

Sistemas Estelares - 2023

Material interestelar - clase 2

Profesora: Claudia Scóccola

Gas interestelar

Gas y polvo van siempre relacionados.

Históricamente se detectó primero el gas:

1872: espectro de emisión de la nebulosa de Orión.

1904: espectro de algunas estrellas: líneas de absorción

Ejemplo:

Na I doblete 589.0 - 589.6 nm (“D”) (sodio)

Ca II doblete 393.3 nm (“H” y “K”)

Cómo sabemos que es gas interestelar y no gas en la atmósfera de la estrella?

Líneas muy delgadas (~ 0.01 nm)

$$v_r \neq v_{r\star}$$



Condiciones que permiten detectar y estudiar gas interestelar

Fenómeno	objeto/emisor	Región espectral
Líneas de emisión (recomb de gas ionizado)	Regiones HII	óptico
Emisión libre-libre gas caliente (continuo)	RSN	radio-óptico
Líneas de absorción	Espectros estelares	óptico
Emisión gas neutro	HI	radio
Emisión de gas molecular	CO, etc	mm-radio
Emisión térmica de gas muy caliente	plasma	EUV, X

Líneas de absorción

Na I, Ca II son los únicos elementos que se ven en espectros ópticos.

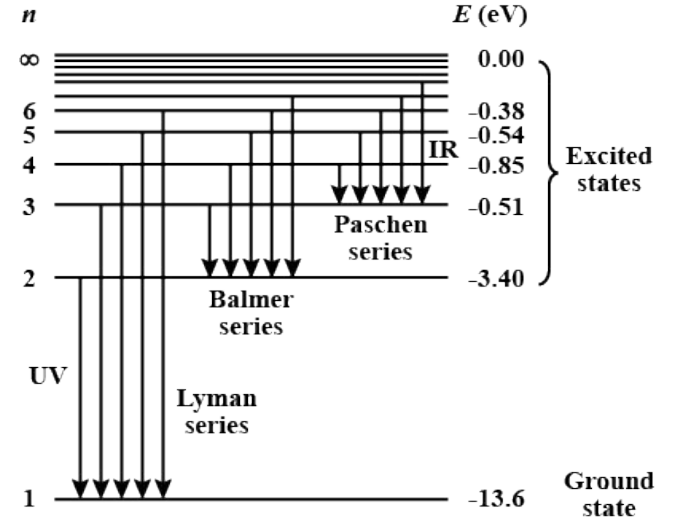
El H y el He deberían dominar, pero en el MIE no se encuentran en condiciones físicas como para producir absorción en espectros ópticos.

La mayor parte del sodio interestelar está ionizado (hay poco Na I) o está encerrado en granos de polvo.

Vale lo mismo para el Ca II.

Salvo Na I y Ca II, pocos elementos son capaces de absorber fotones ópticos.

En general, se requieren fotones UV para ver líneas de absorción.



Serie de Balmer:

Fotones desde o hacia $n=2$

La densidad del MIE es muy baja ($n \sim 1 \text{ cm}^{-3}$): los niveles no se pueblan colisionalmente.

Casi no hay átomos de H en el nivel $n=2$ (capaces de absorber fotones de la serie de Balmer)

Líneas de emisión

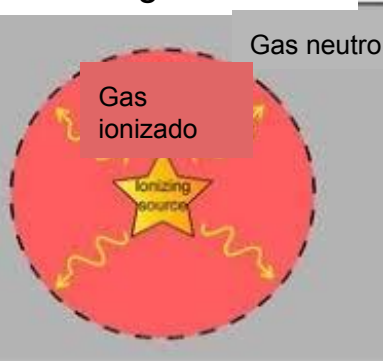
Gas interestelar excitado ionizado:
emite radiación (líneas)
(eventualmente en el rango óptico)



Mecanismos de excitación/ionización:

- ❖ Radiación UV estrellas calientes (reg HII, NP)
- ❖ Radiación UV por acreción en objetos compactos (AGN, μ QSO, binarias duras)
- ❖ Colisiones, ondas de choque energéticas (RSN), vientos

Región HII



Esfera de Strömgen
Dentro de R_s todo H ionizado
por estrella central (O,B)

El mecanismo de emisión es:
Fotoionización UV +
recombinación en cascada.

Balmer spectral line	Wavelength	Colour	Shells involved
H α	656.4 nm	Red	2,3
H β	486.1 nm	Blue (cyan)	2,4
H γ	434.2 nm	Blue	2,5
H δ	410.2 nm	Violet	2,6
etc.			

Radio de Strömgren

Dentro de la esfera hay equilibrio entre ionizaciones y recombinaciones

Sea N_{\star} el número de fotones Lyman ($\lambda < 91.2$ nm) emitidos por la fuente por unidad de tiempo.

Cada fotón ioniza 1 átomo.

Tasa de recomb por unidad de tiempo:

$$\tau_r = \alpha_r n_p n_e$$

$$N_{\star} = 4/3 \pi R_s^3 \tau_r \rightarrow R_s = (3/4 \pi N_{\star} / \alpha_r n_e^2)^{1/3}$$

α_r es función de la temperatura

T~ 8000 K - 10.000K típicamente en región HII

Estrella ionizante	N_{\star}	R_s
O5 V	$3 \times 10^{49} \text{ s}^{-1}$	$6.2 \times 10^{19} \text{ cm}$ (20.1 pc)
B0 V	$4 \times 10^{46} \text{ s}^{-1}$	$6.8 \times 10^{18} \text{ cm}$ (2.2 pc)
G2 V	$1 \times 10^{39} \text{ s}^{-1}$	$2.0 \times 10^{16} \text{ cm}$ (6.5×10^{-3} pc)

Líneas metálicas en regiones HII

Por la ionización hay electrones con cierta energía cinética

Pero la energía es baja, no alcanza para excitar (colisionalmente) átomos de H en el nivel fundamental

Sí alcanza para excitar iones pesados (O^+ , O^{2+} , Ne^{2+} , S^+) hasta niveles metaestables cercanos al fundamental.

Como la densidad es baja no se excita colisionalmente.

Hay tiempo suficiente para que se produzca la emisión desde el nivel metaestable.

Es un mecanismo de enfriamiento (porque se lleva energía cinética de los electrones en la nube)

Líneas prohibidas importantes

[O III] $\lambda = 4959 - 5007 \text{ \AA}$

[O II] $\lambda = 3726 - 3729 \text{ \AA}$

[Ne III] $\lambda = 3868 - 3967 \text{ \AA}$

[S II] $\lambda = 4068 - 4076 \text{ \AA}$

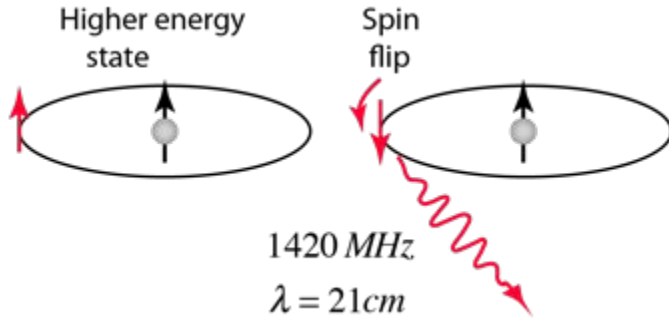
La intensidad de las líneas depende de n_e (porque se dan por colisiones con los e^-) y de T.

Sirven para estimar n_e y T.

$n_e \sim 10 - 10^3 \text{ cm}^{-3}$

$T \lesssim 10^4 \text{ K}$ (temp de equilibrio)

Hidrógeno neutro - línea de 21 cm

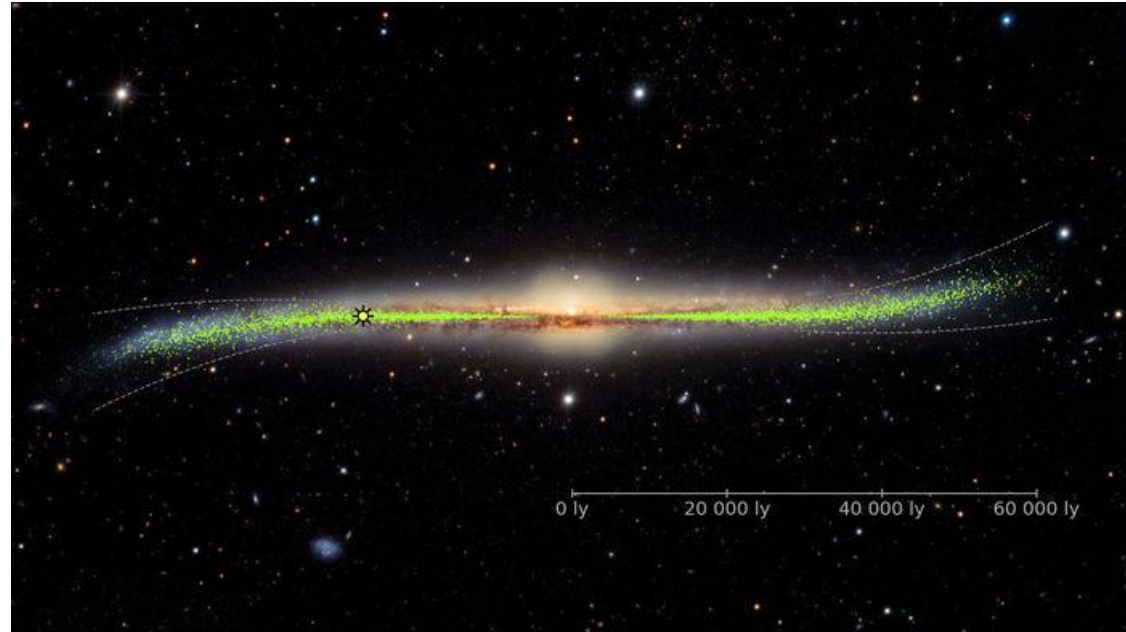


La **interacción** entre los espines del e^- y del p^+ divide al nivel fundamental del átomo de H en 2 niveles de *estructura hiperfina*.

Transición prohibida

La tasa de desexcitación colisional es muy baja. Se desexcita por radiación.

Disco galáctico que se ensancha y se retuerce. Se estudió a través del HI.



<https://www.fuw.edu.pl/press-release/news5998.html>

Moléculas

Son trazadores de las componentes más densas y frías del MIE.

Hay más de 120 moléculas detectadas.

La más importante observacionalmente es la CO (emite en rango milimétrico)

Otras moléculas:

CS (monosulfuro de carbono)

HCN (ácido cianhídrico)

OH (oxhidrilo)

NH₃ (amoníaco)

H₂O (agua)

CH₃CH₂OH (etanol / Alcohol etílico)

Hidrógeno molecular

H₂ es la molécula más abundante, pero emite en UV (difícil de observar)

Se usa O (mm) como trazadora de H₂.

Se puede observar H₂ en absorción en espectros UV ($\lambda \sim 1000 \text{ \AA}$)

En el óptico: CH, CH⁺, CN (absorción)

Nubes moleculares:

Tamaños: 10 - 100 pc

Masas: $10^2 - 10^6 M_{\text{sun}}$

Confinadas por gravedad

Densidades: $n_e \gtrsim 10^2 \text{ cm}^{-3}$

Temperaturas: $T \lesssim 10 \text{ K}$

Permiten la formación de la molécula de H₂.

Los granos de polvo actúan como catalizadores para la formación de moléculas de H₂.

Gas muy caliente

Hay en nuestra galaxia una componente de gas muy caliente $T > 10^5 \text{ K} \rightarrow \text{H}$ y He ionizados

Plasma emite:

- ❖ EUV (13.6 eV = 912Å ~ 100 eV)
- ❖ RX:
 - Blandos: 0.1 keV - 1 keV
 - Medios: 1 keV - 10 keV
 - Duros: > 10 keV

El medio interestelar es opaco a EUV, su transparencia aumenta hacia RX.

$E > 2 \text{ keV} \rightarrow \text{MIE}$ casi transparente

Emisión del plasma en RX: libre-libre, ligado-ligado en iones

Origen del plasma caliente: gas acelerado por explosiones de SN o supervientos. Choca con gas estacionario: energía cinética, energía térmica.

Estructura radial

Nubes moleculares trazan la estructura espiral. La mayor parte del gas molecular está confinado a un anillo ($R \lesssim 5$ kpc) alrededor del centro galáctico

La distribución del HI es más extendida (hasta $R \gtrsim 15$ kpc)

Relación gas - polvo

NH: densidad columnar de hidrógeno (H + H₂)

$$NH = (2.21 \pm 0.09) \times 10^{25} A_V \text{ m}^{-2}$$

Ecuación de enriquecimiento químico del MIE

Modelo de caja cerrada (anillo angosto a distancia galactocéntrica).

Hipótesis:

- ❖ No entra ni sale material (conservación de la masa)
- ❖ Inicialmente, es todo GAS, sin elementos pesados: $Z(0)=0$.

Las estrellas de gran masa devuelven inmediatamente el gas enriquecido al MIE.

Turbulencia: mezcla inmediata del gas.

Sea:

M_g : masa total de gas

M_p : masa de gas en elem. pesados

M_s : masa en estrellas.

\therefore (x conserv. de masa):

$$M(t) = M = M_g(t) + M_s(t)$$

Metalicidad : $Z = \frac{M_p}{M_g}$ (Recordar: $Z_0 = 0.02$) $Z = \frac{dM_p}{dM_g}$

$$dM_p = Z \cdot dM_g$$

$$dM_p = -Z dM_s$$

En cada evento de formación estelar:

$$dM_s = -dM_g \rightarrow \text{masa de gas que queda en el nado}$$

en de baja masa

de esta, una fracción vuelve al MEE

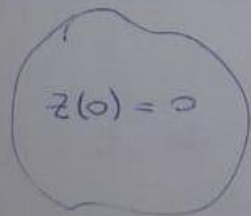
(xq' núcleos q' los de alta masa evolucionan muy rápido y demuestran enseguida al gas (enriquecido)).

$$p dM_s = -p dM_p$$

$\Rightarrow dM_p$
x def. inv. de p.

\rightarrow donde p es la func. de masa
en elem. pesados q' pertenecen al M_s
(con respecto a M_s)

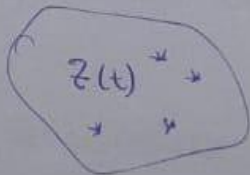
$$p = \frac{dM_p}{dM_s}$$



$t=0$

$$M_g(0)$$

$$M_b(0) = 0$$



a t.

$$M_g(t) < M_g(0)$$

$$M_s(t) = M_g(0) - M_p(t)$$

Variac. total en contenidos (masa) de elem. ⑦
pesado en el gas. (en un evento de formación estelar):

$$dM_p = p \cdot \overbrace{dM_g}^{-dM_g} - z \cdot \overbrace{dM_g}^{-dM_g}$$

lo q' se
demuestra al
NIE

lo q' queda
encerrado
en las \star s.

$$\Rightarrow dM_p = -p dM_g + z dM_g = (z - p) dM_g$$

Variac. meta
del contenido
de elem.
pesado en
el gas.

La metalicidad z como:

$$dz = d\left(\frac{\pi_p}{\pi_g}\right) = \frac{d\pi_p}{\pi_g} - \frac{\pi_p}{\pi_g^2} d\pi_g = \frac{1}{\pi_g} \left(d\pi_p - \frac{\pi_p}{\pi_g} d\pi_g \right)$$

$$dz = \frac{1}{\pi_g} \left(\underbrace{d\pi_p}_{(z-p)d\pi_g} - z d\pi_g \right) = \frac{1}{\pi_g} \cdot (-p) \cdot d\pi_g = -p \frac{d\pi_g}{\pi_g}$$

$$\Rightarrow dz = -p \frac{d\pi_g}{\pi_g}$$

→ cambio en z es \propto a la
variación relativa de π_g .

$$\int_0^t dz = z(t) - \underbrace{z(0)}_{=0} = -p \int_{\pi_g(0)}^{\pi_g(t)} \frac{d\pi_g}{\pi_g} = -p \ln \pi_g \Big|_{\pi_g(0)}^{\pi_g(t)}$$

$$z(t) = -p \ln \left[\frac{\pi_g(t)}{\pi_g(0)} \right]$$

→ $z(t)$ crece con el tiempo

$$n_g(t) = n_g(0) \cdot \exp\left[-\frac{z(t)}{p}\right] \rightarrow n_g(t)$$

decrece c/t.

A cierto instante t , el gas tiene metalicidad $z(t)$
y las \star s tienen metalic. $< z(t)$.

Nota Aplicando este modelo:

Sea $n_s[<z(t)]$ la ~~masa en \star s c/metalic. menor que $z(t)$~~

$$n_s[<z(t)] = n_s(t) = n_g(0) - n_g(t) = n_g(0) \left[1 - \exp\left[-\frac{z(t)}{p}\right] \right]$$

Cont. de estrellas \ll metalic. menor q' una fracc. α de la metalic. actual.

$$\frac{N_s [\langle \alpha z(t) \rangle]}{N_s [z(t)]} = \frac{N_g(t) \left[1 - \exp\left[-\frac{\alpha z(t)}{P}\right] \right]}{N_g(t) \left[1 - \exp\left[-\frac{z(t)}{P}\right] \right]} = \frac{1 - X^\alpha}{1 - X}$$

$$\text{con } X = \exp\left(-\frac{z(t)}{P}\right) = \frac{N_g(t)}{N_g(t_0)}$$

en realidad valor $X \approx 0.1$ \wedge tomando $\alpha = \frac{1}{3}$:

$$\frac{N_s \left[\langle \frac{1}{3} z_0 \rangle \right]}{N_s [z_0]} = \frac{1 - 0.1^{1/3}}{1 - 0.1} = 0.6 = 60\%$$

Se deservan \ll $\#$ \ll $z < \frac{1}{3} z_0$ ($\sim 2\%$)

o Alguna hip. erróneas \Rightarrow

gas pre-enriquecido cayó del halo
 \ll $z(t) \approx 0.25 z_0$