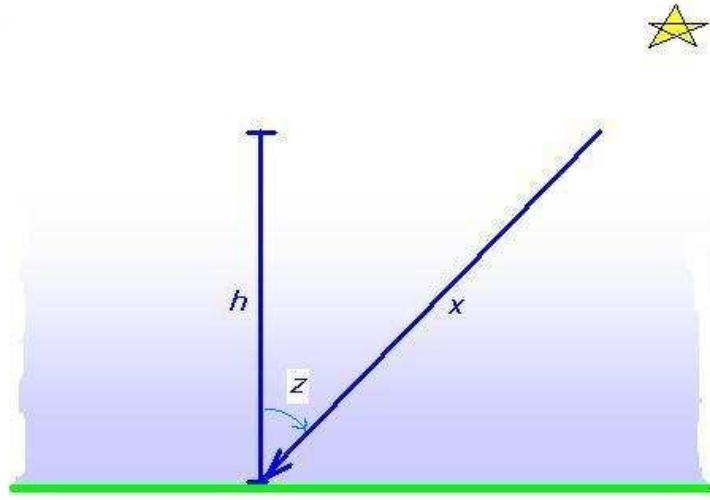
- havadaki moleküller tarafından yapılan Rayleigh saçılması
- aerosol (toz, polen vs.) tarafından gerçekleştirilen saçılma
- moleküler soğurma (moleküler oksijen ve ozon en önemli kaynaklarıdır)

Atmosferik sönümleme en çok ışığın atmosferde aldığı yola bağlıdır. Bu yol, gözlemcinin başucu (zenit) doğrultusunda en az, ufuk doğrultusunda ise en fazladır; yani, zenitten olan açısız uzaklıkla artar ve hava kütlesi (airmass) olarak adlandırılır. Temel olarak hava kütlesi zenitten olan açısız uzaklığa bağlı olduğu için en basit ifadesi

$$X = 1 / \cos(z) = \sec(z)$$

ile verilir (Şekil 28). Burada,  $z$ , zenitten olan açısal uzaklığı;  $X$ , hava kütesini göstermektedir. Tanımı gereği zenitte (zenit açısı  $z = 0^\circ$  iken) hava kütlesi 1'dir. Zenitten açısal uzaklık arttıkça hava kütesinin de artacağı açıktır. Örneğin,  $z = 30^\circ$  iken (ufuk yüksekliği  $h = 90 - z = 60^\circ$ ) hava kütlesi bu tanımıyla  $X = 2$  olur.

Verilen denklem  $30^\circ$  'ye kadar ufuk yükseklikleri için ( $z < 60^\circ$ ) gayet iyi bir yaklaşımdır. Ancak, özellikle bu ufuk yüksekliklerinden itibaren yaklaşım giderek geçerliliğini yitirir. Bemporad tarafından verilen yaklaşım hava kütesinin daha iyi hesaplanmasını sağlar.



**Şekil 28.** Hava kütlesi kavramı

Ekvator koordinatları (bkz. Temel Koordinat Sistemleri) bilinen bir yıldızın, enlemi bilinen bir gözlem noktasında herhangi bir zaman için (yıldız zamanı) zenite olan açısal uzaklığı  $\sec(z) = (\sin(\phi)\sin(\delta) + \cos(\phi)\cos(\delta)\cos(s))^{-1}$  ile verilir. Burada,  $z$ , zenit açısını;  $\phi$ , gözlemcinin enlemini;  $\delta$ , yıldızın dik açıklığını;  $s$ , yıldızın saat açısını (yıldız zamanı – sağ açıklık) göstermektedir.

$30^\circ$ 'nin altındaki ufuk yüksekliklerinde gözlem yapmak çeşitli sebeplerden uygun değildir. Çünkü  $30^\circ$ 'nin altındaki ufuk yüksekliklerinde,

- i. atmosferik sönmüleme bir CCD görüntüsü boyunca dahi değişim gösterir.
- ii. ikinci mertebeden (renge bağlı) atmosferik sönmüleme bir CCD görüntüsü boyunca değişim gösterir.
- iii. kırılma, farklı renkten yıldızların görüntü üzerinde farklı miktarlarda yer değiştirmesine yol açacak kadar artar.
- iv. sintilasyon artar.

Diferansiyel fotometri yapanlar, genellikle sönümleme ve hava kütlesi kavramlarıyla ilgilenmezler. Ancak, anlatılan sebeplerden dolayı atmosferin etkileri değişen, mukayese ve denet yıldızları için aynı görüntü içerisinde olsalar dahi farklıdır. Bu nedenle diferansiyel fotometri yapılıyor olsa dahi düşük ufuk yüksekliklerinde yapılan gözlemler doğru sonuçlar vermez.

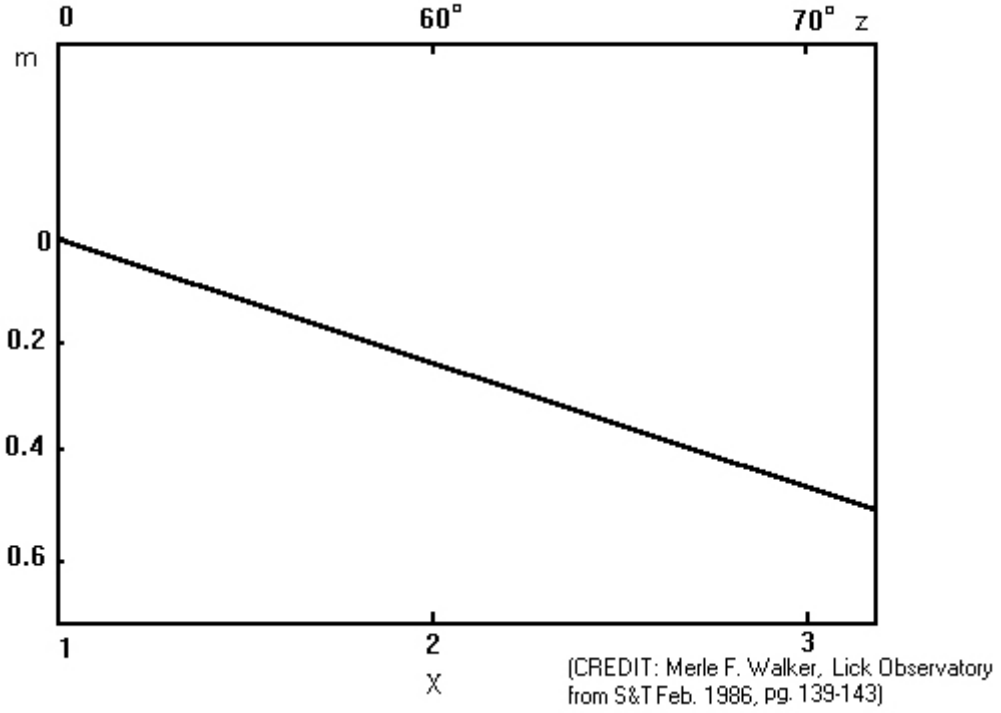
### **6.2.1. Birinci ve İkinci Mertebeden Sönümleme Katsayıları**

İki farklı hava kütlesinde gözlenen sabit parlaklıklı bir yıldız için bu iki hava kütlesindeki parlaklık farkları  $\Delta m$ , iki hava kütlesi arasındaki fark  $\Delta X$  olmak üzere atmosferik sönümleme katsayısı ( $k$ ) aşağıdaki şekilde verilir.

$$k = \Delta m / \Delta X$$

Burada, gözlenen yıldızın parlaklığındaki tek değişimin atmosferden kaynaklandığı varsayılmaktadır. Sadece iki değerden sönümleme katsayısına varmak bu iki değer de hatalı olabileceğinden doğru değildir. Bunun için parlaklığındaki değişim sadece atmosferden kaynaklanan bir yıldız (değişen olmayan, değişim genliği kullanılan sistemin izin verdiği genlik değerinden küçük ya da dönemi çok büyük olan bir yıldız) çeşitli zenit açılarında gözlenir. Sabit parlaklıklı bu yıldızın gözlendiği her hava kütlesindeki parlaklık değerinin hava kütlesine karşı değişimi grafiğe aktarılır. Grafiğin eğimi atmosferik sönümleme katsayısını verir (Şekil 29).





**Şekil 29.** Birinci Mertebeden Sönümlenme Katsayısı verilen doğrunun eğimine eşittir.  
 $k = \Delta m / \Delta X$

Bu şekilde gecelik sönümlenme katsayısı belirlemek için diferansiyel fotometride gece boyu gözlenen mukayese yıldızının parlaklık değişimi, tüm gökyüzü fotometrisinde ise gözlenen standart yıldızların parlaklık değişimi kullanılabilir.

Atmosferik sönümlenme değeri farklı dalgalı boyları için farklıdır. Bu nedenle sönümlenme katsayısı verilirken, hangi banda ait sönümlenme katsayısından bahsedildiği bir indis ile belirlilir. ( $k_B$ , B bandındaki sönümlenme katsayısı gibi)

Birinci mertebeden sönümlenme ( $k'$ ) renge bağıllığı içermeyen sönümlenmedir. İkinci mertebeden sönümlenme katsayısı ( $k''$ ) ise yıldızın rengine bağıllığı da içerir. Atmosferik sönümlenme özellikle B bandında, bant boyunca dalgalı boyu ile birlikte değişir. B bandında bu değişim çok hızlıdır. Bu nedenle, atmosfer belirli bir bant içerisinde farklı renkten yıldızların parlaklıklarını farklı miktarlarda sönümler. Örneğin, kırmızı bir yıldız gözlenirken, B filtresinde alınan yıldızın ışığı filtrenin kırmızı tarafından gelir. Filtrenin bu tarafında atmosferin uyguladığı sönümlenme filtrenin mavi tarafına göre daha azdır. Buna karşılık mavi bir yıldız için bunun tam tersi olur. Mavi bir yıldızın ışığı, bu bantta sönümlenmenin daha fazla olduğu mavi taraftan gelir. Aslında tüm bantlar için bu durum söz konusudur. Ancak,

atmosfer en çok görsel bölgenin mavi tarafında sönümleme uyguladığı (Rayleigh saçılması en fazla görsel bölgenin kısa dalgaboylarında etkindir) ve B bandı boyunca atmosferin sönümleme miktarı dalgaboyuna bağlı olarak hızla değiştiği için ikinci mertebeden sönümleme katsayısı en fazla B bandında etkili olur. V, R ve I bantlarında çok büyük duyarlılık istenmedikçe yıldızın rengi dikkate alınmayabilir. Atmosfer bu bantlar boyunca tüm yıldızları yaklaşık aynı miktarda sönümler.  $k'_B$  B bandında birinci mertebeden,  $k''_B$  yine B bandında ikinci mertebeden sönümleme katsayılarını ve B – V yıldızın B ve V bantlarındaki atmosfer dışı parlaklıklarını temsil etmek üzere, atmosferin bu yıldız uyguladığı toplam sönümleme miktarı

$$k_B = k'_B + k''_B \times (B - V)$$

ile verilir.

İkinci mertebeden sönümleme katsayısını hesaplamak için bir kırmızı bir mavi yıldızdan oluşan standart yıldız ikilileri gece boyunca gözlenir. Bu türden yıldızlar Landolt Ekvatoryal Standart Yıldızları arasında seçilebilir (<http://www.cfht.hawaii.edu/ObsInfo/Standards/Landolt/>). Kırmızı ve mavi yıldız için gece boyunca yapılan gözlemlerden B bandındaki toplam sönümleme değeri sırasıyla

$$k_B^b = \Delta m_B / \Delta X$$

$$k_B^r = \Delta m_B / \Delta X$$

yaklaşımıyla hesaplanır. Toplam sönümleme değerleri ise

$$k_B^b = k'_B + k''_B \times (B - V)^b$$

$$k_B^r = k'_B + k''_B \times (B - V)^r$$

ile ifade edilir. Burada b ve r sırasıyla mavi ve kırmızı yıldızları göstermek için, B ve V ise Johnson-Morgan standart sistemindeki bantları göstermek için kullanılmıştır. Seçilen her iki Landolt standardı için de atmosfer dışı B – V değerleri belirlidir.  $k_B^b$  ve  $k_B^r$  gecelik toplam sönümleme katsayıları da yukarıda anlatıldığı şekilde hesaplanır. Bu durumda bu iki denklem iki bilinmeyenli iki denklem haline gelir. Denklem sisteminin çözümü B bandındaki birinci ( $k'_B$ ) ve ikinci mertebeden ( $k''_B$ ) sönümleme katsayılarını verir.

Gerek birinci mertebeden, gerekse de ikinci mertebeden sönümlenme katsayılarına diferansiyel fotometride ihtiyaç duyulmayabilir. Ancak yıldızların atmosfer dışı parlaklıklarına ihtiyaç duyuluyorsa, birinci ve ikinci dereceden sönümlenme katsayıları gereklidir.

Bir gözlemevi için sönümlenme katsayıları geceden geceye çok büyük değişimler göstermez. Temelde havanın kalitesini belirleyen sıcaklık ve atmosferdeki toz, polen ve yapay gazlardır. Bu parametreler özellikle mevsimden mevsime değişiklik gösterir. Eğer herhangi bir gözlem gecesi için sönümlenme değerlerine ihtiyaç duyuluyor ve bunun için gerekli standart yıldız gözlemleri yapılmamışsa, gözlemin yapıldığı yerde daha önceden belirlenmiş mevsimlik ortalama sönümlenme katsayılarından ya da yakın zamanda yapılmış gözlemlerden faydalanılabilir. Sönümlenme uzun vadede, atmosferdeki toz miktarının artışına sebebiyet verebilecek volkanik patlamalar, global mevsim değişimleri gibi etkilerle de değişebilmektedir.

## **KAYNAKLAR**

Bessell, M.S. 1990. Standard Photometric Systems. *ARA&A*, 43, 293.

Bessell, M.S. 1990. UBVRI Passbands. *PASP*, 102, 181

Glass, I.S. 2006. Classic and New Photometric Systems. South African Astronomical Observatory, Presentation at IAU Prague.

Golay, M. 1974. Introduction to Astronomical Photometry, Astrophysics and Space Science Library Volume 41, D. Reidel Publishing Co.

Howell, S.B. 2006. Handbook of CCD Astronomy. Cambridge Observing Handbooks For Research Astronomers 2<sup>nd</sup> Ed.

Johnson, H.L., Morgan, W.W. 1953. Fundamental Stellar Photometry For Standards of Spectral Type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas. *The Astrophysical Journal*, 117, 3

Persha, G. Son erişme tarihi : 16 Şubat 2009. Cousins/Bessell vs. Johnson Filter Standards.

Romanishin, W. 2006. An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs.

Sekiguchi, M., Fukugita, M. 2000. A Study of the B-V Color-Temperature Relation, *The Astronomical Journal*, 120, 1072.

Warner, B.D. 2006. A Practical Guide to Lightcurve Photometry and Analysis. Springer Science+Business Media Inc.

<http://www.optecinc.com/astronomy/products/filtmono.html>

The General Catalogue of Photometric Data, Université de Lausanne Institute D'Astronomie.

Son erişme tarihi : 16 Şubat 2009. <http://obswww.unige.ch/gcpd/system.html>

The Asiago Database on Photometric Systems. Son erişme tarihi : 16 Şubat 2009.

<http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/index.html>