

MEDIO INTERESTELAR - INTRODUCCIÓN

“The Interstellar Medium is anything not in stars”

Donald Osterbrock

Organización

- 14 clases teóricas.
- 7 trabajos prácticos.
- **Evaluación:**
 - **Trabajos prácticos por promoción:**
 - 1) Asistir al 80 % de las clases prácticas. El presente consiste en aprobar el parcialito del tema del práctico del día.
 - 2) Entregar todos los trabajos prácticos. Se entregan 2 semanas después de la clase en la que se dió.
 - 3) Modalidad seminario/posgrado: presentar oralmente un tema a seleccionar
$$1 + 2 + 3 \implies \text{trabajos prácticos aprobados}$$
 - **Trabajos prácticos sin promoción:**
 - 1) Entregar todos los trabajos prácticos. Se entregan 2 semanas después de la clase en la que se dió.
 - 2) Parcial con el contenido de todos los TP, al final de la cursada.
 - 3) Modalidad seminario/postgrado: presentar oralmente un tema a seleccionar.
$$1 + 2 + 3 \implies \text{trabajos prácticos aprobados}$$
- **Evaluación final**

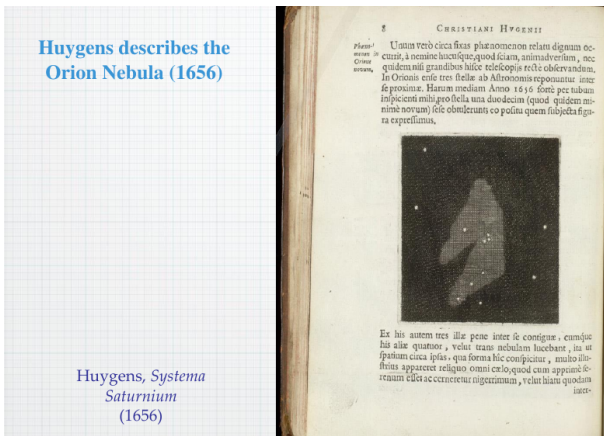
El MIE es la componente más importante de las galaxias, ya que de él se forman las estrellas, que son las principales fuentes de energía.

- ¿Cómo está constituido y distribuido el MIE de nuestra galaxia?
- ¿Cuáles son sus condiciones físicas: temperatura, densidad, grado de ionización, etc, en distintas partes de la galaxia?
- ¿Qué herramientas tenemos para estudiarlo?
- ¿Cómo es su evolución dinámica?

¿Qué es el Medio Interestelar?

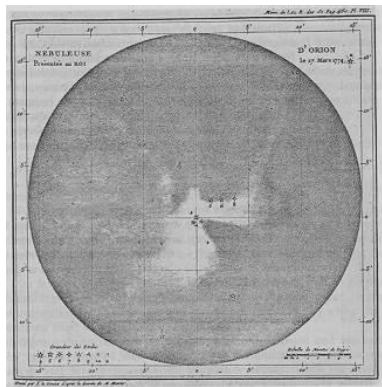
Un poco de historia:

- 1656: Huygens describe la nebulosa de Orión



Antes se le llama Ensis: espada en latín

Años más tarde, en 1771, el astrónomo francés Charles Messier publicó un dibujo más detallado con el que pretendía "reconocer si se producen cambios en el futuro".

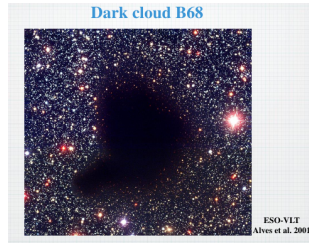


Tras muchos dibujos realizados por los astrónomos, el 30 de septiembre de **1880** el **astrónomo aficionado estadounidense Henry Drapper** **fotografió por primera vez a la Nebulosa de Orión.**

- Los astrónomos consideraban que la Vía Láctea (todo el universo) estaba constituido por estrellas en el vacío.
Hasta que los Herschel y otros notaron que había nubes brillantes y nubes oscuras ("agujeros").
De todos modos, estos objetos fueron considerados como nubes aisladas dentro de un espacio vacío y no como la manifestación de un medio interestelar general.



: Dark clouds towards the Milky Way in Sagittarius. [Credit: John P. Gleason, Celestial Images]



1800: W. Herschel: publicó un catálogo de zonas brillantes llamadas "nebulae": el término fue utilizado para describir cualquier objeto astronómico difuso.

En 1802 catalogó 2500 y en 1820, 5000 más.

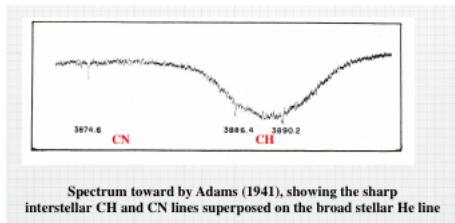
Primera evidencia observacional de la existencia del MIE

La primera evidencia observacional de la existencia del MIE surgió del estudio de espectros de estrellas binarias

- 1904: Hartmann: detectó líneas estacionarias de CaII en el espectro de la binaria espectroscópica δ Orionis.

Son líneas muy angostas y estacionarias: no se originan en la atmósfera de la estrella $\rightarrow$ sugiere la existencia de un medio donde estas líneas se originan.

- 1937 – 40: Swings & Rosenfeld: detección de las primeras moléculas diatómicas interestelares: CH (metilidino), CH⁺ (ion metilidino) y CN (cianógeno).



- 1945: Van der Hulst: predijo la existencia de la línea de 21 cm del HI
- 1951: Ewen y Purcell, y 6 semanas después: Oort y Muller, detectaron la línea de 21 cm.

Este descubrimiento inició la era del estudio del MIE en ondas de radio.

HI: principal componente del MIE:

- trazar la estructura galáctica
- mapear el MIE de otras galaxias y el medio intergaláctico

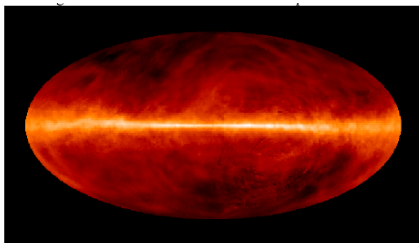


Figure I-7: H I 21cm emission-line map of the Galaxy. [Dickey & Lockman 1990]

Figura: Se observa emisión débil que se extiende más allá del disco de la galaxia.

- 1950-1960: se obtienen imágenes de 21 cm:
 - el disco galáctico contiene $5 \times 10^9 M_{\odot}$ de gas, ($\sim 10\%$ de la masa total del disco).
 - $n = 1 \text{ cm}^{-3}$
- 1963: primera molécula detectada en radio a 18 cm: OH (Frank Drake)
- 1968: primera molécula poliatómica: NH_3 (amoníaco) a 1.2 cm
- 1970: Wilson, Jefferts, and Penzias: emisión de CO $J = 1-0$ a 2.6 mm
 - una de los trazadores moleculares más importantes en ondas mm.

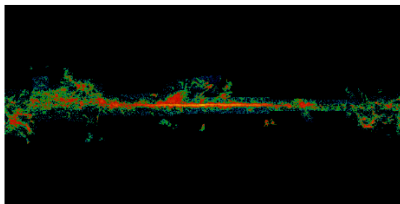


Figure I-8: CO $J=1-0$ ($\lambda=1.6\text{mm}$) emission-line map of the Galaxy [Dame, Hartmann, & Thaddeus, 2001, ApJ]

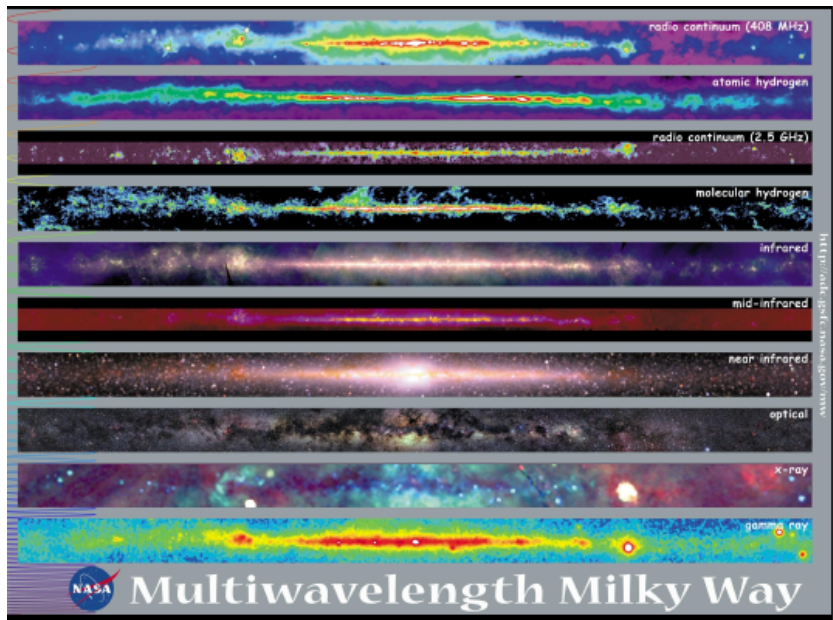
- 1970's- 1980's: – distribución galáctica del CO
 - distribución molecular versus gas atómico

- 1970's - presente: a medida que la tecnología de los receptores aumenta: más de 100 moléculas complejas fueron detectadas, algunas muy exóticas (13-15 átomos)
 - Permiten estudiar el gas más denso y frío de la galaxia.
 - Introducen a la química dentro del estudio del MIE: astroquímica
- H_2 es la molécula más abundante del MIE pero no emite en ondas de radio (no tiene momento dipolar).

1973: Carruthers: primera detección de H_2 en líneas de absorción hacia estrellas calientes, desde un satélite con detector en el UV.
- 1970's -80's: las observaciones en el infrarrojo cercano (1-2 μm) permitieron detectar líneas de emisión de hidrógeno molecular (H_2) en regiones densas de formación estelar. Estas líneas corresponden a transiciones vibracionales del H_2 , que son excitadas por la radiación ultravioleta de estrellas jóvenes o por choques de gas en estas regiones.

El MIE emite en todo el espectro.

± 5 grados del plano. Frecuencia aumenta hacia abajo. CG en el centro.



¿Qué es el medio interestelar?

El medio interestelar juega un rol central en la evolución de la galaxia.
Está compuesto por **gas y polvo**, bien mezclados.

Gas (99 %):

- Principalmente Hidrógeno
- **Atómico, ionizado, molecular**

Polvo (1 %):

- Pequeñas partículas sólidas (C, Si, O, Mg, Fe) con tamaños en el rango de nanómetros a micrómetros
- Absorbe, dispersa, polariza, refleja
- **Emite radiación en el IR**

La densidad del MIE es MUY baja, pero ocupa más del 90 % del volumen de la Galaxia $\implies$ contiene del orden del 10 % de la masa visible de la Galaxia

¿Qué es el MIE?: GAS y POLVO

Element	Abundance (by number)	Element	Abundance (by number)
H	1	Mg	4.37×10^{-5}
He	0.095	Al	2.95×10^{-6}
C	2.95×10^{-4}	Si	3.55×10^{-5}
N	7.41×10^{-5}	S	1.45×10^{-5}
O	5.37×10^{-4}	Ca	2.14×10^{-6}
Na	2.04×10^{-6}	Fe	3.47×10^{-5}

Clasificación de acuerdo a sus propiedades físicas (densidad, temp):

FASES:

- gas neutro frío (CNM)
- gas neutro tibio (WNM)
- gas ionizado tibio (WIM/DIG)
- gas caliente coronal (HIM)

El polvo y el gas están bien mezclados y se observan en una variedad de OBJETOS:

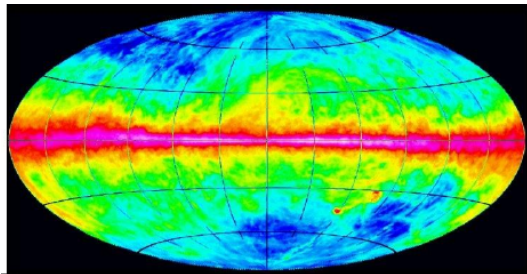
- Regiones HII
- nebulosas de reflexión
- remanentes de supernova
- nubes moleculares (incluye nubes oscuras)

- Las fases se encuentran en **equilibrio de presiones**, pero intercambian masa. Ejemplo: Lo neutro puede ionizarse.
- El gas y el polvo no permanecen siempre igual, hay mecanismos de calentamiento y de enfriamiento:
 - **Calentamiento:** fotones estelares, rayos cósmicos, rayos X
 - **Enfriamiento:** diversos procesos de emisión en continuo y línea, expansión
- Para estudiar el MIE necesitamos observaciones de TODO el espectro electromagnético.
- Su abundancia de elementos pesados aumenta lentamente (SN, vientos estelares) y es en el MIE donde se forman nuevas estrellas

Las características físicas y químicas de la galaxia evolucionan.

FASES: Gas atómico neutro

- Línea de 21 cm del HI traza el gas neutro atómico del MIE.
- Se observa tmb en líneas de absorción ópticas y UV de varios elementos hacia estrellas brillantes de fondo (líneas interestelares).
- Constituído por:
 - **CNM** (Cold Neutral Medium): Nubes de HI frías y difusas (~ 100 K)
 - **WNM** (Warm Neutral Medium): Gas tibio entre nubes (5000 - 8000 K)
 - Distribución galáctica: hay por TODOS lados!

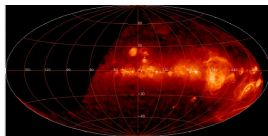


FASES: Gas ionizado

- Se detecta a través de la emisión $H\alpha$ y líneas de absorción iónica en el óptico y UV, contra fuentes de fondo.
- Regiones de gas ionizado (RHH): la mayor contribución a la luminosidad de $H\alpha$.
- En cambio, la mayor parte de la masa de gas ionizado no está en esas regiones sino que reside en una COMPONENTE DIFUSA, que contiene $10^9 M_{\odot}$.

WARM IONIZED MEDIUM, WIM: densidades de sólo 0.1 cm^{-3} , $T \sim 8000 \text{ K}$.

¿Fuente de ionización? no se conoce del todo, los fotones ionizantes de las estrellas O que "escapan" de sus regiones HII son los principales candidatos. Tienen que lograr escapar y viajar grandes distancias, cientos de pc, sin ser absorbidos antes.

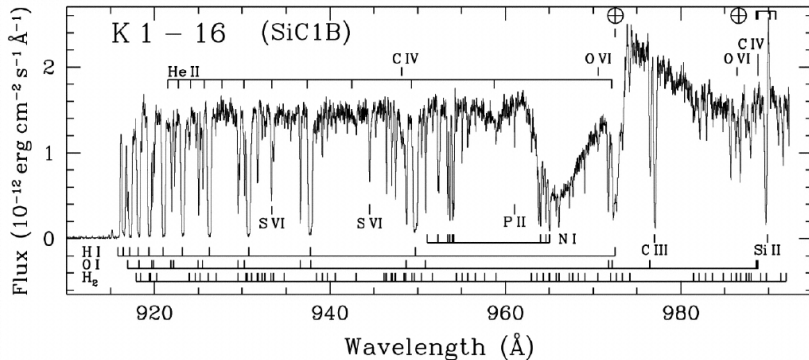


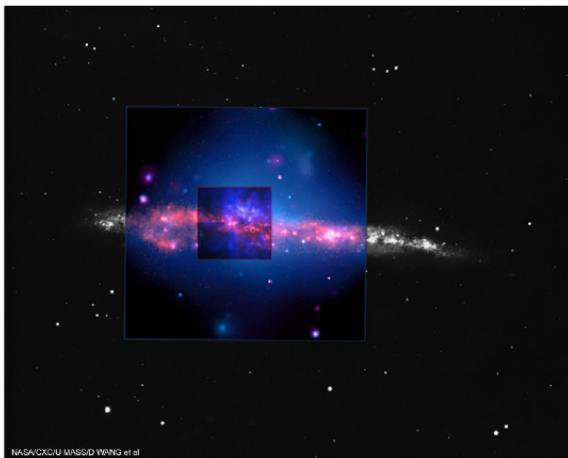
FASE: GAS CORONAL

- Su nombre se debe a que las condiciones físicas son similares a las de la corona solar.
- Gas muy caliente y tenue:
 - $T \sim 10^5 - 10^6$ K, $n \sim 0,004 \text{ cm}^{-3}$
- Se detecta a través de especies altamente ionizadas, C IV, S VI, N V, O VI, en absorción hacia estrellas de fondo.
Este plasma caliente también emite en continuo y línea en el extremo UV y rayos X del espectro.
- es el **HOT IONIZED MEDIUM: HIM**.
- Llena la mayor parte del halo de la galaxia ($z \sim 3 \text{ kpc}$).
- Calentado e ionizado por CHOQUES generados por vientos y explosiones de SN, en regiones de asociaciones OB que producen "fuentes" hacia el halo. Mucho de este gas caliente presente a altas latitudes se enfría, condensa en nubes y cae nuevamente al disco.

FUSE: Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer

Example: FUSE Spectrum of CSPN K1-16





Gas coronal de la galaxia espiral NGC 4631 (galaxia de la Ballena)
Azul: Rayos X

OBJETOS: REGIONES HII

- Son las clásicas nebulosas difusas descritas por Herschel.
- Regiones de gas ionizado alrededor de estrellas tempranas: $\geq B2$, $T_{\text{eff}} \geq 25000$ K, que son las que emiten fotones con la energía necesaria para ionizar el HI ($h\nu \geq 13,6$ eV)
- Objetos muy luminosos asociados con zonas de formación estelar masiva
- Su espectro óptico está dominado por líneas de recombinación de H y He y por líneas ópticas colisionales de los iones como el [OII], [OIII], [NII]
- Emiten en ondas de radio (emisión térmica libre-libre) y en el IR (polvo tibio)
- Hay regiones compactas (~ 0.5 pc, $10^3 - 10^4$ cm $^{-3}$) y regiones difusas (~ 10 pc o más, 10 cm $^{-3}$).
- Temperaturas del orden de 10^4 K.

Regiones HII

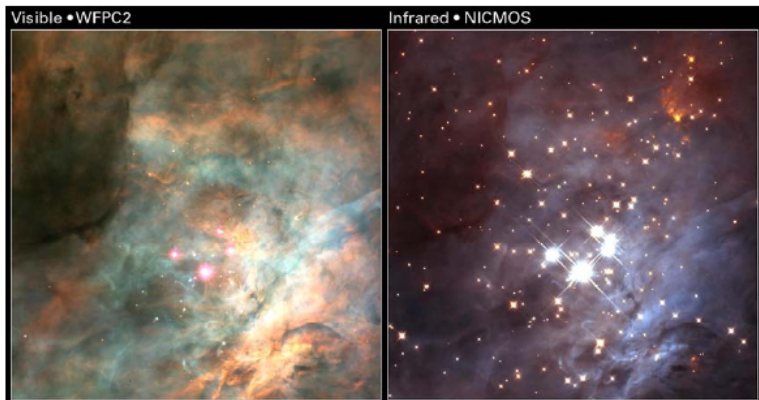


Figure I-2: HST Visible light (left) and Near-IR 1–2 μ m (right) images of the core of the Orion Nebula, a classical bright HII region [Credit: NASA and K. Luhman – STScI-PRC00-19]

OBJETOS: Nebulosas de reflexión

- Son nubes de gas y polvo que **no crean su propia luz** sino que brillan reflejando la luz que viene de las estrellas cercanas. Ejemplos: NGC2023 en Orión, emisión alrededor de las Pléyades.
- Iluminadas por estrellas más tardías que B2 (no tienen emisión ionizante)
- No emiten en radio pero si en IR por el polvo tibio (menos luminoso que en las RHII)
- El gas puede ser el de la nube donde la estrella se formó o un encuentro entre la emisión de la estrella y alguna nube (Pléyades). También puede estar asociada a la eyecta de estrellas evolucionadas (e.g., Red Rectangle).

Nebulosa de reflexión

NEBULOSAS DE REFLEXIÓN EN ORIÓN:
M78 (centro) NGC2071



NGC2023



Pléyades



HD 44179
está en las
últimas
etapas de
su vida

Créditos & Copyright: T. Rector (U. Alaska Anchorage), H. Schweiker, NOAO, AURA, NSF

Objetos: Remanentes de SN

- Son regiones de gas ionizado producido por el paso de una onda de choque fuerte generada en la explosión de SN.
- El material eyectado interactúa con el MIE, formando un RSN.
- Hay del orden de 300 RSN catalogados en la galaxia (<https://www.mrao.cam.ac.uk/surveys/snrs/>)
- Estructura variada: filamentosos y tipo cáscara (shell-like). También hay compactos (Crab).
- Emiten en ondas de radio (radiación sincrotrón) y en rayos X (10^6 K gas)



Figure I-4: Crab Nebula, young SNR (AD1054). [Credit: VLT Kueyen+FORIS2]

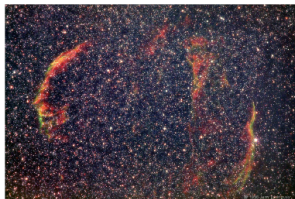
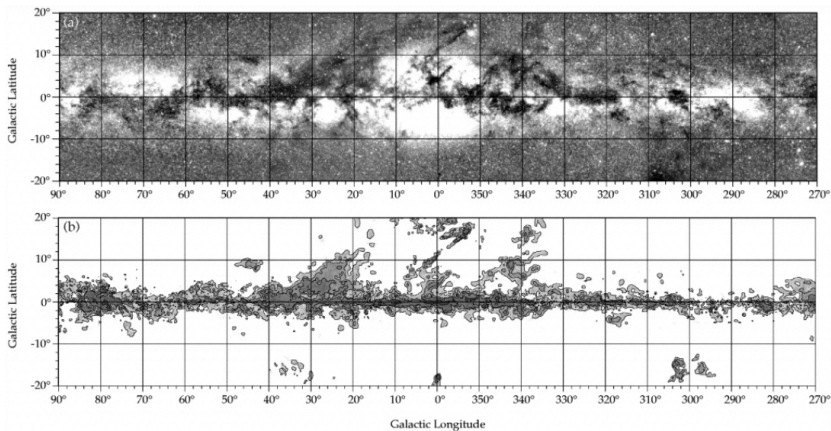


Figure I-5: The Cygnus Loop, an old SNR. This image shows emission from the shockwaves impinging on the ambient ISM (sharp filaments). [Credit/Copyright: Jerry Lodriguss, www.astropix.com]

Nubes moleculares

- La emisión de CO (1-0) a 2.6 mm es la más usada para trazar el gas molecular, aunque la más abundante es H_2 , $H_2/CO \sim 10^4 - 10^5$.
- Se supone entonces un factor para estimar la cantidad de H_2
 - $X \sim 2,3 \times 10^{24}$ para el medio templado.
 - X crece con la metalicidad, $X \propto [12 + \log(O/H)]$
- Concentrado en grandes nubes: tamaños de 40 pc, masas de $4 \times 10^5 M_\odot$, densidades de 200 cm^{-3} y temperaturas de 10 K.
PERO: hay gran variedad en estos parámetros de nube a nube y tienen una estructura muy compleja (jerárquica).
- Son estables por tiempos de $\sim 3 \times 10^7$ años: balance entre gravitación, campos magnéticos y turbulencia.
- Son los sitios donde se forman las estrellas: NÚCLEOS: tamaños de 1 pc, masas en el rango de $10 - 10^3 M_\odot$, densidades superiores a 10^4 cm^{-3} y temp de 10 K.
- El estudio de diversas moléculas permite el estudio detallado de sus condiciones físicas y químicas.
- Hay unas 200 especies moleculares detectadas.

Gas molecular en la Via Láctea



Dame et al, *ApJ*, 547, 792 (2001)

Objetos: Nebulosas oscuras



- Hacia el centro galáctico las nubes parecen dividir el disco en dos.
- Son muy llamativas en contraste con emisión de fondo (cabeza de caballo).
- Algunas son completamente oscuras ($A_v \geq 10$ mag). Algunas tienen una emisión débil, proveniente de luz estelar reflejada.
- Son brillantes en el IR medio, salvo las MUY densas, que son opacas hasta para la emisión IR: IRDC (Infrared Dark Clouds). Se detectan en absorción sobre emisión IR galáctica de fondo.

Overview ISM phases in Milky Way

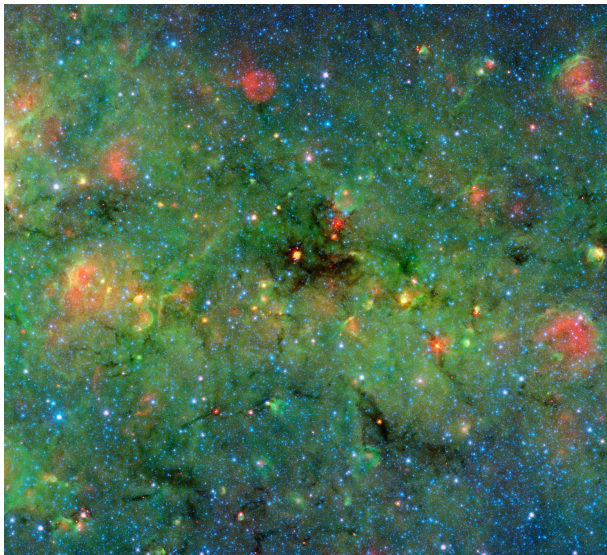
phase	n (cm ⁻³)	T (K)	f_V
coronal (HIM)	~ 0.004	$> 10^{5.5}$	$\sim 0.5?$
warm, neutral (WNM)	~ 0.6	~ 5000	~ 0.4
warm, ionized (WIM)	~ 0.2	~ 8000	~ 0.1
cold, neutral (CNM)	~ 30	~ 100	~ 0.01
molecular clouds	$\sim 10^{3-6}$	$\sim 10-50$	~ 0.0001
HII regions	$\sim 1-10^5$	$\sim 10^4$	very small

Un ingrediente más: EL POLVO INTERESTELAR

- el polvo interestelar es FUNDAMENTAL
- La presencia de polvo (partículas sólidas de tamaño menor a $1\ \mu\text{m}$) en el MIE se manifiesta de varias maneras:
 - absorción : extinción
 - dispersión: enrojecimiento de la luz estelar
 - polarización (granos alargados alineados con el campo B galáctico)
- El MIE es brillante en el IR debido a la emisión de continuo que generan los granos.
- Estudios de abundancias mostraron que gran parte de C, Si, Mg, Fe, Al, Ti, Ca están "encerrados" (locked up) en el polvo: depletion. El polvo contiene el 1 % de la masa del gas.

El MIE en IR

Imagen de Spitzer

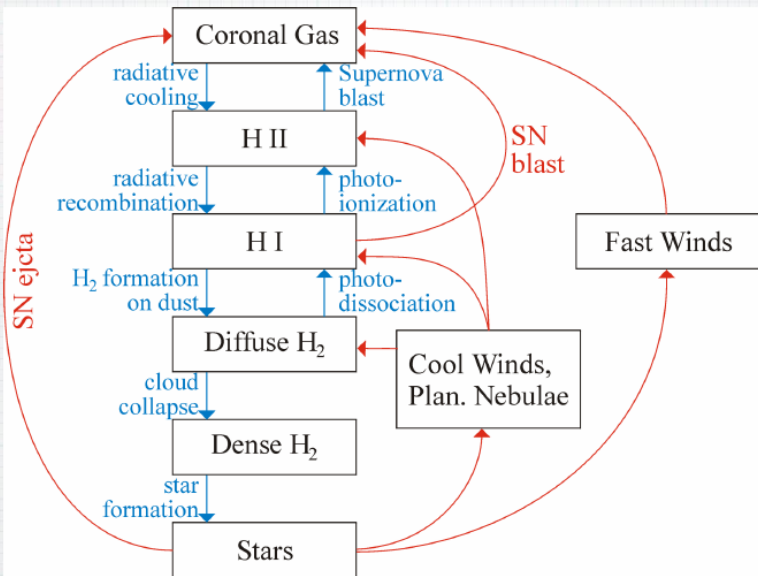


- Radiación: fotones de todas las energías
- Campos magnéticos: $\sim 5\mu\text{G}$ en la vecindad solar
- Energía mecánica: vientos, explosiones de SN: modifican la morfología, comprimen
- Rayos cósmicos: partículas de alta energía, generalmente relativistas

Table 1.5 Energy Densities in the Local ISM

Component	$u(\text{eV cm}^{-3})$
Cosmic microwave background ($T_{\text{CMB}} = 2.725 \text{ K}$)	0.265
Far-infrared radiation from dust	0.31
Starlight ($h\nu < 13.6 \text{ eV}$)	0.54
Thermal kinetic energy $(3/2)nkT$	0.49
Turbulent kinetic energy $(1/2)\rho v^2$	0.22
Magnetic energy $B^2/8\pi$	0.89
Cosmic rays	1.39

Cycle of material between phases



Condiciones físicas del MIE: Conceptos básicos

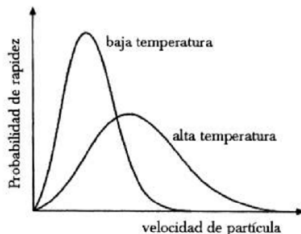
En **equilibrio termodinámico** a temperatura T , valen las distribuciones de

- Maxwell
- Boltzmann
- Planck

Maxwell: distribución de velocidades:

$$f(v)dv = \left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^{3/2} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} dv \quad (1)$$

La temperatura que caracteriza la distribución: T_{kin}



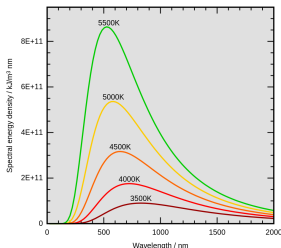
Boltzman: Distribución de la población de los niveles de energía.

$$\frac{n_u}{n_l} = \frac{g_u}{g_l} e^{-(E_u - E_l)/kT}$$

g_u y g_l son los pesos estadísticos de cada nivel (upper y lower)

Planck: radiación electromagnética emitida por un cuerpo negro

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3/c^2}{e^{(h\nu/kT)} - 1}; \quad B_\lambda(T) = \frac{2hc^2/\lambda^5}{e^{(hc/\lambda kT)} - 1} \quad (2)$$



Es importante mencionar que el MIE es un sistema que NO ESTÁ en equilibrio térmico.

Si está, en cambio, en otros equilibrios:

- 1- Equilibrio cinético
- 2- Equilibrio de excitación
- 3- Equilibrio de ionización
- 4- Equilibrio de presiones

1- Equilibrio cinético: Maxwell si se puede aplicar, porque las colisiones elásticas son lo suficientemente frecuentes como para termalizar. Tiempos característicos de colisiones elásticas, en segundos:

$$t_{ee} \approx 10^4 \left(\frac{E_e}{1 \text{ eV}} \right)^{3/2} n_e^{-1} \quad t_{eH} \approx 2 \times 10^7 \left(\frac{E_e}{1 \text{ eV}} \right)^{3/2} n_e^{-1}$$

Como antes, a la temperatura que caracteriza la distribución se la llama **temperatura cinética, T_{kin}**

La temperatura cinética mide la energía cinética promedio de las partículas.

2-Equilibrio de excitación:

En equilibrio termodinámico vale la distribución de Boltzmann:

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

$$T = T_{kin}$$

Fuera del ETL, se define la **temperatura de excitación** como:

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

en general $T_{exc} \neq T_{kin}$, salvo en zonas de muy alta densidad.

OJO: T_{exc} **no es una temperatura real del gas, sino un parámetro que describe la distribución de poblaciones.**

3- Equilibrio de ionización:

En el MIE, el campo de radiación es el principal responsable de las ionizaciones (salvo en plasmas muy calientes ($T > 10^6$ K) donde domina la ionización por colisiones).



Número de ionizaciones = número de recombinaciones:

$$n(X^r)\Gamma = n(X^{r+1})n_e\beta(T_e) \quad (4)$$

** Γ : probabilidad de ionización (s^{-1}). Depende del número de fotones ionizantes y de la sección eficaz de ionización.

** n : densidades

** $\beta(T_e)$: coeficiente de recombinación (cm^3s^{-1})

Cuando la n_e es baja, la tasa de recombinación es baja y el gas queda ionizado por mucho tiempo (RHII)

4- Equilibrio de presiones:

La coexistencia de distintas fases, nubes densas y frías embebidas en un gas menos denso y más caliente puede entenderse dentro de un **equilibrio de presiones**.

Si solo importa la presión térmica:

$$P/k_B = n_H T_{\text{cool}} \approx (n_e + n_p) T_{\text{warm}} \approx 3000 \text{ cm}^{-3} \text{ K}$$

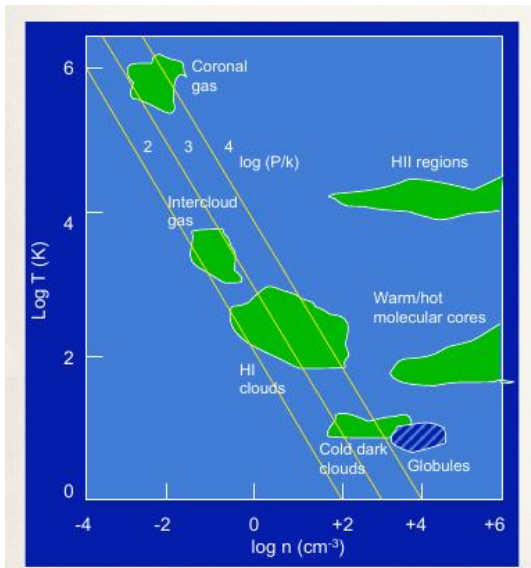
$\nearrow \quad \nwarrow \quad \quad \nwarrow \quad \nearrow$
 $\geq 10 \text{ cm}^{-3} \quad \leq 300 \text{ K} \quad \leq 0.3 \text{ cm}^{-3} \quad \geq 10^4 \text{ K}$

Esto permite la existencia de la fase coronal: muy caliente y poco densa.

Hay otras fuentes posibles de presión:

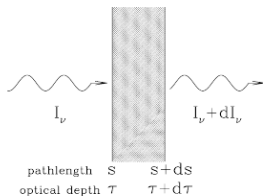
- presión magnética
- presión hidrodinámica: vientos estelares, SN
- presión de radiación
- presión por rayos cósmicos

Equilibrio de presiones



Procesos físicos en el MIE: procesos radiativos

La intensidad de la radiación cambia al atravesar un medio que absorbe y emite.



El cambio neto está dado por la **Ec. de transferencia**:

$$\boxed{\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - \alpha_\nu I_\nu} \quad (5)$$

- * I_ν : Intensidad específica ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sr}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$) a la frecuencia ν .
- * j_ν : coeficiente de emisión ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ sr}^{-1} \text{ hz}^{-1}$)
- * α_ν : coeficiente de absorción (cm^{-1}). Depende de las propiedades del medio y sus condiciones físicas (n, T)

Procesos físicos en el MIE: procesos radiativos

Definimos:

* Profundidad óptica τ_ν tal que $d\tau_\nu = \alpha_\nu ds$

* Función fuente: $S_\nu = j_\nu / \alpha_\nu$

Entonces, la Eq. (5) queda:

$$\frac{dl_\nu}{\alpha ds} = \frac{j_\nu}{\alpha_\nu} - l_\nu \implies \frac{dl_\nu}{d\tau_\nu} = S_\nu - l_\nu \quad (6)$$

• Si l_ν es cte en una región $\implies l_\nu = S_\nu$

• si hay ETL $\implies S_\nu = B_\nu$

• si no hay emisión: $S_\nu = 0$

$$\implies \frac{dl_\nu}{d\tau_\nu} = -l_\nu \implies \frac{dl_\nu}{l_\nu} = -d\tau_\nu \implies l_\nu = l_{\nu,0} e^{-\tau_\nu}$$

• Límites:

• $\tau_\nu \ll 1 \implies e^{-\tau_\nu} \sim 1 - \tau_\nu \implies l_\nu \sim l_{\nu,0}(1 - \tau_\nu)$

• $\tau_\nu \gg 1 \implies l_\nu \longrightarrow 0$

Procesos físicos en el MIE: procesos radiativos

A partir de la Ec. 6:

$$\begin{aligned}\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} + I_\nu &= S_\nu \\ \underbrace{\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} e^{\tau_\nu} + I_\nu e^{\tau_\nu}}_{= \frac{d}{d\tau_\nu} (I_\nu e^{\tau_\nu})} &= S_\nu e^{\tau_\nu}\end{aligned}$$

Si suponemos $S_\nu = cte$ (uniforme a lo largo de la visual, suposición fuerte!), podemos integrar:

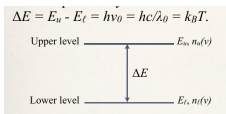
$$[I_\nu e^{\tau_\nu}]_{\tau_\nu=0}^{\tau_\nu} = S_\nu [e^{\tau_\nu}]_{\tau_\nu=0}^{\tau_\nu}$$

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

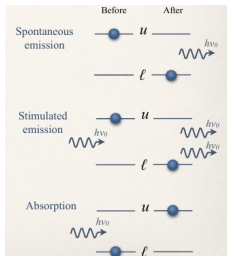
$$\Rightarrow \boxed{I_\nu = I_{\nu,0} e^{-\tau_\nu} + S_\nu (1 - e^{-\tau_\nu})}$$

Procesos radiativos

Consideremos un gas con 2 niveles de energía:



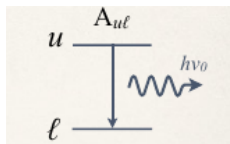
Hay 3 procesos radiativos posibles:



Perfil de línea: $\int_0^\infty \Phi_\nu d\nu = 1$

usualmente se asume una Gaussiana (como la distribución Maxwelliana de velocidades)

Procesos radiativos: Emisión espontánea



La energía emitida en un ángulo sólido $d\Omega$, volumen dV , en un tiempo dt e intervalo de frecuencia $d\nu$ depende de:

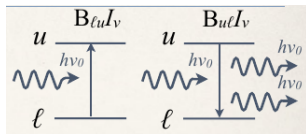
- la energía emitida por unidad de ángulo sólido : $\frac{h\nu_0}{4\pi}$
- el número de átomos por unidad de volumen en el nivel superior: n_u
- la probabilidad de la transición: $A_{ul}(\text{s}^{-1})$
- el perfil de línea : Φ_ν

El cambio en energía es entonces: $dE = \frac{h\nu_0}{4\pi} d\Omega n_u dV A_{ul} dt \Phi_\nu d\nu$

Por definición del coef, de emisión j_ν (energía emitida por ud de tiempo, de freq, de volumen y de ángulo sólido): $dE = j_\nu dV dt d\nu d\Omega$

$$\Rightarrow j_\nu = \frac{h\nu_0}{4\pi} n_u A_{ul} \Phi_\nu$$

Procesos radiativos: Absorción y emisión inducida



Definimos absorción neta = absorción corregida por emisión estimulada (considerada como absorción negativa): El cambio en la radiación es:

$$dE = \frac{h\nu_0}{4\pi} d\Omega [n_l dV B_{lu} I_\nu dt - n_u dV B_{ul} I_\nu dt] \Phi_\nu d\nu$$

Por definición de α_ν : $dE = \alpha_\nu I_\nu dt dV d\Omega d\nu$

$$\Rightarrow \boxed{\alpha_\nu = \frac{h\nu_0}{4\pi} [n_l B_{lu} - n_u B_{ul}] \Phi_\nu}$$

Procesos radiativos: coeficientes de Einstein

Entonces, la ec. de transporte radiativo: $\frac{dl_\nu}{ds} = j_\nu - \alpha_\nu I_\nu$ puede escribirse como:

$$\frac{dl_\nu}{ds} = \frac{h\nu_0}{4\pi} n_u A_{ul} \Phi_\nu - \frac{h\nu_0}{4\pi} [n_l B_{lu} - n_u B_{ul}] \Phi_\nu I_\nu$$

* si $\frac{dl_\nu}{ds} = 0 \implies n_u A_{ul} = [n_l B_{lu} - n_u B_{ul}] I_\nu$ y $S_\nu = I_\nu$ (ver Ec. 6) $\implies$

$$S_\nu = \frac{n_u A_{ul}}{n_l B_{lu} - n_u B_{ul}} = \frac{A_{ul}}{\frac{n_l}{n_u} B_{lu} - B_{ul}} = \frac{A_{ul}}{B_{ul}} \frac{1}{\frac{n_l B_{lu}}{n_u B_{ul}} - 1}$$

Distribución de Boltzmann: $\frac{n_u}{n_l} = \frac{g_u}{g_l} e^{-h\nu/kT} \implies$

$$S_\nu = \frac{A_{ul}}{B_{ul}} \frac{1}{\frac{g_l B_{lu}}{g_u B_{ul}} e^{h\nu/kT} - 1}$$

$$\text{En ETL : } S_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \implies \boxed{A_{ul} = \frac{2h\nu^3}{c^2} B_{ul}; \quad g_l B_{lu} = g_u B_{ul}}$$

Profundidad óptica y densidad de columna

$$\text{Teníamos: } \tau_\nu = \int \alpha_\nu ds \implies \tau_\nu = \int \frac{h\nu_0}{4\pi} [n_l B_{lu} - n_u B_{ul}] \Phi_\nu ds$$

$$\implies \tau_\nu = \frac{c^2 A_{ul}}{8\pi\nu_0^2} \Phi_\nu (e^{h\nu_0/kT_{\text{exc}}} - 1) \int n_u ds$$

Densidad de columna: número de átomos (ó moléculas) que hay en un cilindro de área de 1 cm^2

$$N = \int n ds \tag{7}$$

$$\implies \tau_\nu = \frac{c^2 A_{ul}}{8\pi\nu_0^2} \Phi_\nu (e^{h\nu_0/kT_{\text{exc}}} - 1) N_u$$

La profundidad óptica es proporcional a la densidad de columna.

Aproximación de Rayleigh-Jeans

A frecuencias de radio, en particular para $\nu = 1420$ MHz, $h\nu \ll kT$

$$S_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \longrightarrow B_\nu(T) = \frac{2kT_{\text{exc}}\nu^2}{c^2}$$

Entonces la $I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + \frac{2kT_{\text{exc}}\nu^2}{c^2}(1 - e^{-\tau_\nu})$

Definimos la **temperatura de brillo**:

$$T_b \equiv \frac{c^2}{2k\nu^2} I_\nu \quad (8)$$

T_b tiene significado físico sólo en ETL, y la eq. de transporte queda:

$$T_b(\tau_\nu) = T_b(0)e^{-\tau_\nu} + (1 - e^{-\tau_\nu})T_{\text{exc}} \quad (9)$$

- El MIE no es homogéneo, está compuesto por distintas fases, con distintas temperaturas y densidades que conviven en un cuasi equilibrio de presiones
- El MIE es dinámico
- Diferentes propiedades físicas $\implies$ diferentes mecanismos de enfriamiento y calentamiento $\implies$ emiten en distintos rangos del espectro electromagnético
- El polvo interestelar es un ingrediente muy importante del MIE
- A lo largo de su trayectoria la radiación cambia debido a procesos de absorción y emisión (colisiones se cancelan porque son elásticas, pero definen la dist. de velocidades). Ecuación de transporte radiativo.