

## 6.6. İyonlaşma Kuramının Denetleri

**A.S. King**, Mount Wilson Gözlemevi'nde iyonlaşma kuramının laboratuvar denemelerini yapmayı başardı. Ca ya da Mg gibi toprak alkali metaller çok düşük iyonlaşma potansiyellerine sahiptirler. Bu elementlerin atomlarının bir kısmı bir elektrik fırınıyla elde edilebilecek sıcaklıklarda bile iyonlaşabilir. İyonlaşma denklemi,

$$N_1 P_\epsilon / N_0 = [(2\pi m)^{3/2} (kT)^{5/2} / h^3] [2B_1(T) / B_0(T)] \exp(-I / kT) \dots (12)$$

idi. King, sıcaklık arttıkça Ca'un (Ca II)  $\lambda 3933$  (H çizgisi) çizgisinin Ca I'in  $\lambda 4226$  olan rezonans çizgisine yeğlilik oranının, kurama uygun olarak arttığını bulmuştur. Sıcaklık arttıkça H ve K ( $\lambda 3968$ ) çizgilerinin yeğlilikleri  $\lambda 4226$  çizgisinin yeğliliğine göre artmaktadır. Acaba  $P_\epsilon$  nun ne gibi bir etkisi vardır ?

Bir başka deneyde sıcaklık sabit tutuldu ve az miktarda Sezyum eklendi (Cs elementini Ca ile birlikte fırına koyarak hızlı iyonlaşma sağlanır). Sezyumun iyonlaşması elektron basıncı  $P_\epsilon$  nu arttırdı ve iyonizasyonu ve bu nedenle de  $\lambda 3933$  ün yeğliliğini azalttı ( $N_1 / N_0$  'ı azalttı). King, bu deneylerde elektron basıncını ölçemedi ; bu nedenle de kuramın nicesel bir doğrulaması yapılamadı.

[ Cs için  $I = 4$  eV (çok küçük) ; Ca için  $I = 6.09$  eV ]

İyonlaşma olaylarının astrofizik görünüşleri çok fazladır. Göze çarpan başka ve belirgin örnek Güneş lekelerinde görülmektedir. Çevresini saran ışık küre yüzeyinden  $\Delta T \cong 1200$  °K daha soğuk olan Güneş lekeleri güzel bir görünüm sağlarlar. Alkaliler ve toprak alkali elementler ışık kürede tümüyle iyonlaşmış duruma gelirler ; oysa daha soğuk olan lekelerde nötr çizgiler büyük çapta kuvvetlendirilirler. Lekede yöresine göre, iyonlaşmış atomların sayısında bir azalma görülür. Dolayısıyla gözlenen Ca II nin H ve K çizgi yeğliliklerinde bir azalma görülür.

# 7. TAYF SIRASI

**İyonlaşma kuramının sonuçları : Tayf sınıfını nicel olarak açıklamıştır.**

**Örnek :** Güneş'te  $T = 5700 \text{ }^\circ\text{K}$  de Mg 'un  $N_1 / N_0$  oranının  $\sim 30$  olduğu yani 100 Mg atomun 97 si Mg II ve 3 tanesi de Mg I olduğu saptanmıştır. Başka bir deyimle Mg II çizgilerinin yeğinliklerinin Mg I çizgi yeğinliklerine oranı çok büyüktür.

Mg için  $I = 7.61 \text{ eV}$

Al için  $I = 5.96 \text{ eV}$

Ca için  $I = 6.09 \text{ eV}$

Magnezyum için olan bu durum, **iyonlaşma potansiyelleri 5.96 eV ve 6.09 eV olan Alüminyum ve Kalsiyum durumları ile benzerdir.** Yani

Mg II / Mg I 'den Mg II yeğinliği > Mg I yeğinliği

Al II ve Al I  $\Rightarrow$  Al II yeğinliği > Al I yeğinliği

Ca II ve Ca I  $\Rightarrow$  Ca II yeğinliği > Ca I yeğinliği dir.

**Benzer şekilde düşük  $I(\text{eV})$ 'lı elementlerin çizgileri Mg da olduğu gibi Güneş sıcaklığında en yeğin çizgiler** olarak görülür. **Sirius'da**  $T = 10000 \text{ }^\circ\text{K}$  de Ca gözlenecek olursa  $N_2 > N_1$  olduğu görülür. Yani **Ca III çizgilerinin yeğinlikleri Ca II çizgileri yeğinliklerine göre daha baskındır.**

Görüldüğü gibi, bu gibi hesaplarla **herhangi bir yıldızda (tayfında) belli bir element için egemen olan çizgiler saptanabilir.**

**İyonlaşma kuramının en büyük başarısı, tayf sıralamasını bir sıcaklık sıralaması olarak açıklamasıdır.** Soğuk yıldızlardan sıcak yıldızlara doğru gidildiğinde nötr elementlerin çizgileri yavaş yavaş zayıflar ve yerlerini **iyonlaşmış elementlerin çizgileri alırlar.** **Kalsiyum** buna iyi bir örnektir.

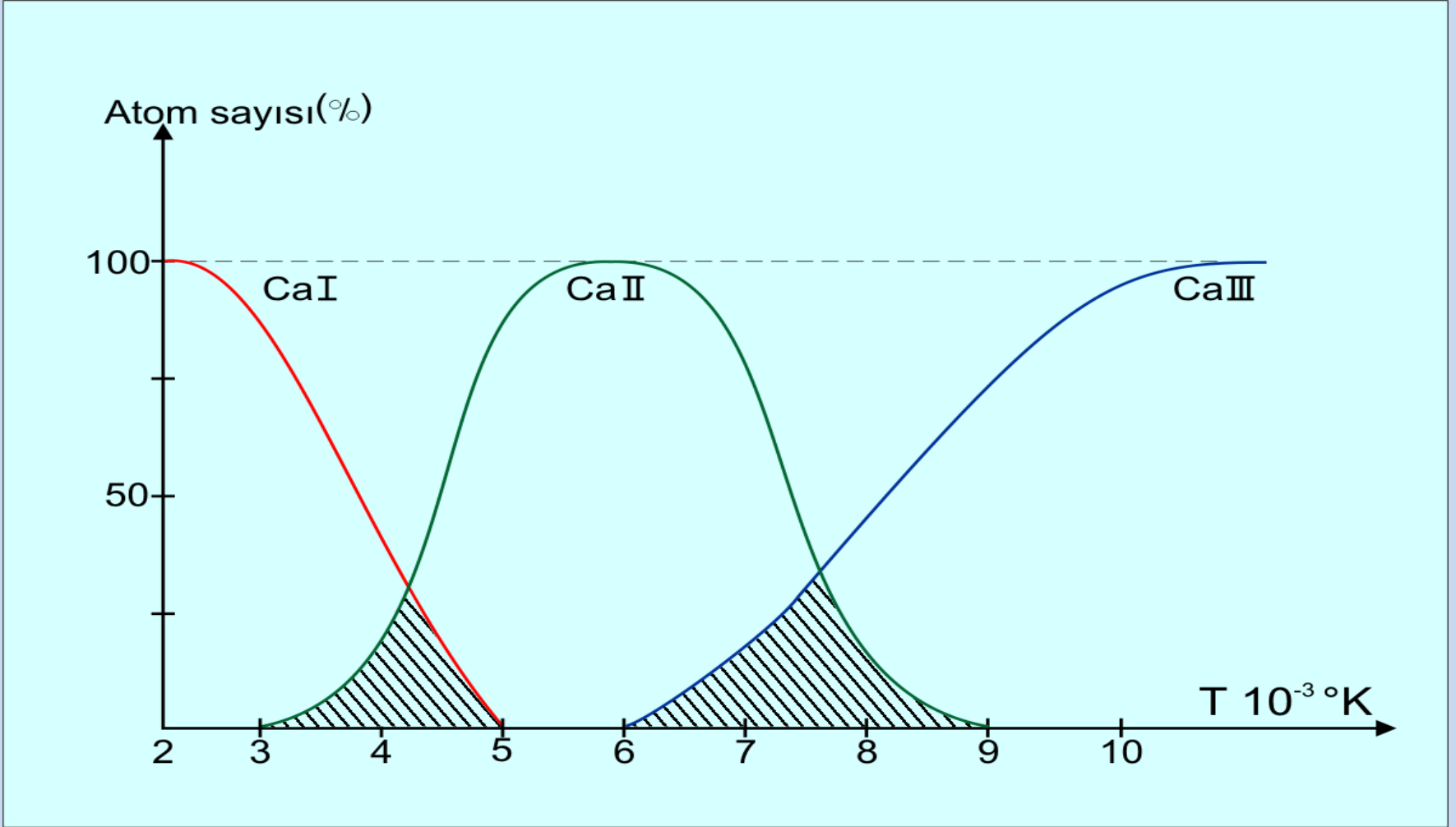
## 7. TAYF SIRASI (Devamı)

En soğuk yıldızlarda, **kalsiyum** çoğunlukla nötrdür ve  $\lambda 4227$  rezonans çizgisi çok yeğindir (bkz. Şekil 7.1). Biraz daha sıcak yıldızlarda **iyonlaşma** belirgin olmaya başlar,  $\lambda 4227$  zayıflar ve **iyonlaşmış kalsiyumun H ve K çizgileri giderek kuvvetlenir** ve **G tayf sınıfında en baskın** duruma gelir. **Oldukça yüksek sıcaklıklarda kalsiyum iki kez iyonlaşmış** duruma gelir ve **H, K çizgileri kaybolur**. **Uyartılmış düzeylerden ortaya çıkan çizgilerle ilgilendiğimizde, iyonlaşma ve Boltzmann denklemlerinin her ikisini birden uygulamalıyız**. **Sıcaklık arttıkça bu çizgilerin yeğinlikleri, onları soğurabilecek atomların sayısı arttığı için artar** ; fakat **daha sonra atomlar iyonlaşmaya başladıkça zayıflar**.

**Ca** için **iyonlaşmanın sıcaklığa göre değişim grafiği Şekil 7.1 de gösterilmektedir**. Görüldüğü gibi **belli bir sıcaklıkta ancak iki iyonlaşma düzeyi baskın** olarak bulunabilir. Sözelimi **7000 °K için Ca II** ile **Ca III'ün her ikisi de vardır (taralı alanlar)**. Demek ki **herhangi bir element için belli bir sıcaklıkta en çok iki iyonlaşma durumu baskın** olabilir.

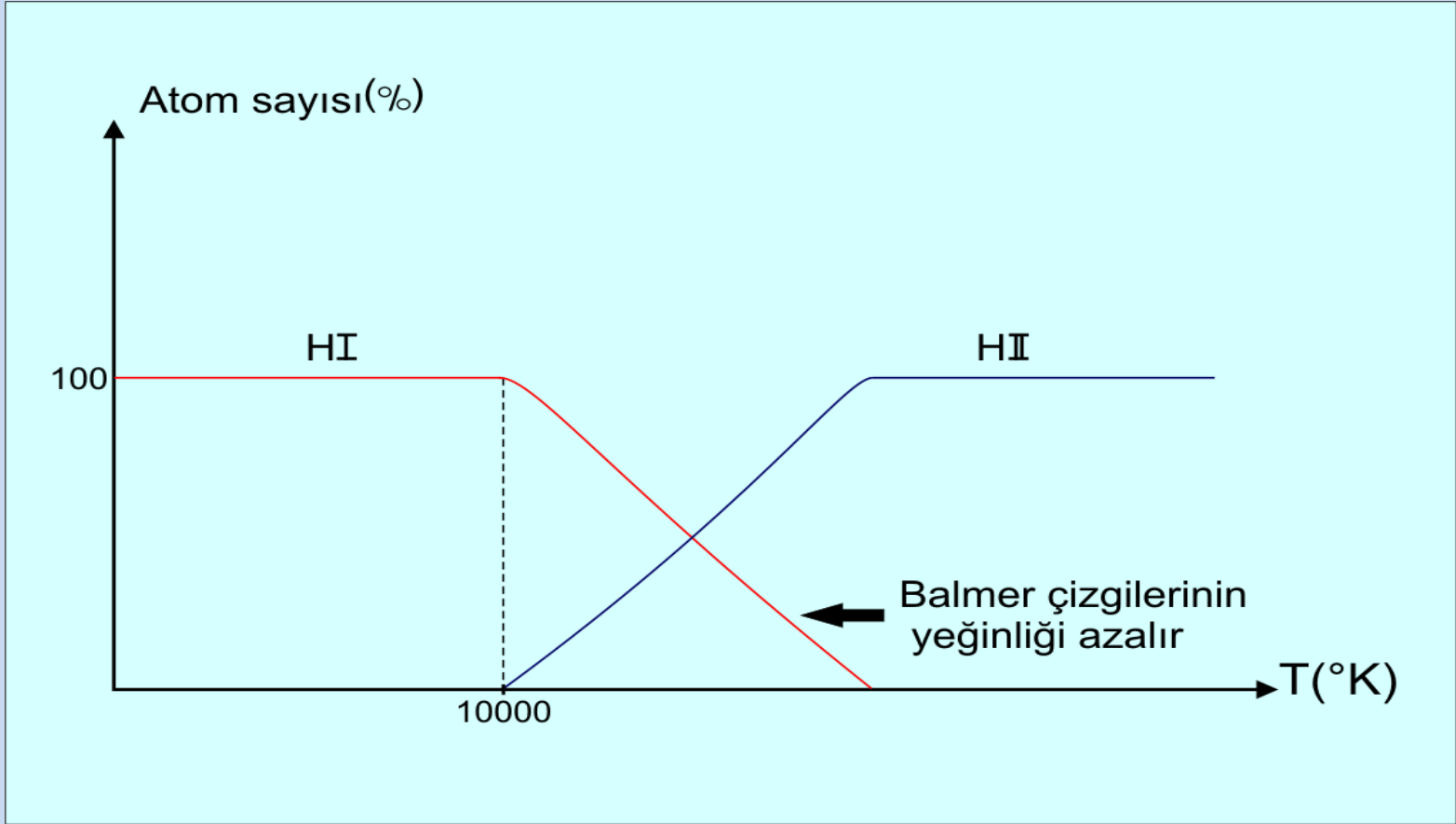
**G ve F tayf türünde olan yıldızlarda Ca II , Mg II , Al II çizgileri hakimdir**.

Benzer olarak **hidrojen çizgilerinin özellikleri, çok iyi bir örnektir**. **Balmer çizgileri ikinci düzeyden daha yüksek düzeylere geçişlerden oluştuğundan, bir hidrojen atomu bir Balmer çizgisini soğurmadan önce ikinci düzeye uyartılmalıdır**. **Düşük sıcaklıklarda ikinci düzeydeki hidrojen atomlarının sayısı boşlanabilecek kadardır ; fakat bu sayı sıcaklık arttıkça hızla artar**. Bu sonuca uygun olarak **hidrojen çizgilerinin M tayf türünden K, G, F ve A ya doğru gidildiğinde sürekli olarak yeğinliği artar ve A tayf sınıfında maksimum yeğinliğe ulaşırlar**. **Bundan sonra sıcaklık artışıyla Balmer çizgilerinin yeğinlikleri azalır ; çünkü iyonlaşma nötr hidrojen atomlarının sayısını hızla düşürür**. Her ne kadar **A0 yıldızlarında yüzde bir hidrojen atomu nötr kalabilmişse de, bu yıldızlarda Balmer çizgileri yine de görülür**.



Şekil 7.1. Ca için sıcaklığa bağlı iyonlaşma durumları.

Hidrojen için uyarılma ve iyonlaşmanın sıcaklıkla değişimi, bir grafik olarak Şekil 7.2 de verilmektedir.

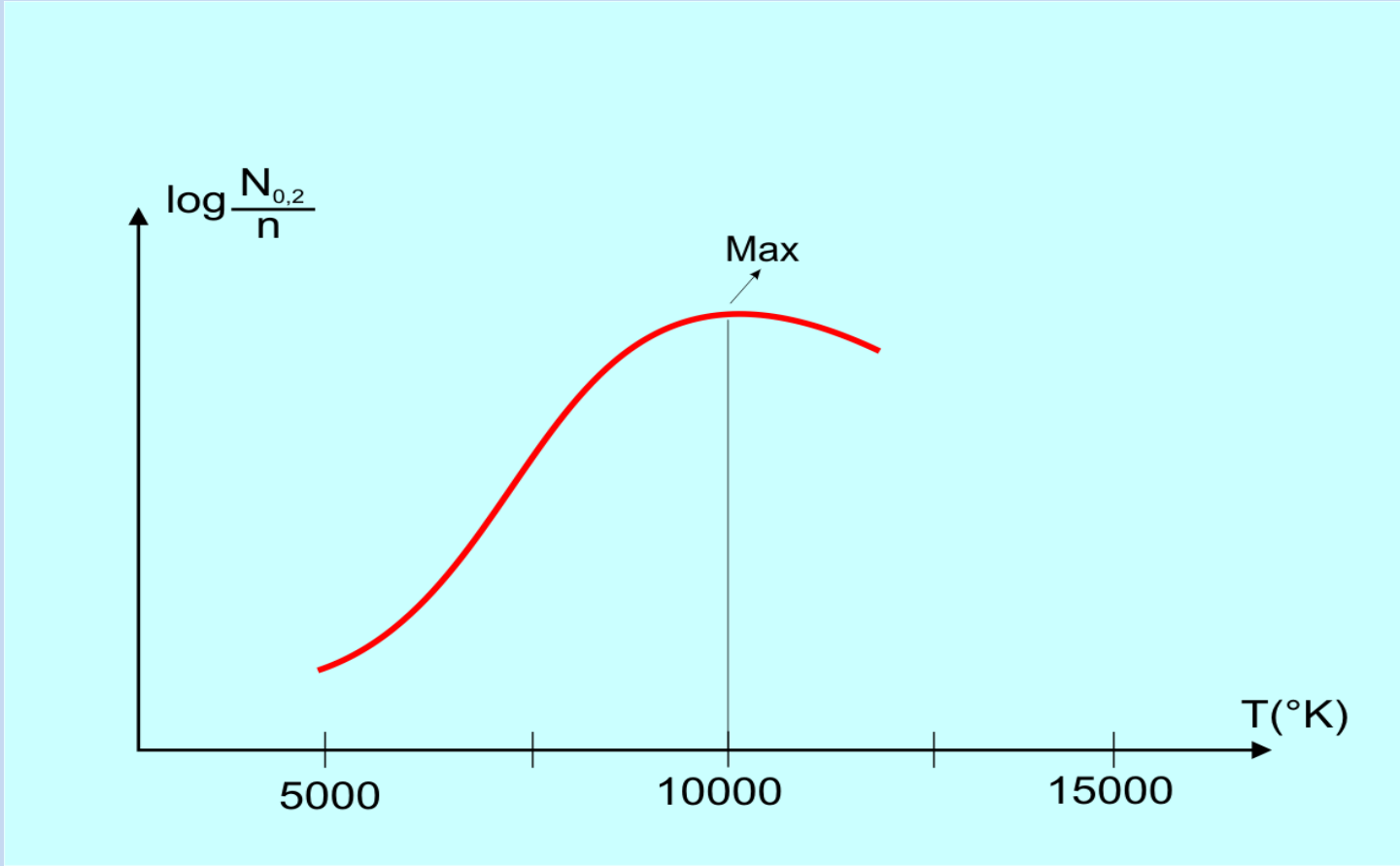


Şekil 7.2. Hidrojenin sıcaklığa bağlı iyonlaşma durumu.

## 7. TAYF SIRASI (Devamı)

$T = 10000$  °K den büyük sıcaklıklarda **Balmer çizgilerinin** yeğinliklerinin azalmasının nedeni **iyonlaşmanın varlığıdır**. Uyarılma ve **iyonlaşma** gözönüne alındığında yeğinliğin azaldığı görülür (Şekil [7.3](#)). **A0** dan **daha sıcak** yıldızlarda, **metaller bir çok kez iyonlaşmış duruma gelirler** ve onların **rezonans çizgileri görsel bölgede** gözlenemeyen tayfın moröte bölgesine düşerler. **Diğer çizgiler çok yüksek düzeylerle ilgilidir ve çok zayıftır**. İkinci **iyonlaşma düzeyinden sonra Si** dan **daha ağır atomların** çizgileri çok zayıf olmakta ve bu nedenle gözlenmesi çok zor olmaktadır.

**B** yıldızlarında, **hidrojen** çizgileriyle birlikte **Helyum** çizgileri **tayfta en belirgin çizgiler durumuna geçerler**. **O** yıldızları **çok sıcak olup** bunlarda **hemen hemen tüm hidrojen iyonlaşmış** ve hatta **helyum iki kez iyonlaşmıştır**, **O, N, C** ve **Ne** gibi hafif elementler, **farklı iyonlaşma düzeylerinde** baskındırlar.

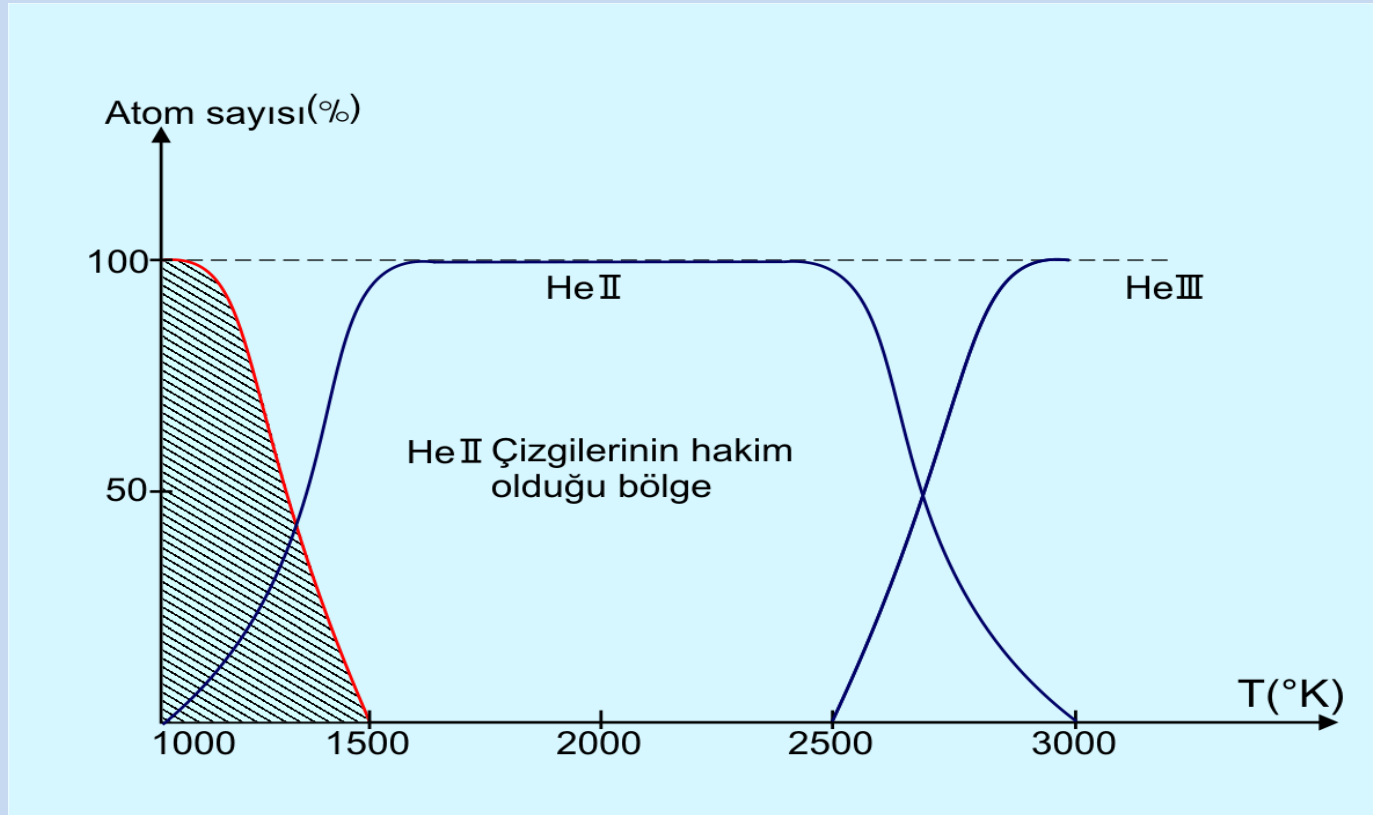


Şekil 7.3. Balmer serisi çizgilerinin sıcaklığa bağlı yeğlilik değişim grafiği.

Helyum için uyarılma ve iyonlaşmanın sıcaklığa göre değişimi Şekil 7.4 de gösterilmektedir.

O ve B yıldızlarında parlak çizgiler sıkça görülür. Kimi yıldızlarda ise hem parlak ve hem de karanlık çizgiler beraberce görülürler. Genellikle parlak çizgiler yıldızı saran kabuklarda oluşurlar. Özellikle M sınıfından uzun dönemli değişenler başta olmak üzere çok soğuk yıldızlar da sıkça parlak çizgiler gösterirler.

( A. Kızırmak, 1970, Astrofiziğe Giriş, sayfa 117 deki Şekil 4-10 ile verilen grafik incelensin !!!  
Belli sıcaklıklarda yeğin olan çizgiler gösterilmektedir. )



Şekil 7.4. Helyum için sıcaklığa bağlı iyonlaşma durumu.



# 7.1. Yıldızların Tayf Sınıflaması

Çok sayıda yıldızların tayfları topluca incelendiğinde onların birbirinden farklı görünümlere sahip oldukları görülür. Bununla beraber tayflar arasında az ya da çok benzerlikler de vardır. Onun için onları benzerliklerine göre gruplara ayırmak mümkündür. Örneğin, H çizgileri keskin olanlar bir grupta, H ve He çizgileri aynı alanlar bir grupta, metal çizgileri üstün olanları da başka bir grupta toplamak mümkündür. Bu şekilde yapılan işleme genel olarak “SINIFLAMA” denir. Bu işlemlerde E.C. Pickering, Mrs. Fleming (Miss Maury), Miss Cannon ve Mrs. Mayall’ın çalışmaları olmuş ve böylece 391000 yıldızın tayfları sınıflara ayrılmıştır. Bu çalışmalar Harvard Gözlemevi’nde yapılmıştır.

# HARVARD SINIFLAMASI

R --- N

|

Q, P, W, O, B, A, F, G, K, M, L, T

|

S

O B A F G K M

-----

**Temel 6 Sınıf**

# Geleneksel Tekerlemeler

1.

Oh **B**e **A** Fine [**G**uy/**G**al/**G**irl] **K**iss **M**e  
(**R**ight **N**ow [**S**mack / **S**weetheart])

2.

Ohe **B**egone, **A** Friend's **G**onna **K**iss **M**e  
(**R**ight **N**ow **S**mack)

3.

Only **B**oys **A**ccepting **F**eminism **G**et **K**issed **M**eaningfully

# Harvard Sınıflaması (devamı)

“O” dan sonraki sınıflara giren yıldız sayısı çok fazladır ve onlar da kendi aralarında farklılıklar gösterirler. Bundan dolayı bu gibi sınıflardan her biri kendi içinde 10 bölüğe ayrılır ki onlara da “**Tayf Türü**” denir. Her bir **tür**, ait olduğu sınıf harfinin sağına 0, 1, 2, ..., 9 gibi sayılardan biriyle belirtilir. Örneğin **A0, B5, G8, K2, ...** gibi.

Yıldızların ya da yıldız topluluklarının daha genel sınıf özelliği sözkonusu olduğu zaman, yukarıda verilen sınıf sırası, aşağıda verildiği gibi üç büyük gruba ayrılır :

**Ön sınıflar** ; **Q** dan **F0** türüne kadar,

**Orta sınıflar** ; **F0** dan **G5** türüne kadar,

**Geri sınıflar** ; **G5** den sonrakiler.

Kimi yıldızlar belirli birer **tayf türlerine** girdikten başka, ayrıca **özel durumlar** gösterirler. Bu durumlar **tayf türü** harfinin **önüne** ya da **arkasına** **sembolik harfleri** yazarak belirtilir (bkz. Kızıllık, A., 1970, **Astrofiziğe Giriş**, sayfa **114**).

Örneğin **öne yazılan semboller** ;

**cA2** , **c** : soğurma çizgileri çok keskin ve **salt parlaklığı** yüksek (  $\alpha$  **Cyg** gibi)

**gM0** , **g** : **salt parlaklığı** yüksek dev yıldız (  $\beta$  **And** gibi)

**dB7** , **d** : **salt parlaklığı** düşük cüce yıldız (  $\alpha$  **Leo** gibi)

**Arda yazılan semboller** ;

**B7e** , **e** : beklenmeyen **salma çizgisi** var (  $\beta$  **Lyr** gibi )

**B9pe** , **p** : tayfta **ayrı bir özellik** (**pecularity**) var ( **GY And / HR 465** gibi)

# Harvard Sınıflaması (devamı)

## Erken Tayf Türleri :

B0	A0	G0
B1	A1	G1
B2	A2	G2
B3	A3	G3
B4	A4	G4

## Geç Tayf Türleri :

B5	A5	G5
B6	A6	G6
B7	A7	G7
B8	A8	G8
B9	A9	G9

} TAYF SINIFI

A Tayf Türünde **Balmer serisi çizgileri** yoğundur. Ara sınıflar **Balmer serisi çizgilerinin** **yeğinliklerine göre** sınıflandırılmıştır.

Genellikle **F** tayf türünden itibaren yıldızlar **iki Tayf türü Grubuna** ayrılır:

O B A F G K M L T

Erken Tayf Türü ← I → Geç Tayf Türü

## Harvard Sınıflaması (devamı)

### TAYF SINIFLARININ GENEL ÖZELLİKLERİ :

Çizelge 2 de verilen **Tayf sınıflarının** genel özelliklerinden görüleceği gibi **yıldızların tayflarında**, maddenin bolluğuna, sıcaklığa ve **iyonlaşma** (**elektron basıncı**) basıncına bağlı olarak **H** ve **He** azalma göstermektedir.

**SONUÇ** : **Tayf Sıralaması**, **bir sıcaklık sıralaması**, dolayısıyla bir renk sıralamasıdır.

## ÇİZELGE 2: TAYF SINIFLARININ GENEL ÖZELLİKLERİ

Sınıf	Başlıca Tayf Çizgileri	Örnek	N (m > 6.25)
<b>Q</b>	Novalar ; hızlı tayf değişimi	-	-
<b>P</b>	Gaz bulutları ; H ; HeI, II ve O II nin salma çizgileri ve bantları	-	-
<b>W</b>	Wolf-Rayet Yıldızları ; (Anakola gelmek üzere olan yıldızlardır) 1) WN : tayflarında (N : Azot çizgileri) He I, II ; N III, IV, V 'in çizgileri 2) WC : (C : Karbon çizgileri) He I, II ; C II, III, IV ; O II, III, IV çizgileri	$\gamma$ Vel	5
<b>O</b>	H ; He I, II ; O II, III ve N II, III çizgileri	$\xi$ Pup $\zeta$ Ori	20
<b>B</b>	Nötr H ve He, N II, O II ve birkaç metalin iyon çizgileri	t Ori $\beta$ Ori (Rigel) $\alpha$ Vir (Spica)	696
<b>A</b>	H serisi max ; Ca II (H ve K), iyonlaşmış metal çizgileri zayıf	$\alpha$ CMa(Sirius) $\alpha$ Cyg (Deneb)	1885
<b>F</b>	Ca II çok yeğın, H çizgileri daha zayıf metal çizgileri daha bol	$\alpha$ CMi (Procyon) $\alpha$ Car (Conopus)	720
<b>G</b>	H çizgileri sönük, Ca II (H,K) çizgileri yeğın, çok sayıda metal çizgisi	Güneş $\alpha$ Aur (Capella)	609
<b>K</b>	Ca II (H,K) çok yeğın, birçok nötr metal çizgisi, tayf morötede zayıf	$\alpha$ Boo (Arcturus) $\alpha$ Tau (Aldebaran)	1719

## ÇİZELGE 2: TAYF SINIFLARININ GENEL ÖZELLİKLERİ DEVAMI

Sınıf	Başlıca Tayf Çizgileri	Örnek	N (m > 6.25)
M	TiO bantları , Ca I ve Ca II nin ve öbür metallerin çizgileri, uzun dönemli değişenlerde H salma çizgileri	$\alpha$ Sco (Antares) $\alpha$ Ori (Betelgeuse)	457
L	TiO , VO gibi metal oksit bantları daha zayıf, FeH , CrH , CaH gibi metal hidritler ile NaI , KI, CsI , RbI gibi alkali metallere ait soğurmalar çok yeğin	Gl605B	-
T	CH <sub>4</sub> soğurma bantları H <sub>2</sub> O nun geniş soğurma bandı	Gliese 229B	-
R	C (Karbon) Yıldızları : K 'nın özellikleri yanı sıra ~ K türlerinin sıcaklığındadırlar C <sub>2</sub> , CN , CH bantları, birçok metal çizgisi	BD -10 5057	-
N	C (Karbon) Yıldızları : K 'nın özellikleri yanı sıra ~ K türlerinin sıcaklığındadırlar C <sub>2</sub> , CN , CH bantları, morötedede ışınım az	19 Psc	8
S	C (Karbon) Yıldızları : K 'nın özellikleri yanı sıra ~ K türlerinin sıcaklığındadırlar ZrO bantları , metal çizgileri , uzun dönemli değişenlerde H salması	$\eta$ 1 Gru	-



## 7.2. İki Boyutlu MKK Sınıflaması

Tayfsal çalışma ve incelemeler, yıldızların tayf sınıflarından başka salt parlaklıklarına (ışılmalarına) göre de belirli aralıklarda sınıflara ayrılması gereğini ortaya çıkarmıştır. Yerkes Gözlemevi'nde W.W. Morgan, P.C. Keenan ve E. Kellmann bu amaçla yaptıkları çalışma sonunda, Güneş yöresindeki Öbek I yıldızlarını salt parlaklıklarına göre 6 aydınlatma sınıfına ayırmayı uygun gördüler (1943). İki boyutlu sınıflama böylece yapılmış oldu. Boyutlardan biri Harvard tayf sınıfları, diğeri de "Morgan-Keenan-Kellmann" in aydınlatma sınıfıdır. Bu yeni sınıflamaya kısaca "MKK düzneği ya da sınıflaması" denir. İkinci boyutun sınıfları şunlardır (Şekil 7.5):

Ia : Çok parlak üst devler

Ib : Olağan üst devler veya üst devler

II : Parlak devler

III : Olağan devler

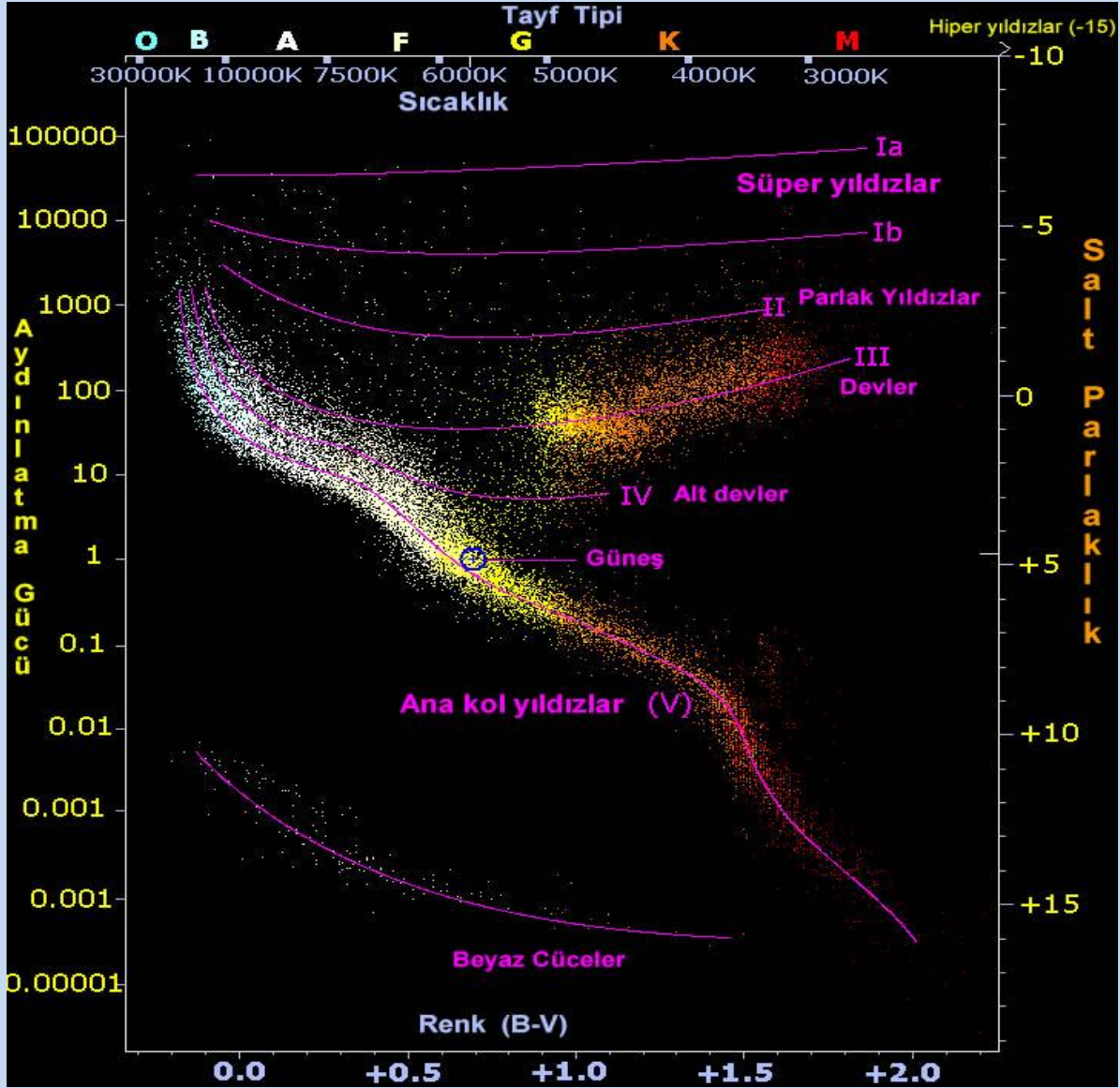
IV : Alt devler

V : Anakol yıldızları (cüceler)

VI : Alt cüceler

Wd : Beyaz cüceler

(bkz. Kızıllrmak, A., 1970, Astrofiziğe Giriş, sayfa 131, Şekil 4-14)



Şekil 7.5. İki boyutlu tayf sınıflaması ile H-R diyagramı.

## 7.2. İki Boyutlu MKK Sınıflaması(devamı)

Aynı tayf türünden olmalarına karşın (Tayf türü aynı ise sıcaklık da aynı) çok büyük  $M$  (salt parlaklık) ve  $L$  (ışınım gücü) değerlerine sahip olan yıldızların  $R$  yarıçapları farklı olacaktır. Çünkü,

$$L \sim R^2 T^4$$

Bundan dolayıdır ki, yıldızların dev ve cüce olmaları, sıcaklığa göre ısıtma gücünün büyüklüğünden ileri gelmektedir. Bu yeni sınıflamanın kullanılması halinde bir yıldızın iki boyutlu sınıfı bundan böyle, **A0 V** , **F2 III** , **K5 II** , **M1 Ib** gibi gösterilecektir.

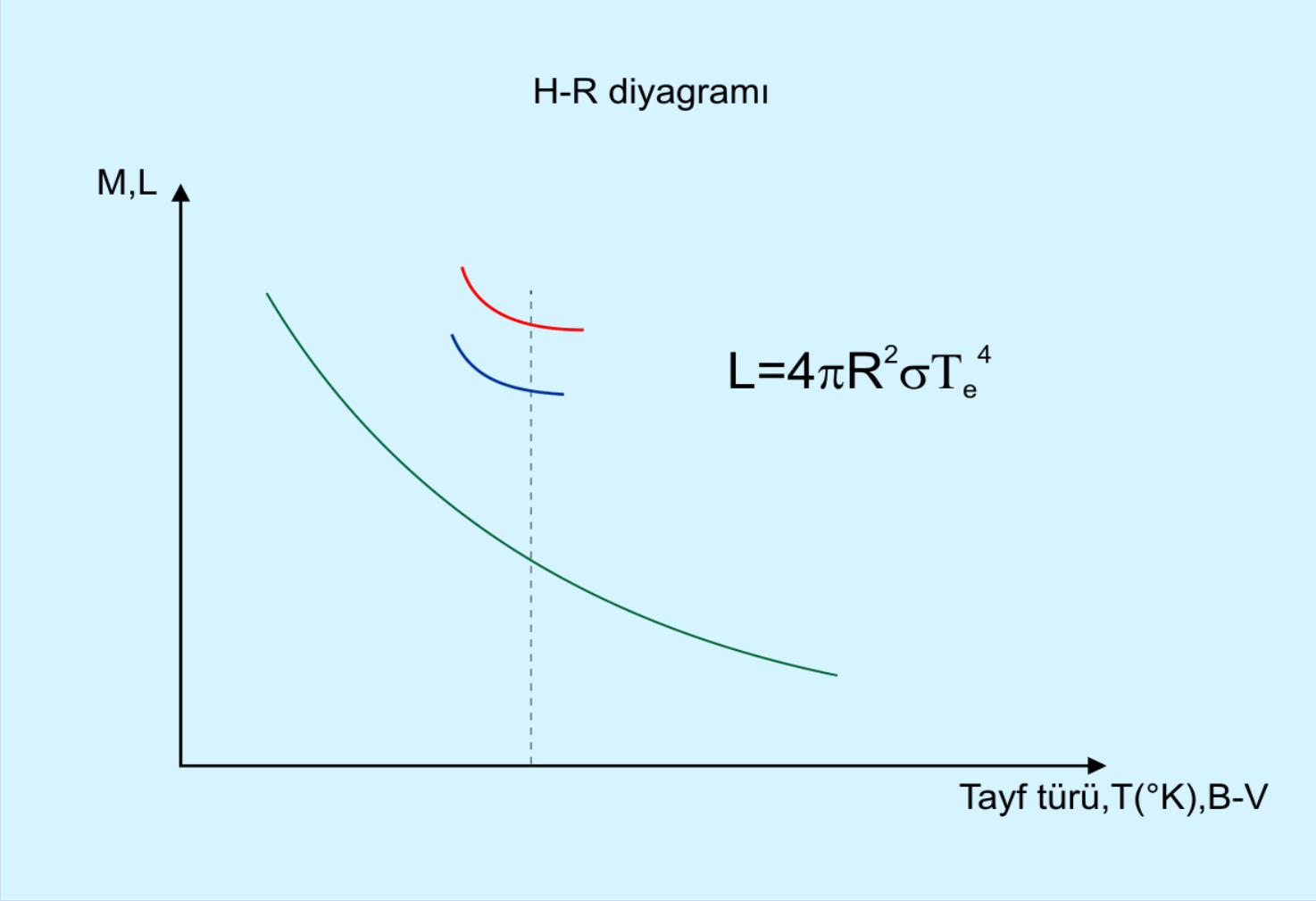
## 8. Dev ve Cüce Yıldızlar Arasındaki Tayf Farkları

İyonlaşma denklemi,

$$\log(N_1 / N_0) = -\theta I + 2.5 \log T - 0.48 + \log [2B_1(T) / B_0(T)] - \log P_\varepsilon \dots(13)$$

idi. Bu ifadeden görüleceği üzere, sıcaklık gibi elektron basıncı da iyonlaşmayı etkiler.  $T$  sıcaklığı artarsa  $\log (N_1 / N_0)$  artar, yok eğer  $P_\varepsilon$  artarsa  $\log (N_1 / N_0)$  oranı düşer. Dolayısıyla yıldız atmosferi düşük yoğunluklu olduğunda daha yüksek bir iyonlaşma görülecektir ve sıcaklıklar bir önceki tayf sınıfıyla aynı olacaktır. Yıldızları, atmosferlerindeki baskın yoğunluklara göre dizdiğimizde gerçekte onları ışınım güçlerine ayırmış oluruz ; çünkü aynı sıcaklık ya da tayf sınıfındaki cüce yıldızlara göre dev ve üst dev yıldızlar daha düşük yoğunluklara sahiptirler (bkz. Şekil 8.1).

Dev yıldızlardaki basınç cücelerdeki göre azdır. O halde belli bir elementin dev ve cüce yıldızdaki iyonlaşması farklı olacaktır. Dolayısıyla dev ile cüce yıldızların tayflarında da bir fark beklenir.  $T_e$  sıcaklıkları aynı olan dev ve cüceyi karşılaştıracak olursak ; devde  $P_\varepsilon$  daha az olduğundan devde iyonlaşmış çizgi sayısı cücedekinden daha fazla olacaktır. Örneğin, cüce bir yıldız olan Güneş'le aynı sıcaklıkta olan bir dev yıldız, daha ön bir tayf türüne (örneğin F8) sahip olacaktır. Çünkü büyük yıldızın çok daha ince olan atmosferinde iyonlaşma daha fazla olacaktır. Genellikle aynı tayf türündeki yıldızlar karşılaştırılır. Buradan, dev yıldızlar aynı tayf türündeki cücelerden daha soğuk olma eğilimindedirler.



Şekil 8.1. Dev ve cüce yıldızların karşılaştırılması.

## 8. Dev ve Cüce Yıldızlar Arasındaki Tayf Farkları (devamı)

### Özet olarak :

Sıcaklıkları aynı olan dev ile cüce yıldızlardan, dev yıldız olanı cücelerden daha ön tayf türündedir. Tayf türleri aynı olan dev ile cüce yıldızdan dev olanı cüceye göre daha soğuk olma eğilimindedir. Bir diğer durum, cüce yıldızda  $P_{\varepsilon}$  basıncı daha fazla, dolayısıyla parçacıkların çarpışması fazla olacak ve atomların dikine hızlarından dolayı cücelerde tayf çizgileri devdeki çizgilerden yaygın ve geniş olmaktadır. Devlerde ise bu tayf çizgileri keskin ve incedir (bkz. Astronomide Temel Bilgiler, cilt III, sayfa 87 deki şekil). Bu özellikten yararlanılarak tayftan salt parlaklık saptama yöntemi bulunmuştur.

## 8. Dev ve Cüce Yıldızlar Arasındaki Tayf Farkları (devamı)

Azalan sıcaklık ve elektron basıncı görünürde iki benzer tayf vermeye yeterken, belirli iyonların çizgileri aynı düzeyde kalmayacaktır. Bunu görebilmek için, aynı ortalama iyonlaşmaya sahip bir dev ve bir cüce yıldızı karşılaştıralım :

Dev için ;

$$T = 5190 \text{ }^\circ\text{K} \Rightarrow \theta = 5040 / T = 0.97$$

$$P_\varepsilon = 5.1 \text{ dyn cm}^{-2} \Rightarrow \log P_\varepsilon = 0.71$$

Cüce için ;

$$T = 5725 \text{ }^\circ\text{K} \Rightarrow \theta = 5040 / T = 0.88$$

$$P_\varepsilon = 37.2 \text{ dyn cm}^{-2} \Rightarrow \log P_\varepsilon = 1.57$$

seçelim. Aynı ortalama I iyonlaşma potansiyeline sahip olma aynı tayf türünde olma demektir. Bu iki yıldızda, demir ve stronsiyum için çizgi yeğinliklerini hesaplayacak olursak ; Fe için  $I = 7.86 \text{ eV}$

Dev için ;

$$\begin{aligned} \log (N_1 / N_0) &= - 0.97 \times 7.86 + 2.5 \log 5190 - 0.48 + 0.40 - 0.71 \\ &= + 0.908 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 8 \text{ bulunur.} \end{aligned}$$

Cücede ise ;

$$\begin{aligned} \log (N_1 / N_0) &= - 0.88 \times 7.86 + 2.5 \log 5725 - 0.48 + 0.40 - 1.57 \\ &= + 0.855 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 7.2 \text{ elde edilir.} \end{aligned}$$

Görüldüğü üzere, elektron yoğunluğu ve sıcaklığın bu çiftiyle, demir (iyonlaşma potansiyeli 7.86 eV) her iki yıldızda da aynı iyonlaşmaya sahiptir. Öyle ki dev ve cücede iyonlaşmış Fe çizgileri yaklaşık nötr ve atomları oranı  $\sim 8$  dir.

## 8. Dev ve Cüce Yıldızlar Arasındaki Tayf Farkları (devamı)

Öte yandan, **stronsiyum** (iyonlaşma potansiyeli **5.67 eV**) **dev** yıldızda **cücedekine** göre **çok daha kuvvetle iyonlaşacaktır** ; **çünkü** basınçtaki azalmaya göre daha etkilidir. Şimdi bunu görelim; **Sr** için **I = 5.67 eV**

**Dev** için ;

$$\begin{aligned}\log (N_1 / N_0) &= - 0.97 \times 5.67 + 2.5 \log 5190 - 0.48 + 0.32 - 0.71 \\ &= 2.92 \quad \Rightarrow \quad N_1 / N_0 \cong 828 \quad \text{bulunur.}\end{aligned}$$

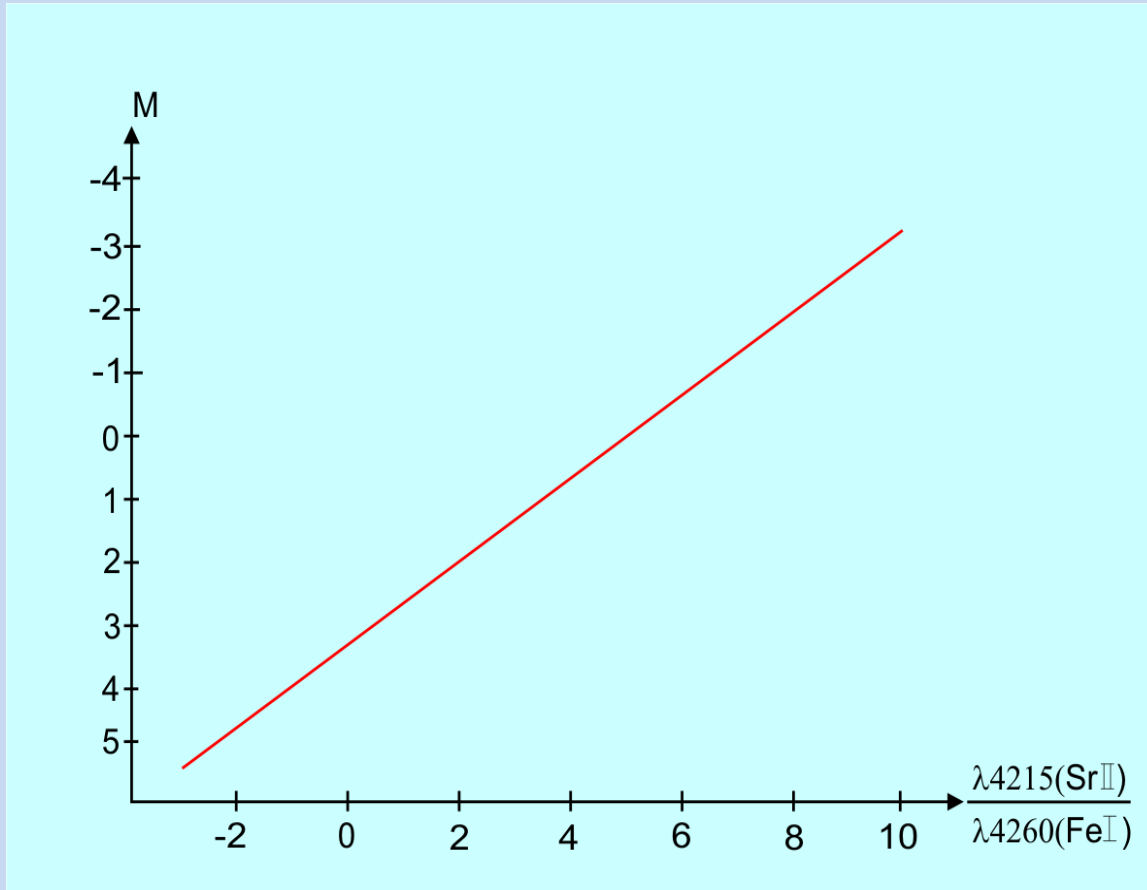
**Cücede** ise ;

$$\begin{aligned}\log (N_1 / N_0) &= - 0.88 \times 5.67 + 2.5 \log 5725 - 0.48 + 0.32 - 1.57 \\ &= 2.675 \quad \Rightarrow \quad N_1 / N_0 \cong 473 \quad \text{bulunur.}\end{aligned}$$

Buradan, **aynı tayf sınıfında olan dev** ve **cücede Fe** için  $N_1 / N_0$  oranları **yaklaşık olarak aynı iken** bu oran **Sr** için **yaklaşık 2 kat** olmaktadır. Yani **devde iyonlaşmış Sr çizgileri cüceye göre daha yeğindir.**

Gerçekte **dev yıldızdaki stronsiyumun her bir gramındaki Sr II iyonları cüce yıldızına göre yaklaşık 2 kat kadardır.** Buradan, **Sr II** nin  $\lambda 4215$  **çizgisini** yanındaki **demir çizgileriyle** ( **Fe I** in  $\lambda 4260$  **çizgisi gibi**) **karşılaştırarak** atmosferlerindeki gaz ve elektron basınçları düşük olan dev yıldızlarla, yine atmosferlerindeki gaz ve elektron basınçları yüksek olan cüceleri ayırt edebiliriz. Gözlemler de bu işlemi doğrulayan sonuçlar vermektedir (bkz. Şekil 8.2).





Şekil 8.2. Tayftan salt parlaklık tayini için kalibrasyon grafiği.

## 8. Dev ve Cüce Yıldızlar Arasındaki Tayf Farkları (devamı)

Nötr kalsiyumun  $\lambda 4227$  çizgisi de bir başka örnek sağlamaktadır. Eğer bir **M2 cücesiyle** bir **devi** karşılaştırırsak, bunların **yaklaşık eşit** ve  $3150$  °K lik **sıcaklığa** sahip olduklarını buluruz.

**Dev** için ;

$$T = 3150 \text{ °K} \Rightarrow \theta = 1.6$$

$$P_{\varepsilon} = 0.1 \text{ dyn cm}^{-2} \Rightarrow \log P_{\varepsilon} = -1$$

**Cüce** için ;

$$T = 3150 \text{ °K} \Rightarrow \theta = 1.6$$

$$P_{\varepsilon} = 2.5 \text{ dyn cm}^{-2} \Rightarrow \log P_{\varepsilon} = 0.398$$

**Demirin** durumuna bakalım ; **Fe** için **I = 7.86 eV**

**Dev** yıldızda ;  $\log (N_1 / N_0) = -2.862 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 0.001$

**Cücede** ;  $\log (N_1 / N_0) = -4.26 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 0.00005$

Görüldüğü gibi **nötr Fe çizgileri etkindir**. **Demir gibi elementler her iki yıldızda da nötrdürler**.

## 8. Dev ve Cüce Yıldızlar Arasındaki Tayf Farkları (devamı)

Şimdi **kalsiyumun** durumuna bakalım ; **Ca** için **I = 6.09 eV**

**Ca II** nin (H, K)  $\lambda\lambda 3933, 3968$  çizgileri için,

**Dev** yıldızda ;  $\log (N_1 / N_0) = - 0.38 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 0.916$  veya  
 $N_0 / (N_0 + N_1) = 0.52$  dir. Yani **Ca I** ile **Ca II** yaklaşık eşittir.

**Cücede** ;  $\log (N_1 / N_0) = - 1.436 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 0.037$  veya  
 $N_0 / (N_0 + N_1) = 0.96$  dir. Yani **Ca I** ( $\lambda 4227$ ) hakimdir.

**Nötr kalsiyum** çizgilerinin yeğin olduğu yıldız **cüce yıldızdır**. **Cüce yıldızda** kalsiyumun %96 sinin nötr olduğu görülürken **dev yıldızda** kalsiyumun % 52 sinin nötr olduğu bulunur. Bu tayf sınıfındaki yıldızlarda, nötr kalsiyumun **cücelerde devlerdekinden daha yeğin olması beklenir** ve bu durumu da gözlemler doğrulamıştır.

Bunlara ek olarak **kimi ışınım gücü** ya da “**Salt parlaklık**” belirteci örnekleri verilebilir.

**Fakat bunlar iyonizasyon kuramının rolünü göstermeye yeterlidir.**  
**Uygulamada, bütün ışınım gücü belirteçleri deneysel olarak ayarlanmalıdır.**

## 9. Gaz Basıncı ile Elektron Basıncı Arasındaki Bağntı

Yıldız atmosferleri üzerine kuramsal çalışmalar için, elektron basıncıyla gaz basıncı arasındaki bağıntıyı bilmek gerekir. Çok sıcak yıldızlarda bütün atomlar iyonlaşmışlardır ve her atom en az bir elektron verir. Yıldızın çoğunluktaki maddesinin hidrojen olduğunu düşünebiliriz.  $X$  değeri 0.8 ile 0.97 arasındadır. Bu durumda yıldızda, proton sayısının elektron sayısına eşit olması beklenir. Zira He ve diğer elementler çok azdır. Atmosferlerde hidrojen en büyük bollukla bulunan madde olduğundan ve hidrojenin her bir atomu yalnızca bir elektron verdiği için, elektron basıncı gaz basıncının yarısı kadar olacaktır.

$$P = NkT, P_e = P_p + (\dots \text{ihmal})$$

Sıcak yıldızlarda ;  $P_g = P_e + P_p + \dots$  ve  $P_e \leq (1/2) P_g$  dır.

Öte yandan, Güneş benzeri bir yıldızda gaz basıncının büyük bir kısmı hidrojenle sağlanırken elektron basıncı yalnızca metallerin iyonlaşmasından ortaya çıkmaktadır. Burada gaz basıncı elektron basıncına karışık bir şekilde bağlıdır ve farklı elementlerin varsayılan bolluklarına bağlıdır. Geri tayf türünden yıldızlarda ise, bunlardaki sıcaklıkla iyonlaşmış elementler, genellikle iyonlaşma potansiyeli düşük olan elementlerin elektronları  $P_e$  elektron basıncını yaratır. Bunlarda  $P_g \gg P_e$  olur. İyonlaşma potansiyeli büyük olan elementler bu geri tayf türündeki yıldızlarda nötr durumdadırlar.

## 9. Gaz Basıncı ile Elektron Basıncı Arasındaki Bağını (devamı)

$P_g$  gaz basıncını  $P_e$  elektron basıncının ve  $T$  sıcaklığının bir fonksiyonu olarak aşağıdaki gibi hesaplanır :  $N_o$  ,  $cm^3$  deki her cinsten atomların sayısını ve  $N_e$  de  $cm^3$  deki elektronların sayısını gösterebiliriz. Ayrıca  $N_o$  'ı atomun iyonlaşma potansiyellerine göre gruplayalım. Öyle ki,  $N_i$  ,  $\psi_i$  ilk iyonlaşma potansiyelindeki atomların sayısını ve

$x_i = N_i / (N_o + N_i)$  ; bir kez iyonlaşmış atomların oranını gösterebiliriz. Hidrojenin çok büyük bolluğundan dolayı ikinci iyonlaşmaları boşlayabileceğimizi göreceğiz. Buradan,

$$N_o = N_1 + N_2 + N_3 + \dots = \sum N_i$$

Burada  $N_1 \rightarrow H$  'ni,  $N_2 \rightarrow He$  'mu ,  $N_3 \rightarrow$  diğer elementi, ... gibi temsil etmektedir.

$x_1$  ; bir kez iyonlaşmış hidrojen oranı  $[N_1/(N_o + N_1)]$  olmak üzere  $N_1$  tane hidrojenin açığa çıkan elektron sayısı  $N_1 x_1$  olur. Benzer olarak  $x_2$  ; bir kez iyonlaşmış helyum oranı olmak üzere  $N_2$  tane helyumdan açığa çıkan elektron sayısı  $N_2 x_2$  olur.

Bu durumda bir kez iyonlaşmalar gözönüne alınarak toplam elektron sayısı,

$$N_e = N_1 x_1 + N_2 x_2 + N_3 x_3 + \dots = \sum N_i x_i$$

dir ve ideal gaz denkleminde göre,

$$P_e = N_e kT , P_g = (N_o + N_e) kT = NkT$$

dir. Burada  $N_o$  :  $cm^3$  deki nötr elementlerin sayıdır. Buradan,

$$\frac{P_g}{P_e} = \frac{(N_o + N_e) kT}{N_e kT}$$

ve,

$$P_g / P_e = (N_o + N_e) / N_e = [ 1 + ( N_e / N_o ) ] / ( N_e / N_o ) \quad \dots\dots(15)$$

elde edilir.

## 9. Gaz Basıncı ile Elektron Basıncı Arasındaki Bağıntı (devamı)

Şimdi eğer yıldız ne çok sıcak ve ne de soğuk değilse bu işlemler nasıl olur ?

Amacımız ( $P_g / P_e$ ) nu bulmaktır. Basitleştirmek için izlenen yol ;

İyonlaşma potansiyelleri ( $\psi_i$  'leri) birbirine yakın elementler gruplaştırılır. Böylece sorun ( $N_e / N_o$ ) ın sıcaklık ve elektron basıncının bir fonksiyonu olarak hesaplanmasına dönüşmüş olur. Buna göre, farklı elementlerin göreceli bolluklarını kabul etmemiz, onları iyonlaşma potansiyellerine göre gruplamamız ve sıcaklık ile elektron basıncının bir fonksiyonu olarak iyonlaşma derecelerini hesaplamamız gerekmektedir. Güneş için Goldberg ve Menzel'in bolluk hesaplarına ve Unsöld'ün  $\tau$  Sco için bolluk hesaplarına dayanarak, Çizelge 3 de gösterilen gruplar kabul edilebilir. Oksijen, azot ve karbonun iyonlaşma potansiyelleri hidrojeninkine yakındır, fakat onların bollukları çok çok daha azdır. Bu nedenle bunların, toplam elektron sayılarına katkılarını boşlayabiliriz. Bunlar her bir hidrojen atomuna karşın üç atomla katkıda bulunurlar.

### Çizelge 3. Elementlerin İyonlaşma Grupları

Atom / Element	Grup	İyonlaşma Potansiyeli (eV)	Atomların sayısı
Helyum	1	24.5	200
Hidrojen (O, N, C)	2	13.54	1000
Fe, Si, Mg, Ni	3	7.9	0.431
Al, Ca, Na	4	5.8	0.011

## 9. Gaz Basıncı ile Elektron Basıncı Arasındaki Bağıntı (devamı)

Her bir grup ve verilen bir sıcaklık ile elektron basıncı için, **iyonlaşma yüzdesi** olan  $x_i$  hesaplanır ve  $N_\varepsilon$  **toplam elektron sayısını elde etmek** için  $N_i x_i$  ler **toplanır**. Böylece  $(N_\varepsilon / N_0)$  **oranı bilinir** ve **artık  $(P_g / P_\varepsilon)$  oranı hesaplanabilir**. **Şöyle ki** ;

Her **bin hidrojen atomunun atomik kütle birimi cinsinden toplam kütlesi 1856** dır. Eğer C, N ve O **boşlanabilirse**, buna karşılık gelen atomların **toplam sayısı 1200** dür. Buradan, **iyonlaşmamış maddenin ortalama molekül ağırlığı  $\mu_0 = 1.54$**  olur. **Kabul edilen bollukları göz önüne alarak (15) nolu denklemden**,

$$N_\varepsilon / N_0 = (200 x_1 + 1000 x_2 + 0.431 x_3 + 0.011 x_4) / 1200 \dots(16)$$

$$T = 12600 \text{ }^\circ\text{K ya da } \theta = 5040 / T = 0.4 \text{ ve } \log P_\varepsilon = 2 \text{ de,}$$

(12) nolu **iyonlaşma denkleminin** uygulanmasıyla,

$$x_1 = 0.040 \text{ (He) , } x_2 = 1.00 \text{ (H) bulunur. Şöyle ki ;}$$

**Helyum yüzdesi** için ;

$$\begin{aligned} \log (N_1 / N_0) &= -0.4 \times 24.5 + 2.5 \log 12600 - 0.48 + 0.6 - 2 \\ &= -1.43 \Rightarrow N_1 / N_0 = 0.037 \text{ ve buradan,} \end{aligned}$$

$$x_1 = N_1 / (N_0 + N_1) \cong 0.04 \text{ bulunur.}$$

**Hidrojen yüzdesi** için ;

$$\begin{aligned} \log (N_1 / N_0) &= -0.4 \times 13.54 + 2.5 \log 12600 - 0.48 + 0.0 - 2 \\ &= 2.35 \Rightarrow N_1 / N_0 \cong 224 \text{ ve buradan,} \end{aligned}$$

$$x_2 = N_1 / (N_0 + N_1) \cong 1.00 \text{ bulunur.}$$

**Metaller tümüyle iyonlaşmış olduklarından (  $x_3 \cong 1$  ve  $x_4 \cong 1$  ) onların katkılarını boşlayabiliriz.**

## 9. Gaz Basıncı ile Elektron Basıncı Arasındaki Bağntı (devamı)

O zaman (16) denkleminde,

$$N_{\varepsilon} / N_0 = (200 \times 0.04 + 1000 \times 1) / 1200 = 1008 / 1200 = 0.835$$

ve buradan da,

$$P_g / P_{\varepsilon} = [1 + (N_{\varepsilon} / N_0)] / (N_{\varepsilon} / N_0) = (1 + 0.835) / 0.835 \Rightarrow P_g / P_{\varepsilon} = 2.2$$

bulunur.  $\log P_{\varepsilon} = 2 \Rightarrow P_{\varepsilon} = 100 \text{ dyn/cm}^2$  idi. Buradan

$$P_g = 220 \text{ dyn/cm}^2 \text{ bulunur } (P_{\varepsilon} / P_g \cong 0.46).$$

Aynı işlemler düşük bir sıcaklık için yapılırsa ;

$$T = 6300 \text{ }^{\circ}\text{K} \Rightarrow \theta = 0.8 \text{ ve } \log P_{\varepsilon} = 2 \text{ için,}$$

$x_2 = 0.00016$  dir. Bu nedenle hidrojenin iyonlaşması ile  $1000x_2 = 0.16$  elektron katkıda bulunur. He 'nin  $x_1 = 0.0$  , demir grubu için  $x_3 = 0.835$  ve Al, Ca, Na 'un tümüyle iyonlaşmaları için ise  $x_4 = 1.0$  dir. O zaman,

$$N_{\varepsilon} = 0.011 + 0.36 + 0.16 = 0.531 \text{ verir. Yani,}$$

$$N_{\varepsilon} / N_0 = (1000 \times 0.00016 + 0.431 \times 0.835 + 0.011 \times 1) / 1200$$

$$= 0.16 + 0.36 + 0.011 / 1200 = 0.531 / 1200 \text{ ve buradan}$$

$$\log (P_g / P_{\varepsilon}) = 3.36 \Rightarrow \log P_g = 3.36 + 2 = 5.36 \text{ bulunur } (P_g / P_{\varepsilon} \cong 2291 \text{ dir}).$$

Yıldızlarda Öbek I ve Öbek II türüne göre madde bolluğu değişir. Buradan görülmektedir ki gaz ve elektron basıncı arasındaki bağlantı, yıldız atmosferinin kimyasal yapısına ilişkin yapılan seçime bağlıdır.



## 9. Gaz Basıncı ile Elektron Basıncı Arasındaki Bağntı (devamı)

**Hidrojen / metal oranı yaklaşık bin oluncaya ve metallerin görelı bollukları yaklaşık aynı kalıncaya değın, elektron ve gaz basınçlarıyla ilgili olan Çizelge 4 'te verilen değerler yeterince duyarlı olarak kalmaktadır.**

Çizelge 4. Gaz ve elektron basıncı arasındaki bağıntı ve sıcaklığın fonksiyonu olarak elektron basıncı.

$\theta$	log P <sub>g</sub>							
	0,4	0,5	0,6	0,7	0,8	1	1,2	1,4
log P <sub>ε</sub> = -1	-0,70	-0,66	-0,66	-0,61	0,00	2,30	2,68	2,92
log P <sub>ε</sub> = 0	0,30	0,34	0,36	0,67	1,89	3,47	4,31	4,70
log P <sub>ε</sub> = 1	1,33	1,35	1,47	2,43	3,78	4,78	5,93	6,52
log P <sub>ε</sub> = 2	2,34	2,38	2,99	4,36	5,36	6,48	7,59	
log P <sub>ε</sub> = 3	3,35	3,64	4,88	6,15	6,89			