

Capítulo 6

Física y química del medio interestelar

6.1 Introducción

Las muy especiales condiciones en las que se encuentra el medio interestelar (bajísimas densidades, altos o bajos flujos de radiación muy energética, bajísimas o altas temperaturas) determinan un particular comportamiento físico y químico que debe ser estudiado con algún detalle.

Nos ocuparemos en este capítulo de presentar de manera muy sintética algunos de los más importantes aspectos del comportamiento, de la física y la química, de la materia en las condiciones reinantes en el medio interestelar. Con el fin de "matar dos pajaros de un sólo tiro" la descripción de dichos procesos tendrá lugar en el marco de una diferenciación clara de las distintas fases en las que se presenta el medio interestelar, teniendo en cuenta el hecho que distintos fenómenos acaecen en las diversas condiciones que determinan la diferencia entre unas fases y otras.

La mayor parte de la física y la química involucrada en el estudio del medio interestelar goza de una extrema complejidad que en su mayor parte la pone fuera del alcance de este texto, el cual ofrece solo una introducción al tema, y en el que se exponen de manera a veces muy simplificada fenómenos que exigen una descripción más precisa. En la bibliografía del capítulo se incluyen algunas referencias que pueden ser consultadas en busca de información más precisa y completa.

6.2 Las fases del medio interestelar

El medio interestelar no es un simple fluido homogéneo. Las diferencias entre unas regiones y otras de la materia que llena el espacio entre las estrellas en nuestra Galaxia se reflejan en su composición química, no sólo en lo que respecta a diferencias en la manera como los distintos elementos químicos presentes en ellas se unen para formar nuevas

sustancias, sino en la cantidad relativa de los elementos mismos, distintas densidades, diferencias en el contenido de polvo, extensión espacial de regiones bien diferenciadas de otras, temperatura, propiedades emisivas entre otras.

Uno de los principales factores que establecen diferencias entre las distintas regiones del medio interestelar lo constituye su cercanía o lejanía a fuentes de intensa y muy energética radiación electromagnética.

La cercanía a dichas fuentes tiene la capacidad por ejemplo de incrementar considerablemente la temperatura del medio, reducir casi a cero el contenido de polvo, ionizar los átomos y moléculas y excitarlos hasta hacerlos emitir radiación.

Por otro lado, la lejanía de las fuentes mencionadas permite encontrar la materia en un estado más tranquilo, con un alto contenido de polvo y por tanto una elevada opacidad, caracterizado también por la presencia de moléculas a veces muy complejas, bajas temperaturas y altas densidades, condiciones propicias para la formación de las estrellas. Estas dos distintas maneras en las que se puede encontrar la materia en el medio interestelar, introducen el primer esquema de diferenciación. A las primeras, caracterizadas por materia en estado ionizado, elevadas temperaturas y la casi ausencia de polvo se las conoce como *Regiones HII* (Esto debido a que allí el hidrógeno, el más abundante de los elementos químicos en el universo, se encuentra allí en su segundo estado de ionización, es decir aquel en el que ha perdido su único electrón). Por el contrario las segundas, más frías y densas se las conoce como *Regiones HI* (allí la mayoría de los átomos de hidrógeno se encuentra en el primer estado de ionización, es decir aquel en el que no han perdido su electrón).

Al interior de estas regiones podemos a su vez encontrar estructuras con características disímiles en lo que respecta a su composición química, densidad, mecanismos de emisión de radiación y dinámica que obligan a su vez a crear una subestructuración en lo que se conoce finalmente como las fases del medio interestelar.

Las regiones HII pueden aparecer en 4 distintas fases: *nebulosas difusas*, *nebulosas planetarias*, *remanentes de supernova*, *gas interestelar caliente* y *gas internebular*.

Las regiones HI comprenden 2 fases adicionales: *nubes difusas* y *nubes densas*.

En lo que resta del capítulo describiremos los principales aspectos que caracterizan las distintas fases del medio interestelar, los medios para su observación y detección y los procesos físicos y químicos que tienen lugar en su seno.

6.3 Nebulosas difusas

Uno de los primeros medios por los que se pudo constatar la existencia de materia que llenaba el medio interestelar, fue el de la observación de las que conocemos hoy como nebulosas difusas. A este tipo de objetos pertenecen una gran mayoría de las nebulosas catalogadas por Messier y astrónomos posteriores.

Están formadas en general por gas que por distintos procesos de excitación emite radiación de muy diversas longitudes de onda incluyendo, como característica especial, el visible.



Figura 6.1: La nebulosa de la Trífida, una típica *Nebulosa Difusa*.

Se las ve adoptar formas irregulares, en las que se destacan claramente la presencia de filamentos y nubes opacas que obscurecen partes de su anatomía y les dan las particulares formas que exhiben (ver figura 6.1).

Se las encuentra generalmente asociadas con estrellas calientes y luminosas que en la mayoría de las veces aparecen envueltas por ellas o en regiones vecinas. Se ha descubierto que este tipo de asociaciones presenta una regularidad notable : En todas las nebulosas difusas existe siempre por lo menos una estrella que pertenece a tipos espectrales anteriores al tipo B1 (B0, O9, O8, etc.). Este comportamiento está íntimamente ligado con los mecanismos que dan lugar a la emisión de radiación (principalmente en el visible) de estas nebulosas.

Presentan en su espectro visible, pronunciadas líneas de emisión en el rojo y el verde, las que le dan el particular color que exhiben.

6.3.1 Ionización y recombinación

La asociación con estrellas calientes, poderosas fuentes de radiación ultravioleta, determina que una buena parte de la materia que constituye las nebulosas difusas se encuentre en estado ionizado.

El Hidrógeno, el elemento más abundante de la nube (y del universo en general), presenta un potencial de ionización de 13,6 eV. Con ello se encuentra que fotones que tengan longitudes de onda inferiores a 912 Å, estarán en capacidad de ionizar los átomos de Hidrógeno. Sólo las estrellas más calientes poseen altos flujos de radiación en esta región del espectro electromagnético, y por tanto sólo ellas tendrán la capacidad de ionizar la

suficiente cantidad de materia necesaria para crear estructuras como las descritas.

Los electrones emitidos por el proceso de ionización, encuentran otros electrones con los que intercambian algo de la energía que recibieron de la radiación. Esto termaliza el gas de electrones, que al interactuar con los protones libres les termalizan también. El resultado es un medio en el que las velocidades de las partículas se distribuyen maxwellianamente caracterizado por una temperatura cercana a la de la atmósfera de la estrella que rodea, alrededor de 10^3 a 10^4 K.

Los encuentros entre electrones y iones eventualmente terminan en una recaptura del primero por este último, proceso conocido como recombinación. La recombinación de los electrones del gas y los iones en el presentes se constituye en un mecanismo rival al de ionización : lo que en una región de la nube es logrado por el último proceso puede ser borrado o superado por el primero. En casi todo el volumen de la nebulosa, los procesos de ionización y recombinación están en equilibrio. Sin embargo en las regiones más alejadas de la estrella o estrellas excitadoras el flujo de radiación ultravioleta se reduce en suficiente cuantía para que este delicado equilibrio se rompa y la recombinación elimine completa y rápidamente lo logrado por la ionización. En estas regiones la nebulosa encuentra lo que podemos llamar el límite entre sí misma y el medio circundante. La existencia de un tal límite de la región de ionización que rodea una estrella, identificada en nuestra descripción con la nebulosa misma, fue establecido por primera vez por Stromgren. Un análisis preciso del equilibrio entre los procesos de ionización y recombinación en la materia interestelar que rodea una estrella dada, permiten establecer la existencia de una superficie circular con centro en la estrella dentro de la cual la materia esta ionizada y fuera de la cual la radiación ultravioleta no es suficiente para mantenerla en un tal estado. A esta región se la conoce como la Esfera de Stromgren, y su radio esta dado por,

$$R_S \approx \left(\frac{3J_{ion}}{r\pi\alpha n_e^2} \right) \quad (6.1)$$

donde J_{ion} es el número total de fotones emitidos por la estrella con longitudes de onda inferiores a la longitud crítica de ionización (para el Hidrógeno por ejemplo 912\AA), n_e es la densidad electrónica y α es un parámetro conocido como el factor de recombinación definido por,

$$r_{rec} = \alpha n_e$$

donde r_{rec} es la rata de recombinación (número de recombinaciones por unidad de tiempo). α depende en general de la temperatura del gas. Asumiendo $T \approx 10^4$, α toma el valor,

$$\alpha = 4 \times 10^{-13} \text{cm}^3 \text{s}^{-1}$$

En 6.1 J_{ion} depende en general de la temperatura efectiva de la estrella y es mayor en tanto mayor sea esta última. Como era de esperarse las regiones de ionización alrededor de estrellas más calientes y por tanto las nebulosas difusas en cuyo interior se las encuentra son mayores también.

En la deducción del valor del radio de la región de ionización, dado por 6.1, se tuvo sólo en cuenta como factor de ionización la radiación directamente emitida por la estrella. Sin embargo se sabe que en el proceso de recombinación puede ser emitida radiación con energía suficiente para ionizar otros átomos. Así aunque el flujo de radiación ultravioleta de la estrella central sea muy pequeño en la periferia de la nube, algunos átomos por encima de esta región pueden ser ionizados por efecto de los procesos de recombinación allí acaecidos. Los límites de la región de ionización se extienden algo más allá del umbral establecido por R_S tal y como es presentado en 6.1.

Otro factor que tiende a hacer más grande el radio de la región de ionización tal y como fue calculado arriba, reside en el hecho de que la presión en dicha región se incrementa respecto a la presión del medio circundante. Esto se debe al incremento en la densidad numérica de partículas presentes en la nebulosa, por efecto de la liberación de los electrones de los átomos neutros, del cuál depende directamente la presión. Con una presión interior mayor la nebulosa se expande hasta alcanzar con el medio el equilibrio hidrostático.

Si la materia interestelar que envuelve una estrella caliente se ioniza formando una región aproximadamente esférica, ¿ por qué las nebulosas difusas presentan formas tan caprichosas ?. La respuesta radica en el hecho de que siempre es posible encontrar a las nebulosas difusas en asociación con otras fases del medio interestelar, nubes densas por ejemplo, que pueden oscurecer una buena parte de la radiación emitida desde una buena parte de la esfera de Stromgren que la define. Es pues la presencia de estas nubes la que finalmente determina la compleja anatomía de la nebulosa.

Sin embargo, cuando se examina la nebulosa en longitudes de onda inalteradas por la opaca materia de las nubes densas en su seno sale a la luz la esperada simetría esférica de la nebulosa.

6.3.2 Mecanismos de emisión de las nebulosas difusas

Además de su notable emisión en el visible, gracias a la cual podemos observarlas con telescopios convencionales e incluso a ojo desnudo, las nebulosas difusas emiten en un gran rango de longitudes de onda en el espectro electromagnético. Distintos son los procesos que dan lugar a la emisión de la nube en distintas longitudes de onda.

La principal componente de la emisión de las nebulosas difusas, en el visible, viene principalmente del proceso de recombinación. El electrón que se une al ión que lo atrapa no lo hace pasando directamente desde el estado libre en el que se encuentra hasta el estado base. Si fuera así emitiría un fotón con exactamente la misma energía de aquel que lo desprendió del átomo al que pertenecía. Los efectos de ambos procesos se cancelarían y podría decirse que el fotón considerado nunca desapareció . Por el contrario el descenso del electrón desde el estado libre hasta el estado menos energético se hace a través de una serie de saltos entre niveles distintos en el ión. Estos saltos dan lugar a fotones con longitudes de onda que pueden ser completamente distintas a las de los fotones excitadores.

La estructura de los átomos en cuestión establece distintas probabilidades para la ocurrencia de los saltos desde unos niveles a otros. De gran probabilidad, por ejemplo son los

saltos que se realizan entre niveles más altos al segundo nivel en el átomo de Hidrógeno. Estos saltos dan lugar a la familia de líneas en el visible del Hidrógeno conocida como la Serie de Balmer. Entre ellas la más probable e intensa en las nebulosas difusas es la correspondiente al salto que se realiza desde el tercer al segundo nivel atómico. En el proceso se emite un fotón con energía dada por,

$$E = 13,6eV \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{3^2} \right) \approx 1,89eV$$

Que tiene una longitud de onda dada por,

$$\lambda = \frac{hc}{E} = 6562\text{\AA}$$

Esta línea, conocida como la línea H_α de la serie de Balmer, que se encuentra en la región roja del espectro visible, representa una de las más intensas líneas de las nebulosas difusas y es con mucho la que determina el particular color que exhiben.

Medidas precisas permiten demostrar que la energía total emitida por una nebulosa difusa típica en la longitud correspondiente a la línea de Balmer, es del orden de 1/10 de la energía total emitida por una estrella de tipos espectrales como los encontrados en su interior. Así una buena parte de la energía emitida por la estrella (que lo hace principalmente en el ultravioleta) es eficientemente convertida en radiación visible que escapa fácilmente de la nebulosa.

Otras líneas de recombinación en el visible observadas en las nebulosas difusas pertenecen por ejemplo a iones como He^+ , C^+ , N^+ , O^+ entre otras.

Otra de las contribuciones importantes a la emisión de radiación visible por las nebulosas difusas la proveen las denominadas líneas nebulares verdes. Estas líneas son producidas por un particular proceso, que sólo tiene lugar en condiciones extremas como las registradas en el medio interestelar, que se conoce como transiciones prohibidas.

El concepto de transiciones prohibidas aparece cuando consideramos las denominadas reglas de selección que operan en las transiciones entre los niveles energéticos en un átomo particular. Se establece por ejemplo que las transiciones producidas entre niveles que teniendo distinto número cuántico principal n , tengan el mismo número cuántico de momento angular, l , no pueden ocurrir (en primera aproximación). Más precisamente cuando un electrón es por algún proceso conducido a un nivel dado, la probabilidad de que descienda a un nivel que viole la regla de selección mencionada es muchísimo menor a la probabilidad de descienda a niveles "permitidos" por la regla de selección.

Imaginemos por ejemplo el caso del electrón un átomo de hidrógeno que de alguna manera ha sido ascendido al estado caracterizado por los números cuánticos $n = 2$, $l = 0$, $m_l = 0$ y $m_s = +1/2$. los únicos estados de energía menor a la de este ($n = 1$, $l = 0$, $m_l = 0$ y $m_l = \pm 1/2$), no son "permitidos" por que la transición viola la regla de selección, $\Delta l \neq 0$. En sentido preciso, el tiempo medio que transcurre para que la transición considerada tenga lugar espontáneamente es relativamente grande. A los estados con esta característica se los conoce como Estados Metaestables. En las condiciones del laboratorio,

el átomo frecuentemente encuentra otros átomos con los cuales puede intercambiar energía. En dichas interacciones, la energía del electrón en el nivel metaestable en el que fue atrapado, puede ser cedida a otros átomos en lugar de ser emitida en la forma de un fotón. En tal situación la transición se realiza y el átomo se desexcita sin emitir radiación. En las condiciones del medio interestelar, dónde los encuentros interatómicos son poco frecuentes (del orden de centenares de años en promedio en las regiones con densidades intermedias), el electrón que eventualmente ha sido ascendido a niveles metaestables tiene el tiempo suficiente para que la improbable transición tenga lugar espontáneamente con la emisión de un fotón.

En las fases más tempranas del estudio espectroscópico del medio interestelar se había descubierto ya la existencia de un par de líneas en el verde (N_1 y N_2 en $\lambda = 5007\text{\AA}$ y 4959\AA) emitidas por nebulosas difusas y otras regiones HII. El desconocimiento inicial del origen de las líneas condujo a la propuesta de que se trataba de líneas que identificaban a un desconocido elemento que se bautizó como "Nebulio". Los desarrollos posteriores de la física atómica permitieron identificar dichas líneas con transiciones prohibidas en el ión O^{++} .

Las nebulosas difusas son fuentes también de un continuo de radio, concentrado principalmente en la región centimétrica del espectro radieléctrico ($0,1\text{GHz}$ a 10GHz). El origen de ese continuo lo encontramos en el proceso conocido como *Bremsstrahlung* (que en Alemán significa literalmente, radiación de frenado), consistente en la emisión de radiación cuando los electrones libres en la nebulosa encuentran iones que por efecto de su interacción electrostática convierten parte de la energía cinética del electrón en radiación electromagnética, frenándolos en el proceso. El electrón sufre así pues una transición entre dos estados libres (transición free-free). Dado el infinito número de estados libres del electrón, las transiciones se producen con la emisión de un continuo de longitudes de onda.

La radiación así emitida presenta una distribución típica de un cuerpo negro a una temperatura de 10^4K , la que coincide exactamente con la temperatura calculada por otros métodos. Esta característica de la radiación, su distribución planckiana típica de un cuerpo en equilibrio termodinámico, hace que regularmente se llame a este tipo de emisión de la nebulosa difusa, Continuo Térmico de Radio.

En radiofrecuencias, aparecen también líneas de recombinación bien definidas. Los primeros peldaños que baja el electrón desde el estado libre previo hasta el de mínima energía en el ión durante el proceso de recombinación, dan lugar a la emisión de fotones de bajísima energía con frecuencias en la banda de radio.

Las transiciones que dan lugar a este tipo de líneas se producen por transiciones entre niveles vecinos con $n > 60$.

La frecuencia de una línea emitida por transición entre el estado $n + \Delta n$ y el estado n está dada por,

$$\nu = cR_{\infty}Z_{eff}^2 \left[\frac{1}{n^2} - \frac{1}{(n + \Delta n)^2} \right] \approx 2cR_{\infty}Z_{eff}^2 \frac{\Delta n}{n^3}$$

Donde R_∞ es la constante de Rydberg asumiendo despreciable la masa del electrón respecto de la del núcleo y $Z_{eff} \times e$ es la carga efectiva que "ve" el electrón. En el caso del ión de Hidrógeno, $Z_{eff} = 1$ y es aproximadamente 1 para los demás átomos que han perdido sólo un electrón, razón por la cual las frecuencias de las líneas de recombinación en radio emitidas por diversas especies atómicas son muy cercanas y a veces indistinguibles. Así por ejemplo la línea producida por una transición entre el nivel 110 y el nivel 109, en el ión H^+ tiene una frecuencia de 5009 MHz (se la denota como la línea $H109\alpha$), mientras que la misma línea emitida por recombinación en el ión He^+ tiene una frecuencia de 5011 MHz.

6.4 Nubes Difusas

Una buena parte del Hidrógeno interestelar, el que no se encuentra ionizado en las calientes regiones vecinas a las estrellas, hace parte de las conocidas como regiones HI. La materia en estas relativamente tranquilas regiones del medio interestelar aparece regularmente concentrada formando dos tipos de estructura: Las nubes difusas y las nubes densas.

Sus principales diferencias radican como es explícito en sus nombres en su transparencia al visible, propiedad que a su vez está determinada por sus diferentes densidades, composición química y contenido de polvo.

Las nubes difusas son una fase de las regiones HI principalmente caracterizada por tener bajas densidades de gas y polvo. Esta condición determina que, contrario a la fase opuesta, las nubes densas, sean regiones muy transparentes del medio interestelar. A pesar de que a su través la radiación puede propagarse con alguna facilidad, transfiriendo energía a la materia que las constituye y elevando su temperatura, la intensidad de dicha radiación no es suficiente para ionizar la materia, pero es capaz de imprimir restricciones al proceso de formación de moléculas muy complejas, proceso que, como veremos, es común en las nubes densas.

Las nubes difusas, a veces de muy grandes dimensiones, llenan una buena parte del volumen interestelar en nuestra galaxia. Ellas son unas de las responsables del fenómeno de extinción y enrojecimiento de la luz estelar así como de las peculiares líneas de absorción que aparecen en los espectros estelares mencionadas en el capítulo 5.

Describiremos a continuación la manera como se producen estos fenómenos en el seno de estas nubes así como el modo en que su estudio nos provee de información clave, relativa a las condiciones de la materia en el medio interestelar.

6.4.1 Extinción y enrojecimiento de la luz estelar

Ya en el capítulo 5 habíamos mencionado que una de las pruebas de la existencia de materia en los espacios entre las estrellas era la observación de una reducción en el brillo esperado de las estrellas (extinción) que presentaba además una dependencia con la zona del espectro visible estudiada (enrojecimiento).

Para cuantificar los efectos de extinción y enrojecimiento de la luz estelar, podemos escribir la siguiente relación entre la magnitud observada y esperada de una estrella,

$$m_\lambda = m_{\lambda_o} + a_\lambda$$

donde el subíndice o hace referencia aquí a una cantidad predicha teóricamente y λ indica que las cantidades involucradas son determinadas midiendo la cantidad de luz que llega desde la estrella en un estrecho rango de longitudes de onda centrado en λ .

El parámetro a_λ , que llamaremos coeficiente de extinción, cuantifica el grado de extinción y enrojecimiento sufrido por la luz de la estrella y en general dependerá de cantidades como la distancia a la estrella, la densidad del medio y su composición química. Intentaremos a continuación establecer la relación que existe entre este parámetro y las cantidades de relevancia indicadas.

Haciendo referencia a la figura podemos escribir la relación existente entre m_λ y m_{λ_o} como se sigue de la ley de Pogson, así ,

$$m_\lambda = m_{\lambda_o} - 2,5 \log_{10}(I_\lambda/I_{\lambda_o})$$

Si asumimos un modelo simple de la transferencia de radiación a través de la nube, en el que suponemos que no existen fuentes propias de ningún tipo de radiación ($S_\lambda = 0$) encontramos resolviendo la ecuación de transferencia radiativa,

$$I_\lambda = I_{\lambda_o} \exp(-\tau_\lambda)$$

dónde τ_λ es la profundidad óptica total de la nube. Reemplazando en la ley de Pogson escrita para el caso de nuestro interés, encontramos,

$$m_\lambda = m_{\lambda_o} + 1,086\tau_\lambda$$

Por la definición de a_λ concluimos que,

$$a_\lambda = 1,086\tau_\lambda$$

τ_λ está dado por definición en términos de la opacidad, κ_λ , de la materia de la nube y su densidad por,

$$\tau_\lambda = \int_0^s \kappa_\lambda \rho ds$$

$\kappa_\lambda \rho$ tiene las unidades del inverso de una longitud. Podría decirse que el inverso de esta cantidad es una longitud característica del medio, la distancia que debe recorrer un rayo de luz libremente antes de encontrar un partícula del medio con la cual interactuar, esto es, su camino libre medio. En la sección 2.4, habíamos encontrado una relación entre esta última cantidad y la sección eficaz de la interacción considerada. Allí encontramos,

$$l_\lambda = \frac{1}{n\sigma_\lambda}$$

De esta forma podemos reescribir la profundidad óptica de la nube en unos términos más adecuados,

$$\tau_\lambda = \int_0^s n\sigma_\lambda \rho ds$$

Asumiendo que las propiedades absorbentes de la materia (σ_λ) no varían apreciablemente en el interior de la nube, encontramos, por integración de la forma final para la profundidad óptica, la relación,

$$a_\lambda = 1,086\sigma_\lambda N$$

donde $N = \int_0^s n ds$ recibe el nombre de densidad por columna y se define como la cantidad de partículas absorbentes en el interior de un cilindro con área transversal unitaria y longitud igual a la distancia Tierra-Estrella observada.

Esta última relación está muy cerca ahora de lo que buscábamos en un principio : relacionar el parámetro a_λ con cantidades físicas de interés en la nube. Algunos problemas restán por ahora. ¿ Cuáles son las partículas dispersoras ?, ¿ qué dependencia tiene σ con la longitud de onda?.

2 posibles respuestas a la primera cuestión (origen de la absorción) son admitidas : la radiación es dispersada y absorbida por los átomos del gas o por los granos de polvo.

El efecto sobre la luz de una nube de partículas macroscópicas pequeñas (granos de polvo por ejemplo) fue primero estudiado por Von Mie.

En este caso el proceso de extinción de la radiación es debido al efecto que tiene la presencia de la partícula considerada como un obstáculo a la libre propagación de la onda. Como la interacción en este caso es principalmente de carácter geométrico, podemos sin perder ninguna precisión suponer que la sección eficaz de interacción de la radiación con los granos es un múltiplo de la sección transversal geométrica de los mismos. Así ,

$$\sigma_\lambda = Q_\lambda \sigma_g$$

El parámetro Q_λ que es conocido en la teoría de Mie como el factor de eficiencia depende en general de la manera como la onda con longitud λ se comporte frente al obstáculo que constituye la partícula dispersora. Von Mie estudio el problema asumiendo por simplicidad el caso de partículas perfectamente esféricas y encontró que Q dependía del inverso de la longitud de onda : La radiación con longitud de onda mucho más grande que los granos, por el fenómeno de difracción puede "rodearlos" y el efecto de la partícula sobre ella es pequeño. Por otro lado si la radiación incidente tiene longitudes de onda del orden o menores a las dimensiones del grano la difracción no será eficiente y parte de la radiación será dispersada desde la superficie de las partículas dispersoras en todas direcciones.

Aplicando el modelo de Mie al caso de la interferencia de la materia interestelar sobre la radiación que la atraviesa obtenemos finalmente para el coeficiente de extinción,

$$a_\lambda \sim \frac{1,086\pi a^2}{\lambda}$$

La anterior dependencia de a con la longitud de onda ha sido observacionalmente corroborada, lo que nos permite concluir que los fenómenos estudiados, extinción y enrojecimiento de la luz estelar, son producidos por dispersión de Mie en el polvo interestelar.

6.4.2 Propiedades emisivas de las nubes difusas

Además de absorber la radiación que las atraviesa las nubes difusas también emiten la suya propia.

La más importante componente de la materia que constituye estas masivas y tenues nubes es el hidrógeno. En las condiciones reinantes en estas regiones del medio interestelar el hidrógeno sólo puede encontrarse en estado atómico (no es posible ionizarlo porque el flujo de radiación ultravioleta es bajo y la formación de moléculas biatómicas sufre una serie de inconvenientes que las hacen muy escasas).

En estas condiciones el hidrógeno atómico está en capacidad de emitir (si se lo excita convenientemente) radiación correspondiente a transiciones hacia el estado base, transiciones que producen fotones de energías en el rango del ultravioleta (Serie de Lyman). Sin embargo la observación de una tal eventual emisión del Hidrógeno en las nubes difusas exige poner instrumentos de medida por encima de la atmósfera. Este requisito insoslayable en los primeros tiempos del estudio del medio interestelar obligó la realización de un esfuerzo teórico para buscar si existía algún otro modo de detectar la presencia y medir la abundancia del Hidrógeno en las gigantescas nubes difusas. En el año de 1951 Van de Hulst obtuvo la respuesta: el Hidrógeno atómico en las condiciones del medio interestelar es capaz de emitir una radiolínea centrada en los 21 cm (1440 MHz) detectable por instrumentos en Tierra.

La observación y medida de la línea de 21 cm del hidrógeno neutro en el medio interestelar hoy por hoy y desde el tiempo de su descubrimiento se ha constituido en uno de los más directos y eficaces medios para estudiar la distribución general de la material en el medio interestelar así como su dinámica.

¿Cómo se produce esta particular línea?

La primera aproximación mecánico cuántica al estudio de la estructura de los estados electrónicos en el átomo de hidrógeno, nos habla de la existencia de un conjunto de 4 números cuánticos para caracterizar dichos estados: el número cuántico principal n ($n = 1, 2, 3, \dots$), el número cuántico de momento angular l ($l = 0, 1, 2, \dots, n-1$), el número cuántico m_l ($m_l = -l, \dots, l$) y el número cuántico de espín m_s ($m_s = \pm 1/2$). En esta primera aproximación a la estructura del átomo, la energía del electrón es sin embargo una función única del primer número cuántico (n). Se registra así la existencia de una degeneración de todos los estados que teniendo distintos valores de los últimos 3 números cuánticos comparten el primero de ellos. En total $2n$ estados electrónicos comparten la misma energía E_n .

En una aproximación mejor deben considerarse efectos de segundo orden que tiene por ejemplo en cuenta el hecho de que el electrón (que se comporta como un pequeño dipolo magnético) es sensible a la presencia de campos magnéticos en el espacio en el que se mueve. El primero de ellos tiene origen en el movimiento circular que respecto al electrón presenta el núcleo. Dicho núcleo induce en el referencial del electrón un campo magnético que interactúa con el espín (momento dipolar magnético intrínseco) del mismo. La magnitud de dicha interacción depende de su momento angular orbital. Un tal efecto tiene como resultado eliminar la degeneración de los estados que teniendo el mismo n poseen distintos valores de l . En términos espectrales, este fenómeno conduce a la aparición de lo que se conoce como la estructura fina de las líneas espectrales del Hidrógeno.

El núcleo mismo se comporta también como un pequeño imán (tiene asociado un momento dipolar magnético intrínseco o espín). El electrón puede interactuar también con el campo magnético producido por el núcleo y eliminar la degeneración en otro número cuántico. En esta situación podemos decir que la energía total del electrón ya no es sólo debida a su interacción Coulombiana y la interacción con el campo magnético asociado al movimiento orbital, sino que además una pequeña energía adicional debe ser introducida teniendo en cuenta la interacción con el momento dipolar magnético del núcleo, dada por,

$$E_{s-s} = \mu_e \cdot \mu_p$$

Nótese que cuando los espines son antiparalelos (supongamos en el estado caracterizado por $m_s = +1/2$) la interacción espín electrónico-espín nuclear reduce algo la energía total del electrón ($E_{tot} = E_n + E_{s-l} + E_{s-s}$), mientras que cuando son paralelos ($m_s = -1/2$), E_{s-s} es positiva y la energía total del electrón es mayor. De este modo la energía de dos estados con distinto número cuántico de espín es levemente distinta y se elimina por tanto la degeneración en dicho número cuántico.

En las condiciones del medio interestelar la mayor parte del hidrógeno se encuentra en su estado base ($n = 1, l = 0, m_l = 0, m_s = +1/2$). Las colisiones con otros átomos, a veces muy raras, tienen la capacidad de ascender el electrón a niveles excitados por encima de dicho estado. En una de esas colisiones el electrón puede ser ascendido al primer y más cercano nivel excitado ($n = 1, l = 0, m_l = 0, m_s = -1/2$), en el que todos los números cuánticos se mantienen invariables pero la dirección de su espín se invierte. ¿Qué sucede entonces?. Como es de esperarse el electrón debe buscar el estado de mínima energía y regresar al estado base del que partió. Sin embargo una tal transición está en una primera aproximación prohibida porque no involucra un cambio en el momento angular orbital del electrón, una condición exigida en esta aproximación. En una aproximación mayor la transición es permitida pero altamente improbable y finalmente el electrón puede permanecer por largos períodos de tiempo en ese estado metaestable hasta que eventualmente decae espontáneamente emitiendo un fotón con energía,

$$E = 2 | E_{s-s} |$$

y con una longitud de onda de,

$$\lambda = 21,1\text{cm}$$

En el laboratorio, las condiciones de densidad son tales que aunque el estado metaestable citado sea poblado grandemente, las mismas colisiones con átomos vecinos (muy comunes en estas condiciones) pueden causar la desexcitación sin que haya emisión espontánea de la línea mencionada.

Así pues la importantísima línea de los 21 cm emitida por el hidrógeno neutro en las nubes difusas es producido por una transición prohibida, como lo eran las ya mencionadas líneas nebulares emitidas por el ión O^{++} .

En la tercera parte estudiaremos manera como es utilizada la observación de la línea en los 21 cm para descubrir la distribución general de la materia interestelar en nuestra Galaxia así como para estudiar el comportamiento dinámico de la misma y de otras galaxias.

A pesar de no ser un proceso directamente asociado con la emisión de radiación por las nubes difusas, la dispersión de la luz de estrellas vecinas por parte del polvo en algunas nubes de este tipo dan lugar a la aparición de particulares estructuras conocidas como nebulosas de reflexión. La principal característica que las distingue de las denominadas Nebulosas de emisión (Nebulosas difusas, nebulosas planetarias y remanentes de supernova) radica en el hecho de que su espectro es continuo y no presenta, como las últimas, líneas de emisión. Esta característica nos permite establecer que la radiación proveniente de estas nebulosas es el resultado de la dispersión de la luz de estrellas cercanas en el polvo que las constituye. Las características de dicho proceso dispersivo, descritas por el modelo de Mie, explican además la razón por la cual este tipo de nebulosas presentan una coloración particularmente azulada : La radiación desde ellas emitida no es otra cosa que toda la radiación que es eficientemente dispersada en direcciones distintas de la dirección original de propagación ; pero vimos que sólo la luz con longitudes de onda muy corta (la componente azul del visible) es eficientemente dispersada mientras la que tiene longitudes de onda mayor se propaga casi libremente sin ser afectada por el polvo. El resultado es que cuando se mira desde un costado la luz dispersada por la nube estará empobrecida en "rojo" y aparecera más azul de lo que originalmente era la luz de la estrella. Un efecto similar explica también un fenómeno tan distinto como el color azul del cielo diurno en la Tierra.

6.5 Nubes densas

También llamadas nubes moleculares, las nubes densas son con mucho las regiones más densas y frías del medio interestelar. Con un alto contenido de polvo su opacidad en el visible es máxima, razón por la cual se las puede dsitinguir a veces más fácilmente que la otra componente de las regiones HI, las nubes difusas, como vacíos en la distribución de estrellas en algunas regiones de la Vía Láctea (Globulos de Bok o nubes oscuras de Barnard), o formando caprichosas figuras que se proyectan contra las brillantes nebulosas difusas con las que muchas veces se las encuentra en asociación (ver figura 6.2).



Figura 6.2: La Nebulosa del Aguila, una asociación entre una nebulosa difusa (regiones brillantes) y una nube densa (regiones oscuras).

El polvo que en ellas reside actúa como coraza protectora contra la energética radiación ultravioleta proveniente de estrellas, a veces muy cercanas, facilitando la aparición de una a veces compleja química en su interior. A pesar de ser opacas a la radiación visible y ultravioleta la radiación emitida en la banda de radio por las moléculas en la nube la abandona fácilmente trayéndonos información sobre sus condiciones interiores y composición química.

El efecto aislante del polvo frente a la radiación proveniente de estrellas cercanas tiene también como efecto reducir la temperatura interior de la nube hasta valores que en algunos casos pueden aproximarse a la temperatura media del universo, cercana a los $3K$. Altas densidades y bajas temperaturas hacen de las nubes densas los mejores candidatos para convertirse en la materia de la que se forman las estrellas. En efecto, la existencia de asociaciones entre nebulosas difusas y nubes oscuras (nubes densas) ratifica la idea de que sólo en el seno de estas últimas puede tener lugar el proceso de formación estelar tal y como fue descrito en la sección 4.2.

A continuación revisaremos algunos de los más importantes aspectos relacionados con la estructura de las nubes densas, la presencia y el papel del polvo en ellas y su rica química que determina a su vez sus propiedades emisivas.

6.5.1 El polvo interestelar

El 1% de la masa de las nubes densas está en la forma de lo que se conoce como el polvo interestelar. A pesar de que dicha fracción de masa parece muy pequeña el efecto que esta materia tiene sobre las propiedades de esta fase del medio interestelar es completamente determinante.

Por polvo interestelar nos referimos a granos macroscópicos formados por la agregación de alrededor de 10^9 átomos. Estos granos pueden tener dimensiones del orden $0,1\mu m$. Sus propiedades absorbentes y emisivas, principalmente en el infrarrojo nos permiten deducir información relacionada con su composición química. La mayoría de los granos podrían estar compuestos de grafito o carburo de silicio sobre los que se depositan otros materiales que pueden adherirse fácilmente al grano por efecto de las bajas temperaturas reinantes en el medio en el que ellos se encuentran, metales como hierro, calcio aluminio podrían fácilmente adherirse a la superficie del grano. En otras ocasiones podrían estar formados por hielos de sustancias como el agua, el amoníaco o el metano a los que se adhieren también impurezas metálicas como las anteriormente mencionadas.

Una de los más problemáticos aspectos relacionados con el polvo interestelar radica en los procesos que lo originan.

Los granos de polvo podrían formarse inicialmente por la unión de moléculas para formar estructuras gigantes con 10 a 20 átomos. Estas estructuras harían el papel de semillas sobre las que lentamente se irían agregando átomos y otras moléculas libres en el medio. ¿Cuánto tiempo transcurre desde el inicio del proceso (la creación de una semilla) que no debe superar un tamaño de unos 50Å hasta la constitución final de un grano como los observados con dimensiones del orden de 1000Å ?. Un modelo simple del crecimiento de

los granos por agregación continua de los átomos libres en la nube nos da un estimativo de la duración de un proceso como este.

Imaginemos una situación en la cual un proto-grano de radio r_i encuentra partículas (átomos o moléculas) en el medio en el que se mueve. No todas las partículas que encuentra se adherirán a su superficie, bien sea porque no son fácilmente adheribles al grano mismo o porque la velocidad relativa a la que viajan es muy grande como para permitirles unirse al grano. Si suponemos que n es la densidad numérica de partículas "adheribles", v su velocidad y m su masa un cálculo preciso nos permite encontrar que después de transcurrido un tiempo t el radio final del grano, r_f está dado por,

$$r_f = r_i + \frac{\alpha n m v t}{4\rho}$$

Donde ρ es la densidad del grano, que hemos asumido constante en el tiempo, y α es un parámetro conocido como el coeficiente de adhesión y que por definición es el número de partículas adheribles al grano que efectivamente se adhieren en un proceso de colisión a muy baja velocidad relativa.

Suponiendo $r_f \approx 3 \times 10^{-7}$ ($0,3 \mu m$), $r_i \ll r_f$, $\alpha = 1$ (todos los átomos adheribles en efecto lo hacen), $n = 10^3 \text{ m}^{-3}$ (densidad numérica típica de moléculas de agua, la sustancia adherible más abundante en el medio interestelar), $m_{H_2O} = 3 \times 10^{-26} \text{ kg}$ ($\mu_{H_2O} = 20$) y $v = 200 \text{ m/s}$ (la velocidad de las moléculas de agua a una temperatura de 20 K, temperatura típica en las nubes densas), el tiempo requerido para formar el grano de las dimensiones indicadas resulta ser,

$$t_{form} = 6,3 \times 10^9 \text{ años}$$

Un tiempo comparable con la edad del universo. Vemos pues que en las condiciones reinantes en el medio interestelar la formación de granos de polvo es un proceso demasiado lento para explicar la cantidad de polvo presente en dicho medio.

Parece ser pues que el polvo que llena todo el medio interestelar se formó en regiones más densas donde los encuentros interatómicos parecen más probables y se suceden con mayor frecuencia. El lugar ideal para la ocurrencia de un tal fenómeno lo constituyen las atmósferas frías de las estrellas gigantes. A las densidades y temperaturas allí reinantes el proceso de formación de granos de polvo podría ser un proceso eficiente. Pero, si el polvo se forma en las vecindades de las estrellas frías como se integra al medio interestelar ¿ dónde ha sido finalmente observado ?. Una vez constituidos allí los granos de polvo serían lentamente empujados hacia afuera por efecto del viento estelar (que en las últimas fases de la vida de las estrellas progenitoras es bastante intenso) y por el empuje de la radiación. Generaciones tras generaciones de estrellas progenitoras de polvo habrían producido una cantidad suficiente como para explicar la densidad observada de esta materia en el medio interestelar.

La existencia de una particular y distinta emisión infrarroja observada en las atmósferas de algunas estrellas es un indicativo de la validez del escenario de formación de polvo en

las atmósferas estelares, en tanto este tiene la capacidad de absorber la radiación más energética emitida por la estrella y reemitirla en el infrarrojo.

Otro de los lugares de eficiente formación de granos de polvo lo constituyen las envolturas de las protoestrellas, en las cuales por efecto del colapso gravitacional de una nube normal la densidad de materia se incrementa en suficiente cuantía como para provocar un eficiente proceso de formación de polvo. El polvo así formado envolvería completamente la protoestrella, ocultándola completamente tal y como fue descrito en la sección 4.2. La radiación absorbida por esta cáscara de polvo sería reemitida por él en la forma de radiación infrarroja. La existencia de potentes fuentes compactas de radiación infrarroja, asociadas seguramente con protoestrellas demuestra la validez del escenario descrito. Conforme se sucedieran fases posteriores de la evolución de la protoestrella el polvo así formado sería finalmente expulsado por potentes vientos producidos por el objeto central integrandose al medio que lo rodea.

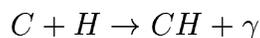
6.5.2 La química en las regiones HI

El comportamiento de la materia en las regiones HII del medio interestelar es relativamente simple : la radiación ultravioleta proveniente fuentes cercanas mantiene en un estado constante de ionización a una buena parte de los átomos que la constituye. Con una tal presencia de radiación energética en la nube se hace difícil la ocurrencia de procesos químicos en los cuales dos o más átomos se unan para formar estructuras mayores.

En regiones alejadas de las poderosas fuentes de radiación ultravioleta, donde el flujo de radiación energética se ha reducido en suficiente cuantía para permitirle a la mayoría de los átomos conservar sus electrones (regiones HI) la historia es bien distinta. A las temperaturas y densidades allí reinantes los procesos de interacción interatómica se hacen importantes y permiten la aparición de moléculas en algunos casos de una gran complejidad.

Existe un conjunto bien conocido de procesos que puede dar lugar a la formación de moléculas de muy diversas complejidades. A continuación describiremos las características generales de cada uno de esos procesos.

El más simple proceso de formación de moléculas en el medio interestelar lo constituye la unión directa de dos átomos que eventualmente se aproximan e interactúan. Un proceso como este explica por ejemplo la formación de CH por colisión entre un átomo de Carbono y uno de Hidrógeno,



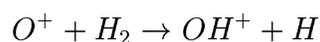
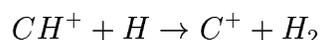
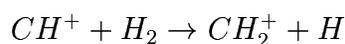
Examinando esta sencilla reacción descubrimos algunas de las propiedades generales de la química en el medio interestelar.

En condiciones de laboratorio la densidad de partículas en un medio formado por diversas especies es tan alta que no sólo los procesos de colisión entre dos especies tienen lugar sino que en algunas ocasiones 3 partículas pueden encontrarse y dar lugar a reacciones

trimoleculares. En el medio interestelar, donde reinan las bajas densidades, la probabilidad de ocurrencia de un tal proceso es en extremo baja de modo que todas las reacciones involucran siempre sólo 2 reaccionantes. La química del medio interestelar es pues una química de reacciones bimoleculares.

Las bajísimas temperaturas registradas allí imponen también una restricción al proceso de intercambio de energía involucrado en la reacción. Al no existir en el medio, abundante energía disponible las reacciones que requieren un suministro de la misma para llevarse a cabo son muy improbables. En el medio interestelar la mayoría, sino todas las reacciones químicas, liberan energía, son exotérmicas. La baja densidad del medio implica que dicho proceso de liberación de la energía sobrante en las reacciones, se produzca no por transferencia a otras partículas en el medio (calentamiento) sino por liberación de radiación electromagnética. En el medio interestelar son comunes y probables los procesos fotoquímicos.

Uno de los más comunes procesos de formación de moléculas en el medio interestelar involucra la participación de especies iónicas,



La probabilidad de que un átomo o molécula encuentre una especie iónica es muchísimo más probable de que lo haga con una especie neutra, por esta razón los iones en el medio interestelar juegan un papel fundamental en la formación de nuevas y a veces más complejas especies químicas. Muchas reacciones exotérmicas en condiciones normales suelen requerir de una pequeña energía de activación. En el laboratorio muchas veces dicha energía es provista por las condiciones ambientales a la reacción pero en el medio interestelar tales condiciones ambientales adecuadas no se dan. Sin embargo la participación de especies iónicas en una reacción puede ahorrarle a una reacción exotérmica la consecución de energía para ese chispazo inicial. Esta es otra prueba de la potencial importancia que juegan los iones en la química del medio interestelar.

Pero, si el interior de las nubes densas, por ejemplo, está salvaguardado de la radiación energética proveniente de las estrellas ¿qué procesos producen la ionización necesaria para que determinadas reacciones químicas tengan lugar?. Estos iones interestelares se forman por la interacción de las especies neutras con partículas superenergéticas pertenecientes a los denominados rayos cósmicos, una lluvia ubicua de partículas de alta energía (protones, núcleos de Helio, etc.) emitidas por procesos tan violentos como la explosión de una supernova y que llenan el medio interestelar atrapados en el campo magnético de la galaxia.

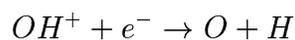
El último y más sorprendente de los procesos que favorecen la formación de moléculas en el medio interestelar, involucra la participación de los granos de polvo.

La molécula más abundante en el medio interestelar, la molécula de H_2 es, paradójicamente, entre las moléculas más simples una de las más difíciles de formar. El proceso químico

más simple que se nos viene a la cabeza consiste en la unión de dos abundantes átomos de hidrógeno libres en el medio. En el proceso de enlace los átomos se aproximan descendiendo los desde estados energéticos más altos de la molécula hasta el estado base a través de una serie de saltos que dan lugar a fotones de energía precisa. Se encuentra sin embargo que para alcanzar el estado base, el sistema formado por los dos átomos debe sufrir una transición que en primera aproximación está prohibida. La improbabilidad de que espontáneamente ocurra tal transición conduce finalmente a una fuerte restricción en el proceso de formación de H_2 por este mecanismo. ¿Cuál es pues el proceso que da lugar a la más abundante especie química de las regiones HI ?.

Cuando un átomo de hidrógeno eventualmente encuentra un grano de polvo puede con gran probabilidad ser adherido a su superficie. Si allí de cualquier modo encuentra a otro átomo de Hidrógeno y se une a él, el que era un improbable proceso de unión de los átomos se hace posible : la energía de sobra ya no tiene que ser emitida en la forma de radiación sino que es directamente absorbida por la materia del grano y la que antes era una transición prohibida se vuelve ahora posible. La energía entregada al grano en el proceso puede ser suficiente para conducir a la "evaporación" de la molécula recién formada que termina finalmente integrándose a la fase gaseosa del medio. Esta parece ser al manera como se ha formado la mayoría del hidrógeno molecular que ahora podemos observar en el medio interestelar.

No todo es "génesis" en el medio interestelar. Existen allí ciertos procesos que pueden conducir a la destrucción de las moléculas. Dos son principalmente el tipo de procesos que pueden destruir una molécula desligando los átomos que la constituyen. El primero de ellos se denomina fotodisociación y como su nombre lo indica consiste en la ruptura de los enlaces que unen los átomos de la molécula, por la absorción de un fotón con una energía igual o superior a la energía de enlace de la molécula misma. El otro proceso, conocido como recombinación disociativa, actúa sólo sobre especies moleculares ionizadas y consiste en la recombinación de la molécula con un electrón libre, proceso en el que se libera una energía superior a la energía de enlace de la misma lo que conduce finalmente a su destrucción. Un ejemplo de los procesos de recombinación disociativa lo representan las siguientes reacciones,



Muchas de las moléculas en el medio interestelar una vez formadas están expuestas a estos dos efectos destructivos. La probabilidad de su supervivencia dependerá de factores como la magnitud de su energía de enlace y lo expuesta que se encuentre a fuentes de radiación con la intensidad y el contenido energético suficiente para fotodisociarla.

6.5.3 Radioemisión de las nubes interestelares en las regiones HI

Una buena parte de la materia que constituye las regiones HI está pues, como lo vimos, en la forma de moléculas simples y a veces muy complejas. Este tipo de estructuras pueden dar lugar a la emisión de radiación por procesos enteramente distintos a los que explican la emisión de radiación por materia formada exclusivamente por átomos e iones.

A diferencia de un átomo simple, las moléculas tienen lo que podríamos llamar dos grados más de libertad que el primero (la distribución espacial de los electrones). Por un proceso u otro los núcleos que constituyen la molécula pueden vibrar respecto a un estado de equilibrio. La molécula como un todo, además, puede exhibir un movimiento de rotación. Cada estado rotacional y vibracional de la molécula contribuye a la energía total de la misma. La descripción mecánico cuántica de los movimientos de vibración y rotación de una molécula introduce una discretización en la energía asociada a las distintas maneras en las que puede vibrar y rotar la molécula. Como un todo ella es descrita pues con un conjunto discreto de estados combinación de estados electrónicos, estados vibracionales y estados rotacionales. Transiciones entre estados electrónicos dan lugar a una emisión de la molécula parecida a la emisión de radiación por átomos. Pero también pueden existir transiciones entre los estados rotacionales y vibracionales que dan lugar a la emisión de radiación que constituye lo que se conoce como el espectro rotacional y vibracional de la molécula en cuestión.

Podemos, mediante un análisis semiclásico estimar las energías involucradas en las transiciones entre estados vibracionales y rotacionales de las moléculas típicas del medio interestelar.

Para simplificar nuestro análisis estudiemos el sencillo caso de una molécula biatómica (CO , H_2 , OH , CH , etc.) las más abundantes en las nubes difusas. El efecto de los electrones sobre los movimientos de vibración y rotación de la molécula es despreciable y será descartado en nuestro análisis. Estudiemos en primera instancia el movimiento de vibración de la molécula. Imaginemos que un determinado instante los núcleos se encuentran separados por una distancia $r = r_o + \delta r$, donde r_o es la posición de equilibrio. La fuerza experimentada por cada núcleo por efecto de su mutua interacción electrostática será pues,

$$F = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{4\pi \epsilon_o r^2}$$

Si pensamos en movimientos oscilatorios de baja amplitud, $\delta r \ll r_o$, podemos expandir la anterior expresión para la fuerza alrededor de la posición de equilibrio. Un tal procedimiento nos permite escribir,

$$F = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{4\pi \epsilon_o r_o^2} - 2 \frac{Z_1 Z_2 e^2}{4\pi \epsilon_o r_o^3} \delta r$$

En la anterior expresión para la fuerza podemos identificar una componente que asociamos

claramente con la fuerza recuperadora del movimiento oscilatorio de los núcleos. En el centro de masa la ecuación de movimiento para la elongación teniendo sólo en cuenta la componente mencionada es,

$$\mu \frac{d^2 \delta r}{dt^2} = -2 \frac{Z_1 Z_2 e^2}{4\pi \epsilon_o r_o^3} \delta r$$

Donde $\mu = m_1 m_2 / (m_1 + m_2)$ es la masa reducida del sistema. La ecuación recién escrita es la de un oscilador armónico cuya frecuencia es,

$$\nu = \frac{1}{2\pi} \left(\frac{2Z_1 Z_2 e^2}{4\pi \epsilon_o \mu r_o^3} \right)^{1/2}$$

El estudio mecánico cuántico de un oscilador armónico con frecuencia angular ω produce un conjunto de niveles energéticos discretos caracterizados por un número cuántico que llamaremos v . La energía de cada nivel es dada por,

$$E_{vib,v} = \left(v + \frac{1}{2} \right) h\nu$$

Donde $v = 0, 1, 2, \dots$. En el caso de nuestra molécula oscilante los posibles estados vibracionales a los que puede acceder estarán caracterizado por energías,

$$E_{vib,v} = \left(v + \frac{1}{2} \right) \frac{h}{2\pi} \left(\frac{2Z_1 Z_2 e^2}{4\pi \epsilon_o \mu r_o^3} \right)^{1/2}$$

Como ejemplo consideremos la transición entre el primer estado vibracional excitado y el estado base de una molécula H_2 ($r_o = 0,74 \text{ \AA}$, $\mu = m_H/2$,). La energía liberada en la transición es por la anterior fórmula igual a,

$$E_{vib,0 \rightarrow 1} \approx 1,5 \text{ eV}$$

La longitud de onda del fotón emitido es así,

$$\lambda = hc/E = 8300 \text{ \AA}$$

Que está en el rango del infrarrojo cercano. La temperatura reinante en las regiones ricas en moléculas del medio interestelar es tan baja que los procesos de colisión interatómica no alcanzan la energía necesaria para producir el ascenso de las moléculas mismas a estados vibracionales superiores. Por esta condición la emisión en el infrarrojo de las nubes moleculares, producto de transiciones entre estados vibracionales, no es común.

Más probables aún son las transiciones que se producen entre distintos estados rotacionales. Tratemos de calcular el rango en el que se encuentran las frecuencias emitidas por dicho proceso.

La energía de rotación de cualquier cuerpo rígido está dada por,

$$E_{rot} = \frac{L^2}{2I}$$

donde L es su momento angular e I es su momento de inercia. Consideraciones mecánico cuánticas muestran que el momento angular de cualquier sistema está cuantizado y es descrito por,

$$L^2 = j(j+1)\hbar^2$$

El momento de inercia del sistema estudiado está dado, respecto al centro de masa, por,

$$I = \mu r^2$$

donde r es la separación internuclear. Finalmente los distintos estados rotacionales cuantizados, caracterizados por el número cuántico j , tienen energías ,

$$E_{rot,j} = j(j+1) \frac{\hbar^2}{2\mu r^2}$$

Nótese la dependencia que tiene la estructura de estados rotacionales con la separación internuclear que puede variar en virtud del movimiento vibracional. Esto hace que cuando se estudia el espectro de una molécula lo que se observan no son simples líneas correspondientes a transiciones entre unos estados u otros sino bandas resultado de la combinación de ambos.

Para tener una idea de las frecuencias emitidas por las moléculas interestelares que sufren transiciones entre estados rotacionales, calculemos la energía emitida en forma de radiación por una transición desde el primer estado rotacional excitado $j = 2$ y el respectivo estado base $j = 1$, de la molécula de H_2 , considerando que mientras ocurre la transición los núcleos se encuentran en la posición de equilibrio vibracional, i.e. $r = r_o$,

$$E_{rot,2 \rightarrow 1} = 7,6 \times 10^{-3} \text{ eV}$$

Con cambios tan pequeños en la energía es de esperarse que a la temperatura reinante en las nubes moleculares se produzcan transiciones entre los estados rotacionales y que por tanto la nube como un todo tenga una emisión importante en las longitudes de onda correspondientes a dichas transiciones, que por el resultado anterior serán del orden de,

$$\lambda = hc/E = 0,2 \text{ mm}$$

que se encuentra en la región milimétrica de la banda de radio : las moléculas interestelares emiten radiación principalmente en microondas.

El estudio de la emisión en microondas de las moléculas interestelares ha conducido a la identificación de más de un centenar de especies moleculares y todo parece indicar la existencia de otras muchas más.

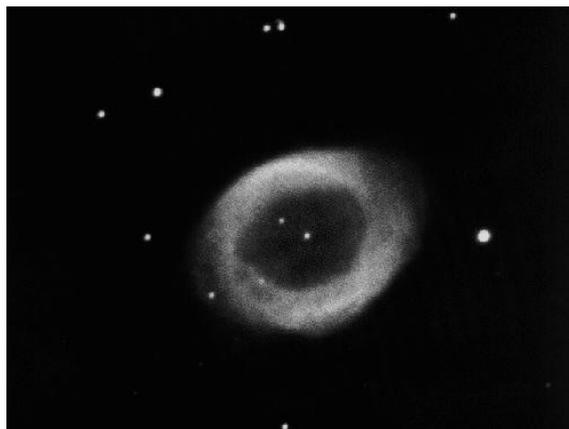


Figura 6.3: La Nebulosa Anular de la Lira, una nebulosa planetaria.

Algunas de las especies identificadas incluyen : Hidroxilo (OH), Dioxido de Azufre (SO_2), Agua (H_2O), Amoníaco (NH_3), Formaldehido (H_2CO), Acetileno (HC_2H), Acido Fórmico ($NCOOH$), Alcohol Metílico (CH_3OH).

Algunos hechos son de mencionar. Por un lado se percibe de inmediato que la química del medio interestelar es una química orgánica, en el sentido de que son los compuestos basados en el carbono los que más abundan. También se ha notado la existencia de sustancias simples pero inexistentes en condiciones normales, lo que ha dificultado sobremanera el trabajo de identificación de estas sustancias dada la imposibilidad de conocer un espectro muestra con el que se puedan identificar las líneas por ellas emitidas y observadas en Tierra.

6.6 Nebulosas Planetarias

Entre las nebulosas observadas por Messier y sus contemporáneos, había unas que resaltaban por su particular simetría circular. El aficionado francés A. Darquier en el año de 1779, dada esta característica, que las hacía muy parecidas a los planetas cuando eran vistos a través del telescopio las bautizó "Nebulosas Planetarias" (ver figura 6.3).

Hoy sabemos que las nebulosas planetarias constituyen otra de las fases que pertenecen las denominadas regiones HII del medio interestelar. En ellas el hidrógeno y otros elementos son ionizados por un gran flujo de radiación ultravioleta cuya fuente puede ser identificada, en la mayoría de los casos, con una débil pero muy caliente estrella ubicada en el centro de simetría de la nebulosa. El espectro y las características de esta estrella, permiten identificarla como una Enana Blanca, un hecho que nos proveerá de pistas relativas al origen de las nebulosas de este tipo.

El mejor ejemplo conocido lo constituye la denominada Nebulosa Anular en la constelación

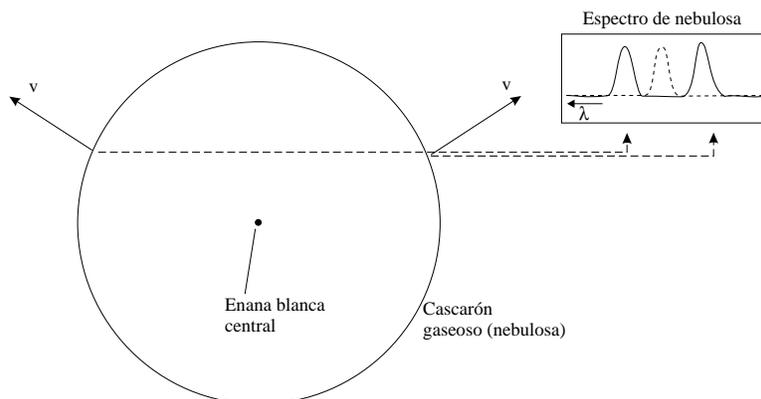


Figura 6.4: El efecto de la expansión de una nebulosa planetaria sobre su espectro.

la Lira (Cuerpo número 57 en el catálogo de Messier (ver figura 6.3)). En ella puede apreciarse la casi perfecta simetría circular que les mereció su nombre. Esta característica no es sin embargo común a todas las nebulosas que en el presente conocemos como planetarias. Un buen ejemplo de este hecho lo representa la caprichosa forma de la Nebulosa Planetaria de la Mariposa. Las razones de la existencia de este tipo de asimetrías entre las nebulosas planetarias están íntimamente conectadas con el proceso que las origina, del que hablaremos más adelante.

Los colores exhibidos por las nebulosas planetarias tienen mucho en común con los observados en las nebulosas difusas, esto, debido al similar proceso que explica la emisión de radiación por ambos tipos de estructuras. Como en las nebulosas difusas el espectro de las nebulosas planetarias está formado fundamentalmente por intensas líneas de emisión provocadas por el proceso de recombinación de los electrones libres en la nube con los iones presentes en ella (H^+ , He^+ , C^+ , N^+) así como también aparecen líneas correspondientes a transiciones prohibidas en O^{++} (2 líneas nebulares verdes), N^+ (línea violeta), Ne^{++} , entre otras.

Una peculiaridad es observada cuando se examina en detalle el espectro de las nebulosas planetarias: todas las líneas espectrales aparecen duplicadas. Esto no es otra cosa que un indicativo del hecho que la materia que constituye la nebulosa se expande constantemente hacia afuera, de modo que la luz emitida por las regiones posteriores, que se alejan del observador (ver figura 6.4), presentará corrimientos al rojo, mientras la que es emitida por las regiones anteriores, que se acercan, sufre un corrimiento al azul. La presencia de desplazamientos Doppler de las líneas espectrales, no es el hecho más especial, la mayoría de las distintas fases del medio interestelar los presentan; lo que es distinto y característico de este tipo de nebulosas es el hecho de que las líneas aparezcan exactamente duplicadas un indicativo de la existencia del proceso de expansión constante de la nube mencionado, lo que será para nosotros otra pista de la solución al problema de su origen.

6.6.1 Origen y formación de las nebulosas planetarias

Decíamos que el espectro de las nebulosas planetarias nos revelaba que la materia que las constituye se está expandiendo constantemente. ¿Qué pasaría si invirtiéramos el observado proceso de expansión de la nebulosa?. La materia que la constituye viajaría hacia el centro de simetría de la misma, allí donde reside la enana blanca fuente de la radiación ultravioleta que excita los átomos de la nebulosa y se uniría a ella. Este elemental argumento demuestra pues que en un pasado nebulosa y enana blanca formaban un mismo objeto, seguramente una estrella.

Ya en la sección 4.4 habíamos descrito las fases finales de la vida de las estrellas con masas inferiores a cerca de $8M_{\odot}$. En las más livianas de este grupo ($M \leq 1M_{\odot}$), durante el flash del Helio, el flujo de radiación saliente del núcleo era lo suficientemente grande para inducir en las envolturas un desproporcionado proceso de expansión. La pequeña masa de la estrella no es suficiente para lograr retener el acelerado proceso de salida hacia afuera de la materia que constituye sus envolturas. La estrella adquiere en esta fase un masivo viento estelar por el que lentamente pierde cantidades ingentes de materia. Poco a poco las capas más exteriores y menos ligadas gravitacionalmente a la estrella, se hacen altamente transparentes debido a su baja temperatura y densidad, permitiendo en el proceso la salida de radiación desde las capas más interiores y calientes. Con el tiempo la materia restante adquiere la transparencia suficiente para que emerja la radiación emitida por el compacto núcleo, que se ha convertido ya en una enana blanca. Las aún altas temperaturas registradas en la superficie del núcleo, crean un alto flujo de radiación ultravioleta que baña completamente las muy diluidas y frías envolturas hace tiempo expulsadas, las cuales por el efecto excitador de la radiación ultravioleta se calientan, ionizan y empiezan a emitir radiación. El resultado: el núcleo desnudo de la estrella (una enana blanca) aparece rodeado de un halo luminoso de materia muy tenue, que constituía precisamente las envolturas de la estrella, descripción que coincide con las características de las nebulosas planetarias. Así se forma pues una nebulosa planetaria.

Para el caso de las estrellas más pesadas del grupo ($1M_{\odot} < M \leq 8M_{\odot}$), el proceso es similar pero ocurre mucho después del primer flash del Helio. En esa fase la energía entregada a la envoltura no es suficiente para obligarla a abandonar la estrella, cuya masa es ahora mayor. Hace falta que la estrella alcance dimensiones superiores, durante la fase de supergigante, para que la materia que envuelve el núcleo se vuelva sensible a los cambios bruscos que acaecen en el durante los tardíos flashes del Helio. A partir de este momento la descripción del proceso de formación de nebulosas planetarias con masivas estrellas progenitoras es idéntico al presentado en el caso de estrellas livianas.

La relativa poca violencia y lentitud del proceso de formación de una nebulosa planetaria, son responsables de su simetría. La existencia de asimetrías entre ellas parece demostrar, según recientes investigaciones, que el papel que juegan por ejemplo estrellas compañeras o planetas asociadas a la estrella progenitora, es determinante en la determinación su estructura.

El constante proceso de expansión de la materia que constituye las nebulosas planetarias,

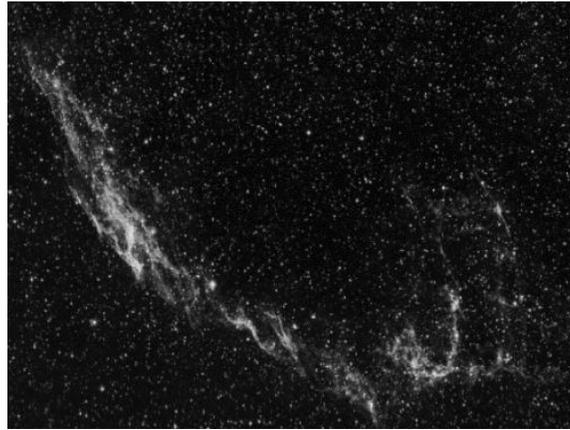


Figura 6.5: La nebulosa del Velo, un remanente de supernova.

nos habla también del hecho de su efímera vida. Con el tiempo la densidad de la materia que rodea la enana blanca caerá a niveles lo suficientemente bajos como para que por ejemplo los procesos de ionización y recombinación se desequilibren (a los fotoelectrones les quedará cada vez más difícil encontrar iones con los cuales recombinarse) y la nube dejará de emitir radiación, desapareciendo a la observación directa. Se estima en unos 50000 años la duración máxima de la vida de una nebulosa planetaria, lo que en la escala de tiempo de las estrellas, es apenas un suspiro. Podría así pues decirse que las nebulosas planetarias son estructuras quiescentes (temporales y cambiantes) y su observación se constituye casi en la observación de un instante minúsculo de la prolongada evolución de las estrellas.

6.7 Remanentes de supernova

Una de las más peculiares estructuras del medio interestelar la constituyen los denominadas Remanentes de Supernova. Se trata de irregulares y a veces muy extensas nubes visibles con telescopios convencionales y que presentan una característica y distintiva estructura filamentosa (ver figura 6.5).

Su espectro presenta importantes diferencias con el correspondiente a otras fases del medio interestelar pertenecientes también a las regiones HII (nebulosas difusas y nebulosas planetarias). Además de la presencia de las ya clásicas líneas en el visible, características de todas las regiones HII (líneas de Balmer, líneas nebulares, etc.), la principal componente de su espectro (99% de la energía emitida por la nebulosa) lo constituye un continuo que se extiende por todo el espectro electromagnético (rayos X, visible, radio). El continuo parece deberse a la emisión sincrotrón de electrones libres en la nube que se mueven en espiral siguiendo las líneas de un campos magnético. La intensidad de dicho continuo (que

en general depende de la densidad de electrones, de su energía medio y de la intensidad del campo magnético) parece demostrar en ocasiones que el campo en el que están atrapados dichos electrones puede tener intensidades con mucho superiores a las del campo medio de la Galaxia. Esto demuestra la existencia de un objeto interior a la nube que da origen al intenso campo. El mejor candidato lo constituye una estrella de neutrones en rapidísima rotación que estaría asociada con la nebulosa. La existencia de este tipo de asociación da luz al problema del origen de estas estructuras del medio interestelar.

Observaciones espectroscópicas detalladas de los Remanentes de Supernova, demuestran la existencia de rapidísimos movimientos de materia en su seno (las velocidades pueden ser del orden de unos 1000 km/s). Dichos movimientos parecen indicar la presencia de un proceso general de expansión de la materia que las constituye, lo que también ofrece pistas relativas al problema de su origen.

Con tantas pistas, ¿ qué podemos decir acerca de los procesos que dan lugar a la formación de los Remanentes de Supernova ?.

Como en el caso de las nebulosas planetarias, la existencia de un proceso de expansión y la segura presencia en la mayoría de los casos de estrellas de neutrones sumergidas en ellas, nos revela una conexión íntima entre la materia que forma la nebulosa con el peculiar objeto interior. Esto parece ser prueba suficiente de que los Remanentes de Supernova se forman durante los violentos procesos que marcan el final de la vida de las estrellas masivas ($M > 8M_{\odot}$) : las explosiones de supernova.

Cuando la estrella sufre su crisis energética final, un núcleo compuesto por materia energéticamente inerte, se ve avocada a un irremediable proceso de implosión interior que cuando las densidades nucleares se aproximan a un valor crítico se frena de súbito generando una onda de choque que expulsa violentamente las envolturas de la estrella. Dichas envolturas en su veloz viaje hacia afuera encuentran en su camino la materia interestelar, en la que estaba sumida toda la estrella, sufriendo un violento proceso de frenado que puede incrementar su temperatura al grado suficiente para inducir la aparición de procesos nuevos de fusión nuclear y que en los estadios más tardíos de la explosión son suficientes para mantener la materia ionizada de modo que emita las características líneas observadas en todas las fases de las regiones III. El choque de las envolturas de la estrella con el medio interestelar da lugar también por complejíssimos procesos hidrodinámicos a los peculiares filamentos observados en estas estructuras.

Este escenario es precisamente el que les da el nombre de Remanentes de Supernova.

El Remanente de Supernova mejor conocido es la denominada Nebulosa del Cangrejo en la constelación del Toro (ver figura 6.6). Su pequeña extensión espacial, nos habla de una reciente formación. En efecto, cuando se calcula el tiempo necesario para que la materia en la nebulosa después de partir de un punto y moviéndose a la velocidad que lo hace ahora (0,22 segundos de arco por siglo) adquiera las dimensiones observadas en el presente, se encuentra que la explosión de supernova que la origino debió tener lugar hace cerca de 900 años, es decir, en términos humanos, alrededor del año 1100 . Los registros históricos, en particular los registros hechos por astrónomos Chinos (los Europeos estaban bajo el penumbral efecto del oscurantismo medieval), hablan de la aparición en el cielo

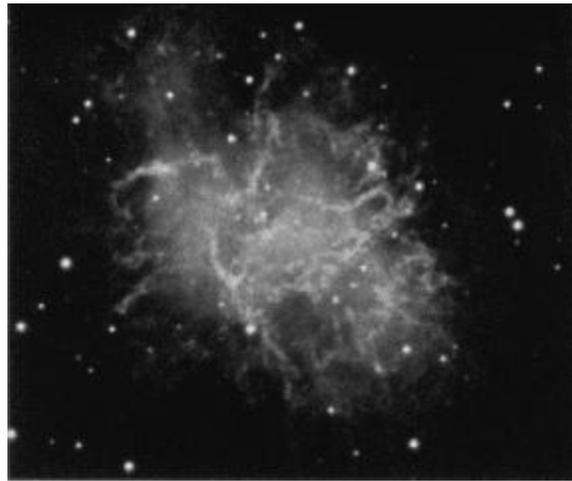


Figura 6.6: La nebulosa del Cangrejo, el remanente de supernova mejor conocido.

en el año de 1054 de una estrella nueva cuya posición coincide con la correspondiente a la nebulosa del Cangrejo. Esta última puede ser pues el remanente de la explosión que dió lugar al evento registrado por los chinos, convirtiéndose en el más importante Remanente de Supernova cuyo proceso progenitor fue observado en tiempos históricos.

En el seno de la Nebulosa del Cangrejo ha sido detectada la presencia del objeto que da lugar al intenso campo magnético responsable por la emisión sincrotrón de la nube : una estrella de neutrones en rapidísima rotación. La particular orientación del eje del campo magnético de la estrella respecto a su eje de rotación, induce la emisión periódica de cortos y poderosos pulsos de radio (e incluso de luz visible) cuando los puntos calientes por los que entran y salen las líneas de campo en la superficie de la estrella pasan sobre la visual : el objeto en el interior de la nebulosa del Cangrejo es un Pulsar. El período del pulsar del cangrejo, el primero de estos objetos descubierto, es de 0,03309 segundos y su magnitud (en constante aumento), un indicativo de la edad del pulsar, está en acuerdo con la edad calculada observando el movimiento de la materia en el remanente de supernova.

6.8 Gas internebular

Las fases del medio interestelar descritas hasta este momento, corresponden a estructuras que a pesar de su relativamente gran extensión no logran llenar todo el volumen interestelar disponible en la Galaxia. Las enrarecidas regiones entre una fase y otra (una nube difusa y otra vecina), no están tampoco completamente vacías. El espacio internebular en el disco de nuestra Galaxia está lleno de una enrarecida materia que forma lo que se conoce como el Gas Internebular.

Este gas está formado principalmente por Hidrógeno en estado neutro y es por tanto

visible por la emisión de la línea de los 21 cm. Sin embargo el 10 al 20% de la materia que lo constituye está formada por protones libres (H^+) formados por el proceso de ionización inducido sobre el hidrógeno neutro por la radiación ultravioleta que llena el espacio interestelar. Aproximadamente un 40% del volumen total del medio interestelar en toda la Galaxia está constituido por gas internebular que representa también el 20% de la masa total de dicho medio.

En el halo de la Galaxia, el gas internebular, da paso a un más enrarecido medio conocido como Gas Interestelar Caliente. La materia que constituye este gas parece ser aportada por las numerosas explosiones de supernova acaecidas en la Galaxia desde su formación. Su altísima temperatura cinética (500 000 K), lo hace un buen emisor de rayos X, el medio por el cual su presencia fue primero detectada. Esta altísima temperatura es producida por la transferencia de energía de los rayos cósmicos a la materia que constituye el gas. En total el gas interestelar caliente llena el 50% del volumen interestelar y constituye el 0,1% de la masa del medio entre las estrellas.

6.9 Características generales de las fases del medio interestelar

A continuación se resumen las características generales de las distintas fases del medio interestelar, tal y como se siguen de su detallado estudio.

La notación utilizada es :

n : densidad numérica. Número de partículas (átomos, moléculas, electrones, granos de polvo) por unidad de volumen.

L : Dimensiones lineales típicas.

M : Masa total típica

T_c : Temperatura cinética. Temperatura de un medio con distribución maxwelliana de velocidades, donde la velocidad media es igual a la de las partículas en el sistema observado.

Composición química : Principales especies atómicas, iónicas y/o moleculares.

- *Nebulosas Difusas*

$$n : 10^7 - 10^8 m^{-3}$$

$$M : 10^2 - 10^4 M_{\odot}$$

$$T_c : 5000 - 10000 K$$

Composición química : H^+

- *Nubes Difusas*

$$n : 10^7 - 10^8 m^{-3}$$

$$L : 15 a.l.$$

$$M : 50M_{\odot}$$

$$T_c : 10 - 100K$$

Composición química : H , Moléculas simples (CO, CN, CH, \dots)

- *Nubes Densas*

$$n : 10^9 - 10^{12}m^{-3}$$

$$L : 15a.l.$$

$$M : 1000M_{\odot}$$

$$T_c : 10 - 70K$$

Composición química : H_2 , Moléculas simples y complejas

- *Nebulosas Planetarias*

$$n : 10^8 - 10^{10}m^{-3}$$

$$L : 0, 1a.l.$$

$$M : 0, 5M_{\odot}$$

$$T_c : 8000 - 20000K$$

Composición química : H^+

- *Gas Internebular*

$$n : 10^5m^{-3}$$

$$T_c : 6000$$

Composición química : H y H^+

- *Gas Interestelar Caliente*

$$n : 10^4m^{-3}$$

$$T_c : 500000$$

Composición química : H^+

6.10 Ejercicios

- 6.1 La densidad numérica de una nube molecular gigante es de $10^{11} m^{-3}$. Asumiendo que la nube está principalmente formada por moléculas diatómicas de Hidrógeno, determinar la densidad de masa de la nube.

6.2 Una nebulosa planetaria tiene un radio aparente de $1' 38''$. Determinaciones independientes demuestran que se encuentra aproximadamente a 3500 a.l. de la Tierra. Cuando se obtiene el espectro de la luz de la nebulosa proveniente de un punto situado a $1'$ desde el centro sobre uno de los radios, se observa la presencia de la línea de Hidrógeno alfa ($\lambda = 6563,0 \text{ \AA}$) doblada en dos líneas vecinas centradas en longitudes de onda $6563,17 \text{ \AA}$ y $6562,87 \text{ \AA}$.

- Cuál es su diámetro lineal.
- Determinar la velocidad radial de expansión de la nebulosa
- Asumiendo que ha mantenido esta velocidad a lo largo de toda su vida, calcular su edad.

6.3 Cuando la luz de una estrella atraviesa una nube difusa, algo de su luz es absorbida selectivamente en virtud de la expresión,

$$m_\lambda = m_{\lambda_0} + A_\lambda d$$

Los coeficientes de absorción para una nube dada son $A_V = 1,03 \text{ mag/Kpc}$ y $A_B = 1,54 \text{ mag/Kpc}$. La luz de una estrella situada a 300 pc de la Tierra es observada a través de la nube. El índice de color observado es $B - V = 0,17$. Calcular el índice de color real de la estrella.

6.4 La separación internuclear en la molécula de monóxido de carbono (CO) es $1,2 \text{ \AA}$. Cuál es la longitud de onda emitida por las moléculas de ^{12}CO y ^{13}CO , formadas con distintos isótopos del carbono, para la transición entre los estados rotacionales $l = 3$ y $l = 2$.

Ayuda : Asumir que la separación internuclear es la misma en ambas moléculas. La masa de los núcleos involucrados es $12,0 \text{ u.m.a.}$ (^{12}C) y $13,003 \text{ u.m.a.}$ (^{13}C) y $15,995$ (^{16}O).

Bibliografía

- [1] Bowers, R. & Deeming, T. , *Astrophysics II. Interstellar Matter and Galaxies*, Jones and Bartlett Publisher, Boston, 1984
- [2] The Open University, *Matter in the Universe, Chap. 2 Observing the Interstellar Medium*, The Open University, 1985
- [3] Ostlie, D.A., and Carrol, B.W., *An Introduction to Modern Astrophysics*, Addison-Wesley, 1996
- [4] Scheffer, H. & Elsasser, H. , *Physics of the Galaxy and Interstellar Matter*, Springer-Verlag, Berlín, 1982

