

# AST202 Astronomi II

Doç. Dr. Tolgahan KILIÇOĞLU

# 8. Konu

Tayfsal Siniflama

# Gökcisimleri

$$1 M_{\odot} \approx 1000 M_J$$

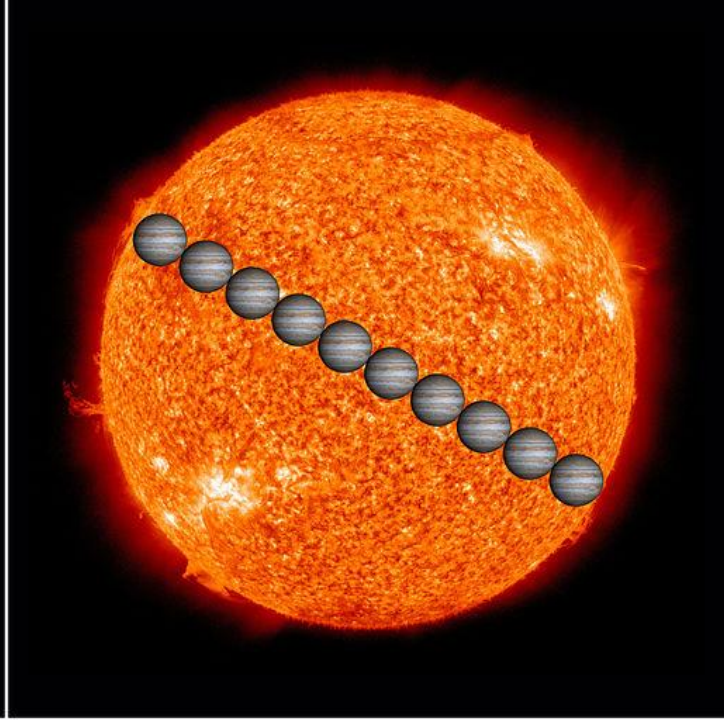
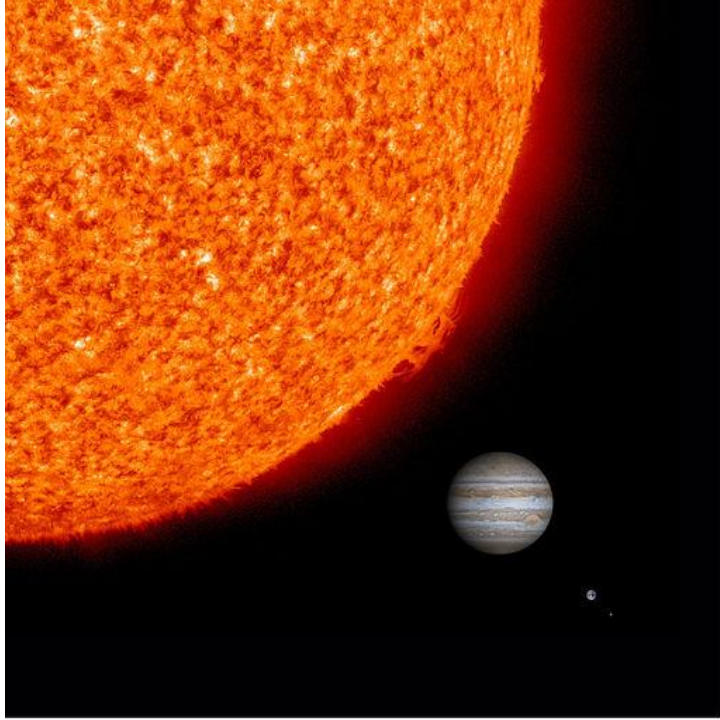
## YILDIZLAR

Kütle	: $315 M_{\odot} - 0.075 M_{\odot}$
Işıtma Güçleri	: $10^7 L_{\odot} - 10^{-4} L_{\odot}$
Yüzey Sıcaklığı	: $210\,000\text{ K} - 2000\text{ K}$
Yarıçap	: $10^3 R_{\odot} - 10^{-1} R_{\odot}$

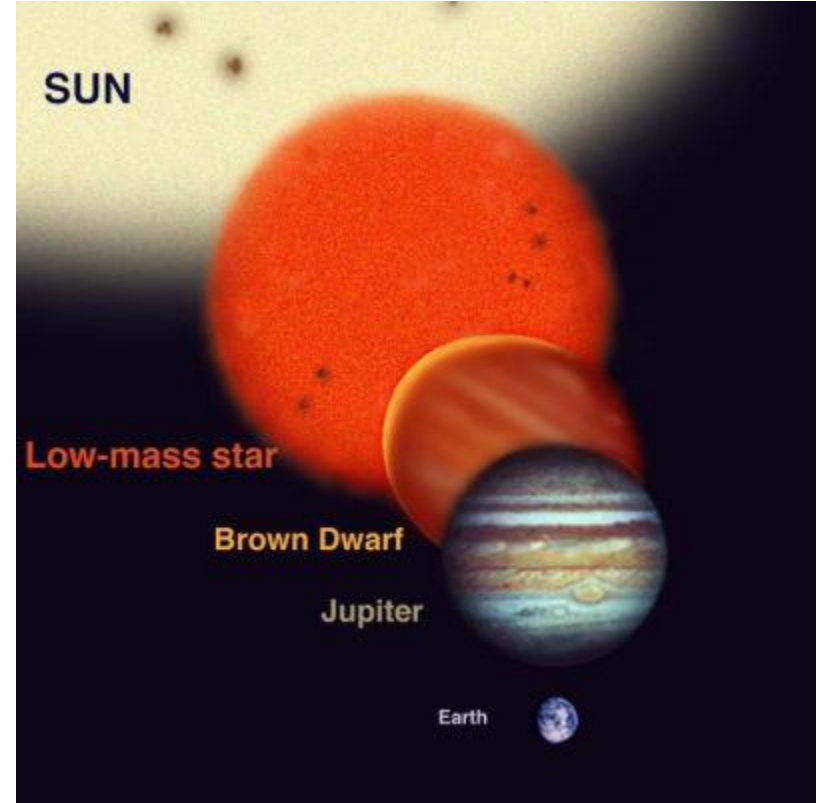
## YILDIZALTI CİSİMLER (KAHVERENGİ CÜCELER)

Kütle	: $75 M_J - 10 M_J$
Işıtma Gücü	: $< 10^{-5} L_{\odot}$
Yüzey Sıcaklığı	: $< 2000\text{ K}$

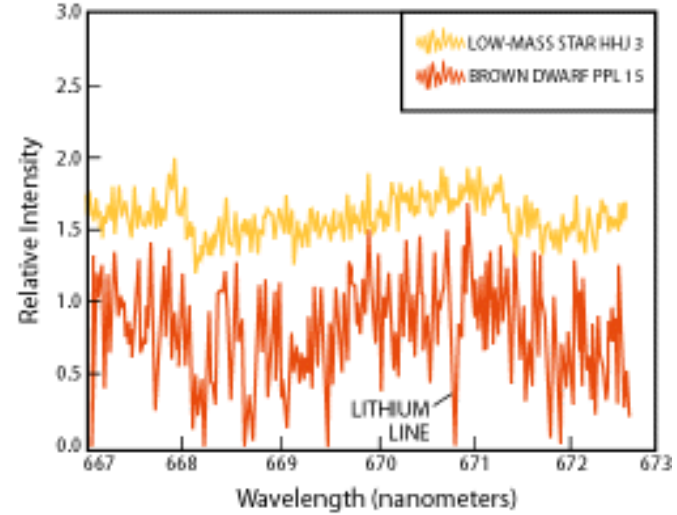
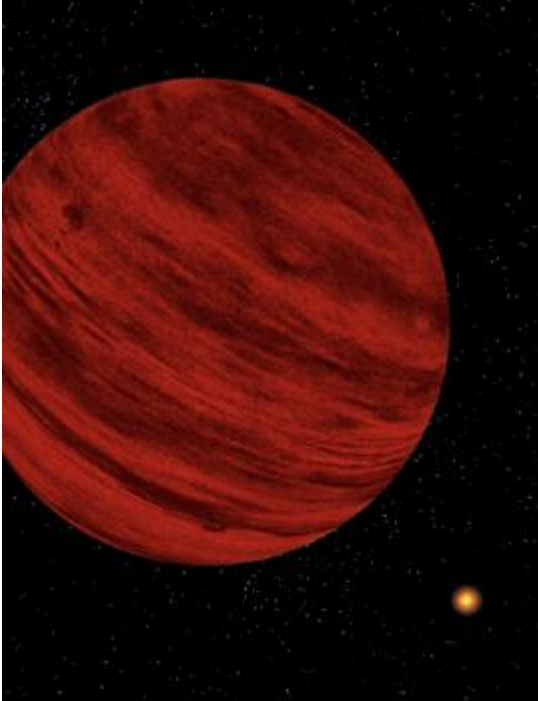
By Tdadamehd - File:The Sun by the Atmospheric Imaging Assembly of NASA's Solar Dynamics Observatory - 20100819.jpgFile:Jupiter by Cassini-Huygens.jpg - Note: this image of Jupiter was altered by removing the shadow of Europa.File:The Earth seen from Apollo 17.jpgFile:FullMoon2010.jpg, CC BY-SA 3.0, <https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=19412852>



- Bir cismin yıldız olabilmesi için minimum 0.075 Güneş kütleye sahip olması gerekir.
- Bu kritik değerin üstündeki cisimler kahverengi cücelerdir.
- Bu değerin altında ise Jupiter ve Saturn gibi dev gaz gezegenler olarak oluşur.



# Kahverengi Cüce



Kahverengi Cüceler Hidrojen yakmaya başlayamadıklarından ışınımaları ısısaldır.

# Tayfsal Sınıflama

*Yıldız tayfları bize bir yıldızın yalnız en dış tabakalarının fizik şartları hakkında bilgiler verebilir. Bu dış tabakalara atmosfer diyeceğiz. Gerçi yıldızın içi ile atmosferi arasında yerdeki gibi net bir sınır yoktur. Gözlemler bize iç tabakalar hakkında hiçbir bilgi vermez. Çünkü bu tabakalardan gelen ışınım üstteki tabakalar tarafından tamamen soğurulur. Atmosfer deyince ışığı bize kadar ulaşabilen tabakaların hepsi anlaşılmalıdır. Bugün kabul edilen yıldız modeline göre yıldızlar bir gaz küresi olup bu kürede sıcaklık, basınç, yoğunluk yüzeyden merkeze doğru artmaktadır. Göreceğiz ki enerji üretimi yıldızın merkezinde çok küçük bir bölgede nükleer dönüşümler sayesinde olmaktadır. Nükleer dönüşümlerin olabilmesi için çok yüksek sıcaklık gerekmektedir. Enerji salınması bütün yönlerde olmaktadır. Işınımı alan her element önce soğurur ve sonra tekrar bütün yönlerde bu ışınımı neşreder. Yıldızların çok sıcak olması nedeniyle yıldızları oluşturan gazlar yüksek derecede iyonlaşmıştır. Çok iyonlaşmış gazlar çok soğurucudur ve Kirchhoff kanununa göre çok da enerji salıcı olmalıdırlar. Gözlemcinin bakış doğrultusunda gelen ışınım, bir gaz hacim elementi tarafından soğurulacak ve tekrar bütün doğrultularda salınacaktır, böylece gözlemci doğrultusunda gelen ışınım da bir kayıp olacaktır. Bu süreç tabakadan tabakaya tekrarlanacak ve nihayet dışarı çıkan ışınım minimum olacaktır. Mesela, Güneş'in yarıçapı 700.000 km olduğu halde biz ancak 600 km kalınlığında bir tabakadan ışık alabiliyoruz.*

# Tayfsal Sınıflama

*Yıldızların tayfsal analizlerinin başlangıcı 1815'lere uzanır. o zaman Fraunhofer Güneş'in sürekli tayfını ve bunu keşen koyu çizgileri keşfetti; birkaç yıl sonra yine Fraunhofer yıldız tayflarını gözledi ve bütün tayf boyunca sürekli tayfi ve koyu çizgileri buldu. 1859 da Kirchhoff, bir cismin salma gücünü onun soğurma katsayısına bağlayan meşhur kanunu ifade etti: akkır haline getirilmiş her cisim, soğurabildiği ışınının aynısını neşreder. Bu kanun koyu çizgiler sorununun çözümlenmesine yarayacak ilk anahtar veriyordu ve yoğun bir gaz küresi, az yoğun bir atmosfer ile çevrilmiştir, bu atmosfer soğurma çizgilerine neden olur. Bu model ile bugün kabul edilen model arasında önemli bir fark vardır.*

*Tayf bilimin ilerlemesi, aynı tabakaların nasıl hem salmaya hem de soğurmaya neden olduğunu açıklamaya imkân vermektedir. Bununla beraber, ilk model de yıldız atmosferlerinin kimyasal bileşiminin bulunmasına olanak veriyordu.*



# Tayfsal Sınıflama



Pietro  
Angelo  
Secchi

## Secchi Sınıflaması

*Tayf bilimin doğuşundan itibaren, gözlenmiş binlerce yıldız tayfının belli guruplar içinde toplanıp toplanamayacağı sorusu sorulmuştur ve böylece bir tayfsal sınıflama fikri doğmuştur. 19. yüzyılın ikinci yarısında Pietro Angelo Secchi yıldız tayflarının düzenli şekilde gözlemlerine başladığı ve böylece kendi adıyla anılan ilk tayfsal sınıflamayı yaptı. Bu sınıflama tamamen deneysel idi. Tayfları görünüşlerine göre sınıflıyordu. Padre Secchi gözlene bilen yıldızların büyük çoğunluğunun tayflarını oldukça sırlı sayıda sınıflarda toplamanın mümkün olduğunu fark etti. Ayrıca yıldızların sürekli tayfi ile çizgi tayfi arasında bir ilişki olduğunu gördü (başka bir deyişle aynı renkteki yıldızların çizgi tayfları da birbirine benzemektedir). Secchi yıldızların beş tayfsal sınıfta topladı.*

# Secchi Sınıflaması

Fig. 1. (1<sup>st</sup> type: Sirius, Vega, Altair, Regulus, etc.)

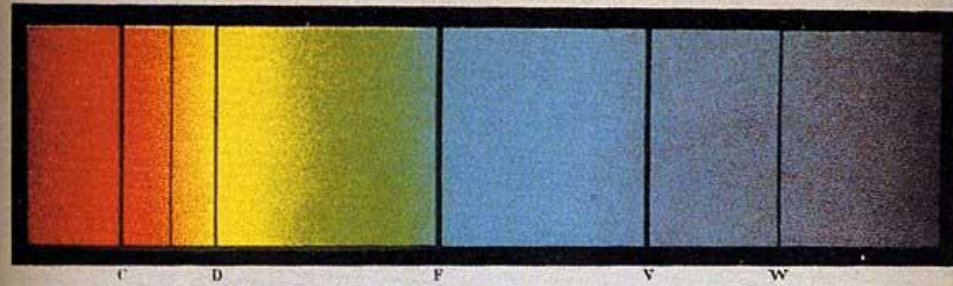


Fig. 2. (2<sup>nd</sup> type: Sun, Pollux, Arcturus, Procyon, etc.)

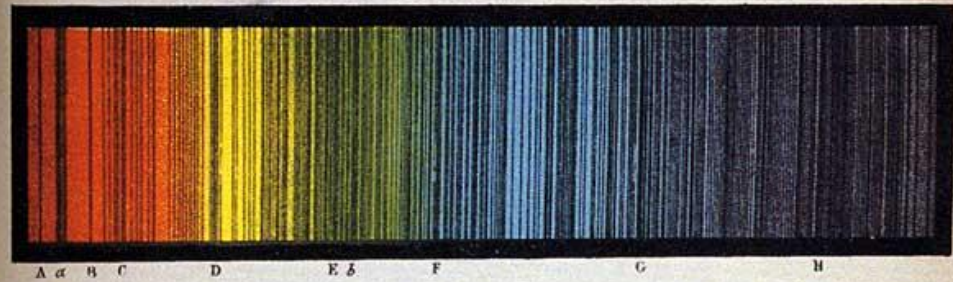


Fig. 3. (3<sup>rd</sup> type: α Hercules, β Pegasus, α of Orion, Antares, etc.)

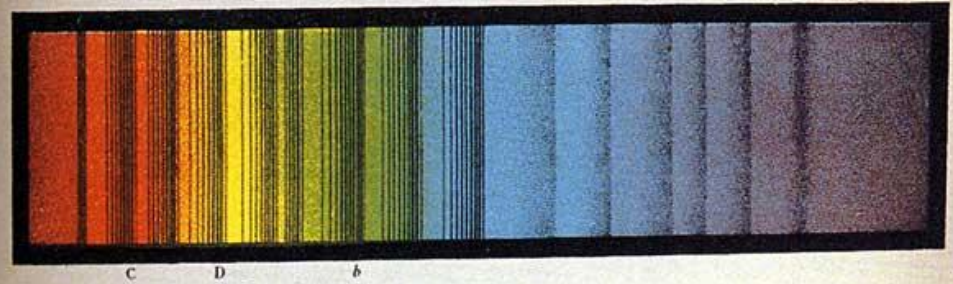
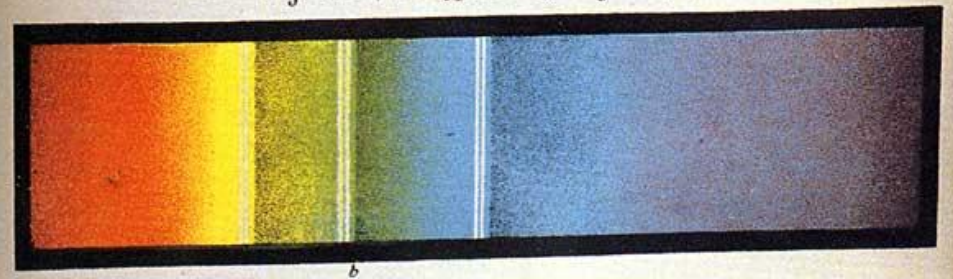


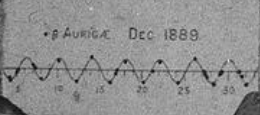
Fig. 4. (4<sup>th</sup> type: 15<sup>c</sup> of Schjellerup.)



# Annie Jump Cannon (1863-1941)



- Miss Cannon ve arkadaşları 400.000 yıldızın tayf türünü belirledi.
- Yıldızların tayfindaki Hidrojen Balmer çizgilerinin şiddetine göre sıralandı ve alfabetik (A, B, ...,P) sıraya göre isimlendirdiler.
- Zamanla bazı harfler atıldı ve yıldızların tayflarını sıcaklıklarına göre sınıflandırıp Harvard Sınıflamasını oluşturuldu



# Tayfsal Sınıflama

## Fotoğrafin Astronomiye Girişİ – Harvard Sınıflaması

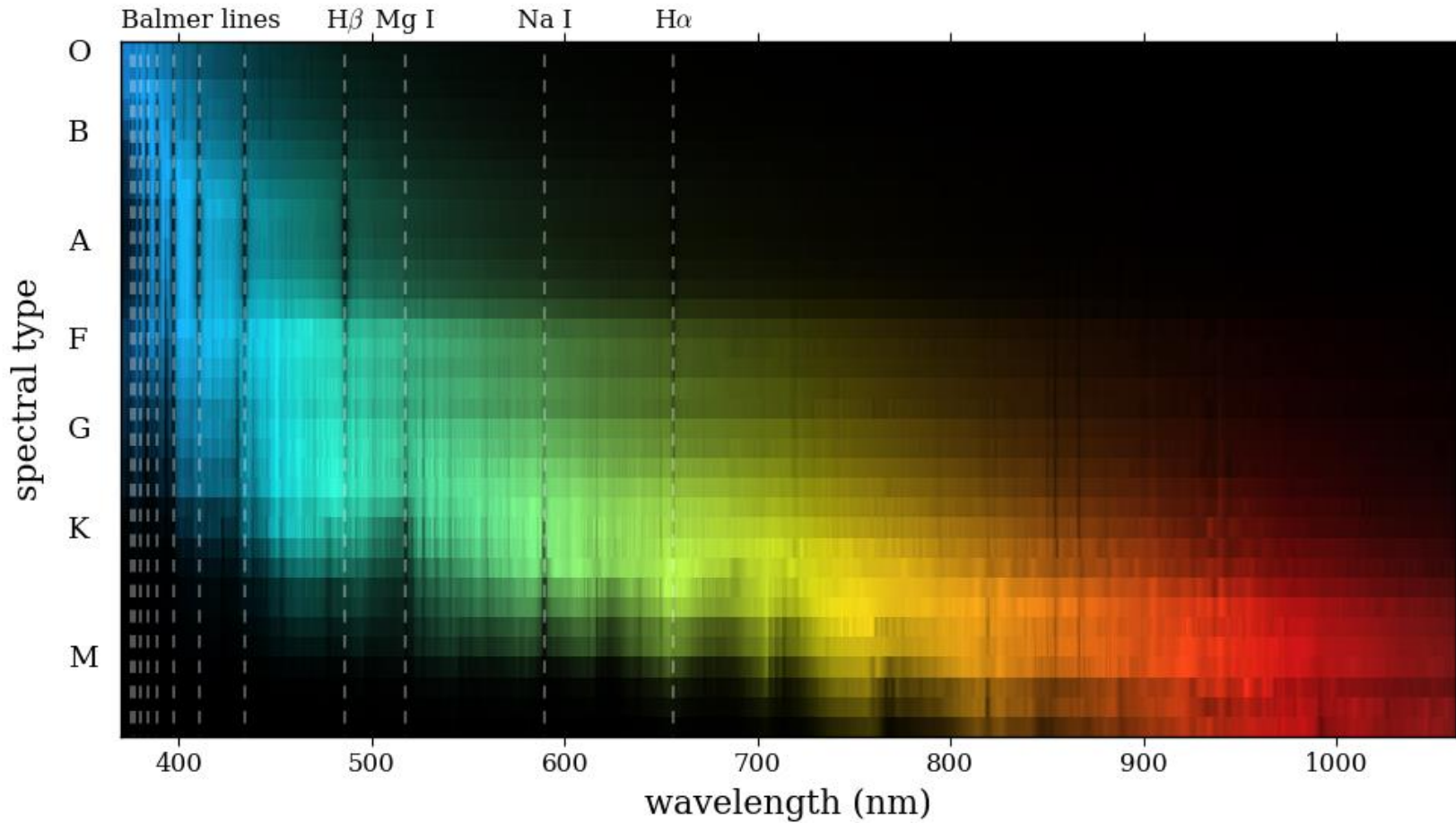
Secchi'nin gözlemleri görsel olarak yapılmıştı. Yıldız tayflarının incelenmesinde fotoğrafin kullanılması, ayrıntıların daha sağlıklı bir biçimde incelenmesine olanak sağladı. Artık Secchi'nin beş sınıfı yeterli değildi. Aynı sınıf altında toplanmış tayflar arasında daha küçük farklar ve yavaş bir değişim ortaya çıkıyordu. Binlerce tayfin düzenli bir şekilde incelenmesi bu yüzyılı başında Harvard Gözlemevi tarafından yapıldı. Bugün de Harvard Sınıflaması denilen bu sınıflamayı kullanıyoruz. Bu da tamamen deneysel esaslar üzerine kurulmuştur. Bu çalışma sonunda görüldü ki; yıldızların büyük bir çoğunluğunun tayfları sürekli bir seri halinde sınıflandırılabilirler; yani öyle ki bir sınıftan sonraki sınıfa geçerken hem çizgi tayfi hem de sürekli tayf yavaş yavaş değişmektedir.

Bu sınıflama Secchi'nin 5 sınıfa karşılık 10 sınıf vardır ve her sınıf 10 alt sınıfa bölünmüştür. Yıldızların (ve yıldızaltı cisimlerin) yaklaşık %99'u bu sınıflara girer. Sınıflar şu harflerle gösterilir:

O – B – A – F – G – K – M – L – T – Y

Alt sınıflarda harfin yanına 0-9 arasındaki rakamlar yazılarak gösterilir. Örneğin A5, A0 ve F0 arasındaki özellikleri gösterecektir.

O, B türü yıldızlarda, sürekli tayf morda kuvvetlidir. A, F, G, K, M, L ve T türlerine doğru gidildikçe, gök cisiminden salınan enerjinin maksimumu daima daha büyük dalga boylarına doğru kayar.



By User:Warrickball, CC BY-SA 4.0,  
<https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=52451585>

# Tayfsal Sınıflama

## O Tayf Türü Yıldızlar

# T > 30,000 K

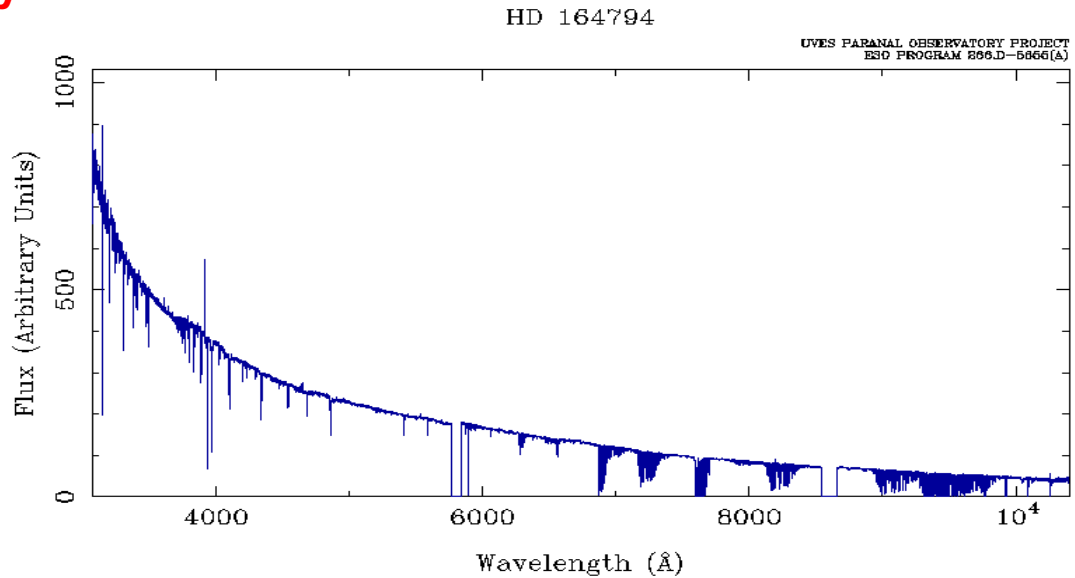
**O Türü:** Nötr ve iyonlaşmış Helyuma ait çizgiler ve çok zayıf olmakla birlikte H'nin Balmer serisi çizgileri hâkimdir.



## O5 V türünden bir yıldızın tayfı

### Belirleyici Çizgiler

Güçlü He II çizgileri; H çizgileri yok (veya son derece zayıf).



# Tayfsal Sınıflama

## B Tayf Türü Yıldızlar

**30,000 K > T > 10,000 K**

**B Türü:** İyonlaşmış He çizgileri kaybolur, nötr He çizgileri belirgindir.  
H çizgileri ise daha kuvvetlidir.



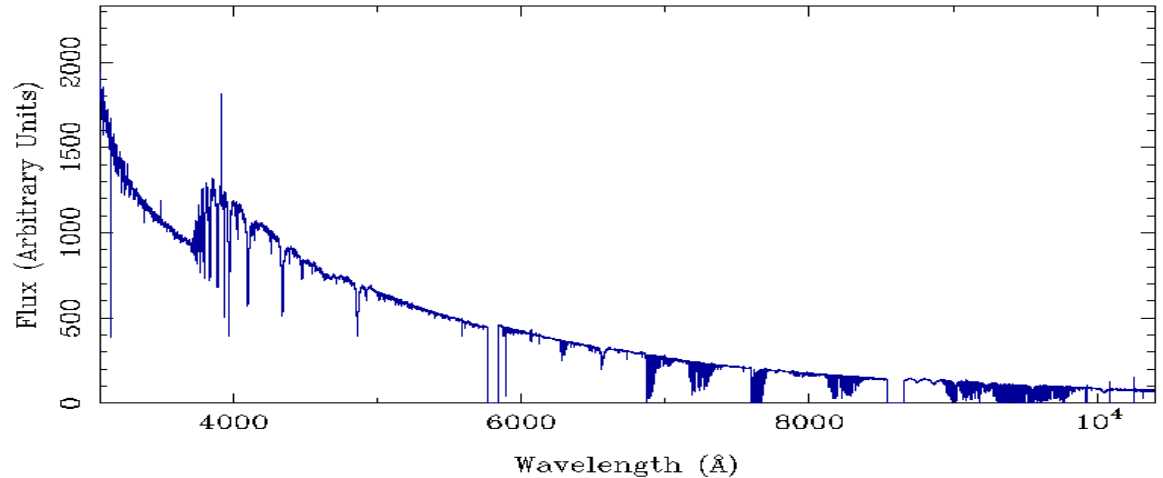
**B0 V (yukarıda) ve B5 V (aşağıda) türü yıldızların tayfları**

HD 36646

UVES PARANAL OBSERVATORY PROJECT  
ESO PROGRAM 866.D-5666(A)

### Belirleyici Çizgiler

Güçlü nötr He I çizgileri; çok zayıf olan H çizgileri, B0'dan B9'a doğru gittikçe güçlenir.





# Tayfsal Sınıflama

## A Tayf Türü Yıldızlar

# 10,000 K > T > 7,500 K

**A Türü:** He çizgileri kaybolur, H çizgileri çok kuvvetlidir ve çok sayıda zayıf metal çizgileri görülür. A0 dan F0 a doğru gidildikçe Ca II nin H ve K çizgilerinin şiddeti hızla artar.



**A1 V (yukarıda) ve A5 V (aşağıda) türü yıldızların tayfları**

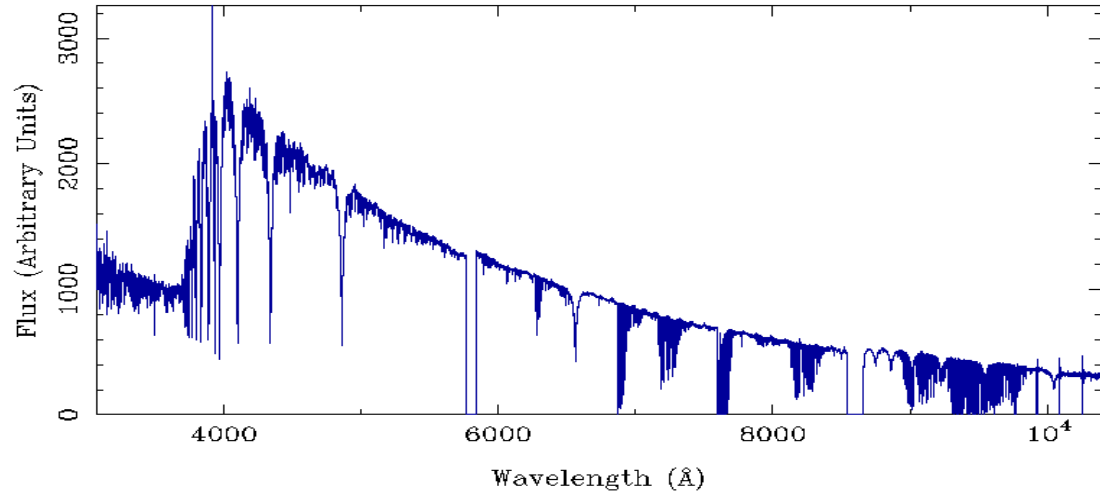
HD 145689

UVES PARANAL OBSERVATORY PROJECT  
ESO PROGRAM 289.D-5866(A)



### Belirleyici Çizgiler

En Güçlü H çizgileri, Zayıf Ca II çizgileri A9'a doğru görülmeye başlar.



# Tayfsal Sınıflama

## F Tayf Türü Yıldızlar

7,500 K > T > 5,900 K

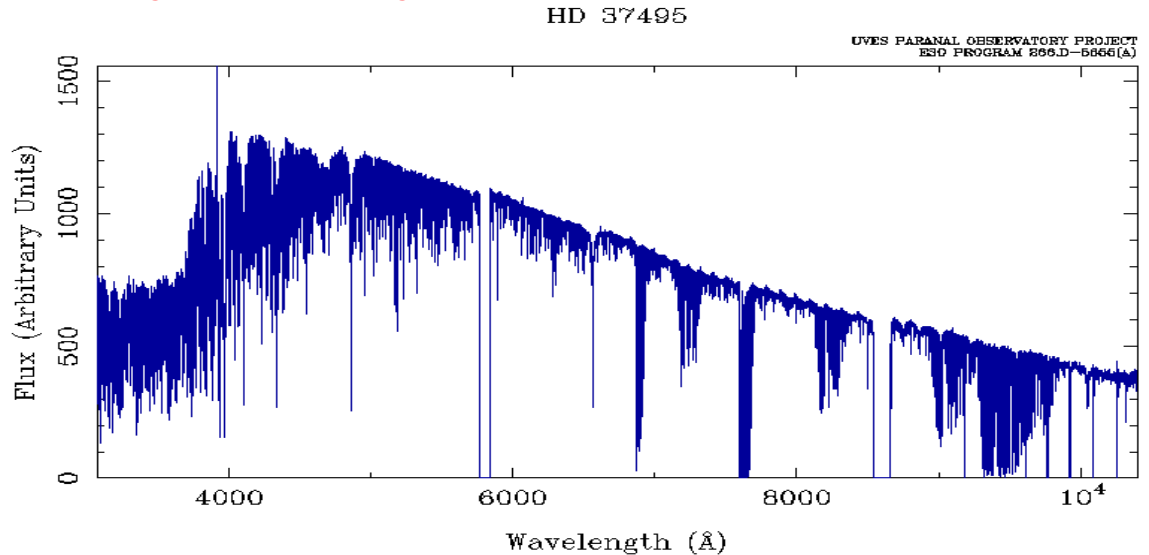
**F Türü:** Balmer serisinin şiddeti azalır, metal çizgilerinin ve Ca II nin H ve K çizgilerinin şiddeti artar.



**F0 V (yukarıda) ve F5 V (aşağıda) türü yıldızların tayfları**

### Belirleyici Çizgiler

H çizgileri F9'a doğru gidildikçe zayıflarken, Ca II daha şiddetli görülür, çok sayıda metalin çizgileri şiddetlenmeye başlar. Moleküler bantlar henüz görülmez.

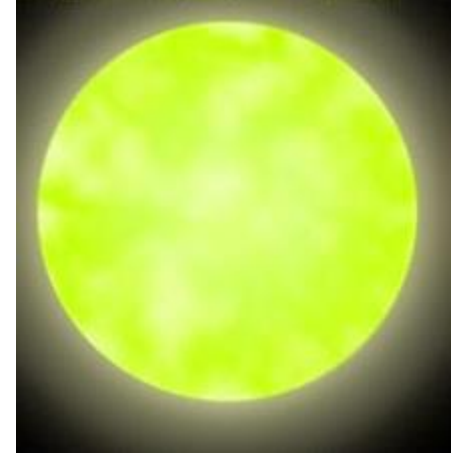


# Tayfsal Sınıflama

## G Tayf Türü Yıldızlar

5,900 K > T > 5,200 K

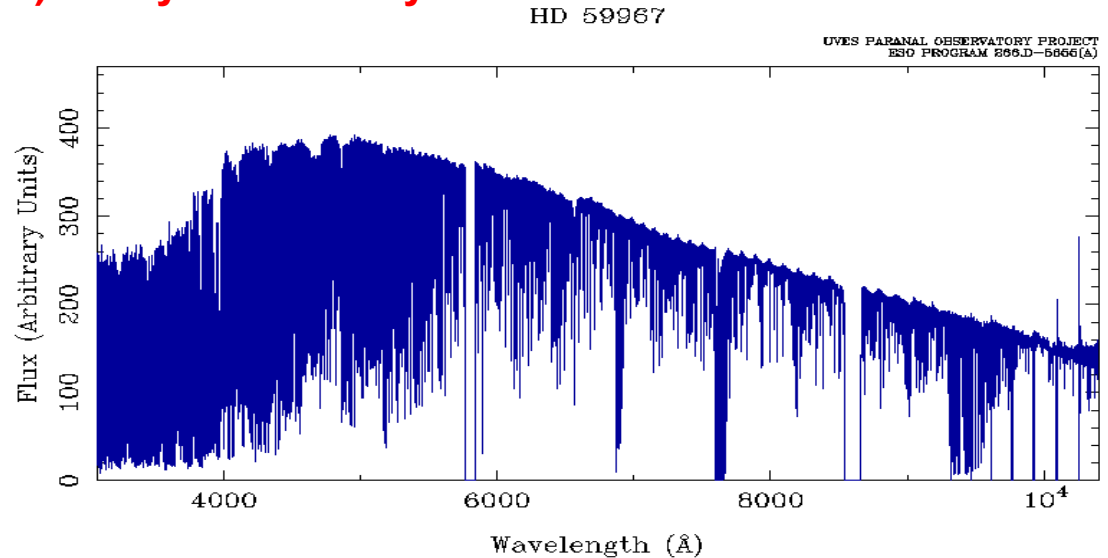
**G Türü:** F tipindeki değişiklikler devam eder ve moleküler bileşimlerin varlığını gösteren bazı bantlar görülmeye başlar.



**G0 V (yukarıda) ve G5 V (aşağıda) türü yıldızların tayfları**

### Belirleyici Çizgiler

Güçlü Ca II, Fe II ve diğer metal çizgileri vardır. Sınıflamada ilerledikçe H çizgileri zayıflamaya devam eder.



# Tayfsal Sınıflama

## K Tayf Türü Yıldızlar

# 5,200 K > T > 3,900 K

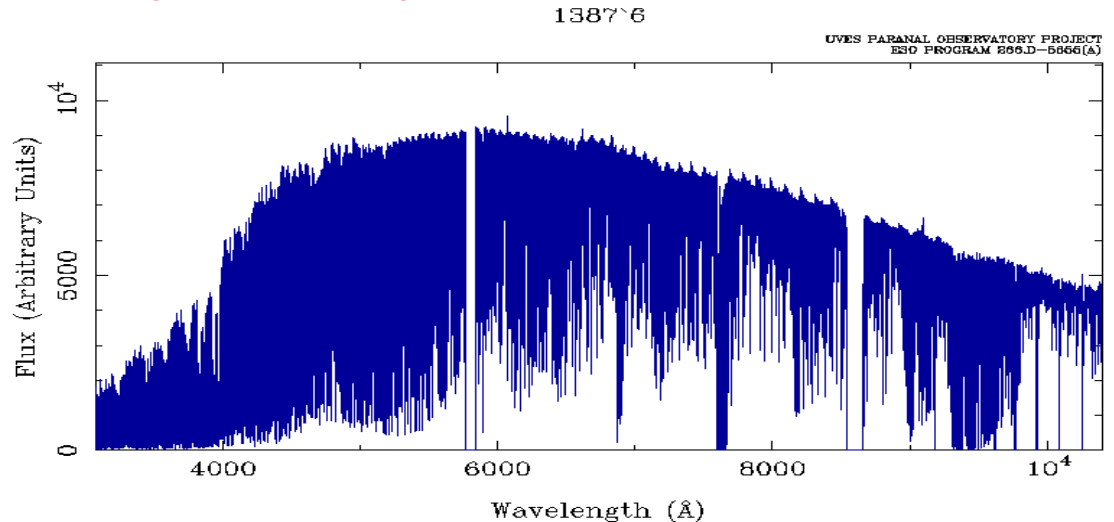
**K Türü:** *Ca II nin H ve K çizgisi hakimdir. Balmer serisi çok zayıftır. Çok sayıdaki soğurma çizgileri ve bantları sebebiyle morda sürekli tayf pratik olarak mevcut değildir.*



**K0 V (yukarıda) ve K5 V (aşağıda) türü yıldızların tayfları**

### Belirleyici Çizgiler

Güçlü metal çizgileri, zayıf TiO moleküler bantları görülmeye başlar ve tayf türünde ilerledikçe şiddetlenir. H çizgileri artık çok zayıftır.



# Tayfsal Sınıflama

## M Tayf Türü Yıldızlar

# 3,900 K > T > 2,500 K

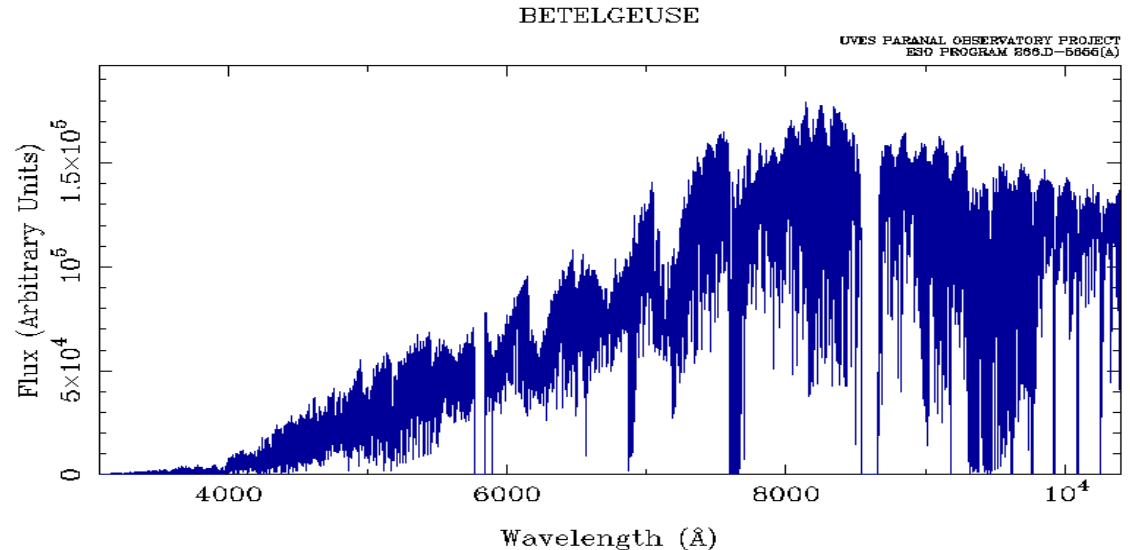
*M Türü: TiO bantları hakimdir.*



**M0 V (yukarıda) ve M5 V (aşağıda) türü yıldızların tayfları**

### Belirleyici Çizgiler

Nötr metallerin çizgileri güçlendiği gibi güçlü moleküler soğurma bantları (özellikle TiO ve VO) belirir ve sınıflamada ilerledikçe güçlenir. Artık H çizgileri görülmeyecek kadar zayıflamıştır.



# Tayfsal Sınıflama

## L Tayf Türü Yıldızlar/Kahverengi Cüceler

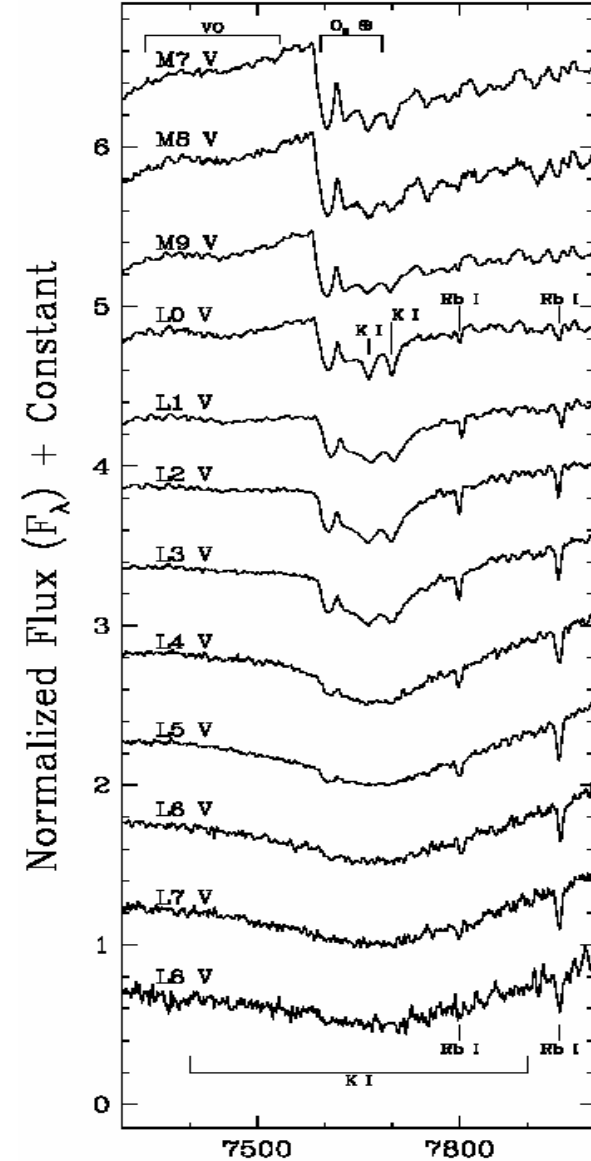
# 2,500 K > T > 1,300 K

**L Türü:** En soğuk yıldızlar bu türde yer alır. Metal hidritler (FeH, CaH gibi) ve nötr alkali metallere (Li, Na, K, Rb, Cs) ilişkin soğurmalar. Metal oksit soğurmalarının şiddeti bu tayf türünde azalır. Sınıflamada yaklaşık 2000 K'de daha soğuk olan cisimler artık yıldız değil kahverengi cücelerdir.



### Belirleyici Çizgiler

Güçlü moleküler soğurma bantları (özellikle metal hidritler) ve potasyum, sezyum, rubidyum gibi nötr metaller görülür. TiO and VO bantları artık yoktur.

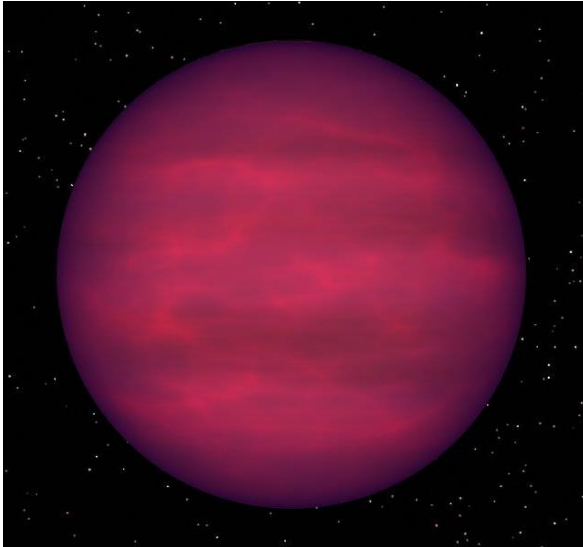


# Tayfsal Sınıflama

## T Tayf Türü Kahverengi Cüceler

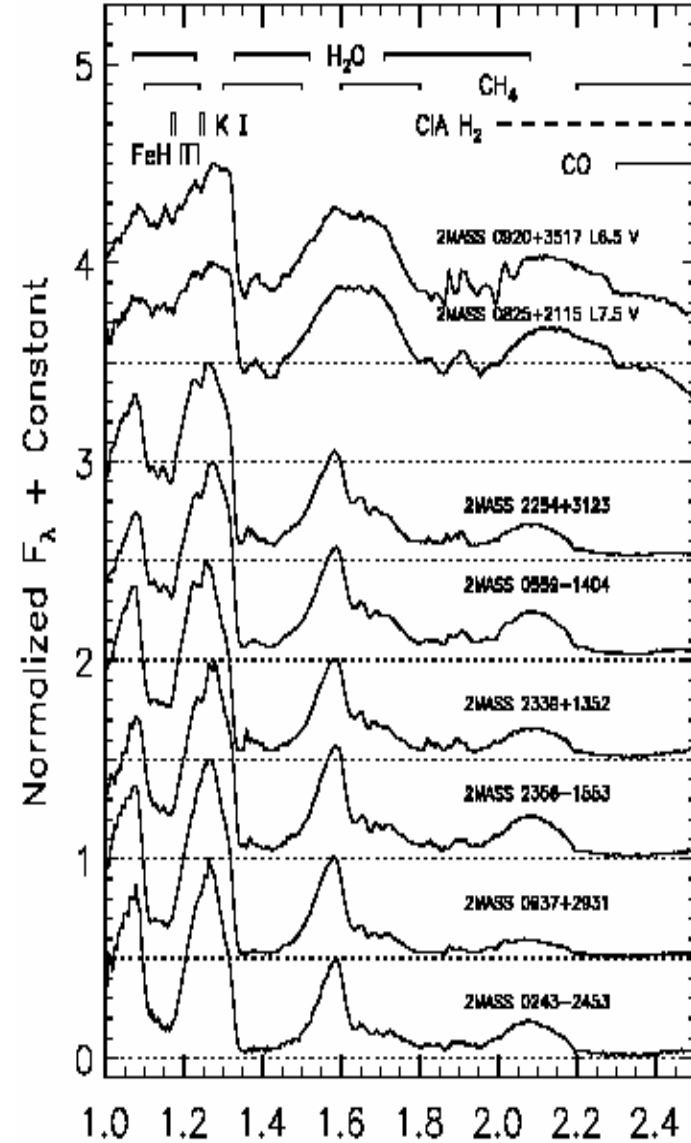
# 1,300 K > T > 600 K

**T Türü:** Çok düşük-kütleli cisimler olduklarından artık teknik olarak yıldız değil «kahverengi cücelerdir». Çünkü hidrojen füzyon limitinin altındadırlar. Metan (CH<sub>4</sub>) ve Su Buharı (H<sub>2</sub>O), LiCl ve Na soğurmaları şiddetlidir.

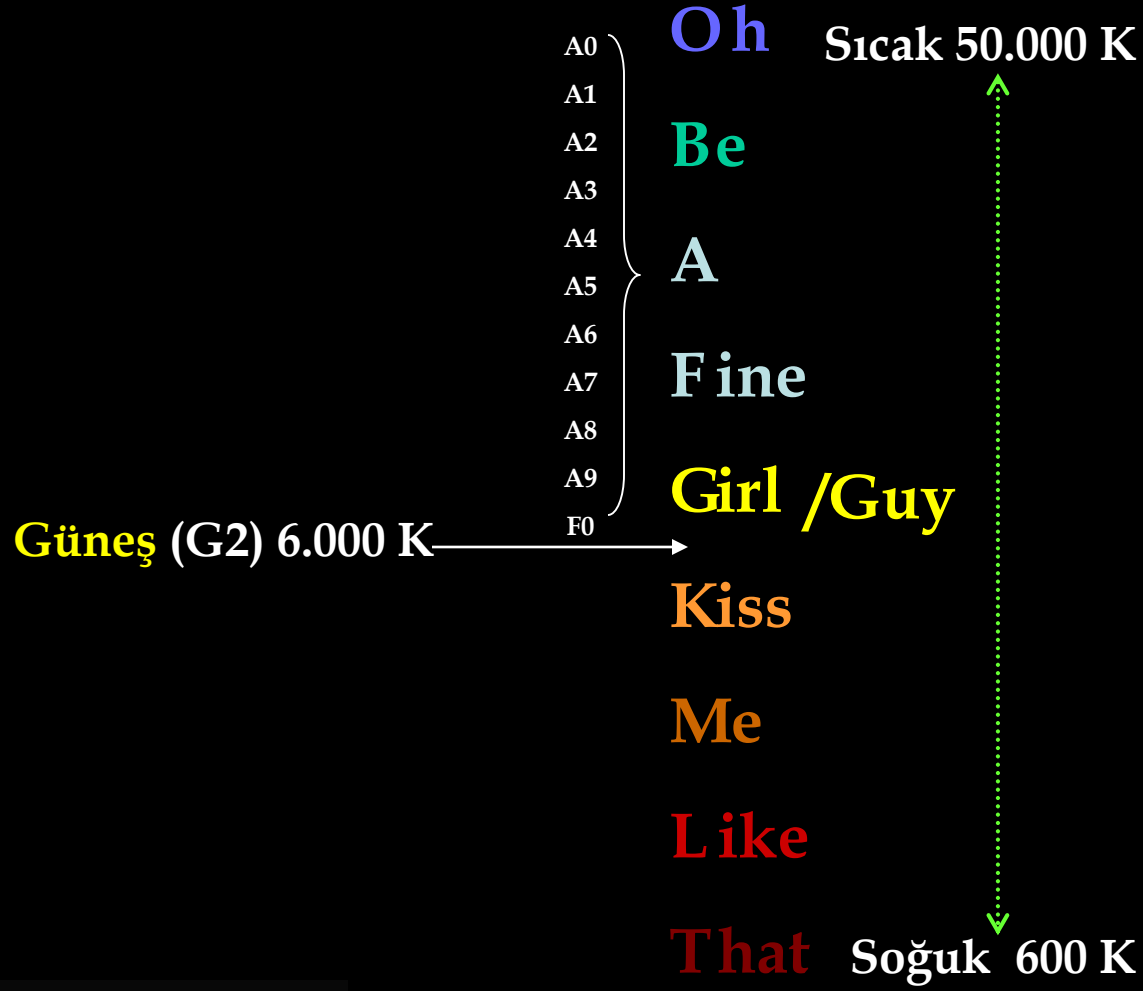


### Belirleyici Çizgiler

Jüpiter benzeri soğuk atmosferlere sahiptirler ve tayflarında güçlü metan (CH<sub>4</sub>), su (H<sub>2</sub>O) ve nötr potasyum çizgileri hakimdir.

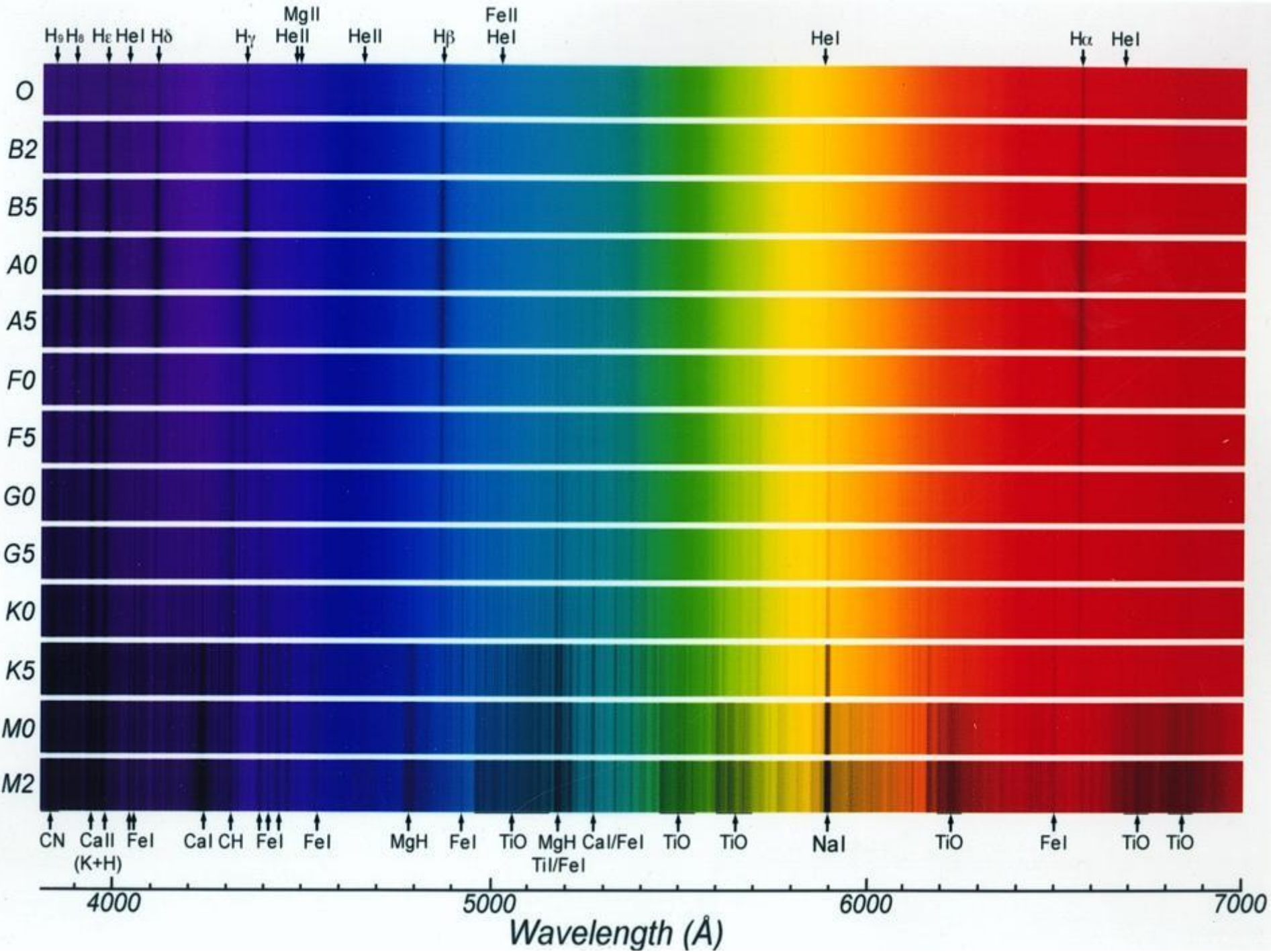


# Tayfsal Sınıflama



O-B-A Erken Tür Yıldız  
F-G-K-M-L Geç Tür Yıldız





Tayf türü:	O	B	A	F	G	K	M
<b>Sıcaklık Aralığı (T<sub>e</sub>)</b>	> 30000 K	30000 K – 10000 K	10000 K – 7500 K	7500 K – 5900 K	5900 K – 5200 K	5200 K – 3900 K	3900 K – 2500 K
<b>Bir kez iyonlaşmış helyum çizgileri (He II)</b>	O5'ten O9'a doğru şiddeti hızla artar.	Yok	Yok	Yok	Yok	Yok	Yok
<b>Nötr helyum çizgileri (He I)</b>	Güçlü	B0'da en güçlü. B0'dan B9'a doğru şiddeti hızla azalır.	Yok	Yok	Yok	Yok	Yok
<b>Hidrojen Balmer serisi çizgileri</b>	Yok. Sadece O9'a doğru zayıf gözlenebilir.	Zayıf. Şiddeti B0'dan B9'a gidildikçe hızla artar.	En güçlü	Şiddeti F0'dan F9'a gidildikçe azalır.	Şiddeti G0'dan G9'a gidildikçe azalır.	Çizgiler K0'dan K9'a gidildikçe neredeyse kaybolur.	Yok
<b>Ca II H ve K çizgileri</b>	Yok	Yok	Zayıf. Şiddeti A0'dan A9'a gidildikçe artar.	Zayıf. Şiddeti F0'dan F9'a doğru artar.	Güçlü. Şiddeti G0'dan G9'a doğru artar.	En Güçlü	Orta Şiddette
<b>Metal çizgileri</b>	Yok	Yok	Zayıf. Şiddeti A0'dan A9'a gidildikçe artar.	Güçlü	Güçlü. Nötr metaller şiddetlenir.	Güçlü. Nötr metaller baskındır.	Güçlü. Sadece Nötr metaller.
<b>Moleküler bantlar</b>	Yok	Yok	Yok	Yok	Zayıf	Güçlü	Çok Güçlü
<b>CH ve CN bileşikleri</b>	Yok	Yok	Yok	Yok	Zayıf	K0'dan K9'a gidildikçe şiddetlenir.	Güçlü
<b>TiO ve VO</b>	Yok	Yok	Yok	Yok	Yok	Geç K türülerinde başlar.	TiO Çok Güçlü. M5'te VO başlar.

# Tayfsal Sınıflama (Kimyasal Farklılıklar)

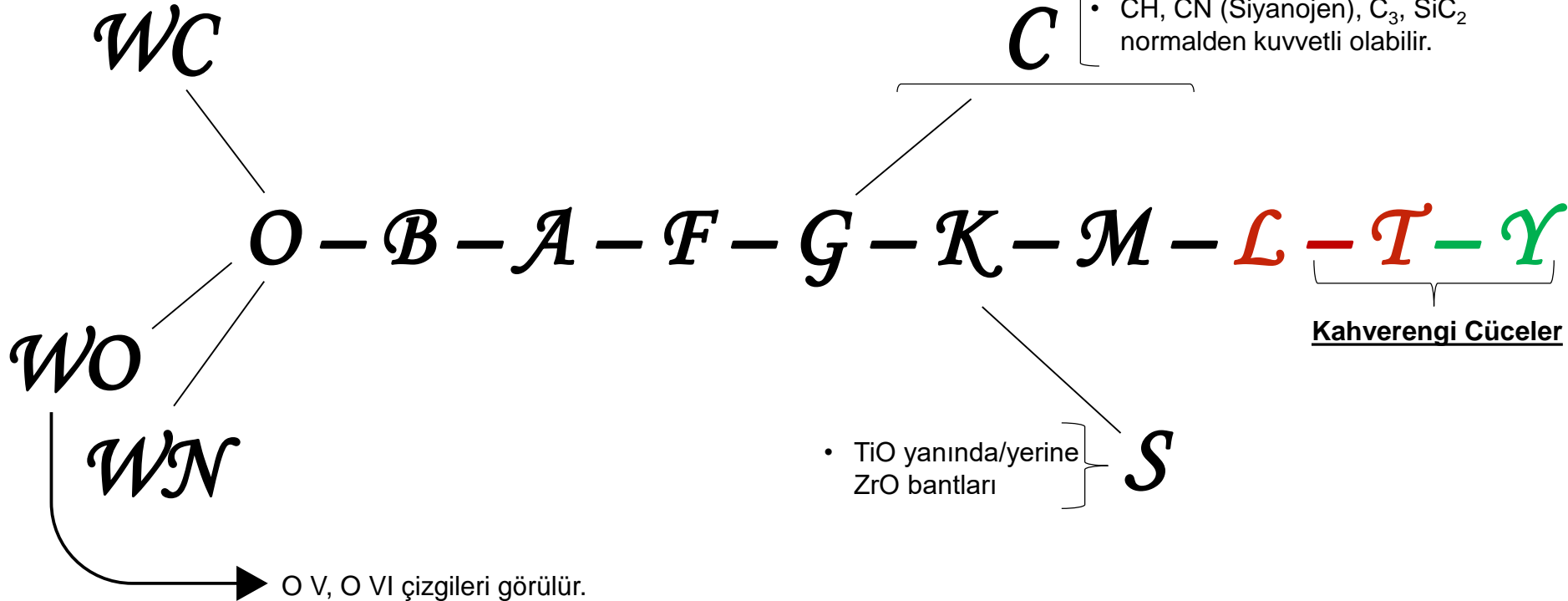
## Wolf-Rayet Yıldızları

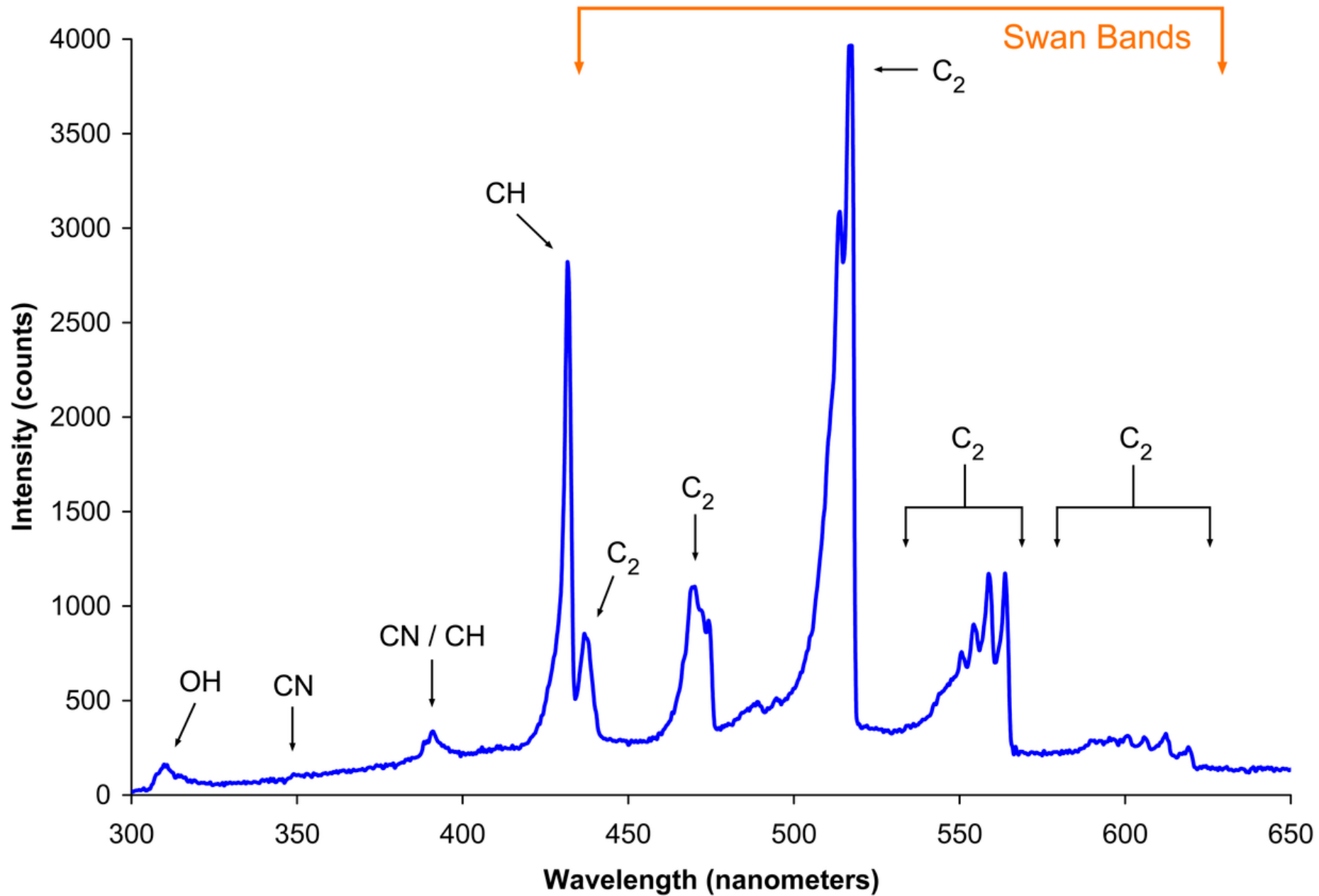
- C II, C III, C IV
- N II, N III, N IV, N V
- O II, O III, O IV çizgileri görülür.

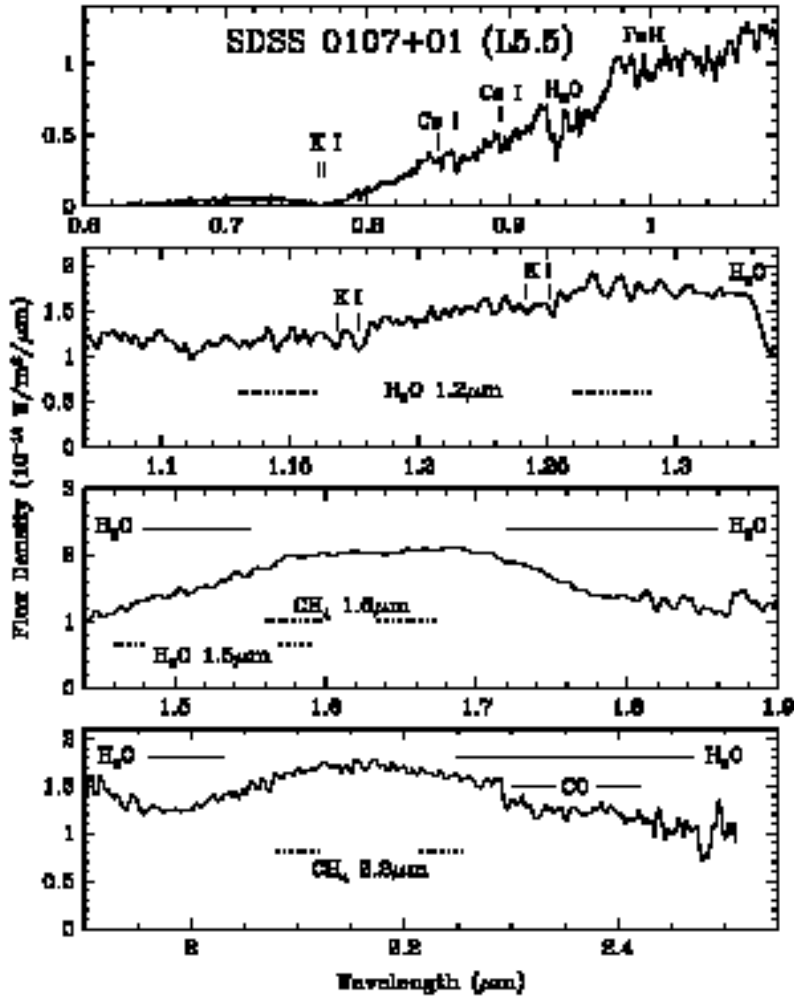
Eskiden  $\mathcal{R}$  ve  $\mathcal{N}$  olmak üzere iki tür ile adlandırılırdı.

## Karbon Yıldızları

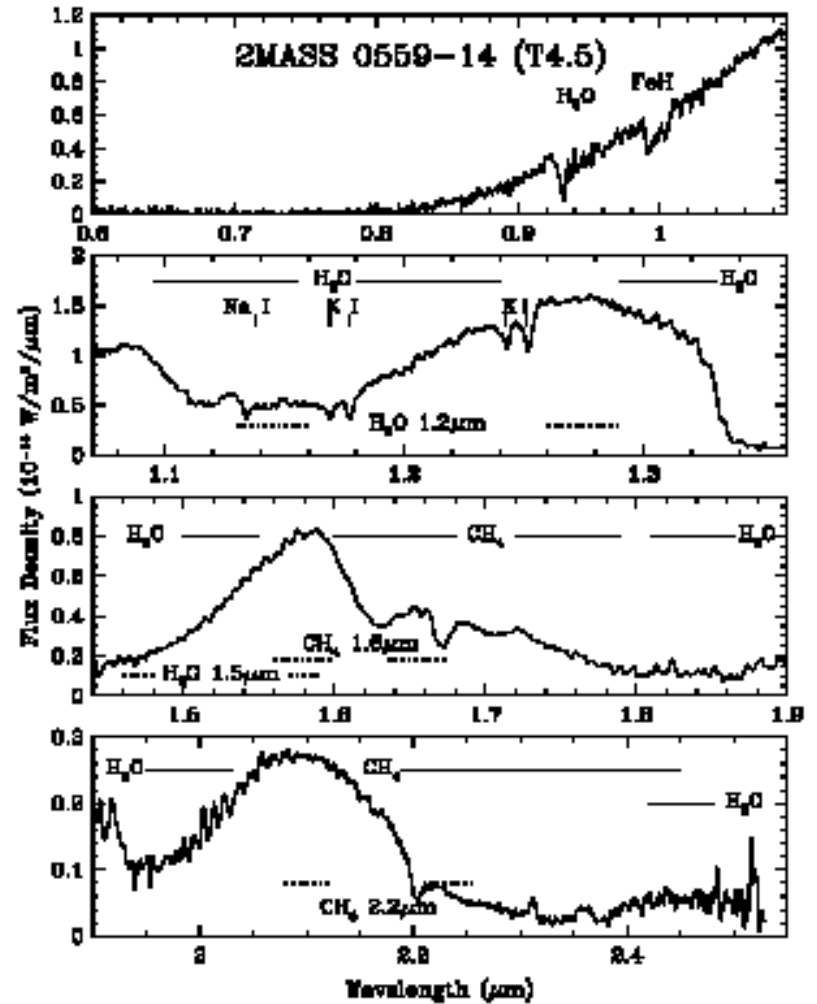
- Atmosferleri karbonca oksijenden daha zengin
- C<sub>2</sub> (Kuğu Bantları) çok şiddetli
- CH, CN (Siyanojen), C<sub>3</sub>, SiC<sub>2</sub> normalden kuvvetli olabilir.



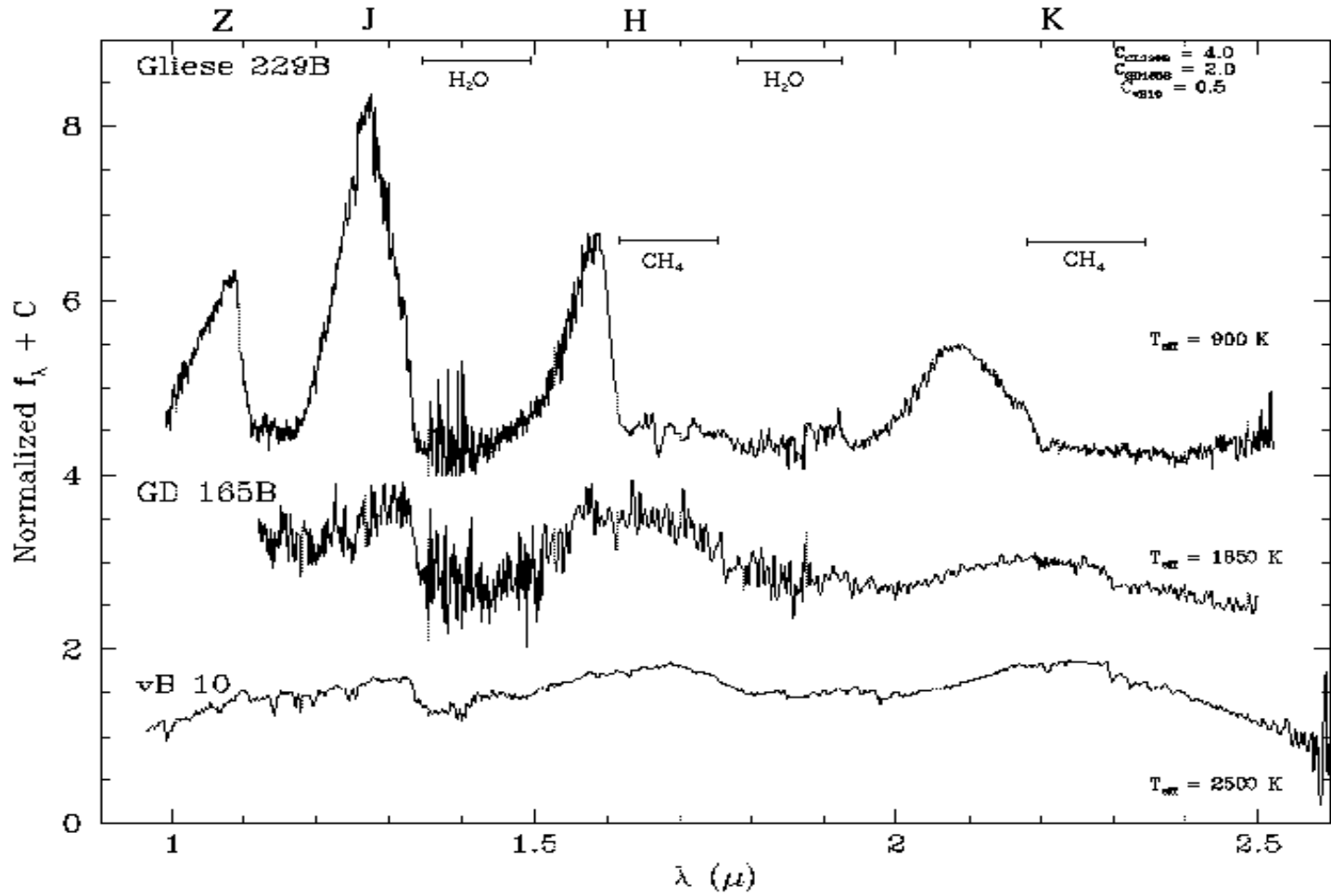




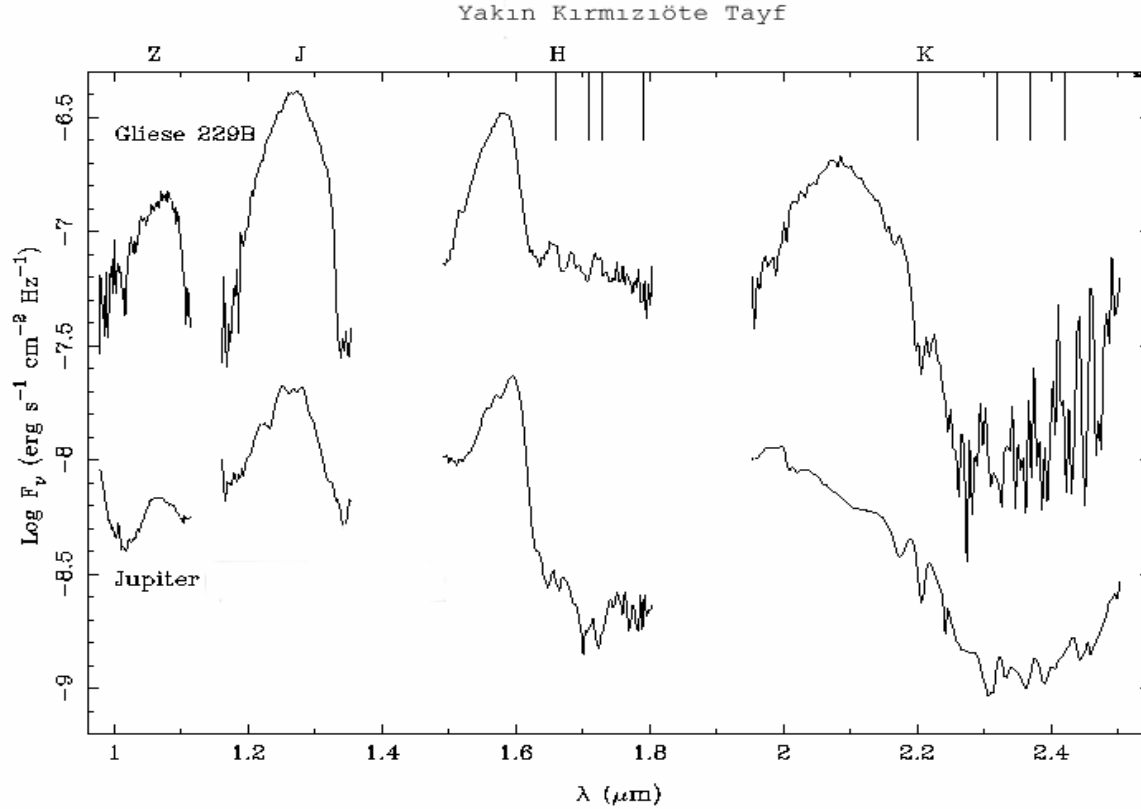
L 5.5 tayf türü



T 5.5 tayf türü



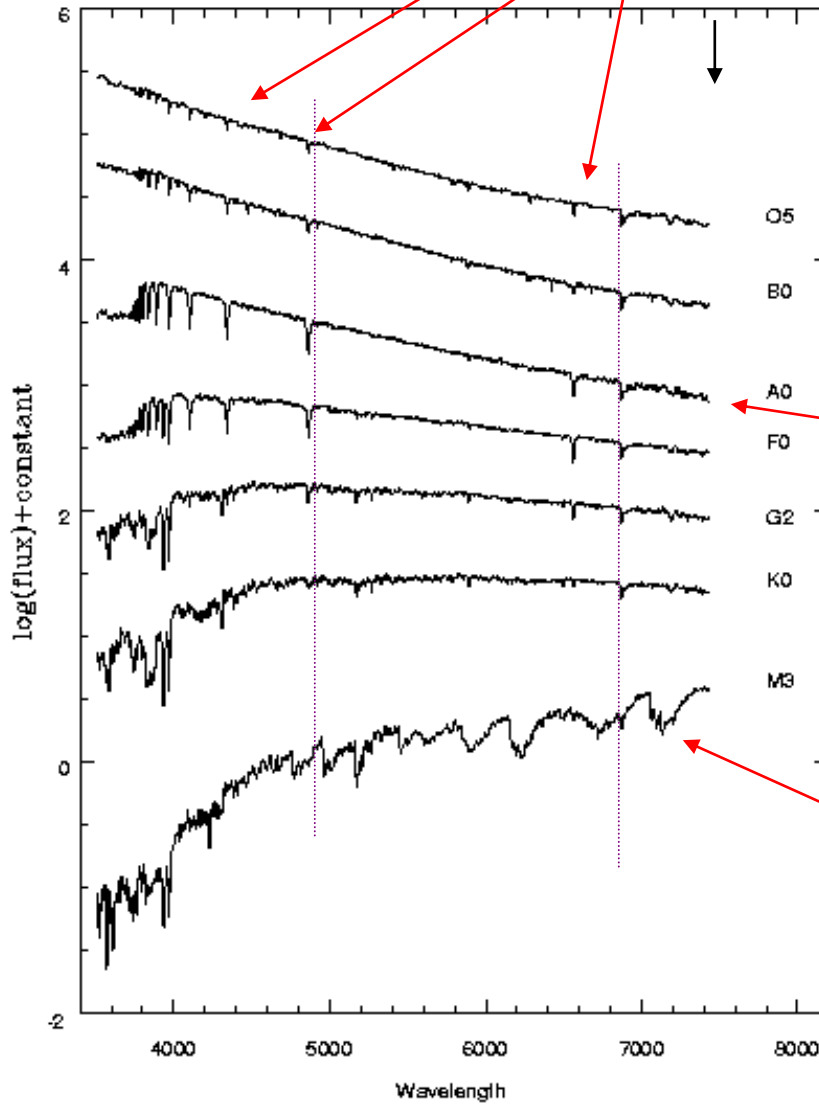
Gliese 229B ile Soğuk İki Yıldızın Tayflarının Bir Karşılaştırması



**Gliese 229B ile Jupiter'in yakın kırmızıöte de alınmış tayflarının bir karşılaştırması**

**Gliese 229B Jupiter gibi bir soğuk cisimdir.  
Atmosfer sıcaklığı 900K ve kütlesi 30-50M<sub>J</sub>'dir.**

Hidrojen çizgeleri

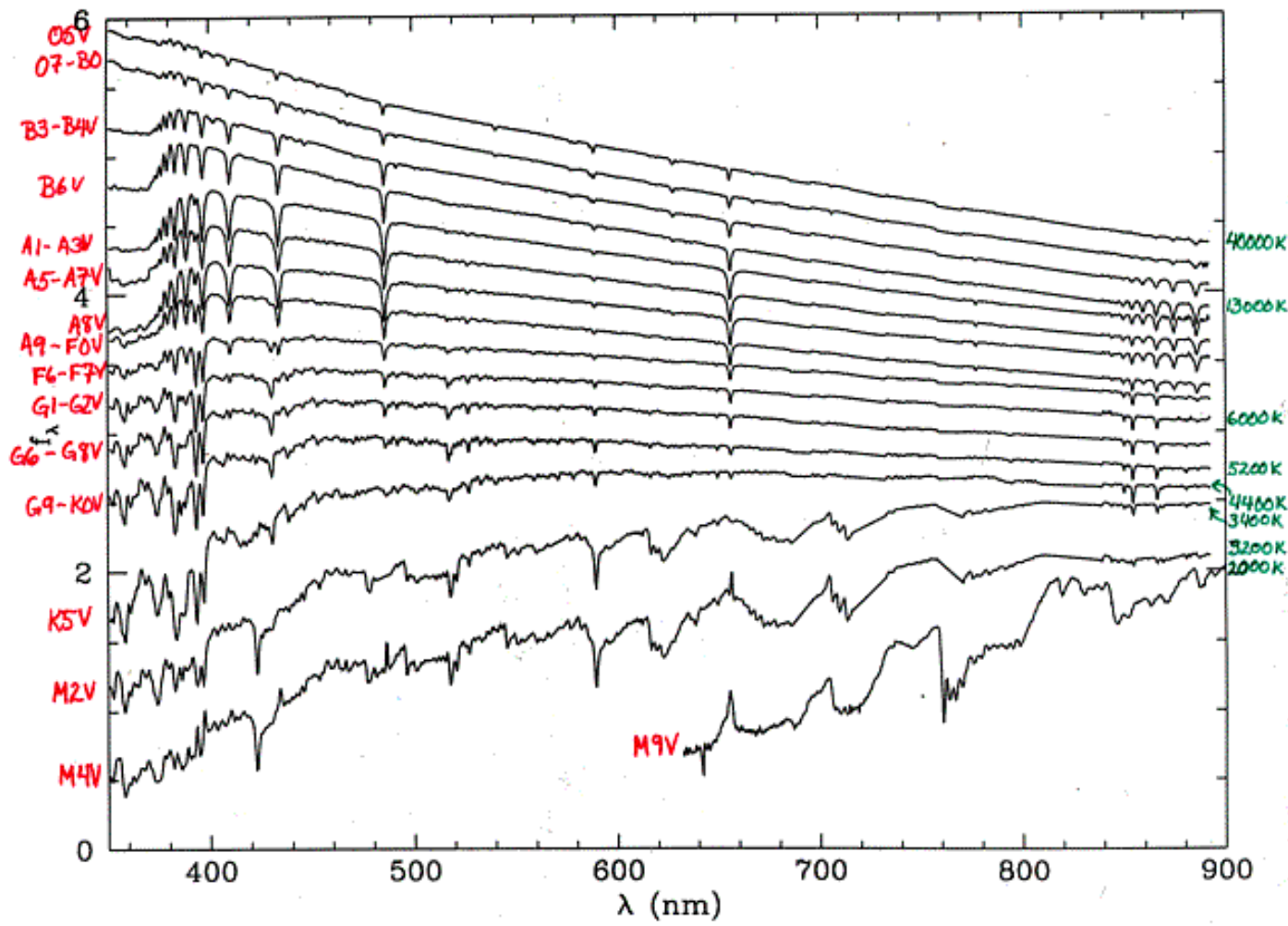


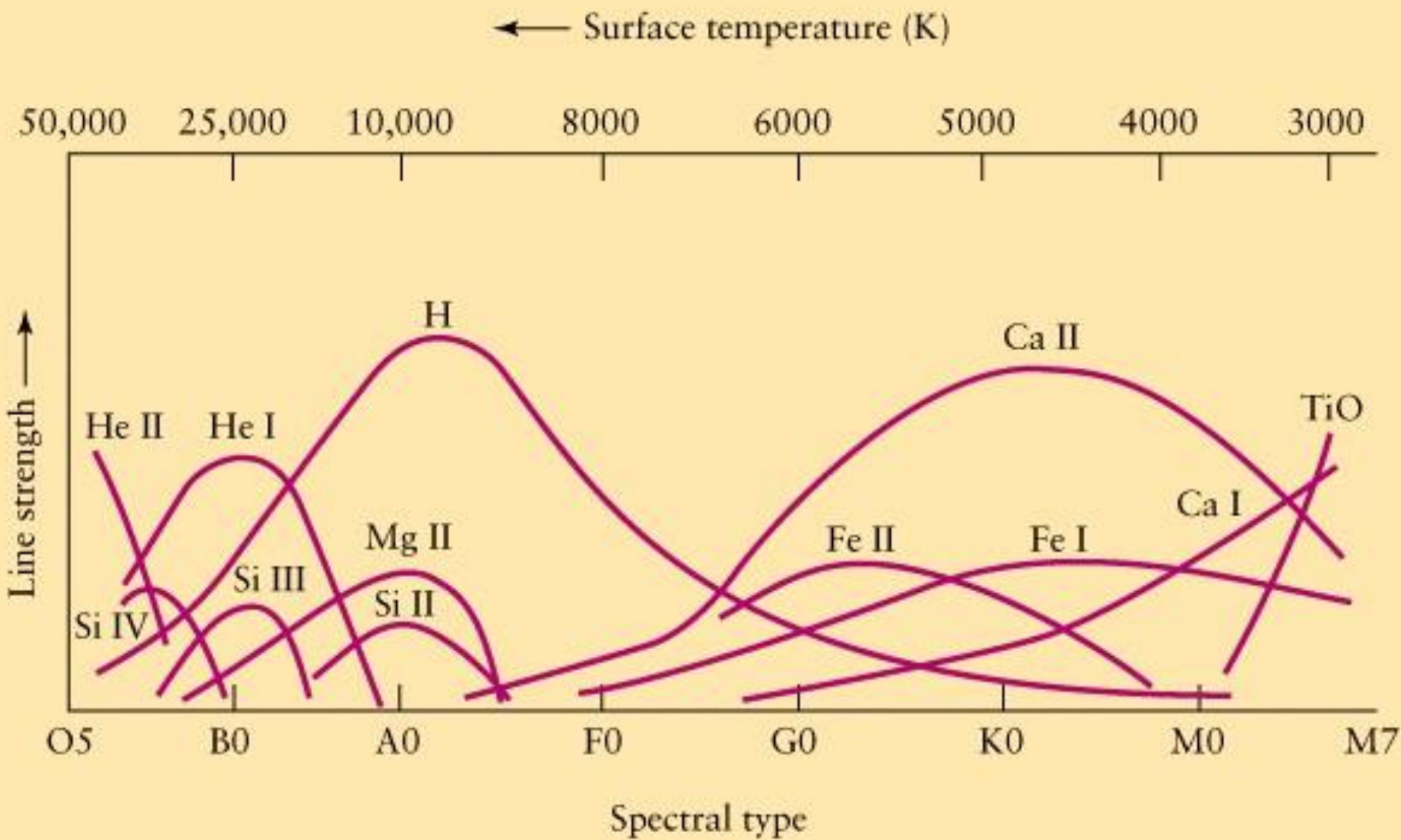
En kuvvetli  
H çizgeleri

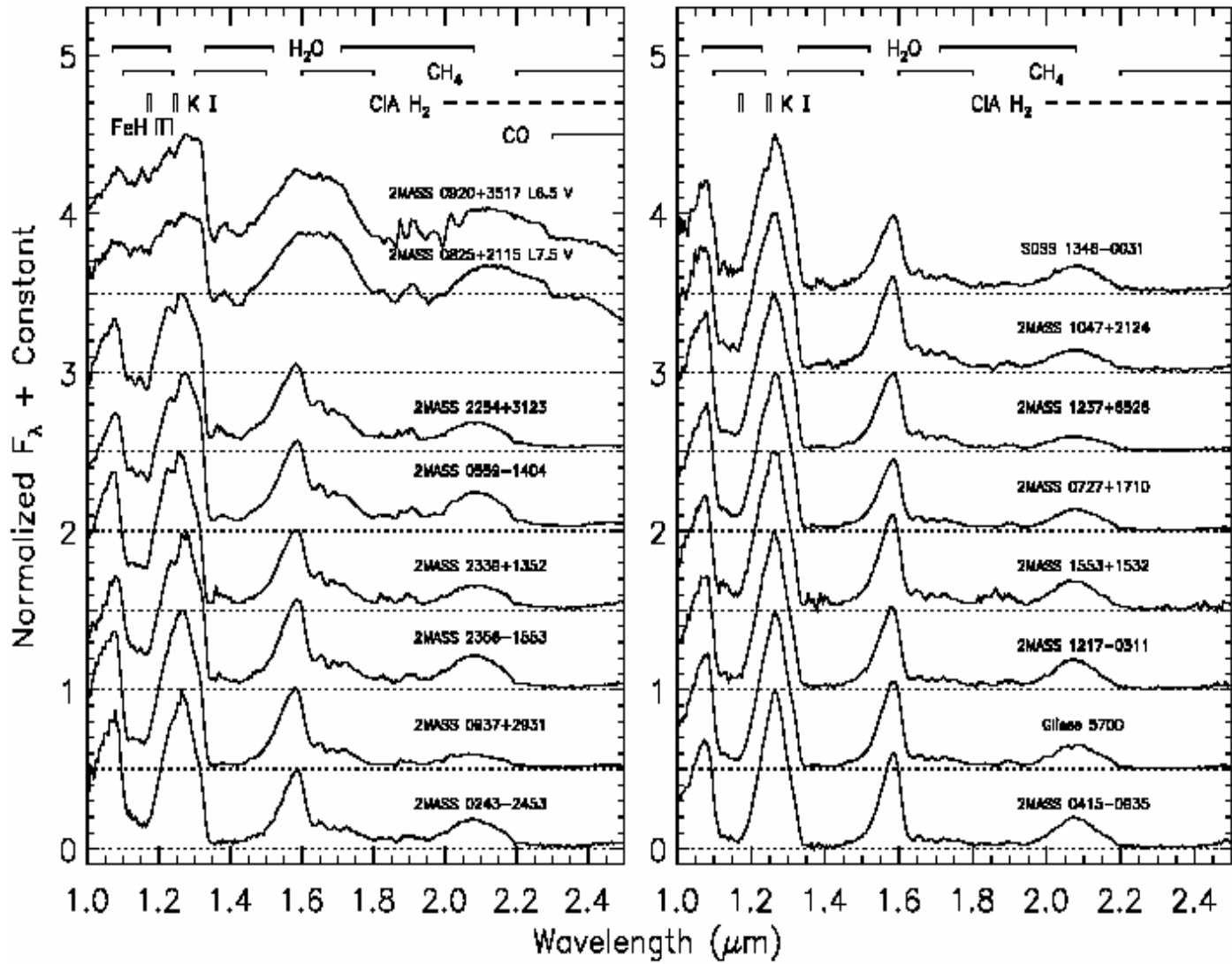
Moleküler  
çizgiler



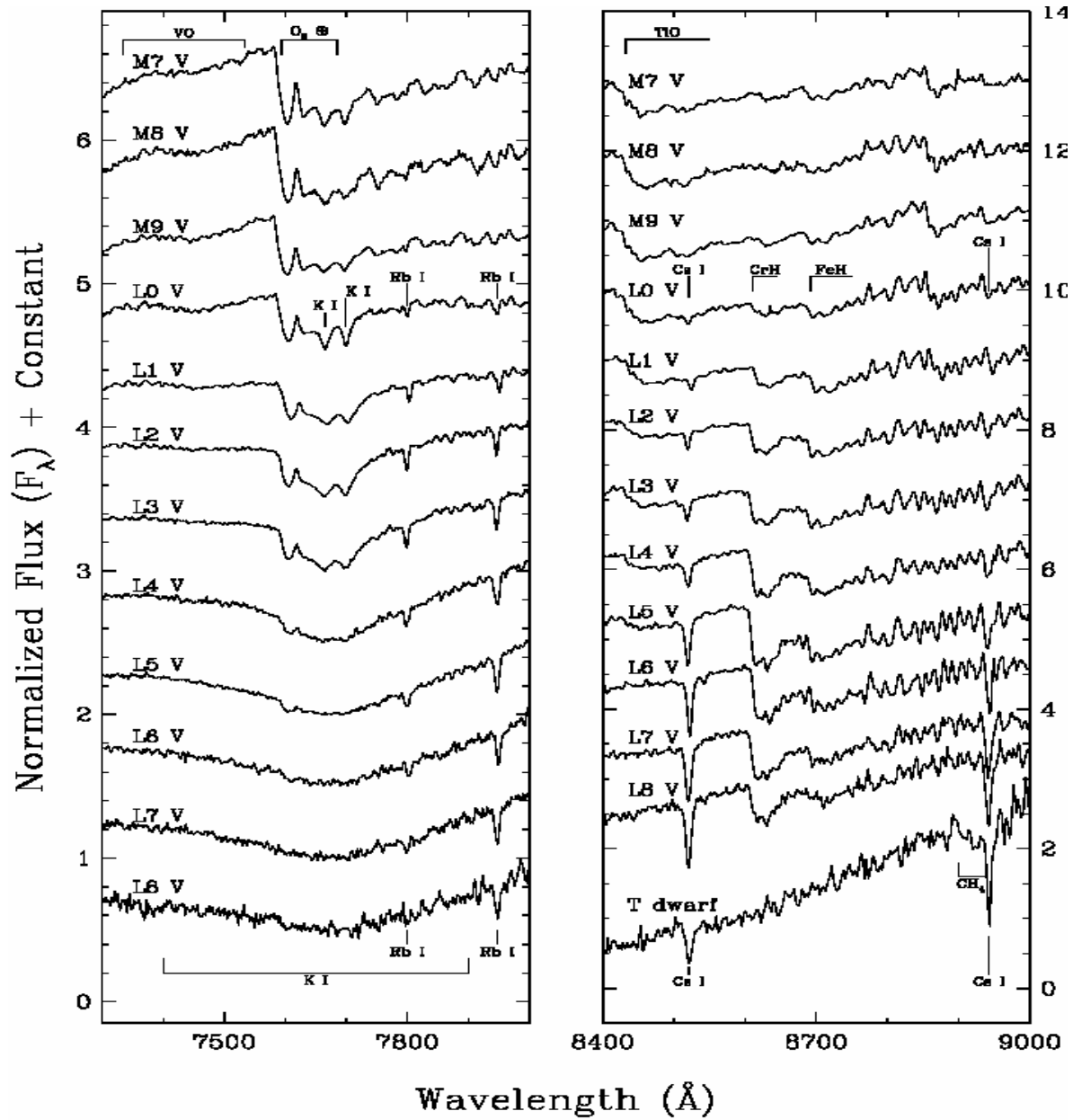
# Optical Stellar Spectra from O5V to M9V







T türünün alt sınıflarına ilişkin tayfsal ayrıntı



L türünün alt sınıflarına ilişkin tayfsal ayrıntı

# Tayfsal Sınıflama

## Boltzmann ve Saha Kanunları

*Yıldız tayflarındaki soğurma çizgilerinin anlaşılabilmesi için, Boltzmann ve Saha kanunlarının bilinmesi gereklidir. Bu iki kanun da atomların ekşitasyon ve iyonizasyonunun ısısal (termik) dengede bulunan bir ortamda olması halinde geçerlidir. Isısal denge ne demektir? Bir kapalı kovuk düşünelim, bunun dış ortamla bir ısı alışverişi olmasın ve bu kovuk içinde madde bulunsun. Başlangıçta kovuğun duvarları ile madde aynı sıcaklıkta bulunmazlar. Belli bir zaman sonra duvarların ve maddenin sıcaklığı aynı olacaktır. Bu durumda ısısal (termik) denge şartları gerçekleşmiş olur.*

*Bu koşullar yıldız atmosferlerinde tamamen gerçekleşmemiştir ve yüzeye yaklaştıkça bu koşullardan daha da uzaklaşılır. Buna rağmen Saha ve Boltzmann kanunları, hiç değilse ana hatlarıyla, oldukça iyi bir şekilde, yıldızların soğurma tayflarının açıklanmasına olanak verir.*

# Tayfsal Sınıflama

## Boltzmann Kanunu

Boltzman yasası bize bir elementin **b** uyarılma durumunda bulunan atomlarının sayısının, **a** uyarılma durumunda atomlarının sayısına oranını verir. Bu oran sadece sıcaklığın bir fonksiyonudur.

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} e^{-\frac{\chi_{uyarılma}}{kT}}$$

*Bu demektir ki b uyarılma durumundaki atomların yüzdesi, sıcaklık ne kadar yüksek ve uyarılma potansiyeli ne kadar düşükse o kadar daha büyüktür. Gerçekten sıcaklığın artmasıyla parçacıkların kinetik enerjileri artar, dolayısıyla elektronu b uyarılma seviyesine getirmek için gerekli minimum enerjiyi sağlayacak çarpmaların sayısı da artar. Tabi ki uyarılma potansiyeli ne kadar düşükse, gerekli enerji de o kadar küçük olacaktır. Uyarılma potansiyeli elektronun temel seviyeden, söz konusu uyarılma seviyesine atlaması için alınması gereken enerjiyi ifade eder.*

# Tayfsal Sınıflama

## Saha Kanunu

Saha Yasası da bir elementin  **$i+1$**  defa iyonlaşmış atomlarının sayısının,  **$i$**  defa iyonlaşmış atomlarının sayısına oranını verir.

$$n_e \frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2U_{i+1}}{U_i} \left( \frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\frac{\chi_{iyonlaşma}}{kT}}$$

*Bu demektir ki  $i+1$  defa iyonlaşmış atomlarının sayısının  $i$  defa iyonlaşmış atomların sayısına oranı sıcaklık ne kadar yüksekse, elektron basıncı ve iyonlaşma potansiyeli ne kadar düşükse o kadar daha büyüktür. Gerçekten iyonlaşma potansiyeli ne kadar düşükse, elektronun çekirdeğin çekiminden kurtaracak atlamayı yapması için gerekli enerjiyi sağlaması daha kolay olacaktır. Sıcaklık ne kadar yüksekse parçacıkların kinetik enerjisi o kadar büyük olacak ve dolayısıyla elektronun iyonlaşma için gerekli enerjiyi çarpma ile alması o kadar olası olacaktır.*

# Tayfsal Sınıflama

Bundan başka eğer elektron basıncı düşükse, çekirdek için kaybedilmiş elektronu tekrar yakalamak zordur, hâlbuki yüksek elektron basıncı çekirdeğin elektron yakalamasını kolaylaştırır, çünkü çekirdeğin yakınından bir elektron geçmesi ve onun tarafından yakalanması olasılığı daha büyüktür.

Uygulamada Boltzmann ve Saha kanunlarını logaritmik şekilde (10 tabanına göre) ifade etmek daha uygundur:

$$\log \frac{n_{r,s}}{n_r} = -\chi_{r,s} \frac{5040}{T} + \log \frac{g_{r,s}}{U_r} \quad (\text{Boltzman Kanunu})$$

$$\log \frac{n_{r+1}}{n_r} = -\chi_r \frac{5040}{T} + \frac{5}{2} \log T - 0.48 + \log \frac{2U_{r+1}}{U_r} - \log p_e \quad (\text{Saha Kanunu})$$

Burada  $P_e$ , bar;  $\chi$ , eV cinsinden ifade edilmiştir.



# Tayfsal Özelliklerin Fiziksel Yorumu

*Farklı tayfsal sınıfların tayfları arasındaki farklar ne demektir? O, B yıldızları He, A yıldızları Hidrojen, F ve G yıldızları da metal bakımından zengin, yani her sınıfın kimyasal bileşimi farklıdır, yoksa yıldız atmosferlerindeki fiziksel şartların farklı oluşu her tür için bazı elementlerin çizgilerinin görünmesine diğerlerinin de görünmemesine mi sebep olmaktadır?*

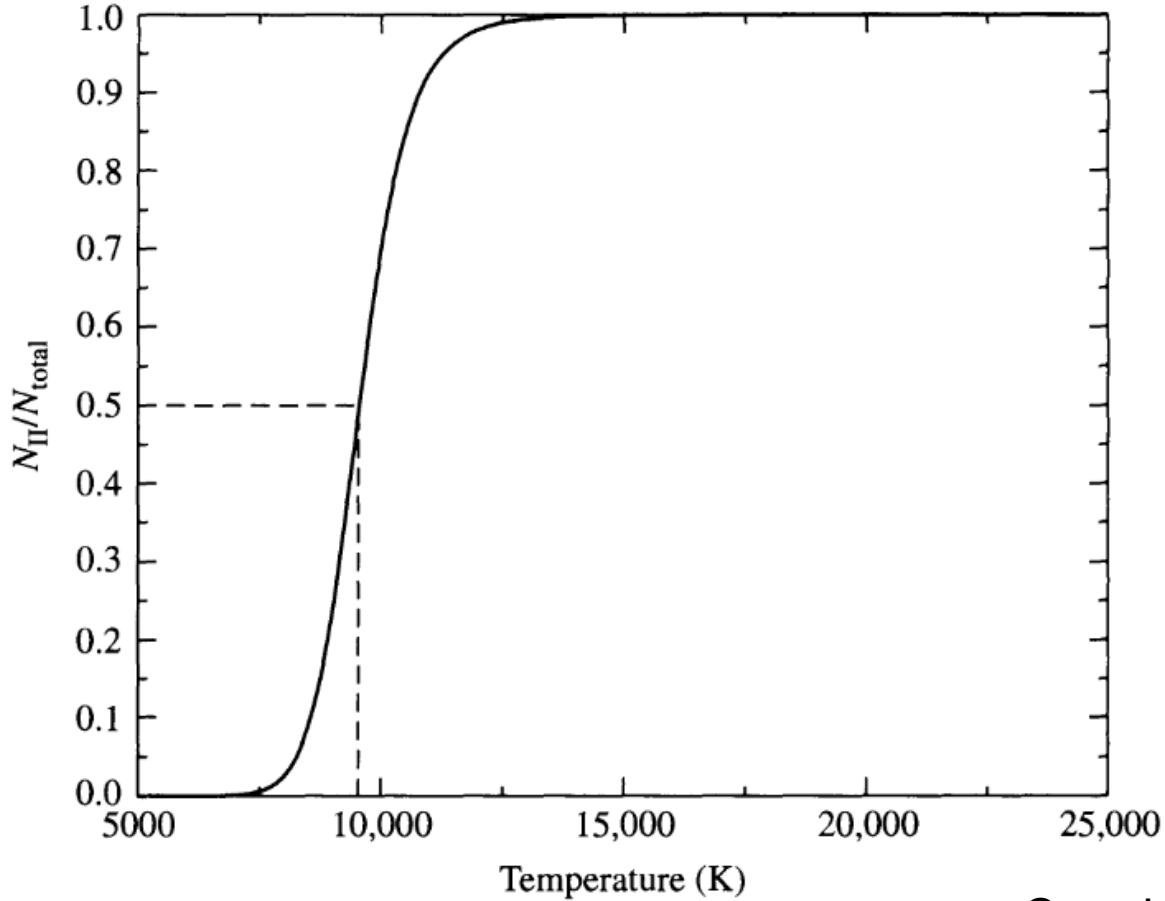
*Daha önce belirttik ki gerek sürekli tayfin gerekse çizgi tayfinin sınıftan sınıfa sürekli ve düzgün şekilde değişimi, O – T tayfsal serisinin hiç değilse ilk yaklaşıklıkla bir lineer seri olduğunu, yani sadece bir tek fizik parametresi olduğunu göstermektedir. Yıldızların renkleri ve onların enerji dağılımı (tayftan çıkarılabilir) gösteriyor ki tayfsal seri bir azalan sıcaklık serisidir. Böylece tayfsal serinin, yıldız atmosferlerinin sıcaklıklarının bir fonksiyonu olduğu düşüncesine varıldı. Fakat uzun zaman yıldızların sıcaklıkları ile çizgi tayfi arasındaki fiziksel bağıntı anlaşılmadı. Nihayet Saha ve Boltzman Kanunlarının bulunması ile çizgi tayfi ve onun sıcaklıkla değişimi açıklanabildi.*

Saha kanununa göre, bir elementin  $(r+1)$  defa iyonlaşmış atomların sayısının  $r$  defa iyonlaşmış atomlarının sayısına oranı sıcaklık ne kadar büyük ve  $r$  defa iyonlaşmış atomun iyonizasyon potansiyeli ile elektron basıncı ne kadar küçükse o kadar büyüktür. Bundan başka  $\log n_{r+1}/n_r$  nin  $T$  ye bağımlılığı  $P_e$  ye bağımlılığından daha kuvvetlidir. Çünkü  $P_e$  formülde sadece  $\log P_e$  olarak vardır,  $T$  ise hem doğrudan hem de logaritmik şekilde bulunur.

Boltzman kanunundan da görülüyor ki eksiltlenmiş atomların sayısının temel seviyedeki atomların sayısına oranı, sıcaklık ne kadar yüksek ve ekşitasyon potansiyeli ne kadar küçükse o kadar büyüktür.

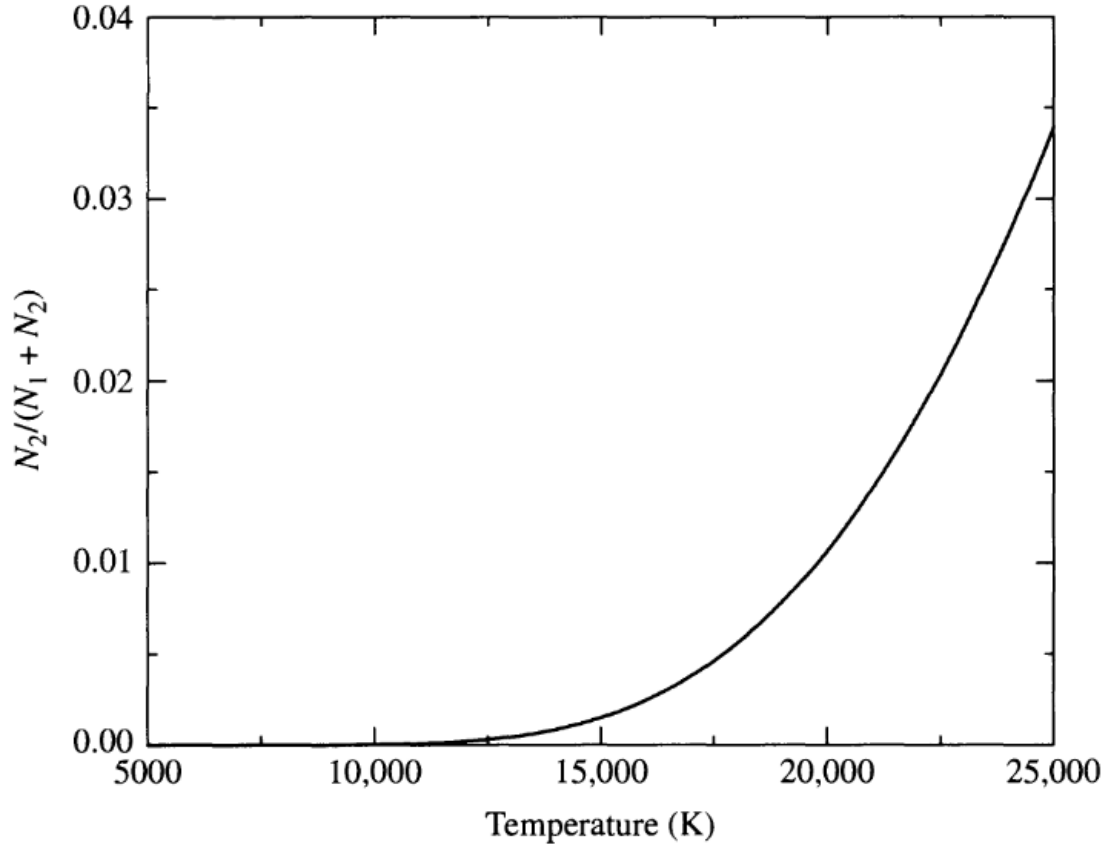
Sıcaklığa bağlı olarak sürekli tayfin değişimi ile çizgi tayfinin da değişmesi Saha ve Boltzman kanunları ile kolaylıkla anlaşılmaktadır. Mavi yıldızlar (sıcaklık çok yüksek) olan O ve B yıldızlarında He I ve He II çizgileri görülmektedir; Helyumun iyonizasyon potansiyeli çok yüksektir: 24 eV. Sadece sıcak yıldızlarda parçacıklar arasındaki çarpışmalar, helyum atomuna böyle yüksek bir potansiyel engelini aşmak için gerekli enerjiyi sağlayabilecektir ve böylece kalan tek elektronun atlamaları ile He II nin soğurma çizgileri görülecektir.

*He I in eġsitasyon potansiyelleri de 18 – 20 eV mertebesindedir, bunun için O ve B yıldızları gibi yüksek sıcaklıktaki yıldızlarda He I çizgileri gözlenebilecektir. Yine Saha kanunu Balmer serisi çizgilerinin davranışını da açıklar. H nin iyonizasyon potansiyeli ~13 eV dir; o halde çok yüksek sıcaklıktaki yıldızlarda H hemen hemen tamamen iyonlaşmıştır ve tek eleġtronunu kaybettiiğinden artık çizgi veremez. Böylece O, B yıldızlarında H çizgilerinin zayıf olmasının nedeni anlaşılır.*



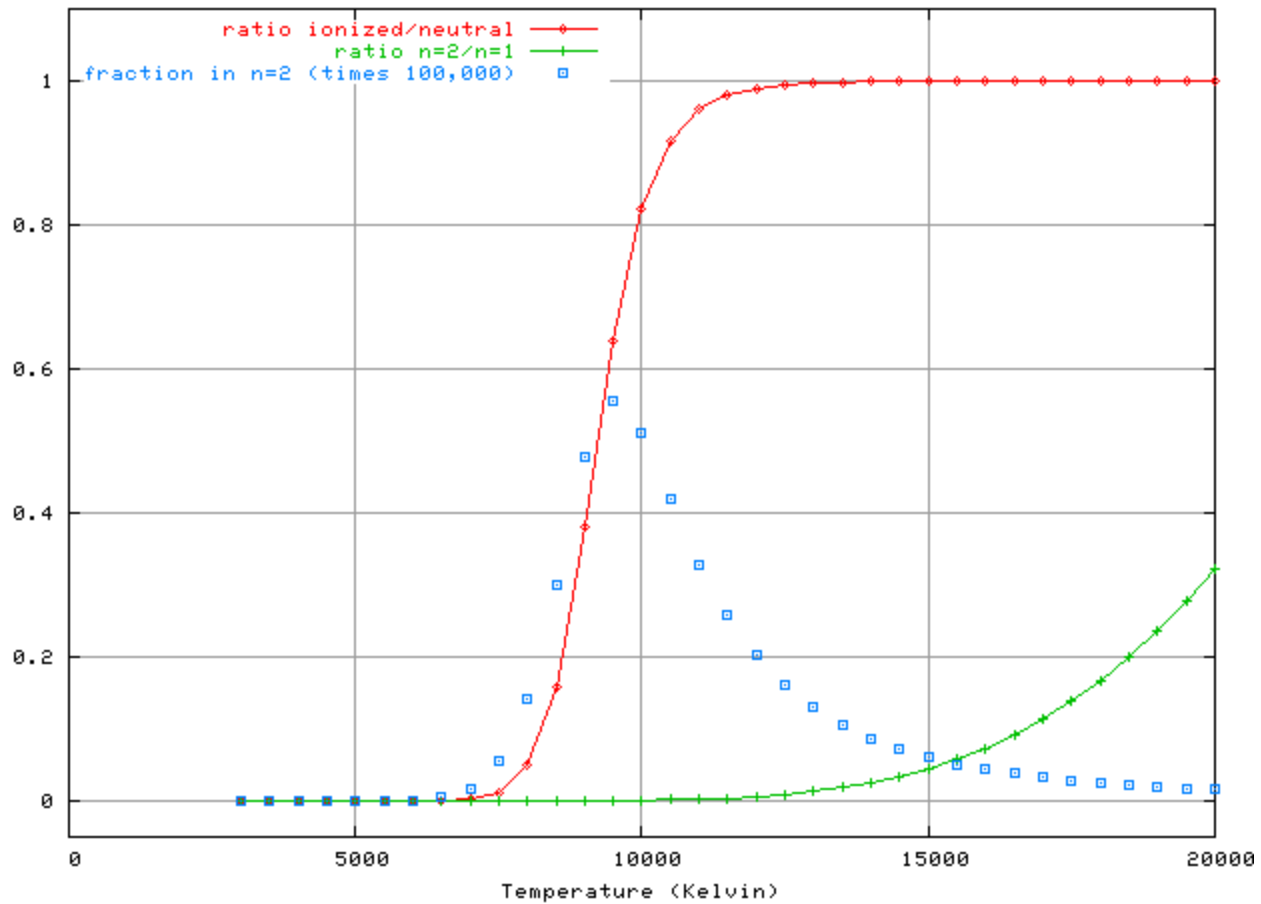
Carrol & Ostlie (2006)

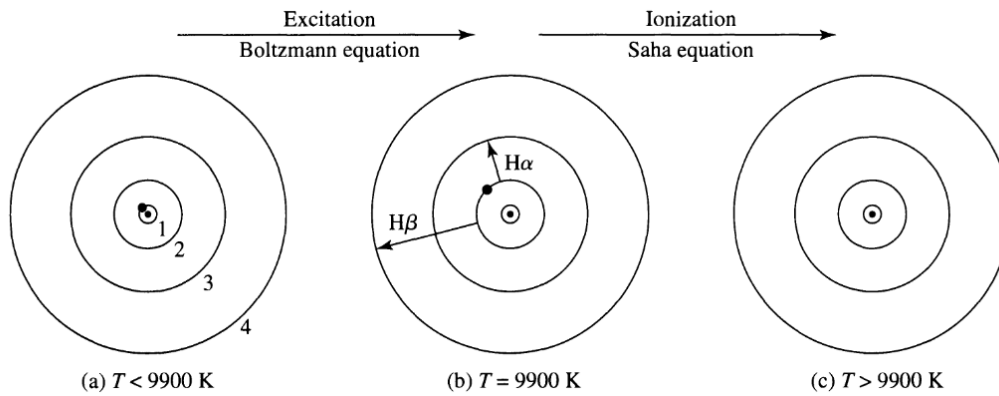
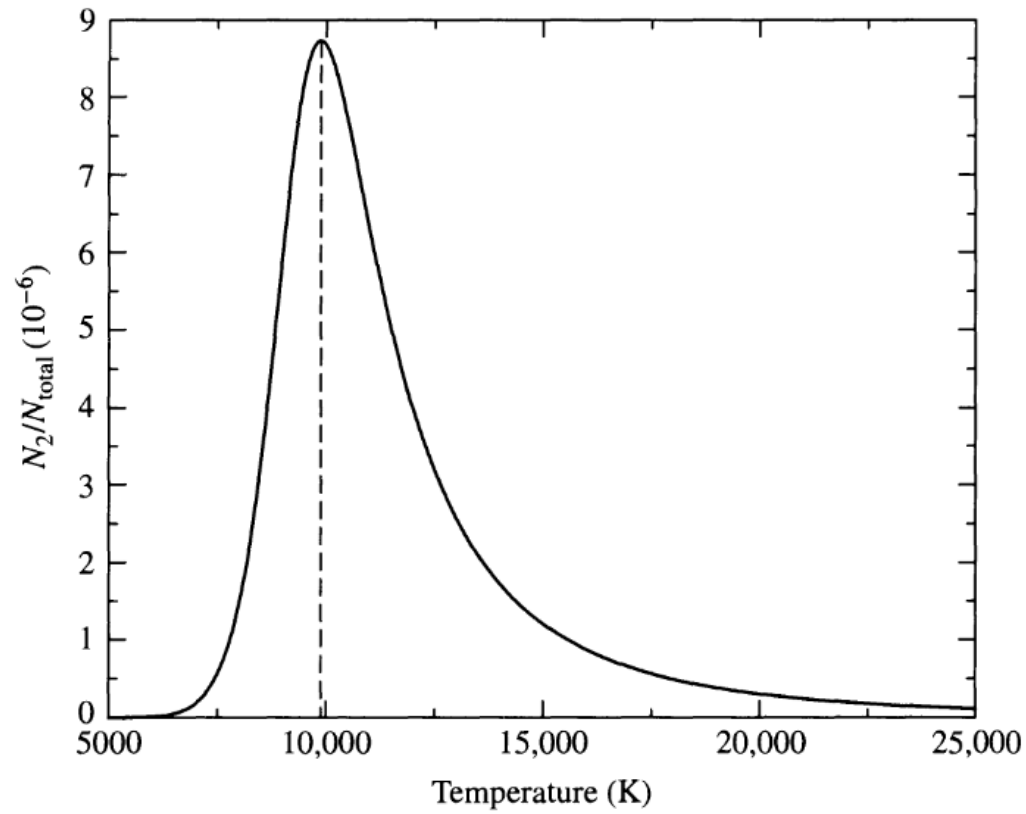
*Sıcaklığın azalmasıyla nötr H atomlarının yüzdesi artar, dolayısıyla çizgilerinin şiddeti de artar ve A0 tipi yıldızlarda bir maksimum erişir. Sıcaklığın daha fazla azalması, 2. ekşitasyon seviyesinde bulunan H atomlarının sayısını azaltır, böylece Balmer serisi çizgilerinin şiddeti zayıflar, buna karşılık temel seviyede bulunan atomların sayısı artacağından elektronun bu seviyeden daha üst seviyelere atlaması ile meydana gelen Lyman serisi çizgilerinin şiddetinin artması gerekir. Lyman serisi morötesine düştüğünden atmosferin soğurması nedeniyle bu çizgileri yerden gözleyemiyoruz.*

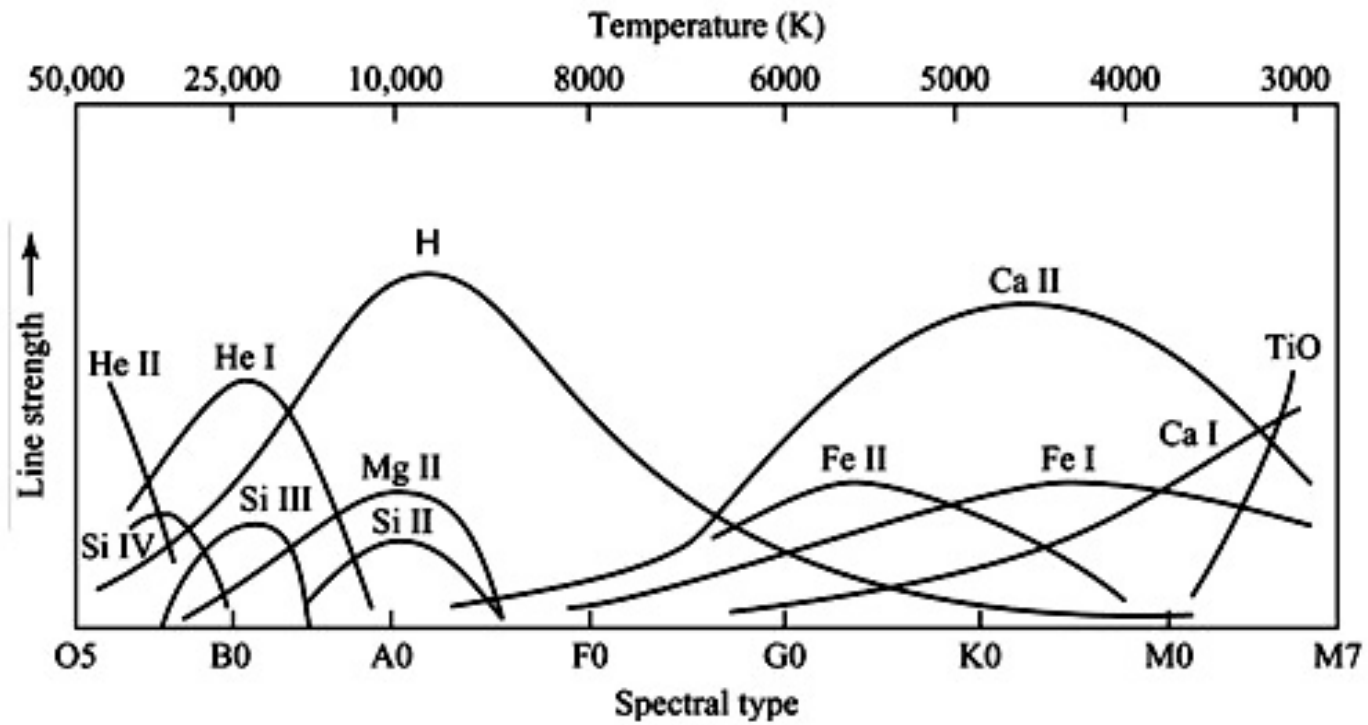


Carrol & Ostlie (2006)

Hydrogen atoms in a stellar atmosphere with  $P=200$  dynes/sq.cm.







Bunun gibi, metallerin iyonizasyon potansiyeli çok düşük (6–7 eV) olduğundan sıcak yıldızlarda çok defa iyonlaşmışlardır ve çok kez iyonlaşmış metallerin çizgileri uzak morötesine düşmektedir. B tipi yıldızlarda, iki defa iyonlaşmış Fe çizgileri görülür; A ve F tipi yıldızlarda, bir defa iyonlaşmış metal çizgileri çoktur; halbuki G, K gibi daha soğuk yıldızlarda, nötr metal çizgileri daha hakimdir. Nihayet daha düşük sıcaklıklar için band spektrumu görülmeye başlar ki bu da henüz ayrışmamış moleküllerin varlığını gösterir.

Şimdiye kadar söylediklerimizde hep tayfsal özelliklerin sıcaklığa bağlılığı gösterildi. En başta denildi ki tayfsal seri lineer seridir, yani yalnız bir fiziksel parametrenin fonksiyonudur. Bu fizik parametre de, sürekli tayfin enerji dağılımı vasıtasıyla sıcaklık olarak tayin edildi. Diğer taraftan Saha kanunu diyor ki bir element için nötr ve iyonize olmuş atomların oranı, esas olarak  $T$ 'ye, ama aynı zamanda elektron basıncına da bağlıdır veya  $P_e = kT N_e$  olduğundan ( $N_e$ =elektron yoğunluğu yani birim hacimde bulunan elektron sayısı) önce  $T$ 'ye ikinci derecede de  $N_e$ 'ye bağlıdır.

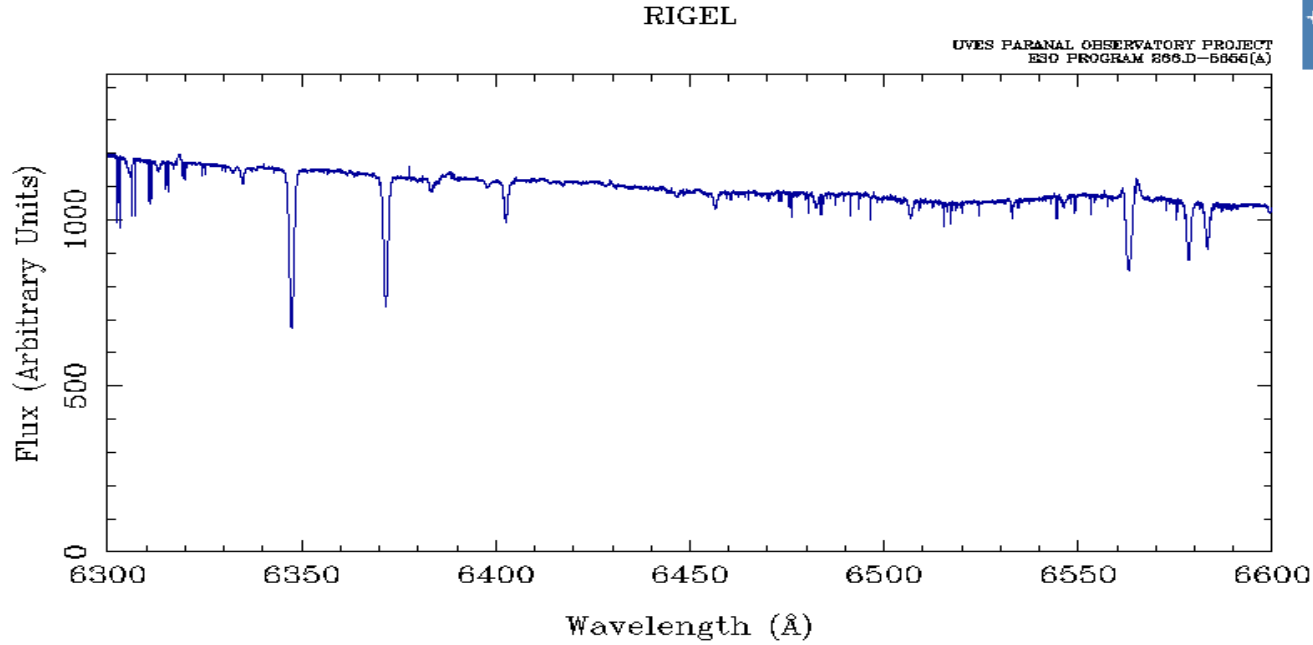


İkinci görüş doğrudur; yani tayfsal seri tam lineer değildir. Sıcaklığa nazaran daha az etkili olmakla beraber  $P_e$  ye de bir bağlılık vardır. O halde diyebiliriz ki tayfsal seri hem  $T$  nin hem de  $P_e$  nin bir fonksiyonudur. Öyle yıldızlar vardır ki, sürekli tayfları aynı dağılımı gösterir, yani aynı sıcaklığa sahiptirler, fakat onların çizgi tayfları bazı çizgilerin şiddetleri bakımından farklılık gösterirler. Elementlerin elektron basıncına karşı duyarlılıkları az veya çok olabilir. Örneğin, Balmer çizgileri elektron basıncına hassastırlar,  $P_e$  sebebiyle meydana gelen bu farklar, ilk Harvard sınıflayıcıları tarafından da fark edilmişti. Bu farkların  $F$  tipinden daha soğuk tiplere doğru daha belirgin hale geldiğini görerek  $F$  tipinden itibaren tayfsal seriyi ikiye ayırdılar. Alçak ve yüksek basınçtaki yıldızları sıra ile  $g$  ve  $d$  ile gösterdiler.

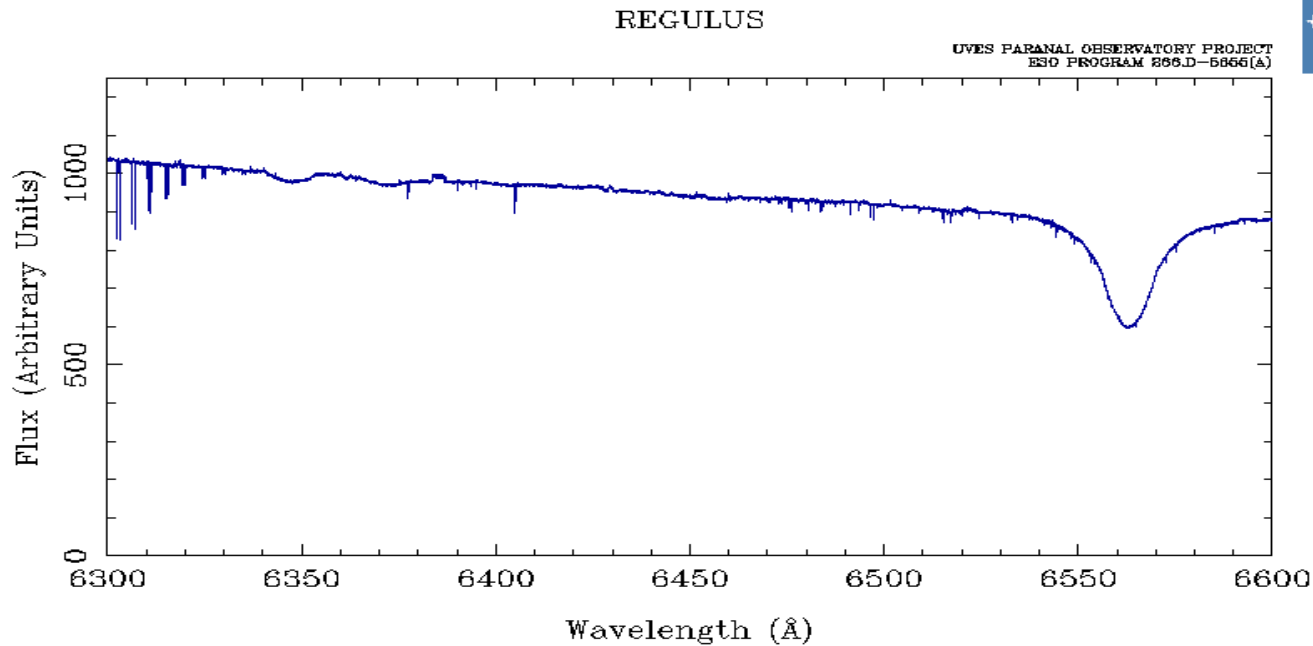
*Gökçisimlerinin %99 unu içine alan tayfsal serinin lineer olmadığı şematik olarak aşağıdaki gibi gösterilir*



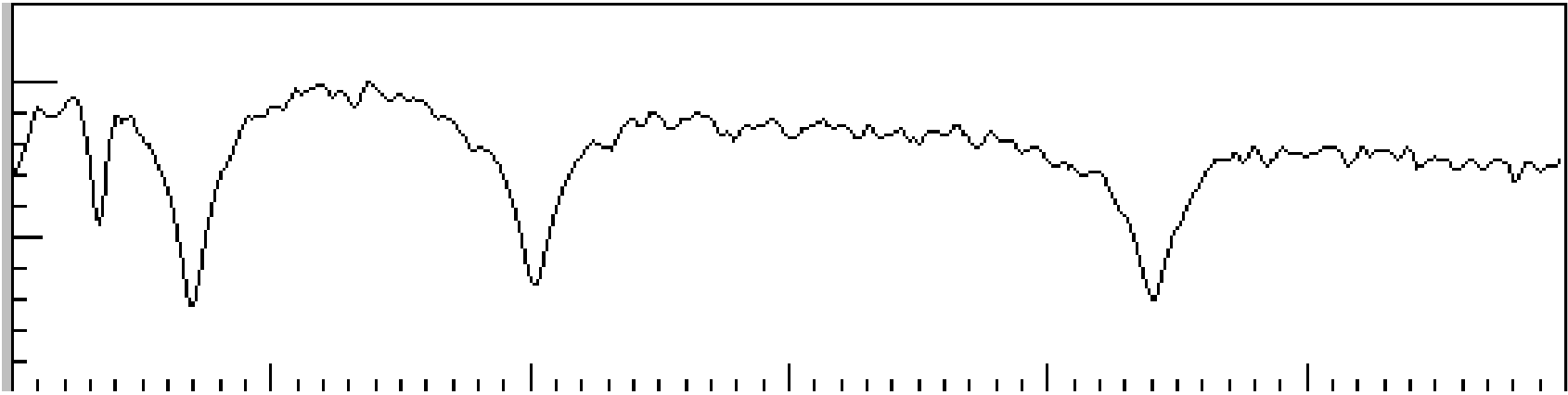
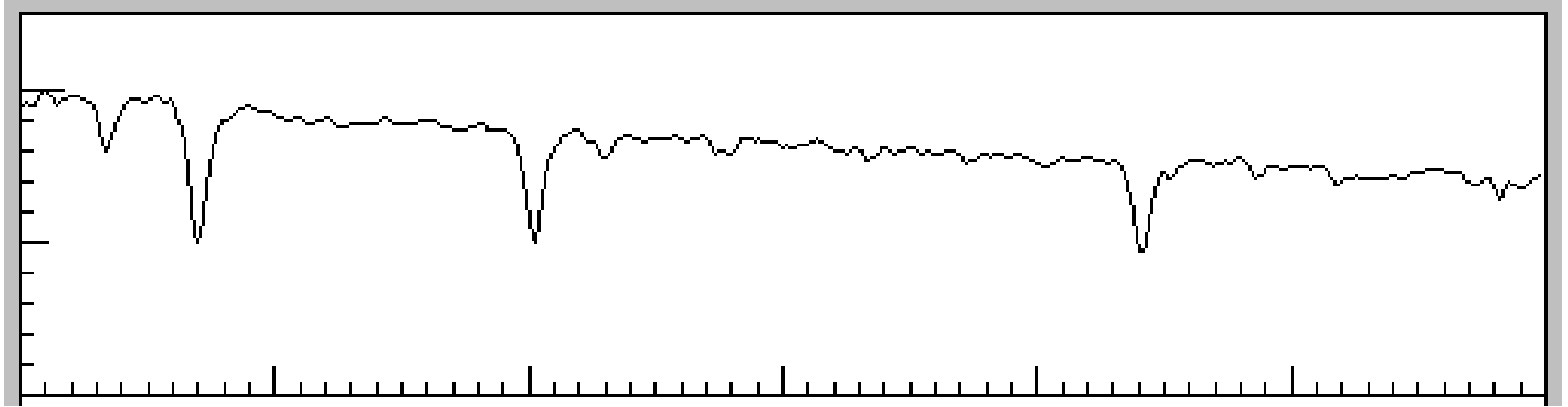
# 6300-6600 Å aralığında Rigel ve Regulus yıldızlarının Tayfları



Rigel  
B8 Iab



Regulus  
B7 V



Ana serinin başında ve sonundaki diğer kolların anlamı nedir?  $K$  ve  $M$  yıldızları ile aynı sürekli spektrum gösteren (dolayısıyla aynı sıcaklığa sahip)  $R$  ve  $N$  yıldızları var, bunlardan  $K$  ve  $M$  yıldızları  $TiO$  bantları gösterdiği halde  $C$  yıldızları,  $CO$  bantları göstermektedir. Buna benzer olarak  $WC$  ve  $WN$  yıldızları mevcuttur. Burada ki farklılıklar kimyasal bileşimlerin farklı oluşundan ileri gelmektedir.

Sonuç olarak, bir yıldızın tayfinin üç faktöre bağlı olduğunu söyleyebiliriz. Bunlar önem sırasına göre, sıcaklık, basınç ve kimyasal bileşimdir. Kimyasal bileşim yıldızların çok büyük bir çoğunluğu için pratik olarak aynıdır; sadece sağlıklı nicel analizler kimyasal bileşimde küçük ayrılıklar ortaya koymaktadır. Bütün yıldızlar için hidrojen esas bileşendir öyle ki yıldızlar bir hidrojen küresidir denilebilir. Geriye kalan bileşenler önem sırasına göre  $He$ ,  $O$ ,  $C$ ,  $N$  ve metallerdir. Kimyasal bileşimdeki farklılıklar  $O$ ,  $C$ ,  $N$  ve metallere aittir. İlk yaklaştırma ile bütün yıldızlar için kimyasal bileşimin eşit olduğu kabul edilir, yani bir yıldızın tayfinin bağlı olduğu parametreler sıcaklık ve elektron basıncıdır. Bu iki parametrenin değerleri bütün yıldız atmosferine ait ortalama değerlerdir, çünkü sıcaklık ve basınç atmosfer içinde derinlikle değişmektedir.

# Yıldızların Sıcaklıkları

Yıldızların en önemli özelliklerinden biri yüksek sıcaklıklarıdır. Bu sayede ışık verirler. Yüksek sıcaklıklarından dolayı onları oluşturan maddeler katı veya sıvı halde bulunamazlar, tamamen gaz halindedirler.

Bir yıldızın sıcaklığı denildiği zaman onun yüzey sıcaklığı daha doğrusu atmosferinin ortalama sıcaklığı anlaşılır. Daha önce de gördüğümüz gibi bize ışık, sadece yıldız atmosferinden gelmektedir ve sıcaklık yüzeyden içe doğru artmaktadır. Yıldızların sıcaklıklarını tayin etmek için çeşitli yollar vardır buna göre de birbirlerinden az-çok farklı, etkin sıcaklık, renk sıcaklığı, iyonizasyon sıcaklığı ve ekşitasyon sıcaklığı gibi sıcaklıklar bulunur. Yalnız bütün tanımlar için yıldızın bir kara cisim gibi ışınım yaptığı kabul edilir. Bu kabul tamamen doğru değildir. Fakat öyle bir fizik modele ihtiyacımız vardır ki bu modelin ışınımına ait kanunlar iyice bilinsin. Bu da ancak kara cisim olabilir. Daha önce kara cisme ait ışınım kanunlarını gördük.

Eğer yıldızın enerji dağılımını elde edebilirsek bunu Planck eğrileri ile karşılaştırarak (tabii eğrinin şeklini, çünkü yıldızın yüzeyinden salınan enerjinin değerini bilemeyiz) bir sıcaklık değeri bulabiliriz. Buna renk sıcaklığı denir, fakat pratikte iş kolay değildir. Çünkü yıldız tam bir kara cisim değildir. Ayrıca yıldızdan salınan enerjinin hangi dalgaboyunda maksimum olduğu bulunabilirse Wien Kayma Kanunundan da renk sıcaklığı bulunabilir.

# Yıldızların Sıcaklıkları

En çok kullanılan sıcaklık ise etkin (effective) sıcaklıktır. Şöyle tanımlanır: yüzeyi yıldızın yüzeyine eşit ve saniyede  $\lambda=0$ ,  $\lambda=\infty$  aralığında yıldızın neşrettiği ışınımaya eşit bir ışınım neşreden bir kara cismin sıcaklığına yıldızın etkin sıcaklığı denir. Görülüyor ki etkin sıcaklığın bulunabilmesi için yıldızın yüzey alanı bilinmelidir. Tanıma göre

$$L=4\pi R^2\sigma T_e^4$$

dür.  $T_e$  etkin sıcaklık ve Stefan-Boltzman kanununa göre saniyede  $1\text{ cm}^2$  den çıkan toplam enerji  $\sigma T_e^4$  dür. O halde bütün yüzeyden saniyede salınan toplam enerji

$$L=4\pi R^2\sigma T_e^4$$

olacaktır. Burada bir güçlük daha vardır, biz  $\lambda=0$ ,  $\lambda=\infty$  aralığında bütün ışınımı atmosferin soğurması nedeniyle alamıyoruz. Bunun için ya gözlemlerin atmosfer dışında yapılması veya düzeltme yapılması gereklidir. Fakat etkin sıcaklık genellikle başka yollarla bulunur.

Başka sıcaklık tanımları da vardır. Yıldızlar tam bir kara cisim olmadıklarından her tanıma göre bulunan sıcaklık değerleri birbirinden biraz farklıdır. Yıldızların yüzey sıcaklıkları çeşitli çalışmalar sonunda bulunmuştur. Bu çalışmalardan her tayf sınıfı için ortalama bir sıcaklık verilebilir.

# Yıldızların Renkleri ve Sıcaklıkları

Tayf Türü	Anaşol		Devler	
	R. Ö.	Sıcaklık (K)	R. Ö.	Sıcaklık (K)
O5		50000		
B0	-0.33	21000		
B5	-0.18	14000		
A0	0.00	10600		
A5	0.20	8200		
F0	0.33	7100		
F5	0.47	6300		
G0	0.57	5760	0.67	5300
G5	0.65	5400	0.92	4500
K0	0.78	4900	1.12	4000
K5	0.98	4300	1.57	3200
M0	1.45	3400	1.73	3000
M2		2870		2800
M8				2000