

La clase pasada vimos que:

- Las nubes moleculares son densas y frías
- Tienen un alto contenido de polvo
- Se conocen cientos de moléculas
- Líneas rotacionales (radio), vibracionales (IR) y electrónicas (UV)
- Frías  $\rightarrow$  líneas rotacionales
- $H_2$  solo en zonas de altas temperaturas: choques
- Se usa como trazadora la molécula de CO

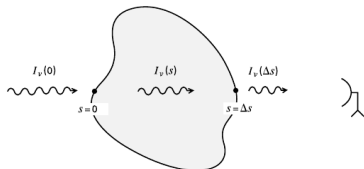
Difieren en muchos aspectos de las nubes atómicas:

- Son más densas, tienen densidades de columna mayores
- Como consecuencia, la intensidad de la radiación UV es menor y la química del gas está dominada por la radiación ionizante de los rayos cósmicos
- La acreción en la superficie de los granos es mayor. Formación de moléculas.
- Son mucho más frías (10 K versus 100 K) debido a que el enfriamiento es muy eficiente: niveles de energía pequeños entre niveles rotacionales y alta densidad
- Son autogravitantes. Formación de estrellas.

# Características de las líneas moleculares

¿Cómo obtenemos parámetros físicos de las nubes a partir de las intensidades recibidas de alguna línea espectral?

## Ecuación de transporte radiativo



**Figure C.1** Propagation of radiation through a gaseous medium. Both the absorption by the medium and its emissivity change the specific intensity  $I_\nu$  over the path length  $\Delta s$ .

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - \kappa_\nu I_\nu$$

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

$$\Delta I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu - I_\nu(0) = (S_\nu - I_\nu(0))(1 - e^{-\tau_\nu})$$

$$\Delta I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu - I_\nu(0) = (S_\nu - I_\nu(0))(1 - e^{-\tau_\nu})$$

Donde:

- $S_\nu$  es la función fuente, en ETL

$$S_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT_{exc}} - 1}$$

- La emisión de fondo se comporta como un cuerpo negro con temperatura  $T_{bg}$ . A longitudes mm, esta radiación está dominada por la radiación cósmica de fondo,  $T_{bg} = 2,725$  K

$$I_\nu(0) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT_{bg}} - 1}$$

Llamamos  $f(T) = \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}$

$$\implies \Delta I_\nu(\tau_\nu) = \frac{2h\nu^3}{c^2} (f(T_{exc}) - f(T_{bg}))(1 - e^{-\tau_\nu})$$

en la aprox. de RJ ( $h\nu \ll kT$ ):  $I_\nu = \frac{2\nu^2 kT}{c^2}$

$\implies$

$$\Delta T_b = \frac{h\nu}{k} (f(T_{exc}) - f(T_{bg}))(1 - e^{-\tau_\nu})$$

$$\Delta T_b = \frac{h\nu}{k} (f(T_{exc}) - f(T_{bg})) (1 - e^{-\tau_\nu})$$

• Entonces:

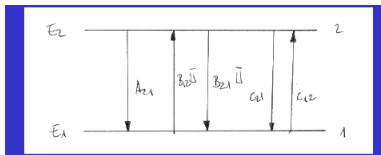
- si  $T_{exc} = T_{bg} \longrightarrow$  no se ve línea
- si  $T_{exc} > T_{bg} \longrightarrow$  línea en emisión
- si  $T_{exc} < T_{bg} \longrightarrow$  línea en absorción

Se define  $T_* = \frac{h\nu}{k}$  como la temperatura característica de la línea

**Tenemos una ecuación con 2 incógnitas:  $T_{exc}$  y  $\tau_\nu$**

# Temperatura de excitación

La temperatura de excitación ( $T_{exc}$ ) se obtiene de la razón entre poblaciones de dos niveles.



$$n_2 (A_{21} + B_{21} u_\nu + C_{21}) = n_1 (B_{12} u_\nu + C_{12})$$

$$u_\nu: \text{campo de radiación} = \frac{4\pi}{c} B_\nu(T_{bg})$$

Sabemos que:

$$\frac{C_{12}}{C_{21}} = \frac{g_2}{g_1} e^{-h\nu/kT_k} \quad g_1 B_{12} = g_2 B_{21}$$

$$A_{21} = \frac{8\pi h\nu^3}{c^3} B_{21} \quad \frac{n_2}{n_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-h\nu/kT_{exc}}$$

# Temperatura de excitación

$$\frac{1}{T_{exc}} = \frac{\frac{1}{T_k} + \left(\frac{A_{ul} T_{bg}}{n q_{ul} T_*}\right) \frac{1}{T_{bg}}}{1 + \frac{A_{ul} T_{bg}}{n q_{ul} T_*}}$$

$n q_{ul}$  : tasa de desexcitación colisional ( $C_{ul}$ )

La  $T_{exc}$  depende del cociente  $\frac{A_{ul}}{q_{ul}}$ .

- si  $\frac{A_{ul}}{q_{ul}} \ll 1$ , dominan las colisiones y  $T_{exc} \rightarrow T_k$   
(nube termalizada)
- si  $\frac{A_{ul}}{q_{ul}} \gg 1$ , dominan los procesos radiativos y  $T_{exc} \rightarrow T_{bg}$   
(nube traslúcida)

$$n_{crit} = \frac{A_{ul}}{q_{ul}}$$

- En el caso de **baja densidad** ( $n < n_{crit}$ ),  $T_{exc} \rightarrow T_{bg}$  y la línea no será visible.
- En el caso de **alta densidad** ( $n > n_{crit}$ )  $T_{exc} \rightarrow T_k$  y vemos la línea dado que en la mayoría de los casos  $T_k > T_{bg}$
- A densidades bajas, menores a la densidad crítica, la  $T_{exc}$  es solo un poco mayor a  $T_{bg}$  y la línea es prácticamente invisible. Por eso se dice que las líneas moleculares son visibles a densidades iguales o superiores a la densidad crítica.
- Dado que las diferentes líneas moleculares tienen distinta densidad crítica, la visibilidad de cada línea sirve para hacer una estimación de la densidad.

Molecule	Transition Designation	Critical Density ( $\text{cm}^{-3}$ )
CO	J = 1-0	$2.0 \times 10^3$
CO	J = 2-1	$1.4 \times 10^4$
HCO <sup>+</sup>	J = 1-0	$2.2 \times 10^5$
CN	N = 1-0, J = 3/2-1/2	$4.0 \times 10^5$
CS	J = 3-2	$1.4 \times 10^6$
HCN	J = 1-0	$3.1 \times 10^6$
HNC	J = 1-0	$3.9 \times 10^6$
CN	N = 2-1, J = 5/2-3/2	$1.9 \times 10^7$



# Obtención de parámetros a partir de CO

- Abundancia solar :  $\frac{^{12}\text{CO}}{^{13}\text{CO}} \sim 90$
- si la nube es ópticamente delgada para  $^{12}\text{CO}$  y  $^{13}\text{CO}$  y tienen la misma  $T_{\text{exc}} \implies$  las intensidades deberían reflejar esa relación de abundancias.

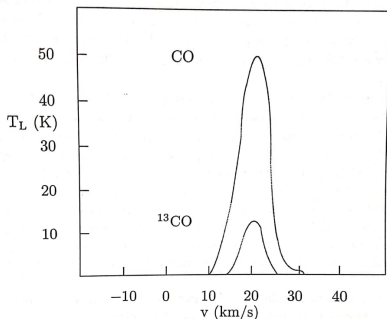


Figura 5.2: Espectros del CO y  $^{13}\text{CO}$  ( $J=1 \rightarrow 0$ ) en M17.



$$^{12}\text{CO}: \tau \gg 1$$

$$^{13}\text{CO}: \tau \ll 1$$

## Obtención de parámetros a partir de CO: $T_{exc}$

- Las líneas con bajo J del CO son un muy buen termómetro de las nubes moleculares.  
Está termalizado  $\implies T_{exc} \longrightarrow T_k$  del H<sub>2</sub>

- Teníamos:

$$\Delta T_b = \frac{h\nu}{k} (f(T_{exc}) - f(T_{bg})) (1 - e^{-\tau\nu})$$

Una ecuación, con dos incógnitas,  $T_{exc}$  y  $\tau$

- Obtención de la  $T_{exc}$ :

usamos una línea con

$$\tau \gg 1 \longrightarrow \Delta T_b = \frac{h\nu}{k} (f(T_{exc}) - f(T_{bg}))$$

La única incógnita es  $T_{exc}$ , ya que  $\Delta T_b$  se mide del perfil

$$T_{exc} = \frac{h\nu/k}{\ln\left(1 + \frac{h\nu/k}{T_b + (h\nu/k)f(2,7K)}\right)}$$

Para el CO (1-0) ( $\nu = 115$  GHz)

$$T_{exc} = \frac{5,53K}{\ln\left(1 + \frac{5,53}{T_b(^{12}CO) + 0,82}\right)}$$

## Obtención de parámetros a partir de CO: $\tau$

- Profundidad óptica:

Conociendo la  $T_{exc}$  obtenida del  $^{12}\text{CO}$  y suponiendo que es la misma que para otra línea (termalización completa), podemos calcular  $\tau$  a partir de

$$\Delta T_b = \frac{h\nu}{k}(f(T_{exc}) - f(T_{bg}))(1 - e^{-\tau_\nu})$$

$$\tau_\nu = -\ln \left[ 1 - \frac{\Delta T_b}{h\nu/k(f(T_{exc}) - f(T_{bg}))} \right]$$

Si consideramos el  $^{13}\text{CO}$  (1-0) ( $\nu = 110$  GHz) :

$$\Delta T_b^{13} = \frac{h\nu}{k}(f^{13}(T_{exc}) - f^{13}(T_{bg}))(1 - e^{-\tau_\nu^{13}})$$

$$\tau_\nu^{13} = -\ln \left[ 1 - \frac{\Delta T_b^{13}}{5,29/(e^{5,29/T_{exc}} - 1) - 0,87} \right]$$

# Obtención de parámetros a partir de CO: N(CO)

- Densidad de columna:

Conociendo  $T_{exc}$  y  $\tau$  de la transición  $J \rightarrow J - 1$ , se puede estimar la densidad columnar (N) del nivel J, en el caso J:1-0:

$$\tau_0 = \frac{c^3}{8\pi\nu^3 \Delta\nu} A_{10} N_1 (e^{h\nu/kT_{exc}} - 1)$$

Como queremos la densidad **TOTAL**, hay que sumar la de todos los niveles.

$$N = \sum_{J=0}^{\infty} N_j$$

SUPOSICION: ETL: todos los niveles poblados según la ley de Boltzmann **para una misma**  $T_{exc}$  lo cual es válido teniendo en cuenta que para ser visibles deben estar casi termalizadas

$$\frac{n_u}{n_l} = \frac{g_u}{g_l} e^{-\Delta E_{ul}/kT_{exc}}$$

$$n = \sum_{J=0}^{\infty} n_J = \frac{n_0}{g_0} \sum_{J=0}^{\infty} g_J e^{-E_J/kT_{exc}} = \frac{n_0}{g_0} Q(T)$$

$$Q(T) = \sum_J g_J e^{-E_J/kT_{exc}}: \text{función de partición}$$

La fracción de partículas en el nivel J es:

$$f_J = \frac{n_J}{n} = \frac{g_J}{Q(T)} e^{-E_J/kT_{exc}}$$

Para moléculas simples:

$$g_J = (2J + 1) \text{ y } E_J = J(J + 1)hB(\nu)$$

$$B(\nu) \text{ es una función del momento de inercia, } B(\nu) = \frac{h}{8\pi^2 I(\nu)},$$

$\nu$  es el número cuántico vibracional.

$$\text{Si } \frac{hB(\nu)}{kT} \ll 1 \implies Q(T) \longrightarrow \frac{kT_{exc}}{hB(\nu)}$$

$$\text{para CO } J=1-0: Q(T) = \frac{T_{exc}}{2,76} \text{ K}$$

- Sustituyendo  $Q(T)$  en la eq. para  $n$
  - considerando que la relación entre las  $N$  es la misma que para las  $n$
  - reemplazando en la eq. de  $\tau$
- La densidad total de  $^{13}\text{CO}$  queda:

$$N(^{13}\text{CO})(\text{cm}^{-2}) = 2,42 \times 10^{14} \left[ \frac{\Delta v}{\text{km s}^{-1}} \right] \left[ \frac{T_{\text{exc}}}{\text{K}} \right] \frac{\tau_0^{13}}{1 - e^{-5,29/T_{\text{exc}}}}$$

$$N_{\text{total}}(\text{CO}) = N(\text{CO}) + N(^{13}\text{CO}) + N(\text{C}^{18}\text{O}) + N(^{13}\text{CO}^{18}\text{O}) + \dots$$

Tabla 5.2: Abundancia solar de las variantes isotópicas del CO.

Molécula	Abundancia
CO	89
$^{13}\text{CO}$	1
$\text{C}^{18}\text{O}$	0.18
$\text{C}^{17}\text{O}$	0.033
$^{13}\text{C}^{18}\text{O}$	0.0020
$^{13}\text{C}^{17}\text{O}$	0.00037

Escaneado con CamScanner

$$\Rightarrow N_{\text{total}}(\text{CO}) \sim 90N(^{13}\text{CO})$$

¿Cómo obtenemos N(H<sub>2</sub>) a partir del CO?

$$N(\text{H}_2) = X_{\text{CO}} * N(\text{CO})$$

Donde  $X_{\text{CO}}$  es el factor de conversión y representa la relación entre la densidad de columna de CO y la densidad de columna de H<sub>2</sub>.

Relación empírica basada en observaciones y estudios de nubes moleculares. Se ha encontrado que en la mayoría de las regiones del MIE la abundancia relativa de CO con respecto al H<sub>2</sub> es aproximadamente constante dentro de ciertos límites.

**Sin embargo, esta relación puede variar en diferentes entornos y condiciones físicas.**

## Densidad columnar de $H_2$

- **Densidad columnar a partir de  $^{12}CO$**  (sin datos de  $^{13}CO$ ):  
Relación empírica entre  $N_{H_2}$  y  $W_{CO}$ , a partir de estudios de  $CO$ ,  $HI$  y emisión de rayos  $\gamma$  en distintas nubes.

$$N_{H_2} = X W_{CO}$$
$$W_{CO} = \int T_b dv$$

$X$  depende del sector de la Galaxia donde está la nube, y tiene mucha incerteza:

$X = (2,3 \pm 1,2) \times 10^{20} \text{ mol cm}^{-2} \text{ km}^{-1} \text{ K}^{-1} \text{ s}$  en el complejo molecular de Cepheus (Grenier & Lebrun, 1990)

$X = (1,06 \pm 0,14) \times 10^{20} \text{ mol cm}^{-2} \text{ km}^{-1} \text{ K}^{-1} \text{ s}$  en Orión,  
 $\sim 40\%$  menor que el valor promedio usado en gral en la Galaxia (Gigel+, 1995)

Varios métodos, cada uno con sus limitaciones, coinciden bastante bien:

$$X \sim 2 \times 10^{20} \text{ mol cm}^{-2} \text{ km}^{-1} \text{ K}^{-1} \text{ s}$$



Una vez conocida la densidad de columna, podemos estimar la masa, sabiendo el área angular ( $\Omega$ ) y la distancia  $D$  de la nube:

$$M_{H_2} = N_{H_2} m_{H_2} D^2 \Omega$$

$$M_{H_2}(m_{\odot}) = 4,2 \times 10^{-20} N_{H_2}(cm^{-2}) D^2(pc) \Omega(ster)$$

## ¿Cómo obtengo la densidad volumétrica?

- Lo más simple es suponer un tamaño para la nube

$$\langle n \rangle \approx N_{tot} L^{-1}$$

- A partir de la masa, suponiendo una geometría
- Otra posibilidad: densidad crítica para setear límites inferiores

Transition	Frequency	$n_{crit}(10K)$
$^{12}\text{CO } J=1-0$	115 GHz	$\sim 1000 \text{ cm}^{-3}$
$\text{NH}_3 (1,1)$	23.7 GHz	$1800 \text{ cm}^{-3}$
$\text{CS } J=1-0$	49 GHz	$4.6 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$
$\text{HCO}^+ J=1-0$	4.3 GHz	$1.7 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$

- Cociente de líneas sensibles a la densidad (como en el caso de las líneas de [SII] y [OII] en RHII) que no estén termalizadas ( $n < n_{crit}$ )

Lines	Applicable Range
$\text{CO } J=1-0 \text{ and } J=2-3$	$10^{2.5} < n(\text{H}_2) < 10^4 \text{ cm}^{-3}$
$\text{CS } J=7-6 \text{ and } J=4-3$	$10^{5.5} < n(\text{H}_2) < 10^{7.5} \text{ cm}^{-3}$

# Nubes moleculares: CALENTAMIENTO

- 1 Rayos cósmicos:
  - Ionizan ( $\times$  ej) moléculas de  $H_2$ , generando electrones muy energéticos (del orden de decenas de eV).
  - Estos electrones transfieren  $E_k$  al gas mediante colisiones, calentándolo.
  - Importante en regiones profundas de la nube, donde no llega la radiación UV.
  - Importante: también inicia la química molecular, ya que genera iones como  $H_3^+$ .
- 2 Emisión fotoeléctrica en granos de polvo:
  - Fotones UV inciden sobre granos y expulsan electrones.
  - Los electrones calientan el gas circundante por colisiones.
  - Eficiente en regiones cercanas a fuentes UV, como las interfaces HII/nube molecular (nubes difusas).
- 3 Formación de  $H_2$ :
  - Dos átomos de H se recombinan sobre un grano y forman una molécula de  $H_2$ .
  - La energía de enlace ( 4.5 eV) se libera: parte calienta al grano y parte al gas.
  - Proceso constante en nubes frías y densas.

# Nubes moleculares: ENFRIAMIENTO

## 1 Emisión de líneas moleculares.

- El CO es el principal refrigerante en las nubes moleculares frías y densas.
- Se excita por colisiones con  $H_2$  y emite fotones en transiciones rotacionales.
- El enfriamiento es más eficiente cuando la densidad supera la densidad crítica.
- En las regiones externas de la nube ( $\tau \ll 1$ ), los fotones escapan fácilmente  $\rightarrow$  enfriamiento eficiente.
- Los isótopos  $^{13}CO$  y  $C^{18}O$ , al ser más transparentes, permiten enfriar regiones profundas.

## 2 Emisión del polvo:

- El polvo también contribuye al enfriamiento al emitir radiación térmica en el infrarrojo.
- La emisión del polvo es efectiva si hay buen acoplamiento térmico entre gas y polvo.
- A densidades muy altas ( $\geq 10^5 \text{ cm}^{-3}$ ), el polvo puede ser el mecanismo dominante de enfriamiento.

# Nubes moleculares: Categorías

La nubes moleculares se dividen en categorías de acuerdo a su **aparición óptica**, dependiendo de su  $A_V$ .

**Table 32.1** Cloud Categories

Category	$A_V$ (mag)	Examples
Diffuse Molecular Cloud	$\lesssim 1$	$\zeta$ Oph cloud, $A_V = 0.84^a$
Translucent Cloud	1 to 5	HD 24534 cloud, $A_V = 1.56^b$
Dark Cloud	5 to 20	B68 <sup>c</sup> , B335 <sup>d</sup>
Infrared Dark Cloud (IRDC)	20 to $\gtrsim 100$	IRDC G028.53-00.25 <sup>e</sup>

<sup>a</sup> van Dishoeck & Black (1986).

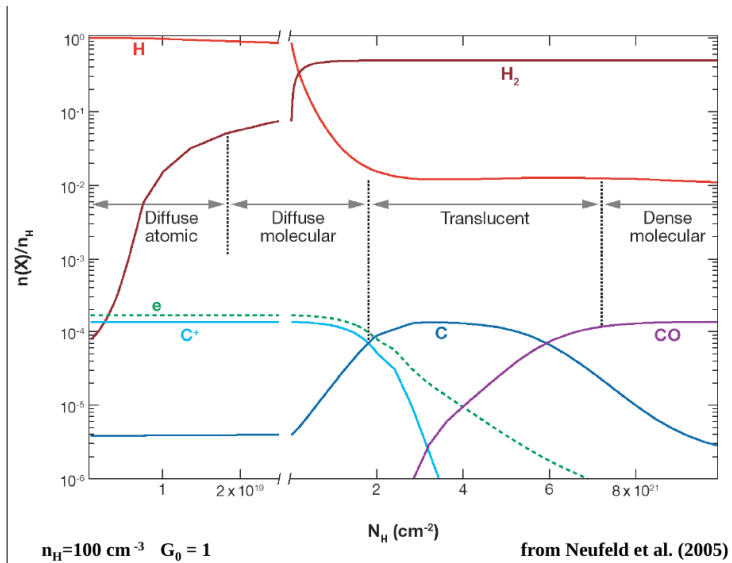
<sup>b</sup> Rachford et al. (2002).

<sup>c</sup> Lai et al. (2003).

<sup>d</sup> Doty et al. (2010).

<sup>e</sup> Rathborne et al. (2010).

- Las difusas y traslúcidas tienen fotones UV suficientes para mantener el C fotoionizado en la nube. Son las que envuelven las regiones más densas. Se mantienen por balance de presiones.
- Las nubes oscuras son muy opacas y algunas contienen zonas extremadamente opacas, las IRDC, que son opacas hasta para la emisión a  $8 \mu\text{m}$ . Se mantienen por su propia gravedad. Forman estrellas.



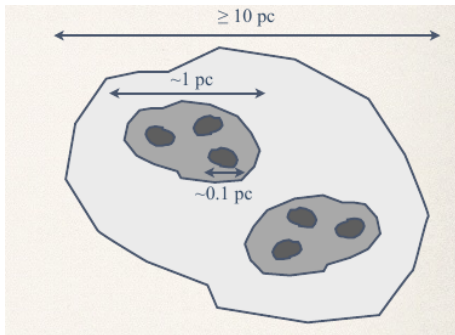
**Table 32.2** Terminology for Cloud Complexes and Their Components

Categories	Size (pc)	$n_{\text{H}}$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	Mass ( $M_{\odot}$ )	Linewidth ( $\text{km s}^{-1}$ )	$A_V$ (mag)	Examples
GMC Complex	25 – 200	50 – 300	$10^5 - 10^{6.8}$	4 – 17	3 – 10	M17, W3, W51
Dark Cloud Complex	4 – 25	$10^2 - 10^3$	$10^3 - 10^{4.5}$	1.5 – 5	4 – 12	Taurus, Sco-Oph
GMC	2 – 20	$10^3 - 10^4$	$10^3 - 10^{5.3}$	2 – 9	9 – 25	Orion A, Orion B
Dark Cloud	0.3 – 6	$10^2 - 10^4$	5 – 500	0.4 – 2	3 – 15	B5, B227
Star-forming Clump	0.2 – 2	$10^4 - 10^5$	10 – $10^3$	0.5 – 3	4 – 90	OMC-1, 2, 3, 4
Core	0.02 – 0.4	$10^4 - 10^6$	$0.3 - 10^2$	0.3 – 2	30 – 200	B335, L1535

- Complejos moleculares: grupo de nubes.
- Las nubes moleculares gigantes (GMC) se diferencian de las nubes oscuras principalmente por la masa total.
- Grumos (Clumps): estructuras autogravitantes dentro de una nube. Pueden o no estar formando estrellas.
- Núcleos (Cores): son picos de densidad dentro de los grumos.

# Estructura jerárquica

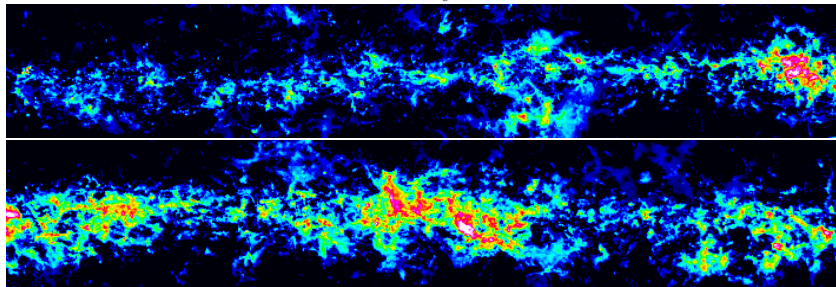
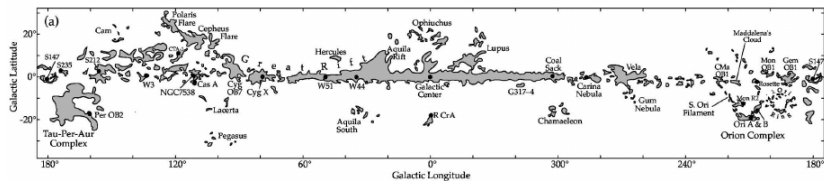
- Nubes ( $\geq 10$  pc)
- Grupos ( $\sim 1$  pc) : precursores de cúmulos estelares
- Núcleos ( $\sim 0.1$  pc) : zonas de muy alta densidad donde se forman estrellas individuales o binarias





# Estructura jerárquica

Galactic Ring Survey (GRS),  $^{13}\text{CO}$  ( $\tau \ll 1$ )



l de 18 a 30 (abajo) y de 30 a 43 grados

# Nubes moleculares gigantes: GMC

- La distinción entre **nube** y **complejo de nubes** es a veces arbitraria. Se analizan las intensidades y las velocidades radiales. También la emisión del polvo.
- Asociadas a cúmulos abiertos y asociaciones OB
- Forman complejos
- Tienen mucha estructura. Grumos y núcleos. Forman estrellas.
- Distinción entre estructuras depende de la sensibilidad y resolución del instrumento.

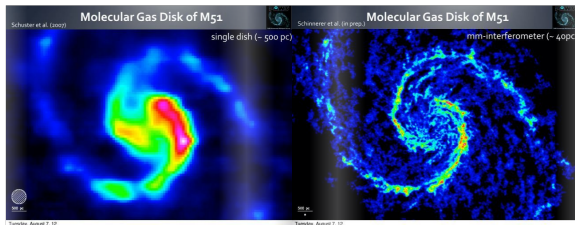
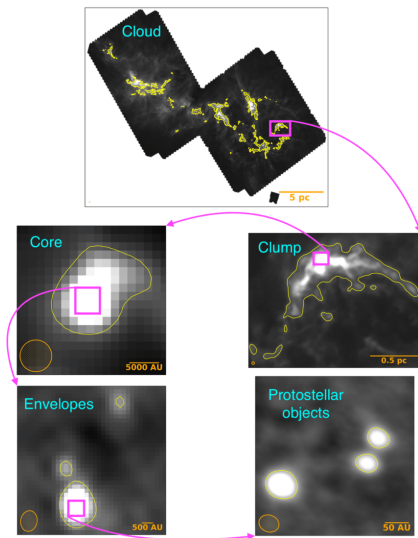


Figura: M51

# Herschel. Perseus Molecular cloud.

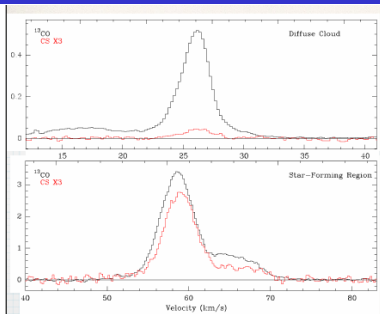


**Figura:** Cloud y clump: Herschel  $350 \mu\text{m}$ . Core: SCUBA  $850 \mu\text{m}$ . Envelopes: SMA  $1.3 \text{ mm}$ . Protoestrellas: VLA (VANDAM survey,  $8\text{mm}$ )

Diferentes moléculas muestrean diferentes regímenes de densidad.

### Trazadores de las nubes moleculares

Nube	$n$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	trazador
baja densidad	$10 \leq n \leq 500$	$^{12}\text{CO}$
oscura	$300 \leq n \leq 5 \times 10^3$	$^{13}\text{CO}, \text{OH}$
oscura y densa	$10^3 \leq n \leq 10^4$	$\text{C}^{18}\text{O}, \text{CS}$
densa	$5 \times 10^3 \leq n \leq 10^6$	$\text{NH}_3, \text{CS}$
muy densa	$n \sim 10^8$	máseres de $\text{OH}$
muy, muy densa	$n \sim 10^{10}$	máseres de $\text{H}_2\text{O}$



CS tiene una densidad crítica mayor  $\implies$  traza zonas más densas

# Nubes infrarojas oscuras: IRDC

- Estas regiones se corresponden con las regiones más densas e inmersas de las nubes moleculares.
- son sitios de formación estelar dentro de las nubes moleculares
- son invisibles en longitudes de onda correspondientes al infrarrojo cercano y medio, y se detectan en el infrarrojo lejano.

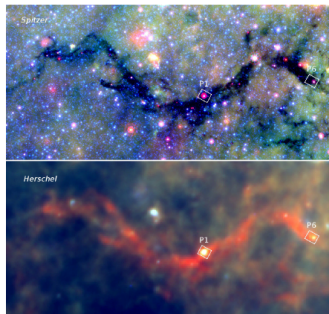
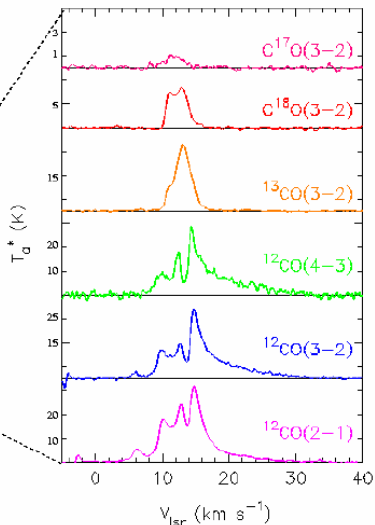
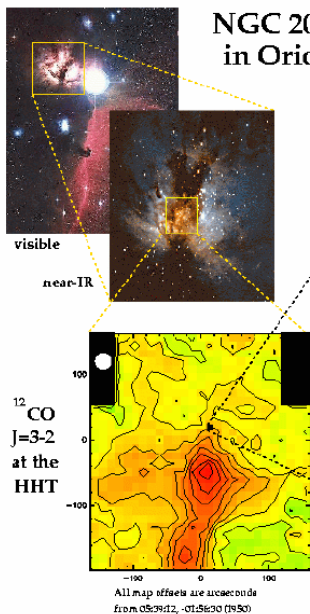


Figura 1.18: Imágenes de la nebulosa de la Serpiente tomadas por los telescopios espaciales Spitzer (arriba) y Herschel (abajo). En las longitudes de onda del infrarrojo medio el material de la nube bloquea la luz de las estrellas más distantes, mientras que en las longitudes de onda del infrarrojo lejano la nebulosa brilla debido a la emisión de polvo frío.

# NGC 2024 in Orion

Sample CO lines towards NGC 2024 IRS 2



# Distribución galáctica

- Alrededor del 80 % del  $H_2$  está en los complejos de GMC
- GMC: vive alrededor de  $3 \times 10^7$  años, antes de ser destruida por las acción de las estrellas OB. Convierte alrededor del 3% de su masa en estrellas.

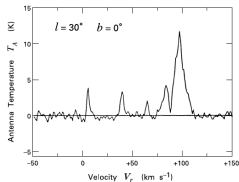


Figure 3.1 Typical 2.6 mm profile of  $^{12}C^{16}O$  in the Galactic plane.

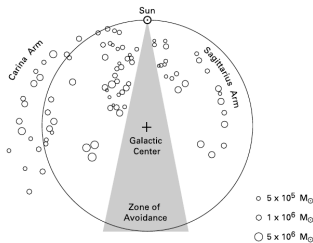


Figure 3.2 Galactic distribution of giant molecular clouds interior to the solar position. Note the "zone of avoidance," where radial velocities are too small for accurate position determination.

Cada pico es una GMC

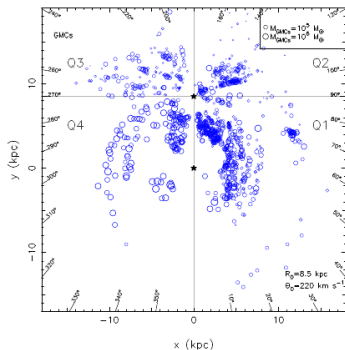
De la integral de cada pico  $\rightarrow$  masa

Velocidad radial  $\rightarrow$  Distancia

Se ven trazos de los brazos espirales

## The observed spiral structure of the Milky Way\* \*\*

L. G. Hou and J. L. Han

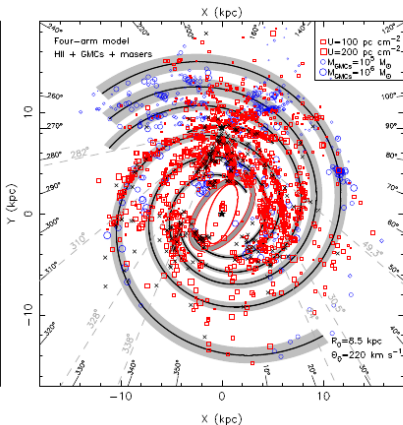
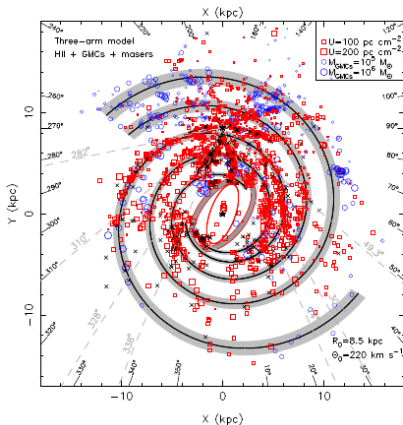


(2014)

We collected data for more than 2500 known HII regions, 1300 GMCs, and 900 6.7 GHz methanol masers.



Fitearon varios modelos de la estructura de los brazos espirales.



Para analizar la estructura interna de las nubes hay que usar líneas con  $\tau \ll 1 \rightarrow {}^{13}\text{CO}$

## Rosette Molecular Cloud

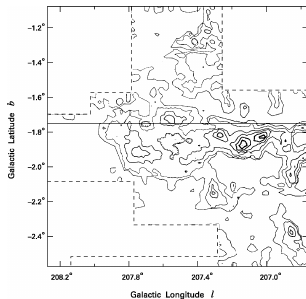
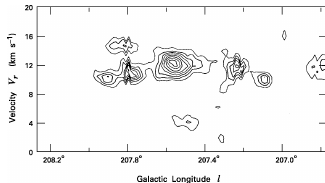


Figure 3.4 Map of the Rosette Molecular Cloud in  ${}^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ . The horizontal line is the cut used in Figure 3.5.



## Zonas de foto-disociación: PDR

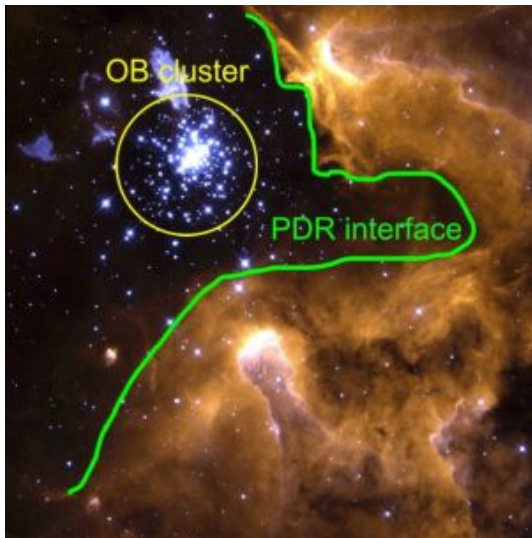
- Las regiones de foto-disociación (PDRs) son los sitios del MIE donde el campo de radiación UV es lo suficientemente fuerte para disociar moléculas. Esta definición es amplia e incluye a prácticamente todo el MIE con excepción de las regiones más densas de las nubes moleculares donde muy pocos fotones UV logran penetrar.
- La destrucción de las moléculas de  $H_2$  es principalmente la fotodisociación por fotones FUV:  $6 \text{ eV} < h\nu < 13.6 \text{ eV}$
- El auto-apantallamiento (self-shielding) hace que en el centro de las nubes esto casi no suceda.
- **La zona de interfase entre el gas ionizado y el molecular es la zona de fotodisociación PDR. Es una continuación de la RHII, donde el gas está principalmente neutro pero con reacciones químicas generadas por los fotones con  $h\nu < 13,6 \text{ eV}$**
- Hay una zona ionizada, FI, zona neutra (PDR), frente de disociación, nube molecular

# PDR

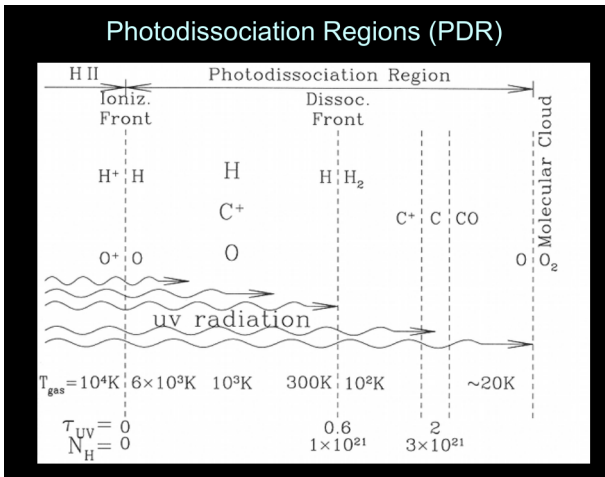
Imagen del HST de NGC 3603.

Fotones UV de estrellas O: RHII

Más lejos del FI: gas atómico o molecular



## Photodissociation Regions (PDR)

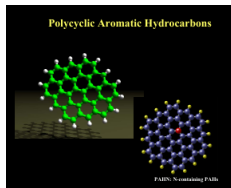


Después de la PDR, donde hay ya una columna importante de polvo que hace que los fotones UV no puedan llegar, está el gas molecular. Sí llegan los rayos cósmicos que permiten un poco de ionización y calentamiento.

# Polycyclic aromatic hydrocarbon: PAH

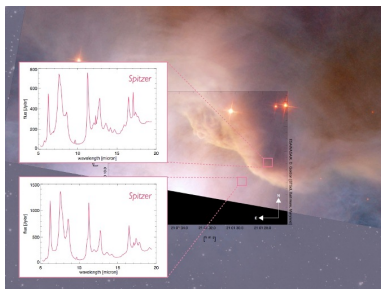
Parte de la radiación UV es absorbida por los hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs), que se excitan y re-emiten en el infrarrojo cercano y medio.

- son las moléculas más grandes presentes en el MIE, con tamaños entre 4 y 10 Å (macromoléculas).
- son hidrocarburos, compuestos orgánicos que contienen solo carbono e hidrógeno.
- Cadenas cíclicas que contienen hasta 50 átomos de C !



- son abundantes:  $10^{-7}$  respecto a H
- Algunos estudios sugieren que los PAH representan un porcentaje significativo de todo el carbono en el universo.

- Al igual que el polvo, los PAHs se forman principalmente en las eyecciones de estrellas evolucionadas y son depositados por sus vientos en el MIE.
- Los espectros en el IR medio están dominados por intensas bandas de emisión debido a la presencia de los PAHs



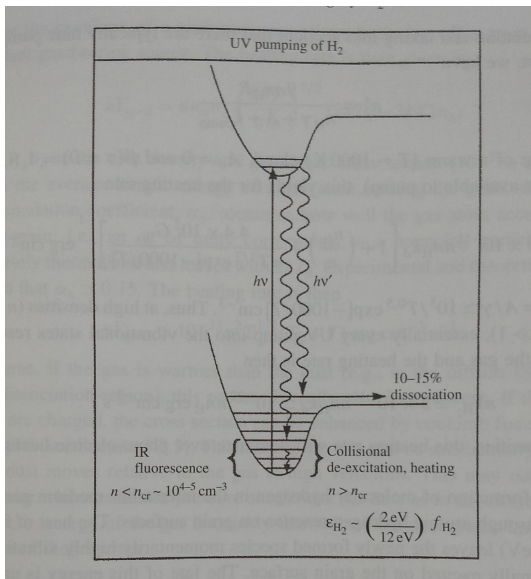
Los PAHs absorben fotones UV que excitan sus modos vibracionales. Al desexcitarse, emiten fotones en el infrarrojo medio. No presentan transiciones rotacionales detectables porque son moléculas grandes y planas, con bajo momento dipolar.

En la superficie de las nubes ( $A_v < 1-3$  mag) la absorción de fotones (6 - 13.6 eV) produce la emisión de:

- Infrarrojo: continuo y líneas de emisión de los PAH
- Líneas roto-vibracionales del  $H_2$  (fluorescencia)
- emisión de [CII]  $158 \mu\text{m}$ , [OI]  $63$  y  $146 \mu\text{m}$ : los fotones UV calientan el gas, excitación por colisiones con  $e^-$  o H, se desexcitan emitiendo esas líneas (enfían) (ionización del C: 11.2 eV)



Todo lo que puede producir la excitación del H<sub>2</sub> por fotones UV:





## A Far-ultraviolet Fluorescent Molecular Hydrogen Emission Map of the Milky Way Galaxy

Young-Soo Jo<sup>1</sup>, Kwang-II Seon<sup>2,3</sup>, Kyoung-Wook Min<sup>1</sup>, Jerry Edelstein<sup>4</sup>, and Wonyong Han<sup>2</sup>

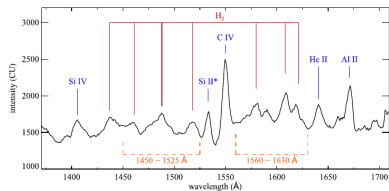
<sup>1</sup> Korea Advanced Institute of Science and Technology (KAIST), 291 Daehak-ro, Yuseong-gu, Daejeon, 305-701, Korea; [yspeak@gmail.com](mailto:yspeak@gmail.com)

<sup>2</sup> Korea Astronomy and Space Science Institute (KASI), 776 Daedokdae-ro, Yuseong-gu, Daejeon, 305-348, Korea

<sup>3</sup> Astronomy and Space Science Major, Korea University of Science and Technology, 217 Gajeong-ro, Yuseong-gu, Daejeon, 305-350, Korea

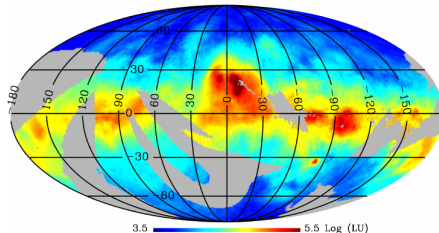
<sup>4</sup> Space Sciences Laboratory, University of California, Berkeley, CA, 94720, USA

Received 2016 October 6; revised 2017 July 10; accepted 2017 July 16; published 2017 August 11

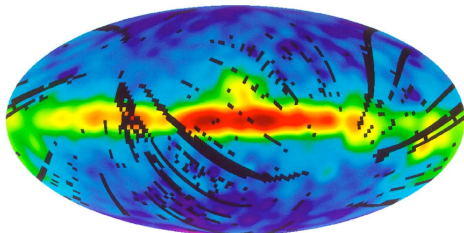


**Figure 1.** Exposure time-weighted *FIMS/SPEAR* L-band spectrum. Several ion lines (Si IV, Si II\*, C IV, He II, and Al II) and the H<sub>2</sub> fluorescence emission features are identified. The orange dashed lines indicate the two bands in which the H<sub>2</sub> fluorescence emission features are dominant.

### (a) FUV H<sub>2</sub> fluorescence emission map



## PDR Emission



- The COBE FIRAS map of the Milky Way (Wright et al. 1991) is dominated by PDR emission
  - C<sup>+</sup> 158  $\mu\text{m}$  traces the PDRs associated with the the 3 kpc molecular ring and the star forming GMCs Cygnus, Ophiuchus, Carina, Vela & Orion

La imagen muestra la emisión a 158 micrones del [CII] obtenida por COBE. Esta línea está asociada con la excitación colisional del gas en las regiones PDR, donde los fotones UV ionizan parcialmente el carbono. Posteriormente, el gas se enfría al emitir esta línea, lo que ayuda a estudiar la estructura y las condiciones físicas de las PDRs

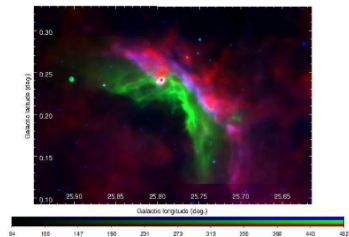
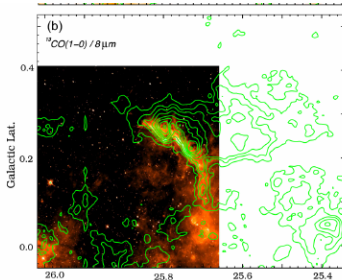
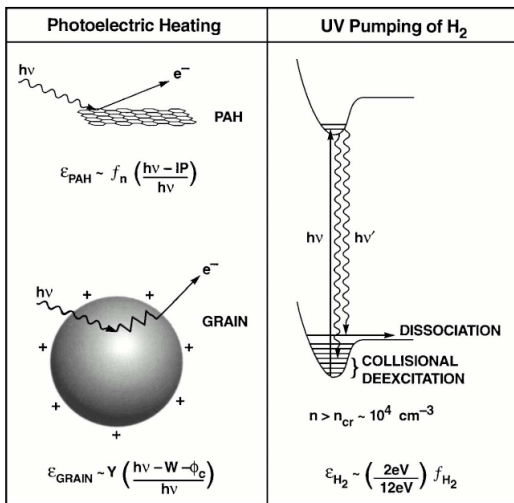


Figure 5. RGB image of G25.8700+0.1350 and surroundings. Red: Emission at 250  $\mu\text{m}$  (*Herschel*). Green: Emission at 24  $\mu\text{m}$  (*Spitzer*). Blue: Emission at 8  $\mu\text{m}$  (*Spitzer*).



- **Fotoeléctrico:** Los fotones FUV pueden arrancarle electrones a los granos de polvo (tmb a los PAH). El electrón hace un trabajo  $W$  para lograr irse del grano. La energía que le queda se convierte en energía cinética. Cuanto más cerca de la superficie del grano se genere el electrón, es más probable que llegue a la superficie y se escape  $\rightarrow$  los granos más pequeños ( $< 15 \text{ \AA}$ ) contribuyen más al calentamiento fotoeléctrico que los más grandes.
- **Desexcitación del  $\text{H}_2$ :**
  - Disociación del  $\text{H}_2$ : Un 10 – 15 % de las veces la molécula de  $\text{H}_2$  queda en el continuo vibracional del nivel electrónico fundamental  $\rightarrow$  **SE DISOCIA**.  
La tasa de esta reacción depende de la sección eficaz para absorber los fotones, la probabilidad de que se disocie y de la intensidad de fotones UV. En las PDR las moléculas de  $\text{H}_2$  viven solo un mes antes de ser destruídas.  
Al disociarse, inyectan energía al gas, que se la llevan los átomos de H.
  - Desexcitación colisional

## PDR Heating



# Apantallamiento

- Para disociarse la molécula de  $H_2$  debe absorber un fotón UV que la lleve a un estado electrónico superior
- Las líneas de absorción se saturan: ya no hay más moléculas en esos niveles que puedan absorber. Como resultado, menos radiación llega al interior de la nube.
- Si no se disocia, se desexcita emitiendo fotones UV menos energéticos o IR, que no disocian.
- A medida que se entra en la nube, la  $N(H_2)$  aumenta y la molécula está apantallada para  $N(H_2) > 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ .
- Esto protege el  $H_2$ : autoapantallamiento.
- También el polvo apantalla absorbiendo fotones, pero es importante sólo cuando la radiación UV es muy alta comparada con la densidad de la nube.

# Enfriamiento de la PDR

- Las especies presentes en la PDR que pueden enfriar son: H, O y  $C^+$ , y más adentro: CO.

La estructura fina del O y  $C^+$  es el ppal mecanismo de enfriamiento (el H no tiene niveles bajos de excitación).

Colisionan con  $e^-$  o con H  $\rightarrow$  se excitan  $\rightarrow$  se desexcitan emitiendo en la línea [CII] de  $158 \mu\text{m}$  (90 K) y [OI] a  $63 \mu\text{m}$  (230 K) y  $146 \mu\text{m}$ .

El choque con  $e^-$  tiene una tasa  $\sim 100$  veces mayor que con H ( $\times$  Coulomb), pero en zonas mayoritariamente neutras como la PDR, la colisión con H es significativa.

- En menor medida: líneas de [SIII] en  $35 \mu\text{m}$ , [CI] en 370 y  $609 \mu\text{m}$ .
- Temperatura: no son iguales que en la nube fría.
  - gas:  $T \sim 300 - 1000$  K
  - polvo: 100 K en la superficie de la PDR, decae a 60-20 K



# Fases del MIE: resumen

Phase	Objects	$T$ (K)	$n$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	Properties
Hot Ionized Medium (HIM)	Coronal gas	$10^5 - 10^6$	0.003–0.01	X-rays, strongly ionized atoms (e.g., O VI)
Warm Ionized Medium (WIM)	H II regions	10 000	$10 - 10^2$	Dominant ion = $\text{H}^+$ , but $\text{C}^+$ , $\text{N}^+$ , $\text{O}^+$ , also present
	Compact H II regions	100 – 1000	$10^3 - 10^4$	Hot (massive) stars. IR and radio emission from gas dust. Presence of SiO, $\text{H}_2\text{O}$ , OH masers.
	Diffuse medium	8000 – 10 000	0.1	Dominant atom = H. Dominant ion = $\text{C}^+$ . All atoms an ionization potential <13.6 eV are ionized. No molecules.
Warm Neutral Medium (WNM)	PDRs, boundary H II regions/MC	8000	0.5	H I 21-cm emission. Previously, “Warm Intercloud Medium”
Cold Neutral Medium (CNM)	Diffuse clouds	80–100	50–100	H I (and other) absorption in the UV and visible. H dominates but partial conversion of H into $\text{H}_2$ . A few molecules.
Molecular Clouds (MC)	Dark clouds / dense cores	10–20	$10^4$	Most H converted into $\text{H}_2$ . Large optical depth in the visible and the UV. Numerous molecules observed. Quiescent.
	Molecular clouds	10	> 200	Large optical depth. IR emission. Numerous molecules observed. Turbulent.

# Fases del MIE: resumen

