

MATERIAL INTERESTELAR ASOCIADO AL CINTURON DE GOULD

INTERSTELLAR MATTER RELATED TO GOULD'S BELT

Wolfgang Pöppel¹

Instituto Argentino de Radioastronomía, CONICET

RESUMEN. Esta puesta al día comienza con un resumen de las principales características observacionales del Cinturón de Gould (CG). Seguidamente, se mencionan las principales características del HI asociado al CG y de los modelos cinemáticos que se plantearon para interpretar las observaciones. Luego de mencionar los principales complejos moleculares asociados al CG y de estimar las masas totales de HI y HII ($\sim 2 \times 10^6 M_{\odot}$), se concluye que el gas neutro asociado al CG tiene, por sus dimensiones espaciales y por la magnitud de la energía cinética inyectada originalmente, jerarquía de "supershell". Correspondientemente, su interior estaría constituido por una "superburbuja". Finalmente se resumen las evidencias observacionales a este respecto.

ABSTRACT. In this short review we outline some of the characteristics of the interstellar matter related to Gould's belt. We first describe the associated HI and mention some of the kinematical models which have been fitted to it. After mentioning the most important associated molecular complexes, the total mass of the neutral gas is estimated as being on the order of $2 \times 10^6 M_{\odot}$. It looks like the neutral gas is a supershell, whereas its interior has the characteristics of a superbubble.

GENERALIDADES

En base a observaciones hechas desde Sudáfrica, Sir John Herschel (1847) hizo notar que las estrellas más brillantes del cielo no están distribuidas simétricamente respecto del plano galáctico, sino respecto de un círculo máximo que forma unos 20° con aquél. Treinta años más tarde desde Córdoba, Gould (1879) también destacó la existencia de esta faja de estrellas y estudió su distribución. La faja definida por Gould pasa por Canis Major, Columba, Puppis, Carina, Crux, Centaurus, Lupus y la cabeza de Scorpius. En el hemisferio norte el fenómeno es menos notable, destacándose en Ophiuchus y Hercules. La faja se completa con las estrellas más brillantes de Taurus, Perseus, Cassiopeia, Cepheus, Cygnus y Lyra.

Este fenómeno, hoy en día conocido como "Cinturón de Gould" (CG), fue posteriormente estudiado, entre otros, por Newcomb, Charlier, Shapley y Bok. En tiempos más recientes cabe mencionar los estudios de Stothers y Frogel (1974, con amplias referencias a trabajos anteriores), Clube

¹ Miembro de la Carrera del Investigador Científico, CONICET

(1967b), Lesh (1968), Frogel y Stothers (1977) y Westin (1985). Los cuatro últimos incluyen análisis cinemáticos que evidencian una expansión del OG.

Poco después de su descubrimiento, el OG fue asociado con la presencia de algunas nebulosas de emisión (por ej. Orión) y de reflexión de la vecindad solar. Hubble (1922) mostró que las nebulosas brillantes y las nubes oscuras más destacadas del cielo, y ubicadas por lo tanto en las cercanías del Sol, están distribuidas a lo largo del OG. Poco después de la primera detección de la línea de 21 cm del HI interestelar en 1951, Heeschen y Lilley (1954) mostraron que existía una correlación entre la intensidad de la radiación de 21 cm y las nubes de polvo ubicadas fuera del plano galáctico. Al respecto, Davies (1960) hizo un extenso estudio. Llegó a la conclusión de que el OG tenía las características de la población I: presencia de estrellas jóvenes y de un alto porcentaje de gas y polvo, formando un sistema de formación reciente dentro del brazo local. Estimó que el HI asociado con el OG era del orden de 1 a $2.6 \times 10^5 M_{\odot}$.

Al presente se acepta que el OG conforma un subsistema local achatado y joven dentro del brazo local (Dixon 1967, Blaauw 1985). Las estrellas más brillantes del OG en general constituyen una selección de las estrellas cercanas de tipo espectral temprano, típicamente O-B3, las cuales revelan ciertas peculiaridades locales en su distribución y cinemática. El subsistema incluye las asociaciones de Sco-Cen, Ori OB1 y Per OB2. Probablemente otras asociaciones tales como Lac OB1 también formen parte. No es adecuado sin embargo, adoptar la imagen de un disco achatado para el OG. No se conoce tal tipo de sistemas estelares en la Galaxia. Si bien la estructura del OG es muy inhomogénea, de acuerdo con Clube (1967a), su forma es más bien la de una rosca de 500 pc de largo, 200 pc de ancho y 100 pc de espesor. Estas medidas posiblemente pequen por defecto. El subsistema posee características cinemáticas distintas a las del resto de la población local, denotando una expansión. El Sol se encuentra inmerso en este subsistema en una posición no central. La trascendencia del OG en la Galaxia no supera la zona local y su probable edad es pequeña frente al período de rotación galáctica en la cercanía solar. La importancia de su estudio reside más bien en los fenómenos de activa formación estelar que evidencia, en especial su origen y su interacción con el resto de la población local, y en que todo ello sucede prácticamente ante nuestras propias narices.

Antes de ocuparnos del material interestelar asociado al OG es conveniente mencionar nuevamente a Westin (1985). En base a datos de fotometría u,v,b,y y H β existentes en la literatura para la mayoría de las estrellas brillantes de tipo espectral temprano O-A0, este autor hizo un estudio de tales estrellas divididas en grupos de diferentes edades. Las conclusiones de Westin pueden resumirse así:

Las estrellas cercanas más jóvenes que 6×10^7 años pertenecen al subsistema de Gould. La inclinación respecto del plano galáctico es máxima (19°) para el grupo estelar más joven (2×10^7 años). Para estrellas en el rango $3-6 \times 10^7$ años la inclinación media es menor, $\sim 14^{\circ}$. Estrellas de edad mayor que 6×10^7 años ya están distribuidas simétricamente respecto del plano galáctico.

La extensión del sistema de Gould en base a la distribución de las estrellas más jóvenes que 3×10^7 años es:

$$-250 < X < + 500 \text{ pc}, \quad -700 < Y < +500 \text{ pc}.$$

Aquí el eje X apunta hacia $l = 180^\circ$ y el eje Y en la dirección $l = 90^\circ$. La línea de los nodos resulta estar orientada prácticamente en la dirección $l = 90^\circ - 270^\circ$. La distribución de las estrellas dentro del sistema es muy irregular, al igual que la de la extinción. En el plano galáctico, para las direcciones $l = 0^\circ$ y $l = 180^\circ$, en las que el CG muestra las máximas elongaciones en latitud (positiva y negativa respectivamente), la extinción es mucho menor que en el CG.

En cuanto a las propiedades cinemáticas, tanto las estrellas de edad mayor que 6×10^7 años como las estrellas exteriores al dominio del CG, siguen la rotación diferencial de la Galaxia. En cambio, los movimientos propios y velocidades radiales de las estrellas del CG, de edad 3×10^7 años revelan una expansión: K es significativamente mayor que cero. Agreguemos que esto es consecuente con resultados de Lesh (1968) y de Tuomi y Fricke (1979). Sin embargo, la expansión no puede ser explicada mediante un modelo simple como por ej. el de Blaauw (1952). Tampoco la aplicación de la teoría lineal de ondas de densidad propuesta por Lin para el disco de la Galaxia parece adecuada para explicar ni la cinemática local de las estrellas jóvenes (Crézé, Mennessier 1973, Moser et al. 1973), ni su distribución espacial con su inclinación y la discontinuidad de su extensión. Para más detalles remitimos a Westin (1985) y a Lindblad (1980).

HI ASOCIADO AL CINTURON DE GOULD. MODELOS CINEMATICOOS

El estudio del HI asociado al CG mediante la observación de la línea de 21 cm ha contribuido preponderantemente a ampliar nuestros -todavía precarios- conocimientos de la cinemática del gas local. Un progreso notable fue logrado por Lindblad (1967), quien estudiando la estructura espiral a ambos lados de la dirección del anticentro galáctico $l = 180^\circ$, aisló una componente de baja velocidad positiva en los perfiles de HI en emisión. La velocidad positiva de dicha componente se mantiene entre $l \sim 160^\circ$ hasta $l \sim 240^\circ$ incluyendo la dirección $l = 180^\circ$, denotando por lo tanto una recesión respecto del LSR. El comportamiento cinemático de esta componente constituye una de las tantas evidencias conocidas de gas que no está moviéndose rigurosamente en órbitas circulares alrededor del centro galáctico según el clásico modelo de Oort y Lindblad. Además, la componente mostraba una mayor extensión en b y una menor dispersión en velocidades que la de los usuales "brazos espirales". Esta componente ya había sido mencionada en un estudio anterior de Hoglund (1963), quien la llamó "brazo" A (A-"arm"), considerándola como probablemente debida a gas local. Lindblad (1967), además de ampliar considerablemente las observaciones, construyó un modelo cinemático para dicha componente ("feature A"), que, además de ajustar las observaciones predecía su velocidad radial $v_{rad}(l)$ a lo largo de todo el ecuador galáctico. El modelo bidimensional de Lindblad (1967) aproxima a la componente A mediante una nube o cáscara local de HI en expansión dentro del campo gravitatorio de la Galaxia con velocidad constante s partir de un centro O, que Lindblad situaba aproximadamente a unos 200 pc del Sol. En su evolución la cáscara, inicialmente circular, ha ido tomando una forma ovalada. La edad de la cáscara resultaba ser de 6.5×10^7 años y el Sol se encontraría en su interior. Quedaba planteada así una audaz predicción y un reto para los observadores de HI, sobre todo en el hemisferio sur.

Pronto se encontraron evidencias observacionales en favor del modelo

de Lindblad en un extenso rango en l , la mayoría de ellas en el hemisferio N. En este aspecto se destacaron Hughes y Routledge (1972), quienes mostraron que las evidencias provenían no sólo del HI en emisión, sino también del HI en absorción contra radiofuentes, del OH en líneas de 18 cm y del COH2 en línea de 6 cm. En base a estos datos Hughes y Routledge estimaron que la masa total involucrada en la componente A de Lindblad era de $3 \times 10^6 M_{\odot}$, considerando para la cáscara elíptica de su modelo una altura de 200 pc y un radio medio de 400 pc. La energía cinética involucrada para una velocidad de expansión de 6 Km/s resultaba ser de 2×10^{51} erg. Correspondientemente, la energía inicial total debía ser mayor en varios órdenes de magnitud. Además hicieron notar que los mapas de la distribución del polvo en la vecindad solar eran compatibles con el anillo de Lindblad y que también lo era la distribución de las estrellas tempranas del CG.

Nuevas observaciones de HI permitieron a Lindblad et al. (1973) hacer un ajuste numérico más preciso del modelo original. A esto se agregaron observaciones del COH2, de CH y de OH en la dirección de nubes oscuras del catálogo de Lynds (1967) sobre la región del CG (Sandquist et al. 1976, Sandquist y Lindroos 1976, Dieter 1973). La relación de la componente A de Lindblad con el CG se hacía notoria.

Paralelamente Burton y Bania (1974) desarrollaron un modelo totalmente diferente para el gas local, basado en una cinemática predicha en base a la teoría lineal de ondas de densidad. Para ello utilizaron observaciones de HI a bajas latitudes en los cuadrantes galácticos I, II y III, fundamentalmente del pico que se observa a bajas velocidades. Como el acuerdo les pareció bueno, Burton y Bania consideraron razonable postular simplemente que el Sol está inmerso en un campo de velocidades del tipo de los que pueden predecirse a partir de la teoría lineal de ondas de densidad, sin necesidad de invocar ningún subsistema separado.

Aquí conviene comentar que Lindblad (1967) hizo notar que para $l < 110^{\circ}$, donde la componente A tiene velocidades ligeramente negativas, su estudio no podía separarse totalmente del de otra componente, la "C/H", que identificó con el brazo de Orión. Este, a diferencia de la componente A tiene una cinemática mas bien característica de una rotación diferencial. Lindblad lo consideró como la "otra componente local". La componente A con su cinemática característica propia y su gran extensión en latitud causada por su gran cercanía, debe sin embargo considerarse perteneciente al brazo de Orión. Por otra parte, ya Clube (1967c) había hecho notar que la errónea interpretación del campo de velocidades (positivas) del gas asociado al CG en el cuadrante IV había conducido a un mapeado de un brazo ficticio situado a distancias galactocéntricas $R > R_{\odot}$ mayores que la del Sol. Las curvas $v_{rad}(l)$ correspondientes a ambas componentes locales están comparadas por ej. en la Fig. 5 de Sandquist et al. (1976).

El modelo de Burton y Bania (1974) para el gas local planteaba una opción al modelo de Lindblad. La definición tenía que llegar a partir de nuevas y más completas observaciones en el cuadrante IV. Según Burton y Bania (1974) cabía esperar velocidades negativas para el gas cercano; según el modelo de Lindblad et al. 1973 velocidades positivas. Fue Rickard (1975) quien, a partir de observaciones de alta dispersión de líneas interestelares K del CaII encontró que las velocidades eran predominantemente positivas $\sim + 4$ Km/s. El modelo del anillo de material en expansión de Lindblad et al. (1973), se ajustaba mejor a las observaciones que el de una

perturbación según la teoría lineal de ondas de densidad de Burton y Bania (1974). Pronto hubo amplias confirmaciones en base al análisis de observaciones de HI (Franco y Pöppel 1978, Morras 1979), producto de extensos atlas realizados en el IAR a bajas latitudes galácticas positivas (Pöppel y Vieira 1974, 1985; Olano et al. 1981, Pöppel et al. 1979) y negativas (Bajaja y Colomb 1973, Colomb et al. 1976 Bajaja et al. 1980).

El modelo bidimensional de Lindblad et al. (1973) fue posteriormente mejorado por Olano (1982), quien reemplazó la hipótesis de una cáscara de gas de expansión temporal constante (Lindblad 1967) por una hipótesis más realista: acreción del gas del entorno sobre la cáscara en expansión ("topadora") con conservación de la cantidad de movimiento. Para el ajuste final de la curva $v_{rad}(l)$ Olano incorporó los resultados obtenidos en el IAR calculando cuatro casos representativos. Los modelos cilíndricos de Olano dan para el gas asociado al CG un anillo con semiejes de ~ 370 y ~ 210 pc, una edad de 3.2 a 3.7×10^7 años y una masa de HI de $1.2 \times 10^6 M_{\odot}$ para una densidad ambiente de 1 at/cm^3 y una altura perpendicular al plano de 200 pc. Olano ubica el centro de expansión en la dirección $l \sim 135^{\circ}$, a una distancia de unos 120 - 200 pc, en las cercanías de los cúmulos galácticos α Persei y Fleyades. La energía inicial del gas estaría en el rango de 3 - 8×10^{51} erg.

Los resultados de Olano constituyen una valiosa información. La precisión de estos resultados está limitada por los siguientes efectos:

i) Indeterminaciones en las observaciones: No siempre es simple identificar a la componente A y evaluar su velocidad radial sin ambigüedades, ya que existe superposición con otras componentes, especialmente cerca del plano.

ii) Inhomogeneidades del medio interestelar en el entorno local: Esto queda evidenciado por la extrema irregularidad que se observa en la distribución de la absorción interestelar en 1000 pc a la redonda (Fitzgerald 1968, Lucke 1978, Paresce 1984a. El segundo de los autores pone énfasis en el aspecto tridimensional del problema).

iii) Distorsiones en las distribuciones originales de velocidad y de densidad del gas que forma el anillo, causadas por explosiones de SNs y/o vientos estelares: Durante la acreción del anillo, cabe esperar la aparición de nuevos centros de formación estelar, por ej. por el efecto ii). En su evolución estos centros entrarán en interacción con el gas de sus respectivos entornos. Ejemplos han sido propuestos en Lupus (Strauss et al. 1979; Olano y Pöppel 1981a) y en Sco-Oph (Olano y Pöppel 1981b, Cappa de Nicolsu y Pöppel 1986).

iv) La distribución del gas asociado al CG en realidad dista de ser cilíndrica: Ello está relacionado con el fenómeno de caída de gas hacia el plano observada en los polos galácticos (McGee y Murray 1961; Dieter 1965). La imagen dada por Weaver (1974) de dos corrientes cayendo simultáneamente hacia el plano, una desde el N y la otra desde el S para chocar produciendo simultáneamente hacia el plano, una desde el N y la otra desde el S para chocar produciendo el CG no parece muy elaborada. Ni la simultaneidad, ni el origen de estas corrientes son explicadas. Tampoco se deduce ningún parámetro comparable con las observaciones. Olano (1982) en cambio, ofrece una explicación más natural para este gas. Se trataría de los "casquetes" provenientes de la explosión inicial que diera origen al anillo de gas en expansión, los cuales, al cabo de $\sim 3 \times 10^7$ años se encontrarían en caída

libre con una velocidad de ~ -15 Km/s luego de haber pasado por su máxima altura sobre el plano.

En realidad el fenómeno es considerablemente más complejo. La distorsión de la simetría cilíndrica queda bien ilustrada por los mapas con las curvas de nivel de intensidad de HI de Schober (1976) basados fundamentalmente en el atlas de Heiles y Habing (1974) observado desde el hemisferio N. En ellos se distingue claramente la cordillera correspondiente al gas local. Por su cinemática y su escaso ancho en velocidades está claro que se trata de la componente A. Se comprueba que, en general la velocidad media de la cordillera es positiva en las latitudes de CG, con una tendencia a disminuir hacia los polos. Para $|b| > 50^\circ$ la velocidad ya es negativa. Otras características de la componente A también quedan claramente en evidencia: su intensidad, su gran extensión en b , las numerosas concentraciones o "grumos" de HI y los "vaivenes" de su velocidad.

En la Fig.1 (tomada de Olano y Pöppel 1981b) se muestra a título de ejemplo la cordillera correspondiente a la componente A entre $l = 315^\circ$ y $l = 360^\circ$, para la latitud galáctica $b = +11^\circ$. En la Fig.2 (tomada de la misma fuente que la anterior) se muestra la misma cordillera pero para $b = +15^\circ$. Nótese que la intensidad de la cordillera aparece muy disminuida entre $l = 322^\circ$ y $l = 333^\circ$. Según Olano y Pöppel (1981b) ello se debería a la explosión de la supernova asociada con el remanente conocido como Lupus Loop.

En la Fig.3 (tomada de Strauss et al. 1979) se muestra semicuantitativamente la distribución del gas local asociado con el CG según los mencionados autores, quienes la obtuvieron mediante un método simple de interpolación del fondo.

En la Fig.4 hemos graficado con trazo fino las velocidades medias de la cordillera tomadas de los mapas de Schober (1976) a intervalos de 10° en b para $l = 0^\circ, 20^\circ, \dots, 360^\circ$, completándolas con datos observacionales del IAR. La línea punteada indica valores interpolados por ausencia de gas o de observaciones. La línea gruesa indica aproximadamente el plano del CG según Stothers y Frogel (1974). En la Fig.5 hemos representado las curvas $v_{rad}(l)$ computadas por Olano (1982) para sus modelos I, II y IV. Superpuestas están las velocidades medias de la componente A a lo largo del plano del CG. Para comparación, también se ha graficado la curva

$$v_{rad}(l) = 7.\text{sen } 2l \text{ Km/s}$$

característica para objetos en rotación diferencial a unos 460 pc del Sol. El acuerdo de los modelos de Olano (1982) con las velocidades de la componente A puede considerarse como bastante bueno, sobre todo considerando los comentarios i) a iv). En particular, se comprende que no es simple construir la curva observacional adecuada $v_{rad}(l)$ para el ajuste de modelos.

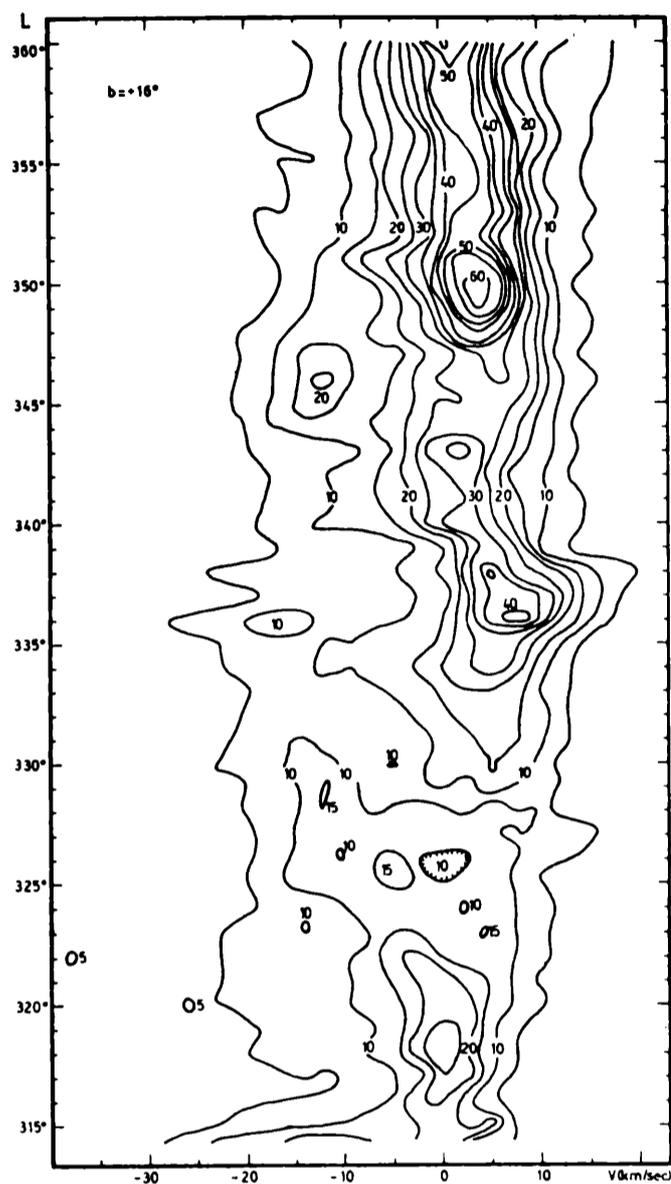
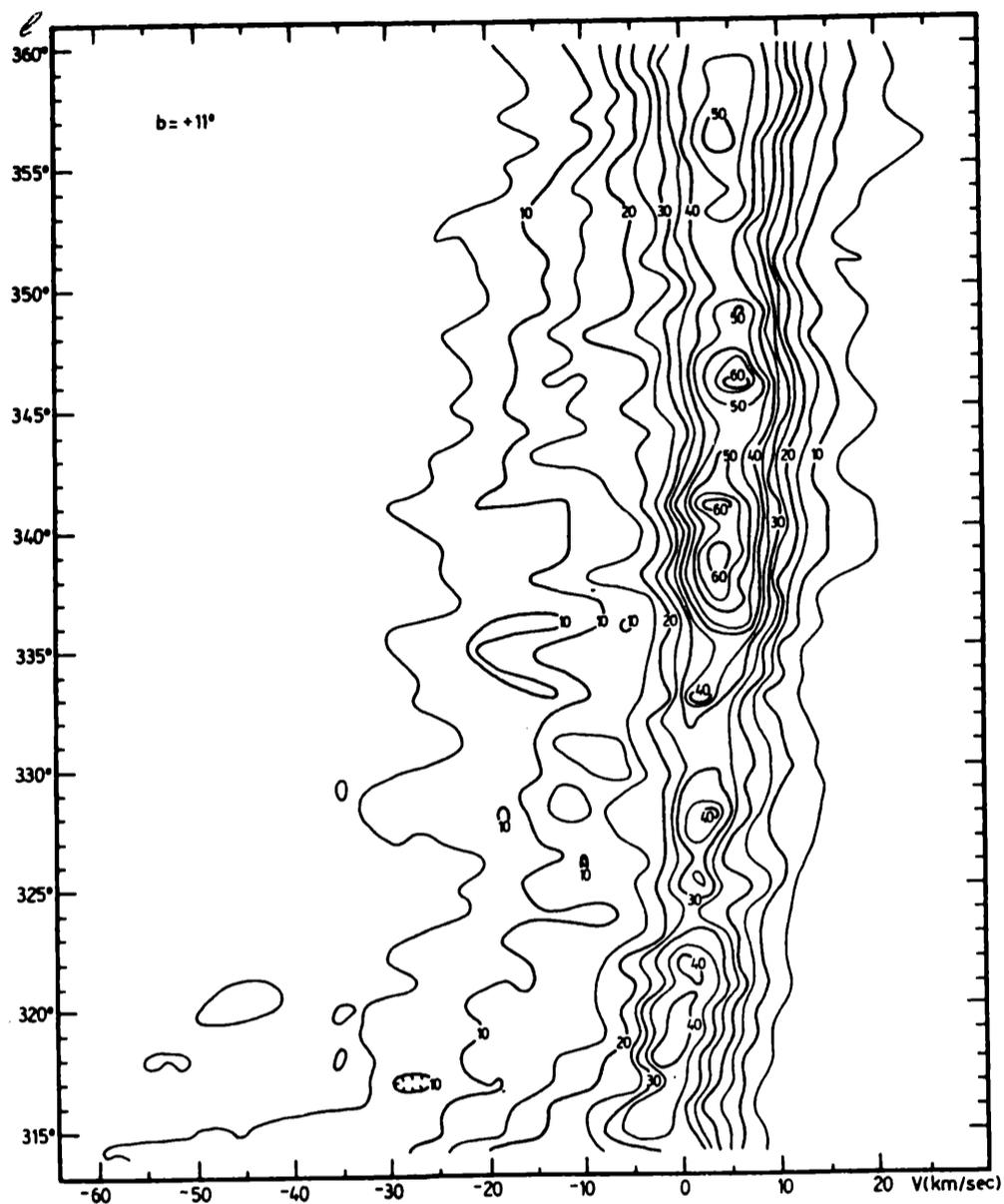


FIG. 1 (Tomada de Olano y Pöppel 1981b): Curvas de nivel que muestran la cordillera correspondiente a la componente A de Lindblad en el rango de longitudes galácticas $l = 315^\circ$ a $l = 360^\circ$ para la latitud $b = +11^\circ$. Nótese como la velocidad radial media varía lentamente con l , siendo positiva en un extenso intervalo.

FIG. 2 (Tomada de Olano y Pöppel 1981b): Idem a Fig. 1, pero para $b = +15^\circ$. Nótese como la cordillera aparece muy disminuida en intensidades en el intervalo $l = 322^\circ$ a $l = 333^\circ$. Según los autores mencionados, ello se debería a la explosión de la supernova que dió lugar al remanente conocido como el Lupus Loop.

Sodroski et al. (1985) han hecho un estudio de la estructura y cinemática del HI asociado al CG en base a los atlas de Weaver y Williams (1973,1974) y Kerr et al. (1986). La curva $v_{rad}(l)$, que obtienen en base a un análisis en serie de Fourier, presenta tres picos. Dadas las dificultades mencionadas y la dispersión que muestran los valores individuales hallados por Sodroski et al. no parece haber razones de peso para preferir la curva por ellos computada.

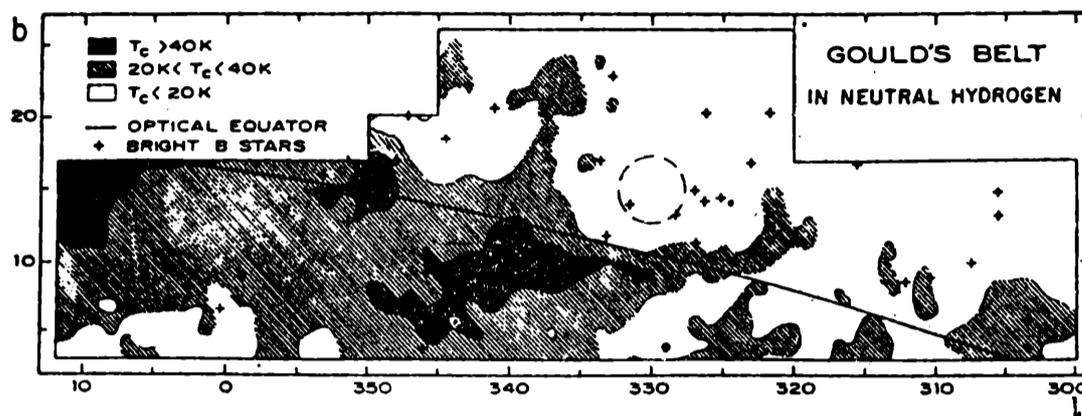


FIG. 3 (Tomada de Strauss et al. 1979): Contornos de temperaturas de brillo interpoladas correspondientes al gas asociado al CG según dichos autores. También se muestran (con cruces) las estrellas B pertenecientes al CG según Bertiau (1958) y, (en líneas llenas) el ecuador del CG según Stothers Frogel (1974). El círculo en rayitas indica esquemáticamente la posición del Lupus Loop. Nótese como las estrellas parecen estar desplazadas ("adelantadas") respecto del gas.

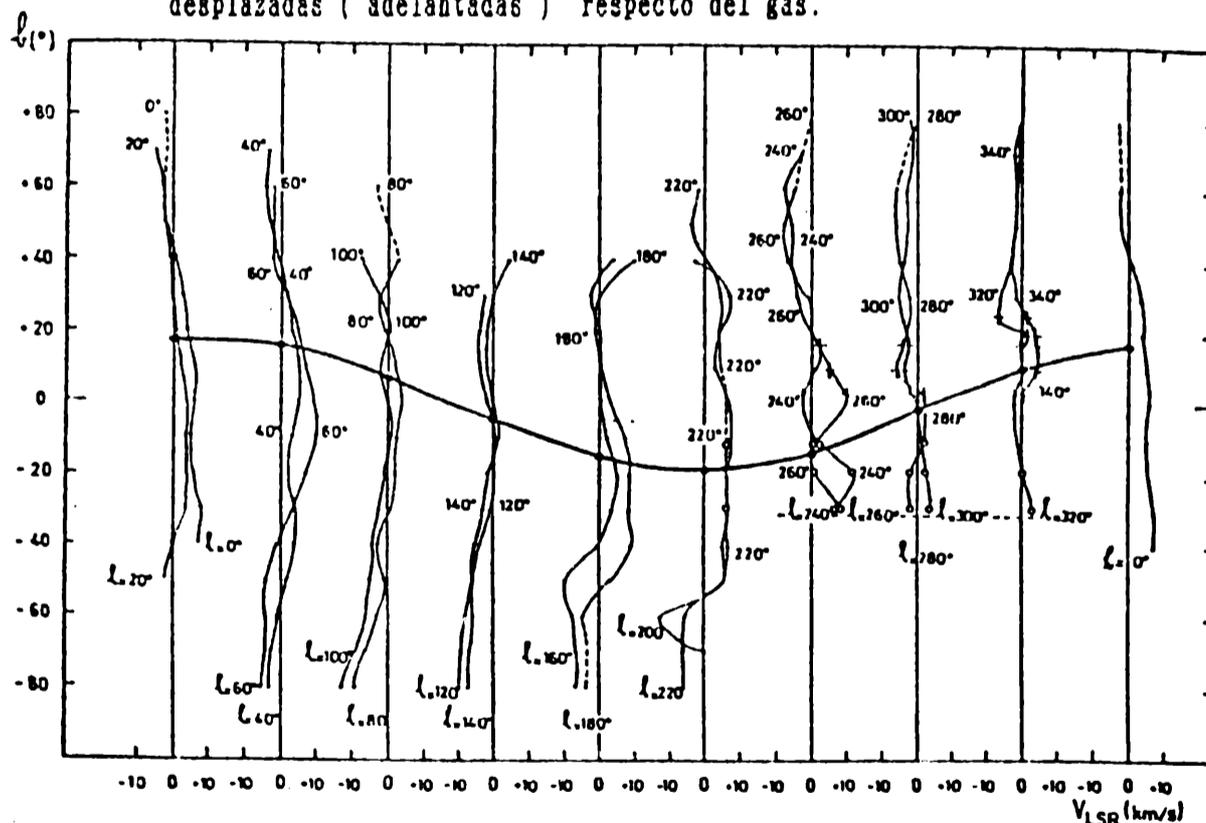


FIG. 4 Estimación de las velocidades medias del HI asociado a la componente A de Lindblad en función de las coordenadas galácticas. Datos provenientes de: Schober 1976 (.); Pöppel et al. 1979 (+); Bajaja et al. 1973, 1980 y Colomb et al. 1976 (o). La línea gruesa indica aproximadamente el plano del CG según Stothers y Frogel 1974.

V_{LSR} (km/s)

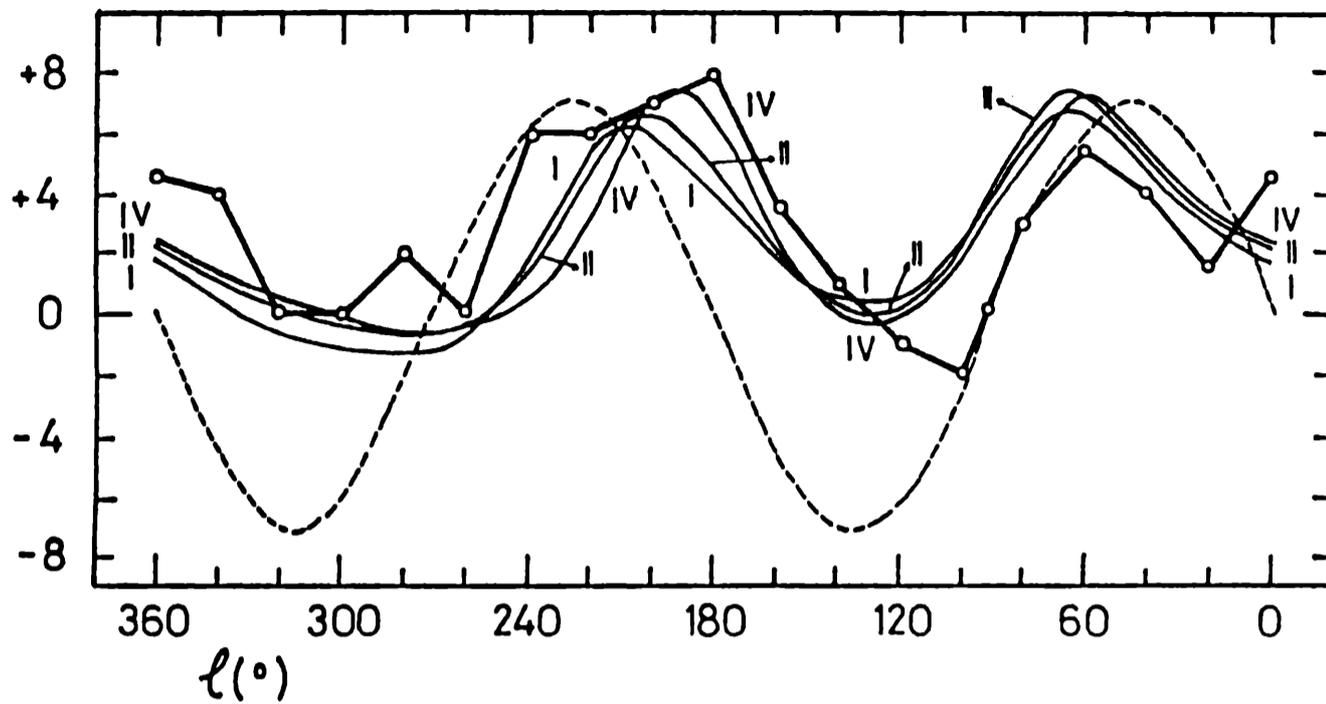


FIG. 5 Distribución de velocidades radiales para: modelos de Olano 1982 (I, II y IV); velocidades medias de la componente A a lo largo del plano CG, tomadas de Fig. 4 (o); objetos en rotación diferencial a unos 460 pc del Sol (...).

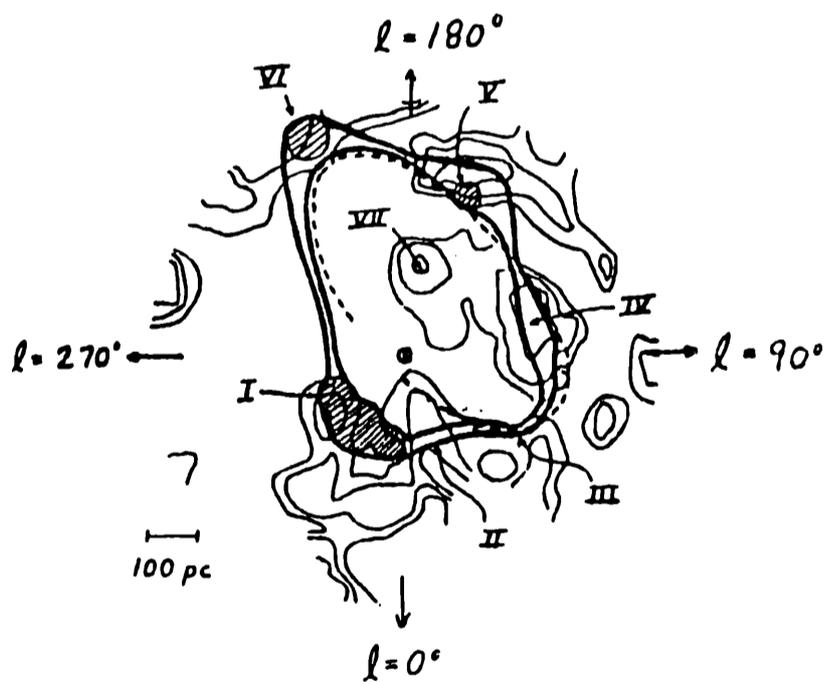


FIG. 6 (Tomada de Elmegreen 1982): Superposición de diversas componentes del medio interestelar en la vecindad solar. Los contornos en líneas finas corresponden a nubes de polvo (Lucke 1978); los círculos rayados son asociaciones OB (Blaauw 1964); la elipse en líneas de rayitas corresponden al modelo de Lindblad et al. (1973). Las dos líneas gruesas definen la distribución del gas según Elmegreen (1982).

En cuanto a la distribución espacial del gas, una vez iniciada la expansión en el modelo de Olano cada elemento del anillo prosigue su evolución independientemente de los demás. De ahí que quepa esperar que, tanto por efecto de la existencia de inhomogeneidades en el medio interestelar original como por efecto de las perturbaciones originadas en la formación y evolución de nuevos sistemas estelares en el seno del gas, se produzcan apartamientos de la forma del anillo calculado teóricamente. Esto ha llevado a Elmegreen (1982), a proponer algunos cambios en la distribución del gas resultante según el modelo de Lindblad. Ello puede verse en la Fig.2 de Elmegreen (1982), que reproducimos en nuestra Fig.6. La diferencia más significativa se produce en la zona a ambos lados de la longitud $l = 0^\circ$, donde también se producen las mayores diferencias entre las observaciones y la curva predicha para la velocidad (ver por ej. Cappa de Nicolau y Poppel 1986, Gathier et al.1986). Remitimos al trabajo de Elmegreen para mayores detalles.

COMPLEJOS MOLECULARES EN EL CINTURON DE GOULD. MASAS TOTALES DE GAS MOLECULAR Y ATOMICO

Además de HI también hay grandes complejos de gas molecular asociados al OG. Existe un único gran relevamiento de toda la Vía Láctea en la línea de 2.6 mm del CO, producto de 11 relevamientos individuales, que cubre una franja de 10° a 30° en latitud con una resolución espacial de 0.5° (Dame et al.1987 y referencias dadas allí). Los instrumentos utilizados son las dos antenas Cassegrain de 1.2 m de la Universidad de Columbia instaladas en Nueva York y en Cerro Tololo respectivamente.

La zona observada fue seleccionada sobre la base de comparaciones con mapas de nubes oscuras y relevamientos en IR y en rayos γ (IRAS y COS B respectivamente). Cubre aproximadamente 1/5 de todo el cielo. El acuerdo encontrado entre la extensa "hendedura" oscura (Great Rift) que se observa en los atlas fotográficos de la Galaxia y la emisión en CO a bajas velocidades es notablemente bueno. Casi todas las nebulosas oscuras son nubes moleculares y recíprocamente (Dame y Thaddeus 1985; Dame et al. 1987). Es así que la emisión local en CO a bajas velocidades tiene estrecha correlación con el OG de estrellas, gas y polvo. Se destacan grandes complejos de polvo y gas molecular en Lupus, Ophiuchus y Aquila hacia latitudes positivas, y en Taurus y Orion hacia latitudes negativas. Los autores del relevamiento creen que de esta manera han completado por primera vez un inventario de la distribución de nubes moleculares en el entorno de 1 kpc del Sol. Además del relevamiento de Columbia existen otros importantes y extensos estudios observacionales, entre los que se destacan los de Wouterloot en OH (18 cm) en Taurus, Perseus, Ophiuchus, Orion y otros (Wouterloot 1981,1984, Wouterloot y Habing 1985) y los de Lebrun en CO (2.6 mm) en Oph-Sgr (Lebrun y Huang 1984; Lebrun 1986).

En la Tabla I, extractada de la Tabla II de Dame et al. (1987), listamos las características de los principales complejos de estrellas, gas y polvo ligados a la componente A de Lindblad según dichos autores, amén de otros tres que, por su velocidad o distancia posiblemente también pertenezcan al OG. La masa molecular total estimada para la componente A no sería inferior a $9 \times 10^5 M_\odot$. Esta masa total por cierto es comparable con las masas de los complejos moleculares gigantes de nuestra galaxia, que superan

10⁶ M_⊙ con diámetros de más de 100 pc (Dame et al. 1986).

Si aceptamos las conclusiones de Dame et al. (1987) de que probablemente no haya otros complejos moleculares extensos ligados al CG a latitudes más altas que las relevadas, nos encontramos con que el gas molecular tiene una distribución más achatada y compacta que la del HI, que, como hemos visto se extiende hasta cerca de los polos.

TABLA I (Extractada de van Dame et al. 1987)

Complejos Moleculares asociados al Cinturón de Gould						
Designación	Rangos de Extensión		Vrad LSR (Km/s)	d (pc)	M (10 M)	
	l(0)	b(0)				
Lupus	333 a 346	+4 a +22	+5	170	3	
Rho Oph	350 a 362	+13 a +24	+3	165	3	
	356 a 365	+3 a +12.5				
R Cra	357 a 364	-22 a -14	+6	150	.3	
Aquila	18,5 a 34	-6 a +10	+8	200	15	
	34 a 44	-4 a +4				
Cloud B	44 a 54	-4 a +5	+7	300	4	
Lindblad Ring	100 a 164	-4 a +10	+1	300	16	
Taurus	163 a 178	-22 a -9,5	+5	140	3	
Per OB2	154 a 162,5	-25 a -7	+5	350	13	
	163 a 171	-9 a -6	-3			
Ori A	208,5 a 218	-21 a -14,5	+5	500	16	
Ori B	202,5 a 208	-21 a -6	+5	500	17	
						90

TABLA I (continuación)

Complejos moleculares que podrían estar asociados al CG					
Vul Rift	54 a 63	-3 a +5	+10	400	8
Cepheus	100 a 120	+11 a +22	-5	450	19
Cham	295 a 305	-20 a -12	+4	215	1
					28

TABLA II

Estimaciones de la masa de HI asociada al Cinturón de Gould

Autor	M/ 10 ⁶ M _o	Método	Parámetros usados
1 Davies (1960)	0.1-0.26	Observaciones de HI en hemisferio N	Dimensiones demasiado pequeñas
2 Hughes y Routledge (1972)	3	Observaciones diversas	Cilindro hueco, R=400pc 2H=200 pc, T=40 K, $\sigma = 2.5$ km/s
3 Strauss et al. (1979)	0.42-0.56	Observaciones en Sco-Oph-Cen y modelo dinámico auto-gravitante del CG	R=400 pc, 2H=64pc, x=300 pc, T= 60-135 K $\sigma = 2.5$ km/s
4 Olano (1982)	1.2	Ajuste de observaciones de HI con modelo de anillo en expansión con acreción	2H=200 pc, n(H)=1 at/cm ³
5 Este informe	0.7	Extrapolación de Tabla III	X=150 pc (como mínimo)

Aclaraciones: R=radio efectivo, X=espesor ecuatorial, 2H=altura del cilindro
T=temperatura de excitación del HI, σ =dispersión en velocidades, n(H)=densidad media del medio interestelar.

Por otro lado, no hay estimaciones completas para la masa observada en HI. Las dos dificultades esenciales son la inexistencia de un mapeado sistemático del HI del GB sobre todo el cielo y las incertezas en las distancias. En la Tabla II listamos las estimaciones hechas por diversos autores en base a diferentes métodos.

En el IAR se han obtenido masas parciales a partir del método de descomponer los perfiles de HI observados en componentes gaussianas. La tabla III resume algunas características del HI difuso frío presuntamente asociado al CG en las regiones consideradas. La zona cubierta representa una franja $\Delta l \times \Delta b \sim 81^\circ \times 18^\circ$ centrada aproximadamente sobre el ecuador de CG. La masa total de HI resultante en la zona demarcada es de $4.6 \times 10^4 M_\odot$.

Sin embargo, dada su cercanía en la zona considerada, la componente A conserva su intensidad en un rango considerablemente más extenso de b.

Tabla III

Masas de componentes gaussianas de HI frío presuntamente asociadas con el Cinturón de Gould.

Zona	l ($^\circ$)	b ($^\circ$)	$\Delta l \times \Delta b$ ($^\circ$) \times ($^\circ$)	vrad LSR (Km/s)	r (pc)	M ($10^4 M_\odot$)	Referencias
Sco-Oph	345-375	+11 a +32	30 x 21	1.5, +5, otras	145	3	Cappa de Nicolau y Poppel (1986)
Lup	320-341	+7 a +26	21 x 19	-1 a +10, otras	170	1.3	Olano y Poppel (1981b)
Cen-Cru	290-320	+3 a +17	30 x 15	-0.6, -11	85 85	0.24 0.09	Olano (1985)

Cappa de Nicolau y Poppel (1986) estiman que por lo menos entre $b = -22^\circ$ y $b = +40^\circ$ en la zona de Sco-Oph, lo que indicaría una altura efectiva $2H > 150$ pc. Por otra parte también existen las extensiones de menor intensidad hacia latitudes mayores (Schober 1974), cuyas distancias son una verdadera incógnita. De ahí que no parezca exagerado tomar un factor 62/18 para ampliar Δb . Se hace difícil estimar la masa de HI en el resto del anillo, cuyas porciones estarán a distancias y ángulos diferentes. Si bien se presentan zonas de mayor intensidad y extensión en b (por ej. $l \sim 155^\circ$ a 190°) separadas de otras de baja intensidad, (por ej. hacia $l \sim 230^\circ$), la cordillera de HI a bajas velocidades características del CG está presente en todas las longitudes como lo sugieren claramente los mapas de Schober y como se puede comprobar en los atlas de HI. De ahí que, para estimar groseramente la masa total de HI, simplemente multipliquemos Δl por el factor $360^\circ / 81^\circ$. El resultado aparece en la última línea de la Tabla II. El valor computado por Olano (1982) parece entonces bastante razonable y probablemente la masa del HI sea comparable con la del H2. Las distribuciones en

cambio, son diferentes: el H2, más aplanado que el HI, formando complejos de polvo y gas más compactos. Correspondientemente, la densidad en el H2 será mucho mayor que en el HI.

Al respecto cabe mencionar que Taylor et al. (1987) observaron en CO las posiciones correspondientes a las nubes oscuras catalogadas por Lynds (1962) y por Feitzinger y Stuwe (1984) respectivamente, asignándolas mediante un método de cuadrados mínimos a una de dos distribuciones planas superpuestas e inclinadas entre sí: una correspondiente al plano galáctico y la otra al CG. De la dispersión de las posiciones respecto del plano para el CG molecular dedujeron una escala de alturas de ~ 30 pc, valor que es considerablemente menor que las alturas características del HI. Por otra parte, el plano molecular que derivan difiere del de Stothers y Frogel (1974) para las estrellas: está desplazado en $\sim 3.5^\circ \pm 3^\circ$ hacia el sur y su inclinación respecto del plano galáctico es de solo $12.5^\circ \pm 4^\circ$. Es difícil decidir si estas diferencias con el plano del CG estelar son significativas. De serlo implicarían para el Sol una posición $z \sim 10$ a 30 pc por encima del plano galáctico.

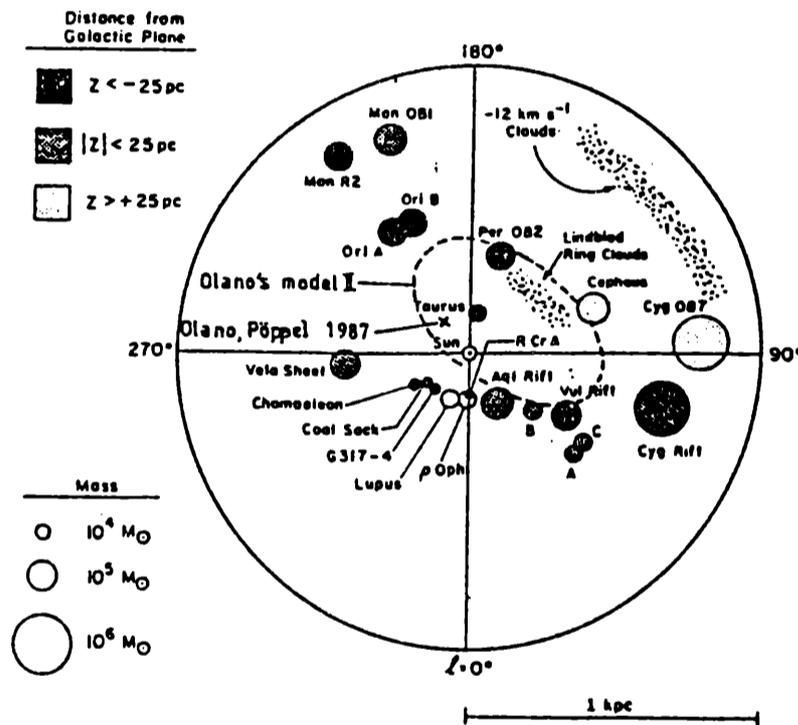


FIG. 7 (Tomada de Dame et al. 1987): Distribución sobre el plano galáctico de las nubes moleculares dentro de 1 kpc del Sol. Los radios de los círculos son proporcionales a las raíces cúbicas de las masas y en la mayoría de los casos son muy cercanos a los radios de las nubes. Los sombreados indican las distancias al plano galáctico. Las regiones designadas como "12 km/s clouds" y "Lindblad Ring clouds" están indicadas solo cualitativamente: sus anchos y distancias no se conocen. Hemos agregado el origen cinemático de las nubes de Tauro según Olano y Pöppel (1987) (X), y el modelo de expansión de Olano (1982) (---).

En la Fig. 7 hemos reproducido el mapa de Dame et al. (1987) con el agregado (en líneas de rayitas) del anillo computado por Olano (1982) y del punto (señalado con x) donde se habrían originado las nubes de Tauro en un

presunto desprendimiento del anillo en expansión hace 1.8×10^7 años según cálculos de Olano y Pöppel (1987). Como vemos la distribución del gas de la Fig. 7 es cualitativamente bastante parecida a la de Elmegreen (1982) reproducida en nuestra Fig. 6.

Cabe agregar que los principales complejos moleculares del OG, que, por lo visto más arriba constituirían las zonas más densas del material interestelar, han sido identificados también en el relevamiento en rayos γ del Cos B (Mayer Hasselwander et al. 1982, Strong et al. 1982, Bloemen et al. 1984, Lebrun y Paul 1983), que llega hasta $|b| \leq 25^\circ$. Esto es consecuente con la interpretación de que los rayos γ son emitidos en las nubes moleculares por la interacción de los rayos cósmicos de altas energía con la materia. La dificultad de las observaciones de radiación γ reside en su ruido estadístico relativamente alto, su bajo poder resolutorio y la incógnita de la abundancia de la radiación cósmica, que no parece ser constante ni aún a escala local (Lebrun 1985, 1986). En cambio, su ventaja está en su sensibilidad a la densidad total de la materia interestelar.

OTRAS CARACTERÍSTICAS DEL MEDIO INTERESTELAR ASOCIADO AL CINTURON DE GOULD

Una de las características más salientes del OG es su inclinación respecto del plano galáctico. Esta inclinación, de unos 19° , no ha podido ser explicada por ningún modelo. Algunos autores han sugerido que ella es creciente con el tiempo. Así, Strauss et al. (1979) con una corrección interpolatoria de los perfiles de HI por fondo, aislaron la componente A e hicieron un primer mapa semicuantitativo de su distribución en la zona de Oph-Sco-Lup. Encontraron que las estrellas de la asociación Sco-Cen están significativamente desplazadas (y por lo tanto "adelantadas") respecto del gas, lo que los llevó a concluir que la inclinación del OG es creciente en el tiempo. Más recientemente Olano y Pöppel (1987) considerando la presunta órbita descrita por las nubes de Tauro llegaron a la misma conclusión. Independientemente, en caso de ser significativa la menor inclinación del plano definido por las nubes oscuras hallada por Taylor et al. (1987), ello también apoyaría esta conclusión, que por otra parte, también implicaría una acreción de material en dirección perpendicular al plano.

El problema está estrechamente relacionado con el origen de OG. Lindblad (1974) ha propuesto que el OG se ha originado a partir de una gran nebulosa en el brazo de Carina durante el último paso de la configuración espiral de ondas de densidad. Strauss et al. (1976, 1979) comentaron que en ese caso el plano de Gould originalmente debió ser perpendicular al plano galáctico y su presente inclinación tendría que haberse producido por rotación y oscilación. Incluso el plano de Gould ya habría cruzado una vez el plano galáctico. El período T de oscilación en z en la vecindad solar está dada por:

$$T = \pi / (G \rho_0) \sim 7 \times 10^7 \text{ a,}$$

donde la densidad total (el límite de Oort) es $\rho_0 \sim 10^{-23} \text{ g/cm}^3$.

En cuanto a la energía cinética del sistema, E_{cin} , dada una masa de la componente interestelar (atómica + molecular) de $2 \times 10^6 M_\odot$ y una velocidad media de expansión en el plano de Gould de 5 Km/s resulta $E_{\text{cin}} \sim 5 \times 10^{50} \text{ erg}$. Puesto que cabe esperar un bajo grado de eficiencia tanto para

la transformación de la energía inicial inyectada, E_0 , en energía mecánica, como también para la conservación de ésta durante la acreción del gas durante el proceso de expansión, se puede concluir que el valor de E_0 debe haber sido considerablemente más alto que E_{cin} . Todo ello sin considerar la componente estelar del CG, cuyo origen y energía cinética también se vinculan a la expansión inicial contribuyendo por lo tanto a aumentar aún más el valor de E_0 . Olano (1982), en base solamente a la masa estimada para el HI, llega a un valor de $E_0 \sim 3$ a 8×10^{51} erg.

Los valores que caben esperar para E_0 y las dimensiones del complejo de gas asociado al CG ubican a éste en el rango de las "supercáscaras" (supershells), del tipo de las que se conocen en nuestra galaxia (Heiles 1979, 1984), en las Nubes de Magallanes (Meaburn 1978, 1980) y, probablemente también en M31 (Brinks y Bajaja 1986). Ello ha sido propuesto justamente por Heiles (1979). Las supercáscaras se revelan en los estudios de HI y se las vincula con asociaciones OB (Bruhweiler et al. 1980). Un detonante inicial (en el caso del CG ya vimos que podría ser el pasaje de la configuración de la onda espiral de densidades de la Galaxia) actúa sobre una masa muy grande de gas y polvo, tal como lo es una nube molecular gigante, produciendo en ella compresión y la formación de una asociación OB. Los efectos combinados de los vientos estelares y de las explosiones de supernovas, que se producen en el seno de la nube durante la evolución de la asociación, producen una cáscara en expansión con sus correspondientes ondas de choque alrededor de la asociación original, con acreción de gas sobre la cáscara y la ulterior formación de nuevos sistemas estelares. Estos, una vez formados conservarán la velocidad original del gas. Este tipo de procesos ha sido considerado en detalle mediante cálculos a partir de las ecuaciones hidrodinámicas. Remitimos por ej. al trabajo de Tomisaka et al. (1981), (ver también Tomisaka e Ikeuchi 1986), quienes combinan los modelos de burbujas estelares que se forman alrededor de estrellas O-B0 (Castor et al. 1975, Weaver et al. 1977) con los de evolución de remanentes de supernovas (RSN) (Chevallier 1974).

El resultado es la formación de una superburbuja, cuyas supercáscara incluye un frente de choque separando el gas en expansión del medio circundante. El interior de la superburbuja, a su vez está constituido por un medio gaseoso ionizado de muy alta temperatura y baja densidad. La evolución de una de éstas superburbujas termina cuando su velocidad ha descendido hasta los valores de las fluctuaciones de velocidad del medio circundante. Aquí su radio ya podrá llegar incluso a 1000 pc, dependiendo ello de los parámetros iniciales y de las condiciones de evolución en el medio circundante. Este tipo de procesos dura típicamente algunas unidades de 10^7 años y las energías cinéticas involucradas inicialmente estarían en el rango $E_0 \sim 10^{52.4}$ a 10^{54} erg. Este panorama es muy esquemático. En la práctica, dentro del medio interestelar con sus inhomogeneidades e irregularidades de distribución se producirá una verdadera red de conexiones (túneles) entre RSN y burbujas sucesivas no concéntricas y "apiladas" secuencialmente.

¿Existen evidencias de que el CG esté formando una superburbuja y de que por lo tanto el Sol se encuentre inmerso en ella? Como veremos a continuación el panorama aún no es suficientemente claro al respecto.

La existencia de un medio interestelar de las características del gas contenido en las burbujas (gas coronal o medio caliente) se deriva de la observación, tanto de líneas en absorción de elementos químicos varias veces ionizados (OVI: Jenkins 1978 y NV: York 1977, con potenciales de ionización de 114 y 77 eV respectivamente), como también de observaciones de emisión de CIV, NIV y radiación del UV extremo. Además están las observaciones de rayos X blandos. Estos últimos han sido observados principalmente en las bandas B, C, y M (0.13-0.19 keV, 0.16-0.28 keV y 0.44-1.13 keV respectivamente). Los caminos libres medios λ para la radiación X blanda y para una composición química normal son bien conocidos (Paresce 1984b y referencias allí). Por ej. para una densidad media de $0.1/\text{cm}^3$ resulta $H \sim 500-600$ pc para las bandas B y C algunos kpc para la banda M.

Las observaciones del fondo difuso de rayos X en las bandas B y C constituyen una buena evidencia de la existencia de un medio de muy alta temperatura T dentro de algunos centenares de pc del Sol, al menos a bajas latitudes galácticas (McCammon 1984). Se acepta que esta radiación se produce por Bremsstrahlung térmico. De las intensidades se deduce que el medio que produce la radiación X posee $T \sim 10^6$ °K y una medida de emisión m.e. ~ 0.002 pc/cm⁶. Para una presión $p/2k \sim 10^4$ K/cm³ resultan una densidad máxima de $0.005/\text{cm}^3$ y un radio mínimo de 75 pc.

Las observaciones muestran que a latitudes altas la radiación X es unas tres veces más alta que en el plano galáctico. Globalmente hay una comprobada anticorrelación con el HI (McCammon et al. 1984, Marshall y Clark 1984), lo que muestra que el CG absorbe rayos X blandos (Rapley 1975) y por lo tanto una fracción de esta radiación se produce más allá del HI del CG. Pero también hay evidencias de radiación X de origen más cercano, por ej. en el "spur" del Polo N a una distancia estimada de unos 100 pc. Se hace difícil estimar cuantitativamente las diferentes contribuciones y hacerlas compatibles con las intensidades observadas en la banda M de origen presuntamente mucho más distante. Innes y Hartquist (1984) explican la radiación observada en la banda M invocando una superburbuja formada por la inyección de alrededor de 10^{52} erg en el medio interestelar local hace unos 4×10^6 años. Al presente no hay ningún modelo que explique satisfactoriamente todas las observaciones.

Volvamos a nuestro interrogante: ¿Ha sido posible comprobar la existencia de una superburbuja en la vecindad solar, o mejor dicho alrededor del Sol?

En la vecindad solar hay tres probables superburbujas: una en Cygnus (Cash et al. 1980), otra hacia la nebulosa de Gum (Reynolds 1976) y la tercera en Orion-Eridanus (Reynolds y Ogden 1979, Johnson 1982). Solo la tercera de ellas estaría en la "Jurisdicción" del CG.

Por otro lado, también las características del campo magnético en el brazo de Orion y zonas interbrazos hacia Sgr muestran la existencia de desviaciones que revelarían la presencia de "burbujas magnéticas" en la vecindad del Sol: una asociada con el "spur" del Polo N, otra con la nebulosa de Gum, las otras dos hacia el "Loop II" y el "Monogen Ring" respectivamente. Todos estos objetos están asociados con el continuo de radio. La primera de estas burbujas magnéticas estaría relacionada con la asociación de Sco-Cen, la segunda con la nebulosa del mismo nombre, y las dos últimas no han podido correlacionarse con asociaciones estelares (Brotten et al. 1985).

Que el Sol se halla en el interior de una burbuja con gas caliente puede considerarse como comprobado (Snowden 1986, Cox y Reynolds 1987). El problema reside en que por sus dimensiones, las cuales dentro del plano galáctico no llegan a 100 pc, dicha burbuja no puede asociarse con el fenómeno del CG a gran escala. Este también es el caso de la burbuja invocada por Innes y Hartquist (1984). ¿Cuál es entonces la respuesta a nuestro interrogante?

Una sugerencia razonable ha sido dada por Hartquist (1985). Un modelo como el de Olano (1982) con $E_0 \sim 10^{52}$ erg y una edad $> 2 \times 10^7$ años sería consecuente con una superburbuja cuya presión fuese $p/2k = 7 \times 10^3$ k/cm³ y una densidad interior de 10^{-30} g/cm³, valor este último más bajo en varios órdenes de magnitud que lo observado para la fase caliente en la vecindad solar. Ahora bien, dado que la expansión de nuevos RSN dentro de otros anteriores produce una regeneración de éstos (ver por ej. Cox y Smith 1974), el Sol se encontraría en el interior de una secuencia de burbujas, donde las burbujas menores, más recientes, serían las responsables de las observaciones del medio local caliente, en tanto que la más vieja y extendida de las burbujas estaría asociada con la supercáscara de HI. La superburbuja estaría regenerada también por otras burbujas menores, más alejadas pero también ubicadas en su interior. El material "fresco" de estas secuencias de burbujas provendría en consecuencia del gas barrido por las explosiones en la periferia y más allá de la supercáscara de HI.

REFERENCIAS

- Bajaja, E. y Colomb, F.R. : 1973, Carnegie Inst. Washington Pub. 632.
 Bajaja, E.; Colomb, F.R. y Morras, R. : 1980, Astron.Astrophys.Supp. 41, 67.
 Bertiau, F.C.: 1958, Ap. J. 128, 533.
 Blaauw, A.: 1952, Bull.Astron.Inst.Netherl. 11, 414.
 Blaauw, A.: 1964, Ann.Rev.Astron.Astrophys. 2, 213.
 Blaauw, A.: 1985, IAU Symp. 106, 335. . .
 Bloemen, J.B.G.M.; Caraveo, P.A.; Hermsen, W.; Lebrun, F.; Maddalena, R.J.; Strong, A.W. y Thaddeus, P.: 1984, Astron.Astrophys. 139, 37.
 Brinks, E. y Bajaja, E.: 1986, Astron.Astrophys. 169, 14.
 Broten, N.W.; MacLeod, J.M. y Vallee, J.P.: 1985, Astrophys.Lett. 24, 165.
 Bruhweiler, F.C.; Gull, T.R.; Kafatos, M. y Sofia, S.: 1980, Ap.J. 238, L27.
 Burton, W.B. y Bania, T.M.: 1974, Astron.Astrophys. 34, 75
 Cappa de Nicolau, C.M. y Pöppel, W.G.L.: 1986, Astron.Astrophys. 164, 274.
 Cash, W.; Charles, P.; Bowyer, S.; Walter, F.; Gamire, G. y Riegler, G.: 1980, Ap.J. 238, L71.
 Castor, J.; McCray, R. y Weaver, R.: 1975, Ap.J. 200, L107.
 Chevallier, R.A.: 1974, Ap.J. 188, 501.
 Clube, S.V.M.: 1967a, Month.Not.Astron.Soc.South.Africa 26, 118.
 Clube, S.V.M.: 1967b, Month.Not.R.A.S. 137, 189.
 Clube, S.V.M.: 1967c, Observatory 87, 140.
 Colomb, F.R.; Gil, M. y Morras, R.: 1976, Astron. Astrophys. Supp. 26, 195.

- Cox, D.P. y Reynolds, R.J.: 1987, *Ann.Rev. Astron. Astrophys.* **25**, 303.
- Cox, D.P. y Smith, B.W.: 1974, *Ap.J.* **189**, L105.
- Crézé, M. y Mennessier, M.O.: 1973, *Astron. Astrophys.* **27**, 281.
- Dame, T.M.; Elmegreen, B.G.; Cohen, R.S. y Thaddeus, P.: 1986, *Ap.J.* **305**, 892.
- Dame, T.M.; Ungerechts, H.; Cohen, R.S.; de Geus, E.J.; Grenier, I.A.; May, J.; Murphy, D. C.; Nyman, L. A. y Thaddeus, P.: 1987, *Ap. J.* **322**, 706.
- Dame, T. M. y Thaddeus, P.: 1985, *Ap. J.* **287**, 751.
- Davies, R.D.: 1960, *Month.Not.R.A.S.* **120**, 483.
- Dieter, N.H.: 1965, *Astron.J.* **70**, 552.
- Dieter, N.H.: 1973, *Ap. J.* **183**, 449.
- Dixon, M.E.: 1967, *Month.Not.R.A.S.* **137**, 337.
- Elmegreen, B.G.: 1982, "Submillimetre Wave Astronomy", Beckman, J.E. and Phillips, J.P. (ed.), Cambridge University Press, p.3.
- Feitzinger, J.V. y Stuwe, J. A. : 1984, *Astron. Astyrophys. Supp.* **58**, 365.
- Fitzgerald, M.P.: 1968, *Astron, J.* **73**, 983.
- Frogel, J.A. y Stothers, R.: 1977, *Astron J.* **82**, 890.
- Franco, M.L. y Pöppel, W.G.L.: 1978, *Astrophys.Sp.Sc.* **53**, 91.
- Gathier, R.; Pottasch, S.R. y Goss, W.M.: 1986, *Astron. Astrophys.* **157**, 191.
- Gould, B.: 1879, "Uranometria Argentina", p. 355 ss.
- Hartquist, T.W.: 1985, "Cosmical Gas Dynamics", F.D. Kahn (ed.), p.85.
- Heeschen, D.S. y Lilley, A.E.: 1954, *Proc. Nat. Acad. Sci.* **40**, 1095.
- Heiles, C.: 1979, *Ap.J.* **229**, 533.
- Heiles, C: 1984, *Ap.J.Supp.* **55**, 585.
- Heiles, C. y Habing, H.J.: 1974, *Astron. Astrophys. Supp.* **14**, 1.
- Herschel, J.: 1847, "Results of Astron.Observat. made during the years 1834-1838 at the Cape of Good Hope", p. 385.
- Hoglund, B.: 1963, *Arkiv for Astron.* **3**, 215.
- Hubble, E.P.: 1922, *Ap.J.* **56**, 162.
- Hughes, E.V.A. y Routledge, D.: 1972, *Astron.J.* **77**, 210.
- Innez, D.E. y Hartquist. T.W.: 1984, *Month.Not.R.A.S.* **209**, 7.
- Jenkins, E.B.: 1978, *Ap.J.* **220**, 107.
- Johnson, P.G.: 1982, *Astrophys.Sp.Sc.* **82**, 213.
- Kerr, F.J.; Bowers, P.F.; Jackson, P.D. y Kerr, M.: 1986, *Astron. Astrophys. Supp.* **66**, 373.
- Lebrun, F.: 1985, "Nearby Molecular Clouds", G. Serra (ed.), Springer, p.1.
- Lebrun, F.: 1986, *Ap.J.* **306**, 16.
- Lebrun, F. y Paul, J.A.: 1983, *Ap.J.* **266**, 276.
- Lebrun, F. y Huang, Y.L.: 1984, *Ap.J.* **281**, 634.
- Lesh, J.R.: 1968, *Ap.J. Supp.* **17**, 371.
- Lindblad, P.O.: 1967, *Bull.Astron.Inst.Netherl.* **19**, 34.
- Lindblad, P.O.: 1974, *Proc.First Europ. Astron. Meet.* **2**, 65.
- Lindblad, P.O.: 1980, *Mitteilung. Astron. Gessell.* **48**, 151.
- Lindblad, P.O.; Grape, K.; Sandquist, Aa. y Schober, J.: 1973, *Astron. Astrophys.* **24**, 309.
- Lucke, P.B.: 1978, *Astron Astrophys.* **64**, 367.
- Lynds, B.T.: 1962, *Astrophys. J. Supp.* **7**, 1.

- Marshall, F.J. y Clark, G.W.: 1984, *Ap.J.* **287**, 633.
- Mayer-Haseelwander, H.A. et al.: 1982, *Astron Astrophys.* **105**, 164.
- McCannon, D.: 1984, *IAU Colloq.* **81**, 195.
- McCannon, D., Burrows, D.N., Sanders, W.T., Kraushaar, W.L.: 1983, *Ap.J.* **269**, 107.
- McGee, R.X. y Murray, J.D.: 1961, *Austral. J. Phys.* **14**, 260.
- Meaburn, J.: 1978, *Astrophys. Sp. Sc.* **59**, 193.
- Meaburn, J.: 1980, *Month. Not. R.A.S.* **192**, 365.
- Morras, R.: 1979, *Astrophys. Lett.* **20**, 45.
- Moser, F.; Mennezier, M.O. y Crézé, M.: 1973, *Astron. Astrophys.* **29**, 441.
- Olano, C.A.: 1982, *Astron. Astrophys.* **112**, 195.
- Olano, C.A.: 1985, *Rev. Mexic. Astron. Astrof.* **10**, 159.
- Olano, C.A. y Pöppel, W.G.L.: 1981a, *Astron. Astrophys.* **95**, 316.
- Olano, C.A. y Pöppel, W.G.L.: 1981b, *Astron. Astrophys.* **94**, 151.
- Olano, C.A. y Pöppel, W.G.L.: 1987, *Astron. Astrophys.* **179**, 202.
- Olano, C.A.; Pöppel, W.G.L. y Vieira, E.R.: 1981, *Astron. Astrophys. Supp.* **46**, 41.
- Paresce, F.: 1984a, *Astron. J.* **89**, 1022.
- Paresce, F.: 1984b, *IAU Colloq.* **81**, 169.
- Pöppel, W.G.L. y Vieira, E.R.: 1974, *Carnegie Inst. Washington Pub.* **633**.
- Pöppel, W.G.L. y Vieira, E.R.: 1985, *Rev. Mex. Astron. Astrof.* **11**, 3.
- Pöppel, W.G.L.; Viera, E.R.; Olano, C.A. y Franco, M.L.: 1979, *Fisrt Latin-American Reg. Meet., A. Gutiérrez-Moreno y H. Moreno (eds.)*, p. 188.
- Rapley, C.G.: 1975, *Nature* **225**, 41.
- Reynolds, R.J.: 1976, *Ap.J.* **206**, 679.
- Reynolds, R.J. y Ogden, P.M.: 1979, *Ap.J.* **229**, 942.
- Rickard, J.J.: 1975, *Astron. Astrophys.* **41**, 403.
- Sandquist, Aa.; Lindblad, P.O. y Lindroos, K.P.: 1976, *Third Europ. Astron Meet. Tbilisi*, p. 520.
- Sandquist, Aa. y Lindroos, K.P.: 1976, *Astron Astrophys.* **53**, 179.
- Schober, J.: 1976, *Astron. Astrophys. Supp.* **25**, 507.
- Snowden, S.L.: 1986, *Ph.D. Thesis, Univ. Wisconsin, Madison*.
- Sodroski, T.J.; Kerr, F.J. y Sinha, R.P.: 1985, *IAU Symp.* **106**, 345.
- Stothers, R. y Frogel, J.A.: 1974, *Astron. J.* **79**, 456.
- Strauss, F.M. y Pöppel, W.G.L.: 1976, *Ap.J.* **204**, 94.
- Strauss, F.M.; Pöppel, W.G.L. y Vieira, E.R.: 1979, *Astron. Astrophys.* **71**, 319.
- Strong, A.W. et al.: 1982, *Astron. Astrophys.* **115**, 404.
- Taylor, D.K.; Dickman, R.L. y Scoville, N.Z.: 1987, *Ap.J.* **315**, 104.
- Tomisaka, K.; Habe, A. y Ikeuchi, S.: 1981, *Astrophys. Sp. Sc.* **78**, 273.
- Tomisaka, K. y Ikeuchi, S.: 1986, *Pub. Astron. Soc. Japan.* **38**, 697.
- Teuomis, A. y Fricke, W.: 1979, *Astron. Astrophys.* **75**, 1.
- Weaver, R.; McCray, R.; Castor, J.; Shapiro, P. y Moore, R.: 1977, *Ap.J.* **218**, 377 (errata **220**, 742).
- Weaver, H.: 1974, *Highlights of Astron.* **3**, IAU, p. 423.
- Weaver, H. y Williams, D.R.W.: 1973, *Astron Astrophys. Supp.* **8**, 1-516.
- Weaver, H. y Williams, D.R.W.: 1974, *Astron. Astrophys. Supp.* **17**, 1-445.
- Westin, T.N.G.: 1985, *Astron. Astrophys. Supp.* **60**, 99.
- Wouterloot, J.G.A.: 1981, *Proefschrift, University of Leiden*.

Wouterloot, J.G.A.: 1984, *Astron Astrophys.* **135**, 32.
Wouterloot, J.G.A. y Habing, H.J.: 1985, *Astron.Astrophys.Supp.* **60**, 43.
York, D.G.: 1977, *Ap.J.* **213**, 43.