

Este artículo apareció publicado en el Anuario Astronómico del Observatorio de Madrid para el año 1995. Su apariencia puede haber cambiado al ser reprocesado con pdflatex y nuevos ficheros de estilo.

## EL MEDIO INTERESTELAR: UN GRAN LABORATORIO CÓSMICO Asunción Fuente Juan

*Centro Astronómico de Yebes*

Instituto Geográfico Nacional

### Un poco de historia

El estudio de la composición química del Universo es reciente en la historia de la astronomía. William Herschel fue el primero que sugirió que los “flúidos brillantes” que constituían las nebulosas, podrían estar compuestos de elementos comunes en la Tierra, en particular en la atmósfera. A mediados del s. XIX, Huggins observó el espectro de ocho nebulosas planetarias y las comparó con el espectro de átomos comunes en la atmósfera terrestre como oxígeno (O), hidrógeno (H) y nitrógeno (N), logrando identificar una de las líneas observadas. A principios del s. XX, la espectroscopía óptica era una ciencia floreciente y se estudiaban con detalle los espectros de las estrellas y las nebulosas. Además de diversas líneas del hidrógeno, otros elementos como el calcio (Ca) y el potasio (K) ya se habían identificado. En 1930, los trabajos de R.J. Trumpler sobre las propiedades de los cúmulos de estrellas evidenciaron la presencia de partículas de polvo que oscurecían y enrojecían la luz proveniente de las estrellas más lejanas. Entre 1937 y 1941 se detectaron las líneas ópticas de tres moléculas diatómicas, CH, CN y CH<sup>+</sup>. La imagen del Universo era la siguiente: el espacio entre las estrellas (medio interestelar) no estaba vacío, sino que contenía partículas de polvo, algunos átomos y unas pocas moléculas especialmente sencillas.

La aparición de la Radioastronomía en 1950 fue decisiva para el conocimiento de la química interestelar. En 1963, Weinreb y sus colaboradores detectaron el espectro radio de OH en la dirección del centro galáctico. Los datos revelaban la existencia de nubes que contenían OH entre el centro galáctico y la Tierra. Sin embargo, las ideas de los astrónomos no cambiaron rápidamente, y hasta mediados de la década de los 60 se consideraba el medio interestelar demasiado hostil para la existencia de cantidades apreciables de moléculas más complejas. Los astrónomos de esta época consideraban que las posibles moléculas formadas a partir de los átomos que llenaban el espacio interestelar serían rápidamente destruidas por la radiación ultravioleta (UV) procedente de las estrellas jóvenes, y las pocas moléculas observadas serían simplemente el producto de la destrucción por la radiación (UV) de moléculas más complejas evaporadas de la superficie de los granos cercanos a estrellas calientes. Cinco años después de la detección de OH, un grupo de la Universidad de California dirigido por Charles Townes construyó su propio receptor y telescopio, y detectó agua (H<sub>2</sub>O) y amoníaco (NH<sub>3</sub>). Nadie

podía imaginar que compuestos frágiles ante la radiación UV como el H<sub>2</sub>O y el NH<sub>3</sub> fueran abundantes en el medio interestelar.



Figura 1: Nebulosa oscura, llamada *de la cabeza de caballo*, que se encuentra frente a la nebulosa ionizada IC434 en Orión.

La detección de estas moléculas precipitó la búsqueda incesante de nuevos compuestos y una avalancha de descubrimientos. Lejos de estar vacío de moléculas, en el espacio entre las estrellas existen extensas regiones protegidas de la radiación UV por grandes cantidades de polvo donde casi todos los átomos están formando compuestos moleculares. Estas masas de gas molecular y polvo se denominan nubes moleculares. Puesto que la temperatura en estas nubes es muy fría, unos  $-263^{\circ}\text{C}$ , su emisión es despreciable a longitudes de onda ópticas y hubo que esperar a la aparición de la radioastronomía para que pudiesen ser observadas. Sin embargo se tenían evidencias indirectas de su existencia desde el s. XIX. Cuando estas nubes se encuentran entre una nebulosa y la Tierra, el polvo que las compone no deja pasar la luz proveniente de la nebulosa, y las nubes moleculares aparecen como manchas oscuras en la imagen. Las formas caprichosas de estas manchas dan lugar a imágenes tan bellas y sugerentes como las mostradas en la Fig. 1. Herschel llamó "agujeros en los cielos."<sup>a</sup> estas zonas oscuras, y posteriormente fueron clasificadas y catalogadas por Barnard. A finales del s. XIX, el jesuita Angelico Secchi consideraba poco probable que estas zonas oscuras fueran realmente agujeros en el cielo, y sugirió que podrían ser debidas a nebulosas oscuras que interceptaban el paso de los rayos de un fondo más brillante. Sin embargo hubo que esperar hasta casi 1970 para que prosperase esta idea. Herschel no podía pensar que sus "agujeros en los cielos."<sup>a</sup> en realidad grandes cantidades de materia fría, auténticas fábricas de moléculas, donde tenía lugar el nacimiento de las estrellas. En la actualidad se han observado un centenar de moléculas diferentes en el medio interestelar, algunas de ellas tan comunes en la Tierra como el metanol (CH<sub>3</sub>OH), o el ácido fórmico (HCO<sub>2</sub>H), y otras más exóticas, inexistentes en nuestro planeta en forma natural, que sólo las podemos obtener sintetizándolas en el laboratorio.

## Medio interestelar: ¿Qué hay entre las estrellas?

El problema a la hora de definir rigurosamente el medio interestelar es que no hay una división rígida entre las partes exteriores de la estrella y dicho medio. En todas las fases de la evolución estelar hay un intercambio de materia y energía entre la estrella y el medio que la circunda. En general, se considera medio interestelar todo aquello que está más allá de la fotosfera de la estrella. Con esta definición, fenómenos físicos tan ligados a la estrella como los vientos estelares, o las capas externas que algunas estrellas expulsan al exterior en las últimas etapas de su vida (nebulosas planetarias), se consideran que forman parte de él.

Se pueden distinguir dos componentes en la materia interestelar: partículas de polvo y gas. El polvo está formado por granos de unos 100nm (1 nm = 0,001  $\mu\text{m}$  = 0,000001 cm) de diámetro, y representa el 1% del medio interestelar en masa. A pesar de que las condiciones físicas del medio interestelar pueden variar drásticamente de una región a otra, la razón (masa de gas)/(masa de polvo) es aproximadamente constante (dentro de un factor 2) e igual a 100. El hidrógeno (H) y el helio (He) son los elementos más abundantes en el Universo, siendo la razón (átomos de He)/(átomos de H)  $\approx 0,1$ . El oxígeno (O), carbono (C), y nitrógeno (N) siguen en abundancia al He, y mucho menos abundantes son el azufre (S), silicio (Si), calcio (Ca), sodio (Na), hierro (Fe), magnesio (Mg) y otros metales. Una fracción importante de los elementos más pesados que el He (todos los elementos excepto el H) se encuentran formando los granos de polvo, por lo que su abundancia en la fase gaseosa es mucho menor que la abundancia cósmica. Se denomina grado de condensación a la magnitud que mide el porcentaje de estos elementos que se halla incorporado en los granos. En la Tabla 1 damos las abundancia cósmica y el grado de condensación de los elementos pesados.

**Tabla 1. Abundancias cósmicas y grado de condensación en las nubes moleculares**

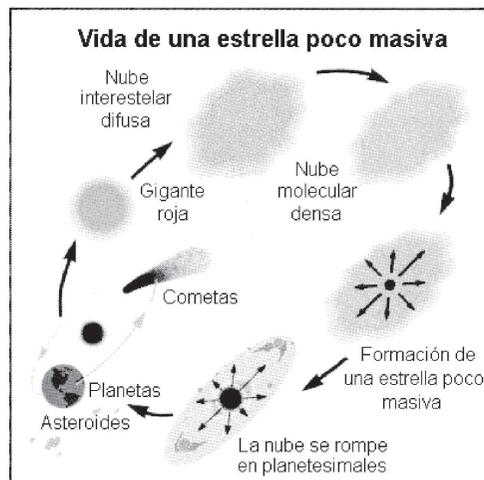
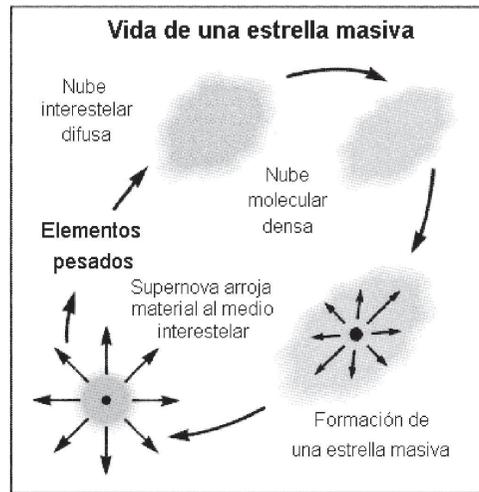
Elemento, X	He	Li	C	N	O	Ne	Na
Abun. cósmica <sup>1</sup>	11,0	3,2	8,6	8,0	8,8	7,6	6,3
$D_X^2$		-1,5	-0,7	-0,7	-0,6		-0,9

Elemento, X	Mg	Al	Si	P	S	Ca	Fe
Abun. cósmica	7,5	6,4	7,5	5,4	7,2	6,4	7,4
$D_X$	-1,5	-3,3	-1,6	-1,1	-0,3	-3,7	-2,0

<sup>1</sup> Abundancia cósmica definida como  $12 + \left(\log \frac{N_X}{N_H}\right)$ .  $N_X$  es el número de átomos del elemento X

<sup>2</sup> Valores típicos del grado de condensación en una nube molecular,  $D_X = \left(\log \frac{N_X}{N_H}\right)_{nube} - \left(\log \frac{N_X}{N_H}\right)_{cósmico}$



El estado de ionización del hidrógeno, al ser el elemento más abundante, se utiliza para definir las fases del gas interestelar. En el gas se distinguen dos fases: gas neutro y gas ionizado. Las estrellas con alta temperatura superficial, son fuentes intensas de radiación UV. El hidrógeno sometido a este campo de radiación es ionizado por fotones con energías superiores a 13,6 eV ( $1\text{eV} = 1,60199 \cdot 10^{-12}$  erg/molécula). Las regiones de gas ionizado alrededor de las estrellas jóvenes se denominan regiones HII. El gas ionizado presenta emisión intensa en el óptico formando nebulosas. También existen regiones de gas ionizado alrededor

de algunas estrellas evolucionadas. Este es el caso de las nebulosas planetarias en las que las capas externas expulsadas al exterior son ionizadas por la estrella residual. El hidrógeno también puede ser ionizado por las ondas de choque que se producen cuando una estrella eyecta gas a muy alta velocidad. Esto es lo que ocurre en los remanente de supernova. Una vez absorbidos todos los fotones con energía superior a 13,6 eV, el hidrógeno ya no puede ser ionizado y se encuentra en estado neutro.

La mayor parte de la materia interestelar tiende a encontrarse en regiones separadas espacialmente y con velocidades características que se denominan nubes. En las zonas donde hay una gran concentración de materia, los granos de polvo absorben la radiación UV y los átomos se combinan formando moléculas. Cuando la mayor parte del hidrógeno se encuentra en forma molecular ( $\text{H}_2$ ) se habla de nubes moleculares, y cuando se encuentra en forma de átomos, se habla de regiones HI. Sin embargo, esta clasificación no es totalmente rígida. Si bien la transición gas ionizado/gas neutro suele ser muy rápida, existen extensas zonas intermedias en las que coexisten el gas atómico y el gas molecular. De hecho, las nubes moleculares suelen tener envolturas de gas predominantemente atómico formado en su mayor parte por átomos de H, He y C. Incluso en las regiones más interiores de las nubes moleculares, existe una fracción de gas atómico. Por ejemplo, se considera que la fracción de C que se encuentra en estado atómico en el interior de las nubes moleculares es el 10%. Para medir la cantidad de radiación procedente de las estrellas jóvenes que es absorbida por los granos de polvo, y por lo tanto no penetra hasta el interior de las nubes, se define una nueva magnitud, la extinción visual ( $A_V$ ) (para una definición matemática exacta ver el glosario al final de este artículo). La cantidad y complejidad de las moléculas que contiene una nube, guarda una estrecha relación con la extinción visual de dicha nube.

**Tabla 2. Tipos de nubes moleculares**

Tipos	Diámetro (pc)	Masa ( $M_\odot$ )	Densidad ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T_K^1$ (K)	Estrellas
<i>Cirros IR</i>	$\geq 1$	1-10	$10\text{-}10^2$	100	Ninguna
<i>Gigantes</i>	$10\text{-}10^2$	$10^5\text{-}10^6$	$10^2\text{-}10^6$	15-40	O,B
<i>Oscuras</i>	1-10	$10^3\text{-}10^4$	$10^2\text{-}10^4$	8-15	T Tauri

<sup>1</sup> Temperatura cinética

Las nubes suelen clasificarse de acuerdo con las condiciones físicas del gas que las forma. En la Tabla 2 presentamos un resumen de los distintos tipos de nubes y sus dimensiones. Los cirros son objetos muy ténues y extensos. No están ligados gravitacionalmente por lo que se encuentran en continua expansión. Debido a su baja extinción visual la única molécula observable es el monóxido de carbono (CO), la molécula más abundante del Universo después de  $\text{H}_2$ . No se encuentran generalmente estrellas en su interior. Las nubes moleculares gigantes son los objetos más grandes y masivos de la galaxia. Constituyen el lugar de formación de estrellas de gran masa, por lo que están generalmente asociadas a cúmulos de estrellas OB (estrellas jóvenes masivas) y a las nebulosas ionizadas creadas

por éstas. Se encuentran generalmente en los brazos de la Galaxia, y debido a la alta temperatura cinética del gas que las forma se denominan también nubes calientes (ver glosario para una definición de temperatura cinética). Las nubes oscuras o nubes frías, son objetos de baja temperatura cinética en los que sólo se forman estrellas de poca masa, estrellas T Tauri. Deben su nombre a aparecer como manchas oscuras en las placas ópticas, son los "agujeros en los cielos" de Herschel.

## Espectroscopía molecular: ¿Cómo sabemos qué moléculas existen en el espacio?

Todo lo que conocemos de la química interestelar se basa en las observaciones espectroscópicas. Por tanto, es necesario tener unos conocimientos básicos sobre espectroscopía para poder entender la grandeza y las limitaciones de nuestro conocimiento.

Consideremos una de las moléculas más abundantes en el medio interestelar, el monóxido de carbono (CO). Esta molécula está formada por un átomo de carbono (C) y otro de oxígeno (O) unidos por un enlace químico. Si la distancia entre los dos núcleos se supone fija, suposición válida como primera aproximación, la molécula puede rotar sobre sí misma como un sólido rígido y su energía dependerá del momento angular de rotación. La mecánica cuántica nos dice que la energía de la molécula no puede tomar cualquier valor, sino sólo unos cuantos valores "permitidos". Estos valores permitidos se conocen como niveles de energía rotacionales. En el caso de CO, la energía de rotación sólo podrá tomar los valores,

$$E_r = \frac{h^2}{8\pi^2 I} J(J+1) \quad J = 0, 1, 2, 3, \dots \quad (1)$$

donde  $h$  y  $\pi$  son constantes ( $h = 6,6252 \cdot 10^{-27}$  erg sec,  $\pi = 3,14159$ ),  $I$  es el momento de inercia de la molécula, y  $J$  es el número cuántico del momento angular, que sólo puede tomar los valores indicados. Cuando una molécula pasa de un estado a otro, absorbe (si pasa de un estado de menor energía a otro de mayor) o emite (cuando cambia de mayor a menor energía) un fotón de frecuencia

$$\nu = E_r(\text{nivel sup.}) - E_r(\text{nivel inf.}) = B[J_s(J_s + 1) - J_i(J_i + 1)] \quad (2)$$

donde  $B = \frac{h^2}{8\pi^2 I}$  y  $J_s, J_i$  son los números cuánticos de los niveles superior e inferior respectivamente. Puesto que  $B$  depende del momento de inercia de cada molécula, las frecuencias de emisión (o absorción) son características de cada compuesto.

Para moléculas diatómicas, las frecuencias del espectro de rotación suelen estar entre 10 y 300 GHz (1 GHz =  $10^9$  Hz = 1000 millones de Hz). Este rango de frecuencias corresponde a ondas electromagnéticas con longitudes de onda entre 3 cm y 1 mm, es decir, a la zona radio del espectro electromagnético (no la zona

visible). Por ello, hubo que esperar a la Radioastronomía para el descubrimiento de la mayor parte de las moléculas del medio interestelar. No todas las transiciones entre dos niveles de energía están permitidas. En primer lugar, para que estas transiciones se produzcan la molécula debe tener momento dipolar eléctrico ( $\mu_e$ ) o momento dipolar magnético ( $\mu_m$ ) permanente distinto de cero (ver glosario). Además los niveles inferior y superior deben cumplir ciertas leyes llamadas reglas de selección. Las transiciones asociadas a cada uno de estos momentos tienen sus propias reglas de selección. Las transiciones dipolares eléctricas son más intensas que las magnéticas, por lo que son las que generalmente se observan en Radioastronomía. Las moléculas homonucleares (con dos átomos idénticos) como H<sub>2</sub>, N<sub>2</sub>, O<sub>2</sub>,... no tienen momento dipolar eléctrico lo que produce serias dificultades para su detección.

La molécula de CO tiene un momento dipolar eléctrico de  $\mu_e = 0,1$  Debye. Las transiciones dipolares eléctricas permitidas son aquellas en las que  $J$  cambia en  $\pm 1$ . Por lo tanto, teniendo en cuenta que la constante rotacional de CO es  $B = 55,101$  GHz, el espectro de rotación de CO consistirá en una serie de líneas situadas a frecuencias  $\nu = 115,272$  GHz (transición  $J=1 \rightarrow 0$ ), 230,544 GHz (transición  $J=2 \rightarrow 1$ ), 345,816 GHz (transición  $J=3 \rightarrow 2$ ), ... Cuando el espectro observado en la dirección de una nube interestelar contiene esta serie de líneas, sabemos que la nube contiene CO. Sin embargo, el razonamiento inverso no es cierto: el que una nube contenga CO no es condición suficiente para que se observen estas líneas. La intensidad de una línea es proporcional al momento dipolar al cuadrado,  $\mu_e^2$ , y a la cantidad de moléculas de la región observada que estén en los niveles de energía superior e inferior de dicha transición. La cantidad de moléculas que están en un determinado nivel depende de la temperatura cinética y la densidad del gas emisor, y de la intensidad del campo electromagnético en dicha región a la frecuencia de la transición. En general, para detectar una transición molecular en absorción es necesario tener una fuente de continuo intensa a esa frecuencia detrás de la nube (e.g., una estrella), y la intensidad de la absorción es directamente proporcional a la intensidad del campo de radiación y al número total de moléculas entre la fuente de continuo y el observador. En el caso de emisión, la intensidad de la línea es también proporcional al número de partículas en la línea de mirada, pero además la región observada debe reunir unas ciertas condiciones de densidad y temperatura para que la línea tenga una intensidad apreciable.

Existe una densidad crítica,  $n_{cr}$ , para cada transición por debajo de la cual la emisión es muy débil. Cuando una molécula se encuentra en equilibrio termodinámico, la población de los niveles con  $E_r \geq kT_k$ , donde  $k$  es la constante de Boltzmann ( $k = 1,38042 \cdot 10^{-16}$  erg/°) y  $T_k$  es la temperatura cinética del gas, disminuye exponencialmente, y por lo tanto, presentarán emisión débil las transiciones que involucren dos niveles con energía superior a  $kT_k$ . En el caso de la transición  $J=1 \rightarrow 0$  de CO, la densidad crítica es  $\sim 10^2$  cm<sup>-3</sup>, y la temperatura cinética correspondiente al nivel  $J=1$  es  $T_k = 5$  K. Puesto que estas condiciones las cumple la mayor parte del gas que forma la materia interestelar, la emisión de CO es una de las más ubicuas en el medio interestelar. En determinadas condiciones puede ocurrir que el nivel su-

perior de una transición esté más poblado que el inferior. En este caso, se produce una emisión extraordinariamente intensa, que se denomina emisión máser.

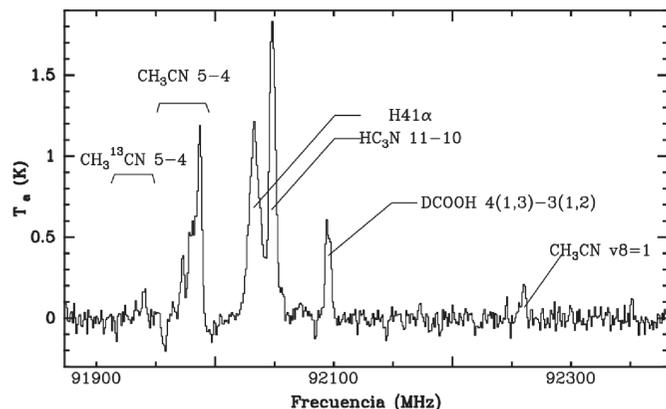


Figura 3: Espectro tomado en dirección a la nube molecular Sgr B2, situada cerca del centro galáctico, en que se aprecian líneas espectrales correspondientes a varias moléculas (cortesía de Pablo de Vicente).

En esta sección sólo hemos discutido el espectro rotacional, es decir, aquel correspondiente a la energía de rotación de la molécula como un todo. La energía de una molécula no sólo se debe a la rotación de la molécula como un todo, la vibración de los átomos que la componen, el momento angular de los electrones desapareados, o el espín de los núcleos de los átomos también producen variaciones en la energía. Estas variaciones dan lugar a otras líneas espectrales, y hablamos de espectro de rotación-vibración, transiciones electrónicas, etc.

### ¿Qué nos deja observar la atmósfera terrestre?

Un problema adicional para la observación de líneas moleculares, es que la radiación emitida en el medio interestelar debe atravesar la atmósfera terrestre antes de ser detectada. La atmósfera terrestre absorbe la radiación electromagnética que nos llega del Universo, debido fundamentalmente a que contiene vapor de agua ( $H_2O$ ) y oxígeno molecular ( $O_2$ ). Para la mayor parte de las frecuencias la atmósfera es prácticamente opaca y la emisión a estas frecuencias no llega a la superficie terrestre. Sin embargo hay intervalos de frecuencia donde la absorción es menor y la radiación procedente del Universo puede ser observada, estos intervalos se llaman "ventanas atmosféricas". Una de estas ventanas es la ventana visible, y otra, la ventana radio. Existen unas pequeñas ventanas infrarrojas donde la absorción atmosférica, aunque importante, permite la observación astronómica desde la Tierra en lugares con condiciones excepcionales (gran altitud y baja cantidad de vapor de agua en la atmósfera). Uno de estos lugares se encuentra

en las islas Canarias, y otro en Hawai. Varios países del mundo han colocado sus telescopios en estos enclaves. Un lugar aún más privilegiado para la observación astronómica es la Antártida. Por encontrarse en los polos terrestres la atmósfera es más delgada en la Antártida que en ningún otro lugar. Además las bajas temperaturas reinantes hacen que el agua de la atmósfera se encuentre formando cristales de hielo, mucho menos dañinos que el vapor de agua para la observación astronómica. En la actualidad existen varios proyectos internacionales para colocar telescopios en la Antártida. Sin embargo, para observar en gran parte de las frecuencias infrarrojas, en UV y en rayos X es necesario el uso de globos o satélites artificiales.

## El gas interestelar

### ¿Cuál es su composición química?

Para que tengamos constancia observacional de la existencia de una molécula en el espacio, deben cumplirse dos condiciones: la molécula debe existir en el medio interestelar; y debe poder ser detectada con la instrumentación (telescopios + espectrómetros) de que se dispone. Para ello, es necesario que la molécula tenga transiciones en las regiones óptico o radio del espectro electromagnético. Además, estas transiciones deben ser tales que emitan apreciablemente en las condiciones de temperatura y densidad imperantes en el medio interestelar. Por último, su abundancia tiene que ser suficientemente grande como para ser detectada con la sensibilidad de la instrumentación actual. Estas condiciones constituyen una limitación importante al número de moléculas detectadas.

La molécula más abundante del Universo, y la responsable de casi el 100% de la masa molecular, es  $H_2$ . Sin embargo, la presencia de moléculas de  $H_2$  no fue confirmada hasta que se pudieron llevar espectrómetros fuera de la atmósfera terrestre. Esto ocurrió por primera vez en 1970 cuando un espectrómetro llevado en una sonda espacial registró el espectro visible y ultravioleta de la estrella  $\zeta$  Per. Este espectro mostraba claramente la presencia de  $H_2$  interestelar en la línea de mirada entre la estrella y la Tierra. Observaciones más extensas se realizaron con el satélite "Copernicus" lanzado en 1972. Estas observaciones confirmaron la existencia de nubes moleculares donde la mayor parte del hidrógeno se encuentra en forma de  $H_2$ .

La dificultad para la detección de  $H_2$  reside en que al tratarse de una molécula homonuclear, no tiene transiciones dipolares eléctricas. Desde observatorios terrestres puede ser detectada la banda de rotación-vibración  $1 \rightarrow 0$  ( $2,1 \mu m$ ), pero sólo objetos con temperatura y densidad altas pueden emitir en esta banda. Emisión de  $H_2$  a  $2,1 \mu m$  se ha observado en las proximidades de las estrellas, los bordes de las regiones HII, y en regiones donde existen fuertes frentes de choque. Sin embargo, la mayor parte del  $H_2$  de la Galaxia se encuentra en las regiones frías de las nubes moleculares y no puede ser detectado en estas transiciones. Por esta razón para cal-

cular la masa de una nube no se utiliza el H<sub>2</sub> (a pesar de ser responsable de casi el 100% de su masa), sino el CO. El CO es la molécula más abundante del Universo después de H<sub>2</sub>. Tiene transiciones rotacionales que caen en la ventana radio, y que emiten apreciablemente con temperaturas cinéticas entre 5 - 30 K, y por tanto con las temperaturas típicas de las nubes moleculares. Puesto que la densidad crítica de estas transiciones es muy baja, puede detectarse emisión incluso en las nubes difusas y las envolturas poco densas de las nubes moleculares. La abundancia de CO respecto al H<sub>2</sub> toma un valor aproximadamente constante en nuestra Galaxia e igual a, (número de moléculas de CO)/(número de moléculas de H<sub>2</sub>) ~ 8 · 10<sup>-5</sup>, por lo que podemos estimar la masa de H<sub>2</sub> a partir de la masa de CO. CO no sólo se utiliza para conocer la distribución de gas molecular en nuestra galaxia sino también en las galaxias externas.

Dos de las moléculas más importantes para la vida presentan grandes dificultades de observación desde la Tierra. Se trata del agua (H<sub>2</sub>O) y el oxígeno molecular (O<sub>2</sub>). Todos los modelos teóricos de química interestelar predicen abundancias importantes para ambas moléculas. Sin embargo, puesto que tanto el O<sub>2</sub> como el H<sub>2</sub>O son muy abundantes en la atmósfera terrestre, su observación es extremadamente difícil desde la superficie de la Tierra. Sólo emisión máser de H<sub>2</sub>O a 22 GHz había sido observada con anterioridad a 1980. Esta emisión proviene de regiones muy pequeñas, y extraordinariamente densas y calientes situadas muy cerca de las estrellas jóvenes, y por tanto, no nos da información sobre la abundancia y condiciones físicas del H<sub>2</sub>O en la mayor parte del medio interestelar. Recientemente se ha detectado emisión de H<sub>2</sub>O extensa a 183 GHz en algunas regiones de formación estelar (Orión, W49N). Estas observaciones han sido realizadas desde la superficie de la Tierra aprovechando para su observación algunas noches de invierno con temperaturas excepcionalmente bajas. Los resultados obtenidos sugieren que el H<sub>2</sub>O es realmente abundante en el medio interestelar, pero aún no se tienen estimaciones precisas de su abundancia ni de su distribución dentro de las nubes. Más desalentadora es la situación para O<sub>2</sub>. En este caso sólo se han conseguido límites superiores a su abundancia, y una detección tentativa que por el momento no ha podido ser confirmada. El lanzamiento del satélite europeo ISO previsto para 1995 será decisivo para el conocimiento de la química de estas dos moléculas. El equipamiento de ISO permitirá hacer espectroscopía en el rango de longitudes de onda 2-45 μm desde fuera de la atmósfera. Varias transiciones hiperfinas de H<sub>2</sub>O, y una transición dipolar magnética del O<sub>2</sub> caen en dicho rango de frecuencias. Todos los astroquímicos tiene sus esperanzas puestas en ISO.

#### Las primeras cien moléculas

En contra de lo que los casos anteriores pueden sugerir, la astroquímica ha sido una ciencia extraordinariamente productiva en las últimas décadas. En la actualidad se han detectado más de 100 moléculas diferentes en el medio interestelar sin tener en cuenta los isótopos de estos compuestos (ver Tabla 3). Estas moléculas van desde las moléculas diatómicas más simples (CO, CN, CH, ...) hasta HC<sub>13</sub>N que es la molécula con mayor número de átomos observada.

**Tabla 3. Moléculas detectadas en el medio interestelar y circumestelar**

<i>Moléculas con Hidrógeno</i>			
H <sub>2</sub>	H <sub>2</sub> D <sup>+</sup>		
<i>Moléculas con Hidrógeno y Carbono</i>			
C <sub>2</sub>	C <sub>3</sub>	C <sub>5</sub>	CH <sup>+</sup>
CH	C <sub>2</sub> H	C <sub>3</sub> H	C <sub>4</sub> H
C <sub>5</sub> H	C <sub>6</sub> H	CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H	CH <sub>3</sub> C <sub>4</sub> H
CH <sub>4</sub>	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub>	C <sub>2</sub> H <sub>4</sub>	[C <sub>3</sub> H <sub>2</sub> ]
H <sub>2</sub> C <sub>3</sub>	H <sub>2</sub> C <sub>4</sub>	[C <sub>3</sub> H]	
<i>Moléculas con Hidrógeno, Carbono y Oxígeno</i>			
CO	CO <sup>+</sup>	C <sub>3</sub> O	CCO
C <sub>5</sub> O	OH	H <sub>2</sub> O	H <sub>3</sub> O <sup>+</sup>
HCO	HCO <sup>+</sup>	HOC <sup>+</sup>	HOCO <sup>+</sup>
H <sub>2</sub> CO	CH <sub>3</sub> OH	CH <sub>3</sub> CO	CH <sub>3</sub> CHO
CH <sub>3</sub> HCHO	CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub>	HCOOCH <sub>3</sub>	HC <sub>2</sub> CHO
CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH	HCOOH	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> CO	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> O
<i>Moléculas con Hidrógeno, Carbono y Nitrógeno</i>			
CN	C <sub>3</sub> N	HC <sub>3</sub> NH <sup>+</sup>	<i>HCCN</i>
HCN	HC <sub>3</sub> N	HCCNC	<i>HNCCC</i>
HC <sub>5</sub> N	HC <sub>7</sub> N	HC <sub>9</sub> N	HC <sub>11</sub> N
HC <sub>13</sub> N	HNC	NH	NH <sub>3</sub>
N <sub>2</sub> H <sup>+</sup>	CH <sub>3</sub> CN	CH <sub>3</sub> NC	CH <sub>3</sub> C <sub>5</sub> N
HCNH <sup>+</sup>	NH <sub>2</sub> CN	CH <sub>2</sub> CN	CH <sub>2</sub> NH
CH <sub>3</sub> NH <sub>2</sub>	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> CN	CH <sub>2</sub> CHCN	CH <sub>3</sub> C <sub>3</sub> N
<i>Moléculas con Hidrógeno, Nitrógeno, Carbono y Oxígeno</i>			
NO	HNO	HNCO	HOCN
NH <sub>2</sub> CHO			
<i>Moléculas con Hidrógeno, Azufre, Nitrógeno, Carbono, Oxígeno y Fósforo</i>			
SO	SO <sub>2</sub>	NS	H <sub>2</sub> S
OCS	HCS <sup>+</sup>	CS	C <sub>2</sub> S
C <sub>3</sub> S	SO <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> CS	HNCS
CH <sub>3</sub> SH	PN	<i>CP</i>	<i>SiC</i>
SiO	[ <i>SiC</i> ]	SiS	<i>SiN</i>
<i>SiH<sub>4</sub></i>	<i>HSiCC</i>	<i>SiC<sub>4</sub></i>	
<i>Moléculas metálicas</i>			
HCl	<i>NaCl</i>	<i>KCl</i>	<i>AlCl</i>
<i>AlF</i>	<i>NaCN</i>	<i>MgNC</i>	

Las moléculas entre corchetes poseen una estructura cíclica. Las moléculas en cursiva son aquellas que sólo se han detectado en el medio circumestelar.

Hay dos aspectos que cabe destacar de la lista de moléculas detectadas porque las diferencias de la química terrestre. El primero es la gran cantidad de radicales activos e iones (ver glosario) que han sido identificados, y el segundo, el alto grado de insaturación de los compuestos orgánicos (pocos átomos de H en la molécula). Los radicales, que se definen como aquellos compuestos que contienen uno o dos electrones desapareados, son muy reactivos por lo que tienen una vida muy corta en las condiciones físicas que existen en la Tierra. En general no es posible encontrarlos en estado natural, y sólo se han observado tras sintetizarlos en el laboratorio. Muchos de los radicales que aparecen en la Tabla 3 se detectaron en el medio interestelar antes de ser observados en un laboratorio. Una serie de líneas no identificadas, se atribuían a un compuesto por consideraciones teóricas (intuición y lógica científica), y después se intentaba sintetizar el presunto compuesto en el laboratorio para comprobar la validez de la identificación y medir con precisión sus constantes moleculares. La identificación de, por ejemplo,  $C_3H_2$ ,  $C_3H$ , o  $C_3N$ , presenta fascinantes historias de lógica deductiva aplicada a un conjunto de líneas interestelares no identificadas. La identificación unívoca de un conjunto de líneas no es una tarea fácil, y todavía hay gran cantidad de líneas no identificadas en los espectros radio esperando a que a los químicos terrestres “adivinen un nuevo compuesto que explique su emisión.

El alto grado de insaturación de los compuestos interestelares, a pesar de que el H es un factor 1000 o 10000 más abundante que el resto de los elementos, se considera una indicación de que al contrario de lo que es habitual en la Tierra, la química del medio interestelar no se encuentra en equilibrio. Existen regiones en algunas nubes moleculares, como es el caso del “hot core” (núcleo caliente) de Orión, en el que abundan moléculas con alto grado de hidrogenación como  $CH_2CHCN$ , y  $CH_3CH_2CN$ . Procesos diferentes a los que determinan la química en la mayor parte de las nubes moleculares pueden ser dominantes en estas regiones.

A la vista de la Tabla 3, hemos de advertir que la mayor parte de las detecciones en el medio interestelar se han realizado en una de estas cuatro nubes: L134N, TMC1, Orión y Sgr B2, o en la envoltura de la estrella evolucionada IRC+10216, que son las únicas fuentes estudiadas en detalle y con cierta completitud. Aunque el número de fuentes es pequeño, algunos resultados derivados de las abundancias medidas en ellas parecen bien establecidos. L134N y TMC1 son nubes oscuras con condiciones físicas muy similares, mientras que Orión y Sgr B2 son nubes calientes. Algunos compuestos como CO, CS o  $C_2H$  presentan abundancias similares tanto en las nubes calientes como en las nubes frías. Sin embargo, otros compuestos presentan grandes diferencias. Por ejemplo, los compuestos acetilénicos como  $C_3N$ ,  $HC_3N$ ,  $C_4H$  o  $HC_5N$ , y en general la mayor parte de las cadenas carbonadas son más abundantes en las nubes oscuras que en las nubes calientes. Por el contrario, especies como  $NH_3$ ,  $HCOOCH_3$ , y en general compuestos ricos en oxígeno (O), azufre (S) o silicio (Si) son más abundantes en las nubes calientes. Dentro de estos dos tipos de nubes también se producen diferencias. L134N aún teniendo condiciones físicas casi idénticas a las de TMC1, es mucho más rica en compuestos oxigenados que ésta. Incluso dentro de la misma nube puede haber importantes

diferencias químicas. TMC1 y Orión son buenos ejemplos de las variaciones químicas que se pueden producir entre regiones diferentes de una misma nube. La química en las envolturas de las estrellas evolucionadas, medio circunestelar, es también diferente de la que tiene lugar en las nubes interestelares. De hecho, hay compuestos que sólo se han detectado en el medio circunestelar. Sin embargo, en este artículo vamos a centrarnos principalmente en el medio interestelar.

### ¿Cómo se forman las moléculas en el medio interestelar?

Las diferencias entre la composición química del medio interestelar y de la Tierra se deben a que las condiciones físicas características de estos dos medios son muy diferentes. Las condiciones de baja temperatura y baja densidad que reinan en la mayor parte del medio interestelar no se alcanzan en la Tierra ni siquiera después de hacer el vacío. La dificultad para reproducir las condiciones físicas del medio interestelar en los laboratorios terrestres, es uno de los problemas a los que se enfrentan los científicos a la hora de identificar nuevas líneas o de intentar estimar la velocidad con que una determinada reacción puede producirse en el medio interestelar. Estas condiciones son las que determinan los procesos químicos dominantes en las nubes moleculares. Así, mientras que en los laboratorios terrestres la química está dominada por reacciones ternarias, la densidad en las nubes interestelares, excepto en las zonas muy próximas a las estrellas, es demasiado baja para que las reacciones ternarias sean significativas. Se denominan reacciones ternarias a aquellas que involucran tres átomos o moléculas. Estas reacciones se producen cuando dos especies A y B, colisionan para formar un complejo AB, pero esta transformación no se produce directamente sino a través de un compuesto intermedio  $AB^*$ , que a su vez ha de colisionar con un tercer compuesto C para producir AB.



El complejo  $AB^*$  es un compuesto inestable que puede vivir entre  $10^{-14}$  y  $10^{-3}$  segundos antes de disociarse en A y B de nuevo (dependiendo de su energía, tamaño, estructura y pozo de potencial) si antes no colisiona con un tercer compuesto C. El intervalo de tiempo entre colisiones en una nube interestelar es mucho mayor que un milisegundo, así que la probabilidad de que  $AB^*$  viva hasta que un tercer compuesto choque con él es muy pequeña. Por tanto, la química del gas interestelar se basa fundamentalmente en reacciones binarias, es decir, reacciones en las que sólo intervienen dos compuestos.

Las bajas temperaturas de las nubes moleculares también afectan enormemente a la química. Muchas de las reacciones más frecuentes en la química terrestre, en general todas las que ocurren entre compuestos neutros, necesitan una cierta cantidad de energía para producirse (reacciones endotérmicas y reacciones exotérmicas con energía de activación). Estas reacciones, que se producen a una velocidad significativa en la Tierra donde la energía típica de un gas es  $kT_a \approx 0,3eV$  (K es la constante de Boltzman y  $T_a$  es la temperatura ambiente,  $T_a = 20^\circ C = 293K$ ), no

ocurren apreciablemente en el medio interestelar donde la energía es  $KT_m \approx 0,01 eV$  ( $T_m = -263C = 10K$ ). Sin embargo, existen algunas reacciones neutras que pueden ocurrir sin energía de activación. Las reacciones que se producen entre átomos o radicales pertenecen a este grupo, y ocurren en el medio interestelar con velocidades apreciables. Otra excepción aún más importante a la existencia de energías de activación son las reacciones entre un ion y una molécula. A temperatura ambiente las velocidades de estas reacciones son un factor 1000 más rápidas que las anteriores pero es muy probable que este factor sea aún mayor a las temperaturas típicas en el medio interestelar. Por esta razón, mientras que las reacciones ternarias determinan la química terrestre, las reacciones ion-molécula son las que determinan la química de la fase gaseosa de las nubes moleculares.

En las últimas décadas se han desarrollado diferentes modelos para tratar de explicar la química interestelar. La mayor parte de ellos consideran exclusivamente reacciones químicas en la fase gaseosa. Los granos de polvo sólo se tienen en cuenta de la siguiente manera: 1) las abundancias iniciales de los elementos no son las abundancias cósmicas, sino las abundancias cósmicas menos la fracción condensada en los granos (ver Tabla 1); 2) se considera que la radiación UV no penetra en la nube porque está protegida por las partículas de polvo; 3) se acepta que el  $H_2$  se forma en los granos a una determinada velocidad que sólo depende de la densidad (en la siguiente sección comentaremos el problema de la formación de  $H_2$ ).

Los primeros modelos utilizados suponían una situación de equilibrio. Se dice que un sistema químico ha alcanzado el equilibrio cuando el ritmo al que se forma cada molécula es igual al ritmo con que se destruye, manteniéndose su abundancia constante en el tiempo. Para sistemas con las condiciones físicas del medio interestelar, el equilibrio se alcanza en un tiempo  $t \sim 10^6$  años, un factor 10 menor que la edad estimada para las nubes moleculares, por lo que parece razonable suponer equilibrio químico. Estos modelos ajustaban las abundancias de un número apreciable de moléculas simples ( $CO$ ,  $CS$ , ...), llegando a explicar algunas de las diferencias químicas que se habían observado entre las nubes calientes y las nubes frías. Sin embargo, aparecían graves problemas al intentar explicar las abundancias de las moléculas más complejas como  $HC_{13}N$ ,  $C_6H$  o  $CH_3OCH_3$ . En este caso los valores observados eran mucho mayores que los que cabría esperar a partir de los cálculos teóricos. Un problema adicional surgió a principios de la década de los 80 cuando se detectó la línea del carbono atómico a  $610 \mu m$  y se vio que su emisión era intensa incluso en los núcleos más densos de las nubes moleculares, a pesar de que todos los modelos existentes hasta el momento indicaban que en estos núcleos densos todo el carbono debía de estar en forma de  $CO$ .

Las discrepancias existentes entre la teoría y la observación llevaron a los químicos a considerar la evolución temporal de la nube. Cálculos realizados con estos modelos mostraron que las abundancias, tanto de las moléculas complejas como las del  $C$  y  $C^+$ , predichas para los primeros estadios de la evolución de la nube ( $t \sim 3 \cdot 10^5$  años) están más de acuerdo con las abundancias medidas observacionalmente que las abundancias predichas una vez llegado al equilibrio.

Por lo tanto, puede que las nubes no se encuentren en equilibrio químico. Sin embargo esta solución al problema del carbono atómico implicaba un nuevo interrogante, ¿qué es lo que impide a las nubes moleculares alcanzar el equilibrio?. Se han dado diversas respuestas a esta pregunta. La existencia de movimientos turbulentos dentro de la nube que mezclan las partes externas expuestas al campo UV interestelar con las capas internas, puede impedir que éstas lleguen al equilibrio en el tiempo que dura su vida. La formación de estrellas en su interior así como todos los fenómenos violentos que están asociados a las primeras etapas de la vida estelar dificultan que las nubes gigantes alcancen un estado estacionario. O puede que las nubes pasen la mayor parte de su vida como nube difusa con gran parte de gas en fase atómica, y que su etapa como nube densa molecular sea un pequeño período de su vida, insuficiente para alcanzar el equilibrio. La respuesta a estas preguntas aún no está clara.

Se han propuesto otras soluciones para explicar la alta abundancia medida del carbono atómico y de las moléculas complejas que son compatibles con la suposición de equilibrio químico. Una de las más aceptadas es que la razón  $C/O$  ([número de átomos de  $C$ ]/[número de átomos de  $O$ ]) sea mayor que 1 (normalmente se asume  $C/O=1$ ). De hecho, las abundancias de  $C$  y  $C^+$  medidas pueden ajustarse si suponemos  $C/O \sim 1,28$ . Si bien esta razón es diferente a la razón de las abundancias cósmicas, un valor de  $C/O > 1$  puede ocurrir si el grado de condensación en los granos es diferente para cada molécula y los compuestos más abundantes del oxígeno ( $O_2$ ,  $H_2O$ ) se “adhieren” a los granos más fácilmente que el compuesto más abundante de  $C$  ( $CO$ ). El problema que plantea esta explicación es que predice una sobreabundancia de algunos compuestos carbonados que se explicaban bien con una razón  $C/O=1$ . Por último, otra de las explicaciones propuestas al problema del  $C$  atómico es que la penetración de la radiación UV en el interior de las nubes sea mayor de lo que en principio se supuso. Un gas de densidad no uniforme en el que pequeñas condensaciones estén inmersas en un medio difuso, o la generación de fotones UV por el mismo gas molecular bajo la acción de los rayos cósmicos, podrían dar lugar a un campo UV apreciable en el interior de las nubes moleculares. La fotodisociación de  $CO$  por la radiación UV produciría una mayor concentración de carbono atómico, parte del cual se reciclaría formando nuevas moléculas.

#### *Algunos problemas sin resolver ...*

Un problema importante para el entendimiento de la química interestelar es la adhesión de los átomos y moléculas de la fase gaseosa a los granos. Cuando una molécula colisiona con una partícula de polvo tiene una probabilidad muy alta de quedar “pegada” a ella. Supongamos que esta probabilidad es 1, es decir la molécula siempre queda adherida al grano. Suponiendo tamaños típicos para el grano y calculando la probabilidad de que se produzca una colisión entre un grano y una molécula, para una densidad de  $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$  todo el gas estaría adherido a los granos en un tiempo  $t \sim 10^5$  años, tiempo que sería aún menor si la densidad del gas es mayor. Este resultado está en total contradicción con las observaciones que

demuestran la existencia de gran cantidad de moléculas en fase gaseosa incluso en las zonas más densas ( $n > 10^6 \text{ cm}^{-3}$ ). En el medio interestelar deben existir procesos de "despegue" de las moléculas de los granos de polvo. Evaporación, colisiones entre granos, o reacciones explosivas en los mantos de éstos, son algunos de los procesos que se han sugerido.

Hasta ahora sólo hemos considerado gas en el que no ocurren fenómenos violentos y que está protegido de la fuerte radiación UV que emite una estrella joven. Sin embargo, en las nubes moleculares tiene lugar la formación de estrellas, y éstas pueden influir decisivamente en la evolución química y dinámica de la nube. La irradiación de las moléculas del gas y los granos por la estrella recién formada, así como los frentes de choque creados por las pérdidas de masa a gran velocidad que tienen lugar en las primeras etapas de la evolución estelar, modifican drásticamente la química del gas circundante. En un principio se consideró que estos efectos eran locales y no afectaban al grueso de la nube molecular. Sin embargo, algunos resultados observacionales hacen que nos replanteemos esta suposición. Como ya hemos comentado, la gran abundancia encontrada de C y  $\text{C}^+$  en las nubes moleculares sugiere que la penetración de la radiación UV en las nubes puede ser mayor de lo que se pensaba, y afectar a una fracción importante de la nube. Por otra parte, la estrecha relación encontrada entre las abundancias altas de algunas moléculas como el SiO, SO o  $\text{SO}_2$  y las regiones con frentes de choque, sugieren que éstos pueden ser cruciales para su formación. Los frentes de choque asociados al gas con muy alta velocidad pueden destruir los granos de polvo liberando el azufre (S) y silicio (Si) contenido en su interior. El aumento de estos elementos en fase gaseosa ocasionaría una mayor abundancia de las moléculas que los contienen.

Por último la no detección de compuestos de Fe, Mg, y otros metales en el medio interestelar, sugieren que la mayor parte de los átomos de estos elementos están incorporados a los granos en las zonas densas de las nubes. Si bien ésta es una idea ampliamente aceptada, aún es una incógnita en qué forma se han incorporado a estas partículas.

Queremos también hacer notar que las moléculas que aparecen en la Tabla 3 son sólo un límite inferior de las que realmente existen en el Universo. El número de líneas aún no identificadas, así como la existencia de rangos de frecuencia aún casi inexplorados, hacen pensar que se trata de una lista inacabada. La ampliación del número de regiones del cielo en las que se ha realizado una búsqueda de moléculas sistemática también puede contribuir apreciablemente a aumentar esta lista. La idea primera de un gas interestelar formado por moléculas simples, se desvaneció cuando se encontraron moléculas de once átomos. Recientemente, la detección de líneas de emisión a 3,3, 6,2, 7,7 y 11,3  $\mu\text{m}$  en nebulosas por reflexión, regiones HII, nebulosas planetarias y el centro galáctico se ha atribuido a las bandas de vibración de los hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAHs). Estos compuestos que contienen entre 20 y 100 átomos de C son los granos más pequeños y se solapan en tamaño y propiedades con las moléculas. Si bien su formación y destrucción parece estar ligada a la de los granos clásicos (granos de mayor tamaño), y al

igual que éstos soportan una química de superficie (ver la sección dedicada a las partículas de polvo), también participan en la química ion-molécula como las moléculas de la fase gaseosa. Actualmente se cree que estos compuestos tienen un papel esencial en la regulación del grado de ionización (número de electrones libres) del gas en una nube. Por razones históricas, no se incluyen en las tablas de moléculas interestelares y se estudian como un tipo especial de granos de polvo.

### Consideraciones finales

*Muchas preguntas están aún sin responder cuando se trata de comprender la química del Universo, sin embargo una nueva imagen del Cosmos se abre ante nosotros. Desde un Universo formado por estrellas y vacío, hemos pasado a un Universo donde grandes masas de gas y polvo llenan el espacio entre estrellas. Esta materia que nos circunda está compuesta de los mismos elementos que se hallan en la Tierra y obedece a las mismas leyes físicas y químicas. Un comentario especial a este respecto merece ser hecho sobre la química del carbono, en particular sobre las moléculas orgánicas. Ya en el s. XIX los químicos conocían que las células que componían los seres vivos se caracterizaban por la predominancia en su composición de compuestos formados principalmente de carbono (C) e hidrógeno (H), y en una proporción mucho menor por átomos de oxígeno (O), nitrógeno (N) o fósforo (P). Eran los llamados "compuestos orgánicos". Durante bastantes años las teorías vitalistas mantuvieron que las moléculas orgánicas estaban unidas a los seres vivos, y que existía una especie de "fuerza vital" que hacía a la química orgánica intrínsecamente diferente de la química inorgánica. Aunque en 1828 se sintetizó la urea en el laboratorio (fuera de un ser vivo), un aura de misterio siguió envolviendo a las moléculas orgánicas más complejas como las proteínas. En el s. XX se descubrió que las proteínas estaban formadas a su vez de compuestos más simples, los aminoácidos, y en 1953 se sintetizó la primera proteína en el laboratorio. Sin embargo, aún hoy, se estudia la química orgánica y la química inorgánica como dos ramas diferenciadas. Una rápida inspección de la Tabla 3 nos advierte de la abundancia de compuestos orgánicos en el medio interestelar. La materia prima de la que estamos contruídos los seres vivos, y que hace sólo un siglo se consideraba poseedora de una especie de "fuerza vital", se encuentra esparcida por todo el Universo.*

## Partículas de polvo interestelar

### ¿Qué son los granos de polvo?

Los granos son pequeñas partículas con forma alargada (o por lo menos asimétrica) con tamaños entre 3 y 300 nm, y formados principalmente por silicatos, compuestos carbonáceos y grafito. Los núcleos de los granos se forman en las envolturas de las estrellas evolucionadas y son expulsados posteriormente al medio interestelar. Una vez en el medio interestelar, cuando se encuentran formando parte de una nube molecular adquieren mantos de hielo de diferentes compuestos ( $\text{H}_2\text{O}$ ,

CH<sub>4</sub>, NH<sub>3</sub>,...). Los PAHs son los granos de menor tamaño. En un principio se pensó que, al igual que los granos clásicos, se formaban en las envolturas de las estrellas evolucionadas. Serían una especie de grano clásico que no había llegado a crecer hasta su fase adulta. Pero no es posible explicar la gran abundancia de PAHs en las nubes interestelares sólo con este mecanismo de formación. Una parte importante de los PAHs existentes en el medio interestelar deben haberse formado "in situ". Las colisiones grano-grano especialmente cuando existen frentes de choque, parecen ser el mecanismo más plausible para la formación de los PAHs interestelares. Poco trabajo se ha realizado sobre la posibilidad de que se formen en las nubes moleculares mediante reacciones ion-molécula. Con los conocimientos actuales este mecanismo podría ser viable. Sin embargo, un modelo de formación de este tipo debería explicar por qué no se encuentran en estas macromoléculas átomos diferentes del C y del H (como por ejemplo N, S, ...). Hasta el momento no hay evidencia de la existencia de estos átomos en los PAHs.

#### *¿Son los granos de polvo importantes en la química interestelar?*

Desde la detección del hidrógeno molecular en el medio interestelar, se hizo evidente el papel esencial que jugaban los granos en la química. En las condiciones típicas del medio interestelar, ningún proceso de formación de H<sub>2</sub> en fase gaseosa puede producirse de manera eficiente. Pronto se aceptó que el H<sub>2</sub> debía formarse en la superficie de los granos de polvo. Los átomos de H colisionarían con los granos y se quedarían adheridos a su superficie. En la superficie del grano, los átomos de H reaccionarían para formar H<sub>2</sub>. La energía desprendida por esta reacción sería suficiente para arrancar la molécula de H<sub>2</sub> de la superficie y devolverla a la fase gaseosa. En este caso, la superficie del grano actuaría como catalizador. Sin embargo, a pesar de que la formación de H<sub>2</sub> evidencia la interacción química gas-grano, en la mayor parte de los modelos químicos el polvo sólo ha sido incluido para explicar la formación de H<sub>2</sub>, y como elemento pasivo (ver sección anterior). El éxito de los modelos en fase gaseosa para explicar las abundancias de muchas moléculas, y la incertidumbre que existía sobre la composición de los granos, y en particular de los mantos, propiciaron esta situación.

La astroquímica de fase sólida y de superficie se encuentra en la actualidad en una situación similar a la de la astroquímica en fase gaseosa en 1970. Sólo H<sub>2</sub> y NH se ha demostrado claramente que se produzcan en la superficie de los granos, y muy pocas moléculas se sabe con total certidumbre que formen parte de los mantos helados. Sin embargo, existen fuertes evidencias de que sus superficies constituyen auténticas fábricas de moléculas. Los mantos de los granos están compuestos fundamentalmente de especies formadas en reacciones de superficie a partir de los átomos y moléculas del medio interestelar que se han adherido a ellos. Estas reacciones abren caminos para la formación de moléculas que serían imposibles en la fase gaseosa. Cuando una estrella nace, la radiación UV transforma los compuestos que forman la superficie del grano produciendo moléculas orgánicas complejas, y calienta los granos evaporando los compuestos más volátiles de su superficie que se incorporan al gas. De esta manera los granos actúan a la vez de

fuelle y sumidero de moléculas para la fase gaseosa. Como comentaremos más tarde, los residuos de material procesado que se quedan en el grano una vez que se ha evaporado el hielo determinan la abundancia de materia carbonácea/orgánica tanto en el medio interestelar como en los discos protoplanetarios que dan lugar a sistemas planetarios como el nuestro.

#### *Mantos de hielo en los granos*

La existencia de hielos interestelares fue ya sugerida por Lindblad en 1935 cuando propuso que partículas formadas por moléculas saturadas abundantes como H<sub>2</sub>O, NH<sub>3</sub> y CH<sub>4</sub> podrían formarse en las nubes interestelares. Oort y van de Hulst en 1946 desarrollaron esta idea realizando un modelo detallado para la nucleación y crecimiento de hielos en el medio interestelar. Sin embargo, hasta los años 60 no se contaba con técnicas observacionales que permitiesen la detección de los hielos cósmicos. Las especies sólidas pueden ser detectadas a través del espectro resultante de las vibraciones de los átomos que las componen. Las frecuencias a las que emite un determinado tipo de hielo depende de las masas de sus átomos y del tipo de enlace químico que forman entre ellos. En el caso del medio interestelar, se espera que la emisión del hielo se produzca a frecuencias entre 2-20  $\mu$ m. Ya hemos comentado en la sección anterior las dificultades que entraña observar en el infrarrojo desde la superficie de la Tierra. Si a estas dificultades añadimos los problemas tecnológicos que supone la construcción de detectores y espectrómetros a estas frecuencias, queda totalmente justificado el desconocimiento de la composición química de esta fase hasta tiempos muy recientes. Estas dificultades observacionales van acompañadas de graves dificultades en la identificación de los espectros observados. A diferencia de lo que ocurría con las moléculas en fase gaseosa, aquí la emisión a una determinada frecuencia no está ligada a una especie determinada, sino a un enlace químico determinado. Un determinado modo de vibración (por ejemplo de OH), produce perfiles similares en diferentes moléculas (por ejemplo en H<sub>2</sub>O y en CH<sub>3</sub>OH). Por lo tanto, una figura de absorción (llamamos figura de absorción a una absorción con forma no definida) puede estar formada por una mezcla de diferentes compuestos.

Los primeros intentos de detectar agua helada a 3,0  $\mu$ m no tuvieron éxito, dado que las observaciones que se realizaron con este fin se concentraron en regiones difusas del medio interestelar. Estudios posteriores demostraron que los hielos necesitan regiones protegidas de la radiación UV para crecer, y si bien son inexistentes en las regiones difusas, son ubicuos en las nubes moleculares densas. Los datos observacionales indican que el agua helada (H<sub>2</sub>O) aparecen en todas las regiones en las que la extinción visual es  $\geq 3$  mag. La comparación de la abundancia del agua en los mantos helados con la que predicen los modelos para la fase gaseosa, nos indica que en regiones con  $A_v \geq 3$  mag la abundancia del agua sólida es más de un orden de magnitud (un factor 10) superior a la abundancia del agua en fase gaseosa, o dicho de otra manera, del número total de átomos de O en la región, el 10% se encuentra en los granos en forma de H<sub>2</sub>O helada, y sólo un 1% se encuentra en forma de H<sub>2</sub>O en fase gaseosa. Absorciones debidas a

otros compuestos aparecen también alrededor de las  $3 \mu\text{m}$ . La figura de absorción observada a  $3,53 \mu\text{m}$ , cerca del perfil producido por el  $\text{H}_2\text{O}$ , se ha identificado con el metanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ) helado. De acuerdo con la intensidad de esta absorción, la abundancia del  $\text{CH}_3\text{OH}$  en fase sólida sería un 5-10% de la abundancia del  $\text{H}_2\text{O}$ . Otras absorciones detectadas entre  $3,3$  y  $3,5 \mu\text{m}$  parece que pueden ser producidas por hidrocarburos aromáticos y compuestos de carbono con una estructura similar a la del diamante. Todos los modelos de química de superficie predicen que el metano ( $\text{CH}_4$ ) debe ser uno de los compuestos hidrocarbonados más abundantes. Debido a la absorción de la atmósfera terrestre, las observaciones de  $\text{CH}_4$  son extremadamente difíciles. En 1991, Lacy llevó a cabo una búsqueda de  $\text{CH}_4$  en varias direcciones pero, en contra de lo esperado, sólo consiguió una detección tentativa. La abundancia de  $\text{CH}_4$  derivada de estas observaciones es mucho menor que la predicha por los modelos teóricos.

La detección en 1984 de  $\text{CO}$  sólido a  $4,67 \mu\text{m}$  constituyó un hito en la química interestelar. Aunque la presencia de moléculas distintas de  $\text{H}_2\text{O}$  en los hielos había sido sospechada durante mucho tiempo, ésta fue la primera detección de otra especie. Después de  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$  es la molécula más ampliamente observada en el medio interestelar sólido. Al igual que el  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$  aparece en las nubes moleculares densas y su intensidad es proporcional a la extinción visual, pero en este caso la extinción visual umbral, es decir la extinción a partir de la cual se detecta, es 6 mag (en el caso del  $\text{H}_2\text{O}$  eran 3 mag). La comparación de las observaciones de la fase sólida con la fase gaseosa sugiere que un 40% de la cantidad total de  $\text{CO}$  para  $A_V \geq 6$  mag se encuentra en los granos en forma de hielo.

La presencia de  $\text{CO}$  en los mantos sugiere que el anhídrido carbónico ( $\text{CO}_2$ ) puede también ser un constituyente apreciable de los hielos interestelares. Al contrario que  $\text{CO}$ ,  $\text{CO}_2$  no se predice que pueda formarse en una cantidad apreciable en fase gaseosa. Todo el  $\text{CO}_2$  contenido en los granos debe formarse mediante la reacción  $\text{CO} + \text{O} \rightarrow \text{CO}_2$ . Esta reacción posee una energía de activación, por lo que no puede ocurrir a bajas temperaturas. Pero experimentos en el laboratorio muestran que el  $\text{CO}_2$  podría formarse en los granos sujetos irradiados con luz UV. En este caso la abundancia de  $\text{CO}_2$  sería una indicación del grado de procesamiento del manto de los granos por la radiación UV de una estrella joven. El  $\text{CO}_2$  sólido no puede ser observado desde la superficie de la Tierra. En 1989 d'Hendecourt y Jourdan de Muizon encontraron una figura de absorción a  $15,2 \mu\text{m}$  en el espectro tomado por el satélite espacial IRAS en la dirección de la estrella AFGL961. Esta figura de absorción se identificó tentativamente con  $\text{CO}_2$ . Si esta identificación es correcta, el  $\text{CO}_2$  tendría una abundancia comparable a la de  $\text{CO}$  en el entorno de esta estrella. Sin embargo, no se ha encontrado esta absorción en ninguna otra dirección. Tampoco han sido muy afortunadas las búsquedas de moléculas con nitrógeno (N) o azufre (S) en los hielos interestelares. Los intentos de detección de  $\text{NH}_3$  han sido hasta ahora infructuosos. Se han detectado tentativamente compuestos orgánicos que contienen el radical CN, el ion  $\text{OCN}^-$ , y las moléculas azufradas  $\text{H}_2\text{S}$  y  $\text{OCS}$  en la dirección de W33A. Pero ninguna de estas detecciones ha podido ser confirmada hasta ahora.

Para intentar explicar la composición química de los mantos de los granos, en principio se podía suponer que las moléculas que forman los hielos se han "pegado" directamente del medio interestelar. Sin embargo, cálculos sencillos a partir de las abundancias medidas en la fase gaseosa y la fase sólida de los compuestos detectados en los hielos interestelares demuestran que la mayor parte se han formado en los mismos granos a partir de reacciones de superficie que involucran átomos y moléculas más sencillas adheridas del gas interestelar. Los modelos teóricos que tratan de reproducir la química de superficie predicen que la composición final de los mantos así creados depende críticamente de la razón entre las abundancias de hidrógeno atómico e hidrógeno molecular en la nube. Consideremos una nube en colapso gravitacional. Inicialmente, con bajas densidades, los granos adquieren mantos formados como resultado de las reacciones de superficie entre los átomos de H, C, N y O que se han adherido de la fase gaseosa. Estas reacciones dan lugar a hielos ricos en hidrógeno, compuestos por  $\text{H}_2\text{O}$  (~68% de la masa) junto con cantidades apreciables de  $\text{NH}_3$  y  $\text{CH}_4$ . Cuando la densidad de la nube ha aumentado lo suficiente para que todo el hidrógeno se encuentre en forma de  $\text{H}_2$ , las reacciones que daban lugar a los compuestos anteriores quedan inhibidas, y se forma un segundo manto rico en  $\text{CO}$ ,  $\text{CO}_2$  y moléculas no polares como  $\text{O}_2$  y  $\text{N}_2$ . Sin embargo, hasta ahora sólo tres moléculas,  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CH}_3\text{OH}$  y  $\text{CO}$ , han podido ser identificadas más allá de toda duda razonable. Existen detecciones tentativas de  $\text{CO}_2$  y  $\text{CH}_4$ , pero a pesar de las predicciones teóricas,  $\text{NH}_3$  no ha podido identificarse y la abundancia de  $\text{CH}_4$  parece ser mucho menor que la esperada.

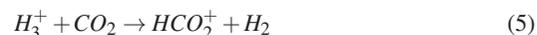
En conclusión, el número de compuestos detectados en fase sólida es mucho menor que el de detectados en fase gaseosa. Pero el estudio de los hielos interestelares está aún en sus inicios. El progreso que se ha producido en la espectroscopía infrarroja en la década de los 90 abre unas posibilidades excepcionales para esta rama de la Astrofísica. El mismo papel que la espectroscopía radio desempeñó en el desarrollo de la química en fase gaseosa en los 70 y 80, puede ser desempeñado por la espectroscopía infrarroja para el conocimiento de la fase sólida en los 90. El proyecto más interesante en los próximos años, como ya comentamos en la sección anterior, es sin duda alguna el lanzamiento del satélite ISO. En este momento aún resulta difícil evaluar de qué manera puede cambiar nuestra concepción del Universo.

#### *¿Qué ocurre cuando la radiación UV incide en los granos?*

Paralelamente a la espectroscopía infrarroja se realizan experimentos muy sofisticados tecnológicamente en laboratorios terrestres que tienen como finalidad entender la química en los granos. En el Laboratorio Astrofísico de la Universidad de Leiden existe un grupo experimental encargado de estudiar los procesos que tienen lugar en los granos cuando son sometidos a la radiación UV que emiten las estrellas jóvenes. El experimento consiste en lo siguiente: En el centro de una cámara de ultravacío se coloca un bloque de aluminio rotando. Se inyecta posteriormente una mezcla de gases compuesta típicamente por  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{NH}_3$ ,

CH<sub>4</sub>, etc. (Estos compuestos son los que se supone que forman la primera capa del manto de hielo de los granos.) Los gases se van depositando en forma de hielo en la superficie de aluminio, y durante el proceso son irradiados por una lámpara UV. El bloque de aluminio equivale a las partículas de polvo interestelar en las que se condensa el gas, y la lámpara UV simula la radiación emitida por las estrellas jóvenes. Como ya comentamos al principio de este artículo, se necesita una cámara de ultravacío para conseguir unas condiciones físicas similares a las del medio interestelar. Con las lámparas UV utilizadas, la irradiación de una hora en el laboratorio equivale a la que sufren los granos en 10<sup>6</sup>-10<sup>7</sup> años en una nube molecular densa. Comencemos con una mezcla H<sub>2</sub>O:CO:CH<sub>4</sub>:NH<sub>3</sub> = 6:2:1:1, y una temperatura de 12 K. Sorprendentemente, si los gases son irradiados durante la condensación, el hielo resultante tiene una composición química diferente a la de la mezcla inicial. En el hielo final, aparecen cantidades importantes de CO<sub>2</sub>, H<sub>2</sub>CO y HCO, así como una absorción a 4,6 μm que se ha identificado con OCN<sup>-</sup>, y coincide con la figura de absorción observada en W33A.

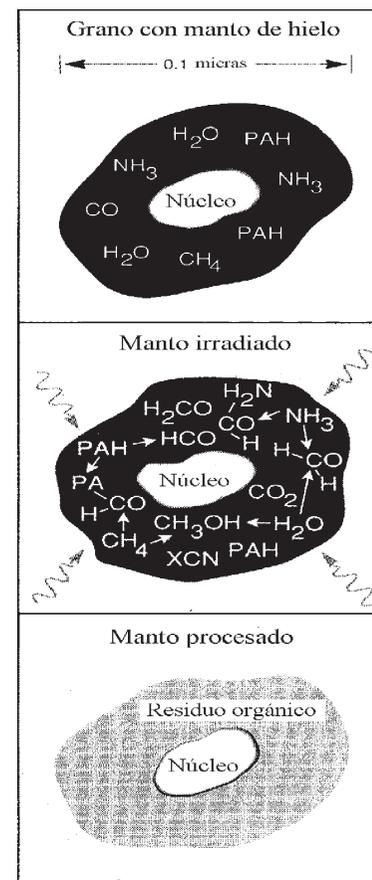
Estos resultados no sólo son consistentes con las observaciones de hielos interestelares que hemos comentado anteriormente, sino que además ayudan a explicar las abundancias de algunos compuestos en la fase gaseosa. Los modelos químicos que consideran sólo reacciones en fase gaseosa son incapaces de explicar las abundancias observadas de algunos compuestos. Este es el caso de H<sub>2</sub>CO y HCO<sub>2</sub><sup>+</sup>. La abundancia de H<sub>2</sub>CO en algunas nubes difusas (nubes de alta latitud) es superior en más de un orden de magnitud a la predicha por los modelos químicos en fase gaseosa. Sin embargo, si introducimos los granos en la química, la abundancia predicha de H<sub>2</sub>CO aumenta al menos en un factor 10, dando resultados más de acuerdo con los observacionales. Considerar el efecto de los granos también puede ayudar a explicar la abundancia de HCO<sub>2</sub><sup>+</sup> en las nubes densas. Observaciones recientes en la dirección del centro galáctico implicaban una abundancia de HCO<sub>2</sub><sup>+</sup> no explicable a partir de reacciones en fase gaseosa. La producción de HCO<sub>2</sub><sup>+</sup> en fase gaseosa se produce principalmente a partir de CO<sub>2</sub> mediante la reacción,



De acuerdo con los modelos de fase gaseosa, es necesaria una razón de abundancias (en número de moléculas) CO<sub>2</sub>/CO ≥ 0,06 en el centro galáctico para producir el HCO<sub>2</sub><sup>+</sup> observado. Pero, de acuerdo con estos mismos modelos, en las condiciones físicas del centro galáctico sólo se podría producir una razón CO<sub>2</sub>/CO ~10<sup>-3</sup> - 10<sup>-4</sup>. Otra vez, la introducción de los granos en la química viene a salvarnos de esta situación. Como hemos visto, cantidades significativas de CO<sub>2</sub> pueden producirse cuando un hielo rico en H<sub>2</sub>O y CO es irradiado con radiación UV. La evaporación de moléculas formadas en los granos también se ha invocado para explicar la extraordinaria abundancia de NH<sub>3</sub>, CH<sub>3</sub>OH y otros compuestos saturados en determinadas regiones calientes. Este es el caso de la región de Orión conocida como el "hot core" (núcleo caliente).

Pero aún mucho más excitante que ver el efecto que produce la química asociada a los granos en la fase gaseosa, resulta el estudio de los residuos orgánicos

que quedan adheridos a los granos después de la evaporación de los hielos. La irradiación UV de los hielos de los mantos en el laboratorio conduce a la producción de compuestos orgánicos. El análisis de estos compuestos nos muestra que pueden separarse en tres grupos: Polímeros muy complejos que aún no ha sido identificados pero que se sabe que contienen oxígeno y nitrógeno, compuestos de tamaño intermedio que están en proceso de caracterización, y compuestos de tamaño menor ya identificados. Entre estos compuestos ya identificados se encuentran el glicerol, la urea, la tetramina, la glicina y otros aminoácidos.



*Y por fin, los aminoácidos ...*

*Y es aquí donde el estudio de la química interestelar se solapa con el estudio del origen de nuestra propia existencia. Los aminoácidos constituyen las unidades estructurales de las proteínas y del ADN (ácido desoxirribonucleico). La posible*

*existencia de aminoácidos no sólo fuera de la Tierra, sino fuera también del Sistema Solar, en las superficies de los granos de polvo que forman las nubes moleculares, tiene implicaciones importantísimas a la hora de intentar entender el origen de la vida. Aún no se ha conseguido detectar aminoácidos fuera del Sistema Solar, pero sí en los pequeños objetos que se mueven dentro de él, y que accidentalmente colisionan con nuestro planeta, los meteoritos.*

## Meteoritos. Mensajeros del medio interestelar

Centremos nuestra atención en el Universo más cercano a nosotros, el Sistema Solar. Cuando la nube interestelar que dió lugar al Sistema Solar se condensó hace 4500 millones de años, se formaron pequeños cuerpos de roca y hielo a partir de las partículas de polvo que contenía. Estos cuerpos se denominan planetesimales. Los planetesimales se agregaron durante 100 millones de años para producir los planetas, los satélites, y otros objetos más pequeños, los asteroides y los cometas. Debido a los campos gravitatorios de los planetas, los asteroides se concentraron en un cinturón entre Jupiter y Marte. La mayor parte de los asteroides han perdido sus hielos evaporados por el calor del Sol. Algunos planetesimales se situaron más allá de Plutón, en el cinturón de Kuiper, y otros se acumularon en un halo esférico distante que se conoce como la nube de Oort. Debido a su gran distancia al sol, estos planetesimales conservaron sus hielos y son los progenitores de los cometas. Las colisiones entre asteroides producen fragmentos que pueden caer a la superficie de nuestro planeta como meteoritos. Los meteoritos, cuando no son destruidos a su paso por la atmósfera, constituyen una oportunidad excepcional para el estudio de la materia interestelar.

Hay dos tipos de meteoritos: unos están compuestos principalmente de metales, en particular hierro y níquel, mientras que otros parecen simples rocas. Entre éstos últimos los más fascinantes son las condritas carbonáceas, caracterizadas por su riqueza en compuestos orgánicos. Alrededor del 5% de la masa de estos meteoritos está formada por carburo de silicio (SiC) y diamantes microscópicos de unas 50µm. Esta composición es la misma que la de los núcleos de los granos interestelares, y nos desvela su origen. Pero la mayor parte de la masa está formada por compuestos orgánicos. Un hito para la ciencia lo constituyó el análisis del meteorito carbonáceo que cayó en Septiembre de 1969 en Murchison (Australia). El meteorito contenía más de 400 compuestos orgánicos incluyendo algunos no conocidos en la Tierra. Pero lo más importante es que se encontraron aminoácidos.

Por primera vez se tenía conocimiento de la existencia de aminoácidos fuera de la Tierra. Hasta entonces todas las teorías sobre el origen de la vida consideraban que las "excepcionales condiciones que en un momento dado convergieron en la Tierra, habrían permitido la formación de moléculas orgánicas cada vez más complejas hasta llegar al primer ser vivo. La detección de aminoácidos extraterrestres abre la posibilidad de que al menos parte de las moléculas necesarias para que esta evolución se produzca, provengan del espacio exterior. De hecho, la mayor parte de

las teorías sobre el origen de la vida existentes en la actualidad, consideran que los aminoácidos traídos a la Tierra por el gran bombardeo de meteoritos que tuvo lugar en la joven Tierra (hace 3500 millones de años) fueron esenciales para la aparición de vida en nuestro planeta. La fecha estimada para este bombardeo coincide con la estimada para la aparición de las formas de vida más primitivas en los océanos.

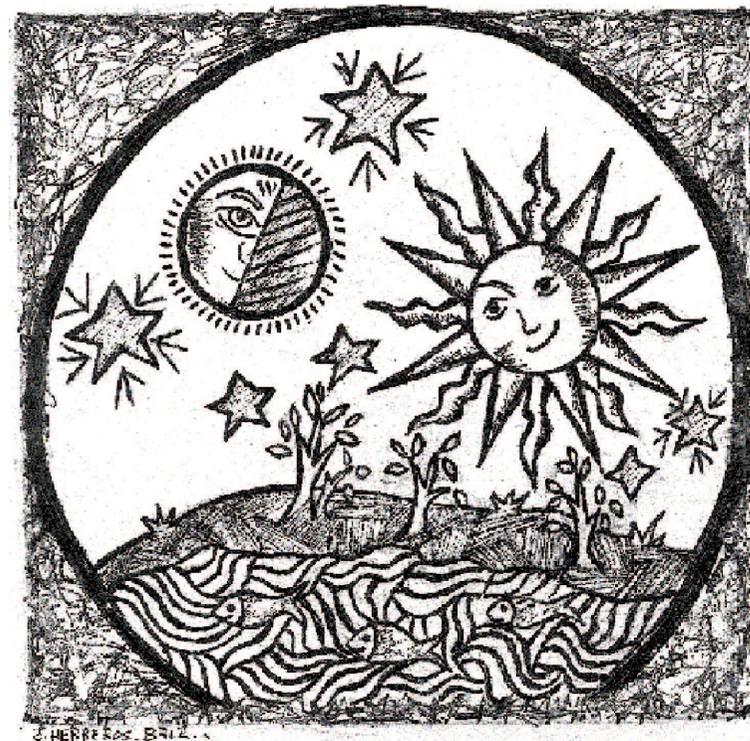


Figura 5: Dibujo artístico de astros visibles desde la Tierra, cortesía de Joaquina Herreros Briz.

## La historia química "aproximada" del Universo

*Todo comenzó hace 15000 millones de años cuando todo la energía y la materia existente en el Universo surgió en un gran estallido, el "Big Bang". La materia que se formó a partir de este estallido estaba compuesta exclusivamente por átomos del hidrógeno y helio. Ningún elemento más pesado que el helio, como el oxígeno, nitrógeno, hierro, etc, se formó en este momento. En los siguientes miles de millones de años, mientras el Universo se continuaba expandiendo y enfriando,*

se formaron las galaxias y se produjo la primera formación estelar de estrellas de gran masa. Las reacciones nucleares que tienen lugar en el interior de las estrellas masivas producen átomos pesados a partir de hidrógeno. Cuando al final de sus vidas explotan en forma de supernova, estos átomos quedan libres en el medio interestelar. La mayor parte de los átomos pesados que existen hoy en día en el Universo se formaron en el interior de esta primera generación de estrellas. Una vez libres en el medio interestelar, estos átomos se mezclaron con los átomos de H y He ya existentes, y se concentraron en nubes moleculares gigantes. En estas nubes se formaron subsiguientes generaciones de estrellas que perpetuaron este proceso. Puesto que en el "Big Bang" sólo se formó hidrógeno y helio, el resto de los átomos que componen el Universo, incluídos los átomos de C, O, N, etc que forman los seres vivos, se formaron alguna vez en el interior de una estrella masiva.

Una gran riqueza de procesos químicos se producen en el interior de las nubes gigantes, pero todos ellos están íntimamente ligados a la vida de las estrellas. Las estrellas masivas, al igual que las que formaron la primera generación, siguen sintetizando elementos pesados que se incorporan al medio interestelar cuando explotan en forma de supernova. Las estrellas poco masivas acaban sus vidas de una forma menos espectacular. Después de una etapa de gigante roja en la que la estrella es cada vez más grande y más fría, pierden las capas exteriores que se incorporan al medio interestelar (nebulosas planetarias), mientras que las capas interiores quedan formando una estrella residual o una enana blanca. Estas estrellas con poca masa son de gran importancia para la evolución química del Universo. Los granos de polvo interestelares se forman en sus envolturas en la fase de gigante roja, y se incorporan al medio interestelar en la última etapa de la vida de las estrellas cuando expulsan sus capas externas. En el interior de las nubes densas, enriquecidas con los granos y elementos pesados procedentes de anteriores generaciones de estrellas, se produce la formación de nuevas estrellas. Las estrellas jóvenes, recién formadas, emiten radiación UV. Esta radiación desencadena procesos en los mantos de hielo de los granos, que dan lugar a la formación moléculas orgánicas complejas. Conforme aumenta la temperatura de los granos, los hielos se evaporan y queda un residuo de material orgánico unido al núcleo del grano.

Entre los miles de millones de galaxias que pueblan el Universo se encuentra la Vía Láctea. En una de sus nubes enriquecida de elementos pesados, el Sol y los planetas se formaron hace 4500 millones de años. El Sol es una estrella de baja masa que se encuentra en su fase adulta. El tercer planeta del Sistema Solar es la Tierra. Las condiciones que se dieron en la superficie de la joven Tierra debieron propiciar una rica y compleja química orgánica. Hoy no sabemos si los primeros compuestos orgánicos complejos que aparecieron en nuestro planeta se formaron en la atmósfera terrestre que estaba siendo irradiada por el sol, o provenían de los meteoritos que continuamente bombardeaban su superficie en ese tiempo. Probablemente ambos mecanismos contribuyeron al enriquecimiento de la Tierra en materia orgánica. Pero proteínas, ácidos nucleicos, azúcares, y otras moléculas orgánicas se acumularon en sus océanos dando lugar a una solución

de compuestos orgánicos nitrogenados que interactuaban fuertemente entre ellos, es lo que habitualmente se llama la "sopa primordial". De algún modo, hace 3500 millones de años esta sopa primordial dio origen a los primeros organismos capaces de mantenerse y reproducirse por sí mismos, los primeros seres vivos.

## Breve glosario

**espectro** Distribución de la intensidad de una radiación en función de la frecuencia o la longitud de onda.

**extinción visual** Atenuación de la intensidad de la radiación visible debida a la absorción y dispersión producidas por el polvo interestelar.

**ion** Atomo o molécula con carga eléctrica, por pérdida o ganancia de uno o más electrones.

**línea espectral** Estrecha porción de un espectro en que la intensidad muestra un máximo (*línea de emisión*) o un mínimo (*línea de absorción*), producto de una transición atómica o molecular.

**momento dipolar** Magnitud que caracteriza un dipolo eléctrico, cuyo módulo es el producto de una de sus cargas por la separación entre ellas. Toda molécula con una distribución asimétrica de carga eléctrica puede considerarse como un dipolo eléctrico con un determinado momento dipolar. De análoga manera, un dipolo magnético viene caracterizado por una magnitud denominada momento dipolar magnético.

**radical** Fragmento de molécula que posee uno o varios electrones sin aparear.

**remanente de supernova** Masa de gas en expansión producto de la explosión (conocida como *supernova*) de una estrella gigante roja cuya masa es varias veces la del Sol.

**temperatura cinética** Temperatura que se asocia a la energía cinética media de las partículas (átomos, moléculas, ...) que constituyen el sistema considerado.