

FASES Y COMPONENTES EN EL MEDIO INTERESTELAR

W.G.L.Pöppel (Instituto Argentino de Radioastronomía)

Abstract

A very short summary is given of the general characteristics of the phases and components of the interstellar medium.

INTRODUCCION

Con el paulatino acceso observacional a (casi) todos los rangos electromagnéticos de frecuencias se fueron descubriendo nuevas fases y componentes del material interestelar (MI). Paralelamente, el panorama del MI fue ganando en complejidad en todo lo referente a la energética, dinámica, y fisicoquímica de los procesos que en él ocurren.

En el MI hay átomos, iones y moléculas libres (gas o plasma interestelar) como también ligados (polvo interestelar). Gas y polvo están en interacción con las partículas de la radiación cósmica (energías de hasta 10^{20} eV), los fotones de los campos radiativos (se observaron desde radioondas decamétricas hasta fotones γ de 10^{10} eV) y los campos magnéticos interestelares. Además, es fundamental la interacción del MI con las estrellas en los procesos de formación y evolución de las mismas.

El MI no está en equilibrio termodinámico local. Se suele aceptar la existencia de estados estacionarios, aunque en muchos casos ello no sea cierto.

En los últimos años ha habido varios simposios, coloquios, escuelas de verano, etc. en los que han sido tratados los diversos aspectos observacionales y teóricos relativos a las fases y componentes del MI (por ej.: Hollenbach & Thronson 1987, Bloemen 1991,

Elmegreen 1992). Por razones obvias de simplicidad y espacio aquí solamente se esquematizará un panorama global del problema.

GENERALIDADES SOBRE LAS FASES Y COMPONENTES DEL MI

El MI presenta diversas fases que *podrían* estar en equilibrio *global* de presiones. Existen las nubes de HI formando el medio neutro frío (CNM) y varios medios internubes: el medio neutro tibio (WNM), el medio ionizado caliente (HIM) y el medio ionizado tibio (WIM). Las principales características observacionales de las fases presentes en el MI están resumidas en la Tabla 1, donde se dan valores *típicos* de la temperatura cinética T , la densidad media \bar{n} , la escala d_z de altura z sobre el plano galáctico y el factor de llenado f en volumen, cerca del plano. Los valores para estos dos últimos parámetros presentan las mayores incertezas.

Tabla 1

	$\bar{n}(\text{cm}^{-3})$	$T(\text{K})$	$d_z(\text{pc})$	f
CNM	$1-10^2$	60-200	120	$< 0.05?$
WNM	$10^{-1}-1$	> 3000 $< 10^4$	220, (480)	$> 0.3?$
HIM	$10^{-9}-10^{-2}$	10^5-10^6	$1-3 \times 10^3?$?
WIM	3×10^{-2}	> 5500 $< 2 \times 10^4$	10^3	$\geq 0.2?$

Otros parámetros típicos son: presiones $\bar{n}.T \cong 3000 \text{ cm}^{-3}$ y densidades de energía $\cong 1 \text{ eV.cm}^{-3}$. Este último valor se considera característico también para la radiación estelar media, los rayos cósmicos y el campo magnético. Cabe recalcar que la morfología del MI es extremadamente compleja. Los valores indicados en la Tabla 1 corresponden a valores globales, representativos para escalas posiblemente no inferiores a las dimensiones del brazo local.

Nubes moleculares: existen con un espectro muy amplio de densidades y masas. Pueden estar ligadas gravitatoriamente o no según el cociente

$$C = GM / [R.(\Delta V)^2]$$

sea ≥ 1 o < 1 , siendo M, R, y ΔV la masa, el radio y el ancho en velocidades observado (G es la constante gravitatoria). Según Myers (1987) a la primera categoría pertenecen (en orden decreciente de tamaños) las nubes moleculares gigantes, los complejos de nubes oscuras y los núcleos de nubes oscuras. Al cumplirse $C \geq 1$ serían entes autogravitantes por lo que no constituirían una fase del MI. Sin embargo, la mayoría no serían gravitatoriamente inestables dado que la tasa de formación estelar observada es alrededor de un orden de magnitud inferior a la potencialmente factible (Hjalmarson 1991).

A la segunda categoría pertenecen las nubes moleculares de alta latitud. Son de masas relativamente pequeñas, muestran correlación con las nubes frías de HI y para ellas $C \ll 1$. Se encontrarían en disrupción.

EL MEDIO NEUTRO FRIO (CNM)

Desde hace muchos años se observan las líneas interestelares en los espectros estelares, originalmente sólo en el visible, posteriormente también en el UV y en otros rangos. Se habla de nubes interestelares difusas cuando la absorción visual $A_v < 2$ mag. Las características físicas de las nubes difusas se han estudiado predominantemente mediante la línea de 21 cm del HI. Se combinan observaciones en absorción hacia radiofuentes del continuo, con observaciones en emisión, destinadas estas últimas a determinar el "perfil esperado" sin la fuente. Cuando los perfiles observados (intensidad en función de la velocidad radial V) son simples, se suelen aproximar por curvas gaussianas con dispersión en velocidades σ . Los modelos "ingenuos" (en los que se considera que en la visual simplemente existe una nube aislada ubicada frente a la radiofuente) permiten calcular T y la profundidad óptica $\tau(V)$ y, consecuentemente, la densidad de columna $N_H(V)$. Estas nubes interestelares, que se ven en emisión y en absorción, conforman el CNM del MI con los valores típicos dados en la Tabla 1 (p.e. Belfort & Crovisier 1984). Resultados estadísticos muestran que σ es menor en

absorción ($\cong 1.7-2.1$ km/s) que en emisión ($\cong 2.4-3.7$). Para los modelos "ingenuos" ello implica que T no puede ser homogénea. Las nubes tampoco son homogéneas espacialmente: NW es variable. Predominan los "filamentos", en correlación global con las líneas de la componente del campo magnético interestelar normal a la visual, (conocidas de observaciones de la polarización interestelar óptica y de la radiación sincrotrónica en radio).

Estadísticas han mostrado que T disminuye al aumentar τ . Comparaciones de perfiles de 21 cm para el HI frío muestran buena correlación con las líneas interestelares ópticas de Na I, K I y Ca II (siempre que las estrellas estén ubicadas detrás del HI frío).

Un problema interesante es la existencia de gas frío neutro de velocidades intermedias (típicamente $|V| < 70$ km/s, con predominio de $V < 0$) en el halo de la Galaxia a distancias $|z|$ extremas de casi 10 kpc, detectado con observaciones de líneas interestelares en el UV, combinadas con observaciones en la línea de 21 cm (Danly 1989, Danly et al. 1992, y referencias allí mencionadas).

EL MEDIO NEUTRO TIBIO (WNM)

Ya hemos mencionado que las nubes frías observadas en emisión originan líneas más anchas (en V) que las observadas en absorción. Pero hay otra diferencia importante entre ambos espectros: los de emisión suelen mostrar una componente ancha adicional ($\sigma \cong 9$ a 14 km/s), que no aparece en los de absorción. Se la interpreta como debida a gas no (o muy poco) absorbente. En la mayoría de los casos sólo se han podido dar cotas superiores para τ , (generalmente $\tau < 0.1$). Como en estas condiciones la observación permite medir el producto $\tau \cdot T$ ello conduce a cotas inferiores para T del orden de 6000 K. Por otro lado, difícilmente pueda ser $T > 10^4$ K, tanto por los anchos de línea observados, como por el hecho de que la función de enfriamiento Λ para regiones HI se incrementa bruscamente para $T > 10^4$ K (p.e. Dalgarno & McCray 1972, Shull 1987). De ahí que a este gas se lo conozca como el WNM. Los estudios del WNM en la línea de 21 cm han llevado a deducir las características dadas en la Tabla 1. La distribución

del WNM es muy irregular a $|b|$ altas (p.e. Pöppel et al 1989), y es muy poco conocida para $|b| \cong 0^\circ$ (por la gran abundancia del gas frío que absorbe su radiación). Como dificultades observacionales cabe mencionar la presencia de radiación galáctica captada por los lóbulos laterales de las antenas, produciendo emisión espúrea en los perfiles observados (*stray radiation*).

En cuanto a la distribución espacial en z se cree que el WNM tiene dos componentes: una intensa, que podría ser gaussiana o exponencial con $\langle |z| \rangle \cong 220$ pc, y otra débil, exponencial con $\langle |z| \rangle \cong 480$ pc propuesta por Lockman (1984). El WNM también es trazado por líneas de Ti II y Fe II interestelares en el UV (p.e. en la dirección de π Sco: Joseph & Jenkins 1991).

EL MEDIO IONIZADO CALIENTE (HIM)

La presencia de este medio se ha puesto en evidencia por dos tipos de observaciones:

1) Líneas UV de resonancia en absorción de Si IV, C IV, S VI, N V, O VI. Dados los altos potenciales de ionización involucrados, y suponiendo condiciones físicas características de la corona galáctica, ello implicaría temperaturas $T \cong 0.6$ a 3.0×10^7 K (p.e. Jenkins & Meloy 1974, Savage 1987, 1991). Las líneas son interestelares, no circumestelares: Jenkins (1978) mostró que la densidad de columna del O VI es proporcional a la distancia r de la estrella observada. También existen observaciones en emisión. Observaciones del IUE sugieren escalas en z de 1 a 3 kpc (Savage & Massa 1987).

2) Rayos X difusos blandos (0.1 a 1.1 keV) observados en emisión (p.e. Tanaka & Bleeker 1977, McCammon et al. 1983). En las bandas B y C (0.13 a 0.82 keV) se los considera emisión térmica de gas caliente de origen predominantemente local (unos pocos centenares de pc). Se ha tratado de explicar la observada anticorrelación global de la emisión X con la emisión de 21 cm mediante un modelo de desplazamiento (Snowden et al. 1991). Empero, resultados recientes del ROSAT muestran evidencias claras de radiación X en la banda C proveniente del halo galáctico (Burrows & Mendenhall 1991). Por otro

lado, $T \cong 10^6$ K corresponde a una escala térmica en z cercana a 6 kpc.

Si bien estos dos tipos de radiaciones no provendrían de las mismas regiones espaciales, ambas evidencian la existencia de una fase caliente. La posible presencia de un medio coronario caliente fue predicha por Spitzer en 1956.

EL MEDIO IONIZADO TIBIO (WIM)

La observación sistemática de radiación difusa óptica data desde la década del 60. Fotografías en $H\alpha$ con 10 Å de resolución muestran extensas áreas de emisión fuera de las regiones HII brillantes, con algunas extensiones alejadas del plano galáctico (Sivan 1974). Estas mediciones, al ser de banda ancha están contaminadas con radiación estelar de fondo y componentes terrestres. Muestreos sistemáticos hechos en $H\alpha$ con Fabry-Perot con resoluciones de $0.26 \text{ \AA} = 12 \text{ km/s}$ y haces de 0.1° y 0.8° fueron hechos en todas las latitudes por Reynolds (1990, 1991). También se captó emisión de líneas de SII y OIII, cuyas intensidades relativas a $H\alpha$ son diferentes al caso de las regiones HII.

La interpretación aceptada es que se trata de gas tibio ionizado con una distribución espacial muy distinta a la de las regiones HII tradicionales. La temperatura del gas se considera superior a 5500 K (por la existencia de líneas prohibidas excitadas térmicamente) e inferior a 20000 K (por los anchos de línea). Probablemente sea $T \cong 8000$ K.

Otras evidencias de este medio son: 1) la dispersión en frecuencia de señales de púlsares, 2) el titileo de radiofuentes de origen interestelar, 3) la rotación de Faraday de origen interestelar.

Con el descubrimiento de púlsares en cúmulos globulares se han podido estimar la densidad electrónica media en el plano $\langle n_e \rangle \cong 0.025 \text{ cm}^{-3}$ y el espesor medio $\langle |z| \rangle \cong N_{H\alpha} / \langle n_e \rangle \cong 900 \text{ pc}$.

La potencia requerida para explicar la emisión de esta fase es nada menos que del orden de 14% de la emisión de las estrellas O, o bien 100% de la potencia producida por las supernovas. Empero, existe un problema de transporte dado que el 85% del WIM estaría situado por encima del estrato donde residen

las fuentes de energía mencionadas.

MODELOS DEL MI

Una vez comprobada la existencia del WNM Clark (1965) elaboró el modelo de las "pasas frías en el budín caliente". El descubrimiento del HIM condujo a la elaboración de nuevos modelos.

Cox y Smith (1974) pusieron el énfasis en la generación, por parte de las supernovas, de grandes masas de gas caliente ionizado de baja densidad, en expansión, y de enfriamiento lento. El modelo de McKee & Ostriker (1977) consideró un equilibrio estacionario global de presiones entre el HIM (con $f \cong 0.75$) y nubecitas esféricas con núcleos de CNM, envolturas interiores de WNM, y envolturas periféricas de WIM. El modelo dependía básicamente de la tasa de explosión de supernovas y de la densidad total del gas. Este revolucionario modelo predijo varios parámetros interestelares, como \bar{n} para el WIM, el valor de la presión interestelar media $p/k \cong 3700 \text{ cm}^{-3} \cdot \text{K}$ y la intensidad X en la burbuja local. Sin embargo, también mostró incoherencias: i) con las observaciones: no hay evidencia de las nubecitas mencionadas; la fracción del WNM resultó ser apreciablemente mayor que la predicha; ii) en las hipótesis: las nubes no son esféricas; las supernovas no se distribuyen al azar en el espacio; la distribución del WIM es muy distinta a la supuesta.

Por todo ello, y para superar los problemas de transporte mencionados surgieron modelos con procesos de intercambio y posibilitando las transformaciones entre las diferentes fases. Estos procesos dan características *cíclicas* al MI con *cambios transitorios* en las abundancias relativas de las fases (p. e. Ikeuchi 1988). Los modelos también incluyen la formación y destrucción de nubes moleculares gigantes e interacciones disco-halo. Así se originaron los modelos de "chimeneas" (p.e. Ikeuchi 1988, Li & Ikeuchi 1990): Nubes moleculares gigantes producen estrellas OB, que originan secuencias de supernovas (SN) formándose superburbujas de HIM y supercáscaras de CNM, ambas en expansión hasta irrumpir en el halo. Allí, el HIM se enfría formando nubes de CNM que caen hacia el disco.

(Compárese también con las fuentes galácticas (p.e. Houck & Bregman 1990) y con los "gusanos" de HI observados por Heiles (1984), y que éste interpretara como cáscaras de HI taladradas a través del disco con salida de HIM al halo).

Agradezco al Dr. E. Bajaja por su lectura constructiva del manuscrito.

REFERENCIAS

- Belfort & Crovisier 1984, AA 136, 368.
Bloemen (ed.): 1991, IAU-Symp. 144.
Burrows & Mendenhall 1991, Nat 351, 629.
Clark 1965, ApJ 142, 1398.
Cox & Smith 1974, ApJ 182, L105.
Dalgarno & McCray 1972, ARAA 10, 375.
Danly 1989 ApJ 342, 785.
Danly et al 1992, ApJS 81, 125.
Elmegreen (ed.): 1992, Highl.Astron. 9, IAU, p.65-114.
Heiles 1984, ApJS 55, 585.
Hjalmarsen 1991, Reunión IAU en Buenos Aires.
Hollenbach, D.J., Thronson (ed.): 1987, Interstellar Processes, Reidel Pub. Co. (H & T)
Houck & Bregman 1990, ApJ 352, 506.
Ikeuchi 1988, FundCosPhys 12, 225.
Jenkins 1978, ApJ 220, 107.
& Meloy 1974, ApJ 193, L121.
Joseph & Jenkins 1991, ApJ 368, 201.
Li & Ikeuchi 1990, PASJ 41, 221.
Löckman 1984, ApJ 283, 90.
McKee & Ostriker 1977, ApJ 218, 148.
McCammon et al 1983, ApJ 269, 107.
Myers 1987, en H & T p. 71.
Pöppel, Marronetti & Benaglia 1989, RevMexAA 21, 273.
Reynolds 1990, IAU Symp 139, 157.
1991, ApJ 372, L17.
Savage 1987, en H & T, p. 123.
1991, IAU Symp 144, 131.
& Massa 1987, ApJ 314, 380.
Sivan 1974, AAS 16, 163.
Snowden et al 1990, ApJ 354, 211.
Shull 1987, en H & T p. 225.
Tanaka & Bleeker 1977, SpScRev 20, 815.