

# GAS ATOMICO NEUTRO: Líneas interestelares

- ▶ MEDIO NEUTRO TIBIO: WNM
- ▶ MEDIO NEUTRO FRIO: CNM

## Overview ISM phases in Milky Way

| phase               | $n$ (cm <sup>-3</sup> ) | $T$ (K)          | $f_V$      |
|---------------------|-------------------------|------------------|------------|
| coronal (HIM)       | ~0.004                  | $>10^{5.5}$      | ~0.5?      |
| warm, neutral (WNM) | ~0.6                    | ~5000            | ~0.4       |
| warm, ionized (WIM) | ~0.2                    | ~8000            | ~0.1       |
| cold, neutral (CNM) | ~30                     | ~100             | ~0.01      |
| molecular clouds    | ~10 <sup>3-6</sup>      | ~10-50           | ~0.0001    |
| HII regions         | ~1-10 <sup>5</sup>      | ~10 <sup>4</sup> | very small |

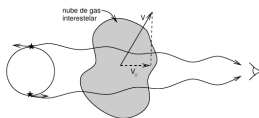
El medio neutro no es 100 % neutro....ni 100 % HI...

## En esta clase:

- ▶ ¿cómo se detectan las líneas de absorción interestelares?
- ▶ ¿qué características tienen?
- ▶ ¿qué es el ancho equivalente de una línea?
- ▶ ¿qué es la curva de crecimiento?
- ▶ ¿qué parámetros de las nubes podemos estimar a partir de su análisis?
- ▶ ¿cómo se enfrían las nubes neutras?
- ▶ ¿cómo se calientan?

# Líneas interestelares

- ▶ A principios del siglo pasado: sólo telescopios ópticos. Nebulosas.
- ▶ 1904: Hartmann descubrió que unas líneas de absorción de calcio una vez ionizado ( $\text{Ca II}$ ) no tenían el mismo corrimiento Doppler que las líneas de absorción en el espectro de un sistema binario espectroscópico.
- ▶ Estas líneas **estacionarias** se deben a la absorción producida por una nube interestelar fría de gas que se ubica entre el sistema binario y nosotros.
- ▶ No participan en el movimiento periódico de las líneas de absorción formadas en las fotosferas de las dos estrellas del sistema binario.
- ▶ Son mucho más angostas que las líneas estelares (gas frío).



# Líneas interestelares

- ▶ La líneas de absorción más intensas detectadas en el visible:

---

|                                                                |                                       |                                         |
|----------------------------------------------------------------|---------------------------------------|-----------------------------------------|
| $\text{NaI } 3^2\text{S} \rightarrow 3^2\text{P}_{1/2,3/2}^0$  | $\lambda\lambda 5890, 5896\text{\AA}$ | “D” lines of neutral sodium             |
| $\text{CaII } 4^2\text{S} \rightarrow 4^2\text{P}_{1/2,3/2}^0$ | $\lambda\lambda 3933, 3968\text{\AA}$ | “H & K” lines of singly-ionized calcium |

---

- ▶ En el visible y cercano UV: líneas de átomos: Na, K, Ca, iones:  $\text{Ca}^+$ ,  $\text{Ti}^+$ , y moléculas: CN, CH,  $\text{CH}^+$ ,  $\text{C}_2$ , OH
- ▶ Satélites UV (Copernicus, IUE, HST, FUSE): Fuertes líneas de absorción de átomos, iones y moléculas.

Líneas atómicas: las líneas de la serie de Lyman del H son llamativas ( $\text{Ly}\alpha$ ,  $\text{Ly}\beta$ ,  $\text{Ly}\gamma$ ). Tmb átomos e iones de varios elementos: C I - IV, O I - OVII, MgII.

Moléculas:  $\text{H}_2$

# Líneas interestelares

**Estas líneas dan mucha información sobre la composición química y las condiciones físicas de las nubes difusas del MIE.**

El estudio de estas líneas permite obtener:

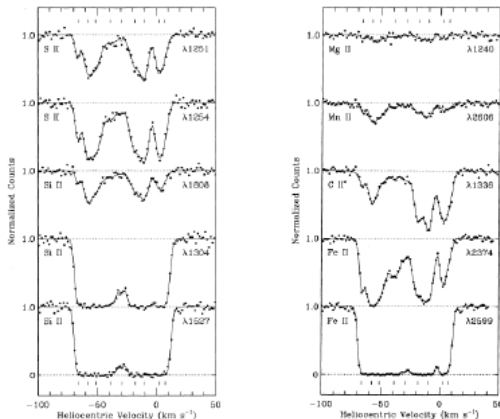
- ▶ velocidades radiales de las nubes (distancias).
- ▶ composición química, abundancias
- ▶ grado de ionización
- ▶ si el nivel fundamental tiene estructura fina, la población de estos niveles permite estimar la densidad y temperatura

Las líneas son angostas → muchas veces no están resueltas → pero se puede estimar la cantidad total de 'energía faltante'.

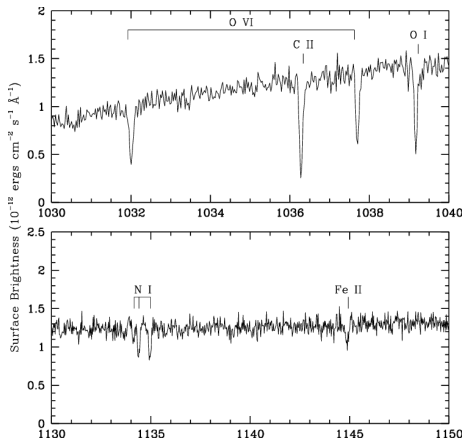
El **ancho equivalente  $W$**  de una línea es una medida de la energía faltante. La **curva de crecimiento** es una función  $W(N_I)$  que muestra como el ancho equivalente depende de la densidad de columna del elemento absorbedor. En gral queremos invertir esta función, para a partir de  $W$  estimar densidades.

# Líneas interestelares

Con resoluciones espectrales adecuadas las líneas de absorción pueden identificarse como componentes separadas en velocidad debido a corrimiento Doppler.



Interstellar absorption lines towards the halo star HD93521 observed by Spitzer & Fitzpatrick [1993, ApJ, 409, 299] with HST and the Goddard High-Resolution Spectrograph (GHRS). These spectra show multiple velocity components and effects of line saturation in different species.



Averaged FUSE absorption spectrum of the hot white dwarf REJ 1032+532. The majority of interstellar lines detected towards this star are present in these two wavelength regions of the spectrum.

# Perfiles de línea

- **Ensanchamiento natural: Perfil Lorentziano** : El principio de incertidumbre de Heisenberg para la energía,  $\Delta E \Delta t \approx \frac{h}{2\pi}$ , produce un ancho natural en la línea.

$$\Phi(\nu) = \frac{1}{\pi} \frac{\gamma_u}{(\gamma_u^2 + \Delta\nu^2)}$$

donde  $\gamma_u = \frac{1}{4\pi} \sum_{u>i} A_{ui}$ . La constante de amortiguamiento refleja la incertidumbre en la vida del estado excitado del electrón, es decir, cuánto tiempo tarda en regresar al estado fundamental. Da el ancho de la línea a intensidad media.

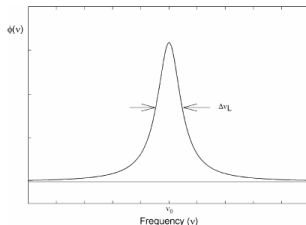


Fig. 2.2 A hypothetical Lorentz line profile described by (2.4). Note the characteristic narrow core, the steep shoulders near line center, and the broad sloping wings

- **Ensanchamiento Doppler térmico: Perfil Gaussiano:**  
Distribución Maxwelliana de velocidades. Turbulencia del gas.

$$\Phi(\nu) = \frac{1}{\pi \Delta\nu_D} e^{-\left(\frac{\nu-\nu_0}{\Delta\nu_D}\right)^2}$$

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu_0}{c} b, \quad b = \sqrt{2} \sigma, \quad \text{FWHM} = 2,355\sigma$$

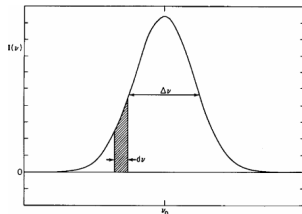
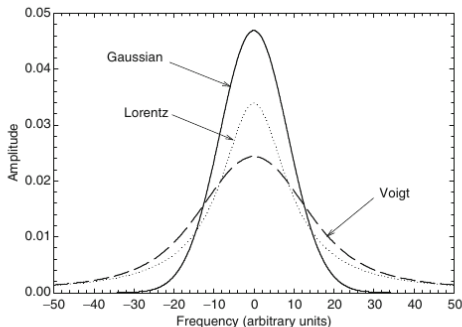


Fig. 2.3 The hypothetical Gaussian line profile described by (2.20). Note the broader core and the narrower extent of the wings with respect to the Lorentz profile

- **Perfil de Voigt:** es la convolución de un perfil de Lorentz y un perfil de Gauss. Ensanchamiento Doppler domina cerca de la longitud de onda en el centro de la línea, mientras que los perfiles de amortiguación son más importantes en las alas (aproximadamente  $1.8 \times \text{FWHM}$  lejos del centro de la línea).



**Fig. 2.9** Comparison of Gaussian, Lorentz, and their convolution (Voigt) line profiles. Each profile has the same area. The full widths at half-intensity are 20 for the Gaussian and Lorentz profiles, and 35 for the resulting Voigt profile

## Ecuación de transporte radiativo

$$\frac{dl_\nu}{ds} = -k_\nu l_\nu + j_\nu$$

$$d\tau_\nu = k_\nu ds$$

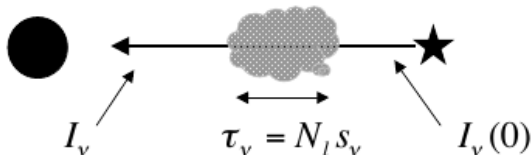
$$S_\nu \equiv j_\nu / k_\nu$$

$$\implies \frac{dl_\nu}{d\tau} = -l_\nu + S_\nu$$

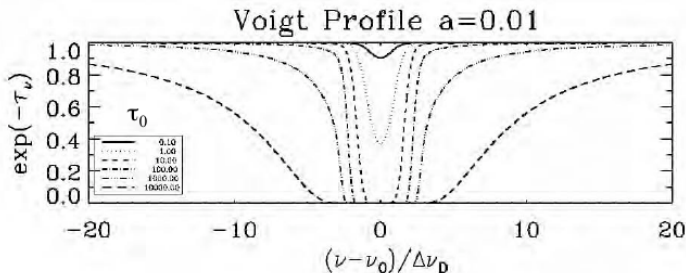
$$l_\nu = l_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + S_\nu(1 - e^{-\tau_\nu})$$

▶ Para  $T \sim 80 \text{ K}$  y  $\nu = 3 \times 10^{15} \text{ Hz} \Rightarrow h\nu \gg kT$   
 $\rightarrow$  el nivel superior está poco poblado  $\rightarrow$   
 en el óptico y UV la emisión espontánea o estimulada (la desexcitación) no es importante  $\rightarrow$  las líneas están formadas por  
 "absorción pura" y la ec. de transferencia queda:

$$I_\nu = I_\nu(0) e^{-\tau_\nu}, \quad \tau_\nu = N_l s_\nu$$



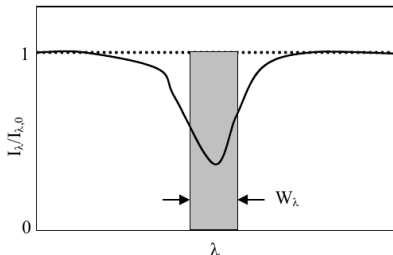
$s_\nu$ : sección eficaz de absorción



Idealmente a partir de una línea de absorción podemos estimar  $\tau_\nu$ : problemas de resolución espectral, relación señal/ruido, etc, hacen que un observable llamado 'ancho equivalente' sea más útil.

# Ancho equivalente

- ▶ En la práctica, para evitar los efectos de la resolución espectral finita del instrumento, se expresa la intensidad de la línea en términos del **ancho equivalente**, que es observable e independiente de la resolución espectral.
- ▶ El ancho equivalente de una línea de absorción es el ancho que tendría la línea si tuviera un perfil rectangular con intensidad cero en el centro de la línea.

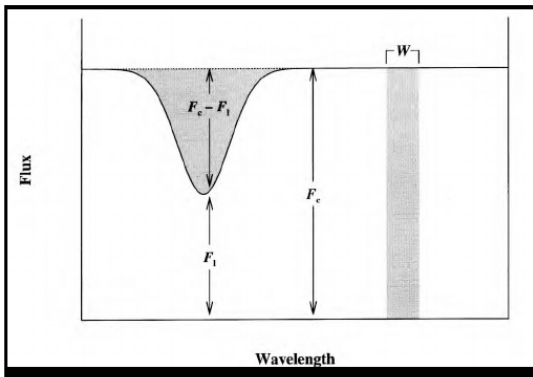


Se pierde info sobre la forma del perfil (no es simétrico, por ej)

- El flujo removido del haz incidente es  $I_\lambda(0) W$

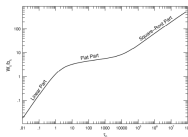
$$I_\lambda(0) W_\lambda = I_\lambda(0) \int d\lambda - \int I(\lambda) d\lambda$$

$$W_\lambda = \int \frac{I_\lambda(0) - I_\lambda}{I_\lambda(0)} d\lambda = \int (1 - e^{-\tau}) d\lambda$$



# Ancho equivalente

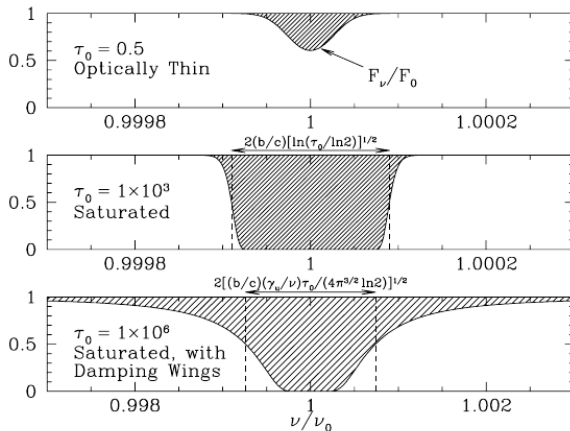
- ▶ El ancho equivalente es una cantidad muy útil, que da cuenta de la **fracción de radiación absorbida**, no del nro de fotones absorbidos.
- ▶ Es una medida de la intensidad de la línea
- ▶ está normalizado por el flujo de radiación incidente
- ▶ —→ dos estrellas de espectros diferentes vistas en la misma línea de la visual, atravesando la MISMA nube, van a tener un  $W$  equivalente.
- ▶ en la práctica, medir el continuo adyacente puede ser complicado. Es la principal fuente de error de  $W$ .
- ▶ Un método tradicional para estudiar las líneas de absorción es mediante la **curva de crecimiento**: cómo crece  $W$  al aumentar  $\tau$  ( $\tau = N s$ ).



Equivalent Width Curve of Growth for H I Ly $\alpha$ , showing the main regions derived in the text

# Curva de crecimiento

El perfil de la línea tiene 3 regimenes diferentes:



## Curva de crecimiento: parte lineal

- ▶ 1) Ópticamente delgado:  $\tau_0 \ll 1$ :

$$\rightarrow (1 - e^{-\tau}) \sim \tau - \tau^2/2 + \dots$$

$$W = \int (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda = \int \tau_\lambda d\lambda = \int \tau_\nu \lambda^2 d\nu / c$$

Para  $h\nu/kT \gg 1$  de la clase 1:  $\tau_\nu = \frac{c^2 N_l g_u}{8\pi \nu^2 g_l} A_{ul} \phi_{ul}(\nu)$

$\rightarrow$  dado que  $\int \phi_{ul}(\nu) d\nu = 1$ , el ancho equivalente es:

$$W = \frac{\lambda^2 N_l g_u}{8\pi g_l} A_{ul} \frac{\lambda^2}{c}$$

$A_{ul}$  suele expresarse en función de *la fuerza del oscilador*,

$$f = \frac{m_e c^3}{8\pi \nu^2 e^2} A_{ul} \frac{g_u}{g_l} \Rightarrow W = \frac{\pi e^2}{m_e c^2} N_l f \lambda^2$$

$$N(\text{cm}^{-2}) = \frac{1.13 \times 10^{17}}{f} \left( \frac{\lambda}{\text{\AA}} \right)^{-2} \left( \frac{W}{\text{m\AA}} \right)$$

$\Rightarrow W \propto N$ . Parte lineal de la curva.

Ocurre para bajas densidades, líneas débiles.

## Curva de crecimiento: parte chata

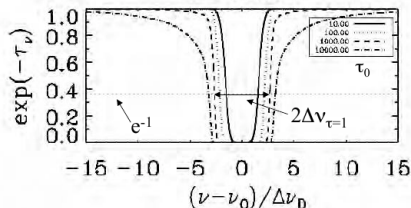
- ▶ 2)  $1 < \tau < 10^3$ . Densidades intermedias.
  - En la parte lineal,  $(1 - e^{-\tau})$  tiene la misma forma gaussiana que  $\tau$ . Pero a medida que el núcleo de la línea se satura, va tomando forma de "box".
  - Toda emisión de fondo cercana al centro de la línea es absorbida. Línea saturada. Fuera del centro la absorción es parcial.  $W$  crece **lentamente** con  $N \rightarrow$  parte chata de la curva

## Curva de crecimiento: parte chata

Cuando las líneas son intensas, el ancho  $W$  está dado aprox. por la frecuencia para la cual  $\tau = 1$

- Considerando solo ensanchamiento Doppler:

$$\tau_v = \tau_0 \exp\left[-(\Delta v / \Delta v_D)^2\right]$$



$$\tau_0 \exp\left[-(\Delta v_{\tau_v=1} / \Delta v_D)^2\right] \approx 1$$

Hence

$$\Delta v_{\tau_v=1} \approx \Delta v_D \sqrt{\log(\tau_0)} = \frac{b}{\lambda_0} \sqrt{\log(\tau_0)}$$

$$W_v(\tau_0) \approx 2\Delta v_{\tau_v=1} = 2 \frac{b}{\lambda_0} \sqrt{\log(\tau_0)}$$

$$W_\lambda = W_v \frac{\lambda_0}{v_0} \approx \frac{2b\lambda_0}{c} \sqrt{\log(\tau_0)}$$

$b = \sqrt{2}\sigma$ ,  $\sigma$  es la dispersión en velocidad.

$W$  varía apenas con  $\tau_0$ , o sea, con  $N \rightarrow$  parte plana

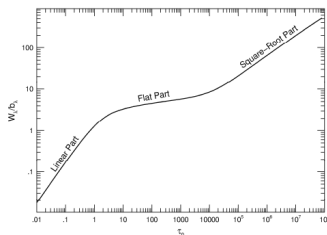
# Curva de crecimiento: parte de amortiguamiento

Altas densidades.  $\tau_0 > 10^3(\tau_{damp})$

El núcleo de la línea está totalmente saturado por ensanchamiento Doppler pero aparecen las alas de amortiguación ("damping wings") que proporcionan una transparencia parcial medible.

**Para frecuencias bien corridas de  $\nu_0$  el perfil es Lorentziano.  $W$  crece por la contribución de estas alas.**

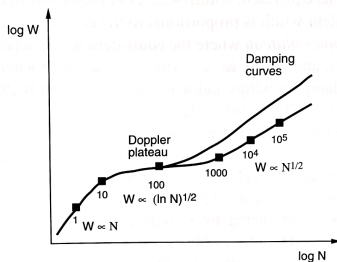
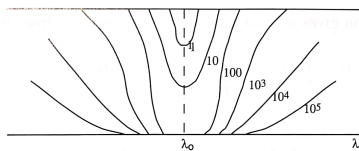
$$W_\lambda \approx \int_{-\infty}^{\infty} \left\{ 1 - \exp \left[ -N_j s \frac{\gamma_k}{\pi \Delta v^2} \right] \right\} d\lambda$$
$$= \frac{2\lambda}{c} \sqrt{N_j s \lambda^2 \gamma_k}$$

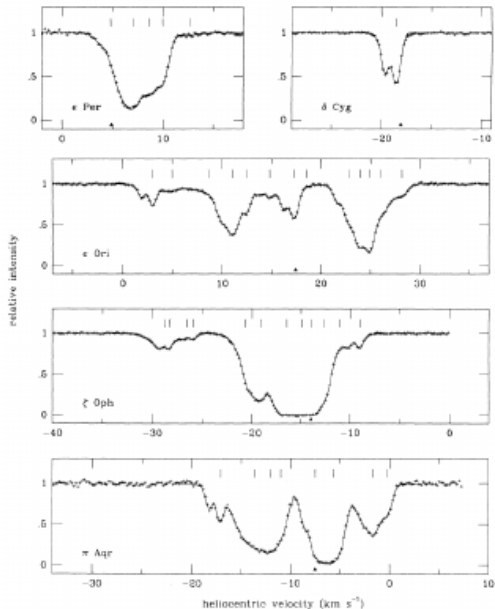


Equivalent Width Curve of Growth for H I Ly $\alpha$ , showing the main regions derived in the text

**Arriba:** Líneas de absorción para distintas  $N$ . Las alas aparecen para altas densidades.

**Abajo:** Curva de crecimiento,  $W$  vs  $N$ , cada punto corresponde a una curva de arriba.





Interstellar Na I-D absorption lines from Welty et al. [1994, ApJ, 436, 152]. These profiles show a mix of linear ( $\delta$  Cyg), flat ( $\epsilon$  Per &  $\epsilon$  Ori), and square-root ( $\zeta$  Oph) absorption lines.

# Resumen del análisis de la curva de crecimiento

- ▶ Lo que medimos es  $W$ , pero queremos estimar el  $\tau$ , que mide la cantidad de una dada especie que está produciendo tal absorción a lo largo de la visual. Esta conversión se hace utilizando la curva de crecimiento.
- ▶ El objetivo es determinar  $N$ : abundancias
- ▶ Hay 3 regimenes:
  - ▶  $\tau \ll 1$  lineal
  - ▶  $\tau > 1$  plana
  - ▶  $\tau \gg 1$  raíz cuadrada

Desafortunadamente, muchas líneas observadas caen en la parte plana de la curva de crecimiento.

# Aplicaciones a la física del MIE

- En los espectros visibles de muchas estrellas se detectan varias líneas de absorción interestelares.
- En general las líneas se observan múltiples  $\rightarrow$  varias nubes a lo largo de la visual.
- La información obtenida de estas líneas: dispersión de velocidad interna de cada nube y movimientos entre nubes, complementa la información que tenemos de la línea de 21 cm del HI.
- A partir del análisis de estas líneas podemos determinar:
  - densidad electrónica
  - abundancias

## Densidad electrónica

Cal (IP= 6.11 eV) y Call coexisten en la misma nube  $\rightarrow$  permite obtener el grado de ionización de la nube.

Se observa que Call es mucho más abundante que Cal: fotones energéticos de las estrellas con energías entre 6.11 eV y 13.6 eV  
Consideramos equilibrio de ionización:

$$n(\text{Cal}) \Gamma = n(\text{Call}) n_e \alpha(T_e)$$

\* $\Gamma$ : probabilidad de ionización. Se estima conociendo el campo de radiación UV y la sección eficaz de ionización del átomo ( $\sim 10^{-10} \text{ s}^{-1}$  en el MIE difuso).

\* $\alpha$ : coeficiente de recombinación.  $\alpha(T_e) \propto T_e^{-0.7}$ ,  $T_e = T_K$

\* $n(\text{Cal})$ ,  $n(\text{Call})$ : de las líneas de absorción ( $n \propto N$ )

\*  $n_e$ : densidad electrónica. Es lo que calculamos!

Se obtiene  $n_e < 1 \text{ cm}^{-3}$ . Fuente de electrones: ionización de C (IP=11.26 eV, menor que el del H) y es el elemento más abundante.

# Abundancias

- ▶ El estudio de las líneas de absorción interestelares en el UV permite estimar abundancias de elementos en estado gaseoso. Desde H hasta metales raros.
- ▶ Evolución química del MIE
- ▶ Deficiencia ("Depletion") de los elementos refractarios en la fase gaseosa (granos de polvo)
- ▶ Abundancia en la fase gaseosa de la especie X con respecto a H:  
$$(X/H)_{gas} = N(X)/N(H), \quad \text{con } N(H) = N(HI) + 2N(H_2)$$
- ▶  $N(HI)$  se obtiene de la línea Ly $\alpha$  en 1215.5 Å (en gral está en la parte de amortiguamiento de la curva) o de 21 cm.
- ▶  $N(H_2)$  se obtiene de sus líneas de absorción en  $\lambda < 1150\text{\AA}$
- ▶ para algunos elementos puede ser difícil estimar su abundancia total si solo se observa un estado de ionización. Esto no pasa para el O y N xq no están ionizados (en la fase neutra del MIE). Idem si están ionizados una sola vez y el ion puede ser observado (muchos metales, C)

- ▶ observaciones en el UV, en particular con HST hacia distintas direcciones → estudios de abundancias
- ▶ En dirección a las estrellas  $\xi$  Ophiuchus y  $\xi$  Persei: muchas líneas de absorción. Se cruzan nubes de alta densidad y con metales raros.

## UV Absorption Lines towards $\xi$ Oph

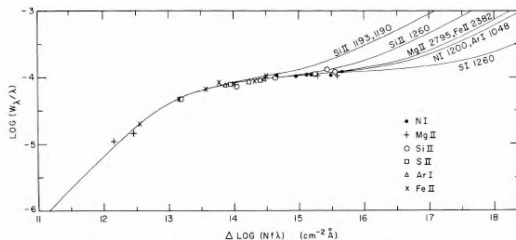


FIG. 5.—Empirical curve of growth for the dominant ion states expected in H I clouds. The solid lines were drawn for a Maxwellian velocity distribution with  $b = 6.5 \text{ km s}^{-1}$  and the damping constants appropriate for the lines labeled in the upper right corner. The horizontal scale was labeled to give  $N(\text{cm}^{-2})$  for Fe II  $\lambda 2382$ .

# Abundancias

Deficiencias respecto a las abundancias en el sistema solar:

$$[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot}$$

Temperatura de condensación:  $T_c$ : 50 % del elemento removido de la fase gaseosa. Queda en el polvo.

Tabla: abundancias en dos direcciones: CNM y WNM, comparadas con abundancias en el sistema solar, cerca de estrellas y de RHII.

Vemos que:

- ▶ Sist. solar: más rico en elementos pesados que las estrellas jóvenes cercanas.
- ▶ Abundancias en RHII similares a SS (salvo Fe: deficiencia)
- ▶ deficiencias menores en el WNM: evaporación de granos posiblemente por choques: vuelven al estado gaseoso

**Table 4.2.** The gas phase abundances of selected elements along two lines of sight, compared to abundances in the Solar system, nearby B, F and G stars and H II regions. Abundances are given as  $12 + \log(X/H)$ , X being the chemical symbol for the element and H that of hydrogen. The deficiencies given in columns 6 and 7 are expressed, with respect to Solar system abundances, as  $[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot}$ . The data come mainly from Savage & Sembach [451] and from Snow & Witt [479]. Along the line of sight to  $\mu$  Colombae, for which deficiencies are smaller by about 0.3 dex compared to those in the warm medium in front of  $\zeta$  Ophiuchi, we observe  $[X/H] = +0.05$  for P and  $+0.10$  for S (Howk et al. [250]).

| Element | Solar system<br>$12 + \log(X/H)$ | Stars | H II  | $T_c^1$<br>K | $\zeta$ Oph cold<br>$[X/H]$ | $\zeta$ Oph warm<br>$[X/H]$ |
|---------|----------------------------------|-------|-------|--------------|-----------------------------|-----------------------------|
| H       | 12.00                            | 12.00 | 12.00 | —            | —                           | —                           |
| D       | 7.53                             | —     | —     | —            | -0.33: <sup>2</sup>         | —                           |
| He      | 10.99                            | —     | 10.95 | —            | —                           | —                           |
| Li      | 3.31                             | —     | —     | 1 225        | -1.58                       | —                           |
| B       | 2.88                             | —     | —     | 650          | -0.93                       | —                           |
| C       | 8.55                             | 8.33  | 8.60  | 75           | -0.41                       | —                           |
| N       | 7.97                             | 7.82  | 7.89  | 120          | -0.07                       | —                           |
| O       | 8.87                             | 8.66  | 8.77  | 180          | -0.39                       | 0.00                        |
| Ne      | —                                | —     | 8.03  | —            | —                           | —                           |
| Na      | 6.31                             | —     | —     | 970          | -0.95                       | —                           |
| Mg      | 7.58                             | 7.40  | —     | 1 340        | -1.55                       | -0.89                       |
| Si      | 7.55                             | 7.27  | —     | 1 311        | -1.31                       | -0.53                       |
| P       | 5.57                             | —     | —     | 1 151        | -0.50                       | -0.23                       |
| S       | 7.27                             | 7.09  | 7.31  | 648          | +0.18                       | —                           |
| Ar      | 6.56                             | —     | —     | 25           | -0.48                       | —                           |
| K       | 5.13                             | —     | —     | 1 000        | -1.09                       | —                           |
| Ca      | 6.34                             | 6.20  | —     | 1 518        | -3.73                       | —                           |
| Ti      | 4.93                             | 4.81  | —     | 1 549        | -3.02                       | -1.31                       |
| Fe      | 7.50                             | 7.43  | 6.59  | 1 336        | -2.27                       | -1.25                       |

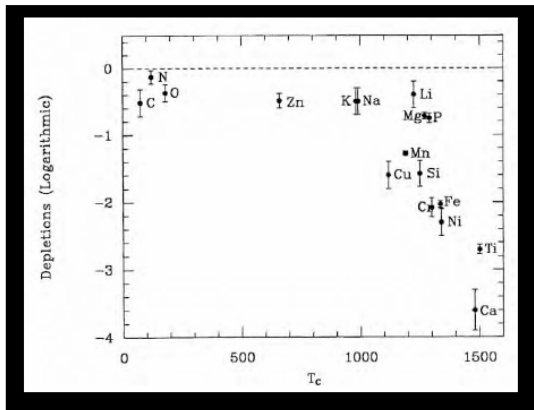
Los elementos que faltan en el MIE se cree que están condensados en los granos de polvo.

Los elementos con mayor  $T_c$  son los más deficientes (si  $T > T_c$  están en fase gaseosa).

$$\log D = \log (X/H)_{gas} - \log(X/H)_{c\acute{o}smica}$$

Ca:  $\log D \sim -4 \implies$  10000 veces menos que en la vecindad solar

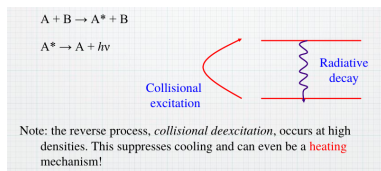
### Depletions ( $\log_{10} D$ ) vs. Condensation Temperature



# Enfriamiento de nubes

¿Cómo se enfrían las nubes de gas? → emitiendo radiación.

Proceso: colisionan dos partículas,  $A$  y  $B$ :



Para que el proceso sea eficiente:

1) colisiones frecuentes (abundancia de los colisionantes)

2)  $E_{exc} < E_k$

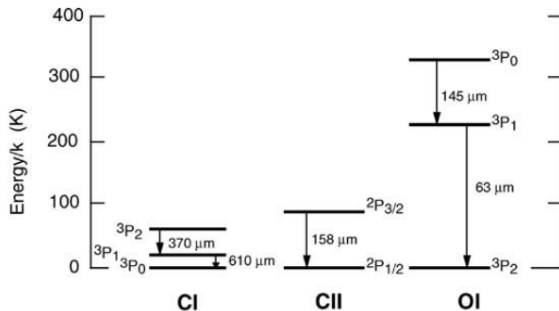
los átomos e iones más eficientes son los más abundantes y los que tienen niveles de estructura fina cerca del nivel fundamental: fácil de excitar. Por ej: CII y OI en el medio neutro.

3) Probabilidad de excitación en la colisión,  $C_{lu}$ , alto

4) fotón emitido antes de otra colisión

5)  $\tau \ll 1$  para la radiación enfriadora

# Líneas "enfriadoras"



**Fig. 4.3.** Energy level diagram (Grotrian diagram) for C, C<sup>+</sup> et O, illustrating the fine-structure transitions. The wavelengths of the observable transitions are indicated.

## Enfriamiento por líneas de estructura fina

- ▶ En el medio neutro, casi todo el carbono está como CII y casi todo el oxígeno como OI. NI es abundante pero no tienen transiciones de interés para enfriamiento. Si II, SII y Fe II son abundantes pero la energía necesaria para excitarlos sólo se alcanza con altas temperaturas.
- ▶ A bajas temperaturas sólo el nivel superior del CII puede ser excitado, con una temperatura de 91.2 K  
( $\Delta E = h\nu = kT \rightarrow T = h\nu/k$ )
- ▶ El primer nivel excitado del OI es a 228 K
- ▶ Despreciando desexcitación colisional (válido dadas las bajas densidades de este medio), la ec. de equilibrio estadístico para el CII es:  $n_u = n_l C_{lu} / A_{ul}$ .  
La intensidad de la línea emitida a  $158\mu\text{m}$  es  
 $I_{ul} = n_u A_{ul} h\nu / 4\pi \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ ster}^{-1}$

- ▶ La tasa de enfriamiento es independiente de  $A_{ul}$ , ya que las colisiones determinan la población del nivel superior y en eq estadístico la desexcitación radiativa es igual a la tasa de excitación
- ▶ Entonces, la tasa de enfriamiento para la colisión entre CII y  $e^-$  es:  $\Lambda_{e,CII} = n_C C_{lu} h\nu$

$$(C_{lu} = n_e q_{lu}) \text{ En ETL: } C_{lu} = C_{ul} \frac{g_u}{g_l} e^{-h\nu/kT}$$

$$\text{Si los } e^- \text{ dominan las colisiones: } C_{ul} = \frac{8,63 \times 10^{-6}}{g_u T^{1/2}} n_e \Omega_{ul}$$

$g_u = 3, g_l = 1, \Omega$ : parámetro define la *fuerza de colisión*,  $\sim 1$

Tomando:

- abundancias para el carbono:  $n_C/n_H = 3,55 \times 10^{-4}$
- una deficiencia de carbono en el gas igual a  $d_C$
- asumiendo que el C está casi todo ionizado y provee los electrones tal que  $n_e \sim d_C n_C$
- se encuentra numéricamente:

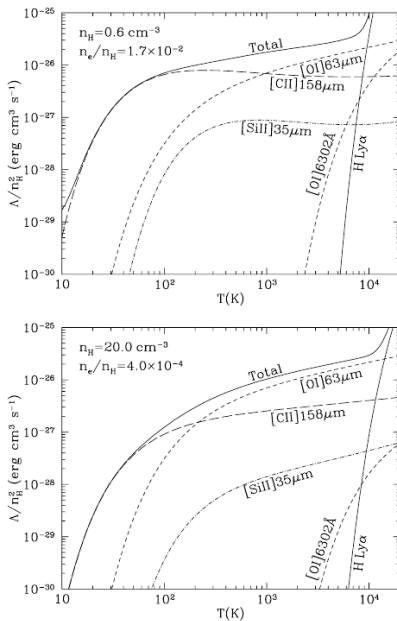
$$\Lambda_{e,CII} = 1,23 \times 10^{-27} n_H^2 d_C^2 e^{-91,2 K/T} \left(\frac{T}{100 K}\right)^{-1/2} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$$

- ▶ Notar que la tasa de enfriamiento  $\Lambda_{e,CII}$  depende de  $d_C^2$ . Esto es porque el C es el que aporta los electrones libres.  $d_C$  no se conoce muy bien.
- ▶ Si el CII colisiona con átomos de H:

$$\Lambda_{H,CII} = 7,9 \times 10^{-27} n_H^2 d_C e^{-91,2 K/T} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$$

Esta tasa es mayor que la de la colisión por electrones siempre y cuando el gas esté poco ionizado.

- ▶ A temperaturas mayores a 100 K hay que tener en cuenta la colisión de H y  $e^-$  con OI: línea a  $63 \mu\text{m}$ . Importante para el WNM.



**Figure 30.1** Cooling rate for neutral HI gas at temperatures  $10 \lesssim T \lesssim 2 \times 10^4$  K for two fractional ionizations. For  $T < 10^4$  K, the cooling is dominated by two fine structure lines: [C II] 158  $\mu\text{m}$  and [O I] 63  $\mu\text{m}$ .

# Mecanismos de calentamiento

- ▶ Por luz estelar
  - ▶ Todos los fotones tienen  $h\nu < 13,6 \text{ eV}$
  - ▶ Cada ionización del CI (IP=11.3 eV) produce un electrón con  $E_k$  que deposita como calor.
  - ▶ Igualando enfriamiento y calentamiento por CII se obtiene una temperatura de equilibrio de 16 K.
  - ▶ Pero  $T = 80\text{-}100$  en el CNM y 6000 K para el WNM
  - ▶  $\Rightarrow$  este mecanismo no es eficiente
- ▶ Efecto fotoeléctrico sobre los granos de polvo

La radiación UV incide sobre los granos de polvo y le arranca electrones, los cuales colisionan con otras partículas y termalizan la nube.

$E = h\nu - W$ , donde  $W$  es el trabajo realizado sobre el polvo. Es el mecanismo más eficiente para el CNM (mayor densidad).
- ▶ Calentamiento por rayos X:

Ionizan átomos, liberando electrones que transfieren energía al gas. Mecanismo eficiente para el WNM

- ▶ para estudiar las nubes 'neutras': línea de 21 cm del HI y líneas interestelares de absorción
- ▶ líneas interestelares de absorción: ABUNDANCIAS, densidad electrónica (grado de ionización)
- ▶ se calcula el ancho equivalente  $W$  para estimar densidad de columna
- ▶ curva de crecimiento: 3 partes
- ▶ Deficiencias: condensados en los granos de polvo.  $T_c$ .
- ▶ ENFRIAMIENTO: emisión de líneas de estructura fina.
- ▶ CALENTAMIENTO: efecto fotoeléctrico sobre granos de polvo (CNM) y rayos X (WNM)