



# Işıkölçümüne Giriş

Serdar Evren

---

# Işıkölçümüne Giriş

## Ders Notları

---

Derleme, 2014

M. Serdar Evren, Prof. Dr.

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Bornova, İzmir

e-posta: [serdar.evren@ege.edu.tr](mailto:serdar.evren@ege.edu.tr)

web sayfası: <http://astronomy.ege.edu.tr/~sevren>

---

## Kaynaklar

- **Astronomical Photometry: A Text and Hanbook for the Advanced Amateur and Professional Astronomer (1990)**  
Arne A. Henden  
Ronald H. Kaitchuck  
Department of Astronomy, The Ohio State University, USA  
Published by William-Bell, Inc. ISBN 0-943396-25-5
- **Astronomical Photometry: Past, Present, and Future (2011)**  
E.F. Milone, Department of Physics and Astronomy, University of Calgary, Canada.  
C. Sterken, Vrije Universiteit Brussel, Belgium.  
Published by Springer, ISBN 978-1-44198049-6
- **Photoelectric Photometry of Variable Stars: A Practical Guide for the Smaller Observatory (1988)**  
Douglas S. Hall, Dyer Observatory, Vanderbilt University, Nashville, USA  
Russell M. Genet, Fairborn Observatory, Arizona, USA  
Published by William-Bell, Inc. ISBN 0-943396-19-0

# İÇERİK

## 1. IŞIKÖLÇÜMÜNE GİRİŞ

- 1.1 Işıkölçümün Doğası
- 1.2 Işıkölçümün Tarihçesi
- 1.3 Basit Bir Işıkölçer
- 1.4 Teleskop
- 1.5 Işık Alıcıları, Fotokatlandırıcı Tüpler
- 1.6 Bir Teleskolla Ne Yapılır
- 1.7 Aletsel Parlaklıklar ve Renkler
- 1.8 Atmosferik Sönükleştirme Düzeltmeleri
- 1.9 Standart Sisteme Dönüşüm

## 2. FOTOMETRİK SİSTEMLER

- 2.1 UBV Sisteminin Özellikleri
- 2.2 UBV Dönüşüm Eşitlikleri
- 2.3 Morgan-Keenan Tayfsal Sınıflama Sistemi
- 2.4 M-K Sistemi ve UBV Işıkölçümü
- 2.5 Salt Kalibrasyon
- 2.6 Fark (Diferansiyel) Işıkölçüm
- 2.7 Diğer Fotometrik Sistemler
  - a. UBV Sisteminin Kızılöte Eklentisi
  - b. Dört-Renk Strömgren Sistemi
  - c. Dar-Bant H $\beta$  Işıkölçüm

## 3. VERİ İNDİRGEME

- 3.1 Veri İndirmeye Genel Bakış
- 3.2 Ölü Zaman Düzeltmesi
- 3.3 Aletsel Parlaklıkların ve Renklerin Hesabı
- 3.4 Sönükleştirme Düzeltmeleri
  - a. Hava Kütle Hesabı
  - b. Birinci Dereceden Sönükleştirme
  - c. İkinci Dereceden Sönükleştirme
- 3.5 Sıfır Noktası Değerleri
- 3.6 Standart Parlaklıklar ve Renkler
- 3.7 Dönüşüm Katsayıları
- 3.8 Fark (Diferansiyel) Işıkölçüm
- 3.9 (U-B) Sorunu

## 4 GÖZLEMLE İLGİLİ HESAPLAR

### 4.1 Atmosferik Kırılma ve Dağılma

- a. Kırılma Hesabı
- b. Kırılmanın Hava Kütlesine Etkisi
- c. Fark (Diferansiyel) Kırılma

### 4.2 Zaman

- a. Güneş Zamanı
- b. Yıldız Zamanı
- c. Julian Tarihi
- d. Güneş Merkezli Julian Tarihi (HJD)

### 4.3 Konsayıların Presesyonu

### 4.4 Yükseklik ve Azimut

## 5 PRATİK GÖZLEM TEKNİKLERİ

### 5.1 Bölge Haritaları

### 5.2 Mukayese Yıldızları

- a. Mukayese Yıldızlarının Seçimi
- b. Mukayese Yıldızlarının Kullanımı

### 5.3 Bir Yıldızın Ölçümleri

- a. Puls Sayma Ölçümleri
- b. Sinyal-Gürültü Oranı (S/N)
- c. Fark Işıkölçüm
- d. Sönük Kaynaklar

### 5.4 Diyafram Seçimi

- a. Diyafram
- b. Optik Sistem
- c. Yıldızlara İlişkin Profiller
- d. Pratik Düşünceler
- e. Ardalan Işığının Çıkartılması
- f. Açıklık Kalibrasyonu (Ayarı)

### 5.5 Sönükleştirme Üzerine Notlar

### 5.6 Gece Gökyüzü Işığı

### 5.7 Teleskopta İlk Gece

# Bölüm 1

## IŞIKÖLÇÜMÜNE GİRİŞ

### 1.1 IŞIKÖLÇÜMÜN DOĞASI

Yirmi altı ışık yılı uzakta Lyra takımyıldızı doğrultusunda Vega isimli bir yıldız vardır. Eskiden bu yıldız neden bu ismin verildiği bilinmez ama yüzey sıcaklığı, güneşinkinin yaklaşık iki katıdır ve tayfin görünür bölgesinde yüzeyinin her  $\text{cm}^2$ 'den 175000 W ışık yayılır. Bu değer, evlerde kullanılan tüm elektrik gücünün kabaca 100 katıdır. Bu enerji, bir posta pulundan daha küçük yüzeyden yayılmaktadır. Vega'dan yola çıkan ışık yaklaşık 26 yıllık bir yolculuktan sonra Güneş komşuluğuna  $10^{-39}$  kat daha azalmış olarak ulaşır. Geriye kalan ışığın %20'si yer atmosferinden geçerken soğurulur ve kaybolur. Yaklaşık %30'u teleskop optiğindeki saçılma ve soğurulmalardan dolayı kaybolur. Vega'ya yönelmiş 25 cm çaplı bir teleskop, odağında 1 W'ın yalnız milyarda biri kadar enerji toplar. Bunun da yalnız bir kesri modern fotoelektrik alıcı (dedektör) tarafından saptanır. Enerjinin bu inanılmaz küçük miktarı, gece gökyüzünde gördüğümüz en parlak yıldızlardan birine aittir. Şaşırtıcı ama yıldızların hepsini görebiliyoruz! Hatta daha şaşırtıcı olanı, birkaç bin liralık harcamayla yapılabilen basit bir aletle bu yıldızların ışığını doğru olarak ölçebiliyoruz. İşte ışıkölçümün doğası budur.

Yıldızların ışıkölçümü astronomi için çok önemlidir. Işıkölçüm astronomlara, çeşitli dalgaboylarında yıldızlardan çıkan enerjinin doğrudan ölçümünü verir. Bu sayede yıldız yapılarına ilişkin modeller kurulur. İki farklı tayf bölgesinde yapılan ölçümlerden belirlenen yıldızların rengi, yıldızların sıcaklığı hakkında bilgi verir. Bazen aynı ölçümler yıldızlararası toz araştırması olarak kullanılır. Işıkölçüm bir yıldızın uzaklık ve boyutunu belirlemek için de gerekir. H-R diyagramı ışıkölçüm ve tayf bilgileri kullanılarak oluşturulur.

Birçok yıldızın ışığı ya içyapılarındaki değişimden veya atmosferlerindeki fiziksel değişimlerden ya da bileşenleri tarafından örtülmelerinden dolayı zamanla değişim gösterir. Bütün bu durumlarda ışıkölçüm yardımıyla elde edilen ışık eğrileri yıldızların yapısı ve karakterleri hakkında bilgi çıkarılmasına öncülük eder. Yıldızların farklı dalgaboylarında yapılan ışıkölçümü astronomideki en önemli gözlem teknikleridir.

Bu kitap içinde ışıkölçümün temellerine, fotometrik sistemlere, basit veri analizine, gözlemle ilgili hesaplara ve pratik gözlem tekniklerine değinilecektir. Işıkölçerlerin yapısına ayrıntılı olarak girilmeyecektir.



Şekil 1.1 Lyra (Çalgı) takımyıldızının en parlak yıldızı Vega.

## 1.2 IŞIKÖLÇÜMÜN TARİHÇESİ

Yıldızların görünür parlaklıklarında büyük fark olduğunu anlamak için bir teleskobunuzun veya ışıkölçerinizin olmasına gerek yoktur. İlk sınıflamalar teleskop kullanmadan çıplak gözle yapılmıştır. Yaklaşık 2000 yıl önce Yunanlı astronom **Hipparchus**, yıldızları çıplak gözle altı sınıfa ayırmıştır. Yaklaşık 1000 yıldız parlaklıklarına göre en parlaktan en sönüğe doğru ayırarak kataloglamıştır. MS 180'de Ptolemy, Hipparchus'un çalışmasını genişletmiştir. Bu tarihten sonra parlaklık (kadir) sistemi astronomi dünyasında geleneksel hale gelmiştir. 1856'da **Pogson**, Herchel'in daha önceki buluşunu onayladı. Buna göre, birinci kadirde bir yıldız altıncı kadir yıldızdan 100 kat daha fazla ışık akısı üretir. *Parlaklık sistemi, ışığa doğrusal olmayan tepki veren insan gözünü temel alır.* Göz, parlaklıktaki farkları yavaş algılar. Gözün bu özelliğinden dolayı karanlık bir odadan gün ışığına çıkarken hasar görmeyiz. *Fotokatlandırıcı tüp (photomultiplier tube, PMT) ışığa doğrusal tepki verdiği için, adım adım parlaklık değişimi yapmadan çalıştırılmaz.* Aynı özellik, gözün küçük parlaklık farklarını iyi algılayamamasını açıklarken, PMT'nin bu konudaki gücünü ortaya koyar. Pogson, parlaklık ölçeğini yeniden düzenlemeye karar verdi ve beş kadirlik farkı, akı biriminden tam 100 çarpanı ile belirledi. Bir kadirlik fark için ışık akısı oranı,  $100^{1/5}$  veya  $10^{2/5}$  veya **2.512** olur. Bu tanım "**Pogson Ölçeği**" olarak bilinir. İki kadirlik fark için akı oranı,  $(10^{2/5})^2$  ve üç kadirlik fark için  $(10^{2/5})^3$  dir. Genel olarak,



Şekil 1.2 Hipparchus (MÖ 196-120).

$$\frac{F_1}{F_2} = (10^{2/5})^{(m_2 - m_1)} \quad (1.1)$$

olarak yazılır; burada,  $F_1$ ,  $F_2$  ve  $m_1$ ,  $m_2$  iki yıldızın akıları ve parlaklıklarıdır.

Bu eşitlik aşağıdaki gibi yeniden yazılabilir:

$$\log\left(\frac{F_1}{F_2}\right) = \frac{2}{5} (m_2 - m_1) \quad (1.2)$$

veya

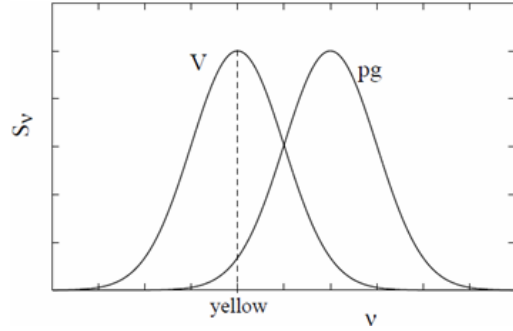
$$m_1 - m_2 = -2.5 \log\left(\frac{F_1}{F_2}\right) \quad (1.3)$$

(1.3) eşitliğindeki 2.5 sayısı tam değerdir; 2.512'nin yuvarlanmış hali değildir. (1.1) eşitliğine göre göz, eşit akı oranlarına karşılık gelen eşit parlaklık farklarına cevap veriyor. Pogson'un yaptığı yeni parlaklık ölçeği, daha önce  $1^m.0$  olarak saptanan Aldebaran ve Altair'in parlaklıklarıyla uyuyordu.

İnsan gözü bir yıldızın parlaklığını yakınındaki yıldızların parlaklığıyla karşılaştırıp, yaklaşık  $0^m.2$ 'e kadar ara değer hesabıyla bulabilir. Aslında bu değer, uzun dönemli ve büyük genlikli değişen yıldızların izlenmesinde bazı durumlarda kabul edilebilir hata düzeyindedir. Ölçüm hızı yüzünden, görsel ışıkölçüm diğer ölçüm tekniklerine göre uygun olmayan gökyüzü koşulları altında kullanılabilir.

Ancak, görsel ışıkölçüm altında ortaya çıkan birçok sorun vardır. Gözlemciler arasındaki renge duyarlık farklarından dolayı sistematik hatalar görülür. Sönük yıldızların parlaklığını tahmin etmek zorlaşır, güvenilirliği azalır.

1850'li yıllarda Harvard'ta fotoğraf tekniği hemen ışıkölçüme uygulanmış ve görüntü yoğunluğu ile boyutunun yıldızın parlaklığıyla doğrudan ilişkili olduğu görülmüştür. Ancak, fotoğraf plakları tarafından belirlenen parlaklıklar genelde gözün belirlediğinden farklı çıkar. *Görsel parlaklıklar gözün maksimum duyarlığa sahip olduğu, tayfın sarı-yeşil kısmından belirlenir.* Fotoğrafik emilasyonun en duyarlı olduğu tayf bölgesi mavidir. Bu yöntemle belirlenen parlaklıklar "mavi" veya "**fotoğrafik parlaklık**" olarak adlandırılır. Daha sonra fotoğraf plaklarının önüne bir sarı filtre yerleştirildi ve kabaca görsel parlaklıklarla uyum sağlayan çekimler yapıldı. Bu bağlamda elde parlaklıklara "**fotogörsel parlaklık**" denildi. Fotoğrafik ışıkölçüm, eski görsel ölçeğin fotoğrafik çalışmalar için yeterince doğru olmadığını gösterdi. Fotoğrafik ışıkölçümü temel alan yeni bir sisteme gerek vardı ve fazla sayıda standart yıldız belirlendi. Artık bir yıldızın bilinmeyen parlaklığı standartlarla karşılaştırılarak ve (1.1) eşitliğine uygulanarak bulunabiliyordu. Burada, akı oranı film üzerindeki görüntü yoğunluğundan saptanır. Parlak yıldızlar bir gözlem için daima en iyi konumda olamayacaklarından, kuzey uçlak yakınında bir grup standart yıldız belirlendi. Bu yıldızlar, kuzey yarıküre gözlemcileri için daima çevren üzerinde kalırlar ve "**Kuzey Uçlak Kolu**" olarak adlandırılırlar. Gökyüzündeki en parlak yıldızların belirlenmiş olan parlaklıkları hala, fotogörsel parlaklıklarına çok yakındır. Bu sistem "**Uluslararası Sistem**" olarak bilinir. Mount Wilson Gözlemevi'nde yapılan bir çalışmayla, Kuzey Uçlak Kolu ile karşılaştırmalar yapmak için gökyüzünün 139 değişik bölgesinden seçilmiş yıldızlar, ikinci standart yıldızlar olarak belirlendi. Bu yıldızların bazıları dokuzuncu kadirde olacak kadar sönüktür. Ancak sönük yıldızlar için Pogson ölçeğinden büyük bir sapma oluştu. Çünkü fotoğraf plaklarının düzgün olmayan yapısı isteğe yanıt vermiyordu. Fotoğrafik yöntemlerle binlerce görüntü aynı anda kaydedilebiliyordu. Günümüzde artık CCD tekniği ile aynı görüntüler bilgisayarlara aktarılabilmektedir.



Şekil 1.2 İnsan gözü (görsel V) ve fotoğrafik plak (pg) için duyarlık fonksiyonlarının şematik karşılaştırması.

#### THE USE OF SELENIUM CELLS IN ASTRONOMY.

By LEWIS J. BOSS.

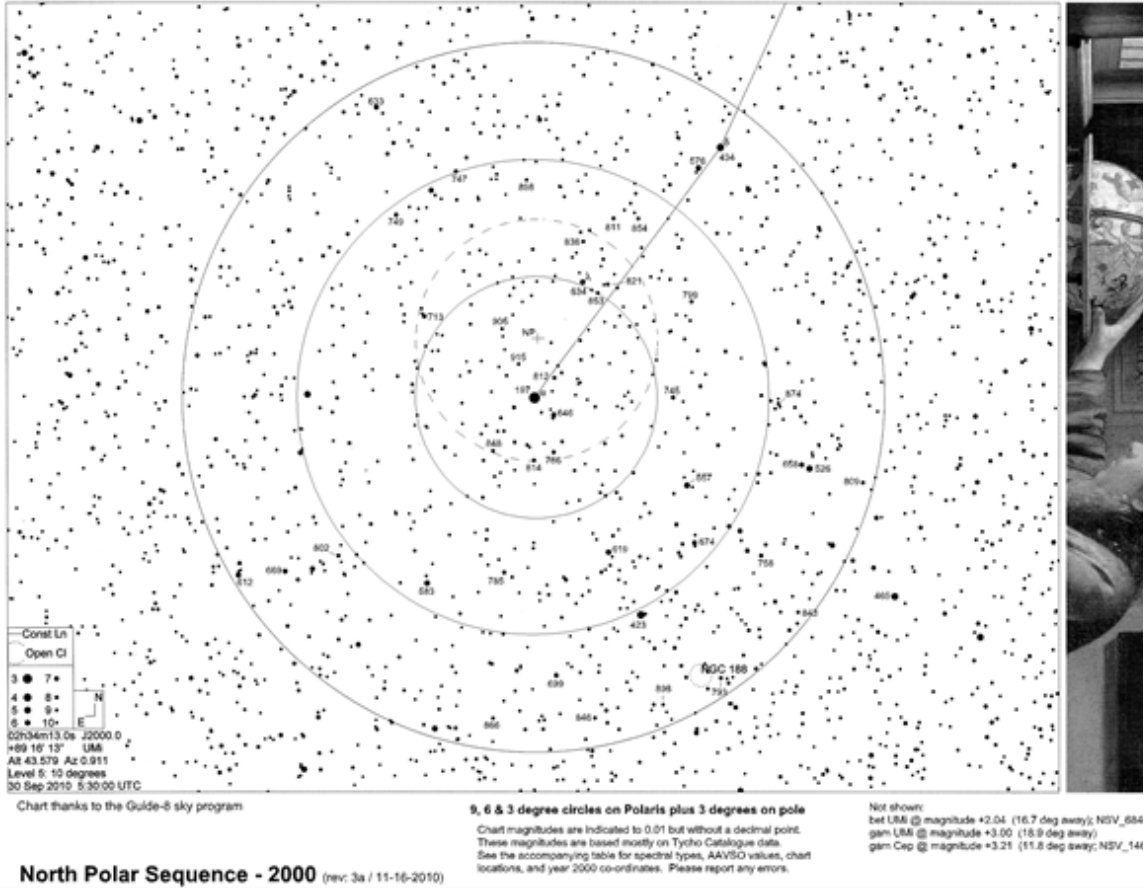
Selenium is a non-metallic element, occupying the intermediate space between Sulphur and Tellurium. It was discovered in 1817 by Berzelius while he was experimenting with the Falun pyrites, with a view towards producing sulphuric acid from them. Selenium is obtained in three different forms, namely, amorphous, vitreous, and colloidal selenium. There is also another modification of selenium, known as metallic selenium. Of these we need only be concerned with the vitreous and metallic forms.

Şekil 1.5 Astronomide selenyum pillerinin kullanımını duyuran makale. Boss, L.J., 1920, Popular Astronomy, vol. 28, pp.154-156

Görsel ve fotoğrafik yöntemlerin doğasında var olan zorluklar yüzünden, yıldız ışığını fotoelektrik yöntemlerle ölçmek, 1800'li yılların sonunda astronomide yeni bir çağı başlattı. Önceleri fotoiletken maddeden yapılmış *selenyum pilleri* kullanıldı. Bu piller, üzerine düşen ışık miktarına göre direncini değiştiriyordu. Günümüzde bazı kameralarda kullanılan

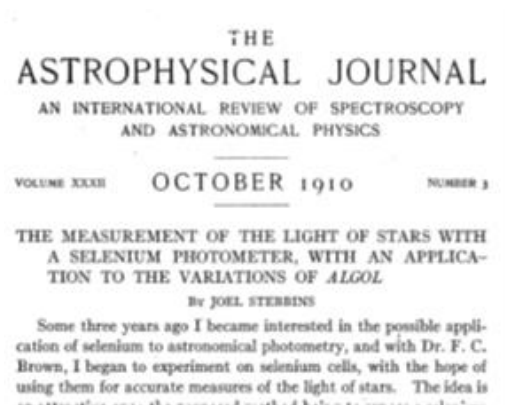
fotosellere benzerler. Pile sabit voltaj uygulandığında, değişen akım bir *galvanometre* (çok duyarlı akım göstergesi) ile ölçülür.



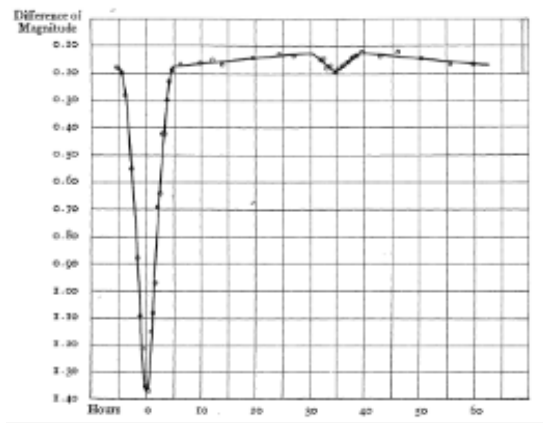


Şekil 1.6 Kuzey Uçlak (Kutup) Kolu yıldızları bölgesi.

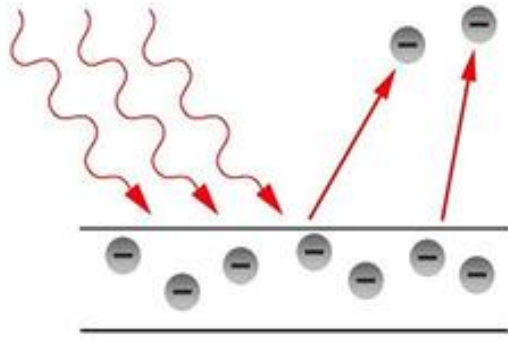
Selenyum pillerinin bazı dezavantajları vardır; düşük hassasiyete sahip olmak (yalnız parlak yıldızlar ve Ay'ın parlaklığı ölçülebiliyordu), dar bir tayf aralığına duyarlı olmak ve her bir pil tek tek yapıldığından ticari kabiliyeti olmamaktır. Her şeye rağmen 1910 yılında Algol'un ışık eğrisi, bu piller üzerine çok uğraşan J. Stebbins tarafından yayımlandı. Işık eğrisinde görsel gözlemler yapanların gözünden kaçan sığ bir yan minimum da ilk defa görünüyordu.



Şekil 1.7 Selenyum alıcıyla yapılan bir çalışma. Stebbins, J., Astrophysical Journal, 32, 185-214 (1910).



Şekil 1.8 Algol'un Stebbins tarafından elde edilen ışık eğrisi ve yan minimumun bulunması.



Şekil 1.9 Fotoelektrik etki.

olarak pek kullanılmadı. Galvanometreler doğrudan teleskoba bağlandı. Fotoelektrik pil-galvanometre birleşimi için ışık saptayabilme sınırı 40 cm çaplı bir teleskop için yaklaşık 7<sup>m</sup> idi.

Bu arada elektronik yükselticiler astronomi çalışmalarına girdi. Daha önemlisi “yazıcı”lar (**chart recorder**) kullanılmaya başlandı. 1920’lerin sonunda ve 1930’larda geniş bant filtreler ve fotoelektrik ışıkölçümün artan uyumu görüldü.

1930’ların sonunda elektron katlayan tüpler veya **fotokatlandırıcıların** keşfi, astronomi için önemli bir ilerleme oldu. Bu tüp, aslında fotoakımın gürültüsüz yükseltilmesine izin veren, arka arkaya dizilmiş ikincil elektron düzeylerinin eklenmesiyle elde edilmiş bir ışık pilydi (fotosel). İkinci Dünya Savaşı sırasında **1P21 tüpü** geliştirildi. Kron, ilk defa bu tüpü astronomik amaçlar için kullandı. İlkel tür tüpler ve bir galvanometre ile Lick Gözlemevi’nin 90 cm çaplı teleskobuyla 11<sup>m</sup>’den yıldızlar gözlemlendi.

Fotoelektrik tekniğin gelişimiyle Kuzey Uçlak Kolu yıldızlarının yeterince güvenilir kullanılmayacağı görüldü. Yeni fotoelektrik parlaklık sistemleri, filtrelerin, PMT’lerin ve standart yıldızların seçimiyle belirlendi.



Şekil 1.11 1P21 fotokatlandırıcı tüp.

1911 yılında **fotoelektrik** pillerin bulunuşu daha duyarlı ölçümlere izin verdi. Bu piller sodyum, potasyum veya diğer alkali elektrotlar kullanan tüp şeklinde diyotlara benziyordu. Yaklaşık 300 voltluk bir voltaj uygulandığında, piller ışığa duyarlı oluyor, *fotoelektrik işlem yoluyla elektronlar serbest kalıyor* ve küçük bir akım oluşuyordu. Bu tepki doğrusal değişiyor yani kaynak iki kat parlak ise iki kat akım veriyordu. Bu yöntemle Arcturus ve Capella’dan gelen ışık kaydedildi. Benzer sistemler Avrupa’da geliştirildi. Fotoelektrik piller 1930’lara kadar yaygın

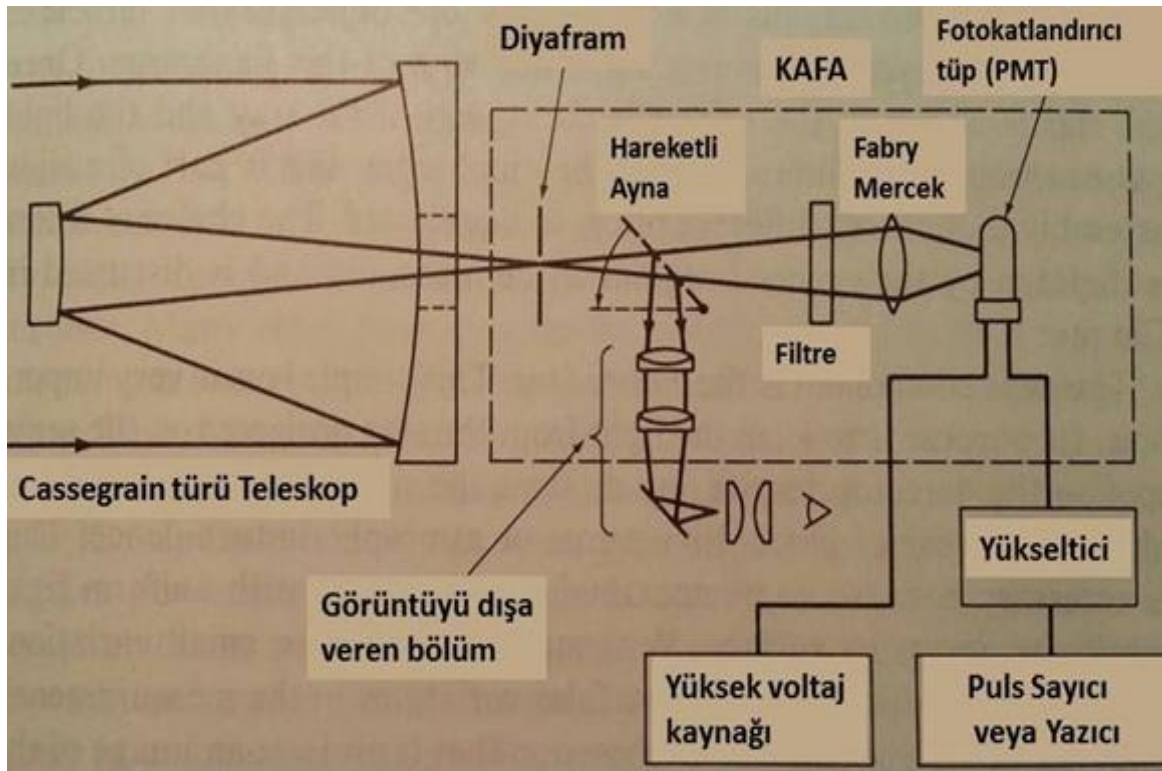


Şekil 1.10 Ege Üniversitesi Gözlemevi’nde bulunan 15 cm çaplı mercekli teleskop ve ona bağlı ışıkölçer ile yazıcı.

Sonraki yıllarda, var olan fotometrik sistemlerde ilerlemeler görüldü. Ancak, bunlar çok büyük değişiklikler değildi. Değişik filtre birleşimleri ve daha yeni fotokatod materyalleri kullanıldı. Dolayısıyla yakın moröte ve yakın kırmızı öteye genişleyen çalışmalar yapıldı. İlerleyen yıllarda gürültüyü azaltan yükselticiler ve puls sayan teknikler geliştirildi.

### 1.3 BASİT BİR IŞIKÖLÇER

Bir ışıkölçerin kalbi ışık alıcısıdır. Burada ışıkölçerin ayrıntısına girilmeyecektir. Şimdilik yüzeyine çarpan ışık akısıyla orantılı olarak bir elektrik akımı üreten alet olduğunu söylemek yeterli olur. Alıcının çıkışı, yazıcı gibi kayıt yapan bir alet tarafından ölçülmeden ve kaydedilmeden önce yükseltilmelidir. Alıcı, teleskop üstünde “teleskobun kafası” olarak adlandırılan parçanın içine yerleştirilir. Böylece, yalnız seçilmiş bir yıldızdan gelen ışık, ışığa duyarlı element üzerine düşmüş olur. Şekil 1.12’de ışık alıcısı fotokatlandırıcı tüp olan bir fotoelektrik ışıkölçerin ana parçaları gösterilmiştir. Şekilde görülen teleskop Cassegrain türü bir teleskop olmasına rağmen herhangi bir tür de kullanılabilir. Kesikli çizgilerle gösterilen kısım içinde kalan parçalar kafanın içinde yer alır. Basitleştirmek ve anlaşılır hale getirebilmek için şekildeki parçalar abartılı olarak büyütülmüştür.



Şekil 1.12 Basit bir ışıkölçerin şematik gösterimi.

İlk parça, dairesel biçimli olan “diyafram”dır. Diyaframın işlevi çalışılan yıldız saran gökyüzünün küçük bir alanından gelen tüm ışığı içeri almaktır. Yıldızlar arasındaki gökyüzü artalanı birçok nedenden dolayı tamamen karanlık değildir. Ancak bu nedenler arasında atmosferdeki toz parçacıklarından dolayı saçılmış şehir ışıklarının aydınlatması yoktur. Bu artalan ışıklarından bazıları da diyaframa girer. Daha sonra yıldız ölçümlerinden çıkarmak üzere, gökyüzü artalanının ayrı ölçümü için, teleskop yıldızdan biraz kaydırılır. Teleskobun odak düzleminde yıldızın görüntü boyutu atmosferik koşullara bağlı olarak değişir. Bazı gecelerde hemen hemen tam bir nokta gibi görünürken, bazı gecelerde atmosferik çalkantı yüzünden görüntü daha büyüktür. Bu nedenle değişik boyutta diyaframlar kullanılır. Gökyüzü etkisini en aza indirmek için en küçük diyafram kullanılmalıdır. Onun



Şekil 1.13 Farklı çaplarda diyaframlar.

için de teleskobun takip sisteminin, ölçümler alınıncaya kadar yıldızı takip edebilecek (diyafram içinde tutabilecek) kadar iyi çalışması gerekir. Gece başında en iyi diyafram seçimi için birkaç deneme yapmak iyi olur.



Şekil 1.14 Diyafram açıklıklarının şematik gösterimi.

Bir sonraki parça, görüntüyü dışa verebilmek için geliştirilmiş küçük parçalar topluluğudur. Bunlar, bir **hareketli ayna**, iki **mercek** ve bir **göz merceği**dir. Amaç, gözlemcinin yıldızı görerek diyafram merkezine alabilmesini sağlamaktır. Hareketli ayna ışık yolu üstüne doğru döndürülürse, ışık konisi ilk merceğe doğru yönelir. Bu merceğin odak uzaklığı teleskobun odak noktasında bulunan diyaframdan olan uzaklığa eşittir. Bu mercekle, ışınların mercekten geçtikten sonra paralel gitmesini sağlar. İkinci mercek, üzerine gelen ışınları yeniden odaklayan küçük bir teleskop objektifi gibi çalışır. Gözmerceği ise diyaframdaki görüntüyü büyültmeye yarar. Yıldız merkeze yerleştirildikten sonra, hareketli ayna ışık yolu üzerinden döndürülerek çekilir ve ışık filtreden geçer. Farklı diyaframların seçilebildiği kaydırmalı diyafram çubuğu (veya hareketli bir diyafram tekerliği) gibi, farklı filtrelerin seçilebildiği **kaydırmalı (veya tekerlekli) filtre çubuğu**, gözlemler sırasında kullanılabilir.



Şekil 1.15 SSP-5 ışıkölçer için kaydırmalı filtre çubuğu.

Yıldız ışığı daha sonra **Fabry merceği**nden geçer. Bu basit mercek çok önemlidir. Yıldızdan gelen ışığı alıcı üzerinde aynı noktaya düşürmeye yarar. Gözlem sırasında atmosferdeki çalkantılardan veya teleskobun takip sistemindeki küçük hatalardan kaynaklanan yıldız hareketlerini en aza indirir. Fotokatodun yüzeyi düzgün ışık duyarlılığıyla yapılamayacağından Fabry merceği çok gereklidir. Fabry merceksiz çalışmalarda yıldızın konumundaki küçük değişimler ölçümlerde anlamsız değişimlere neden olur. Bu merceğin odak uzaklığı, alıcı üstünde birincil aynanın bir görüntüsü oluşacak şekilde seçilir.



Şekil 1.16 Işıkölçerler için tekerlekli filtre takımı.



Şekil 1.17 Fabry mercek örnekleri.

Işıkölçerdeki son parça **fotokatlandırıcı tüptür** (PMT). PMT genelde kendi koruması içinde bulunur (bkz. Şekil 1.11). Yolları sapan elektronların oluşturduğu dış alanlardan korunmak için bir manyetik kalkan tarafından korunur. Koruma yapılmadığı takdirde tüpün çıkış sinyali gücü değişir.



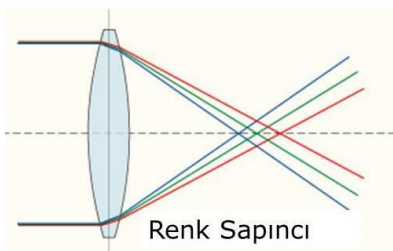
## 1.4 TELESKOP

Amatör teleskopların hiç biri ışıkölçüm için uygun değildir. Sorun optik değil daha çok mekaniktir. Bu teleskoplar odak düzleminde ışıkölçerin ağırlığını taşıyacak şekilde tasarlanmazlar. Soğutulmamış bir alıcı içeren en basit ışıkölçer 3-4 kg'dır. Teleskobun denge ve takip sistemi bu ağırlığı taşıyabilecek kapasiteye sahip olabilmelidir. Bundan başka teleskobun kurgusu, teleskobu küçük bir rüzgarda sallamayacak kadar sağlam olmalıdır. Aksi takdirde yıldız diyafram dışına hareket eder.

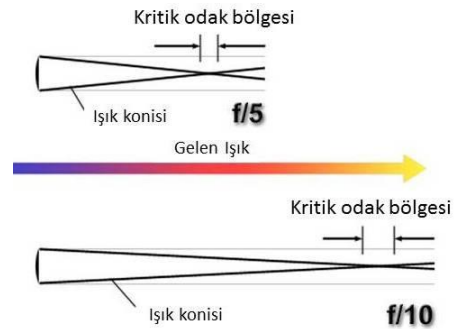
Eğer teleskop portatif bir kurguysa, 1°'den daha iyi kutup ayarı yapılabilmelidir. Takip sistemi bir ölçüm alınca kadar yıldız diyaframın merkezinde tutabilecek hassasiyete sahip olmalıdır. Yani, eğer boyutu 20" olan bir diyafram kullanılıyorsa teleskop yıldız 5 dakika kadar izleyebilmelidir. Birçok takip sisteminin bunu başarabilmesi çok zordur. Buna neden olarak; teleskobun dişli sistemindeki küçük hatalar, teleskobun üzerindeki ağırlıkların dengesiz dağılımı veya bozuk bir kutup ayarı gösterilebilir. Genelde "yavaş-hareket" kontroller sayesinde her iki eksenindeki hareketler el değmeden düzeltilebilir. Dik açıklık eksenindeki küçük hareketler mekanik olarak da sağlanabilir. Dik açıklık hareketi sağaçıklığın yavaş hareketi kadar yavaş olmalıdır. Genelde eksenlerdeki hareketler tek elle butona basarak motor kontrol ile sağlanır.

Uygun bir optik sisteme sahip olabilmek için bazı koşulları sağlamak gerekir. Bunların birincisi **odak oranıdır**. Odak oranı, teleskobun odak uzaklığının, objektif (ayna veya mercek) çapına oranını veren parametredir. (Uzunluk ölçüleri aynı birimde olmalıdır.) büyük **f-oranı** tercih edilmelidir. Küçük f-oranı, ışıkölçerin içine çabuk giren bir ışık konisi üretir. Bunun anlamı, ışıkölçer parçalarının odak noktasına, birbirine çok yakın yerleştirilecek olmalarıdır. Işıkkölçerler odak oranı f/5'e kadar olan teleskoplara eklenebilir. Ancak, teleskopta olması istenen odak oranı f/8 veya daha büyüğüdür. Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 30, 35 ve 40 cm çaplı teleskopların odak oranı f/10 iken 48 cm çaplı teleskobun odak oranı f/13'dür. Büyük odak oranı ikinci bir avantaja daha sahiptir. Gökyüzünün diyafram içindeki açısal boyutu daha küçüktür. Bu da ışıkölçere giren gökyüzü ışığını azaltır.

Diğer önemli kavram, odak noktasının yeridir. Bazı teleskoplar, esas odak noktası tüpün dışına çıkmayacak şekilde tasarlanır. Ancak diyafram esas odakta yer almalıdır. O zaman teleskop içindeki optik parçaları hareket ettirmek gerekir.



Şekil 1.19 Mercekli teleskopta renk sapıncı oluşumunun şematik gösterimi.



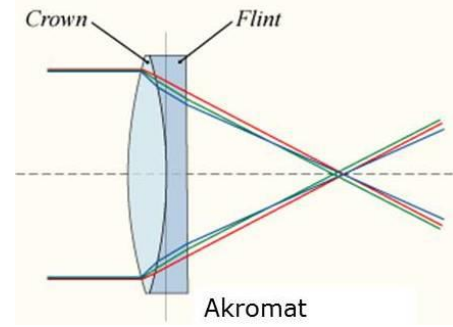
Şekil 1.18 Farklı odak oranlarının şematik gösterimi.

Sonuçta, optik sistemin seçimi de önemlidir. Mercekli teleskopların ciddi dezavantajları vardır. Objektif merceğinin camı moröte ışığı iyi geçirmez. Bundan dolayı UVB sisteminin U parlaklığı yeterince hassas ölçülemez. Bu sorun Schmidt-Cassegrain türü (Celestron ve Meade gibi markalar) teleskoplarda daha az görünür. Çünkü mercekleri oldukça incedir. İkinci sorun, mercekli teleskoplarda **renk sapıncı** görünür. Hiçbir mercek maddesi tüm dalgaboylarında gelen ışığı tek bir noktaya odaklayamaz. Modern **akromatlar**

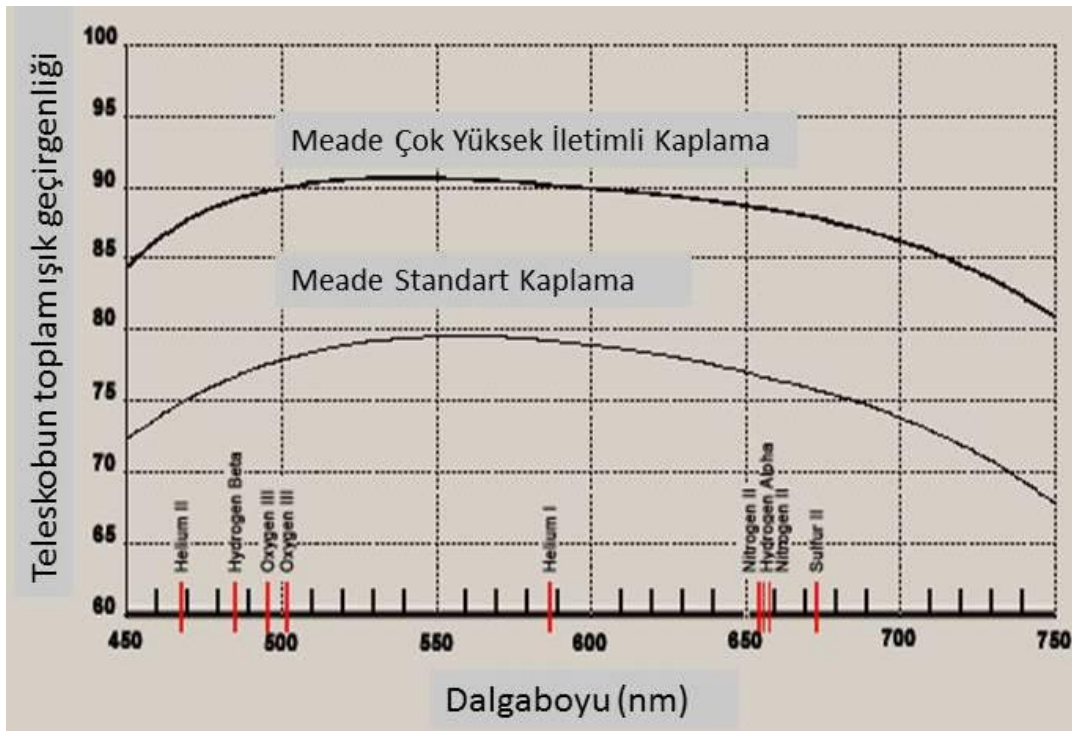
(**akromatik mercek**) bu etkiyi minimuma indirir de tam bir düzeltme olası değildir. Diyafram mavi ışığın odak düzleminde olduğu zaman, kırmızı ışığın bir miktarı ışıkölçerden dışarıda kalır. Çünkü kırmızı ışık konisi diyaframa göre çok geniş kalır. Kırmızı ışık, mavi ışığa göre daha az kırıldığından kırmızı ışığın odak noktası maviye göre daha ilerde kalır. Çözüm büyük bir diyafram kullanmakla azaltılabilir. O zaman da daha çok gökyüzü ışığı alınmış olur. Bu durum sönük yıldızların ölçümlerini zorlaştırır. Çünkü alıcı, yıldız ışığından daha çok gökyüzü ışığı ölçer.

Bu yüzden Newtonian ve Cassegrain türü teleskoplar tercih edilir. Ancak hala bir sorun vardır. Birçok küçük teleskobun aynaları silikon monoksit ile sırlanır. Bir süre sonra bu sırlama silikon dioksit dönüşür ve moröte ışığı geçirmez olur. Çözüm, moröte ışıkölçümleri kaybetmemek için belli zaman aralıklarıyla aynaları yeniden sırlamaktır.

Son yıllarda geliştirilen “**Çok Yüksek İletimli Kaplama**” (vaya Sırlama)(Ultra-High Transmission Coatings, UHTC) tekniğı sayesinde teleskopların aynaları çok katmanlı olarak, titanyum dioksit  $TiO_2$  ve silikon dioksit ( $SiO_2$ ) materyalleriyle zenginleştirilmiş alüminyumla sırlanmaktadır. Böylece tüm optik tayf aralığının yansıtma gücü yükseltilmiş olmaktadır. Benzer şekilde mercekler de alüminyum oksit ( $Al_2O_3$ ), titanyum dioksit ( $TiO_2$ ) ve magnezyum florid ( $MgF_2$ ) ile çok katmanlı olarak kaplanmaktadır. Dolayısıyla merceklerin ışık geçirgenlik yüzdesi artırılmış olur.



Şekil 1.20 Renk sapıncını düzelten akromat (akromatik mercek).

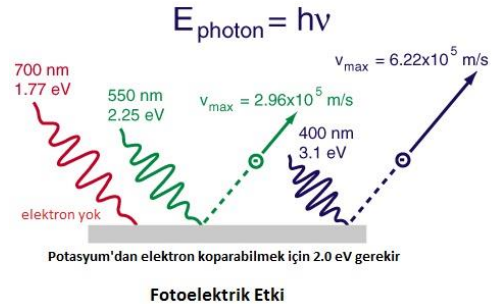


Şekil 1.21 Meade firmasının çok yüksek iletimli kaplama tekniğıyle sağladığı geçirgenlik grafikleri.

## 1.5 IŞIK ALICILARI (DEDEKTÖRLER)

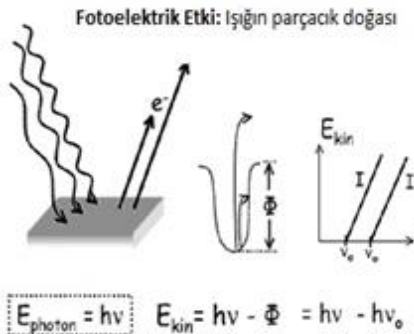
1940'ı yılların sonlarından beri astronomide yaygın olarak kullanılan ışık alıcısı **fotokatlandırıcı tüp** (photomultiplier tube, PMT)'dür. Ancak, fotodiyot olarak bilinen katı-hal alıcılar da kullanılır.

Fotokatlandırıcı tüpün işlevindeki anahtar olay **fotoelektrik etkidir**. 1887 yılında H. Hertz moröte ışık tarafından aydınlatılmış bir elektrotun elektrik kıvılcımı ürettiğini bulmuştur. *Işık, metal bir yüzeye çarptığında gelen ışığın yeğlinliğiyle doğru orantılı olacak şekilde bir miktar elektron koparır*. Fotoelektrik etki bu anlamda tamamen doğrusal etkiye sahiptir. *Serbest kalan elektronların kinetik enerjisi, ışık kaynağının parlaklığına değil frekansına bağlıdır*. Belli bir metal için, ışık kaynağı ne kadar yeğün olursa olsun belli bir minimum frekansın altında hiç elektron koparılamaz.



Şekil 1.22 Farklı frekanslı ışığın fotoelektrik etki yoluyla elektron koparabilme gücünün şematiği gösterimi.

Fotoelektrik etkinin açıklaması daha sonra bu konuda yaptığı araştırmayla Nobel ödülü kazanan A. Einstein tarafından yapıldı (1905). *Einstein, ışığın foton (ve/veya parçacık) özelliğini gösterdi*. Her biri, ışığın frekansıyla doğru, dalgaboyuyla ters orantılı değişen bir miktar enerji içeriyordu. Elektronlar, elektrik kuvvetleriyle metale bağlı olduğundan, bir elektronu serbest hale geçirebilmek için belli bir minimum enerji gerekir. Bir elektron bir foton soğurduğu zaman, fotonun enerjisini kazanır. Ancak frekans belli bir değerine çıkmadıkça, enerji elektronu metalden koparmaya yetmez. Bu eşik değerinden daha yüksek frekanslar için elektron kaçabilir ve eşik üzerindeki artık enerji, elektronun kinetik enerjisi olur. Eşik değeri üzerindeki tüm frekanslar için serbest kalan elektronların sayısı, metal yüzeye çarpan foton sayısı ile doğru orantılıdır.



Şekil 1.23 Işığın parçacık doğasını ortaya koyan etki ( $v_0$ , eşik frekansı).

Bir metal yüzeyden elektron koparmanın başka ilginç yolları da vardır. **"Isısal salma"** aslında fotoelektrik etki gibidir. Enerjisi, ışıktan ziyade metalin ısısından dolayı serbest kalan elektronlarla ilişkilidir. **"İkincil salma"** olayı, metal yüzeye çarpan parçacıkların kinetik enerji aktarımı yüzünden elektronların serbest kalmasıdır. Son olarak, kuvvetli bir dış elektrik alandan dolayı, elektronların metalden ayrılması **"alan salması"**nda oluşur. Bu etkilerin hepsi bir fotokatlandırıcı tüpte rol oynar.

Fotokatlandırıcı tüpün parçaları az bir vakum ortam içeren cam kap içinde bulunur. Böylece elektronlar hava molekülleriyle çarpışmadan serbestçe yol alabilir. Şekil 1.24 ve 1.25'de bir RCA 1P21 PMT ve tasarım şeması gösterilmiştir. Tüpün kalbi, fotoelektronları serbest bırakan metal yüzeydir. Bu yüzey, yere göre çok büyük bir negatif voltaj altında olduğundan **"fotokatot"**



Şekil 1.24 RCA Fotokatlandırıcı tüpü.

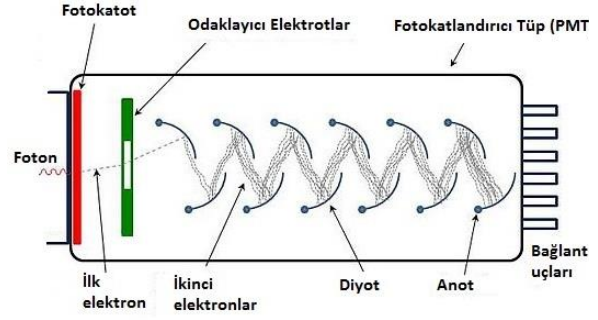
olarak adlandırılır. Farklı türlerdeki fotokatlandırıcı tüpler için Hamamatsu firmasının <http://usa.hamamatsu.com> web sayfasından ayrıntılı bilgiye ulaşılabilir.

Fotokatotlar basit tek bir metal yerine metallerin birleşiminden oluşmuşlardır (1P21'de antimon ve sezyum vardır). Metaller istenen tayf bölgesine yanıt verebilecek ışığa, duyarlı olacak şekilde seçilir. Tipik bir fotokatot materyali için kuantum etkinliği yaklaşık %10'dur. Yani gelen her 100 fotonun yalnız 10 tanesi başarılı bir şekilde bir fotoelektron koparır. Geriye kalan 90 fotonun enerjisi metal tarafından soğurular ve başka yollarla sarf edilir. Fotoelektronlar tarafından üretilen akım çok zayıftır ve parlak yıldızlarınkini bile ölçmek çok zordur. Bu nedenle fotosellerin önceki kullanımlarındaki sınırlı başarılarıyla karşılaştırılabilir.

PMT, fotoselden farklıdır. Düşük akımı içeride yükseltir. Fotokatotdan serbest kalan fotoelektronlar bir elektrik potansiyelinden dolayı diğer metal yüzey tarafından çekilir. Bu metal yüzey "**diyot**" olarak adlandırılır ve 1P21 tüpte fotokatotdan 100 V daha az negatif bir potansiyele sahiptir. Sonuçta, bu diyot fotokatot ile karşılaştırıldığında pozitif olarak kalır. Fotoelektronlar onun yüzeyine doğru ivmelenir ve her birinin çarpması ikincil salma işleminden dolayı beşten daha fazla elektronu serbest bırakır. Bu elektronlar, bir önceki diyottan 100 V daha az negatif yüklü diğer diyota doğru ivmelenir. İkincil salma işlemi bir kere daha her gelen elektron için yaklaşık beş elektron serbest bırakır. Bu işlem daha sonra diğer diyotlarda katlanarak devam eder. 1P21 tüpü 9 tane diyota sahiptir. Fotokatotda salınan her bir fotoelektron sayısı son diyotta  $5^9$  veya iki milyon elektrona kadar çıkar. Bu elektronlar "**anot**" olarak adlandırılan son bir metal yüzeyde toplanır ve dışarıdaki bir elektronik parçaya kablo bağlantısı üzerinden elektrik akımı olarak akar. Şekil 1.25'te bir fotokatlandırıcı tüp içindeki fotokatot, diyotlar, anotun dizilişi ve elektronların diyotlar arasında katlanarak akışı temsilen gösterilmektedir.

Diyot zinciri tarafından üretilen yüksek akım PMT'ün önemli bir özelliğidir. Bu yükseltme gürültü üretmez. Bir PMT'ün yükseltme işlemi gürültü üretmezken ne yazık ki tüp içinde gürültü yapan kaynaklar vardır. Gürültü, fotokatoda çarpan ışık sonucunda oluşmayan ama herhangi bir şekilde dışarı çıkan akım demektir. Tamamen karanlık ortam içinde, yüksek voltaj üstünde bulunan bir tüp tarafından üretilen bu akıma "**kara akım**" denir. Bu akım ısısal salma ve alan salması yoluyla diyotlarda serbest kalan elektronlardan oluşur. Diyotlar oda sıcaklığında bile gelişigüzel elektron serbest bırakacak kadar ılıktırlar. Bu durumda elektron ivmelenir ve geriye kalan diyot zinciri tarafından yükseltilir.

Büyük kara akımlarını azaltmak için geçerli çözüm tüpün sıcaklığını düşürmektir. Çoğu gökbilimci PMT'ü kuru buzla veya azot ile soğutur. Yaklaşık olarak ısısal salma tamamen yok edilir. Ama hala soğutulmamış PMT kullanan gözlemleri de vardır. Sorun yalnız çok sönük yıldızları gözlerken çıkar. Çünkü anot tarafından üretilen akım neredeyse kara akım kadar veya biraz daha küçüktür. Kuvvetli elektrik alanları içeren tüpün neden olduğu alan salması küçük olduğu için boşlanabilir. Hatta bu gürültü kaynağı ısısal salmayla karşılaştırıldığında çok küçük kalır.



Şekil 1.25 Bir fotokatlandırıcı tüp tasarımı.



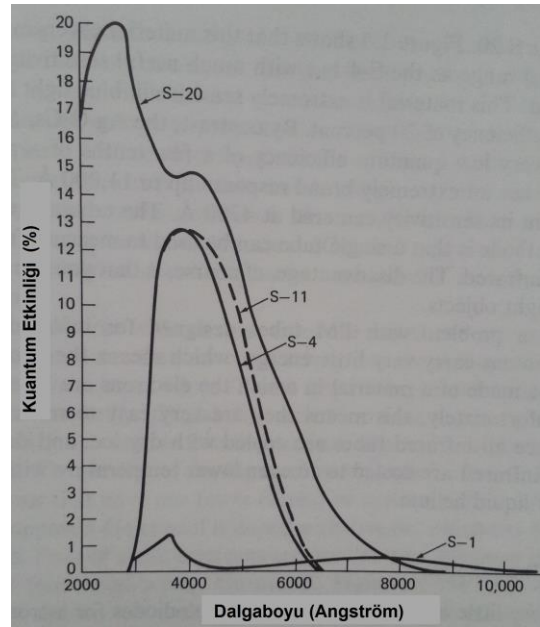
Aslında anottan ayrılan akım hala çok zayıftır ve rahatça ölçülmeden önce tekrar yükseltilmelidir. Bunu başarmanın iki yolu vardır. Her bir fotoelektron anot üzerinde bir elektron patlaması ürettiğinden bir puls yükseltici herbir patlamayı yükseltmek için kullanılabilir ve onu elektronik olarak sayabilen bir voltaj pulsuna dönüştürebilir. Belli bir zaman içinde sayılan pulsların sayısı, aynı zaman aralığında fotokatoda çarpan fotonların sayısının ölçümüdür. Bir fototüpün fotokatodu üzerine gelen bir fotonun neden olduğu fotoelektron pulsları sayan tekniklere göre “puls sayma” ve “foton sayma” terimlerini kullanırız. İkinci teknik bir DC yükseltici kullanmaktadır. Bu teknikte patlamalar, sanki sürekli bir akım varmış gibi ayarlanır. Bu akım yükseltilir ve bir yazıcı (chart recorder) tarafından ölçülür.

Işık kaynağı tüm dalgaboylarında eşit parlaklığa sahip olsa bile fotokatod materyali tüm dalgaboylarında aynı sayıda elektron üretmez. Fototüpün duyarlı olduğu tayf aralığı bilinmesi gereken önemli bir özelliktir. Şekil 1.26’da birkaç fotokatodun duyarlı olduğu tayf aralığı gösterilmiştir.

Astronomik çalışmalarda genelde sezyum-antimon (Sb-Cs) yüzey kullanılır. RCA 1P21 tüpü UVB fotometrik sisteme uygun bir üretimdir. Bu yüzeyin tayf aralığı şekilde S-4 olarak kodlanmıştır. “S” kodu farklı tayf aralıklarını temsil eder. 4000 Å yakınındaki ışığa en duyarlıdır. Mavi tarafta 3000 Å’ e, kırmızı tarafta 6000 Å’ e kadar uzanır. Aynı marka ve model tüplerin her birinin duyarlılığı biraz değişir. Bazıları 7000 Å’ e kadar genişler. Mavi veya moröte filtreler kullanıldığında bir sorunla karşılaşılabilir. Bu filtreler kırmızıda bir miktar ışık geçirir ve tüp, bu filtrelerden geçen kırmızı ışığı saptar. Kırmızı yıldız için bu “kırmızı sızıntı”, mavi parlaklık ölçümlerinde birkaç yüzdeler hata üretebilir.

Diğer bir fotokatod materyali, S-20 ile gösterilen “tri-alkali”dir. Şekil 1.26’da gösterildiği gibi, bu materyal S-4’ün tayf aralığına sahip olduğu gibi hem yakın kızılöteye hem de özellikle mavi ışığa çok duyarlıdır ve kuantum etkinliği %20’dir. Buna karşılık, Ag-O-Cs’den oluşan S-1 yüzeyi çok düşük kuantum etkinliğine sahiptir ancak 11000 Å’ e kadar uzanan duyarlık eğrisine sahiptir. Duyarlık eğrisinde 4700 Å merkezli geniş bir çöküntü vardır. S-1 fotokatodunun avantajı tek bir tüp ile maviden kırmızıya kadar geniş bir tayf aralığında ölçüm yapılabilir. Dezavantajı ise ancak parlak cisimlerin gözlenmesine uygundur.

Gürültü, kızılöte çalışmaları için tasarlanmış fototüplerde bir sorun yaratır. Kızılöte fotonlar çok düşük enerji taşırlar. Bunun anlamı fotokatotlar, elektronları çok gevşek bağlı materyalden yapılmalıdır. Ne yazık ki bu da ısıl olarak çok çabuk serbest kalan elektronların üretimi demektir. Bundan dolayı, tüm kızılöte fototüpler kuru buz ile ve hatta uzak kızılöte kullanımına ait alıcılar ise sıvı azot veya sıvı helyum ile daha düşük sıcaklıklara kadar soğutulmalıdır.



Şekil 1.26 Fotokatotların duyarlı oldukları tayf aralıkları.

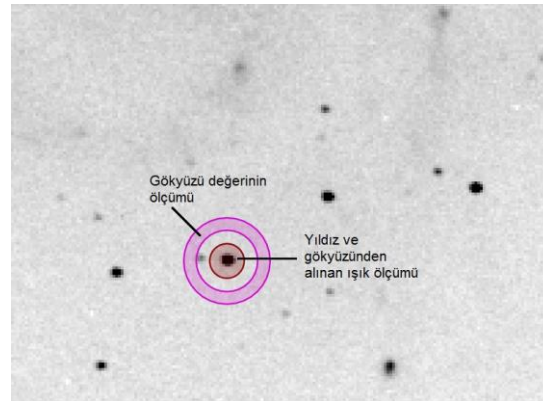
## 1.6 TELESKOPLA NE YAPILIR

Gözlem teknikleri ve veri indirgemesini ileride ayrıntılarıyla tartışacak olsak da yeni başlayanlar için gözlem işlemini ve bazı terimleri genel çerçeve içinde burada açıklayacağız. Gerçek gözlem şeması projenin amacına bağlıdır. Genelde iki teknikten biri izlenir. En basit gözlem şeması “**fark ışıkölçümü**”dür (differential photometry). Basitliğinin yanı sıra parlaklıktaki küçük değişimleri ölçmeye yarayan en güvenilir tekniktir. Bu teknik, özellikle kısa dönemli değişenler ve örten çift sistemler gibi **değişen yıldızlar** için kullanılır.

Fark ışıkölçümde, *değişen yıldızla tercihen aynı parlaklık ve renkte* ikinci bir yıldız “**mukayese yıldızı**” olarak kullanılır. Bu yıldız değişen yıldızla mümkün olduğunca yakın olmalıdır. Bu yakınlık sayesinde sönmükleştirme düzeltilmesi boşlanabilir. Çünkü her iki yıldız aynı atmosferik katmandan etkilenir. Değişen yıldızdaki tüm değişimler, değişen ve mukayese yıldız arasındaki parlaklık farkları cinsinden ifade edilir. Mukayese yıldızının gece içinde sürekli değişen yüksekliğinden dolayı sık ölçüm alınmalıdır. Bu tür bir yöntemle değişen yıldızların ışıkölçümü  $0^m.005$  hassasiyette yapılabilir. Mukayese yıldızının ışığının değişip değişmediğini kontrol etmek için “**denet yıldızı**” olarak adlandırılan ikinci bir mukayese yıldızı seçilir. Bu yıldızın ölçümleri de gece içinde çalışmanın amacına uygun olarak yapılır.

Ölçümleri almadan önce yıldız diyaframda merkeze konmalıdır. Daha sonra hareketli ayna (flip mirror) sayesinde ışığın yolu değiştirilerek alıcının üzerine ışık düşürülür ve ışıkölçerden (fotometre) gelen “çıkıtı” kaydedilir. Gözlem sırasında bazen yıldız diyafram dışına hareket ettirilerek her bir filtre için gökyüzü ışığı ölçülür. Bu işlem mutlaka yapılmalıdır. Çünkü diyafram içinde hem yıldız hem de gökyüzü ışığı aynı anda bulunduğundan ikisine ait toplam ışık akısı kayıt edilmektedir. Yalnız yıldızın ışık ölçümünü alabilmek için gökyüzü ışığı çıkartılmalıdır.

CCD ışıkölçerleri kullanılarak yapılan ışıkölçümlerinde ise mukayese ve deney yıldızlarının değişen yıldızla aynı çerçeve içinde olmasına dikkat edilir. Bu sayede yine atmosfer sönmükleştirme etkisinden arındırma işlemi neredeyse boşlanabilecek düzeye gelebilir. Ama yine de yıldızların renklerinin aynı olmasına dikkat edilmelidir. Aksi takdirde atmosferin farklı yıldız renklerine uyguladığı sönmükleştirme etkisi farklı olacak ve çalışmanın amacına bağlı olarak aranan olası küçük genlikli değişimler bu durumdan olumsuz etkilenecektir. CCD ışıkölçümü özellikle küme yıldızlarının gözlemi gibi geniş alan çalışmalarında çok faydalıdır. Bu tür ışıkölçümde diyafram olmadığından gökyüzü ışığı, Şekil 1.27’de gösterildiği gibi her bir yıldızın etrafındaki yıldızsız uygun bir dairesel halka alandan alınan ışığın ölçümünden bulunur. Dolayısıyla tüm ışıkölçüm çalışmalarında gözlem teknikleri farklı olsa da parlaklığa ulaşım işlemi ve formüller aynıdır.



Şekil 1.27 CCD görüntüsünde uygun gökyüzü ölçümü için açıklık ayarlaması.

Her bir filtrede değişen ve mukayese yıldızlar arasındaki parlaklık farkları aşağıdaki ifade ile hesaplanabilir.

$$m_x - m_c = -2.5 \log \left( \frac{d_x}{d_c} \right) \quad (1.4)$$

Burada  $d_x$  ve  $d_c$  gökyüzü ışığı çıkartılmış değişen ve mukayese yıldızlarının ölçümlerini temsil eder. Fark ışıkölçümünün avantajı, birçok proje çalışması için standart sisteme dönüşüm gerektirmemesidir. Dezavantajı ise ölçülen parlaklık farklarının standart sistemde ölçülenlerle birebir aynı olmamasıdır. Ancak standart filtreler ve alıcı kullanılıyorsa, mukayese ve değişen yıldızların rengi kısmen eşleştirilebilir. O zaman sonuçlar çok farklı olmayacaktır. İleride görülecek bir diğer dezavantaj da fark parlaklıklar üzerinde olacaktır. Mukayese yıldızının parlaklığını standartlaştırmadıkça değişen yıldızın gerçek parlaklığına ve rengine ulaşamazsınız. Ancak bu sonuçlar ışık eğrisinin şeklini belirleme veya örten çiftlerin minimum zamanını hesaplama gibi çalışmalarda oldukça rahat kullanılabilir.

İkinci teknik, genelde profesyonel astronomlar tarafından çalışmanın amacına göre kullanılır. Bu teknik, gökyüzü koşullarının kalitesine bağlıdır. Bu gözlem şemasında gökyüzünün farklı yerlerinde bulunan birçok program yıldızının parlaklığı ve rengini belirlemek için ölçüm yapılır. Her şeyden önce, her bir yıldızın ve onun gökyüzü parlaklığı tüm filtrelerde ölçülür. Ancak her bir yıldız çevrenden farklı yüksekliklerde gözlemlendiğinden her birinin ışığı yer atmosferinin farklı katmanlarından geçerek gelir. Bundan dolayı gözlemler, atmosfer sönmükleştirme katsayılarını belirlemek için parlaklığı ve rengi bilinen diğer yıldızlarla yapılmalıdır. Son olarak bir grup standart yıldız dönüşüm katsayılarını belirlemek için gözlenmelidir. Böylece program yıldızlarının ölçümleri UBV gibi bir standart sistemin parlaklık ve rengine dönüştürülebilir. Bu işlem fark ışıkölçümde yapılandan daha az değişen yıldız gözlem zamanı ayırmak demektir. Ancak bu dönüşüm ve sönmükleştirme katsayıları diğer gözlem gecelerinde de kullanılabilir. Fakat dönüşüm katsayıları için zaman zaman gözlem yapılmalıdır.

## 1.7 ALETSEL PARLAKLIKLAR VE RENKLER

Yeni başlayanlar için yıldızın parlaklığının nasıl saptanacağını ve parlaklığın yıldızın ışıkakısıyla ilişkili olduğunu basitçe gösterdik. Işık akısıyla olan ilişkilendirme ne yazık ki gerçeğinden uzaktır. Bunu açıkça görebilmek için 1.3 eşitliğini yeniden yazalım.

$$m_1 = m_2 - 2.5 \log F_1 + 2.5 \log F_2 \quad (1.5)$$

Yıldız "2"nin  $0^m$ den bir referans yıldız ve Yıldız "1"nin de parlaklığı bilinmeyen bir yıldız olduğunu varsayarsak,

$$m_1 = q - 2.5 \log F_1 \quad (1.6)$$

olur. Burada,  $q$  sabittir. Artık yalnız bir yıldız kaldığından, "1" indisi yerine, gözlemin dalgaboyuna bağlı parlaklık değişimini dikkate alarak " $\lambda$ " indisi yazılabilir. O zaman eşitlik aşağıdaki gibi yazılır.

$$m_\lambda = q_\lambda - 2.5 \log F_\lambda \quad (1.7)$$

Bu eşitlik, tekrar parlaklık ve akı arasında basit bir ilişkiye dönüştü. Ancak, yukarıdaki eşitlik "gözlenen" akıyı temsil eder. Gözlenen akı, gerçek akıyla çok karmaşık bir yoldan ilişkilidir. Sorunlar iki gruba ayrılabilir:

- (1) Işığın alıcıya gelinceye kadar maruz kaldığı soğurma veya saçılmadan dolayı sönükleşmesi.
- (2) Filtreler ve alıcının ideal özelliklere sahip diğer filtreler ve alıcıdan farkı.

Şimdi bu iki sorunu sırasıyla tartışacağız.

Yıldız akısının soğurulmasının iki kaynağı vardır: Yıldızlararası tozdan dolayı soğurma ve yer atmosferi içindeki soğurma. Birincisi, yıldızın Samanyolu içindeki konumuna ve bize olan uzaklığına bağlı olarak genelde gözlemciler tarafından boşlanır. Ama ikincisini dikkate almak zorundayız. Yer atmosferi tüm dalgaboylarında geçirgen değildir. Örneğin moröte ışık çok soğurulur. Yükseklerde kurulmuş gözlemevlerinin üzerinde daha az soğurucu madde varken, büyük su topluluğu kenarına kurulmuş olanların üzerinde daha fazla su buharı vardır. Ek olarak, atmosfer mavi ışığı, kırmızı ışıktan daha fazla sağlar.

Bütün teleskoplar ışığı aynı tarz geçirmez ve bu dalgaboyunun bir fonksiyonudur. Örneğin cam, moröte ışığı çok soğururken, alüminyum ve gümüş kaplamalı olanların yansıtma özelliği farklı dalgaboyları için daha farklıdır. Aslında bir yıldızdan bir dalgaboyunda akı ölçmek pratikte olanaksızdır. Her filtre belli bir dalgaboyu aralığı üzerinde ışık geçirir. Tüm çabalara rağmen, iki filtre veya alıcı aynı dalgaboyu özellikleriyle yapılamamaktadır. Bunun sonucunda, belli bir yıldız için iki gözleminden aynı yıldız akısı ölçülemez.

Aynı sonuçları elde edebilmek için aletlere bir ayar işlemi gerekir. Gözlenen akı ( $F_\lambda$ ), yıldızın atmosfer dışındaki gerçek akısıyla ( $F_\lambda^*$ ) aşağıdaki biçimde ilişkilidir;

$$F_\lambda = \int_0^\infty \Phi_A(\lambda) \cdot \Phi_T(\lambda) \cdot \Phi_F(\lambda) \cdot \Phi_D(\lambda) \cdot F_\lambda^* \cdot d\lambda$$

Burada,  $\Phi_A(\lambda)$  = Yer atmosferinin kesirsel geçirgenliği,

$\Phi_T(\lambda)$  = Teleskobun kesirsel geçirgenliği,

$\Phi_F(\lambda)$  = Filtrenin kesirsel geçirgenliği,

$\Phi_D(\lambda)$  = Alıcının etkinliği (1, %100'e karşılık gelir)

Bu ifade çok karmaşık olabilir ve katkısı çok az olan daha birçok etken vardır. Bu nedenle yıldızların akılarını güvenilir ölçmek çok zordur. İyi ki yıldızın parlaklık belirlemesi için bu etkenlerin çoğunu bilmemize gerek yok. Parlaklık şeması belli yıldızlar için belli parlaklıklara göre belirlenir. Böylece diğer yıldızların parlaklıkları, atmosferik soğurma düzeltmeleri yapılmış gözlenen akılardan saptanabilir.

Geriye kalan sorun yalnız, teleskop, filtre ve alıcı birleşiminden kaynaklanan farklara ilişkindir. Bu, standart yıldızları kullanmakla giderilebilir. Bilinen yıldızların gözlemiyle, her bir gözlemevi için aletsel parlaklıkları standart sisteme dönüştürecek dönüşüm katsayılarını belirlemek olasıdır.

Pratikte, bir yıldız akı biriminde ölçülemez Alıcı, gözlenen yıldız akısıyla doğrusal orantılı olacak şekilde bir elektrik çıkışı üretir. Doğru akım (DC) ışıkölçümde, alıcının yükseltilmiş çıkış akımı ölçülürken, puls sayan teknikte saniyedeki sayım sayısı kaydedilir. Her iki durumda da kaydedilen miktar yalnız gözlenen akıyla orantılıdır. Sembolik olarak,

$$F_{\lambda} = K d_{\lambda} \quad (1.8)$$

yazabiliriz. Burada,  $d_{\lambda}$  pratik ölçüm (yani saniyedeki akım veya sayım) ve  $K$ , orantısal bir sabittir. 1.7 eşitliği yeniden yazılabilir:

$$m_{\lambda} = q_{\lambda} - 2.5 \log K - 2.5 \log d_{\lambda} \quad (1.9)$$

veya

$$m_{\lambda} = q'_{\lambda} - 2.5 \log d_{\lambda} \quad (1.10)$$

Artık, gerçek ölçüm  $d_{\lambda}$ , aletsel sıfır nokta katsayısı  $q'_{\lambda}$  ve aletsel parlaklık  $m_{\lambda}$  ile ilişkilidir. Bir yıldızın renk ölçeği, iki farklı tayf bölgesi arasındaki parlaklık farkı olarak tanımlanır. Eğer, 1 ve 2 indisleri bu iki bölgeye karşılık geliyorsa, o zaman renk ölçeği,

$$m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2} = q'_{\lambda 1} - q'_{\lambda 2} - 2.5 \log d_{\lambda 1} + 2.5 \log d_{\lambda 2} \quad (1.11)$$

veya

$$m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2} = q_{\lambda 12} - 2.5 \log \left( \frac{d_{\lambda 1}}{d_{\lambda 2}} \right) \quad (1.12)$$

olarak yazılır.

Burada sıfır noktası sabitleri,  $q_{\lambda 12}$  gibi tek bir terim içinde toplanmıştır. ( $m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2}$ ) miktarı, aletsel sistem içindedir. Aletsel sistemden, standart sisteme dönüşüm kısaca tartışılmıştır. Dönüşüm yapmadan önce yer atmosferinin soğurucu etkisi için gerekli düzeltmeler yapılmalıdır.

## 1.8 ATMOSFER SÖNÜKLEŞTİRME KATSAYILARI

Yıldızlar, yer atmosferinin ışığı soğurması ve saçmasından dolayı bir miktar daha sönük görünürler. Kaybolan ışık miktarı yıldızın çevren üstündeki yüksekliğine, gözlem dalgaboyuna ve atmosferik koşullara bağlıdır. Bu karmaşık davranış yüzünden, ölçülen parlaklık ve renk ölçekleri "atmosfer dışındaki" bir yere düzeltilir. Başka deyişle, uzayda ölçüm yapan bir gözlemciyle aynı değerleri verecek şekilde düzeltilir. Bu yolla, iki gözlemevinin ölçümleri karşılaştırılabilir.

Ölçülen parlaklık ( $m_{\lambda}$ ), yer atmosferi üzerinde ölçülen parlaklığına ( $m_{\lambda 0}$ ) aşağıdaki eşitlik yardımıyla düzeltilir,

$$m_{\lambda 0} = m_{\lambda} - (k'_{\lambda} + k''_{\lambda} c) X \quad (1.13)$$

Burada  $k'_{\lambda}$ , temel sönükleştirme katsayısı olarak adlandırılır ve  $k''_{\lambda}$ , ikinci dereceden sönükleştirme katsayısıdır. Bu ikinci derece terim yeterince küçük olduğundan pratikte boşlanır.  $c$ , gözlenen renk ölçeği ve  $X$ , hava kütesidir. Zenitte (başucu noktasında)  $X = 1$ 'dir ve yıldızın yüksekliği azaldıkça, yani yıldız çevrene doğru yaklaştıkça büyür. İyi bir yaklaşımla,

$$X = \sec z \quad (1.14)$$

dir. Burada  $z$ , yıldızın zenit uzaklığı ( $z = 90^\circ - h$ );  $h$  ise yıldızın yüksekliğidir.

Güneş'in batarken kırmızı görünmesi gibi, atmosferik sönükleştirme işlemi yıldızların renk ölçeğini etkiler. Ölçülen renk ölçeği ( $c$ ), yer atmosferi üzerinden görülen bir renk ölçeğine ( $c_0$ ) dönüştürülür.

$$c_0 = c - k'_c X - k''_c X c \quad (1.15)$$

$k'_c$  ve  $k''_c$ , birinci ve ikinci dereceden sönükleştirme katsayılarıdır.  $c$  alt indisi, iki dalgaboyu bölgesine bağlı katsayının değerini hatırlatır. Yani, mavi ve sarı filtreleri temel alan bir renk ölçeğinin sönükleştirme katsayısı, sarı ve kırmızı filtreleri temel alanıkiyle aynı değildir. Sönükleştirme katsayıları  $k'_\lambda$ ,  $k''_\lambda$ ,  $k'_c$  ve  $k''_c$  gözlemlerle belirlenirler.

## 1.9 STANDART SİSTEME DÖNÜŞÜM

UBV sistemi gibi bir parlaklık ve renk sistemi, özel alıcı ve filtreler ile ölçülen standart yıldızlarla belirlenir. Farklı gözlemevlerindeki gözlemcilerle gözlemleri karşılaştırabilmek için gözlemler aletsel sistemden standart sisteme dönüştürülmelidir. Standart yıldızlar sistemini belirlemek için kullanılan aletlerin eşleştirilmesi gözlemciler için çok önemlidir. Ancak iki filtre seti ve alıcılar tam olarak aynı olamaz. Bundan dolayı, tüm gözlemciler kendi gözlemlerini standart sisteme nasıl dönüştüreceklerini belirlemek için standart yıldızların ölçümünü yapmak zorundadırlar.

Burada dönüşüm eşitliklerinin ayrıntısı yerine yalnız sonuçlar verilecektir. Öncelikle gözlenen parlaklık sönükleştirme etkisinden arındırılmış olmalıdır. Ancak o zaman standart parlaklığa ( $M_\lambda$ ),

$$M_\lambda = m_{\lambda 0} + \beta_\lambda c + \gamma_\lambda \quad (1.16)$$

eşitliğiyle dönüştürülebilir. Burada,  $c$ , yıldızın standart renk ölçeği;  $\beta_\lambda$ , aletin renk katsayısı;  $\gamma_\lambda$ , aletin sıfır noktası sabitidir. Standartlaştırılmış renk ölçeği,

$$c = \delta c_0 + \gamma_c \quad (1.17)$$

ile verilir. Burada  $c_0$ , atmosfer sönükleştirmesi için düzeltilmiş gözlenen renk ölçeğidir.  $\delta$  ve  $\gamma_c$ , yine sırasıyla renk katsayısı ve sıfır noktası sabitidir. Bu katsayılar ve sıfır noktası sabitleri, standart yıldız gözlemlerinden her bir fotometrik sistem için tanımlanır.

Serdar Evren