



**UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA
FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS**



Ara OB1: Estudio multifrecuencia de una región de formación estelar secuencial

125 AGO 2006

Lic. Gisela Andrea Romero

Director: Dr. E. Marcelo Arnal

Co-director: Dr. Rodolfo H. Barbá



**Tesis presentada para optar al grado de
Doctor en Astronomía**

Junio de 2006

Director de Tesis:

Dr. E. Marcelo Arnal

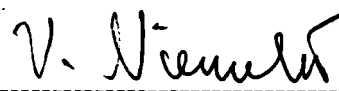
A large, stylized handwritten signature in black ink, written over a horizontal dashed line. The signature is highly cursive and loops around itself.

Co-director de Tesis:

Dr. Rodolfo Barbá

Tribunal examinador:

Dra. Virpi Niemela

A handwritten signature in black ink, written over a horizontal dashed line. The signature is cursive and appears to read 'V. Niemela'.

Dra. Gloria Dubner

Dra. Cristina Cappa

RESUMEN

Muchos autores proponen a los distintos grupos estelares que componen la asociación Ara OB1 como el ejemplo típico del paradigma de formación estelar secuencial a escala de asociaciones. Para comprobar la validez de dicha proposición es necesario realizar una búsqueda de indicios de formación estelar reciente y sus posibles agentes precursores. Para ello, es necesario estudiar las características físicas de las distintas componentes que intervienen en el proceso: gas, polvo y estrellas.

En este trabajo de Tesis doctoral analicé la distribución del gas molecular, del gas ionizado y del polvo en la región de Ara OB1. Para ello, utilicé observaciones de la emisión de la línea ($J = 1 \rightarrow 0$) de la molécula de monóxido de carbono obtenidas con dos radiotelescopios, imágenes ópticas de banda angosta obtenidas con la cámara Curtis-Schmidt de CTIO y datos e imágenes de cámaras infrarrojas extraídas de la base de datos pública del “Two Micron All Sky Survey” (2MASS) y de los satélites “Midcourse Space Experiment” (MSX) e “InfraRed Astronomical Satellite” (IRAS).

La primera parte de esta Tesis consistió en estudiar la distribución a gran escala del gas molecular en los alrededores de Ara OB1. Se identificaron un total de 16 concentraciones moleculares. En base a criterios cinemáticos y morfológicos se concluyó que 9 de éstas, con velocidades entre -28 y -20 km s^{-1} , estarían vinculadas físicamente a la asociación. Además, se encontraron algunas concentraciones moleculares que mostraban correlación con fuentes IRAS puntuales y con la emisión extendida en las bandas de $60 \mu\text{m}$ y $100 \mu\text{m}$, lo que fue interpretado como un indicio de formación estelar. Dichas estructuras estarían localizadas próximas a la interfaz con la región HII RCW 108 excitada por las estrellas de NGC 6193, núcleo de Ara OB1. Este conjunto de resultados fue publicado en A&A en el año 2003, Vol. 412, Páginas 431-445. Esta publicación sirvió de base para estudios posteriores realizados por Urquhart et al. (2004) y por Comerón et al. (2005), respectivamente.

Posteriormente, focalicé el análisis en la región central de RCW 108 en la cual se halla la nebulosa NGC 6188, que es la contrapartida óptica de la interfaz entre la región HII y el complejo molecular ubicado en las cercanías de RCW 108. En esta zona, analicé con mayor detalle la distribución a pequeña escala del campo de velocidades de la componente molecular. Esto reveló un comportamiento cinemático complejo con una distribución espacial muy fragmentada. Encontré la existencia de un gradiente de $-0.25 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$ en la velocidad radial a lo largo de NGC 6188, alcanzando las velocidades más positivas (-23.8 km s^{-1}) en su extremo norte. Este gradiente podría atribuirse al avance del frente de ionización de RCW 108. Las imágenes ópticas avalan esta interpretación ya que en ellas la región HII parece estar limitada hacia el oeste (ascensiones rectas menores) por las nubes moleculares y polvo que se encuentran ubicadas en esa área. Las concentraciones situadas al sudeste de NGC 6193 tienen las velocidades más positivas de todo el sector ($\sim -20 \text{ km s}^{-1}$). Las estructuras vinculadas a RCW 108-IR y a la nube oscura Sandqvist 182, situada unos 23.5 al oeste de NGC 6188, presentan los perfiles más extendidos en velocidad radial y los más intensos. Por último, encontramos que al menos unas $22 \times 10^3 M_{\odot}$ de gas molecular formarían parte del medio interestelar en este sector, siendo la estructuras asociadas al cúmulo infrarrojo RCW 108-IR y a Sandqvist 182 con 13500 y $4000 M_{\odot}$, respectivamente, las concentraciones que contribuyen mayoritariamente a la masa.

Continuando con el estudio de la región, el uso del cociente de líneas entre [S II] y

$H\alpha$ y entre [O III] y $H\alpha$ junto con el uso de imágenes en el infrarrojo medio permitieron descubrir en la región una serie de zonas de fotodisociación. Ellas son: 1) una región HII en formación con forma de ampolla a $\sim 38'.4$ al noroeste, 2) una estructura semi-anular a unos $16'.3$ hacia el sur, 3) una estructura en forma de "S" invertida en Sandqvist 182 a unos $33'$ al oeste de NGC 6193. Además, comprobé la estructura estratificada de ionización en NGC 6188, sin dejar lugar a dudas de que se trata de una región de fotodisociación. Estas regiones presentan estructuras filamentarias brillantes en [S II] orientadas en dirección a NGC 6193, hecho que indicaría su formación a partir del campo radiativo de las estrellas del cúmulo.

Posteriormente, con el uso de la base de datos pública del 2MASS y del satélite MSX identifiqué un conjunto de fuentes con exceso infrarrojo y colores característicos de objetos estelares en las primeras fases de formación estelar. Satisfactoriamente, las mismas se hallan situadas en dirección a las regiones de fotodisociación, principalmente concentradas en dirección a RCW 108-IR y a la nube oscura Sandqvist 182. De esta forma, la morfología encontrada en la región es típica de regiones de formación estelar activa. Este conjunto de resultados parciales ha sido publicado en "The Cool Universe: Observing Cosmic Dawn, ASP Conference Series, Vol. 344", en distintos boletines de la Asociación Argentina de Astronomía (números 44, 46, 47, 48) y en una comunicación oral en la 4^{ta} Reunión Anual de la Sociedad Chilena de Astronomía (SOCHIAS) en el año 2005.

Por último, la correlación cruzada de la información obtenida en las distintas longitudes de onda permitió identificar un nuevo sitio de formación estelar en la nube oscura Sandqvist 182. La misma presenta un grupo de fuentes candidatas a objetos estelares de gran masa inmersos en una nebulosa brillante en el infrarrojo, con la presencia de un chorro (en inglés, "jet") en emisión en la banda K_s . De este descubrimiento se desprende otro hecho relevante: el proceso de formación estelar en AraOB1 es espacialmente más extendido de lo que se pensaba anteriormente.

Finalmente, se destaca que el análisis multifrecuencia, pilar de este trabajo observacional, junto con herramientas de diagnóstico apropiadas han constituido un método muy efectivo para el descubrimiento de sitios de formación estelar.

Índice general

1. Introducción general	6
1.1. Características generales de las asociaciones OB	6
1.2. Fases del Medio Interestelar (MIE)	12
1.3. Las asociaciones OB y el Medio interestelar: interacción	14
1.4. ¿Por qué elegimos estudiar la región de Ara OB1?	16
2. Objetivos de esta Tesis	19
2.1. Antecedentes	19
2.2. Objetivos Propuestos	24
2.2.1. Estructura de esta Tesis	24
3. Componente molecular del medio interestelar	28
3.1. Moléculas en el espacio	28
3.2. Espectroscopía molecular	29
3.2.1. Obtención de parámetros físicos a partir de las observaciones de moléculas	34
3.2.2. Cálculo de densidad de columna	41
3.2.3. Cálculo de la masa y de la densidad media de una nube molecular	50
4. Componente ionizada del medio interestelar	53
4.1. Procesos físicos: emisión de líneas	53
4.2. Aplicación al medio interestelar	54
5. Formación estelar y polvo interestelar	57
5.1. Introducción	57
5.1.1. ¿Por qué observar en el infrarrojo?	60
5.2. Parámetros derivables de las observaciones	61
5.2.1. Diagramas color-color y color-magnitud	62
6. Observaciones y Relevamientos observacionales utilizados	65
6.1. Observaciones	65
6.1.1. Componente molecular: observaciones en radio	65
6.1.2. Procesamiento de las observaciones moleculares	67
6.1.3. Componente ionizada: observaciones en el óptico	69
6.1.4. Procesamiento de datos obtenidos con CCD	69
6.2. Bases de datos públicas utilizadas en el Infrarrojo	70

7. Resultados	73
7.1. Emisión del gas molecular en la región de Ara OB1	73
7.2. Antecedentes de RCW 108	90
7.3. Resultados observacionales y discusión: gas molecular	94
7.3.1. Emisión a gran escala del gas molecular	94
7.3.2. Distribución espacial de la emisión de ^{12}CO a lo largo de NGC 6188 y en la región de Sandqvist 182	97
7.3.3. Parámetros observacionales y físicos de la emisión del isótopo ^{12}CO	103
7.3.4. Gas molecular asociado a la fuente IRAS 16632-4845	106
7.3.5. Comportamiento del gas molecular en la zona de Sandqvist 182	110
7.3.6. Discusión	114
7.3.7. Distribución espacial de la emisión de ^{13}CO	116
7.3.8. Parámetros observacionales y físicos de la emisión del isótopo ^{13}CO y comparación con la correspondiente al ^{12}CO	120
7.3.9. Conclusiones	126
7.4. Imágenes ópticas	128
7.4.1. Morfología a gran escala en el óptico	128
7.4.2. Distribución del gas: Morfología nebular	131
7.4.3. Cocientes de líneas	136
7.4.4. Búsqueda de objetos compactos no estelares	143
7.5. Emisión en el infrarrojo	147
7.5.1. Introducción	147
7.5.2. Observaciones con Mid-course Space Experiment (MSX)	147
7.6. RCW 108 vista en el infrarrojo medio	151
7.6.1. Comparación de emisión infrarroja y gas molecular: regiones de fotodisociación	156
7.6.2. Clasificación de fuentes puntuales MSX en RCW 108	159
7.6.3. Clasificación de fuentes 2MASS en RCW 108	165
7.7. Las estructuras infrarrojas D y E	172
7.8. La estructura infrarroja A: la nube oscura Sandqvist 182	177
7.9. Formación estelar en RCW 108	186
7.9.1. Morfología	186
7.9.2. Sitios de formación estelar	187
7.9.3. Formación estelar dentro de la nube Sandqvist 182	189
7.10. Comentario final	190
8. Resumen y Conclusiones	195
8.1. Resumen y Conclusiones de los resultados obtenidos	195
8.2. Trabajo futuro	201
A. Procesamiento general de las observaciones hechas con CCD	203
A.1. Parámetros generales que caracterizan a un CCD	203
A.2. Proceso estándar de reducción	205
B. Observaciones ópticas	208
B.1. Filtros empleados	211
C. Proceso de reducción	216

C.1. Utilización de máscaras	216
C.2. Combinación de imágenes	217
D. Calibración de flujos y Corrección por masa de aire	218
D.1. La ecuación de flujo	218
D.2. Calibración de flujo para imágenes con líneas de emisión	220
D.3. Aplicación a las observaciones	221
D.3.1. Cálculo del punto cero de flujo	221
D.3.2. Corrección por masa de aire	225
E. Asignación del sistema de coordenadas celestes a las imágenes	229

Capítulo 1

Introducción general

1.1. Características generales de las asociaciones OB

Los trabajos pioneros sobre la distribución espacial de estrellas brillantes (ej: Kapteyn 1914) mostraron que las de tipo espectral O y B no se encuentran distribuidas aleatoriamente en el cielo, sino que forman parte de grupos estelares llamados *asociaciones OB*. El término *asociación estelar* fue introducido por Ambartsumian (1947) quien las identificó como grupos estelares con una densidad de masa inferior a $0.1 M_{\odot}/\text{pc}^3$.

Previamente a ello, investigaciones de Bok (1934) mostraron que si el valor de la densidad volumétrica de los grupos estelares era inferior a $0.1 - 0.3 M_{\odot}/\text{pc}^3$, los mismos no podrían sobrevivir a los efectos de marea provocados por las fuerzas galácticas. Esto llevó a Ambartsumian (1949) a postular que las asociaciones estelares eran objetos jóvenes y que debido a sus bajas densidades estelares se dispersaban rápidamente. Cuando alcanzan edades superiores a 25×10^6 años, sus dimensiones espaciales son del orden de (~ 10 a 50 pc), lo que hace difícil identificarlas como grupo estelar. En general, es factible encontrar un cúmulo abierto como núcleo de las asociaciones. La Figura 1.1 es una reproducción del trabajo de Zeeuw y colaboradores (1999) donde se muestra la distribución de las asociaciones OB cercanas a nosotros.

En un artículo de revisión de Blaauw (1964) podemos encontrar los primeros estudios basados en diagramas H-R (Hertzsprung-Russel) de diversas asociaciones. En el mismo, Blaauw sugiere la posible existencia de subsistemas dentro de una asociación dada; es decir, la posibilidad de encontrar subgrupos separados espacialmente (Figura 1.2) y diferenciados en edad. Además, encontró que la cantidad de material interestelar asociado a cada uno de estos subgrupos, disminuía con el incremento de sus tamaños lineales y de sus estados evolutivos. La Figura 1.3 es la Tabla 2 del trabajo de Blaauw (1964), en la que se resumen las siguientes propiedades de las asociaciones estudiadas: dimensiones espaciales, separaciones relativas entre los diferentes subgrupos de cada asociación, cantidad de estrellas con tipo espectral más temprano que B3, edades estimadas y sus posibles estrellas errantes (en inglés, "runaway").

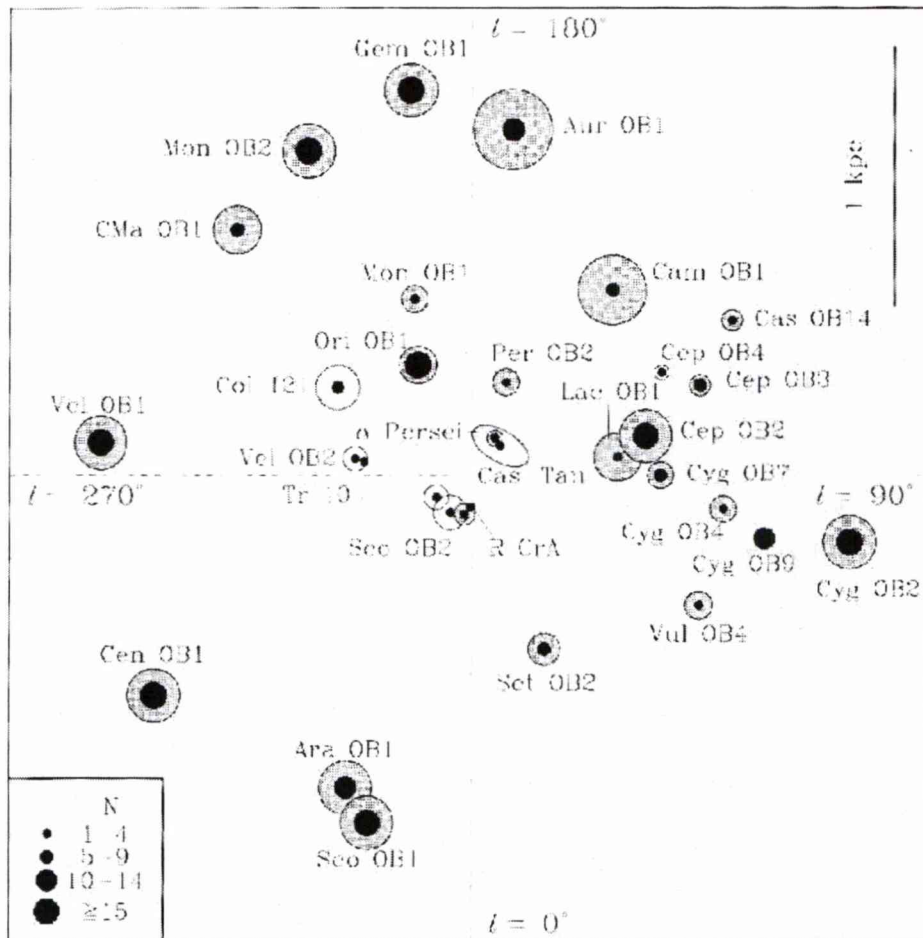


Figura 1.1: En la figura (de Zeeuw et al., 1999) aparecen identificadas las asociaciones OB ubicadas dentro de ~ 1.5 kpc del Sol, proyectadas sobre el plano galáctico (Ruprecht 1966). El Sol se encuentra en la intersección de las líneas punteadas indicando el centro de coordenadas. El tamaño de los círculos representa la dimensión proyectada de las asociaciones, aumentada un factor dos respecto a la escala lineal que aparece indicada en la parte superior derecha de esta figura. Las asociaciones que pertenecen al trabajo de Ruprecht se diferencian de las descubiertas posteriormente, por su representación con circunferencias grises. Para indicar el grado de actividad de formación estelar en cada asociación se utilizaron círculos negros, cuyo tamaño viene dado por el número de estrellas "N" más luminosas que $M_V = -5$ mag (Ver parte inferior izquierda).

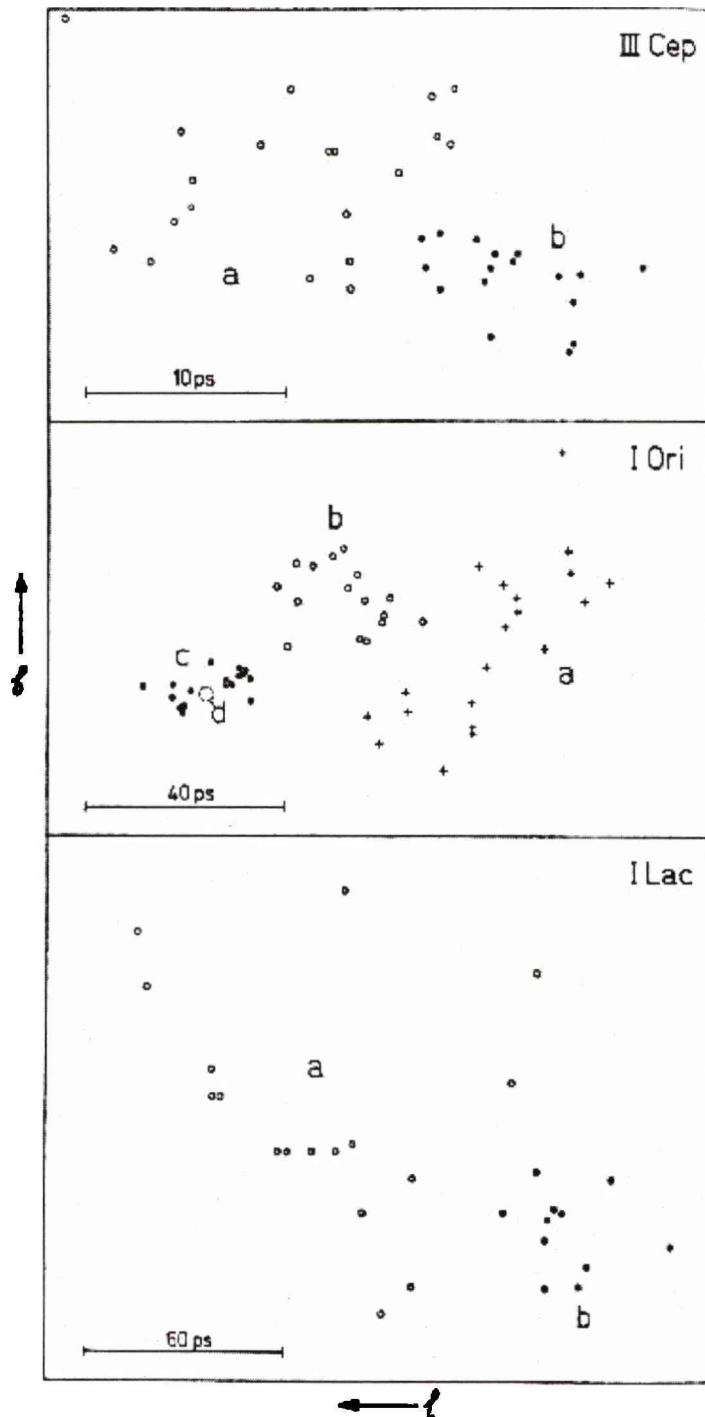


Figura 1.2: Distribución en el cielo de las asociaciones III Cep, I Ori y I Lac. Los diferentes símbolos indican los diferentes subgrupos a, b, c y d. Las escalas lineales que aparecen indicadas en la Figura, se corresponden con las distancias adoptadas para cada asociación. Esta Figura es una reproducción de la Figura 4 del trabajo de revisión de Blaauw (1964).

SOME PROPERTIES OF THE SUBGROUPS IN ASSOCIATIONS WITHIN 1000 PC

1. Subgroup (see Fig. 4)	2. Largest projected dimen- sion (pc)	3. Projected separation of centers (pc)	4. Number of stars B3 and earlier	5. 6.		7. 8.	
				Estimated average age		Runaway stars	
				from C-M diagrams (10 ⁶ yr)	from kinematic data (10 ⁶ yr)	Name	Kine- matic age (10 ⁶ yr)
Upper Centaurus- Lupus	80	65	18	14			
Upper Scorpius	45		16	10	20	ζ Oph	1.1
II Per	50		14	4	1.5	ξ Per	1.6
Ia Ori	50	25 (ab)	20	12		{ AE Aur μ Col 53 Ari	2.7
Ib Ori	20	25 (bc)	15	8			2.2
Ic Ori	15		18	6			4.9
Id Ori	2			4?	0.3		
Ia Lac	100	70	10	16	7?	{ HD 197149 HD 201910	10:
Ib Lac	30		11	12			3:
II Mon	8		4	1			
IIIa Cep	17	12	16	8			
IIIb Cep	10		15	4			
NGC 1502	4		9	4?		α Cam	2.0

Figura 1.3: Propiedades de algunas de las asociaciones de la Figura 1.2. En la primer columna aparece el nombre de los subgrupos que conforman cada asociación; en la segunda sus correspondientes dimensiones proyectadas sobre el plano del cielo, en la tercera la separación espacial entre los diferentes subgrupos, en la cuarta el número de estrellas más tempranas que B3, en la quinta y sexta las edades estimadas por dos métodos diferentes y en la séptima y octava la posible presencia de estrellas *runaway* con sus edades. (Esta figura es una reproducción de la Tabla 2 de la reseña de Blaauw (1964).)

El hecho de que estas asociaciones contengan subgrupos espacialmente separados ubicados a lo largo del plano galáctico y que respeten una sucesión monótona de edades, llevó a Blaauw a sugerir que la formación estelar ocurre en forma de “estallidos secuenciales” en la nube primordial. Posteriores observaciones en el infrarrojo y en ondas milimétricas de las nubes neutras adyacentes a estas asociaciones OB mostraron una peculiaridad: por un lado la presencia de una región HII, generada a partir de la radiación emitida por las estrellas O-B ubicada en el borde de la nube molecular y, por otro lado, indicios de que el proceso de formación estelar continuaba teniendo lugar indicados por la existencia de fuentes infrarrojas, máseres de H₂O o fuentes de continuo observadas en dirección a las nubes. Lo importante es que estas regiones de formación estelar activa aparecían en la interfaz entre la región HII y la concentración molecular. En esta región, se dan las condiciones para la formación de un frente de choque generado por el material ionizado de la región HII en expansión. Estos frentes de choques dan lugar a la acumulación de material que se torna gravitacionalmente inestable, comprimiéndose hasta formar nuevas estrellas de gran masa. Esto es el resumen de la teoría de formación estelar secuencial (Elmegreen & Lada, 1977). En la Figura 1.4 se muestran esquemáticamente los lineamientos generales de esta teoría.

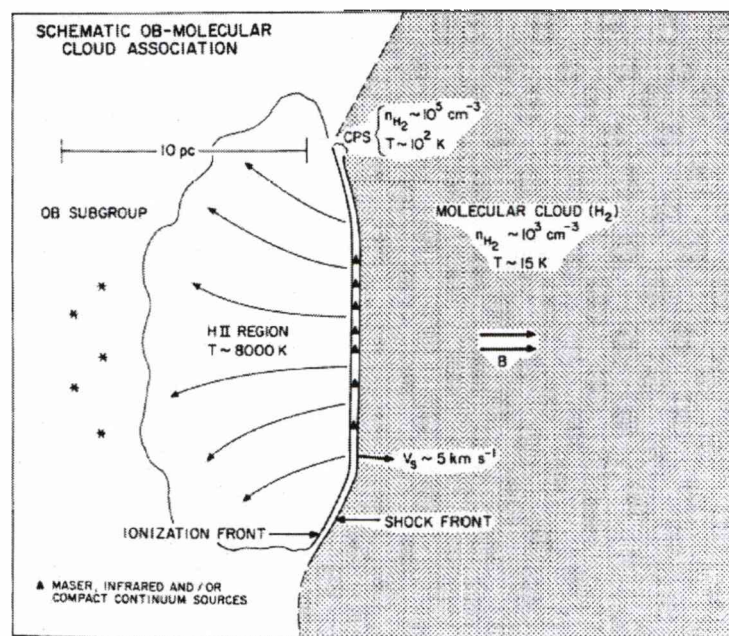


Figura 1.4: Figura 1 del trabajo de Elmegreen & Lada (1977): Esquema del proceso de formación estelar secuencial. La figura muestra una región HII generada por el grupo estelar OB a la izquierda del panel, la presencia de fuentes infrarrojas y másers confinados en la interfaz entre el material molecular y la región ionizada. Este material ha sido comprimido por un frente de choque generado a partir de la expansión del frente de ionización. En el gráfico aparecen indicados los valores de los parámetros físicos (densidad, temperatura, velocidad del frente de choque) de este esquema para obtener la configuración mencionada. La dirección se supone paralela al plano galáctico de acuerdo a la alineación observada en los diferentes subgrupos de las asociaciones OB estudiadas por Blaauw (1964).

1.2. Fases del Medio Interestelar (MIE)

En esta sección, se presenta una descripción general de las fases del medio interestelar en nuestra Galaxia ya que algunas de las mismas serán objeto de estudio de esta Tesis. El medio interestelar está calentado y enfriado por medio de una serie de procesos muy variados que dan lugar a un medio complejo e intrincado donde se entremezclan gas atómico y molecular con componentes ionizadas. El volumen espacial que estas fases térmicas ocupan a escalas galácticas estará sujeto tanto al balance dinámico como al de presiones dado por los mecanismos de calentamiento y enfriamiento imperantes en las mismas. Un excelente compendio sobre las propiedades del MIE puede verse en Dopita & Sutherland (2003).

En nuestra galaxia, la presión térmica promedio en el disco local es de $P/k = nT \sim 2000-6000 \text{ cm}^{-3}\text{K}$ (Jenkins et al., 1983). La presión debido a los campos magnéticos es probablemente del mismo orden de magnitud, ya que las turbulencias tienden a producir la equipartición entre dichas presiones. El gas interestelar puede encontrarse en las siguientes cinco fases térmicas enumeradas de la más fría a la más caliente.

- **Medio Molecular:** La temperatura de esta fase es del orden de $\sim 20 \text{ K}$. Aunque ocupa una fracción muy pequeña del volumen total, $\sim 1 \%$, representa una fracción sustancial ($\sim 30-60 \%$) de la masa del medio interestelar de nuestra Galaxia, ya que la densidad volumétrica de partículas de las nubes moleculares, n , excede 10^3 cm^{-3} . Muchas de las nubes moleculares son sistemas autogravitantes y sus regiones más densas suelen ser sitios de formación estelar.
- **Medio Neutro Frío:** Este material está distribuido en filamentos densos, ocupando del 1 al 4 % del volumen total del medio interestelar. Se lo estudia, principalmente, por medio de la observación de la línea del hidrógeno neutro, H I , en $\lambda \sim 21 \text{ cm}$. Su temperatura, T es de $\sim 100 \text{ K}$ y su densidad, n , alcanza valores entre los 20 y 60 cm^{-3} . Este medio no está gravitacionalmente ligado, manteniéndose confinado por el balance de presiones con el resto de las componentes del medio interestelar.
- **Medio Neutro Cálido:** Esta fase es estudiada por medio de la emisión de la línea de H I en 21 cm . Tiene una densidad volumétrica baja y ocupa entre 30 y el 60 % del volumen del gas del disco de nuestra galaxia.
- **Medio Ionizado Cálido:** Este material, usualmente llamado capa de Reynolds, tiene una temperatura $\sim 6000 \text{ K}$ y una densidad, n , de $\sim 0.08 \text{ cm}^{-3}$ y ocupa al menos un 15 % del volumen del medio interestelar. Su presencia fue revelada a partir de la emisión difusa de $\text{H}\alpha$ (Reynolds 1980, 1984). Los requerimientos de calentamiento de este material son considerables y su naturaleza permanece incierta. Se cree que cerca del plano galáctico, el mecanismo dominante de calentamiento es la fotoionización, y a medida que nos alejamos del plano, es debido a los frentes de choque (Nordgren et al., 1992).

- **Medio Ionizado Caliente:** Esta fase está calentada por ondas de choque originados por explosiones de supernovas o vientos estelares violentos, posee una $T \sim 10^6$ K y una $n \sim 10^{-3} \text{cm}^{-3}$. Como consecuencia de su largo tiempo de enfriamiento, puede ocupar una gran fracción del medio interestelar. Se detecta en emisión en rayos-X blandos. Se esparce hacia fuera del plano a través de estructuras conocidas como chimeneas dentro de fases más densas del medio interestelar (Shapiro & Field, 1976). Lejos del plano galáctico es calentado adicionalmente por supernovas de Tipo I originadas por población estelar vieja situada a altas latitudes galácticas. En el halo de la galaxia, puede ser detectado en absorción contra las galaxias distantes por medio de línea de especies altamente ionizadas (ej: NV, OVI). Eventualmente, alcanza una escala de altura de 2-5 kpc (Sembach & Savage, 1992).

Para completar la descripción de las fases, en el siguiente párrafo se mencionará brevemente la distribución espacial del HI en dirección perpendicular al plano galáctico, elemento que caracteriza las propiedades físicas del medio neutro.

La distribución espacial media del HI, puede describirse como la suma de dos componentes: una gaussiana y otra exponencial, a saber

$$\langle n_{HI} \rangle \sim 0.4 e^{(-z^2/2h_{MNF}^2)} + 0.16 e^{(-z/h_{MNC})} \quad [\text{cm}^{-3}]$$

donde h_{MNF} es la escala de altura del HI para el medio neutro frío (~ 110 pc) y h_{MNC} es la escala de altura del HI del medio neutro cálido (~ 360 pc). Este resultado proviene del compendio de un conjunto de trabajos hechos por diferentes autores (Bohlin et al. 1978; Diplas & Savage, 1994; Dickey & Lockman, 1990).

A gran escala, uno puede describir a la emisión de HI, sin discriminar entre el medio neutro frío y el cálido, considerando que el HI tiene una densidad superficial constante a una distancia entre los ~ 4 kpc y 20 kpc del centro galáctico y que luego decrece (Blitz et al., 1983). Hasta cerca de los 18 kpc, es un disco bastante achatado, luego se alabea (en inglés, "warp") y se ensancha (en inglés, "flaring") considerablemente (Kulkarni & Heiles, 1988).

Con respecto a la componente ionizada cálida, Nordgren et al. (1992) encontró la siguiente distribución:

$$\langle n_{HII} \rangle \sim 0.022 e^{(-z/h_2)} \quad [\text{cm}^{-3}]$$

donde h_2 es la escala de altura del hidrógeno ionizado (~ 670 pc).

1.3. Las asociaciones OB y el Medio interestelar: interacción

El estudio de las asociaciones OB cercanas a nosotros nos ofrece la posibilidad de estudiar en detalle la relación entre las estrellas de tipo espectral temprano y el medio interestelar en el que se encuentran inmersas. Las estrellas de gran masa influyen significativamente en la estructura, en la dinámica, en la química y en el balance térmico de las nubes moleculares a través de la liberación de gran cantidad de energía tanto radiativa como mecánica.

La radiación ultravioleta extrema ($h\nu > 13.6$ eV) liberada por estas estrellas, ioniza el HI y excita al He, principales componentes del gas circundante, generando las llamadas regiones HII. Por su parte la radiación ultravioleta ($6 \text{ eV} < h\nu < 13.6$ eV) disocia el gas molecular que se halla más allá de la región HII formando una zona de transición entre la región HII y el material molecular neutro. La misma es una región de fotodisociación, comúnmente llamada *PDR* (en inglés, "PhotoDissociated Region") que en condiciones típicas posee mayor presión que las regiones adyacentes. En consecuencia, el gas fotoionizado de la PDR, se expande tanto hacia la región HII como hacia la zona molecular. Si los efectos de proyección sobre el plano del cielo son mínimos, el frente de ionización y la envoltura son detectados en el óptico como *bordes brillantes* o *bright rims* (Lefloch & Lazareff, 1995 y ref. allí citadas). Además este fenómeno se ve acompañado de un frente de choque dentro de la concentración molecular, inducido por la diferencia de presiones. Existen evidencias observacionales de este mecanismo (Cernicharo et al., 1992; Lefloch & Lazareff, 1995), llamado Implosión Impulsada Radiativamente (en inglés, "Radiatively-Driven Implosion", RDI). La Figura 1.5 resume esquemáticamente lo explicado en este párrafo.

Una serie de estudios teóricos (Lefloch & Lazareff, 1994 y ref. allí citadas) proponen que de manera progresiva detrás de la superficie ionizada se va formando un núcleo denso. El mismo ajusta su estructura interna con el balance de presiones del gas ionizado, lo que lleva a la evaporación de gran parte de su material. Eventualmente, el glóbulo alcanza un estado quasi estático, la llamada fase cometaria, en la cual el frente de choque desaparece. Luego, el glóbulo adquiere una forma muy peculiar que consiste en una cabeza densa prolongada y una cola larga de gas difuso. Se supone que las ondas de choque dentro de los glóbulos podrían activar el proceso de formación estelar en estas zonas de arcos brillantes (Reipurth 1983; Lefloch et al., 1997). Así, estos objetos aparecen como laboratorios ideales para verificar estudios diversos sobre escenarios de formación estelar inducida por una onda de compresión externa. Gran parte de los estudios hechos hasta la fecha se han concentrado en el núcleo molecular de los glóbulos (Lefloch et al., 1997). Las condiciones físicas reinantes en las PDRs, como las del gas molecular modificado por los frentes de choque, como el impacto de la fotoionización sobre el colapso gravitatorio son aspectos que necesitan de un mayor estudio.

Por lo antes mencionado, se deduce que el estudio de la interacción entre estrellas de gran masa y el medio interestelar que las circunda juega un rol crucial para el entendimiento de procesos de formación estelar y la evolución de la nube molecular circundante.



HD150135/136

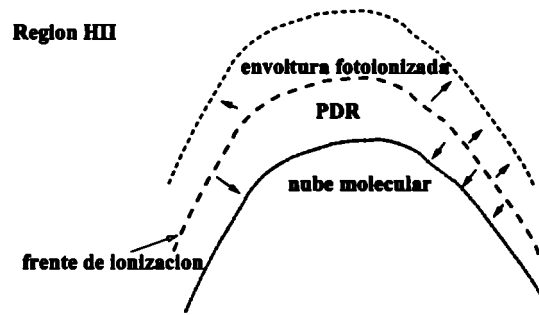


Figura 1.5: Es ampliamente aceptado que los arcos brillantes con glóbulos encontrados en regiones HII frecuentemente constituyen sitios de formación estelar. Estos glóbulos son cúmulos locales que emergen de una nebulosa en expansión o a partir de la fragmentación de concentraciones moleculares que rodean al gas ionizado. Este gráfico es un esquema evolutivo donde se ve cómo la interacción de la radiación de estrellas de gran masa con el medio interestelar circundante genera las condiciones propicias para la formación de glóbulos cometarios.

Aunque existe una gran cantidad de información observacional y de desarrollos teóricos, todavía no se conoce con suficiente claridad *cómo* se desarrolla el proceso de formación estelar. Aunque dicho proceso se encuentra bastante mejor entendido en el caso de estrellas de baja masa (tipos espectrales más tardíos que B) (Shu et al., 1999), no resulta para nada claro que estos resultados puedan ser extrapolados para explicar la formación de estrellas de gran masa. Esto se debe a que tanto las escalas temporales de la evolución como la presión de radiación estelar son significativamente diferentes en estrellas de baja masa en comparación con las de gran masa.

El entendimiento de los procesos físicos que predominan durante las primeras etapas de la formación de estrellas de gran masa, y la influencia que los mismos ejercen sobre la concentración de gas molecular a partir de la cual se forman, requieren de un detallado conocimiento de las condiciones físicas reinantes en el medio ambiente *antes* y *después* de la formación estelar.

Un estudio detallado de regiones de nuestra Galaxia en las que procesos de formación estelar han tenido lugar en el pasado reciente, o continúan sucediendo en la actualidad, es de gran importancia para contribuir a develar algunas de las incógnitas que actualmente se tienen. Entre éstas podemos citar:

1. ¿Cómo se forman las estrellas de gran masa?
2. ¿Cómo son los procesos de acumulación de materia en una protoestrella de gran masa y cuál es su relación con los vientos estelares cuando éstos comienzan a ser importantes?

3. ¿Existe un límite superior para la masa de una estrella recién nacida?. Si existiese, ¿de que dependería?
4. ¿Cómo afecta la evolución de los miembros de mayor masa de un determinado grupo estelar, a la formación y evolución de otras estrellas en el mismo grupo?
5. ¿Cómo afecta la presencia de estrellas de gran masa el medio interestelar circundante?
6. ¿Cómo se vinculan las distintas generaciones estelares que se forman dentro de un mismo complejo molecular? ¿Existe una relación causal entre ellas?

1.4. ¿Por qué elegimos estudiar la región de Ara OB1?

En este trabajo de Tesis se estudiará, mediante observaciones llevadas a cabo en distintos rangos de frecuencia, la asociación estelar Ara OB1 y el medio interestelar que la circunda. Ante todo, cabe destacar que ha sido sugerida como escenario de formación estelar secuencial por Arnal et al. (1987). Una particularidad muy importante de este objeto es que se encuentra a una distancia de sólo 1300 pc, lo que permite que las distintas componentes del complejo (estrellas visibles, estrellas inmersas en la nube molecular, medio interestelar) puedan ser estudiadas con cierto detalle espacial y con cierta profundidad (observar objetos débiles). La ubicación espacial aparente de esta asociación con respecto a la nube molecular que se encuentra asociada a la misma, favorece el estudio tanto del “*bright rim*” como de la *zona de fotodisociación*. En el caso de Ara OB1, se podría distinguir la asociación estelar, la región HII asociada a ella, la nube molecular y la interfaz, ubicadas aparentemente a lo largo del plano del cielo, como el esquema que se muestra en la Figura 1.5. Si esto llegara a confirmarse, los efectos de proyección- usualmente un factor muy importante de confusión - serían mínimos.

Bibliografía

- [1] Ambartsumian V. A., 1947, in *Stellar Evolution & Astrophysics*, Armenian Academics of Science.
- [2] Ambartsumian V. A., 1949, *Dokl.Akad. Nauk SSR*, 68, 22.
- [3] Arnal E.M., Cersósimo J.C., May J. & Bronfman L., 1987, *A&A*, 174, 84.
- [4] Bok B.J., 1934, *Harvard Circular* n 384, 1.
- [5] Bohlin R.R., Savage B.D. & Drake J.F., 1978, *ApJ*, 224, 132.
- [6] Blaauw A., 1964, *ARA&A*, 2, 213.
- [7] Blitz L., 1980, in *Giant Molecular Clouds in the Galaxy*, eds. Solomon P.M. & M.G. Edmunds (Oxford: Pergamon Press), 1.
- [8] Cernicharo J., Bachiller R., Duvert G., Gonzalez-Alfonso E., & Gómez-Gonzalez J., 1992, *A&A*, 261, 589.
- [9] de Zeeuw P.T., Hoogerwef R., de Bruijne J.H.J., Brown A.G.A., Blaauw A., 1999, *AJ*, 117, 354.
- [10] Dickey J.M. & Lockman F.K., *ARA&A*, 1990, 28, 215.
- [11] Diplas A. & Savage B.D., 1994, *ApJ*, 427, 274.
- [12] Dopita M.A. & Sutherland R.S., 2003, in *Astrophysics of the Diffuse Universe* (Springer-Verlag: Physics & Astronomy)
- [13] Elmegreen B.G. & Lada C.J., 1977, *ApJ*, 214, 725.
- [14] Jenkins E.B, Jura M. & Loewenstein M., 1983, *ApJ*, 270, 88.
- [15] Kapteyn J.C., 1914, *ApJ*, 40,43.
- [16] Kulkarni S.R. & Heiles C., 1988, in *Galactic and extra-galactic radio astronomy*, eds:Verschuur G.L. & Kellermann K.I.
- [17] Lefloch B. & Lazareff B., 1994, *A&A*, 289, 559.

-
- [18] Lefloch B. & Lazareff B., 1995, A&A, 301, 522.
- [19] Lefloch B., Lazareff B. & Castets A., 1997, A&A, 324, 249.
- [20] Nordgren T.E., Cordes J.M. & Terzian Y., 1992, AJ, 104, 1465.
- [21] Reynolds R.J., 1980, ApJ, 236, 153.
- [22] Reynolds R.J., 1984, ApJ, 282, 191.
- [23] Reipurth B., 1983, A&A, 117, 183.
- [24] Ruprecht, J., 1966, IAU Trans.,12B, 348.
- [25] Sembach K.R. & Savage B.D., 1992, ApJS, 83, 147.
- [26] Shapiro P.R., & Field G.B., 1976, ApJ, 25, 762.
- [27] Shu F.K., Hsien Shang A.A., Ostriker E.C. & Zhi-Yun L., 1999 , in *The Physics of star formation and Early Stellar Evolution*, eds. C.J. Lada & N.D.Kyalafis (Dordrecht:Kluwer)

Capítulo 2

Objetivos de esta Tesis

2.1. Antecedentes

En esta sección se presentará un resumen de las investigaciones realizadas hasta el presente en la asociación estelar Ara OB1 y en su medio interestelar (MIE) local.

Ara OB1 fue primero identificada por Whiteoak (1963) a través de un estudio realizado utilizando fotometría fotográfica y espectroscopía de 127 estrellas tempranas ubicadas en una zona del cielo de $4^\circ \times 3^\circ$ de extensión angular centrada en $(l,b)=(337.^\circ 0, -1.^\circ 5)$. El núcleo central de la asociación es el cúmulo abierto NGG 6193 ($\alpha = 16^h 41.^m 25$, $\delta = -48^\circ 45.' 77$) [J2000]. En su trabajo, Whiteoak menciona que *“la mayoría de las estrellas de la zona se hallan a una distancia de unos 1400 pc. En particular, el cúmulo galáctico NGG 6193 estaría a una distancia estimada de 1300 pc del Sol y podría representar una condensación de la agrupación”*.

Posteriormente, Herbst y Havlen (1977) realizaron fotometría fotoeléctrica *UBVRI* y fotográfica de 700 estrellas distribuidas en la zona de Ara OB1. Los miembros estelares de la asociación con tipo espectral más temprano que A, fueron identificados en base a sus posiciones dentro de los diagramas color-magnitud y a sus enrojecimientos. Diversas estimaciones de la edad del cúmulo (Moffat & Vogt, 1975; Vázquez & Feinstein, 1992), le asignan al mismo una edad de $\sim (1.5-3.1) \times 10^6$ años.

Sobre la base de un estudio espectroscópico de los miembros más conspicuos de NGC 6193 se encontró que el cúmulo posee una velocidad radial baricentral de unos -29 km s^{-1} (Arnal et al., 1988).¹

En cuanto a las estrellas pertenecientes al cúmulo, cabe destacar a HD 150135 y HD 150136. La primera es de tipo espectral O6.5+? (posible binaria de un espectro, SB1) (Arnal et al., 1988; Maíz-Apellaniz et al., 2004) y la segunda es un sistema binario constituido por un par O3+O6V (Niemela & Gamen, 2005). Las observaciones del satélite *Chandra* revelaron que HD 150136 es una de las fuentes en rayos-X más brillantes ($\log(L_X)=33.39 \text{ erg seg}^{-1}$), probablemente debido a colisiones entre los vientos del sistema binario (Skinner

¹En el texto todas las velocidades son medidas respecto al sistema local standard de reposo (en inglés, “Local Standard of Rest” (LSR)).

et al., 2005). Debido a sus tipos espectrales tempranos HD 150135 y HD 150136 poseen un elevado flujo de fotones en el continuo de Lyman, siendo las principales reponsables de la ionización de la región HII RCW 108, en la que la asociación se encuentra inmersa. Recientemente Skinner y colaboradores (2005), en base a observaciones del satélite de rayos X *Chandra*, detectaron 43 fuentes de rayos-X en la zona central del cúmulo, con contrapartida en el infrarrojo cercano, de las cuales sólo 11 tienen identificación óptica. Según los autores, el resto podría tratarse de estrellas de baja masa de pre-secuencia principal del cúmulo.

Mediante la observación de líneas de recombinación fueron realizados dos estudios del gas ionizado de la región RCW 108. En un caso, se obtuvo una velocidad para el gas de $-20 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ (H166 α , Cersósimo 1982) y en el otro de $-25 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ (H109 α , Wilson 1970).

En las imágenes ópticas de la región, es posible observar un borde brillante de emisión a unos 15' ($\sim 5.7 \text{ pc}$) al oeste de la posición de las estrellas O de NGC 6193. Este borde separa la región RCW 108 de una zona de extinción elevada. Esta discontinuidad en el brillo superficial con forma de arco brillante es la nebulosa NGC 6188 (\equiv *Rim Nebula*). La misma representaría la ubicación del frente de ionización de la región HII propagándose en el interior de una nube molecular adyacente (Ver Figura 2.1).

Por presentar tal aspecto morfológico, RCW 108 fue parte de un estudio estadístico de los efectos dinámicos de las regiones HII sobre la formación estelar (Yamaguchi et al., 1999). En particular, los autores escogieron zonas de nubes moleculares que mostrasen evidencias de que el gas molecular se encontraba asociado físicamente con regiones HII. Para su análisis utilizaron observaciones de ^{13}CO . Si bien cubrieron un área suficientemente grande en los alrededores de Ara OB1 como para estudiar la distribución a gran escala del gas molecular, ellos sólo se centraron en la búsqueda de fuentes IRAS ² puntuales asociadas a las concentraciones moleculares que seleccionaron.

Observaciones llevadas a cabo en transiciones moleculares, permitieron detectar la presencia de emisión molecular proveniente de las zonas de mayor extinción presente en las imágenes ópticas de Ara OB1. Las especies moleculares observadas fueron OH (1667 MHz, Caswell et al., 1974), H₂CO (Whiteoak & Gardner, 1974) y CO (Whiteoak et al., 1982). El material molecular muestra emisión dentro del rango de velocidades comprendido entre -22 y -24 km s^{-1} . Las mencionadas observaciones formaron parte de proyectos de investigación mucho más amplios en los cuales no se abordó la problemática sobre la posible relación entre esos complejos moleculares y Ara OB1. Dicho enfoque hace que estos trabajos no puedan ser considerados como un estudio sistemático acerca de las propiedades físicas y dinámicas del material molecular vinculado a Ara OB1.

La distribución del gas neutro en la zona de Ara OB1 fue estudiada por medio de la emisión de la línea del $\lambda \sim 21 \text{ cm}$ de HI (Arnal et al., 1987). Dichos autores informaron que habían detectado en la zona una estructura de HI en expansión cuya distancia cinemática y edad serían de 1200 pc y 4×10^7 años, respectivamente. La velocidad de expansión de la misma sería de unos 12 km s^{-1} y su centroide parecería encontrarse en las cercanías del cúmulo abierto NGC 6167 ubicado a $\sim 1^\circ$ al oeste de RCW 108.

²IRAS significa Satélite Astronómico Infrarrojo (en inglés, "InfraRed Astronomical Satellite").

La apariencia nebulosa y filamentaria que la región presenta en imágenes ópticas llevó a Herbst y Havlen (1977) a proponer que el origen de NGC 6193 podría estar vinculado a un evento explosivo. Sugirieron que su mecanismo causante podría ser la interacción de las nubes moleculares con el material en expansión proveniente de una explosión de supernova. Por otro lado, Arnal et al. (1987) propusieron que las estrellas de NGC 6167 fueron las responsables de la formación de la cáscara de HI, la que al expandirse interactuó con la nube molecular que se ve en las cercanías de NGC 6193. Como consecuencia de este proceso pudo haberse desencadenado la formación de este cúmulo en la nube molecular. Posteriormente, Rizzo & Bajaja (1994) llegaron a conclusiones similares, en cuanto a la existencia y propiedades de la cáscara de HI en expansión. Cabe notar que estos últimos investigadores plantearon dudas sobre la existencia de NGC 6167 como objeto físico real, tal como lo sugirieron en su trabajo Brück & Smyth (1967). Sin embargo, Follatelli (1999) haciendo uso de fotometría y espectroscopía obtenidas con detector CCD confirmó a NGC 6167 como un cúmulo abierto. En esta investigación se derivó una edad para el cúmulo de 5×10^7 años y se lo ubica a una distancia de 1280 ± 180 pc del Sol. La Figura 2.1 muestra la ubicación espacial de los objetos estelares que se mencionan en los siguientes párrafos.

Unos $3'$ al oeste de la interfaz entre RCW 108 y la nube molecular, se encuentra inmersa en la nube la fuente IRAS 16632-4845 cuyos colores infrarrojos son consistentes con la presencia de una región HII ultracompacta. La concentración molecular tiene como contrapartida en el óptico, la nube oscura Sandqvist 184 (Sandqvist 1977). Además, la presencia en la zona de esta fuente infrarroja y de algunas nebulosas de reflexión que conforman la asociación Ara R1 (Herbst 1974, 1975) abrió el interrogante sobre la vigencia de la actividad de formación estelar en la zona. Wilson et al. (1970) reportó la detección de una región HII compacta con una medida de emisión de $4.1 \times 10^6 \text{ cm}^{-6} \text{ pc}$, una temperatura electrónica de $9700 \pm 3200 \text{ K}$. Por otro lado, Straw et al. (1987) hizo un estudio detallado en el entorno de la fuente IRAS, usando datos del infrarrojo ($1.2 \mu\text{m}$ a $100 \mu\text{m}$). Straw et al. (1987) encontraron, coincidente con la fuente IRAS, un posible cúmulo al que llamaron RCW108-IR, el cual presentaría una absorción visual de ~ 20 magnitudes en su parte central y que no superaría el millón de años de edad. Además, sugirieron la existencia dentro del cúmulo de un objeto protoestelar y una estrella T-Tauri.

Recientemente, estudios multifrecuencia (Comerón et al., 2005; Urquhart et al., 2004 y ref. allí citadas) de esta zona permitieron caracterizar con mayor detalle tanto la componente estelar como el gas molecular e ionizado asociados a la fuente IRAS. Los estudios de fotometría y espectroscopía de baja resolución en el infrarrojo encontraron que la principal fuente excitatriz de la región HII compacta sería una estrella O9 (Comerón et al., 2005). La misma formaría parte de un grupo estelar muy joven ya que no se han detectado estrellas con tipo espectral más tardío que el tipo espectral A0.

Además, Comerón et. al (2005) con el objeto de continuar buscando candidatos a objetos estelares jóvenes, examinaron la distribución espacial de fuentes con exceso infrarrojo proyectadas en dirección a estas nubes moleculares. Se indentificaron dos grupos de fuentes con estas características: uno situado al sudoeste de la fuente IRAS y el otro grupo se observó que presentaba una distribución espacial en forma paralela a la interfaz (NGC 6188).

La existencia y la distribución espacial que presentan estas fuentes favorecen la suposición de que la energía emitida por las estrellas más conspicuas de NGC 6193 estarían impulsando la formación estelar en la zona.

En resumen, las diversas evidencias disponibles llevaron a varios autores (Arnal et al., 1987; Rizzo & Bajaja, 1994) a sugerir como factible la aplicación de la teoría de formación estelar secuencial desarrollada por Elmegreen & Lada (1977), para explicar el origen y evolución de la asociación Ara OB1. El escenario de formación estelar secuencial sugerido por Arnal et al. (1987) comprende una sucesión de hechos energéticos que fueron modificando el medio interestelar en la región de Ara OB1, desencadenando la formación estelar por etapas.

Dentro de este contexto, una perturbación en el medio interestelar, probablemente causada por la evolución de las estrellas de mayor masa del cúmulo abierto NGC 6167 podría haber desencadenado eventos de formación estelar en una nube molecular cercana al mismo, originando en ella la formación del cúmulo abierto NGC 6193. Esta segunda generación estelar, con la acción conjunta de la radiación y vientos de sus estrellas habrían impulsado el colapso de otro sector de la nube, favoreciendo la formación del cúmulo infrarrojo RCW108-IR.

Para concluir, la existencia de objetos estelares y estructuras usualmente asociadas con formación estelar (cúmulo abierto, asociación OB, gas ionizado, condensaciones moleculares, regiones de fotodisociación, regiones HII compactas, estrellas de pre-secuencia principal, objetos con exceso infrarrojo, etc.) situadas a una distancia común del orden de 1300 pc, hacen de la región AraOB1 un sitio muy atractivo para el estudio con cierto detalle espacial y en profundidad de la interacción entre el gas y polvo interestelar y estrellas recientemente formadas y/o en proceso de formación a diferentes escalas espaciales.

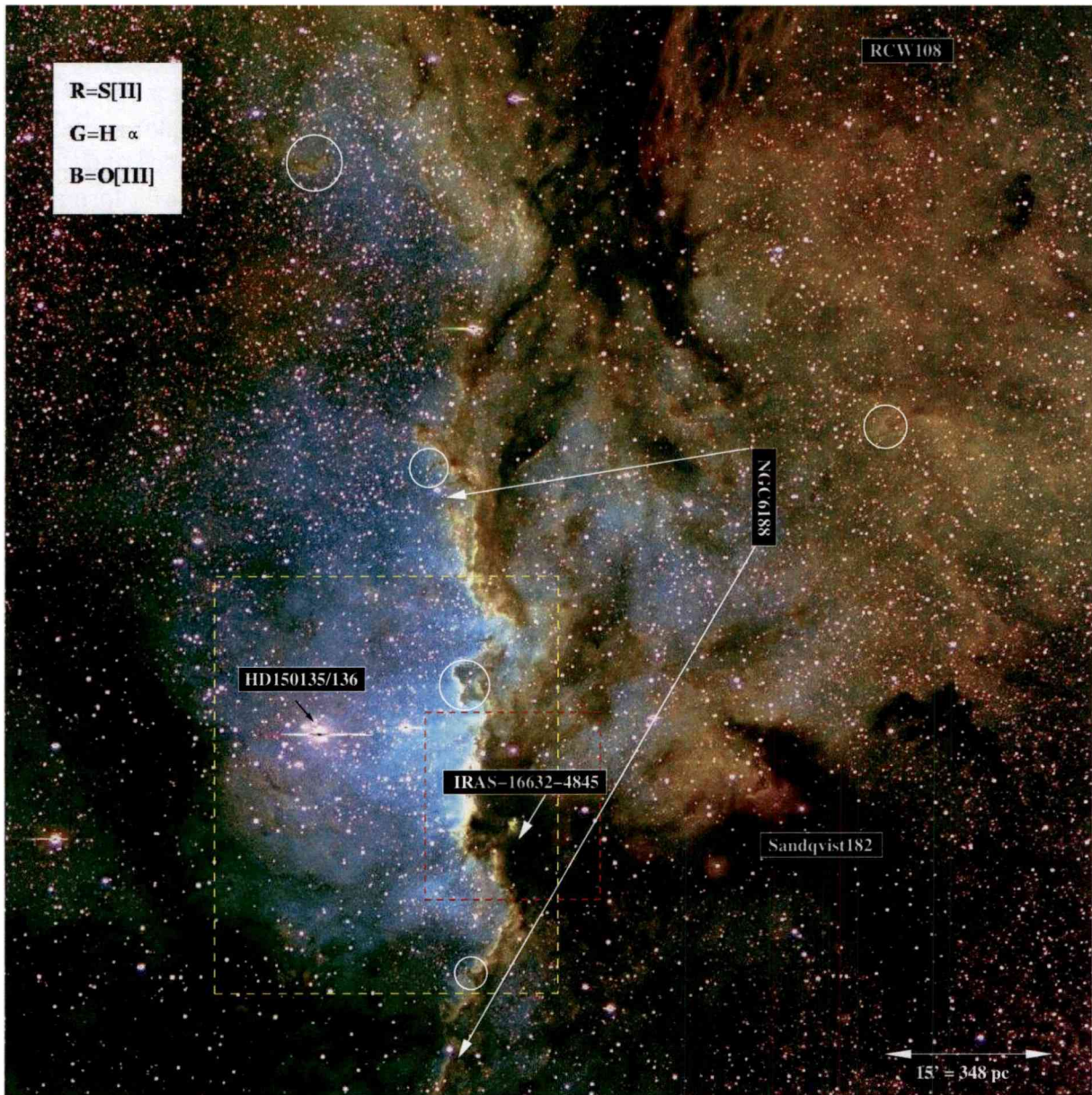


Figura 2.1: Imagen óptica en falso color de la parte central de la región HII RCW108. En esta imagen se combinaron la emisión en banda angosta de [S II] (rojo), $H\alpha$ (verde), [O III] (azul). Se indican los diferentes objetos citados en el texto. El rectángulo amarillo indica la zona descrita por Comerón et al. (2005) y el rojo lo estudiado por Urquhart et al. (2004), dentro del contexto de formación estelar secuencial. En esta figura se aprecia la morfología compleja de esta región, con una serie de nebulosidades brillantes y de zonas de alta extinción en el óptico, estructuras con apariencia de pilares (círculos blancos), con núcleos oscuros que se ven claramente contra el fondo brillante de la región HII, como es el caso de la nube oscura Sandqvist 182.

2.2. Objetivos Propuestos

En este trabajo se propone realizar un estudio multifrecuencia de un sector de Ara OB1 (Ver Figura 2.1) donde parece estar teniendo lugar un proceso de formación estelar secuencial.

Para lograr nuestro objetivo consideramos necesario dividir el estudio en tres aspectos generales: 1) la caracterización del medio interestelar, 2) la búsqueda de indicios de formación estelar activa en un área diferente de la que previamente fuera estudiada por otros autores (Comerón et al., 2005; Urquhart et al., 2004) (Ver Figura 2.1), y 3) hacer una búsqueda de otros agentes causales, además de las estrellas O del cúmulo NGC 6193, que puedan impulsar la formación de nuevos miembros estelares.

Para comenzar con la caracterización del medio interestelar, analizaremos la distribución espacial de las distintas componentes del medio interestelar. El aspecto morfológico lo determinamos con la superposición espacial de imágenes de la zona de interés en una variedad de rangos de energía: óptico, infrarrojo y en el rango milimétrico.

Las propiedades físicas y dinámicas las obtendremos a partir de espectroscopía molecular, correspondientes a una transición particular ($J = 1 \rightarrow 0$) de dos especies isotópicas de la molécula de monóxido de carbono (^{12}CO ; $\nu_{rest} \sim 115.271$ GHz y ^{13}CO ; $\nu_{rest} \sim 110.201$ GHz). En particular, obtendremos el campo de velocidades, masa, densidad y temperatura de excitación del gas molecular.

De la componente ionizada mediremos el cociente de las líneas ópticas obtenidas con imágenes CCD directas tomadas con filtros de banda angosta centrados en 5007 Å ([O III]), 6563 Å ($\text{H}\alpha$) y 6730 Å ([S II]). Esto nos revelará la estructura de ionización de la parte nebulosa.

Con respecto a la búsqueda de indicios de formación estelar activa se llevará a cabo una correlación entre las fuentes infrarrojas de distintos relevamientos: MSX (bandas: A = 8.28 μm , C = 12.13 μm , D = 14.65 μm , E = 21.34 μm), 2MASS (J = 1.25 μm , H = 1.65 μm , Ks = 2.2 μm) e IRAS. Esta correlación se hará utilizando herramientas de diagnóstico para determinar la naturaleza de los objetos. Además, se buscarán otras fuentes excitatrices más allá de las estrellas O pertenecientes a Ara OB1.

En resumen, este trabajo aportará información sobre la interacción de las estrellas de gran masa con su medio interestelar, desde dos vertientes: 1) La modificación de las propiedades físicas del medio interestelar cercano a estrellas jóvenes y 2) La inducción de nueva formación estelar.

2.2.1. Estructura de esta Tesis

La Tesis se divide en 8 Capítulos y 5 Apéndices. Los Capítulos 1 y 2 son introductorios al trabajo. Los Capítulos 3, 4 y 5 contienen: una reseña de los mecanismos físicos inherentes a la radiación que estamos analizando y la información que se puede derivar de su análisis. El Capítulo 6 es una descripción general de las observaciones y de los relevamientos

utilizados. El Capítulo 7 presenta los resultados obtenidos en los rangos milimétrico, óptico e infrarrojo y su correlación. Finalmente, en el Capítulo 8 se presentan las conclusiones generales. Los apéndices A, B, C, D y E presentan el proceso de reducción de las imágenes ópticas.

Bibliografía

- [1] Arnal E.M., Cersósimo J.C., May J. & Bronfman L., 1987, *A&A*, 174, 84.
- [2] Arnal E.M., Morrell N.I., García B., & Levato H., 1988, *PASP*, 100, 1076.
- [3] Brück M.T., & Smyth M.J., 1967, *MNRAS*, 136, 431.
- [4] Caswell J.L. & Robinson B.J., 1974, *Australian J.P.*, 27, 597.
- [5] Cersósimo J.C., 1982, *Astrophysical Letters*, 22, 157.
- [6] Comerón F., Schneider N., Russeil D., 2005, *A&A*, 433, 955.
- [7] Elmegreen B.G. & Lada C.J., 1977, *ApJ*, 214, 725.
- [8] Follatelli G., 1999, *Práctica de Especialidad Estudio de una asociación estelar joven: Ara OB1* presentada en Facultad de Cs. Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata.
- [9] Herbst W., 1974, *AJ*, 79, 941.
- [10] Herbst W., 1975, *AJ*, 80, 212.
- [11] Herbst W. & Havlen R.J., 1977, *A&AS*, 30, 279.
- [12] Maíz-Apellaníz J., Walborn N.R., Galue H.A. & Wei L.H., 2004, *ApJS*, 151, 103.
- [13] Moffat A.F.J. & Vogt N., 1973, *A&AS*, 10, 135.
- [14] Niemela V.S. & Gamen R.C., 2005, *MNRAS*, 356, 974.
- [15] Rizzo J.R. & Bajaja E., 1994, *A&A*, 332, 1025.
- [16] Sandqvist Aa., 1977, *A&A*, 57, 467.
- [17] Skinner S.L., Zhekov, S.A., Palla F. & Barbosa C.L.R.D, 2005, *MNRAS*, 361, 191.
- [18] Straw S., Hyland A.R., Jones T.J., Harvey P.M., Wilking B.A. & Joy M., 1987, *ApJ*, 314, 283.
- [19] Urquhart, J. S., Thompson, M. A., Morgan, L. K. & White, G. J., 2004, *A&A*, 428,723.

-
- [20] Vázquez R.A. & Feinstein A., 1992, *A&AS*, 863.
- [21] Whiteoak J.B., 1963, *MNRAS*, 125, 105.
- [22] Whiteoak J.B., & Gardner F.F., 1974, *A&A*, 37, 389.
- [23] Whiteoak J.B., Otrupcek, R.E., & Rennie C.J., 1982, *PASA*, 4, 434.
- [24] Wilson T.L., Mezger P.G., Gardner F.F., Milne D.K., 1970, *A&A*, 6, 364.
- [25] Yamaguchi R., Saito H., Mizuno N., Mine Y., Mizuno A., Ogawa H. & Fukui Y., 1999, *PASJ*, 51,791.

Capítulo 3

Componente molecular del medio interestelar

3.1. Moléculas en el espacio

La identificación de líneas de absorción H y K del CaII (Hartmann 1904) en el espectro óptico de estrellas brillantes, dio comienzo al estudio cuantitativo del medio interestelar. Estas líneas de absorción eran generadas por el paso de la radiación estelar a través de nubes difusas que se encontraban entre la estrella y el observador, a lo largo de la línea de la visual a la misma. De igual forma, fueron identificadas otras líneas atómicas pertenecientes a especies como Na I, Fe I, Ti I y Mg I.

En 1934 con la detección de cuatro bandas difusas interestelares en el visible, surgió la idea de la posible existencia de moléculas en el medio interestelar. Aunque estas bandas no habían sido identificadas, Russell (1935) sugirió que su origen podría ser molecular. A fines de esa década, se propuso que dichas bandas difusas podrían corresponder a las moléculas de CO₂, y a la posible existencia de CH, OH, NH, CN y C₂ en el medio interestelar (Swings & Rosenfeld, 1937). Entre los años 1937 y 1941 se corroboró lo predicho. En el rango 4230 Å a 4300 Å del espectro electromagnético fueron detectadas líneas de absorción de CH⁺, CH y CN (Adams 1941).

Si bien se llevó a cabo un estudio exhaustivo del espectro óptico de CH⁺, CH y CN en dirección a estrellas brillantes, el mismo no fue suficiente como para discernir el origen interestelar o circumestelar de las mismas (Adams 1949).

Bates y Spitzer (1951) concluyeron que la formación de moléculas en el espacio era un proceso lento y que la radiación ultravioleta constituiría un mecanismo muy efectivo para su destrucción, aún en el caso de las moléculas más simples, como las diatómicas. El único mecanismo considerado por dichos autores para la formación de las moléculas fue la asociación radiativa. En vista de estas conclusiones, resultaba difícil explicar la presencia en el espectro óptico de rasgos espectrales que pudieran ser identificados con la presencia

de las moléculas diatómicas CH, CH⁺ y CN, anteriormente citadas.

La primera molécula interestelar detectada en ondas de radio fue el radical oxhidrilo (OH) (Weinreb et al., 1963). La existencia de moléculas en el espacio, más allá de cualquier duda, no fue reconocida sino hasta dos años más tarde con la detección de la emisión maser de OH (Weaver 1965) proveniente de regiones H II (Gundermann 1965) y, definitivamente, a partir del descubrimiento de la emisión de vapor de agua (H₂O, Cheung 1968) y la correspondiente a transiciones del amoníaco (NH₃, Cheung 1969).

Luego de estos resultados no quedaron dudas de que en algunas zonas del medio interestelar existían las condiciones propicias para dar lugar a la formación y supervivencia de moléculas. Esto impulsó la realización de estudios espectroscópicos del medio interestelar, lo que permitió el descubrimiento de una gran cantidad de especies químicas (Andernach 1999 y ref. allí citadas).

3.2. Espectroscopía molecular

Introducción

Una gran cantidad de moléculas poseen una configuración de niveles de energía que, bajo las condiciones físicas presentes en el medio interestelar, pueden ser excitadas a través de procesos colisionales o radiativos.

Algunas moléculas sirven como densímetros, tal es el caso de CS, HCN, HC₃. Esto se debe a que la disposición de sus correspondientes estructuras energéticas están simplemente escalonadas, por lo que las poblaciones de los niveles observadas dependen fuertemente de la densidad. Otras moléculas pueden actuar como termómetros, al presentar transiciones prohibidas entre algunos de sus niveles, por ejemplo, NH₃.

En particular, ¹²C¹⁶O constituye un trazador de la distribución del gas molecular interestelar. Esto se debe a su bajo momento dipolar permanente y al hecho de ser una de las especies más abundantes del MIE. Usualmente, sus líneas están saturadas, por lo que se necesita otra especie isotópica, ¹³C¹⁶O, para obtener una mejor información sobre las condiciones físicas imperantes en las concentraciones moleculares.

El estudio de la espectroscopía molecular permite:

- a)- conocer el estado físico de la fase molecular del medio interestelar a través de la obtención de temperaturas y densidades de las especies moleculares observadas.
- b)- deducir las reacciones de formación molecular más frecuentes a partir de las abundancias químicas inferidas de las moléculas observadas.

Tipos de transiciones

Cuando dos átomos se combinan para formar una molécula, los electrones más fuertemente ligados de cada átomo prácticamente no son afectados, permaneciendo unidos

a sus núcleos originales. En cambio, los electrones exteriores (o de valencia) son los que desempeñan un rol fundamental en este proceso al ser los reponsables de la unión química y de la mayoría de las características físicas de las moléculas. Debido a la gran diferencia de masa entre núcleos y electrones se puede estudiar el movimiento de estos últimos como si el mismo fuese alrededor de núcleos fijos ubicados a una distancia dada unos de otros. Los niveles de energía de tal sistema se llamarán U_n . Se puede dividir el problema de la determinación de dichos niveles de energía en dos partes:

1. Determinar los niveles de energía del sistema de electrones para núcleos en reposo.
2. Estudiar el movimiento relativo de los núcleos para un dado nivel electrónico. Esto implica considerar a los núcleos como partículas que interactúan de acuerdo a la ley $U_n(r)$, que es el término electrónico.

Con la resolución de la ecuación de Schröendinger, para cada molécula se conoce la configuración energética y las posibles transiciones entre niveles. En particular, se hará un breve resumen de los dos modelos más simples: a) *rotador rígido*, y b) *oscilador lineal*. A continuación, se enuncia la clasificación de transiciones moleculares:

- *transiciones electrónicas*: energías típicas del orden de unos pocos a decenas de eV (electrón-volts). Se ponen de manifiesto en el rango óptico y ultravioleta del espectro electromagnético.
- *transiciones vibracionales*: originadas por oscilaciones de las posiciones relativas del núcleo respecto a las de equilibrio. Los rangos de energía van de 0.1 a 0.01 eV, correspondiente a la parte infrarroja del espectro.
- *transiciones rotacionales*: dadas por la rotación del núcleo con energías del orden 10^{-3} eV. Sus líneas se observan en el rango de longitudes de onda centimétricas y milimétricas.

Los elementos de teoría que se describirán tienen como objetivo dar un lineamiento general de los conceptos utilizados para analizar los datos obtenidos a partir de la emisión de $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ ¹ en la transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$ del nivel vibracional fundamental.

A partir de aquí, se expondrá un resumen de la parte teórica que tiene aplicación directa para el análisis de las observaciones realizadas como parte de esta investigación.

¹De aquí en adelante se sustituirá $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ por CO

Transiciones rotacionales

En primer lugar, para estudiar transiciones rotacionales puras, una molécula diatómica puede representarse como un sistema constituido por dos masas puntuales unidas por una barra rígida.

Para este sistema, la energía de rotación alrededor de un eje perpendicular a la línea que une los núcleos y que pasa por el centro de masa es:

$$E_{rot} = \frac{1}{2} I \omega^2 \quad (3.1)$$

siendo I , el momento de inercia de la molécula respecto a su centro de masa

$$I = \frac{\mu r_0^2}{2}$$

donde r_0 es la distancia media entre núcleos y μ , la masa reducida del sistema

$$\mu = \frac{m_1 + m_2}{m_1 m_2}$$

donde m_1 y m_2 son las masas de los elementos constitutivos de la molécula diatómica. El momento angular tiene la dirección de ω , la velocidad angular de rotación, y es

$$\vec{L} = I \vec{\omega} \quad (3.2)$$

Reemplazando la ecuación (3.2) en la ecuación (3.1) se obtiene la relación entre L y E_{rot} ,

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

De la mecánica cuántica, resolviendo la ecuación de Schrödinger (1925, 1926) se obtiene que el impulso angular está cuantificado en forma discreta, por lo que la energía tiene como valores posibles a

$$E_J = \hbar^2 2\pi B J(J+1) \quad J = 0, 1, 2, \dots \quad (3.3)$$

que dependen del número cuántico rotacional, J , y de la constante rotacional B . Ésta última se define como,

$$B = \frac{\hbar}{4\pi I}$$

Cuando la energía rotacional aumenta, hay un estiramiento de la molécula debido a un efecto centrífugo, por lo que a la ecuación (3.3) se le agrega un término adicional,

$$E_{rot} = \hbar^2 \pi B J(J+1) - hD(J(J+1))^2$$

en la cual D es la denominada constante centrífuga.

La regla de selección para una transición rotacional es

$$\Delta J = \pm 1$$

La radiación emitida al pasar de un nivel con (J+1) a uno J, tiene una frecuencia dada por

$$\nu = \frac{E_{(J+1)} - E_{(J)}}{h} = 2B(J+1)$$

Los espectros rotacionales se observan en las ventanas infrarroja y de radio del espectro electromagnético. Por ejemplo, la transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$, del nivel vibracional inferior de las moléculas formadas por las especies isotópicas más abundantes del CO y HCN se observan a una frecuencia de ~ 115 GHz y de 90 GHz, respectivamente.

Para que una molécula posea un espectro rotacional, debe tener momento dipolar eléctrico permanente, ya que este interviene tanto en el proceso de emisión como en el de absorción. Por un lado, en el proceso de absorción de radiación por parte de la molécula, dicho momento interactúa con el campo eléctrico de la onda incidente. Por otro, la rotación del dipolo es la responsable del proceso de emisión de radiación.

Por tal motivo, *las moléculas que no tienen momento dipolar eléctrico permanente, no pueden generar estos espectros. Tal es el caso de las moléculas diatómicas homonucleares como el H_2 , el O_2 , el N_2 . En consecuencia, la molécula de hidrógeno, el elemento molecular más abundante no puede observarse por medio de un espectro rotacional en ondas de radio.*

Transiciones vibracionales

En la sección anterior se supuso que los núcleos estaban en posiciones relativas fijas. Pero en realidad describen un movimiento que depende de la forma del potencial central al que están sometidos.

Dada una configuración electrónica, el movimiento en un potencial central puede separarse en dos términos, uno que da cuenta del movimiento angular y otro del radial. El primero se analizó con el modelo de rotador rígido. Mientras que para el segundo se debe conocer la forma explícita del potencial.

Existe una expresión empírica que reproduce con bastante precisión la energía potencial de un estado ligado de una molécula diatómica para una configuración electrónica dada. Según el nivel electrónico, varían los parámetros de dicha expresión. Tal aproximación es el llamado *Potencial de Morse*

$$P(r) = D_e(1 - \exp^{-a(r-r_e)})^2$$

en la cual r_e es la separación de equilibrio de los núcleos constitutivos de la molécula y D_e es la energía de disociación de la misma para el valor mínimo de la energía potencial. Por ejemplo, en el caso de CO, D_e vale 11.1 eV, y para el OH 4.8 eV.

Si la molécula se encuentra en un estado próximo al de mínima energía, el potencial de Morse puede aproximarse por una parábola. En este caso la ecuación de Schrödinger unidimensional para una partícula de masa μ , tiene solución exacta. El movimiento resultante es armónico simple y la energía está cuantificada. Los niveles de energía están dados por:

$$E_v = \left(v + \frac{1}{2}\right) \hbar\omega_0 \quad v = 0, 1, 2, 3, \dots$$

donde v es el número cuántico vibracional y ω_0 es la frecuencia absorbida o emitida en una transición.

Las transiciones permitidas son aquellas con:

$$\Delta v = \pm 1$$

Espectro rotovibracional

La energía molecular debida a la rotación y a la vibración, se puede expresar combinando lo ya visto, o sea:

$$E = E_v + E_r = \left(v + \frac{1}{2}\right) \hbar\omega_0 + \hbar B J(J + 1)$$

En general, la cantidad $\hbar^2/2I$ es mucho menor (10^{-4} eV) que $\hbar\omega_0$ (10^{-1} eV). Así, a cada nivel vibracional le corresponde una sucesión de niveles rotacionales.

El espectro rotovibracional es el resultado de las transiciones entre dos niveles rotacionales pertenecientes a dos niveles vibracionales distintos.

El mismo tiene las siguientes reglas de selección:

$$\Delta J = \pm 1, \quad \Delta v = \pm 1$$

Dicho espectro está formado por líneas que aparecen a las frecuencias:

$$\nu = \nu_0 \pm 2Bc(J + 1), \quad J = 0, 1, \dots$$

No consideraremos las transiciones electrónicas de una molécula ya que el tratamiento de las mismas escapa al objetivo de esta Tesis.

3.2.1. Obtención de parámetros físicos a partir de las observaciones de moléculas

Existe una diversidad de métodos para obtener los parámetros físicos de la fase molecular del medio interestelar a partir de las observaciones de las líneas de emisión de diferentes especies moleculares. Sin embargo, en este Capítulo nos limitaremos a explicar sólo aquellos métodos que hemos aplicado para obtener los resultados observacionales de esta Tesis.

En las siguientes secciones se verá cómo en base a observaciones de transiciones rotacionales del nivel vibracional inferior de una especie molecular determinada, se pueden derivar los parámetros físicos y dinámicos que caracterizan a una nube molecular dada.

En particular, se verá que se puede inferir la temperatura cinética, la densidad de columna de la molécula y la masa de la nube en la que se encuentra inmersa, a partir de la observación de transiciones rotacionales de diferentes isótopos de CO.

Temperatura de excitación (T_{exc})

La transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$ involucra dos niveles de energía. Si se supone equilibrio termodinámico, el cociente de las poblaciones entre estos dos niveles estará dado por la ecuación de Boltzmann,

$$\frac{n_s}{n_i} = \frac{g_s}{g_i} e^{-\frac{E_s - E_i}{kT_{exc}}} = \frac{g_s}{g_i} e^{-\frac{h\nu}{kT_{exc}}} \quad (3.4)$$

donde:

n_s = densidad numérica de moléculas ²en el estado $J=1, v=0$

n_i = densidad numérica de moléculas en el estado $J=0, v=0$

E_s = energía correspondiente al nivel superior $J = 1, v = 0$

E_i = energía correspondiente al nivel inferior $J = 0, v = 0$

$h\nu = E_s - E_i$

g_s = peso estadístico del nivel superior

g_i = peso estadístico del nivel inferior

La temperatura que figura en la ecuación (3.4), se denomina temperatura de excitación. Para calcular la misma, se supondrá que la configuración energética de la molécula está constituida por dos niveles ligados. Dicha temperatura puede obtenerse a partir de la ecuación de balance detallado que se aplicará a dicha configuración. Tal ecuación da cuenta del equilibrio que existe entre los procesos que pueblan y despueblan los niveles involucrados en una transición.

Particularmente, los mecanismos que despueblan el nivel superior se describen por medio de los coeficientes de Einstein A_{si} , B_{si} y C_{si} que especifican la probabilidad, por unidad de tiempo y de volumen, de que ocurra una transición del nivel superior (s) al inferior (i) por emisión espontánea (A_{si}), por emisión inducida (B_{si}), y por colisiones (C_{si}).

²De aquí en adelante, se hará referencia a n_s y a n_i como "densidad numérica de moléculas" en el nivel superior e inferior, respectivamente.

La probabilidad de que el campo radiativo y las colisiones pueblen el nivel superior están dados por los coeficientes de Einstein de absorción inducida B_{is} y de excitación colisional C_{is} , respectivamente.

La variación neta del número de moléculas por unidad de volumen y de tiempo en cada nivel es lo que se gana por absorción menos lo que se pierde por emisión y depende de los mecanismos que lo pueblan y lo despueblan. En situación de equilibrio, esas variaciones son nulas y se dice que las poblaciones están en equilibrio estadístico. Formalmente esta condición se escribe como la *ecuación de balance detallado*, a saber:

$$n_s [A_{si} + U_\nu B_{si} + C_{si}] = n_i [U_\nu B_{is} + C_{is}] \quad (3.5)$$

donde U_ν es la densidad del campo de radiación generada por un cuerpo negro a la temperatura T_{rad} que incide sobre la molécula. Así,

$$U_\nu = \frac{4\pi}{c} B_\nu(T_{rad})$$

donde ³

$$B_\nu(T_{rad}) = 2h \frac{\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT_{rad}}} - 1}$$

Suponiendo que la distribución de velocidades relativas entre las partículas que colisionan es maxwelliana, la relación entre los coeficientes colisionales es

$$C_{si} = C_{is} (e^{-\frac{h\nu_0}{kT_{cin}}} - 1)$$

donde ν_0 es la frecuencia correspondiente a la transición entre los dos niveles y T_{cin} es la temperatura cinética. Además si se tiene en cuenta la relación entre los coeficientes de Einstein A_{si} , B_{si} y B_{is}

$$\begin{aligned} g_s B_{si} &= g_i B_{is} \\ g_i B_{is} &= \frac{c^3}{8\pi h \nu_0^3} g_s A_{si} \end{aligned}$$

y haciendo uso de la ecuación (3.4) y reemplazando las relaciones anteriores, con la simplificación $g_s = g_i$, en la ecuación (3.5) puede obtenerse la siguiente expresión para la temperatura de excitación

$$T_{exc} = \frac{T_{rad} + T^* \frac{C_{si}}{A_{si}}}{1 + \frac{C_{si} T^*}{A_{si} T_{cin}}} \quad (3.6)$$

donde

$$T^* = \frac{h\nu_0}{k}$$

³La expresión $B_\nu(T_{rad})$ se refiere a la función de Planck. En este texto se utiliza como variable a la frecuencia simbolizada por ν .

El valor de T_{exc} dependerá de la relación entre C_{si} y A_{si} al determinar el factor de peso en la ecuación (3.6), de la contribución de la temperatura de radiación y de la temperatura cinética, las cuales describen al campo de radiación y a las colisiones, respectivamente. El cociente de poblaciones entre los niveles rotacionales, puede entenderse como una media pesada por la importancia relativa de los procesos radiativos y colisionales. A continuación, consideraremos dos casos particulares:

a) $C_{si} \ll A_{si}$

Como predominan los mecanismos radiativos sobre los colisionales, la población de cada nivel se debe fundamentalmente al decaimiento espontáneo y procesos inducidos por el campo de radiación. En este caso: $T_{exc} \rightarrow T_{rad}$

b) $C_{si} \gg A_{si}$

Predominan los procesos colisionales sobre los radiativos. En este caso, la temperatura de excitación toma un valor próximo a la temperatura cinética de la partícula con la que colisiona la molécula. En esa situación se dice que la transición de la molécula está *termalizada* ($T_{exc} \rightarrow T_{cin}$).

Puede definirse un parámetro que también permite inferir cuál de los coeficientes tiene mayor peso en la ecuación (3.6). Tal cantidad es la llamada *densidad crítica* que es la densidad mínima de la molécula responsable de las colisiones, a partir de la cual se alcanza la termalización de la transición molecular, es decir, cuando se cumple la condición: $C_{si} \gg A_{si}$. Dadas las abundancias del medio interestelar, las colisiones con la molécula de hidrógeno H_2 deben considerarse como principal causante de excitación y desexcitación colisional.

La expresión, en términos microscópicos, de la densidad crítica está dada por

$$n_{crit} = \frac{C_{si}}{\sigma v} \quad (3.7)$$

en la cual σ es la sección eficaz de colisión, y v es la media correspondiente a la distribución de velocidad relativa entre las partículas que colisionan.

Como en este caso T_{exc} es un valor próximo a T_{cin} , puede ser escrita como una fracción apreciable de esta última, por ejemplo $T_{exc} = 0.9 T_{cin}$. Reemplazando esta última en la ecuación (3.6) se llega a que la densidad crítica está dada por:

$$n_{crit} = \frac{(0.9T_k - T_{rad})A_{si}}{T^* \sigma 1.45 \times 10^3 T_{kin}^{\frac{1}{2}} \left(\frac{1}{\mu_1} + \frac{1}{\mu_2}\right)^{\frac{1}{2}}} \quad (3.8)$$

donde μ_1 y μ_2 son los pesos moleculares de las especies que colisionan entre sí. De la ecuación (3.8) se ve que la densidad depende directamente de A_{si} , cuyo valor es proporcional a (Lang, 1978 -p.151-, Tabla 21 p. 162/163)

$$A_{si} \propto \frac{J+1}{2J+3} \nu^3 \mu_J^2, \quad J \rightarrow J-1 \quad (3.9)$$

de la cual puede notarse que las moléculas con mayor momento dipolar y/o transiciones entre estados más excitados, tendrán tasas de emisión espontánea mayores. En consecuencia, los niveles de esas moléculas serán difíciles de poblar en forma colisional.

A modo de comparación, en la Tabla 3.1 aparecen las densidades críticas correspondientes a distintas especies moleculares. Se supone que todas están sujetas a las mismas condiciones ambientales. Como ejemplo, consideremos un medio con una temperatura cinética de 10 K y como único campo radiativo al de fondo cósmico ($T_{rad} \sim 2.7$ K). Las transiciones listadas corresponden a una de tipo rotacional $J = 1 \rightarrow 0$.

Molécula	Frecuencia de transición [GHz]	$A_{si}(10^{-8})$ [seg ⁻¹]	$n_{crit}(10^3)$ [cm ⁻³]
CO	115.34	7.5	7
NH ₃	23.2	17	100
CS	48.0	180	340
HCN	88.7	2500	1900

Tabla 3.1: Comparación de densidades críticas para diferentes especies moleculares

La transición rotacional de la molécula CO tiene la menor densidad crítica. Por lo tanto, al necesitar menor densidad de moléculas de H₂, el CO alcanza más fácilmente la condición de termalización en comparación con el resto de las especies que aparecen en la tabla mencionada.

Obtención de la temperatura de excitación a partir de las observaciones

El campo de radiación puede ser descrito en términos de la Intensidad específica, cantidad que en el espacio libre es independiente de la distancia. La radiación interactúa con la materia, hecho que se pone de manifiesto con la generación de líneas observadas en los espectros estelares.

La interacción de la radiación con la materia es expresada formalmente por la denominada ecuación de transporte:

$$\frac{dI_\nu}{dl} = -\kappa_\nu I_\nu + \epsilon_\nu \quad (3.10)$$

La misma indica que el cambio de la intensidad luego de pasar por una capa de material de espesor dl , ($\equiv \frac{dI_\nu}{dl}$) será igual a la diferencia entre la radiación absorbida por el material y la emitida ($\equiv -\kappa_\nu I_\nu + \epsilon_\nu$). Macroscópicamente, la respuesta del material está descrita por κ_ν y ϵ_ν que son los coeficientes de absorción y de emisión volumétrica⁴, respectivamente. En particular, nos interesa ver la solución de la misma para la línea generada por la transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$.

Integrando la ecuación diferencial (3.10) desde la región de emisión hasta el detector, bajo la suposición de que κ_ν y ϵ_ν son constantes, se llega a que la Intensidad específica recibida está dada por:

$$I_\nu(l_0) = I_\nu(0) e^{-\tau_\nu(l_0)} + \frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} (1 - e^{-\tau_\nu(l_0)}) \quad (3.11)$$

$$\tau_\nu = \int \kappa_\nu dl \quad \text{es la profundidad óptica}$$

que se define como la inversa del camino libre medio de un fotón de frecuencia ν , $I_\nu(l_0)$ es la radiación recibida por el instrumento, y $I_\nu(0)$ es la radiación incidente sobre la capa de material más alejada del observador⁵ (Ver Figura 3.1).

Sustrayendo $I_\nu(0)$ de la ecuación (3.11), que representa la emisión de continuo y definiendo ΔI_ν (Ver Figura 3.2)

$$\Delta I_\nu = I_\nu(l_0) - I_\nu(0) \quad (3.12)$$

la ecuación (3.11) queda:

$$\Delta I_\nu = \left(\frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} - I_\nu(0) \right) (1 - e^{-\tau_\nu(l_0)}) \quad (3.13)$$

⁴Los coeficientes de emisión y absorción pueden expresarse en diversas unidades, por ejemplo, por unidad de longitud, de masa, de volumen. En este trabajo se adoptará la unidad mencionada en el último término.

⁵Consideraremos que no hay material entre la nube y el instrumento.

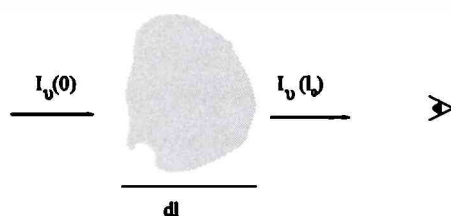


Figura 3.1: Material de espesor “dl” con el que interacciona la radiación

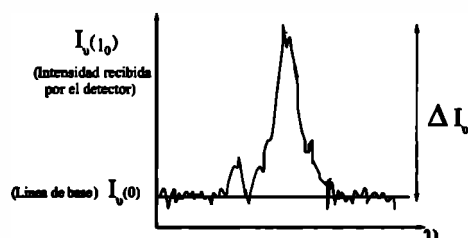


Figura 3.2: Gráfico representativo de la ecuación (3.12)

Por otro lado, la opacidad de la línea se puede expresar como

$$\kappa_\nu = \frac{\lambda^2 A_{si} f_a(\nu)}{8\pi} \left[\frac{g_s}{g_i} n_i - n_s \right] \quad (3.14)$$

$f_a(\nu)$ es la función que describe la forma del perfil normalizado de la línea de absorción.

La emisividad se encuentra dada por,

$$\epsilon_\nu = \frac{\nu h A_{si} f_e(\nu)}{4\pi} n_s \quad (3.15)$$

$f_e(\nu)$ es la función que describe la forma del perfil normalizado de emisión.

Si suponemos que el perfil de absorción y emisión son descritos por la misma función f_ν ($f_\nu \equiv f_e(\nu) \equiv f_a(\nu)$), efectuando el cociente entre las ecuaciones (3.15) y (3.14) y usando la relación entre las poblaciones de los niveles (ecuación (3.4)) se obtiene,

$$\frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{\nu}{T_{exc}}} - 1} = B_\nu(T_{exc}) \quad (3.16)$$

donde

$$T^* = \frac{h\nu_0}{k}$$

Si la intensidad incidente sobre la concentración molecular y la recibida por el instrumento corresponden a dos cuerpos negros cuya temperaturas son T_{rad} y T_b , respectivamente, entonces $I_\nu(0)$ y $\Delta I_\nu(0)$ pueden escribirse como:

$$I_\nu(0) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{T^*}{T_{rad}}} - 1} = B_\nu(T_{rad}) \quad (3.17)$$

$$\Delta I_\nu(0) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{T^*}{T_b}} - 1} = B_\nu(T_b) \quad (3.18)$$

Si no hay ninguna fuente de radiación próxima a la concentración molecular, la única presente será la de fondo cósmico cuyo valor es de ~ 2.7 K.

Finalmente, reemplazando las ecuaciones (3.16), (3.17) y (3.18) en (3.13), se obtiene

$$B_\nu(T_b) = (B_\nu(T_{exc}) - B_\nu(T_{rad}))(1 - e^{-\tau_\nu(l_0)}) \quad (3.19)$$

Luego de realizar ciertos pasos algebraicos en la ecuación (3.19), se llega a que la Temperatura de brillo para la línea observada está dada por

$$T_b(\nu) = T^* \left(\frac{1}{e^{\frac{T^*}{T_{exc}}} - 1} - \frac{1}{e^{\frac{T^*}{T_{rad}}} - 1} \right) (1 - e^{-\tau_\nu(l_0)}) \quad (3.20)$$

Es necesario precisar qué se entiende por temperatura de brillo. Ella se define como la temperatura que tiene un cuerpo negro que emite la intensidad de radiación observada.

Si la línea es ópticamente gruesa ($\tau_\nu(l_0) \gg 1$) la ecuación (3.20) se reduce a,

$$T_b(\nu) = T^* \left(\frac{1}{e^{\frac{T^*}{T_{exc}}} - 1} - \frac{1}{e^{\frac{T^*}{T_{rad}}} - 1} \right) \quad (3.21)$$

A partir de la ecuación (3.21), conociendo $T_b(\nu)$ y T_{rad} , se obtiene la temperatura de excitación.

A modo de ejemplo, consideremos un medio en el que la distribución de velocidades de la especie molecular H_2 se encuentra caracterizada por $T_{cin} \sim 10$ K y donde el único campo de radiación presente es el correspondiente a los 2.7 K. En el caso en que las colisiones predominan, $T_{exc} \sim 10$ K y $T_b \sim 6.7$ K. En cambio, si predominan los procesos radiativos, $T_{exc} \sim 2.7$ y de la ecuación (3.20) se deriva que la línea será muy débil para ser observada. Entonces, cuanto mayor sea T_{exc} , más fácilmente podrá ser detectada la emisión molecular.

Con el ejemplo anterior se mostró que T_{exc} se incrementa con el predominio de los procesos colisionales frente a los radiativos.

En conclusión, la observación de una línea intensa y ópticamente gruesa, permite inferir un parámetro físico característico de la nube, su temperatura cinética (T_{cin}).

3.2.2. Cálculo de densidad de columna

**Observación de la misma transición en dos especies isotópicas:
 ^{12}CO y ^{13}CO**

La densidad de columna de una determinada especie molecular (o atómica) se define como el número de moléculas (o átomos) de dicha especie contenidas a lo largo de la línea de la visual dentro de un cilindro cuya base posee un área de 1 cm^2 .

Si dentro de una transición seleccionamos la población del nivel superior (n_s) entonces, la densidad de columna N_s es,

$$N_s = \int n_s dl \quad (3.22)$$

Veamos en función de qué cantidades puede expresarse la densidad de columna:

Si la relación de poblaciones entre distintos niveles de energía obedece la distribución de Boltzmann, entonces

$$\frac{n_s}{n_i} = \frac{g_s}{g_i} e^{-\frac{h\nu}{kT_{exc}}} \quad (3.23)$$

Reemplazando (3.23) en (3.22), suponiendo que T_{exc} es constante:

$$N_s = N_i \frac{g_s}{g_i} e^{-\frac{h\nu}{kT_{exc}}} \quad (3.24)$$

Además la opacidad está dada por la ecuación (3.14) (que se repite para facilitar la lectura)

$$\kappa_\nu = \frac{\lambda^2 A_{si} f(\nu)}{8\pi} \left[\frac{g_s}{g_i} n_i - n_s \right]$$

y la profundidad óptica,

$$\tau_\nu = \int \kappa_\nu dl \quad (3.25)$$

reemplazado las ecuaciones (3.14) y (3.24) en (3.25), se obtiene:

$$\tau_\nu = \frac{\lambda^2 A_{si} f(\nu)}{8\pi} N_i \frac{g_s}{g_i} (1 - e^{-\frac{h\nu}{kT_{exc}}}) \quad (3.26)$$

De la ecuación (3.26) vemos que conociendo τ_ν , podemos obtener N_i que es la densidad de columna del nivel inferior. Sin embargo, si deseamos derivar la densidad de columna total de la molécula, N_{total} , la misma está relacionada con N_i , a través de la función de partición, Q (Lang, 1978 -pag 161 ec 3-125):

$$\frac{N_i}{N_{total}} = \frac{g_i}{Q} (1 - e^{-\frac{h\nu}{kT_{exc}}}) \quad (3.27)$$

Reemplazando la ecuación (3.27) en (3.26) y conociendo τ_ν y T_{exc} , además de las constantes asociadas a la transición estudiada (g_s , g_i , A_{si} y $f(\nu)$), tendremos el valor de la densidad de columna total, N_{total} .

Para obtener las cantidades antes mencionadas deberíamos contar al menos con observaciones correspondientes a la transición rotacional $J=1 \rightarrow 0$, provenientes de dos especies isotópicas del monóxido de carbono, ^{12}CO y ^{13}CO . La primer molécula mencionada genera una línea de emisión cuya frecuencia en reposo, ν_{12} , es ~ 115.271 GHz. y la segunda una línea con una ν_{13} de ~ 110.201 GHz.

Usando los criterios de Dickman (1978), obtendremos T_{exc}^{12} , τ_ν^{13} y N_{CO}^{13} que son la temperatura de excitación del ^{12}CO , la profundidad óptica y la densidad de columna del ^{13}CO , respectivamente. Una vez obtenidas estas cantidades veremos cómo se calcula $N_{total}(\text{CO})$. Los criterios utilizados se indican a continuación:

a)-Las distintas especies isotópicas tienen la misma temperatura de excitación, la que a su vez coincide con la temperatura cinética del gas ($^{12}T_{exc} \equiv ^{13}T_{exc} \equiv T_{cin}$).

b)-La temperatura de excitación de la transición $J=1 \rightarrow 0$ de las moléculas no presenta un gradiente a lo largo de la línea de la visual.

c)-El ^{12}CO es ópticamente grueso.

En base a las suposiciones mencionadas, del perfil de emisión de la especie ópticamente gruesa de CO puede derivarse la temperatura de excitación (ecuación (3.21)), obteniéndose:

$$\frac{T_{exc}}{k} = -5.532 \ln\left[1 + \frac{5.532}{T_b^{12} - 0.818}\right] \quad (3.28)$$

donde

$$\frac{h\nu_{12}}{k} = 5.532, \quad (3.29)$$

$$\frac{h\nu_{12}}{k} \frac{1}{e^{\frac{h\nu_{12}}{kT_{rad}}} - 1} = 0.818 \quad (3.30)$$

La T_{rad} corresponde a la temperatura de la ecuación (3.17), que en este caso consideraremos que representa el campo de radiación de fondo cósmico, es decir, tiene un valor de 2.7 K.

Una vez conocida la T_{exc} , usando la ecuación (3.20) se puede despejar la profundidad óptica correspondiente a la parte central de la línea del ^{13}CO , τ_0^{13} , resultando:

$$\tau_0^{13} = -\ln\left[1 - \frac{T_L^{13}[K]}{5.289(e^{-\frac{5.289}{kT_{exc}[K]}} - 0.164)}\right] \quad (3.31)$$

donde

$$\frac{h\nu_{13}}{k} = 5.289$$

$$\frac{1}{e^{\frac{h\nu_{13}}{kT_{rad}}} - 1} = 0.164 \quad (3.32)$$

Por otro lado, la profundidad óptica de la línea del isótopo ^{13}CO será:

$$\int_{\nu} \tau_{\nu}^{13} d\nu \quad (3.33)$$

que puede aproximarse por:

$$\tau_0^{13} \Delta V_{13} \nu_{13} c^{-1} \quad (3.34)$$

donde ΔV_{13} , es el ancho a potencia mitad, en unidades de velocidad, de la línea emitida por el ^{13}CO y τ_0^{13} es la profundidad óptica en el centro de dicha línea. Luego, podemos relacionar la profundidad óptica y la densidad columnar, ya que la ecuación (3.34) puede escribirse como:

$$\tau_0^{13} \Delta V_{13} \nu_{13} c^{-1} = \frac{c^2 A_{si} g_s}{8\pi \nu_{13}^2 g_i} (1 - e^{-\frac{T_0^{13}}{T_{exc}}}) \frac{N_{CO}^{13}}{Q} \quad (3.35)$$

con

$$T_0^{13} = \frac{h\nu_{13}}{k} \quad (3.36)$$

donde Q es la función de partición de la molécula de CO cuya expresión es

$$Q = 1 + \sum_{L=1}^{\infty} (2L+1) \prod_{J=0}^L e^{-\frac{h\nu(J)}{kT_{exc}(J)}} \quad (3.37)$$

siendo $\nu(J)$ y $T_{exc}(J)$ la frecuencia y la temperatura de excitación de la transición $J \rightarrow J-1$. Por simplicidad se supone que $T_{exc}(J) = T_{exc}$ y se evalúa como si fuese una integral (Penzias et al., 1971), lo que termina reduciendo la ecuación (3.37) a:

$$Q = \frac{T_{exc}^{13}}{kT_0^{13}} 2 \quad (3.38)$$

Si reemplazamos la ecuación (3.38) y las constantes numéricas inherentes a la transición que se observa (g_s , g_i , A_{si} , ν_{13}) en (3.35), podremos obtener N_{CO}^{13} como

$$N_{CO}^{13} [cm^{-2}] = \frac{2.42 \times 10^{14} T_{exc} [K] \tau_0^{13} \Delta V_{13} [Km/seg]}{(1 - e^{-\frac{6.289}{T_{exc} [K]}})} \quad (3.39)$$

Una vez encontrada la densidad de columna de esta especie isotópica, se relacionará con la densidad de columna del resto de los isótopos del CO, es decir, que la densidad de columna de una especie química dada es la suma de las contribuciones de cada especie isotópica que la conforman,

$$N_{total}(CO) = N(CO) + N(^{13}CO) + N(C^{18}O) + N(^{13}C^{18}O) + \dots \quad (3.40)$$

Si a modo de ejemplo suponemos que las densidades de columna de las distintas especies isotópicas guardan relación con las abundancias isotópicas de los átomos constituyentes, del monóxido de carbono, que se hallan presentes en la Tierra,⁶ tendremos:

$$\frac{N(CO)}{N(^{13}CO)} = \frac{N(C)}{N(^{13}C)} \sim 81 \quad (3.41)$$

$$\frac{N(CO)}{N(C^{18}O)} \sim \frac{N(C)N(O)}{N(C)N(^{18}O)} \sim 500 \quad (3.42)$$

$$\frac{N(CO)}{N(^{13}C^{18}O)} = \frac{N(C)N(O)}{N(^{13}C)N(^{18}O)} \sim 81 \times 500 \quad (3.43)$$

usando las ecuaciones (3.41), (3.42) y (3.43), se reemplazan las abundancias de $N(^{13}CO)$ y $N(^{13}C^{18}O)$ en función de $N(CO)$ en la ecuación (3.40), resultando

$$N_{total}(CO) = N(CO) + 1.23 \times 10^{-2} N(CO) + 2 \times 10^{-3} N(CO) + 2.5 \times 10^{-5} N(CO) + \dots \quad (3.44)$$

La ecuación (3.44) permite ver que la densidad de columna total a partir de las observaciones puede reducirse a la contribución de los dos primeros términos. Como contamos con el valor $N(^{13}CO)$, el valor estimado de $N_{total}(CO)$ será:

$$N_{total}(CO) \sim 81 \times N(^{13}CO) + N(^{13}CO) \quad (3.45)$$

Como la molécula más abundante por masa y número es H_2 , lo que ahora se necesita es derivar la densidad de columna del H_2 a partir de $N_{total}(CO)$. Para ello, se utiliza la denominada abundancia fraccional del CO ($X(CO) = N_{total}(CO) / N_{total}(H_2)$) (Lang 1978). Teniendo en cuenta la definición de abundancia fraccional:

$$N_{total}(H_2) = \frac{N_{total}(CO)}{X(CO)} \quad (3.46)$$

De esta forma se obtiene finalmente, $N_{total}(H_2)$

⁶<http://environmentalchemistry.com/yogi/chemistry/dictionary/>

Derivación de la Densidad de Columna total mediante la observación de sólo un isótopo ópticamente grueso

En el caso de contar sólo con observaciones de un isótopo de monóxido de carbono ópticamente grueso, el método anterior no puede ser aplicado. Esto se debe a que podemos obtener sólo la T_{exc} (ecuación (3.28)) y no, la profundidad óptica (ecuación (3.31)). Sin embargo, existen métodos alternativos para derivar la densidad de columna del hidrógeno molecular.

En particular, los rayos γ (gamma) de alta energía producidos como consecuencia de la interacción de rayos cósmicos con elementos constitutivos del medio interestelar pueden ser utilizados, entre otras finalidades, para determinar el cociente entre la densidad de columna del hidrógeno molecular y el ancho equivalente de la emisión de CO (W_{CO}), es decir,

$$X = \frac{N(H_2)}{W_{CO}}$$

Los mecanismos dominantes que generan rayos gamma cuyas energías se hallan comprendidas entre los 30 MeV a 30 GeV son el decaimiento de piones producidos en colisiones con protones de rayos cósmicos y los procesos *free-free* de electrones. La interacción se produce con el hidrógeno neutro y el hidrógeno molecular presentes en el medio interestelar (Fazio 1967; Stecker 1971).

Como los rayos cósmicos penetran uniformemente el medio interestelar y el mismo es transparente a la radiación gamma difusa, la intensidad de los mismos observada en una dada dirección del cielo, $I_\gamma(l, b)$, puede expresarse como la suma de las contribuciones provenientes de distintas fuentes, a saber;

$$I_\gamma(l, b) = I_{H_I} + I_{H_2} + I_{ds} + I_{og} + I_{bg} \quad (3.47)$$

donde I_{H_I} , I_{H_2} , I_{ds} , I_{og} son las intensidades originadas en las interacciones de los rayos cósmicos con el gas atómico y molecular del material interestelar, proveniente de fuentes discretas y la correspondiente a la emisión extragaláctica, respectivamente. Finalmente, I_{bg} caracteriza a la emisión de fondo.

Por otro lado, es razonable suponer que I_{H_I} se encuentra distribuída como $N(H_I)$ e I_{H_2} como W_{CO} . Además, si la contribución de las fuentes localizadas es despreciable ($\equiv I_{ds}$), la ecuación (3.47) puede expresarse como,

$$I_\gamma(l, b) = AN(H_I) + BW_{CO} + C \quad (3.48)$$

donde C representa la contribución de fondo (I_{bg}) y la extragaláctica (I_{og}). Suponiendo que la emisividad de rayos gamma por átomo de hidrógeno, q , es uniforme en nuestra Galaxia, las tasas proveniente del hidrógeno atómico y molecular serán $I_{H_I} = (qS/4\pi)N(H_I)$ y $I_{H_2} = (qS/4\pi)2N(H_2)$, respectivamente, donde S es la superficie colectora efectiva del detector de rayos gamma y $N(H_I)$ y $N(H_2)$ la densidad de columna del hidrógeno neutro y del molecular, respectivamente (Bloemen et al., 1984 y referencias allí citadas). En consecuencia, $A = qS/4\pi$ y $B = (qS/4\pi)2N(H_2)/W_{CO}$, por lo que $N(H_2)/W_{CO}$ resulta $B/2A$. Si se conocen las cantidades B y A, se puede determinar X.

En consecuencia, si se cuenta con observaciones de rayos γ , de HI y de CO de una cierta

región del cielo, podemos aplicar a la misma el modelo anterior mediante el método de máxima verosimilitud. Este consiste en ajustar los valores A, B y C del modelo (ecuación (3.48)) de tal forma que maximicen la probabilidad de obtener la distribución de rayos gamma observada. Entonces,

$$\frac{N_p}{\Omega t}(l, b) = AN(HI) + BW_{CO} + C \quad (3.49)$$

donde Ω es un factor geométrico, t es el tiempo de integración de la observación, y N_p es la tasa de rayos gamma detectados por el instrumento. Los datos de la emisión de los mismos fueron tomados, en forma separada, de los relevamientos hechos por los satélites COS-B y EGRET. Cabe mencionar que dadas las características de los instrumentos utilizados, en general se tuvo $I_{og} \ll I_{bg}$, por lo que la constante C de la ecuación (3.49) representa principalmente la contribución de I_{bg} .

Así, se construye una imagen de la distribución espacial de la emisión de rayos gamma, la cual es dividida en una grilla equiespaciada angularmente. Luego, se cuenta el número de fotones de los rayos γ en cada sector, llamado *bin*, de la misma. Si suponemos que la cantidad de fotones recibidos por un *bin*, N_0 , obedece a una distribución de Poisson con media N_p , entonces la probabilidad de que se obtenga un número total dado de fotones predicho por el modelo será igual al producto de las probabilidades de todos los "bins" que conforman la grilla. Dicho producto tiene la siguiente expresión algebraica, a la que llamaremos L :

$$L = \prod_{bins} \left(\frac{N_p^{N_0} e^{-N_p}}{N_0!} \right) \quad (3.50)$$

Los valores A, B y C que maximicen L , serán los escogidos como el mejor ajuste a las observaciones.

La Tabla 3.2 lista trabajos en los que se calculó X con el método descrito en el párrafo anterior (excepto el referido como *Galaxia externa* que se menciona sólo para fines comparativos). Los complejos moleculares observados ofrecen ventajas observacionales: 1) subtienen grandes ángulos sólidos debido a sus distancias y tamaños físicos, 2) se encuentran fuera del plano galáctico (o hacia la parte externa de la Galaxia), lo que disminuye la confusión de la superposición con emisión proveniente de otras zonas.

Para poder comparar los datos de rayos gamma con los obtenidos del relevamiento de los trazadores del material interestelar (HI y CO), fue necesario reducir éstos últimos a la resolución angular del primero. Para ello, los datos de dichos trazadores fueron convolucionados con la función PSF (Point Spread Function) de COS-B y EGRET donde el FWHM fue de 2.°3 y 1.°2, respectivamente.

En la Tabla referida se indica el complejo molecular estudiado, el cuadrante ⁷ al cual pertenece, el valor obtenido de X, con su correspondiente desviación media cuadrática y

⁷Nos referimos a una convención que permite dividir la proyección plana de la Galaxia en cuatro zonas llamadas cuadrantes. Esto se utiliza en caso de emplear coordenadas galácticas como sistema de referencia de posición para objetos astronómicos.

Región estudiada	Cuadrante al cual pertenece	X, σ [$10^{20} \text{ mol cm}^{-2}$] [$K \text{ kms}^{-1}$]	Autores
Galaxia	Estudio general	2.3 ± 0.3	Strong et al. (1988)
Cepheus Flare	II	2.3 ± 1.2	Grenier & Lebrun (1990)
	II	0.92 ± 0.15	Digel et al. (1996)
Orion	III	2.6 ± 1.2	Bloemen et al. (1984)
	III	1.06 ± 0.14	Digel et al. (1995)
Ophiuchus	IV	1.1 ± 0.2	Hunter et al. (1994)
		1.1 ± 0.5	Lebrun & Huang (1984)
Galaxia externa	I,II III,IV	6	Sodroski (1991)

Tabla 3.2: Lista de algunos complejos moleculares en los que fue calculado X

la cita bibliográfica correspondiente.

A continuación se mencionan ciertas cuestiones que caben resaltarse de las regiones que aparecen en la Tabla 3.2 en función de la aplicación que se les da en este trabajo:

Cepheus Flare region

Esta región abarca la zona comprendida entre $100^\circ \leq l \leq 141^\circ$ y $8^\circ \leq b \leq 22^\circ$. El trabajo de Grenier & Lebrun (1990) involucra nubes que se encuentran a una distancia heliocéntrica inferior a 1 kpc, de las cuales las más próximas (300 pc) contribuyen con la mayor parte de la emisión de CO.

En cuanto a la discrepancia de los resultados obtenidos en base al empleo de datos recogidos por diferentes satélites, puede deberse a la resolución de dos fuentes discretas por parte de EGRET, que con las limitaciones instrumentales de COS-B no pudieron ser identificadas.

Cabe destacar, que este complejo no posee estrellas jóvenes de gran masa, ni tampoco presenta una región HII que pudiese calentar el gas local, situación completamente diferente a la región objeto de este trabajo.

Orión

Abarca la zona del cielo comprendida entre $195^\circ \leq l \leq 220^\circ$ y $-25^\circ \leq b \leq -10^\circ$. Esta región conforma el complejo molecular gigante más cercano a nosotros (~ 500 pc) y posee una masa $\sim 10^5 M_\odot$ (Maddalena et al., 1986). Es una zona con activa formación estelar, entre los que se pueden mencionar la Nebulosa de Orión. Además, se encuentra alejada del plano galáctico, en dirección hacia la parte externa de la galaxia, por lo que su emisión en rayos gamma no se confunde con otras que no involucren al material perteneciente a este complejo.

Primero se hizo un estudio empleando los datos del satélite COS-B (Bloemen et al., 1984) y luego uno con los datos obtenidos por EGRET (Digel et al., 1995). Ambos utilizaron los mismos mapas de emisión de CO y HI. Por tal motivo, Digel et al. (1995) suponen que la diferencia se debe a las mayores incertezas instrumentales que presenta COSB. Para este instrumento, la I_{bg} es al menos tan grande como la contribución del gas molecular y tiene una escala de estructura angular similar a la misma, por lo que si no fue correctamente tenido en cuenta (substraído), el fondo puede contribuir a I_{H2} , incrementando el valor de X.

En cuanto a la diferencia entre los resultados de Digel et al. (1995) y de Strong et al. (1988), la cual es del orden del 40 %, la atribuyen a una variación real nube a nube o a una tendencia en el análisis de la emisión general de la Galaxia a usar datos de la parte interna de la misma.

Ophiuchus

Se encuentra alejada del plano galáctico y subtiende una gran zona comprendida por $355^\circ \leq b \leq 110^\circ$ y $15^\circ \leq l \leq 25^\circ$. El análisis de Hunter et al. (1994) arroja como resultado un valor menor que el obtenido para Orión. Los autores atribuyen esta diferencia, a que Ophiuchus presenta una morfología que se asemeja más a los cirrus infrarrojos que a los grandes complejos moleculares. La concentración molecular de Ophiuchus se encuentra fuera del plano galáctico y posee una masa del orden de $\sim 10^4 M_\odot$ (de Geus et al., 1990). Ésta es 10 veces menor que la derivada del teorema del virial, lo que podría implicar una concentración, que aunque estable, no está fuertemente ligada gravitacionalmente. Tales características son propias de los cirrus, por lo que Hunter et al. (1994) sugieren que el valor de X debería ser similar al de éstos, que es igual a $0.5 \pm 0.3 \cdot 10^{20} \left[\frac{\text{mol cm}^{-2}}{\text{K km s}^{-1}} \right]$ (de Vries et al., 1987).

Parte externa de la Galaxia

Sodroski (1991) realizó un estudio acerca de complejos moleculares situados en la parte externa de la Galaxia ($60^\circ < l < 300^\circ$). Suponiendo válida la curva de rotación galáctica chata, encontró que la mayoría de las concentraciones se hallaban entre 8.5 y 10.5 kpc (distancia galactocéntrica).

En base a un análisis estadístico de las masas viriales de los complejos moleculares junto con las observaciones de monóxido de carbono, obtuvo para X un valor de 6×10^{20} . Éste es un factor 2-3 superior que el determinado por los autores anteriormente mencionados. Dado que éste trabajo se menciona únicamente con el fin de tener una referencia al valor de X para la parte externa de la Galaxia, no se detalla con más profundidad el método utilizado para derivar el mismo.

Finalmente, utilizaremos el valor de X encontrado en el trabajo de Strong et al. (1988), a saber, $(2.03 \pm 0.3) \cdot 10^{20} \left[\frac{\text{mol cm}^{-2}}{\text{K km s}^{-1}} \right]$. Sin embargo, es necesario tener en cuenta que debido

a una diferencia en la escala de calibración de la base de datos a partir de la cual se deriva la cantidad W_{CO} en nuestro trabajo y el de Strong et al. (1988), X debe ser multiplicada por un factor de 0.82. Como resultado, se obtiene un valor de $1.9 \cdot 10^{20} \left[\frac{\text{mol cm}^{-2}}{\text{K km s}^{-1}} \right]$ para la parte interna de la Galaxia (Murphy & May 1991; Mauersberger et al., 1996), que será la cantidad adoptada en este trabajo.

3.2.3. Cálculo de la masa y de la densidad media de una nube molecular

Una vez derivada la densidad de columna, N_{H_2} , estamos en condiciones de estimar el valor de la masa de la nube molecular,

$$M_{H_2} = m_{H_2} N_{H_2} A_{CO}$$

siendo m_{H_2} la masa de una molécula de H_2 y A_{CO} , el área de la región de donde proviene la emisión de la línea observada.

El área puede calcularse a partir de una cantidad obtenida de las observaciones: *el ángulo sólido* de la zona de emisión (Ω). Formalmente este último se define como el cociente entre el área proyectada en el plano del cielo y el cuadrado de la distancia entre el observador y la fuente,

$$A = d^2 \Omega$$

Cabe preguntarse si el área de emisión de la línea es representativa de la extensión lineal de la nube. Esto depende de la densidad crítica. Si suponemos que la distribución espacial de las especies es homogénea, una menor densidad crítica permite una emisión dentro de un área mayor del complejo molecular. Por ende, el ángulo sólido que subtiende será un mejor indicador de la extensión espacial total de la concentración molecular.

Si nos remitimos a la Tabla 3.1, puede observarse que especies como CO dan una buena estimación del área.

Habiendo calculado la masa de la concentración molecular es posible derivar una estimación para la densidad media de la misma, a través de $n = N_{H_2}/l$, donde l es la extensión ocupada por el conglomerado molecular a lo largo de la línea de la visual. Dicha cantidad se calcula suponiendo un modelo geométrico para la distribución molecular. En particular, en este trabajo se supone que la misma es esférica, por lo que su extensión angular en el plano del cielo coincide con l . Cabe aclarar que la densidad numérica derivada tiene como unidades moléculas por unidad de volumen. Para obtener la densidad de masa, debe multiplicarse por el peso de una molécula de esa especie.

Bibliografía

- [1] Adams W.S., 1941, ApJ, 93, 11.
- [2] Adams W.S., 1949, ApJ, 109, 354.
- [3] Andernach H., 1999, "Internet Resources for Radio Astronomy", Lecture notes of a course given at IXth Canary Island Winter school on Astrophysics, editors M Kidger, Perez-Fournon & F. Sanchez, Cambridge University Press, p 67.
- [4] Bates D.R. & Spitzer L., 1951, ApJ, 113, 441.
- [5] Bloemen J.B., Caraveo G.M., Hermsen P.A., Lebrun W., Maddalena F., Strong R.J., Thaddeus A.W. P., 1984, A&A, 139, 37.
- [6] Cheung A.C., Rank D.M., Townes C.H., Thorton D.D., Welch W.J., 1968, Physical Review Letters, 21, 1701.
- [7] Cheung A.C., Rank D.M., Townes C.H., Thorton D.D., Welch W.J., 1969, Nature, 221, 626.
- [8] de Geus E.J., Bronfman L. & Thaddeus P., 1990, A&A, 231, 137.
- [9] de Vries H.W., Thaddeus P. & Heithausen A., 1987, ApJ, 319, 723.
- [10] Dickman R.L., 1978, ApJ. Suppl. Ser, 37, 407.
- [11] Digel S.W., Hunter S.D., Mukherjee R., 1995, ApJ, 441, 270.
- [12] Digel S.W., Grenier I.A., Heithausen A., Hunter S.D., Thaddeus P., 1996, ApJ, 463, 609.
- [13] Fazio G.G., 1967, ARA&A, 5, 481.
- [14] Grenier I.A. & Lebrun F., 1990, ApJ, 360, 129.
- [15] Gundermann, E., 1965, Tesis Doctoral, Harvard University.
- [16] Hartmann J., 1904, ApJ, 19, 268.
- [17] Hunter S. D., Digel S. W., de Geus E. J., Kanbach G., 1994, ApJ, 436, 216.

-
- [18] Lang K.R., 1978, *Astrophysical Formulae*, 3rd. Eds, eds. Springer-Verlag Berlin Heidelberg
- [19] Lebrun F. & Huang Y., 1984, *ApJ*, 281, 634.
- [20] Maddalena R. J., Morris M., Moscowitz J., Thaddeus, P., 1986, *AJ*, 303, 375.
- [21] Russell H.N., 1935, *The George Darwin Lecture*, *The Observatory*, 58, 229.
- [22] Sodroski T.J., 1991, *ApJ*, 366, 95.
- [23] Stecker F.W., 1971, *Cosmic Gamma Rays*, Mono Book Corporation, Baltimore.
- [24] Strong A.W., Bloemen J.B.G.M., Dame T.M., Grenier, I.A., et al., 1988, *A&A*, 207, 1.
- [25] Swings P. & Rosenfeld L., 1937, *ApJ*, 86, 483.
- [26] Weaver H.D., Williams R.W., Dieter N.H. & Lum W.T., 1965, *Nature*, 208, 29.
- [27] Weinreb S., Barrett A.H., Heeks M.LL. & Henry J.C., 1963, *Nature*, 200, 829.

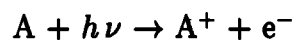
Capítulo 4

Componente ionizada del medio interestelar

4.1. Procesos físicos: emisión de líneas

Fotoionización

La fotoionización es un proceso por el cual la absorción de un fotón por un átomo de un gas, induce el desprendimiento de un electrón perteneciente a este átomo. Expresado de otra forma, el átomo queda ionizado, resultando:



donde A es un átomo arbitrario, A^+ representa el átomo ionizado una vez, ν es la frecuencia del fotón incidente, y h la constante de Planck ($h\nu$, es la energía del fotón incidente), e^- es el electrón liberado. La energía del fotón debe ser como mínimo igual a la energía del potencial de ionización del átomo. Si la energía es mayor, este exceso se convierte en energía cinética del electrón. El mismo, interactúa con otro protón debido a interacciones Coulombianas, pudiendo producirse el proceso inverso al de ionización que es el de *recombinación*. Si esto sucede, el electrón irá pasando en forma de cascada por los distintos niveles ligados de energía hasta llegar al fundamental, lo que genera la sucesiva emisión de líneas. Es este proceso de emisión espontánea de estados excitados que se da en los átomos e iones el que produce el espectro de emisión de líneas observado en un gas fotoionizado.

Ionización colisional

Las estrellas están perdiendo masa continuamente, en un proceso llamado viento estelar. Esta materia sale de la superficie estelar a grandes velocidades, con valores típicos de

2000 km s⁻¹ (Dyson & Williams, 1997 y referencias allí citadas), constituyendo un aporte significativo de energía mecánica al medio interestelar con la consecuencia de la formación de ondas de choque que, en última instancia, terminan calentando el gas. Este calentamiento genera su ionización y el aumento de energía cinética de los electrones libres, por lo que aumenta el número de colisiones entre las partículas. Como resultado, las partículas son excitadas colisionalmente. Luego, el gas se enfría por radiación, resultando la emisión de las líneas observadas. Para un tratamiento completo del proceso de ondas de choque ver Capítulos 6 y 7 del libro de Dyson & Williams (1997).

Líneas prohibidas

Algunos átomos formados por varios electrones tienen niveles de energía metaestables próximos al nivel fundamental. El [S II] y [O III] son ejemplos de iones con niveles metaestables que son fácilmente excitables colisionalmente. Cuando el mecanismo de excitación es la colisión entre un electrón y un ion en el nivel fundamental, la recombinación juega un rol insignificante (Dyson & Williams, 1997).

Dadas las condiciones apropiadas, el tiempo entre dos colisiones consecutivas puede ser mayor que el tiempo de vida media del electrón en un nivel excitado. La tasa de excitación e ionización son menores que la tasa de emisión espontánea y el electrón excitado colisionalmente permanece en el nivel metaestable durante un corto lapso. Entonces, tiene tiempo de radiar a un nivel más bajo de energía emitiendo un fotón (Kwok 2000). Cuando esto ocurre se produce una transición prohibida. El término prohibido proviene de que la transición tiene una probabilidad de ocurrencia muy baja, específicamente hablando, no es dipolar eléctrica. De esta forma, se genera una línea llamada prohibida.

4.2. Aplicación al medio interestelar

La ionización es un proceso de gran importancia ya que nos permite estudiar las características y la composición química de los gases del medio interestelar. Además, la ionización y las resultantes líneas de emisión proveen las claves para dilucidar quiénes son los agentes que ionizan al gas. A continuación, daremos una descripción general de las regiones HII, unos de los entornos astrofísicos en el que se dan estos procesos físicos y de las cuales una de ellas, RCW 108, es parte de nuestro estudio en esta Tesis.

Las regiones HII son nebulosas en expansión donde el hidrógeno está ionizado casi completamente. Estas regiones se encuentran en los alrededores de las estrellas de tipo espectral O y B. Estas estrellas con temperaturas efectivas entre 2×10^4 y 6×10^4 K, son los agentes excitatrices de las regiones HII (Spitzer 1978). Emiten fotones con energías lo suficientemente altas como para fotoionizar elementos como el hidrógeno y el oxígeno, generando una esfera de gas fotoionizado llamada esfera de Strömgren. El radio de la misma está determinado por el equilibrio entre la tasa de recombinación y la de ionización. Su tamaño está relacionado con las propiedades de las estrellas ionizantes y con la densidad del gas interestelar. El gas dentro de la esfera de Strömgren se calienta hasta alcanzar los

10^4 K por las colisiones entre los electrones desprendidos de los átomos con otras partículas del gas. La separación entre la esfera de gas ionizado y el gas neutro en los alrededores, se llama frente de ionización. El gradiente de presión entre el gas neutro y el ionizado, hace que este último comience a moverse. De esta forma, la región HII se expande, haciéndolo en forma supersónica respecto a la velocidad del sonido en el gas neutro, generándose así una onda de choque en el gas neutro. Como consecuencia, la velocidad del frente de ionización (referida al gas neutro) disminuye y la densidad del gas neutro que precede al frente de ionización aumenta.

El desarrollo recién descrito es estrictamente válido sólo para regiones HII sin partículas de polvo mezcladas con el gas. Sin embargo, observacionalmente se ha detectado la presencia de polvo en regiones HII. Los granos de polvo absorben fotones ionizantes emitidos por la estrella y en consecuencia el radio de la región disminuye. El grado de esta disminución depende de la opacidad del polvo en la región.

En las condiciones reinantes en las regiones HII, los electrones son llevados a niveles metaestables que cuando decaen radiativamente producen líneas prohibidas. Las líneas de emisión en la parte visible del espectro de las regiones HII, son mayoritariamente las líneas de recombinación del HI y las líneas prohibidas de otros elementos químicos, como el azufre, oxígeno y nitrógeno. A medida que se incrementa la temperatura efectiva de la estrella, aumenta la cantidad de fotones disponibles para ionizar elementos más pesados que el hidrógeno. Entre estos iones se hallan el [O II] y el [N II] que se encuentran en las partes más externas de la nebulosa y el [O III], [N III], [S III] más próximos a la zona central. Es por esto que la identificación y caracterización de las regiones HII puede hacerse a través de la observación de sus líneas intensas.

Como las regiones HII son identificadas en la parte visible del espectro por la radiación generada a partir de la fotoionización de estrellas jóvenes, las mismas son una herramienta observacional para localizar estas estrellas. La identificación y mediciones de la línea H α en función de la posición en una galaxia externa, puede ser usada para estudiar la tasa de formación estelar en dicha galaxia (Osterbrock 1989).

Para un tratamiento completo de regiones HII se refiere el lector al Capítulo 5 del libro de Spitzer (1978), al Capítulo 7 del libro de Osterbrock (1989) y al Capítulo 5 del libro de Dyson & Williams (1997).

Bibliografía

- [1] Dyson J.E. & Williams D.A., 1997, in *The physics of the Interstellar Medium*. (Bristol: Institute of Physics Publishing).
- [2] Kwok S., 2000, in *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [3] Osterbrock D.E., 1989, in *Astrophysics of Gaseous Nebulae & Active Galactic Nuclei*. (Mill Valley: University Science Books)
- [4] Spitzer L.Jr., 1978, *Physical processes in the interstellar medium*. (New York: John Willey & Sons, Inc.)

Capítulo 5

Formación estelar y polvo interestelar

Diversos estudios estadísticos han mostrado que la existencia de una región H II espacialmente próxima a una nube molecular podría tener dos efectos sobre la formación estelar en la nube: 1) en general, podría provocar un aumento en la tasa de formación estelar y 2) en particular, podría ocasionar un incremento en la formación de objetos de gran masa (ej: Yamaguchi et al., 1999; Dobashi et al., 2001).

Se han propuesto varios procesos para explicar el mecanismo de activación del proceso de formación estelar en las periferias de las H II (Elmegreen 1998). En particular, el proceso llamado *recolección y colapso* (en inglés, “collect and collapse”) intenta explicar la formación de objetos de gran masa. Este proceso fue propuesto por primera vez por Elmegreen y Lada (1977). Sin embargo, hasta el momento la evidencia observacional que da apoyo al mismo no es tan convincente. Por ese motivo, en la siguiente sección daremos un breve resumen de esta teoría y explicaremos la elección de la región de Ara OB1 como candidato observacional para estudiar su validez.

5.1. Introducción

Proceso de formación estelar en la periferia de una región H II

Consideremos una primera generación de estrellas de gran masa que dan origen a una región HII que se expande debido a la diferencia de presión entre su gas ionizado y el material neutro adyacente. Al momento de la formación de la esfera de Strömgren, su velocidad de expansión será del orden de 10 km s^{-1} , cantidad que luego decrecerá con el tiempo (Dyson & Williams, 1997). Esta expansión puede estar acompañada de una serie de posibles fenómenos, a saber:

- La expansión de la región HII puede darse en un medio inhomogéneo que contiene concentraciones moleculares pre-existentes. La presión ejercida por el gas ionizado

sobre la superficie de las mismas puede generar una implosión en el material, formando los llamados *glóbulos cometarios* rodeados por un gas denso ionizado con su consiguiente “*arco ionizado*” (Bertoldi, 1989; Bertoldi & Mc Kee, 1990; Lefloch & Lazareff, 1994 (para simulaciones de la evolución de estos glóbulos)). Es decir, durante la fase de colapso, se genera una onda de choque que a medida que atraviesa la concentración, da lugar a la formación de un núcleo denso. Este colapso es seguido por una fase transitoria de re-expansión y luego una fase cometaria cuasi-estacionaria. Durante esta última, el glóbulo cometario tiene una cabeza densa que se evapora lentamente con una cola extendida en sentido opuesto a la fuente ionizante. Todos los signos de formación estelar reciente se observan en dirección de estos glóbulos cometarios.

Sin embargo, el modelo no explica *dónde* ocurre la formación estelar (si en el núcleo o en la periferia) ni *cuándo* (si durante la fase de máxima compresión o anteriormente).

- El frente de ionización de la región HII es supersónico y es precedido por un frente de choque dentro del gas neutro. Con el tiempo, el material neutro es comprimido y acumulado entre estos dos frentes, siendo dinámicamente inestable. Esta configuración fue simulada por García-Segura & Franco (1996): la cáscara del material neutro se fragmenta, dando lugar a condensaciones que luego son erosionadas por el frente de ionización. De esta forma, aparecen los glóbulos cometarios y los arcos brillantes. La diferencia con el proceso explicado en el punto anterior, es la ausencia de núcleos densos preexistentes. En este caso, los glóbulos se forman por inestabilidades en la capa comprimida.
- La capa mencionada en el ítem anterior puede ser gravitacionalmente inestable, a lo largo de su superficie, en una escala de tiempo larga. Este modelo llamado *recolección y colapso* (en inglés, “collect and collapse”) fue propuesto por Elmegreen & Lada (1977). Este proceso permite la formación de fragmentos de gran masa que a su vez se fragmentarán sucesivamente hasta formar un grupo de estrellas. Si la capa de material chocado no es destruída rápidamente por inestabilidades dinámicas, una gran cantidad de material se acumula dentro de ella. Esta es la razón por la que fragmentación produce condensaciones con la suficiente cantidad de masa como para generar un grupo de estrellas coetáneas. Además, todos estos fragmentos están espaciados regularmente alrededor de la región HII.
- Las regiones HII se pueden formar y evolucionar en un medio supersónico turbulento (Elmegreen et al., 1995) donde las condensaciones se forman por compresión del gas. Como el frente de ionización y su frente de choque asociado se mueven dentro de la nube, estos núcleos se van acumulando en la capa de material comprimida. Esto da lugar a una serie de núcleos de gran masa postchoque que pueden colapsar gravitacionalmente formando un cúmulo. En este caso, la distribución espacial de estos núcleos es aleatoria dentro del entorno de la región HII.

Dada una región estelar joven, las evidencias observacionales en favor del mecanismo

de recolección y colapso serían:

- *La presencia de una capa neutra comprimida que rodee a la región HII.* Siendo bastante densa, su naturaleza debería ser molecular. Si su distribución fuese esférica debería aparecer como un anillo cuando es proyectado en el plano del cielo y debería observarse como un anillo de emisión molecular a longitudes de ondas milimétricas. Además, como la capa contiene polvo, debería ser observada en emisión en longitudes de onda infrarrojas y milimétricas.
- *La existencia de fragmentos,* regularmente espaciados en la capa comprimida a lo largo de la superficie de la cáscara.
- *La segunda generación de estrellas formada en la capa en expansión debería conservar la velocidad del material con el cual se formó.* Por lo que, debería observarse en dirección a esta capa, o si se está desacelerando, delante de ella (sobre la parte neutra).

En primera instancia, la región de Ara OB1 presenta una morfología en la cual aparece claramente la región HII y un frente de ionización definido que separa el gas ionizado del medio neutro (Urquhart et al., 2004). Con la utilización de una serie de datos públicos pueden buscarse diferentes manifestaciones observacionales de la actividad de formación estelar y, eventualmente, aportar evidencia a favor, o en contra, de la teoría del proceso de *recolección y colapso*. A continuación, se enumeran los pasos con que haremos la búsqueda de evidencias observacionales:

- Una región HII alrededor de la estrella o del cúmulo excitatriz.
- Una zona donde la emisión del polvo rodee al gas ionizado. Para encontrar tales estructuras, podemos hacer uso de la Banda A del MSX. Esta emisión proviene principalmente de moléculas PAHs ¹ (Léger & Pugget, 1984; Verstraete et al., 2001) situadas en regiones de fotodisociación rodeando el gas ionizado. Además, la presencia de un anillo indica la existencia de gas neutro denso rodeando la región HII.
- La existencia de una o varias fuentes puntuales presentes en las bandas A y E del MSX como indicadores de la presencia de objetos inmersos en las concentraciones que estarían calentando los granos de polvo circundantes.
- Estrellas o cúmulos enrojecidos que se buscarán en la base de datos del 2MASS, asociados con fuentes en el infrarrojo medio. Para esto último, se utilizará tanto información de los satélite IRAS como del MSX.

¹polycyclic aromatic hydrocarbon

5.1.1. ¿Por qué observar en el infrarrojo?

Desde los procesos iniciales de colapso y fragmentación de las nubes moleculares hasta terminar en la formación de una o varias estrellas visibles suceden varios procesos físicos, a saber: un rápido proceso de acreción de material, la posible formación de un disco, luego una acreción lenta, la formación de una estrella de secuencia principal de edad cero (ZAMS) hasta la evolución de una estrella de secuencia principal. De igual manera, su medio ambiente evoluciona: el hidrógeno molecular es disociado e ionizado formando una región HII que se irá expandiendo gradualmente, algunas capas superficiales del polvo se evaporarán y la concentración natal se irá expandiendo. A medida que disminuye su densidad y su opacidad, el polvo irá absorbiendo la radiación emitida por la estrella y la reemitirá en el infrarrojo lejano y cercano. A continuación, las distintas fases del proceso de la formación de una estrella de gran masa (Crowther 2002) son resumidas a grandes rasgos:

- La fase de núcleo caliente (ej: Kurtz et al., 2000): La estrella está oculta completamente por el polvo que emite en el infrarrojo. La estrella es lo suficientemente luminosa como para calentar el polvo, pero no para producir la suficiente cantidad de fotones en el continuo de Lyman como para ionizar el medio. O, alternatively, el material que todavía está acretando impide la formación de la región HII (ej: Osorio, Lizano & D' Alessio, 1999).
- La estrella forma una región HII ultracompacta (UCHII) (ej: Churchwell, 2002a) que puede ser identificada a través de su emisión libre-libre en el continuo de radio. El espectro (en el MIR-FIR²) de las regiones HII ultracompactas muestra una emisión de continuo que se incrementa con la longitud de onda, con líneas de absorción centradas en $\lambda \sim 9.7$ y $18 \mu\text{m}$ (Faison et al., 1998).
- La región UCHII se expande y como resultado parte del polvo de su entorno natal se evapora y el resto se expande, disminuyendo su profundidad óptica. La emisión MIR-FIR gradualmente disminuye. Las regiones HII más evolucionadas muestran emisiones centradas en λ 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 y $12.7 \mu\text{m}$. Estas emisiones han sido atribuidas a moléculas grandes conocidas como PAHs (Léger & Pugget, 1984).
- El polvo se hace ópticamente delgado en el visible. En este estadio, probablemente, la estrella se ha desprendido completamente de su entorno natal. Se considera esta fase como el final del proceso de la formación de una estrella de gran masa.

Para el caso de estrellas de pre-secuencia de masa intermedia (Herbig Ae/Be) sus espectros muestran una gran diferencia de estrella en estrella. De todas formas, la mayoría presentan emisión de continuo que aumenta con la longitud de onda y algunas exhiben una banda de emisión cerca de los $10 \mu\text{m}$, otras PAHs (ej: Bouwman et al., 2001).

²El infrarrojo lejano se define en este trabajo como la zona del espectro electromagnético comprendida entre los $3 \mu\text{m}$ a $300 \mu\text{m}$.

Hasta ahora hemos hablado sobre estrellas de gran masa en su período de formación. Una vez que alcanzan la secuencia principal siguen influyendo significativamente sobre la estructura, la dinámica, la química y en el balance térmico asociado con las nubes moleculares en las que nacen o que se encuentran en sus cercanías. Por ejemplo, la radiación ultravioleta de las estrellas penetra las nubes moleculares adyacentes dominando el calentamiento y química del gas. Esto ocurre comúnmente en las zonas de fotodisociación. Particularmente, los PAHs son excitados por esta radiación, emitiendo líneas por el mecanismo de fluorescencia. Entre ellas podemos encontrar las bandas de: λ 3.3 μm , 6.2 μm , 7.7 μm , 8.6 μm y 11.3 μm . En el continuo emiten dentro del rango $\lambda \sim 1$ a 5 μm . En las longitudes de onda de 8 μm y 21 μm es posible encontrar emisión de polvo que se encuentra a una temperatura ~ 400 K y ~ 100 K, respectivamente. Así, las imágenes de 8 a 21 μm obtenidas por el satélite MSX permiten estudiar tanto el impacto de la radiación FUV generada por estrellas de gran masa próximas a concentraciones moleculares, como la presencia de polvo. Si se combinan imágenes de estructuras que emitan tanto en 8 como en 21 μm , en primera instancia, podemos discriminar el agente excitatriz de esas emisiones. Si están espacialmente correlacionadas, la fuente dominante será una fuente de origen térmico, si no, la emisión que predomine será la de los PAHs. Sin embargo, las líneas nebulares pueden dominar la emisión en la banda E. Esta información es de suma utilidad en la búsqueda de agentes excitatrices.

5.2. Parámetros derivables de las observaciones

En el contexto que estamos desarrollando, un parámetro físico importante es la *Temperatura de polvo*, T_d , ya que su valor da cuenta de la fuente generadora de radiación. Las partículas de polvo intercambian energía con el medio que las circunda como resultado de los distintos procesos de interacción. En nuestro caso los procesos de calentamiento y enfriamiento del polvo son radiativos. El campo de radiación generado por un cuerpo negro a temperatura T_{rad} puede ser el interestelar -IRSF-, o el originado a partir de los fotones emitidos por un grupo estelar próximo a la concentración de polvo. Si se supone que los granos de polvo son esféricos con un radio aproximadamente de 0.1 μm , la potencia absorbida por partícula estará dada por (Whittet 1992):

$$W_{abs} = c(\pi a^2) \int Q_{abs}(\lambda) u_{\lambda} d\nu \quad (5.1)$$

$Q_{abs}(\lambda)$ es el factor de eficiencia de absorción del grano y u_{λ} es la densidad de energía del campo de radiación,

$$u_{\lambda} = \frac{4\pi}{c} B_{\lambda}(T_{rad}) \quad (5.2)$$

La potencia emitida por los granos de polvo está dado por,

$$W_{rad} = 4\pi(\pi a^2) \int Q_{em}(\lambda) B(T_d) d\nu$$

siendo $Q_{em}(\lambda)$ el factor de eficiencia de emisión del grano y $B(T_d)$ la energía emitida por el grano de polvo calentado a temperatura T_d . Se supone que el grano de polvo emite como un cuerpo negro y que $Q_{em}(\lambda)$ es igual a $Q_{abs}(\lambda)$ ($Q_{em}(\lambda) = Q_{abs}(\lambda) = Q_\lambda$).

En situación de equilibrio, la ganancia y pérdida de energía se compensan. Por lo que la potencia absorbida es igual a la emitida, o sea: $W_{abs} = W_{rad}$. Cabe destacar que la absorción ocurre, predominantemente, en la parte ultravioleta del espectro, mientras que la emisión tiene lugar en el infrarrojo lejano (FIR). El coeficiente Q_λ puede ser calculado con la teoría desarrollada por Mie (1908). En particular, en el FIR, el tamaño de las partículas es mucho menor que la longitud de onda involucrada. Por tal motivo, se puede hacer uso de la aproximación llamada de *partícula pequeña*, por lo que la eficiencia de emisividad se comporta como una potencia de la frecuencia, $Q_{FIR} \propto \nu^m$, donde m se denomina el índice de emisividad del polvo. Su valor está comprendido entre 0 y 2, dependiendo del material que constituye a los mismos.

Por lo tanto, resulta que la emisión del polvo puede ser descripta por una distribución de Planck modificada que, además, es ópticamente delgada (Scoville & Kwan, 1976)

$$B^*(T_d) = \nu^m \times 2h \frac{\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT_d}} - 1} \quad (5.3)$$

En particular, la temperatura del polvo puede ser derivada si se cuenta con los datos del flujo emitido por el mismo en diferentes frecuencias. Ya que puede verse según la ecuación (5.3) que el cociente de flujos resulta,

$$\frac{S_{\nu_1}}{S_{\nu_2}} = \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^{m+3} \frac{e^{\frac{h\nu_2}{kT_d}} - 1}{e^{\frac{h\nu_1}{kT_d}} - 1} \quad (5.4)$$

Si en particular, se usa la base de datos suministrados por el satélite IRAS, se puede usar la emisión a 60 y 100 μm para determinar T_d .

5.2.1. Diagramas color-color y color-magnitud

Los diagramas color-magnitud (CMD) y color-color (CCD) son gráficos en los que se comparan las luminosidades de distintos objetos astrofísicos con sus colores. Los mismos constituyen una herramienta observacional muy importante. La aplicación de estos diagramas a datos del NIR y FIR se verá en el Capítulo 7 (*Resultados*) de esta Tesis.

Bibliografía

- [1] Bertoldi F., 1989, ApJ, 346, 735.
- [2] Bertoldi F. & Mc Kee C., 1990, ApJ, 354, 529.
- [3] Bouwman J., Meeus G., de Koter A., Hony S., Dominik C., Waters L.B.F.M., 2001, A&A, 375, 950.
- [4] Churchwell E., 2002a, ARA&A, 40, 27.
- [5] Crowther P.A., 2002, ed. ASP Conf. Ser. Vol. 267, Hot Star Workshop III. The Earliest Stages of Massive Star Birth. PASP, San Francisco.
- [6] Dobashi K., Yonekura Y., Matsumoto T., et al., 2001, PASJ, 53, 85.
- [7] Dyson J.E. & Williams D.A., 1997, in The physics of the Interstellar Medium. (Bristol: Institute of Physics Publishing).
- [8] Elmegreen B.G. & Lada C.J., 1977, ApJ, 214, 725.
- [9] Elmegreen B.G., Kimura T. & Tosa M., 1995, ApJ, 45, 675.
- [10] Elmegreen B.G., 1998, ASP. Conf.Ser., Vol 148, ed. C.E. Woodward, J.M. Shull, & H.A. Tronson, 150.
- [11] Faison M., Churchwell E., Hofner P., Hackwell J., Lynch D.K., Russell R.W., 1998, ApJ, 500, 280.
- [12] García-Segura G. & Franco J., 1996, ApJ, 469, 171.
- [13] Kurtz S.E., Cesaroni R., Churchwell E., Hofner P., Walmsley C.M., 2000, in Mannings V., Boss A.P., Russell S.S., eds. Protostars and Planets IV. Univ. Arizona Press, Tucson, p. 299.
- [14] Lefloch B. & Lazareff B., 1994, A&A, 289, 559.
- [15] Léger A. & Puget J.L., 1984, A&A, 135, L5.
- [16] Mie G., 1908, Annual Physics, NY 25, 377.
- [17] Osorio M., Lizano S. & D'Alessio P., 1999, ApJ, 525, 808.

- [18] Scoville, N.Z. & Kwan, J., 1976, ApJ, 206, 718.
- [19] Urquhart, J. S., Thompson, M. A., Morgan, L. K. & White, G. J., 2004, A&A, 428,723.
- [20] Verstraete L., Pech C., Moutou C. et al., 2001, A&A, 372,981.
- [21] Whittet DCB, 1992, "Dust in the galactic environment" (The graduate series in Astronomy). Institute of Physics Publishing Bistol, Philadelphia & New York. Edited by R. J. Taylor & R.E. White. , p. 165
- [22] Yamaguchi R., Saito H., Mizuno N., Mine Y., Mizuno A., Ogawa H. & Fukui Y., 1999, PASJ, 51,791.

Capítulo 6

Observaciones y Relevamientos observacionales utilizados

6.1. Observaciones

6.1.1. Componente molecular: observaciones en radio

Un primer conjunto de observaciones de ^{12}CO ($J=1\rightarrow 0$) fueron realizadas por el Dr. Jorge May, en noviembre de 1996 con el telescopio de 1.2-m que la Universidad Columbia tenía en CTIO (Cerro Tololo Inter American Observatory, Chile). La Temperatura de sistema, T_{sys} , es de ~ 370 K, excluyendo las contribuciones de la atmósfera. La resolución angular correspondiente a 115 GHz es de $8'.7$. Se observaron 240 posiciones con lo que se cubrió un área de $2'.75 \times 3'.0$. El tiempo de integración por punto varió entre los 7 y 10 minutos, dependiendo de la distancia cenital y de la opacidad de la atmósfera al momento de observar la fuente. El analizador espectral cuenta con 256 canales, permitiendo una resolución en velocidad de 0.26 kms^{-1} y dando una cobertura en velocidad de 66 kms^{-1} . El espectrómetro fue centrado en -20 kms^{-1} . La eficiencia del haz, η , de este telescopio es de ~ 0.82 . Los datos fueron calibrados y reducidos siguiendo los procedimientos establecidos para ese telescopio. Posteriormente, las observaciones fueron reducidas por mi con los programas de procesamiento de datos *DRAWSPEC* y *AIPS*¹. Para consultar información general sobre *DRAWSPEC* y sobre *AIPS* se puede recurrir a: <http://www.cv.nrao.edu/~hliszt/programs.html> y <http://www.aoc.nrao.edu/aips/>, respectivamente.

El procesamiento incluyó el ajuste de la línea de base a los perfiles que se realizó con la sustracción de un polinomio de segundo grado. Como resultado, se obtuvo para cada perfil, un ruido cuadrático medio, rms, de 0.13 K.

El segundo conjunto de observaciones de ^{12}CO ($J=1\rightarrow 0$) fue obtenido con el telescopio de ondas milimétricas NANTEN de la Universidad de Nagoya (Ver Figura 6.1) instalado en el Observatorio de Las Campanas, Chile. Las observaciones fueron realizadas por el Dr.

¹Astronomical Imaging Processing System

Marcelo Arnal y Federico Bareilles en mayo de 2001. El poder resolvente del telescopio es de 2.7 a 115 GHz. La T_{sys} es de ~ 200 K, incluyendo la atmósfera hacia el cenit (Ogawa et al., 1990). El analizador espectral es un espectrómetro acusto-óptico de 2048 canales, con una resolución en velocidad de 0.055 kms^{-1} , dando una cobertura en velocidad de 113 kms^{-1} . El mismo, fue centrado en un valor de velocidad radial correspondiente a -20 kms^{-1} . El tiempo de integración por punto fue de 16 segundos. La sustracción de la línea de base se logró ajustando un polinomio de segundo orden, dando un rms promedio por perfil de 0.35 K. La escala de calibración absoluta se hizo en base a observaciones de Ori-KL (calibrador primario) y ρ Oph East (calibrador secundario). La Temperatura pico de Antena de Ori-KL y de ρ Oph East fue de 65 K y 15 K, respectivamente. Con el objetivo de pasar de temperatura de antena a temperatura de brillo, cada perfil fue multiplicado por un valor constante (0.7), obtenido a partir de las observaciones de los puntos de calibración. Se observaron 520 puntos con muestreo completo ($1'35$) y otros 168 puntos con submuestreo ($2'7$). Las observaciones se centraron en: ($\alpha=16^h:40^m:27^{seg}$, $\delta=-48^\circ:38':36''$, J2000).

Las observaciones de ^{13}CO ($J=1\rightarrow 0$) también se realizaron con el telescopio NANTEN. En este caso, la resolución en velocidad fue de 0.1 kms^{-1} . La precisión de apuntamiento es superior a $20''$. Las mismas fueron tomadas por el grupo de trabajo liderado por el Dr. Yasuo Fukui durante el mes de enero de 1998. Para mayor información se remite al lector al trabajo de Yamaguchi et al. (1999).

Los dos instrumentos mencionados están fuera de operación. La reducción de los datos de ^{12}CO obtenidos con NANTEN, se llevó a cabo utilizando los softwares de análisis bidimensionales de datos astronómicos AIPS y GILDAS y las realicé personalmente. Para consultar información general sobre este último software se puede recurrir a: <http://iram.fr./GS/gildas.html>.



Figura 6.1: Radiotelescopio de 4 metros NANTEN

6.1.2. Procesamiento de las observaciones moleculares

En esta sección, se resume el proceso de obtención de archivos con formato FITS a partir de los perfiles observados. Posteriormente, se procedió al análisis de los datos. El programa DRAWSPEC permite obtener información sobre cada punto observado, analizando el comportamiento espacial de los distintos parámetros. Sin embargo, las prestaciones del mismo son limitadas. Por este motivo, en una segunda etapa se decidió usar el paquete de tareas AIPS, el cual permite realizar un análisis más amplio. Para utilizar dicho paquete de procesamiento de datos, se construyó con DRAWSPEC y con GILDAS lo que se denomina un *cubo de datos*. Este consiste en un archivo especial de datos (FITS, en inglés, "Flexible Image Transport System") que contiene un arreglo de perfiles observados dispuestos de acuerdo a un conjunto de tres ejes coordenados, dos de los cuales corresponden a algún sistema de coordenadas astronómicas, y el tercero a frecuencia o a velocidad radial. Por ejemplo para los datos de CTIO, se construyó un cubo de datos de la forma (v, l, b) donde v es la velocidad radial respecto al LSR, l representa la longitud galáctica, y b la latitud galáctica. Luego, con la tarea IMLOD de AIPS dicho cubo estuvo en condiciones de ser procesado por los otros programas que conforman el paquete. Una vez hecho ésto, con la tarea TRANSPOS la información del cubo pasó de la forma (v, l, b) a (l, b, v) .

A partir del cubo de datos pueden generarse, con la tarea SUBIM de AIPS, archivos que consisten en un arreglo de datos dispuestos de la forma (l, b, v) donde la velocidad mantiene un valor constante. Comúnmente, a estos mapas se los llama mapas "*posición-posición*" y contienen la distribución de intensidad detectada para un dado canal. También, se pueden generar otros arreglos de datos dispuestos de la forma (v, l, b) , donde obtenemos los mapas "*posición-velocidad*", cuando uno de los dos ejes de coordenadas se mantiene constante. Gráficamente, el cubo de datos puede representarse como la siguiente terna de ejes coordenados, donde, por ejemplo, un corte en velocidad representa un mapa "*posición-posición*". Dicho esquema puede apreciarse en la Figura 6.2:

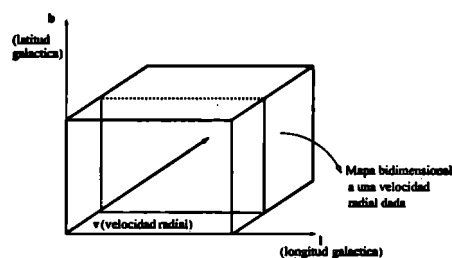


Figura 6.2: Gráfico representativo del cubo de datos

Para poder desplegar en forma gráfica la distribución de intensidad que presentan estos mapas, se usa la tarea GREYS. Así, podemos observar la variación de dicha intensidad como una graduación cromática en tono de grises y/o en forma de líneas de contorno para un dado nivel de intensidad, lo cual nos permite una fácil identificación de la distribución espacial de la emisión molecular en cada uno de los mapas. De esta forma, la mera inspección visual de un conjunto de los mismos permite tener una primera idea del comportamiento cinemático y de la distribución espacial del material molecular.

Una vez reducidas las observaciones, la siguiente tarea fue identificar las estructuras moleculares que pudiesen estar vinculadas físicamente con la asociación estelar. Para tal fin se siguieron los pasos que se describen a continuación:

a) Se seleccionó un conjunto de sectores de la región observada con el objeto de obtener perfiles integrados en temperatura, los cuales se calcularon con la tarea ISPEC de AIPS. Con estos se hizo una primera identificación de los intervalos de velocidad que presentaban emisión.

b) Se construyeron mapas *posición-posición* para las dos series de observaciones (HPBW: 8'7 y HPBW: 2'7) y *posición-velocidad* para la de mejor resolución angular.

c) Se estableció un criterio que permitiera determinar cuándo estábamos, en un mapa dado, en presencia de señal. Para tal objetivo, se determinó el rms de cada mapa mediante el siguiente procedimiento:

Primero, se graficaron mapas *posición-posición* separados entre sí por una cantidad igual a la resolución en velocidad que varió según se estén usando las observaciones de NANTEN o de CTIO. Se cubrió todo el rango de velocidades abarcado por las observaciones.

Luego, fueron seleccionados aquellos mapas en los que no había evidencias de la presencia de emisión molecular. En cada uno de los mismos se utilizó la tarea TVSTAT de AIPS, la cual permite seleccionar una región del mapa y obtener cantidades estadísticas que la representan, por ejemplo, el valor medio de la temperatura de brillo y su correspondiente ruido. Esta tarea fue aplicada a distintos sectores de los mapas escogidos. Una verificación de la elección acertada de mapas libres de señal proviene del hecho de que en ningún mapa se obtuvo un conjunto de puntos lindantes entre sí cuya señal superase en forma sistemática el ruido obtenido para cada mapa. Luego, se asignó un valor de ruido cuadrático medio igual a 0.15 K y 0.35 K para CTIO y para NANTEN, respectivamente. Valores que representan un promedio de varias determinaciones independientes.

Dado que finalmente trabajaremos con un conjunto de mapas promedio de n mapas individuales, se empleó la aplicación SUMIM de AIPS para generarlos. Por la ley de propagación de errores puede decirse que si denominamos como σ_{ind} al rms de un mapa individual, el correspondiente al mapa promedio de n mapas individuales será

$$\sigma_{pr} = \frac{\sigma_{ind}}{n^{\frac{1}{2}}}$$

relación que se verificó experimentalmente ya que a los mapas promedios también se les aplicó TVSTAT, obteniéndose un valor coincidente con el resultado anterior.

d) Una vez establecido el rms de la serie de mapas "*posición-posición*", se analizó el comportamiento de la distribución espacial de la emisión a lo largo del intervalo de velocidad observado, mientras que con las mapas "*posición-velocidad*" se estudió la posible existencia de gradientes. Para ello, en cada mapa se consideró como mínima señal al nivel correspondiente a 5σ . Este punto se desarrollará en el Capítulo 7 (*Resultados*).

6.1.3. Componente ionizada: observaciones en el óptico

Los datos utilizados para esta sección de la Tesis fueron obtenidos con el telescopio Curtis Schmidt del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO) (Ver Figura 6.3). Las observaciones fueron realizadas por los Dres. Gastón Folatelli, Nidia Morrell y Rodolfo Barbá durante el mes de mayo de 1999. Un telescopio tipo Schmidt consta de una lámina correctora en la parte superior del tubo y un espejo esférico en la parte inferior. Esta configuración permite obtener imágenes que cubren un gran tamaño angular en el cielo. Este telescopio tiene un espejo primario de 91.44 cm con una placa correctora de 60.96 cm. Para utilizar el detector CCD, se insertó un espejo secundario en el foco Newtoniano del telescopio que le envía la señal al CCD. La longitud focal del telescopio es 213.57 cm y la razón focal es de 3.5.

El CCD es un detector Site de 2048×2048 (cada pixel tiene una área de $24 \mu\text{m} \times 24 \mu\text{m}$). La escala es de $2''318$ por pixel, lo que implica que cada imagen abarca una zona en el cielo de $1^\circ3 \times 1^\circ3$. Para mayor información sobre el telescopio y su instrumentación, puede consultarse el siguiente sitio web,

<http://www.astro.lsa.umich.edu/obs/schmidt/manuals/shman/schmidt.html>



Figura 6.3: Telescopio Curtis Schmidt de CTIO

6.1.4. Procesamiento de datos obtenidos con CCD

En términos generales, podemos decir que existe un proceso estándar de reducción de imágenes CCD directas que es la aplicación de las imágenes de calibración que están explicados en el Apéndice A. Posteriormente, se efectúan un conjunto de tareas como son: 1) la corrección por efectos instrumentales: la aplicación de los *Flat Fields* para uniformar la respuesta del CCD en todo el campo de la imagen, el uso de máscaras para la identificación de señales espúreas provenientes de la saturación de objetos. Luego, se hace el promedio de imágenes por filtro para cada tiempo de exposición con el fin de aumentar la relación señal-ruido, la sustracción de rayos cósmicos, la obtención de fotometría instrumental de estrellas estándares necesarias para la cuantificación de flujo junto con

la corrección por masa de aire y finalmente el pasaje a coordenadas astronómicas. Finalmente, la sustracción de continuo a las imágenes de banda angosta, y la calibración en flujo.

El procesamiento de las imágenes CCD directas y de las espectrales fue realizado íntegramente por la tesista utilizando IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). El mismo es un conjunto de programas para el procesamiento y análisis de datos científicos. Consiste de un conjunto de acciones, agrupadas en paquetes. Cada paquete contiene acciones que guardan relación entre sí. El desarrollo completo del procesamiento de los datos está en los siguientes Apéndices de esta Tesis:

Apéndice A: Tratamiento general de las observaciones hechas con CCD

Apéndice B: Observaciones

Apéndice C: Proceso de reducción

Apéndice D: Calibración de flujos y Corrección por masa de aire

Apéndice E: Asignación del sistema de coordenadas celestes a las imágenes

6.2. Bases de datos públicas utilizadas en el Infrarrojo

- **2MASS** en las bandas de $\lambda_{eff} = 1.25, 1.65, 2.2 \mu\text{m}$ (J, H, Ks).
Cobertura: Todo el cielo.
Resolución angular: $\sim 2''$
Para mayor información ver: <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>
Los datos están disponibles en:
<http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.htm>

- **MSX** en las bandas de $\lambda_{eff} = 8.3, 12.1, 14.7, 21.3 \mu\text{m}$:
llevado a cabo por el Departamento de Defensa de los Estados Unidos.
Cobertura: plano galáctico.
Resolución angular: $\sim 18''.3$
Para una completa descripción del satélite MSX, los experimentos astrofísicos y las técnicas de observación ver: Mill et al. (1994); Price et al. (1996); Egan et al. (1998); Price et al. (2001).
Los datos están disponibles en:
<http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/msx.html>

- **IRAS** en las bandas de $\lambda = 12, 25, 60$ y $100 \mu\text{m}$:
llevado a cabo por la NASA IPAC Jet Propulsion Laboratory.
Cobertura: Todo el cielo.
Resolución: depende de la banda, $\sim 0.5'-2'$ ($12-100 \mu\text{m}$)
Para mayor información ver: Wheelock et al. (1991).

Los datos están disponibles en:

<http://www.skyview.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/skvadvanced.pl>

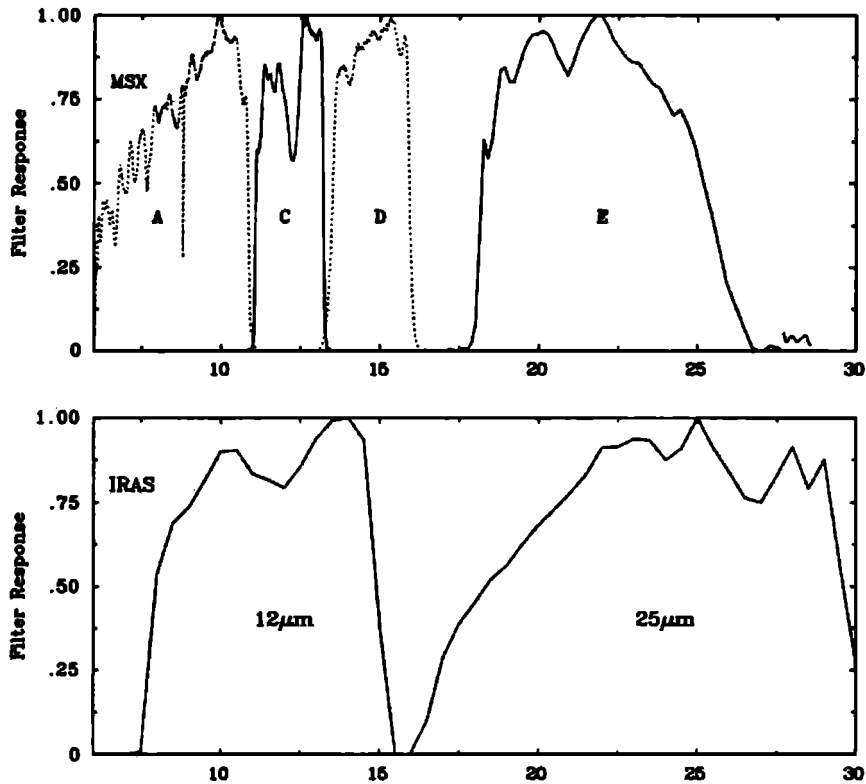


Figura 6.4: Comparación entre las respuestas de los filtros, en función de la longitud de onda, empleados por MSX y por IRAS. *Panel superior:* Respuesta de las bandas A, C, D y E del satélite MSX. *Panel inferior:* Respuesta de las bandas 12 y 25 μm de IRAS. Como puede verse en la figura, las bandas E y C son más angostas que sus análogas IRAS 12 y 25 μm y con una resolución espacial mayor, con λ_{eff} de 12.13 y de 21.34 μm ; respectivamente.

Bibliografía

- [1] Egan M.P. , Shipman R.F., Price S.D., et al., 1998, ApJ, 494, L199.
- [2] Mill J.M., O'Neil R., Price S.D., et al., 1994, JsPrO, 31, 900.
- [3] Ogawa H., Mizuno A., Hoko H., Ishikawa H., Fukui Y., 1990, Int. J. Infrared Millimeter Waves, 11, 717.
- [4] Price S.D, Tedesco E.F., Cohen M. et al., 1996, Bull.Am.Astron.Soc., 28, 1341.
- [5] Price S.D, Egan M.P., Carey, S.J. et al., 2001, AJ, 121, 2819.
- [6] Wheelock S.L., Gautier T.N., Chillemi J., Kester D., McCallon H., Oken C., White J., Gregorich D., Boulanger F. & Good J., 1994, IRAS Sky Survey Atlas Explanatory Supplement (JPL Publ 94-11) (Pasadena: JPL).
- [7] Yamaguchi R., Saito H., Mizuno N., Mine Y., Mizuno A., Ogawa H. & Fukui Y., 1999, PASJ, 51,791.

Capítulo 7

Resultados

7.1. Emisión del gas molecular en la región de Ara OB1

En la primera parte de este Capítulo se realiza un estudio a gran escala de la morfología y del campo de velocidades del gas molecular existente en dirección a la asociación estelar Ara OB1. El interés de la propuesta radica en que hasta la fecha no se ha llevado a cabo un estudio con tales características en la zona. Por otra parte, existen evidencias de que el complejo molecular localizado en las vecindades de *AraOB1* constituye un escenario de formación estelar activa.

Para realizar este trabajo se recurrió a las observaciones de monóxido de carbono (^{12}CO) correspondientes a la frecuencia de 115.271 GHz en la transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$ del nivel vibracional inferior. Dichas observaciones fueron realizadas en CTIO, Chile; abarcando una zona del cielo $2^{\circ}75' \times 3^{\circ}00'$ centrada en Ara OB1. Puntualmente, este trabajo consiste tanto en la obtención de parámetros físicos como son la densidad de columna del CO y del H_2 , masa de la nube, como también cinemáticos del complejo molecular. Con el fin de corroborar la posible vinculación física entre las nubes moleculares y el grupo estelar, se ha recurrido a la comparación entre la emisión en ondas milimétricas, la infrarroja lejana ($60 \mu\text{m}$ y $100 \mu\text{m}$) la cual ha sido extraída del relevamiento hecho por el satélite IRAS y las del relevamiento de continuo de radio con el radiotelescopio de 64 metros de Parkes ($\nu=2.417$ GHz, Duncan et al. (1995)).

Como resultado de este estudio, se identificaron un total de 16 concentraciones moleculares. En base a criterios cinemáticos y morfológicos, se concluyó que 9 de éstas con velocidades entre -28 y -20 km s^{-1} , estarían vinculadas físicamente a la asociación. Las velocidades radiales más negativas se han observado a lo largo de NGC 6188. En particular, en las imágenes ópticas, NGC 6188 está delineada por una curva que corre en forma diagonal, con un ángulo de posición de $\sim 46^\circ$ desde $(l,b)=(336^\circ.41, -1^\circ.58)$ a $(l,b)=(336^\circ.92, -1^\circ.03)$. Los máximos de emisión dentro del rango de -21.7 a -25.5 km s^{-1} están siempre proyectados a lo largo de NGC 6188. El máximo de emisión en $(l,b)=(336^\circ.44, -1^\circ.50)$ coincide con la fuente IRAS 16632-4845. Teniendo en cuenta el excelente acuerdo en velocidad entre las observaciones anteriores de radio, en dirección a la fuente IRAS 16632-4845, y el acuerdo morfológico entre la nube oscura presente en las imágenes ópticas y la concen-

tración E, es muy probable que exista un vínculo físico con la asociación. La estructura denominada F, también tiene un excelente acuerdo morfológico con zonas de alta extinción de las imágenes ópticas al oeste de NGC6188 y presenta una velocidad radial de -21.8 km s^{-1} . La extensión de la emisión, alejándose del plano galáctico en $(l,b)=(336^\circ.39, -1^\circ.65)$, define otra estructura para destacar, la llamada H (velocidad radial $\sim -20 \text{ km s}^{-1}$). Tanto esta estructura como las E y F tienen su contrapartida en la emisión extendida en el infrarrojo en las bandas 60 y $100 \mu\text{m}$ y coinciden con la presencia de fuentes puntuales IRAS. En particular, en la estructura E existe una fuente de continuo compacta de radio detectada en el relevamiento de 2.417 GHz y se ha detectado el cúmulo infrarrojo RCW-108. Los objetos mencionados son signos de formación estelar activa en el complejo molecular. Finalmente, la masa de las nubes individuales se encuentra comprendida entre $180 \leq M_{\odot} \leq 5800$, con un total de $\sim 1.4 \times 10^4 M_{\odot}$.

Este trabajo se incluye a continuación en la forma en la que ha sido publicado (Arnal et al., 2003, de aquí en más AMR03). Mi contribución en el mismo consistió en analizar los datos radioastronómicos y compararlos con otras bases de datos. Tuve a cargo la redacción de la introducción y la confección de la totalidad de los gráficos publicados.

A ^{12}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) study towards the Ara OB1 region

E. M. Arnal^{1,2,*}, J. May³, and G. A. Romero^{1,**}

¹ Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR), C.C. No. 5, 1894 Villa Elisa, Argentina

² Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísica Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

³ Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Casilla 36-D, Santiago, Chile

Received 19 May 2003 / Accepted 8 September 2003

Abstract. Intermediate angular resolution ($HPBW = 8''.7$) carbon monoxide ($^{12}\text{CO } J = 1 \rightarrow 0$) line observations towards the OB association Ara OB1 are reported. The molecular line observations cover an area of $2''.75 \times 3''.00$, and disclose a rich and complex distribution of the molecular line emission. The molecular features likely to be associated with the OB-association Ara OB1 span the velocity range from -28 to -20 km s^{-1} . The most negative radial velocities are observed along NGC 6188 (\equiv Rim nebula). This nebula marks the interface between the HII region RCW 108 and the highly absorbing molecular material located westwards of the ionised region. The dominant CO structures, labeled E and F, have a radial velocity of about -23.5 and -21.8 km s^{-1} , respectively. The former harbours a bright optical knot, the infrared cluster RCW-108 and the strong IRAS source 16362–4845. IRAS point sources are also seen in projection onto ^{12}CO concentrations F and H. This may indicate that the star forming process is a widespread phenomenon in this molecular complex. Extended continuum emission, having a high degree of spatial correlation with both the infrared and molecular emission, is observed in the region. We believe that this emission, thermal in nature, arises from the ionised surface layers of the molecular complex. The ionising agents are the high mass stars of NGC 6193, the nucleus of Ara OB1. The total amount of molecular gas related to Ara OB1 is about $\sim 1.4 \times 10^4 M_{\odot}$.

Key words. HII regions: individual: RCW 108 – ISM: molecules – open clusters and associations: individual: NGC 6193 – open clusters and associations: individual: Ara OB1 – radio continuum: ISM – radio lines: ISM

1. Introduction

Ara OB1 is a well defined association of the southern sky covering an area of ~ 1 square degree around its central cluster NGC 6193. Whiteoak (1963) determined for this cluster an age of $\sim 5 \times 10^6$ yr and a distance of 1400 pc. NGC 6193 contains two early type stars, HD 150135 and HD 150136, whose spectral types are O7 V and O5: V + O6 (Arnal et al. 1988), respectively. These stars are the main ionizing sources of the low surface brightness optical emission nebula RCW 108 (Rodgers et al. 1960). About $15'$ westwards of these stars, there is a bright rim structure that stretches over $30'$. This nebula is known as the Rim nebula (\equiv NGC 6188), and marks the interface between the HII region RCW 108 and a dense nearby dark nebula.

Based on an extensive photometric and photographic $UBVRI$ study, Herbst & Havlen (1977) derived for Ara OB1 a mean colour excess of $E(B - V) = 0''.46$ and a distance of 1320 ± 120 pc. Comparing the colour–magnitude

diagram of Ara OB1 with those of other young clusters, they conclude that Ara OB1 “*is about the same age as the Orion nebula cluster $\sim 3 \times 10^6$ yr*”. Using $UBV-H\beta$ photometry a similar colour excess, $0''.44$, and distance, 1360 pc, were derived by Moffat & Vogt (1973). Additional distance determinations spans the range between 1100 and 1340 pc (Fitzgerald 1987; Kaltcheva & Georgiev 1992). Most of the distance determinations favor a value of about ~ 1300 pc.

From spectroscopic observations of probable members of NGC 6193, an average baricentral radial velocity of $-30.0 \pm 2.8 \text{ km s}^{-1}$ was determined (Arnal et al. 1988). All velocities in this paper are referred to the Local Standard of Rest. The radial velocity of RCW 108 is about -20 km s^{-1} (Georgelin & Georgelin 1970; Cersósimo 1988; Georgelin et al. 1996). A small molecular cloud at a radial velocity of -17 km s^{-1} (Phillips et al. 1986) was observed near HD 150135/6. They interpreted this cloud as “*probably being placental material*”.

Embedded in a dark cloud located westwards of NGC 6193 there is an R association called Ara R1 (Herbst 1975) and a bright optical knot (Frogel & Persson 1974). Near infrared and far infrared data revealed the existence of a compact young

Send offprint requests to: E. M. Arnal,

e-mail: arnal@iar.unlp.edu.ar

* Member of the Carrera del Investigador Científico, CONICET, Argentina.

** Fellow from CONICET, Argentina.

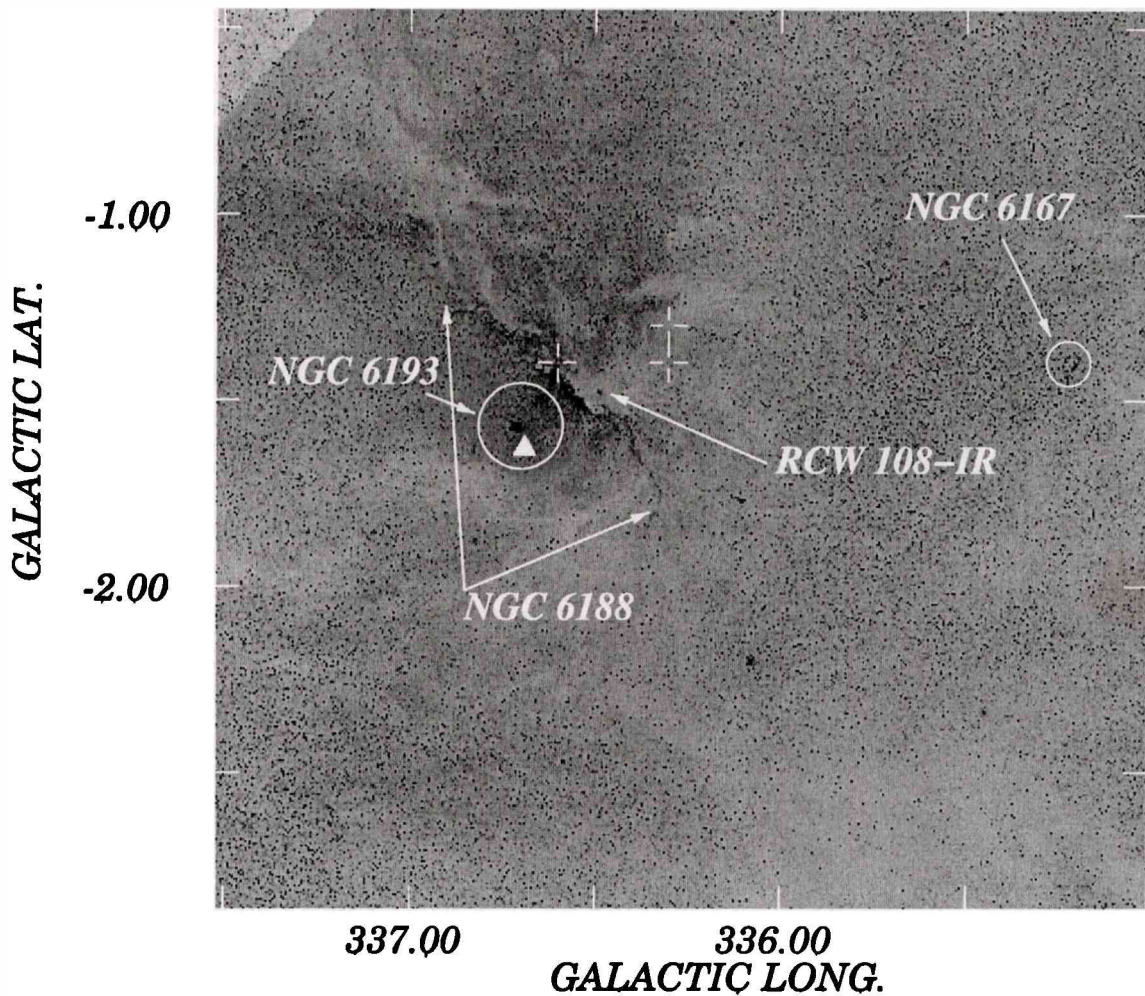


Fig. 1. Grey scale DSS2 *R*-image of the Ara OB1 region. A light grey tonality indicates a region of high optical obscuration. The diameter of the circles correspond to the optical diameter of the open clusters. The filled in triangle within the circle defining the location of NGC 6193 mark the region observed by Phillips et al. (1986). The plus signs indicate the position of some members of Ara R1 (Herbst 1975). Single-pointing molecular line observations were mostly taken at the position of RCW 108-IR.

cluster, named RCW 108-IR, related to the bright optical knot (Straw et al. 1987).

For the sake of clarity the main optical constituents and their relative location are shown in Fig. 1 superimposed on a red image of the Ara OB1 region retrieved from the Second Generation Digitized Sky Survey (DSS2).

High resolution radio continuum observations at 5 GHz (Goss & Shaver 1970) detect a small, high emission measure compact HII region slightly eastwards from the bright optical knot. Radio recombination line observations of this source (Wilson et al. 1970; Caswell & Haynes 1987) provide a radial velocity of about -25 km s^{-1} , that is in very good agreement with molecular line observations of a nearby molecular cloud (OH absorption at 1667 MHz (Caswell & Robinson 1974), H_2CO absorption (Whiteoak & Gardner 1974) and CO emission at 115 GHz (Gillespie et al. 1977; Whiteoak & Otrupcek 1982)). For all these observations the radial velocity has an average value of -24 km s^{-1} . These molecular line data are single-pointing observations and provide no information on the large scale distribution and kinematics of the molecular gas. Extensive ^{13}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) observations of the Ara OB1

region were performed by Yamaguchi et al. (1999), as part of their molecular line studies toward southern sky HII region "associated with bright rimmed clouds". Though they cover an area large enough to study the large scale distribution of the molecular gas, they focused their research on the association of IRAS point sources with the molecular concentrations found in the area.

Arnal et al. (1987) have found evidence for the presence of an expanding shell of neutral hydrogen in the neighborhood of the Ara OB1 association. They suggest that this shell, possibly originated by the winds from massive stars of NGC 6167 could have triggered the formation of Ara OB1. Rizzo & Bajaj (1994) also found evidence for an expanding HI structure in the region. The latter and a multicolor polarimetric study of the region (Waldhausen et al. 1999) are also in line with the sequential star formation scenario suggested by Arnal et al. (1987).

In this paper, using low angular resolution observation ($\text{HPBW} \simeq 8'.7$) of ^{12}CO ($J = 1 \rightarrow 0$), we carry out the first detailed study of the large scale distribution and kinematics of the molecular gas towards a large region, $334^\circ.75 \leq l \leq 337^\circ.51$ and $-3^\circ.0 \leq b \leq 0^\circ.0$, engulfing the association Ara OB1.

2. Observation and data reduction

The ^{12}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) line observations at 2.6-mm were carried out in November 1996 using the 1.2-m Columbia – U. de Chile radiotelescope installed at Cerro Tololo Inter American Observatory (CTIO).

The half-power beam width of the telescope at 115 GHz is 8'.7. The receiver front-end was a Schottky barrier diode mixer and a GaAs field-effect transistor amplifier cooled to 77 K by liquid nitrogen. The typical system temperature, excluding atmospheric contribution, was 370 K (SSB). A total of 240 positions were observed covering an area of $2^{\circ}75 \times 3^{\circ}$ in galactic coordinates. The integration time per point vary between 7 and 10 min, depending on source altitude and atmospheric opacity. A 256-channel backend was used as a spectrum analyzer. The observing bandwidth was centred at a radial velocity of -20 km s^{-1} , providing a velocity resolution of 0.26 km s^{-1} and a velocity coverage of $\sim 66 \text{ km s}^{-1}$. A second order degree polynomial was subtracted from the observations to account for instrumental baseline effects. A typical rms noise per profile was 0.13 K at 0.26 km s^{-1} . Spectra were intensity calibrated individually against a blackbody reference by the standard chopper-wheel method (e.g. Kutner & Ulrich 1981 and references therein), yielding a temperature scale T_a^* corrected for atmospheric attenuation, resistive losses, and rearward spillover and scattering. This radiotelescope has a main beam efficiency of 0.82 (Bronfman et al. 1988).

We also examined continuum data of this region obtained at 1420 and 2417 MHz. These data were extracted from a survey carried out with one of the 30-m dishes (Reich et al. 2001) of the Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) and the Parkes 64-m telescope (Duncan et al. 1996), respectively.

In order to analyze the dust distribution, IRAS images at 60 and $100 \mu\text{m}$ were retrieved from the web using the *SkyView* facility.

3. Observational results and discussion

3.1. Carbon monoxide large scale distribution

In Fig. 2 a series of four CO profiles representing mean emission profiles toward different areas around Ara OB1 are shown. Carbon monoxide emission is detected along four main velocity ranges, namely: *i*) -50 to -34 km s^{-1} ; *ii*) -27 to -15 km s^{-1} ; *iii*) -11 to -4 km s^{-1} ; and *iv*) 0 to $+6 \text{ km s}^{-1}$. Figure 2 also shows that the component peaking around $-20 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ is the only one detected all over the surveyed area. The peak velocity of this spectral feature varies from -24 km s^{-1} to -17 km s^{-1} , across the region. In Fig. 3 longitude-latitude images of the CO emission distribution along the four velocity ranges mentioned above are shown. The area covered by the HII region RCW 108 is depicted by a circumference, while the position of HD 150135/6 is marked by a cross.

It is readily noticeable that the molecular gas distribution is quite dissimilar among the four ranges. In the first one, the bulk of the molecular emission is concentrated toward the galactic plane ($|b| \leq 1^{\circ}5$). Within a circle of radius 13.5 centred on HD 150135/6 there is almost no CO emission above a 5σ level.

Moreover, the $\sim 30'$ long heavily obscuring dust lane seen in optical images to delimit the west boundary of the Rim nebula, has no counterpart at these velocities. Very likely, molecular gas emission in this velocity range results from large scale galactic structure features (Bronfman et al. 1989).

In the second velocity range, -27 to -15 km s^{-1} , three strong CO features are observed in the vicinity of Ara OB1. Their radial velocity is similar, about -25 km s^{-1} , to those observed in previous molecular line observations. The bright optical knot and the strong infrared source discovered by Frogel & Persson (1974) are projected onto the molecular concentration peaking at $(l, b) = (336^{\circ}47, -1^{\circ}50)$. Furthermore, a low intensity bridge of CO emission is seen projected onto the region occupied by the dark cloud adjacent to the Rim nebula. Besides the above features, molecular emission extends towards lower galactic latitudes to form a broad ridge that stretches, at a galactic latitude of $b \approx -2^{\circ}7$, from $334^{\circ}9$ to $336^{\circ}5$ in galactic longitude.

Along the third velocity range, -11 to -4 km s^{-1} , the CO emission is mostly confined to an ovoidal region delimited by $336^{\circ}1 \leq l \leq 337^{\circ}7$ and $-2^{\circ}5 \leq b \leq -1^{\circ}5$. Using the galactic rotation model of Brand & Blitz (1993) (assuming $R_0 = 8.5 \text{ kpc}$ and $\Theta_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$) and using an analytical fit to the galactic rotation curve, gas in this velocity range should be located at $0.6 \pm 0.2 \text{ kpc}$ from the Sun. Therefore, molecular gas emitting at these velocities very likely is unrelated to Ara OB1.

In the last velocity range, 0 to $+6 \text{ km s}^{-1}$, there is almost no CO emission above 5σ level within $\sim 1^{\circ}03$ from Ara OB1. The only exception to this is a small feature observed at $(l, b) = (336^{\circ}01, -1^{\circ}63)$. The molecular emission is mostly confined to the lower right part of the image, reaching a maximum of $\sim 0.8 \text{ K}$ around $(l, b) = (335^{\circ}5, -2^{\circ}0)$. According to circular galactic rotation models, this gas at positive velocities should be placed beyond the solar circle, at a distance of $\sim 16 \text{ kpc}$.

Based on radial velocity arguments and the spatial location of the main molecular concentrations with respect to Ara OB1, it is very likely that most of the molecular gas probably associated with the stellar association is present in the velocity range from -27 to -15 km s^{-1} . In order to follow in more detail its spatial distribution, in Fig. 4 a mosaic of ten images is shown. These images cover the velocity range from -31.1 to -10.2 km s^{-1} , and every image represents a mean of the emission over a velocity interval of $\sim 2.1 \text{ km s}^{-1}$. The central velocity of each image is indicated in its inner lower left corner. To help characterize the large scale velocity field observed in the velocity range from -28 to -13 km s^{-1} , different CO concentrations are identified in Fig. 4. They are arranged in order of increasing radial velocity, and are labelled from A through P in Fig. 4. These narrow velocity channels show that the molecular gas distribution changes quite dramatically as we move along this velocity range. From a general point of view these images show that: *a*) the dark cloud adjacent to the Rim nebula, represented in the first two maps of Fig. 4 by a thick line, has a counterpart only along a narrow velocity range centered at -27 km s^{-1} (Features A, B and D); *b*) CO emission close ($\leq 10'$) to Ara OB1 begins to be noticeable about -30 km s^{-1} ; *c*) the dominant CO structures depicted in Fig. 3b are observed along *different* velocity

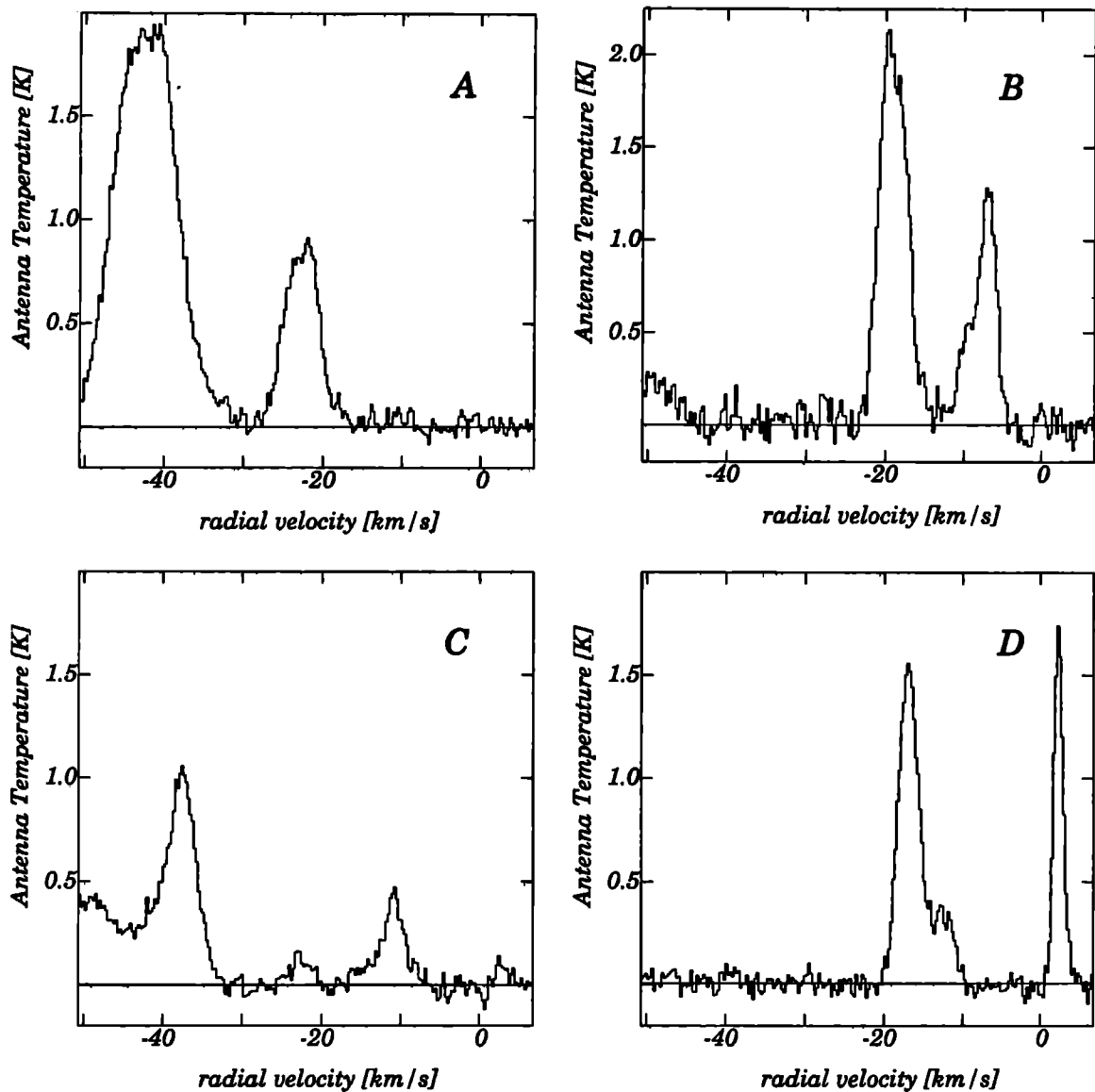


Fig. 2. Representative sample of average CO profiles obtained toward different regions of the Ara OB1 complex. The profile units are T_A^* in K (ordinate) and V_{LSR} in km s^{-1} (abscissa).

ranges. The structure peaking at $(l, b) = (336^\circ47, -1^\circ50)$ (see Fig. 3b) becomes first noticeable about -29 km s^{-1} , achieves its peak temperature at -24 km s^{-1} and is barely detectable beyond -17 km s^{-1} (Feature E). On the other hand, the structure at $(l, b) = (336^\circ25, -1^\circ25)$ is first visible as a distortion of the low emission levels at -26 km s^{-1} , becomes the brightest feature present in the image at -22 km s^{-1} and fades away at -17 km s^{-1} (Feature F). Lastly, the object seen at $(l, b) = (336^\circ60, -1^\circ77)$ appears at more positive velocities than the other features. It becomes detectable at a 5σ level at -24 km s^{-1} , peaks at -20 km s^{-1} and is hardly visible beyond -16 km s^{-1} (Feature H); d) the broad ridge of CO emission shown in Fig. 3b as a series of scatter maxima at $b = -2^\circ7$ and $335^\circ00 \leq l \leq 336^\circ50$, is first detected at -20 km s^{-1} as a low latitude extent of the feature peaking at $(l, b) = (336^\circ60, -1^\circ77)$, achieves its maximum latitude extent at -18 km s^{-1} , and only its low longitude extreme ($l \leq 336^\circ00$) remains visible beyond -16 km s^{-1} (Features J, K, L, M and N).

The main parameters of the structures found above are given in Table 1. The quoted position for a given CO concentration is the one corresponding to its peak emission. Bearing in mind the spatial distribution shown in Fig. 3, it is very likely that more than one spectral feature will be present at a given spatial location in Fig. 4. The number of spectral features present in the spectrum is given in the second column of Table 1. The peak temperature, radial velocity and linewidth of the different components were derived from a Gaussian fitting.

3.2. Infrared data

3.2.1. Extended emission

The $60 \mu\text{m}$ and $100 \mu\text{m}$ IRAS band maps of the region were downloaded using the *SkyView* facility. In Fig. 5 the $60 \mu\text{m}$ IR emission map superimposed on the CO emission map observed in the velocity range -25 to -21 km s^{-1} is shown. Most

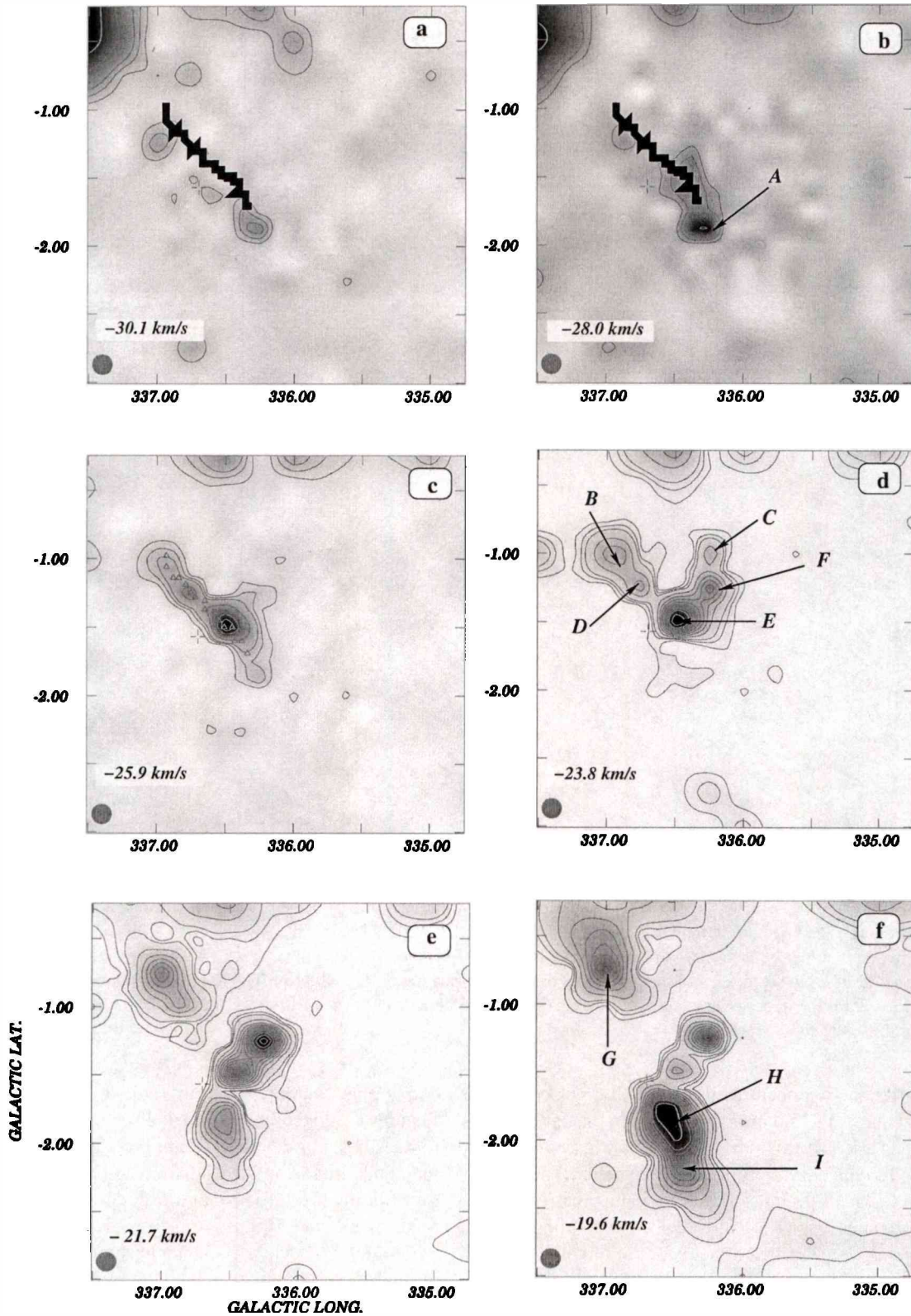


Fig. 4. Distribution of the CO emission for selected velocity ranges. The velocity coverage of each map is 2.1 km s^{-1} and its central velocity is given by the number printed in each panel around $(337:00, -2:60)$. The beam size of the CO observations is shown by a shaded circle in the lower left corner of each map. The position of HD 150135/6 is marked by a plus sign. Low CO emission regions are indicated by a light grey tonality. The lowest temperature contour 0.19 K (5σ). The contour spacing is 0.19 K till 0.57 K , 0.57 K (15σ) between 1.14 and 5.13 K and 1.14 K (30σ) between 6.27 and 8.55 K . The minimum grey-scale value is always -0.15 K whilst the maximum grey-scale value is 1.19 , 3.01 , 6.54 , 8.38 , 6.60 , 6.15 , 3.74 , 2.33 and 3.45 K for panels a), b), c), d), e), f), g), h), i) and j), respectively. In panels a) and b) the location of NGC 6188 (\equiv the Rim nebula) is indicated by a thick broken line. The capital letters identify the structures listed in Table 1.

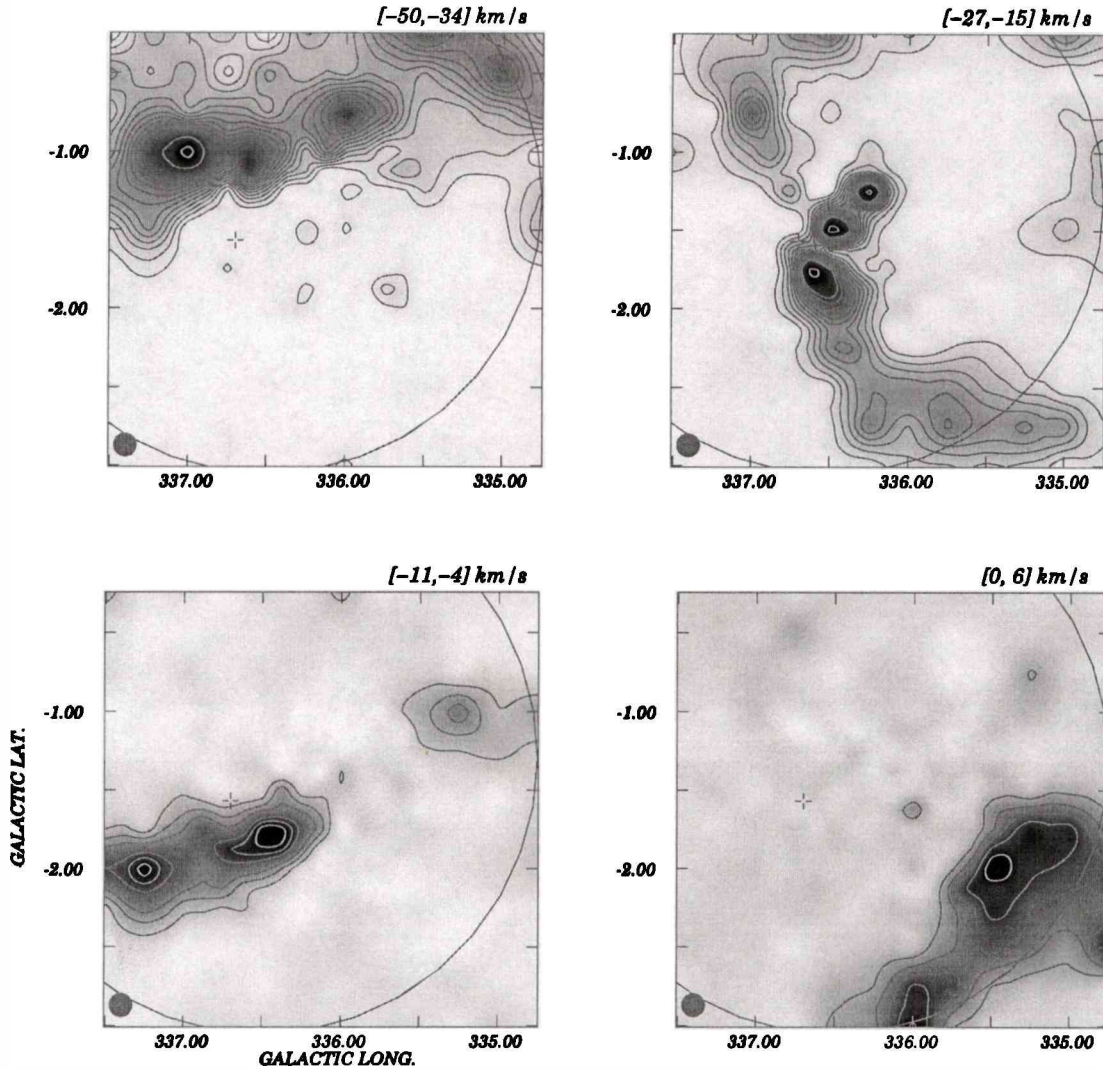


Fig. 3. Images of the spatial distribution of the CO emission in four different velocity ranges. The velocity range is given in the upper right corner of each figure. The large circle indicates the angular extent of RCW 108. The beam size of the CO observations is shown by a shaded circle in the lower left corner of each map. The position of HD 150135/6 is marked by a plus sign. Low CO emission regions are indicated by a light grey tonality. The lowest temperature contour and the contour spacing is 0.19 K (11σ). The minimum and maximum grey-scale values are -0.15 and 3.4 K for the upper left panel, -0.15 and 2.71 K for the upper right panel, -0.15 and 1.36 K for the lower left panel, and -0.15 and 0.96 K for the lower right panel.

of the IR emission is concentrated towards the galactic plane ($b \leq |1^\circ|$), but at $l \approx 336.5$ there is an extended plateau of emission that can be traced down to $b \sim -2^\circ$. Superimposed on this plateau three IR concentrations having an excellent spatial correlation with CO features labeled E, F and H are easily noticeable. The IR feature closer to NGC 6193 is the strongest one. A characteristic seen in all three concentrations is that there is a slight offset in position between the location of both the IR and CO peaks, in the sense that along a hypothetical line joining NGC 6193 and the peaks of the CO concentrations, the IR peaks are *always* closer to Ara OB1 than the molecular ones. A weak IR emission seen towards the CO feature D may signal infrared emission arising from the dusty interface between RCW 108 and the nearby molecular material.

In order to derive some characteristic physical parameters of the three main infrared features, their fluxes at 60 and 100 μm were computed, after removing a local emission

background, and are given in Table 2. The coordinates of the features are given in the first and second columns. The source dimensions, corrected for beam broadening, in galactic longitude and latitude and the position angle of the major axis, are given in the third, fourth, and fifth columns, respectively. The fluxes at 60 and 100 μm are given in the next two columns, whilst an estimate of the mean dust temperature, T_d , is provided in the last two columns. The latter is derived by fitting to the data a modified Planck function of the form $\nu^m \times B_\nu(T_d)$, where the first term accounts for the frequency dependence of the grain emissivity. Two values of T_d for $m = 2$ and for $m = 1.5$ (given in brackets) are listed. In the last column a capital letter identifies the IR feature with its CO counterpart (see Table 1). The quoted source peak coordinates and angular extent were derived from a bidimensional Gaussian fitting to the IR distribution at 60 μm . Those values derived from the 100 μm map are almost identical. The 60 and 100 μm fluxes were

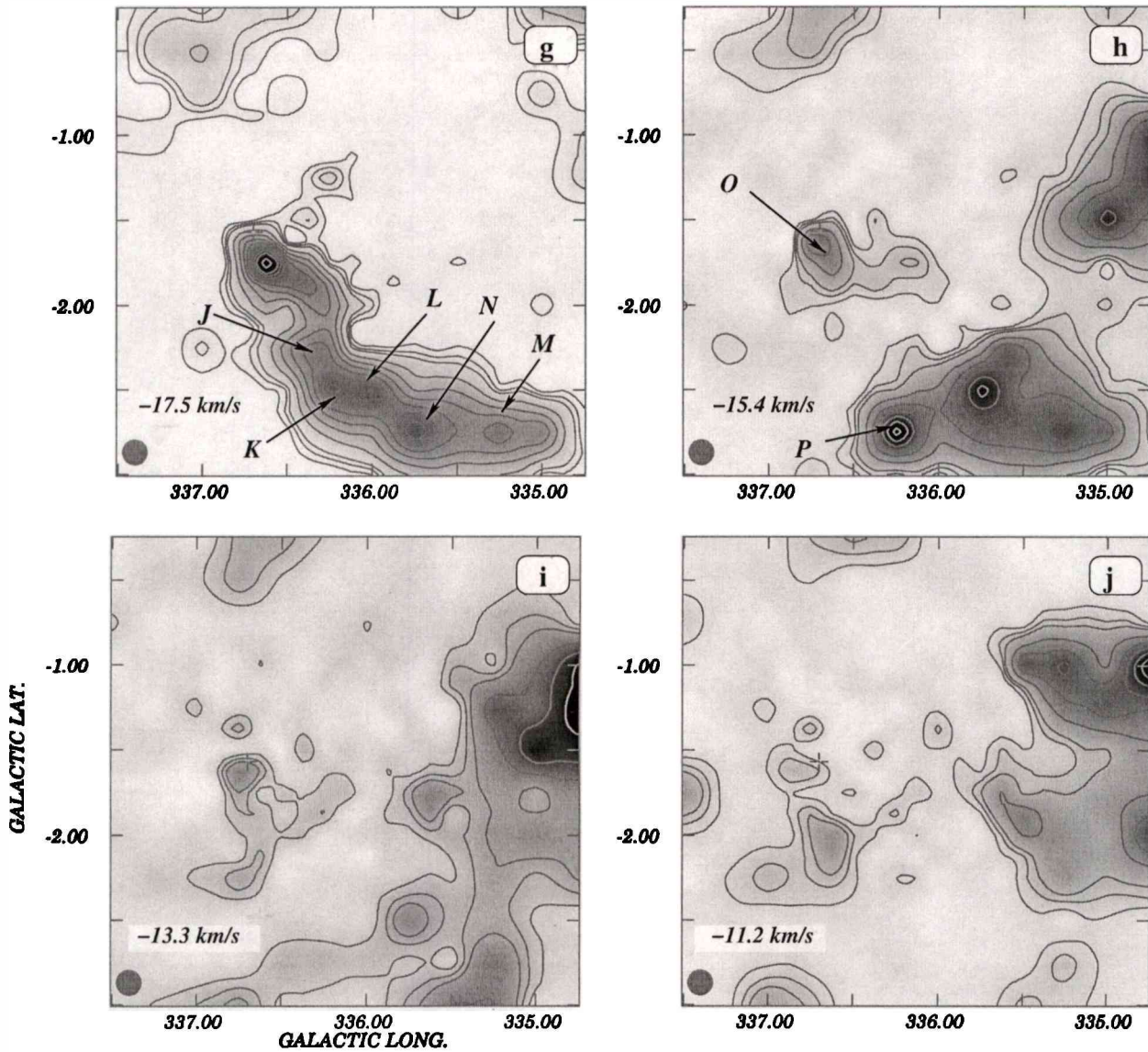


Fig. 4. continued.

measured in two ways, firstly by fitting a two-dimensional Gaussian and secondly by integrating over different polygons surrounding the sources. In all cases a twisted-plane background was subtracted off. In this way for sources D and E, at both 60 and 100 μm , fluxes are consistent with each other to 4%, while for source F different methods agree to 9% (at 60 μm) and 25% (at 100 μm), respectively. In Table 2 a mean value for the different flux determinations is given. These uncertainties and those given by Fich & Terebey (1996) were used to derive the dust temperature uncertainties quoted in Table 2. Based on these estimates, there is a slight hint that the dust concentration coinciding in the plane of the sky with the CO feature E, the closest to Ara OB1, may be warmer than those IR features seen towards CO features F and H, respectively.

3.2.2. Point sources

Thermal emission from dust grains may also pinpoint the presence of cold protostars or circumstellar disks and envelopes

around young stellar objects (Henning 1996). Arnal et al. (1987) have found evidence for an expanding shell of neutral and molecular gas coexisting with the OB association. They suggested that this shell could have triggered the formation of Ara OB1. In an attempt to look for representatives of a younger generation of stars that may still be deeply buried in the molecular clouds observed towards Ara OB1, we have selected IRAS point sources that are located within the limits of a circular region, of radius 35', centered at $(l, b) = (336^\circ.5, -1^\circ.5)$. A total of 87 sources were found. Applying the selection criteria used by Junkes et al. (1992), namely: *i*) $F_{100} \leq 100$ Jy; *ii*) $1.2 \leq F_{100}/F_{60} \leq 6.0$; *iii*) $F_{25} \leq F_{60}$; and *iv*) $Q_{60} + Q_{100} \geq 4$, where F_λ is the IRAS flux density at wavelength λ , and Q_λ describes the quality factor of the IRAS fluxes, and requiring the IRAS source to be seen in projection onto a molecular complex, a total of six infrared protostellar candidates were found. These sources are indicated in Table 3 by a letter "J" in the last column. In a recent paper by Yamaguchi et al. (1999), using different selection criteria, they claimed that within the same area nine IRAS sources may be possibly associated with

Table 1. Position and kinematical data of the main CO features.

Feature	n	l ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	T_{\max} (K)	V_{\max}^b (km s^{-1})	$FWHM^b$ (km s^{-1})
A	4	336.38	-1.88	1.0	-28.6	2.7
				4.0	-19.0	2.4
				0.9	-9.9:	1.2:
				0.8	-7.8:	3.0:
B	3	336.94	-1.00	4.8	-43.0 ^a	8.7 ^a
				2.1	-24.0:	2.9:
				1.6	-21.5:	2.2:
C	2	336.25	-1.00	2.0	-45.6	3.7
				2.3	-23.8	1.5
D	2	336.75	-1.25	1.3	-40.1	2.0
				2.3	-24.7	3.6
E	1	336.44	-1.50	6.3	-23.4	4.5
F	1	336.25	-1.25	10.0	-21.9	3.3
G	2	337.00	-0.75	1.2	-43.7 ^a	7.0 ^a
				7.7	-20.7	2.1
H	2	336.56	-1.88	6.5	-19.9	3.5
				1.9	-7.2	3.0
I	1	336.50	-2.13	5.0	-20.1	2.4
J	1	336.38	-2.25	4.4	-19.1	2.4
K	1	336.25	-2.50	4.9	-18.1	2.2
L	1	336.00	-2.50	5.8	-17.5	1.8
M	2	335.75	-2.50	5.8	-17.5	2.4
				3.8	-1.6:	1.0:
N	2	335.25	-2.75	3.9	-17.0	3.7
				1.0	+2.2:	0.6:
O	1	336.69	-1.63	2.4	-17.5	5.5
P	2	336.25	-2.75	5.5	-16.3	2.0
				1.3	+3.8	0.8:

^a Blend of several components.

^b A colon (:) at the end indicates an unreliable fit.

molecular clouds related to RCW 108. These sources are identified in Table 3 by a letter “Y” in the last column. In Fig. 5 the position of the former are mark by small crosses while the location of the later are indicated by open triangles. In the same figure the large cross marks the position of HD 150135/6.

Though the “class” of an object, exclusively based on its location in an IRAS-based color–color diagram, is far from being determined without ambiguity (e.g. different “classes” of objects may fall within the same occupation zones (see Walker et al. 1989)), it is striking that most of the object listed in Table 3 appear projected onto the brightest parts of the molecular concentrations. The brightest infrared source, IRAS 16362-4845, coincides with a compact young infrared cluster of stars (Straw et al. 1987). This cluster may represent “the tip of the iceberg of a larger population of (young) stars”

(Melnick 1992). The IRAS sources given in Table 3 may pinpoint to sites where star formation is taken place throughout the Ara OB1 complex.

3.3. Radiocontinuum data

A 2.4 GHz small scale component image (Duncan et al. 1995) of a region larger than the one covered by the Ara OB1 complex is shown in Fig. 6. Noteworthy the continuum emission extends towards lower galactic latitudes between the galactic longitude interval $336^{\circ}0 \leq l \leq 338^{\circ}0$. This feature, that appears as detached from the overall galactic continuum emission that is mostly confined at $|b| \leq 1^{\circ}0$, depicts a strong point-like object superimposed on to an extended emission. From here onwards we shall refer to the latter as to the

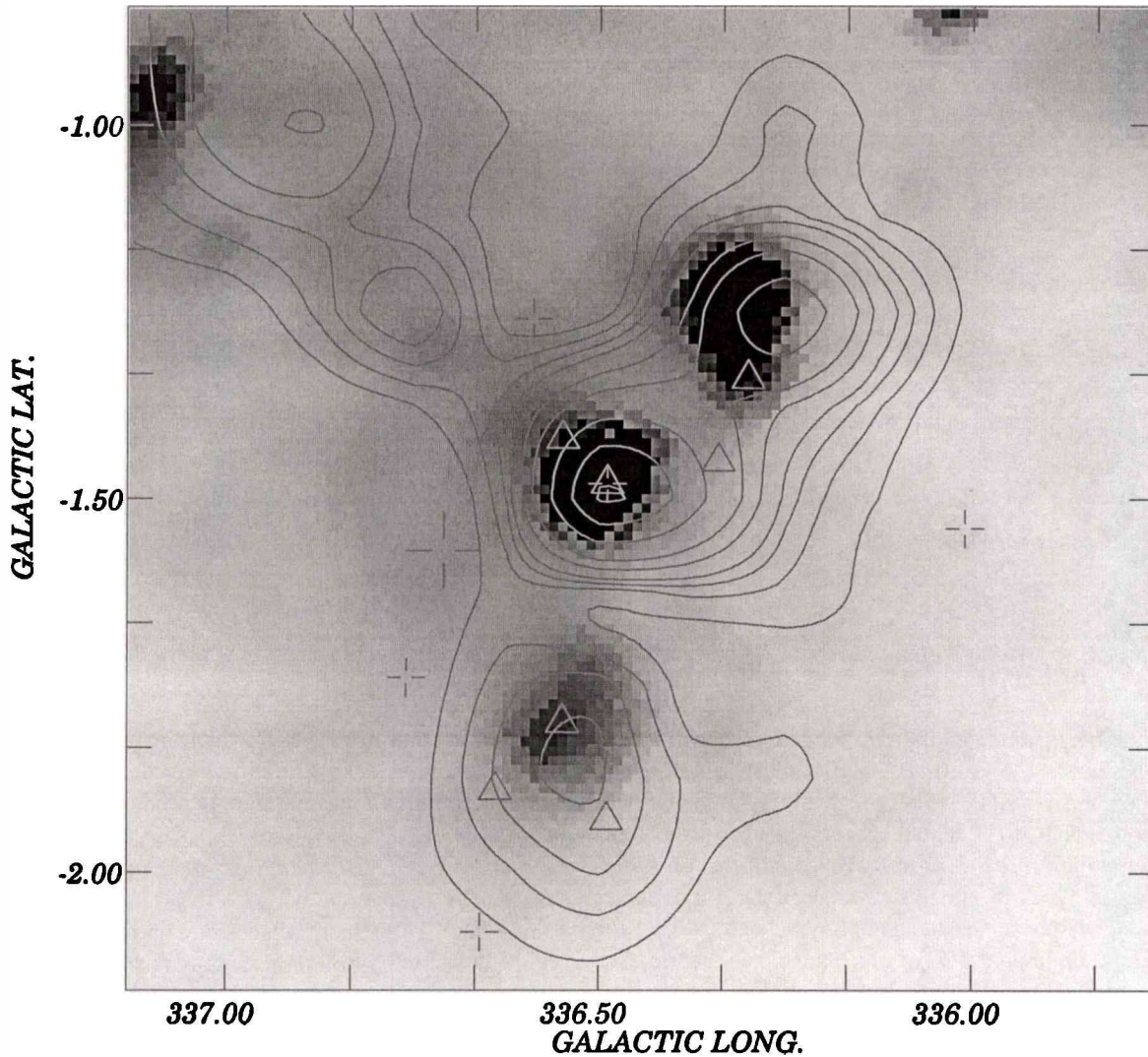


Fig. 5. Overlay of the IRAS 60 μm emission (grey scale) and the mean CO emission along the velocity range -25.0 to -21.0 km s^{-1} . The grey scale minimum and maximum are 200 and 750 MJy/sr . The lowest contour level is 0.25 K (8σ) and the next contour levels are 0.5, 0.75, 1.0, 1.5 and 2 K. From there onwards the contour spacing is 1 K. The position of HD 150135/6 is marked by a large cross. The position of those sources fulfilling the Junkes criteria are marked by a small cross, while the location of those having a capital “Y” in the last column of Table 3 is given by an open triangle. Notice the relative shift in position between the infrared and CO maxima.

Table 2. Flux densities at 60 and 100 μm and dust parameters.

l	b	Θ_l	Θ_b	PA	S (60 μm)	S (100 μm)	T_d ($m = 1.5$)	T_d ($m = 2.0$)	Notes
($^\circ$)	($^\circ$)	($'$)	($'$)	($^\circ$)	(Jy)	(Jy)	(K)	(K)	
336.31	-1.25	7.5	5.6	2	7500	12400	34.2 ± 6.8	30.9 ± 5.6	F
336.49	-1.48	4.5	3.6	144	17000	23400	37.3 ± 8.1	33.2 ± 6.4	E
336.54	-1.79	10.4	8.0	154	2900	5400	32.5 ± 6.2	29.5 ± 5.2	H

plateau. In Fig. 7 the 2.4 GHz continuum emission and the CO spatial distribution observed in the velocity range from -25 to -21 km s^{-1} are shown together. In this image the point-like source coincides with the CO feature labelled E. Its total flux density is $S_{2.4\text{GHz}} = 9.2 \pm 0.6$ Jy and its peak emission is located at $(l, b) = (336^\circ 52', -1^\circ 48')$. This source very likely represents the 2.4 GHz counterpart of the compact HII region detected at 5 GHz ($S_{5\text{GHz}} = 8.6$ Jy) by Goss & Shaver (1970), and

interferometric observations at 0.408 GHz ($S_{0.4\text{GHz}} = 2.2$ Jy) by Shaver & Goss (1970). The observed flux densities are fully consistent with a thermal nature for this source.

After removing the point-like source, the plateau continuum emission shows some degree of morphological correspondence with the CO structures labelled A, B, D, E, H and O. Its total flux density at 2.4 GHz is 210 ± 23 Jy. Under the assumption of an optically thin thermal continuum emission,

Table 3. IRAS point sources.

IRAS source	l (°)	b (°)	S (12 μm) (Jy)	S (25 μm) (Jy)	S (60 μm) (Jy)	S (100 μm) (Jy)	Notes
16345–4910	336.01	–1.54	2.5	1.9	26.4	127.0	J
16348–4849	336.30	–1.34	2.7	17.1	356.0	4080.0	Y
16355–4851	336.34	–1.45	2.5	2.6	46.0	901.0	Y
16381–4912	336.37	–1.99	0.7	1.4	25.6	311.0	Y
16362–4845	336.49	–1.48	208.0	2980.0	12 200.0	18 700.0	J, Y
16378–4900	336.49	–1.83	2.0	1.1	76.8	435.0	J
16382–4904	336.49	–1.93	1.2	1.3	26.5	399.0	Y
16362–4841	336.55	–1.42	4.9	12.3	77.0	18 700.0	Y
16379–4856	336.55	–1.80	2.6	17.9	164.0	516.0	Y
16357–4832	336.59	–1.26	1.4	2.9	40.7	63.9	J
16365–4836	336.64	–1.41	1.6	2.3	48.5	138.0	Y
16387–4855	336.64	–1.89	0.8	3.1	13.6	339.0	Y
16385–4844	336.76	–1.74	1.4	0.8	8.5	49.6	J
16396–4902	336.66	–2.08	0.9	1.3	13.8	81.6	J

the total number of ionising photons needed to account for the continuum flux is $N_{\text{Ly}\alpha} \approx (3.0 \pm 0.3) \times 10^{49} \text{ s}^{-1}$ (Chaisson 1976). Bearing in mind possible geometrical effects (e.g.: the relative location of NGC 6193 with respect to the nearby molecular clouds), adopting for the most massive stars of this open cluster the spectral types provided by Arnal et al. (1987), and relying on the ionising fluxes calculated by Schaerer & de Koter (1997), the most massive stars of this open cluster are quite capable of providing the required number of Lyman continuum photons.

In this context, we interpret the *plateau* continuum emission as mainly arising from the ionized skin of those molecular clouds located in the vicinity of NGC 6193. On the other hand, the surface layers of those CO structures located further away from NGC 6193 (e.g.: CO features C and F) should be hit by a smaller number of ionizing photons, thus explaining the weakness (or lack of) continuum emission possibly arising from these molecular concentrations.

Summing up, the point-like continuum source very likely represents a region of on going star formation within the Ara OB1 complex, while the *plateau* emission may be originated in the ionized surface layers of those molecular clouds located in the neighbourhood of NGC 6193.

3.4. Molecular gas associated with AraOB1

In Fig. 8 an overlay between a MAMA R-image of the region and the integrated molecular emission in four velocity spanning the interval from -27.1 to -20.1 km s^{-1} is shown. The position of the most conspicuous members of NGC 6193 (HD 150135/6) is marked by a cross. In the optical image the interface between the HII region RCW 108 and nearby (to NGC 6193) molecular clouds is delineated by a dark grey lane running diagonally, at a position angle of $\sim 46^\circ$, from $(l, b) = (336^\circ 41', -1^\circ 58')$ till $(336^\circ 92', -1^\circ 03')$. It is worth

mentioning that in all these images the molecular emission has a very good spatial correlation with the high obscuration regions (light grey tones in the optical image) seen in the neighbourhood of Ara OB1.

The peaks of CO emission are *always* seen projected, in the velocity range from -27.1 to -25.5 km s^{-1} (see Fig. 8a) along the high extinction lane running parallel to the ridge of high intensity $\text{H}\alpha$ emission that signals the interface between RCW 108 and a nearby molecular cloud. The maximum of the CO emission at $(l, b) = (336^\circ 44', -1^\circ 50')$ is coincident with the location of the bright optical knot and the strong infrared source discovered by Frogel & Persson (1974) (RCW 108-IR in Fig. 1). Towards lower galactic latitudes the low level emission abruptly changes in direction at $(l, b) = (336^\circ 40', -1^\circ 55')$. A closer look at the optical image reveals that this sudden bend closely follows a part of the Rim Nebula that in this region is not so bright at optical wavelengths as the one seen in the immediate vicinity of NGC 6193. Based on above, we interpret the bulk of the low level emission seen in this velocity range as arising from molecular gas related to those dark clouds which define the low longitude boundary of NGC 6188 (\equiv Rim Nebula). All the single-pointing molecular line observations carried out in the past, were taken at the position where the brightest CO emission is observed (Feature E in Fig. 4). Bearing in mind the agreement in velocity between our CO data and other gaseous tracers (e.g. radio recombination lines and other molecular species) and the excellent morphological correlation between feature E and an optically visible dark cloud, a close relationship between this feature and the Ara OB1 complex is very likely.

At slightly more positive velocities, -25.3 to -23.7 km s^{-1} (see Fig. 8b), the above mentioned pattern still persists, but two new molecular concentrations are observed westwards of feature E. These features, labelled C and F, also have a quite striking morphological correspondence with high obscuration

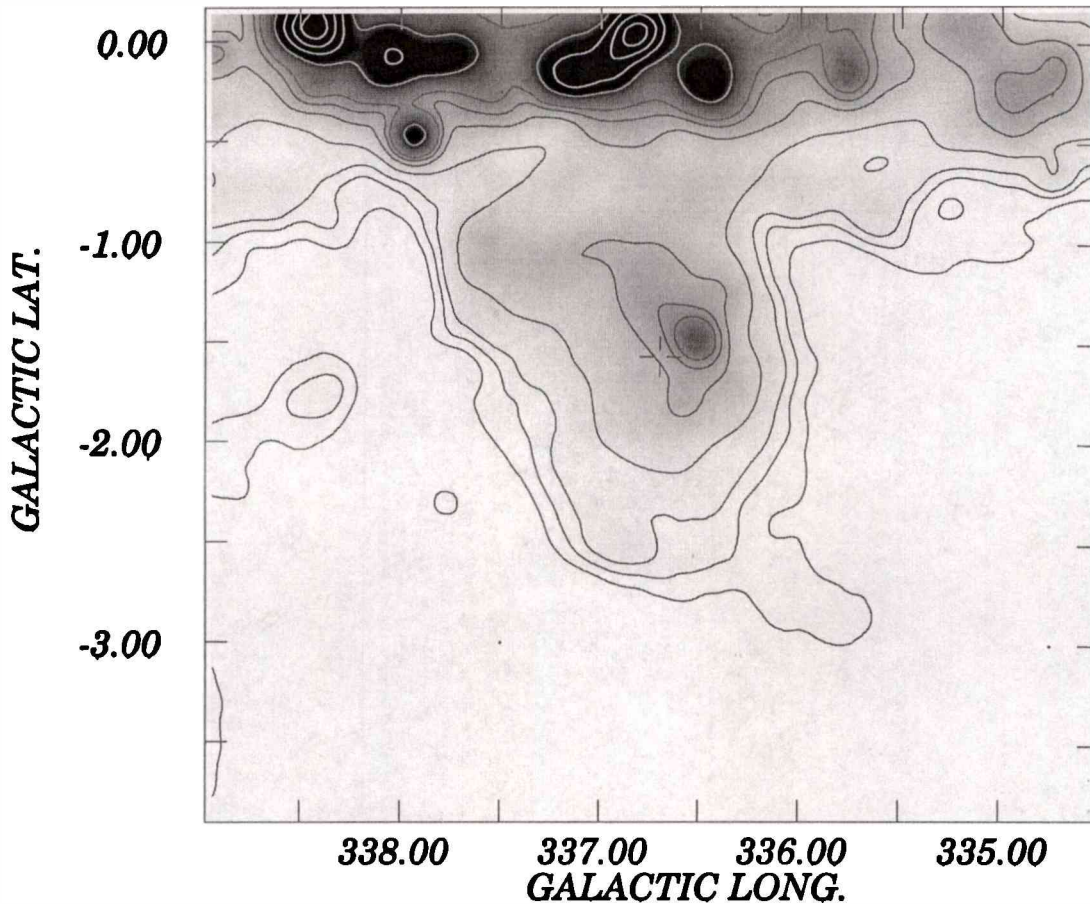


Fig. 6. Image of the 2.417 GHz small scale image (grey scale) (Duncan et al. 1995). The grey scale minimum and maximum are -0.4 and 30 Jy/beam, respectively. The lowest two contour levels are 0.36 K (3σ) and 0.72 K. The next contour level is 1.08 K and from there onwards the contour level spacing is 1.08 K. The position of HD 150135/6 is marked by a cross.

patches located further away from the interface, and both depict a radial velocity, -23.8 km s $^{-1}$, that is similar to that of feature E. The molecular emission seen along the dark cloud delimiting NGC 6188 achieves its maximum intensity at $(l, b) = (336^{\circ}75, -1^{\circ}25)$ (Feature D) and the extreme side closer to the galactic plane is much broader than the one observed in Fig. 8a. This broadening may be due to an increasing contribution from feature B.

In the velocity interval from -23.5 to -21.9 km s $^{-1}$ (Fig. 8c) the CO emission extends further away from the galactic plane. A new feature sets in at $(l, b) = (336^{\circ}39, -1^{\circ}65)$. In this velocity range, this new feature shows the distribution in the plane of the sky of the negative velocity wing from the CO defining feature H. Only a narrow throat of molecular emission joins feature D with the main body of emission from objects C, E and F. Though feature B still remains visible, it begins to be distorted by the molecular emission arising from feature G.

In the last velocity range (Fig. 8d) there is almost no CO emission observed along NGC 6188. Only a small contribution from the positive velocity wing of the line arising from feature B is still observable. The dominant structure is now located some $20'$ away from NGC 6193 along a position angle of $\sim 205^{\circ}$. The mean radial velocity of this feature is -20 km s $^{-1}$ and its southern extension marks the location of feature I.

At more positive velocities (see Fig. 4) though new CO features are observed, they are located at a projected angular distance of $\sim 45'$ (~ 17.5 pc at 1300 pc) from NGC 6193 and its possible physical link to the Ara OB1 complex becomes increasingly difficult to assess.

It is worth mentioning that a mean CO spectrum (Fig. 9) of feature O shows a peak velocity at -17.5 km s $^{-1}$ and a $FWHM$ of 5.5 km s $^{-1}$. This feature is very similar to the one observed by Phillips et al. (1986) in the $^{12}\text{CO } J = 2 \rightarrow 1$ transition. Though in the 1.3-mm transition this spectral feature arises from an isolated CO cloud, our coarse angular resolution prevent us from establishing whether the 2.6-mm emission arises from a spatially isolated cloud or else originates in a much more extended feature.

Taking into account that the O-stars HD 150135/6 are the main ionizing sources of the diffuse HII region RCW 108, that NGC 6188 signals the interface between this HII region and a prominent dust lane seen nearby, and bearing in mind the close agreement in radial velocity among the different line observations, we conclude that all these objects are located at a common distance.

Henceforth, based on the kinematical and morphological evidence presented above, we conclude that the CO features labelled A, B, C, D, E, F, H, I and O represent the bulk of

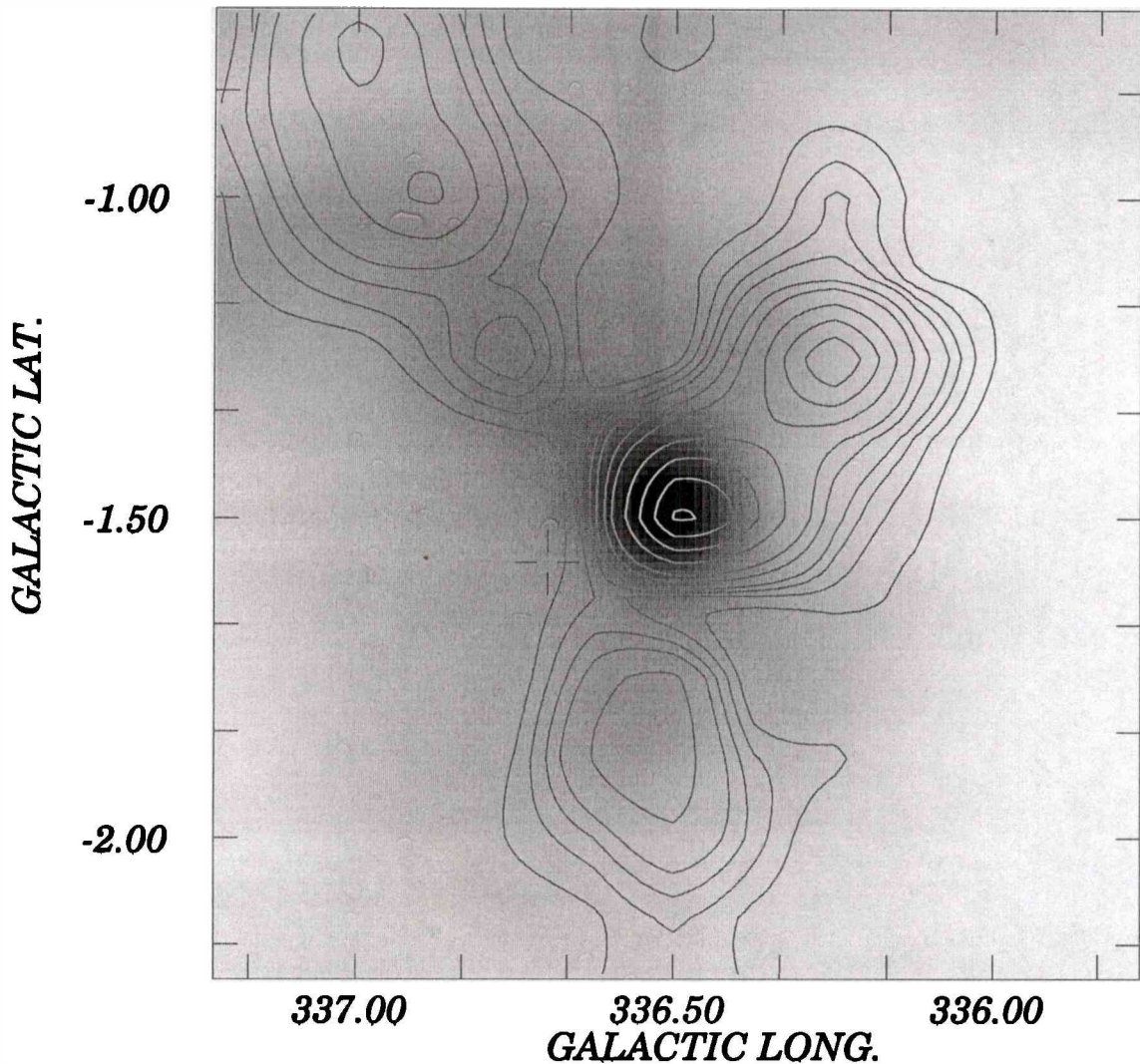


Fig. 7. Overlay of the 2.417 GHz emission (grey scale) and the mean CO emission along the velocity range -25.0 to -21.0 km s $^{-1}$. The grey scale minimum and maximum are -0.4 and 20 Jy/beam. The lowest contour level is 0.25 K (8σ) and the next contour levels are 0.5 , 0.75 , 1.0 , 1.5 and 2 K. From there onwards the contour spacing is 1 K. The position of HD 150135/6 is marked by a large cross. Notice the extremely good positional coincidence between the CO feature E (contour lines) and the high obscuration regions visible in the continuum map.

the molecular gas physically related to the OB association Ara OB1.

.5

There seems to be a clear pattern in radial velocity across the area, in the sense that molecular gas in the northern part of the Ara OB1 complex moves at more negative radial velocity than the gas located in its southern part. This may be a consequence of the complex history of interaction that may have taken place in the region (Arnal et al. 1987; Rizzo & Bajaja 1994). This particular point will be addressed in a future work to be published elsewhere.

3.5. Physical and dynamical properties of the molecular gas

The observed properties and derived physical parameters of the molecular concentrations likely to be genetically associated with Ara OB1 are given in Table 4. A letter identifying the molecular concentration is given in the first column. For com-

pleteness the corresponding galactic coordinates are taken from Table 1 and are reproduced in the second and third column of Table 4. The excitation temperature, T_{ex} , (fourth column) is derived from the optically thick ^{12}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) emission. The line width, ΔV , given in the fifth column of Table 4 is derived from a Gaussian fitting to the mean CO emission profile. The latter is obtained by averaging all of the spectra within a molecular cloud. The mean radial velocity of each concentration, V_m , is given in column sixth. The major (L) and minor (I) axis, seventh and eighth columns, are corrected for beam broadening.

Using the integrated CO line intensity, W_{CO} , and a H_2 column density to W_{CO} ratio of $(2.3 \pm 0.3) \times 10^{20}$ molecules cm $^{-2}$ (K km s $^{-1}$) $^{-1}$ (Strong et al. 1988), the total mass of the molecular clouds can be derived. However, this H_2 column density to W_{CO} ratio has to be scaled down by 0.82 from the published value by Strong et al. 1988, to account for the different calibration scale (Bronfman et al. 1988) of the database from which it was derived, giving a ratio of 1.9×10^{20} molecules cm $^{-2}$ (K km s $^{-1}$) $^{-1}$ for the inner Galaxy

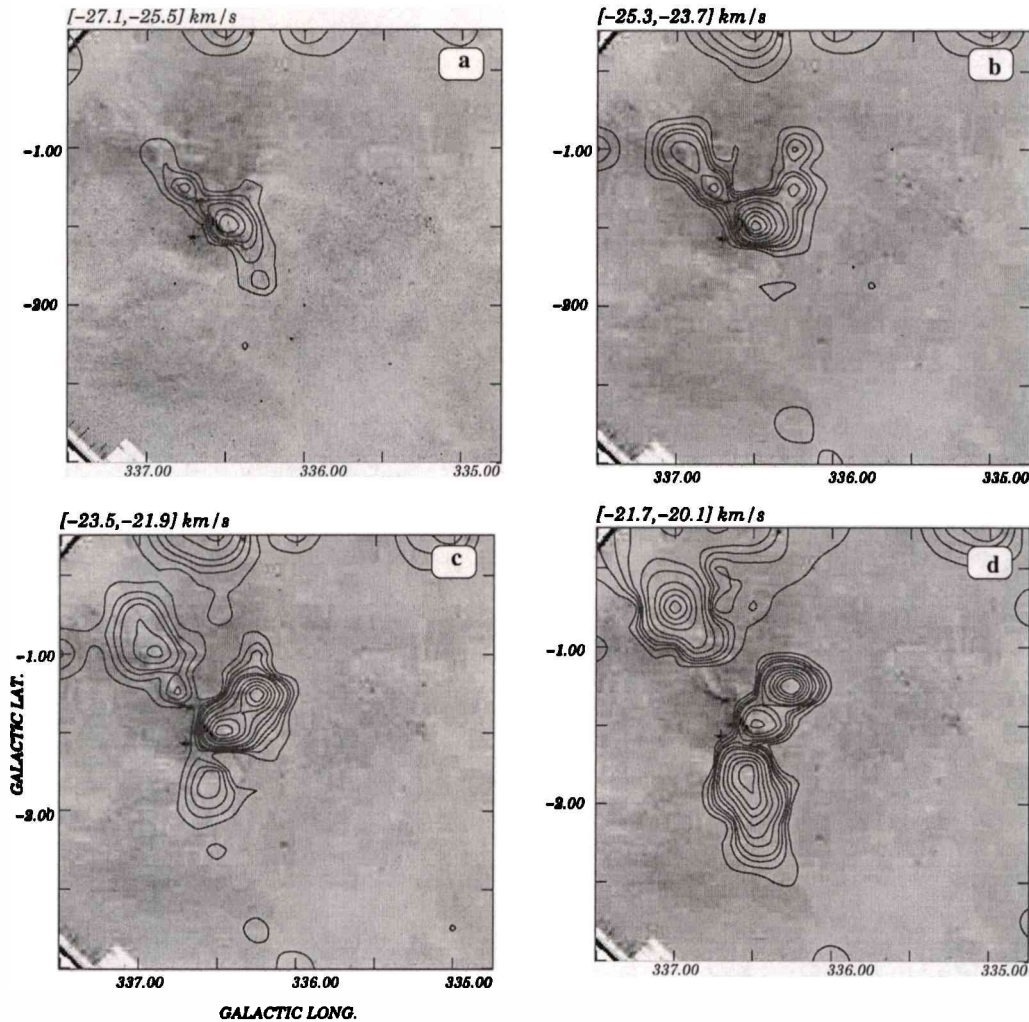


Fig. 8. Overlay of a MAMA R-image (grey scale) and the CO distribution in four selected velocity ranges. The channel width is 1.8 km s^{-1} . The central velocity of each image is given in the upper left corner of each figure. The lowest contour level is 0.25 K . The next contours are $0.5, 0.75, 1.0, 1.5$ and 2.0 K . From there onwards the countour spacing is 1 K . The position of HD 150135/6 is marked by a cross. Notice the extremely good positional coincidence between the CO maxima and the high obscuration regions visible in the infrared image.

(Murphy & May 1991; Mauersberger et al. 1996). Therefore, adopting a mean molecular weight per H_2 of $2.76 m_{\text{H}}$, the total mass given in the ninth column of Table 4 is derived. A mean volume density, tenth column, is derived from the ratio of the total molecular mass and the volume of an ellipsoid whose major and minor axis are L and l , respectively.

There is a clear spatial correlation between the $FWHM$ of the CO line of a given concentration and its angular distance to AraOB1. The broadest profiles are observed towards feature E, the closest concentration to AraOB1, where the $FWHM$ is of the order of 4.6 km s^{-1} , while in regions located further away typical $FWHM$ figures fall in the range from 2.4 to 3.0 km s^{-1} .

4. Conclusions

We have observed the ^{12}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) line towards an area of $2:75 \times 3:0$ covering the whole of the OB-association AraOB1. The main results of this paper are the followings:

a) A total of sixteen molecular clouds were identified across the surveyed area. Based on both morphological and

kinematical arguments, nine out of those sixteen concentrations are likely to be associated with the obscuring material observed in the vicinity of NGC 6193.

b) The total molecular mass related to AraOB1 amounts to $\sim 1.5 \times 10^4 M_{\odot}$. Individual cloud masses and average cloud densities vary between $180 \leq M \leq 5800 M_{\odot}$ and about $10^2 \leq n \leq 10^4 \text{ molecules cm}^{-3}$, respectively.

c) The radial velocity of the majority of the CO structures associated with AraOB1 falls in the narrow velocity range -24 to -20 km s^{-1} . Concentrations labelled A and O, seen in projection close to NGC 6193, depict the highest negative (-28.5 km s^{-1}) and positive (-17.5 km s^{-1}) velocities, respectively. The complex kinematical history of this region (e.g.: Arnal et al. 1987; Rizzo & Bajaja 1994) may explain our findings.

d) The molecular concentrations E, F and H have a strong counterpart at 60 and $100 \mu\text{m}$. The dust lane adjacent to the Rim nebula (\equiv NGC 6188) is also observable at infrared wavelengths.

e) Concentration E coincides with a strong point-like source seen in the radio continuum survey at 2.417 GHz

Table 4. Parameters of the main CO features associated with Ara OB1.

Feature	l ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	T_{exc} (K)	ΔV (km s^{-1})	V_m (km s^{-1})	L (pc)	l (pc)	M ($10^3 \times M_{\odot}$)	n ($10^3 \times \text{cm}^{-3}$)
A	336.38	-1.88	4.0	3.2	-28.5	4.3	2.7	0.18	0.22
B	336.94	-1.00	5.2	3.0	-24.0	5.7	4.3	0.84	0.30
C	336.25	-1.00	5.4	1.5	-23.8	1.3	2.6	0.18	1.60
D	336.75	-1.25	5.5	3.4	-24.6	2.7	2.3	0.41	1.10
E	336.44	-1.50	9.5	4.6	-23.5	4.7	2.7	3.90	4.40
F	336.25	-1.25	13.4	3.0	-21.8	4.0	2.3	2.90	5.30
H	336.56	-1.88	10.3	3.2	-20.0	10.7	6.2	5.80	0.56
I	336.50	-2.13	8.2	2.7	-19.8	5.0	4.0	0.60	0.30
O	336.69	-1.63	5.6	5.5	-17.5	7.3	4.4	0.54	0.09

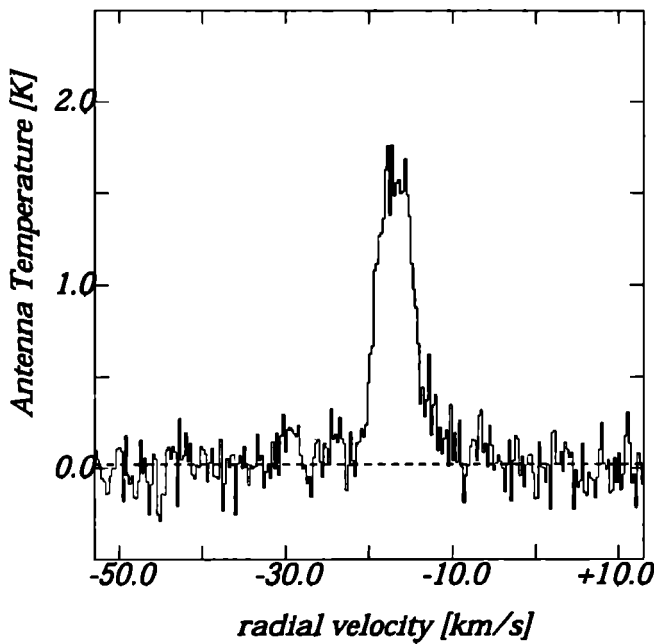


Fig. 9. Mean ^{12}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) profile obtained at the position observed by Phillips et al. (1986). The profile units are T_A^* in kelvin units (ordinate) and V_{LSR} in km s^{-1} (abscissae).

(Duncan et al. 1995). This source was first detected by Goss & Shaver (1970) at 5 GHz as a high emission measure compact HII region. The peak of this radio continuum source is also coincident with the strong IRAS point source 16362–4845. Very likely the IRAS source and the compact HII region are different observational manifestations of a star forming process that is going on in the interior of molecular concentration E.

- f) Extended continuum emission possibly originated in the ionized surface layers of the Ara OB1 molecular complex is observed. Its total flux density at 2.417 GHz is 210 ± 23 Jy, and this large scale thermal continuum emission can be accounted for by the ionization produced by the Lyman continuum photons emitted by the massive stars of NGC 6193.
- g) IRAS point sources are also seen projected onto ^{12}CO concentrations F and H. Likewise in the case of

IRAS 16362–4845, these infrared sources may be indicating that the star-forming process is a widespread phenomenon in this molecular complex.

Acknowledgements. The work of E.M.A. was partially financed by the Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET) of Argentina under Project PIP 4252/96, and by Fundación Antorchas of Argentina through Project 13622/10. The work of Dr. J. R. Rizzo at early stages of this project is gratefully acknowledged. The support of Dr. M. Smith, Director of Cerro Tololo Inter-American Observatory, to the operation of the 1.2-m radiotelescope is highly appreciated. We thank J. Aparici and F. Olmos for assistance with the observations and maintenance of the radiotelescope. It is a pleasure to thank Dr. C. Cappa for her valuable comments on an early version of this paper. J.M. acknowledges the support from FONDECYT (Chile) grant 1010431 and from the Chilean Centro de Astrofísica FONDAF 15010003.

References

- Arnal, E. M., Cersósimo, J. C., May, J., & Bronfman, L. 1987, *A&A*, 174, 78
- Arnal, E. M., Morrel, N. I., García, B., & Levato, O. H. 1988, *PASP*, 100, 1076
- Brand, J., & Blitz, L. 1993, *A&A*, 275, 67
- Bronfman, L., Cohen, R. S., Alvarez, H., May, J., & Thaddeus, P. 1988, *ApJ*, 324, 248
- Bronfman, L., Alvarez, H., Cohen, R. S., & Thaddeus, P. 1989, *ApJ*, 71, 481
- Caswell, J. L., & Robinson, B. J. 1974, *Austr. J. Phys.*, 27, 597
- Caswell, J. L., & Haynes, R. F. 1987, *A&A*, 171, 261
- Cersósimo, J. C. 1982, *ApJ*, 22, L157
- Chaisson, E. J. 1976, in *Frontiers of Astrophysics*, ed. E. H. Avrett (Cambridge: Harvard Univ. Press), 259
- Duncan, A. R., Stewart, R. T., Haynes, R. F., & Jones, K. L. 1995, *MNRAS*, 277, 36
- Fitzgerald, M. P. 1987, *MNRAS*, 229, 227
- Frogel, J. A., & Persson, S. E. 1974, *ApJ*, 214, 725
- Gillespie, A. R., Huggins, P. J., Sollner, T. C. L. G., et al. 1977, *A&A*, 60, 221
- Georgelin, Y. P., & Georgelin, Y. M. 1970, *A&A*, 6, 349
- Georgelin, Y. M., Russeil, D., Marcellin, M., et al. 1996, *A&AS*, 120, 41
- Goss, W. M., & Shaver, P. A. 1970, *Austr. J. Phys.*, *Ap. Suppl.* 14, 1

- Fich, M., & Terebey, S. 1996, *ApJ*, 472, 624
Herbst, W. 1975, *AJ*, 80, 212
Herbst, W., & Havlen, R. J. 1977, *A&AS*, 30, 279
Henning, T. 1996, in *The Cosmic Dust Connection*, ed. J. M. Greenberg (Dordrecht: Kluwer Academic Publishers)
Kaltcheva, N. T., & Georgiev, L. N. 1992, *MNRAS*, 259, 166
Kutner, M. L., & Ulich, B. L. 1981, *ApJ*, 250, 341
Mauersberger, R., Henkel, C., Wielebinski, R., Wiklind, T., & Reuter, H.-P. 1996, *A&A*, 305, 421
Melnick, J. 1992, in *Star Formation in Stellar Systems, III Canary Islands Winter School of Astrophysics*, ed. G. Tenorio-Tagle, M. Prieto, & F. Sánchez (Cambridge: University Press)
Moffat, A. F. J., & Vogt, N. 1973, *A&AS*, 10, 135
Murphy, D. C., & May, J. 1991, *A&A*, 247, 202
Phillips, J. P., de Vries, C. P., & de Graauw, T. 1986, *A&AS*, 65, 465
Reich, P., Testori, J. C., & Reich, W. 2001, *A&A*, 376, 861
Rizzo, J. R., & Bajaja, E. 1994, *A&A*, 332, 1025
Rodgers, A. W., Campbell, C. T., & Whiteoak, J. B. 1960, *MNRAS*, 121, 103
Schaerer, D., & de Koter, A. 1997, *A&A*, 322, 598
Shaver, P. A., & Goss, W. M. 1970, *Austr. J. Phys., Ap. Suppl.* 14, 77
Straw, S., Hyland, A. R., Jones, T. J., et al. 1987, *ApJ*, 314, 283
Strong, A. W., Bloemen, J. B. G. M., Dame, T. M., et al. 1988, *A&A*, 207, 1
Yamaguchi, R., Saito, H., Mizuno, N., et al. 1999, *PASJ*, 51, 791
Waldhausen, S., Martínez, R., & Feinstein, C. 2000, *AJ*, 117, 2882
Walker, H. J., Cohen, M., Volk, K., Wainscoat, R. J., & Schwartz, D. E. 1989, *AJ*, 98, 2163
Whiteoak, J. B. 1963, *MNRAS*, 125, 105
Whiteoak, J. B., & Gardner, F. F. 1974, *A&A*, 37, 389
Whiteoak, J. B., Otrupcek, R. E., & Rennie, C. J. 1982, *Proc. ASA*, 4, 434
Wilson, T. L., Mezger, P. G., Gardner, F. F., & Milne, D. K. 1970, *A&A*, 6, 364

7.2. Antecedentes de RCW 108

La presencia de estrellas de gran masa desencadena la formación de frentes de ionización y de burbujas interestelares que se propagan en el medio interestelar. La expansión de la región HII o de la burbuja interestelar hacia zonas moleculares adyacentes, puede ocasionar la formación de un nuevo grupo estelar. Este proceso, llamado formación estelar secuencial (Elmegreen 1992 y referencias allí citadas) predice, entre otras cosas, un gradiente de edad en las estrellas de la región.

Arnal et al. (1987) propusieron que la región de Ara OB1 sería uno de los sitios dentro de nuestra Galaxia donde este proceso estaría teniendo lugar. En este caso particular, los vientos de las estrellas de NGC 6167, cuya edad sería de $\sim 5 \times 10^7$ años habrían creado una cáscara de gas atómico en expansión. La interacción de la misma con las nubes moleculares preexistentes en la región habría resultado en la formación de NGC 6193, cuya edad sería de $\sim 5 \times 10^6$ años. Como se mencionó en el Capítulo 2, el sistema múltiple de estrellas O (HD 150135 y HD 150136) de este cúmulo son las principales fuentes excitadoras de la región HII RCW 108 (Rodgers et al., 1960) en la que Ara OB1 se encuentra inmersa. Unos $15'$ al oeste de la misma se encuentra la interfaz entre la región HII y la nube molecular adyacente cuya contrapartida óptica es la Nebulosa del *Borde* (en inglés, *Rim Nebula*), NGC 6188. La misma se ve como un arco brillante en imágenes ópticas, que se extiende unos $40'$ en sentido norte-sur. Situado a unos $3'$ al oeste de NGC 6188 se encuentra el cúmulo infrarrojo RCW 108-IR. Este cúmulo presenta una emisión muy intensa en el infrarrojo y muy probablemente representa una generación muy nueva de estrellas, cuya edad sería de $\sim 10^4$ años (Urquhart et al., 2004), todavía inmersa en la nube natal. La expansión de RCW 108 sobre la pared molecular podría haber generado a NGC 6188. En partes más internas de la nube molecular la acción misma del frente de choque fotoinducido, podría haber generado o inducido la compresión de núcleos de alta densidad, bajo el proceso conocido como Implosión Provocada por Radiación (Lefloch & Lazareff, 1994 y referencias allí citadas). Este proceso podría explicar la formación del cúmulo infrarrojo RCW 108-IR.

Hacia el este de RCW 108-IR, se encuentra una región HII ultracompacta (UCHII) descubierta por Goss & Shaver (1970). Observaciones posteriores de la misma hechas con alta resolución angular en el continuo de radio en 4.8 GHz y 8.3 GHz y en la línea de recombinación H 92α con el ATCA (Urquhart et al., 2004), revelaron que la UCHII posee una medida de emisión de $\sim 10^7$ pc cm $^{-6}$, un tamaño de ~ 0.1 pc y que podría ser excitada por una estrella de tipo espectral O9 de la ZAMS. Las mediciones hechas con la línea de recombinación dan como resultado una velocidad radial de -24 km s $^{-1}$, en excelente acuerdo con la velocidad radial del ^{12}CO observada en ($J=1 \rightarrow 0$) en dirección a RCW 108-IR (AMR03 y referencias allí citadas).

Como ya se mencionó, las observaciones de la transición $J=1 \rightarrow 0$ del ^{12}CO con resolución angular intermedia ($8'.7$), permitieron identificar 9 concentraciones relacionadas con la asociación, en un rango de velocidades radiales de -28 km s $^{-1}$ a -20 km s $^{-1}$. Las velocidades radiales más negativas se encontraron en dirección a NGC 6188.

Estas observaciones permitieron estudiar el comportamiento a gran escala del gas molecular asociado a Ara OB1. Sin embargo, su resolución angular ($8'.7$) y en velocidad (0.26

km s⁻¹) son insuficientes para analizar con mayor detalle la distribución a pequeña escala del campo de velocidades de NGC 6188 y de las estructuras moleculares identificadas como E, F y H. Para superar estas limitaciones se han llevado a cabo observaciones de la transición $J=1 \rightarrow 0$ de dos isótopos del monóxido de carbono: del ¹²CO y del ¹³CO con el telescopio de ondas milimétricas de 4m-NANTEN. Los datos del ¹³CO han sido gentilmente facilitados por el Dr. Fukui (Department of Astrophysics, Nagoya University, Japón). Para mayor detalle de las observaciones ver Capítulo 6 (sección 6.1).

La geometría particular de esta región, permite observar casi de perfil la región HII extendida (RCW108), la interfaz (NGC 6188) y la nube molecular. Este hecho, junto con la distancia de esta región relativamente cercana al Sol (~ 1320 pc, Arnal et al., 2003 y referencias allí citadas), hacen de la misma un sitio ideal para estudiar a gran escala el impacto de la radiación ultravioleta de las estrellas de NGC 6193 sobre el complejo molecular. La radiación del ultravioleta lejano, *FUV*, de estas estrellas de gran masa alcanza al complejo molecular, modificando sus condiciones físicas y químicas, formando las llamadas regiones de fotodisociación, *PDRs*, (Hollenbach & Tielens, 1997). Estas regiones son brillantes en el infrarrojo, por lo que la información obtenida del satélite MSX que cubre el rango de longitudes de onda de $6.8 \mu\text{m}$ a $22 \mu\text{m}$, es de gran utilidad para su estudio. Con los datos del satélite MSX realizaremos la búsqueda de *PDRs* en los entornos de NGC 6188 y caracterizaremos a gran escala la distribución del polvo.

Esta información complementada con el uso de otras bases de datos públicos en el infrarrojo (2MASS e IRAS), nos permitirá hacer un análisis más exhaustivo de estas regiones, realizando una búsqueda de fuentes que se puedan asociar a los procesos de formación estelar dentro del complejo molecular. Comerón et al. (2005) y Urquhart et al. (2004) realizaron una búsqueda de candidatos a objetos estelares jóvenes inmersos en estas concentraciones moleculares. Sin embargo, las zonas analizadas por estos trabajos se limitan a un área muy pequeña respecto del total. Los sectores estudiados por estos autores aparecen indicados con rectángulos en la Figura 2.1 (Ver Capítulo 2 en la parte de “Reseña Histórica”).

La organización de este Capítulo es la siguiente: primero se realiza una comparación a gran escala de los resultados obtenidos con el telescopio de 1.2-m de CTIO (HPBW: 8'7) con los de NANTEN (HPBW: 2'7). Luego, se analiza la distribución espacial y las propiedades físicas del gas molecular en los alrededores de NGC 6188 con los datos de ¹²CO y de ¹³CO de NANTEN. La discusión de los resultados encontrados con las líneas de emisión en el óptico comienza con una descripción a gran escala de la región HII RCW 108 y continúa con la caracterización de la distribución del gas ionizado. La misma se realizará con la medición de cocientes entre las líneas [S II] con $H\alpha$ y [O III] con $H\alpha$. Para ello, se utilizarán las imágenes tomadas con el telescopio Curtis-Schmidt cuyo procesamiento ha sido ampliamente discutido en los Apéndices de esta Tesis. Luego, se procederá con la distribución de polvo y la identificación de *PDRs* en la zona. Utilizando las bases de datos públicas del 2MASS y del satélite MSX, se buscarán fuentes candidatas a objetos estelares en formación, examinando la distribución espacial de fuentes proyectadas en dirección a las nubes moleculares estudiadas previamente en este Capítulo.

Por último, con la correlación cruzada de la información obtenida de la emisión molecular, óptica e infrarroja discutiremos si existen indicios de formación estelar activa además de los estudiados por otros autores. En la Figura 7.1 aparecen indicados los distintos consti-

tuyentes de la vecindad de Ara OB1 mencionados en los párrafos anteriores y las regiones observadas con los tres conjuntos de observaciones: de ^{12}CO obtenidos con CTIO y de ^{12}CO y de ^{13}CO observadas con el telescopio NANTEN.

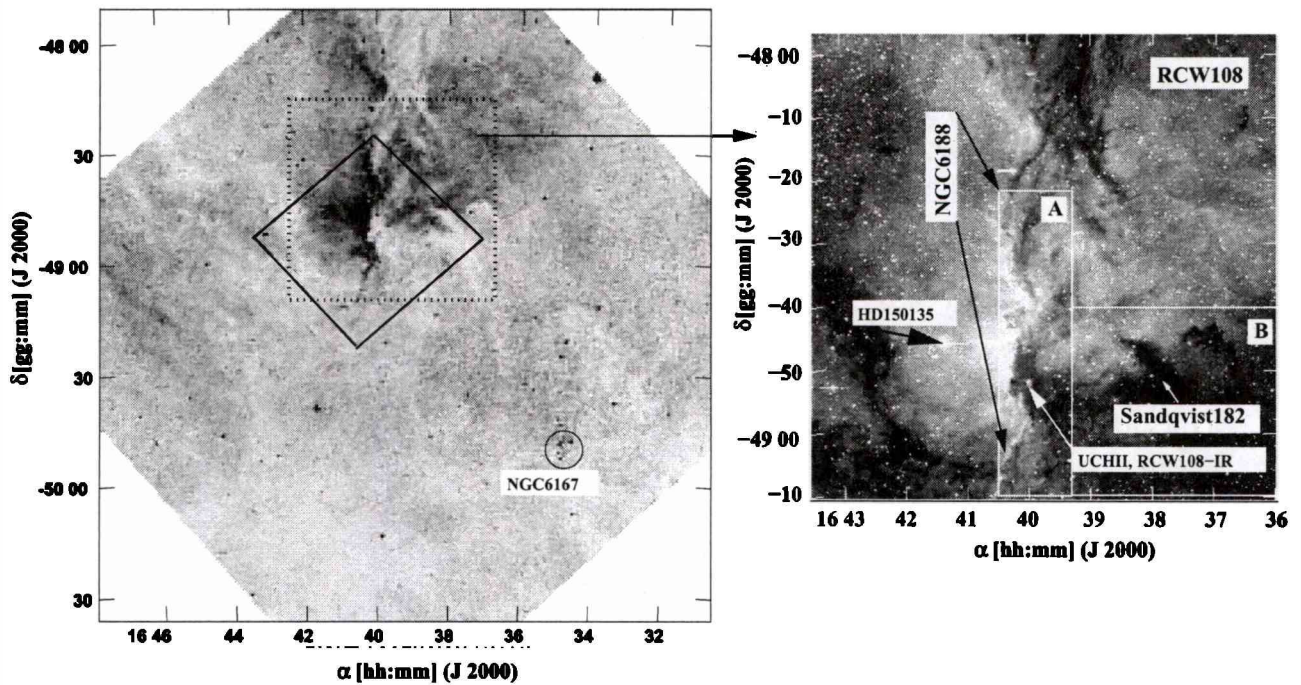


Figura 7.1: Zonas estudiadas con el conjunto de observaciones de ^{12}CO obtenidos en CTIO y de ^{12}CO y de ^{13}CO observadas con el telescopio NANTEN. *Panel izquierdo*: imagen óptica (DSS2-R) de la zona analizada por AMR03. El rectángulo con líneas punteadas indica la región estudiada con datos de NANTEN, que corresponde a la parte central de la región HII RCW 108 ($1^{\circ}0 \times 0^{\circ}83$). El rombo indica la región que cubren los datos correspondientes a la emisión de la transición ($J = 1 \rightarrow 0$) del ^{13}CO . *Panel derecho*: imagen óptica (obtenidas con el telescopio Curtis-Schmidt en CTIO) de RCW 108, donde se indican la interfaz entre la nube molecular y la región ionizada, NGC 6188, el cúmulo infrarrojo RCW108-IR, y una de las principales estrellas excitatrices de la región HII, HD 150135. Rectángulos blancos: zonas observadas con el telescopio NANTEN en la transición ($J = 1 \rightarrow 0$), del ^{12}CO . Los datos con muestreo completo e incompleto (observaciones espaciadas en un haz) pertenecen a los rectángulos A y B, respectivamente. Para identificar a la zona B se toma como referencia la nube Sandqvist 182 (Sandqvist 1977).

7.3. Resultados observacionales y discusión: gas molecular

7.3.1. Emisión a gran escala del gas molecular

Las observaciones de resolución angular intermedia ($8'.7$) permitieron determinar la distribución espacial y cinemática del gas molecular en dirección a Ara OB1.

De las 16 concentraciones moleculares identificadas, nueve de ellas, con velocidades entre -28 y -20 km s^{-1} , estarían vinculadas físicamente a la asociación Ara OB1 (AMR03).

En esta parte de la Tesis, estudiaremos con mayor detalle espacial el comportamiento cinemático del gas molecular en un área de $1.0 \text{ grados} \times 0.83 \text{ grados}$ que contiene a NGC 6188 (situada casi en el centro de la imagen del panel derecho de la Figura 7.1). Para ello, se utilizarán las observaciones obtenidas con el telescopio de ondas milimétricas de 4-m NANTEN de dos especies isotópicas del monóxido de carbono, el ^{12}CO y el ^{13}CO . Los datos de ^{13}CO utilizados en esta Tesis, forman parte del trabajo de Yamaguchi et al. (1999) quienes realizaron un estudio estadístico de los efectos dinámicos de las regiones HII sobre la formación estelar. En el mismo, los autores escogieron zonas de nubes moleculares que mostrasen evidencias de que el gas molecular se encontraba asociado físicamente con regiones HII. Este trabajo se basó en la búsqueda de fuentes IRAS posiblemente asociadas físicamente a concentraciones moleculares, de las cuales se obtuvieron los parámetros observacionales y físicos. La resolución angular y en velocidad de estos datos permiten estudiar, en los entornos de Ara OB1, la distribución del gas molecular representado por el ^{13}CO . Además, nos da la posibilidad de comparar estos resultados con las observaciones de ^{12}CO hechas con el mismo instrumento.

En la Tabla 7.1 se resumen los datos instrumentales más relevantes de los tres conjuntos de observaciones: de ^{12}CO obtenidos en CTIO y de ^{12}CO y de ^{13}CO observadas con el telescopio NANTEN. Las resoluciones espaciales y en velocidad de los datos de NANTEN correspondientes al ^{12}CO y al ^{13}CO son muy parecidas, lo que las hace directamente comparables. Estos tres conjuntos de observaciones se describieron en detalle en la Sección 4.1.

Con el fin de comparar a gran escala los resultados obtenidos con el telescopio de 1.2-m en CTIO (HPBW: $8'.7$) con los de NANTEN (HPBW: $2'.7$), la Figura 7.2 muestra la distribución espacial de la emisión molecular integrada en el intervalo de velocidad de $[-28, -20] \text{ kms}^{-1}$ (contornos) superpuesta con la imagen $\text{H}\alpha$ (escala de grises) obtenida con el telescopio Curtis-Schmidt (Capítulo 6 de esta Tesis). El panel izquierdo muestra los datos de ^{12}CO obtenidos en CTIO, mientras que el panel derecho, los datos de la misma línea obtenidos con NANTEN.

Mientras que los datos de CTIO cubren toda el área, las observaciones de NANTEN se limitan a los alrededores de NGC 6188 (concentraciones B, D y E) y a las concentraciones identificadas como C y F en el trabajo de AMR03. Por eso no está presente en el panel derecho de la Figura 7.2 la emisión al sudeste de NGC 6188 (concentración H, AMR03). Los datos de mayor resolución angular de ^{12}CO , muestran que las concentraciones identificadas con los datos de resolución angular intermedia (panel superior izquierdo de la Figura

Tabla 7.1: Algunos parámetros observacionales de los datos de ^{12}CO y de ^{13}CO obtenidos con los telescopios en CTIO y en NANTEN.

Telescopio	isótopo observado	resolución angular [']	resolución en velocidad [km s^{-1}]	espaciado de las posiciones observadas	rms de los datos reducidos [K]
CTIO	^{12}CO	8.7	0.26	$10' \times 10'$	0.15
NANTEN	^{12}CO	2.7	0.055	$2'04 \times 1'35$ ^[a]	0.35
NANTEN	^{13}CO	2.7	0.11	$4'08 \times 2'07$ ^[a]	0.42
				$4'0 \times 4'0$	0.35

^a Los datos con muestreo completo e incompleto (observaciones espaciadas en un haz) pertenecen a las regiones indicadas con los rectángulos A y B de la Figura 7.1, respectivamente.

7.2), presentan estructuras a pequeña escala. Se destaca el excelente acuerdo morfológico entre las concentraciones moleculares y las zonas de alta absorción en el óptico. Las observaciones de NANTEN, muestran un comportamiento cinemático mucho más complejo, con la existencia de un gradiente de $-0.25 \text{ kms}^{-1}\text{pc}^{-1}$ en la velocidad radial a lo largo de la interfaz entre RCW 108 y el complejo molecular, alcanzando las velocidades más positivas (-23.8 kms^{-1}) en su extremo norte ($\sim \alpha 16^{\text{h}} 40^{\text{m}} 15^{\text{s}}$, $\delta -48^{\circ} 20'$). Las concentraciones al oeste de la interfaz tienen las velocidades más positivas de todo el sector.

El panel inferior de la Figura 7.2 muestra la distribución espacial de la emisión molecular del ^{13}CO integrada en el intervalo de velocidad de $[-28, -20] \text{ kms}^{-1}$ (contornos) superpuesta con la imagen $\text{H}\alpha$ (escala de grises) obtenida con el telescopio Curtis-Schmidt en CTIO. La distribución espacial de la emisión de ^{13}CO es similar a la de mejor resolución angular de ^{12}CO (panel superior derecho). Las velocidades radiales máximas se corresponden a las de ^{12}CO .

Aparece el notable acuerdo morfológico con las zonas de absorción en el óptico en la interfaz y en la concentración F (AMR03). Estos datos muestran que la concentración llamada H (AMR03) tiene una estructura a pequeña escala, con la presencia de varias sub-concentraciones. Sólo una de ellas se corresponde claramente con una zona de absorción en el óptico.

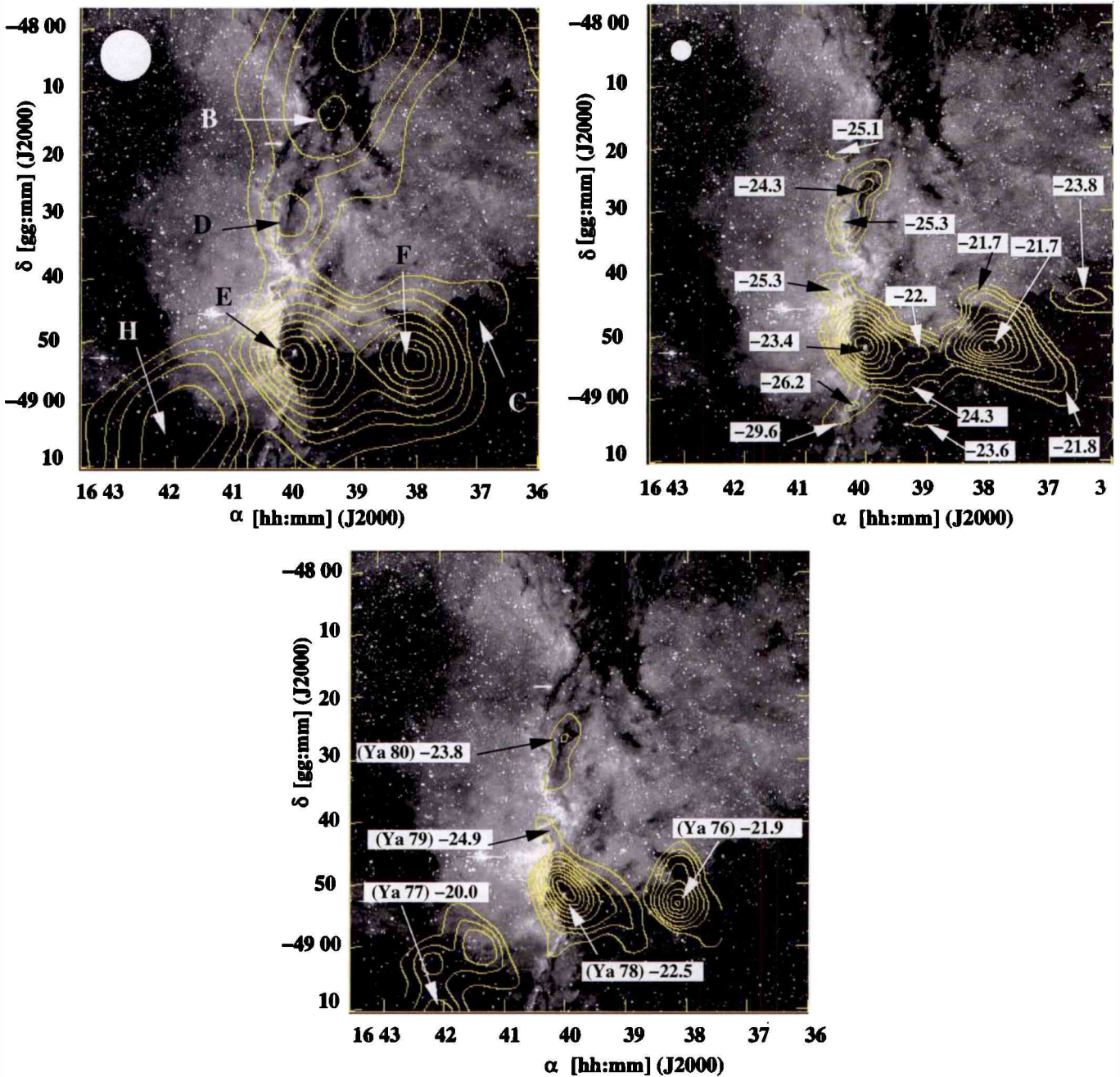


Figura 7.2: Distribución espacial del gas molecular en el entorno de NGC 6188 en el rango de velocidad radial de $[-28, -20]$ km s^{-1} . Cada mapa es la superposición de la emisión del gas ionizado ($\text{H}\alpha$, en escala de grises) y de la emisión promediada de CO (líneas de contorno). *Panel superior izquierdo*: Observaciones en CTIO, donde aparecen identificadas las concentraciones encontradas por AMR03. El espaciado de los niveles de contorno es de 13σ , comenzando por 6σ . *Panel superior derecho*: emisión de ^{12}CO obtenida con NANTEN. El espaciado de los niveles de contorno es de 37σ , comenzando por 37σ . Se indican las velocidades radiales correspondientes al máximo de emisión. Los círculos situados en el extremo superior izquierdo de estos paneles, indican el tamaño del haz de cada una de las observaciones. *Panel inferior*: emisión de ^{13}CO obtenida con NANTEN, donde aparecen identificadas las concentraciones tal como se muestran en la Tabla 2 del trabajo de Yamaguchi et al. (1999), junto con las velocidades radiales correspondientes al máximo de emisión. Los primeros tres niveles de contorno son: 8σ , 16σ y 24σ , luego están espaciados 16σ .

7.3.2. Distribución espacial de la emisión de ^{12}CO a lo largo de NGC 6188 y en la región de Sandqvist 182

La Figura 7.3 muestra la emisión de ^{12}CO dentro del intervalo de velocidades radiales de $[-30,-18]$ km s^{-1} superpuesta a la imagen óptica (escala de grises) de NGC 6188. El rango en velocidad de 2 km s^{-1} abarcado por cada mapa, se escogió con el fin de mostrar la riqueza en las estructuras espaciales a pequeña escala que aparecen a lo largo de NGC 6188. En todo el rango de velocidades que abarca la Figura 7.3, es notable la excelente correlación espacial entre el gas molecular y la interfaz. En los mapas aparecen indicadas las estructuras llamadas B1, B2, D1, D2, D3, D4, E1, E2, E3, E4, E5, E6, E7, E8, E9, E10, E11 que corresponden a subestructuras de las rotuladas como B, D, y E encontradas originalmente en los datos de CTIO (AMR03). Como parte de la descripción de la distribución espacial de la emisión del gas molecular, se listan en la Tabla 7.2 las coordenadas ecuatoriales celestes de las distintas estructuras identificadas. Las mismas figuran de la siguiente forma: $(\alpha, \delta) = (\text{hh:mm:ss,gg:mm})$. Considerando que la precisión en las coordenadas es del orden de $1/5$ del haz del radiotelescopio NANTEN ($\sim 2''.7$), la ascensión recta tiene un error de $\pm 2''.15$ y la declinación de $32''$, por lo que en el caso de la ascensión recta se han redondeado los segundos de tiempo en la unidad como 0 ó 5 y en la declinación se han omitido los segundos de arco.

En el rango de velocidades más negativas, $[-30,-28]$ km s^{-1} (Figura 7.3 A), la emisión de CO se encuentra concentrada sobre un arco que se extiende longitudinalmente a lo largo de NGC 6188 y representa la contrapartida molecular de la interfaz. Sobre ella, se destacan tres máximos: uno en el extremo noreste $(\alpha, \delta) = (16:40:15, -48:20)$, otro próximo al cúmulo infrarrojo RCW-108-IR $(\alpha, \delta) = (16:40, -48:52)$, y el más intenso (40σ) en $\sim (\alpha, \delta) = (16:40:20, -49:07)$ (estructura identificada como E11 en la Tabla 7.2) que se halla sobre la estructura en forma de lengüeta que abarca el sector sureste de la imagen.

En el rango de velocidades $[-28, -26]$ km s^{-1} (Figura 7.3 B), la emisión más intensa, superior a 60σ (cuarto nivel de contorno), sigue concentrada a lo largo de la interfaz, extendiéndose hacia el oeste. En el sector norte de la interfaz, se evidencian tres estructuras $(\alpha, \delta) = (16:40:20, -48:42)$, $(\alpha, \delta) = (16:40:10, -48:31)$ y $(\alpha, \delta) = (16:40:10, -48:19)$ (estructuras identificadas como E1, D2 y B1 en la Tabla 7.2). La emisión próxima a RCW108-IR se elonga tanto hacia el suroeste como al noroeste donde surge otra estructura en $(\alpha, \delta) = (16:39:30, -48:44)$ (estructura identificada como E2 en la Tabla 7.2). Unos $10'$ al oeste de la interfaz se encuentran núcleos de emisión que coinciden con varias regiones de gran absorción en la imagen óptica, como son las situadas en los alrededores de: $(\alpha, \delta) = (16:39:35, -48:32)$, $(\alpha, \delta) = (16:39:25, -48:38)$ (estructuras identificadas como D3, D4 en la Tabla 7.2) y $(\alpha, \delta) = (16:39:15, -49:03)$.

En el rango $[-26, -24]$ km s^{-1} (Figura 7.3 C), la emisión a lo largo de la interfaz se hace más intensa y las estructuras (E1, D2 y B1) abarcan mayores áreas, mientras que las concentraciones ubicadas en el extremo suroeste y en $(\alpha, \delta) = (16:39:25, -48:38)$ (estructura

identificada como D4 en la Tabla 7.2) desaparecen. La emisión situada al sur y al sudoeste de RCW-108 IR, que apenas se apreciaba en el intervalo de $[-28, -26]$ km s^{-1} , se ha transformado en una serie de núcleos bien conspicuos (estructuras identificadas como E5, E6, E8 y E9 en la Tabla 7.2). En la parte norte de la imagen, un sector en forma de arco oscuro en la imagen óptica aparece delineado por una nueva emisión del gas molecular que se elonga hacia el noroeste.

En el rango de velocidades $[-24, -22]$ km s^{-1} (Figura 7.3 D), aunque aparece emisión sobre la interfaz, el gas molecular no la delinea en forma de arco continuo, sino que forma parte de concentraciones espacialmente extendidas hacia el oeste, alejándose de la interfaz. Seguimos observando pequeñas concentraciones definidas por los niveles de contorno inferiores (estructuras identificadas como E7 y E10 en la Tabla 7.2) al sudoeste del cúmulo infrarrojo. En el sector de la imagen comprendida entre $(16:39:30 \leq \alpha \leq 16:40, -48:45 \leq \delta \leq -48:30)$, la emisión desapareció. En el extremo noroeste comienza a verse emisión que se extiende hasta el siguiente rango de velocidades, es decir, a velocidades comprendidas entre -22 y -20 km s^{-1} .

En el rango de velocidades $[-22, -20]$ km s^{-1} (Figura 7.3 E), la emisión queda limitada a dos sectores: la estructura norte que apareció a $[-26, -24]$ km s^{-1} en $(\alpha, \delta) = (16:40:00, -48:26)$ (estructura identificada como D1 en la Tabla 7.2), el extremo noroeste de la imagen y la relacionada con RCW108-IR. La emisión sobre la interfaz desaparece completamente en las velocidades comprendidas por $[-20, -18]$ km s^{-1} (Figura 7.3 F), volviendo a aparecer emisión débil en el extremo sudoeste de NGC 6188. Sin embargo, no podemos suministrar mayor información porque está en el límite sudeste de la zona observada con NANTEN.

A partir del intervalo de velocidad $[-28, -26]$ km s^{-1} , la concentración en dirección a RCW-108 IR es la más intensa de todas y la única que sigue presente hasta el último mapa, es decir, $[-20, -18]$ km s^{-1} (Figura 7.3 F). En los rangos de velocidad más positivos (Figura 7.3 E y F) su máximo se ha desplazado hacia el oeste en $\sim 3'$. Este hecho podría atribuirse a la presencia de dos componentes en velocidad que han sido observadas en esta zona por otros autores (Comerón et al. 2005; Urquhart et al. 2004). En el mapa F de la Figura 7.3, se han representado las zonas abarcadas por estos trabajos. La discusión de la emisión del gas molecular en la zona de RCW-108 IR se desarrollará en la sección 4.5.5.

En base a lo observado en la serie de mapas de la Figura 7.3 podemos decir que encontramos material molecular directamente asociado a NGC 6188 en el rango de velocidades de $[-30, -22]$ km s^{-1} . Existe un corte abrupto en la emisión de CO puesto en evidencia con la ausencia de material al este de NGC 6188. Esto nos indicaría que estamos viendo la interfaz casi de perfil. Hacia velocidades más positivas la emisión se desplaza hacia el oeste de NGC 6188 y termina encontrándose sólo en dirección a la fuente IRAS-16632-4845. La zona más intensa de emisión es la asociada al cúmulo infrarrojo. Hacia el sudoeste de dicho cúmulo se concentran varias estructuras espacialmente pequeñas que presentan baja emisión, poniendo de manifiesto la fragmentación de la nube.

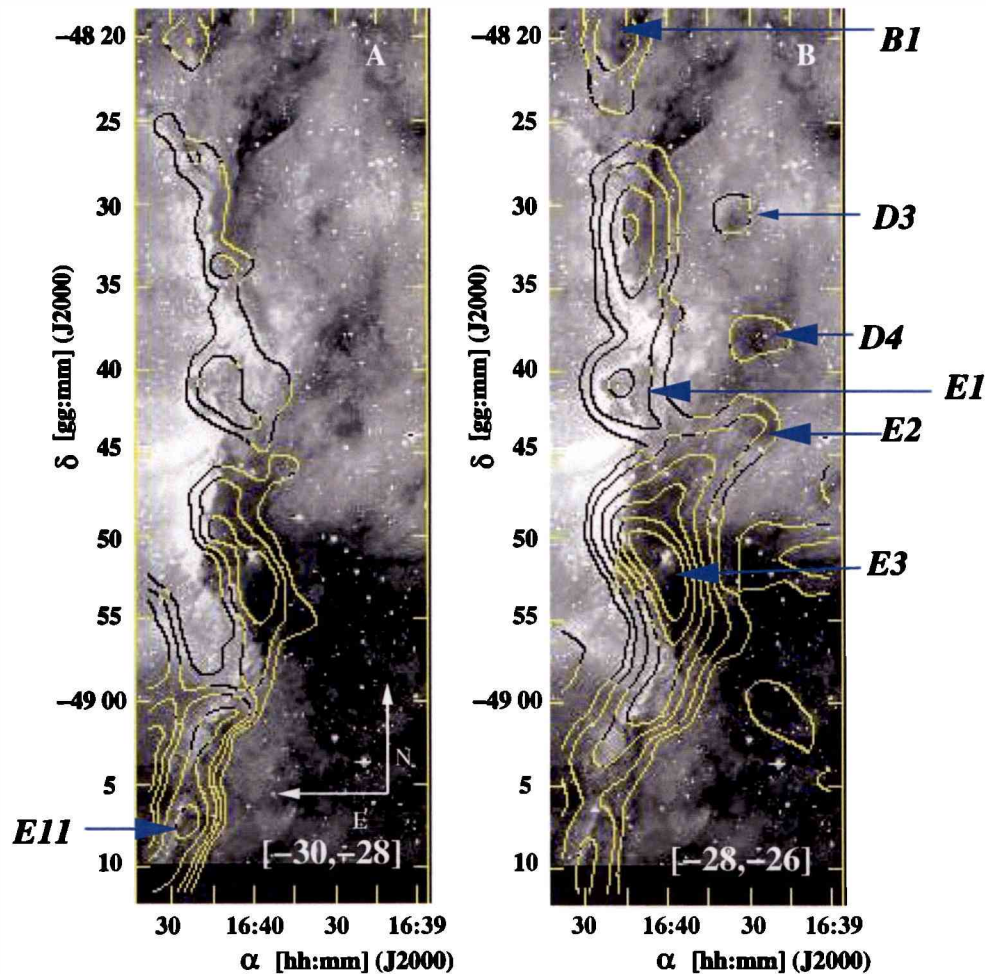


Figura 7.3: Comportamiento espacial de la emisión de ^{12}CO (líneas de contorno) a lo largo de NGC 6188. Los mapas se ordenaron en forma creciente con la velocidad radial y se encuentran identificados por la letra en el extremo superior derecho. En el extremo inferior derecho de cada mapa se indica el intervalo de velocidades sobre el que se promedió la emisión de ^{12}CO . El nivel inferior de contorno es de 10σ ($\equiv 0.5\text{ K}$). El resto de los niveles, varía de acuerdo al mapa considerado: mapa A: 15σ , 20σ , 30σ , 40σ , mapa B: 20σ , 40σ , 60σ , 80σ , 100σ , mapa C: 200σ , 40σ , 80σ , 120σ , 160σ , 320σ , mapa D: idem C y 400σ , mapa E: 60σ , 120σ , 180σ , 240σ y 400σ , mapa F: 60σ y 120σ . En los mapas B, C y D aparecen identificadas las estructuras que se listan en la Tabla 7.2. El rectángulo con líneas continuas (mapa E) y el de línea a trazos (mapa F) indican la zona estudiada por Comerón et al. (2005) y por Urquhart et al. (2004), respectivamente, en los entornos de RCW 108-IR.

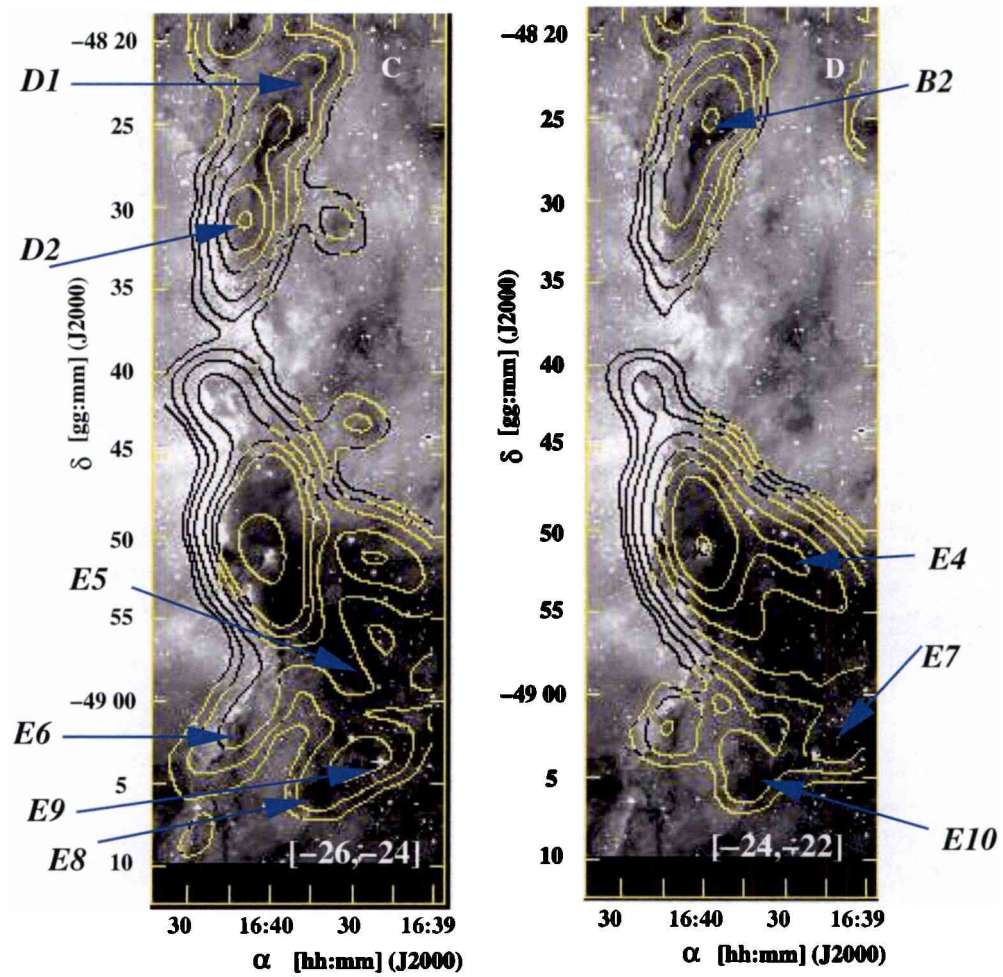


Figura 7.3: (Continuación).

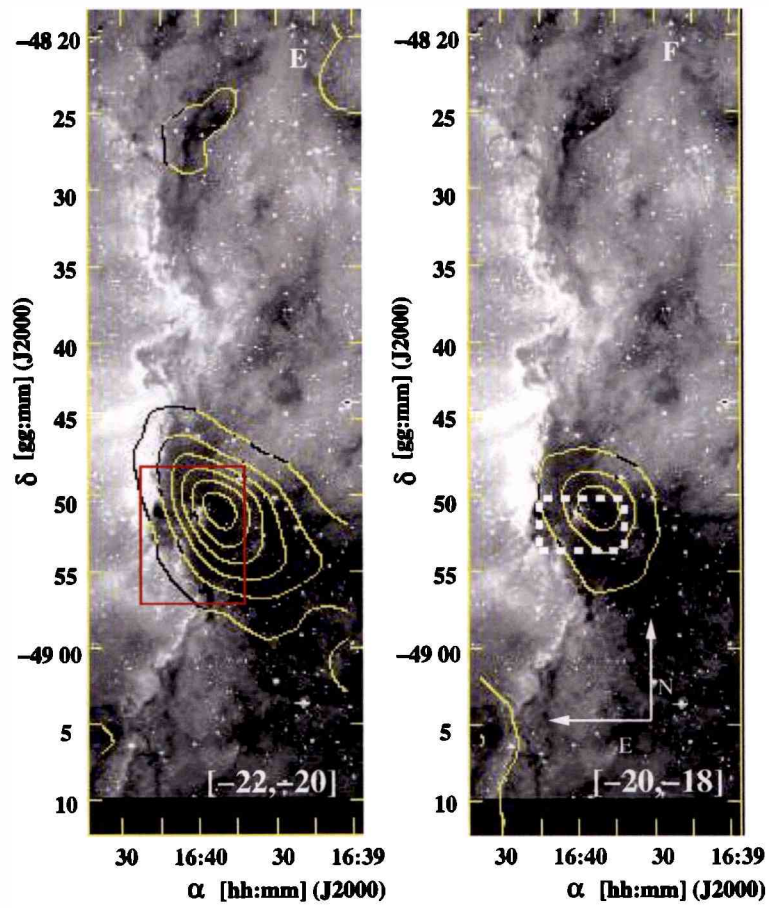


Figura 7.3: (Continuación).

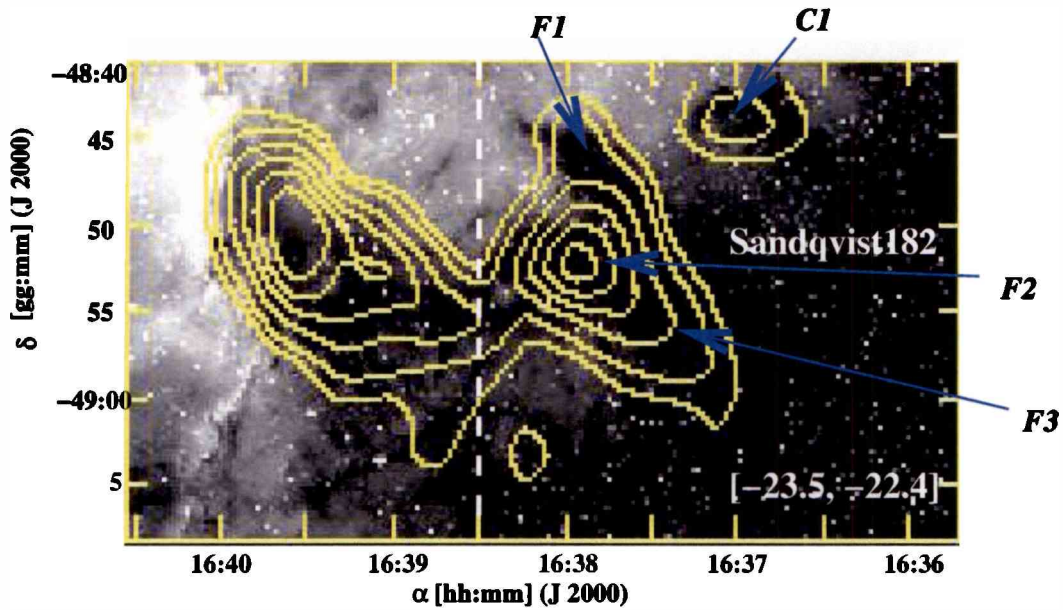


Figura 7.4: Distribución espacial promedio de la emisión de ^{12}CO (líneas de contorno) en la zona de Sandqvist 182. La emisión observada se promedió en el rango de velocidad $[-23.5, -22.4]$ km s^{-1} . El nivel de contorno inferior es de 22σ ($\equiv 2 \text{ K}$), a partir del segundo nivel, 44σ ($\equiv 4 \text{ K}$), el espaciado entre los mismos es de 44σ . La línea a trazos indica el límite Este de la región denominada Sandqvist 182.

La Figura 7.4 muestra el sector observado con muestreo incompleto (observaciones espaciales en un haz) que se encuentra a unos $23'$ al oeste de NGC 6188. En esta zona se halla Sandqvist 182 que es una nube oscura catalogada por Sandqvist (1977) como una estructura con un área 0.03 grados^2 centrada en $(\alpha, \delta) = (16:37:48, -48:53)$ (J2000). Ese trabajo consistió en el estudio de la distribución espacial de nubes oscuras en el hemisferio sur en base a datos tomados del ESO(B) atlas. Esta nube corresponde a la concentración F (AMR03), cuya velocidad radial central es de -21.8 km s^{-1} . De aquí en adelante, nos referiremos a esta zona como Sandqvist 182. En la Figura 7.4 se muestra la emisión del gas molecular promediado en el intervalo de velocidad de $[-23.5, -22.4]$ km s^{-1} . El comportamiento cinemático de esta región se analizará en la sección 7.3.5.

7.3.3. Parámetros observacionales y físicos de la emisión del isótopo ^{12}CO

En la Tabla 7.2 se detallan los parámetros observacionales de las estructuras vinculadas a Ara OB1.

La primera línea de cada sección de la Tabla 7.2 corresponde a las estructuras identificadas con los datos de CTIO (AMR03), mientras que en las líneas siguientes aparecen las subdivisiones asociadas a las mismas, encontradas con los datos de NANTEN. Las subestructuras aparecen ordenadas en sentido norte-sur y este-oeste de acuerdo al valor de las coordenadas celestes J2000 de su máximo de emisión. Sus nombres se corresponden con subdivisiones de las estructuras identificadas previamente por AMR03.

En la Tabla se listan el nombre de la estructura, la posición del máximo de emisión, la temperatura de brillo máxima, la velocidad radial del máximo de emisión y el ancho a potencia mitad (FWHM). Estas tres últimas cantidades, se obtuvieron del ajuste gaussiano a los perfiles.

Tabla 7.2: Concentraciones de ^{12}CO identificadas con los datos obtenidos con NANTEN

Nombre	$\alpha(\text{J2000.0})$ [h m s]	$\delta(\text{J2000.0})$ [° ']	T_{max} [K]	$V_{\text{LSR}(\text{max})}$ [km s $^{-1}$]	ΔV [km s $^{-1}$]
Concentración B: (16 39;-48 13)*					
B*	16 39 00	-48 13	2.1	-24.0	3.0
B1	16 40 10	-48 19	4.9	-25.1	2.3
B2	16 39 45	-48 22	5.4	-24.3	1.5
Concentración: D (16 40;-48 31)*					
D*	16 40 00	-48 31	2.3	-24.6	3.4
D1	16 40 00	-48 26	10.7	-23.8	2.5
D2	16 40 10	-48 31	9.2	-25.3	3.2
D3	16 39 35	-48 32	1.3	-25.5	3.0
D4	16 39 25	-48 38	2.0	-26.5	2.4
Concentración: E (16 40 ; -48 55)*					
E*	16 40 00	-48 55	6.3	-23.5	4.6
E1	16 40 20	-48 42	6.7	-25.3	2.9
E2	16 39 30	-48 44	2.0	-26.0	1.5
E3	16 40 00	-48 51	25.0	-23.4	5.4
E4	16 39 30	-48 51	11.8	-22.0	4.2
E5	16 39 30	-48 59	5.7	-23.4	3.1
E6	16 40 05	-49 00	4.9	-26.2	4.9
E7	16 39 10	-49 02	3.3	-23.6	3.1
E8	16 39 55	-49 03	2.3	-24.9	3.5
E9	16 39 20	-49 04	4.8	-24.3	1.9

continúa en la página siguiente

Tabla 7.2 (continuación)

Nombre	$\alpha(\text{J2000.0})$ [h m s]	$\delta(\text{J2000.0})$ [° ']	T_{max} [K]	$V_{\text{LSR}(\text{max})}$ [km s ⁻¹]	ΔV [km s ⁻¹]
E10	16 39 40	-49 05	2.1	-23.8	1.5:
			2.8	-25.6	1.5:
E11	16 40 20	-49 07	2.8	-29.6	3.9
Concentración: F (16 38;-48 53)*					
F*	16 38 00	-48 53	10.0	-21.8	3.0
F1	16 38 10	-48 45	11.6	-21.7	2.5
F2	16 38 00	-48 52	23.1	-21.7	3.7
F3	16 37 40	-48 55	12.4	-21.8	2.5
Concentración: C (16 37;-48 43)*					
C*	16 37 00	-48 43	2.3	-23.8	1.5
C1	16 37 05	-48 45	10.7	-23.8	1.4

Notas:

*($\alpha(\text{J2000.0})$, $\delta(\text{J2000.0})$) del máximo de emisión de las concentraciones moleculares asociadas a Ara OB1, de acuerdo a los datos con resolución angular 8'7 (AMR 03)

ajuste gaussiano de dos componentes

A los efectos de dar mayor claridad a la descripción del comportamiento cinemático, definiremos como zona norte, a la parte comprendida por las declinaciones:

$-48^{\circ} 45' \leq \delta \leq -48^{\circ} 19'$, y como zona sur a la comprendida por el rango de declinaciones: $-49^{\circ} 10' \leq \delta \leq -48^{\circ} 45'$. La distribución espacial fragmentaria que habíamos notado en la Figura 7.3, aparece reflejada en el comportamiento cinemático, con la presencia de gradientes de velocidad en todo el sector estudiado.

En dirección oeste de la zona norte, encontramos que la velocidad radial de ^{12}CO decrece de -23.8 km s^{-1} a -26 km s^{-1} en sentido norte-sur (concentraciones identificadas como B2, D1, D3, D4, E2).

Si nos desplazamos espacialmente sobre el borde de la interfaz, encontramos un gradiente en la velocidad radial, de tal forma que la velocidad correspondiente al máximo de emisión va decreciendo en sentido norte-sur. En la zona norte de la interfaz la velocidad de ^{12}CO se encuentra en -25 km s^{-1} (concentraciones identificadas como B1, D2, E1). Si continuamos sobre la interfaz, la velocidad toma el valor de -26 hasta alcanzar -29 km s^{-1} en el extremo sur de NGC 6188 (concentraciones identificadas como E6, E11). Si tomamos como referencia la velocidad de -26 km s^{-1} , el extremo sur estaría acercándose a nosotros.

A partir de la declinación $-48^{\circ}:45'$ aparece la estructura relacionada con el cúmulo infrarrojo, cuya parte central está identificada como E3. En la parte de máxima emisión de ^{12}CO en esta zona, encontramos una velocidad de -23.4 km s^{-1} . Mientras que hacia el sudoeste, la fragmentación del complejo molecular aumenta ya que hallamos un mayor

número de pequeñas estructuras respecto a las encontradas en la parte norte. Estas concentraciones se mueven a velocidades que van de $\sim -25 \text{ km s}^{-1}$ (concentración identificada como E8) a -23.4 km s^{-1} (concentración identificada como E5).

Hacia el oeste de la concentración E3, hallamos otro cambio en la velocidad que consiste en el desplazamiento hacia velocidades más positivas, ya que a unos $4'$ (ver Figura 7.3 D), de la concentración E3 tenemos una velocidad de -22 km s^{-1} (concentración identificada como E4) hasta la zona de Sandqvist 182 donde el material se mueve a $\sim -21.7 \text{ km s}^{-1}$ (concentraciones identificadas como F1, F2, F3). Estas últimas son las velocidades más positivas de toda la zona estudiada. Considerando su proyección sobre el plano del cielo, no sólo serían las más alejadas respecto de NGC 6188, sino que también las que se encuentran a velocidades más positivas.

En resumen, los gradientes en velocidad presentes tanto en sentido norte-sur como este-oeste a lo largo de NGC 6188, nos están indicando que el gas molecular está siendo dinámicamente afectado por el frente de ionización.

7.3.4. Comportamiento del gas molecular en la zona de la fuente IRAS 16632-4845

La región del cúmulo infrarrojo fue ampliamente estudiada por Comerón et al. (2005) y Urquhart et al. (2004). En el caso del trabajo de Urquhart et al. (2004), se observó una región centrada en la fuente infrarroja IRAS 16632-4845 ($\alpha = 16^{\text{h}} 40^{\text{m}} 00^{\text{s}}.13$, $\delta = -48^{\circ} 51' 46''$) de tamaño $2'.15 \times 2'.15$. En el trabajo de Urquhart et al. (2004) se utilizaron datos del radiotelescopio de ondas milimétricas de 22-m MOPRA (ATNF) y del interferómetro ATCA. Con el primero se tomaron datos de la emisión de ^{12}CO , de ^{13}CO y de C^{18}O , con una resolución angular de $\sim 30''$ y con el segundo, observaciones de continuo de radio en $\lambda \sim 3.6$ cm y en $\lambda \sim 6$ cm y de la línea de recombinación $\text{H}92\alpha$. En el caso del interferómetro, las resoluciones angulares fueron para el caso de las observaciones de continuo y de línea, de $12''$ y de $20''$, respectivamente.

Con los datos del ATCA, se estudió la región HII ultracompacta (UCHII), ubicada al este de RCW108-IR, determinándose una velocidad radial central de -24 km s^{-1} (Urquhart et al., 2004). La resolución angular de estas observaciones de ^{12}CO , permitió encontrar dos concentraciones moleculares: una en dirección a la fuente IRAS y otra situada a $\sim 30''$ al noroeste de la misma. En el caso de la primera, se pudo discriminar la presencia de dos componentes centradas en las velocidades radiales de -22 km s^{-1} y de -25 km s^{-1} , a un lado y a otro de la velocidad central de la UCHII. Los autores atribuyeron estas componentes a la expansión de la cavidad formada por dicha región HII. Mientras que la concentración al noroeste de la fuente IRAS, posee una velocidad de -24 km s^{-1} , coincidiendo con la velocidad determinada para la región HII.

En el trabajo de Comerón et al. (2005) se utilizaron datos de ^{12}CO y de ^{13}CO tomados con el radiotelescopio SEST, con una resolución angular de $45''$. Las observaciones se centraron en la fuente IRAS y abarcaron un área de $\sim 10' \times 8'$. En su trabajo proponen que la emisión asociada a la fuente IRAS es la que se encuentra en el rango de velocidades de $[-26, -23.5] \text{ km s}^{-1}$. Encuentran que en el rango de velocidades mayores a -23.5 km s^{-1} , el máximo de emisión se desplaza entre $40''$ - $60''$ al noroeste de la fuente IRAS. Interpretan como indicios de una posible estructura bipolar no resuelta, la presencia de emisión en dos rangos de velocidades: $[-27.4, -26.3] \text{ km s}^{-1}$ y $[-21.8, -16.8] \text{ km s}^{-1}$ encontrados al este y al oeste de la fuente IRAS, respectivamente. Al primer intervalo de velocidades lo denominan ala azul y al segundo, ala roja.

En esta sección analizaremos el comportamiento cinemático de la emisión en ^{12}CO utilizando las observaciones hechas con NANTEN. El objetivo es comparar estos datos con los resultados obtenidos en los trabajos mencionados en los párrafos anteriores. Esta comparación se hace con la salvedad de que con los datos tomados con NANTEN (HPBW: $2'.7$) observamos el comportamiento "a gran escala" de lo obtenido con resoluciones angulares de segundos de arco en los trabajos anteriormente citados.

Para realizar el análisis, se han construido una serie de mapas velocidad-posición (velocidad vs δ) que se muestran en la Figura 7.5. Es decir, mapas generados con perfiles que tienen el mismo valor de ascensión recta. La construcción de estos mapas seleccionando las ascensiones rectas apropiadas, nos ofrece la ventaja de obtener la distribución espacial

de la emisión en forma paralela a la interfaz. Esto se debe a que NGC 6188 se extiende longitudinalmente en sentido norte-sur en coordenadas celestes.

Para ello, se han seleccionado tres mapas (velocidad vs δ) que se muestran en la Figura 7.5. En el panel superior de la misma, el mapa A muestra la emisión promedio en un sector de $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$ $10' \times 25'$, que corresponde a las ascenciones rectas observadas por Comerón et al. (2005). El panel inferior derecho (mapa B) corresponde a la emisión promedio en un sector de $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$ $5'2 \times 25'$, centrado en la ascensión recta ($\alpha = 16^{\text{h}} 39^{\text{m}} 30^{\text{s}}$), mientras que el panel inferior izquierdo (mapa C) muestra la emisión promedio en $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$ $5'2 \times 25'$, centrado en ($\alpha 16^{\text{h}}40^{\text{m}}$). Los tres mapas abarcan el mismo rango de declinaciones que se encuentran indicadas en cada uno de los mismos en la Figura 7.5

El mapa A de la Figura 7.5 se ha hecho con el fin de comparar lo observado por Comerón y Urquhart a una escala de 2:7 que es la resolución angular de las observaciones de NANTEN. Encontramos dos estructuras definidas por el nivel de contorno inferior. Una de ellas se encuentra en la parte norte ($\delta \sim -48^{\circ} 42'$), y corresponde a la concentración E1, que se observa en el mapa cuyo intervalo de velocidad es de $[-28, -26]$ km s^{-1} de la Figura 7.3 D en $(\alpha, \delta) = (16:40:5, -48:42)$. La otra estructura se encuentra en el sur ($\delta \sim -49^{\circ} 00'$) y corresponde a la concentración E5, que se observa en el mapa cuyo intervalo de velocidad es de $[-26, -24]$ km s^{-1} de la Figura 7.3 C en $(\alpha, \delta) = (16:40:5, -48:59)$.

En la parte central del mapa, se destaca a gran escala, una distorsión en las líneas de contorno. A partir del segundo nivel, 30σ , notamos claramente que los mismos adquieren una forma romboidal hasta hacerse ovalada en el nivel de 130σ . A gran escala, pueden definirse dos ejes de simetrías. Uno de los mismos, señalado con color azul en el mapa, se encuentra en dirección a dos concentraciones moleculares. Una de ellas es la que se halla en ($\delta \sim -48^{\circ} 42'$), la ya mencionada concentración E1. El otro extremo del eje, apunta en dirección de la estructura E4, que se observa en el mapa cuyo intervalo de velocidad es de $[-24, -22]$ km s^{-1} de la Figura 7.3 B en $(\alpha, \delta) = (16:39:30, -48:51)$.

El otro de los ejes, indicado con una línea de color rojo, es paralelo al eje de velocidades. Los ejes se intersectan en la posición del máximo de emisión que coincide con la declinación en la que se halla la fuente IRAS ($\delta \sim -48^{\circ} 51'$). El máximo de velocidad se encuentra en -23.3 km s^{-1} . A nivel de 30σ el eje paralelo al de velocidades abarca el rango de velocidades de $[-27, -19]$ km s^{-1} . La longitud del intervalo está indicando un ensanchamiento en los perfiles de 8 km s^{-1} . El punto medio de este intervalo, no coincide con la velocidad correspondiente al máximo de emisión, indicio de la forma asimétrica de la emisión. Dado que el máximo se encuentra en -23.3 km s^{-1} , podemos definir al rango de velocidades $[-27, -23.3]$ km s^{-1} como la zona azul y al rango de velocidades $[-23.3, -19]$ km s^{-1} como la zona roja. Tanto el ensanchamiento, como la asimetría no se observa en ninguna otra zona, a excepción de Sandqvist 182 que se discutirá más adelante. Este ensanchamiento puede atribuirse a la presencia de la fuente IRAS asociada con formación estelar joven.

Si comparamos lo encontrado con Urquhart et al. (2004), observamos que las componentes centradas en $\sim -22 \text{ km s}^{-1}$ y en $\sim -25 \text{ km s}^{-1}$, se hallan en las zonas azul y roja, que han sido definidas anteriormente. Estas velocidades se indican en el mapa A.

Respecto a lo encontrado por Comerón et al. (2005), podemos decir que la emisión que encuentra dentro del rango de velocidad de $[-27.1, -16.8]$ km s^{-1} , la observamos a nivel de 10σ . Es decir, a gran escala se observa el campo de velocidades identificados por los otros autores.

El mapa B de la Figura 7.5 muestra la emisión en la zona que comprende el promedio en el intervalo de ascensiones rectas de ($16^{\text{h}}39^{\text{m}}50^{\text{s}}; 16^{\text{h}}40^{\text{m}}11^{\text{s}}$). Dentro de este rango de ascensiones rectas, la distribución espacial de la emisión en cada uno de los mapas presenta las mismas características. Por esta razón, elegimos el mapa promedio para mostrar la emisión encontrada en este sector. La emisión más intensa corresponde al mapa con el valor de ascensión recta de $16^{\text{h}}40^{\text{m}}$. La posición del máximo se halla en la declinación $-48^{\circ}51'$, que son las coordenadas de la fuente IRAS. El máximo en velocidad corresponde a -23.1 km s^{-1} . En el caso del mapa B, las líneas de contorno aparecen distorsionadas con una forma ovalada bien definida a partir de los 70σ . El eje mayor de simetría, es paralelo al eje de las velocidades. Al igual que en el mapa A, encontramos el ensanchamiento de los perfiles y la asimetría de los mismos. A nivel de 20σ , el ensanchamiento es de 9 km s^{-1} y el intervalo de velocidades corresponde a $[-27, -18] \text{ km s}^{-1}$.

Como ya dijimos en el caso del mapa A, tanto el ensanchamiento como la asimetría encontradas no se observa en ningún otro sector, a excepción de Sandqvist 182. El máximo se halla situado en la dirección en la que se encuentra la fuente IRAS, por lo que el ensanchamiento en 9 km s^{-1} y la asimetría en 4 km s^{-1} zona roja y 5 km s^{-1} zona azul, pueden atribuirse a la influencia de la región HII asociada a la fuente IRAS.

Urquhart et al. (2004) sostienen que en los perfiles puede notarse cierta evidencia de la presencia de alas que se alejan del comportamiento gaussiano. Una de las manifestaciones típicas de la actividad de formación estelar es la presencia de flujos bipolares en los perfiles de emisión del gas molecular (Bachiller 1996). Sin embargo, las resoluciones angulares de nuestra base de datos y de las de Comerón et al. (2005) y de las de Urquhart et al. (2004), son insuficientes como para mostrar este efecto (Lada 1985). De todas formas, las alas azules y rojas podrían ser consecuencia de que el gas molecular estaría siendo afectado por la expansión de la región compacta HII estudiada por Urquhart et al. (2004). De esta forma, estaríamos viendo material a lo largo de la línea de la visual, a un lado y a otro de la región ionizada.

Si nos desplazamos hacia el Este de la zona del mapa B, la distribución espacial de la emisión cambia completamente. Eso lo hemos encontrado construyendo un mapa promedio sobre las ascensiones rectas correspondientes a la interfaz. En este sector, la emisión es muy débil, las líneas de contorno son bastante circulares siendo, el máximo de emisión en este mapa de $\sim 4\text{K}$. Debido a esto, no se muestra en la Figura 7.5. El máximo se encuentra en $\delta -48^{\circ}44'$. La velocidad del máximo de emisión en la posición de la fuente IRAS corresponde a los -24.7 km s^{-1} . Es decir, las características han cambiado completamente respecto de lo observado en el mapa B. El máximo de emisión se ha desplazado a velocidades más negativas, en concordancia con lo encontrado a lo largo de la interfaz (por ejemplo, como las concentraciones E1, D2). Este cambio de la distribución espacial de la emisión, nos estaría limitando el área de influencia del cúmulo. Ya que podría indicarnos que en este sector encontramos gas molecular asociado exclusivamente a la interfaz. Si este fuera el caso, podríamos decir que la radiación del cúmulo estaría afectando una extensión de $\sim 5'$. Lo que equivaldría a $\sim 2 \text{ pc}$ a una distancia de 1300 pc .

El mapa C de la Figura 7.5, muestra la emisión en la zona [$16^{\text{h}}39^{\text{m}}43^{\text{s}} 0^{\text{s}}, 16^{\text{h}}39^{\text{m}}22^{\text{s}}$]. Es decir, al oeste del mapa B. Los contornos presentan una forma ovalada, elongados hacia la emisión asociada a la fuente IRAS. La misma se encuentra en la zona correspondiente a las declinaciones $-48^{\circ}:48'$ y $-48^{\circ}:50'$. El máximo se ha desplazado espacialmente respecto

al de los mapas A y B, encontrándose en $-48^{\circ}:51'$ con una velocidad de -22 km s^{-1} . Los valores de la declinación y de la velocidad corresponden a la estructura E4. En este mapa se destaca la emisión asociada con la estructura E4, y aparece emisión extendida en el nivel inferior de contorno, que corresponde a lo que se observa hacia el sudeste de E4 (Ver 7.3 C).

Finalmente, si se compara la emisión hallada en el mapa A con la presente en los mapas del panel inferior de la Figura 7.5, se observa que la misma es el resultado de la contribución de la emisión observada en los mapas B y C de la Figura 7.5. Como la emisión asociada a la fuente IRAS es la más intensa con una Temperatura de brillo de 25 K frente a 11.8 K del máximo de la estructura E4 y la más ancha en velocidad, es la que contribuye con mayor peso en el mapa A. Es por esto, que la distribución espacial de la emisión en el mapa B, es básicamente la observada en la parte central del mapa A.

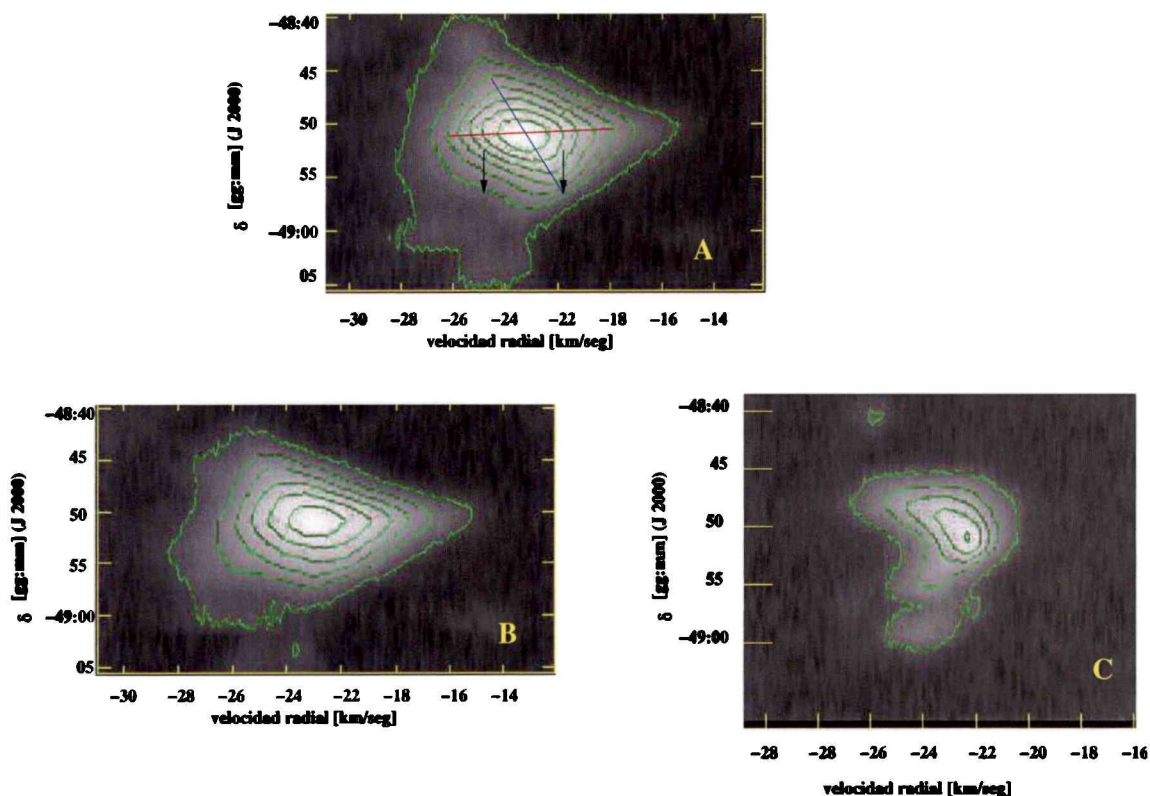


Figura 7.5: Mapas posición-velocidad de la emisión de ^{12}CO promediados en ascención recta. *Panel superior*: Emisión promedio en el intervalo de ascenciones rectas $[16^{\text{h}}39^{\text{m}}38^{\text{s}}, 16^{\text{h}}40^{\text{m}}16^{\text{s}}]$. Las líneas rojas y azules indican los ejes de simetría. Las flechas señalan las velocidades encontradas para la emisión molecular por Urquhart et al. (2004). *Panel inferior derecho*: Emisión promedio en el intervalo de ascenciones rectas $[16^{\text{h}}39^{\text{m}}22^{\text{s}}, 16^{\text{h}}39^{\text{m}}43^{\text{s}}]$. *Panel inferior izquierdo*: Emisión promedio en intervalo de ascenciones rectas $[16^{\text{h}}39^{\text{m}}50^{\text{s}}, 16^{\text{h}}40^{\text{m}}11^{\text{s}}]$. En los tres mapas, el nivel de contorno inferior es de 10σ , con un espaciado entre niveles de 20σ . Para los mapas A, B y C, 10σ equivale a 1.2 K, 1.8 y 1.5 K, respectivamente.

7.3.5. Comportamiento del gas molecular en la zona de Sandqvist 182

A los efectos de mostrar el comportamiento del gas molecular en la región de Sandqvist 182, en la Figura 7.6 se muestran una serie de perfiles de ^{12}CO . Los perfiles se han identificado con letras, comenzando por el extremo noreste (a) y siguiendo en sentido horario (último perfil f). En el caso de los puntos a y e, aparecen perfiles de los dos isótopos: identificados como a-12co y e-12co (emisión de ^{12}CO) y como a-13co y e-13co (emisión de ^{13}CO). Para el resto de los puntos, los perfiles corresponden a datos de ^{12}CO . El mapa central de la Figura 7.6 es la distribución espacial de la emisión ^{12}CO promediada en el intervalo $[-23, -20] \text{ km s}^{-1}$.

En la Tabla 7.3 se listan el nombre del perfil, las coordenadas ecuatoriales celestes (J2000), la temperatura de brillo máximo, T_{max} , la velocidad en el máximo de emisión, V_{max} , y el ancho a potencia mitad, ΔV . Estas tres últimas cantidades se obtuvieron del ajuste gaussiano a los perfiles.

Los perfiles presentan una componente en emisión en el rango de velocidad de $[-24, -20] \text{ km s}^{-1}$, a excepción del perfil c que se encuentra entre $[-25, -23] \text{ km s}^{-1}$. Este último es el perfil menos intenso con una $T_{\text{max}} \sim 10.5 \text{ K}$ y con la componente menos extendida en velocidad (ancho a potencia mitad, 1.4 km s^{-1}). Presenta la velocidad máxima más negativa (-23.75 km s^{-1}), con una diferencia de $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$ respecto del resto.

El perfil f, que se encuentra en el extremo este de la zona, hacia NGC 6188, muestra una componente en emisión a una velocidad de -22.5 km s^{-1} , en acuerdo con la velocidad observada en esa dirección, en la sección anterior.

Los perfiles a, d y e-12co tienen una velocidad máxima en el rango de -21.7 km s^{-1} , con diferencias en el ancho en velocidad y en intensidad.

La componente más intensa en la zona de Sandqvist se encuentra en el perfil e-12co, tiene una forma asimétrica con un ala de emisión, la correspondiente a velocidades más negativas extendida en 1 km s^{-1} más (4.5 km s^{-1}) que la otra (3.5 km s^{-1}) al nivel de 5σ . Esta asimetría se ve reflejada en una diferencia de 0.5 km s^{-1} entre la velocidad pesada y la máxima. Es el único perfil con esta característica. Esta componente es la segunda en intensidad, luego de la asociada al cúmulo infrarrojo, con una temperatura de brillo de 23 K . Si comparamos los perfiles e-12co y b, vemos que tienen la misma forma, con una diferencia de 0.5 km s^{-1} en la velocidad central (de -21.2 km s^{-1} , para el perfil b). El b es el segundo en intensidad.

El material que se encuentra en la zona central y hacia el sudoeste (perfiles a-12co, b, e-12co, d) se encuentran a una velocidad de -21.5 km s^{-1} . Mientras que el perfil situado al noroeste y el ubicado al sudeste, presentan componentes con velocidades más positivas (perfiles c y f).

En el caso de los perfiles de ^{13}CO , la emisión de este isótopo es menos extendida espacialmente y en velocidad, por lo que sólo se muestran los perfiles con señal-ruido apreciable, como son los perfiles a-13co y e-13co. En el caso del perfil c, no hay observaciones de ^{13}CO . Los perfiles a-13co y e-13co son similares a sus contrapartidas en ^{12}CO , difiriendo en intensidad y en posición del máximo. La Temperatura de brillo máxima para a-13co es de 5 K y para el e-13co es de 8 K .

Tabla 7.3: Propiedades derivadas de los perfiles en la zona de Sandqvist 182

Perfil	α (J2000.0) [h m s]	δ (J2000.0) [° ']	V_{\max} [K]	ΔV [km s ⁻¹]	T_{\max} [km s ⁻¹]
a-12co	16 38 10	-48 45	-21.7	2.5	11.6
a-13co	16 38 05	-48 47	-21.5	2.0	5.0
b	16 37 30	-48 45	-21.2	2.5	19
c	16 36 20	-48 45	-23.8	1.4	10.5
d	16 36 45	-48 58	-21.7	2.5	12.0
e-12co	16 38 00	-48 52	-21.7	3.7	23.0
e-13co	16 38 10	-48 53	-21.9	3.2	8.0
f	16 38 40	-48 55	-22.4	1.7	10.5

En resumen, de la Tabla 7.3 observamos que los perfiles **a-12co**, **b**, **e-12co**, y **d**, presentan una velocidad similar de unos $\sim -21.5 \text{ km s}^{-1}$, con anchos que superan los 2 km s^{-1} , presentando el perfil más ancho y con mayor intensidad en la zona del centro de coordenadas de Sandqvist 182. Esta velocidad es más positiva que las halladas en las zonas más próximas a NGC 6188. En Sandqvist 182 se observa una muy buena correlación espacial con las zonas de absorción en el óptico (Ver Figura 7.1). Este hecho junto con el acuerdo cinemático de estos perfiles, nos indicaría la existencia de gas molecular físicamente asociado, moviéndose a unos -21.5 km s^{-1} . Si bien, en el mapa de la Figura 7.6, se observan distorsiones en los contornos de nivel en dirección a los perfiles **a-12co** y **d**, la resolución angular de las observaciones no permite discriminar si esta distorsión es un indicio de la existencia de subestructuras dentro de la nube de Sandqvist 182. Los valores de las temperaturas de brillo en las componentes de estos perfiles de 11.6 K, 19 K, 23 K y 12 K se hallan entre las más altas dentro de toda la zona observada con NANTEN, comparable con el valor de la zona vinculada a RCW 108-IR (Ver Sección 7.3.4). Si nos centramos en el campo de Sandqvist 182, la temperatura disminuye a medida de que nos alejamos del perfil **e-12co**. Este perfil muestra la componente en velocidad más ancha, la única con asimetría y la de mayor intensidad, lo que nos podría indicar que se encuentra con una mayor exposición a la radiación estelar, ya sea por una fuente oculta por el material molecular o por la acción directa de la energía emitida por las estrellas de NGC 6193.

El perfil **f** (α, δ)=(16:38:40,-48:55) está situado unos $9'$ al sudoeste con respecto al máximo de emisión del gas molecular vinculado al cúmulo infrarrojo RCW 108-IR (α, δ)=(16:39:58,-48:51). Si consideramos el comportamiento de velocidades observadas en los alrededores de dicho cúmulo ($-48^\circ 51' \leq \delta \leq -48^\circ 55'$), observamos que las velocidades van aumentando desde -24 km s^{-1} hasta los -22 km s^{-1} partiendo desde la interfaz hacia el oeste (ver sección 4.5.5). El perfil **f** respeta este comportamiento. Esto mismo se encuentra en los perfiles **a-12co**, **b**, **e-12co**, y **d**, ya que ellos presentan los perfiles con velocidades radiales más positivas de toda la zona observada. Considerando el perfil **f**, podemos decir que representaría la zona de transición entre el gas molecular relacionado con el cúmulo infrarrojo y con el asociado a Sandqvist 182.

Respecto al perfil **c**, es el único que se halla en el rango de velocidades de -23 km s^{-1} . Su velocidad difiere en $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$ respecto del comportamiento general de la zona y no continua con el gradiente que habíamos mencionado antes. Sin embargo, su velocidad está dentro de los valores encontrados en el campo de velocidades de los alrededores de NGC 6188 (Ver Figura 7.3), por lo que no puede descartarse su posible vinculación física al complejo molecular. La cercanía de este gas molecular con la nube Sandqvist 182, puede deberse a efectos de proyección, o a que inicialmente formaban parte de una misma estructura que fue perturbada/modificada generando estas diferencias en sus velocidades. Uno de los indicios de la perturbación del gas molecular, puede encontrarse en el ensanchamiento de los perfiles, como el que presenta el perfil **e-12co** ($\Delta V \sim 3.7 \text{ km s}^{-1}$). Otro efecto puede encontrarse en los valores de temperaturas mencionadas anteriormente. El hecho de que el perfil **c** sea el más angosto, con menor temperatura, y con la velocidad más negativa, nos da indicios claros de que fue expuesto a distintas condiciones ambientales respecto del resto de los perfiles situados en la zona de Sandqvist 182.

En resumen, podemos decir que el material molecular representado por los perfiles **a-12co**, **b**, **e-12co**, y **d** forman parte de una misma estructura general con una velocidad radial de -21.5 km s^{-1} en la zona de Sandqvist 182. Mientras que el perfil **c**, podría ser una estructura separada sometida a diferentes condiciones ambientales.

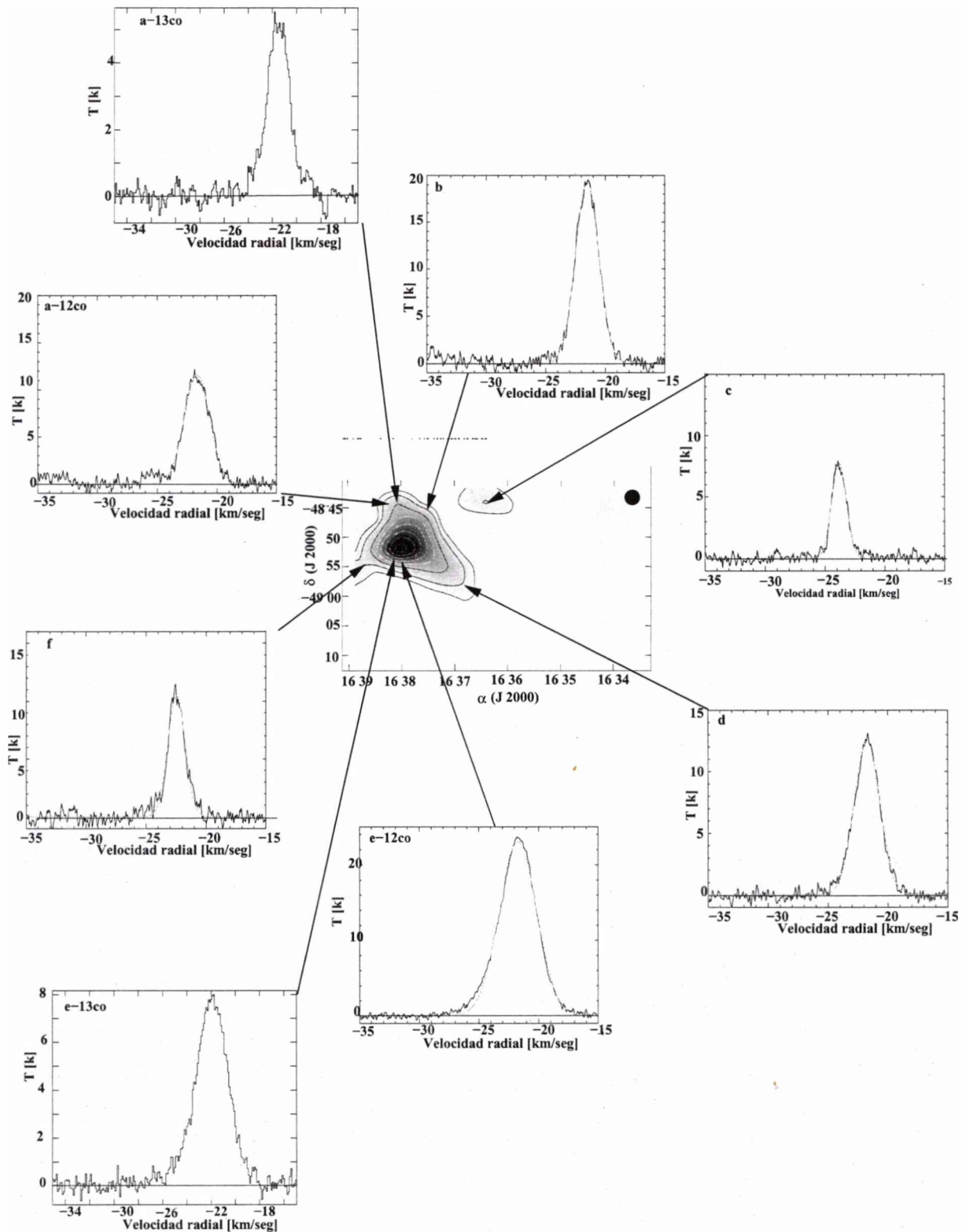


Figura 7.6: Perfiles y distribución espacial de la emisión del gas molecular en la zona de Sandqvist 182. En los perfiles (T de brillo vs. velocidad radial) aparece trazada la línea de base correspondiente. El mapa central corresponde a la distribución espacial de la emisión ^{12}CO promediada en el intervalo de velocidades de $[-23, -20] \text{ km s}^{-1}$. El nivel de contorno inferior es de 1 K ($\equiv 27\sigma$) a partir del segundo nivel, 2K, los contornos se encuentran espaciados en 2 K ($\equiv 54\sigma$). El círculo negro situado en el extremo derecho del mapa central representa la resolución angular de las observaciones de ^{12}CO .

7.3.6. Discusión

La mejor resolución angular de las nuevas observaciones de ^{12}CO permite tener una idea más concreta acerca de la relación espacial que guardan entre sí las distintas componentes del medio interestelar en el entorno de NGC 6188 y de su relación con NGC 6193.

En la imagen de $\text{H}\alpha$, NGC 6188 aparece como una zona de discontinuidad en el brillo superficial, cuya contrapartida en las ondas milimétricas corresponde a un corte abrupto de la densidad del gas molecular al oeste de la nebulosa. Esta coincidencia morfológica encontrada entre la imagen óptica y la correspondiente a la emisión molecular, en las que se delinea claramente la interfaz como una estructura angosta ($\sim 8'$), pone de manifiesto que la zona de transición entre la nube molecular y la región HII está siendo vista casi de perfil.

Si comparamos la distribución espacial de la emisión molecular (Ver Figura 7.3), notamos que a lo largo de la interfaz (en el sentido norte-sur) pueden identificarse seis estructuras (llamadas B2, B1, E1, E3, D2, E6) que se encuentran unidas por una emisión débil. Hacia el noroeste de la interfaz encontramos concentraciones aisladas bien definidas entre espacios llenos de gas ionizado (D3, B2, D4, E2) hasta llegar a la zona del cúmulo infrarrojo y de Sandqvist 182. En la parte norte de estas zonas se observa nuevamente la discontinuidad en el brillo superficial en la imagen de $\text{H}\alpha$, seguida de una zona de alta extinción. Hacia el sudoeste del cúmulo infrarrojo volvemos a encontrar un conjunto de pequeñas estructuras de gas molecular.

Para proponer una idea sobre la ubicación espacial relativa de las distintas componentes tendremos en cuenta la morfología antes descrita y adoptaremos como velocidad radial de referencia la correspondiente al gas ionizado $\sim -20 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ (línea de recombinación $\text{H}166\alpha$ (Cersósimo 1982); relevamiento en $\text{H}\alpha$ (Georgelin et al., 1996))

Con la información obtenida podríamos suponer la siguiente situación: el material que se encuentra en la zona norte (la parte comprendida por las declinaciones: $-48^\circ:45' \leq \delta \leq -48^\circ:20'$) hasta llegar a la zona del cúmulo infrarrojo presenta velocidades entre -26 y -24 km s^{-1} . Las mismas, en comparación con la velocidad del gas ionizado, nos indicarían que este material se desplazaría hacia nosotros.

La distribución espacial, menos fragmentada, que presenta el gas molecular situado sobre la interfaz respecto al que se halla al oeste de la misma, podría atribuirse a diferencias en la densidad. Hacia el noroeste de la interfaz, encontramos una serie de concentraciones moleculares sumergidas en gas ionizado, hecho que podría indicarnos la ruptura de la pared molecular por la radiación estelar. La situación cambia sobre la interfaz, donde la emisión del gas molecular tiene el aspecto de arco continuo. Esto que podría deberse a una densidad mayor que la encontrada al oeste, lo que evitaría alcanzar el grado de fragmentación del material molecular observado en esa dirección. Este aumento en la densidad explicaría el hecho de que los núcleos de emisión de ^{13}CO (sección 7.3.8) se observan sobre la interfaz y no al noroeste.

En la zona sur de la interfaz se halla la velocidad más negativa de todo el campo observado. La misma difiere en 3 km s^{-1} respecto de las velocidades de las estructuras vecinas situadas sobre la interfaz. Esto podría interpretarse como un indicio de que la zona de discontinuidad en el brillo superficial observada en las imágenes ópticas denominada NGC 6188, es en realidad la superposición por efectos de proyección, de dos estructuras relacionadas

con Ara OB1, pero situadas a distancias ligeramente diferentes entre sí. Otra alternativa, es que originalmente eran la misma estructura, pero el material de esa estructura pudo haber sido acelerado por un objeto estelar distinto de las estrellas O de NGC 6193, el que se encontraría oculto por la elevada extinción.

La zona de transición al sudoeste del cúmulo infrarrojo (concentraciones E5, E7, E8, E9, E10) junto con la de Sandqvist son las regiones con valores de velocidad radial más cercanas a la del gas ionizado. Como ya hemos mencionado anteriormente, las velocidades en la zona central del cúmulo infrarrojo están directamente relacionadas con la de la región HII que alberga, cuya velocidad es de $\sim -24 \text{ km s}^{-1}$, valor que está de acuerdo con el comportamiento general en esa zona sobre la interfaz (concentración E1).

El comportamiento cinemático hallado podría deberse al avance del frente de ionización sobre la nube primigénea. Este hecho podría haber causado la aceleración de los fragmentos en distintas direcciones. De esta forma, las distintas velocidades podrían significar una diferencia en las distancias relativas a nosotros: la zona más alejada de nosotros sería la correspondiente al sector de Sandqvist 182 y la zona al sudoeste del cúmulo infrarrojo. La zona intermedia, podría ser la relacionada al cúmulo infrarrojo.

7.3.7. Distribución espacial de la emisión de ^{13}CO

La Figura 7.7 muestra la emisión de ^{13}CO dentro del intervalo de velocidades radiales de $[-28,-14]$ km s^{-1} superpuesta a la imagen óptica (escala de grises) de NGC 6188. El rango en velocidad abarcado por cada mapa es de 2 km s^{-1} .

En el rango de velocidades más negativas, $[-28,-26]$ km s^{-1} (Figura 7.7 a), aparece una emisión débil (nivel de 5σ) limitada al sector sudeste de NGC 6188, con el máximo al noroeste del cúmulo infrarrojo RCW 108-IR, es decir en $(\alpha,\delta)=(16:39:54,-48:52:30)$.

En el rango de velocidades $[-26,-24]$ km s^{-1} (Figura 7.7 b), la emisión se extiende por la interfaz en forma de 4 concentraciones bien delimitadas, de las cuales las situadas en (α,δ) : $(16:40,-48:27)$, $(16:40:25,-48:40)$, y $(16:39:55,-48:52)$ fueron identificadas como las nubes número 80, 79, 78, respectivamente, de Yamaguchi et al. (1999). A las tres concentraciones sobre la interfaz, se suma una cuarta, delimitada por el nivel inferior de contorno, situada en $(16:40:55,-48:32)$. La concentración número 78 es la que está asociada a RCW108-IR, siendo la más intensa en esta imagen. Esta estructura, que se circunscribía en el rango de velocidad de $[-28,-26]$ km s^{-1} a la interfaz, aparece en forma ovalada, extendida hacia el oeste en dirección a la concentración que aparece a unos $21'$ de la interfaz. Esta última fue identificada por Yamaguchi con el número 76. Está situada en $(\alpha,\delta)=(16:38:10,-48:53)$ en una región de alta extinción en el óptico, Sandqvist 182, como puede apreciarse en el mapa (Figura 7.7 b), y se corresponde con la concentración F2 de ^{12}CO .

En el rango de velocidades de $[-24,-22]$ km s^{-1} (Figura 7.7 c), la emisión sobre la interfaz se limita a la concentración situada en el extremo norte observado $(\alpha,\delta)=(16:40,-48:27)$, mientras que las situadas en $(\alpha,\delta)=(16:39:55,-48:52)$ y $(\alpha,\delta)=(16:38:10,-48:53)$ son bien prominentes, elongadas en dirección sudoeste sobre regiones de absorción en el óptico. En el caso de $(\alpha,\delta)=(16:38:10,-48:53)$, se extiende al noroeste, delineando una nueva concentración en $(\alpha,\delta)=(16:38:10,-48:48)$. Al sudeste de la interfaz, aparecen dos estructuras, una superpuesta a una zona de emisión en el óptico (aparece brillante en la imagen de $\text{H}\alpha$) en $(\alpha,\delta)=(16:41:15,-49:00)$ y la otra en una zona de absorción en el óptico $(\alpha,\delta)=(16:42:15,-49:03)$. Esta última se corresponde con la identificada por Yamaguchi como la número 77.

En el rango de velocidades de $[-22,-20]$ km s^{-1} (Figura 7.7 d) las regiones más intensas siguen siendo las mismas que en el intervalo $[-24,-22]$ km s^{-1} , pero más acotadas espacialmente. En el caso de la emisión relacionada con RCW108-IR el máximo se ha desplazado $\sim 3'$ hacia el sudoeste, pudiendo indicar la existencia de otra componente en velocidad. La emisión sobre la interfaz desapareció, excepto la relacionada con dicho cúmulo. La estructura en $(\alpha,\delta)=(16:41:15,-49:00)$ se extiende espacialmente, hasta unos $\sim 6.7'$ al sudeste de NGC 6193 y la centrada en $(\alpha,\delta)=(16:42:15,-49:03)$ se extiende en la zona de absorción en el óptico.

En el rango de velocidades de $[-20,-18]$ km s^{-1} (Figura 7.7 e), la emisión de las concentraciones al oeste de la interfaz disminuyen en intensidad (sólo aparecen los niveles de contorno inferiores), para desaparecer completamente a las velocidades más positivas (Ver Figura 7.7 (mapas f y g)).

Al este de la interfaz, encontramos dos nuevas concentraciones bien definidas: una centrada en $(\alpha,\delta)=(16:41:50,-48:56)$ y la otra en $(\alpha,\delta)=(16:41:40,-48:46)$, que aparece proyectada en dirección al sistema múltiple de estrellas O, HD 150135/150136 pertenecientes a NGC 6193, siendo las únicas que continúan a velocidades más positivas (Figura 7.7 f). En el rango de velocidades de $[-16,-14]$ km s^{-1} (Figura 7.7 g) la emisión queda limitada a la zona que se encuentra en $(16:41:40,-48:46)$. Esta estructura es la llamada “*Nube Este*” en el trabajo de Comerón et al. (2005) (rectángulo en la Figura 7.7 e) y es la contrapartida de la concentración identificada como O con los datos de ^{12}CO (AMR03). Cabe aclarar que, la estructura O es la primera vez que aparece mencionada ya que sólo se tienen datos de CTIO, por lo que no pudo ser estudiada con la emisión de ^{12}CO observada con NANTEN. En el trabajo de Comerón et al. (2005) se analizó la emisión de la transición $J=2 \rightarrow 1$ del ^{12}CO y de la transición $J=1 \rightarrow 0$ de ^{13}CO , con una resolución angular de $23''$ y de $45''$, respectivamente. Los autores encontraron material a velocidades comprendidas por el intervalo $[-20, -15]$ km s^{-1} , con un gradiente de velocidad que decrece de -16 km s^{-1} a -18 km s^{-1} en sentido este-oeste dentro de la región observada. Una interpretación a este gradiente sería la expansión de la estructura en forma de cáscara originada por la acción de los vientos de las estrellas O. Esto fue sugerido por Phillips et al. (1986) y por AMR03. En esta interpretación, la estructura en forma de arco cuya velocidad máxima se encuentra entre -16 y -15.4 km s^{-1} sería parte de uno de los bordes de la mencionada cáscara. El otro máximo espacialmente próximo a las estrellas, con una velocidad máxima de $\sim -17 \text{ km s}^{-1}$, formaría parte de otro sector de la cáscara. El mismo estaría moviéndose en dirección hacia nosotros, situado en nuestra línea de la visual por delante de las estrellas O. Otra explicación alternativa al gradiente, es que se deba a la diferencia en la distribución de densidad. Dentro de este contexto, la estructura en forma de arco tendría una densidad mayor y una menor velocidad que el sector que se mueve hacia nosotros sobre nuestra línea de la visual.

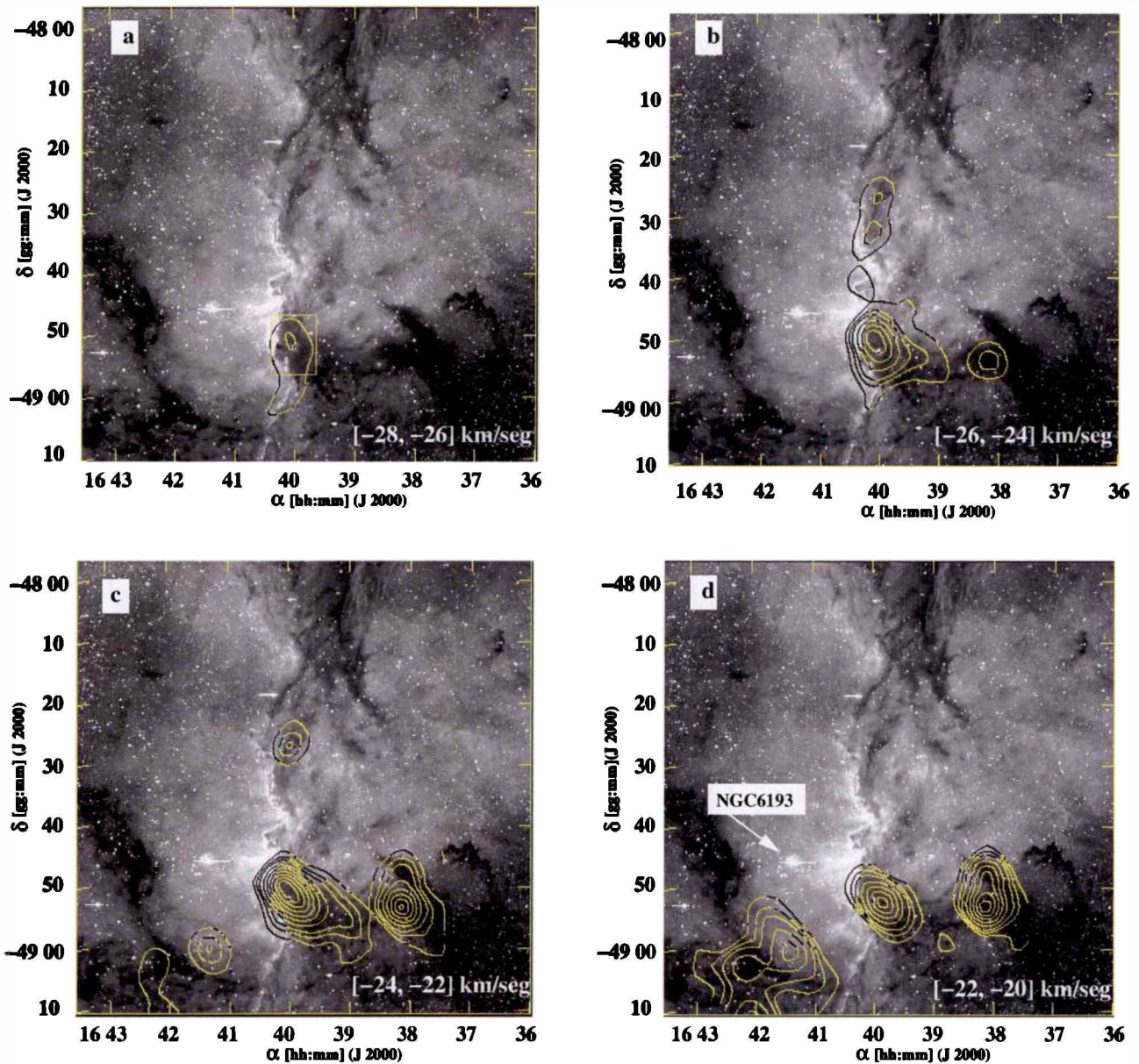


Figura 7.7: Distribución espacial de la emisión de ^{13}CO (líneas de contorno) en el rango de velocidades de -28 a -20 km s^{-1} . Cada mapa es un promedio de la emisión dentro de intervalos de 2 km s^{-1} en velocidad radial superpuesto a la imagen óptica de la zona. En la parte inferior de los mismos aparece el intervalo de velocidad correspondiente a esa emisión. El nivel inferior de contorno es de 0.4 K (5σ), los tres primeros niveles están espaciados por 5σ , el resto por 10σ .

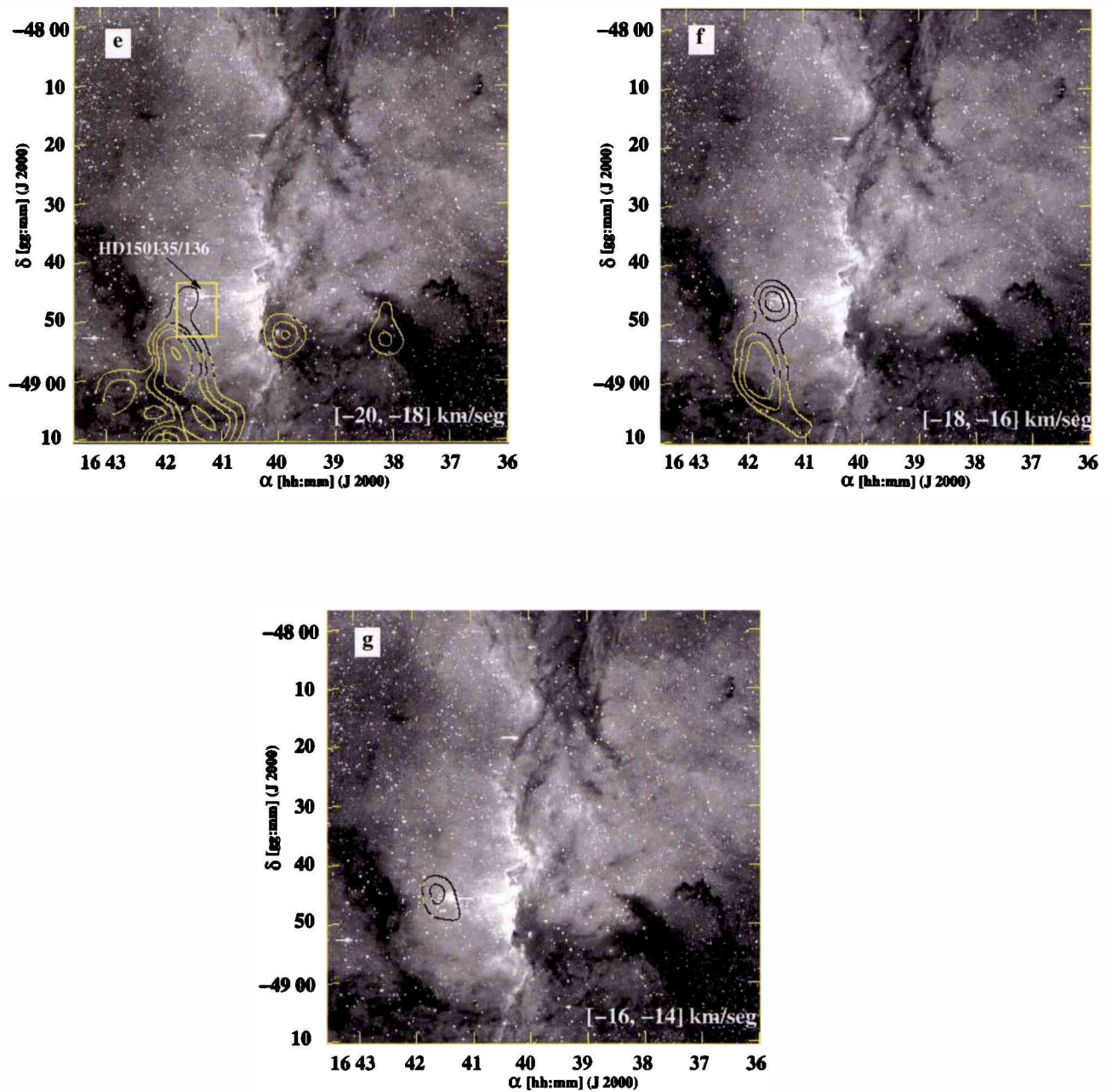


Figura 7.7: (Continuación). Distribución espacial de la emisión de ^{13}CO (líneas de contorno) en el rango de velocidades de -20 a -16 km s $^{-1}$. En el mapa e aparece señalado con una flecha el sistema múltiple HD 150135/136.

7.3.8. Parámetros observacionales y físicos de la emisión del isótopo ^{13}CO y comparación con la correspondiente al ^{12}CO

Las concentraciones moleculares fueron definidas tomando como mínima señal detectable 3σ , o equivalentemente, una temperatura de 1 K. Para establecer su vinculación física con los alrededores de NGC 6188, se siguió el siguiente criterio:

a) El acuerdo morfológico existente entre la posición de las nubes moleculares con la zona de oscurecimiento de la región óptica y con la interfaz de la región HII RCW 108.

b) Se estableció su correspondencia espacial y cinemática con las estructuras vistas en emisión de ^{12}CO estudiadas en las secciones anteriores obtenidas en CTIO.

La Tabla 7.4 muestra las propiedades observacionales de las nubes moleculares identificadas. En ella, se listan el nombre de la estructura de acuerdo a como fueron definidas con las observaciones de ^{12}CO , la posición del máximo de emisión, la velocidad en el máximo de emisión y el ancho a potencia mitad (HPBW). Estas tres últimas cantidades, se obtuvieron del ajuste gaussiano a los perfiles observados en ^{13}CO y su contrapartida en ^{12}CO . En el caso de las concentraciones identificadas como O y H (AMR03), no se tienen datos de ^{12}CO obtenidos con NANTEN. Por lo que, las subdivisiones derivadas de las mismas (O1 y H1, H2, H3 en la Tabla 7.4) corresponden a los datos obtenidos únicamente a partir de la emisión de ^{13}CO .

Respecto a la concentración E3 se han listado los parámetros encontrados por otros autores (Comerón et al., 2005; Urquhart et al., 2004). En el caso del trabajo de Urquhart, la resolución angular de las observaciones permitió encontrar dos estructuras en la zona observada (ver Mapa F de la Figura 7.3): una en dirección a la fuente IRAS 16632-4845 y otra $30''$ al noroeste de la misma. Esa es la razón por la cual en la Tabla 7.4 aparecen dos posiciones diferentes para estas observaciones.

Tabla 7.4: Concentraciones de ^{13}CO y su contrapartida en ^{12}CO

Nombre	$\alpha(\text{J2000.0})$ [h m s]		^{13}CO		^{12}CO		Comentarios
			$\delta(\text{J2000.0})$ [° ']	$V_{\text{LSR}(\text{max})}$ [km s $^{-1}$]	ΔV [km s $^{-1}$]	$V_{\text{LSR}(\text{max})}$ [km s $^{-1}$]	
D1	16 40 00	-48 26			-23.9	2.5	N
	16 40 00	-48 27	-23.8	1.6			N,Y 80 ^a
D2	16 40 10	-48 31			-25.3	3.23	N
	16 40 05	-48 32	-25.0	2.0			N
E1	16 40 20	-48 42			-25.3	2.9	N
	16 40 25	-48 40	-25.0	3.0			N,Y 79 ^a
O**	16 41 30	-48 49			-17.5	5.5	AMR03
O1	16 41 40	-48 44	-17.0	1.0:			N
			-15.8	1.0:			N
	16 41 20	-48 47.75	-16.5				C

continúa en la página siguiente

Tabla 7.4 (continuación)

Nombre	α (J2000.0) [h m s]	δ (J2000.0) [° ']	^{13}CO		^{12}CO		Comentarios
			$V_{\text{LSR(max)}}$ [km s $^{-1}$]	ΔV [km s $^{-1}$]	$V_{\text{LSR(max)}}$ [km s $^{-1}$]	ΔV [km s $^{-1}$]	
E3	16 40 00	-48 51			-24.5	3.2:	N
					-22.6	5.5:	N
	16 39 55	-48 52	-23.5	1.2:			N,Y 78 ^a
			-22.2	1.5:			N
	16 40 39	-48 52	-24.5				C
F1	16 40 39.5	-48 50.75	-25.2	1.1:	-25.3	1.3:	U
			-22.6	1.0:	-22.1	2.1:	U
	16 39 59	-48 50.33	-24.2	1.6	-23.7	2.8	U
	16 38 10	-48 45			-21.7	2.5	N
F2	16 38 05	-48 47	-21.5	2.0			N
	16 38 00	-48 52			-21.7	3.7	N
H**	16 38 10	-48 53	-21.9	3.2			N,Y 76 ^a
	16 42 00	-49 04			-20.0	3.2	AMR03
H1	16 41 50	-48 55	-18.5	1.0:			N
			-20.0	1.0:			N
H2	16 41 20	-49 00	-21.0	2.0			N
H3	16 42 15	-49 02	-21.0	1.8			N
H4	16 42 05	-49 12	-20.0	1.0:			N,Y 77 ^a
			-21.0	1.0:			N

Notas:

[i] ajuste de dos componentes

** Zona no observada con NANTEN en 115 GHz

C: estructuras identificadas por Comerón et al. (2005) (^{12}CO , ^{13}CO , HPBW: 45'0)U: estructuras identificadas por Urquhart et al. (1999) (^{12}CO , ^{13}CO , HPBW: 30'0)AMR03: estructuras identificadas por Arnal et al. (2003) (^{12}CO , HPBW: 8'7)N: estructuras identificadas con ^{12}CO a partir de los datos obtenidos con NANTEN (HPBW: 2'7)^a estructuras identificadas por Yamaguchi et al. (1999) (^{13}CO , HPBW: 2'7)

A los efectos de visualizar claramente el gas molecular, detectado en ^{13}CO , asociado a Ara OB1, en la Figura 7.8 se muestra un mapa promedio de la emisión en el rango de -26 a -18 km s $^{-1}$ observada con los datos del telescopio NANTEN. En el mismo pueden identificarse las 11 estructuras que aparecen en la Tabla 7.4. Los parámetros físicos de las mismas aparecen en las Tablas 7.5 y 7.6. Ellos son: la Temperatura de excitación (T_{exc}),

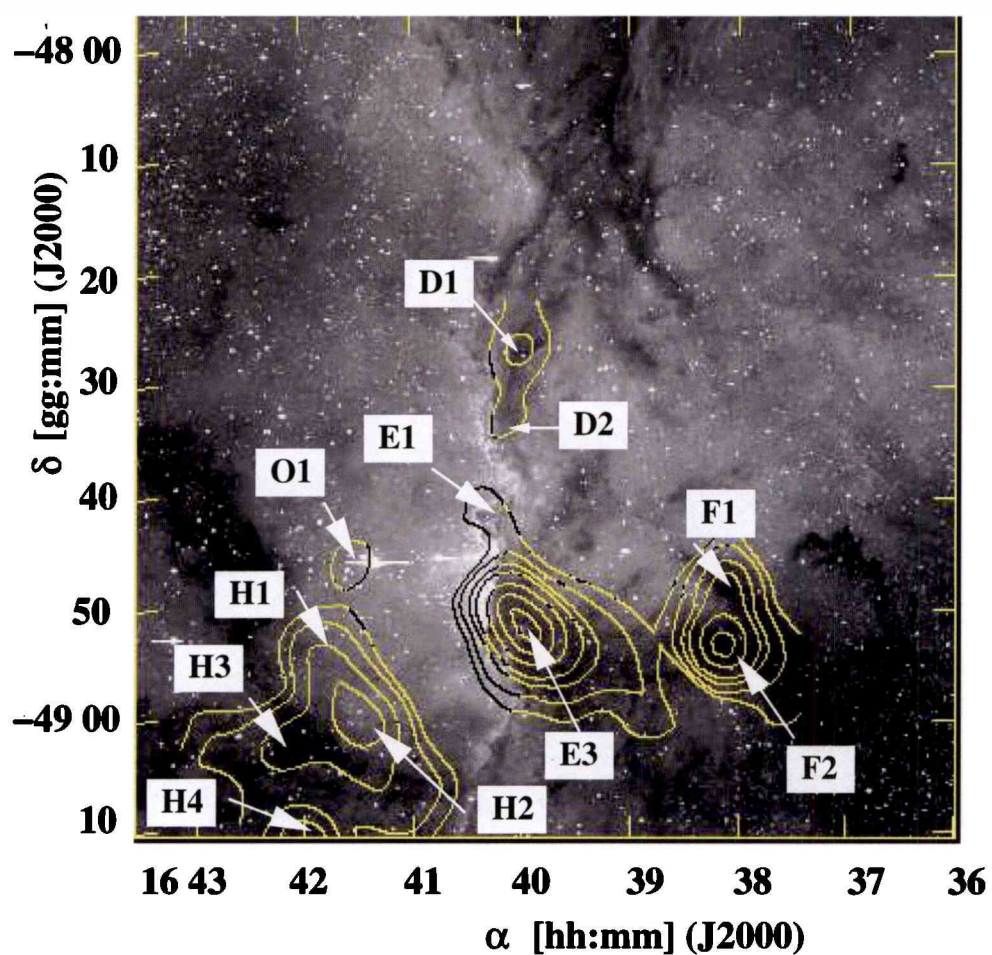


Figura 7.8: Distribución espacial de la emisión de ^{13}CO (líneas de contorno) en el rango de velocidades de -26 a -18 km s^{-1} . Aparecen indicadas las concentraciones de la Tabla 7.4. El nivel inferior de contorno es de 0.2 K (5σ), el espaciado es de 20σ .

la profundidad óptica ($^{13}\tau$), la densidad de columna del ^{13}CO ($N(^{13}\text{CO})$), la densidad de columna del hidrógeno molecular ($N(\text{H}_2)$), y la masa (M_{LTE}), suponiendo una distancia de 1300 pc. La $N(^{13}\text{CO})$ y la masa fueron derivadas suponiendo que el gas se encuentra en equilibrio termodinámico local y se siguió el procedimiento de Dickman (1978). La profundidad óptica ($^{13}\tau$), y la densidad de columna ($N(^{13}\text{CO})$), se obtienen usando las ecuaciones (7.1) y (7.2) que fueron derivadas en la Sección 3.2.2 de esta Tesis. Por completitud, dichas ecuaciones se escriben a continuación,

$$\tau_0^{13} = -\ln\left[1 - \frac{T_L^{13}[K]}{5.289(e^{-\frac{5.289}{kT_{\text{exc}}[K]}} - 0.164)}\right] \quad (7.1)$$

$$N_{\text{CO}}^{13}[\text{cm}^{-2}] = \frac{2.42 \times 10^{14} T_{\text{exc}}[K] \tau_0^{13} \Delta V_{13}[\text{Km/seg}]}{(1 - e^{-\frac{5.289}{T_{\text{exc}}[K]})}]} \quad (7.2)$$

donde ΔV_{13} , T_L^{13} , es el ancho a potencia mitad, la temperatura de brillo, respectivamente, derivados del ajuste gaussiano de los perfiles correspondientes al máximo de emisión en para el ^{13}CO y para el ^{12}CO . La $N(\text{H}_2)$ se estimó asumiendo el cociente entre $N(\text{H}_2)$ y $N(^{13}\text{CO})$ igual a 5×10^5 (Dickman 1978).

En el caso de la concentración O, los parámetros físicos fueron calculados con dos valores de T_{exc} , uno el obtenido por AMR03 y el otro por Comerón et al. (2005). Esta diferencia radica en las distintas características instrumentales con los que fueron obtenidos los datos de CO. Las observaciones utilizadas en el trabajo de AMR03 tienen una resolución angular de 8'7 y las de Comerón et al. (2005) de 45". Por lo que, los valores finales de los parámetros físicos obtenidos en la Tabla 7.5 representan los límites inferior (AMR03) y superior (Comerón et al., 2005) para las observaciones utilizadas.

Si bien han sido identificadas las concentraciones definidas como H1, H2, H3 y H4, deben considerarse como un límite ya que la cantidad de subestructuras débiles encontradas en esta zona, hace difícil definir con claridad la separación entre las mismas.

Tabla 7.5: A-Parámetros físicos de las concentraciones en ^{13}CO

N ombre	$^{12}\text{T}_{\text{exc}}$ [K]	$^{13}\tau$	$\text{N}(^{13}\text{CO})$ [10^{15}cm^{-2}]	$\text{N}(\text{H}_2)$ [10^{21}cm^{-2}]	M_{LTE} [M_{\odot}]
D1	14.1	0.29	5	2.5	170
D2	12.6	0.15	2.7	1.4	160
E1	10.	0.13	2.2	1	60
O1	13.6 ^a	0.22	5.3	2.6	250
	5.6 ^b	1.60	8.5	4.3	1000
E3	29	0.31	60	30	13500
F1	15.	0.56	13.7	6.8	500
F2	26.	0.44	47.8	24	4000
H1	10.3	0.48	8.7	4.3	300
H2	10.3	0.64	7.8	4	2000
H3	10.3	0.85	9.4	4.8	600
H4	10.3	1.20	15.5	7.8	400

^a Comerón et al. (2005)

^b AMR03

Tabla 7.6: B-Parámetros físicos de las concentraciones en ^{13}CO

Nombre	Tamaño		Densidad
	[pc]	[pc]	$10^3[\text{cm}^{-3}]$
D1	1	1	2
D2	1.3	1.3	0.5
E1	1	1	0.3
O1	3	3	0.7
	3	3	27
E3	6	5	80
F1	1	1	0.2
F2	1.5	1.5	24
H1	10	7	1.1
H2	3	7	18
H3	1.4	1.4	0.5
H4	5	5	0.5

Si comparamos la información obtenida con ^{12}CO y ^{13}CO podemos destacar dos hechos: 1) El acuerdo de velocidades entre los datos de ^{12}CO y de ^{13}CO encontrado en la Tabla 7.4, nos está indicando que estamos observando el mismo gas molecular en dos líneas distintas. La posición espacial de los máximos es coincidente dentro de la resolución

angular de las observaciones.

2) La diferencia en la extensión espacial entre la emisión de ^{13}CO y la de ^{12}CO : como puede apreciarse en las Figuras 7.3 y 7.7, la distribución espacial de la emisión de ^{13}CO coincide con la del otro isótopo, pero aparece menos extendida espacialmente. Dado que el ^{13}CO es ópticamente delgado, y la resolución angular de los datos es la misma, con este isótopo observamos las zonas más internas de la concentración molecular.

Finalmente, las concentraciones con mayor masa son la asociada a RCW 108-IR (concentración E3) y a la parte central Sandqvist 182 (concentración F2). Se han encontrado un total de 11 concentraciones con una masa del orden de $\sim 22 \times 10^3 M_{\odot}$ asociadas a este sector del medio interestelar de Ara OB1.

7.3.9. Conclusiones

En la sección 7.3.1 habíamos visto que las observaciones de resolución angular intermedia ($8'.7$) permitieron determinar la distribución espacial y cinemática del gas molecular en dirección a Ara OB1 e identificar 9 concentraciones relacionadas con la asociación, en un rango de velocidades radiales de -28 km s^{-1} a -20 km s^{-1} .

En esta sección se ha tenido como objetivo estudiar con mayor detalle espacial el comportamiento cinemático del gas molecular en un sector más reducido que el analizado con los datos de resolución angular intermedia. Este sector comprende un área de $1^\circ 0' \times 0^\circ 83'$ alrededor de NGC 6188 que es la contrapartida óptica de la interfaz que separa a RCW 108 del complejo molecular. Para ello, han sido utilizadas las observaciones obtenidas con el telescopio de ondas milimétricas de 4-m NANTEN de dos especies isotópicas del monóxido de carbono, el ^{12}CO y el ^{13}CO . Las mismas han sido obtenidas con una resolución angular de $2'.7$.

Este conjunto de observaciones muestra un comportamiento cinemático mucho más complejo que el observado con los datos de resolución angular intermedia. Los principales resultados se resumen a continuación:

1) A gran escala, la emisión de ^{12}CO apareció más fragmentada y extendida espacialmente en todo el rango de velocidades en comparación a la observada con los datos de ^{13}CO . Con la información obtenida del ^{12}CO pudo ser delineada la interfaz con mayor detalle, denotando claramente la ausencia abrupta de material molecular al este de NGC 6188. En el caso del ^{13}CO , la línea correspondiente a la transición $J=1 \rightarrow 0$ es ópticamente delgada, hecho que permitió observar las partes más conspicuas (núcleos) de las concentraciones identificadas en ^{12}CO . Esto puso en evidencia la forma elongada de las mismas en dirección opuesta a la interfaz. Esto podría considerarse como una evidencia de la influencia directa del avance del frente de ionización de RCW 108 sobre el complejo molecular.

2) Respecto al comportamiento cinemático, se encontró la existencia de un gradiente de $-0.25 \text{ kms}^{-1}\text{pc}^{-1}$ en la velocidad radial a lo largo de la interfaz, alcanzando las velocidades más positivas (-23.8 kms^{-1}) en su extremo norte $\sim (\alpha, \delta) = (16:40:15, -48:20)$. Las concentraciones situadas al oeste de la interfaz tienen las velocidades más positivas de todo el sector. A lo largo de la interfaz, podemos decir que la emisión del gas molecular se encuentra en el rango de velocidades de $[-30, -20] \text{ km s}^{-1}$.

3) La emisión del gas molecular hallado al sudeste de NGC 6188 ha sido estudiada sólo con datos de ^{13}CO . En este sector, encontramos material molecular moviéndose con velocidades de $[-24, -16] \text{ km s}^{-1}$. Dentro de este, se han discriminado 4 estructuras con componentes en velocidad central entre -20 km s^{-1} y -18 km s^{-1} . Cabe aclarar que la cantidad de subestructuras encontradas en esta zona, hace difícil definir con claridad la separación entre las mismas.

Además se observa emisión dentro del rango de $[-20, -14] \text{ km s}^{-1}$ en proyección sobre NGC 6193. Pueden discriminarse dos componentes en velocidad radial una centrada en -17 km s^{-1} y otra en -15.8 km s^{-1} . Una interpretación de la existencia de estas componentes sería la de la expansión de la concentración molecular debido a la acción de los vientos de las estrellas O de NGC 6193 como fue sugerido por Phillips et al. (1986) y por AMR03. En esta interpretación, la estructura sería parte del borde de una cáscara en expansión

que contiene a las estrellas O, mientras que el máximo espacialmente próximo a las estrellas, con una velocidad de $\sim -17 \text{ km s}^{-1}$, sería parte de una estructura que se encontraría por delante de las estrellas en nuestra línea de la visual y se movería en dirección hacia nosotros.

4) Respecto a las concentraciones individuales se destacan dos por su intensidad y ancho en velocidad radial. Una de ellas es la estructura con una temperatura de brillo de 25 K, denominada E3. La misma se encuentra asociada a la fuente IRAS 16632-4845, donde se halla una región HII compacta y un cúmulo estelar en formación. La velocidad del máximo de emisión corresponde a -23.3 km s^{-1} con un ensanchamiento de 9 km s^{-1} . La asimetría en la velocidad de los perfiles observados en esta dirección permite definir, al rango de velocidades $[-27, -23.3] \text{ km s}^{-1}$ como la zona azul y al rango de velocidades $[-23.3, -19] \text{ km s}^{-1}$ como la zona roja.

Tanto el ensanchamiento, como la asimetría no se observa en ninguna otra zona, a excepción de Sandqvist 182 que se discutirá más adelante. Este ensanchamiento, podría atribuirse a la expansión de la región HII en el medio interestelar circundante.

Si este fuera el caso, podríamos decir que el sector donde se presenta la asimetría en los perfiles correspondería a la zona de influencia de la radiación sobre el material molecular. Esto da como resultado una extensión de $\sim 5' \times 12'$, que, a una distancia de 1300 pc, equivaldría a $\sim 2 \text{ pc} \times 4.5 \text{ pc}$.

En la zona de Sandqvist 182, se halla la segunda componente en importancia por su intensidad, luego de la asociada al cúmulo infrarrojo. El acuerdo morfológico entre las zonas de absorción en el óptico y el acuerdo cinemático de los perfiles observados en esta dirección, nos indica la existencia de gas molecular físicamente asociado; moviéndose a unos -21.5 km s^{-1} . La temperatura de brillo de la concentración F2 es de 23 K y su velocidad máxima se encuentra en -21.7 km s^{-1} . También presenta asimetría en sus perfiles con un valor 4.5 km s^{-1} para el rango de velocidades negativas y de 3.5 km s^{-1} para el de velocidades positivas. El parecido con los perfiles de la zona asociada a la fuente IRAS, podría indicarnos algún signo de formación estelar en esta zona. Esto se discutirá más adelante.

5) Finalmente, encontramos que al menos unas $22 \times 10^3 M_{\odot}$ de gas molecular formarían parte del medio interestelar en este sector. Siendo E3 asociada al cúmulo infrarrojo RCW 108-IR y F2, asociada a Sandqvist 182 con 13500 y 4000 M_{\odot} , las concentraciones que contribuyen mayoritariamente a la masa.

7.4. Imágenes ópticas

7.4.1. Morfología a gran escala en el óptico

En la Figura 7.9 se muestra la distribución espacial a gran escala del gas y del polvo en un área de $6^\circ \times 6^\circ$ centrada en la región HII RCW 108. La imagen utilizada para describir la emisión del gas ionizado fue obtenida del relevamiento del hemisferio sur celeste en 6563 Å llamado SHASSA (en inglés, "The Southern H-Alpha Sky Survey Atlas") (Gaustad et al., 2001) y corresponde al Panel superior de la Figura 7.9. Para mostrar la distribución espacial del polvo, se utilizó la imagen de la Banda A ($8 \mu\text{m}$) del satélite MSX (Price et al., 2001) y corresponde al Panel inferior de la Figura 7.9. Es importante aclarar que la imagen en $8 \mu\text{m}$ tiene distinta escala angular con respecto a la imagen óptica, porque el objetivo ha sido destacar las estructuras en el infrarrojo que aparecen en los alrededores de NGC 6188 y que serán descritas en secciones posteriores de este Capítulo.

En la imagen óptica se observa que a gran escala, este sector del cielo próximo al plano galáctico muestra emisión difusa y extendida, con una concentración central, conocida como RCW 108 (α, δ) = (16:40:00.1, -48:51:45). Una región de polvo atraviesa la imagen en forma paralela al ecuador galáctico a una latitud galáctica (b) $\sim -1^\circ 7$, entrelazándose con la región de emisión, y es muy notable por la disminución que provoca en el número de estrellas de campo. Este sector aparece identificado como "Lengüeta de polvo" en la Figura 7.9.

En el Panel superior de la Figura 7.9, RCW 108 corresponde a la zona de mayor emisión, y abarca un área de $210' \times 120'$, demarcada por material visto en absorción contra el fondo brillante que la delimita con una forma de "corazón". El cúmulo joven NGC 6193 se halla levemente excéntrico hacia la parte sudeste de la nebulosidad difusa. La emisión difusa, se continúa hacia el noreste en dirección al cúmulo NGC 6204 (situado a 2° de NGC 6193), al noroeste hacia la estrella Of HD 148937 y su peculiar estructura nebulosa (situada a $\sim 1^\circ 5$ de NGC 6193), y hacia el sudoeste donde uno de sus bordes se encuentra en el cúmulo NGC 6167 (a unos $1^\circ 5$). Si continuamos desde el centro en sentido sudeste, la emisión alcanza una extensión de $1^\circ 2$ más allá de NGC 6193, lugar donde alcanza su límite al confundirse con material filamentario oscuro.

Es difícil determinar la extensión espacial real de la región HII por la cercanía al plano galáctico. Pueden hacerse dos estimaciones diferentes sobre el tamaño angular de la región ionizada RCW 108. Antes, debemos poner en relieve que la estrella Of HD 148937 por sí sola parece contribuir como fuente ionizante de la zona noroeste de RCW 108. Leitherer y Chavarría (1987) determinan la esfera de Strömgren de esta estrella como de unos 2° de diámetro (50 pc, suponiendo que esté situada a ~ 1300 pc). Dicha esfera se identifica en el Panel superior de la Figura 7.9 y delimita a RCW 108 por el oeste. Si existe vinculación física entre HD 148937 y Ara OB1 es tema de debate. Si este fuera el caso, las dimensiones de RCW 108 serían de $3^\circ 6$ en dirección perpendicular al plano galáctico y $3^\circ 2$ grados paralelo al mismo. Si consideramos la esfera de Strömgren que rodea a la estrella Of independientemente del resto de la nebulosidad, el tamaño de la región ionizada que rodea a NGC 6193 es de $2^\circ 9$ en dirección perpendicular al plano galáctico y $2^\circ 9$ grados

paralelo al mismo.

En el Panel inferior de la Figura 7.9 puede verse que la imagen obtenida por el satélite MSX muestra claramente la emisión en infrarrojo medio proveniente del plano galáctico, una emisión difusa extendiéndose a lo largo de NGC 6188 y una serie de filamentos y nudos en la región que comprende a RCW 108. Algunos de estos nudos están asociados a la presencia de nubes oscuras en el óptico y fueron estudiadas por medio de su emisión molecular en la sección anterior de esta Tesis, tal como es el caso de las nubes oscuras Sandqvist 182 y Sandqvist 184 (Sandqvist 1977) que parecen ser la cabeza con emisión en el MIR (infrarrojo medio) de pilares ocultos que apuntan hacia NGC 6193. La nube Sandqvist 184 aloja a un cúmulo estelar extremadamente joven, RCW 108-IR, (Comerón et al., 2005) y Sandqvist 182 presenta una serie de evidencias observacionales que apuntan a que en su interior se están formando más estrellas (se verá en secciones posteriores de este Capítulo). Además, al este de Sandqvist 184, se destaca una estructura semi-anular abierta hacia NGC 6193. En el extremo norte de RCW 108 hay otra columna con emisión en el MIR, cuya cabeza brillante parece apuntar en dirección a la estrella Of HD 148937 (α 1°3). Esta estructura aparece señalada en la imagen de MSX como "Pilar". Si existe una relación causal en esta asociación morfológica entonces puede poner en evidencia el grado de influencia de esta estrella de gran masa en la región. Los objetos mencionados en el texto han sido señalados en el Panel inferior de la Figura 7.9.

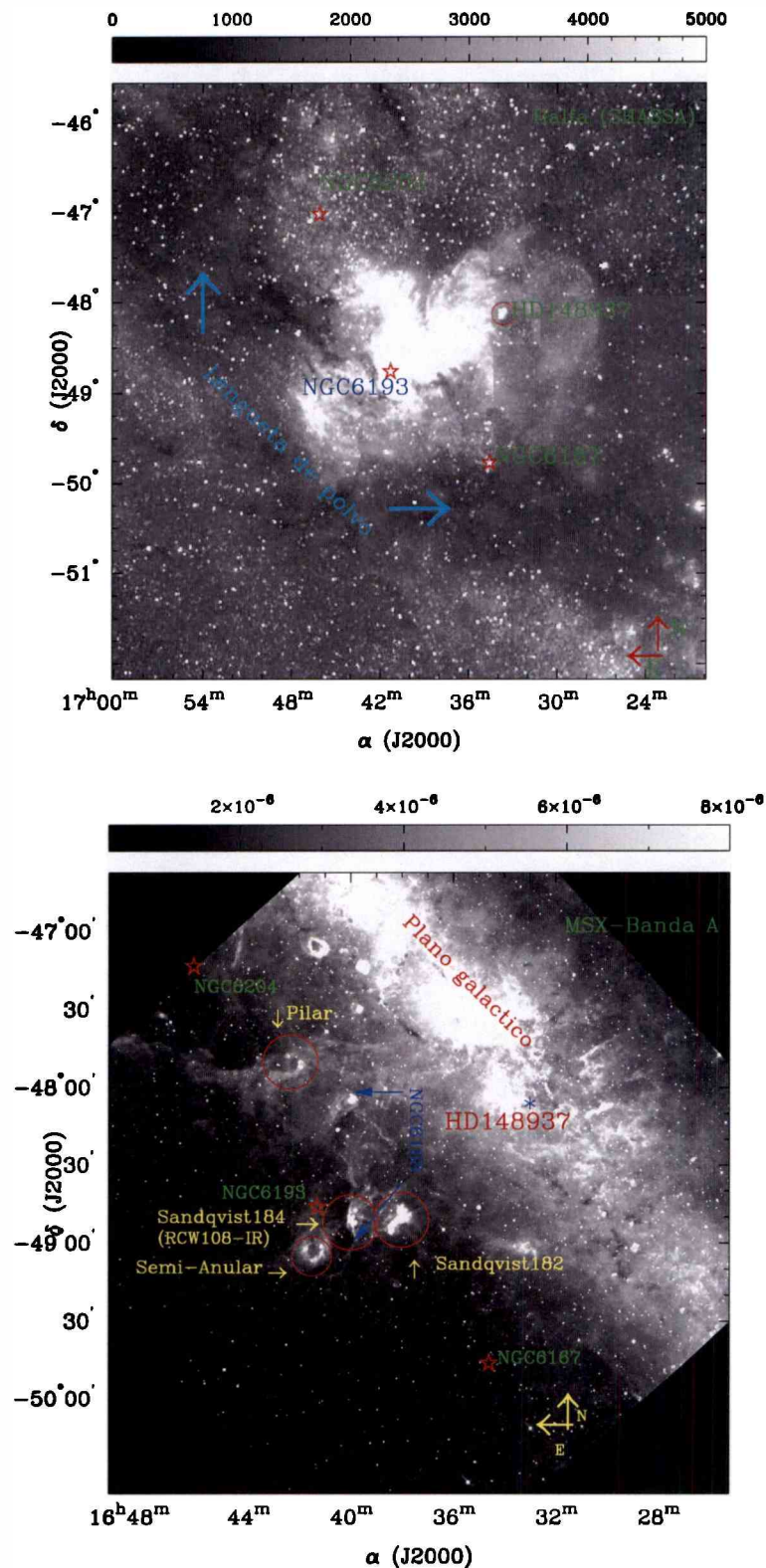


Figura 7.9: Distribución espacial de la emisión del gas ionizado ($H\alpha$) y del polvo ($8 \mu\text{m}$) en la vecindad de RCW 108. *Panel superior:* Imagen $H\alpha$ de SHASSA de $6^\circ \times 6^\circ$, centrada en RCW 108. La escala de brillo superficial (en gris) corresponde a 0-500 [Rayleighs]. Con un círculo rojo se indica la estrella Of HD 148937. *Panel inferior:* Imagen MSX (Banda A) de $4^\circ \times 4^\circ$, centrada en RCW 108. La escala de grises corresponde a 4×10^{-7} - 8×10^{-6} [Watt $\text{m}^{-2} \text{s}^{-1}$]. Con círculos rojos se indican las estructuras y las nubes oscuras del catálogo de Sandqvist (1977) que se mencionan en el texto. Las flechas azules señalan los extremos de NGC 6188. En ambas imágenes, se indican con estrellas rojas las posiciones de los cúmulos. Notese la intensa emisión a lo largo del plano galáctico.

7.4.2. Distribución del gas: Morfología nebular

La distribución del gas ionizado en la zona central de RCW 108 se estudiará en base a las imágenes obtenidas con la cámara Curtis-Schmidt de CTIO, en filtros de banda angosta en las líneas de emisión del [O III] 5007Å, H α , y [S II] 6716Å-6731Å. Se definirá como parte central de la región HII al área de $1^{\circ}3 \times 1^{\circ}3$ centrada en $(\alpha, \delta) = (16:40, -48:51)$. El proceso de reducción y de calibración de flujo de estas imágenes fue explicado en el Capítulo 6 de esta Tesis y en los Apéndices relacionados.

Los mapas A y B de las Figuras 7.10 y 7.11 muestran la distribución espacial de la emisión de [O III] y la de H α , respectivamente, mientras que en la Figura 7.12 se muestra la emisión de [S II].

En el mapa A de la Figura 7.10 vemos que a gran escala la región de emisión en [OIII] muestra una concentración brillante alrededor de NGC 6193, con extensiones difusas hacia el norte y oeste de la imagen. Estas zonas de emisión difusa pueden ser vistas como lóbulos independientes, separados del lóbulo alrededor de NGC 6193, por la presencia de zonas de polvo con gran extinción en el óptico.

A la estructura brillante alrededor de NGC 6193, la llamaremos Lóbulo Este. En la parte noreste de la interfaz, encontramos una zona de emisión difusa de $19'3 \times 13'7$ con forma ovalada cuyo eje mayor se extiende paralelo a la interfaz, centrada en $(\alpha, \delta) = (16:40:44, -48:8)$. Esta zona será llamada Lóbulo Norte. En la misma, aparecen estructuras de polvo con forma de pilares o dedos. Los lóbulos Norte y Este están separados por una franja de material absorbente de $8'$ de extensión que se encuentra a unos $0^{\circ}5$ al noroeste de NGC 6193.

El sector más brillante en [O III] se encuentra en el Lóbulo Este y está comprendido entre NGC 6193 y la interfaz con la región molecular. Esta zona en emisión presenta intensidad creciente a medida que nos acercamos desde NGC 6193 a la interfaz, donde existe una abrupta caída en el brillo superficial de la nebulosa. Este gradiente permite en algunos puntos delimitar con precisión la zona molecular debido a la concentración de polvo extendiéndose en sentido norte-sur a lo largo de la imagen. En la zona situada en $(\alpha, \delta) = (16:40, -48:40)$, la interfaz molecular se ve discontinuada, y en su lugar aparece emisión de gas ionizado (visto tanto en [O III] como H α), que se extiende a más de $3'$ hacia el oeste, donde nuevamente se destaca la caída en el brillo superficial de la nebulosa. Esta discontinuidad en el borde de la nube molecular parece ser real, y no un efecto de proyección, dado que dicho espacio está relleno de gas ionizado, y además la interrupción se observa también en los mapas distribución de CO (Ver Figura 7.3).

En la parte central de la imagen, $(\alpha, \delta) = (16:39:30, -48:20)$, aparecen cuatro columnas de polvo curvadas hacia el centro encerrando emisión de gas caliente. En este sector, los fotones UV están erosionando la pared molecular, generando regiones brillantes en [O III] entrelazadas con concentraciones de polvo. El Lóbulo Oeste sigue extendiéndose en dirección noroeste de forma difusa más o menos irregular hasta alcanzar casi los límites de la imagen. Como en el caso de Lóbulo Este, aparecen estructuras con forma de pilares o dedos.

Las nubes de polvo aparecen diseminadas por todo el campo y parecen contener la zona de emisión nebular, lo cual indica el carácter de región HII limitada por nubes moleculares y polvo, otro indicador de juventud. Hacia el sur, también se observa emisión en el espacio comprendido entre las nubes oscuras de Sandqvist 182 y Sandqvist 184.

La Tabla 7.7 detalla las nubes oscuras catalogadas por Dutra et al. (2002), y que son señaladas en la Figura 7.10. Junto a la designación para las nubes oscuras, aparecen la identificación cruzada con lo estudiado en esta Tesis en base a las observaciones de NANTEN.

En el mapa B de la Figura 7.11 se presenta un mapa de la emisión en $H\alpha$, en la que se puede observar mucha similitud con lo visto en la emisión de [O III], aunque en $H\alpha$ la emisión difusa muestra mayor extensión. La separación entre los Lóbulos Este y Norte es menos marcada, lo cual puede ser en parte por la combinación de dos efectos: por un lado debido a la menor extinción existente en el rojo ($H\alpha$) respecto al verde ([O III]), y además por el menor grado de excitación del gas ionizado. Los pilares en el Lóbulo Oeste se ven mejor definidos como sombras sobre la emisión difusa de fondo en $H\alpha$ que en [O III]. En $H\alpha$, el borde noreste de este lóbulo alcanza el extremo norte de la imagen y se encuentra delimitado por una red de arcos, situados en línea recta a $0^{\circ}42$ grados al oeste de la interfaz.

Hacia el suroeste está limitada por la extinción de la nubes de polvo Sandqvist 182 y HMSTG336.2-1, como en el caso de [O III].

En la imagen de [S II] (Ver Figura 7.12) puede verse que la distribución espacial de esta emisión es muy diferente a las dos anteriormente vistas. Los lóbulos Este y Norte son apenas visibles en la emisión de baja excitación. Las regiones de transición entre el gas ionizado y las estructuras de polvo, se destacan como estructuras filamentosas brillantes. Estas redes de filamentos pueblan el sector norte del Lóbulo Oeste. Si comparamos en este lóbulo la emisión de [O III] con la de [S II], vemos que la emisión del [S II] delimita o contiene al gas de mayor excitación.

Hacia el norte, la red de arcos que delimitan el Lóbulo Oeste en su extremo noreste, se observan iluminados y curvados en dirección a la estrella Of cuyas coordenadas son $(\alpha, \delta) = (16:33:52, -48:06)$ que se encuentra a $22'$ del borde oeste de este mapa. Hacia el suroeste, Sandqvist 182 aparece iluminada en el sector que apunta hacia la parte central de la imagen y la nube HMSTG336.2-1.0 sólo se observa como una zona de absorción.

Mientras que el Lóbulo Oeste presenta una riqueza de estructuras brillantes en [S II], los Lóbulos Este y Norte muestran apenas un par de filamentos brillantes en [S II]: $\sim (\alpha, \delta) = (16:41:19, -48:7)$ (Lóbulo Norte), y $(\alpha, \delta) = (16:40:58, -48:36)$ (Lóbulo Este). La emisión en el Lóbulo Este queda limitada a una franja de $4'$ de ancho que bordea la interfaz.

Si bien la emisión es intensa en las tres líneas a lo largo de la interfaz, la parte más brillante en [S II], se circunscribe a los bordes de la pared molecular.

En base a la morfología de las imágenes de banda angosta, podemos describir a la estructura nebulosa que rodea a NGC 6193 como una región HII limitada en buena parte por nubes de polvo. La emisión más intensa proviene de la región adyacente a la interfaz con la nube molecular que mira hacia las estrellas ionizantes. Esta estructura molecular se ve discontinuada en algunos sectores, y las cavidades formadas se las ve llenas de gas ionizado. Hacia el oeste de la interfaz se muestran manchones de emisión nebulosa que estarían mostrando que la radiación ionizante pasa a través de las interrupciones de la interfaz molecular, o que quizás existan fuentes ionizantes en dichas áreas, que contribuyan con energía adicional para sostener la excitación e ionización observadas.

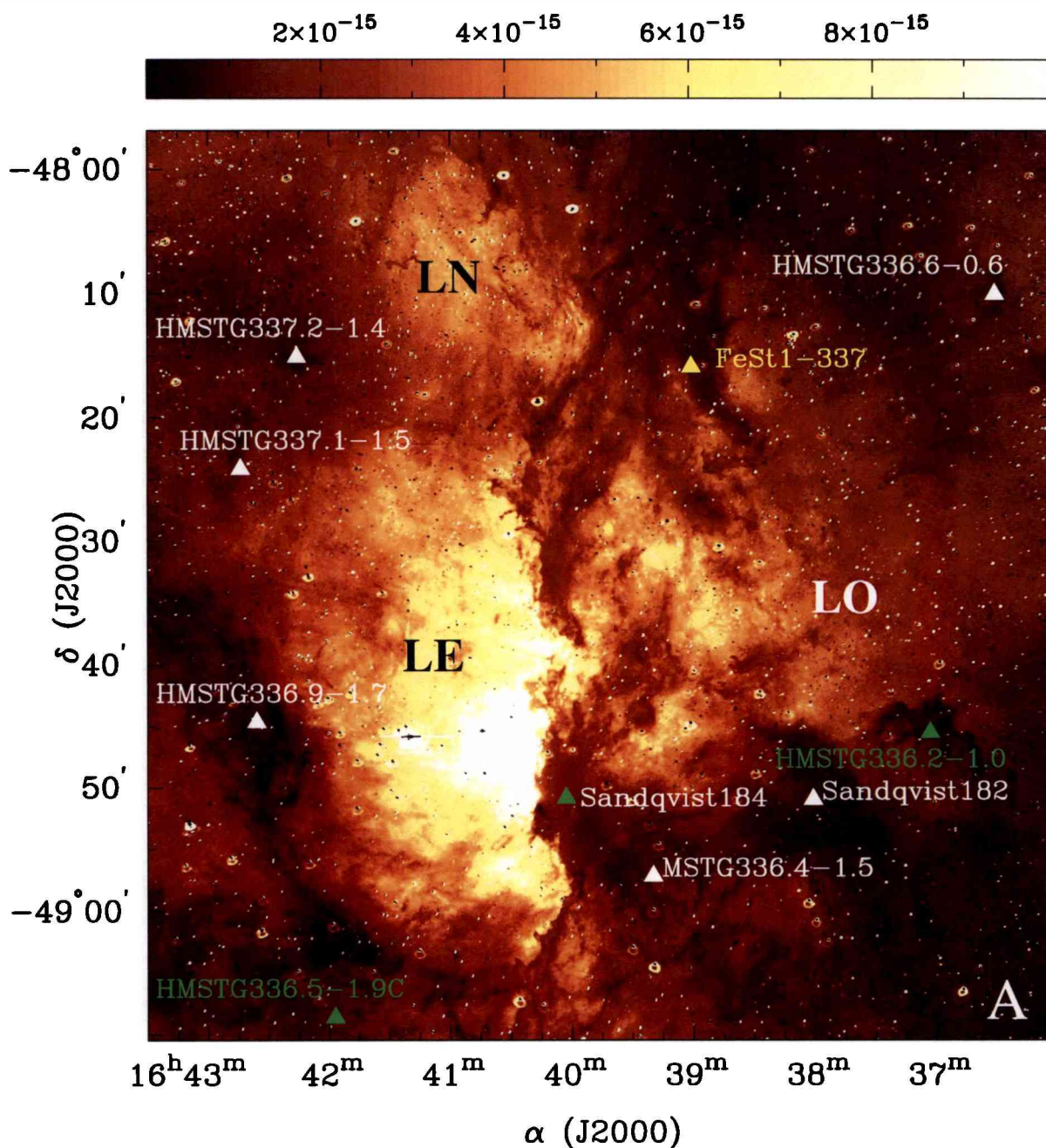


Figura 7.10: Distribución espacial del gas ionizado en la parte central RCW 108. Mapa A: Emisión de alta excitación [O III]. La escala de brillo superficial corresponde a 1×10^{-16} - 1×10^{-14} [$\text{erg cm}^{-2} \text{seg}^{-1} \text{arcsec}^{-2}$]. Aparecen identificadas las nubes de polvo en la zona de RCW 108 catalogadas por Dutra et al. (2002). Los números corresponden al orden en que aparecen en la Tabla 7.7. Con las siglas “LN”, “LO” y “LE” indicamos los sectores denominados como Lóbulo Norte, Lóbulo Oeste y Lóbulo Este, respectivamente.

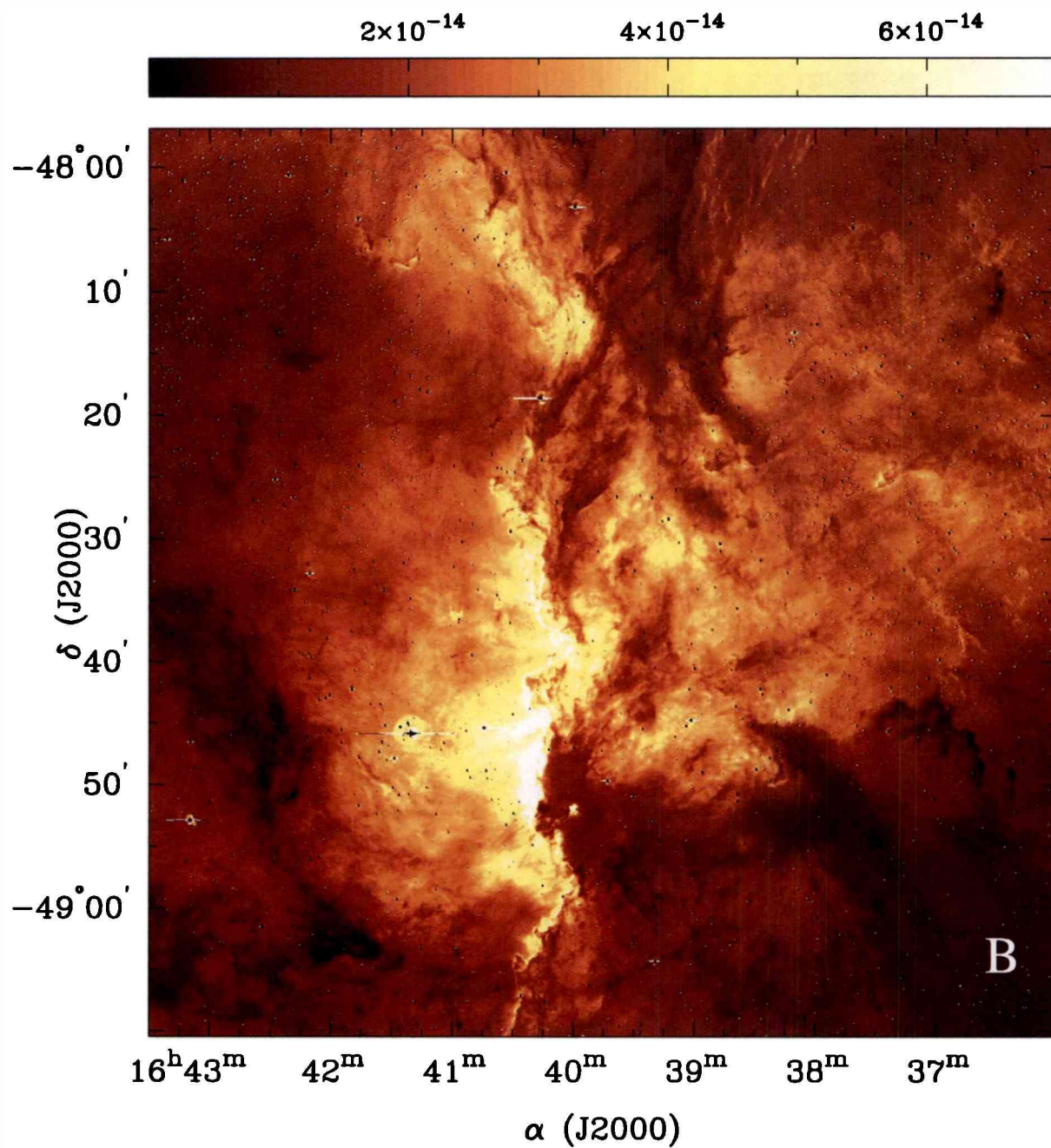


Figura 7.11: Mapa B: Emisión de $H\alpha$. La escala de brillo superficial corresponde a $1 \times 10^{-17.7} \times 10^{-14} [\text{erg cm}^{-2} \text{seg}^{-1} \text{arcsec}^{-2}]$.

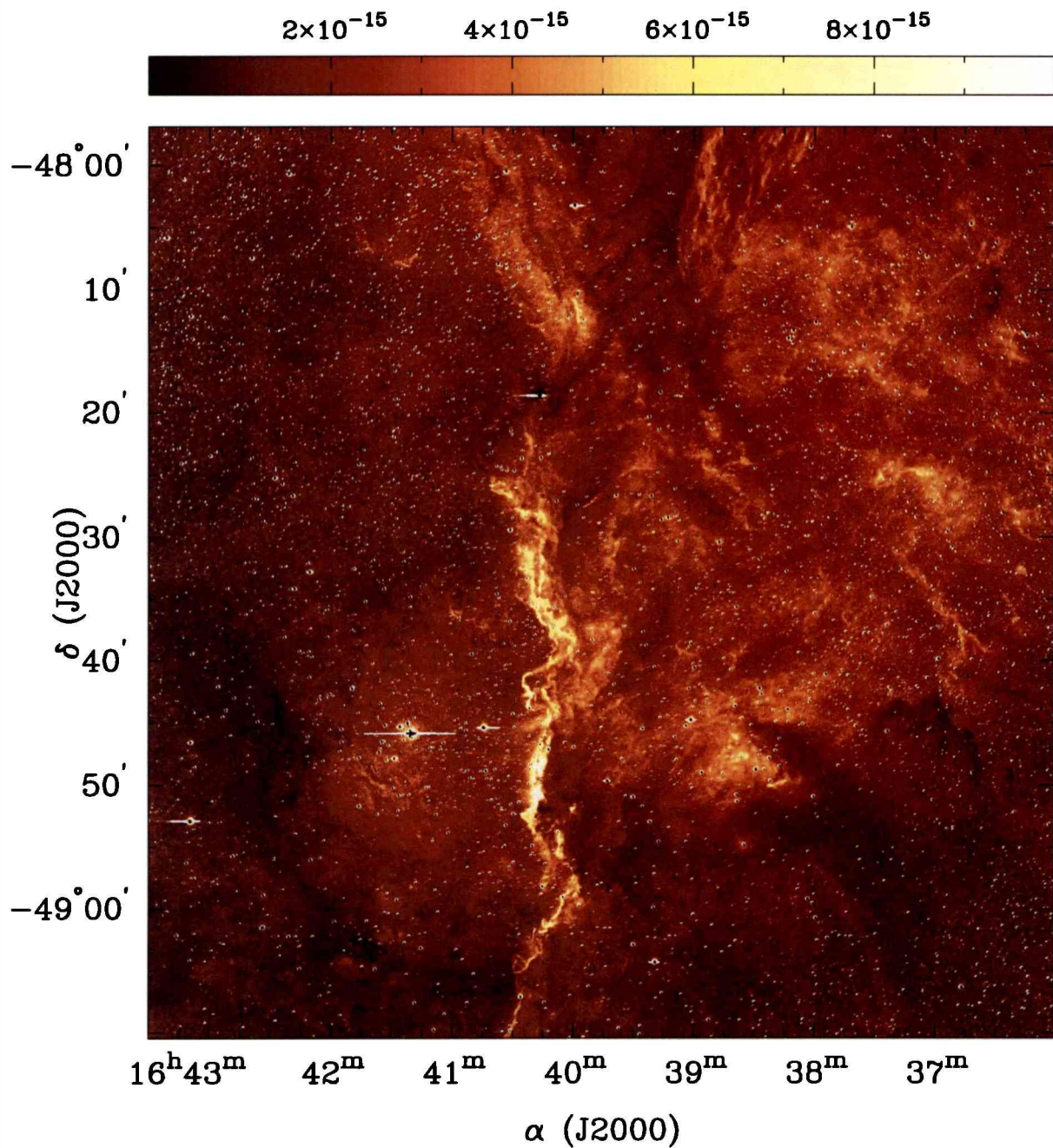


Figura 7.12: Distribución espacial de la emisión de baja excitación en la parte central RCW 108 representada por el [S II]. La escala de brillo superficial corresponde a 1×10^{-17} - 1×10^{-14} [$\text{erg cm}^{-2} \text{seg}^{-1} \text{arcsec}^{-2}$].

Tabla 7.7: Nubes oscuras en la zona de RCW 108 (Dutra et al., 2002)

Nombres	Designación ¹² CO	α (J2000.0) [h:m:s]	δ (J2000.0) [°:':"]	tamaño		V_{radial} ¹² CO [km s ⁻¹] [LSR]
				['] en α	['] en δ	
HMST*G336.2-1.0	C1	16 37 03	-48 45 32	12.0	5.0	-23.8***
SDN*182	F2	16 38 01	-48 50 58	26.0	12.0	-21.7***
HMSTG336.5-1.9C	H2,H3	16 41 57	-49 08 36	80.0	55.0	-20,-21***
SDN184	E3	16 40 03	-48 50 50	10.0	10.0	-22.6***
HMSTG336.6-0.6		16 36 31	-48 10 04	3.5	1.5	-28.3**
FeSt*1-337		16 39 01	-48 15 54	28.0	28.0	-22**
HMSTG336.9-1.7		16 42 36	-48 44 39	16.0	12.0	-35.6**
en HMSTG336.5-1.9C						
HMSTG337.1-1.5		16 42 44	-48 24 09	7.0	2.0	-44.9,-10.4**
HMSTG337.2-1.4		16 42 16	-48 15 05	4.0	2.0	-6.6,-41.0**

SDN*: Sandqvist Aa. (1977)

FeSt*: Feitzinger & Stuwe (1984)

HMST*: Hartley et al. (1986)

** Datos de CO de Dame et al. (1987).

*** Resultados de las observaciones de CO hechas con NANTEN

7.4.3. Cocientes de líneas

En la sección anterior se describió la morfología de la emisión de las líneas nebulares. En esta parte de la Tesis, se analizarán los cocientes de líneas entre [O III] y H α y entre [S II] y H α . Luego, se describirá el perfil de emisión nebular correspondiente a la zona del máximo.

Las mapas de los cocientes entre las líneas [O III] y H α y entre [S II] y H α se muestran en los Paneles superior e inferior de la Figura 7.13, respectivamente. La escala cromática de ambos mapas fue asignada de forma tal que el valor del cociente aumenta del color anarajando hacia el amarillo. Comparando los mismos encontramos que la distribución espacial de emisión que presentan son complementarias entre sí: en los sectores con los valores mayores en el cociente [O III]/H α , se corresponden con los valores menores en el mapa [S II]/H α .

En el Panel superior de la Figura 7.13 se presenta el mapa $[O III]/H\alpha$. Los sectores con valores más elevados en el cociente se concentran en los Lóbulos Norte y Este. El máximo se encuentra en el Lóbulo Este y es el sector comprendido entre NGC 6193 y la interfaz con la región molecular, con un valor de $0.24 (\pm 0.05)$.

Otras zonas con valor elevado se hallan en el Lóbulo Oeste. Las mismas corresponden a regiones brillantes en $[O III]$ entrelazadas con concentraciones de polvo (Ver Mapa A de la Figura 7.10). Ellas son $(\alpha, \delta) = (16:38:55, -48:35)$ con $0.18 (\pm 0.03)$ y $(\alpha, \delta) = (16:40, -49:04)$ con $0.19 (\pm 0.04)$.

En el mapa se identifican fácilmente las interfaces entre el material ionizado y las concentraciones moleculares porque aparecen como mínimos en el cociente. Tal es el caso en NGC 6188 y en las estructuras en el Lóbulo Oeste. Las zonas más oscuras en el noroeste de este lóbulo corresponden a los valores de $0.09 (\pm 0.02)$. El otro mínimo se sitúa en Sandqvist 182 con $0.11 (\pm 0.02)$. Respecto a NGC 6188, entre las declinaciones $(-48^\circ:20', -49^\circ:10')$ se halla claramente definida una franja oscura donde existe una disminución abrupta del cociente, el mismo alcanza un valor de $0.1 (\pm 0.01)$, presentando emisión de alta excitación a ambos lados de esta franja. Luego, la relación $[O III]/H\alpha$ con elevados valores a uno y otro lado de la interfaz indica que existe gas a alta temperatura que se proyecta sobre la zona de la nube molecular.

En el Panel inferior de la Figura 7.13 notamos claramente que los valores mayores en el cociente $[S II]/H\alpha$, se circunscriben a las interfaces. Se destacan la red de filamentos que pueblan el extremo occidental del Lóbulo Oeste junto con NGC 6188.

Los valores promedios en la interfaz NGC 6188 oscilan entre $0.14 (\pm 0.03)$ al norte y $0.19 (\pm 0.03)$ al sur. Es notable la caída abrupta del cociente al oeste de NGC 6188 (tanto en el Lóbulo Este como en el Norte) donde se hallaban los máximos en el mapa de cocientes para el $[O III]$. En este sector se encuentra el valor mínimo del cociente $[S II]/H\alpha$ igual a $0.07 (\pm 0.05)$.

Las zonas brillantes que se destacan en la imagen se encuentran al oeste de NGC 6188. Ellas son la red de arcos que delimitan este Lóbulo Oeste en su extremo noreste $(\alpha, \delta) = (16:39, -48:06)$ con un valor de 0.22 , las nubes Sandqvist 182 y HMSTG336.2-1 con un valor de 0.23 . En la nube de Sandqvist encontramos un área de $6' \times 4'$ centrada en $(\alpha, \delta) = (16:38, -48:50)$ donde el valor es igual a $0.25 (\pm 0.04)$.

La nube de polvo que se encuentra en el borde sudeste del Lóbulo Este aparece con un alto valor de cociente. En particular, se destaca su extremo sur, en un área de $6' \times 4'$ centrada en $(\alpha, \delta) = (16:41:57, -49:02)$, con un valor promedio de $0.22 (\pm 0.06)$. Dentro de este sector hay una serie de artefactos, que aparecen como núcleos blancos con valores de cociente de 0.5 . Este aumento no tiene sentido físico, ya que en estos sitios es donde hay menor emisión de $H\alpha$ (Ver Mapa B de la Figura 7.11). Esto quiere decir que hay poca emisión $H\alpha$ por delante, por lo que puede suponerse que esa nube oscura estaría proyectada sobre la región HII.

Los valores encontrados son típicos en las regiones HII (Smith 2002). El aumento de emisión de $[S II]$ observado en las zonas periféricas entre los frentes de ionización y las nubes moleculares, sirven para localizar las zonas de fotodisociación. De esta forma, hemos identificado distintas PDRs dispersas en el campo, tales como NGC 6188 y el borde norte

de Sandqvist 182. Con el uso de imágenes del infrarrojo medio caracterizaremos con mayor detalle estas PDRs. Sin embargo, puede haber otros sitios donde el aumento de [S II] podría deberse a la excitación del gas por la expansión de ondas de choque. Esto suele darse tanto en objetos tipo Herbig-Haro o en cáscaras de material expulsados por alguna erupción estelar. Esto podría explicar el valor alto de cociente encontrado en la red de filamentos en el extremo norte del Lóbulo Oeste. Si efectivamente existe una vinculación física entre HD 148937 y Ara OB1, estos filamentos podrían indicarnos gas chocado por la acción de la expansión de la burbuja de la estrella Of.

Existen dos sectores en los mapas con numerosos artefactos. Uno de ellos es el extremo este de estas imágenes donde la emisión nebulosa es muy difusa y débil, hecho que se agrava con la presencia de gran cantidad de estrellas de campo. El otro, es el extremo sudoeste con una alta extinción en el óptico (Ver Mapa B de la Figura 7.11). En ellos, tenemos básicamente muy poca señal, por lo que no puede determinarse un valor mínimo aceptable para los cocientes.

En la Figura 7.14 aparece el perfil de emisión obtenido al hacer un corte transversal de la interfaz, pasando por la zona del máximo de emisión de las líneas, lo que corresponde al intervalo en ascensión recta: (16:40:35,16:40:12) y a la declinación (-48:50:45).

En dicha figura notamos que la emisión de [S II] está concentrada en una zona muy delgada (0.3 pc), mientras que la emisión del [O III] se encuentra mucho más extendida. El perfil de [O III] decae más lentamente que el de las otras dos líneas, que poseen menor potencial de ionización. Esto se debe a que a medida que nos desplazamos hacia la parte izquierda del eje x en la Figura 7.14, lo hacemos hacia el interior de la región HII. Las protuberancias que aparecen en el perfil de emisión de [O III] después de los 3' corresponden a estrellas.

Los máximos de las tres líneas se encuentran desplazados entre sí, la distancia entre el de [O III] y el de [S II] es de 0.13 pc, mientras que el de $H\alpha$ queda entre medio. El máximo de [O III] es el que se encuentra más hacia el oeste.

La morfología de las líneas de elementos con potencial de ionización inferior al del hidrógeno (< 13.6 eV), como es el caso del [S II] cuyo valor es 10.4 eV, está dominada por estructuras bien definidas y circunscriptas a la zona de transición entre la región HII y las nubes moleculares. Los elementos con potencial de ionización superior al del hidrógeno, como es el caso del [O III], presentan una distribución espacial que tiende a ser mucho más difusa y extendida, como lo podemos apreciar en las Figuras 7.10, 7.12, 7.13 y 7.14.

La estructura estratificada de ionización que se observa claramente en esta Figura es similar a la encontrada en M 16 (Hester et al., 1996).

Por lo antes descrito, lo observado en las Figuras 7.10, 7.11 y 7.12 es típico de la estructura de ionización, representada por el [O III], $H\alpha$ y [S II], en las interfaces entre regiones HII y nubes moleculares. La morfología de la zona central de RCW 108 se asemeja mucho a las de otras regiones donde se conoce que han tenido lugar episodios de formación estelar reciente, como son los casos de M 16 e IC 5070 (Hester et al., 1996; Bally & Reipurth, 2003).

La morfología encontrada en RCW 108 puede entenderse considerando que el interior de una región HII tiene una densidad baja y un grado alto de ionización, por lo que la radiación del campo estelar es recién atenuada al alcanzar la interfaz entre la región HII y las nubes moleculares adyacentes. De esta forma, inmediatamente exterior a la región HII, se halla la región de fotodisociación en la cual las moléculas son disociadas y los átomos con potenciales de ionización inferiores al del hidrógeno (13.6 eV) son fotoionizados. Esto genera un flujo por fotoevaporación que se origina en el complejo molecular. La emisión de especies con menor potencial de ionización tiene una morfología filamentaria porque estas especies abundan en este tipo de regiones próximas a la interfaz entre la región HII y el material molecular. El arquetipo de este modelo es la Nebulosa de Orión. En sus imágenes de alta resolución obtenidas con el telescopio espacial Hubble se aprecia la estructura de ionización estratificada en la interfaz entre la región HII y la nube molecular (Hester et al., 1996).

La densidad aumenta desde el interior de la región HII hacia el borde de la pared molecular. Si suponemos equilibrio de presiones entre las dos regiones, el cociente entre la temperaturas de la PDR (~ 100 -500 K) y la de la región HII ($\sim 10^4$ K), implica un cambio en la densidad por un factor del orden de 20 a 100. Como el flujo es saliente de la pared molecular en esa zona, la presión debe ser superior a la media de la región HII, por lo que el cambio en el valor de la densidad debe ser aún mayor al anteriormente especificado.

Si nos desplazamos desde la región HII hacia la nube molecular, el grado de ionización decrece por el efecto combinado del aumento en la densidad ambiental y el de la disminución o ausencia de fotones capaces de fotoionizar elementos con potenciales de ionización altos. Los bordes limitados por radiación presentan una emisión espacialmente estratificada de acuerdo al potencial de ionización.

La transición entre la región HII y la PDR se inicia cuando el flujo de fotones con energías superiores a 13.6 eV se acaba completamente. La zona de transición entre la región HII y la PDR puede no ser abrupta. Esto se debe a que la disminución de la sección eficaz de fotoionización para energías superiores a 13.6 eV, junto con los electrones libres generados por las distintos elementos químicos, produce una cola en la distribución espacial de los electrones que penetra la PDR (Figura 1 del trabajo de Hester 1991). Esto quiere decir que aumenta el número de electrones libres dentro de la PDR. Las condiciones en la zona limítrofe entre la región HII y la PDR son muy particulares: mientras que las especies con potencial de ionización ≤ 13.6 eV se encuentran neutras, la cantidad de [S II] (10.4 eV) sigue siendo alta. El contraste marcado entre los valores de la densidad ambiental hallada dentro de la PDR con la de la región HII, hace que la densidad de [S II] sea 100 veces superior en la zona de transición entre ambas regiones respecto a la

encontrada en la región HII. La emisividad es de la forma:

$$n_{p[n]} \times n_e \quad (7.3)$$

donde $n_{p[n]}$ es el número de partículas de la especie p , ionizada $n-1$ veces y n_e es la densidad electrónica ambiental. Esta cantidad aumenta ya que es directamente proporcional a la densidad de átomos de azufre ionizado. Por esto, el [S II] presenta un máximo espacialmente bien definido por esta zona de transición.

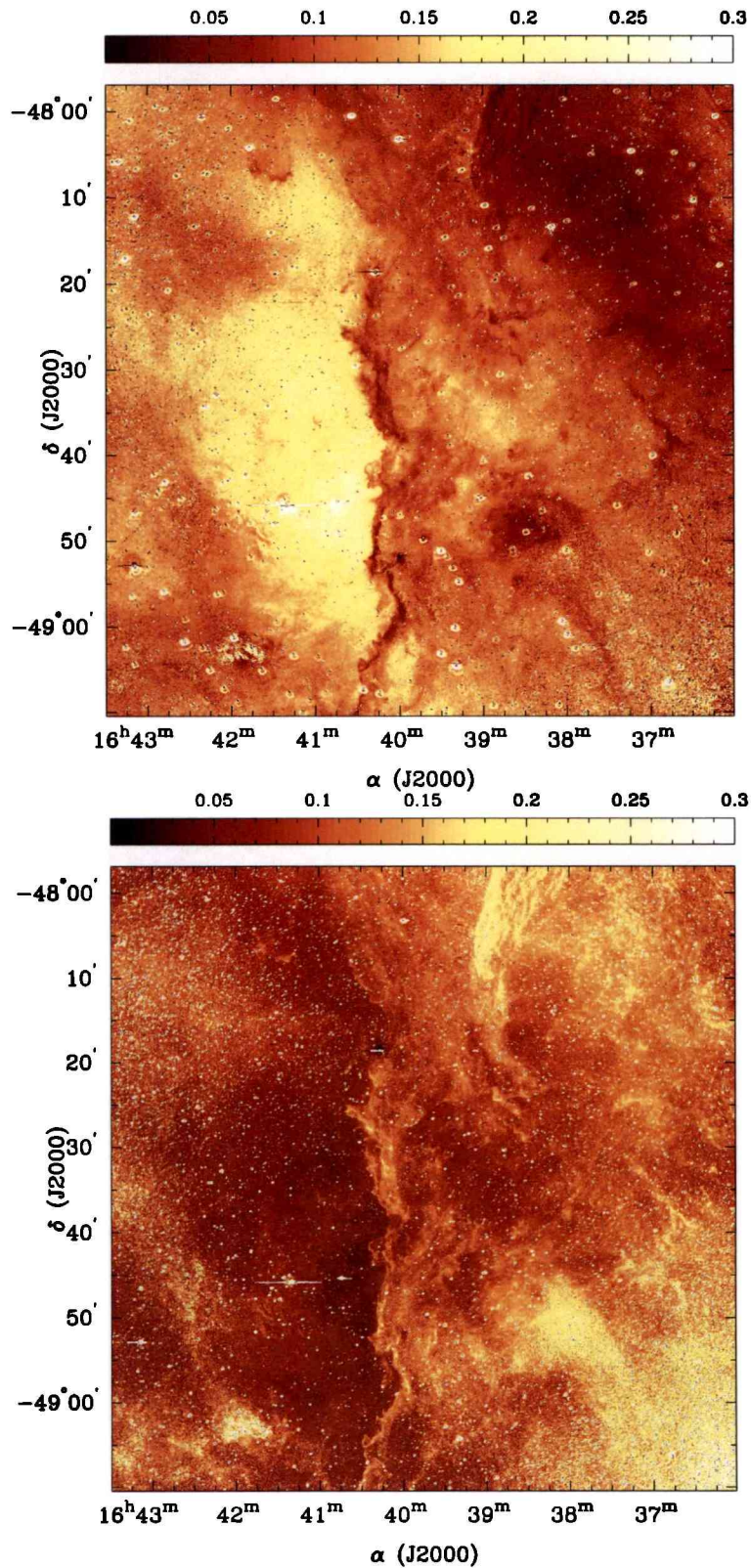


Figura 7.13: Mapas de los cocientes de las líneas. *Panel superior:* $[\text{O III}]/\text{H}\alpha$. *Panel inferior:* $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$. Los valores más altos en los cocientes se corresponden con las zonas más claras de las imágenes.

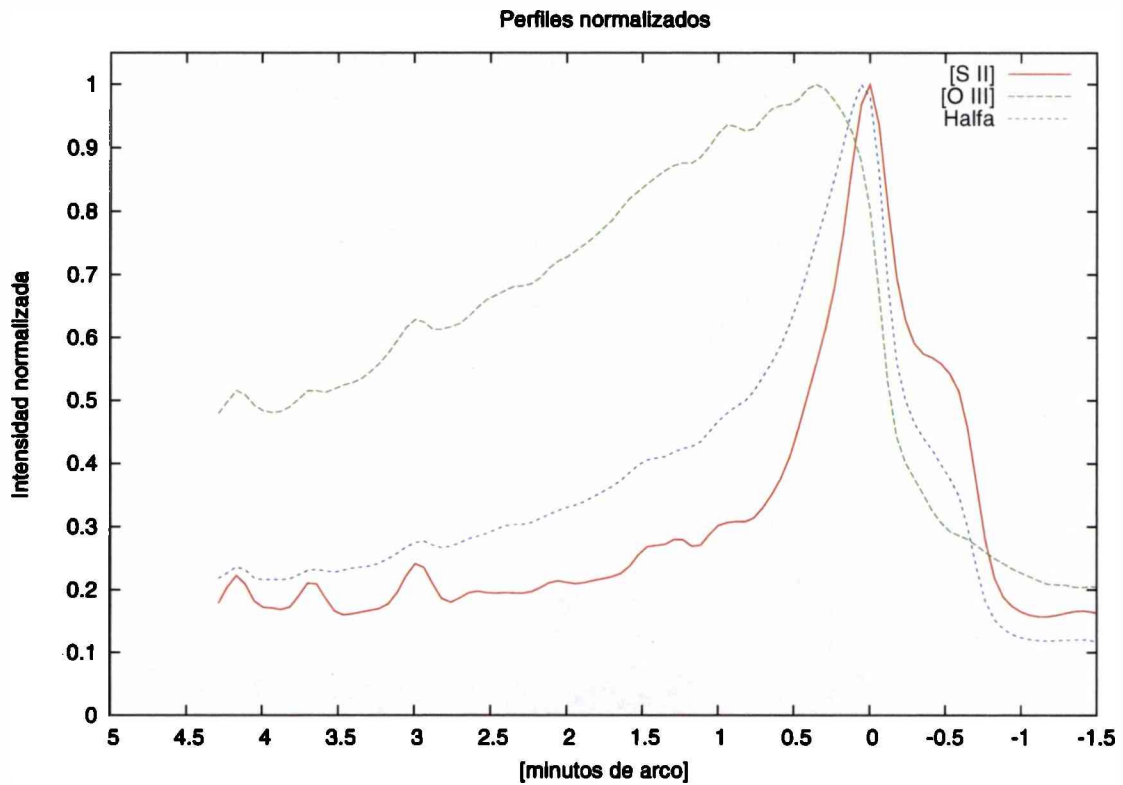


Figura 7.14: Perfiles normalizados de emisión de las líneas de $H\alpha$ (azul), [S II] (rojo) y [O III] (verde). Los perfiles han sido obtenidos haciendo un corte en forma transversal a la interfaz en la declinación: $(-48^{\circ}:50':45'')$. Nótese la evidente estructura estratificada de ionización. La escala del eje x es referida a la distancia al máximo del [S II], en minutos de arco. La posición del máximo de [S II] corresponde a: $16^{\text{h}}:40^{\text{m}}:18^{\text{s}}$. Los valores positivos de x corresponden a ascensiones rectas crecientes. Cada uno de los perfiles fue normalizado al máximo, lo que corresponde a 2.8×10^{-14} , 3.5×10^{-14} y 2.8×10^{-14} [$\text{erg cm}^{-2} \text{seg}^{-1} \text{arcsec}^{-2}$] para $H\alpha$ [S II] y [O III], respectivamente.

7.4.4. Búsqueda de objetos compactos no estelares

Existen una variedad de objetos compactos de gran utilidad para la búsqueda de sitios de formación estelar activa tales como los glóbulos de Thackeray (Thackeray 1950) y los llamados discos protoplanetarios (en inglés, “proplyds”) (O’Dell et al., 1993).

Los glóbulos son estructuras nebulosas oscuras que contrastan contra el fondo luminoso de la región HII donde están sumergidos. Ellos representan los vestigios de la nube molecular progenitora que dio origen a las estrellas de gran masa de tipo espectral O y B (ej., Bok & Reilly, 1947). Muchas veces, estos glóbulos presentan bordes brillantes debido a que son iluminados externamente, fotoionizados y fotoevaporados por la radiación ultravioleta originada en las estrellas OB cercanas. Los tamaños típicos son de 0.1 a 1 pc, a menudo muy elongados (glóbulos cometarios), con su extremo brillante apuntando a las estrellas ionizantes, y se destacan en las imágenes de [S II] y H α por la emisión de las superficies de sus frentes de ionización. A modo de ejemplo de los mismos, podemos mencionar los encontrados en la nebulosa de Gum (Herbig 1974), o el “Dedo Desafiante de Carina” en la parte central de la nebulosa de Carina (Smith et al., 2004). Algunos de ellos presentan evidencia de formación estelar *in situ*, como puede citarse el caso de los pilares de M16 (Hester et al., 1996) o en varias regiones de la nebulosa de Carina (Cox & Bronfman, 1995; Brooks et al., 2000). Dentro del contexto de formación estelar, pueden haber sido generados por el proceso de Implosión Provocada por Radiación (*Radiatively Driven Implosion*, Lefloch & Lazareff, 1994 y referencias allí citadas).

Las otras estructuras conocidas como *proplyds* son estrellas que aún están en la fase de presecuencia principal, rodeadas por su reservorio de gas y de polvo, que debido a su ubicación en la región HII principal, son afectadas por la radiación y el viento de las estrellas de gran masa cercanas. Estos objetos han sido estudiados en gran detalle dentro de la región de Orión (ej: Laques & Vidal, 1979; O’Dell & Wen, 1994). Los tamaños abarcan de unas pocas decenas de Unidades Astronómicas (UA) (40-400 UA en Orión, O’Dell 1998) hasta 10^4 UA (Nebulosa de Carina, Smith et al., 2003; NGC 3603, Brandner et al., 2000). En la parte central de la Nebulosa de Orión, el 80 % de las estrellas tienen este tipo de estructuras. Su estudio es de gran importancia para entender el proceso de formación de estrellas de baja masa próximas a sus hermanas de mayor masa. Por sus tamaños y la envoltura ionizada, los *proplyds* pueden distinguirse más fácilmente que los discos circumestelares. Por ello, Stecklum et al. (1998) propuso utilizar la detección de los *proplyds* como trazadores de discos circumestelares en regiones de formación estelar lejanas.

Estos objetos presentan dos morfologías típicas: una de forma cometaria, con una cabeza brillante en H α apuntando hacia la fuente excitatriz y sus colas alargadas en dirección opuesta, y la segunda, se ven en contraste o en absorción contra el fondo brillante de la emisión nebulosa.

Como ya hemos destacado, la región HII RCW 108 presenta una morfología intrincada con numerosos filamentos y nubes oscuras claramente identificables en las imágenes ópticas. A gran escala, se observan estructuras de tipo pilares, dedos, glóbulos, etc., distribuidas por toda la región HII, las cuales pueden ser los lugares apropiados para la formación de estrellas. Sin embargo, no es tarea sencilla la identificación de estas estructuras en las imágenes con resolución de 2”3 por pixel obtenidas con la Cámara Curtis-Schmidt de

CTIO. Con el fin de destacar la presencia de objetos cuya morfología sea semejante a la de los glóbulos fotoevaporados, hemos generado una imagen “libre” de las variaciones a gran escala en $H\alpha$, a partir de la resta de la imagen mediana en el mismo filtro. El proceso realizado es el siguiente: a partir de la imagen de $H\alpha$ con el continuo restado (Ver Figura 7.15 A), se construye una imagen a la cual se le aplica un filtro de mediana con cajas de tamaño de 43×43 pixeles de lado (Ver Figura 7.15 B). El filtro de mediana destaca las estructuras a gran escala, ya sean en emisión o en absorción. Luego realizamos la diferencia entre la imagen original y la filtrada, obteniéndose así una imagen donde se destacan las estructuras a pequeña escala, en este caso con tamaños menores a $100''$. Este resultado es la imagen del Panel superior de la Figura 7.16. En ella, se destacan las zonas de transición entre los gradientes de intensidad abruptos, por eso, es que NGC 6188 queda perfectamente recortada en la parte central de la imagen.

La imagen de la Figura 7.16 revela la existencia de varios candidatos a glóbulos fotoevaporados. Los mismos se señalan con rectángulos numerados en orden decreciente con la declinación. Varios de ellos tienen formas de pilares (Ver objetos 5, 8, 9 en el Panel inferior de la Figura 7.16). Todas las estructuras se encuentran apuntando en dirección al cúmulo NGC 6193 que ha sido identificado en el Panel superior de la Figura 7.16. Si las estrellas del cúmulo fueran las fuentes excitatrices de los objetos, el glóbulo más distante al grupo estelar correspondería al número 2 y estaría situado a unos $45'$ ($\cong 17$ pc), mientras que el más próximo, el número 7, estaría a unos $10'$ ($\cong 4$ pc). Algunos de ellos presentan cabezas brillantes en $H\alpha$ (Ver objetos 1, 2, 7 en el Panel inferior de la Figura 7.16).

Las imágenes empleadas en la búsqueda de estos objetos tienen una resolución espacial de $2''.3$ por pixel, lo cual no permite identificar glóbulos más pequeños que 2 pixeles $\times 2''.3$ (unas 6000 UA a la distancia de 1300 pc). Dado que la mayoría de estas estructuras son elongadas, la longitud proyectada de estos objetos superan varias veces este límite, con tamaños del orden de 10^4 a 10^5 UA.

A pesar de la moderada resolución espacial, hemos podido identificar una serie de glóbulos fotoevaporados (Ver Panel inferior de la Figura 7.16) con un tamaño típico de 5×10^4 UA. Resultado que está más de acuerdo con lo encontrado por Smith et al. (2003) en la Nebulosa de Carina que con lo hallado por Bally et al. (2000) en Orión.

Estudios posteriores de estos objetos, utilizando imágenes con mayor resolución angular y espectroscopía tanto óptica como infrarroja nos permitirán dilucidar si existe actividad de formación estelar asociada a los mismos.

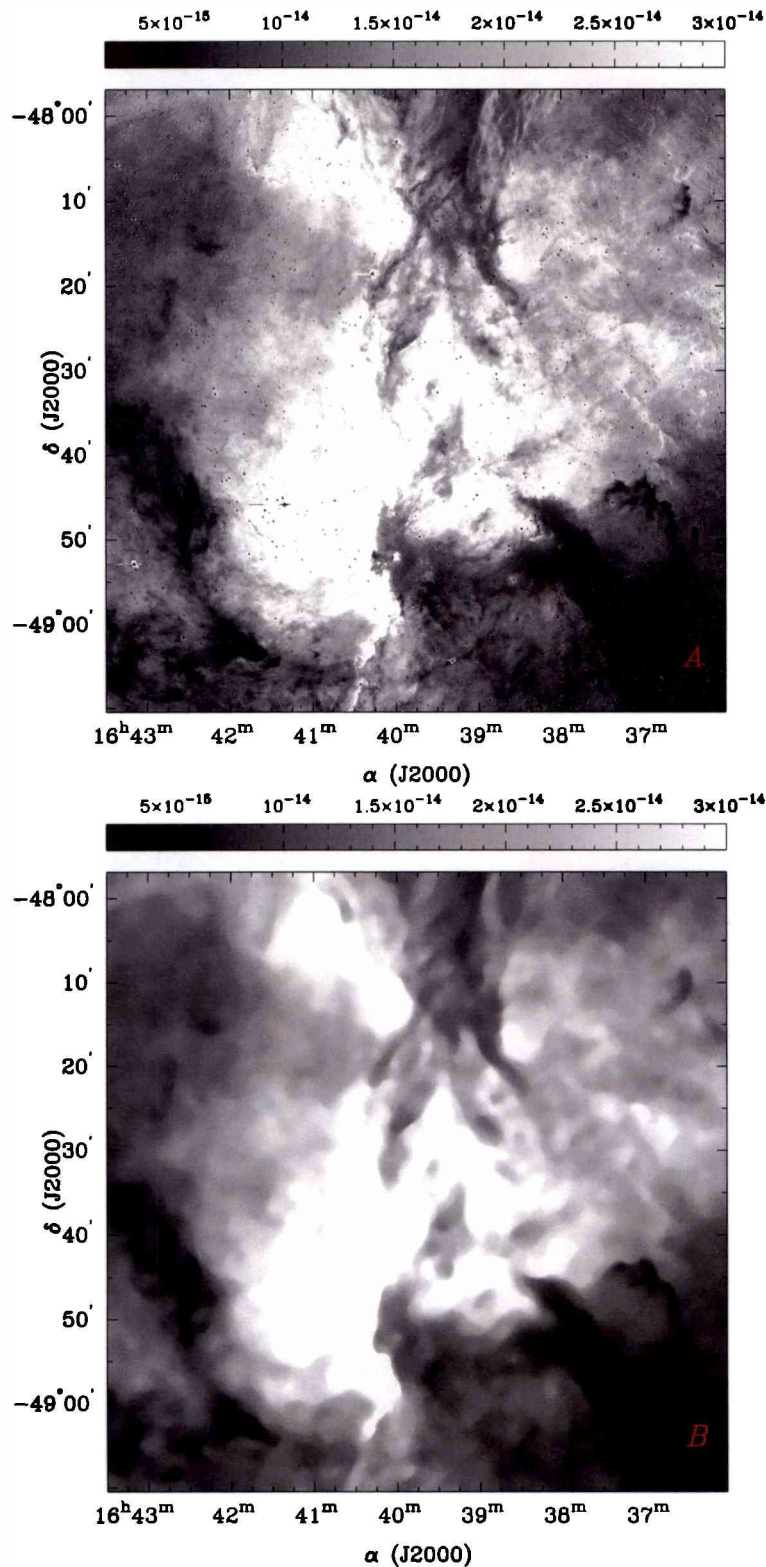


Figura 7.15: Imágenes utilizadas para la construcción de la imagen de la Figura 7.16 en la que se destacan las pequeñas estructuras frente a la emisión nebulosa general. A) *Panel superior*: Imagen $\text{H}\alpha$ a la que se ha sustraído la contribución de la emisión del continuo. B). *Panel inferior*: Es la imagen del Panel superior, luego de la aplicación de un filtro de mediana de tamaño de 43×43 píxeles. En ambas imágenes la escala de brillo superficial (en gris) corresponde a $2 \times 10^{-15} - 3 \times 10^{-14} [\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{arcsec}^{-2}]$.

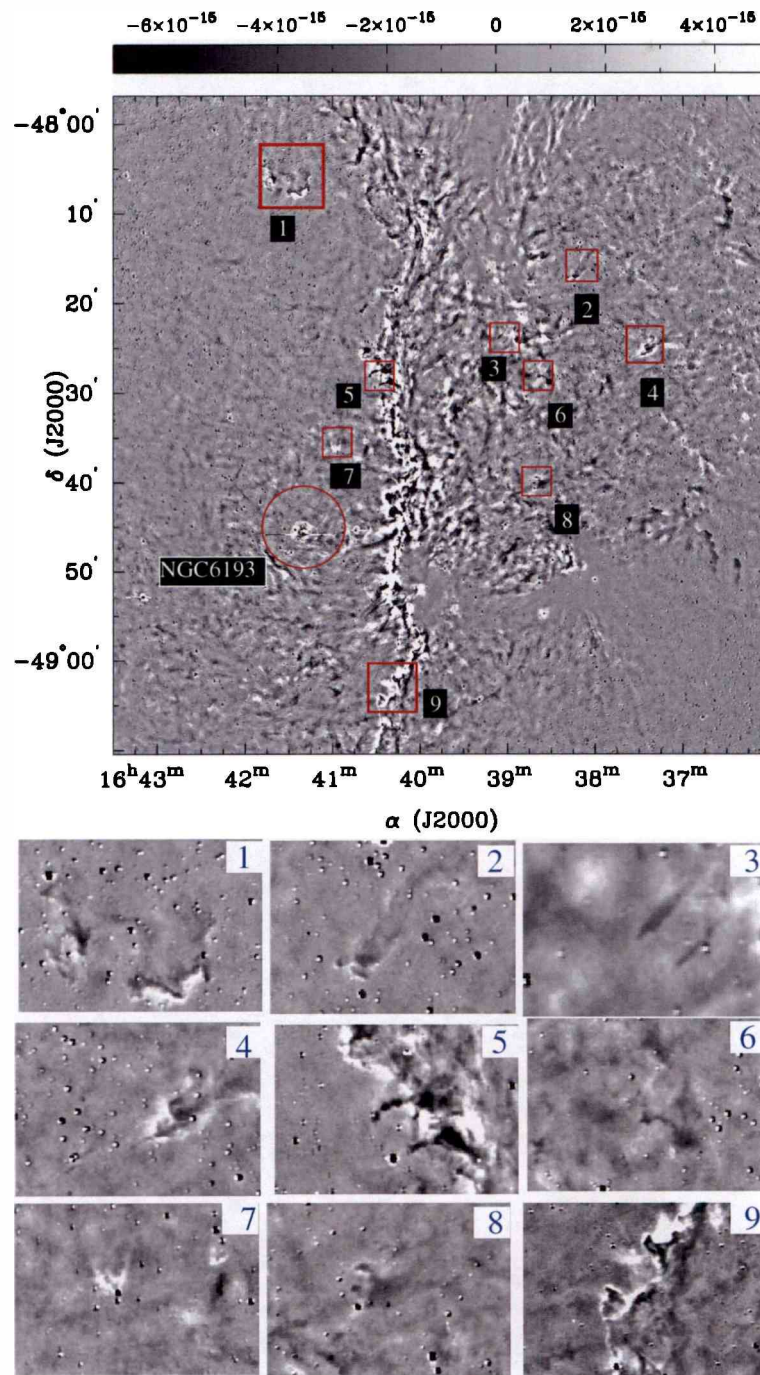


Figura 7.16: *Panel superior*: Imagen H α donde se destacan los objetos candidatos a glóbulos fotoevaporados. Los rectángulos numerados indican los sectores donde han sido identificados. El orden está dado por la declinación de los objetos. *Panel inferior*: Ampliación de los sectores señalados en el *Panel superior*.

7.5. Emisión en el infrarrojo

7.5.1. Introducción

En esta sección analizaremos la distribución espacial a gran escala del gas y polvo en los alrededores de RCW 108. En particular, buscaremos las regiones de fotodisociación, (*PDRs*, “photodissociation regions”, (Hollenbach & Tielens, 1997). Las mismas suelen formarse en la interfaz entre una región HII y una nube molecular adyacente que ve modificada sus condiciones físicas, químicas y dinámicas por la incidencia de los fotones ultravioletas de las estrellas masivas. En estas regiones las moléculas denominadas hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAHs, “polycyclic aromatic hydrocarbons”) son excitadas por esta radiación y luego reemiten en el infrarrojo entre los 6 a 10 μm . Las observaciones de la misión MSX que cubren el rango de longitudes de onda entre 6.8 μm y 25 μm , permite medir esta radiación (especialmente en la Banda A (8.3 μm)) y de esa forma, estudiar las *PDRs*.

Además, analizaremos la distribución y naturaleza de las fuentes puntuales detectadas por MSX y haremos una correlación con el Catálogo de fuentes puntuales del 2MASS (Cutri et al., 2003) en las bandas:

- $J = 1.25 \mu\text{m}$
- $H = 1.65 \mu\text{m}$
- $K_s = 2.2 \mu\text{m}$

7.5.2. Observaciones con Mid-course Space Experiment (MSX)

La misión satelital “Mid-course Space Experiment” (MSX) incluyó un experimento astronómico (SPIRIT III), diseñado para adquirir imágenes y fotometría en el infrarrojo medio (MIR) de fuentes en el plano galáctico. MSX tiene una resolución de $18''3$, lo cual significa un tamaño de haz cincuenta veces menor que IRAS a 12 y 25 μm .

MSX observó en 6 bandas entre 4 y 21 μm (detalles en Price et al., 2001). La más sensible corresponde a la Banda A (8.3 μm), con una sensibilidad similar a la banda de 12 μm de IRAS ($\sim 0.1 \text{ Jy}$). Las imágenes obtenidas en las otras tres bandas C (12.1 μm), D (14.7 μm), y E (21.3 μm), aunque menos sensibles, son útiles a fin de caracterizar las propiedades de las fuentes en el infrarrojo medio. MSX detectó más de 500000 fuentes puntuales, y la vasta mayoría no tienen contrapartida en IRAS. Hemos extraído las fuentes de MSX en el área de RCW 108 utilizando el servidor de catálogos de IRSA para el relevamiento “MSX Galactic Plane Survey”.

Las propiedades de dicho catálogo de fuentes puntuales (MSX PSC, Versión 6) están descritas por Egan et al. (2003).

Las imágenes y el catálogo fotométrico de MSX nos permiten estudiar la estructura a gran escala de RCW 108, e identificar objetos con emisión térmica profundamente sumer-

gidos en el polvo y la emisión de PAHs. El campo de radiación en la región HII destruye los PAHs, los cuales sólo pueden sobrevivir dentro del ambiente protegido de las nubes moleculares en la periferia de las regiones HII. Los fotones ultravioletas penetran la superficie de la nube molecular originando las conocidas PDRs en las capas superficiales de la nube. Los PAHs dentro de la PDR son excitados por los fotones UV y reemiten su energía en el infrarrojo medio, particularmente entre los 6-10 μm . Por esta razón las imágenes de MSX en la Banda A son excelentes trazadoras de PDRs, las cuales a su vez indican la presencia de estrellas ionizantes de gran masa en las cercanías. La Banda A no sólo incluye emisión de PAHs (en 7.7 y 8.6 μm) sino también la componente del continuo térmico de polvo caliente a $\sim 400\text{ K}$. La emisión en la Banda E se origina principalmente en polvo templado a $\sim 100\text{ K}$, aunque no se puede descartar la influencia de líneas de emisión nebulares en el infrarrojo medio, lo cual hace útil esta banda para identificar YSOs (en inglés, "Young Stellar Objects"), regiones HII compactas y polvo templado. Uno puede suponer que donde las bandas A y E están espacialmente correlacionadas, la emisión es dominada por polvo templado, lo cual puede sugerir la presencia de fuentes sumergidas. Si éste no fuera el caso, entonces la emisión en la banda A puede estar dominada por PAHs y en la banda E ser producto de una región HII.

Encontrar un modelo que reproduzca las diferentes contribuciones a la emisión en el MIR no es tarea sencilla dada la complejidad de los mecanismos y fuentes involucrados en la producción de dicha emisión. A los efectos ilustrativos, consideremos el ejemplo de la Nebulosa de Orión: la Figura 7.17 muestra el espectro en el infrarrojo medio obtenido con el satélite ISO ("Infrared Space Observatory"), con las distintas contribuciones de emisión térmica propuestas (Cesarsky et al., 2000). De dicha Figura se deduce que en el caso de que una región HII sea el agente excitatriz de los PAHs, se espera que la emisión de estas moléculas domine en las bandas A y C. En cambio, si la emisión proviene de la región HII a través de emisión nebular, la misma dependerá del grado de excitación de la región. Es interesante destacar la presencia de la emisión de [S III] en 18.71 μm dado que esta emisión es comúnmente detectable en regiones HII de excitación intermedia. La Figura 7.18 muestra el espectro ISO de la región HII M 17, y las transmitancias para los filtros de MSX. El espectro ISO de M 17 presenta las características líneas nebulares de una región HII sin la presencia de emisiones de PAHs. Si comparamos dicho espectro con los pasabandas de MSX, vemos que en este caso es fácil prever que la región HII será más fácil de detectar en la banda E que en la A, por la presencia de la línea de emisión del [S III] 18.71 μm . Hay que tener en cuenta que en el caso de que las regiones HII estén ocultas por una gran extinción en el óptico, su detección podría hacerse a través de la emisión en la Banda E.

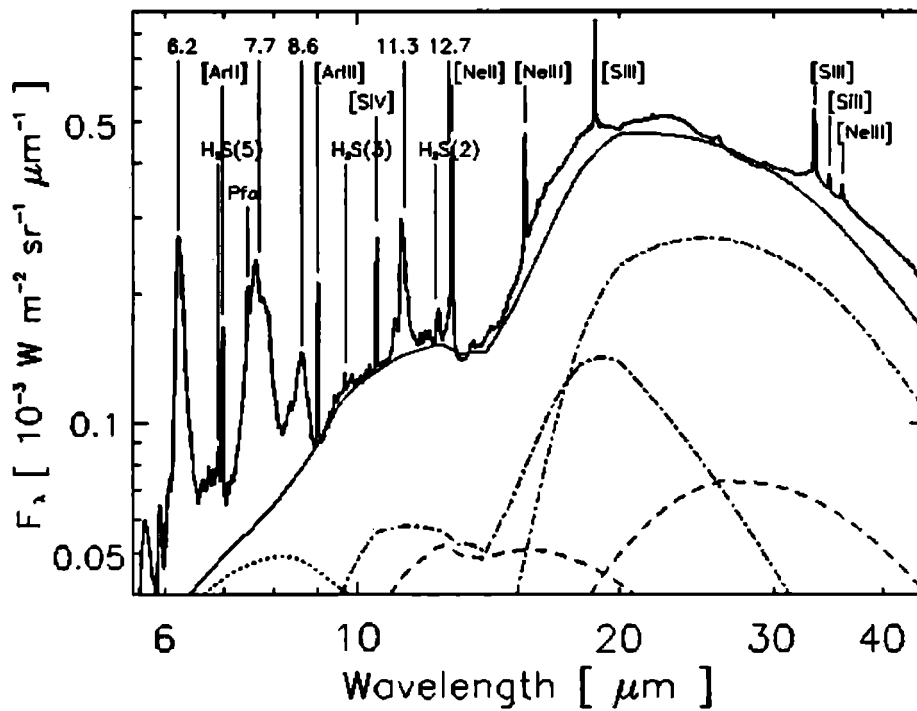


Figura 7.17: Espectro ISO de la Nebulosa de Orión (Cesarsky et al., 2000). El ajuste del continuo térmico usa silicato amorfo (130 K y 80 K, línea punto y raya), carbón amorfo (155 K y 85 K, línea a rayas), y carbón amorfo de granos muy pequeños (300 K, línea de puntos).

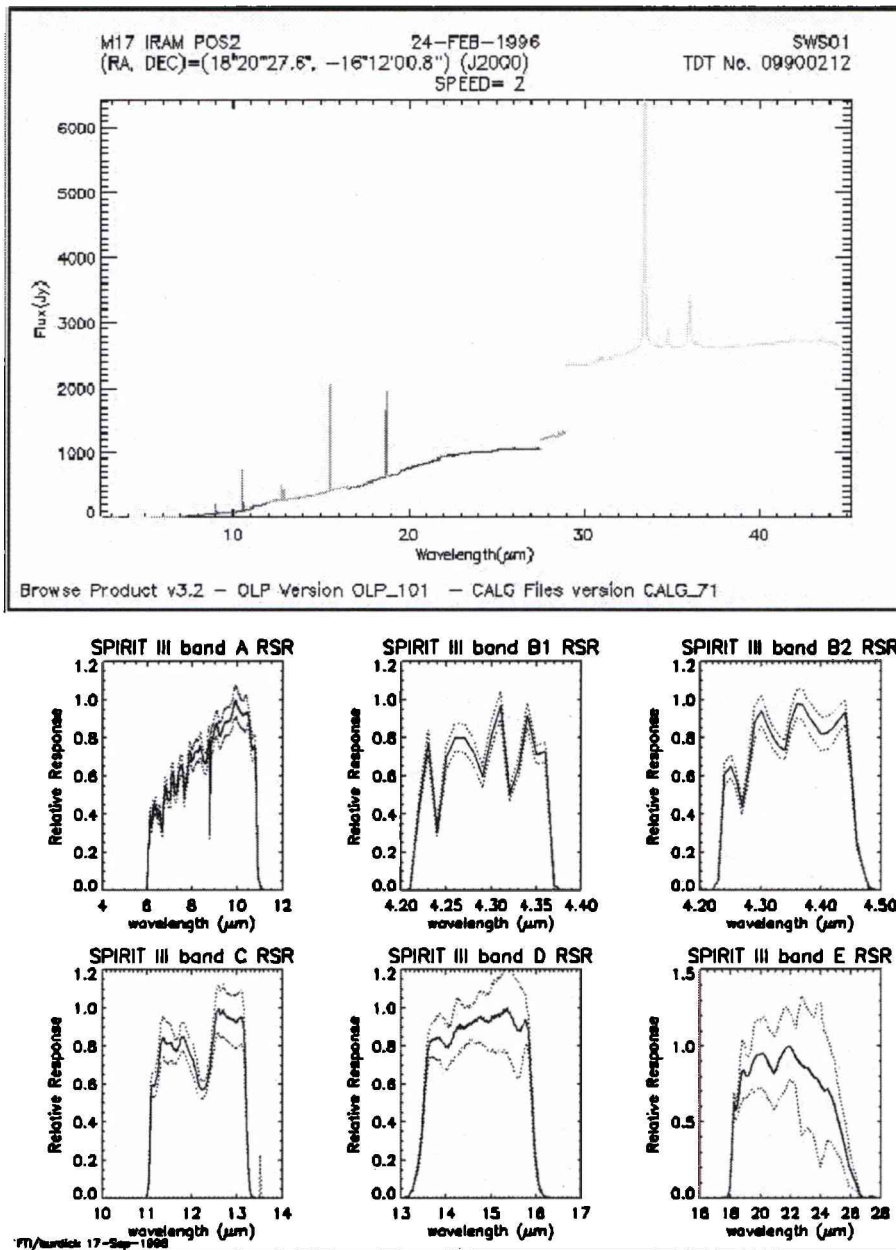


Figura 7.18: *Panel superior*: Espectro ISO de la región HII M17 (<http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=III/242>). *Panel inferior*: Curvas de transmitancia para los filtros de MSX. Notese en este caso cómo la línea de emisión [S III] 18.71 μm cae dentro de la Banda E de MSX.

7.6. RCW 108 vista en el infrarrojo medio

El objetivo de esta sección es el de caracterizar tanto la distribución espacial a gran escala del polvo templado, la emisión molecular de PAHs, y del gas ionizado en RCW 108, como también hallar una posible vinculación física entre las estructuras presentes.

La Figura 7.19 es una imagen en falso color producto de la combinación de la emisión en $H\alpha$ (color azul) y la Banda A de MSX ($8 \mu\text{m}$, color rojo) de RCW 108. Esta Figura revela que la mayor parte de las nubes oscuras que ofrecen su cara hacia el cúmulo NGC 6193, presentan emisión en la Banda A, por lo cual demarcan PDRs con su emisión en PAHs, quedando notablemente delimitada la Nebulosa del Borde NGC 6188, como ya ha sido destacado por Urquhart et al. (2004). Además, existen una serie de nubes oscuras que no presentan emisión distinguible en $8 \mu\text{m}$ como lo son HMSTG336.2-1.0, al oeste y HMSTG337.1-1.5, HMSTG336.9-1.7 al este de NGC 6188 (Dutra et al., 2000, Ver Tabla 7.7). Este comportamiento puede explicarse por el hecho de que dichas nubes oscuras no son afectadas por la radiación ionizante de NGC 6193, lo cual implicaría que están por delante de la región HII y que funcionarían a modo de pantallas.

La imagen de RCW 108 en la banda A de MSX (Figura 7.20) muestra básicamente la emisión proveniente de las moléculas de PAHs. Tomando en cuenta la Figura 7.19, se puede ver qué zona de mayor emisividad en $H\alpha$, justo entre NGC 6193 y RCW 108-IR, anticorrelaciona con la emisión en $8 \mu\text{m}$, lo cual indica que la emisividad de la región HII ópticamente visible no contribuye sustancialmente a la emisión en $8 \mu\text{m}$ a través de las líneas nebulares. La imagen de la banda A revela además cinco estructuras destacables, rotuladas con A, B, C, D y E. La estructura C se corresponde con el cúmulo IR RCW 108-IR, el cual es un conocido centro de formación estelar, y ha sido extensamente discutido en la literatura (Urquhart et al., 2004; Comerón et al., 2005), por lo cual aquí no daremos detalles adicionales. Las estructuras A, B, D y E son los nuevos rasgos descubiertos en el MIR, en particular la estructura A, asociada a la nube oscura Sandqvist 182, la cual merecerá una discusión aparte.

En la Figura 7.21 de la imagen de la banda E de MSX, se muestra claramente que de las cinco estructuras enumeradas sólo se destacan cuatro: A, C, D y E. Como hemos detallado en la sección anterior, la emisión en la banda E al correlacionar con la banda A puede tener origen en emisión térmica de polvo templado y donde no lo hace puede estar asociada a emisión nebulosa. Las estructuras A, D y E presentan fuentes centrales intensas en la banda E, lo cual se puede ver claramente en la Figura 7.22 en falso color, donde estas fuentes aparecen con colores rojos, con algo de emisión extendida en $21 \mu\text{m}$. La asociación de esta emisión con gas ionizado será discutida en la próxima sección.

La estructura B situada en la parte central de la imagen está demarcada por varios filamentos oscuros, los cuales muestran un aparente centro de simetría en $(\alpha, \delta) = (16:39:20, -48:27)$, con un diámetro de unos $20'$ (7.5 pc). La emisión vista en las paredes de los filamentos que miran hacia el interior de la estructura está sugiriendo la presencia de fuentes ionizantes en su interior, las cuales pueden haber ayudado a arquear los filamentos para formar una estructura similar a una cáscara de polvo que es muy prominente en la imagen de $H\alpha$.

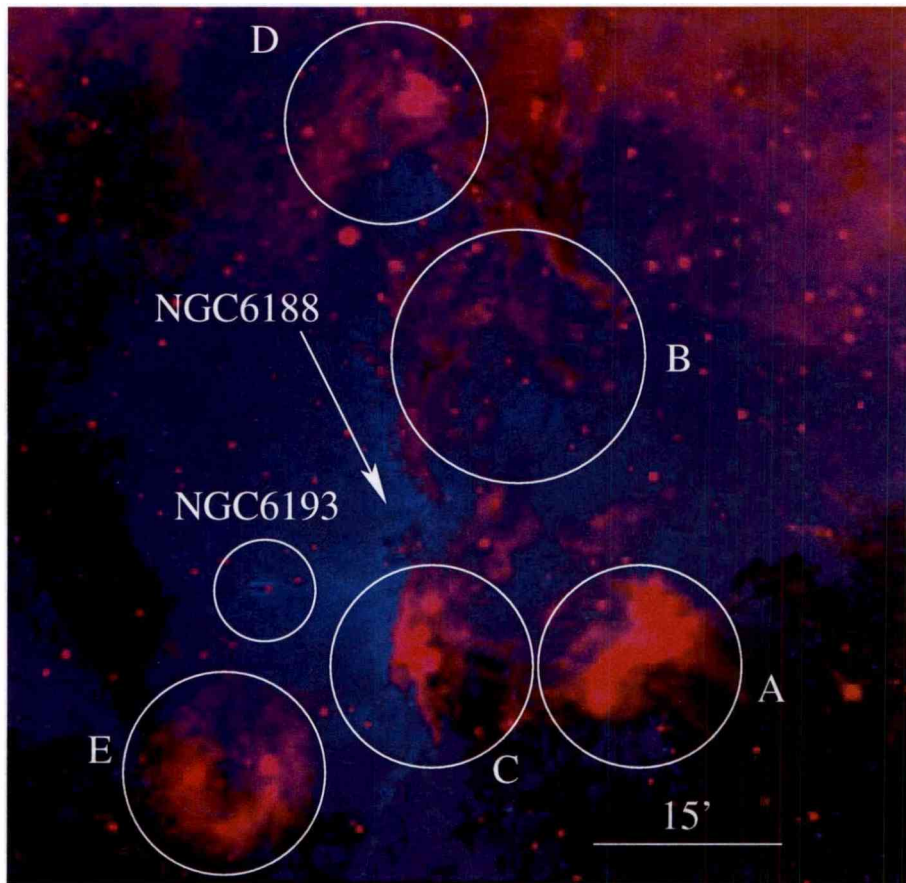


Figura 7.19: Comparación de la distribución espacial polvo y el gas ionizado en RCW 108. Imagen en falso color producto de la combinación de la emisión de $H\alpha$ (color azul) y la de la banda A ($8 \mu\text{m}$) del satélite MSX (color rojo). Las estructuras indicadas como A, B, C, D y E se explican en el texto.

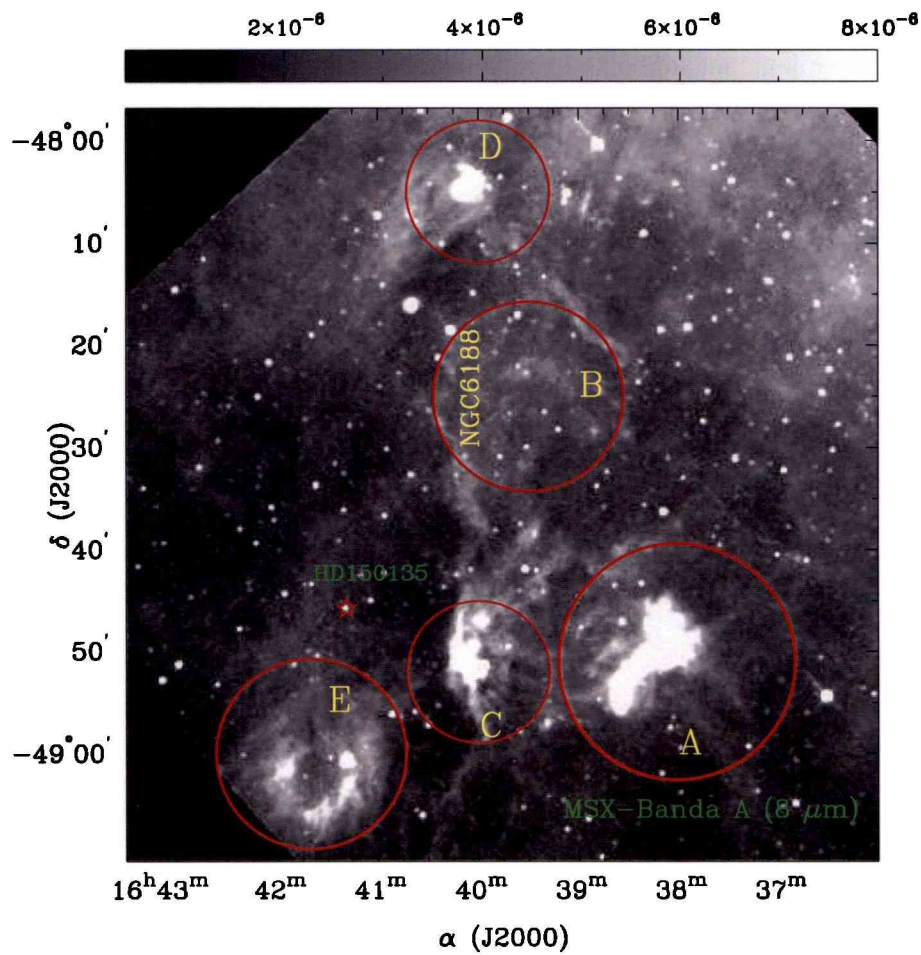


Figura 7.20: Distribución espacial de la emisión en $8 \mu\text{m}$. Con círculos se indican las estructuras A, B, C, D y E. La escala de brillo superficial (en gris) corresponde a: $4 \times 10^{-7} - 8 \times 10^{-6}$ $[\text{Watt m}^{-2} \text{sr}^{-1}]$.

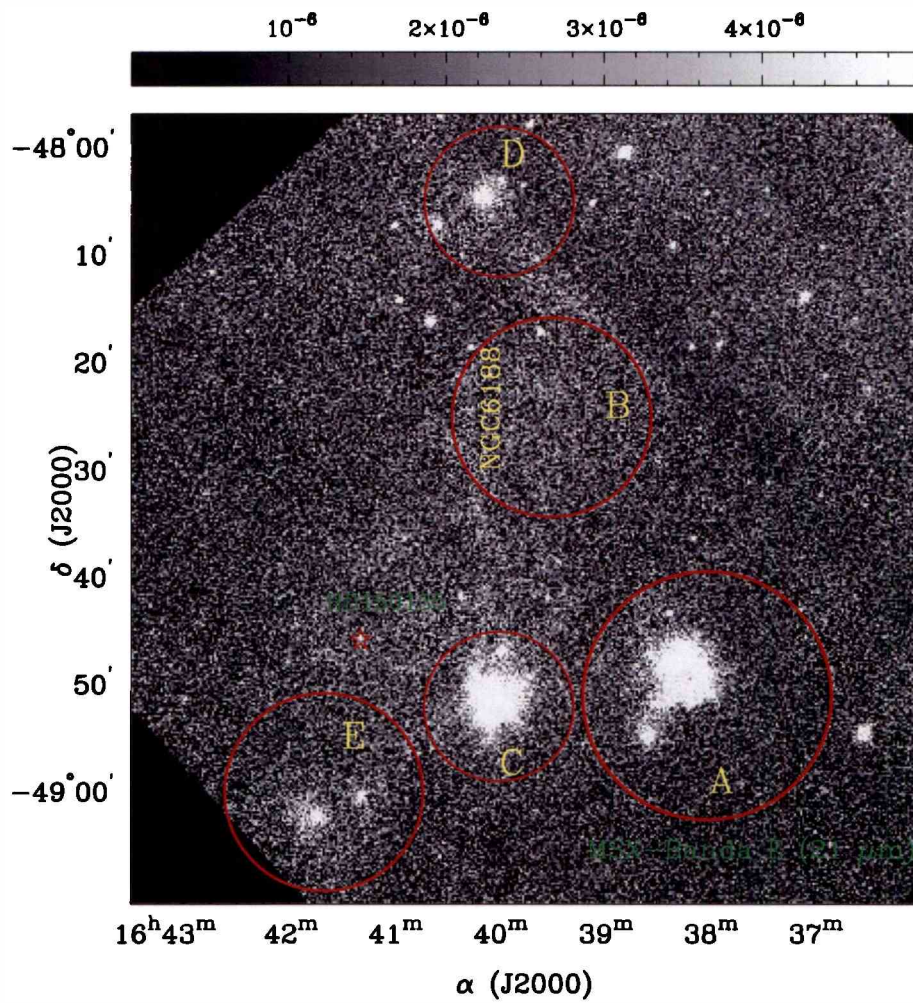


Figura 7.21: Distribución espacial de la emisión en la Banda E de $21 \mu\text{m}$ del satélite MSX. La escala de brillo superficial corresponde a: $5 \times 10^{-9} - 5 \times 10^{-6} [\text{Watt m}^{-2} \text{sr}^{-1}]$.

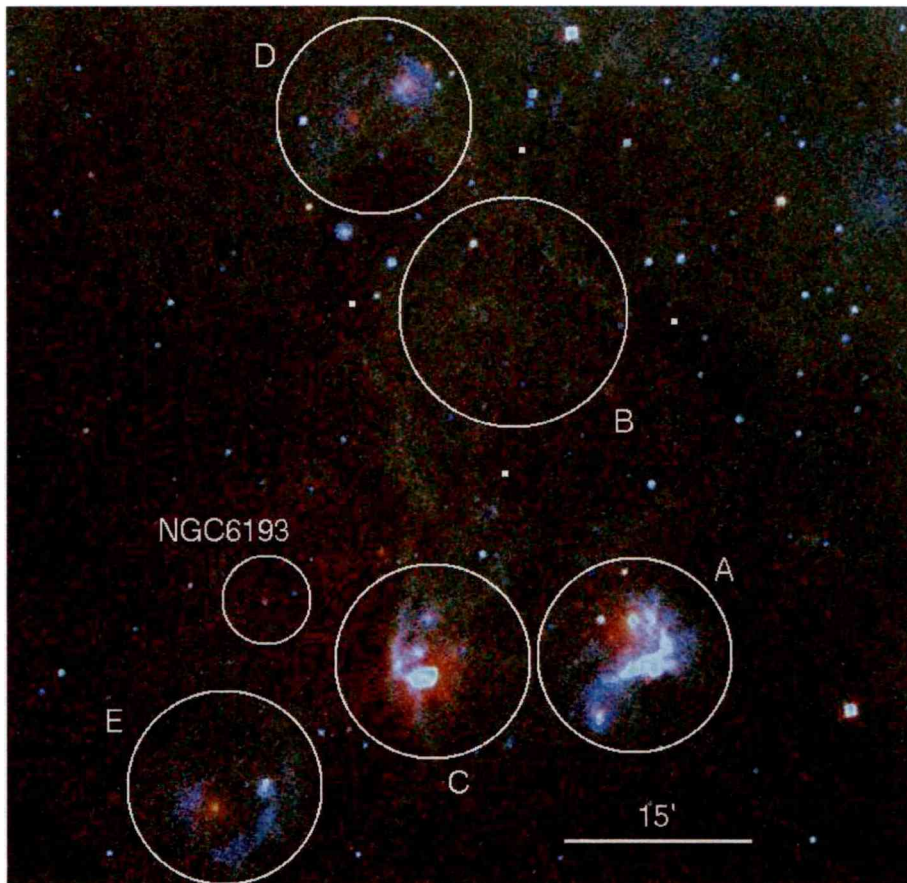


Figura 7.22: Emisión en el infrarrojo medio de RCW 108. Imagen en falso color producto de la combinación de las imágenes de la Bandas A (color azul), C+D (color verde) y E (color rojo). En esta Figura, aparecen señaladas con círculos las estructuras discutidas en el texto.

7.6.1. Comparación de emisión infrarroja y gas molecular: regiones de fotodisociación

En la sección anterior, habíamos visto que RCW 108 en la banda A de MSX (Figura 7.20) muestra básicamente la emisión proveniente de los PAHs la cual se originaría en las superficies de las nubes moleculares asociadas a RCW 108. En esta sección analizaremos si efectivamente existe correlación espacial entre la emisión del gas molecular detectada en la zona y la emisión en $8 \mu\text{m}$.

La Figura 7.23 muestra la emisión en $8 \mu\text{m}$ (escala de grises) y la emisión promedio en el rango de velocidad de $[-26,-18] \text{ km s}^{-1}$ del gas molecular representada por el ^{13}CO ($J = 1 \rightarrow 0$) (líneas de contorno) en RCW 108. Las características cinemáticas y morfológicas de la emisión del gas molecular han sido estudiadas previamente en este capítulo, por lo que aquí se hará un breve resumen.

Ha sido detectado gas molecular en las estructuras A, B, C y E. Como puede observarse en la Figura 7.23, la emisión promedio del gas molecular se correlaciona con la observada en $8 \mu\text{m}$, confirmando la presencia de PDRs en las superficies de las nubes. Así, se puede afirmar que las estructuras A, C y E en el infrarrojo se corresponden con las concentraciones moleculares rotuladas como (F1,F2), E3 y (H2, H3), respectivamente. Respecto a la estructura B, las observaciones del CO alcanzan el extremo este de la misma, sitio donde hay correlación con la emisión molecular. No podemos decir nada respecto a la estructura D, ya que no se tienen observaciones de CO.

En la siguiente Tabla se resumen las propiedades físicas derivadas para las concentraciones moleculares. En las primeras dos columnas de la Tabla 7.8 se listan el nombre de las estructuras en el infrarrojo medio y sus contrapartida en emisión de CO. Luego, aparecen la posición del máximo de emisión, la velocidad en el máximo de emisión y el ancho a potencia mitad (FWHM), la Temperatura de excitación (T_{exc}), la profundidad óptica ($^{13}\tau$), la densidad de columna del ^{13}CO ($N(^{13}\text{CO})$), la densidad de columna del hidrógeno molecular ($N(\text{H}_2)$), y la masa (M_{LTE}), cantidades explicadas en la sección 7.3.8 de esta Tesis.

Hasta el momento, hemos encontrado gas molecular asociado a polvo calentado en regiones adyacentes a frentes de ionización. La emisión en el infrarrojo medio muestra la presencia de PDRs. A continuación, haremos un análisis exhaustivo de las fuentes puntuales infrarrojas asociadas a estas estructuras con el fin de encontrar evidencias de formación estelar.

Tabla 7.8: Concentraciones de CO identificadas con NANTEN asociadas a las estructuras observadas en el infrarrojo medio.

Estructura	Nombre (CO)	α (J2000.0) [h:m:s]	δ (J2000.0) [°:':"]	$V_{\text{LSR}(\text{max})}$ [km s ⁻¹]	ΔV [km s ⁻¹]	$^{12}\text{T}_{\text{exc}}$ [K]	$^{13}\tau$	$N(^{13}\text{CO})$ [10 ¹⁵ cm ⁻²]	$N(\text{H}_2)$ [10 ²¹ cm ⁻²]	M_{LTE} [M _⊙]
D	D1	16 40 00	-48 27	-23.8	1.6	14.1	0.29	5	2.5	170
	D2	16 40 05	-48 32	-25.0	2.0	12.6	0.15	2.7	1.4	160
C	E3	16 40 00	-48 51	-23.4	5.4	29	0.31	60	30	13500
	F1	16 38 10	-48 45	-21.7	2.5	15.	0.56	13.7	6.8	500
A	F2	16 38 00	-48 52	-21.7	3.7	26.	0.44	47.8	24	4000
	H2	16 41 20	-49 00	-21.0	2.0	10.3	0.64	7.8	4	2000
	H3	16 42 15	-49 02	-21.0	1.8	10.3	0.85	9.4	4.8	600

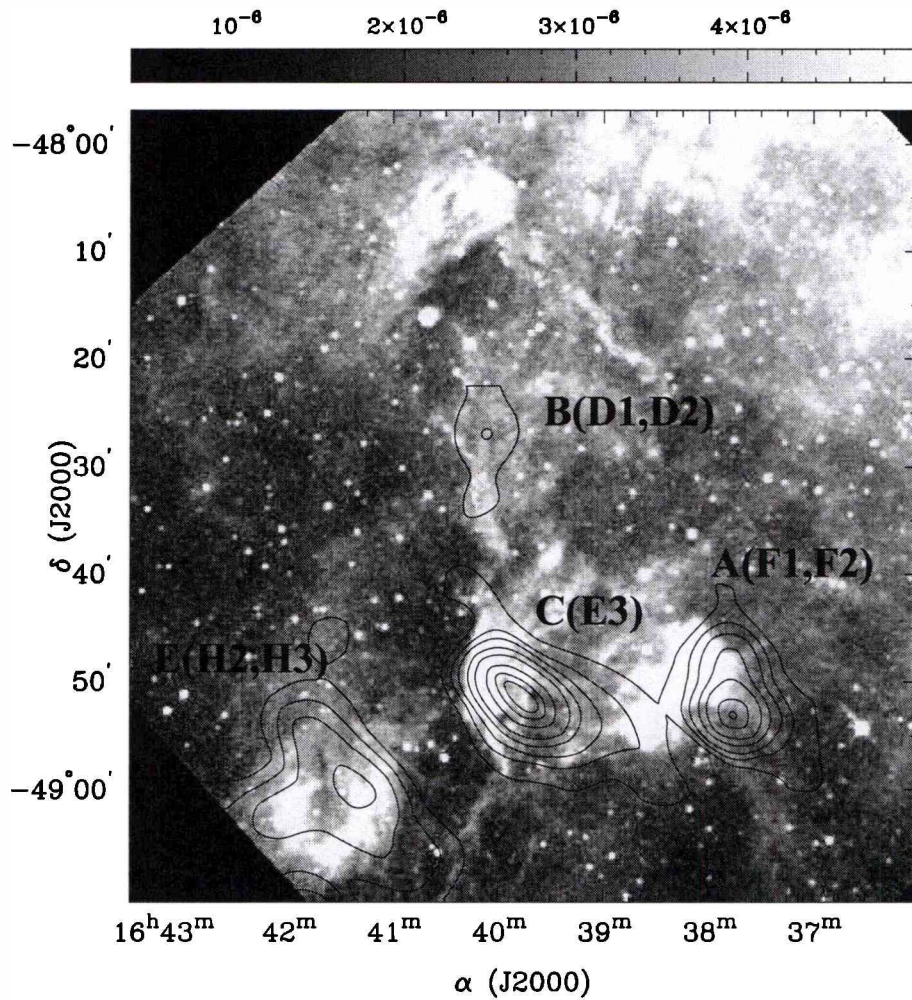


Figura 7.23: Emisión en la Banda A ($8 \mu\text{m}$) de RCW 108 (escala de grises), y la emisión promedio del gas molecular ^{13}CO (líneas de contornos) en el rango de velocidad de $[-26, -18] \text{ km s}^{-1}$. El nivel inferior de contorno es de 0.2 K (5σ), el espaciado es de 20σ . Se indican las estructuras en el infrarrojo medio y, entre paréntesis, las concentraciones moleculares asociadas.

7.6.2. Clasificación de fuentes puntuales MSX en RCW 108

Lumsden et al. (2002) analizaron las propiedades de distintas clases de objetos presentes en el plano galáctico a partir de los flujos medidos en las 4 bandas del satélite MSX (A: $8.3 \mu\text{m}$, C: $12.1 \mu\text{m}$, D: $14.7 \mu\text{m}$ y E: $21.3 \mu\text{m}$). El propósito de dicho trabajo era establecer propiedades observables en las bandas de MSX para los objetos estelares jóvenes de gran masa, (en inglés, “Massive Young Stellar Objects, MYSOs”) y así poder discriminarlos de otras fuentes galácticas con colores infrarrojos similares, tales como regiones HII compactas, nebulosas planetarias y estrellas evolucionadas con envolturas de polvo. En base a la construcción de diagramas color-color de la forma: $(F_{21}/F_8, F_{14}/F_{12})$, encontraron que los objetos jóvenes, ya sean regiones HII compactas o MYSOs satisfacen la condición, $F_{21}/F_8 > 2$. Además, los MYSOs cumplen con $F_{14}/F_{12} > 1$, mientras que las regiones HII compactas tienen $F_{14}/F_{12} < 1$. Las fuentes con $F_{14}/F_{12} \leq 1$ y $F_{21}/F_8 \leq 2$ corresponden a estrellas evolucionadas. Estos límites fueron determinados a partir de la posición en el diagrama de una muestra de objetos cuya naturaleza era conocida previamente. La muestra de las regiones HII fue tomada de fuentes identificadas con relevamientos en el continuo de radio (Wood & Churchwell, 1989; Kurtz et al., 1994; Walsh et al., 1998). Para los MYSOs, el catálogo fue recopilado por Lumsden et al. (2002). Este criterio para la discriminación de los objetos no es determinante, ya que como lo describen Lumsden et al. (2002), los colores MSX de los objetos bajo estudio dependen fuertemente de las contribuciones sumadas de la presencia de las bandas moleculares en absorción o emisión, de polvo templado a distintas temperaturas y de líneas nebulares de gas ionizado, como así también afecta la extinción. Por lo dicho, es necesario aplicar criterios adicionales para descubrir candidatos genuinos a MYSOs. Como primer paso, clasificaremos a las fuentes MSX en RCW 108 siguiendo el criterio de los colores de Lumsden et al. (2002) explicado en el párrafo anterior. En el área que abarca las imágenes ópticas ($80' \times 80'$) se seleccionaron unas 850 fuentes puntuales del catálogo de MSX, de las cuales 78 superaron el límite de detección en las cuatro bandas. Sólo conservamos algunas fuentes adicionales que serán discutidas en las secciones 7.6.2 y 7.6.3 con flujo por encima del límite de detección en alguna de las bandas dado que están próximas a regiones de interés particular.

La Figura 7.24 es el diagrama color-color $(F_{21}/F_8, F_{14}/F_{12})$ de estas fuentes puntuales. Las fuentes aparecen indicadas con distintos colores, de acuerdo a las siguientes condiciones: $(F_{21}/F_8 > 2, F_{14}/F_{12} > 1)$, $(F_{21}/F_8 > 2, F_{14}/F_{12} \leq 1)$ y $(F_{21}/F_8 \leq 2, F_{14}/F_{12} \leq 1)$, para los objetos identificados como candidatos a MYSOs, regiones HII y estrellas evolucionadas, respectivamente. Las fuentes con $(F_{14}/F_{12} < 1, F_{21}/F_8 \leq 2)$, quedan excluidas de la clasificación y las denominaremos como “otros”. Estos objetos pueden ser estrellas con absorción de silicatos, estrellas OH/IR, o bien MYSOs con contribución importante de emisión de PAHs. En el gráfico de la Figura 7.24 se incluyen las posiciones correspondientes a cuerpos negros entre 5000 y 200 K, y los límites discriminadores de Lumsden et al. (2002).

En el diagrama de la Figura 7.24, las fuentes con $F_{14}/F_{12} \leq 1$ y $F_{21}/F_8 \leq 2$ corresponden a estrellas evolucionadas. A los efectos ilustrativos, tomamos entre las muestras una estrella de secuencia principal, (HD 150135, tipo espectral O), y una supergigante, (HD 149967, tipo espectral M3 II) y obtuvimos los valores $(F_{14}/F_{12}, F_{21}/F_8)$. Los mismos

fueron (0.96,1.61) y (0.68,0.24) para HD 150135 y para HD 149967, respectivamente, con lo cual ambas estrellas cumplen con la condición antes mencionada. En consecuencia, este criterio identifica como “estrellas evolucionadas” tanto a estrellas de secuencia principal como a las gigantes.

En las Tablas 7.9, 7.10 y 7.11 se enumeran las fuentes clasificadas como MYSOs, regiones HII y estrellas evolucionadas, respectivamente. En cada una de las tablas, la Columna 1 indica la designación de las fuentes de acuerdo al catálogo de fuentes puntuales de MSX ordenadas en ascensión recta. Las Columnas 2 y 3 señalan las posiciones de las mismas. Las Columnas 4 a 7 los flujos medidos en las bandas de MSX (F_8 , F_{12} , F_{14} y F_{21}). Las Columnas 8 y 9 los cocientes de flujos (F_{21}/F_8 y F_{14}/F_{12}).

Las fuentes de tipo MYSO no se diferencian claramente de otros objetos como regiones HII y nebulosas planetarias siguiendo el criterio de los colores de MSX, por lo cual Lumsden et al. (2002) sumaron otros criterios adicionales que incluyen la distribución espacial, asociación con regiones de formación estelar y la incorporación de fotometría en el cercano IR, como así también criterios en la distribución de energía en el MIR. Sobre estos criterios volveremos más adelante a fin de determinar qué fuentes son genuinas candidatas a MYSOs.

Tabla 7.9: Fuentes puntuales MSX clasificadas como regiones "MYSOs" según el criterio de Lumsden et al. (2002)

Nombre	Posición (J2000)		F_8 [Jy]	F_{12} [Jy]	F_{14} [Jy]	F_{21} [Jy]	F_{21}/F_8	F_{14}/F_{12}
	α [h:m:seg]	δ [°:'::]						
G336.0216-00.8194	16 35 8.1	-48 46 19	8.05	18.64	19.06	63.46	7.88	1.02
G335.9960-00.8532	16 35 10.9	-48 48 49	1.57	2.48	3.57	4.62	2.95	1.44
G336.0753-01.0835	16 36 32.5	-48 54 37	63.34	98.66	119.03	135.53	2.14	1.21
G336.6445-00.6953	16 37 6.8	-48 13 40	3.29	9.48	14.97	29.44	8.96	1.58
G335.9462-01.3540	16 37 14.1	-49 11 15	0.36	0.78	1.41	8.18	22.45	1.81
G336.2832-01.2214	16 38 0.6	-48 50 55	0.82	0.80	1.20	2.69	3.28	1.49
G336.3626-01.2203	16 38 19.7	-48 47 19	1.32	3.00	5.12	9.16	6.96	1.71
G336.4170-01.1858	16 38 23.6	-48 43 31	1.30	2.67	3.10	4.75	3.65	1.16
G336.2976-01.3378	16 38 35.8	-48 54 56	0.56	0.67	1.33	2.39	4.27	2.00
G336.2959-01.3405	16 38 36.1	-48 55 07	0.44	1.15	1.16	1.82	4.18	1.01
G337.0678-00.9110	16 39 46.2	-48 03 24	0.97	1.53	1.74	2.00	2.07	1.14
G337.0963-00.9291	16 39 57.8	-48 02 51	0.29	0.61	1.39	7.37	25.17	2.26
G336.4917-01.4741	16 40 0.0	-48 51 41	58.22	147.32	264.20	1796.30	30.86	1.79
G337.0983-00.9654	16 40 8.0	-48 04 13	0.31	0.95	1.26	4.87	15.92	1.32
G336.5083-01.6034	16 40 39.4	-48 56 5	0.79	0.88	0.93	1.71	2.15	1.06
G337.0642-01.1723	16 40 55.7	-48 13 58	0.79	2.08	3.46	9.50	11.97	1.67
G336.5504-01.8073	16 41 45.5	-49 02 16	0.36	0.95	1.94	5.76	16.15	2.04
G337.2926-01.3624	16 42 41.4	-48 11 12	0.76	0.64	1.00	1.97	2.61	1.57

Tabla 7.10: Fuentes puntuales MSX clasificadas como regiones "HII" según el criterio de Lumsden et al. (2002)

Nombre	Posición (J2000)		F_8 [Jy]	F_{12} [Jy]	F_{14} [Jy]	F_{21} [Jy]	F_{21}/F_8	F_{14}/F_{12}
	α [J2000] [h:m:seg]	δ [J2000] [°:'::]						
G336.3939-00.7686	16 36 25.6	-48 27 46	0.76	1.00	0.58	2.33	3.05	0.59
G336.5459-00.9319	16 38 46.3	-48 27 35	1.39	1.55	1.10	2.98	2.15	0.71
G336.2907-01.2458	16 38 9.1	-48 51 33	3.94	3.26	2.78	9.53	2.42	0.85
G336.3528-01.1932	16 38 10.0	-48 46 40	0.81	1.4	1.08	2.61	3.22	0.76
G336.3511-01.1958	16 38 10.2	-48 46 51	0.70	0.85	0.72	3.34	4.78	0.85
G336.3146-01.2714	16 38 21.9	-48 51 31	1.54	2.15	0.95	3.83	2.48	0.44
G336.3157-01.2832	16 38 25.3	-48 51 56	0.91	1.60	1.02	3.25	3.58	0.64
G336.3254-01.3032	16 39 33.1	-48 52 18	0.92	1.41	1.10	3.31	3.61	0.78
G336.5480-01.4236	16 40 59.9	-48 47 9	1.58	1.72	0.64	7.70	4.87	0.37
G336.5224-01.4641	16 40 4.7	-48 49 54	2.10	2.97	0.81	8.46	4.03	0.27
G336.8019-01.7254	16 42 23.5	-48 47 42	1.18	1.42	0.78	2.99	2.53	0.55

Tabla 7.11: Fuentes puntuales MSX clasificadas como “evolucionadas” según el criterio de Lumsden et al. (2002)

Nombre	Posición (J2000)		F_8 [Jy]	F_{12} [Jy]	F_{14} [Jy]	F_{21} [Jy]	F_{21}/F_8	F_{14}/F_{12}
	α [h:m:seg]	δ [°:'::]						
G335.9265-00.9890	16 35 30.3	-48 57 24	2.66	2.92	2.42	1.64	0.62	0.83
G336.0981-00.8781	16 35 42.7	-48 45 18	17.50	18.49	14.03	13.98	0.80	0.76
G336.2443-00.7754	16 35 50.9	-48 34 40	2.12	2.60	2.04	1.50	0.71	0.78
G336.4708-00.7186	16 36 30.9	-48 22 20	2.87	3.47	2.49	1.93	0.67	0.72
G336.5651-00.6619	16 36 38.6	-48 15 51	2.22	2.55	1.90	1.41	0.63	0.75
G335.9791-01.2387	16 36 50.9	-49 05 09	3.28	4.10	2.56	1.52	0.46	0.62
G335.9131-01.3110	16 36 54.3	-49 10 60	1.45	1.99	1.45	1.81	1.24	0.73
G336.5299-00.7543	16 36 54.8	-48 21 09	3.26	4.05	2.82	1.57	0.48	0.70
G336.6822-00.6233	16 36 56.6	-48 09 05	2.59	2.60	1.81	2.08	0.80	0.70
G336.3982-00.8867	16 36 58.3	-48 32 20	1.87	2.27	2.01	1.93	1.03	0.88
G336.4658-00.9334	16 37 27.3	-48 31 12	3.44	3.57	2.80	1.58	0.46	0.78
G336.8087-00.6296	16 37 28.8	-48 03 43	2.68	3.78	2.73	1.57	0.59	0.72
G336.5780-00.8937	16 37 43.8	-48 24 37	1.13	1.24	1.04	1.40	1.24	0.84
G336.6785-00.8472	16 37 55.6	-48 18 16	8.84	7.71	7.07	3.70	0.42	0.92
G335.9581-01.5113	16 38 0.0	-49 17 02	3.04	3.00	2.16	2.22	0.73	0.72
G336.3121-01.2080	16 38 4.1	-48 49 05	1.25	1.35	0.72	1.92	1.54	0.53
G336.3037-01.2182	16 38 4.8	-48 49 52	1.83	3.04	0.84	2.16	1.18	0.28
G336.4805-01.0799	16 38 10.3	-48 36 26	7.62	7.42	5.50	3.41	0.45	0.74
G336.7045-00.8819	16 38 11.2	-48 18 30	4.20	4.81	3.93	3.67	0.87	0.82
G336.3107-01.2576	16 38 17.2	-48 51 08	1.90	2.29	0.94	3.59	1.89	0.41
G336.8416-00.7971	16 38 21.5	-48 08 59	4.79	8.33	6.51	5.47	1.14	0.78
G335.9666-01.6287	16 38 34.2	-49 21 22	5.49	7.66	7.13	7.45	1.36	0.93
G336.3917-01.2518	16 38 35.3	-48 47 17	5.72	6.49	4.70	3.49	0.61	0.72
G337.0006-00.7539	16 38 48.0	-48 00 09	85.06	122.30	101.08	96.33	1.13	0.83
G336.9754-00.8475	16 39 7.1	-48 05 01	12.27	12.26	8.23	5.34	0.44	0.67
G336.5630-01.3118	16 39 33.1	-48 42 01	4.53	4.77	3.15	2.22	0.49	0.66
G337.1316-00.8371	16 39 41.6	-47 57 36	11.63	11.53	8.96	9.28	0.80	0.78
G336.5293-01.4948	16 40 14.8	-48 50 50	1.57	2.19	1.06	1.45	0.92	0.48
G336.9351-01.1394	16 40 15.9	-48 18 28	22.99	13.95	9.49	5.49	0.24	0.68
G336.9151-01.1846	16 40 23.4	-48 21 09	2.13	2.21	2.09	2.59	1.22	0.94
G337.2352-00.9338	16 40 32.1	-47 56 48	2.52	2.79	2.07	1.77	0.70	0.74
G336.3746-01.7074	16 40 35.5	-49 06 13	2.25	2.21	1.41	1.60	0.71	0.64
G337.0063-01.1600	16 40 38.5	-48 16 5	1.64	2.22	1.19	1.82	1.11	0.53
G336.5304-01.6338	16 40 53.0	-48 56 18	2.54	2.65	1.72	1.60	0.63	0.65
G337.1551-01.1013	16 40 58.1	-48 07 04	5.74	6.20	4.78	5.98	1.04	0.77
G336.7112-01.5731	16 41 20.0	-48 45 45	1.01	0.74	0.70	1.63	1.62	0.95
G336.5254-01.7426	16 41 21.7	-49 00 50	1.99	2.46	0.96	1.50	0.75	0.39
G336.3228-01.9242	16 41 22.7	-49 17 10	2.64	3.01	2.81	2.56	0.97	0.93
G336.7958-01.6315	16 41 56.3	-48 44 15	1.28	1.77	1.13	1.50	1.17	0.64
G337.2865-01.4306	16 42 58.4	-48 14 10	2.93	2.87	1.90	1.43	0.49	0.66
G336.8251-01.8390	16 43 0.3	-48 51 08	4.64	5.54	3.94	3.41	0.74	0.71
G337.0792-01.7909	16 43 47.7	-48 37 44	10.36	10.36	7.61	8.49	0.82	0.73

7.6.3. Clasificación de fuentes 2MASS en RCW 108

Las observaciones en el infrarrojo cercano permiten imponer criterios de selección adicionales a la hora de establecer los candidatos a YSOs. El relevamiento de todo el cielo en el infrarrojo cercano (NIR) "Two-Micron All Sky Survey" (Cutri et al., 2003) es una base de datos excepcional lista para ser explotada dentro de la investigación astrofísica. El relevamiento 2MASS comprende observaciones de todo el cielo obtenidas en las bandas $J=1.25 \mu\text{m}$, $H=1.65 \mu\text{m}$ y $Ks=2.2 \mu\text{m}$, con una resolución de unos $2'' \text{px}^{-1}$.

En una área que comprende casi toda la imagen de $H\alpha$ se seleccionaron más de 58000 fuentes infrarrojas con un factor de calidad AAA, es decir, estas fuentes tienen calidad fotométrica con relación señal-ruido, $S/N > 10$ y criterios restrictivos respecto a la cercanía de sus vecinos. Las Figuras 7.26 y 7.27 muestran los diagramas color-color ($H - Ks$, $J - H$) y color-magnitud ($H - Ks$, Ks) de las fuentes encontradas en el campo con magnitud $Ks < 12$. Este último criterio adicional se propone a fin de establecer la detectabilidad de fuentes más brillantes que una estrella de tipo espectral A0 sobre la secuencia principal de edad cero (ZAMS) a la distancia de 1300 pc.

En el diagrama CC (color-color) (Ver Figura 7.26) se señala la posición de la secuencia principal (línea amarilla) y la rama de las gigantes (línea magenta). Como RCW 108 está situada en el cuarto cuadrante, próxima al plano galáctico es de esperar que las fuentes más abundantes sean las gigantes de población de disco. Este efecto se ve muy marcado en el diagrama CC, donde las fuentes de tipo espectral tardío se distribuyen a lo largo de una banda que sigue el vector de enrojecimiento dada la fuerte extinción en profundidad existente en esta región del plano galáctico, que llega a ser de $A_v > 30$. Hemos adoptado una ley de enrojecimiento normal según Rieke & Lebofsky (1985). Así, bajo las condiciones de extinción interestelar normal, las estrellas gigantes y las enanas aparecerían distribuidas aproximadamente entre las franjas delimitadas por los vectores de enrojecimiento para estrellas gigantes tardías y tempranas de secuencia. Las fuentes que se encuentran a la izquierda de la recta de enrojecimiento de estrellas tempranas, corresponden a fuentes con exceso infrarrojo y allí encontramos objetos Herbig Ae/Be, T-Tauri, YSOs de clase I, etc., es decir, objetos estelares jóvenes aún asociados a su nube natal.

Con el fin de clasificar las fuentes, se establecieron criterios de selección de las mismas en base a su ubicación en el diagrama CC. La posición particular de cada clase de fuente en el diagrama CC puede determinarse según una distancia al vector de enrojecimiento, establecida en base al valor que tome el parámetro q . El mismo ha sido adaptado de Comerón et al. (2005) de la siguiente forma:

$$q = (J - H) - 1.83 \times (H - Ks) \quad (7.4)$$

La zona correspondiente a estrellas de secuencia principal entre O3 y F0 normalmente enrojecidas está definida por la condición (puntos negros, Figura 7.26):

$$-0.15 < q \leq 0.10 \quad (7.5)$$

La condición para objetos con exceso infrarrojo (triángulos rojos, Figuras 7.26 y 7.27):

$$q \leq -0.15 \quad (7.6)$$

La condición para estrellas gigantes, normalmente enrojecidas (puntos azules, Figura 7.26):

$$q > 0.10 \quad (7.7)$$

En el diagrama CM (color-magnitud) (Ver Figura 7.27) hemos representado a los objetos clasificados según los criterios detallados en el párrafo anterior. Además, se representa la ZAMS (Hanson et al., 1997) para estrellas más tempranas que de tipo espectral A0, a una distancia de 1300 pc.

Como se había adelantado, las fuentes dominantes son las estrellas gigantes de disco, afectadas por distinto grado de enrojecimiento. El diagrama CM permite visualizar claramente su presencia y como se segregan de las fuentes más calientes asociadas a la secuencia principal (puntos negros).

En ambos diagramas se aprecia que existe una cantidad importante de fuentes con exceso infrarrojo (triángulos rojos), candidatos primarios a YSOs. En el diagrama CM se ve que muchos de estos objetos con exceso IR aparecen sobre la recta de enrojecimiento correspondiente a una estrella O temprana de ZAMS a 1300 pc, lo cual indicaría que estos candidatos a YSOs serían también objetos de gran masa.

Estos diagramas por sí solos no son suficientes para identificar objetos estelares jóvenes inmersos en las concentraciones moleculares. Por un lado, estrellas evolucionadas variables de largo período pueden simular colores parecidos a estrellas con exceso IR, y por otra parte algunas fuentes YSOs de clase II (estrellas de tipo T Tauri) pueden tener colores semejantes a estrellas de secuencia principal. Para salvar estos inconvenientes, debemos correlacionar esta información en el infrarrojo cercano con la obtenida con el uso de espectroscopía o de otras bandas fotométricas.

La Figura 7.28 (Ver también Figura 7.29) muestra la distribución espacial de las fuentes infrarrojas encontradas en RCW 108, siguiendo el mismo criterio de colores que el detallado en los diagramas CC y CM. Las estrellas gigantes se muestran distribuidas de modo relativamente uniforme, con deficiencias en su densidad que correlaciona muy bien con las nubes oscuras detalladas en la Tabla 7.7, en particular Sandqvist 182 y 184. Las estrellas de secuencia principal (en color negro (Ver Figura 7.28) y en color amarillo (Ver Figura 7.29)) y candidatas a YSOs (rojos) muestran una clara distribución no uniforme. Por un lado las estrellas de secuencia principal muestran un aumento de densidad en el área del cúmulo abierto NGC 6193 (como es de esperar), y los candidatos a YSOs no sólo en el área de NGC 6193 sino alrededor de la zona de las estructuras A a E descubiertas

con MSX. En la Figura 7.28 se destacan varias fuentes con color magenta: las estrellas O de NGC 6193 (indicada la estrella de tipo espectral O3 con un hexágono), las fuentes IR asociadas a RCW 108-IR (indicadas con un triángulo), como una fuente candidata a YSO que presenta asociación directa con la fuente MSX MSX G336.2916-01.2470 (indicada con una cruz) de la nube Sandqvist 182.

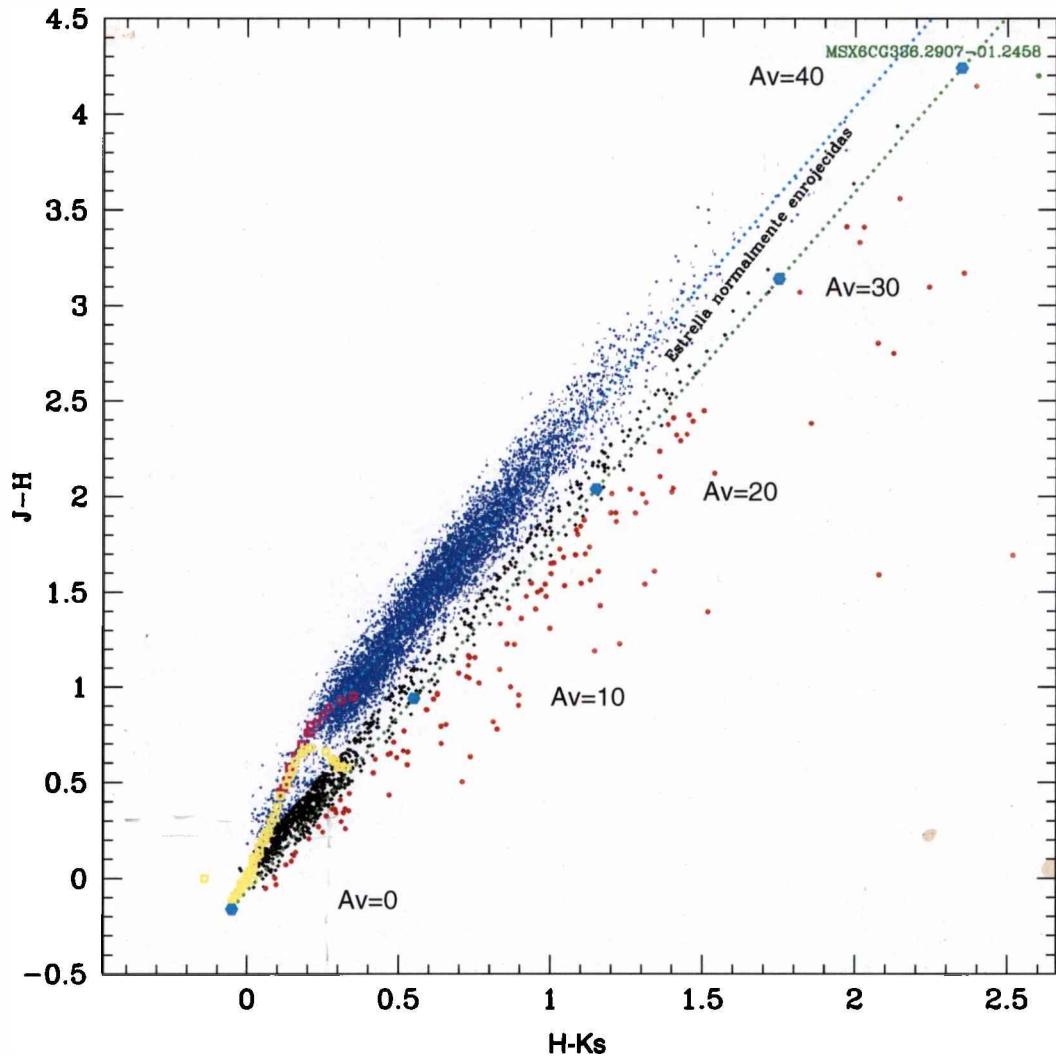


Figura 7.26: Diagrama color-color (CC) para las fuentes del 2MASS con $K_s < 12$, encontradas en la zona de RCW108. La posición de las estrellas sin enrojecimiento pertenecientes a la secuencia principal y a la rama de las gigantes, se indican en amarillo y magenta, respectivamente. Las líneas a trazos señalan las rectas de enrojecimiento para un estrella gigante M0, en color celeste, y para una de secuencia O3, en color verde. El criterio de separación de fuentes como: gigantes (puntos azules), estrellas de secuencia principal (puntos negros) y fuentes con exceso infrarrojo (puntos rojos) está determinado por el valor del parámetro q (explicado en el texto). Los puntos celestes sobre la recta de enrojecimiento de una estrella O señalan $A_v=0, 10, 20, 30$ y 40 mag.

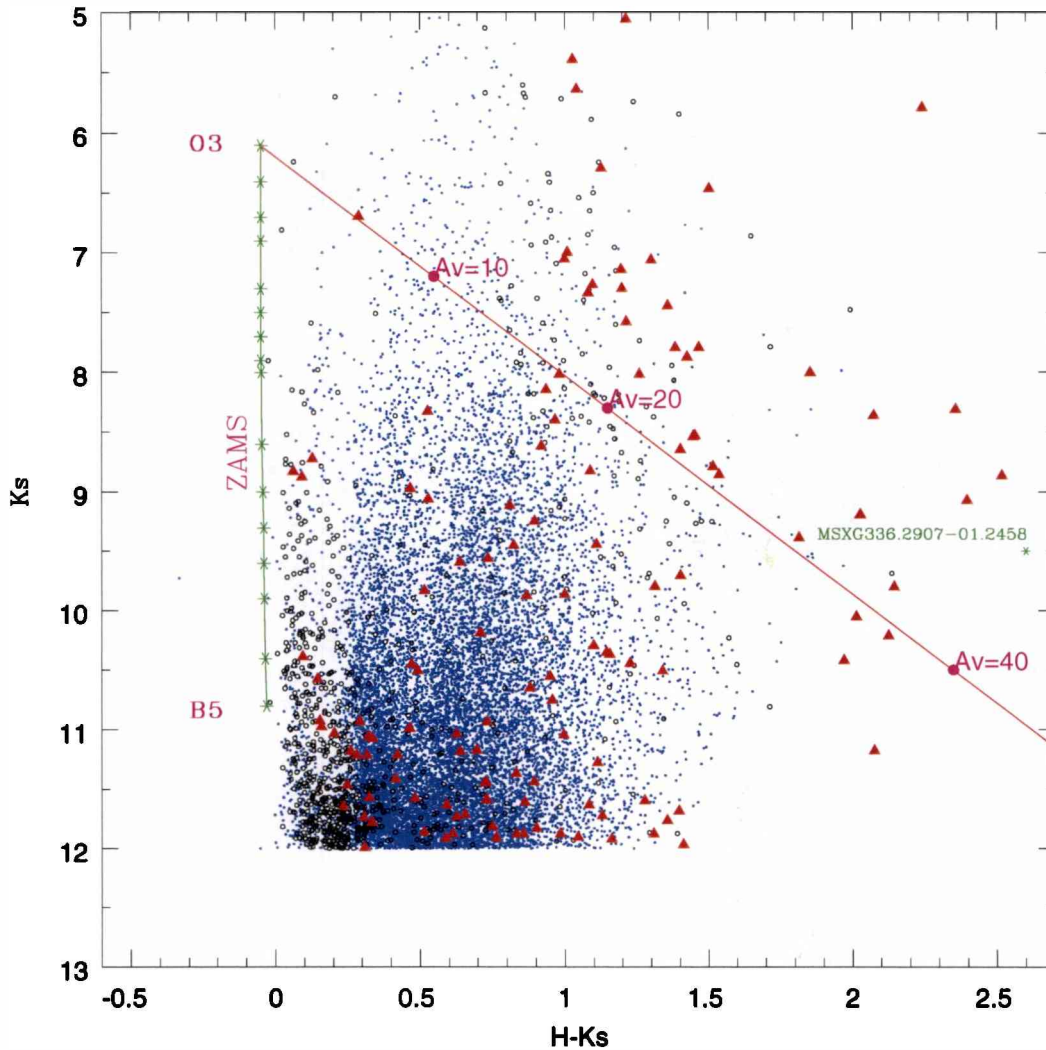


Figura 7.27: Diagrama color-magnitud (CM) para las fuentes del 2MASS con $K_s < 12$, encontradas en la zona de RCW 108. La posición de las estrellas de la secuencia principal de edad cero a 1300 pc es marcada con una línea verde. La línea roja señala la recta de enrojecimiento para estrella O3 ZAMS. El criterio de separación de fuentes como: gigantes (puntos azules), estrellas de secuencia principal (puntos negros) y fuentes con exceso infrarrojo (triángulos rojos) está determinado por el valor del parámetro q (explicado en el texto). Los puntos magenta sobre la recta de enrojecimiento de la estrella O señalan $A_v=0, 10, 20, 30$ y 40 mag.

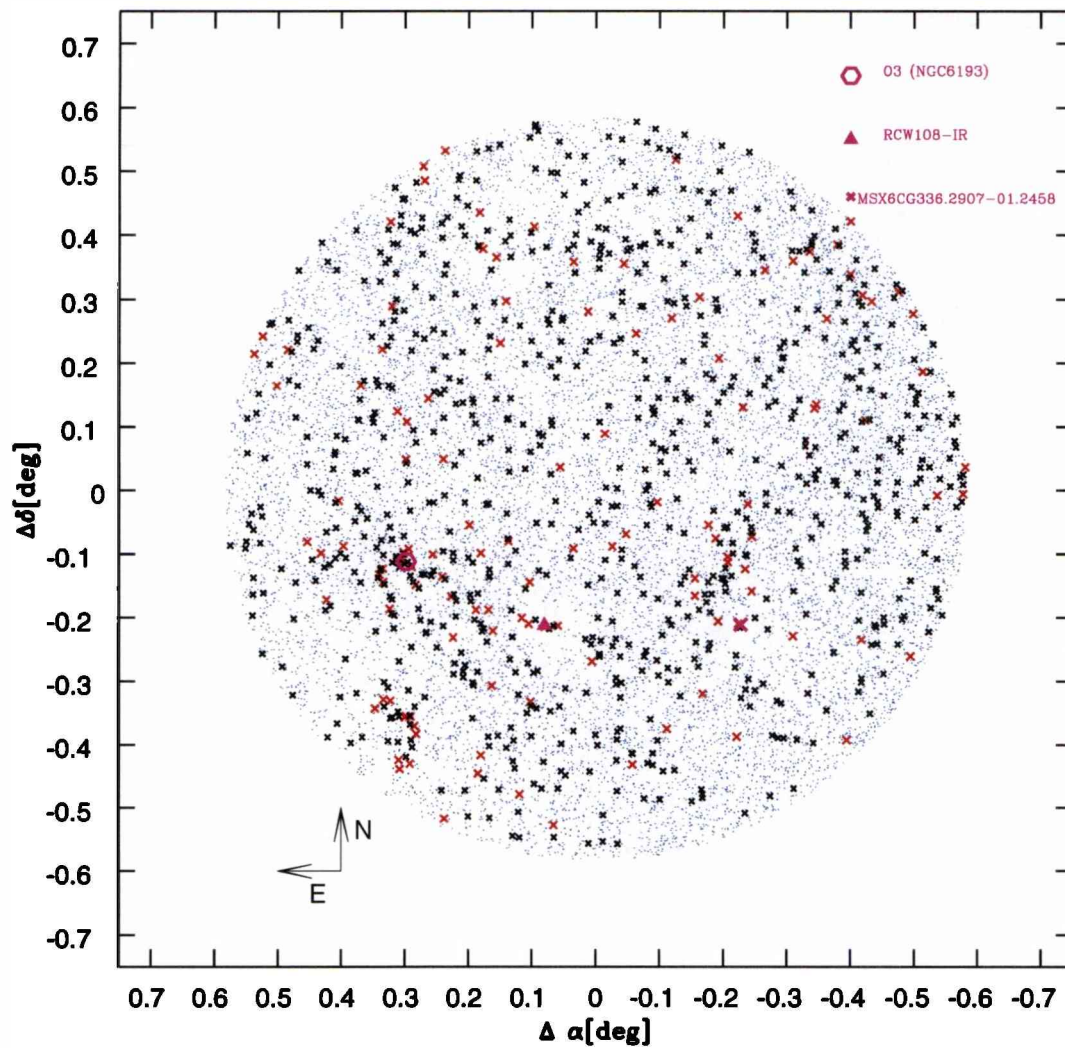


Figura 7.28: Distribución espacial de las fuentes de 2MASS en RCW 108: los objetos han sido separados por color siguiendo el criterio detallado en el texto (azul: gigantes, negro: estrellas de secuencia principal, rojo: candidatos a YSOs). Algunos objetos de interés se representan en color magenta.

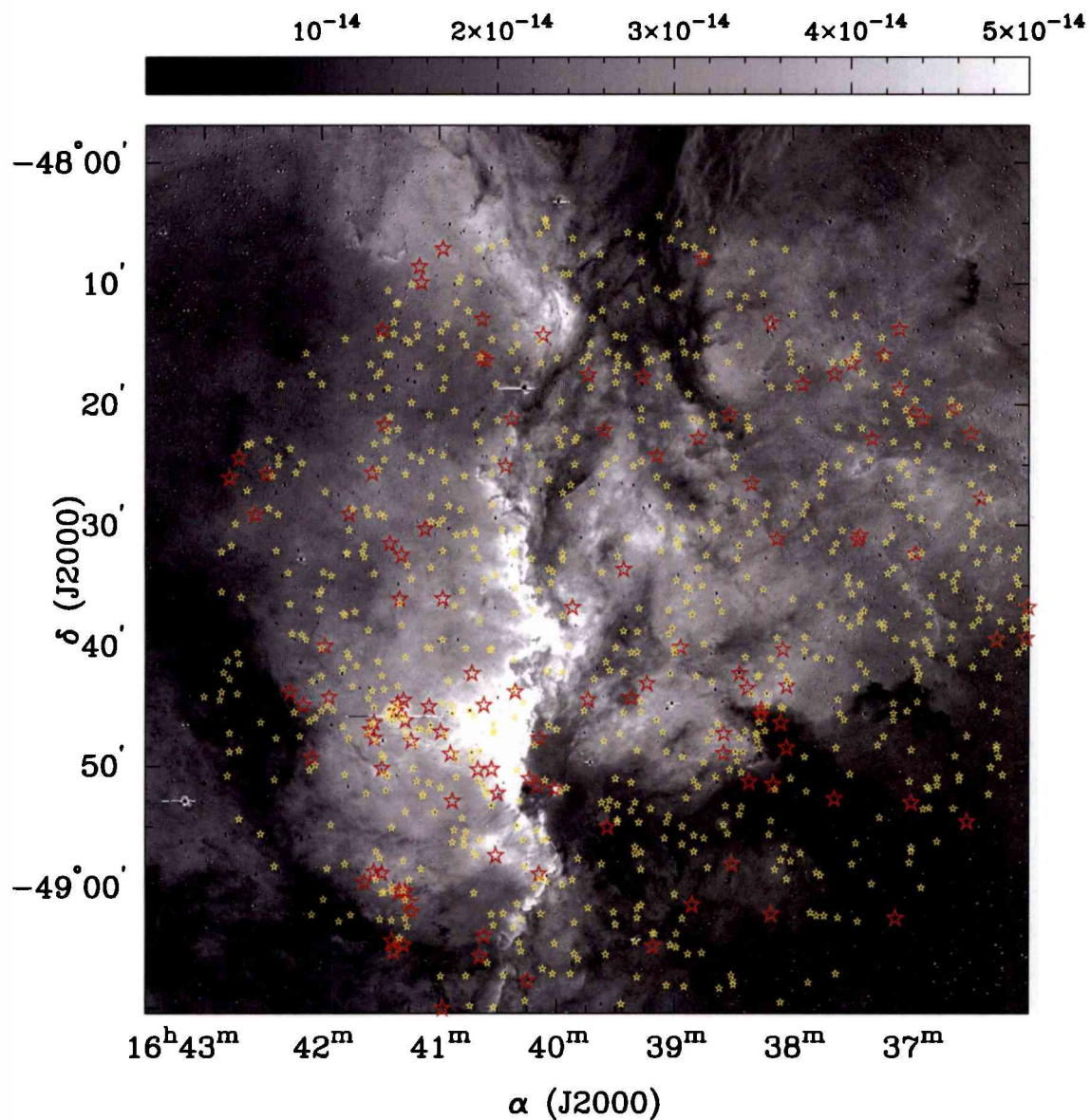


Figura 7.29: Distribución espacial de las fuentes 2MASS en RCW 108. Las fuentes identificadas como estrellas de secuencia principal y los candidatos a YSOs, se indican con color amarillo y rojo, respectivamente. Las estrellas gigantes han sido excluidas del gráfico. La imagen sobre la que aparecen las fuentes superpuestas es la de H α .

7.7. Las estructuras infrarrojas D y E

En la sección 7.6 hemos descrito la presencia de cinco estructuras destacables en la imagen de banda A de MSX. La estructura D se ubica en el extremo norte de la interfaz molecular. Esta estructura presenta una morfología incipiente de región HII de tipo “ampolla” (blister), y tiene asociada fuentes candidatas a ser objetos estelares en formación derivado de sus propiedades en el IR. En la imagen de falso color de MSX (Figura 7.30) se aprecia su emisión extendida en forma de una pequeña burbuja de unos 4' de diámetro con filamentos brillantes en la banda A que se extienden 10' hacia el sureste. Además, la Figura 7.30 (Panel $H\alpha$) muestra una estructura elipsoidal de unos 5' \times 2.5' limitada por filamentos oscuros, la cual puede estar relacionada a la expansión de la cavidad.

La estrella HD 149902 (G8III/IV, $V=7.94$) se halla justo al norte de la estructura y parece corresponderse con la fuente MSX G337.0963-0.9291 (señalada como la fuente número 1 en la Figura 7.30), cuyos colores describen su naturaleza como una estrella candidata a MYSO. Esto aparentemente es contradictorio, pero el análisis de las fuentes 2MASS revela que 9" al norte de HD 149902 hay una fuente IR (2MASS 16395779-48024839, $K_s=11.76$, $J-H=0.42$, $H-K_s=0.70$) cuyos colores muestran exceso IR, y dicha fuente está a menos de 2" de la fuente MSX. La fuente #2 de la Figura 7.30 MSX G337.9083-00.9654 también muestra colores MSX típicos de MYSO, pero la contrapartida 2MASS es semejante a una estrella gigante con escaso enrojecimiento (2MASS 16400837-48041221, $K_s=9.76$, $J-H=0.62$, $H-K_s=0.28$). La fuente #3 (MSX G337.1109-01.0476) presenta mucha intensidad en la banda E, pero su flujo está por debajo del límite de detección en las otras 3 bandas de MSX. Sus colores 2MASS concuerdan con una estrella temprana enrojecida por $A_v \sim 4$ mag, lo cual puede estar indicando la presencia de una estrella temprana con líneas de emisión. La fuente #4, (MSX G337.0642-01.1723) situada ya bien fuera de la estructura, también muestra colores MSX de MYSO y sus colores 2MASS refuerzan esta propiedad (2MASS 16405621-48135918 $K_s=12.41$, $J-H=0.89$, $H-K_s=1.14$). Esta fuente es un maser de OH conocido como 337.07-1.17 con una velocidad radial de -90.6 km s^{-1} (Sevenster et al., 1997). Dada la velocidad del maser y la debilidad en la banda K_s , sugieren que podría tratarse de una fuente de fondo, sin ninguna asociación física a la estructura D. La fuente #5 (MSX G337.0063-1.1600) es extendida y sus colores delatan la presencia de una estrella evolucionada, quizás variable de largo período (según se deduce de sus colores 2MASS, ($J-H=1.56$, $H-K_s=1.13$)). La fuente 6 corresponde a HD 149967, una estrella variable de tipo espectral M3 II.

En la Tabla 7.12 se resumen las descripciones de las fuentes #1 a #6. La Columna 1 indica el número de fuente MSX ordenado en ascensión recta. La Columna 2, la designación del catálogo de fuentes puntuales de MSX versión 6. Las Columnas 3 a 6 los flujos medidos en las bandas de MSX. Las Columnas 7 y 8 los cocientes de flujos. La Columna 9, la clasificación según el criterio de Lumsden et al. (2002). La Columna 10 la “calidad” de los flujos medidos en el MIR. La Columna 11, la designación de las fuentes 2MASS asociadas. La Columna 12 a 14 las magnitudes y colores NIR. La Columna 15 la clasificación de las fuentes en el NIR según lo detallado en la Sección 8.5 y la Columna 16, la “calidad” de las medidas de 2MASS. La Columna 17 la asociación con fuentes ópticas. En el caso de

la fuente #3 MSX G337.1109-01.0476 reporta el límite de detección en las Bandas A, C y D, lo que implica una incerteza en la determinación de sus características a partir de sus colores ($F_{21}/F_{8,F_{14}/F_{12}}$). Como consecuencia, no puede ser clasificada de acuerdo al criterio de Lumsden.

Las imágenes de MSX revelan hacia el sur de NGC 6193 una sorprendente estructura anular (Figura 7.31). La imagen de la Banda A de MSX la muestra como una cáscara gruesa de unos 5' de diámetro interno y 12' de diámetro externo. El anillo se ve incompleto justamente hacia el lado que mira a las estrellas O de NGC 6193. Su apariencia casi circular sugiere que la emisión en la banda A producida por PAHs estaría relacionada a fuentes ionizantes situadas en el interior del mismo. Hay tres fuentes MSX que se destacan en la estructura. Las fuentes #1 y #2 se encuentran sobre el borde de la estructura en 8 μm . La fuente 1 muestra colores MSX que la ubican cerca de la zona de transición entre candidato a MYSO y "otra" clase de fuentes, pero sus colores 2MASS muestran a este objeto como una fuente con exceso IR. Su ubicación en ambos diagramas CC de MSX y 2MASS no descartan que esta fuente sea una estrella de tipo OH/IR con una extinción de unas $A_v \sim 20$ mag. La fuente #2 vecina a la #1 muestra colores MSX típicos de una estrella normal, pero la fotometría 2MASS, de calidad dudosa (CBA), ubicaría a esta estrella como una fuente con unas $A_v \sim 15$ mag. La fuente #3 se presenta como una probable fuente ionizante que ayuda a excitar la cavidad. Sus colores MSX la ubican en el sector de candidatos a MYSOs, mientras que los colores 2MASS dan cuenta de una fuente estelar de tipo espectral temprano sin exceso aparente afectada por unas $A_v \sim 10$ mag. Esta fuente presenta emisión extendida en la banda E, que no se correlaciona con la emisión en la banda A, lo cual indicaría la presencia de una región HII. La comparación con la imagen de $H\alpha$ muestra que no existe correlación morfológica entre esta estructura y la emisión visible en el óptico. Si el anillo está relacionado a NGC 6193 entonces esta estructura tendría que estar apantallada por una nube oscura que extingue su emisión en varias magnitudes, lo cual suena lógico dado que la fuente #3 se halla ubicada en la zona más oscura de la imagen de $H\alpha$, sobre la nube HMST G336.5-1.9C (Ver Tabla 7.7). La Tabla 7.13 es una síntesis de las propiedades de las fuentes #1 a #3 de la estructura E. Las Columnas de esta Tabla describen la misma información que las columnas 1 a 16 de la Tabla 7.12.

Fuentes número	Nombre	MSX							2MASS				Notas			
		F_8 [Jy]	F_{12} [Jy]	F_{14} [Jy]	F_{21} [Jy]	F_{21}/F_8	F_{14}/F_{12}	Clas.	Cal.	Nombre	K_s	$J-H$		$H-K_s$	Clas.	Cal.
1	G337.0963-00.9291	0.29	0.61	1.39	7.36	25	2.27	M	ACDE	16395779-48024839	11.76	0.42	0.70	IR	AAA	HD149902
2	G337.9083-00.9654	0.31	0.95	1.26	4.87	15.7	1.33	M	ACDE	16400837-48041221	9.76	0.62	0.28	G	AAA	-
3	G337.1109-01.0476	0.0036	0.57	0.45	3.46	<94>	<0.78>	-	E	16403309-48065383	10.30	0.33	0.23	E	AAA	MASER-OH
4	G337.0642-01.1723	0.79	2.08	3.46	9.51	12.04	1.66	M	ACDE	16405573-4813591	12.4	0.89	1.14	IR	AAA	Var.L.P.?
5	G337.0063-01.1600	1.64	2.22	1.19	1.82	1.11	0.54	E	ACDE	16403841-4816032	11.72	1.56	1.13	IR	AAA	
6	G336.9351-01.1394	2.30	1.39	9.49	2.4	6.8	0.53	M	ACDE	16401335-4816495	9.99	0.76	0.24	G	AAA	HD149967 M3 II

Tabla 7.12: Fuentes MSX y 2MASS asociadas a la estructura D. Las siglas que aparecen en la columna 9 se refieren a la clasificación de Lumsden et al. (2000) y significan: M: MYSO, E: estrella. Las siglas que aparecen en la columna 15 corresponden al criterio de separación de fuentes por los colores ($J-H$, $H-K_s$) e indican: G: estrella gigante, IR: fuente con exceso infrarrojo, E: estrella de secuencia principal. En el caso de la fuente 3 reporta los límites de detección en la bandas A,C,D del MSX, por eso se tiene incerteza en la determinación de los colores (F_{21}/F_8 , F_{14}/F_{12}) que aparecen entre los signos <>. Como consecuencia, no puede ser clasificada de acuerdo al criterio de Lumsden.

Fuentes número	MSX										2MASS				
	Nombre	F ₈ [Jy]	F ₁₂ [Jy]	F ₁₄ [Jy]	F ₂₁ [Jy]	F ₂₁ /F ₈	F ₁₄ /F ₁₂	Clas.	Cal.	Nombre	K _s	J - H	H - K _s	Clas.	Cal.
1	G336.5299-01.7344	2.86	3.75	4.19	5.46	1.12	1.9	M/OH-IR	ACDE	16412047-4900172	8.36	2.80	2.07	IR	AAA
2	G336.5254-01.7426	1.99	2.46	0.96	1.50	0.39	0.75	M	ACDE	16412166-4900489	13.64	1.43	1.03	E	CBA
3	G336.5504-01.8073	0.36	0.95	1.94	5.76	2.0	16.2	M	ACDE	16414526-4902187	8.81	1.09	0.55	E	AAA

Tabla 7.13: Fuentes MSX y 2MASS asociadas a la estructura E. Las siglas que aparecen en la columna 9 se refieren a la clasificación de Lumsden et al. (2002) M: MYSO y OH-IR; estrella tipo OH-IR. Las siglas que aparecen en la columna 15 corresponden al criterio de separación de fuentes por los colores ($J - H$, $H - K_s$) e indican: E: estrella de secuencia, IR: fuente con exceso infrarrojo.

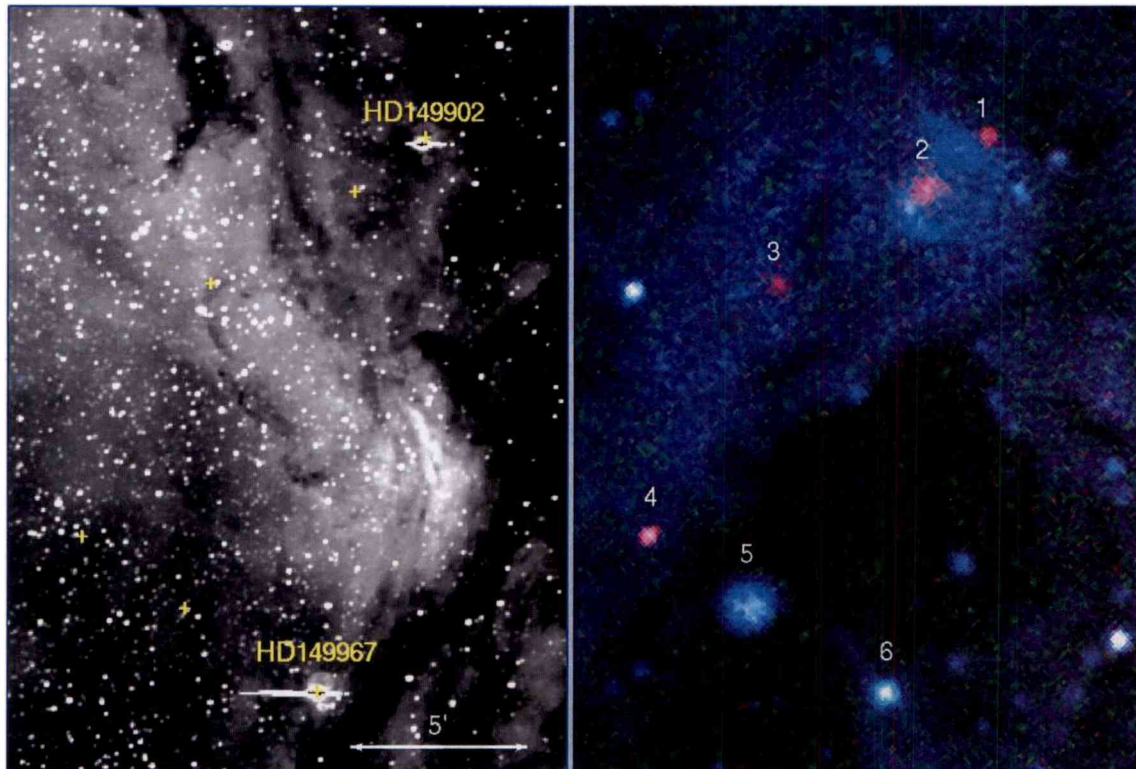


Figura 7.30: Estructura D vista en $H\alpha$ (*Panel izquierdo*) y en el MIR con MSX (*Panel derecho*). La codificación de los colores en la imagen en falso color de MSX es similar a la Figura 7.22. Las fuentes identificadas son discutidas en el texto.

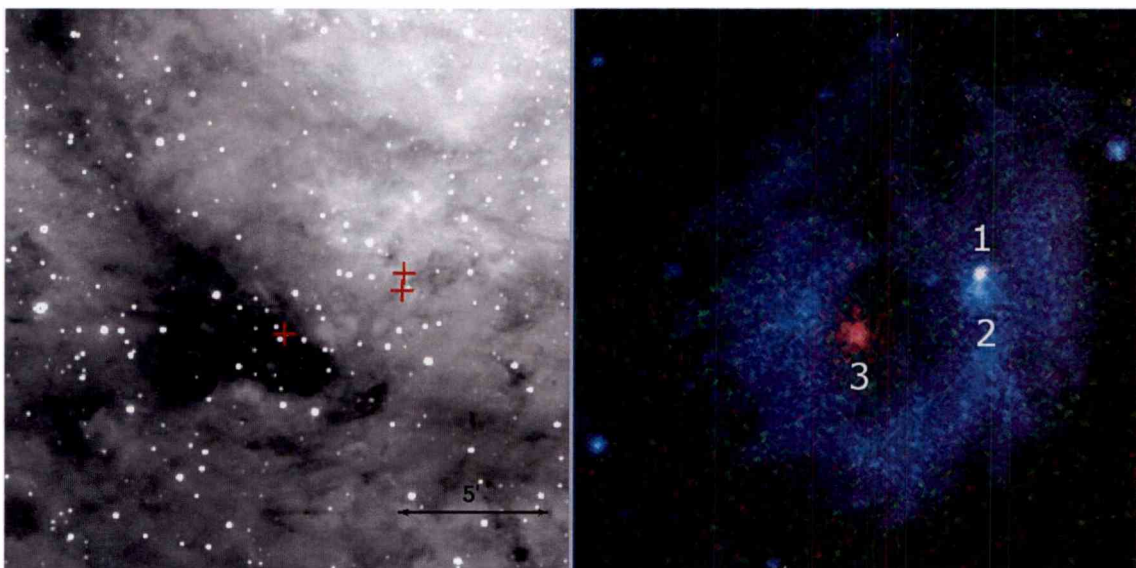


Figura 7.31: Estructura E vista en $H\alpha$ (*Panel izquierdo*) y en el MIR con MSX (*Panel derecho*). La codificación de los colores en la imagen en falso color de MSX es similar a la Figura 7.22. Las fuentes identificadas son discutidas en el texto.

7.8. La estructura infrarroja A: la nube oscura Sandqvist 182

La estructura extendida y brillante señalada como A en la Figura 7.20, la cual muestra la emisión en $8 \mu\text{m}$, está asociada a la región de la nube oscura Sandqvist 182. En las Figuras donde se muestra la distribución de las fuentes 2MASS y MSX candidatas a ser YSOs (Ver Figuras 7.24, 7.29) se puede ver que alrededor de esta estructura existe una destacable concentración de dicha clase de objetos.

La imagen de falso color de MSX (Ver Panel izquierdo de la Figura 7.32) muestra que la emisión en las bandas A, C, y D coincide espacialmente en una estructura en forma de "S" invertida, la cual delimita la región HII (mostrada por emisión en banda E) hacia el sur y oeste. La comparación con la distribución de la emisión nebular muestra que la emisión en MIR puede ser interpretada como perteneciente a una PDR. La razón de por qué la nebulosa óptica no se ve tan brillante como en el caso de NGC 6188 es simplemente porque existen varias magnitudes de extinción en el óptico. Si se compara la emisión en la Banda A de MSX entre la interfaz NGC 6188 y la correspondiente a la PDR en Sandqvist 182, se deduce que debería existir una mayor cantidad de fotones UV por unidad de área capaces de excitar la emisión de PAHs en esta última PDR. La distancia proyectada entre Sandqvist 182 y NGC 6193 (que se supone es la principal fuente ionizante de la zona) es el doble que entre este cúmulo y NGC 6188, lo cual indicaría que deberían existir fuentes ionizantes adicionales en la zona que contribuyan con su radiación. Obviamente, estamos haciendo varias suposiciones groseras, entre las que se cuenta que la extinción de los fotones UV sea semejante para las dos regiones, que no existan fuentes térmicas internas adicionales que contribuyan a la emisión en $8 \mu\text{m}$ y que la distancia real entre NGC 6193 y las dos regiones en discusión sea semejante. La ubicación espacial de Sandqvist 182 parece indicar que en realidad los fotones UV que la alcancen provenientes de NGC 6193 deberían atravesar una distancia mayor y también más llena de polvo (más extinción) que la que correspondería para alcanzar a Sandqvist 184 (cuyo borde ionizado forma NGC 6188). Este efecto se ve claramente en el hecho que entre NGC 6188 y NGC 6193 hay una cavidad llena de gas ionizado con alta excitación (brillante en [O III]). En el caso de la interfaz de Sandqvist 182, analizando los cocientes de líneas nebulares (Panel superior e inferior de la Figura 7.13) se deduce que el cociente [O III]/ $H\alpha$ es uno de los más bajos en toda la región (~ 0.05) y que el cociente [S II]/ $H\alpha$ al contrario, es uno de los mayores (~ 0.25). Esta situación podría indicar que la región HII cercana a la nube oscura es de mucho menor excitación, lo cual indicaría entonces que faltan fotones UV. La extensión e intensidad de la emisión en $8 \mu\text{m}$ en Sandqvist 182 no se condice con este cuadro de deficiencia de fotones UV, por lo cual tendremos que postular la presencia de fuentes adicionales en la zona. Hay varias estrellas de tipo B temprano en el área cuyo rol, como fuentes excitatrices discutiremos en breve.

A fin de realizar un estudio más detallado del contenido de fuentes infrarrojas en el área, se catalogaron todas las fuentes detectadas en al menos una banda de MSX, y su respectiva asociación con fuentes 2MASS. En la Tabla 7.15 se enumeran dichas fuentes puntuales. La Columna 1 indica el número de fuente ordenado en ascensión recta.

La Columna 2, la designación del catálogo de fuentes puntuales de MSX versión 6. Las Columnas 3 a 6 los flujos medidos en las bandas de MSX. Las Columnas 7 y 8 los cocientes de flujos. La Columna 9, la clasificación según el criterio de Lumsden et al. (2002). La Columna 10 la "calidad" de los flujos medidos en el MIR. La Columna 11, la designación de las fuentes 2MASS asociadas. La Columna 12 a 14 las magnitudes y colores en el infrarrojo cercano. La Columna 15 la "calidad" de las medidas de 2MASS, y la Columna 16, la clasificación de las fuentes en el NIR según lo detallado en la Sección 7.6.3. En muchos casos los cocientes de flujo en MSX son límites inferiores, dado que muchas fuentes sólo reportan el límite de detección (lo cual significa que no han sido detectadas en alguna banda en particular). Respecto a la calidad de los flujos, ACDE significa que la fuente ha sido detectada en las cuatro bandas. La asociación entre las fuentes puntuales de MSX y del 2MASS, se ha hecho considerando a aquellas fuentes que se encuentran a una distancia inferior a $9''$, es decir, separadas por un valor menor que la mitad del haz del MSX, y considerando los colores del NIR y brillo.

Obtenida la información de las fuentes puntuales en el NIR y MIR, estamos en condiciones de analizar el contenido estelar y proto-estelar en el área. Una de las preguntas básicas es determinar cuáles son las fuentes ionizantes de Sandqvist 182. La otra cuestión, es identificar las fuentes que pueden revelar formación estelar activa. La imagen de la Banda de E de MSX trae algunas pistas a estos misterios (Ver también la Figura 7.32). Dentro de la zona que corresponde a la región HII (la cavidad de la "S" que se orienta hacia NGC 6193) aparece una fuente brillante (#24), cuyos colores MSX y 2MASS la clasifican como MYSO (MSX G336.3626-01.2203) y rodeando a ésta aparece emisión extendida (color rojo en el Panel izquierdo y contornos celestes en el Panel derecho de la Figura 7.32). Los colores MSX de la fuente #24 ($F_{21}/F_8=6.93$, $F_{14}/F_{12}=1.71$) la clasifican como un objeto de tipo MYSO, no muy lejos de la línea de corte de las regiones HII compactas. Los colores 2MASS de este objeto ($J-H=1.25$, $H-K_s=0.63$) lo sitúan como una estrella temprana afectada por $A_v \sim 11$ mag de extinción. Dado el brillo de la fuente en el NIR, $K_s=7.51$, es muy probable entonces que sea una estrella de tipo espectral O tardío. Esta fuente tiene contraparte óptica pero carecemos de información espectral que nos ayude a dilucidar su naturaleza.

En el campo existen otras fuentes identificadas ópticamente con cierta capacidad de ionización: dos estrellas de tipo espectral B2 y una de tipo B1. Esta última, CD-4811005, está ubicada en el extremo sur de Sandqvist 182 y se halla asociada a una nebulosidad de reflexión (Herbst & Havlen, 1977). El análisis de la imagen de $H\alpha$ revela que esta estrella tiene una pequeña zona ionizada de $1'$ de diámetro, la cual se presenta en emisión también en las bandas A y E. La nebulosa presenta un "gradiente de color" en el MIR, puesto que la emisión en la banda E más o menos coincide con la posición de la estrella, pero en la banda A, la emisión está desplazada unos $30''$ hacia el sur. Esto se puede explicar si la emisión de la banda E proviene mayormente de gas ionizado y no de polvo templado. La estrella tiene asociada dos fuentes MSX, MSX G336.2976-01.337 (#31) con colores de MYSO coincidente con la zona de mayor emisión en E y la otra, MSX G336.2959-01.34058 (#32) se encuentra en el límite entre HII y MYSO. Respecto a las estrellas de tipo B2, una de ellas es HD 331019 ubicada en una de las zonas de mayor extinción de Sandqvist 182. Esta estrella también tiene una nebulosa de reflexión asociada y que nuevamente

resulta tener una componente de emisión en $H\alpha$. La contrapartida en MSX es la fuente MSX G336.2832-01.2214 (#6), de colores típicos de MYSO ($F_{21}/F_8=3.28$, $F_{14}/F_{12}=1.46$) y está asociada a una fuente 2MASS 16380102-4851017 ($J-H=0.12$, $H-K_s=0.11$) de secuencia. La otra estrella B2, HD 149658, se halla situada en la cavidad ionizada, cerca de la fuente #24, sin asociación con fuentes puntuales MSX.

Además tenemos que agregar a esta lista dos objetos ópticos de interés ubicados inmediatamente al norte de Sandqvist 182. VRMF 90 (Vega et al., 1980) que es una estrella con $H\alpha$ en emisión, no tiene contrapartida MSX y se carece de información adicional, y 1RXS J163825.6-484322 que es una fuente ROSAT, asociada a una fuente brillante MSX G336.4170-01.1858 (#26) ($F_{21}/F_8=3.65$, $F_{14}/F_{12}=1.16$), la cual tiene características de MYSO, que se ven reafirmadas con los colores 2MASS 16382366-48433174 ($J-H=0.80$, $H-K_s=0.66$, $K_s=11.71$) que la sitúan como fuente con exceso infrarrojo.

En la Tabla 7.14 se resumen las identificaciones ópticas relevantes mencionadas en los párrafos anteriores. En la primera, segunda, tercera y cuarta columnas, se indican el nombre, la posición (J2000) y la naturaleza de las fuentes, respectivamente. En el caso de tratarse de estrellas, se indican en las columnas quinta, sexta y séptima las magnitudes B , V y K_s , respectivamente. En el Panel derecho de la Figura 7.32 se señalan dichas fuentes.

Tabla 7.14: Posibles agentes excitatrices en la zona de Sandqvist 182

Designación	Posición (J2000)		Clase de fuente	B mag	V mag	Ks mag
	α [h:m:seg]	δ [°:'::]				
VRMF 90	16 38 08.79	-48 42 44.5	EM*			
1RX J163825.6-484322	16 38 26.60	-48 43 22.5	X			
HD 149658	16 38 29.67	-48 48 50.1	B2 IV	9.99	9.63	8.26
HD 331019	16 38 01.03	-48 51 01.8	B2 V Neb-Ref	11.2	10.9	9.41
CD-48 11005	16 38 35.65	-48 54 53.3	B1 Vp Neb-Ref	11.52	11.08	8.91

EM*:nebulosa de emisión.

X: fuente X

Neb-Ref: nebulosa de reflexión

En el área también existen otro conjunto de objetos que nos revelan la juventud de la región. La combinación de las imágenes de 2MASS y MSX trae nuevas sorpresas. La Figura 7.33 es producto de la combinación de la emisión en $8\ \mu\text{m}$ (Banda A en color rojo), y en el infrarrojo cercano en la emisión en $1.25\ \mu\text{m}$ (color azul) y en $2.2\ \mu\text{m}$ (color verde) correspondientes a las Bandas J y K_s del 2MASS. Superpuesta a la imagen color, aparece, en líneas de contorno, la emisión de ^{13}CO promediada en el intervalo de velocidad de $[-26,-18]\ \text{km s}^{-1}$. En esta imagen puede apreciarse una alineación de las fuentes infrarrojas a lo largo de la PDR, la que se destaca en rojo. Como es de esperar (dada la posición en el plano galáctico), la región está dominada por la presencia de gigantes de la población de disco. Este hecho sirve como prueba de contraste para medir en cierta forma la extinción en Sandqvist 182. En la zona que corresponde con el máximo de emisión de CO se detecta una fuerte disminución del número de fuentes de 2MASS.

En base a la información colectada de estas fuentes en el sector, se deduce que existe al menos $A_v \sim 30$ mag (Ver Figura 7.26, de diagrama CC de fuentes 2MASS).

En la Figura 7.33, se descubre que la disposición de muchas de las fuentes MSX demarcan la posición de la PDR detectada en el MIR. Ya hemos visto que el gas fotoionizado de la PDR, se expande tanto hacia la región HII como hacia la zona molecular. Este fenómeno se ve acompañado de un frente de choque dentro de la concentración molecular, inducido por la diferencia de presiones. Una serie de estudios teóricos (Lefloch & Lazareff, 1994 y ref. allí citadas) proponen que de manera progresiva, detrás de la superficie ionizada se va formando un núcleo denso que puede fragmentarse y conducir a la formación de una nueva generación de estrellas en el proceso conocido como “Implosión Impulsada Radiativamente” (Cernicharo et al., 1992; Lefloch & Lazareff, 1995).

Además de las fuentes ya discutidas, en el campo se destaca MSX G336.3917-01.2518 (#30), la cual muestra características de estrella evolucionada ($F_{21}/F_8=0.6$, $F_{14}/F_{12}=0.72$) y en el NIR, se corresponde con una estrella temprana con casi 20 magnitudes de extinción visual. Si este objeto fuera de tipo espectral O, entonces sería aún más luminoso que la fuente 24. Lamentablemente no existe información espectral óptica que posibilite su identificación. No podemos descartar una explicación alternativa, de que dicho objeto sea una estrella tardía variable de largo período con 10 magnitudes de extinción.

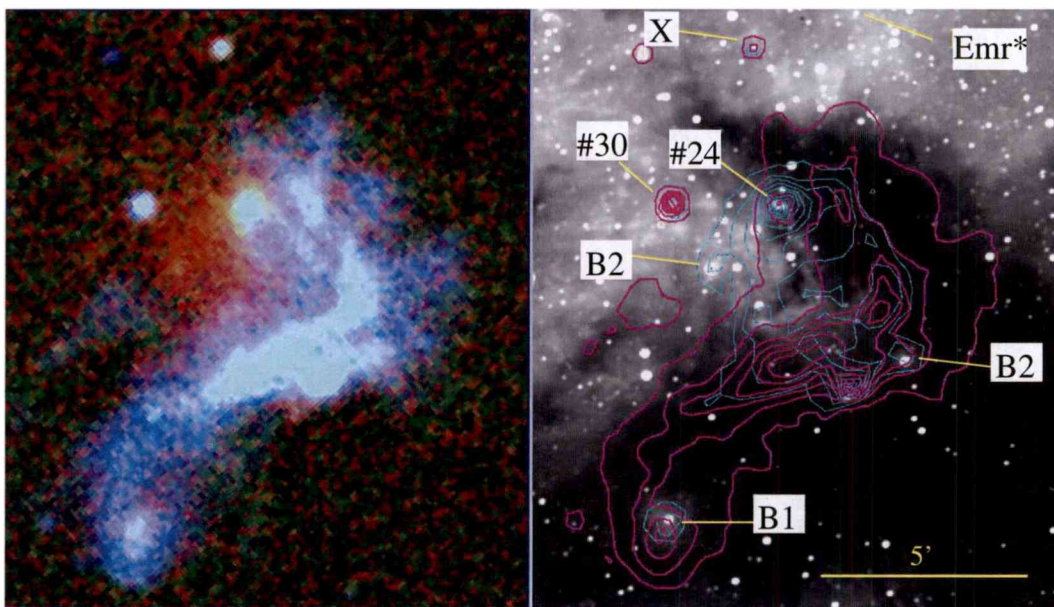


Figura 7.32: *Panel izquierdo:* Ampliación en la zona de Sandqvist 182 de la imagen falso color de la Figura 7.22. *Panel derecho:* Imagen $H\alpha$ de la zona de Sandqvist 182 (escala de grises), en contornos aparece tanto la emisión en $8 \mu\text{m}$ (color magenta) como la correspondiente en $21 \mu\text{m}$ (color verde). Se indican las posibles fuentes excitatrices mencionadas en el texto.

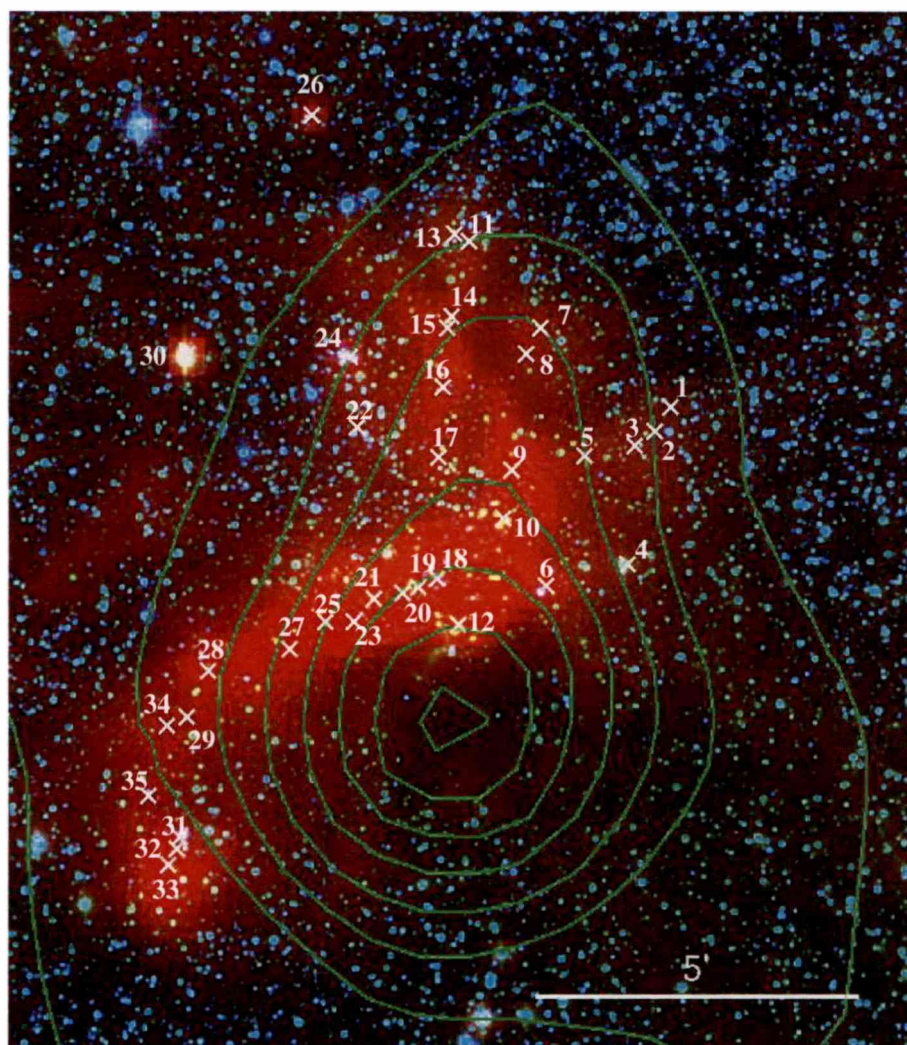


Figura 7.33: Imagen en falso color producto de la emisión en $8 \mu\text{m}$ (Banda A en color rojo), y en el infrarrojo cercano en la emisión en $1.25 \mu\text{m}$ (color azul) y en $2.2 \mu\text{m}$ (color verde) correspondientes a las Bandas J y K_s del 2MASS. Las líneas de contorno corresponden a la emisión del gas molecular (^{13}CO , $J=1 \rightarrow 0$) promediado entre $[-26, 18] \text{ km s}^{-1}$. Aparecen señaladas las fuentes puntuales MSX que se discuten en el texto.

Otra fuente de interés, es la fuente #10 (MSX G336.3037-01.2182) con características de estrella evolucionada en el MIR, asociado a tres fuentes 2MASS: una de ellas, 2MASS 16380538-4849486 con colores ($J - H=2.8$, $H - K_s=1.56$) corresponde a una estrella de secuencia con $A_v \sim 26$ mag; otra es 2MASS 16380499-4849599 ($J - H=2.8$, $H - K_s=1.56$) también de secuencia; y la tercera, 2MASS 16380438-4849552 ($J - H=3.06$, $H - K_s=1.55$), con apariencia de gigante enrojecida.

La fuente #12 MSX G336.2907-01.2458 merece una mención aparte. Dicha fuente se halla cercana al núcleo de emisión de CO. Tiene 4 fuentes 2MASS asociadas. Entre ellas se destaca la fuente 2MASS 16380935-4851401, con los colores más extremos de toda la muestra ($J - H=4.24$, $H - K_s=2.5$). En el diagrama color-magnitud del infrarrojo cercano (Ver sección 7.6.3), este objeto puede ser explicado como una estrella de tipo espectral O de ZAMS a 1300 pc, con $A_v \sim 40$ mag lo cual indicaría que este candidato a YSOs podría ser un objeto de gran masa. La posición en el diagrama color-magnitud de las otras 3 fuentes 2MASS 2MASS 16381085-4851335 2MASS 16380759-4851473 y 2MASS 16380873-4851377, se corresponden con estrellas de ZAMS de tipo espectral B0 enrojecidas entre $A_v = 24 - 40$ mag. Dada esta concentración de candidatos a objetos jóvenes de gran masa nos podría estar indicando la presencia de un cúmulo en formación. Para establecer la verdadera naturaleza de las fuentes es necesario realizar espectroscopía infrarroja.

La emisión en el infrarrojo cercano de Sandqvist 182 se muestra en la Figura 7.34. En el Panel superior se muestra la imagen en falso color producto de la combinación de las imágenes de la Bandas J (color azul), H (color verde) y K_s (color rojo) del 2MASS. El grupo de fuentes candidatos a YSOs se destaca en el centro de la imagen inmersa en emisión nebulosa difusa en $2.2 \mu\text{m}$ (en color rojo, lo cual puede indicar emisión de Brackett γ ($2.16 \mu\text{m}$) o H_2 ($2.12 \mu\text{m}$)).

Hemos indagado un poco más acerca de las características del grupo. Imágenes obtenidas en la banda K_s con el telescopio Du Pont 2.5-m y la cámara infrarroja WFIRC por la Dra. N. Morrell muestran que algunas de las fuentes muestran multiplicidad. La imagen K_s se muestra en el Panel inferior de la Figura 7.34. La mejor resolución angular permite revelar la presencia de un objeto nebuloso alineado con el candidato YSO 2MASS 16380935-485140, lo cual sugiere la presencia de un jet de al menos $110''$ (2.5 pc a la distancia de 1300 pc). Esto sería otra evidencia observacional de que la fuente MSX G336.2907-01.2458 es un objeto de gran masa en formación. Dicho objeto es aparentemente múltiple, con dos componentes de brillos similares y con una separación menor a $0''.7$.

En la Figura 7.34 aparecen indicadas las fuentes candidatos a YSOs de la Tabla 7.15. En esta imagen se ven dos objetos brillantes en K_s $16''$ al sur de la fuente 2MASS 16380935-4851401, uno es la fuente 2MASS 16380960-4851565 de colores ($J - H=0.3$, $H - K_s=0.21$ y $K_s=11.59$) que corresponde con una estrella de secuencia principal con $A_v \sim 4$ mag, asociada a una nebulosa de reflexión GN 16.34.5 ($(\alpha, \delta)=(16:38:10, -48:52)$, Magakian 2003). La otra fuente, 2MASS 16380963-4852084 de colores ($J - H=1.57$, $H - K_s=0.69$ y $K_s=10.89$) corresponde a una estrella de tipo espectral M0 III con $A_v=7$ mag. El aspecto de estos objetos (fuentes blancas conspicuas) observado en el Panel superior de la Figura 7.34, indica que son

Número	Designación	Fuente MSX					2MASS					Clas.			
		F ₈ [Jy]	F ₁₂ [Jy]	F ₁₄ [Jy]	F ₂₁ [Jy]	F ₂₁ /F ₈	F ₁₄ /F ₁₂	Clas.	Cal*	Designación	K _s		J - H	H - K _s	Cal.
1	G336.2965-01.1656	0.25	-1.14	-0.9	-2.52	<9.85	<0.78>	-	A	16374928-4847595	12.21	1.16	0.56	AAA	G
2	G336.2945-01.1729	0.27	-0.51	-0.40	-1.13	<4	<0.7>	-	A	16375094-4848314	11.83	2.26	1.02	AAA	G
3	G336.2952-01.1793	0.24	-0.81	-0.64	-1.79	<7.56	<0.78>	-	A	16375031-4848211	11.30	1.42	0.53	AAA	G
4	G336.2730-01.2018	0.244	-0.66	-0.52	-1.46	<5.97	<0.78>	-	A	16375142-4848423	12.34	1.51	0.57	UAA	G
5	G336.3021-01.1910	0.21	-0.57	-0.45	-1.25	<6.05	<0.78>	-	A	16375304-4850362	6.932	2.16	1.08	AAA	G
6	G336.2832-01.2214	0.82	0.81	1.18	2.69	3.28	1.46	M	ACDE	16375913-4848492	9.28	3.05	1.54	AAA	G
7	G336.3351-01.1773	0.32	-0.57	0.56	-1.26	<3.94	>0.98	M	AD	16380102-4851017	9.41	0.12	0.11	AAA	SP
8	G336.3323-01.1848	0.35	0.76	-0.52	-1.46	<4.13	<0.68	Hinc-e	AC	-	-	-	-	-	-
9	G336.3121-01.2080	1.25	1.35	0.72	1.93	1.54	0.53	e	ACDE	-	-	-	-	-	-
10	G336.3037-01.2182	1.83	3.04	0.84	2.16	1.18	0.28	e	ACDE	16380438-4849552	8.95	3.06	1.55	AAA	G
11	G336.3646-01.1765	0.32	-0.85	-0.66	-1.91	<5.97	<0.77>	-	A	16380499-4849599	9.63	3.81	1.97	AAA	SP
12	G336.2907-01.2458	3.93	3.26	2.78	9.53	2.42	0.85	Hinc	ACDE	16380538-4849486	11.57	2.8	1.56	UAA	SP
13	G336.3686-01.1782	0.52	-1.15	-0.9	-2.52	<4.85	<0.78>	-	A	16380787-4845156	11.54	0.39	0.09	AAA	G
14	G336.3528-01.1932	0.81	1.4	1.08	2.61	3.22	0.76	Hinc	ACDE	16381085-4851335	11.68	2.03	1.39	AAA	YSO
15	G336.3511-01.1958	0.69	0.85	0.72	3.34	4.8	0.85	Hinc	ACDE	16380935-4851401	9.56	4.24	2.51	UAA	YSO
16	G336.3405-01.2069	0.47	-1.14	-0.90	-2.52	<5.28	<0.78>	-	A	16380873-4851377	11.86	2.83	1.73	CAA	YSO
17	G336.3273-01.2200	0.26	-0.66	-0.52	-1.46	<5.58	<0.78>	e	ACD	16380759-4851473	10.99	2.79	2.29	UAA	YSO
18	G336.3036-01.2415	1.05	1.88	0.92	-1.45	<1.38	0.48	e	ACD	16380935-4845210	12.40	2.04	0.79	AAA	G
19	G336.3052-01.2469	0.91	1.64	1.24	-2.52	<2.78	0.76	Hinc-e	ACD	16381001-4846461	11.13	3.49	1.95	UAA	SP
20	G336.3065-01.2511	1.07	2.12	1.16	-1.457	<1.36	0.55	e	ACD	16381001-4846461	11.13	3.49	1.95	UAA	SP
21	G336.3107-01.2576	1.9	2.29	0.94	3.59	1.88	0.41	e	ACDE	16381088-4847509	12.39	1.97	0.96	AAA	G
22	G336.3475-01.2309	0.16	-0.57	-0.45	3.57	2.25	<0.28>	Hinc-M	AE	1638105-48484613	10.85	2.74	1.25	AAA	G
23	G336.3094-01.2658	0.70	2.15	1.26	-2.52	<3.6	0.59	Hinc-e	ACD	16381098-4850477	10.661	1.25	0.84	EEA	YSO
24	G336.3626-01.2203	1.32	2.99	5.12	9.16	6.93	1.71	M	ACDE	16381050-4850472	11.264	2.78	0.72	AUU	G
25	G336.3146-01.2714	1.54	2.15	0.95	3.83	2.48	0.43	Hinc	ACDE	16381347-4850565	8.53	3.45	1.81	AAA	G
26	G336.4170-01.1858	1.30	2.67	3.09	4.75	3.65	1.16	M	ACDE	16381902-4848918	11.02	1.36	0.58	AAA	G
27	G336.3157-01.2832	0.91	1.64	1.02	3.25	3.57	0.63	Hinc	ACDE	16381999-4847181	7.51	0.7	0.35	AAA	SP
28	G336.3254-01.3032	0.92	1.41	1.09	3.31	3.6	0.77	Hinc	ACDE	16382223-4851207	12.77	1.93	0.95	AAA	G/SP
29	G336.3202-01.3152	0.15	1.48	-0.45	-1.26	<8.66	<0.3	Hinc-e	AC	1638236-48433174	11.71	0.80	0.66	AAA	YSO
30	G336.3917-01.2518	5.77	6.50	4.70	3.49	0.6	0.72	e	ACDE	16383539-4847189	5.06	1.87	1.22	AAA	SP
31	G336.2976-01.3378	0.5	0.66	1.32	2.39	4.3	1.99	M	ACDE	16383564-4854533	8.92	2.8	1.5	AAA	SP
32	G336.2959-01.3405	0.44	1.15	1.16	1.82	4.18	1	M-Hinc	ACDE	16383564-4854533	8.92	2.8	1.5	AAA	SP
33	G336.2944-01.3448	1.52	1.34	0.825	-1.13	<0.78	0.62	e	ACD	-	-	-	-	-	-
34	G336.3221-01.3209	0.33	0.69	-0.45	-1.26	<3.82	<0.64	Hinc-e	AC	-	-	-	-	-	-
35	G336.3116-01.3365	0.23	-0.51	-0.4	-1.13	<4.99	<0.78>	-	A	-	-	-	-	-	-

Tabla 7.15: Fuentes MSX y su correlación cruzada con fuentes 2MASS. Las siglas que aparecen en la Columna 9 se refieren a la clasificación de Lumsden et al. (2002) y significan: Hinc: región HII compacta, e: estrellas evolucionadas (de secuencia principal o gigantes), M: MYSOs. En las columnas séptima y octava, los símbolos “<”, “>”, indican límite superior e inferior para la determinación de los colores F₂₁/F₈ y F₁₄/F₁₂ y el símbolo “<>”, indica incerteza en los valores. Las fuentes con problemas de detección en 3 de las 4 bandas del MSX, no se les puede asignar una clasificación dentro del criterio de Lumsden et al. (2002). (Para este tipo de fuentes la Columna 9 aparece vacía). Las siglas que aparecen en la Columna 16 corresponden al criterio de separación de fuentes por los colores (J - H, H - K_s) e indican: G:gigantes, SP: secuencia principal, YSO: candidato a YSO (en inglés, “Young Stellar Object”). En la Columna 15, las letras “XXX” indican los factores de calidad fotométricos de las bandas del 2MASS en el siguiente orden: J, H y K_s. Las letras A, E y U indican buena, intermedia y mala calidad del flujo medido.

fuentes de campo.

La estructura F2 en la línea ($J=1 \rightarrow 0$) del ^{12}CO , discutida en este Capítulo, asociada al posible cúmulo IR, presenta una emisión asimétrica en sus alas. Considerando que la velocidad máxima es de -21.7 km s^{-1} , la emisión en el lado rojo abarca 4.5 km s^{-1} y en el lado azul 3.5 km s^{-1} a nivel de 5σ . El ensanchamiento en los perfiles es superior al esperado por turbulencias. Dado que se presume la existencia de un cúmulo inmerso en la nube, esto podría ser una evidencia observacional de la presencia de flujos bipolares observados con una resolución angular pobre como para ser resueltos. Estos flujos son una de las manifestaciones observacionales más frecuentes encontradas asociadas al proceso de formación estelar (Bachiller 1996; Lada 1985).

En síntesis, tenemos en la zona Sandqvist 182 una concentración molecular que presenta en su borde este una marcada interfaz entre el gas ionizado y el gas molecular en forma de arco brillante en el óptico. La contrapartida de esta estructura en el infrarrojo medio es una prominente PDR en forma de "S" invertida. En el interior de la nube, coincidente con el máximo de emisión del gas molecular, se alojan un conjunto de fuentes con exceso infrarrojo, con característica de objetos estelares de gran masa en formación. En esta zona, se encuentran un conjunto de 3 estrellas de tipo espectral B temprano que podrían ayudar a generar parte del frente de ionización que al propagarse en la nube molecular impulsó la formación del nuevo grupo estelar. Como así también otros candidatos a estrellas de gran masa en formación, de las cuales aún carecemos de información óptica que nos revelen su naturaleza.

Existe aún un gran número de fuentes MSX que sólo son detectadas en la Banda A, lo que implica una incerteza en la determinación de sus características a partir de sus colores. Como consecuencia, no pueden ser clasificadas de acuerdo al criterio de Lumsden. Muchas de ellas pueden ser asociadas a fuentes 2MASS de fondo (mayoría gigantes de campo) y otras con glóbulos de polvo en emisión en $8 \mu\text{m}$, que debido a la falta de resolución de MSX son confundidos con fuentes puntuales.

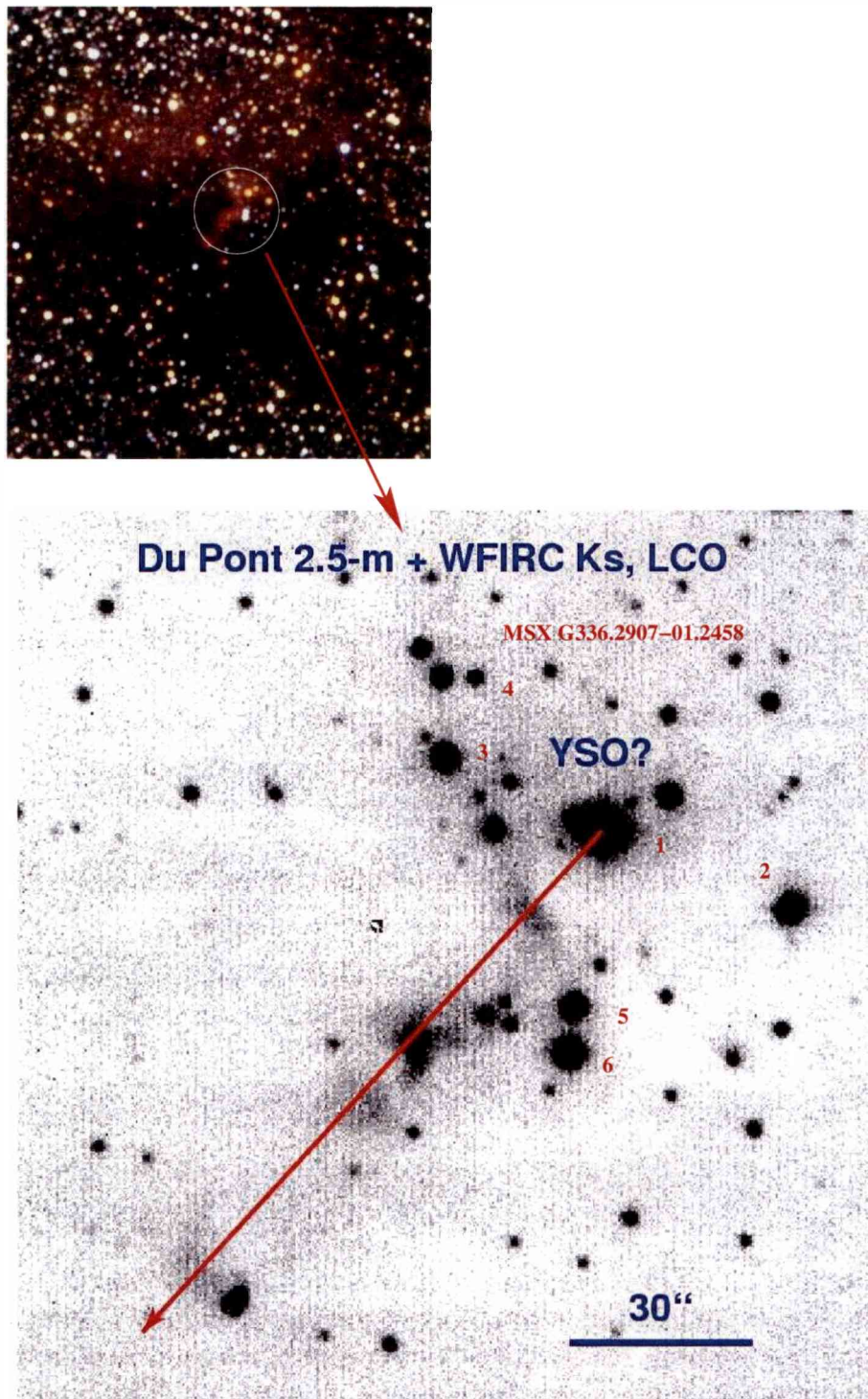


Figura 7.34: *Panel superior*: Emisión en el infrarrojo cercano de Sandqvist 182. Imagen en falso color producto de la combinación de las imágenes de la Bandas J (color azul), H (color verde) y K_s (color rojo) del 2MASS. *Panel inferior*: Imagen K_s en la zona de la fuente MSX G336.2907-01.2458, obtenida con el telescopio Du Pont 2.5-m y la cámara infrarroja WFIRC. Esta imagen es una ampliación con mayor detalle espacial del sector indicado con un círculo blanco en la imagen del 2MASS. Aparecen indicadas las fuentes encontradas en el infrarrojo cercano con la base de datos del 2MASS discutidas en el texto. Las candidatas a YSOs han sido señaladas con los números 1, 2, 3, 4 y corresponden a las fuentes 2MASS 16381085-4851335, 2MASS 16380935-4851401, 2MASS 16380873-4851377, 2MASS 16380759-4851473, respectivamente. Los objetos de campo 2MASS 16380963-4852084 y 2MASS 16380960-4851565, como 5 y 6, respectivamente

7.9. Formación estelar en RCW 108

La información obtenida en las secciones previas de este Capítulo, han incluido tanto el análisis de la distribución del gas ionizado y del polvo, con su correlación con el gas molecular, como la búsqueda de zonas de formación estelar activa. Por lo cual, contamos con todas las herramientas necesarias para discutir a escala global el proceso de formación estelar en el área de RCW 108, y cumplir con el objetivo más importante de este Capítulo.

7.9.1. Morfología

La región HII RCW 108 abarca un área de $210' \times 120'$ limitada por nubes moleculares y polvo que aparecen diseminadas por todo el campo y parecen contener la zona de emisión nebular, indicativa de juventud. La estructura molecular se ve discontinuada en algunos sectores, y las cavidades formadas se las ve llenas de gas ionizado.

La comparación de la emisión en el óptico del gas ionizado con el polvo en el infrarrojo medio ha develado otras características interesantes en la región. La zona de mayor emisividad en $H\alpha$, justo entre NGC 6193 y RCW 108-IR, anticorrelaciona con la emisión en $8 \mu\text{m}$, lo cual indica que la emisividad de la región HII ópticamente visible no contribuye sustancialmente a la emisión en $8 \mu\text{m}$ a través de las líneas nebulares. Por lo cual, la emisión en $8 \mu\text{m}$ de RCW 108 básicamente proviene de las moléculas de PAHs. De esta forma, el impacto de la radiación ultravioleta de las estrellas de NGC 6193 sobre la superficie de las nubes moleculares ha generado un conjunto de zonas de fotodisociación. En ellas se observa el aumento de emisión de [S II], típico de las zonas periféricas entre los frentes de ionización y las nubes moleculares. Además, la emisión de la Banda A de MSX ($8 \mu\text{m}$) de RCW 108 revela que la mayor parte de estas nubes que ofrecen su cara hacia el cúmulo NGC 6193, presentan emisión en la Banda A, demarcando las PDRs. Entre ellas, queda notablemente delimitada la Nebulosa del Borde NGC 6188, como ya ha sido destacado por Urquhart et al. (2004). Por otro lado, existen una serie de nubes oscuras que no presentan emisión distinguible en $8 \mu\text{m}$ como lo son HMSTG336.2-1.0, al oeste y HMSTG337.1-1.5, HMSTG336.9-1.7 al este de NGC 6188 (Dutra et al., 2000, Ver Tabla 7.7). Este comportamiento puede explicarse por el hecho de que dichas nubes oscuras no son afectadas por la radiación ionizante de NGC 6193, lo cual implicaría que están por delante de la región HII y que funcionarían a modo de pantallas.

A la presencia de zonas de fotodisociación, se le suma que la región HII RCW 108 presenta una morfología intrincada con numerosos filamentos claramente identificables en las imágenes ópticas. Con la moderada resolución angular de nuestras imágenes ($2''/3$), hemos podido detectar varias estructuras de tipo pilares, dedos y glóbulos. La mayoría de estas estructuras son elongadas, con una longitud proyectada del orden de 10^4 a 10^5 AU. Si las estrellas de NGC 6193 fueran las fuentes excitatrices de estos objetos, el glóbulo más distante al grupo estelar estaría situado a unos $45'$ ($\equiv 17$ pc), mientras que el más próximo, el estaría a unos $10'$ ($\equiv 4$ pc).

Hemos identificado PDRs y objetos compactos que están vinculados con fenóme-

nos que pueden desencadenar o ser en sí mismos signos de formación estelar activa en RCW 108. Como hay indicios de que estas estructuras han sido generadas por las estrellas de NGC 6193, podemos definir el área de influencia del cúmulo. En la siguiente sección, haremos un resumen de los indicios que sustentan la existencia de formación estelar inducida por este grupo estelar.

7.9.2. Sitios de formación estelar

Existe una destacable correlación entre la morfología de la PDR que demarca a NGC 6188 y el gas ionizado. La emisión extendida en $8 \mu\text{m}$ de la Banda A (Ver Figura 7.20) sugeriría que el cúmulo estelar y NGC 6188 no yacen en el mismo plano, tal como fue propuesto por Urquhart et al. (2004). Desde nuestra línea de la visual (perspectiva) las estrellas estarían por detrás con respecto a la interfaz. En esta geometría la mayor parte del flujo estelar estaría impactando sobre el lado más lejano de la nube. Esto es sustentado por la morfología de la zona: NGC 6188 presenta un borde demarcado en forma de arco brillante en el óptico que es delineado por la emisión del gas molecular (ej., Ver Figura 7.3) y la emisión en $8 \mu\text{m}$ se encuentra extendida al oeste de NGC 6188. El máximo de emisión en el óptico (obtenido de las líneas [O III], $H\alpha$ y [S II]) se encuentra muy próximo a NGC 6188 (Ver sección 7.4.3 y Figura 7.14 de esa sección), en línea recta entre NGC 6193 y el cúmulo RCW 108-IR, situado a $3'$ al oeste de la interfaz. Este grupo estelar joven tiene una región HII ópticamente visible que puede contribuir con la emisión observada. Dada la geometría que conforman NGC 6193, NGC 6188 y RCW 108-IR, estaría impactando la radiación de la estrellas del cúmulo abierto y la de la región HII compacta sobre la superficie de la nube molecular. De esta forma, el máximo sería causado por el flujo fotoevaporado e ionizado sobre la interfaz.

Al este de NGC 6188 la situación cambia completamente. Entre NGC 6193 y NGC 6188 encontramos la zona de mayor emisión de gas ionizado sin contrapartida en $21 \mu\text{m}$ (Ver Figura 7.21). Esto indicaría que la estrellas de NGC 6193 habrían generado un sector lleno de gas ionizado y sin polvo, que son los llamados Lóbulos Norte y Este en esta Tesis (sección 7.4.2). Esto implicaría que en dichos sectores, las estrellas han barrido el material de su nube molecular natal. En las nubes que limitan los lóbulos al norte y al sur de RCW 108, existen una serie de fuentes infrarrojas asociadas con formación estelar. Estos sectores tienen como contrapartida emisión proveniente del gas molecular, encontrándose al oeste de NGC 6188 y en las nubes HMST G336.5-1.9C y Sandqvist 182.

Respecto a la interfaz de NGC 6188, se hallan las estructuras identificadas como D y C en el MIR. En el extremo norte de la interfaz molecular, situada a una distancia de NGC 6193 $\sim 38'4$, se encuentra la estructura D. La misma presenta una morfología incipiente de región HII de tipo “ampolla” (blister) y tiene asociada fuentes candidatas a ser objetos estelares en formación de acuerdo a lo derivado de sus colores en el IR. En particular, una de las fuentes se detecta sólo en emisión en $21 \mu\text{m}$, MSX G337.1109-01.0476, que podría ser una estrella temprana con líneas de emisión. La morfología indicaría la presencia de un flujo fotoevaporado expulsado de la interfaz sobre la región HII, apuntando

en dirección al cúmulo NGC 6193.

La otra región es la estructura C que se corresponde con el cúmulo IR RCW 108-IR, el cual es un conocido sitio de formación estelar. Este cúmulo infrarrojo situado a unos 3' al oeste de NGC 6188 está asociado a la fuente IRAS 16632-4845 y a una región HII compacta (Comerón et al., 2005 y referencias allí citadas). Los estudios infrarrojos de fotometría y espectroscopía de baja resolución mostraron que la principal fuente excitatriz de la región de gas ionizado sería una estrella de tipo espectral O9 muy joven (Comerón et al., 2005). Además, este objeto formaría parte de un grupo estelar muy joven ya que no se han detectado estrellas con tipo espectral más tardío que el tipo espectral A0. Considerando la distancia proyectada sobre el plano del cielo, este cúmulo sería el más próximo a NGC 6193 a una distancia de $\sim 13'.4$.

En el sector de la nube HMST G336.5-1.9C (Ver tabla 7.7) encontramos la estructura E identificada en el MIR. Las imágenes del MSX de este sector, revelan una forma semi-anular situada unos 16'.3 hacia el sur de NGC 6193, cuya apertura señala hacia el cúmulo abierto. Esta estructura demarca una PDR que podría estar relacionada a fuentes ionizantes situadas en su interior. Entre ellas, se destaca la fuente MSX G336.5504-01.8073 situada en la zona con mayor extinción. La misma es candidata a MYSO con colores en el 2MASS que dan cuenta de ser una fuente estelar de tipo espectral temprano sin exceso aparente afectada por unas $A_v \sim 10$ mag. Además, se encuentra asociada a una fuente IRAS, IRAS 16379-4856 (Yamaguchi et al., 1999), candidato a objeto estelar joven. Esta fuente sería la responsable de una región HII que se revela por su emisión en la banda E, sin correlación con la encontrada en la banda A.

En la zona de Sandqvist 182, el impacto de la radiación ultravioleta sobre la nube molecular, ha generado una notable de PDR en forma de "S" que se encuentra orientada hacia NGC 6193. Dentro de esta zona aparece una fuente brillante (#24 de la Tabla 7.15) cuyos colores MSX la clasifican como MYSO (MSX G336.3626-01.2203), aunque próxima a la región de corte de las regiones HII compactas. Los colores 2MASS de este objeto ($J - H = 1.25$, $H - K_s = 0.63$) lo sitúan como una estrella temprana afectada por $A_v \sim 11$ mag de extinción. Dado el brillo de la fuente en el NIR, $K_s = 7.51$, es muy probable entonces que sea una estrella de tipo espectral O tardío. La emisión extendida en $21 \mu\text{m}$ podría indicarnos la presencia de una región HII generada por esta fuente. La misma tiene contraparte óptica pero carecemos de información espectral que nos ayude a dilucidar su naturaleza.

Otra fuente destacable es la estrella CD-4811005 situada en el extremo sur de Sandqvist 182 asociada a gas y polvo, con signos característicos de juventud. Ella se encuentra asociada a una nebulosa de reflexión (Herbst & Havlen, 1977) y a una fuente puntual IRAS, IRAS 16348-4849 considerada como candidata a objeto estelar joven por (Yamaguchi et al., 1999; AMR03). La región HII generada por esta estrella queda en evidencia como un nudo en emisión en $21 \mu\text{m}$. Unos 30" al sur del máximo en la Banda E, se destaca la emisión en $8 \mu\text{m}$ que podría indicarnos la PDR ubicada en la periferia de la región HII. Además, encontramos dos estrellas de tipo espectral B2 en la nube, una de ellas es HD 331019 ubicada en una de las zonas de mayor extinción de Sandqvist 182. Esta estrella

también tiene una nebulosa de reflexión asociada y que resulta tener una componente de emisión en $H\alpha$. La contrapartida en MSX es la fuente MSX G336.2832-01.2214 (#6 de la Tabla 7.15), de colores típicos de MYSO y está asociada a una fuente 2MASS 16380102-4851017 ($J - H = 0.12$, $H - K_s = 0.11$) estrella de secuencia.

La fuente #12 MSX G336.2907-01.2458 está descrita en detalle en la Sección 7.8. La misma se halla cercana al núcleo de emisión de CO y tiene 4 fuentes 2MASS asociadas candidatas a YSOs que podrían corresponder a una estrella de tipo espectral O de ZAMS a 1300 pc, con $A_v \sim 40$ mag y a estrellas de ZAMS de tipo espectral B0 enrojecidas entre $A_v = 24 - 40$ mag. Este grupo de fuentes se destaca por encontrarse inmersas en la emisión nebulosa difusa en $2.2 \mu\text{m}$. La presencia de este grupo de fuentes sugeriría la existencia de un cúmulo infrarrojo dentro del contexto de formación estelar a pequeña escala.

7.9.3. Formación estelar dentro de la nube Sandqvist 182

Existen una serie de evidencias de que está teniendo lugar formación estelar en la zona de Sandqvist 182. Esta nube presenta la morfología típica de un arco brillante que se halla en los bordes de las regiones HII como consecuencia de la interacción de las estrellas OB con su medio ambiente. Las capas más superficiales de estos “arcos brillantes” son fotoionizadas por las estrellas generando la estructura visible en el óptico. En el extremo sur y oeste de la nube Sandqvist 182 encontramos estrellas B, como también regiones HII a través de su emisión en $21 \mu\text{m}$ sin contrapartida óptica. Estos sectores originalmente pudieron haber sido núcleos donde la acción misma del frente de choque fotoinducido, podría haber generado o inducido la compresión de los mismos, originando las estrellas observadas. Este proceso es conocido como Implosión Provocada por Radiación (Lefloch & Lazareff, 1994 y referencias allí citadas). Este proceso podría continuar hasta alcanzar la parte más interna de la nube donde se halla un grupo de fuentes con exceso infrarrojo candidatas a YSOs asociadas a emisión nebulosa en el infrarrojo cercano. La incógnita que se plantea es si la formación estelar se debe exclusivamente al aporte de energía de las estrellas de NGC 6193, o si el grupo de estrellas de tipo espectral B1 y B2 pueden ser fuentes excitatrices extras. Si se supone que NGC 6193 es la principal fuente ionizante de la zona, entonces podría haber inducido tanto la formación de RCW 108-IR (Comerón et al., 2004) situada a $3'$ al oeste de NGC 6188 como lo observado en Sandqvist 182. Sin embargo, como ya se ha discutido en la Sección 7.8, la extensión e intensidad de la emisión en $8 \mu\text{m}$ en Sandqvist 182 podría indicarnos la presencia de fuentes adicionales en la zona, además de las estrellas de dicho cúmulo. Estas podrían tratarse de las fuentes listadas en la Tabla 7.14 y/o de la fuente #24 de la Tabla 7.15. Sin embargo, necesitamos de información adicional, como por ejemplo, de espectroscopía óptica para poder hacer una evaluación más precisa de la cantidad de energía que podrían aportar para inducir frentes de choques fotoionizados.

Las observaciones y resultados discutidos en este Capítulo, hechos con datos de mediana resolución angular, proveen algunos elementos para dar un panorama a gran escala de la actividad de formación estelar que está ocurriendo en la zona estimulada por la acción del cúmulo NGC 6193. En efecto, han sido identificadas fuentes infrarrojas inmersas en las concentraciones moleculares, próximas a las zonas limítrofes con la región HII. Esta

situación da la pauta de que el impacto del frente de ionización ha perturbado el medio neutro, impulsando la formación de nuevas estrellas en distintos sectores de NGC 6188 y en las nubes oscuras de Sandqvist 182 y HMST G336.5-1.9C.

7.10. Comentario final

En esta sección de la Tesis hemos caracterizado la estructura de ionización de la región central de RCW 108 a partir del análisis del cociente de líneas entre [O III] y $H\alpha$ y entre [S II] y $H\alpha$. La distribución espacial y naturaleza de la emisión del polvo se ha estudiado a partir del uso de imágenes en el infrarrojo medio (Bandas: A, C, D y E del satélite MSX) e infrarrojo cercano (Bandas J, H, Ks del satélite 2MASS). Esto junto con la comparación de los resultados obtenidos a partir de la emisión del gas molecular correspondiente a la transición ($J=1 \rightarrow 0$) del ^{12}CO y del ^{13}CO ha permitido identificar zonas de fotodisociación. De esta forma, gracias al uso en forma conjunta de la información obtenida en varias longitudes de onda, han sido derivadas las propiedades del gas atómico y molecular y del polvo.

El estudio se ha completado con la identificación de fuentes puntuales cuyos colores infrarrojos las sitúan como candidatos a objetos estelares en formación. La correlación de estos resultados parciales, ha permitido develar la existencia de un cúmulo inmerso en una de las concentraciones de gas y polvo en RCW 108, Sandqvist 182. Así, se pone de manifiesto cómo el empleo del análisis multifrecuencia constituye una herramienta crucial a la hora de revelar la existencia de sitios que albergan estrellas en sus primeras etapas evolutivas.

Bibliografía

- [1] Arnal E.M., Cersósimo J.C., May J. & Bronfman L., 1987, A&A, 174, 84.
- [2] Arnal E.M., Morrell N.I., García B., & Levato H., 1988, PASP, 100, 1076.
- [3] Arnal E.M., May J. & Romero G.A., 2003, 412, 431.
- [4] Bachiller R., 1996, ARA&A, 34, 111.
- [5] Bally J., O'Dell C.R. & McCaughrean M. J., 2000, AJ, 119, 2919.
- [6] Bally J. & Reipurth B., 2003, AJ, 126, 893.
- [7] Bertoldi F., 1989, ApJ, 346, 735.
- [8] Bertoldi F. & Mc Kee C., 1990, ApJ, 354, 529.
- [9] Bok B.J. & Reilly E.F., 1947, ApJ, 105, 255.
- [10] Brandner W., Grebel E.K., Chu You-Hua, Dottori, H., Brandl B., Richling S., Yorke H.W., Points S.D., 2000, AJ,119, 292.
- [11] Brooks K.J., Burton M.G., Rathborne J.M., Ashley MC.B., Stone J.W.V., 2000, MNRAS, 319, 95.
- [12] Cernicharo J., Bachiller R., Duvert G., Gonzalez-Alfonso E., & Gómez-Gonzalez J., 1992, A&A, 261, 589.
- [13] Cersósimo J.C., 1982, ApL, 22, 157.
- [14] Cesarsky D., Jones A. P., Lequeux, J., Verstraete, L., 2000, A&A, 358, 708.
- [15] Comerón F., Schneider N. & Russeil D., 2005, A&A, 433, 955.
- [16] Cox P., Bronfman L., 1995, A&A, 299, 583.
- [17] Cutri R. M., Skrutskie M. F., van Dyk S., Beichman C. A., Carpenter J. M., Chester T., Cambresy L., Evans T., Fowler J., Gizis J., Howard, E. Huchra, J., Jarrett T., Kopan E. L., Kirkpatrick J. D., Light R. M., Marsh K. A., McCallon H., Schneider S., Stiening R., Sykes M., Weinberg M., Wheaton W. A., Wheelock S., Zacarias N. Año: 2003. Título: *2MASS All Sky Catalog of point sources*. Publicación: The

- IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive.
<http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>
- [18] Dame, T. M., Ungerechts, H., Cohen, R. S., de Geus, E. J., Grenier, I. A., May, J., Murphy, D. C., Nyman, L.-A., Thaddeus, 1987, *ApJ*, 322, 706.
- [19] Dickman R.L., 1978, *ApJ. Suppl. Ser*, 37, 407.
- [20] Dobashi K., Yonekura Y., Matsumoto T., et al., 2001, *PASJ*, 53, 85.
- [21] Duncan A.R., Stewart R.T., Haynes R.F. Jones K.L., *PASA*, 1995, 12, 54.
- [22] Dutra C.M. & Bica E., 2002, *A&A*, 383, 631.
- [23] Egan M.P., Price S.D., Kraemer K.E., Mizuno D.R., Carey S.J., Wright C.O., Engelke C.W., Cohen M., Gugliotti G. M., 2003, Air Force Research Laboratory Technical Report, 1589.
- [24] Elmegreen B.G. & Lada C.J., 1977, *ApJ*, 214, 725.
- [25] Elmegreen B.G., 1992, in *Star Formation in stellar Systems*, ed. Tenorio-Tagle G., Prieto M. & Sanchez F. (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 381.
- [26] Feitzinger J. V. & Stüwe, J. A., 1984, *A&AS*, 58, 365.
- [27] Gaustad J.E., P.R. McCullough, W. Rosing, and D. Van Buren, 2001, *PASP*, 113, 1326.
- [28] Georgelin Y. M., Russeil, D.M.M., Amram P., Georgelin Y.P., Goldes, G., Le Coarer, E., Morandini M., 1996, *A&AS*, 120, 41.
- [29] Goss W.M., & Shaver P.A., 1970, *Australian J. Phys.*, Ap. Suppl. 14, 1.
- [30] Hanson M.M., Howarth L.D. & Conti P.S., 1997, *ApJ*, 489, 698.
- [31] Hartley M., Tritton, S. B., Manchester, R. N., Smith, R. M., Goss, W. M., 1986, *A&AS*, 63, 27.
- [32] Herbig G.H., 1974, *PASP*, 86, 604.
- [33] Herbst W. & Havlen R.J., 1977, *A&AS*, 30, 279.
- [34] Hester J. J., 1991, *PASP*, 103, 853.
- [35] Hester J. J., Scowen P. A., Sankrit R., Lauer T. R., Ajhar E. A., Baum W. A., Code A., Currie D. G., Danielson G. E., Ewald S. P., Faber S. M., Grillmair C. J., Groth E. J., Holtzman J. A., Hunter D. A., Kristian J., Light R. M., Lynds C. R., Monet D. G., O'Neil E. J., Jr., Shaya E. J., Seidelmann K. P., Westphal J. A., 1996, *AJ*, 111, No. 6, 2349.
- [36] Hollenbach D.J. & Tielens A.G.G.M, 1997, *ARA&A*, 35, 179.

- [37] Kurtz S., Churchwell E. & Wood D.O.S., 1994, *ApJS*, 91, 659.
- [38] Lada J., 1985, *ARA&A*, Vol 23, 267.
- [39] Laques P., & Vidal J. L., 1979, *A&A*, 73, 97.
- [40] Leitherer C. & Chavarría K., 1987, *A&A*, 175, 204.
- [41] Lefloch B. & Lazareff B., 1994, *A&A*, 289, 559.
- [42] Lumsden S.L., Hoare M.G., Oudmaijer R.D. & Richards D., 2002, *MNRAS*, 336, 621.
- [43] Magakian T.Y., 2003, *A&A*, 399, 141.
- [44] Maíz-Apellaníz J., Walborn N.R., Galue H.A. & Wei L.H., 2004, *ApJS*, 151, 103.
- [45] McCaughrean M. J. & Andersen M., 2002, *A&A*, 389, 513.
- [46] Niemela V.S. & Gamen R.C., 2005, *MNRAS*, 356, 974.
- [47] O'Dell C.R., Wen Z., Hu, Xihai, 1993, *ApJ*, 410, 6960.
- [48] O'Dell C.R. & Wen Z., 1994, *ApJ*, 436, 194.
- [49] O'Dell & C. R. O., 1998, *AJ*, 116, 1346.
- [50] Phillips J.P., de Vries, C.P. & de Graauw T., 1986, *A&AS*, 65, 465.
- [51] Price S.D, Egan M.P., Carey, S.J. et al., 2001, *AJ*, 121, 2819.
- [52] Rieke, G.H. & Lebofsky, M.J., 1985, *ApJ*, 288, 618.
- [53] Rodgers A.W., Campbell C.T. & Whiteoak J.B., 1960, *MNRAS* 121, 103.
- [54] Sandqvist Aa., 1977, *A&A*, 57, 467.
- [55] Smith N, 2002, *MNRAS*, 337, 125.
- [56] Smith N., Bally J. & Morse J.A., 2003, *AJ*, 587, L105.
- [57] Smith N., Barbá R.H. & Walborn N.R., 2004, *MNRAS*, 351, 1457.
- [58] Stecklum B., Henning T., Feldt M., Hayward T. L., Hoare, M. G., Hofner P., Richter S., 1998, *AJ*, 115, 767.
- [59] Sevenster M.N., Chpamna J.M., Habing H.J., Killeen N.E.B., Lindqvist, M., 1997, *A&As*, 124, 509.
- [60] Thackeray A.D., 1950, *MNRAS*, 110, 529.
- [61] Urquhart, J. S., Thompson, M. A., Morgan, L. K. & White, G. J., 2004, *A&A*, 428, 723.

- [62] Vega E. I., Rabolli M., Feinstein A., Muzzio, J. C., 1980, AJ, 85, 1207.
- [63] Walsh A.J., Burton M.G., Hyland A.R. & Robinson G., 1998, MNRAS, 301, 640.
- [64] Wood D.O.S. & Churchwell E., 1989, ApJ, 340, 265.
- [65] Yamaguchi R., Saito H., Mizuno N., Mine Y., Mizuno A., Ogawa H. & Fukui Y., 1999, PASJ, 51,791.
- [66] Yusef-Zadeh F., Biretta J., Geballe T. R., 2005, AJ, 130,n 3, 1171.

Capítulo 8

Resumen y Conclusiones

8.1. Resumen y Conclusiones de los resultados obtenidos

Este trabajo de Tesis es un estudio observacional de la asociación Ara OB1 y de su entorno. En el mismo, hemos caracterizado el medio interestelar tanto en su componente molecular como ionizada, y hemos realizado una búsqueda de indicios de formación estelar activa en otras áreas además de las que previamente fueron estudiadas por otros autores (Comerón et al., 2005; Urquhart et al., 2004).

El primer paso en esta Tesis consistió en estudiar la distribución espacial y cinemática del gas molecular a gran escala. Las propiedades físicas y dinámicas de la componente molecular han sido obtenidas a partir de espectroscopía, observando la transición ($J = 1 \rightarrow 0$) de la molécula de monóxido de carbono, ^{12}CO ($\nu_{rest} \sim 115.271$ GHz). Dichas observaciones fueron realizadas con el radiotelescopio de 1.2m, con una resolución angular de $8'.7$, que la Universidad de Columbia tenía instalado en CTIO.

El sector analizado abarcó un área de $2^{\circ}75 \times 3^{\circ}00$ en los entornos de la asociación Ara OB1. Como resultado, se han identificado un total de 16 concentraciones moleculares. En base a criterios cinemáticos y morfológicos, se encontró que 9 de éstas con velocidades entre -28 y -20 km s^{-1} estarían vinculadas físicamente a la asociación.

Las velocidades radiales más negativas se han observado a lo largo de NGC 6188. Las estructuras principales, denominadas E y F, tienen velocidades radiales de -23.5 km s^{-1} y -21.8 km s^{-1} , respectivamente. Estas concentraciones junto con la H (velocidad radial $\sim -20 \text{ km s}^{-1}$) tienen su contrapartida en la emisión extendida en el infrarrojo en las bandas 60 y $100 \mu\text{m}$ y coinciden con la presencia de fuentes puntuales IRAS. En particular, en la estructura E existe una fuente de continuo de radio compacta detectada en el relevamiento de 2.417 GHz (Duncan et al., 1995) y se ha detectado el cúmulo infrarrojo RCW-108. Los objetos mencionados son signos de formación estelar activa en el complejo molecular. La masa de las nubes se encuentra comprendida entre $180 M_{\odot} \leq M \leq 5800 M_{\odot}$, con un total de $\sim 1.4 \times 10^4 M_{\odot}$. Estos resultados fueron publicados en A&A año 2003, Vol. 412, Págs. 431-445. Los mismos dieron lugar a un análisis más detallado de la estruc-

tura E donde se aloja el cúmulo infrarrojo RCW-108 realizado por Comerón et al. (2005) y Urquhart et al. (2004).

Posteriormente, se ha analizado con mayor detalle espacial el comportamiento cinemático del gas molecular en un sector más reducido que el analizado con los datos de resolución angular intermedia. El nuevo sector comprende un área de $1^{\circ} \times 0^{\circ}83$ alrededor de NGC 6188. El gas molecular ha sido estudiado observando la transición ($J = 1 \rightarrow 0$) de dos isótopos de la molécula de monóxido de carbono, el ^{12}CO ($\nu_{rest} \sim 115.271$ GHz) y el ^{13}CO ($\nu_{rest} \sim 110.201$ GHz). Las observaciones utilizadas han sido obtenidas con el telescopio de ondas milimétricas de 4-m NANTEN, con una resolución angular de $2''.7$.

Como resultado hemos encontrado un comportamiento cinemático mucho más complejo que el observado con los datos de resolución angular intermedia, a saber:

1) A gran escala, la distribución espacial de la emisión del ^{12}CO se observa más fragmentada y extendida en comparación con la observada con los datos de ^{13}CO . Con la información obtenida del ^{12}CO pudo ser delineada la interfaz con mayor detalle, identificando claramente la ausencia abrupta de material molecular al este de NGC 6188. En el caso ^{13}CO , la línea correspondiente a la transición $J=1 \rightarrow 0$ es ópticamente delgada, hecho que permitió observar los núcleos de las concentraciones identificadas en ^{12}CO . Esto puso en evidencia la forma elongada de las nubes en dirección opuesta a NGC 6188, lo que podría considerarse una evidencia de la influencia directa del avance del frente de ionización de RCW 108 sobre el complejo molecular.

2) Respecto al comportamiento cinemático, se encontró la existencia de un gradiente de $-0.25 \text{ kms}^{-1} \text{ pc}^{-1}$ en la velocidad radial a lo largo de la interfaz, alcanzando las velocidades más positivas (-23.8 kms^{-1}) en su extremo norte ($(\alpha, \delta) \sim (16:40:15, -48:20)$). A lo largo de la misma, podemos decir que la emisión del gas molecular se encuentra en el rango de velocidades de $[-30, -20] \text{ km s}^{-1}$.

3) En la zona de Sandqvist 182, se halla la segunda componente en importancia por su intensidad, luego de la asociada al cúmulo infrarrojo. El acuerdo morfológico entre las zonas de absorción en el óptico y el acuerdo cinemático de los perfiles observados en esta dirección, nos indica la existencia de gas molecular físicamente asociado, moviéndose a unos -21.5 km s^{-1} . La temperatura de brillo de la concentración F2 es de 23 K y su velocidad máxima, en -21.7 km s^{-1} . También presenta asimetría en sus perfiles con un valor 4.5 km s^{-1} para el rango de velocidades negativas y de 3.5 km s^{-1} para el de velocidades positivas. El parecido con los perfiles de la zona asociada a la fuente IRAS, podría indicarnos algún signo de formación estelar en esta zona.

4) Finalmente, encontramos que al menos unas $22 \times 10^3 M_{\odot}$ de gas molecular formarían parte del medio interestelar en este sector, siendo E3 y F2 con 13500 y 4000 M_{\odot} , respectivamente, las concentraciones que contribuyen mayoritariamente a la masa. Cabe destacar que dichas concentraciones son las asociadas al cúmulo infrarrojo RCW 108-IR y a la nube Sandqvist 182.

Las imágenes CCD directas obtenidas con la cámara CCD del telescopio Curtis-Schmidt en CTIO en los filtros de banda angosta centrados en 5007 Å ([O III]), 6563 Å ($\text{H}\alpha$) y 6730 Å ([S II]) permitieron realizar un análisis de la componente de gas ionizado de RCW 108. Con dichas imágenes ha sido posible caracterizar morfológicamente la

distribución de gas ionizado, y la obtención de los cocientes de líneas entre [O III] y $H\alpha$ y entre [S II] y $H\alpha$.

En primer lugar, se ha encontrado una muy buena correlación espacial entre la distribución de las nubes ópticamente oscuras y las nubes moleculares, en particular la estructura asociada a la nebulosa NGC 6188. La misma queda delineada por las concentraciones moleculares D2, E1 y B1. De esta asociación morfológica se deduce que la parte central de la región HII está limitada en buena parte por nubes moleculares que contienen polvo distribuidas por toda el área.

A gran escala, la región central de RCW 108 pudo ser dividida en tres lóbulos en emisión, de los cuales, el denominado Lóbulo Este (que contiene a NGC 6193) es el que presenta mayor grado de excitación, evidenciado por el brillo de la emisión de [O III]. Los Lóbulos Norte y Este, que también presentan un elevado grado de excitación, se hallan al este de la interfaz NGC 6188, mientras que el Lóbulo Oeste, de menor excitación, se halla al oeste de esa interfaz. Estos Lóbulos se hallan circunscriptos por un conjunto de nubes de polvo ópticamente gruesas (Ver Figura 7.12, Tabla 7.7). Las nubes que coinciden con la zona observada con NANTEN, presentan contrapartida molecular. De esta forma, el Lóbulo Este es limitado al sur por la nube HMST G336.5-1.9C asociado con las concentraciones moleculares H2 y H3. Mientras que el límite sur del Lóbulo Oeste corresponde a las nubes oscuras de Sandqvist 184, Sandqvist 182 y HMST G336.2-1.0 que tienen como contrapartida molecular a E3, (F1 y F2) y C1, respectivamente.

La distribución espacial de la emisión nebulosa puede estudiarse midiendo los cocientes de líneas entre [O III] y $H\alpha$ y entre [S II] y $H\alpha$. La emisión de [O III] domina en la región comprendida por los Lóbulos Norte y Este, donde se hallan los valores más elevados en el cociente [O III]/ $H\alpha$ (0.24 ± 0.05). Los mínimos se localizan entre las interfaces entre el material ionizado y las concentraciones moleculares. El valor más pequeño se encuentra en el noroeste del Lóbulo Oeste y corresponde a $0.09 (\pm 0.02)$. Por otro lado, la morfología de la emisión [S II] consiste en la presencia de estructuras bien definidas y circunscriptas a la zona de transición entre la región HII y las nubes moleculares donde se encuentran los valores más elevados (0.25 ± 0.04) en el cociente [S II]/ $H\alpha$. Los valores promedios de [S II]/ $H\alpha$ en la interfaz NGC 6188 oscilan entre $0.14 (\pm 0.03)$ al norte y $0.19 (\pm 0.03)$ al sur. Los valores mínimos se hallan en los Lóbulos Este y Norte donde se observan los máximos de emisión para el cociente [O III]/ $H\alpha$. Por lo cual, la distribución espacial de la intensidad de las líneas del [O III] y [S II] son complementarias entre sí.

La morfología encontrada en RCW 108 puede entenderse considerando que el interior de una región HII tiene una densidad baja y un grado alto de ionización, por lo que la radiación del campo estelar es atenuada recién al alcanzar la interfaz entre la región HII y las nubes moleculares adyacentes. De esta forma, inmediatamente exterior a la región HII, se halla la región de fotodisociación en la cual las moléculas son disociadas y los átomos con potenciales de ionización inferiores al del hidrógeno, como es el caso del [S II], son fotoionizados. Los máximos de emisión de [S II] sirven para localizar las zonas de fotodisociación ya que esto genera un flujo por fotoevaporación que se origina en el complejo molecular. El arquetipo de este modelo es la Nebulosa de Orión (Hester et al., 1996).

En particular, gracias al estudio cualitativo de la estructura de ionización de NGC 6188 confirmamos la existencia de una zona de fotodisociación propuesta por Urquhart et al. (2004). Otro hecho relevante es el descubrimiento de una serie de PDRs situadas al norte

NGC 6188, en el borde este de Sandqvist 182 y en HMST G336.5-1.9C, además de la ya identificada por Urquhart et al. (2004). Sin embargo, puede haber otros sitios donde el aumento de [S II] observado podría originarse en la excitación del gas debido a la presencia de ondas de choque. Esto suele darse en cáscaras de material expulsados por alguna erupción estelar que podría ser la causa de la presencia de una estructura situada en el noreste del Lóbulo Oeste. La misma consiste en una serie de filamentos brillantes en [S II] que se observan iluminados y curvados en dirección a la estrella Of HD 148937 que se encuentra a 22' del borde oeste de la zona observada (α, δ)=(16:33:52,-48:06). Si efectivamente existe una vinculación física entre HD 148937 y Ara OB1, estos filamentos podrían indicarnos gas chocado por la acción de la expansión de la burbuja de la estrella Of y no por la acción de las estrellas de NGC 6193. De ser correcta esta interpretación, tendríamos evidencia morfológica de que esta estrella formaría parte de la asociación.

Una vez caracterizado el gas molecular e ionizado, hemos estudiado RCW 108 en el infrarrojo medio, con el objeto de confirmar las PDRs identificadas en el óptico. El análisis de la emisión en el infrarrojo medio se ha hecho mediante el uso de las Bandas A (8.3 μm), C (12.1 μm), D (14.7 μm), y E (21.3 μm) del satélite MSX. Las imágenes y el catálogo fotométrico de MSX nos han permitido estudiar tanto la estructura a gran escala de la región HII como identificar objetos con emisión térmica profundamente sumergidos en el polvo y la emisión de PAHs.

Se ha visto que la emisión en 8 μm de RCW 108 básicamente proviene de las moléculas de PAHs. Esto junto con la correlación espacial del gas molecular, nos ha permitido confirmar las regiones de fotodisociación diseminadas en el campo, la mayoría de las cuales estarían siendo producidas por la acción de NGC 6193.

Se han encontrado cinco estructuras destacables en el infrarrojo rotuladas como A, B, C, D y E (Sección 7.6 del Capítulo 7). La estructura C se corresponde con el cúmulo IR RCW 108-IR. Las estructuras A, B, D y E son los nuevos rasgos en el infrarrojo medio, en particular la estructura A, asociada a la nube oscura Sandqvist 182. En cuanto a la emisión en 21 μm , cuatro de las cinco estructuras enumeradas, a saber: A, C, D y E.

La morfología encontrada en RCW 108 se asemeja mucho a las de otras regiones donde se conoce que han tenido lugar episodios de formación estelar reciente como son los casos de M 16 e IC 5070 (Hester et al., 1996; Bally & Reipurth, 2003).

Con el fin de encontrar indicios de este proceso, el último paso ha sido realizar una búsqueda de fuentes puntuales inmersas en las concentraciones de gas y polvo identificadas con anterioridad. En el área se seleccionaron más de 58000 fuentes infrarrojas puntuales del catálogo del 2MASS (Cutri et al., 2003) en las bandas J (1.25 μm), H (1.65 μm) y Ks (2.2 μm). De las cuales, cerca de 15600 fuentes cumplieron con la condición de $K_s < 12$. La misma fue establecida con el fin de limitar la muestra a fuentes más brillantes de lo que correspondería a una estrella de tipo espectral A0 sobre la secuencia principal de edad cero (ZAMS) a la distancia de NGC 6193 (1300 pc). De este grupo, el mayor número de fuentes encontradas ha correspondido a las estrellas gigantes de disco (94%), afectadas por distinto grado de enrojecimiento (Figuras 7.27, 7.26 y 7.28 en Sección 7.6.3 del Capítulo 7), alcanzando valores de $A_v \sim 30$ mag. Esto era de esperarse debido a que RCW 108 está situada en el cuarto cuadrante, próxima al plano galáctico. También

se han encontrado fuentes con exceso infrarrojo (1 %) que podrían corresponder a objetos Herbig Ae/Be, estrellas tipo T-Tauri, YSOs de clase I, etc., es decir, objetos estelares jóvenes aún asociados a su nube natal. El sector ocupado por muchos de ellos en el diagrama color-magnitud, (K_s , $H - K_s$) (Ver Figura 7.27) indicaría que estos candidatos a YSOs serían también objetos de gran masa. Respecto a la distribución espacial de las fuentes en el área de RCW 108, las estrellas gigantes se muestran distribuidas de modo relativamente uniforme, con deficiencias en su densidad que correlaciona muy bien con las nubes moleculares estudiadas, en particular Sandqvist 182 y 184. Las estrellas de secuencia principal (5 % de la muestra) y los candidatos a YSOs muestran una clara distribución no uniforme. Por un lado, las estrellas de secuencia principal muestran un aumento de densidad en el área del cúmulo abierto NGC 6193 (como era de esperar), y los candidatos a YSOs no sólo en el área de NGC 6193 sino alrededor de la zona de las estructuras A a E descubiertas con MSX.

Los diagramas color-color y color-magnitud por sí solos no son suficientes para identificar objetos estelares jóvenes inmersos en las concentraciones moleculares. Por un lado, las estrellas evolucionadas variables de largo período pueden simular colores parecidos a estrellas con exceso IR, y por otra parte algunas fuentes YSOs de clase II (estrellas de tipo T Tauri) pueden tener colores semejantes a estrellas de secuencia principal. Para salvar estos inconvenientes, se debe correlacionar esta información en el infrarrojo cercano con la obtenida con el uso de espectroscopía o de otras bandas fotométricas. Para ello, se ha llevado a cabo una correlación entre las fuentes puntuales infrarrojas encontradas en el campo utilizando los relevamientos MSX y 2MASS. Esta correlación se hizo utilizando herramientas de diagnóstico para determinar la naturaleza de los objetos. Con el catálogo de fuentes puntuales del satélite MSX, fue posible encontrar 850 fuentes en el área. De las cuales seleccionamos aquellas que superaron el límite de detección en las cuatro bandas, siendo un total de 78, para construir un diagrama color-color de la forma: ($F_{21}/F_8, F_{14}/F_{12}$). De acuerdo al criterio de Lumsden et al. (2002), se pudieron indentificar regiones HII compactas (12 % de la muestra) y MYSOs (26 %) por las posiciones diferentes ocupadas en el diagrama.

El último paso consistió en integrar la información obtenida de las fuentes puntuales 2MASS y MSX asociadas a las nubes de polvo. En primer lugar, puso en evidencia que las nubes Sandqvist 182 y 184 presentaban el mayor número de fuentes puntuales asociadas. La nube Sandqvist 182 es una concentración molecular que presenta en su borde este, en dirección a NGC 6193, una marcada interfaz entre el gas ionizado y el gas molecular en forma de arco brillante en el óptico. La contrapartida de esta estructura en el infrarrojo medio es una prominente PDR en forma de "S" invertida. En el interior de la nube, coincidente con el máximo de emisión del gas molecular, se alojan un conjunto de fuentes con exceso infrarrojo, con característica de objetos estelares de gran masa en formación. Entre ellas se destaca la fuente 2MASS 16380935-4851401, con los colores más extremos de toda la muestra ($J - H = 4.24$, $H - K_s = 2.5$), que correspondería a una estrella de tipo espectral O de ZAMS a 1300 pc, con $A_v \sim 40$ mag, lo cual indicaría que este candidato a YSO podría ser un objeto de gran masa. Otras 3 fuentes 2MASS: 2MASS 16381085-4851335, 2MASS 16380759-4851473 y 2MASS 16380873-4851377, se corresponderían con estrellas de ZAMS de tipo espectral B0 enrojecidas entre $A_v = 24 - 40$ mag. Estas fuentes se encuentran inmersas en una emisión nebulosa difusa brillante en $2.2 \mu\text{m}$, que podría deberse

a la emisión de Brackett γ ($2.16 \mu\text{m}$) o de H_2 ($2.12 \mu\text{m}$) (Ver Figura 7.34).

Otro dato relevante, es que la intensidad ($T_{exc} \approx 26 \text{ K}$), asimetría y el ensanchamiento (9 km s^{-1}) en los perfiles de emisión del núcleo de CO tienen valores similares a los que se observan únicamente en otro sitio de formación estelar conocido, Sandqvist 184. Esta asimetría y ensanchamiento podrían deberse a la existencia de un flujo bipolar observado con una resolución angular pobre. Estos flujos son una de las manifestaciones observacionales más frecuentes asociadas al proceso de formación estelar (Bachiller 1996; Lada 1985). Otras fuentes de interés en Sandqvist 182, son 3 estrellas de tipo espectral B temprano. Las mismas podrían haber contribuido junto con las estrellas de NGC 6193 a generar el frente de ionización que al propagarse en la nube molecular podría haber impulsado la formación del nuevo grupo estelar. Para dilucidar sus roles como agentes excitatrices, es necesario mayor información de la que contamos en este momento.

La estructura D del infrarrojo se ubica en el extremo norte de la interfaz molecular. Esta estructura presenta una morfología incipiente de región HII de tipo “ampolla” (blister). La misma tiene fuentes que de acuerdo a sus colores en el IR podrían ser candidatas a ser objetos estelares en formación. Entre ellas, se destaca la fuente MSX G337.1109-01.0476 que presenta mucha intensidad en la banda E, sus colores 2MASS concuerdan con una estrella temprana enrojecida por $A_v \sim 4 \text{ mag}$, lo cual puede estar indicando la presencia de una estrella temprana con líneas de emisión.

La estructura E del infrarrojo tiene una forma anular situada hacia el sur de NGC 6193. La emisión en la banda A producida por PAHs estaría relacionada con fuentes ionizantes situadas sobre el en el interior del anillo. En particular, se destaca la fuente MSX G336.5504-01.8073 candidata a MYSO que se correlaciona con una fuente 2MASS. Los colores en el infrarrojo cercano indicarían que se trata de una fuente estelar de tipo espectral temprano sin exceso aparente afectada por unas $A_v \sim 10 \text{ mag}$. Esta fuente presenta emisión extendida en la banda E, que no se correlaciona con la emisión en la banda A, lo cual indicaría la presencia de una región HII.

Por primera vez, se ha analizado globalmente RCW 108 y su entorno, incluyendo la distribución de gas ionizado y CO, demostrando claramente signos de interacción entre los vientos y la radiación de las estrellas del cúmulo NGC 6193. El estudio observacional ha permitido revelar la presencia de PDRs en las superficies de nubes moleculares adyacentes. Las mismas presentan estructuras filamentarias brillantes en [S II] que junto con las zonas de fotodisociación se encuentran orientadas en dirección al cúmulo. Estas PDRs son: 1) una región HII en formación con forma de ampolla a $\sim 38'4$ al noroeste, 2) una estructura semi-anular a unos $16'3$ hacia el sur, 3) la estructura en forma de “S” invertida en Sandqvist 182 a unos $33'$ al oeste de NGC 6193. Además se ha confirmado la existencia de una región de fotodisociación en NGC 6188. Hasta el momento, sólo se había encontrado evidencias de formación estelar en un pequeño sector de NGC 6188 donde se halla RCW 108-IR. Sin embargo, la identificación de las mencionadas PDRs y de objetos compactos daría la pauta de que la actividad de formación estelar es un fenómeno ampliamente difundido en el área. Los objetos compactos se han encontrado mayoritariamente en el sector definido como Lóbulo Oeste y en menor medida, al norte de NGC 6193, alcanzando una separación en el plano del cielo respecto de dicho cúmulo de $\sim 45'$ y de $\sim 40'$, respectivamente.

De esta forma, el área de influencia de NGC 6193 podría ser mucho más extensa de lo que se pensaba. Todas las evidencias observacionales reunidas hasta el momento, hacen suponer que el avance del frente de ionización de la región HII RCW 108 generada por las estrellas de NGC 6193 han dado lugar a la formación de zonas de fotodisociación sobre la superficie de las nubes moleculares adyacentes a NGC 6193. En una primera etapa, el cúmulo NGC 6193 pudo haberse originado en este complejo molecular. En una segunda etapa, con la acción conjunta de la radiación y vientos de sus estrellas habrían impulsado la formación de estas zonas de fotodisociación. Esto llevó a impulsar el colapso de los sectores más internos de las nubes, con la consiguiente aparición de nuevas generaciones de estrellas como en el caso de la nube Sandqvist 182.

Del estudio multifrecuencia se concluye que hay formación estelar inducida. Esta Tesis se ha centrado en la aplicación de la comparación de datos correspondientes a varios rangos de energía usando en forma conjunta diferentes herramientas de diagnóstico. De esta forma, podemos decir que este método de análisis es de gran efectividad para detectar actividad de formación estelar.

8.2. Trabajo futuro

El estudio observacional hecho en esta Tesis ha permitido develar la existencia de objetos estelares jóvenes inmersos en nubes de polvo y gas en la región de RCW 108. Para dilucidar en detalle estas nuevas generaciones de estrellas será necesario obtener espectroscopía y fotometría de alta resolución en el infrarrojo y en el óptico junto con observaciones de continuo de radio de alta sensibilidad y resolución angular.

Bibliografía

- [1] Bachiller R., 1996, ARA&A, 34, 111.
- [2] Bally J. & Reipurth B., 2003, AJ, 126, 893.
- [3] Comerón, F., Schneider, N. & Russeil, D., 2005, A&A, 433, 955.
- [4] Cutri R. M., Skrutskie M. F., van Dyk S., Beichman C. A., Carpenter J. M., Chester T., Cambresy L., Evans T., Fowler J., Gizis J., Howard, E. Huchra, J., Jarrett T., Kopan E. L., Kirkpatrick J. D., Light R. M., Marsh K. A., McCallon H., Schneider S., Stiening R., Sykes M., Weinberg M., Wheaton W. A., Wheelock S., Zacarias N. Año: 2003. Título: *2MASS All Sky Catalog of point sources*. Publicación: The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive. <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>
- [5] Duncan A.R., Stewart R.T., Haynes R.F. & Jones K.L., PASA, 1995, 12, 54.
- [6] Hester J. J., Scowen P. A., Sankrit R., Lauer T. R., Ajhar E. A., Baum W. A., Code A., Currie D. G., Danielson G. E., Ewald S. P., Faber S. M., Grillmair C. J., Groth E. J., Holtzman J. A., Hunter D. A., Kristian J., Light R. M., Lynds C. R., Monet D. G., O'Neil E. J., Jr., Shaya E. J., Seidemann K. P., Westphal J. A., 1996, AJ, 111, No. 6, 2349.
- [7] Lada J., 1985, ARA&A, Vol 23, 267.
- [8] Lumsden S.L., Hoare M.G., Oudmaijer R.D. & Richards D., 2002, MNRAS, 336, 621.
- [9] Urquhart J. S., Thompson, M. A., Morgan, L. K., White, G.J., 2004, A &A, 428, 723.

Apéndice A

Procesamiento general de las observaciones hechas con CCD

Como en esta Tesis se trabaja con imágenes ópticas obtenidas con un detector CCD (en inglés, "Charge-Coupled-Device"), haremos una breve descripción de este dispositivo. Los telescopios ópticos actuales cuentan con un detector que se llama CCD, que es un dispositivo de carga acoplada. Un CCD es un arreglo de celdas de silicio, cada una de las cuales se denomina pixel, que detecta los fotones incidentes recolectados por el telescopio. Estos fotones interactúan con el material semiconductor que constituye el CCD a través del efecto fotoeléctrico. El número de electrones acumulados por este efecto, en cada celda, es leído después de un cierto lapso al que se denomina tiempo de integración, por un amplificador que convierte esta señal en información digital. La información general sobre los CCD que se da a continuación fue extraída del libro de Howell (2000).

A.1. Parámetros generales que caracterizan a un CCD

A continuación se describen los parámetros que caracterizan a un CCD:

Eficiencia Cuántica: Es la proporción de fotones detectados por el CCD en función de la longitud de onda. La composición de los CCD es esencialmente de silicio. Este material es el responsable de la respuesta del detector a las diferentes longitudes de onda. Un correcto funcionamiento del CCD es tal que la respuesta al número de fotones incidentes sea lineal. En el caso de un CCD ideal, una *Eficiencia Cuántica* del 100 % significa que cada fotón incidente es detectado y contabilizado como señal.

Ruido de lectura: El llamado ruido de lectura tiene dos componentes. La primera, es la proveniente de la conversión de la señal analógica a digital y se llama error de cuantificación. La segunda componente está originada en las fluctuaciones aleatorias introducidas por la electrónica durante todo el proceso de adquisición de datos. El ruido de lectura

es la suma de las estas componentes. Sin embargo, la contribución de la primera es despreciable frente a la segunda. Un CCD con un ruido de lectura igual a 20, en promedio introducirá 20 electrones extras a la medición hecha en cada pixel. Para un tratamiento más completo ver Janesick & Elliott (1992).

Corriente de oscuridad: Dentro del dispositivo se genera una corriente por la agitación térmica de los electrones, que se llama corriente de oscuridad. La misma forma parte de la señal registrada sin poder ser distinguida de la intrínseca de la fuente. Esta corriente es una función que depende de la temperatura del CCD y es acumulativa con el tiempo de integración. Si bien puede disminuirse enfriando el dispositivo (Mc Lean 1997), no puede eliminarse en forma completa. Por lo que este nivel de ruido siempre está presente en el detector.

Ganancia: Esta cantidad está determinada por la electrónica. La misma nos dice que para cierta cantidad de carga recogida en cada pixel se le asigna un número digital en la imagen de salida. Los valores de ganancia se dan en términos del número de electrones requeridos para producir un ADU (\equiv Analog-to-Digital Unit) dentro del conversor analógico digital. Es decir, la unidad de medida de ganancia será [e^- /ADU]. La relación entre el ruido de lectura y la ganancia está dado por (Mortara & Fowler, 1981):

$$\sigma_{ADU} = \frac{\text{Ruido de lectura}}{\text{Ganancia}} \quad (\text{A.1})$$

Rango dinámico: Se define como:

$D(\text{dB}) = 20 \times \log(\text{comportamiento lineal del dispositivo} / \text{ruido de lectura})$

A modo de ejemplo, un CCD con una capacidad de 100000 electrones por pixel y un ruido de lectura de 10, tendrá un rango dinámico de 80 dB.

Relación Señal-Ruido:

La ecuación para la relación S/N (Mortara & Fowler, 1981) es:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_*}{\sqrt{N_* + n_{\text{pix}}(N_S + N_D + N_R^2)}} \quad (\text{A.2})$$

El término de "señal" en la ecuación (A.2) es N_* que es el número total de fotones provenientes de la fuente que fueron detectados por el CCD. El término de "ruido" es el denominador de la ecuación (A.2), donde: n_{pix} es el número total de pixeles tenidos en cuenta para calcular $\frac{S}{N}$, N_D es el número de electrones generados por la corriente de oscuridad por pixel, N_R^2 es el número de electrones por pixel debido al ruido de lectura

y N_S es el número de fotones por pixel del cielo. Para obtener más información sobre los diferentes términos que han sido mencionados ver Merline & Howell (1995).

Existen efectos adicionales que causan problemas al momento de analizar los datos, a saber: los denominados pixeles calientes, las columnas del CCD dañadas que no registran señal y la presencia de polvo en el dispositivo. Para corregir o llegar a remover estos efectos instrumentales se han aplicado algunos procesos a las imágenes con las que trabajamos en esta Tesis que se resumen en la siguiente sección.

A.2. Proceso estándar de reducción

Las imágenes contienen una serie de contribuciones extras a la radiación incidente de la fuente, como son: la radiación general del cielo, la de los rayos cósmicos, y aportes propios de la electrónica del dispositivo. Cada pixel que constituye el CCD, responde en forma similar, pero no exactamente igual, a estas cantidades. Por ejemplo, la *ganancia* o la *eficiencia cuántica* varía levemente de pixel a pixel. Por lo tanto, todos estos aportes extras deben ser eliminados o minimizados para que la lectura del CCD no lleve a una interpretación errónea de la cantidad de energía incidente propia de la fuente.

En líneas generales, existe un proceso estándar de reducción previo a la calibración y al análisis específico de la imagen (Gullixson 1992). Este proceso estándar involucra la creación y la utilización de tres archivos con formato FITS. A estos archivos los llamaremos imágenes de calibración y se designan como: *Bias*, *Dark* y *Flat Field*.

- ***Bias***: Este tipo de imagen tiene un tiempo de exposición de cero segundos. El obturador permanece cerrado y en esas condiciones se hace el registro de lectura del CCD. El valor rms de este nivel de bias, es el ruido de lectura del CCD. Los *Bias* sirven para determinar el nivel de ruido de las imágenes que contiene a la fuente estudiada.
- ***Dark***: Es una imagen obtenida con el obturador cerrado durante un tiempo típico de exposición igual al de la fuente. De esta forma, se tiene una estimación de la contribución de la corriente de oscuridad durante la observación de la fuente. Además, nos da información sobre los pixeles que se desvían considerablemente de la tasa lineal de la ganancia del CCD. Los mismos comúnmente son llamados pixeles “fríos” (con un bajo valor del número de cuentas) o “calientes” (con un alto valor del número de cuentas). Estas imágenes, pueden usarse como estimación de la tasa de rayos cósmicos incidentes en el sitio de observación.
- ***Flat Field***: Es la imagen resultante de exponer al CCD a una fuente que lo ilumina de manera uniforme. Este tipo de imágenes se utilizan para corregir la variación en la respuesta pixel a pixel dentro del CCD. Las calibraciones de *Flat Field* deben hacerse para cada filtro utilizado. Existe otro tipo de corrección que es la de la falta de uniformidad de la fuente de iluminación.

En la mayoría de los casos, se sustrae el *Bias* a la imagen que contienen la fuente y la resultante es dividida por el *Flat Field*.

Una discusión completa sobre las diferentes correcciones puede encontrarse en Gilliland (1992), Gullixson (1992) y Djorgovski (1984).

Bibliografía

- [1] Djorgovski S., 1984, in *Proceedings of the Workshop on Improvements to Photometry*, eds. W.J. Borucki & A. Young, NASA Conf. Publ. 2350.
- [2] Gilliland R., 1992, in *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, ASP Conference Series Vol. 23, ed. S. Howell, p. 68.
- [3] Gullixson C., 1992, in *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, ASP Conference Series Vol. 23, ed. S. Howell, p. 130.
- [4] Howell S.B., 2000, in *Handbook of CCD Astronomy* (Cambridge: Cambridge University Press).
- [5] Janesick J. & Elliott T., 1992, in *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, ASP Conference Series Vol. 23, ed. S. Howell, p. 1.
- [6] Mc Lean I.S., 1997, in *Electronic Imaging in Astronomy*, Wiley, Chapter 7, p. 167.
- [7] Merline W. & Howell S.B., 1995, *Experimental Astronomy*, 6, 163.
- [8] Mortara L. & Fowler A., 1981, in *Solid State Imagers for Astronomy*, Proc. SPIE, 290, 28.

Apéndice B

Observaciones ópticas

Las imágenes fueron obtenidas en CTIO durante un turno de observación del 18 al 22 del mes de mayo de 1999, con el uso del detector CCD Site de 2048×2048 pixeles, de $24 \mu\text{m} \times 24 \mu\text{m}$ de tamaño. Se utilizaron los filtros B,V,R,I del sistema estándar (UBVRI) y filtros de banda angosta [O III] 5007 Å, H α 6563 Å y [S II] 6717,6731 Å. El proceso estándar de reducción se hizo con el paquete *imred.ccdred* de IRAF.

En la siguiente Tabla aparecen el conjunto de imágenes utilizadas para esta Tesis ordenadas de acuerdo al momento de observación. En la primer columna aparece el nombre del archivo con formato FITS, en la segunda y en la tercera columna las coordenadas de referencia del telescopio (ecuatoriales celestes, J2000), en la quinta columna el filtro con la que fue tomada la imagen correspondiente y en la última columna el tiempo de exposición empleado.

Nombre de la imagen	Coordenadas de referencia (J2000)		Filtro	Texp [seg]
obj107.fits	16:40:00	-48:30:00	4	5.000
obj108.fits	16:40:00	-48:30:00	4	5.000
obj109.fits	16:40:00	-48:30:00	4	30.000
obj110.fits	16:40:00	-48:30:00	4	120.000
obj111.fits	16:40:00	-48:30:00	5	2.000
obj112.fits	16:40:00	-48:30:00	5	5.000
obj113.fits	16:40:00	-48:30:00	5	15.000
obj114.fits	16:40:00	-48:30:00	5	90.000
obj115.fits	16:40:00	-48:30:00	1	30.000
obj116.fits	16:40:00	-48:30:00	1	200.000
obj117.fits	16:40:00	-48:30:00	1	600.000
obj118.fits	16:40:00	-48:30:00	2	60.000
obj119.fits	16:40:00	-48:30:00	2	60.000
obj120.fits	16:40:00	-48:30:00	2	600.000
obj121.fits	16:40:00	-48:30:00	2	600.000
obj122.fits	16:40:00	-48:30:00	3	60.000
obj123.fits	16:40:00	-48:30:00	3	600.000
obj124.fits	16:40:00	-48:30:00	3	600.000
obj260.fits	16:40:00	-49:00:00	4	5.000
obj261.fits	16:40:00	-49:00:00	4	5.000
obj262.fits	16:40:00	-49:00:00	4	30.000
obj263.fits	16:40:00	-49:00:00	4	120.000
obj264.fits	16:40:00	-49:00:00	4	120.000
obj265.fits	16:40:00	-49:00:00	5	2.000
obj266.fits	16:40:00	-49:00:00	5	2.000
obj267.fits	16:40:00	-49:00:00	5	5.000
obj268.fits	16:40:00	-49:00:00	5	15.000
obj269.fits	16:40:00	-49:00:00	5	90.000
obj270.fits	16:40:00	-49:00:00	5	90.000
obj271.fits	16:40:00	-49:00:00	1	30.000

Tabla B.1: En la cuarta columna se designan los filtros de la siguiente forma: filtros de banda angosta: 1 ($H\alpha$), 2 ([S II]), 3 ([O III]) y los filtros del Sistema estándar: 4 (R), 5 (V), i (I), b (B).

Nombre de la imagen	Coordenadas de referencia (J2000)		Filtro	Texp [seg]
obj272.fits	16:40:00	-49:00:00	1	30.000
obj273.fits	16:40:00	-49:00:00	1	200.000
obj274.fits	16:40:00	-49:00:00	1	200.000
obj275.fits	16:40:00	-49:00:00	1	600.000
obj276.fits	16:40:00	-49:00:00	2	60.000
obj277.fits	16:40:00	-49:00:00	2	60.000
obj278.fits	16:40:00	-49:00:00	2	600.000
obj279.fits	16:40:00	-49:00:00	2	600.000
obj280.fits	16:40:00	-49:00:00	3	60.000
obj281.fits	16:40:00	-49:00:00	3	60.000
obj282.fits	16:40:00	-49:00:00	3	600.000
obj283.fits	16:40:00	-49:00:00	3	600.000
obj727.fits	16:38:00	-48:20:00	5	5.000
obj728.fits	16:38:00	-48:20:00	5	5.000
obj729.fits	16:38:00	-48:20:00	5	5.000
obj730.fits	16:38:00	-48:20:00	5	30.000
obj731.fits	16:38:00	-48:20:00	5	30.000
obj732.fits	16:38:00	-48:20:00	5	90.000
obj733.fits	16:38:00	-48:20:00	5	90.000
obj734.fits	16:38:00	-48:20:00	4	5.000
obj736.fits	16:38:00	-48:20:00	4	30.000
obj737.fits	16:38:00	-48:20:00	4	30.000
obj738.fits	16:38:00	-48:20:00	b	5.000
obj739.fits	16:38:00	-48:20:00	b	5.000
obj740.fits	16:38:00	-48:20:00	b	30.000
obj741.fits	16:38:00	-48:20:00	b	30.000
obj742.fits	16:38:00	-48:20:00	i	5.000
obj743.fits	16:38:00	-48:20:00	i	5.000
obj744.fits	16:38:00	-48:20:00	i	30.000
obj745.fits	16:38:00	-48:20:00	i	30.000
obj746.fits	16:38:00	-48:20:00	i	90.000
obj747.fits	16:38:00	-48:20:00	i	90.000
obj748.fits	16:38:00	-48:20:00	i	90.000
obj749.fits	16:38:00	-48:20:00	i	90.000
obj750.fits	16:38:00	-48:20:00	1	300.000
obj751.fits	16:38:00	-48:20:00	1	300.000

Continuacin Tabla B.1

B.1. Filtros empleados

El análisis de las líneas de emisión en el óptico de las regiones HII permite estudiar la estructura y composición del gas interestelar, además de servir como precursor para posteriores estudios espectroscópicos que revelarán las propiedades cinemáticas de las estructuras gaseosas. Para estudiar la distribución espacial de la emisión nebular, se han tomado imágenes CCD directas utilizando una serie de filtros de banda angosta que comprenden las líneas de [O III] 5007 Å, [S II] 6717,6731 Å y H α 6563 Å. Las mismas se han complementado con imágenes de banda ancha utilizando los filtros del sistema estándar BVRI.

En la Tabla B.2 se muestran la denominación de los filtros usados, la longitud de onda central (λ_{central}) y el ancho a potencia mitad (FWHM, en inglés “Full Width at Half Maximum”) de los mismos.

Filtro	λ_{central} [Å]	FWHM [Å]
[S II]	6744	50
H α	6567	68
R	6437	1525
V	5443	1060
[O III]	5027	50

Tabla B.2: Filtros utilizados en esta Tesis

En la Figuras se muestran las diferentes respuestas o curvas de transmitancia de los filtros utilizados. Como puede notarse de la Figura B.5, en el filtro correspondiente a la línea de H α , existe una contribución importantede la emisión de las líneas de [N II] que no puede eliminarse. En el caso del filtro para medir la emisión del [O III] (ver Figura B.6), obtenemos sólo la contribución de la emisión de la línea en 5007 Å.

Para mayor información sobre estos filtros, ver el sitio web:

<http://www.ctio.noao.edu/instruments/filters/index.html>

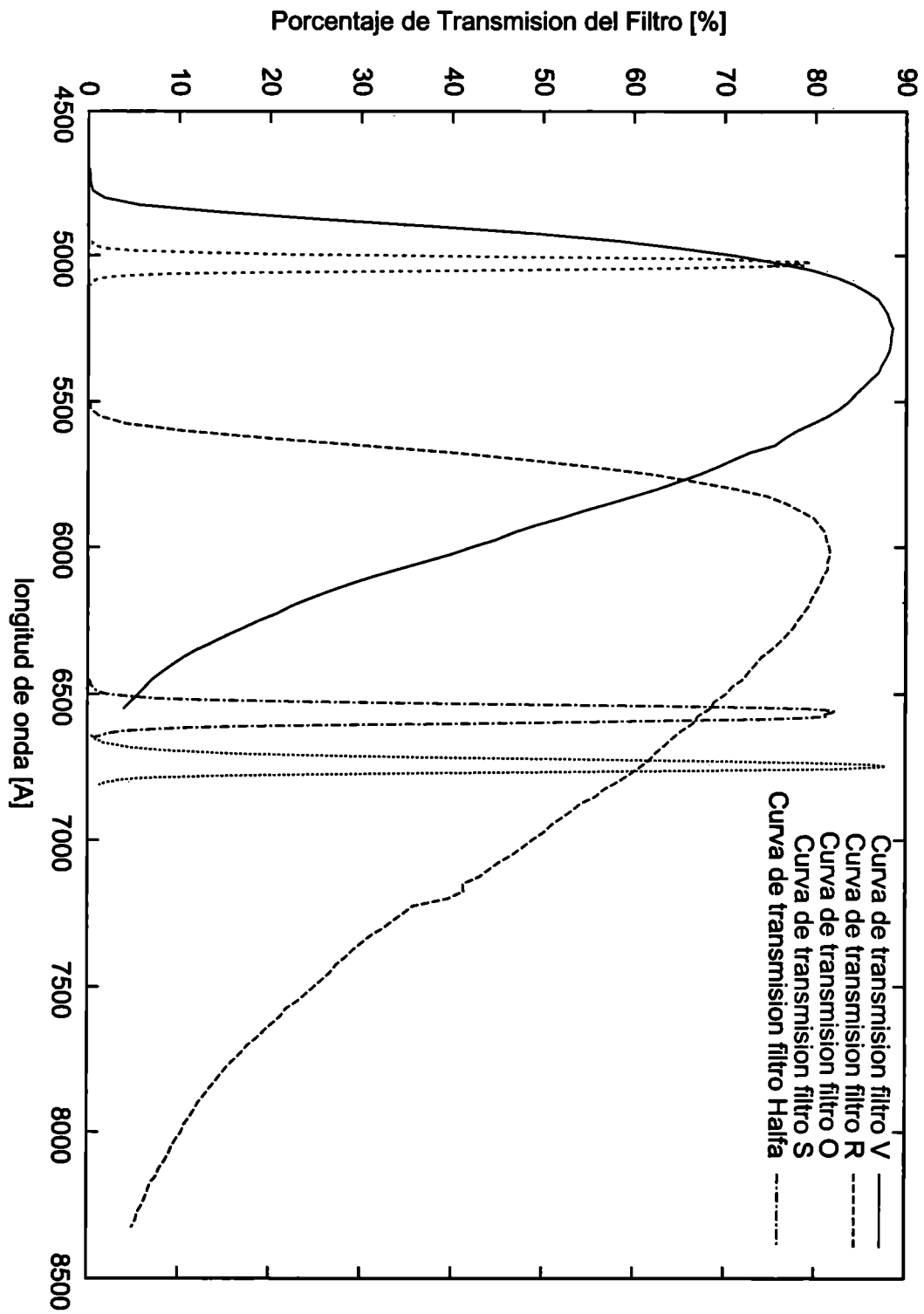


Figura B.1: Curva de Transmisión de los filtros

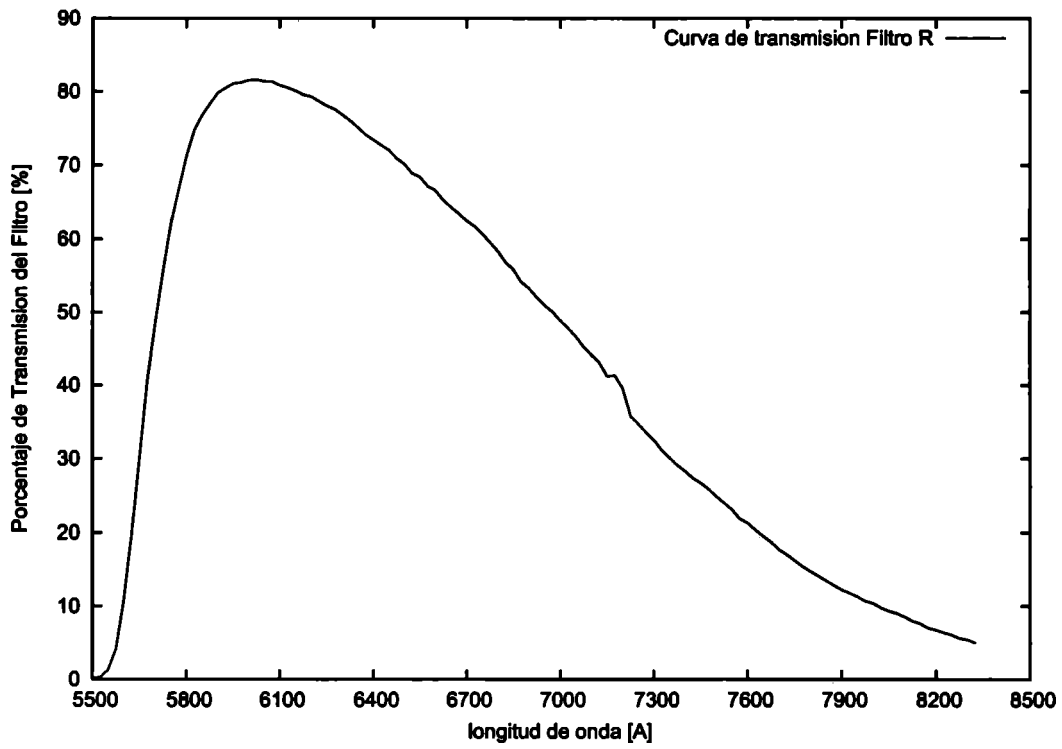


Figura B.2: Curva de Transmisión del Filtro R

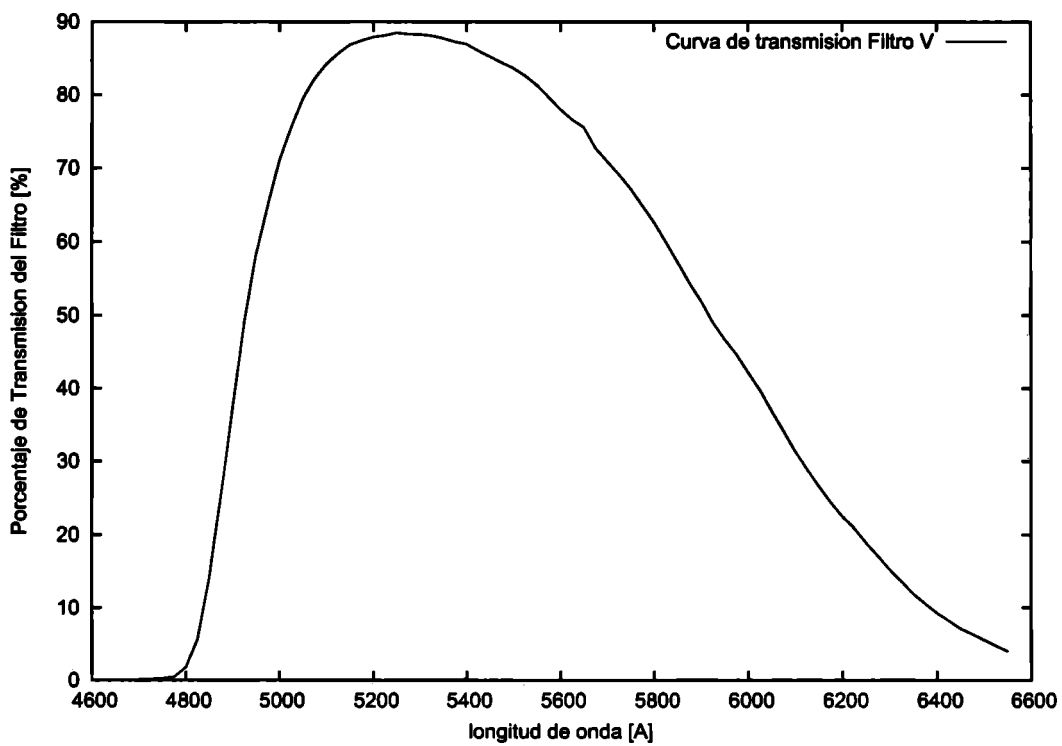


Figura B.3: Curva de Transmisión del Filtro V

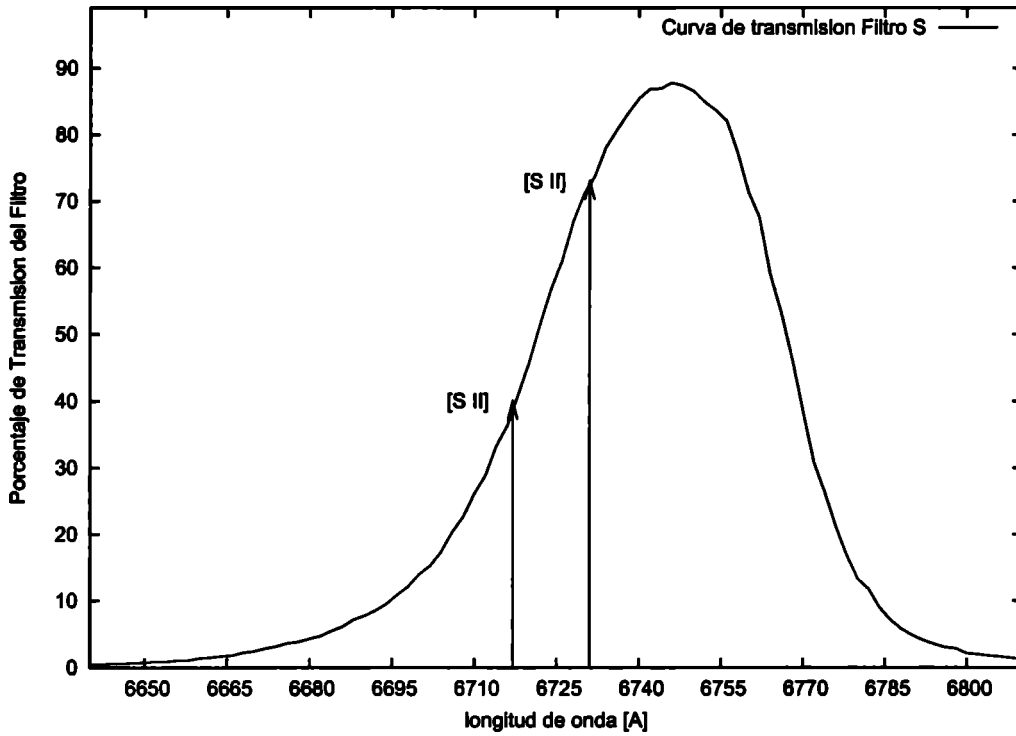


Figura B.4: Curva de Transmisión del Filtro S. Con flechas, se indican la posición de las líneas 6717 Å y 6731 Å del [S II].

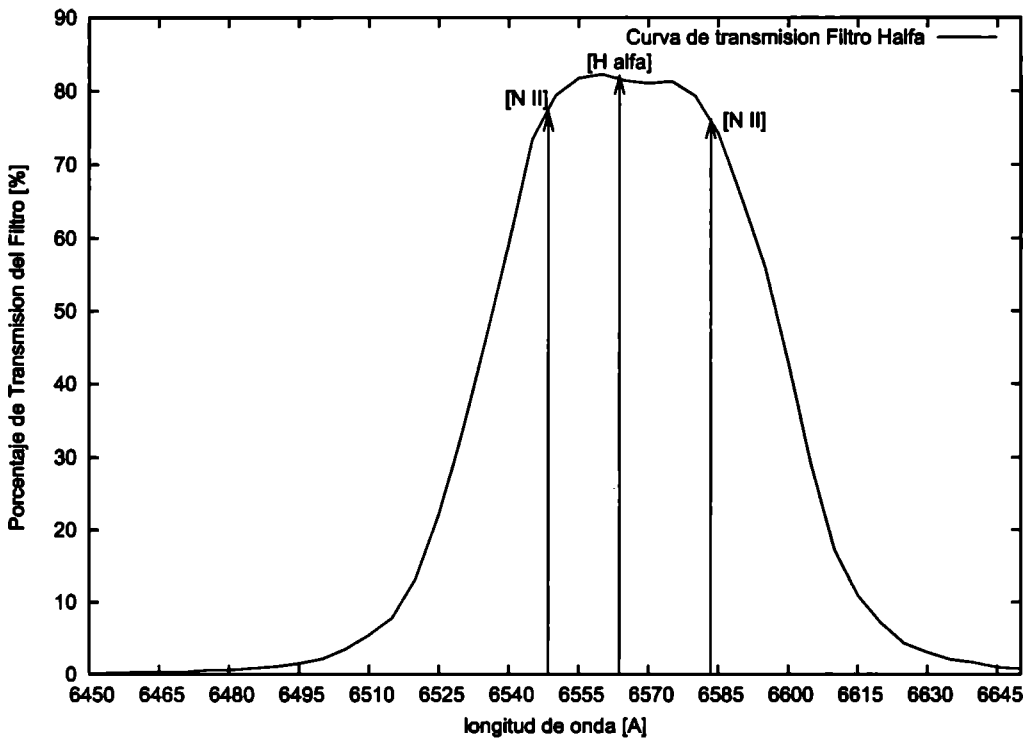


Figura B.5: Curva de Transmisión del Filtro H α . Con flechas, se indican la posición de las líneas 6548 Å y 6583 Å del [N II] y la línea de H α en 6563 Å.

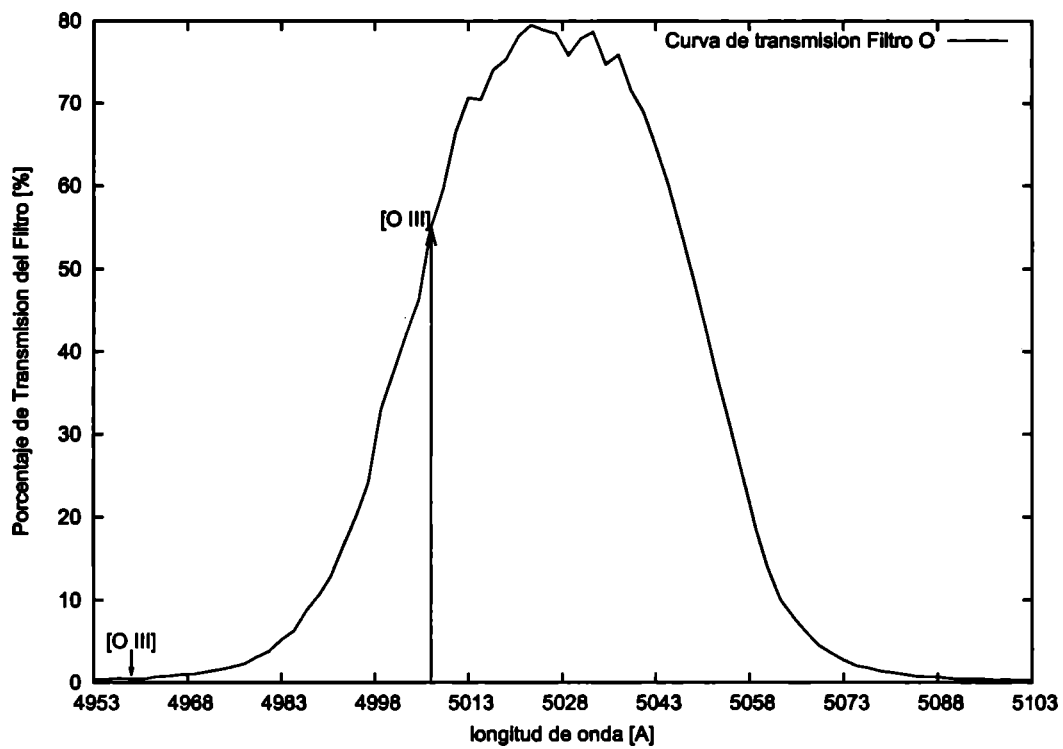


Figura B.6: Curva de Transmisión del Filtro O. Con flechas, se indican la posición de las líneas 4959 Å y 5007 Å del [O III].

Apéndice C

Proceso de reducción

El proceso de reducción implicó la aplicación de *Flat Fields* para uniformar la respuesta del CCD en todo el campo de la imagen, el cálculo del ruido de lectura de las imágenes con los *Bias*. En nuestro caso, las imágenes de *Dark* no fueron usadas porque el CCD tiene una corriente de oscuridad muy baja, que no contribuye a la señal con los tiempos de exposición empleados. Este proceso estándar de reducción fue hecho por el Dr. Fernandez Lajús, utilizando el paquete *imred.ccdred* de IRAF. Luego se procedió a la aplicación del uso de máscaras para la identificación de señales espúreas provenientes de la saturación de objetos, el promedio de imágenes por filtro para cada tiempo de exposición con el fin de aumentar la relación señal-ruido, la sustracción de rayos cósmicos, el pasaje a coordenadas astronómicas, la sustracción del continuo a las imágenes de banda angosta, la obtención de fotometría instrumental de estrellas estándares necesarias para la cuantificación del flujo junto con la corrección por extinción.

C.1. Utilización de máscaras

En las imágenes CCD puede haber pixeles malos y señales espúreas instrumentales que resultan perjudiciales a lo largo del proceso de análisis de los datos astronómicos. Con la creación de máscaras se logra individualizar a estos pixeles con problemas para que no sean tenidos en cuenta en pasos posteriores de análisis.

Para combinar las imágenes con el paquete IRAF, se requiere que tengan el mismo tamaño. Esto se logra utilizando la tarea *ccdsection*. Además, para facilitar la comparación entre las imágenes, establecemos un único rango de variación para las cuentas registradas. Con la tarea *imreplace* fijamos el rango entre -10 y 55000 cuentas ya que son los límites del intervalo donde el comportamiento del CCD fue lineal.

Para cada filtro se tomó una imagen llamada FLATT que muestra el patrón de iluminación y la variación de la ganancia en todo el arreglo de celdas. La corrección por la falta de uniformidad del patrón de iluminación se hace con la tarea *mkillumflat*. Una vez logrado esto, con la tarea *imarith* se divide la imagen por el valor de la mediana de la misma. Luego de dividir la imagen por su mediana, se obtiene una nueva imagen FLATT

en la que el número de cuentas es 0 o 1 para cada píxel de acuerdo a que originalmente hayan registrado valores inferiores o superiores al 90 % de la mediana, respectivamente.

La nueva imagen FLATT es combinada con cada una de las imágenes del campo de interés obtenidas con ese mismo filtro para generar una nueva imagen de campo, donde se asigna un valor fijo (en nuestro caso: -100) a todos los píxeles que tienen el valor 0 en la imagen FLATT y se conserva el número de cuentas de la imagen original del campo para el resto de los píxeles.

Luego, de forma individual se van inspeccionando visualmente estas imágenes para identificar otra serie de píxeles malos que pudieron haber aparecido en el momento de observación producto, por ejemplo, de imágenes especulares de estrellas saturadas. A estos sectores le asignamos el valor -100 con la tarea **imreplace**.

El hecho de asignarle un valor arbitrario fijo a todos los píxeles malos nos facilita la tarea posterior de combinación de imágenes.

C.2. Combinación de imágenes

Con el objeto de mejorar la relación señal-ruido y para eliminar la incidencia de los rayos cósmicos (más abundantes en las imágenes de larga exposición: 600 seg) se procedió a tomar imágenes repetidas, en cada filtro y cada tiempo de exposición con el objeto de realizar el promedio luego de la reducción básica de las mismas. Esto fue efectuado con la tarea **imcombine** que permite generar una nueva imagen combinada de un conjunto de imágenes individuales. La combinación se hizo de tal modo que en cada píxel se tomó el promedio de los valores en cada imagen individual, descartando aquellos valores que excedieran un valor umbral igual a un factor de la varianza. Esta imagen promedio se hizo con distintos valores umbrales con el fin de obtener la que mejor representara el valor medio de las imágenes individuales. Para elegirla, se calculó mediante el paquete **phot**, la magnitud instrumental de una serie de estrellas, distribuidas uniformemente, tanto en las imágenes individuales como en la combinada.

Apéndice D

Calibración de flujos y Corrección por masa de aire

Como ya hemos visto, una cámara CCD trabaja convirtiendo fotones en electrones por medio del efecto fotoeléctrico. El número de electrones acumulado en cada celda, en un período de tiempo determinado, es convertido en cuentas a las que llamamos ADU (unidad analógica-digital). Esta cantidad está determinada por la ganancia del CCD ya que nos dice la cantidad de electrones que representan 1 ADU. Como resultado final, obtendremos una imagen digital con un número de cuentas asociadas a cada celda o pixel de la misma.

Por otro lado, existe el proceso inverso en el cual pasamos de ADUs a fotones o flujos, que es lo que comúnmente se llama *calibración de flujo*. Sin embargo, aunque la ganancia sea una cantidad perfectamente conocida, este proceso no es fácil de realizar. Esto se debe, básicamente, a que existe un número de fotones de la fuente que se pierden desde el momento que alcanza la parte superior de la atmósfera terrestre hasta que son detectados por el CCD. Existen fenómenos que pueden reducir o aumentar el número de electrones que la cámara CCD mide finalmente tales como la presencia de nubes, la luz reflejada por la Luna, la variación de la absorción atmosférica durante el momento de observación de la fuente. Dentro del telescopio se perderán entre los distintos pasajes por la óptica del telescopio y por la acción de los filtros con los que son observadas las fuentes. El objetivo de la calibración de flujos es convertir los ADUs a cantidades físicas de flujo que reflejen efectivamente cuánta energía proviene de un objeto. En otras palabras, el propósito de esta calibración es encontrar el factor de conversión, que llamamos Ω , con el que cada imagen debe ser multiplicada para pasar de unidades ADUs a unidades de flujo [$\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1}$].

D.1. La ecuación de flujo

El factor de conversión (Ω) se encuentra observando un conjunto de estrellas que son estándares fotométricas, es decir, fuentes para las cuales la distribución del flujo en función de la longitud de onda, $f_{std}(\lambda)$, es conocido.

Para una fuente puntual observada por el telescopio, la cantidad de ADUs por segundo, R , tiene la siguiente definición:

$$R [\text{ADU s}^{-1}] = \int_0^{\infty} f(\lambda) T(\lambda) \eta(\lambda) d\lambda \quad (\text{D.1})$$

Es decir, el dispositivo CCD detecta la distribución de energía emitida por la fuente en cada longitud de onda ($f(\lambda)$), multiplicada por la transmitancia del filtro ($T(\lambda)$), y por otro factor desconocido ($\eta(\lambda)$), que representa los factores combinados del telescopio, del CCD y de la atmósfera mencionados anteriormente.

Para estrellas estándares espectrofotométricas esta cantidad se convierte en, R_{std} :

$$R_{std} [\text{ADU s}^{-1}] = \int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) \eta(\lambda) d\lambda \quad (\text{D.2})$$

Del integrando conocemos $f_{std}(\lambda)$ y $T(\lambda)$, por lo que podemos calcular,

$$\int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) d\lambda \quad [\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1}] \quad (\text{D.3})$$

Si comparamos los integrandos de las ecuaciones (D.2) y (D.3) vemos que difieren en el factor $\eta(\lambda)$. El mismo puede tomarse como constante ya que los principales responsables de su variación son la absorción atmosférica, la sensibilidad del CCD y sistema óptico del telescopio que fluctúan levemente, en un intervalo de 100 Å, que es el ancho de banda de interés para las observaciones de líneas nebulares utilizadas en esta Tesis. Por lo tanto podemos definir:

$$\bar{\eta} [\text{ADU cm}^2 \text{erg}^{-1}] = \frac{\int_0^{\infty} f(\lambda) T(\lambda) \eta(\lambda) d\lambda}{\int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) d\lambda} = \frac{R_{std}}{\int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) d\lambda} [\text{ADU s}^{-1} / \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}] \quad (\text{D.4})$$

Las cantidades R_{std} y $\int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) d\lambda$ pueden obtenerse a partir de las observaciones y de cálculos, por lo que puede derivarse el valor de $\bar{\eta}$. El factor Ω que convierte ADUs a unidades de flujo, será simplemente la inversa de $\bar{\eta}$, es decir:

$$\Omega [\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} / \text{ADU s}^{-1}] = \frac{1}{\bar{\eta}} \quad (\text{D.5})$$

lo que equivale a,

$$\Omega [\text{erg ADU}^{-1} \text{cm}^{-2}] = \frac{\int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) d\lambda}{R_{std}} \quad (\text{D.6})$$

D.2. Calibración de flujo para imágenes con líneas de emisión

En el caso de imágenes obtenidas con filtros de banda angosta, el objetivo es encontrar la conversión de cuentas a flujo que proviene de la emisión de una línea correspondiente a una longitud de onda en particular, λ_0 . En este caso tendremos que el flujo, $f_{\text{línea}}$, se puede aproximar por una función *Delta de Dirac*.

$$f_{\text{línea}} = F_{\text{línea}} \delta(\lambda - \lambda_0) \quad [\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}] \quad (\text{D.7})$$

donde $F_{\text{línea}}$ es el flujo correspondiente a la línea de emisión.

$$R_{\text{línea}} \sim \int_0^{\infty} F_{\text{línea}} \delta(\lambda - \lambda_0) T(\lambda) \eta(\lambda) d\lambda \quad (\text{D.8})$$

y como dijimos que η puede aproximarse por un valor medio, entonces la ecuación anterior se convierte en,

$$R_{\text{línea}} \sim \bar{\eta}(\lambda) F_{\text{línea}} \int_0^{\infty} T(\lambda) \delta(\lambda - \lambda_0) d\lambda \quad (\text{D.9})$$

y por propiedades de la función *Delta de Dirac*, sabemos que

$$\int_0^{\infty} \delta(\lambda - \lambda_0) T(\lambda) d\lambda = T(\lambda_0) \quad (\text{D.10})$$

entonces $R_{\text{línea}}$ será:

$$R_{\text{línea}} \sim F_{\text{línea}} T(\lambda_0) \bar{\eta}(\lambda) \quad (\text{D.11})$$

$T(\lambda_0)$ es una cantidad conocida para el filtro utilizado y $\bar{\eta}(\lambda)$ fue derivada a partir de la observación de estrellas estándares, por lo que podemos despejar $F_{\text{línea}}$ de la ecuación (D.11),

$$F_{\text{linea}} \sim \frac{R_{\text{linea}}}{T(\lambda_0) \bar{\eta}(\lambda)} = \frac{\Omega}{T(\lambda_0)} R_{\text{linea}} \quad (\text{D.12})$$

que es la cantidad que nos interesa y de la cual podremos derivar la distribución espacial del flujo emitido por el gas ionizado.

D.3. Aplicación a las observaciones

Esta sección del Apéndice se subdivide en 4 partes: tres de ellas explican la forma en que fueron obtenidos los distintos términos de la ecuación del flujo. En la última sección se explica cómo se determinó el factor de conversión Ω (ecuación D.6) de ADUs a $\text{erg seg}^{-1} \text{cm}^{-2}$. El procedimiento seguido se basa en el desarrollado por Condon (2002) para la calibración en el flujo de las imágenes obtenidas por el Curtis-Schmidt del CTIO de la Nube Menor de Magallanes.

D.3.1. Cálculo del punto cero de flujo

El objetivo de esta sección es calcular la fracción del flujo emitido por las estrellas estándares que llega al CCD, sólo atenuado por la transmitancia del filtro utilizado.

La cantidad de flujo que permite pasar cada uno de los filtros, se obtiene utilizando datos de estrellas estándares espectro-fotométricas.

Durante el turno de observación, se tomaron imágenes de algunos de los campos de estándares de Landolt (1992): SA110, SA111, SA112 y de los llamados: pg153-41, pg1034+001 y pg1323-086. Los archivos ascii de los espectros de las estrellas estándares correspondientes a dichos campos fueron obtenidos del sitio web:

<http://www.ucolick.org/~rem>

En la siguiente Tabla aparecen las estrellas estándares ordenadas en función de los campos observados.

Estándares Espectrofotométricas
pg153-41
pg1034+001
pg1323-086
Campo SA110
110-49
110-50
110-50
110-50
110-50
Campo SA111
111-19
111-19
111-19
Campo SA112
112-80
112-81
112-82

Los archivos ascii de las curvas de transmisión de cada uno de los filtros, fueron obtenidas de:

<http://www.ctio.noao.edu/instruments/filters/>

Estos archivos fueron convertidos al formato FITS con la tarea `rspectext` y multiplicados entre sí, con la tarea `sarith`. Como resultado de esta operación, obtenemos el espectro de la estrella multiplicado por la función de transmitancia del filtro, es decir, $f_{\text{std}}(\lambda) T(\lambda)$ (Ver Figura D.1).

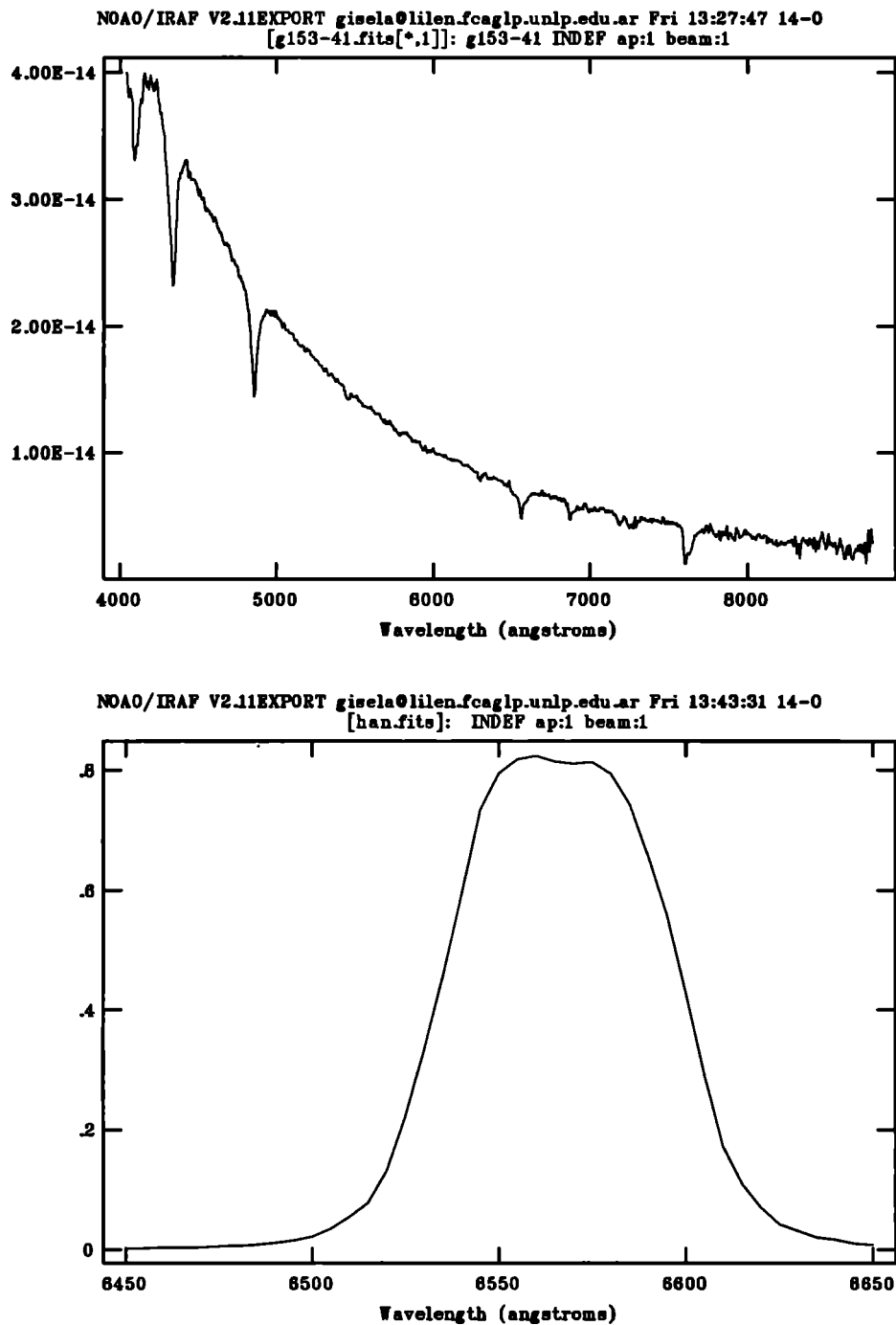


Figura D.1: *Panel superior*: Espectro de la estrella standard pg153-41. *Panel central*: Curva de Transmisión normalizada del filtro H α . *Panel inferior*: Espectro final que registra el CCD con el filtro empleado.

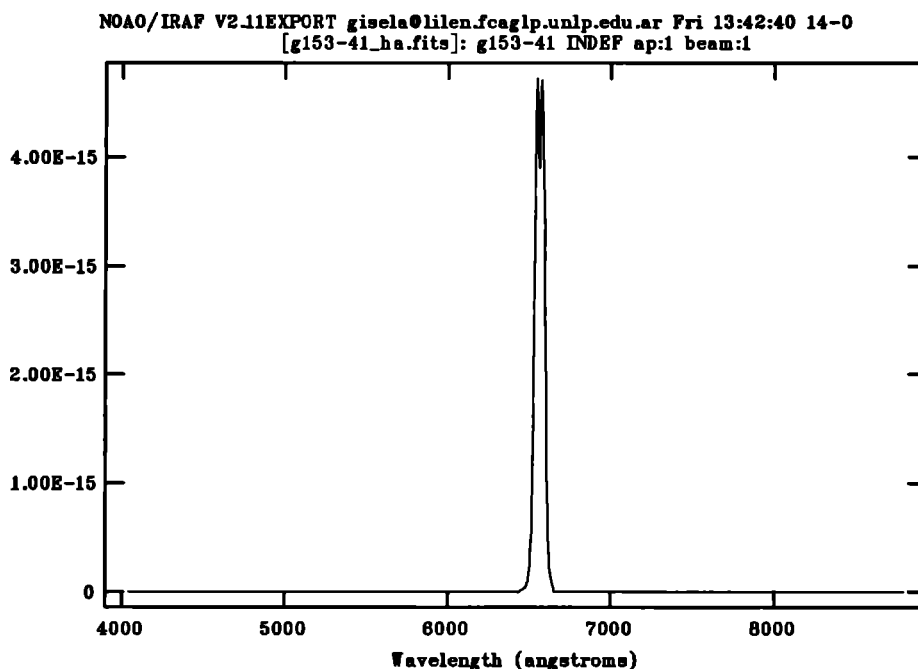


Figura D.2: Continuación

Luego, la fracción del flujo emitido por estas estrellas que deja pasar el filtro utilizado será:

$$\int_0^{\infty} f_{\text{std}}(\lambda) T(\lambda) d\lambda$$

Esta integral se calcula con la tarea `splot`. Ya que la misma permite desplegar el espectro en una terminal gráfica y seleccionar, de manera interactiva, los límites de la integral. Una vez hecho esto, con el parámetro `e` del programa calculamos el valor del flujo. Los flujos calculados aparecen en la siguiente Tabla:

Estrella estándar	f_{std} H α	$\text{erg seg}^{-1} \text{cm}^{-2}$ [SII]	[OIII]
110-499	4.046E-12	3.739E-12	2.717E-12
110-502	4.988E-12	4.725E-12	9.067E-13
110-503	2.856E-12	2.873E-12	3.004E-12
110-506	4.755E-12	4.167E-12	4.646E-12
110-507	2.310E-12	2.001E-12	1.318E-12
111-1925	1.382E-12	1.329E-12	1.806E-12
111-1965	8.146E-12	7.253E-12	2.731E-12
111-1969	2.675E-11	2.028E-11	6.124E-12
112-805	1.559E-12	1.469E-12	2.638E-12
112-810	1.257E-11	1.062E-11	7.534E-12
112-822	5.012E-12	4.234E-12	3.212E-12
pg153-41	3.405E-13	3.149E-13	8.403E-13
pg1034+001	4.940E-13	3.954E-13	1.009E-12
pg1323-086	4.520E-13	3.554E-13	7.653E-13

Para calcular el numerador de la ecuación (D.6) es necesario hacer fotometría de apertura en las imágenes directas tomadas a las estrellas estándares. Es decir, obtener en cuentas la cantidad de flujo observado por el instrumento, o equivalentemente, la magnitud instrumental. Para ello, usamos el paquete `phot`, considerando un diafragma de 6 y un anillo comprendido entre 8 y 10.

Finalmente, al dividir el flujo obtenido con el paquete `phot` por el tiempo de exposición, obtendremos:

$$\int_0^{\infty} f_{std}(\lambda) T(\lambda) \eta(\lambda) d\lambda$$

Con este cálculo, tenemos el valor del término derecho de la ecuación (D.6), lo que equivale a obtener la cantidad Ω para cada estrella.

D.3.2. Corrección por masa de aire: Obtención de Ω

En la Figura (D.3) vemos el comportamiento de Ω con la masa de aire al momento de observación. En la misma se observa que sus valores varían de acuerdo al filtro con la que fueron observadas y debido a los cambios de la masa de aire de las distintas noches del turno de observación. Por lo que para corregir estos efectos, debemos eliminar en nuestras observaciones este factor atmosférico. Entonces, haciendo este tipo de gráficos de “ Ω contra masa de aire” y separados por los filtros utilizados, podemos hacer un ajuste de mínimos cuadrados y extrapolar al valor de masa de aire igual a 1.

El procedimiento consiste en hacer un ajuste lineal entre Ω y la masa de aire, de la siguiente forma:

$$\ln(\Omega) = \ln(a) + b * x \quad (D.13)$$

donde Ω y x son los valores de masa de aire y de Ω para cada conjunto de observaciones. Una vez que se obtienen los valores a y b , se calcula $\ln(\Omega)$ para $x=1$. El logaritmo natural de esta cantidad es la llamada *corrección por extinción*, es decir:

$$\Omega(0) = a \times \exp(b) \quad (D.14)$$

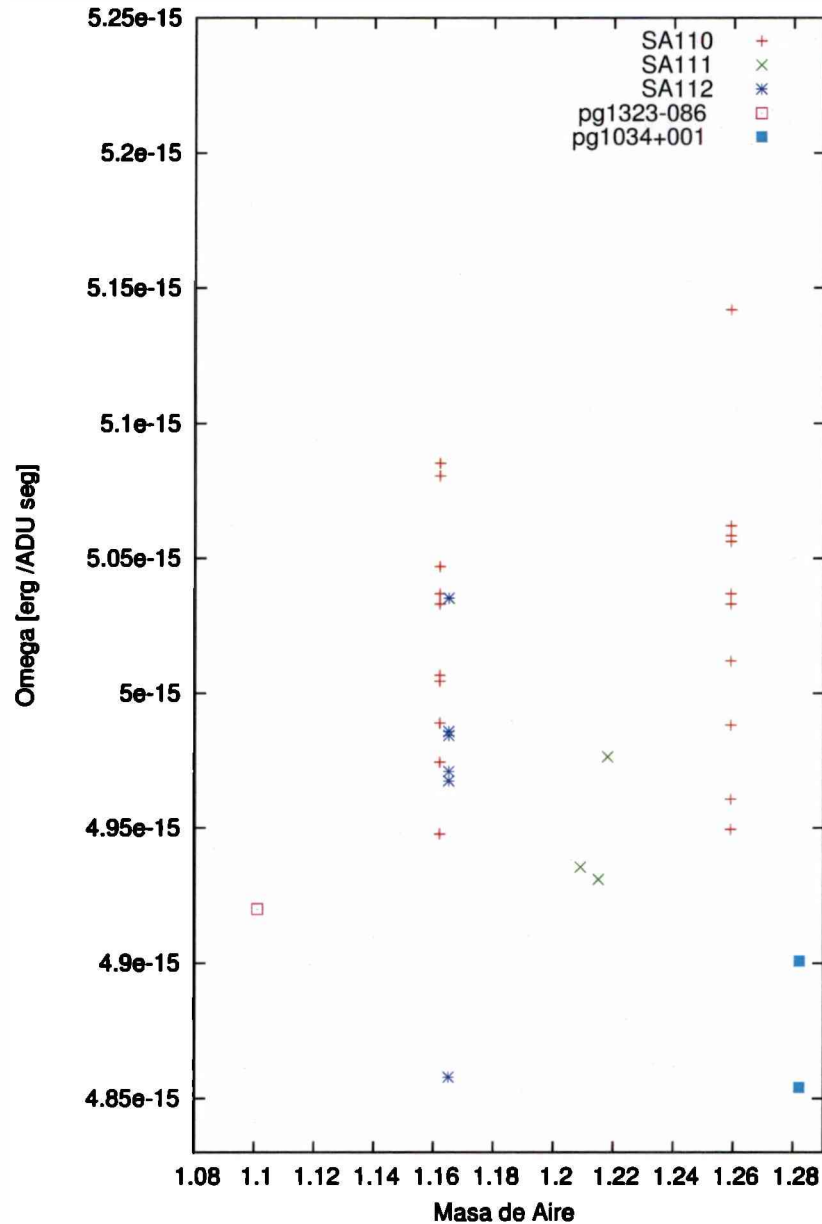


Figura D.3: Gráfico de Ω contra masa de aire para las estrellas estándares a excepción de pg153-41. A efectos de mostrar la variación de Ω , los valores han sido separados por fuentes y no por filtros.

Dado que no se tiene el rango de masa de aire adecuado para calcular el coeficiente de extinción, el mismo se fijó de acuerdo a los valores obtenidos por Hamuy et al. (1992).

Los resultados finales separados por filtros, se encuentran en la Tabla D.13. La segunda columna son los valores fijos de las pendientes. La tercera, cuarta y quinta columna son:

el primer término, $\ln(a)$ de la ecuación (D.13), el valor de a de la misma y la cantidad $\Omega(0)$ de la ecuación (D.14), respectivamente.

Filtro	pendiente	$\ln(\Omega)$	Ω [erg ADU ⁻¹ cm ⁻²]	Ω masa de aire =1 ($\equiv \Omega(0)$) [erg ADU ⁻¹ cm ⁻²]
H α	0.1	-33.05	4.42×10^{-15}	4.89×10^{-15}
[S II]	0.08	-32.92	5.07×10^{-15}	5.49×10^{-15}
[O III]	0.19	-32.65	6.61×10^{-15}	7.99×10^{-15}
Continuo visible	0.15	-32.73	6.08×10^{-15}	7.07×10^{-15}
Continuo rojo	0.11	-32.98	4.74×10^{-15}	5.29×10^{-15}

Tabla D.1: Resultados finales de Corrección por extinción

Una vez que se encuentra $\Omega(0)$, estamos en condiciones de aplicar a cada una de nuestras observaciones, la corrección por masa de aire y pasar a unidades de flujo. Es decir, podemos multiplicar las imágenes obtenidas con el Curtis Schmidt por el factor:

$$\Omega = \Omega(0) \exp(b * x) \quad (\text{D.15})$$

donde b y $\Omega(0)$ fueron obtenidos de la ecuación (D.13). En el caso de $\Omega(0)$ es el valor de la ecuación (B.1) para $x=1$ (D.14). Mientras que x es la masa de aire correspondiente al momento de observación en el que se obtuvo la imagen. Este valor de masa de aire, lo tenemos tabulado en el encabezamiento de las imágenes. La multiplicación de la imagen por el valor de la ecuación (D.13) se hizo con la tarea `imcalc` de `IRAF`. Hasta el momento, las unidades de las imágenes eran [ADUS seg⁻¹] al multiplicarlas por $\Omega(0)$ que tiene como unidades [erg ADU⁻¹ cm⁻²], pasan a tener [erg cm⁻² seg⁻¹].

Bibliografía

- [1] Condon, R., 2002, B.A. tesis, Middlebury College, "Flux Calibration of Images of the Small Magellanic Cloud"
- [2] Hamuy M., Walker A. R., Suntzeff N. B., Gigoux, P., Heathcote S. R., Phillips, M. M., 1992, PASP, 104, No. 677, 533.
- [3] Landolt A.U., 1992, AJ, 104, 372.

Apéndice E

Asignación del sistema de coordenadas celestes a las imágenes

El arreglo bidimensional de píxeles conlleva a una salida donde se puede asignar una posición (x,y) a cada parte de la imagen obtenida. Sin embargo, la misma carece de un sistema de referencia astronómico. Es decir, nuestras imágenes tienen un sistema de referencia propio lo que no permite que puedan ser combinadas con cualquier imagen de la misma zona con coordenadas celestes. Esto se soluciona asignándoles a las imágenes el WCS (en inglés, "World Coordinate System"), es decir, el sistema de coordenadas celestes. En este apéndice mostraremos cómo transformamos las coordenadas espaciales relativas a nuestras imágenes al sistema de coordenadas celestes. La tarea principal empleada es **ccmap**.

Debido a la orientación particular que tienen las imágenes directas de Curtis-Schmidt, el siguiente paso hecho con las imágenes promedio fue transponerlas a la orientación astronómica estándar. Esto se hizo con las tareas **rotate**, rotándolas en 90 grados y con **imcopy** invirtiéndolas respecto al eje y .

Como nuestro objetivo es estudiar la distribución espacial de la emisión nebulosa es prioritario que las imágenes de los distintos filtros coincidan espacialmente y estén igualmente centradas, es decir, que tengan la misma escala. Así que se tomó una imagen de referencia, y el resto de las imágenes fueron desplazadas a fin de estar todas igualmente centradas. Esto se hizo con las tareas **imshift** e **imcentroid**. Luego, se les aplicó la tarea **ccmap**. Al desplegarlas se observó que presentaban distorsiones hacia los bordes. Es decir, coincidían perfectamente sólo en las zonas centrales de las imágenes. Para corregir este problema, se utilizó la tarea **geommap**. La misma encuentra la solución de placa de tal forma que una imagen se parezca a la imagen de referencia adoptada. La imagen corregida se obtiene aplicándole la corrección con la tarea **gregister**. Finalmente, a las imágenes corregidas de distorsiones geométricas se les calculó nuevamente la solución de placa con **ccmap**.

En principio, para encontrar la transformación de coordenadas espaciales relativas a

estas imágenes al sistema de coordenadas celestes, es necesario generar un archivo que contenga las coordenadas (α, δ) de un número suficiente de estrellas estándares (con posiciones celestes conocidas) junto con las coordenadas en unidades de píxeles dentro de cada una de nuestras imágenes.

Para generar este archivo, se bajaron de la página :

<http://www.stsci.edu/>

imágenes del campo observado obtenidas por el relevamiento DSS (en inglés, "Digital Sky Survey"). Luego, empleamos el programa SKYCAT con el que pudimos superponer esta imagen con su catálogo astrométrico asociado, llamado *DSS1.2*, para esta zona. De esta forma logramos tener identificadas las estrellas estándares a lo largo del campo.

Por inspección ocular, se fueron comparando esas imágenes con las imágenes promedio que generamos para cada filtro, de tal forma que se fue asociando las coordenadas de las estrellas estándares con sus correspondientes coordenadas (x, y) en unidades de píxeles. En un archivo *ascii* se fueron anotando los dos sistemas de coordenadas para las estándares. Una vez generado este archivo, se usó la tarea *ccmap* para asignarle el WCS a las imágenes promedio. Esta transformación de coordenadas, llamada solución de placa, es incorporada al encabezamiento, (en inglés, "header") de la imagen en forma automática asignando el valor "yes" al parámetro "update" del *ccmap*.

Con esta tarea ajustamos un polinomio de orden arbitrario en (x, y) unidades de píxeles al archivo que tenía las coordenadas ecuatoriales celestes y las coordenadas en unidades de píxeles de las estrellas estándares.

Los desplazamientos de las coordenadas celestes serán referidas como ξ (desplazamientos en ascensión recta) y η (desplazamientos en declinación) medidos en segundos de arco. Los mismos se medirán a partir del centro de la imagen, definida por α y δ .

La solución de placa consiste en encontrar a ξ y a η como funciones de polinomios de dos variables. Las mismas son las coordenadas (x, y) en unidades de píxeles de la imagen. Entonces la forma general del ajuste será:

$$\xi = f(x, y) \quad (\text{E.1})$$

$$\eta = f(x, y) \quad (\text{E.2})$$

En el caso de elegir un polinomio de grado 2, con términos cruzados no nulos,

$$\xi = a_{11} + a_{21} \times x + a_{12} \times y + a_{22} \times x \times y \quad (\text{E.3})$$

$$\eta = a_{11}' + a_{21}' \times x + a_{12}' \times y + a_{22}' \times x \times y \quad (\text{E.4})$$

En la Figura E.1 se muestra un archivo de salida del *ccmap* donde aparecen los parámetros más importantes para el uso de esta tarea y los resultados del ajuste.

```
# Coords File: bref.dat Image: b.fits
# Database: b.db Solution: b.sol
# Refsystem: j2000 Coordinates: equatorial FK5
# Equinox: J2000.000 Epoch: J2000.00000000 MJD: 51544.50000
# Insystem: j2000 Coordinates: equatorial FK5
# Equinox: J2000.000 Epoch: J2000.00000000 MJD: 51544.50000
# Coordinate mapping status
# Ra/Dec or Long/Lat fit rms: 0.118 0.158 (arcsec arcsec)
# Coordinate mapping parameters
# Sky projection geometry: tan
# Reference point: 16:40:02.709 -48:35:21.28 (hours degrees)
# Reference point: 881.721 914.182 (pixels pixels)
# X and Y scale: 2.319 2.319 (arcsec/pixel arcsec/pixel)
# X and Y axis rotation: 179.659 359.663 (degrees degrees)
# Wcs mapping status
# Ra/Dec or Long/Lat wcs rms: 0.143 0.206 (arcsec arcsec)
# Updating image header wcs

# Input Coordinate Listing
# Column 1: X (pixels)
# Column 2: Y (pixels)
# Column 3: Ra / Longitude (hours)
# Column 4: Dec / Latitude (degrees)
# Column 5: Fitted Ra / Longitude (hours)
# Column 6: Fitted Dec / Latitude (degrees)
# Column 7: Residual Ra / Longitude (arcseconds)
# Column 8: Residual Dec / Latitude (arcseconds)

43.806 1786.053 16:43:15.170 -48:01:18.70 16:43:15.174 -48:01:18.69
-0.041 -0.007

58.606 900.072 16:43:15.150 -48:35:32.60 16:43:15.143 -48:35:32.69
0.069 0.092
```

Figura E.1: Extracto de archivo de salida de la tarea `ccmap`. En las últimas líneas aparecen las coordenadas en unidades de píxeles de las estrellas estándares, las coordenadas celestes del catálogo, y las coordenadas celestes que son asignadas por la solución de placa.

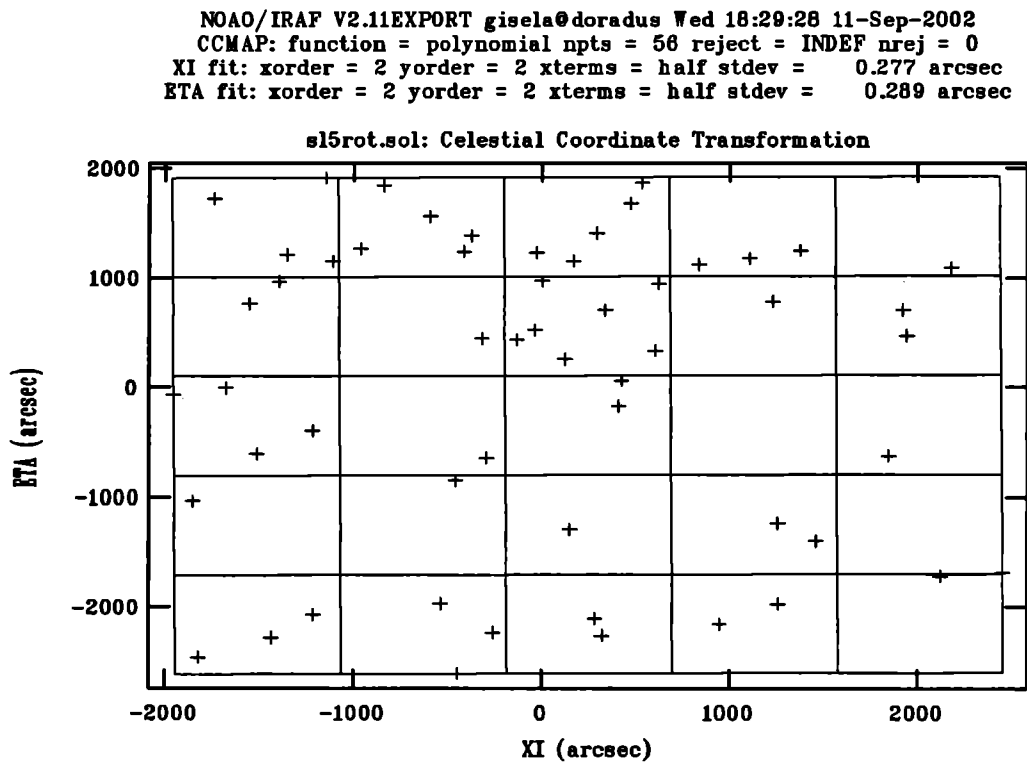
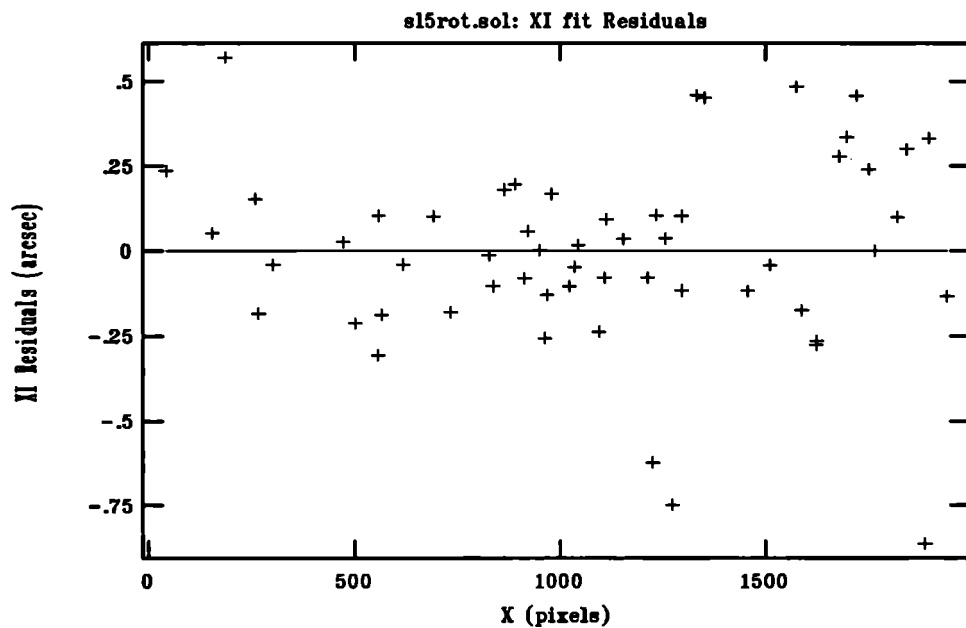


Figura E.2: Solución de placa para la imagen de [S II]

Por otro lado, el orden de los polinomios en x y en y para ξ y η escogidos en nuestro ajuste aparecen en la parte superior de la Figura E.2. La misma muestra la solución de placa para la imagen promedio de [S II]. Las Figuras E.3 y E.4 son los residuos del ajuste para ξ y para η , respectivamente. En líneas generales, se considera un buen ajuste cuando los errores están por debajo una décima del tamaño de un pixel.

NOAO/IRAF V2.11EXPORT gisela@doradus Wed 18:27:27 11-Sep-2002
CCMAP: function = polynomial npts = 56 reject = INDEF nrej = 0
XI fit: xorder = 2 yorder = 2 xterms = half rms = 0.277 arcsec



NOAO/IRAF V2.11EXPORT gisela@doradus Wed 18:27:03 11-Sep-2002
CCMAP: function = polynomial npts = 56 reject = INDEF nrej = 0
XI fit: xorder = 2 yorder = 2 xterms = half rms = 0.277 arcsec

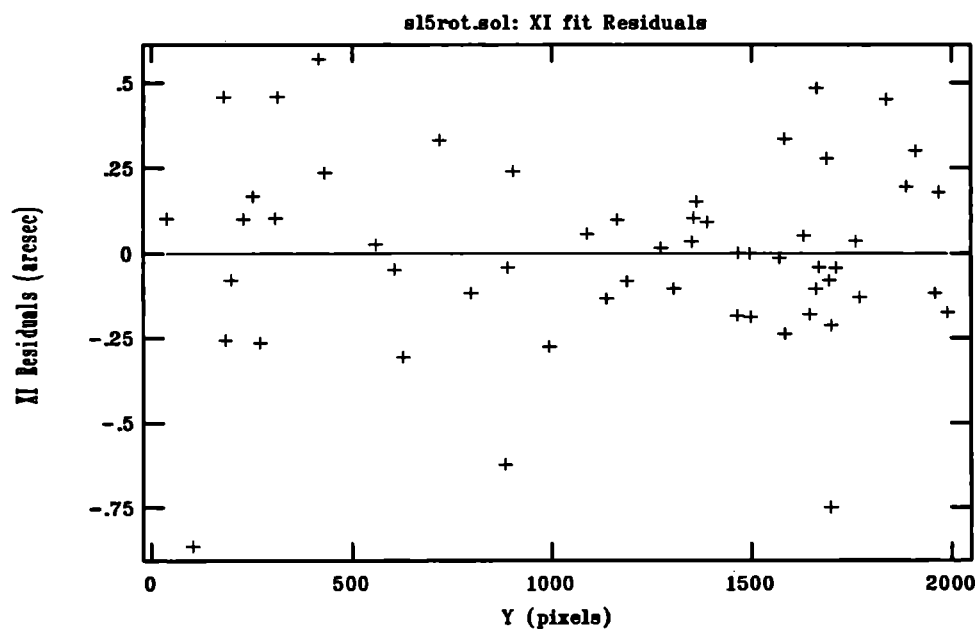


Figura E.3: Solución de placa para la imagen de [S II]. *Panel superior*: Residuos para Xi versus la coordenadas x del pixel. *Panel inferior*: Residuos para Xi versus la coordenadas y del pixel

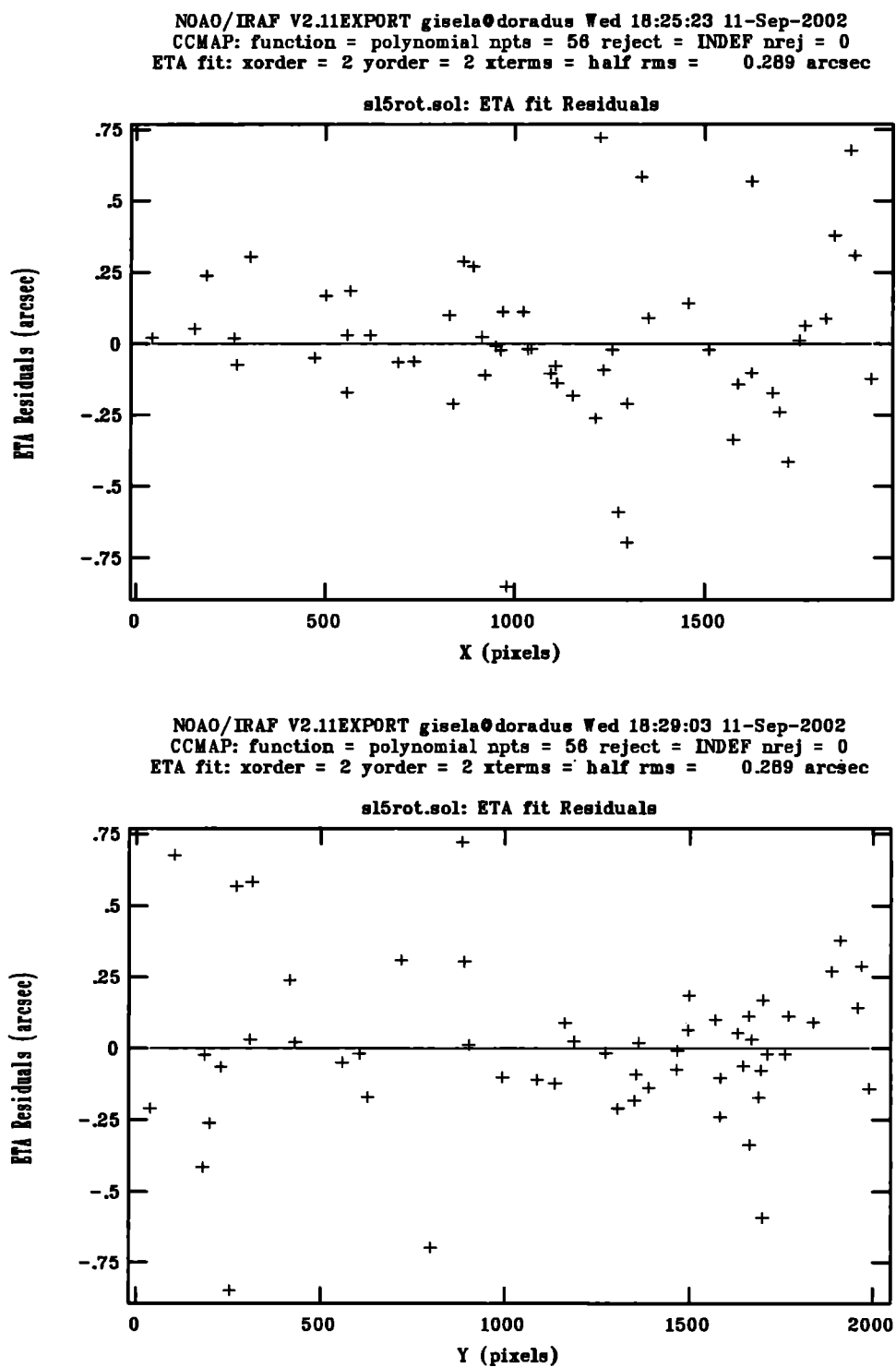


Figura E.4: Solución de placa para la imagen de [S II]. *Panel superior*: Residuos para η versus coordenadas x del pixel. *Panel inferior*: Residuos para η versus coordenadas y del pixel

En la siguiente Tabla se indican los valores rms del ajuste de la solución de placa de nuestras imágenes promedios:

imagen filtro	error en			
	coordenadas		wcs	
V	0.13	0.15	0.19	0.20
B	0.12	0.16	0.14	0.21
\Ha	0.22	0.24	0.24	0.26
[S II]	0.22	0.24	0.24	0.26
[O III]	0.22	0.24	0.24	0.26

Tabla E.1: Errores de la solución de placa para las imágenes promedio