

# Nociones sobre abundancias químicas

R. Gamen

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP

2020a

# Índice

- 1 Comportamiento del ancho equivalente de las líneas espectrales con la abundancia química.
- 2 El índice  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y su vinculación con la escala en masa fraccional ( $Z$ ); valores típicos.
- 3 La curva de abundancias estándar
- 4 Las estrellas subenanas como contraste con las estrellas de abundancia solar.
- 5 Discusión

La mejor forma de extraer información de los espectros estelares implica su comparación con espectros teóricos (sintéticos). Para construir espectros sintéticos debemos conocer el comportamiento de las opacidades.

No debemos olvidar que:

$$\frac{I_\nu}{I_0} = e^{-\tau_\nu} \quad (1)$$

y que:

$$\tau_\nu = \int n(r) k_\nu dr \quad (2)$$

con las suposiciones de siempre:

$$\tau_\nu = n(r) k_\nu \Delta r = N(r) k_\nu \quad (3)$$

Ya vimos cómo se comporta la opacidad de continuo, modificando “a gran escala” la distribución de energía (continuo, p. ej. Salto de Balmer). Se determina a partir de estudiar las transiciones electrónicas libre–libre o libre–ligado.

Las opacidades de las transiciones ligado–ligado son las que originan las líneas atómicas y juegan un rol fundamental en la astrofísica estelar.

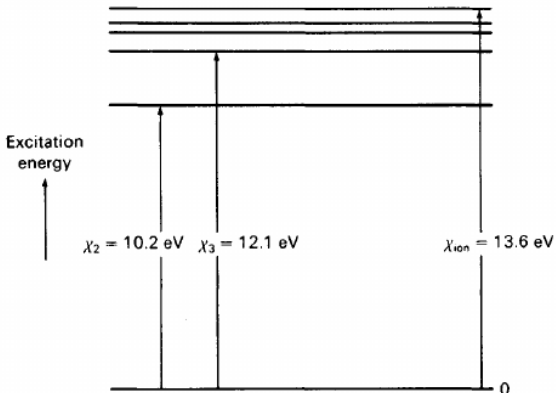
$$k_\nu = k_0 \phi_\nu \rightarrow \tau_\nu = N(r) k_0 \phi_\nu \quad (4)$$

El número de elementos,  $N$ , lo podemos calcular de Boltzmann y Saha,  $k_0$  es el coef. de absorción por átomo en el centro de la línea:

$$k_0 = \frac{\pi e^2}{m c} f_{ij} \left(1 - e^{-\frac{h\nu_0}{kT}}\right) \quad (5)$$

y  $f_{ij}$  es la fuerza de oscilador. Veamos  $\phi_\nu$ :

En condiciones estrictamente irreales, una transición ligado–ligado absorbe (emite) un fotón de energía definida.



# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.
    - Efecto Stark (campos eléctricos).
    - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.
    - Efecto Stark (campos eléctricos).
    - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).
  - Estructura hiperfina.

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.
    - Efecto Stark (campos eléctricos).
    - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).
  - Estructura hiperfina.
  - Estructura fina.

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.
    - Efecto Stark (campos eléctricos).
    - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).
  - Estructura hiperfina.
  - Estructura fina.
- Causas extrínsecas:

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.
    - Efecto Stark (campos eléctricos).
    - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).
  - Estructura hiperfina.
  - Estructura fina.
- Causas extrínsecas:
  - **Turbulencias.**

# Aspecto de las líneas estelares

- Causas intrínsecas (átomo):
  - Ancho natural.
  - Efecto Doppler (distribución de velocidad).
  - Efecto Zeeman (campos magnéticos).
  - Ensanchamiento colisional.
    - Efecto Stark (campos eléctricos).
    - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).
  - Estructura hiperfina.
  - Estructura fina.
- Causas extrínsecas:
  - **Turbulencias.**
  - **Rotación estelar.**

# Aspecto de las líneas estelares

## ■ Causas intrínsecas (átomo):

- Ancho natural.
- Efecto Doppler (distribución de velocidad).
- Efecto Zeeman (campos magnéticos).
- Ensanchamiento colisional.
  - Efecto Stark (campos eléctricos).
  - Efecto Van Der Waals (partículas neutras).
- Estructura hiperfina.
- Estructura fina.

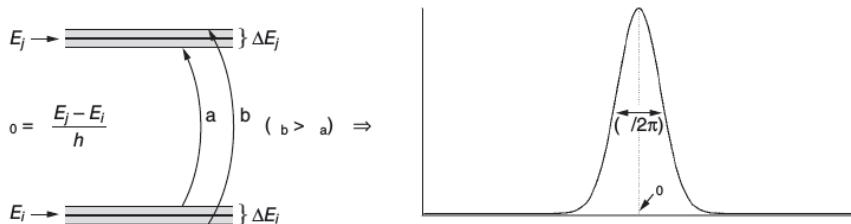
## ■ Causas extrínsecas:

- **Turbulencias.**
- **Rotación estelar.**
- **Expansión de la atmósfera.**

## Ancho natural:

Los modelos de átomos son simplificaciones de la naturaleza. Para representarlos más fielmente debemos resolver la ecuación de Schrödinger y considerar el Principio de Incerteza de Heisenberg:

$$\Delta E \Delta t \geq \frac{h}{4\pi} \quad (6)$$



Perfil de Lorentz:

$$\phi_{\nu} = \frac{\Gamma}{4\pi^2(\nu - \nu_0)^2 + (\frac{\Gamma}{2})^2} \quad (7)$$

Donde  $\Gamma$  se denomina constante (o factor) de amortiguación radiativo (de ensanchamiento natural).

Su integral entre 0 e infinito resulta 1.

## Efecto Doppler:

Los átomos no están todos a la misma velocidad. Se suele suponer que sus velocidades están distribuidas por una función de Maxwell (no vale en enanas blancas). En una dada dirección (radial):

$$f(V)dV = \sqrt{\frac{m}{2\pi kT}} e^{-\frac{mV^2}{2kT}} dV \quad (8)$$

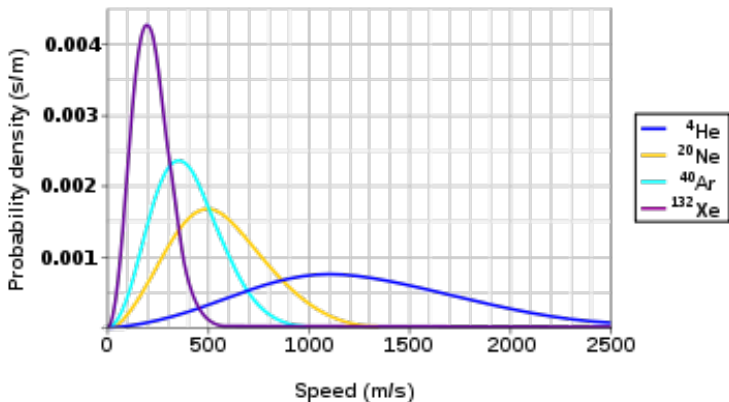
Se puede demostrar que la  $V$  promedio será:

$$\bar{V} = \int_0^{\infty} Vf(V)dV = \sqrt{\frac{8kT}{\pi m}} \quad (9)$$

$\bar{V}$  es mayor para partículas de menor masa  $\rightarrow$  los  $e^-$  dominan colisiones y entonces, las poblaciones de excitación atómica y estados de ionización.

Para una misma  $T$ , los átomos se moverán diferente.

Maxwell-Boltzmann Molecular Speed Distribution for Noble Gases

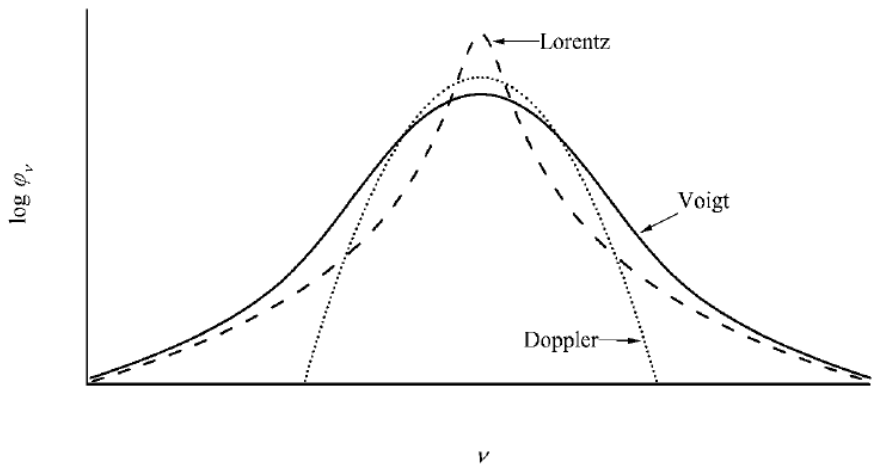


La frecuencia de la transición  $ij$  estará desplazada según la velocidad (efecto Doppler)  $\nu(1 - V/c)$ . Entonces la contribución total estará dada por la convolución del perfil de Lorentz por la distribución de velocidades:

$$\alpha(\nu) = \int_{-\infty}^{\infty} \alpha_{\text{Lorentz}}\left(\nu - \nu \frac{V}{c}\right) f(V) dV \quad (10)$$

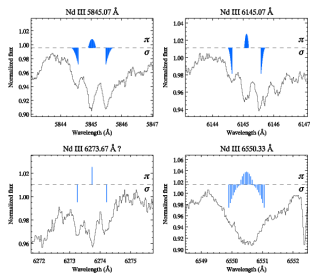
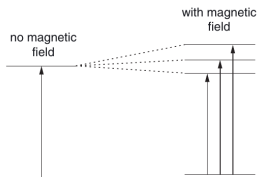
Con algunas simplificaciones queda una función llamada perfil de Voigt.

$$H(a, \nu) = \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{\infty} \frac{e^{-y^2}}{(\nu - y)^2 + a^2} dy \quad (11)$$



## Efecto Zeeman:

Los campos magnéticos pueden causar un desdoblamiento de los niveles de energía atómicos que ensancha las líneas. No afecta a todos los iones por igual, ni a los niveles de energía:



Líneas de Nd (neodimio) en el espectro de HD 137509 (Kochukhov, A&A, 2006, 454, 321).

## Ensanchamiento colisional o por presión:

Se debe al efecto de otras partículas. Se consideran los potenciales de los otros elementos en la ec. de Schrödinger.

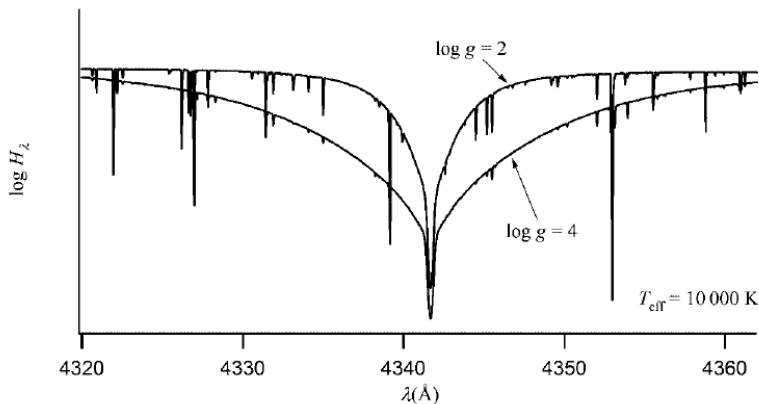
**Efecto Stark:** Los elementos son iones o electrones (campos eléctricos). Causan un desdoblamiento de los niveles de energía atómicos. Aleatorios.

**Efecto Van Der Waals:** Los elementos perturbadores son eléctricamente neutros.

Produce un ensanchamiento similar al de Lorentz (se suele introducir en la función  $\phi_\nu$  como  $\Gamma_c + \Gamma$ ).

## Ensanchamiento colisional o por presión:

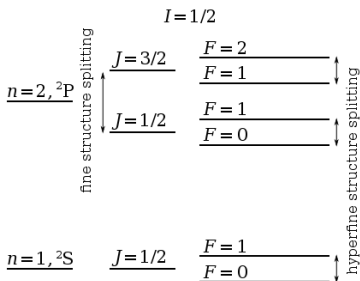
Íntimamente ligado a la gravedad superficial!



## Estructura fina e hiperfina:

Desdoblamiento de los niveles de energía debidos a la consideración de efectos relativistas y el momento angular del electrón (*spin*).

Aún mayor desdoblamiento debido a la interacción con el núcleo.



Línea de 21 cm !



## Ancho equivalente:

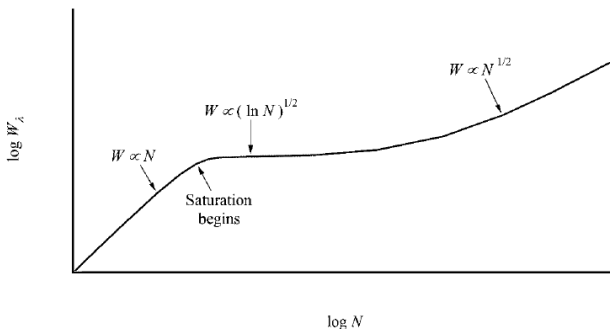
$$W_\lambda F_c = \int_0^\infty (F_c - F_\lambda) d\lambda \quad (12)$$

$$W_\lambda F_c = \int_0^\infty (F_c - F_c e^{-\tau_\lambda}) d\lambda \quad (13)$$

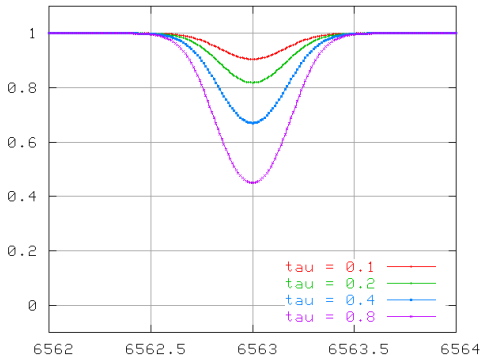
$$W_\lambda = \int_0^\infty (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda \quad (14)$$

## Curva de crecimiento:

Es una función que muestra como cambia el ancho equivalente de una línea según el número de átomos que la producen.



# Curva de crecimiento:



Quando hay pocos átomos (líneas débiles):  $W \propto N$ .

Cuando hay pocos átomos, la línea se considera “débil”. Suponemos que  $\tau_\lambda \ll 1$  es decir  $N_{\kappa_0} \phi_\lambda \ll 1$ :

$$W_\lambda = \int_0^\infty (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda \quad (15)$$

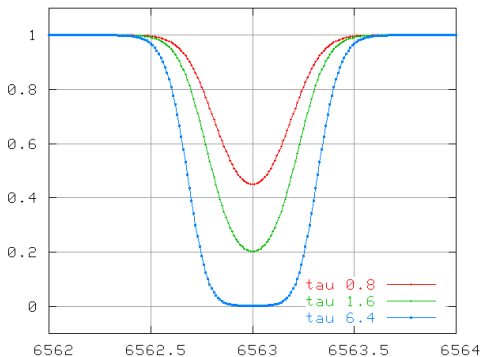
$$W_\lambda = \int_0^\infty [1 - (1 - \tau_\lambda)] d\lambda \quad (16)$$

$$W_\lambda = \int_0^\infty N_{\kappa_0} \phi_\lambda d\lambda \quad (17)$$

$$W_\lambda = N_{\kappa_0} \int_0^\infty \phi_\lambda d\lambda \quad (18)$$

$$W_\lambda = N_{\kappa_0} \quad (19)$$

## Curva de crecimiento:



En la medida que voy “agregando” átomos debo considerar otros fenómenos, son líneas intensas.  $N$  es lo suficientemente grande como para considerar efecto Doppler. Resulta  $W_\alpha \propto \sqrt{\ln N}$ .

Para líneas “moderadamente fuertes”. Suponemos que  $\tau_\lambda \gg 1$  es decir  $N_{\kappa_0} \phi_\lambda \gg 1$ :

$$W_\lambda = \int_0^\infty (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda \quad (20)$$

$$W_\lambda = \int_0^{\lambda_0 - \Delta} (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda + \int_{\lambda_0 - \Delta}^{\lambda_0 + \Delta} (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda + \int_{\lambda_0 + \Delta}^\infty (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda \quad (21)$$

donde el primer y tercer términos son despreciables ( $\tau_\lambda \ll \ll \ll 1$  lejos del núcleo de la línea). En el segundo, como  $\tau_\lambda \gg 1$  la exponencial es cero:

$$W_\lambda = \int_{\lambda_0 - \Delta}^{\lambda_0 + \Delta} (1) d\lambda \quad (22)$$

$$W_\lambda = (\lambda_0 + \Delta) - (\lambda_0 - \Delta) \quad (23)$$

$$W_\lambda = 2\Delta \quad (24)$$

Busquemos los valores de  $\Delta$  donde  $\tau_\lambda \gg 1$ , en el centro de la línea domina “Doppler”, fuera de este límite  $\tau$  vuelve a ser pequeño:

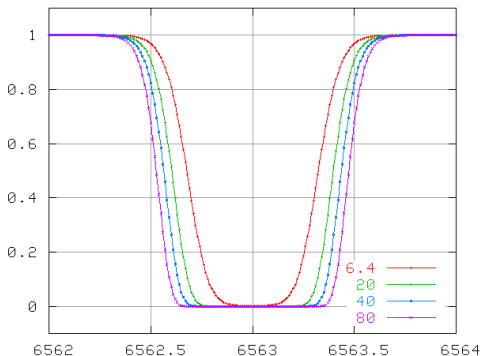
$$N\kappa_0\phi(\lambda_0 + \Delta) = 1 \quad (25)$$

$$N\kappa_0 \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta v_D} e^{-\left(\frac{\Delta}{\Delta v_D}\right)^2} = 1 \quad (26)$$

$$\Delta = \Delta v_D \sqrt{\ln\left(\frac{N\kappa_0}{\sqrt{\pi}\Delta v_D}\right)} \quad (27)$$

$$W \propto \sqrt{\ln N} \quad (28)$$

# Curva de crecimiento:



Cuando debo considerar las alas de la línea domina “Lorentz”. Resulta  $W_{\alpha} \propto \sqrt{N}$ .

En líneas muy fuertes, las alas dominadas por “Lorentz” son relevantes y debemos considerarlas:

$$N\kappa_0\phi(\lambda_0 + \Delta) = 1 \quad (29)$$

$$\frac{N\kappa_0\Gamma}{4\pi^2\Delta^2 + (\frac{\Gamma}{2})^2} = 1 \quad (30)$$

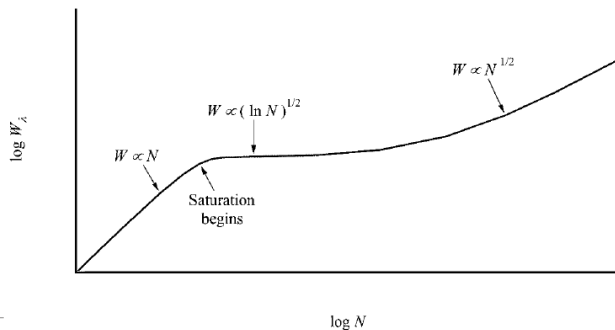
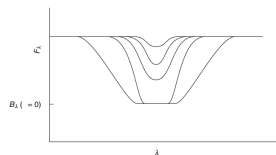
$$\Delta = \sqrt{\frac{N\kappa_0\Gamma}{4\pi^2}} \quad (31)$$

$$W \propto \sqrt{N} \quad (32)$$

donde de (30) a (31) consideramos que usualmente  $\Gamma \ll 2$ .

## Curva de crecimiento:

Es una función que muestra como cambia el ancho equivalente de una línea según el número de átomos que la producen.



Midiendo el  $W$  puedo determinar  $N!!!$

Midiendo el  $W$  de 2 líneas de un mismo elemento pero cuyas transiciones implican 2 niveles diferentes de excitación puedo determinar  $N_i$  y  $N_j$ . Suponiendo Boltzmann calculo la  $T$  de excitación.

De igual forma, con 2 líneas de un mismo elemento pero de distintos grados de ionización y suponiendo Saha, obtengo la llamada  $T$  de ionización (necesito presión electrónica, en realidad  $n_e$ ).

Fundamentalmente con las curvas de crecimiento podemos determinar la cantidad de un dado elemento en las atmósferas estelares! Esto es, **abundancias**.

276

G. R. Smith and D. L. Harmer

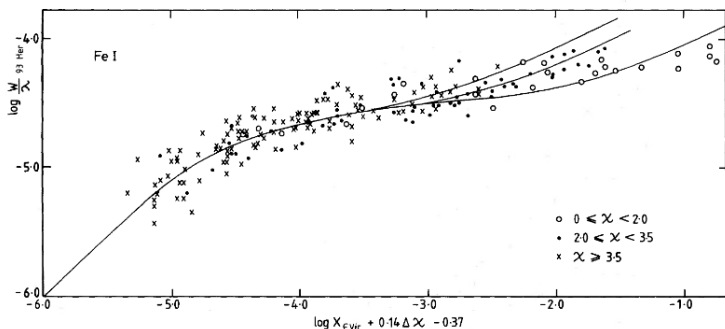


Figure 2. Curve of growth for Fe I in 93 Her. The curves are those for  $\epsilon$  Vir (Blanc-Vaziraga *et al.* 1973) with a shift  $[\nu_D] = 0.05$ , and branches which fit Van der Held curves having  $a = 0.002, 0.01$  and  $0.02$ . The curve is also normalized so that  $\log W/\lambda = \log X$  for weak lines.

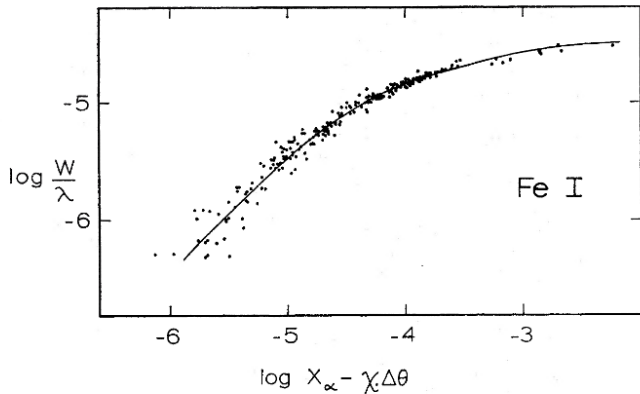


FIG. 1. Differential curve of growth for Fe I in  $\beta$  Gem with respect to  $\alpha$  Boo.

## Abundancias de elementos químicos:

En astronomía se considera el hidrógeno, el helio, y todo el resto: metales. Se suele utilizar:

$$X + Y + Z = 1,0 \quad (33)$$

Las proporciones “típicas” son:  $X=0.73$ ,  $Y=0.25$  y  $Z=0.02$ .

En los espectros estelares, no siempre los elementos son “visibles” (He en las estrellas frías) y entonces no es posible medirlos. Para los metales se suele usar el Fe, que si bien no es el más abundante de los metales, suele estar presente en muchos tipos espectrales. Así se define:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right)_{\text{estrella}} - \log\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right)_{\odot} \quad (34)$$

## Abundancias de elementos químicos:

Los otros metales se suelen medir con respecto al Fe:

$$[Z_i/\text{Fe}] = \log\left(\frac{N_{Z_i}}{N_{\text{Fe}}}\right)_{\text{estrella}} - \log\left(\frac{N_{Z_i}}{N_{\text{Fe}}}\right)_{\odot} \quad (35)$$

Pero también se encuentra en la literatura, metales respecto al H. Y también  $12 + \log(Z/H)$ .

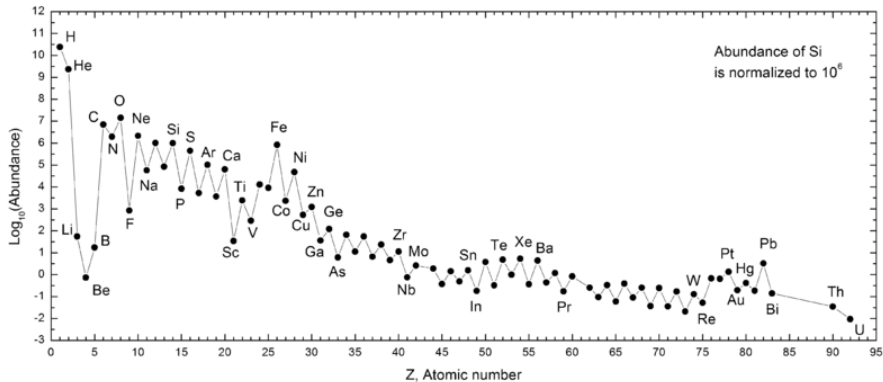
Las abundancias solares más utilizadas en la actualidad Grevesse, Asplund, & Sauval (2005, EAS, 167, 21).

Actualmente, el cálculo de abundancias se realiza a partir de ajustar el espectro observado con espectros “teóricos” (espectros sintéticos).

Algunas estrellas son químicamente peculiares:

Silicio–cromo–estroncio–europio (Ap), calcio–escandio (Am), mercurio–manganeso (HgMn), plomo, etc.

# Curva de abundancias estándar



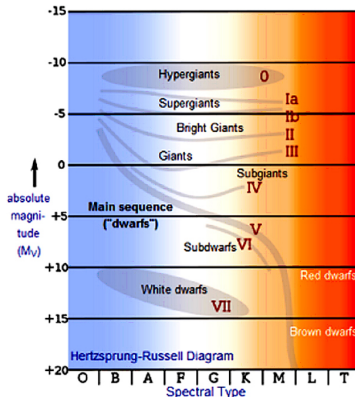
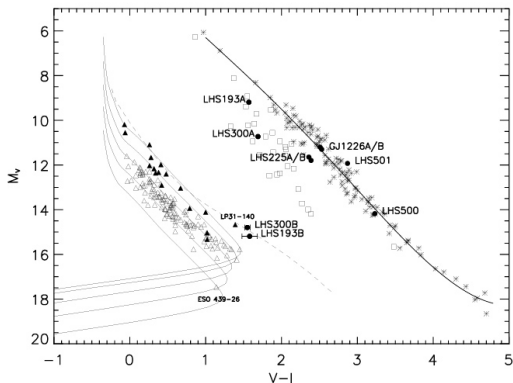
## Poblaciones estelares:

Los análisis estelares muestran que las estrellas se pueden agrupar según sus metalicidades en: Población I y II (III).

- Población I:  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$  (más de 0.1 veces metales que en el Sol). Metalicidad solar.
- Población II:  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$  (menos del 10 % de metales que en el Sol)
- Población III: Muy deficientes en metales. Estrellas “primordiales” del Universo.

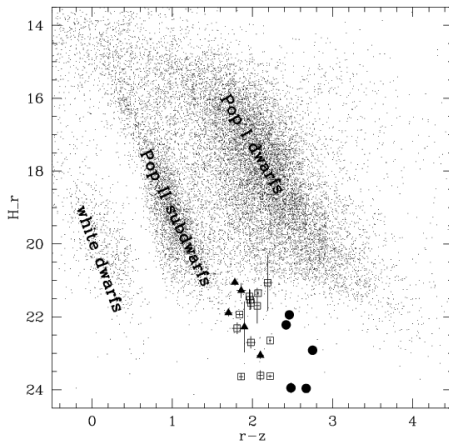
## Estrellas subenanas o pobres en metales:

A las estrellas de Población II se las suele llamar subenanas. En el diagrama HR (o color–magnitud):



Pertencen al halo galáctico. Siguen órbitas fuera del disco.

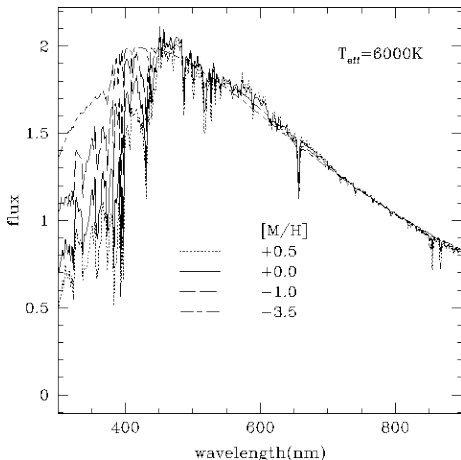
# Estrellas subenanas o pobres en metales:



Lepine et al., 2008, ApJ, 681, L33.

## Efecto de *blanketing* (oscurecimiento):

Los metales absorben mucha radiación en el UV, lo que hace parecer más rojas a las estrellas. La falta de metales invierte este proceso: estrellas más azules. Más importante en estrellas frías (F–G–K).



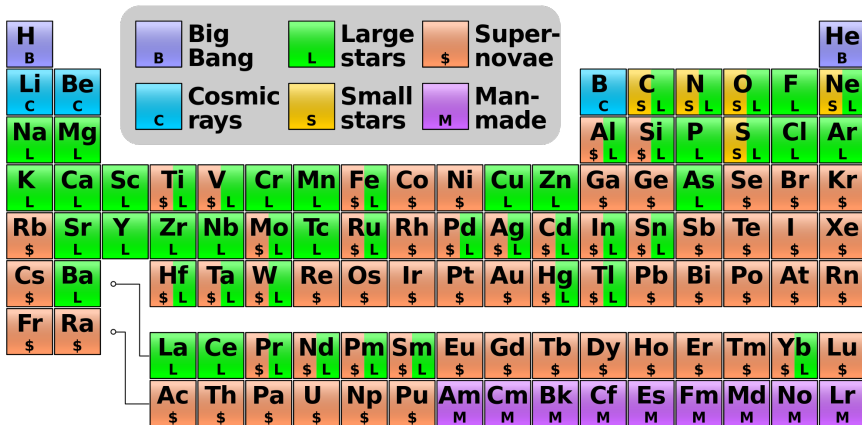
Para pensar: ¿De qué depende la metalicidad de una estrella?

Para pensar: ¿De qué depende la metalicidad de una estrella?

- La metalicidad dependerá de las abundancias del MIE donde se forma la estrella. Cómo se enriquece el MIE?

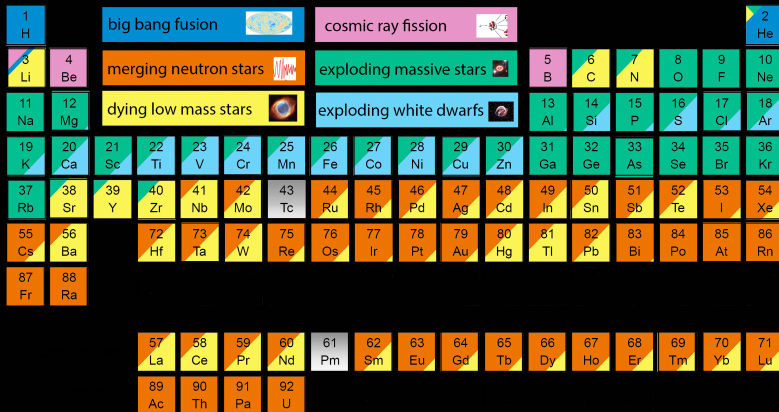
Para pensar: ¿De qué depende la metalicidad de una estrella?

- La metalicidad dependerá de las abundancias del MIE donde se forma la estrella. Cómo se enriquece el MIE?
- En el origen del Universo la metalicidad era muy baja (nucleosíntesis cosmológica).



Paz Beniamini, Kenta Hotokezaka, & Tsvi Piran, 2016, ApJ, 829, L13.

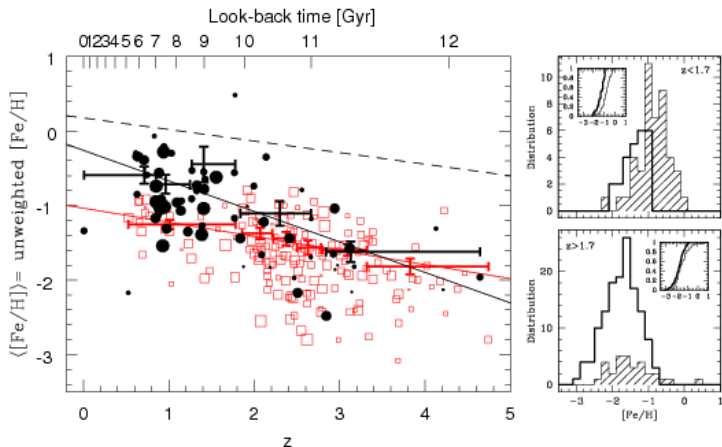
# The Origin of the Solar System Elements



Graphic created by Jennifer Johnson

Astronomical Image Credits:  
ESA/NASA/AASNova

Se espera que las estrellas en las galaxias más lejanas tengan menor metalicidad.

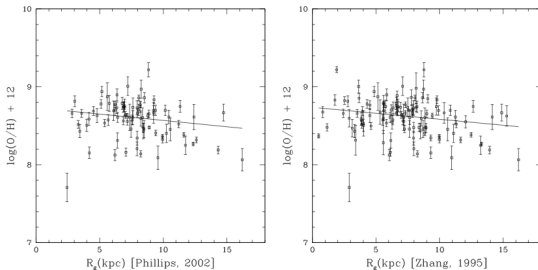


Dessauges-Zavadsky, Miroslava et al. 2009, MNRAS, 396, L61

## ¿Existe un gradiente químico en nuestra galaxia?

Las abundancias se pueden determinar a través de estudios de estrellas OB, regiones HII, y cefeidas; NPs; gigantes rojas en cúmulos.

*M. Perinotto and L. Morbidelli*



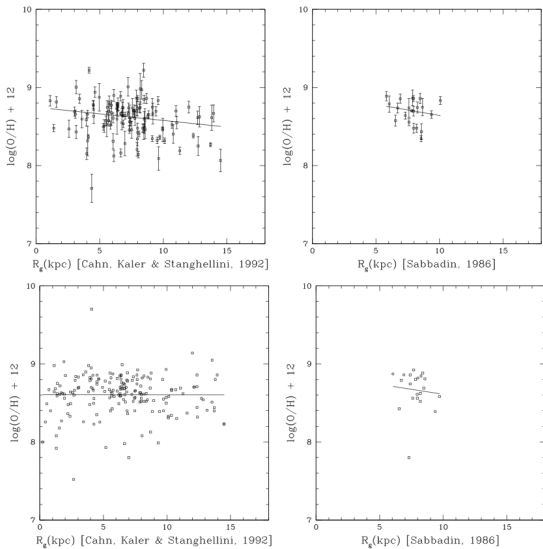
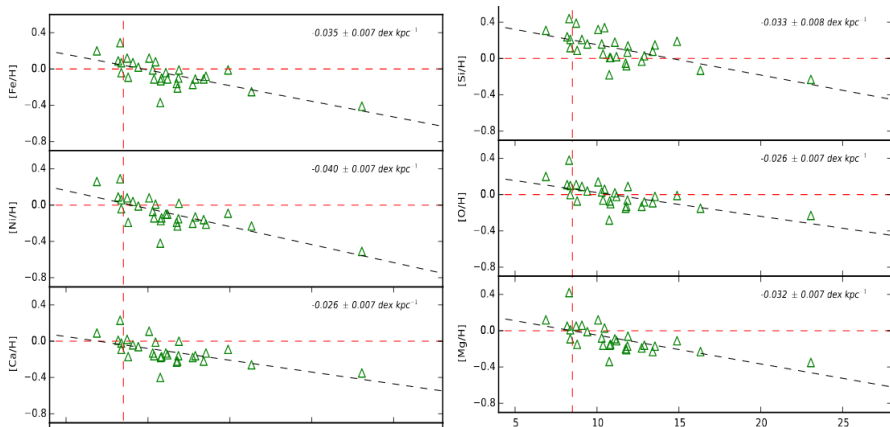


Figure 2. Set B abundances versus galactocentric distances.

Cunha et al (2016) estudian 304 gigantes rojas asociadas a 29 cúmulos abiertos (APOGEE). Obtienen metalicidades en función de la distancia galactocéntrica.



# APOGEE

El Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment es un ambicioso proyecto observacional para obtener espectros estelares IR, de alta resolución y calidad. Ya ha obtenido más de 150 000.

APOGEE-1 fue realizado desde el telescopio Sloan de 2.5 m.

