

Bölüm 2

FOTOMETRİK SİSTEMLER

Işıkölçümün temel amacı, bir gökcisminden gelen ışık akısının nasıl ölçüleceğini araştırmaktır. Bu yüzden teleskobun odağına bir ışık alıcısı (dedektör) yerleştirilmelidir. Farklı gözlemciler, farklı alıcılar ve teleskoplar kullanmaya başladığında, bu veriyi birleştirmekte veya karşılaştırmakta sorun yaşarlar. Bu gözlemciler aynı yıldızı aynı anda gözlese bile, ölçümleri aynı olamayabilecektir. Bu fark, teleskobun ve alıcının farklı tayfsal karşılığından dolayıdır. Çok uç bir örnek alalım. Bir alıcının mavi diğerinin de kırmızı ışığa daha duyarlı olduğunu varsayalım. Yıldızlar tüm dalgaboylarında eşit parlaklığa sahip değillerse, iki alıcı büyük olasılıkla aynı yıldız için aynı sonuçları vermeyecektir.

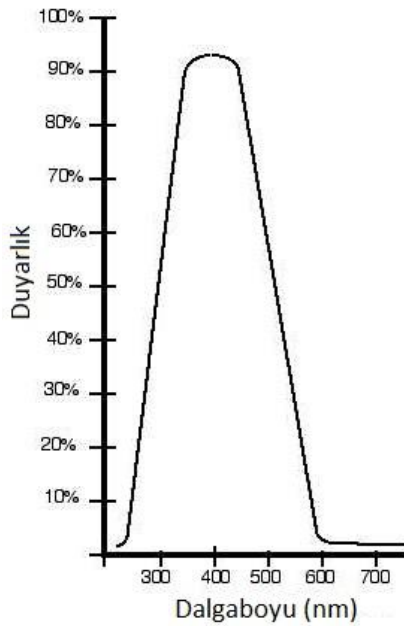
Düzgün bir veri kümesi elde etmenin ilk adımı, tüm gözlemcilerin aynı tür alıcı kullanmalarınıdır. Yıldızın fiziksel koşullarını içerecek tayfsal özelliklere sahip ölçümler alınması en kayda değeridir. Bu durum geniş bir tayfsal aralığa duyarlı alıcı kullanmakla başarılır. Alıcı üzerinde sınır dalgaboyları belli filtreler kullanarak, uygun tayfsal aralıklarda çalışma yapılabilir. Her gözlemci alıcı ve filtrelerini, standart bir sistemle eşleştirmelidir. Ancak bu durum sağlanmış olsa bile düzgün, ideal bir alıcı ve filtrelere ulaşılmamış olur. Bu yüzden son bir adım daha gerekir: standart yıldızlar. Işığı değişmeyen, parlaklıkları ve renkleri aynı yıldızların gözlemi, gözlemciye 1.16 ve 1.17 eşitliklerindeki kendi katsayılarını belirlemeye izin verir. Artık bundan sonra bilinmeyen yıldızın ışığını ölçmek ve bunları bir fotometrik sisteme dönüşüm eşitliklerinde kullanmak olasıdır.

Bir fotometrik sistem, özel bir alıcısıyla, filtreleriyle ve standart yıldızlar kümesiyle tanımlanır. Fotometrik sistemler, kullandıkları filtrelerin sınır dalgaboyu aralıklarının boyutlarıyla bağlantılı olarak kabaca üç kategoriye ayrılır. UBV sistemi gibi geniş bant sistemler, yaklaşık 900 Å filtre genişliğine sahipken, orta bant filtre genişlikleri yaklaşık 200 Å kadardır. Dar bant sistemler, tek bir tayf çizgisini ölçebilecek kadar dar, yaklaşık 30 Å veya daha az genişliğe sahiptirler. Dar bant sistemler çok özel bir tayfsal bilgi verirken, yıldız ışığının çok küçük bir kısmını geçirirler. Çok büyük bir teleskop kullanmadıkça, bu filtrelerin kullanımı parlak yıldızlarla sınırlı kalır.

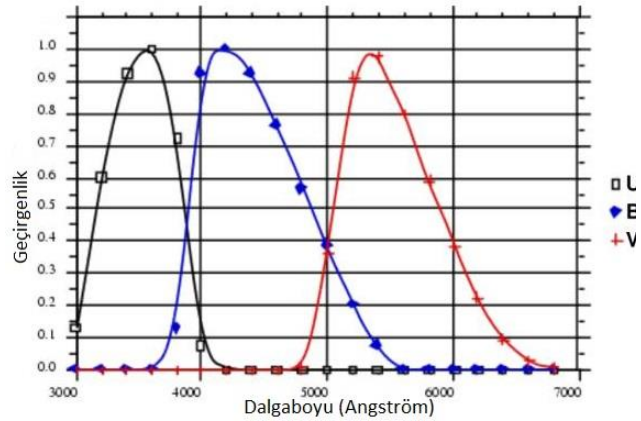
Bu bölümün sonunda, bir orta bant ve bir dar bant sistemden söz edilecektir. Başlangıç için tüm anlatımlar UBV geniş bant sistem temel alınarak yapılacaktır. İşlemlerin çoğu her hangi bir sisteme uygulanabilir. UBV sistemine ağırlık verilmesinin nedeni: astronomlar arasında en yaygın olanıdır ve yayınlarda UBV gözlemlerini temel alan çok veri bulunur. Ayrıca geniş bant sistem küçük teleskop kullanıcıları için de oldukça uygundur. Sistemi belirleyen fotokatlandırıcı tüp ve filtreler kolay kullanılır ve çok pahalı değildir. Ayrıca, geniş bir standart yıldız seti vardır. Her bir fotometrik sistemin kullanılacağı araştırma alanları olmasına rağmen en yaygın kullanılanıdır.

2.1 UBV SİSTEMİNİN ÖZELLİKLERİ

UBV sistemi H.L. Johnson ve W.W. Morgan tarafından yapılmış ve tanımlanmıştır. Johnson ve Morgan, Uluslararası Sistemin (bkz. Bölüm 1.2) sarı ve mavi parlaklıklarıyla karşılaştırılabilir, yıldızın ayırt edici özelliğini ön plana çıkaran üçüncü bir renge sahip ve Morgan-Keenan (M-K) tayfsal sınıflama sistemine sıkıca bağlı bir fotoelektrik sistem kurmayı düşündüler. *UBV sistemi RCA 1P21 fotokatlandırıcı tüp ve üç geniş bant filtre kullanımına yönelik geliştirildi. Filtrelerle, görsel parlaklık (V), mavi parlaklık (B) ve moröte parlaklık (U) elde edilir.* 1P21'in duyarlık eğrisi Şekil 2.1'de, filtrelerin geçirgenlik eğrileri ise Şekil 2.2'de gösterilmiştir.



Şekil 2.1 1P21 fotokatlandırıcı tüpün duyarlık fonksiyonu.



Şekil 2.2 UBV filtrelerinin normalize edilmiş geçirgenlik fonksiyonu.

V filtresi, 5500 Å civarında maksimum geçirgenliğe sahip, sarı renktir. Bu filtre Uluslararası Sistem'in fotogörsel parlaklığına yaklaşık denk gelen V parlaklığı olarak seçilmiştir. Uzun dalgaboyunun sınırı 1P21'in duyarlığıyla belirlenir ve orada filtre yoktur. Mavi (B) filtre 4300 Å civarında merkezlenmiştir; fakat 1P21'in duyarlık aralığının çok üzerinde geçirgenliğe sahiptir. B parlaklık, daha önceki mavi fotoğrafik parlaklıklarla iyi uyuşur. Bu filtrenin aslında iki bileşeni vardır: bir mavi filtre ve bir moröte engelleme filtresi. İkinci filtre, B parlaklığını Balmer süreksizliğinin etkisinden korur. U filtresi 3500 Å dalgaboyunda merkezlenmiştir ve iki soruna sahiptir. Birincisi, bu filtre bir kırmızı sızıntıya sahiptir; yani yakın kızılötede bir miktar ışık geçirir. Bu kırmızı ışık ikinci bir filtreyle engellenmelidir veya bu kırmızı sızıntı ölçülüp, U ölçümlerinden çıkartılmalıdır. İkinci sorun, kısa dalgaboyu sınırı ne filtre ne de fotokatlandırıcı tarafından belirlenmez, fakat onun yerine yer atmosferi moröte geçirgenliğini engeller. Bu durum gözlemevi yüksekliğinin fonksiyonu olarak değişir ve atmosferik koşullara bağlı olarak değişim gösterebilir. Bu yüzden UBV sistemi tamamen filtre tanımlı değildir.

UBV standart yıldızları her hangi bir dönüşüm yapmadan Johnson'un orijinal ışıkölçeri tarafından ölçülmüştür. Diğer bir deyişle, bazı ek sabitler dışında, UBV sistemi ışıkölçere ait aletsel bir sistemdir. (B-V) ve (U-B) renk ölçüklerinin sıfır noktaları altı AOV yıldızıyla belirlenmiştir. Bu yıldızlar

α Lyr, γ UMa, 109 Vir, α CrB, γ Oph ve HR 3314'dür. Bunların ortalama renk ölçeği sıfır olarak belirlenmiştir. Yani,

$$(B - V) = (U - B) = 0$$

Sistem, orjinalinde 10 temel standart yıldızla tanımlanmıştır. Tüm gökyüzüne dağılmış tam 10 yıldız. Bu 10 yıldız diğer gözlemlerinin ışıkölçerlerini ayarlayabilmek için yeterli bir sayı değildir. Johnson ve Morgan, bu 10 yıldızla yakın özellikli, daha geniş ikincil standart yıldız listesi oluşturdu. İkincil standartlar üç açık yıldız kümesi içinden belirlenmiştir. Bu kümeler UBV kalibrasyonu için çok kullanışlıdır ve küme içindeki yıldızlar birbirine çok yakın olduğu için atmosfer sönükleştirmesindeki kararsızlıklar daha az önemli olur.

2.2 UBV DÖNÜŞÜM EŞİTLİKLERİ

Bir gözlemci, standart yıldız gözlemleri sayesinde program yıldızlarının aletsel parlaklıklarını UBV standart sisteme dönüştürebilir. Bölüm 1'de, dönüşüm eşitliklerinin herhangi bir fotometrik sisteme uygulanabilen genel formunu vermiştik. Dönüşüm eşitliklerinde kullanılan sembolleri UBV sistemindeki alışılmış haline getirmek için (1.10) eşitliğini aşağıdaki gibi yazabiliriz:

$$v = -2.5 \log d_v \quad (2.1)$$

$$b = -2.5 \log d_b \quad (2.2)$$

$$u = -2.5 \log d_u \quad (2.3)$$

Burada v, b, u aletsel parlaklıkları ve d_v, d_b, d_u ise V, B, U filtrelerine ait ölçümleri temsil eder. q' sabitleri, dönüşüm eşitliklerindeki sıfır noktası sabiti yardımıyla "yok edilebilir". (1.12) eşitliği yerine aşağıdaki eşitlikleri yazılabiliriz.

$$(b - v) = -2.5 \log(d_b / d_v) \quad (2.4)$$

$$(u - b) = -2.5 \log(d_u / d_b) \quad (2.5)$$

Büyük harfler U, B, V standart sistemi temsil ederken, küçük harf u, b, v aletsel sisteme ait parlaklıklardır. Atmosfer sönükleştirmesinden arındırılmış parlaklık ve renkler için (1.13) ve (1.15) eşitlikleri aşağıdaki gibi yazılabilir.

$$v_0 = v - k'_v X \quad (2.6)$$

$$(b - v)_0 = (b - v)(1 - k''_{bv} X) - k'_{bv} X \quad (2.7)$$

$$(u - b)_0 = (u - b) - k'_{ub} X \quad (2.8)$$

UBV sisteminde, k''_{ub} sıfır olduğu belirlendi ve denemeler k''_v nin çok küçük olduğunu gösterdi; onun için de (2.6) eşitliğine dahil edilmedi. (1.16) ve (1.17) eşitlikleri aşağıdaki şekilde yazılabilir.

$$V = v_0 + \epsilon(B - V) + \zeta_v \quad (2.9)$$

$$(B - V) = \mu(b - v)_0 + \zeta_{bv} \quad (2.10)$$

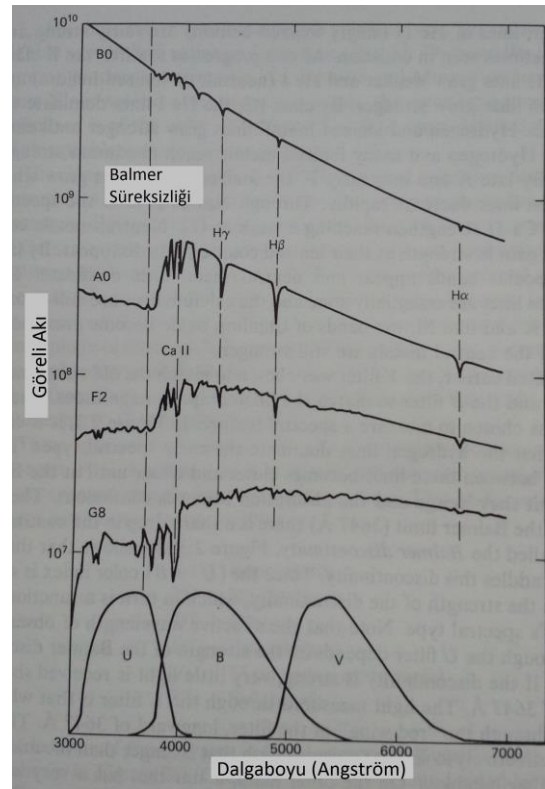
$$(U - B) = \psi(u - b)_0 + \zeta_{ub} \quad (2.11)$$

Burada ϵ, μ, ψ dönüşüm katsayıları ve $\zeta_v, \zeta_{bv}, \zeta_{ub}$ ise sıfır noktası sabitleridir.

2.3 MORGAN-KEENAN TAYFSAL SINIFLAMA SİSTEMİ

Tayfsal sınıflama astronomide çok önemli bir konudur ve bu konunun ayrıntıları değişik kitaplarda bulunabilir. Burada ise UBV sisteminin, Morgan-Keenan (M-K) tayfsal sınıflama sistemiyle yakın ilişkisi yüzünden kısa bir tekrar yapılacaktır.

Büyük ölçekli ilk yıldız tayf sınıflaması 1920'lerde Harvard College Gözlemevi'nde başladı ve Henry Draper Kataloğu olarak bilinir oldu. 400 000'den fazla yıldız tayfı sınıflandı. Öncelikle yıldızlar hidrojen soğurma çizgi şiddetlerine göre birkaç gruba ayrıldı. Gruplar, en şiddetliden en zayıfa olmak üzere A'dan P'ye kadar adlandırıldı. Zamanla sınıflama daha belirgin hale geldi ve bazı düşük çözünürlüklü tayfçekerlerden çıkan ürünler yok oldu. Böylece bazı sınıflar kaldırıldı ve geriye kalanlar yeniden düzenlendi. Sonuç, karışık alfabetik sıralama (O, B, A, F, G, K, M), fakat tüm tayf çizgilerinin şiddetinde anlamlı ve sürekli değişimin elde edilmesi idi. Daha ayrıntılı tayfsal görüntüler sayesinde her bir harfi izleyen 10 alt tür geliştirildi. Bu türler 0'dan 9'a kadar rakamlarla gösterildi (örneğin O9, B5, G7, M1). Vega A0 iken, Güneş G2 olarak sınıflandı. Şekil 2.3'de anakol yıldızlarına ilişkin çeşitli tayf örnekleri gösterilmiştir. Şeklin altına filtrelerin ve fotokatlandırıcı tüpün UBV sistemi için duyarlık fonksiyonu da yerleştirilmiştir. Tayf sıralamasına göre kolun başlangıcına yakın yıldızlar "erken tür", sonuna yakın yıldızlar ise "geri tür" yıldızlar olarak adlandırılır. Yani bir A0 yıldızı F5 yıldızından daha erken tür olurken, bir K5 yıldızı G9 yıldızından daha geri türdür.



Şekil 2.3 Bazı anakol yıldızlarının tayfları.

Artık biliyoruz ki tayfsal sıralama aslında yıldızların yüzey sıcaklığı sıralamasıdır. Örneğin, O yıldızlarının sıcaklığı yaklaşık 50 000 K iken M yıldızları 3000 K'dir. Şekil 2.3'deki tayf çizgilerinin desen değişikliği, yıldız sıcaklığındaki değişimin doğrudan sonucudur. O tayf türünden bir yıldız, atomlarının çoğunun iyonlaşmasından dolayı yalnız birkaç çizgi gösterir. Burada He II (bir kere iyonlaşmış helyum) çizgileri kuvvetlidir ve bazen salma olarak görülürler. B-sınıfına doğru ilerledikçe

He II çizgileri zayıflar ve He I (iyonlaşmamış / nötr helyum) ve hidrojen çizgileri görünmeye başlar. B2 sınıfında, tayfta He I çizgileri baskın görünür. Hidrojen ve iyonlaşmış metal (astronomlar hidrojen ve helyum dışındaki tüm elementleri metal olarak adlandırır) çizgileri erken A-türüne kadar kuvvetlenir. Hidrojen ve birçok iyonlaşmış metal çizgisi A0'da maksimum şiddete ulaşır. Geri A-türü ve erken F-türü yıldızlarda hidrojen çizgileri hızla şiddetini kaybederken, iyonlaşmış metal çizgileri şiddet arttırmaya devam eder. Ca II çizgisi G2 tayf türünde maksimum şiddete sahiptir. Geri türlere doğru ilerledikçe iyonlaşmış metaller şiddet kaybederken, nötr metal çizgiler şiddetlenir. Geri K tayf sınıfına doğru molekül bantları görünmeye başlar ve nötr metal çizgileri baskındır. Hidrojen çizgileri artık zayıflamışken, kalsiyum çizgileri halâ varlığını sürdürür. Geri K ve M sınıfı içinde titanyum oksit (TiO) bantları baskın olur. Nötr metal çizgileri de halâ şiddetlidir.

Daha önce belirtildiği gibi, V filtresi eski görsel parlaklıkla ve B filtresi de fotoğrafik parlaklıkla eşleştirme yapılabilmesi için seçilmiştir. U filtresi ise bir tayfsal özellik ölçmek içindir. Şekil 2.3'den kolayca görülür ki erken tür yıldızlarda hidrojen çizgileri baskındır. Bu çizgiler arasındaki boşluk Balmer sınırına doğru daha yakınlaşır ve sonunda birleşir. Dolayısıyla soğurma çizgileri sürekli zemine dönüşür. Bundan dolayı 3647Å Balmer sınırında, sürekli zeminde keskin bir düşme vardır ve burası “**Balmer Süreksizliği**” olarak adlandırılır.

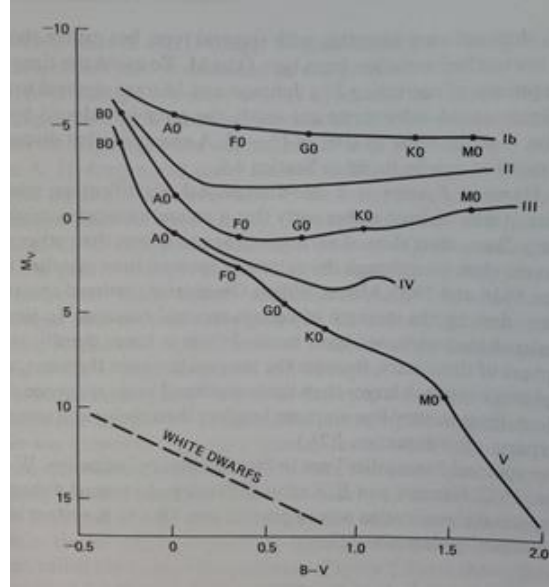
U filtresi bu süreksizliğin her iki tarafını da içine alır (bkz. Şekil 2.3). Bu yüzden (U-B) renk ölçeği, süreksizliğin şiddetine duyarlıdır ve bu da sırasıyla yıldızın tayf türünün fonksiyonudur. Dikkat edilirse U filtresinde yapılan gözlemin etkin dalgaboyu Balmer süreksizliğinin şiddetine bağlıdır. Eğer, süreksizlik kuvvetliyse, 3647Å'nın kısa dalgaboyu tarafından az miktarda ışık alınır. U filtresinde ölçülen ışık 3647Å'nın uzun dalgaboyu, yani “kırmızı kanat”ından geçip gelen ışıktır. Bu yüzden biz etkin olarak filtrenin bant genişliğinin ortasından daha uzun dalgaboyuna bakıyoruz. Öte yandan zayıf bir süreksizliğe sahip olan yıldız, filtrenin tamamından eşit miktarda geçen ışık gönderir. Böylece gözlemin etkin dalgaboyu bant genişliğinin merkezine yakındır. Bu etkinin önemli bir sonucu, U-B için ikinci derece atmosfer sönmükleştirme katsayısının tayf türüne bağlı olarak karmaşık bir davranış göstermesinde karşımıza çıkar. Yani k''_{bv} ve k''_{ub} 'nin davranışı tayf türüyle düzgün bir değişim göstermek yerine, daha ziyade O'dan M'ye kadar testere dişli değişim gösterir. Zaman alan k''_{ub} düzeltme işlemlerinden sakınmak için, Johnson ve Morgan bu katsayıyı sıfır olarak tanımladı. İkinci dereceden terim çok küçük olduğundan, bu tanımın getireceği hata (U-B) üzerinde 0.03 mertebesinde dir. Bu sorunun ayrıntılı tartışması Bölüm 4.9'da yapılacaktır.

Harvard Sistemi, tek boyutlu sınıflama şemasıdır. Bununla beraber, ikinci bir boyutun olması gerektiğini de ortaya koymuştur. Aynı tayf sınıfından olsalar bile bazı yıldızların diğer yıldızlardan daha dar soğurma çizgileri gösterdiği görüldü. 1914-1935 arasında Mount Wilson Gözlemevi aynı sınıfın tayflarını, belirgin tayfsal özelliklerin şiddetlerine göre sıraladı. Zamanla daha dar çizgilerin daha düşük yoğunluklu yıldız atmosferlerinde üretildiği ortaya çıktı. Aynı sıcaklıklara sahip olmalarına rağmen, bunların atmosferleri normal anakol yıldızlarıninkinden çok daha büyüktü. Bundan dolayı, bu dar çizgili yıldızlar onların anakol karşılıklarından daha parlaktı.

Bu tayfsal gariplik veya aykırılık aslında ısıtma (ışınım gücü) belirteciydi. W.W. Morgan, P.C. Keenan ve E. Kellman, şimdi genel kullanımda olan tayfsal sınıflamaya ikinci bir boyut getirdiler. M-K sistem aşağıdaki ısıtma sınıflarını içerir:

I: Süperdevler, II: Parlak Devler, III: Devler, IV: Altdevler, V: Anakol (Cüceler) ve VI: Altçüceler

Bu grupların Hertzsprung-Russell (H-R) diyagramındaki yeri Şekil 2.4'de gösterilmiştir. Süperdevler (I) sınıfı a (en parlak) veya ab veya b (en sönük) gibi son ekler kullanarak alt gruplara bölünebilir. Işıtma kriterleri, çizgi şiddetleri, çizgi şiddeti oranları ve hidrojen çizgilerinin genişlikleri temel alınarak belirlenir. Daha büyük yıldızların atmosferlerindeki düşük yoğunluk iyonlaşmış atomların yüzdesini değiştirir. Bu durum sırayla çizgi şiddetlerini değiştirir ve tayfı, daha sıcak bir yıldızla ait olarak gösterir. Dolayısıyla yıldız daha erken tayf türünden gibi görünür. Şekil 2.4'den görüldüğü gibi dev ve süperdevlerin tayf sınıfları, anakol üzerinde aynı tayf sınıfından bir yıldız göre daha sağ tarafta kalır. Ancak renk ölçeği, çizgilerdeki değişimlerden çok fazla etkilenmez ve bundan dolayı farklı bir sıcaklık gösterir.



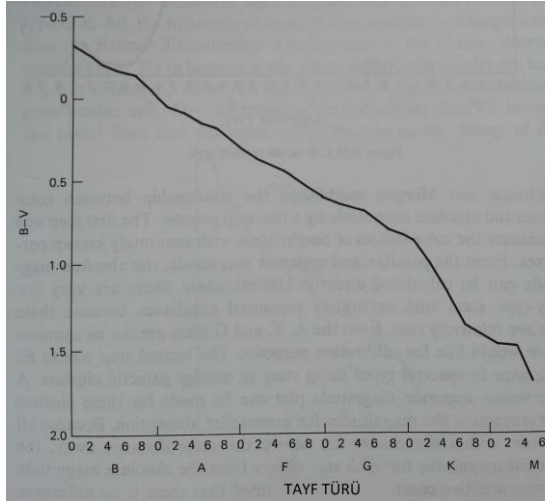
Şekil 2.4 H-R Diyagramı ve ısıtma sınıfları.

2.4 M-K SİSTEMİ ve UBV IŞIKÖLÇÜMÜ

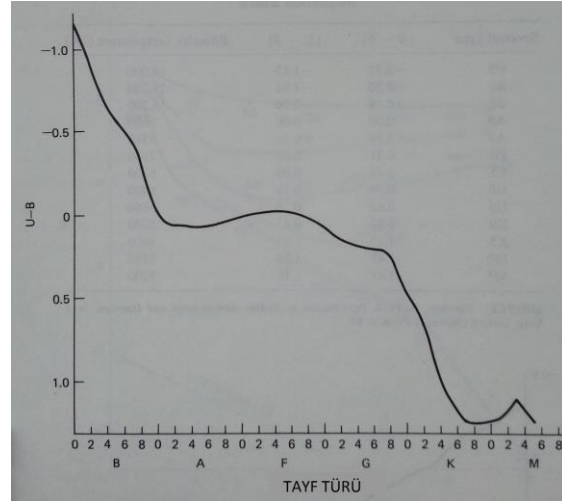
UBV sisteminin en iyi yönlerinden biri M-K tayf sınıflama sistemine çok yakın olmasıdır. Daha önce belirttiğimiz gibi renk ölçekleri için sıfır noktaları, M-K sisteminde A0V olarak sınıflanmış yıldızlar yardımıyla tanımlanmıştır. Bu durum UBV sisteminin renklerinin M-K tayf türleri ve sıcaklıklarla doğrudan ilişkili olmasını sağlar. Şekil 2.5a ve 2.5b ile Çizelge 2.1 anakol yıldızları için bu ilişkileri gösterir. Bu değerler yıldızlararası tozdan etkilenmemiş yıldızlara uygulanır. Bu toz, kırmızı ışıktan daha çok mavi ışığı soğurarak, bir yıldız gerçeğinden daha kırmızı gösterir.

Çizelge 2.1 Anakol Yıldızları İçin Renk Ölçekleri ve Sıcaklıklar

Tayf Türü	(B-V)	(U-B)	Etkin Sıcaklık (K)
O5	-0.32	-1.15	54 000
B0	-0.30	-1.08	29 200
B5	-0.16	-0.56	15 200
A0	0.00	0.00	9 600
A5	+0.14	+0.11	8 300
F0	0.31	0.06	7 350
F5	0.43	0.00	6 700
G0	0.59	0.11	6 050
G5	0.66	0.20	5 660
K0	0.82	0.47	5 240
K5	1.15	1.03	4 400
M0	1.41	1.26	3 750
M5	1.61	1.19	3 200



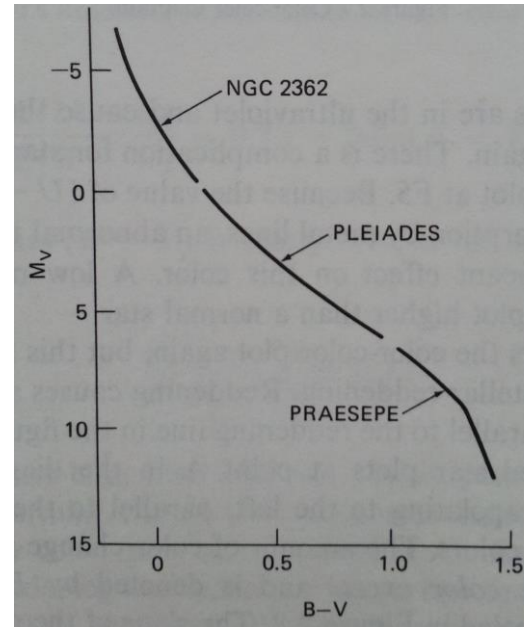
Şekil 2.5a B-V'ye karşı tayf türü



Şekil 2.5b U-B'ye karşı tayf türü

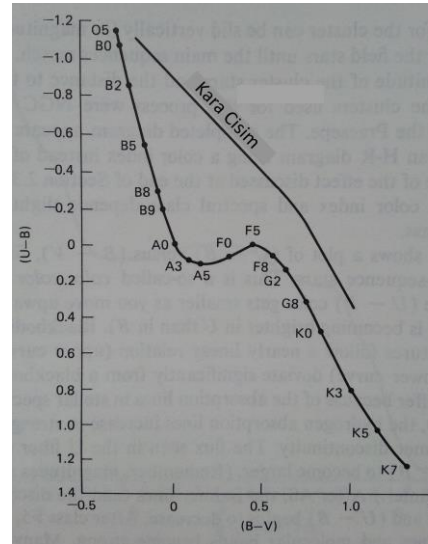
Johnson ve Morgan iki adımlı bir işlem yardımıyla, renk ölçekleri ve salt parlaklık arasında bir ilişki kurdu. Birinci adım, paralaksları doğru bilinen yakın yıldızların renk ölçeklerini ölçmek oldu. Paralaks ve görünür parlaklıktan giderek, salt parlaklık doğrudan hesaplanabilir. Ne yazık ki paralaksları doğru ölçülmüş birkaç erken tür yıldız vardır. Çünkü bu tür yıldızların sayısı diğerlerine göre nispeten daha azdır. Hatta A, F ve G yıldızları bile kalibrasyon işlemleri için çok yaygın değildir. İkinci adım, gökadayaya ait yakın kümelerdeki yıldızları kullanarak tayf türlerindeki boşlukları doldurmak oldu. Parlaklıklar üzerinde yıldızlararası soğurmanın etkisi arındırıldıktan sonra bu kümeler için bir renk-görünür parlaklık diyagramı yapılabilir. Çünkü küme içindeki yıldızlar yaklaşık aynı uzaklıktadır ve her bir yıldızın görünür parlaklığı, salt parlaklığından belli bir değer kadar farklıdır. Eğer, yakındaki alan yıldızlarının ve küme yıldızlarının anakolları arasında bir fark olmadığını varsayarsak, o zaman küme diyagramını parlaklık eksenini boyunca dik olarak alan yıldızlarının anakoluyla çakışmaya kadar kaydırabiliriz. O zaman küme yıldızlarının salt parlaklığı ve kümenin uzaklığı belirlenmiş olur. Bu işlem için kullanılan kümeler NGC 2362, Ülker (Pleiades) ve Arı Kovanı (Praesepe)'dir. Tamamlanmış diyagram Şekil 2.6'da görülmektedir. Bu diyagramın yatay eksenini M-K tayf türleri yerine renk ölçeği kullanan bir H-R diyagramıdır. Bölüm 2.3'ün sonunda tartışılan etkiden dolayı, renk ölçeği ve tayf sınıfları arasındaki ilişki biraz da ısıtma sınıflarına bağlıdır.

Şekil 2.7, kızılasmamış anakol yıldızları için (U-B)'ye karşılık (B-V) renk ölçeklerinin noktalanmış diyagramını gösterir. Bu diyagram, renk-renk diyagramı olarak adlandırılır. Dikkat edilirse, diyagramda yukarı doğru çıktıkça (U-B) rengi daha küçülür; yani yıldız U'da B'den daha parlak olur. Değişik sıcaklıklara sahip kara cisimler hemen hemen doğrusal bir ilişki sergiler (üstteki eğri). Bununla beraber, yıldızlar (alttaki eğri) kara cisim eğrisinden oldukça sapma gösterir. BU iki eğri, yıldız tayflarındaki soğurma çizgilerinden dolayı farklıdır. O'dan



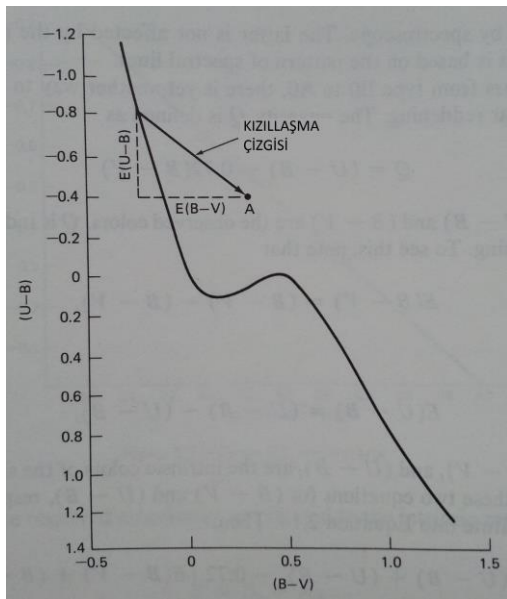
Şekil 2.6 Anakol çakıştırma

A0 tayf türüne kadar, hidrojen soğurma çizgilerinin şiddeti artar ve sonunda Balmer süreksizliği vardır. U filtresinde görülen akı, (U-B)'nin daha büyük olmasına neden olacak kadar azalır. (Yıldız söndükçe, parlaklıklar sayısal olarak büyür). A0'dan sonra, Balmer çizgileri (ve süreksizlik) zayıflamaya ve (U-B) azalmaya başlar. F5 sınıfından sonra ise metal çizgileri ve molekül bantları kuvvetli olur. Bu soğurma çizgilerinin çoğu morötededir ve (U-B) renginin tekrar büyümesine neden olur. Renk-renk diyagramında F5'deki tümsek yakınında bulunan yıldızlar için bir karmaşa vardır. Çünkü (U-B)'nin değeri metal çizgileri tarafından yapılan soğurma miktarına bağlıdır. Anormal metal bolluğu, bu renk üzerinde anlamlı bir etki yaratır. Düşük metal bolluğu, yıldızın normal bir yıldızın yerinden daha yukarıda bulunmasına neden olur.



Şekil 2.7 Renk-renk diyagramı.

Şekil 2.8'de renk-renk diyagramı tekrar gösterilmiştir; fakat bu sefer yıldızlararası kızıllaşmanın etkisine vurgu yapılmıştır. Kızıllaşma, bir yıldız şekil üstünde kızıllaşma çizgisine paralel olarak sağa doğru kaydırmaya neden olur. Örneğin, gözlenen bir yıldız diyagramda noktalandığında A noktasında çıkıyorsa, onun gerçek bünyesel rengi kızıllaşma çizgisine paralel sola kaydırıldığında eğriyi kestiği yerdeki renktir. Yıldızlararası tozdan etkilenen renk değişim miktarı renk artışı olarak adlandırılır ve Şekil 2.8'de gösterildiği gibi $E(B - V)$ ve $E(U - B)$ ile ifade edilir. Kızıllaşma çizgisinin eğimi,



Şekil 2.8 Renk-renk diyagramında kızıllaşmadan oluşan yer değişimi.

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)}$$

olarak verilir. Erken tür yıldızların $(B - V)$ değeri yaklaşık sıfır olduğu için, ikinci terim çok küçüktür ve

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)}$$

olur.

A0'dan daha geri tayf türündeki yıldızlar için, renk-renk diyagramını bünyesel renk belirlemede kullanmak çok uygun değildir. Çünkü renk-renk eğrisi A0'da yukarı doğru kıvrılır. Kızıllaşma çizgisi boyunca sola doğru dış değer biçim (extrapolation) yapılırsa, renk-renk eğrisini iki noktada keser. A0'dan sonraki yıldızlar için, renk artıkları, tayfsal yoldan elde edilmiş gözlenen renklerle tayf sınıflarının karşılaştırmasıyla elde edilmelidir. Tayfsal yoldan elde edilenler, tayf çizgilerinin görünüşünü dikkate aldığından kızıllaşmadan etkilenmez.

B0'dan A0 tayf türüne kadar olan yıldızlar için, yıldızlararası kızıllaşmayı bulmaya yönelik başka bir yol daha vardır. Q parametresi aşağıdaki gibi tanımlanır.

$$Q = (U - B) - 0.72 (B - V) \quad (2.14)$$

Burada $(U - B)$ ve $(B - V)$ gözlenen renklerdir. Q, kızıllaşmadan bağımsızdır. Bunu anlamak için,

$$E (B - V) = (B - V) - (B - V)_i \quad (2.15)$$

ve

$$E (U - B) = (U - B) - (U - B)_i \quad (2.16)$$

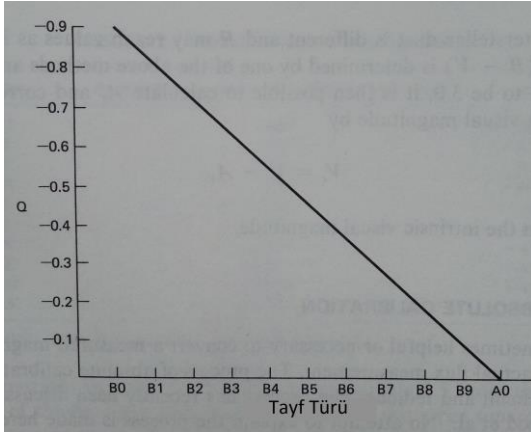
yazılır. Burada $(B - V)_i$ ve $(U - B)_i$ yıldızın bünyesel renkleridir. Şimdi, bu iki eşitliği $(B - V)$ ve $(U - B)$ için sırasıyla çözelim ve Eşitlik (2.14)'de yerine koyalım:

$$Q = E (U - B) + (U - B)_i - 0.72[E(B - V) + (B - V)_i] \quad (2.17)$$

$$Q = (U - B)_i - 0.72(B - V)_i + E(U - B) - 0.72 E(B - V) \quad (2.18)$$

Şimdi, Eşitlik (2.13)'ü (2.18)'de yerine koyalım. Sonuç,

$$Q = (U - B)_i - 0.72(B - V)_i \quad (2.19)$$



Şekil 2.9 Q'ya karşılık MK tayf türleri

kızıllaşmadan bağımsız olur. Daha sonra Eşitlik (2.19), Şekil 2.9'u oluşturmak için kullanılmıştır. Kızıllaşmış bir yıldızın gözlenen renkleri Eşitlik (2.14) yardımıyla, Q hesabında kullanılabilir. Şekil 2.9 bünyesel tayf türünü verir.

Görsel parlaklıktaki toplam soğurma aşağıdaki yoldan giderek bulunabilir. R parametresini

$$R = \frac{A_V}{A_B - A_V} \quad (2.20)$$

olarak tanımlarsak, burada A_V ve A_B , kadir biriminde, V ve B'deki soğurmalarıdır. Gözlenen parlaklıklar, bünyesel parlaklıklarla ilişkilidir:

$$B = B_i + A_B \quad (2.21)$$

$$V = V_i + A_V \quad (2.22)$$

Bu iki eşitliği Eşitlik (2.15)'de yerine koyarsak,

$$E(B - V) = [(B_i + A_B) - (V_i + A_V)] - (B - V)_i \quad (2.23)$$

$$E(B - V) = A_B - A_V \quad (2.24)$$

Bu yüzden, Eşitlik (2.20)

$$R = \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (2.25)$$

veya

$$A_V = R E (B - V) \quad (2.26)$$

olur.

R değeri, gökadamızın birçok doğrultusu için yaklaşık 3.0 bulunmuştur. Bununla beraber, bazı bölgelerde yıldızlararası tozun doğasındaki farklılıktan dolayı, R değeri 12'ye kadar çıkabilir. Eğer, $E = (B - V)$ yukarıdaki yöntemlerden biriyle belirlenirse ve R, 3.0 olarak varsayılırsa, A_V 'yi hesaplayabiliriz ve bünyesel görsel parlaklığı elde etmek için,

$$V_i = V - A_V \quad (2.27)$$

bağıntısıyla, görünürdeki görsel parlaklığı doğru hesaplarız.

2.5 SALT AYAR (KALİBRASYON)

Bazen gerçek bir akı ölçümünü, ölçülen parlaklığa dönüştürmek gerekiyor. Salt ayar işlemi zor ve sıkıcıdır. İşlemi açıklama burada yapılmayacak ama akının UBV ölçümlerine dönüşümünün ne anlama geldiği yaklaşık olarak aktarılacaktır. Öncelikle Eşitlik (1.7)'yi tekrar yazalım:

$$m_\lambda = q_\lambda - 2.5 \log F_\lambda$$

Atmosfer sönükleştirme düzeltmesinin yapıldığını varsayarsak, m 'e bir alt indis ekleyebiliriz:

$$m_{\lambda_0} = q_\lambda - 2.5 \log F_\lambda \quad (2.28)$$

veya

$$V_0 = q_v - 2.5 \log F_v \quad (2.29)$$

$$B_0 = q_b - 2.5 \log F_b \quad (2.30)$$

$$U_0 = q_u - 2.5 \log F_u \quad (2.31)$$

Johnson, q 'ları Çizelge 2.2'de listelendiği gibi belirledi. Böylece akı aşağıdaki gibi yazılabilir.

$$F_V = 10^{-0.4(V_0 - q_v)} \quad (2.32)$$

$$F_B = 10^{-0.4(B_0 - q_b)} \quad (2.33)$$

$$F_U = 10^{-0.4(U_0 - q_u)} \quad (2.34)$$

Çizelge 2.2'de görülen sabitler, sıfır kadirde bir yıldızın akısının logaritmasının 2.5 katıdır. Birimi, watt/(cm² Å)'dir. Ayar işlemi zorluğundan dolayı, bu sabitler %10-20 arasında hata içerebilir.

Çizelge 2.2 Salt Sıfır-Noktası Sabitleri

Filtre	Yaklaşık Eşdeğer Dalgaboyu (Å)	q_λ
U	3600	-38.40
B	4400	-37.86
V	5500	-38.52
R	7000	-39.39
I	9000	-40.2
J	12500	-41.2
K	22000	-43.5
L	34000	-45.2
M	50000	-46.6
N	102000	-49.8

Örnek: $V_0 = 3^m.0$ olan bir yıldızdan Yer'e ulaşan akı ne kadardır?

Çizelge 2.2'den $q_v = -38.52$ olarak alınır.

$$F_V = 10^{-0.4(3.0+38.52)}$$

$$F_V = 10^{-16.61}$$

$$F_V = 2.47 \times 10^{-17} \text{ watt}/(\text{cm}^2\text{Å})$$

Bu değer, gözlemin eşdeğer dalgaboyundaki akıdır. V filtresinde ölçülen toplam akı, yaklaşık olarak filtrenin bant genişliğinin (1000 Å) bu sayıyla çarpılmasıyla bulunabilir. Bu yüzden,

$$F_V \approx 2.5 \times 10^{-14} \text{ watt}/(\text{cm}^2)$$

olur.

Teleskobun V filtresinden geçen toplam güç, ışık geçen alanla çarpılmasıyla elde edilir. Yani,

$$P_V \approx 2.5 \times 10^{-14} (\pi R_t^2) \text{ watt}$$

dir. Burada R_t , teleskobun mercek veya birinci aynanın cm cinsinden yarıçapıdır.

2.6 DİFERANSİYEL IŞIKÖLÇÜM

Diferansiyel ışıkölçüm kavramı ana hatlarıyla Bölüm 1.6'da verildi. Şimdi daha ayrıntılı açıklayacağız. Bir seri ölçüm içeren gerçek gözlemler, saniye başına sayım biriminde verilir. Bu hem değişen hem de mukayese yıldızı için yapılır. V, B ve U filtresi ölçümlerini d_v , d_b ve d_u ile temsil edelim. Değişen için (x), mukayese yıldızı için (c) indislerini ekleyelim. Her bir filtre için değişen ve mukayese yıldızı arasındaki parlaklık farkı eğer atma sayan elektronikler kullanılırsa, aşağıdaki gibi yazılabilir.

$$\Delta v = -2.5 \log \frac{d_{vx}}{d_{vc}} \quad (2.35)$$

$$\Delta b = -2.5 \log \frac{d_{bx}}{d_{bc}} \quad (2.36)$$

$$\Delta u = -2.5 \log \frac{d_{ux}}{d_{uc}} \quad (2.37)$$

Eğer, DC elektronik kullanılırsa farklı “yükseltici kazancı”na sahip iki yıldız gerekir. O zaman yukarıdaki eşitlikler yeniden düzenlenir.

$$\Delta v = -2.5 \log \frac{d_{vx}}{d_{vc}} + G_{vx} - G_{vc} \quad (2.38)$$

$$\Delta b = -2.5 \log \frac{d_{bx}}{d_{bc}} + G_{bx} - G_{bc} \quad (2.39)$$

$$\Delta u = -2.5 \log \frac{d_{ux}}{d_{uc}} + G_{ux} - G_{uc} \quad (2.40)$$

Ek terimler, değişen ve mukayese yıldızlar arasındaki parlaklık biriminde “yükseltici kazancı” arasındaki farkı verir.

Bununla birlikte değişen ve mukayese yıldızları arasında renk ölçeklerindeki farkları oluşturmak için aynı ölçümleri kullanmak olasıdır. Dikkat edilirse,

$$\begin{aligned} \Delta(b - v) &= (b_x - v_x) - (b_c - v_c) \\ &= (b_x - b_c) - (v_x - v_c) \\ &= \Delta b - \Delta v \end{aligned} \quad (2.41)$$

Aynı biçimde,

$$\Delta(u - b) = \Delta u - \Delta b \quad (2.42)$$

Yeni başlayanlar için bu noktadan öteye veri indirgemesine gerek yoktur.

Ender görülen durumlarda, diferansiyel ışıkölçüme küçük bir sönmükleştirme düzeltmesi uygulamak gerekir. Amatör çalışmalarda olmasa bile bilimsel çalışmalarda genelde atmosfer sönmükleştirme düzeltmesi işlemi gözlemlere uygulanır. Özellikle değişen ve mukayese yıldızlarının gökyüzündeki konumları birbirlerine biraz uzak olduğunda konumda önemli bir işlemdir. Değişen yıldızda 1° içinde mukayese yıldız bulunmadığı durumlarda aynı hava kütlelerine sahip olmayacaklarından, hassas çalışmalar değişimlerden etkilenir. (2.35)’den (2.40)’a kadar olan eşitlikler, Eşitlik (2.6)’nın kullanımıyla atmosfer sönmükleştirme etkisinden arındırılabilir.

$$(\Delta v)_0 = \Delta v - k'_v(X_x - X_c) \quad (2.43)$$

$$(\Delta b)_0 = \Delta b - k'_b(X_x - X_c) \quad (2.44)$$

$$(\Delta u)_0 = \Delta u - k'_u(X_x - X_c) \quad (2.45)$$

Burada X_x ve X_c , değişen ve mukayese yıldızlarının aynı andaki hava kütleleridir. Renk ölçeği farkları Eşitlik (2.7) ve (2.8) kullanılarak düzeltilebilir.

$$\Delta(b - v)_0 = \Delta(b - v) - k'_{bv}(X_x - X_c) - k''_{bv} \Delta(b - v) \bar{X} \quad (2.46)$$

$$\Delta(u - b)_0 = \Delta(u - b) - k'_{ub}(X_x - X_c) \quad (2.47)$$

Burada, \bar{X} , değişen ve mukayese yıldızlarının ortalama hava kütesidir.

Yukarıdaki parlaklık ve renk farklarının hepsi, kullanılan ışıkölçerin aletsel sisteminde önemle belirtilmelidir. Standart UBV sisteminde diferansiyel ışıkölçüm yapılabilir. İşlem, mukayese yıldızını bazı UBV standart yıldızlarıyla birlikte gözlemektir. Daha sonra, mukayese yıldızının V, (B-V) ve (U-B) değerleri belirlenebilir. Eğer gözlemler iyi yapılmışsa, bu işlem için tek gece yeterlidir. Diğer tüm gecelerde yalnız değişen ve mukayese yıldızları gözlemeliyiz. Değişen ve mukayese yıldızları arasındaki standart sisteme dayalı parlaklık ve renk farkları (2.9) – (2.11) eşitliklerinin yeniden yazılmasıyla bulunabilir.

$$\Delta V = (\Delta v)_0 + \epsilon \Delta(B - V) \quad (2.48)$$

$$\Delta(B - V) = \mu \Delta(b - v)_0 \quad (2.49)$$

$$\Delta(U - B) = \psi \Delta(u - b)_0 \quad (2.50)$$

Dikkat edilirse, eğer iki yıldız yaklaşık aynı renge sahip ise, (2.48) eşitliğinin sağ tarafındaki ikinci terim hemen hemen sıfır olur. Bundan başka μ ve ψ , 1P21 fotokatlandırıcı tüp ve standart UBV filtreleri kullanan çoğu ışıkölçer için yaklaşık 1'e eşittir. Mukayese yıldızının ayarının yapılmış olması, değişen yıldızın standart parlaklıklarının ve renklerinin hesaplanmasını sağlar.

$$V_x = V_c + \Delta V \quad (2.51)$$

$$(B - V)_x = (B - V)_c + \Delta(B - V) \quad (2.52)$$

$$(U - B)_x = (U - B)_c + \Delta(U - B) \quad (2.53)$$

2.7 DİĞER FOTOMETRİK SİSTEMLER

UBV sistemi asla tek bir sistem değildir. Faydalı birçok sistem vardır. Bu sistemlerin tam bir karşılaştırması burada yapılmayacaktır. Ancak UBV geniş bant sisteminin uzantısı olarak, orta bant ve dar bant sistemlerden birer tanesine burada yer vereceğiz.

2.7a UBV Sisteminin Kızılöte Eklentisi

UBV sisteminin faydalılığını soğuk yıldız sınıflarına genişletmek için sisteme kızılöte filtreler eklendi. Bu filtrelerin kısaltmaları ve yaklaşık etkin dalga boyları Çizelge 2.2'de listelenmiştir. U, B, V, R, I filtreli ışıkölçüm, bir S-1 fotokatlandırıcı tüp (S20'nin kırmızıya genişletilmiş hali) veya fotodiyot alıcı kullanılarak başarılabılır. J-N bölgesindeki dalga boyları, sıvı-helyum sıcaklıklara kadar soğutulmuş ve kurşun sülfür kullanan özel alıcılara gerek duyar. Bu tekniklere yine burada değinilmeyecektir.

2.7b Dört-Renk Strömgen Sistemi

Strömgen sistemi, UBV sistemin birçok eksikliğini tamamlayan ve astrofiziksel olarak önemli bilgiler sağlayan orta-bant genişlikli bir sistemdir. Çizelge 2.3'de sistemin dört filtresinin gösterimleri, merkezi dalga boyları ve bant genişlikleri verilmiştir.

Çizelge 2.3 Strömgren Sisteminde Kullanılan Filtreler

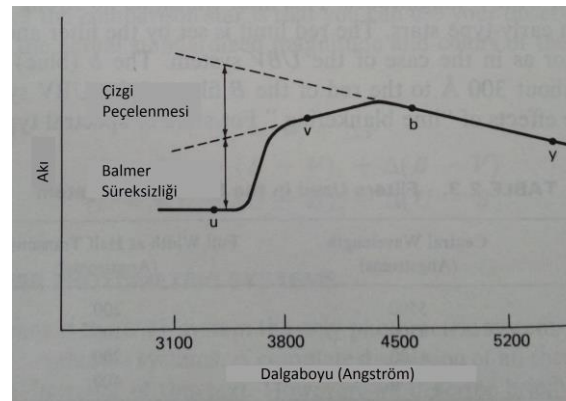
Filtre	Merkezi Dalgaboyu (Å)	Yarı Geçirgenlikteki Genişlik (Å)
<i>y</i>	5500	200
<i>b</i>	4700	100
<i>v</i>	4100	200
<i>u</i>	3500	400

UBV sisteminden farklı olarak, Strömgren sistemi tamamen filtre tanımlıdır. *y* (sarı) filtresi görsel parlaklıkla eşleştirilir ve *V* parlaklığıyla uyum sağlar. Bu filtre erken tür yıldızların şiddetli tayfsal özelliklerini geçirmez. Kırmızı limit, UBV sisteminde olduğu gibi alıcı tarafından değil, filtre yardımıyla belirlenir. *b* (mavi) filtresi, “çizgi peçelenmesi”nden kurtulmak için UBV sisteminin *B* filtresinin yaklaşık 300 Å kırmızı tarafına merkezlenmiştir. *A0*’dan daha geri tayf türü yıldızlar için, metal soğurma çizgileri kuvvetli olur. Bu çizgilerin dalgaboyu bölgesine merkezlenmiş bir filtre, çizgilerin görünmediği durumdakinden daha az akı geçirir. Bu peçelenme etkisi, daha geri tayf türünde daha kuvvetli olduğunda bir sıcaklık göstergesidir. Onun şiddetini ölçmek için, peçelenmenin nispeten olmadığı bölgedeki yıldız akısını ölçüp, peçelenmenin kuvvetli olduğu bölgedeki akıyla karşılaştırmak gerekir. Erken-tür yıldızlarda *b* ve *y* filtreleri peçelenmeden etkilenmez. Geri-tür yıldızlarda iki filtre eşit olarak etkilenir. Mor (*v*) filtre Balmer sınırına yakın hidrojen çizgilerinin kalabalık olmaya başladığı bölgenin uzun dalgaboyu tarafında kuvvetli peçelenme bölgesine merkezlenmiştir. Moröte (*u*) filtresi hem peçelenmeyi hem de Balmer süreksizliğini ölçer. UBV sistemindeki *U* filtresinden farklı olarak bu filtre, Balmer süreksizliğinin tamamen kısa dalgaboyu tarafındadır. 3000 Å yakınındaki atmosferik limitten yeterince uzak olduğundan, gözlem yeri gözlenen dalgaboyu bölgesini belirlemede önemli bir rol oynamaz. Bundan dolayı sistem kullanılan alıcıya duyarlı olmayan yalnız filtre tanımlı bir çalışma prensibine sahiptir. Aslında bant genişliklerine bağlı etkiler yoktur. Yani sönükleştirme düzeltmelerinde veya dönüşüm eşitliklerinde ikinci-derece renk terimleri yoktur. Bu durum UBV sistemiyle yapılmış basit bir karşılaştırmadır.

Şekil 2.10’da bir yıldızın tayfı ve dört filtrenin yeri şematik olarak gösterilmektedir. Strömgren sistemindeki renk ölçekleri çok faydalı niceliklerdir. Çünkü *b* ve *y* filtrelerinin her ikisi de peçelenmeden nispeten kurtulmuştur, (*b* – *y*) ölçeği iyi bir renk ve etkin sıcaklık göstergesidir. Renk ölçeği aslında sürekli zeminin eğimidir. Peçelenmenin olmadığı durumlarda, sürekli zeminin eğimi kabaca sabit olurdu ve (*b* – *y*) yaklaşık (*v* – *b*)’ye eşittir. Çünkü (*v* – *b*) peçelenmeden etkilenir, bu iki ölçek arasındaki fark peçelenmenin şiddetini gösterir. Bundan dolayı m_1 ile gösterilen bir metal ölçeği tanımlanmıştır:

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad (2.54)$$

Sürekli zeminin eğiminin Balmer süreksizliğinden ne kadar etkilendiğini saptamak içinde c_1 ölçeği tanımlanmıştır:



Şekil 2.10 Strömgren filtrelerinin yeri. Sadeliği korumak için soğurma çizgileri konmamıştır.

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad (2.55)$$

Bu ölçek, çizgi peçelenmesinin etkisinin hemen hemen olmadığı Balmer süreksizliğini ölçer. Dikkat edilirse, u ölçümleri hem peçelenme hem de Balmer süreksizliğinin etkilerine sahiptir. v filtresi ise kabaca u filtresindekinin bir buçuk katı kadar, yalnız peçelenme etkisini içerir. Ayrıca c_1 ölçeği, (2.55) eşitliğinin yeniden yazılmasıyla aşağıdaki gibi tanımlanabilir:

$$c_1 = (u - 2v + b) \quad (2.56)$$

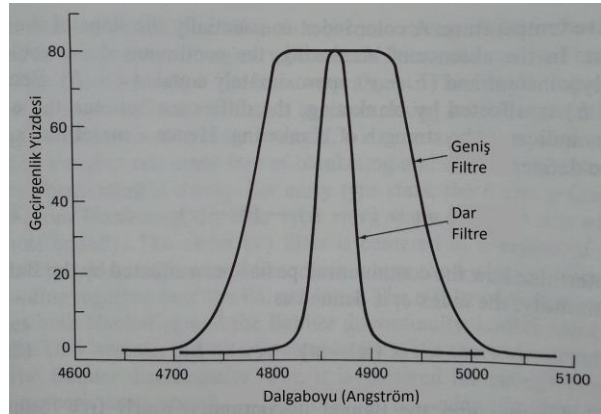
Aslında $2v$ teriminin çıkartılması peçelenmeyi yok eder, Balmer süreksizliği etkileri yok olur.

Özet olarak, Strömgren sistemi, bir görsel parlaklık, bir etkin sıcaklık ölçümü, bir metal çizgilerinin şiddet ölçümü ve bir Balmer süreksizliği ölçümü sağlar. Bundan başka herhangi bir alıcıdan bağımsız filtre tanımlı sistemdir ve sönükleştirme ve dönüşüm eşitliklerinde ikinci derece terimlere gerek duymaz. Yalnız sistemin en büyük sakıncası, daha küçük bant genişliklerinden dolayı, sönük yıldızların ölçümünü yapmak zordur. The Astronomical Almanac'ta Strömgren sistemi için standart yıldızların bir listesi bulunmaktadır.

2.7c Dart Bant H_β Işıkölçüm

Dar bant ışıkölçüm örneği olarak, kısaca dört renk sisteminin uzantısı olarak kullanılan H_β ışıkölçümden söz edeceğiz. Bu sistemde, doğrudan H_β çizgisi üzerine merkezlenmiş dar bir filtre kullanılır. Erken tür yıldızlarda bu önemli bir soğurma çizgisidir. Filtreden geçen ışık akısı miktarı çizgi şiddetine oldukça bağlıdır. H_β 'nin şiddeti O'dan A'ya kadar yıldızlarda ışınım gücü; A'dan G'ye kadar yıldızlarda bir sıcaklık belirteçidir.

Bu sistem aslında iki filtreye gerek duyar. Ölçülen akının küçük bir miktarı kuvvetli H_β soğurma çizgisinden (veya sönük yıldızdan) gelir. Bu yüzden ikincisi, daha geniş olan filtre, komşu sürekli zemine göre H_β şiddetini gösterir. Şekil 2.11'de filtrelerin duyarlık eğrileri gösterilmiştir. Bu sistemi kullanabilmek için büyük teleskoplar gerekir. Filtreler pahalıdır ve teleskopta soğutma sistemine gerek duyar.



Şekil 2.11 H_β sisteminin filtre duyarlılıkları.