

Sistemas Estelares 2024

Material Interestelar
2a. clase
Prof. Gabriel Ferrero

Diapositivas editadas a partir de las elaboradas por la Prof. Claudia Scoccola

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")

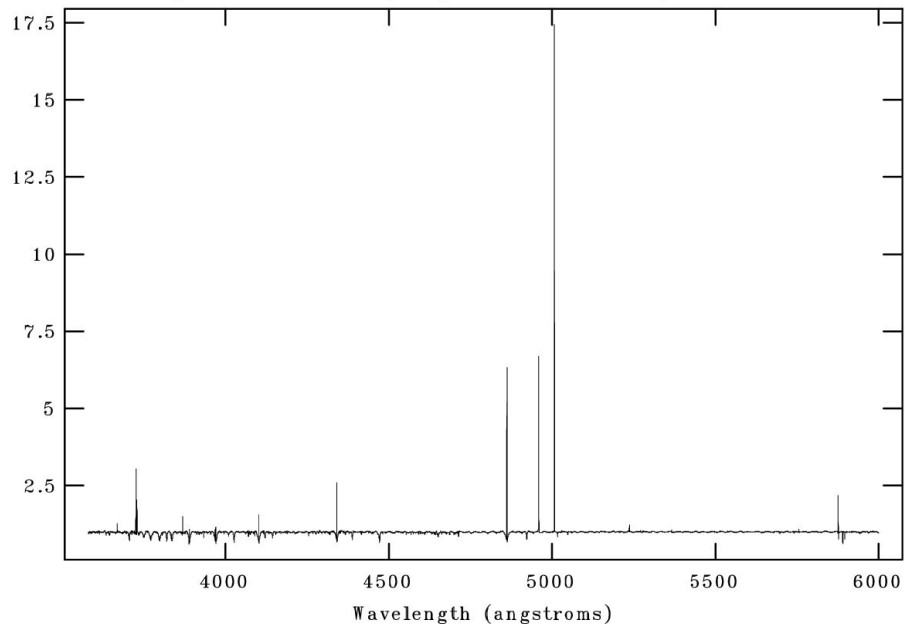
Cómo sabemos que es gas interestelar y no gas en la atmósfera de la estrella?

Líneas muy delgadas (~ 0.01 nm)

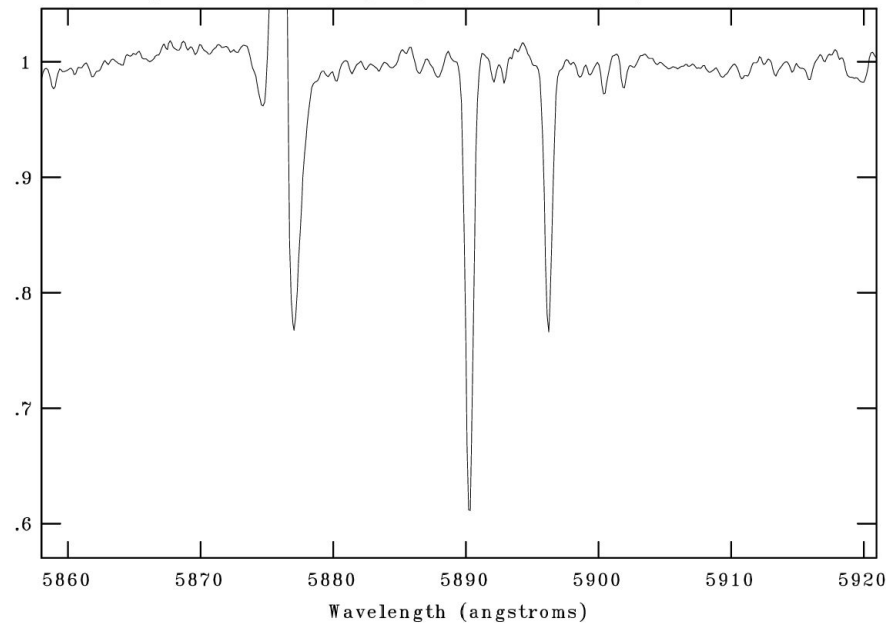
$v_r \neq v_{r\star}$



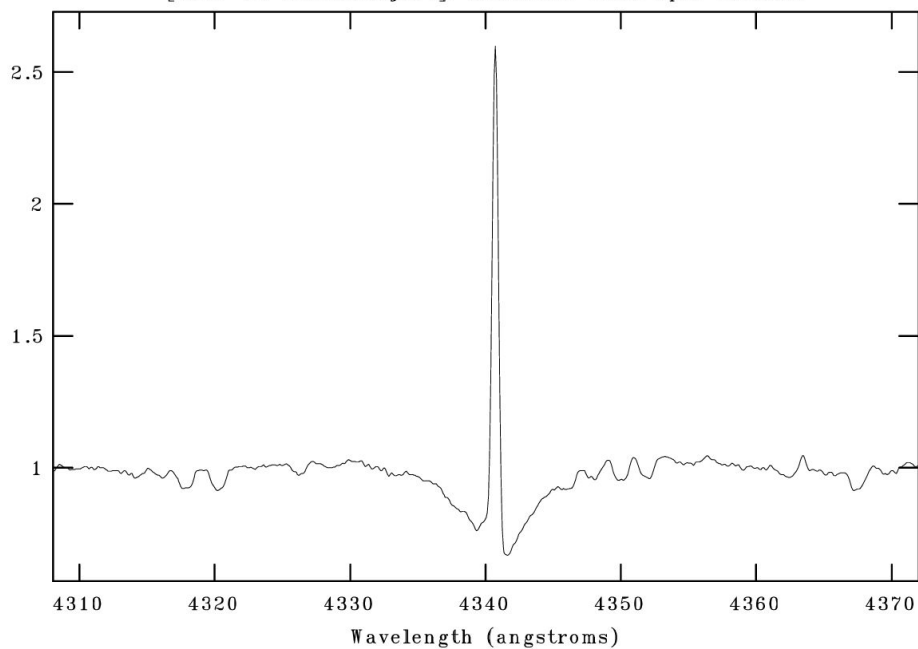
NOIRLab IRAF V2.18 gferrero@melipal Wed 15:40:07 09-Oct-2024
[2013-08-20CASnobj064]: theta1Ori 4.3E4 ap:1 beam:63



NOIRLab IRAF V2.18 gferrero@melipal Wed 15:38:43 09-Oct-2024
[2013-08-20CASnobj064]: theta1Ori 4.3E4 ap:1 beam:63



NOIRLab IRAF V2.18 gferrero@melipal Wed 15:41:19 09-Oct-2024
[2013-08-20CASnobj064]: theta1Ori 4.3E4 ap:1 beam:63



Espectros de θ OriA (cúmulo del Trapecio en la Nebulosa de Orión).

Emisiones nebulares de [OII] $\lambda\lambda$ 3726 y 3729, [NeIII] λ 3869, H δ , H γ , H β y [OIII] $\lambda\lambda$ 4959 y 5007. Absorciones interestelares de CaII λ 3933 y NaI $\lambda\lambda$ 5890 y 5896 (D).

Gas interestelar

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 |

Gas interestelar

Líneas de absorción

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

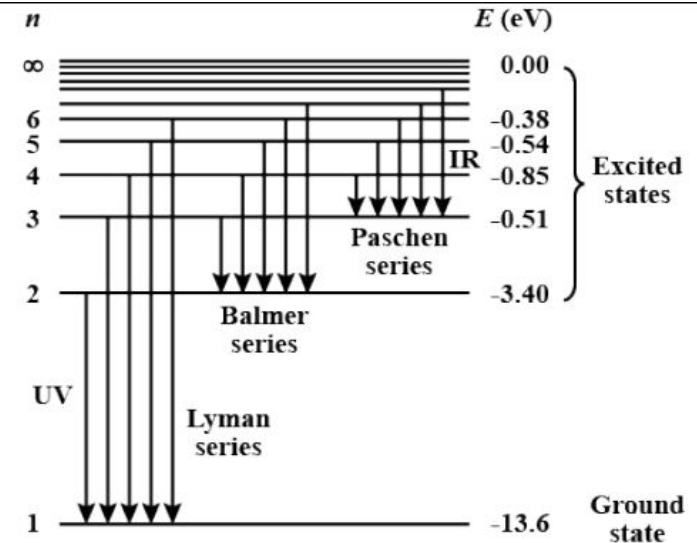
El H y el He deberían dominar, pero en el MIE no se encuentran en condiciones físicas como para producir absorción en espectros ópticos.

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)

Gas interestelar

Líneas de emisión

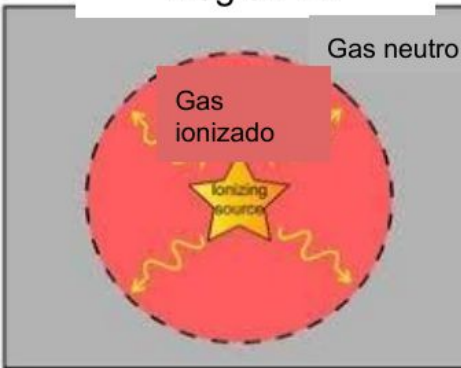
Gas interestelar excitado ionizado:
emite radiación (líneas)
(eventualmente en el rango óptico)



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 Strömgren
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. | | | |

Gas interestelar

Radio de Strömngren

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:

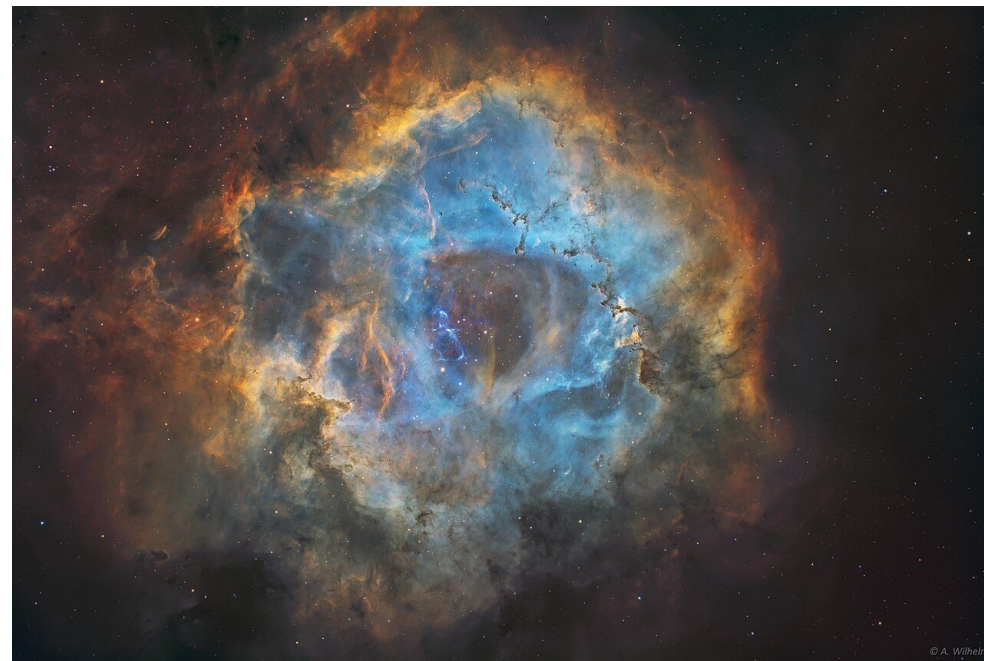
$$\tau_r = \alpha_r n_p n_e$$

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

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) |
| BO 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) |



Rosette Nebula (NGC 2237). HST.

Gas interestelar

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 desexcita 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.

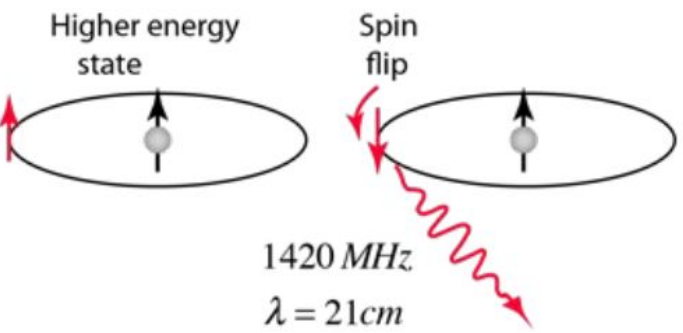
Sirven para estimar n_e y T.

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

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

Este es el mismo fenómeno del que hablamos cuando hablamos de la rotación Galáctica.

Hidrógeno neutro - línea de 21 cm

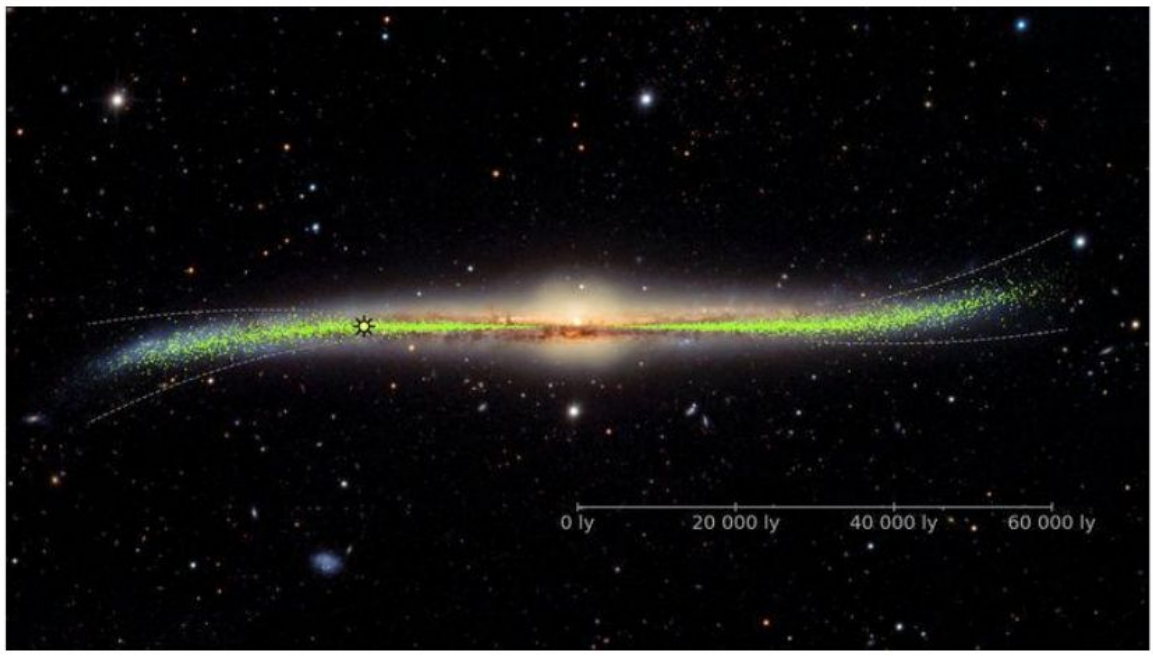


La **interacción** entre los espines del e^- y del p^+ divide al nivel fundamental del átomo de H en 2 niveles de *estructura hiperfina*.

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)

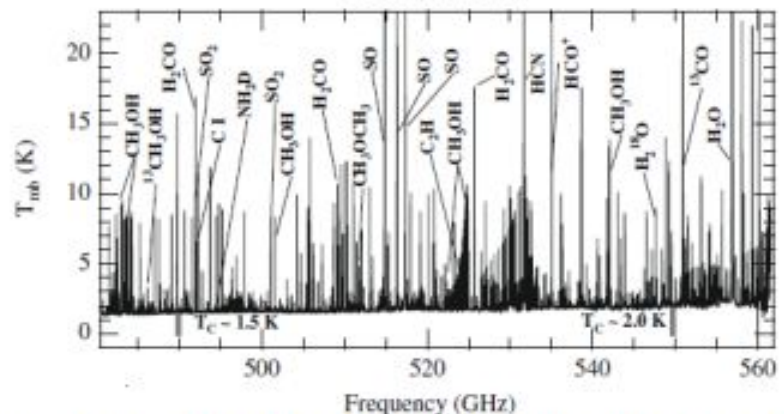
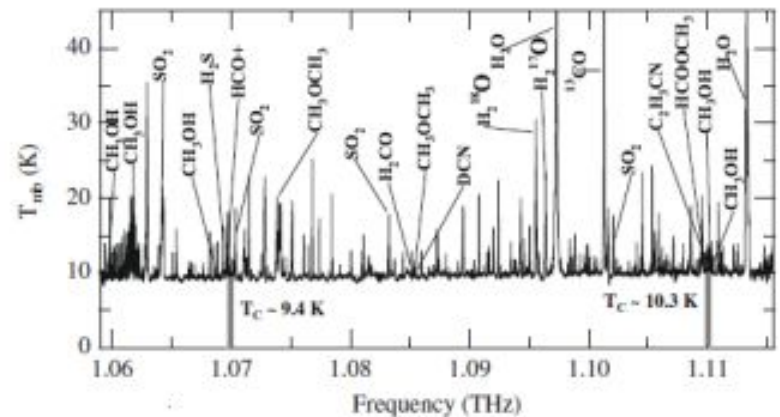
HCN (ácido cianhídrico)

OH (oxhidrilo)

NH₃ (amoníaco)

H₂O (agua)

CH₃CH₂OH (etanol / Alcohol etílico)



Hidrógeno molecular

Transiciones electrónicas en UV y transiciones rotacionales y vibracionales en NIR.

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

Permiten la formación de la molécula de H₂.

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

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

Relación gas - polvo

NH: densidad columnar de hidrógeno (H + H₂)

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



Flujos moleculares gemelos en MHO 2147. L. Ferrero (UNC), International Gemini Observatory, NOIRLab, NSF, AURA. Imagen NIR ($K+H_2$ $\lambda 2.122$) GSAOI+GeMS. [APOD](#)

Gas muy caliente

Hay en nuestra galaxia una componente de gas muy caliente $T > 10^5$ K \rightarrow 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

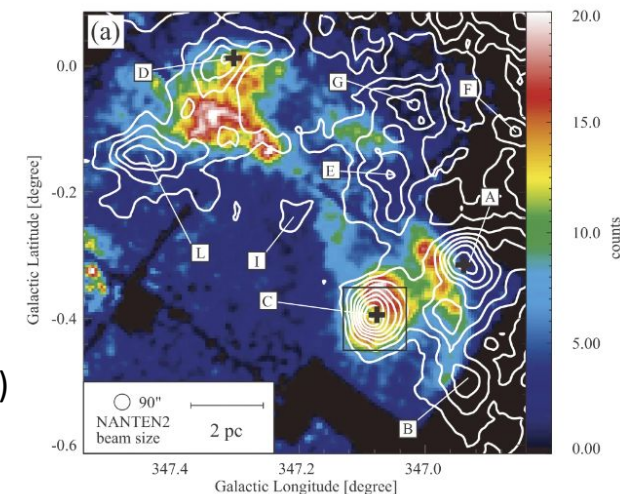
El medio interestelar es opaco a EUV, su transparencia aumenta hacia RX.

$E > 2$ keV \rightarrow 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.

Imagen en rayos X (5-10 keV) del remanente de supernova RXJ1713.7-3946 (colores) superpuesto con contornos de emisión IR del ^{12}CO . Sano & Fukui (2021).



Ecuación de enriquecimiento químico del Medio Interestelar

Modelo de caja cerrada (un anillo angosto a una cierta distancia del centro de la galaxia).

Hipótesis:

- La masa se conserva (no entra ni sale material de la caja)
- Inicialmente todo el material es gas sin elementos pesados, o sea que $Z(t = 0) = 0$
- Las estrellas de alta masa devuelven inmediatamente el gas enriquecido al Medio Interestelar (MIE)
- por efecto de la turbulencia el gas se mezcla inmediatamente (la composición química es siempre homogénea)

Sea:

M_g : masa total de gas

M_p : masa de gas en elementos pesados

M_s : masa en estrellas

$M = M_g + M_s$: masa total

Por la conservación de la masa:

$$M = M(t) = M_g(t) + M_s(t) \quad (4)$$

La metalicidad es

$$Z = \frac{M_p}{M_g}$$

siendo $Z_{\odot} \approx 0.02$

Como las estrellas de alta masa devuelven instantáneamente el gas enriquecido al MIE, en cada evento de formación estelar una pequeña parte del gas total queda encerrado en estrellas de baja. Por lo tanto

$$dM_s = -dM_g \quad (5)$$

y una fracción " p " de la masa del gas se convierte en elementos pesados que vuelven al MIE, por causa de las estrellas de alta masa. Es decir que

$$dM_p = -pdM_g = pdM_s$$

Al cabo de un cierto tiempo t la masa de gas será $M_g(t) < M_g(0)$, la masa de estrellas $M_s(t) = M_g(0) - M_g(t)$ y la metalicidad $Z(t)$.

Luego de un evento de formación estelar (que sucede en el instante t), la masa de elementos pesados en el gas disminuirá por lo que queda encerrado en las estrellas, que como tienen metalicidad $Z(t)$ será ZdM_s , y aumentará por lo que las estrellas masivas devuelven al medio interestelar. O sea que la variación de la masa de elementos pesados será:

$$dM_p = p dM_s - Z dM_s$$

que por la ec. (5) se convierte en

$$dM_p = -p dM_g + Z dM_g = (Z - p) dM_g \quad (6)$$

Por otro lado, la variación en la metalicidad Z se puede expresar como:

$$dZ = d\left(\frac{M_p}{M_g}\right) = \frac{dM_p}{M_g} - \frac{M_p}{M_g^2} dM_g = \frac{1}{M_g} \left(dM_p - \frac{M_p}{M_g} dM_g \right)$$

que usando la definición de Z y (6) se transforma en

$$dZ = \frac{1}{M_g} (dM_p - Z dM_g) = \frac{1}{M_g} [(Z - p) dM_g - Z dM_g] = -p \frac{dM_g}{M_g}$$

O sea que

$$dZ = -p \frac{dM_g}{M_g} \quad (7)$$

Por lo tanto, la variación en Z es proporcional a la variación relativa de M_g .

E integrando:

$$\int_0^{Z(t)} dZ = Z(t) - \underbrace{Z(0)}_{=0} = -p \int_{M_g(0)}^{M_g(t)} \frac{dM_g}{M_g} = -p \ln M_g \Big|_{M_g(0)}^{M_g(t)} \quad (8)$$

$$Z(t) = -p \ln \left[\frac{M_g(t)}{M_g(0)} \right] \quad (9)$$

Donde puede verse que, como la masa de gas M_g disminuye con el tiempo, entonces la metalicidad $Z(t)$ es creciente. Podemos encontrar una función para la evolución de M_g :

$$M_g(t) = M_g(0) \exp \left[-\frac{Z(t)}{p} \right] \quad (10)$$

Donde vemos que, como decíamos, M_g es decreciente.

Además, en un instante cualquiera t , el gas tendrá una metalicidad $Z(t)$ y las estrellas una metalicidad menor que $Z(t)$.

Podemos aplicar este modelo para calcular la cantidad de estrellas con una metalicidad menor que una fracción α de la metalicidad actual. Para eso, notemos primero que la masa de las estrellas en el instante t es:

$$M_s [< Z(t)] = M_s(t) = M_g(0) - M_g(t) = M_g(0) \left[1 - \exp\left(-\frac{Z(t)}{p}\right) \right] \quad (11)$$

Por lo tanto, la fracción de estrellas actuales con una metalicidad menor que $\alpha Z(t)$ será:

$$\frac{M_s [< \alpha Z(t)]}{M_s [Z(t)]} = \frac{M_g(0) \left[1 - \exp\left(\frac{-\alpha Z(t)}{p}\right) \right]}{M_g(0) \left[1 - \exp\left(-\frac{Z(t)}{p}\right) \right]} = \frac{1 - x^\alpha}{1 - x} \quad (12)$$

Donde hemos llamado

$$x = \exp\left(-\frac{Z(t)}{p}\right) = \frac{M_g(t)}{M_g(0)}$$

En la vecindad solar, podemos asumir que la masa de gas actual es un décimo de la inicial, o sea $x \sim 0.1$. Y supondremos que la metalicidad actual del gas sea la metalicidad solar. Entonces, si queremos calcular la fracción de estrellas con metalicidad menor a un tercio de la metalicidad solar, obtenemos:

$$\frac{M_s [< Z_\odot/3]}{M_s [Z_\odot]} = \frac{1 - 0.1^{1/3}}{1 - 0.1} = 0.59 \approx 60\%$$

O sea, que el 60 % de las estrellas que vemos deberían tener una metalicidad menor que un tercio de la solar. Sin embargo, se observan muchas menos estrellas con baja metalicidad. Aquellas con una metalicidad menor que un tercio de la solar son apenas un 2 %. Esto implica que alguna de las hipótesis asumidas es errónea. Usualmente se piensa que esta diferencia se debe a que inicialmente la metalicidad no era nula, sino que $Z(0) \sim 0.25Z_{\odot}$. Es decir que el gas que cayó del halo al disco de la galaxia ya estaba pre-enriquecido.

