



DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA

Universidad de La Laguna

# UN ESTUDIO DE CÚMULOS GALÁCTICOS OSCURECIDOS Y SU CONTENIDO ESTELAR

Memoria que presenta

D. Sebastián A. Ramírez Alegría

para optar al grado de

Doctor en Ciencias Físicas



INSTITUTO DE ASTROFISICA DE CANARIAS

octubre de 2012



## Resumen

El proyecto MASGOMAS (“MAssive Stars in Galactic Obscured MAssive clusterS”) tiene como objetivo descubrir, observar y caracterizar físicamente cúmulos jóvenes, masivos (varios miles de masas solares) y altamente enrojecidos, pertenecientes a nuestra Galaxia, en especial aquellos cuya masa total excede  $10^4 M_{\odot}$ .

Estos cúmulos, de los cuales se conocen menos de una veintena, son piezas importantes en la evolución galáctica, debido a su población de estrellas masivas. Estas estrellas masivas, son responsables de ionizar el material en su alrededor, modificar el medio interestelar con sus vientos y cambiar el contenido químico galáctico a través de sus vientos y de su explosión final como supernovas. Además podrían inducir la formación de otros objetos estelares e incluso potenciar la formación de otras estrellas masivas durante sus etapas tempranas.

Como los cúmulos masivos son objetos jóvenes sometidos a valores de extinción considerables, deben ser observados en bandas poco afectadas por la extinción, como por ejemplo el infrarrojo cercano. Nuestro estudio por lo tanto se dedica a la observación y caracterización espectrofotométrica en infrarrojo cercano, y presenta la caracterización física de tres cúmulos con población estelar masiva, usando fotometría ( $J$ ,  $H$  y  $K_S$ ) y espectroscopía infrarroja ( $H$  y  $K$ ) obtenida con el instrumento LIRIS del Telescopio William Herschel. El estudio espectrofotométrico de la población estelar de los candidatos permite estimar la distancia, extinción, masa y edad de estos cúmulos. Para ID 436 la estimación de estos parámetros se ha realizado por primera vez usando información espectroscópica de más de una estrella de su población.

Además de la caracterización de cúmulos masivos presentamos los primeros resultados de nuestra búsqueda sistemática de candidatos a cúmulos masivos, usando filtros en el pseudocolor  $Q_{IR}$ , la magnitud  $K_S$  y el color ( $J - K_S$ ), aplicados sobre la fotometría 2MASS. Este conjunto de filtros permite seleccionar estrellas candidatas a tipos espectrales OB, para posteriormente buscar sobredensidades de dichos objetos. El primer candidato encontrado con este método, Masgomas-1, ha sido confirmado como cúmulo y tiene una masa total de  $1.94 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , siendo así el primer cúmulo masivo descubierto por nuestro grupo. Masgomas-4, el segundo cúmulo descubierto por nuestro grupo, tiene una masa de  $2.19 \cdot 10^3 M_{\odot}$  y muestra evidencias de formación actual de estrellas masivas.

La confirmación de nuestro primer candidato como cúmulo muy masivo y la presencia de una población estelar de tipo OB confirmada espectroscópicamente en nuestro segundo candidato (Masgomas-4), muestra que nuestro método de búsqueda sistemático favorece el descubrimiento de cúmulos con contenido estelar masivo, justificando así el inicio de una futura etapa que incluiría la búsqueda automatizada de candidatos a cúmulos estelares masivos enrojecidos.



## Summary

The MASGOMAS project (“MAssive Stars in Galactic Obscured MAssive clusterS”) aims to discover, observe and physically characterize young, massive (thousands of solar masses) and highly reddened stellar clusters in the Milky Way, specially those with a total mass exceeding  $10^4 M_{\odot}$ .

These kind of clusters, already known less than twenty, are key in the galactic evolution, due to their massive stellar content. These cluster’s massive stars are responsible of ionizing regions of hydrogen, to modify the interstellar medium with their winds, to change the galactic chemical content after their explosion as supernova, to induce the formation of other stellar objects, and even to favour the formation of other massive protostars during their early stages.

Because of their youth and position in the Galactic arms, massive stellar clusters are objects highly reddened. Observations for these clusters must be done in spectral ranges poorly affected by dust extinction, for example, near-infrared bands. Our study is dedicated to the near-infrared spectrophotometric observation and characterization, and has obtained a physical characterization of three cluster with massive stellar population, using  $J$ ,  $H$ ,  $K_S$  band photometry and  $H$ ,  $K$  band spectroscopy, obtained with LIRIS at the William Herschel Telescope. This spectrophotometric study for the clusters’ stellar population allow us to estimate the cluster’ distance, extinction, mass and age. For ID 436, we have estimated these parameters using spectral information from more than one star of the cluster’s population.

We also present the first results of our systematic search of massive cluster candidates, filtering the 2MASS photometry with cuts in  $Q_{IR}$  pseudocolour,  $K_S$  magnitude and  $(J - K_S)$  colour. The whole set of photometrical cuts allow to select stellar candidates to OB spectral types, and to look for over-densities of these stellar candidates as a next step. The first candidate found with this method, Masgomas-1, has been confirmed as a cluster with a total mass of  $1.94 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , becoming the first massive cluster discovered by our group. Masgomas-4, the second cluster discovered by our group, has a mass of  $2.19 \cdot 10^3 M_{\odot}$  and shows evidences of present massive stellar formation.

Confirmation of our first candidate as massive cluster, and the presence of an OB

stellar population confirmed spectroscopically for our second candidate (Masgomas-4), supports our method as an effective tool to discover clusters with massive stellar population. The beginning of a future automatic search of reddened and massive stellar cluster candidates is strongly justified.

## Agradecimientos

Gracias a Artemio y Toni. Fueron guías permanentes, entusiastas y formadores. Siempre interesados por el trabajo y el proyecto, críticos y constructivos. Gracias por nunca haberse presentado como jefes sino que como colaboradores.

Gracias a las familias que estuvieron siempre apoyando, preguntando y entregando el cariño a la distancia durante esta tesis. A mi familia chilena y mi familia colombiana que, sin buscarla, tengo ahora gracias a este tiempo de vida en Tenerife.

Gracias Karla.

Gracias a los amigos y amigas que acompañaron en este andar. A los nuevos, los descubiertos aquí y los conectados por la red. Espero verlos en la nueva casa.

Y finalmente gracias a ti, lector. Que le das sentido y vida al texto que viene en las próximas páginas. Espero que te sea de utilidad, que la lectura te agrade y aliente tu curiosidad. Este escrito es para ti.



# Índice general

|  |           |
|--|-----------|
| <b>1. Introducción</b>   | <b>13</b> |
| 1.1. De estrellas masivas . . . . .  | 13        |
| 1.2. De cúmulos masivos . . . . .  | 21        |
| 1.3. Proyecto MASGOMAS . . . . .   | 36        |
| <b>2. Observaciones y Reducción de Datos</b>                                     | <b>43</b> |
| 2.1. Observaciones en modo imagen . . . . .                                      | 45        |
| 2.2. Reducción de datos en modo imagen . . . . .                                 | 48        |
| 2.3. Fotometría . . . . .  | 54        |
| 2.4. Observaciones en modo espectroscopía . . . . .                              | 58        |
| 2.5. Reducción de datos en modo espectroscopía . . . . .                         | 62        |
| 2.5.1. Modo rendija larga . . . . .  | 66        |
| 2.5.2. Modo multiobjeto (con máscaras) . . . . .                                 | 70        |
| 2.5.3. Tratamiento de fantasmas para las observaciones en modo máscara . . . . . | 72        |
| 2.6. Clasificación espectral . . . . .   | 74        |
| <b>3. Catálogos de Candidatos a Cúmulos Masivos</b>                              | <b>83</b> |
| 3.1. Catálogo inicial de candidatos a cúmulos . . . . .                          | 84        |
| 3.2. Catálogo derivado de búsqueda sistemática . . . . .                         | 95        |
| 3.3. Conclusiones . . . . .  | 100       |

|   |            |
|---|------------|
| <b>4. Análisis de Cúmulos Individuales: ID 436</b>                | <b>107</b> |
| 4.1. Observaciones . . . . .                                      | 111        |
| 4.1.1. Espectro óptico de la estrella central en ID 436 . . . . . | 113        |
| 4.2. Resultados . . . . .   | 113        |
| 4.2.1. Diagrama color–magnitud . . . . .                          | 114        |
| 4.2.2. Pruebas de completitud . . . . .                           | 116        |
| 4.2.3. Clasificación espectral (infrarrojo cercano) . . . . .     | 118        |
| 4.2.4. Clasificación espectral (óptico) . . . . .                 | 124        |
| 4.3. Discusión . . . . .  | 125        |
| 4.3.1. Estimaciones de distancia y tamaño . . . . .               | 125        |
| 4.3.2. Masa del cúmulo y estimación de edad . . . . .             | 127        |
| 4.3.3. Fuentes ionizantes . . . . .                               | 132        |
| 4.4. Conclusiones . . . . .                                       | 134        |
| <b>5. Análisis de Cúmulos Individuales: Masgomas-1</b>            | <b>137</b> |
| 5.1. Observaciones . . . . .                                      | 138        |
| 5.2. Resultados . . . . .   | 141        |
| 5.2.1. Diagramas color y pseudocolor–magnitud . . . . .           | 141        |
| 5.2.2. Clasificación espectral . . . . .                          | 143        |
| 5.2.3. Movimientos propios . . . . .                              | 150        |
| 5.3. Discusión . . . . .  | 152        |
| 5.3.1. Estimación de distancias . . . . .                         | 152        |
| 5.3.2. Estimación de masa y edad . . . . .                        | 153        |
| 5.4. Conclusiones . . . . .                                       | 157        |
| <b>6. Análisis de Cúmulos Individuales: Masgomas-4</b>            | <b>159</b> |
| 6.1. Observaciones . . . . .                                      | 160        |
| 6.2. Resultados . . . . .   | 165        |
| 6.2.1. Diagramas fotométricos . . . . .                           | 165        |
| 6.2.2. Clasificación espectral . . . . .                          | 167        |
| 6.3. Discusión . . . . .  | 179        |
| 6.3.1. Estimación de distancias . . . . .                         | 179        |
| 6.3.2. Estimación de masa y edad . . . . .                        | 185        |

|   |            |
|---|------------|
| 6.4. Conclusiones . . . . .             | 187        |
| <b>7. Conclusiones y Trabajo Futuro</b> | <b>189</b> |
| 7.1. Conclusiones . . . . .             | 189        |
| 7.2. Trabajo futuro . . . . .           | 193        |





## Introducción

Para todas las personas las estrellas son los objetos que hacen evidente al Universo. El Sol, la estrella más cercana, es nuestro primer contacto con el cosmos y, en el caso de muchos, una noche estrellada es la visión más profunda que se alcanza de nuestra Galaxia.

Las estrellas se encuentran dentro de las galaxias, agrupadas principalmente en cúmulos. Es en los cúmulos estelares en donde mayormente se forman y desarrollan gran parte de su existencia (Portegies Zwart et al., 2010). Tanto las estrellas como los cúmulos estelares poseen parámetros físicos que los describen: la masa, edad o luminosidad son algunos de ellos. Y tanto en el caso de las estrellas como en los cúmulos, mientras más masivos sean, mayor es su influencia en la galaxia que lo alberga.

En este capítulo entregaré una breve introducción al tema de las estrellas y cúmulos masivos, su impacto dentro de la Galaxia, el estado actual del estudio referente al tema y los esfuerzos realizados para comprender las estrellas masivas a través del estudio de los cúmulos estelares masivos.

### 1.1. De estrellas masivas

Se definen como estrellas masivas aquellos objetos que terminan su ciclo en forma de supernovas. Para alcanzar este estado la masa mínima necesaria es de  $\sim 8 M_{\odot}$ , límite esperado para tipos espectrales B2–3 V (Cox, 2000). En la Tabla 1.1 se resumen

algunos parámetros físicos para este tipo de estrellas, en su fase de secuencia principal.

Las estrellas masivas pueden influir de diversas maneras a las galaxias que las albergan. Durante su existencia pueden ionizar el medio con su radiación ultravioleta<sup>1</sup>, introducir grandes cantidades de energía mecánica y cambiar la metalicidad del medio a través de sus vientos. El enriquecimiento del medio interestelar con materiales pesados llega incluso hasta el final de la vida de estas estrellas, en su explosión final como supernovas (Martins et al., 2005).

Estos objetos masivos son poco comunes; por cada 100 estrellas con masas entre 1 y 2 masas solares ( $M_{\odot}$ ), esperamos alrededor de seis estrellas en el rango de masa de 8 a 16  $M_{\odot}$ , y menos de 4 estrellas con masas superiores. (Zinnecker & Yorke, 2007). En resumen, esperamos 10 estrellas masivas por cada 100 estrellas de 1  $M_{\odot}$ . Además de su rareza, las estrellas masivas evolucionan muy rápido, pasando menos tiempo en la secuencia principal que una estrella de masa solar o de baja masa. En el caso de una estrella de tipo solar, el tiempo que se mantiene en la secuencia principal es de 9 a 10 mil millones de años, mientras que en el caso de una estrella masiva este tiempo es de 2 millones de años. Además del menor tiempo que pasan en la secuencia principal, las estrellas masivas continúan acretando material después de comenzar a quemar hidrógeno, a diferencia de las estrellas de menor masa.

La formación de las estrellas masivas es un proceso que no se conoce completamente. Además de la rareza de este tipo de objetos principalmente por la cantidad de masa que es necesaria para formar una estrella masiva<sup>2</sup>, los tiempos en los cuales ocurren cada uno de los procesos son cortos, comparados con los tiempos de formación de las estrellas de masas menores. Por último, la formación y los primeros pasos evolutivos de las estrellas masivas se desarrollan profundamente embebidos dentro de las nubes natales. Su observación, incluso utilizando instrumentación infrarroja que permite atravesar las densas nubes y observar en su interior, implica desafíos técnicos importantes.

Las estrellas masivas se encuentran inmersas en sus nubes de formación hasta el 15 % inicial de su vida (Churchwell, 2002), por lo tanto, se encuentran fuertemente

---

<sup>1</sup>Su capacidad de ionizar el gas también tuvo un impacto en el Universo temprano, durante la formación de las primeras estrellas en la época de la reionización.

<sup>2</sup>De acuerdo a Larson (1982), una nube de  $10^5 M_{\odot}$  es necesaria para formar una estrella de  $50 M_{\odot}$ , y  $10^3 M_{\odot}$  son necesarios para una estrella de  $8 M_{\odot}$ .

oscurecidas por ellas. Durante esta etapa, las estrellas masivas en formación adquieren características que nos permiten catalogarlas como cuatro tipos de objetos (Zinnecker & Yorke, 2007):

- Nubes oscuras infrarrojas: Son regiones oscuras dentro de nubes brillantes en infrarrojo medio (alrededor de  $\lambda \sim 5\mu m$ ), con morfología esférica o filamentosa. Estas estructuras se producen por fragmentación de la nube por gravedad y turbulencia interna, generando paquetes de gas en los que se inicia el colapso del gas.
- Núcleos moleculares calientes: A medida que las nubes colapsan gravitacionalmente se calientan, ya dejando de ser las nubes oscuras infrarrojas. En ellas el colapso gravitatorio ya ha permitido la formación de una proto-estrella, la cual es fuente que calienta el material. Presentan máseres de metanol y de hidróxilo (OH) asociados, los cuales necesitan la presencia de una fuente en infrarrojo lejano para generarlos y, por lo tanto tienen un origen radiativo. A diferencia de los máseres de agua, que se producen colisionalmente y solo indican la existencia de formación estelar, los máseres de metanol e hidróxilo indican la presencia de formación estelar masiva (Zinnecker & Yorke, 2007).
- Regiones H II hiper y ultra-compactas (HCH II y UCH II): Estas regiones de gas ionizadas se encuentran muy cercanas a la estrella en formación y, debido a que las estrellas masivas ionizan el medio con su radiación UV, el hidrógeno ionizado implica la presencia de uno o más objeto estelar masivo. Las regiones hiper-compactas corresponderían a discos estelares fotoevaporándose (producto de la radiación de la estrella en formación), mientras que las regiones ultra-compactas se pueden entender como las envolturas masivas de las estrellas ya sin disco de acreción.

Esta fase muestra que, aunque la estrella aun se encuentra en formación y puede estar acretando masa, ya alcanzó las condiciones necesarias para quemar hidrógeno y, por lo tanto, se le podría ubicar en la secuencia principal aun sin haber alcanzado por completo su masa inicial.

- Regiones H II compactas: Es la fase final en la cual la nube molecular natal termina por disgregarse, revelando la población estelar a observaciones infrarrojas

y ópticas.

La extinción producida por el polvo de la nube natal en las etapas iniciales de formación hace imposible la observación en bandas ópticas. Por lo tanto es necesario utilizar instrumentación infrarroja, puesto que la extinción en este rango espectral es mucho menor que en el óptico.

La formación de las estrellas masivas, además de presentar las fases descritas previamente, se lleva a cabo por un mecanismo que no es completamente comprendido. El desafío principal que se presenta es poder agregar masa a un objeto estelar que presenta vientos masivos que se oponen a la acreción. Además del viento propio de la estrella, es importante considerar la presencia de otros objetos estelares en formación; si estos son masivos, sus vientos también serán factores claves en la formación estelar.

Los mecanismos con los cuales se explica la formación estelar masiva son tres: un colapso monolítico complementado por acreción a través de un disco, acreción de material competitiva y colisiones estelares. Durante la fase de nube oscura infrarroja, el colapso de nubes moleculares masivas originan la formación de la estrella masiva. Esta proto-estrella nacida del colapso gravitatorio de la nube acreta material del medio a través de un disco de material. La acreción de material por otro método resulta casi imposible, debido a la radiación que surge de la proto-estrella masiva, radiación que no es relevante durante la formación de estrellas de menor masa.

Además del colapso puramente gravitatorio, es necesario tener en cuenta que la formación estelar masiva se lleva a cabo en ambientes densos en términos de polvo, gas y objetos proto-estelares. Es importante considerar, por lo tanto, que una proto-estrella deberá competir con otros objetos en formación por material. La posición dentro de la nube natal general, con respecto a otras proto-estrellas, y la masa con la que inicialmente comienza su formación son piezas claves para el destino de el objeto proto-estelar. De esta forma, un objeto proto-estelar con masa inicial alta y un medio rico en gas y polvo para acretar, tendrá mayores oportunidades para convertirse en estrella masiva.

Una particularidad de este proceso formativo es que, al concentrarse el material en las regiones centrales de la nube general, debido al pozo de potencial gravitatorio, el centro de la nube será un sitio más rico para la formación de estrellas masivas. Por lo tanto, se puede explicar de esta manera la segregación de masa (las estrellas

masivas tienden a encontrarse en el centro) en los cúmulos estelares.

La alta densidad de objetos estelares o en formación también implica que la posibilidad de una colisión sea alta. Originalmente este mecanismo de formación se utilizó para contrarrestar la presión de radiación producto de la estrella en formación (finalmente resuelto en gran medida por la acreción a través de un disco) o para explicar la presencia de estrellas masivas en aislamiento (que, si bien se han explicado como estrellas “fugadas” de cúmulos o asociaciones OB, en algunos casos no es posible rastrear el origen de estas estrellas masivas). Este método de formación permite formar estrellas de masas superiores a las obtenidas por los dos métodos mencionados anteriormente.

El proceso de formación, aunque guarda ciertas similitudes con la formación de estrellas con masas inferiores a  $8 M_{\odot}$ , no es una versión escalada de dichos procesos formativos. En las estrellas masivas la radiación de la estrella cumple un rol fundamental. A estas masas, la proto-estrella puede emitir fotones ultravioletas, ionizando el medio. Esta radiación no se encuentra durante la formación de estrellas menos masivas. Otra diferencia generada de la radiación proveniente de la proto-estrella masiva es el espesor del disco de acreción y, relacionado con esto, el ancho de los chorros de material que abandonan la proto-estrella por los polos. En el caso de las estrellas menos masivas, estos chorros son colimados, debido a que la radiación estelar no es lo suficientemente fuerte para barrer el material que rodea a la estrella en formación, por lo tanto, el material que sale eyectado de la proto-estrella, lo hace a través de los polos y por chorros muy colimados. En las estrellas masivas, el viento es mucho más intenso, limpiando el medio de material y formando de esta forma un disco de acreción más delgado y chorros de material en los polos mucho menos condensados. Debido al corto rango temporal en el que ocurren estos eventos, tanto los discos como los chorros de material no han podido ser observados en estrellas tipo O.

Si bien todas las estrellas masivas terminan su vida en forma de supernovas, las etapas previas al último estallido, así como también el tipo de supernova generado, dependen de la masa inicial de la estrella. Las estrellas con masas iniciales entre  $8$  y  $25 M_{\odot}$  pasan a una fase de supergigante roja, después de abandonar la secuencia principal, seguida por una o más etapas en las que realizan los llamados “blue loops”

Tabla 1.1: Parámetros físicos de las estrellas masivas tipo O de secuencia principal (Martins et al., 2005).

| Tipo espectral | Masa inicial <sup>a</sup><br>[ $M_{\odot}$ ] | $T_{eff}$ <sup>b</sup><br>[K] | $\log L$ <sup>c</sup><br>[ $L_{\odot}$ ] | Radio <sup>d</sup><br>[ $R_{\odot}$ ] |
|----------------|--|-------------------------------|--|---------------------------------------|
| O3 V           | 58.0   | 44852                         | 5.84                                     | 13.8                                  |
| O4 V           | 46.9   | 42857                         | 5.67                                     | 12.4                                  |
| O5 V           | 38.1   | 40862                         | 5.49                                     | 11.2                                  |
| O6 V           | 31.0   | 38867                         | 5.32                                     | 10.1                                  |
| O7 V           | 25.3   | 36872                         | 5.14                                     | 9.2                                   |
| O8 V           | 20.8   | 34877                         | 4.96                                     | 8.3                                   |
| O9 V           | 17.1   | 32882                         | 4.77                                     | 7.5                                   |

<sup>a</sup>Masa  $M = \frac{gR^2}{G}$ .

<sup>b</sup>Temperatura derivada del análisis espectroscópico de Repolust et al. (2004).

<sup>c</sup>Luminosidad derivada a partir de la magnitud absoluta visual para cada tipo espectral ( $M_V$ ), la corrección bolométrica asociada y la luminosidad bolométrica solar,  $M_{\odot}^{bol} = 4.75$  (Cox, 2000).

<sup>d</sup>Radio estimado a partir de luminosidad y  $T_{eff}$  ( $R = \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma_R T_{eff}^4}}$ ).

o lazos azules <sup>3</sup>. En estos lazos azules atraviesan la banda de inestabilidad de las Cefeidas, convirtiéndose en estrellas variables, de tipos espectrales F6–K2 I (supergigantes amarillas), con variabilidad periódica del orden de días o meses. Las estrellas de este rango de masa explotan como supernovas de tipo II, dejando en el remanente una estrella de neutrones.

De acuerdo a los rangos de masa presentados por Crowther (2007), las estrellas con masas entre 25 y 40  $M_{\odot}$  evolucionan a supergigantes rojas y/o estrellas luminosas azules (en inglés “luminous blue variables”, LBV), caracterizadas por una alta luminosidad ( $L \sim 2 - 5 \cdot 10^6 L_{\odot}$ , de Boer & Seggewiss 2008) y por líneas en sus espectros con perfiles P-Cygni. La pérdida de masa para estas estrellas es mayor que la descrita en el párrafo anterior, principalmente debido al mayor viento estelar y las erupciones masivas en el caso de las LBV, explotando finalmente como supernovas de tipo Ic, debido al colapso del núcleo. En este rango de masas las estrellas no presentan muchos cambios en sus tipos espectrales, pues pasan de secuencia principal a supergigantes rojas, y finalizan como una estrella de neutrones después de la explosión de supernova.

Para masas entre 40 y 75  $M_{\odot}$ , la estrella pasa por la fase LBV y, debido a las erupciones masivas de material, pierde sus capas ricas en hidrógeno, dejando al descubierto el interior de la estrella, en donde se producían las reacciones nucleares. El espectro de este objeto no presenta líneas de absorción de hidrógeno, pero sí líneas de emisión de helio y nitrógeno, los cuales son subproductos del ciclo CNO de quema de hidrógeno. Este tipo de objeto es denominado Wolf-Rayet (WR) y, en este rango de masas, muestra líneas en emisión de nitrógeno y helio, y un espectro pobre en hidrógeno. Por lo tanto, se clasifica como una estrella WN (pobre en H).

Las estrellas con una masa superior a 75  $M_{\odot}$ , tienen una fase de WN rica en hidrógeno antes de pasar por la etapa de LBV, en donde se desprenden de las capas externas de hidrógeno. Durante su etapa de WN (rica en H), el espectro muestra líneas de emisión relacionadas con el viento estelar de hidrógeno, nitrógeno y helio. La fase LBV expulsa las capas externas, dejando un objeto pobre en hidrógeno, por lo tanto con clasificación WN (pobre en H). Debido a la mayor masa inicial de la

---

<sup>3</sup>Etapa en la cual la supergigante roja comienza a quemar helio, implicando un aumento de la temperatura efectiva estelar y haciendo que la estrella se torne “azul”. Luego vuelve a inflar sus capas externas, enfriándolas y retomando su estructura de supergigante roja, formando un ciclo.

estrella, esta puede realizar la quema de helio a través del proceso triple- $\alpha$ . Por lo tanto, cuenta carbono y oxígeno como subproductos de este proceso. Dichos elementos se ven finalmente reflejados en líneas espectrales en emisión, generando la clasificación de estos objetos como estrellas WC.

A continuación de la fase de WR, las estrellas se vuelven una supernova de tipo I (pues se despojó de las capas de hidrógeno durante la fase de Wolf-Rayet) y, dependiendo de la masa perdida por vientos puede dejar como remanente una estrella de neutrones o un agujero negro (ver Figura 18.4 de de Boer & Seggewiss 2008). Podría parecer que las etapas evolutivas de las estrellas masivas dependan exclusivamente de la masa estelar inicial, sin embargo la pérdida de masa por medio de los vientos es un factor crucial en la evolución estelar. Además del viento, la metalicidad influye en la cantidad de material entregado al medio interestelar a través del viento (una estrella con metalicidad alta tendrá vientos que transporten más material) y la rotación estelar produce cambios en la evolución estelar, moviendo las estrellas hacia regiones azules del diagrama Hertzsprung-Russell, en lugar de evolucionar hacia zonas rojas.

Aunque es conocida la influencia que tienen las estrellas masivas en el equilibrio químico y dinámico del medio interestelar, aun no es comprendido a cabalidad si las estrellas masivas inducen la formación de otras estrellas. La observación de asociaciones de estrellas OB con una población masiva y otra de estrellas de baja masa con la misma edad requeriría la presencia de un evento que dispare de forma simultánea la formación de ambas poblaciones, por ejemplo la onda de choque de una supernova (Zinnecker & Yorke, 2007). La influencia de las estrellas masivas en la formación de otros objetos estelares se puede dar incluso en etapas tempranas, haciendo que la acreción de material no sea simplemente competitiva, sino que los vientos estelares de las estrellas masivas recién formadas ionicen el medio y empujen material hacia proto-estrellas menos masivas, alimentándolas y de esta manera ayudándolas a ganar masa, permitiendo un escenario de acreción cooperativa (Zinnecker & Yorke, 2007). Además, existen estudios que mostrarían la presencia de objetos estelares jóvenes y proto-estrellas en los bordes de las nubes moleculares y regiones H II (Zavagno et al., 2006; Pomarès et al., 2009), producidos por los vientos estelares de estrellas masivas.

Otro aspecto aun sin resolver, es la existencia de un límite superior de masa al que una estrella puede llegar. Esta es una pregunta que conlleva desafíos importantes



en el marco teórico y observacional. Implica comprender completamente los procesos de formación de las estrellas masivas, las relaciones entre la turbulencia, opacidad y radiación, y poder contrastar los modelos con observaciones de estrellas que, como fue mencionado anteriormente, son escasas. Además debe considerarse que para las estrellas masivas existe una cantidad de masa perdida producto del viento y, mientras más masiva la estrella, mayor será la masa perdida durante su existencia. Por lo tanto la estimación de la masa estelar implica la determinación del viento de la estrella y de la edad de la misma.

La búsqueda de una función inicial de masa (FIM) truncada para un cúmulo, derivada de su población estelar masiva, entregaría un fuerte respaldo a la existencia de un límite superior de masa estelar. De acuerdo a Figer (2005), un ejemplo de esta FIM truncada se puede encontrar en el cúmulo de los Arcos, pues pese a su juventud y masa no alberga estrellas de masas cercanas a las  $\sim 500 M_{\odot}$  ni remanentes de supernova que indicarían su presencia en el pasado. El límite de masa reportado por los autores para este cúmulo es de  $130 M_{\odot}$ . Sin embargo Crowther et al. (2010), reporta el descubrimiento de una estrella en el cúmulo R136 con una masa inicial de  $320 M_{\odot}$ , argumentando que el cúmulo de los Arcos no permitiría afirmar que el límite de masa estelar es  $\sim 150 M_{\odot}$ <sup>4</sup>. Debido a los argumentos a favor y en contra para cada postura, aun no hay consenso acerca del valor del límite superior para la masa estelar o incluso, de la existencia de un límite superior de masa estelar.

## 1.2. De cúmulos masivos

Los cúmulos estelares son objetos claves en el estudio y la comprensión de la formación y evolución estelar, principalmente porque la mayoría de las estrellas se forman dentro de ellos.<sup>5</sup> En el caso de las estrellas masivas, cerca del 80 por ciento de ellas se encuentran en cúmulos. Por lo tanto el estudio de cúmulos masivos conlleva el estudio de estrellas masivas.

Sin embargo, pese a albergar las estrellas más masivas y luminosas de la Galaxia,

---

<sup>4</sup>El argumento expuesto en contra del cúmulo de los Arcos para determinar la masa estelar máxima es que la masa de las estrellas más masivas de este cúmulo habrían sido subestimadas.

<sup>5</sup>Un categórico “Stars form in clustered environments (Las estrellas se forman en cúmulos)” inicia la reseña dedicada a cúmulos estelares masivos y jóvenes, de Portegies Zwart et al. 2010

los cúmulos masivos son grandes desconocidos. Estos objetos que superan las  $10^4 M_{\odot}$  se encuentran mayormente en el disco de la Vía Láctea, a diferencia de los cúmulos globulares, agrupaciones de estrellas más viejas situadas principalmente en el halo de la Galaxia. Esta ubicación preferencial de los cúmulos masivos se debe a que su población estelar joven, masiva e incluso en formación, necesita del polvo y gas concentrado en el disco de la Galaxia.

Debido a la formación estelar activa y su ubicación en el disco galáctico, los cúmulos estelares masivos se encuentran en regiones de alta extinción y su detección en catálogos fotométricos en el visible es casi imposible. La aparición de catálogos fotométricos infrarrojos tales como DENIS (Epchtein et al., 1997), 2MASS (Skrutskie et al., 2006), GLIMPSE (Benjamin et al., 2003), UKIDSS (Lawrence et al., 2007) y VVV (Minniti et al., 2010; Saito et al., 2010), ha hecho posible observar regiones, y especialmente estrellas, sometidas a altas extinciones en magnitudes ópticas. La exploración de estas regiones fuertemente enrojecidas ha permitido comprender que nuestra Galaxia es una activa maquinaria de formación estelar (Figer, 2008). El motor principal para hacer funcionar esta maquinaria yace en los cúmulos estelares masivos y su población estelar más masiva.

Los cúmulos masivos son mucho más jóvenes que sus contrapartes globulares y, de acuerdo a algunos autores, corresponderían a la fase primigenia de estos objetos. Un cúmulo abierto presenta inicialmente una forma irregular y con el tiempo sufre expansión, pérdida de parte de su población estelar (la cual pasa a formar parte de la población estelar del disco de la galaxia anfitriona) y finalmente adquiere una simetría esférica. Solamente los cúmulos más masivos sobreviven a la etapa de pérdida estelar, siendo una masa límite para los cúmulos que sobreviven a la disolución las  $10^4 M_{\odot}$  (Portegies Zwart et al., 2010). Cúmulos de masas menores a este límite, se evaporan y alimentan a su galaxia con su población estelar.

La vida de un cúmulo abierto depende de diversos factores tales como la masa inicial, la masa de polvo en el cúmulo, la tasa de formación estelar y la ubicación del cúmulo en la galaxia anfitriona. Las etapas por las que el cúmulo pasa durante su vida se pueden reducir a tres:

- Formación del cúmulo en la nube molecular.
- Expulsión del gas intercumular (pérdida de gas).

- Disolución del cúmulo (pérdida de estrellas y perturbaciones externas).

La primera de estas etapas está caracterizada por tener a la población estelar del cúmulo sometida a altos valores de extinción producto del gas y polvo dentro del cúmulo. Debido a la corta duración de esta etapa que concluye con la explosión de la primera supernova en alrededor de tres millones de años (Eggleton, 2006), la cual limpia el medio intercumular de gas y polvo, poco es conocido de esta fase inicial de los cúmulos masivos. Además de la brevedad y las altas tasas de extinción que dificultan la observación de la población estelar, la modelación de los cúmulos masivos durante su etapa de formación implica considerar complejos factores como la función inicial de masa estelar (Salpeter, 1955; Kroupa, 2001), la existencia de una segregación de masa inicial (McMillan et al., 2007; Allison et al., 2009), la fuerza de marea derivada del potencial gravitatorio de la galaxia anfitriona, el nivel de virialización del cúmulo en formación (por simplificación de los modelos se supone que el cúmulo se encuentra virializado en su etapa inicial, Portegies Zwart et al. 2010) y la fracción de sistemas binarios y múltiples en el cúmulo. La determinación de las condiciones físicas presentes en el cúmulo en esta primera etapas es fundamental, pues son las condiciones iniciales para modelar al cúmulo durante su siguiente fase, la expulsión del gas.

La principal fuente de expulsión del gas intercumular es la primera supernova dentro del cúmulo masivo. Sin embargo esta no es la única fuente, pues también contribuyen a la pérdida del gas los vientos masivos de las estrellas de tipos tempranos en el cúmulo. La pérdida de gas y polvo disminuye la extinción dentro del cúmulo, facilitando la observación de la población estelar en bandas visuales, y también genera un aumento en el radio del cúmulo. Al disminuir la masa total del cúmulo (masa estelar y masa de gas) debe haber un descenso en la velocidad media de las estrellas del cúmulo, si se supone que el cúmulo se encuentra virializado.

$$\langle v^2 \rangle = \frac{GM_T}{2r} \quad (1.1)$$

El descenso en la velocidad media implicaría una expansión del cúmulo. Si el cúmulo se expande hasta alcanzar el radio de Jacobi asociado al potencial gravitatorio de la galaxia:

$$r_J = \left( \frac{GM}{2\omega^3} \right)^{1/3} \quad (1.2)$$

comenzará a perder estrellas a través de los puntos de Lagrange. Este proceso de pérdida estelar se denomina pérdida por mareas (en inglés, “tidal stripping”). La estabilidad y supervivencia del cúmulo dependerá pues de la masa estelar perdida de esta manera; de acuerdo a Goodwin & Bastian (2006), un cúmulo con un radio inferior a  $0.5 r_J$  no se disolverá completamente producto de la pérdida de mareas.

Además de la pérdida por marea, la cual tiene una dependencia con la velocidad angular del cúmulo y su posición respecto a la galaxia, el cúmulo también enfrenta la pérdida de estrellas cuyas velocidades se encuentran en la cola de la distribución de velocidades de Maxwell. Estas estrellas superan la velocidad de escape del cúmulo, saliendo de él y pasando a formar parte de la población galáctica del disco. La repercusión de este proceso de evaporación dependerá de la tasa a la cual la población de estrellas de altas velocidades en la distribución es reemplazada, una vez que las primeras estrellas dejan el cúmulo.

Finalmente, el cúmulo también puede sufrir pérdidas de masa producto de interacciones con estructuras externas, como nubes moleculares gigantes, brazos espirales o el mismo bulbo de la galaxia anfitriona. El tiempo de disociación producto de estructuras externas es proporcional a la densidad del cúmulo e inverso a la densidad de la estructura (por ejemplo, una nube molecular gigante o NMG).

$$t_{dis} \propto \frac{\rho_{\text{Cúmulo}}}{\rho_{\text{NMG}}} \quad (1.3)$$

Por lo tanto un cúmulo más denso presenta un tiempo de disociación más alto y, con esto, mayores posibilidades de sobrevivir. Debido a que los cúmulos jóvenes muestran un rango de radios menor, comparado con el rango de masas (Portegies Zwart et al., 2010), los cúmulos más masivos son menos vulnerables frente a los encuentros con nubes moleculares.

A continuación se describen los principales cúmulos estelares con una masa total superior a  $10^4 M_\odot$  conocidos en nuestra galaxia, cuyos principales parámetros físicos se proporcionan en la Tabla 1.2. Nos enfocamos en cúmulos con este rango de masas puesto que presentan mayores posibilidades de sobrevivir a procesos de disolución o

evaporación, para formar parte después de  $\sim 10$  giga-años de la población de cúmulos globulares de la Vía Láctea (Portegies Zwart et al., 2010). En la Figura 1.1 se ilustran las posiciones de los cúmulos masivos de la Galaxia listados en la Tabla 1.2.

- **Westerlund 1:** Descubierto en 1961 (Westerlund, 1961) como cúmulo estelar, observaciones posteriores en óptico e infrarrojo permitieron confirmar la presencia de una variada población estelar masiva dentro del cúmulo, incluyendo supergigantes amarillas, estrellas Wolf-Rayet, supergigantes rojas, supergigantes OB, una variable luminosa azul y un pulsar, y con esto poder catalogar a Westerlund 1 como un cúmulo masivo (Clark et al., 2005). Westerlund 1 se ubica en el brazo de Norma, a una distancia de 3.55 kpc del Sol ( $l = 339.5^\circ$ ,  $b = -0.40^\circ$ ). La alta extinción en dirección a este cúmulo ( $A_{K_S} = 1.13$  mag o  $A_V \approx 10$ ) explica el por qué la mayor parte de su población estelar masiva no fue detectada en las primeras observaciones ópticas (Brandner et al., 2008).

Westerlund 1 es el cúmulo más masivo en nuestra Galaxia, siendo estimada su masa total en  $5.2 \cdot 10^4 M_\odot$  (cota inferior). Este valor fue estimado integrando la función inicial de masa del cúmulo entre 0.08 y  $120 M_\odot$ , Brandner et al. (2008). La presencia de supergigantes O indica una edad para Westerlund 1 en el rango 3-5 millones de años (Brandner et al., 2008), valor que coincide con la edad derivada a partir de la razón entre el número de estrellas Wolf-Rayet y las hipergigantes rojas y amarillas: 4.5-5.0 millones de años (Crowther et al., 2006).

- **Cúmulos centrales:** En el centro de la Galaxia podemos encontrar tres cúmulos que en su conjunto superan la masa estimada para Westerlund 1; son los cúmulos de los Arcos, del Quintuplete y de la región interior cercana a Sagitario A\* (también conocido como el Cúmulo Central). Estos tres objetos tienen rangos de edades diferentes lo que implica que sus poblaciones estelares son ligeramente dispares; el más joven del grupo es el cúmulo de los Arcos (Nagata et al., 1993), con una edad estimada entre 2 y 3 millones de años (Figer et al., 2002). Además de ser el más joven en este sector, es el cúmulo con la mayor densidad estelar en la Galaxia, con una densidad de  $\rho = 10^{5.6} M_\odot pc^{-3}$  (Figer, 2008). Su población estelar masiva está dominada por estrellas tipo O

y WN. Observaciones en bandas infrarrojas de estas últimas, indican que su luminosidad llegaría hasta  $10^{6.3}L_{\odot}$ , implicando una masa inicial para la estrella progenitora entre  $70 - 120M_{\odot}$  (Martins et al., 2008).

El cúmulo del Quintuplete es el segundo en el rango de edades de los cúmulos masivos en la zona central de la Galaxia. Debe su nombre a que inicialmente se identificaron por medio de observaciones en el infrarrojo cercano cinco estrellas brillantes y altamente enrojecidas en la región donde se encuentra el cúmulo. Dichas estrellas estarían polarizadas y embebidas en una nube natal común (Glass et al., 1990; Okuda et al., 1990; Nagata et al., 1990), caracterizada por la banda de absorción en CO común para los espectros de todos los objetos. Los espectros de estas cinco estrellas no revelaron más características espectrales, por lo que Okuda et al. (1990) argumenta que todas las líneas espectrales estelares se hallan oscurecidas por la nube natal. Luego de corregir por extinción, los mismos autores estiman una luminosidad de  $10^5L_{\odot}$  para estos objetos, confirmándolos como proto-estrellas de tipo temprano. Sin embargo, trabajos posteriores revelaron una población masiva mucho más rica y variada, incluyendo dos estrellas LBV: la estrella de la Pistola (Figer et al., 1998) y FMM362 (Geballe et al., 2000), ambas con luminosidades superiores a  $10^6L_{\odot}$ . Finalmente, las cinco estrellas de la detección inicial del cúmulo han sido caracterizadas como de tipo “dusty WC” (Tuthill et al., 2006).

El tercer cúmulo masivo ubicado en la región central de la Galaxia es una agrupación de estrellas ubicadas a una distancia menor a un parsec de Sagitario A\*. La edad de este cúmulo se estima entre 4 y 7 millones de años, aunque hay estimaciones de hasta 10 millones de años para su edad (Figer, 2008). Dentro del parsec central de la Vía Láctea se cuentan más de 80 estrellas masivas, de las cuales  $\sim 50$  son enanas de tipos OB y cerca de 30 son estrellas masivas evolucionadas. Adicionalmente, el cúmulo alberga una decena de fuentes denominadas estrellas “S”, estrellas de tipo B de secuencia principal, muy concentradas en torno al agujero negro central de la Galaxia ( $r < 0.04$  pc), que presentan movimientos propios altos comparados con el resto del cúmulo y son más jóvenes que el resto de la población del cúmulo (Ghez et al., 2002). Inicialmente la población

estelar observada era insuficiente para ionizar el medio y lograr la emisión nebulosa en He I. Esto fue resuelto posteriormente gracias a observaciones realizadas con mejor resolución espacial y usando instrumentos con óptica adaptativa. En Paumard et al. (2006) se realizó un monitoreo espectroscópico del parsec central de la Vía Láctea, descubriendo el resto de la población estelar masiva necesaria para lograr la emisión nebulosa en He I. Esta población reúne supergigantes O tardías, supergigantes B tempranas, estrellas WC tardías, estrellas WN y las antes mencionadas estrellas “S”.

- **Cúmulos RSGC y extremo cercano de la barra:** Otra región de la Vía Láctea caracterizada por una activa formación estelar y la presencia de cúmulos masivos es el extremo cercano de la barra Galáctica larga. En este extremo, que se ubica a longitud galáctica  $l = 27 - 28^\circ$  (Cabrera-Lavers et al., 2007; López-Corredoira et al., 2007; Cabrera-Lavers et al., 2008), encontramos cinco cúmulos masivos (RSGC1-5), caracterizados por albergar una población de estrellas supergigantes rojas (desde 5 estrellas de este tipo para el cúmulo RSGC5, hasta 26 estrellas supergigantes rojas en el caso de RSGC2), destacable en diagramas color-magnitud  $K_s$  vs.  $(J - K_S)$  como un grupo de estrellas brillantes, enrojecidas y separadas del resto de las estrellas del campo por una brecha de 3-4 magnitudes en  $K_S$  (ver Figura 1.2). Previo al descubrimiento de los cúmulos RSGC, la mayor población de estrellas supergigantes rojas había sido reportada en NGC 7419 por Beauchamp et al. (1994), con cinco estrellas de este tipo.

La diferencia en el número de supergigantes rojas pertenecientes a cada cúmulo implica diferencias en las masas y las edades de los mismos. Por ejemplo, para el primero de estos cúmulos de supergigantes rojas en ser descubierto, RSGC1 (Figer et al., 2006; Davies et al., 2008), el contenido estelar es de 14 estrellas supergigantes rojas, lo que implica una masa total inicial estimada entre 30000 y 40000  $M_\odot$  y una edad de 12 millones de años. El siguiente cúmulo dentro de esta serie, RSGC2, representó un aumento considerable en el censo de estrellas supergigantes rojas dentro de la Galaxia, al albergar por sí solo dentro de su población 26 estrellas de este tipo. Esta población fue confirmada espectroscópicamente por Davies et al. (2007) usando mediciones de la anchura equivalente

de la banda de  $^{12}\text{CO}$  (2,0) a  $2.29\ \mu\text{m}$ <sup>6</sup> En el mismo trabajo, mediciones de velocidad radial de alta precisión permitieron la confirmación de la pertenencia de los 26 objetos al cúmulo. La población de supergigantes rojas implica una masa inicial para el cúmulo de  $\sim 40000 M_{\odot}$  y una edad de 17 millones de años, (Davies et al., 2007).

Las poblaciones de supergigantes rojas de los cúmulos RSGC3 (Alexander et al., 2009; Clark et al., 2009), RSGC4 (Negueruela et al., 2010) y RSGC5 (Negueruela et al., 2011), son menores que las mencionadas anteriormente (8, 8 y 5 supergigantes rojas, respectivamente). Sin embargo siguen siendo superiores a la reportados para NGC 7419<sup>7</sup>. Para cada uno de los tres cúmulos las masas estelares iniciales totales superan las 10000 masas solares. Otro punto de interés en estos cúmulos es la cercanía existente entre algunos de ellos; por ejemplo, a una distancia de tan solo 24 pc de RSGC3 encontramos a RSGC5, y de acuerdo a Negueruela et al. (2011) este par de cúmulos formarían parte de una asociación extendida masiva de formación estelar, con una masa total entre 60000 y 100000  $M_{\odot}$ . Algo similar podría ocurrir entre RSGC1 y RSGC3, los cuales se encontrarían separados por 31 pc si ambos estuviesen situados a la misma distancia.

- **Mercer 81 (Mc81) y extremo lejano de la barra larga:** A diferencia del extremo cercano de la barra larga, el cual ha mostrado ser una zona rica en estrellas y cúmulos masivos, en el extremo lejano de la barra Galáctica aun no existe un reporte de una población de cúmulos masivos comparable. Una justificación para esto se halla en la dificultad para resolver cúmulos de tamaño similar a los observados en el borde cercano de la barra pero ubicados en el otro extremo de la barra Galáctica larga.

Sin embargo, la similitud estructural entre ambos sitios extremos de la barra,

---

<sup>6</sup>La confirmación espectroscópica de la clase de luminosidad para estrellas de tipos espectrales G tardíos y M viene de la medición de la anchura equivalente de la banda de  $^{12}\text{CO}$  (2,0) a  $2.29\ \mu\text{m}$ . Este valor en las estrellas de clase de luminosidad I es mayor que para las gigantes (ver Figura 2 de Davies et al. 2007).

<sup>7</sup>El número de supergigantes rojas confirmadas en RSGC5 es igual a NGC 7419 (Beauchamp et al., 1994). Empero, existen cuatro supergigantes rojas adicionales reportadas en RSGC5 (Negueruela et al., 2011), confirmadas espectroscópicamente pero que aún requieren observaciones adicionales para confirmar su pertenencia al cúmulo.



en la cual se une con la base de un brazo espiral, puede ser motivo suficiente para encontrar una población de cúmulos masivos en el extremo lejano de forma parecida a la encontrada en el extremo cercano de la barra.

Recientemente se conoció el primer reporte de un cúmulo masivo en el extremo lejano de la barra. Davies et al. (2012), informan del descubrimiento de Mercer 81, ubicado en la base del brazo de Norma. En este cúmulo se detectaron nueve estrellas con emisión en la línea de Pa $\alpha$  ( $\lambda = 1.87 \mu m$ ), de las cuales una fue confirmada como estrella Wolf-Rayet y otra como supergigante A. De confirmarse las candidatas restantes como Wolf-Rayet (Davies et al., 2012), el cúmulo tendría una masa superior a las  $10^4 M_{\odot}$  y una edad de 3.7 millones de años.

Aunque la ubicación de Mc81 en el extremo lejano de la barra de la Vía Láctea depende de los parámetros estructurales supuestos para la barra, no deja de ser una región interesante para la búsqueda de cúmulos masivos. Además, es importante comprender si el comportamiento de los extremos de la barra, en términos de formación de población estelar masiva, es el mismo y en el caso de no serlo entender el por qué de las diferencias.

- **Trumpler14/16:** En la nebulosa de Carina (NGC 3372) encontramos decenas de cúmulos estelares, sometidos a una extinción relativamente baja,  $A_V \sim 1.5$  mag. (Massey & Johnson, 1993). Producto de la baja extinción ha sido posible estudiar la población estelar en esta región usando tanto fotometría como espectroscopía en bandas ópticas, además de estudios en infrarrojo cercano y observaciones en rayos X. Dos de los cúmulos que han concentrado fuertemente la atención de estos estudios son Trumpler 14 y Trumpler 16 (Tr 14 y Tr 16, respectivamente).

Ambos cúmulos se ubican a una distancia prácticamente idéntica de  $\sim 3.0$  kpc, aunque para Tr 16 las estimaciones de distancia van desde 2.29 (Levato & Malaroda, 1981) a 3.24 kpc (Massey & Johnson, 1993) y para Tr 14, entre 2.75 y 3.96 kpc. La extinción en ambos objetos es también similar ( $A_V \sim 2.5$  mag, Sanchawala et al. 2007), pero al momento de observar las poblaciones estelares encontramos ligeras diferencias.

En Tr 16 destaca sin lugar a duda  $\eta$  Carina. Esta estrella masiva evolucionada es uno de los objetos estelares más masivo y el objeto característico de las estrellas LBV. Además de  $\eta$  Carina, en Trumpler 16 encontramos tres estrellas Wolf-Rayet: HD 93162, HD 92740 y HD 93131. Estas estrellas, junto con más de una decena de estrellas tipo OB, marcan la existencia de una población estelar masiva y evolucionada dentro de Tr 16.

En el caso de Tr 14, la población masiva está formada por estrellas no evolucionadas. En este cúmulo destacan tipos muy tempranos de estrellas O, llegando incluso hasta la clasificación O2If\* (Walborn et al., 2002). Las 13 estrellas de tipo O sumadas con casi una veintena de estrellas tipo B son una clara muestra de que Tr 14 es más joven que Tr 16. De acuerdo a Ascenso et al. (2007b), la edad del cúmulo estaría entre 0.5 y 6 millones de años.

Las estimaciones de masa para Tr 14 varían desde  $4.3 \cdot 10^3$  a  $1.1 \cdot 10^4 M_{\odot}$  (Sana et al., 2010; Ascenso et al., 2007b); ambas estimaciones son cotas inferiores para la masa del cúmulo y el valor de  $1.1 \cdot 10^4 M_{\odot}$  estimado por Ascenso et al., junto con la población estelar joven presente en el cúmulo y en el complejo de la nebulosa de Carina, además de la población de estrellas evolucionadas (WR, LBV, supergigantes) hace que esta región de formación estelar sea un sitio interesante para el estudio de las estrellas masivas.

- **RCW 87:** Este cúmulo fue originalmente parte del catálogo de regiones con emisión  $H_{\alpha}$  de Rodgers et al. (1960), aunque la primera mención del objeto como candidato a cúmulo fue dada por Bica et al. (2003a), por lo que este cúmulo también es conocido como [BDB2003] 258.

La primera medición de la masa de este cúmulo fue realizada por Borissova et al. (2006). Utilizando fotometría y espectroscopía infrarroja determinaron la distancia (7.6 kpc), edad (25 millones de años) y masa total ( $10^4 M_{\odot}$ ) de RCW 87. La distancia estimada ubica al cúmulo prácticamente en el centro de la Galaxia, mientras que la estimación de masa obtenida a partir de la clase de luminosidad II derivada para una de las estrellas del cúmulo a partir del espectro en  $K$ , permiten su primera clasificación como cúmulo masivo. Sin embargo, debido a que la determinación de edad a través del ajuste de una

isócrona, la derivación de distancia y la estimación de masa dependen de la clasificación espectral de solo una estrella, los parámetros físicos derivados para este objeto presentan una alta incerteza.

Pinheiro et al. (2010) presenta un estudio espectroscópico ligeramente extendido para este cúmulo, derivando una distancia mucho menor para RCW 87 (1.23 kpc) a partir de espectros ópticos de dos estrellas del cúmulo (clasificadas por los autores como B4 V y B9 III). Debido a la menor estimación de distancia, la masa total del cúmulo sería mucho menor y posiblemente no sería clasificada como cúmulo masivo. Por otra parte, el observar en bandas ópticas no garantiza acceder a información de la población masiva más oscurecida del cúmulo.

Un estudio espectroscópico más profundo debería permitir la confirmación de la naturaleza masiva de RCW 87 y dirimir entre ambos valores de distancia.

- **Westerlund 2, W49A, NGC 3603:** Además de las zonas de formación estelar masiva ya mencionadas, en la Vía Láctea podemos encontrar cúmulos con contenido estelar masivo en Westerlund 2, W49 y NGC 3603. El primero, reportado en el mismo artículo del descubrimiento de Westerlund 1 (Westerlund, 1961), es estudiado por primera vez usando fotometría en el infrarrojo cercano de su población estelar menos masiva por Ascenso et al. (2007a). En dicho trabajo obtienen las primeras estimaciones usando datos infrarrojos para la extinción, la edad y la masa de este objeto, utilizando la distancia de 2.8 kpc estimada por Moffat et al. (1991), a partir de la clasificación espectral óptica de siete fuentes en Westerlund 2. La integración de la función inicial de masa presentada en dicho trabajo da una masa total de  $\sim 7000 M_{\odot}$ .

El mismo año Rauw et al. (2007) obtienen una estimación completamente diferente para la distancia de este cúmulo, situándolo a 8.0 kpc. La clasificación espectroscópica revela tipos espectrales más tempranos para las siete estrellas antes clasificadas por Moffat et al. (1991), e incluye otras cinco dejando el censo de objetos masivos en 12 estrellas entre enanas y gigantes O3-O7. Este cambio en la distancia y en los tipos espectrales de las estrellas espectroscópicamente observadas aumenta la estimación de masa total del cúmulo, permitiendo su inclusión como cúmulo masivo (i.e.  $M_T > 10^4 M_{\odot}$ ) de la Galaxia. El caso de

Westerlund 2 es un ejemplo claro de la importancia de complementar la información fotométrica con espectroscopía para determinar parámetros físicos como la distancia o la masa de los cúmulos.

En el caso de la nube molecular W49, y la población estelar asociada a ella, la determinación de distancia se realiza a partir de observaciones de máseres de agua. Esta nube molecular gigante, situada fuera del centro Galáctico y con una masa total estimada entre  $10^5$  y  $10^6 M_{\odot}$  (Homeier & Alves, 2005; Simon et al., 2001), contiene a la región HII W49A. Esta región HII, situada a 11.4 kpc (Gwinn et al., 1992) alberga regiones HII ultra-compactas asociadas con una población estelar de al menos 40 estrellas más tempranas que tipo B3. Los resultados y conclusiones presentados por Homeier & Alves (2005) indican que la formación estelar en W49 aun estaría en proceso, y que el cúmulo final no se ha formado. En dicho trabajo mencionan la existencia de cinco subcúmulos pertenecientes a un segundo período de formación estelar: Cúmulo 1, anillo de Welch formado por regiones HII ultra-compactas, W49A sur, complejo RQ y la fuente CC. Estos subcúmulos agrupados podrían formar un solo cúmulo de entre 5 y  $7 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , comparable a la masa total de Westerlund 1. Sin embargo la ausencia de clasificación espectral de los miembros más brillantes del complejo estelar en W49 agrega una importante cuota de incertidumbre a las estimaciones de masas presentadas en dicho trabajo, aunque ciertamente permanece como un objeto interesante para caracterizar fuera del centro de la Galaxia.

La región NGC 3603 (Goss & Radhakrishnan, 1969), una de las regiones HII con formación estelar masiva visible en óptico presenta, al igual que W94, una población joven de objetos pre-secuencia principal junto con objetos evolucionados, como estrellas Wolf-Rayet. La población estelar masiva se halla concentrada en un brote de formación, ubicada en la parte norte de NGC 3603, y que contiene al sistema HD97950, tres estrellas WNL, seis objetos de tipo O3 y varios objetos O-tardíos/B-tempranos. De acuerdo con el ajuste de isócronas para la población más vieja del cúmulo (i.e. las estrellas Wolf-Rayet), la edad sería cercana a 2.5 millones de años, mientras que la población más joven está bien descrita por una isócrona de 0.5-1.0 millones de años. La integración de la función de masa permite estimar un valor para la masa total entre 10000 y 16000

$M_{\odot}$  (Harayama et al., 2008), mientras que la distancia para esta región ha sido estimada fotométrica y cinemáticamente entre 6 y 7 kpc. Este cúmulo, junto con el cúmulo de los Arcos, presenta una zona central muy densa con formación estelar y una función inicial de masa más plana que la función de Salpeter; sin embargo como mencionan Harayama et al. (2008), la cantidad de datos con la que fue construida la función inicial de masa es muy pobre como para concluir categóricamente la existencia de una función de masa que se diferencie de una función de Salpeter.

- **Cyg OB2:** Si bien este objeto es clasificado como una asociación OB o incluso como un cúmulo globular joven, por lo tanto es diferente en estructura al resto de los cúmulos revisando en los puntos anteriores, el contenido estelar masivo y la masa total del cúmulo convierten a Cyg OB2 en, posiblemente, la agrupación estelar más masiva en el disco de la Vía Láctea.

Debido a la extensión de este objeto, posee una extinción  $A_V$  variable entre 5 y 20 mag (Knödlseeder, 2000). Las zonas de baja extinción han permitido estudios de la población estelar usando fotometría y espectros en filtros ópticos. El descubrimiento de Cyg OB2 como una asociación de estrellas de tipos tempranos vino principalmente en los trabajos de Münch & Morgan (1953), Morgan et al. (1954) y Schulte (1956). Los trabajos siguientes, enfocados en caracterizar y profundizar en el censo de la población estelar de Cyg OB2 usando datos ópticos, permitieron derivar parámetros físicos para este objeto como su distancia (1.7 kpc), tamaño ( $29 \times 17 \text{ pc}^2$ ) y su masa (Massey & Thompson, 1991).

El estudio de la población estelar a través de datos en infrarrojo cercano significó un cambio importante en las características físicas estimadas para este objeto, e incluso en su clasificación como asociación OB. Knödlseeder (2000) revisa la fotometría de fuentes puntuales en  $J$ ,  $H$  y  $K_S$  del catálogo 2MASS para un área de 4 grados cuadrados, centrado en Cyg OB2. Con el uso de fotometría infrarroja fue posible descubrir parte de la población estelar sometida a extinciones hasta de  $A_V \sim 20$ . De esta manera el tamaño aparente del cúmulo aumento a casi un diámetro de 2 grados, lo cual equivale a un diámetro de 60 pc a la distancia estimada por Massey & Thompson (1991).

El número de estrellas de tipos temprano también aumentó dramáticamente gracias a este estudio, llegando a contabilizar 2600 estrellas enanas de tipos OB y 120 de tipo O. La ionización asociada a esta población estelar hacen que Cyg OB2 sea candidato a ser la fuente principal de la ionización de Cygnus X. La juventud de la población estelar implica una edad de 2.5 millones de años para Cyg OB2 (Pfalzner, 2009). Este resultado se confirma con la clasificación espectral derivada por Herrero et al. (1999). De las 11 estrellas observadas por los autores, tres son gigantes O y cuatro, supergigantes de tipo O. Ajustando modelos de evolución a la población masiva de CygOB2 acotan la edad del objeto entre 1 y 5 millones de años.

El conteo de estrellas en infrarrojo mostró que la forma de Cyg OB2 no era un esferoide tal como lo había propuesto Massey & Thompson, sino más bien una esfera de radio 30 pc. Este hecho, sumado con la masa estimada de casi  $4 - 10 \cdot 10^4 M_{\odot}$  (derivada de integrar una función inicial de masa de Kroupa con un límite inferior de 0.1 y  $0.08 M_{\odot}$ ), permiten sugerir que Cyg OB2 en lugar de ser una asociación OB sería un cúmulo globular joven.

El aumento en los descubrimientos de cúmulos masivos previamente descrito está complementado, y también alimentado, por los catálogos de candidatos a cúmulos derivados de los cartografiados de cielo completo (en inglés, “all sky surveys”) en bandas infrarrojas. La observación y detección de estos cúmulos en bandas infrarrojas es fundamental. En estas bandas es posible evitar el oscurecimiento causado por el polvo interestelar presente en el disco y en el mismo cúmulo, observando la población estelar del cúmulo. Para ejemplificar esta característica mostramos los cúmulos masivos de la Tabla 1.2 en banda óptica (filtro R del catálogo “Digitized Sky Survey”, centrado en 650 nm) y en infrarrojo cercano (filtro  $K_S$  de 2MASS), en la Figura 1.8. En casi la totalidad de los casos, las estrellas más brillantes de los cúmulos no son evidentes en las imágenes ópticas; por ejemplo un caso extremo es Trumpler 14, en el cual es imposible observar estrellas desde la imagen óptica. El uso de filtros infrarrojos es, por lo tanto, absolutamente necesario para acceder a la población estelar de los cúmulos masivos.

Algunos ejemplos de catálogos de candidatos a cúmulos que han aprovechado el acceso a zonas enrojecidas que permiten los cartografiados en bandas infrarrojas son

Bica et al. (2003a,b), Dutra et al. (2003) y Froebrich et al. (2007) (usando fotometría 2MASS) aquellos obtenidos a partir del catálogo Spitzer/GLIMPSE como Glimpse-CO1 (Davies et al., 2011), Glimpse-CO2 (Kurtev et al., 2008), Glimpse 30 (Kurtev et al., 2007) (arrojando como resultados concretos los descubrimientos de los cúmulos RSGC1, RSGC2, RSGC3 y Mc81), el catálogo de Mercer et al. 2005; o los recientemente reportados por Borissova et al. (2011), derivados de Vista-VVV. Pese a que todos estos trabajos pretenden completar el censo Galáctico de cúmulos masivos, aun hay cientos de cúmulos masivos que permanecen desconocidos (Hanson & Popescu, 2008) y para el número total de cúmulos estelares en nuestra Galaxia esta cantidad podría superar los 20000 objetos (Figer, 2008). Esto es un fuerte argumento a favor de la generación de proyectos dedicados a la búsqueda y caracterización de cúmulos masivos.

El descubrimiento de cúmulos jóvenes masivos oscurecidos y la caracterización de su población estelar permite, además de cerrar la brecha existente entre el número estimado y el conocido de cúmulos masivos, mejorar la comprensión de la relación entre la población del cúmulo y la masa del mismo. Es de esperar que, mientras más masivo sea un cúmulo, mayor sea la nube natal que lo formó. Con un mayor contenido de gas disponible en el entorno, la formación de estrellas debería ser mayor y también debe ser posible el formar estrellas más masivas. Esto es, a grandes rasgos, la idea principal expuesta por Weidner et al. (2010).

En dicho artículo se analiza la relación entre la masa estelar máxima en el cúmulo y la masa total del cúmulo, limitado para cúmulos jóvenes (edad  $< 4$  millones de años), sin estrellas evolucionadas ni cantidades importantes de masa perdida. Encuentran que la relación varía en rangos de masa del cúmulo, y que para cúmulos con una masa entre  $1$  y  $4 \cdot 10^3 M_{\odot}$  la masa máxima se estabiliza en  $25 M_{\odot}$ . Además concluyen que solo los cúmulos de masas menores a  $100 M_{\odot}$  son poblados aleatoriamente, siguiendo una función estelar de masa. Esta última conclusión tiene dos hechos importantes asociados:

1. Al no existir una distribución aleatoria de las masas estelares, no deberíamos encontrar cúmulos formados prácticamente por una sola estrella masiva. Por lo tanto las estrellas masivas formadas en aislamiento no se justifican con este resultado y deben ser originalmente parte de la población de un cúmulo, del

cual ya no forman parte.

2. Existen procesos físicos que determinan la masa estelar máxima que se puede formar en el cúmulo. La masa de la nube molecular original del cúmulo determina entonces la masa de la estrella más masiva que el cúmulo formará.

Con un aumento en el descubrimiento de cúmulos masivos y la consecuente caracterización física de sus estrellas más masivas es posible aumentar el tamaño de la muestra de cúmulos con masa total mayor a  $1000 M_{\odot}$  (el cual es de casi 2% de los cúmulos esperados) y, con esto, mejorar la parametrización de dicha relación, entender si existe un límite para la masa estelar máxima a partir de la masa del cúmulo y también intentar responder si existe una masa máxima para los cúmulos.

### 1.3. Proyecto MASGOMAS

La re-evaluación de nuestras ideas acerca de la Vía Láctea como una maquinaria activa en la generación de estrellas masivas y la cantidad de cúmulos que deberían existir en nuestra Galaxia pero aun permanecen sin ser descubiertos son las motivaciones principales para desarrollar el proyecto MASGOMAS (acrónimo en inglés de “MAssive Stars in Galactic Obscured MAssive clusterS”). Enmarcado en este proyecto, el cual nace pensando en una simbiosis con el proyecto EAST-EMIR debido a la compatibilidad entre las capacidades de EMIR y las observaciones requeridas por MASGOMAS, hemos completado un catálogo fotométrico en filtros anchos en el infrarrojo cercano ( $J$ ,  $H$  y  $K_S$ ) para 45 candidatos a cúmulos, extraídos de catálogos publicados previamente por otros autores (Dutra & Bica, 2001; Bica et al., 2003a,b) y hemos continuado con un seguimiento espectroscópico de resolución media para los nueve candidatos más prometedores.

Una vez concluida esta fase inicial del proyecto, continuamos con una segunda fase enfocada en la búsqueda independiente de nuevos candidatos usando fotometría del catálogo 2MASS, observando espectrofotométricamente tres candidatos.

Los resultados obtenidos en ambas fases del proyecto, y que son presentados en esta tesis, son principalmente los siguientes:



- Lograr la caracterización de tres cúmulos con datos espectrofotométricos en infrarrojos. Estos datos son completamente nuevos y, en el caso del cúmulo ID 436, son una mejora sustancial respecto a los estudios previos que existían para la población estelar del cúmulo. Para Masgomas-1 y Masgomas-4, las observaciones fotométricas mejoran la resolución espacial de la fotometría disponible en las zonas de estos cúmulos, la cual provenía de 2MASS, y el estudio fotométrico de la población estelar se vuelve fundamental a la hora de confirmar la población estelar temprana.
- El proyecto entrega un método para la búsqueda sistemática de cúmulos jóvenes, masivos y oscurecidos. Esta búsqueda sistemática se muestra en su fase preliminar, aunque los primeros resultados demuestra que el algoritmo de búsqueda es efectivo para la búsqueda de cúmulos con una población estelar masiva temprana (estrellas de tipos OB).
- El algoritmo de búsqueda se enfoca en los candidatos a cúmulos que pueden contener una población estelar masiva. Por lo tanto, y complementado con la confirmación espectroscópica de las estrellas candidatas OB, este algoritmo de búsqueda es un aporte importante para mejorar el censo de cúmulos masivos en nuestra Galaxia.

Esta fase de búsqueda independiente está pensada para ser un paso intermedio que permita consolidar nuestro algoritmo de búsqueda en un corto plazo. El algoritmo de búsqueda definitivo será implementado en un catálogo fotométrico más profundo que 2MASS, debe incorporar un sistema automático de detección de sobre-densidades de estrellas de tipos OB y también debe ser capaz de utilizar automáticamente filtros fotométricos acordes a la región en que se realiza la búsqueda. A largo plazo el proyecto debiera contribuir de manera importante a aumentar el censo de cúmulos jóvenes con masas mayores a  $10^4 M_{\odot}$  confirmados espectroscópicamente. Con las observaciones espectroscópicas, las cuales permiten estimar las distancias y extinciones de los cúmulos, se mejorará el conocimiento de la distribución de cúmulos masivos en el disco de la Galaxia, pudiendo mapear los brazos espirales y estimar leyes de extinción hacia distintas direcciones en el disco.

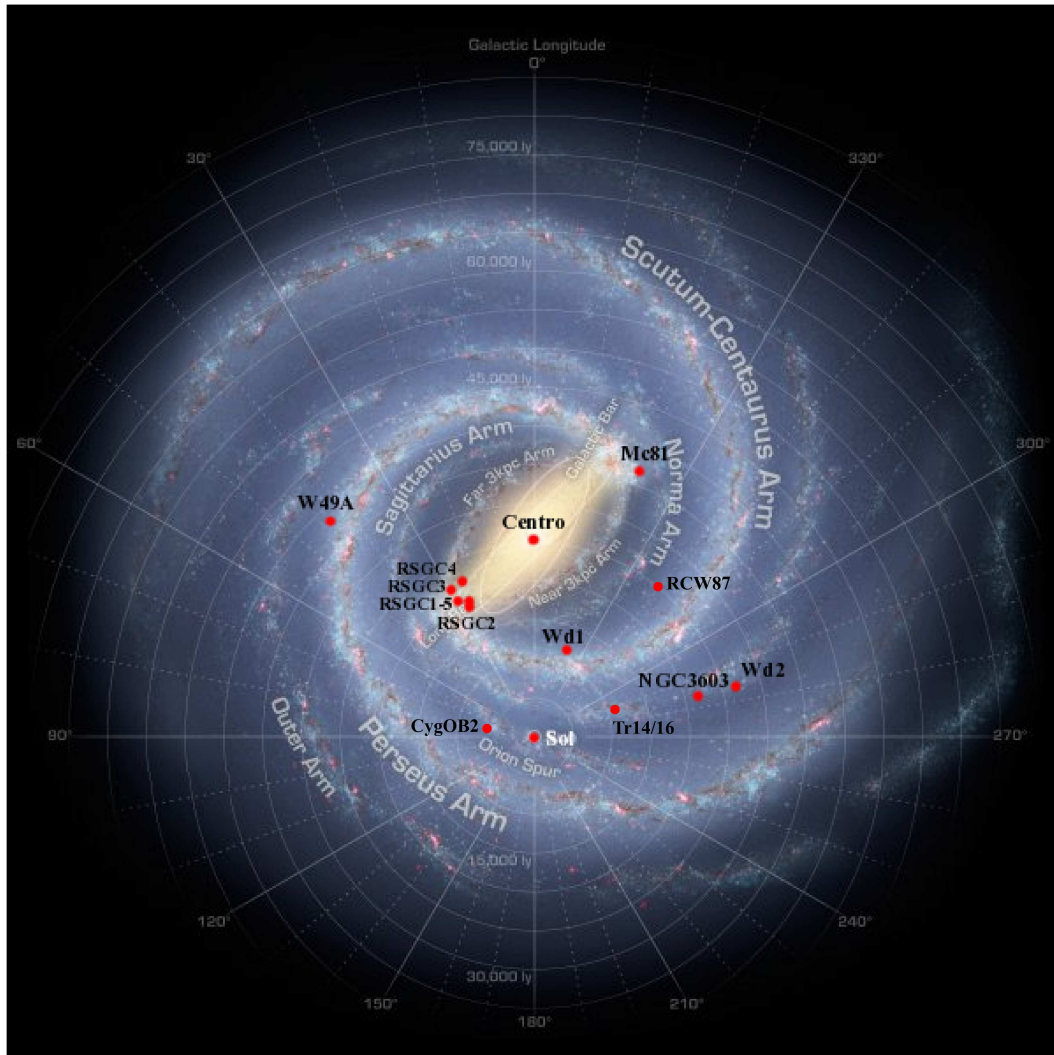


Figura 1.1: Posición aproximada de los cúmulos masivos en la Galaxia listados en la Tabla 1.2. La posición en el centro de la Galaxia marca la ubicación de los cúmulos de los Arcos, Quintuplete y Central. (Representación de la Vía Láctea realizada por Robert Hurt -IPAC- y Mark Reid -CfA, NRAO/AUI/NSF- usando datos del telescopio espacial Spitzer)

Tabla 1.2: Cúmulos masivos en la Vía Láctea con masas estimadas  $M \geq 10^4 M_\odot$ .

| Nombre         | $l$<br>[ ° ] | $b$<br>[ ° ] | Distancia<br>[kpc] | Masa<br>[ $10^4 M_\odot$ ] | Edad<br>[ $10^6$ años] | Referencia <sup>a</sup> |
|----------------|--------------|--------------|--------------------|----------------------------|------------------------|-------------------------|
| Westerlund 1   | 339.549      | -0.404       | 3.5                | 5.2                        | 3.0–5.0                | 1, 2, 3                 |
| Arcos          | 0.121        | +0.017       | 7.6–8.0            | $\sim 2.0$                 | 2.0–3.0                | 4, 5                    |
| Quintuplete    | 0.160        | -0.059       | 7.6–8.0            | $\sim 2.0$                 | 3.0–5.0                | 6, 7, 8, 9              |
| Cúmulo Central | 0.000        | +0.000       | 7.6–8.0            | 1.0–2.0                    | 4.0–10.0               | 10, 11, 12              |
| RSGC1          | 25.274       | -0.157       | 5.8                | 3.0–4.0                    | 12.0                   | 13, 14                  |
| RSGC2          | 26.190       | -0.067       | 5.6                | 4.0                        | 17.0                   | 15                      |
| RSGC3          | 29.199       | -0.199       | 6.0–7.0            | 2.0                        | 18.0–24.0              | 16, 17                  |
| RSGC4          | 24.510       | +0.560       | 6.6                | 1.0–2.0                    | 20.0                   | 18                      |
| RSGC5          | 29.025       | -0.053       | $\sim 6.0$         | 1.0                        | 16.0–20.0              | 19                      |
| Mc81           | 338.400      | +0.100       | 11.0               | 1.0                        | 3.7                    | 20                      |
| Trumpler 14/16 | 287.610      | -0.854       | $\sim 3.0$         | 0.4–1.1                    | 0.5–6.0                | 21, 22, 23              |
| RCW 87         | 320.155      | +0.798       | 1.23–7.6           | 1.0                        | 25.0                   | 24, 25, 26              |
| Westerlund 2   | 284.267      | -0.338       | 8.0                | 1.0                        | 2.5                    | 1, 27, 28               |
| W49A           | 43.169       | +0.002       | 11.4               | 1.0                        | $< 2.0$                | 29, 30                  |
| NGC 3603       | 291.625      | -0.531       | 6.0–7.0            | 1.0–1.6                    | 0.5–2.5                | 31, 32                  |
| Cyg OB2        | 80.220       | +0.800       | 1.7                | 4–10                       | 1–5                    | 33, 34, 35, 36          |

<sup>a</sup>Referencias: (1) Westerlund (1961), (2) Brandner et al. (2008), (3) Crowther et al. (2006), (4) Nagata et al. (1993), (5) Figer et al. (2002), (6) Glass et al. (1990), (7) Okuda et al. (1990), (8) Nagata et al. (1990), (9) Figer et al. (1999), (10) Paumard et al. (2006), (11) Krabbe et al. (1995), (12) Figer (2008), (13) Figer et al. (2006), (14) Davies et al. (2008), (15) Davies et al. (2007), (16) Alexander et al. (2009), (17) Clark et al. (2009), (18) Negueruela et al. (2010), (19) Negueruela et al. (2011), (20) Davies et al. (2012), (21) Ascenso et al. (2007b), (22) Sanchawala et al. (2007), (23) Sana et al. (2010), (24) Rodgers et al. (1960), (25) Borissova et al. (2006), (26) Pinheiro et al. (2010), (27) Rauw et al. (2007), (28) Ascenso et al. (2007a), (29) Gwinn et al. (1992), (30) Homeier & Alves (2005), (31) Goss & Radhakrishnan (1969), (32) (Harayama et al., 2008), (33) Massey & Thompson (1991), (34) Herrero et al. (1999), (35) Knödlseder (2000), (36) Pfalzner (2009)

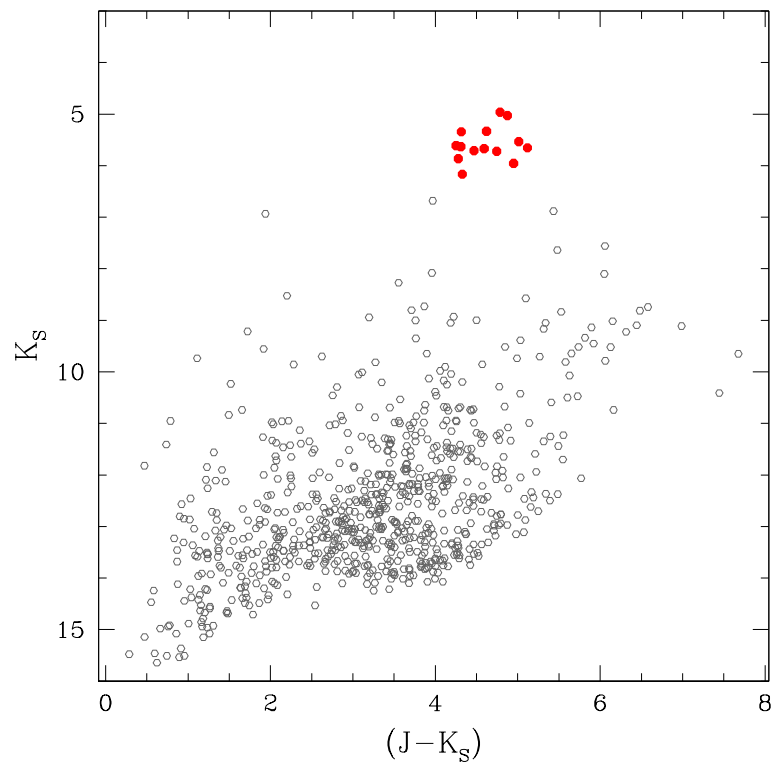
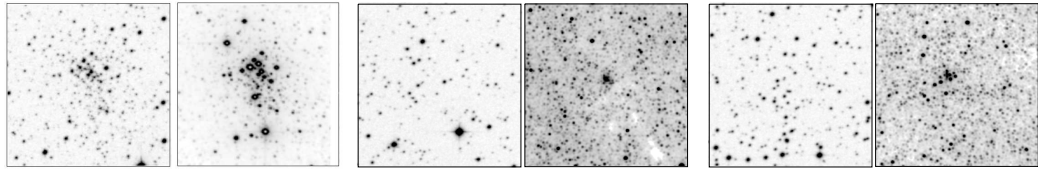
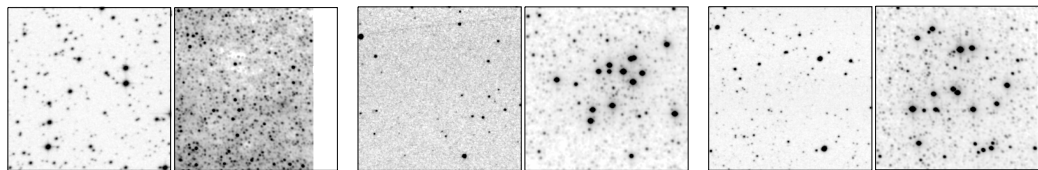


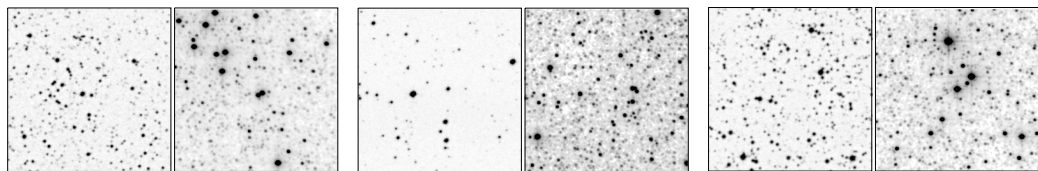
Figura 1.2: Diagrama color-magnitud para las estrellas reportadas en el descubrimiento de RSGC1, por Figer et al. (2006). El diagrama muestra las estrellas de la fotometría 2MASS incluidas en un área de  $3'$ , en torno al centro de RSGC1. Las estrellas destacadas con círculos rojos son las supergigantes rojas confirmadas en dicho trabajo.



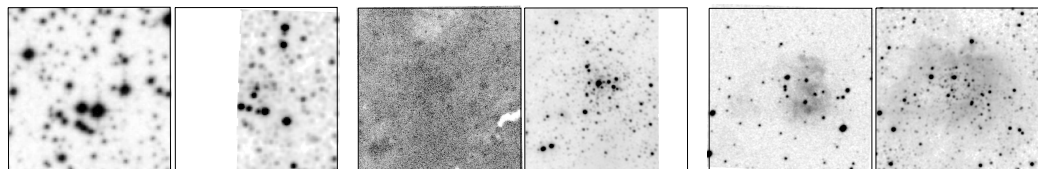
Westerlund 1, Arcos y Quintuplete.



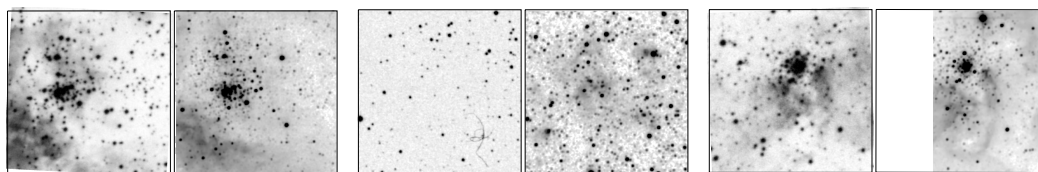
Cúmulo Central, RSGC1 y RSGC2.



RSGC3, RSGC4 y RSGC5.



Mercer 81, Trumpler 14 y RCW 87.



Westerlund 2, W49A y NGC 3603.

Figura 1.8: Imágenes de 4.2 minutos de arco cuadrados en filtro R (650 nm, recuadro izquierdo) y  $K_S$  ( $2.1\mu m$ , recuadro derecho) para los cúmulos masivos resumidos en la Tabla 1.2. Para Mercer 81, la sección mostrada corresponde a un área de 2.1 minutos de arco cuadrados. Se puede observar que, para algunos de estos cúmulos la población brillante en la imagen  $K_S$  no es detectable en la imagen en filtro R.



## Observaciones y Reducción de Datos

Esta tesis fue realizada con datos fotométricos en filtros anchos  $J$ ,  $H$  y  $K_S$  y datos espectroscópicos en pseudogrismas  $H$  y  $K$ . Como es habitual en las observaciones a través de filtros infrarrojos cercanos fue necesario utilizar técnicas de observación y reducción distintas a las de otras bandas (por ejemplo en el óptico). En este capítulo hacemos una descripción de las observaciones usadas en esta tesis, los telescopios e instrumentos utilizados, así como de los modos de observación realizados para adquirir las imágenes y espectros considerados en este trabajo. También detallamos los métodos usados para la reducción y el análisis final de los datos fotométricos y espectroscópicos, proceso efectuado en casi su totalidad por el autor de la presente tesis.

Todas las imágenes y espectros adquiridos con filtros en el infrarrojo cercano fueron obtenidos con el Espectrógrafo de Rendija Larga de Resolución Intermedia (“Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph”, LIRIS), ubicado en el telescopio William Herschel, en el Observatorio Roque de los Muchachos. Las observaciones fueron completadas tras 13 sesiones observacionales llevadas a cabo entre julio del año 2006 y septiembre del año 2011. Solo para la estrella central de uno de los cúmulos estudiados en esta tesis (ID 436, también denominado Sh2-152 en la literatura), utilizamos un espectro en el óptico. El instrumento y las condiciones bajo las cuales fue tomado dicho espectro se encuentran descritos en la Sección 4.1.1. El resto del capítulo está dedicado a la descripción de las observaciones en la región del infrarrojo cercano, las cuales se encuentran resumidas en la Tabla 2.1.



LIRIS es una cámara en el infrarrojo cercano (0.9 a 2.4  $\mu m$ ) ubicada en el foco Cassegrain del telescopio William Herschel. Está diseñada para completar cuatro modos principales de observación: imagen en bandas anchas y estrechas, espectroscopía con rendija larga (“long slit”, LS) y máscara multiobjeto (“multiobject mask”, MOS), polarimetría (de imagen y espectro) y coronografía. La posibilidad de observar en estos cuatro modos diferentes convierten a LIRIS en un instrumento especialmente versátil. LIRIS posee un detector HAWAII de  $1024 \times 1024$  píxeles con una escala de 0.25 segundos de arco por píxel. El detector y la mayor parte de las piezas mecánicas y ópticas de LIRIS se encuentran dentro de un criostato, enfriados a una temperatura de 71 K. Modificaciones a estas piezas, como por ejemplo la inclusión de nuevas máscaras para observaciones espectroscópicas en el modo multiobjeto, se realizan al calentar y abrir LIRIS una vez cada semestre.

En el criostato se encuentran ordenadas en ruedas los filtros y máscaras usadas en los distintos modos de observación de la forma siguiente:

- Una rueda con las rendijas largas para espectroscopía y la máscara coronográfica.
- La primera rueda con los filtros estrechos ( $UCM$ ,  $J_C$ ,  $Pa_{\beta}$ ,  $H_C$ ,  $CH_4$ ,  $H_2$  y  $FeII$ ) y el prisma Wollaston para observaciones espectropolarimétricas.
- La segunda rueda con filtros anchos ( $Y$ ,  $Z$ ,  $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ) y estrechos ( $HeI$ ,  $Br_{\gamma}$  y  $K_C$ ).
- La rueda de pupila utilizada en la obtención de fondos de cielo.
- La rueda de grismas, con los grismas de baja ( $R = 700 - 900$ ;  $zJ$  y  $HK$ ) y los pseudogrismas de media resolución ( $R = 2500$ ;  $K$  de baja eficiencia,  $J$ ,  $H$  y  $K$ ) y un prisma Wollaston para polarimetría en modo imagen.

Los pseudogrismas disponibles en LIRIS están formados por dos prismas refractores de ZnSe y, entre ellos, una rejilla de transmisión. La ventaja principal de esta configuración es que se mejora la resolución del instrumento (en el caso de LIRIS de  $R \sim 900$  a  $R \sim 2500$ ) y la eficiencia en la transmisión, a un costo menor comparado con la utilización de un grisma hecho de un material con alto índice de refracción y alta transmisión interna, simultáneamente. Una revisión del desarrollo, diseño y



construcción de los pseudogrismas de LIRIS es entregada por Frago-López et al. (2008).

El funcionamiento del instrumento está diseñado para que, con un comando en la consola de control se muevan simultáneamente los filtros necesarios para completar la observación en el modo indicado. Esto facilita la operación de LIRIS, al evitar movimientos individuales de las ruedas de filtros por parte del observador (aunque también existen comandos para realizar los movimientos individuales de las ruedas).

En el caso de LIRIS la sustracción de las cuentas derivadas de la agitación térmica de los electrones del sensor, incluso sin la incidencia de fotones, se realiza previamente a la exposición de cualquier imagen. Estas cuentas producidas por el ruido térmico, denominadas “bias” o nivel de pedestal, es particularmente variable en instrumentos infrarrojos, por lo tanto es ideal tomar imágenes de corrección lo más cercanas posibles a las imágenes a corregir. Para LIRIS, las imágenes de “bias” y la sustracción de este nivel extra se realizan de forma automática. De esta manera, todas las imágenes de LIRIS tienen incluida por defecto la corrección por este efecto. LIRIS también permite almacenar las imágenes de “bias” y las imágenes sin corregir, de forma que el observador puede realizar la corrección del nivel de pedestal a través de sus procesos de reducción de datos.

## 2.1. Observaciones en modo imagen

En modo imagen, LIRIS tiene un campo de visión de  $4.27' \times 4.27'$  y cuenta con 4 filtros anchos y 11 filtros estrechos. Las imágenes de los candidatos a cúmulos utilizadas principalmente en el análisis fotométrico fueron obtenidas utilizando tres de los filtros anchos:  $J$  ( $\lambda_C = 1.250 \mu m$ ,  $\Delta\lambda = 0.160 \mu m$ ),  $H$  ( $\lambda_C = 1.635 \mu m$ ,  $\Delta\lambda = 0.290 \mu m$ ) y  $K_S$  ( $\lambda_C = 2.150 \mu m$ ,  $\Delta\lambda = 0.320 \mu m$ ). En la Figura 2.1, mostramos las curvas de transmitancia para estos tres filtros anchos.

Las observaciones fueron realizadas utilizando una combinación secuencial de desplazamientos en los ejes horizontal y vertical de la imagen, denominado “dithering” el cual se usa para producir una imagen que represente la contribución del cielo y minimizar la contribución de píxeles defectuosos y rayos cósmicos. Las imágenes obtenidas durante el proyecto MASGOMAS fueron observadas usando “dithering-8”

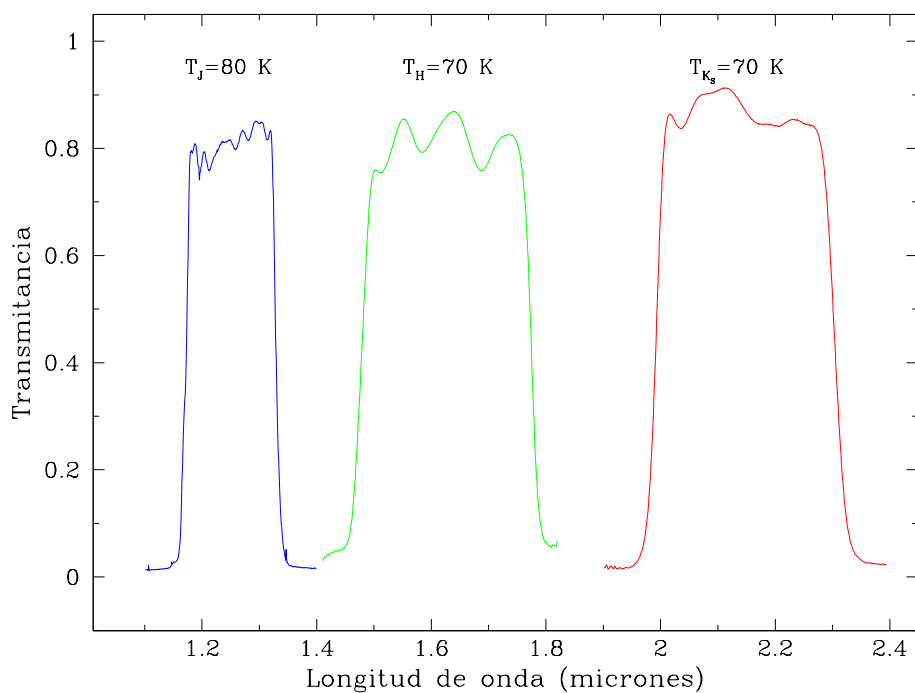


Figura 2.1: Curvas de transmitancia para los filtros  $J$  (curva azul),  $H$  (verde) y  $K_S$  (rojo), disponibles en LIRIS. Sobre cada una de las curvas se indica la temperatura correspondiente a los datos de transmitancia de cada filtro. En el caso del filtro  $J$ , la temperatura es ligeramente superior a la temperatura de operación de LIRIS, sin embargo esto no afecta mayormente la calidad en la descripción de la curva.

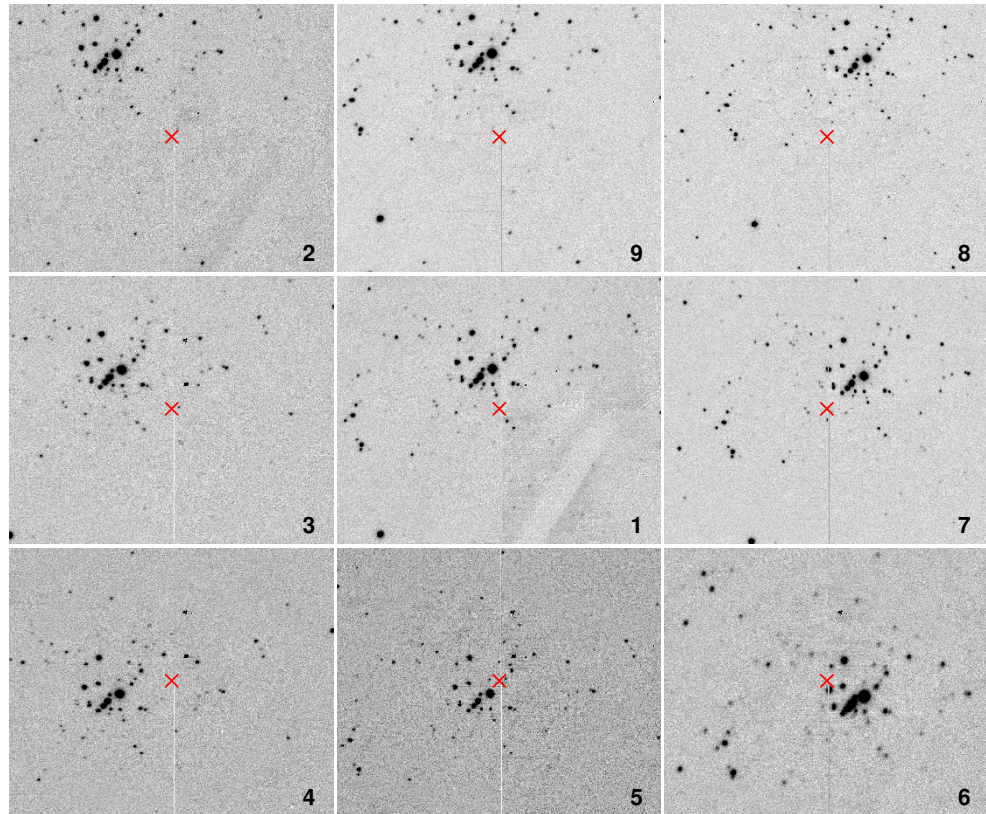


Figura 2.2: Secuencia de nueve imágenes (secciones) individuales, tomadas para uno de los candidatos del proyecto MASGOMAS, usando “dithering-9”. El orden de la secuencia se indica por medio de los números en la esquina inferior derecha. La equis roja marca el centro de cada sección, con el objetivo de servir de referencia para notar las distintas posiciones de las estrellas en la secuencia.

o “dithering-9” de LIRIS (macros con patrones de “dithering” de 8 o 9 posiciones) con desplazamientos de 30 segundos de arco. No se detectaron diferencias en la calidad final de los datos entre un patrón u otro. Un ejemplo de una serie de imágenes tomadas con “dithering-9” es mostrada en la Figura 2.2. Debido a que las fuentes brillantes pueden dejar residuos en la exposiciones es necesario exponer cada campo en la misma posición varias veces, hasta que dicho residuo desaparezca y se obtenga una imagen limpia en la posición escogida, y a continuación pasar a la siguiente posición de “dithering”. Para nuestras observaciones fueron necesarias 4 exposiciones individuales (en jerga del sistema de control de LIRIS, “nruns”=4). Para evitar saturación por fondo de cielo, usamos tiempos de exposición cortos (menores a 3 segundos).

Las imágenes de calibración obtenidas en el modo imagen incluyen “flats” de

cúpula (imágenes de una superficie en el interior del cúpula del telescopio iluminada de forma uniforme) y “flats” de cielo (imágenes del cielo minutos después de la puesta del Sol, a fin de obtener también una imagen con iluminación uniforme). Los tiempos de exposición para estas imágenes de campo plano son tales que no se superen las 25000 cuentas, para no salir del régimen lineal del detector. En el caso de las imágenes de campo plano de cúpula, el límite en el número de cuentas puede conseguirse variando el tiempo de exposición, el número de lámparas iluminando la cúpula o la intensidad de las mismas. En nuestras observaciones, utilizamos todas las lámparas encendidas a máxima potencia y solamente variamos el tiempo de exposición hasta conseguir un valor de cuentas cercano a 20000.

Para algunos de los candidatos a cúmulos obtuvimos imágenes de un campo de control, cercano al campo del cúmulo, con el objetivo de sustraer la población estelar del disco Galáctico en los diagramas color-magnitud del candidato.

Durante las campañas de observación fue posible completar la fotometría en filtros  $J$ ,  $H$  y  $K_S$  para todos los candidatos de la primera fase del proyecto MASGOMAS, así como para tres candidatos de la segunda fase del proyecto.

## 2.2. Reducción de datos en modo imagen

La reducción de las imágenes se concretó utilizando principalmente la secuencia de procesos (“pipeline”) FATBOY (Eikenberry et al., 2006), escrito en el lenguaje de programación Python y desarrollado inicialmente para reducir imágenes y espectros del instrumento FLAMINGOS II, con adaptaciones especiales que permiten usar tareas del paquete LIRISDR<sup>1</sup>, incluidas específicamente para reducir imágenes de LIRIS.

La reducción de los datos busca corregir diferencias en la sensibilidad de los píxeles del detector, deformaciones del mismo y contribuciones de cuentas por factores externos a las fuentes estelares. El detector de LIRIS presenta un defecto en el mapeo de los píxeles que debe ser corregidos inicialmente. Debido a errores de lectura durante la adquisición de datos, la coordenada asignada a los píxeles de los cuadrantes superiores no corresponde con la posición real, produciendo una estrecha brecha

---

<sup>1</sup>LIRISDR, es un paquete externo de IRAF (Tody, 1993) desarrollado en el Instituto de Astrofísica de Canarias para reducir los datos del instrumento LIRIS. La versión usada en este trabajo es la 2.7.

Tabla 2.1: Resumen de las observaciones realizadas durante el proyecto MASGOMAS.

| Fecha observación          | Modo observación <sup>a</sup> | Número ID   |
|----------------------------|-------------------------------|---|
| 21 y 22 de julio, 2006     | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 66-328-344-363-393-400<br>408-409-410-435-436-441 |
| 29 de agosto, 2006         | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 1-6-10-16-350-351<br>396-405-433-437              |
| 7 de enero, 2007           | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 2-3-4-242-439                                     |
| 5 y 6 de junio, 2007       | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 79-342-345-388-391-401<br>66 (campo de control)   |
|                            | LS (K, HK)                    | 66  |
|                            | MOS (HK)                      | 66-409  |
| 20 y 21 de sept., 2007     | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 5-17-18-19-20                                     |
|                            | LS (K, HK)                    | 441   |
|                            | MOS (K, HK)                   | 66-441  |
| 20 y 21 de junio, 2008     | MOS (H, K)                    | 396, 408  |
| 25 y 26 de junio, 2008     | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 71-97-389-395-403-436                             |
|                            | LS (H)                        | 441   |
|                            | MOS (H,K)                     | 408-409   |
| 19 de agosto, 2008         | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 415-416   |
|                            | MOS (H, K)                    | 436-441   |
| 6, 7 y 8 de sept., 2009    | LS (H,K)                      | 403-405   |
|                            | MOS (H, K)                    | 403-405-435                                       |
| 27 de nov., 2009           | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | 436 (campo de control)                            |
| 23, 24 y 26 de junio, 2010 | Imagen ( $J, H, K_S$ )        | Masgomas 1-Masgomas 2-Masgomas 4                  |
|                            | LS (H,K)                      | 436-Masgomas 1-Masgomas 2                         |
|                            | MOS (H, K)                    | Masgomas 1  |
| 8 de agosto, 2011          | LS (H,K)                      | Masgomas 4  |
| 14, 15 y 16 de sept., 2011 | MOS (H, K)                    | Masgomas 4  |
|                            | LS (H,K)                      | Masgomas 1-Masgomas 4                             |

<sup>a</sup>Nota: Los modos de observación LS y MOS corresponden a espectroscopía con rendija larga y multiobjeto (con máscaras), respectivamente.

horizontal sin información en mitad de las imágenes. Para corregir esto se reasignan las coordenadas usando una tarea de IRAF contenida en LIRISDR.

Los sensores de los instrumentos, al estar formados por diferentes píxeles, presentan diferentes respuestas a los fotones dependiendo de los píxeles que son estimulados. Las diferencias de reacción son de niveles globales en el sensor (produciendo de sombras en el sensor) y a pequeña escala, con diferencias de sensibilidad píxel a píxel. Esta característica de los sensores se puede corregir exponiéndolos a una fuente homogénea de luz. Suponiendo que la cantidad de fotones que recibe cada píxel en el mismo lapso de tiempo es idéntico, cualquier diferencia en el número de cuentas registrado se deberá a la diferencia en la reacción de los píxeles. Esta técnica de corrección se conoce como “corrección por flat” o “imágenes de campo plano”. Para nuestras imágenes usamos como fuentes homogéneas de fotones al cielo minutos después de la puesta de Sol y una pantalla ubicada en la cúpula del telescopio iluminada por lámparas.

Dentro del sensor existen también píxeles que no responden normalmente a los fotones. Ellos son llamados píxeles defectuosos y se pueden separar en dos tipos: píxeles calientes o fríos. Los píxeles calientes presentan un gran número de cuentas incluso sin haber iluminación sobre el sensor, su número normalmente aumenta con el tiempo de exposición y aparecen como puntos brillantes en la imagen. Por otra parte los píxeles fríos, que aparecen como puntos oscuros en la imagen, muestran el comportamiento opuesto pues entregan un valor de cuentas muy bajo cuando el sensor es iluminado. La corrección de estos píxeles se realiza enmascarándolos y asignando el número de cuentas en la posición de estos píxeles al valor interpolado de las cuentas de los píxeles vecinos.

Además de los defectos en la lectura y las diferencias de sensibilidad en el mismo sensor, es necesario considerar fuentes no estelares de fotones, los cuales son captados por el sensor y que deben ser restados de los cuentas registradas, para así contabilizar solamente la contribución de fuentes estelares. En infrarrojo cercano existe un gran aporte de fotones por parte del cielo, llegando a valores de  $J \sim 16$ ,  $H \sim 14$  y  $K \sim 15$  mag arcsec<sup>-2</sup> <sup>(2)</sup>. Esta contribución es también variable temporalmente, haciendo necesario registrar los valores de brillo de cielo en momentos cercanos a la

---

<sup>2</sup>Abril del 2012: <http://www.gemini.edu/sciops/telescopes-and-sites/observing-condition-constraints#SkyBackground>



adquisición de los datos que se van a corregir.

El origen del brillo del cielo en bandas infrarrojas se encuentra en bandas de emisión de moléculas de la atmósfera terrestre. El fondo de cielo en las bandas *J* y *H* está dominado por líneas de OH, mientras que en la banda *K* presenta contribuciones importantes tanto del OH como de la emisión térmica del CH<sub>4</sub> y el H<sub>2</sub>O.

Si el objeto en estudio presenta una nebulosidad extendida, se hace necesario observar un campo complementario para posteriormente sustraer la contribución de cielo. Utilizar el mismo campo de estudio, el cual contiene la emisión nebulosa por ejemplo, para estimar el valor del cielo conducirá a valores erróneos, finalizando en una sustracción excesiva.

En resumen, la contribución de cielo debe realizarse usando observaciones cercanas temporalmente al objeto en estudio, para evitar la alta variabilidad del brillo de cielo y, en el caso de fuente extendidas, usando campos complementarios.

Un diagrama de flujo en el cual se muestran los pasos seguidos para la reducción de los datos en modo imagen se presenta en la Figura 2.3. Los ficheros utilizados en el proceso de corrección son clasificados por FATBOY a través de sus nombres. Por ejemplo, los ficheros correspondientes a imágenes de campo plano son denominadas comenzando con “domeflat\_” o “skyflat\_”. Las imágenes correspondientes a los campos de los objetos estudiados son denominadas usando el nombre del objeto observado.

Antes de realizar la reducción de las imágenes con FATBOY, estas son corregidas del error de mapeo de los píxeles previamente explicado. La corrección de este defecto es realizada con la tarea LCPIXMAP de LIRISDR. Una vez hecha esta corrección, los pasos seguidos para reducir las imágenes con FATBOY son:

1. Identificación de los tipos de imágenes a utilizar en la reducción: Para las imágenes utilizadas en este trabajo, la identificación se realizó por medio del nombre del fichero, tal como se mencionó en el párrafo anterior. FATBOY también permite hacer esta distinción revisando directamente el tipo de objeto especificado en la cabecera de la imagen o por medio de un archivo de texto, en el cual se listan los ficheros correspondientes a cada categoría. Con el nombre del fichero también se identifican las imágenes correspondientes a la misma exposición individual (“nruns”, en nuestro caso 4 exposiciones individuales para la misma

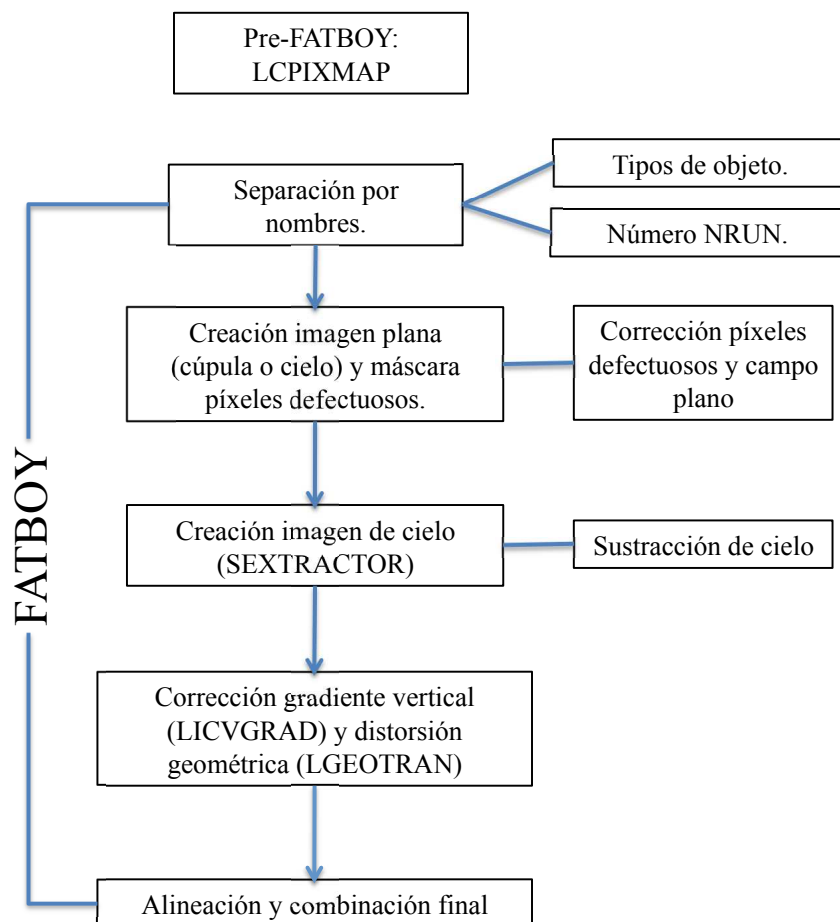


Figura 2.3: Diagrama de flujo con la secuencia de correcciones realizadas en la reducción de los datos, modo imagen.



posición en el “dither”), y el filtro utilizado para la obtención de la imagen.

2. Creación de imagen de campo plano maestro: Las imágenes de campo plano son agrupadas de acuerdo a su filtro ( $J$ ,  $H$  o  $K_S$ ) y tipo (cúpula o cielo) para ser combinadas descartando los 3 valores más altos y más bajos dentro del grupo de imágenes de campo plano. Finalmente, se obtienen 3 imágenes, una para cada filtro, que son utilizadas para construir la máscara de píxeles defectuosos. Tras la corrección de dichos píxeles, las imágenes se usan para realizar la corrección de campo plano en el resto de las imágenes.
3. Sustracción del cielo: Las imágenes son corregidas de la emisión infrarroja asociada con el cielo, la cual llega a valores de  $J \sim 16$ ,  $H \sim 14$  y  $K \sim 15$  mag arcsec<sup>-2</sup>. La imagen de cielo usada para la corrección puede ser una imagen directa especificada con un archivo de texto para ser usada por FATBOY, una combinación de las imágenes del cúmulo en cuestión o una combinación de imágenes de un campo auxiliar, con distribución homogénea de estrellas en el campo de visión pero no muy separado del apuntado del cúmulo observado.

Estas dos últimas opciones requieren la observación en modo “dithering”, por lo que una combinación directa de las imágenes produce una imagen de cielo plana, al no coincidir la posición de cada una de las estrellas entre imagen e imagen. Para asegurar la obtención de una imagen de cielo plana, FATBOY permite enmascarar fuentes detectadas en la imagen de cielo generada en una combinación inicial, utilizando el programa SEXTRACTOR (Bertin & Arnouts, 1996). Este modo de construcción de imagen de cielo es el utilizado en la reducción de las imágenes usadas en este trabajo.

Las imágenes de cielo obtenidas con el mismo filtro y el mismo valor de exposición individual (“nruns”) son sustraídas de las imágenes del cúmulo. Con esta sustracción también se corrige la corriente oscura, aunque por defecto exista una corrección de este tipo realizada directamente por LIRIS.

4. Corrección de gradiente vertical y distorsión geométrica: Las imágenes de LIRIS presentan dos anomalías que pueden ser corregidas utilizando tareas específicas de LIRISDR. La primera es una discontinuidad entre la mitad superior e inferior

del detector, que puede ser corregida sustrayendo un polinomio de bajo orden a todas las columnas de la imagen; la segunda es una distorsión de campo, que genera cambios en las posiciones relativas entre las estrellas cuando se desplazan los apuntados. Las tareas para corregir estas anomalías son LICVGRAD y LGOTRAN, ambas incorporadas en la versión de FATBOY usada en este trabajo.

5. Alineamiento y combinación final de imágenes: Una vez corregidas las imágenes del cúmulo por la distorsión geométrica y el gradiente vertical, son alineadas y combinadas, agrupando las imágenes del mismo filtro.

La alineación de las imágenes individuales se realiza buscando el mismo patrón de estrellas en una caja, de centro y ancho especificado en FATBOY, para cada una de las imágenes individuales del cúmulo. Normalmente el centro de la caja de búsqueda coincide con el de cada imagen y su tamaño es igual a  $256 \times 256$  píxeles<sup>2</sup>; para los campos poco poblados fue necesario extender el tamaño de la caja de búsqueda. Las posiciones de las estrellas del patrón encontrado por el programa son guardadas en un archivo temporal y, a partir de ellas, se calcula la correlación necesaria para alinear cada una de las imágenes.

Una vez alineadas las imágenes son combinadas usando un nivel de rechazo de valores altos y bajos. Típicamente, de las 36 imágenes individuales por filtro y por cúmulo candidato se descartan los 3 valores inferiores y los 3 valores superiores en cada píxel. En este paso se combinan todas las imágenes de un mismo filtro, sin separarlas por su número “nruns”. Finalmente obtenemos 3 imágenes ( $J$ ,  $H$  y  $K_S$ ), para cada uno de los candidatos a cúmulos observados.

### 2.3. Fotometría

La fotometría de las imágenes reducidas de los candidatos a cúmulos se realizó usando la rutina DAOPHOT II (Stetson, 1994), usando fotometría PSF (fotometría de función de dispersión de punto o “point spread function” en inglés), más adecuada para campos con alta densidad estelar pues permite ajustar una función a los objetos detectados, sustraerlos de la imagen y volver a detectar objetos débiles en la imagen con las fuentes sustraídas. De esta manera es posible medir las magnitudes de estrellas

que se encuentran unidas en la imagen y que, al medir su magnitud usando fotometría de apertura, serían medidas como un solo objeto. La fotometría PSF además permite hacer un ajuste de la función con dos grados de libertad a fin de contrarrestar posibles variaciones de la función producto de distorsiones en la imagen. La función de dispersión se construyó utilizando una serie de fuentes brillantes y aisladas (normalmente más de 12 fuentes). Usando ALLSTAR se mide la fotometría instrumental del resto de las estrellas del campo, detectadas sobre el nivel umbral definido para cada imagen. Este nivel umbral varía con respecto al filtro, la calidad del cielo en las imágenes individuales y la señal a ruido de la imagen final.

Las fotometrías para cada uno de los tres filtros fueron emparejadas entre sí usando los programas DAOMATCH y DAOMASTER dentro de IRAF, obteniendo un único fichero con las magnitudes instrumentales y errores asociados en  $J$ ,  $H$  y  $K_S$ , para las estrellas detectadas en las tres imágenes. El fichero con la fotometría instrumental también incluye un número identificador para cada fuente, las coordenadas de las fuentes en píxeles y su valor de los parámetros “chi” y “sharpness”. El parámetro “chi” indica la calidad del ajuste de la función de dispersión. Para objetos puntuales el parámetro “chi” se espera  $\sim 1.0$ . Por su parte el parámetro “sharpness” es la diferencia entre el ancho de la fuente medida y el ancho de la función de dispersión ajustada. Con el valor de este parámetro es posible identificar casos como los píxeles calientes, los cuales tienen un valor negativo de “sharpness”, y objetos dispersos como galaxias o pares de estrellas no resueltas, los cuales presentan valores positivos de este parámetro. Los valores de corte para “sharpness” utilizados en todas las fotometrías se encuentran en el rango  $[-0.25, +0.25]$ . Adicionalmente, fueron eliminadas las fuentes con errores mayores a 0.1 mag en  $K_S$ .

Una vez finalizada la fotometría instrumental en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_S$ , las imágenes son calibradas astrométrica y fotométricamente. La calibración astrométrica se llevó a cabo usando el programa SKYCAT (Albrecht et al., 1997), para poder conocer las posiciones de las estrellas estudiadas en un sistema de coordenadas estándar, lo cual es imprescindible al momento de definir las rendijas en las máscaras para espectroscopía multiobjeto, o al contrastar la literatura en búsqueda de estudios previos relacionados con nuestros cúmulos. La calibración astrométrica se realizó escogiendo estrellas brillantes, sin saturar y aisladas dentro del campo, para evitar contaminación

de otras fuentes. Usamos un archivo de texto en el cual se especifican las coordenadas en la imagen (píxeles) y ecuatoriales (ascensión recta y declinación, derivadas de 2MASS), sobre las que SKYCAT realiza la correlación cruzada para obtener la transformación entre ambos sistemas de coordenadas. Esto se realiza para una cantidad de estrellas variable entre cúmulo y cúmulo, pero siempre superior a 15 fuentes.

Para la calibración fotométrica, en la cual comparamos la fotometría instrumental obtenida con DAOPHOT II con la fotometría proporcionada por el catálogo 2MASS en cada banda y convertimos nuestras magnitudes instrumentales en magnitudes estándares en el sistema 2MASS, usamos las mismas estrellas de la calibración astrométrica, excluyendo aquellas con errores de la fotometría 2MASS superiores a 0.5 magnitudes o indefinidos. La magnitud límite de la calibración fotométrica cambia de candidato en candidato, y depende principalmente de la profundidad de cada campo. Por esto, también esperamos una dependencia con las coordenadas galácticas de los objetos, aunque la determinación de una relación entre magnitudes máximas en la calibración y coordenadas galácticas no se planteó como objetivo de nuestro trabajo. Con los dos conjuntos de fotometrías instrumental y estándar en las tres bandas, se obtuvieron relaciones de magnitudes considerando términos de color:

$$J_{2MASS} = J_{LIRIS} + \alpha_J(J - K_S) + \beta_J \quad (2.1)$$

$$H_{2MASS} = H_{LIRIS} + \alpha_H(H - K_S) + \beta_H \quad (2.2)$$

$$K_{S,2MASS} = K_{S,LIRIS} + \alpha_{K_S}(J - K_S) + \beta_{K_S} \quad (2.3)$$

Donde los coeficientes  $\alpha$  y  $\beta$  tienen valores específicos para cada filtro y candidato a cúmulo. Un ejemplo particular de las relaciones de calibración en los tres filtros es presentado en la Figura 2.4; en esta figura vemos en la columna izquierda las relaciones entre las magnitudes instrumental y estándar (2MASS) para los tres filtros, y en la derecha, los residuos correspondientes.

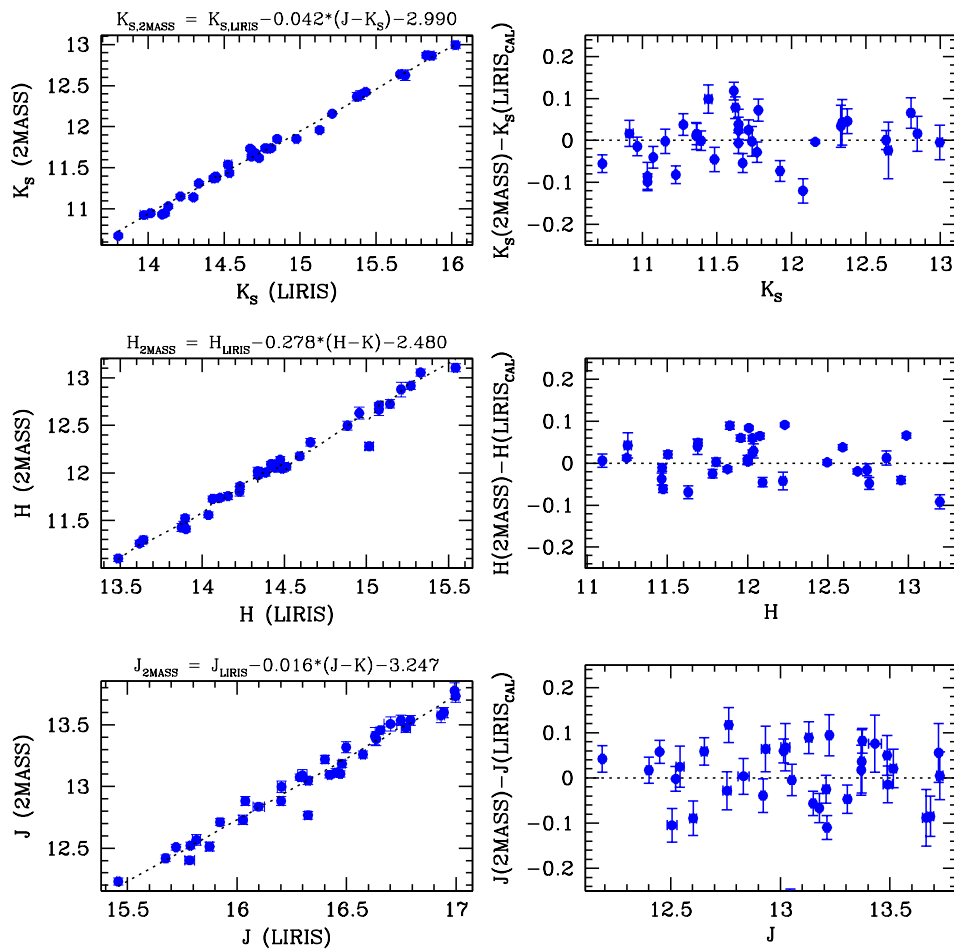


Figura 2.4: *Izquierda:* Relaciones entre las magnitudes instrumental y estándar para los filtros  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , para uno de los candidatos del proyecto MASGOMAS. *Derecha:* Los residuos derivados de la relación entre las magnitudes para los tres filtros.

## 2.4. Observaciones en modo espectroscopía

El instrumento LIRIS permite observaciones en modo espectroscópico usando rendijas largas de anchos 0.65", 0.75", 1.0", 5.0" y 10", además de observaciones con máscaras de multiobjetos, con rendijas cuyos largos, anchos y ubicaciones son definidos siguiendo los requerimientos del observador. En este trabajo utilizamos, para el modo de rendija larga, rendijas de anchos 0.75" y 1.0", observando 1 o 2 estrellas por rendija, y observaciones con máscaras de multiobjetos para un número de objetos entre 9 y 20 por máscara.

En el caso de las máscaras es posible ubicar hasta 20 rendijas, aunque las posiciones de las estrellas en el campo restringen el número de rendijas que se pueden incluir sin superponerlas entre ellas, con la consecuente contaminación de los espectros. Además, para la clasificación de estrellas de tipos espectrales OB, las posiciones más favorables para las rendijas dentro de la máscara están restringidas al lado derecho del detector, porque en estas posiciones se consiguen rangos espectrales que incluyen líneas que favorecen la clasificación espectral de este tipo de estrellas: He II (1.69  $\mu m$ ), He I (1.70  $\mu m$ ), He I (2.11  $\mu m$ ), Br $\gamma$  (2.16  $\mu m$ ) y He II (2.19  $\mu m$ ).

Los anchos de las rendijas usadas en las máscaras fueron de 0.8" y los largos variaron entre 7.0" y 10". En las fases iniciales del proyecto y con el propósito de incluir la mayor cantidad de objetos dentro de la observación con las primeras máscaras, las longitudes usadas para las rendijas eran muy pequeñas, repercutiendo en un pobre muestreo del cielo y una posterior mala sustracción del mismo. Finalmente encontramos un equilibrio entre la cantidad de rendijas (10–15) y sus largos (8.5"–9.0"). En aquellos casos en los que la estrella a estudiar mostraba una nebulosidad extendida, las rendijas se alargaron hasta 10".

Los espectros de rendija larga y de máscara multiobjeto usados en este trabajo fueron obtenidos usando los pseudogrismas  $H$  ( $\lambda_{ini} = 1.520 \mu m$ ,  $\lambda_{fin} = 1.783 \mu m$ ) y  $K$  ( $\lambda_{ini} = 2.053 \mu m$ ,  $\lambda_{fin} = 2.417 \mu m$ ), con poder de resolución  $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \sim 2100$ , para una rendija de 0.8". En la Figura 2.5 mostramos el espectro de la corrección telúrica del cúmulo Masgomas-1 (explicado en detalle en las Secciones 2.5.2 y 5.1), marcando con líneas rojas a trazos la cobertura espectral de los pseudogrismas  $H$  y  $K$ . También etiquetamos las longitudes de ondas de las líneas espectrales usadas para la clasificación de estrellas de tipos tempranos.

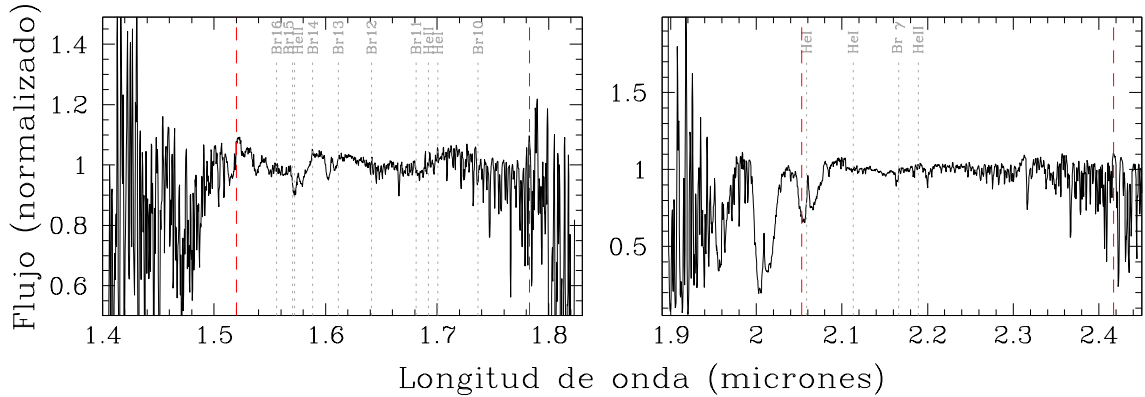


Figura 2.5: Espectro de las líneas telúricas para la máscara A de Masgomas-1, obtenido a través de los pseudogrismas  $H$  (izquierda) y  $K$  (derecha), usando una rendija de  $0.8''$ . Las líneas verticales rojas a trazos marcan la cobertura espectral de los pseudogrismas. Con líneas punteadas grises marcamos los rasgos espectrales más característicos de estrellas de tipo OB, usadas en nuestra clasificación espectral, detallada en la Sección 2.6.

Como se menciona en las Secciones 2.2 y 2.5, para todas las observaciones en bandas de infrarrojo cercano es necesario sustraer la emisión del cielo. Para esto, los espectros fueron observados utilizando un patrón ABBA, en el cual la estrella se ubica en dos posiciones dentro de la rendija, una posición en la parte inferior (A), y otra superior (B); las exposiciones se realizan cambiando la posición de la estrella en la rendija, siguiendo el patrón ABBA. El patrón se muestra, esquematizado, en la Figura 2.6. Este modo de observación permite observar simultáneamente a la estrella en estudio y el cielo usado en la corrección, sin requerir de tiempo de integración adicional, para ambos objetos por separado. Además, el cielo se ubica en los mismos píxeles en los que se dispersa el espectro estelar, por lo tanto efectos que sean dependiente de los píxeles serán idénticos en ambos casos y se cancelarán al realizar la corrección.

Los tiempos de exposición fueron estimados para conseguir espectros de una señal a ruido 100 por elemento de resolución; sin embargo debido a condiciones meteorológicas, pérdida de flujo estelar dentro de la rendija por guiado insuficiente del telescopio o limitaciones en el tiempo de exposición debido a la estrella más brillante en la máscara o la rendija (lo cual limita el tiempo de exposición para todas las estrellas, afectando especialmente a la señal a ruido final de los espectros de las estrellas más

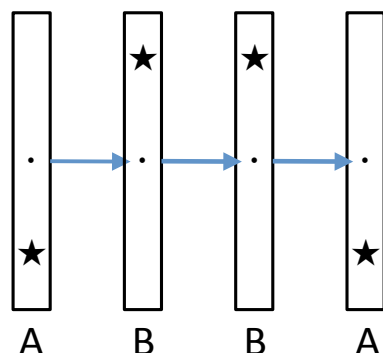


Figura 2.6: Esquema representando la secuencia ABBA para una estrella observada en modo espectro. La rendija se muestra esquematizada, y repetida cuatro veces, como los rectángulos negros.

débiles), a menudo obtuvimos espectros con señal a ruido menor que 100.

Para el proceso de reducción y calibración de los espectros de las estrellas pertenecientes a los candidatos a cúmulo, fue necesario obtener espectros de lámparas de calibración (arcos), espectros de campo plano y de estrellas para corrección telúrica. Los espectros de las lámparas de calibración, usados para calibrar en longitud de onda los espectros de ciencia, fueron obtenidos observando lámparas de argón y de xenón. Por su parte, los espectros planos fueron obtenidos observando una lámpara de tungsteno y ajustando la potencia de dicha lámpara de forma tal que el número de cuentas en el espectro fuese cercano a 15 000. Finalmente, las estrellas de corrección telúrica fueron observadas utilizando dos o tres rendijas de la máscara (en zonas izquierda, central y derecha del detector, con el objeto de cubrir el rango espectral completo de las rendijas distribuidas en la máscara), y una posición para el modo de rendija larga. La finalidad de estas estrellas es poder observar las líneas de absorción telúrica de la atmósfera para luego sustraerlas de los espectros de las estrellas del cúmulo. Se escogieron para este fin estrellas de tipo espectral A0V, espectro estelar conocido y modelable. Una vez sustraído el espectro estelar quedan solamente las líneas telúricas, a masa de aire similar al valor de masa de aire con el que nuestros candidatos fueron observados.



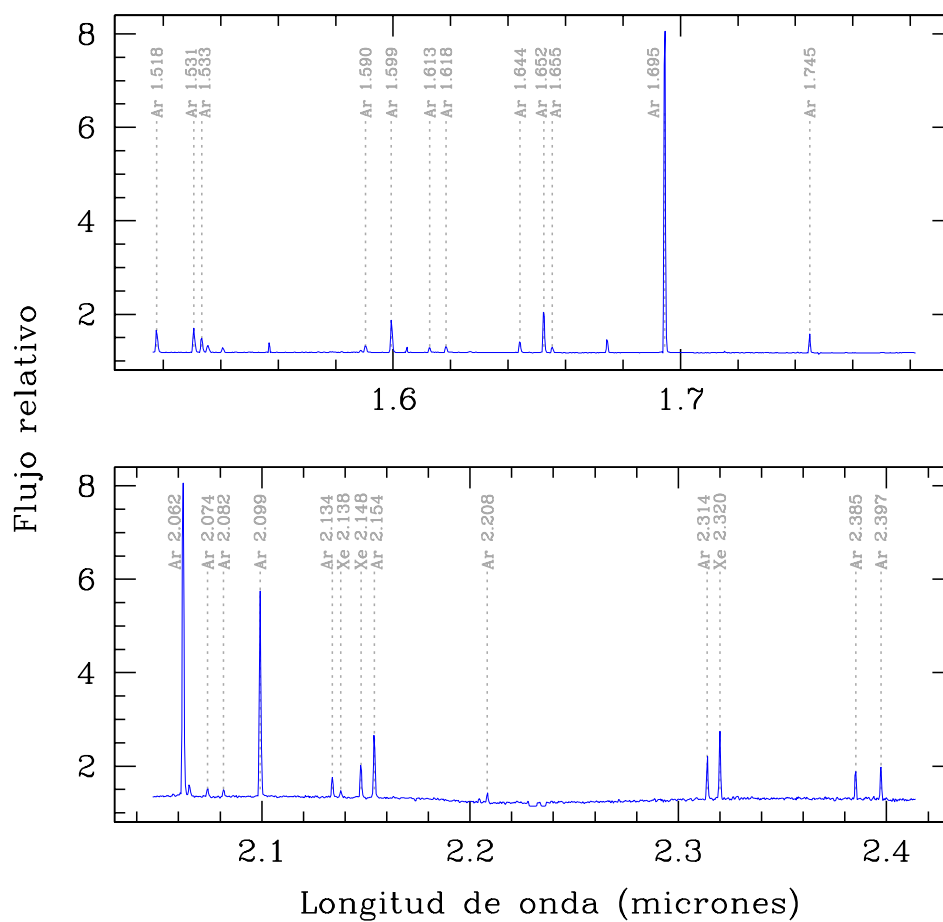


Figura 2.7: Lámparas usadas para la calibración por longitud de onda, para el pseudo-grisma  $H$  (arriba) y  $K$  (abajo). Las longitudes de onda respectivas para cada línea están indicadas sobre ellas.

## 2.5. Reducción de datos en modo espectroscopía

La reducción inicial de espectros tiene pasos que son comunes para los dos modos de observación (máscara multiobjeto y rendija larga), esto porque muchos de los pasos de la reducción buscan corregir defectos del detector, diferencias de sensibilidad en los píxeles y aportes de fotones por fuentes externas a las estelares. Los pasos de corrección iniciales derivados de defectos del detector, esto es defecto en el mapeo de los píxeles, píxeles defectuosos (calientes o fríos) y deformaciones del campo, son los mismos que los descritos en la Sección 2.2, por lo tanto referimos al lector a dicha sección. Otras correcciones como de campo plano, sustracción del cielo, de líneas telúricas y la calibración por longitud de onda, son diferentes en la técnica usada comparados con la reducción de datos en modo imagen, por lo tanto los describimos brevemente en este inicio de sección. Para la reducción de los datos espectrales usamos tareas de IRAF y, del paquete de tareas específicamente desarrollado para LIRIS, LIRISDR.

Debido a que los píxeles del sensor presentan diferencias en sensibilidad, es necesario realizar correcciones de campo plano. Las correcciones que se realizan son de dos tipos: diferencias en la sensibilidad píxel a píxel y cambios en la sensibilidad del sensor en el eje de dispersión de los espectros. A diferencias de las observaciones en modo imagen, en los espectros la luz entra solamente por un número determinado de rendijas y es dispersada por medio de un pseudogrismo. Por lo tanto las imágenes que sirven de modelo como un campo plano también se observan a través de las rendijas y los pseudogrismas. Las correcciones de diferencias de píxel a píxel se hacen comparando el número de cuentas que registra cada píxel frente a una exposición de una fuente de luz uniforme. Nuevamente se puede usar una exposición del cielo minutos después de la puesta de Sol o antes de la salida, o exponer apuntando hacia una pantalla iluminada uniformemente. Estas correcciones de diferencia píxel a píxel se realizan de la misma forma en que se corrigen en los datos en modo imagen.

La segunda corrección se enfoca en la diferencia de sensibilidad que tiene el sensor a gran escala, siguiendo el eje de dispersión de los espectros que, en el caso de LIRIS corresponde al eje X de las imágenes. Antes de corregir este defecto de iluminación el extremo izquierdo de los espectros puede presentar artificialmente un número mayor de cuentas que el otro extremo, sin tener relación con la forma del espectro.

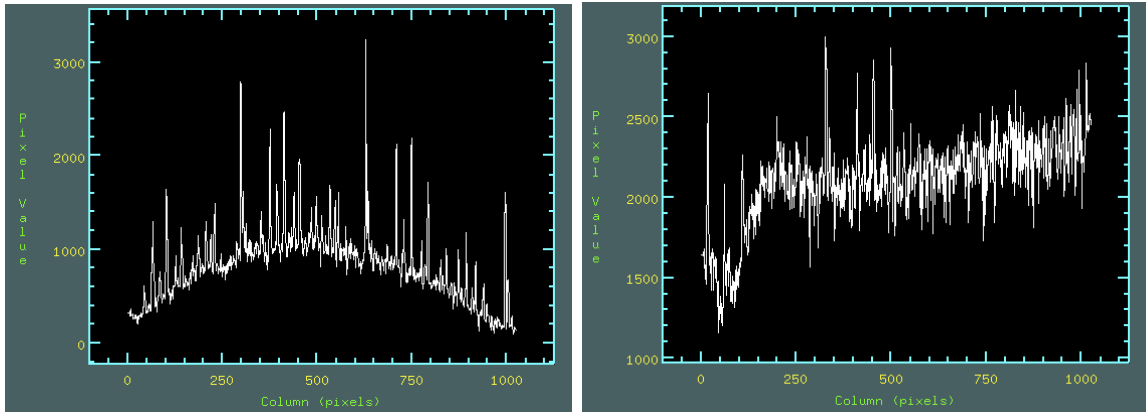


Figura 2.8: Corte a lo largo del eje de dispersión para una imagen individual en banda  $H$  (izquierda) y  $K$  (derecha), en torno a la posición con mayor intensidad de la estrella 02b de Masgomas-4. La imagen no ha sido corregida por efectos de las líneas de emisión de cielo, las cuales son fácilmente apreciables en la figura. Además de las líneas de emisión de cielo, en estos cortes podemos ver la contribución por parte del espectro estelar como la base curvada del corte en  $H$  y la banda telúrica en  $2.06 \mu m$ , en  $K$ .

Esta diferencia de sensibilidad también se corrige con las exposiciones a iluminación uniforme, pero se realiza sobre los espectros ya extraídos. Por lo tanto no considera diferencias en dos dimensiones, sino que solamente a lo largo del eje X del sensor, el eje de dispersión.

Tal como lo describimos en la Sección 2.2, el cielo es muy brillante en infrarrojo cercano. En los espectros esto se refleja como una serie de líneas en emisión muy brillantes, tan brillantes que normalmente no permiten distinguir los rasgos espectrales de la estrella en observación. Estas líneas brillantes en emisión, ejemplificadas en la Figura 2.8 para una fila del espectro de la estrella 2b del cúmulo Masgomas-4 ( $J = 11.246$ ,  $H = 9.911$  y  $K_S = 9.196$ ; Sección 6.2.2), son además variables en escalas temporales del orden de minutos, por lo que se necesita un sistema de muestreo que considere esta rápida variación temporal. Una solución muy inteligente es observar siguiendo un patrón ABBA, pues permite la observación simultánea de la estrella y del cielo sin tener que usar el doble tiempo de integración de ambos objetos por separado. Una vez observadas las estrellas siguiendo este patrón, restamos la contribución de cielo a la estrella en la posición A de la rendija B y viceversa.

La información de los espectros extraídos se dispersa a lo largo de un eje de coordenadas de píxeles. Para poder identificar las líneas y comparar de esta manera nuestros espectros con aquellos disponibles en la literatura, es necesario calibrar por longitud de onda. Para esto se construye una función de equivalencia entre las posiciones en píxeles y la longitud de onda asociada a dicha posición, observando con las mismas condiciones que nuestros espectros de ciencia y de calibración telúrica una lámpara de argón y/o xenón. Los espectros de estas lámparas presentan solamente líneas de emisión, fáciles de identificar y con las cuales se construye la función entre longitud de onda y posición en píxeles. En el caso del pseudogrismo  $H$  se utiliza un espectro de argón, sin embargo en el rango espectral del pseudogrismo  $K$  la cantidad de líneas de un solo elemento (argón o xenón) es muy baja para realizar la calibración, por lo que es necesario obtener los espectros con ambas lámparas encendidas. Los espectros de las lámparas de calibración en  $H$  y  $K$  se presentan en la Figura 2.7. En el caso del pseudogrismo  $K$  también se realizó una exposición con las lámparas apagadas a fin de restar la contribución por emisión térmica.

Finalmente en los espectros deben corregirse las llamadas líneas telúricas. Estas líneas tienen un origen atmosférico pero, a diferencia de las líneas de emisión de cielo, son líneas de absorción. Las líneas telúricas corresponden a líneas espectrales moleculares atmosféricas, pudiendo ser líneas de vapor de agua, ozono, metano, dióxido y monóxido de carbono, hidróxilo, para citar algunos ejemplo (Seifahrt et al., 2010). De manera similar a las líneas de emisión atmosféricas, las líneas telúricas son muy variables en intensidad y ancho en rangos temporales del orden de minutos, porque dependen de las concentraciones de las moléculas que las producen. Por lo tanto es necesario realizar un muestreo de estas líneas en masa de aire y en tiempos de observación similares a los usados en los espectros que vamos a corregir. El método que utilizamos para corregir las líneas telúricas es observar una estrella con un espectro plano o con líneas espectrales conocidas y que no coincidan en longitud de onda con las líneas telúricas. Si el espectro estelar es intrínsecamente plano, cualquier línea espectral en absorción tendrá un origen telúrico. Por otra parte si en el espectro estelar son identificadas, modeladas y sustraídas las líneas espectrales de naturaleza estelar, obtendremos también un espectro con solo las líneas telúricas. En nuestra calibración

utilizamos el segundo método, observando una estrella de tipo A0V, la cual solamente presenta en su espectro la serie de Brackett formada por líneas de hidrógeno en absorción. La ventaja de usar estrellas A0V es que son estrellas relativamente comunes y brillantes. La modelación de la serie de Brackett se realiza por medio de un programa escrito en IDL, llamado XTELLCOR (Vacca et al., 2003), modelando un espectro de alta resolución de una estrella A0V, de acuerdo a parámetros estelares como la magnitud y la velocidad de rotación, además de la masa de aire al momento de la observación. En las Figuras 4.7, 5.4, 6.6 y 6.7 damos ejemplos de espectros que contienen exclusivamente las líneas telúricas para corrección (espectros rojos al final de las figuras).

Estos pasos se describen a continuación:

1. Todas las imágenes de LIRIS cuentan con un error de “mapeo de los píxeles”. Este efecto causa que la posición de los píxeles, en especial los del cuadrante superior izquierdo, se encuentren desplazadas con respecto a la posición geométrica real (ver Figura 2.9).
2. Los píxeles defectuosos (píxeles calientes y fríos) son corregidos con la tarea FIXPIX de IRAF, usando una máscara estándar disponible para las imágenes de LIRIS.
3. En la cabecera de las imágenes el eje de dispersión espectral (en donde se distribuye la información en longitud de onda) o el eje espacial (donde se distribuyen los diferentes espectros) no se encuentran definidos, por lo que es necesario incluir la línea “dispaxis = 1” en la cabecera con la tarea HEDIT de IRAF para que tal información sea encontrada por tareas IRAF como APALL o LMOSEXTALL.
4. Finalmente las imágenes son separadas según hayan sido observadas con los pseudogrismas *H* o *K*. Cada conjunto de imágenes debe tener las respectivas imágenes de calibración: imágenes de campo plano, espectros de las estándares de calibración y lámparas de calibración.

A partir de este punto, los pasos siguientes en la reducción comienzan a diferenciarse en las tareas utilizadas en los dos modos de observación (máscara y rendija

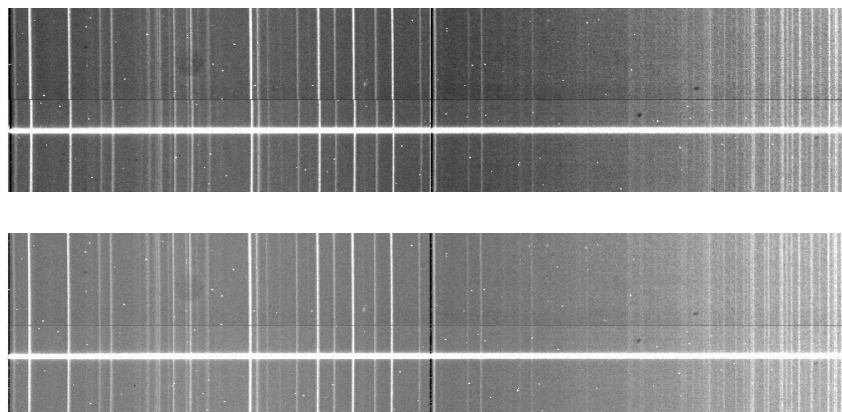


Figura 2.9: Sección de imágenes de LIRIS presentando las 200 filas centrales. La sección superior muestra una imagen antes de la corrección con LCPIXMAP, mientras que la sección inferior corresponde a la misma imagen ya corregida. Las líneas de emisión de cielo (líneas blancas verticales) que aparecen levemente cortadas en la imagen superior pasan a ser continuas después de la aplicación de la tarea LCPIXMAP.

larga). La diferencia proviene fundamentalmente de la definición de aperturas (tamaño y posición) para extraer los espectros de los objetos de interés de las imágenes.

Los pasos seguidos en la reducción de los espectros de ambos modos de observación se resumen en los diagramas de flujo de las Figuras 2.10 y 2.11.

### 2.5.1. Modo rendija larga

En el modo de rendija larga la definición de las posiciones de las fuentes se hace para cada espectro directamente en la imagen, a lo largo del eje espacial. Adicionalmente, en todos los espectros observados en modo rendija larga el rango espectral es el mismo, por lo que no es necesario observar lámparas de calibración, campo plano y estrellas de calibración telúrica para cada una de las estrellas de acuerdo a su posición en el campo.

La corrección de campo plano, se aplica directamente sobre las imágenes a corregir emulando este proceso de corrección del modo imagen. Para obtener la imagen plana, en el caso de los datos en pseudogrismo  $K$ , se combinan las imágenes de campo plano individuales tomados con las lámparas de calibración apagadas (“flats-OFF”), los cuales contienen la emisión térmica del telescopio y las imágenes de campo plano

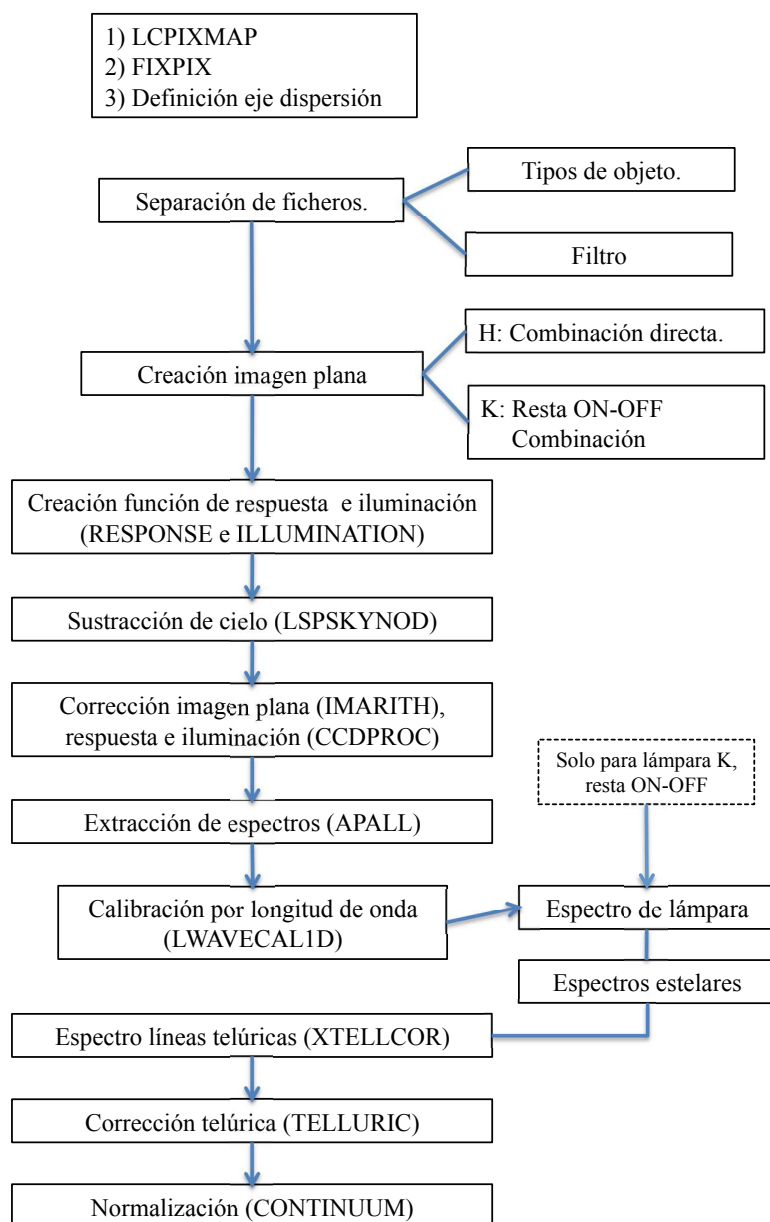


Figura 2.10: Diagrama de flujo con la secuencia de correcciones realizadas en la reducción de los datos espectroscópicos, modo rendija larga.

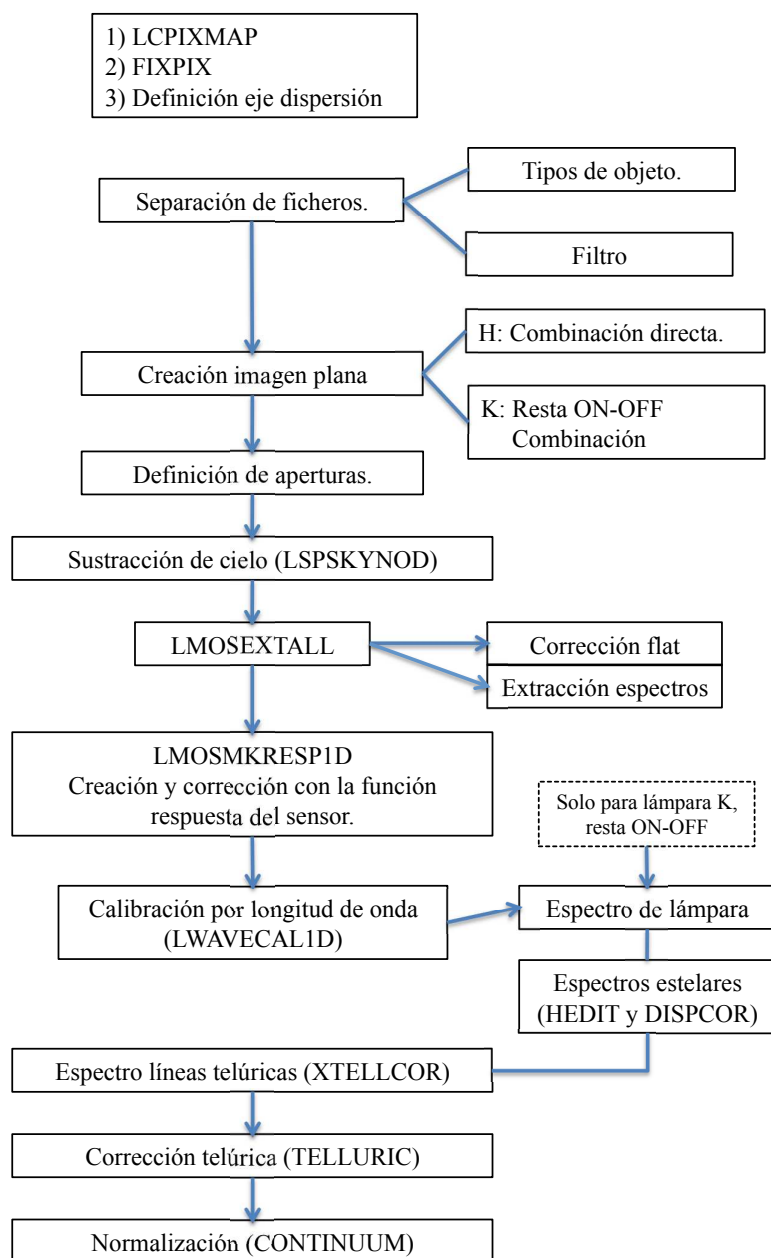


Figura 2.11: Diagrama de flujo con la secuencia de correcciones realizadas en la reducción de los datos espectroscópicos, modo máscara.



con las lámparas encendidas (“flats\_ON”), por separado. Luego, los “flats\_OFF” combinados se restan de los “flats\_ON”, produciendo una única imagen de campo plano para las correcciones en pseudogrisma  $K$ . En el caso del pseudogrisma  $H$ , las imágenes de campo plano individuales se combinan directamente, porque la contribución de la emisión térmica del telescopio es despreciable en  $H$ .

Con las imágenes de campo plano, se producen los ficheros de respuesta y normalización con la tarea RESPONSE y el fichero de corrección de iluminación con la rutina ILLUMINATION de IRAF. Ambos son polinomios de alto orden (generalmente sobre 100) que se ajustan al perfil de las imágenes de campo plano en varias zonas, normalmente cinco, definidas durante la ejecución de la tarea.

Los pasos siguientes son: sustracción de cielo, corrección por “flat” y extracción de los espectros. La sustracción de las líneas de emisión de cielo se realiza con la tarea de IRAF LSPSKYNOD, restando las imágenes en la posición A con las imágenes en la posición B, y viceversa (ABBA). Con esto aseguramos una resta de la contribución del cielo cercana temporal y espacialmente. Luego se efectúa la corrección por campo plano y de iluminación con IMARITH de CCDPROC, para finalmente extraer los espectros en las aperturas definidas (posición y tamaño) con la tarea APALL. Estas tres últimas tareas pertenecen al software de reducción astronómico IRAF. Los mismos pasos descritos en el párrafo anterior, con excepción de la sustracción del cielo, se realizan para las lámparas de calibración.

Habiendo extraído los espectros de las estrellas de los candidatos a cúmulo, el espectro de la estrella estándar A0 V y los espectros de las lámparas de calibración, podemos calibrarlos en longitud de onda. En primer lugar se realiza la calibración por longitud de onda para el eje de dispersión de los espectros de las lámparas usando la tarea IRAF LWAVECAL1D y los atlas de líneas de xenón y argón para el instrumento ISAAC/VLT,<sup>3</sup> con el fin de identificar las diferentes líneas de emisión. Como usamos las mismas aperturas para extraer los espectros estelares y las lámparas de calibración, evitamos posibles diferencias que puedan causar las posiciones en el eje espacial. Las calibraciones en longitud de onda tienen una dispersión típica menor que  $0.2 \mu m \text{ píxel}^{-1}$ . Esta calibración es asociada a los espectros estelares primero definiendo en sus cabeceras a las lámparas de calibración como espectros de referencia (con la tarea

---

<sup>3</sup>A Abril del 2012: <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/isaac/tools/atlas/index.html>

HEDIT) y luego calibrando cada uno de los espectros estelares en longitud de onda con DISPCOR. Una vez calibrados en longitud de onda son combinados utilizando SCOMBINE.

Los pasos finales en la reducción de los espectros estelares son la corrección de las líneas de absorción telúricas. Estas líneas son producidas por moléculas presentes en la atmósfera (por ejemplo vapor de agua, ozono, metano, dióxido y monóxido de carbono, hidróxilo; Seifahrt et al. 2010), y presentan una variabilidad del orden de minutos, por lo que es fundamental su observación a masas de aire y en tiempos similares a los valores correspondientes a la observación de los objetos de ciencia. Al ser un fenómeno atmosférico ajeno a la naturaleza estelar, las líneas pueden identificarse y aislarse de un espectro estelar conocido o modelable, como es el caso del de una estrella A0 V, que contiene solamente la serie de Brackett.

El espectro telúrico se obtiene a partir del espectro de la estrella A0 V con el programa XTELLCOR (Vacca et al., 2003). Este programa escrito en el lenguaje IDL (Landsman, 1993) extrae las líneas asociadas a dicho tipo espectral por medio del espectro sintético de alta resolución de una estrella A0 V, dejando exclusivamente un espectro con las líneas de absorción telúrica. Este espectro de líneas telúricas es usado finalmente para corregir los espectros del cúmulo usando la tarea TELLURIC de IRAF. Una vez corregidas las líneas telúricas, los espectros son normalizados usando polinomios de bajo orden ( $\sim 3$ ) con la rutina CONTINUUM de IRAF.

### 2.5.2. Modo multiobjeto (con máscaras)

La reducción de los espectros observados en modo máscara multiobjeto fue realizada con la librería LSPECT, incluida en el paquete LIRISDR. Se usa el fichero de construcción de la máscara para hacer una primera definición de las posiciones de las aperturas donde se extraen cada uno de los espectros estelares y los espectros de las lámparas de calibración.

La sustracción de las líneas de emisión de cielo se completó con la tarea LSPSKY-NOD de IRAF, que al igual que en los espectros de rendija larga resta las imágenes con espectros estelares en la posición A con aquellas en la posición B, y viceversa. Una vez completada esta operación para todos los pares AB y BA, los espectros son corregidos por las diferencias de sensibilidad de los píxeles y son extraídos usando la

tarea IRAF LMOSEXTALL.

Para la corrección por diferencia de sensibilidad, se usa una imagen de campo plano, que es la observación de una lámpara de tungsteno realizada a través de la máscara de multiobjeto. De la misma forma que la corrección para las observaciones con rendija larga, la imagen de campo plano en  $K$  es corregida previamente de la emisión térmica del telescopio usando imágenes con la lámpara apagada (“flats\_OFF”).

La tarea LMOSEXTALL también alinea las imágenes de las posiciones A y B, y extrae cada uno de los espectros individuales de acuerdo a las aperturas definidas en forma interactiva. El resultado de esta tarea es un archivo con 1024 columnas y una cantidad de filas igual al número de rendijas en la máscara. El proceso de extracción se repite para las imágenes de campo plano, pues esos “espectros de campo plano” son utilizados en el paso siguiente para definir la función de respuesta del detector.

Cada uno de los “espectros de campo plano” son ajustados con una función “spline” cúbica, y esta función de respuesta se usa para corregir los espectros estelares con la tarea LMOSMKRESP1D.

El siguiente paso es la calibración de los espectros por longitud de onda. De forma similar a la imagen de campo plano, la imagen de la lámpara de calibración contiene tantos espectros de la lámpara como rendijas hay en la máscara. Para los espectros de calibración del pseudogrismo  $K$  se realiza una resta entre la imagen con la lámpara de tungsteno encendida y la imagen con la lámpara apagada. De esta manera se sustrae la contribución térmica que domina la parte roja del espectro de calibración. Una vez extraídos y colapsados los espectros obtenemos nuevamente un archivo con  $n$  filas (con  $n$ , el número de rendijas). En estos espectros se identifican líneas con longitud de onda conocidas, usando el atlas espectral del instrumento ISAAC/VLT, al igual que la identificación de líneas hecha para los espectros del modo rendija larga. Ya identificadas las líneas, se construye la calibración por longitud de onda con la tarea LWAVECAL1D. La relación obtenida entre los píxeles y la longitud de onda se agrega a los espectros estelares, editando la cabecera de la imagen correspondiente con las tareas HEDIT y DISPCOR. Los espectros ya calibrados por longitud de onda son combinados, excluyendo aquellos que muestran mala corrección del cielo. Esto se identifica gracias a la presencia en algunos de los espectros de absorciones o emisiones anómalas y muy marcadas.

Para realizar la corrección de las líneas de absorción telúrica nuevamente usamos el espectro de una estrella de tipo A0V. A fin de cubrir el rango espectral completo de las observaciones de la máscara, y a diferencia con las observaciones realizadas en el modo de rendija larga, la estrella A0V se observa en la rendija situada más a la izquierda y más a la derecha de la máscara. Para aumentar el rango espectral común entre los espectros y facilitar la combinación, se observa en una tercera posición, ubicándola en una rendija central. Cada uno de estos tres espectros se reduce por separado, sustrayendo el cielo, corrigiendo por campo plano y calibrando por longitud de onda de la misma manera que se describió en los párrafos superiores. Finalmente los 3 espectros se combinan obteniendo un único espectro bidimensional de largo superior a 1024 columnas, para la estrella A0V más las líneas telúricas

El espectro de la estrella A0V se modela con XTELLCOR (Vacca et al., 2003), extrayendo la serie de Brackett y dejando un espectro solo con las líneas de absorción telúrica. Luego se corrigen las líneas telúricas de los espectros estelares de los candidatos a cúmulos con TELLURIC de IRAF y los espectros son normalizados usando polinomios de bajo orden con la tarea CONTINUUM.

### 2.5.3. Tratamiento de fantasmas para las observaciones en modo máscara

Un rasgo importante en las observaciones de modo máscara es la aparición de fantasmas espectrales causados por luz difusa en LIRIS. Estos fantasmas aparecen como líneas de emisión en la imagen y, si coinciden con la sección en la cual la estrella está dispersada, pueden imitar una línea espectral estelar en emisión. Puesto que la máscara es el origen de los fantasmas, sus posiciones dependen de las posiciones de las rendijas. Hemos observado que con una rotación de  $180^\circ$  y desplazamientos adecuados en los ejes  $x$  e  $y$ , las posiciones de las rendijas coinciden con las posiciones de los fantasmas, haciendo su identificación sencilla, como se ejemplifica en la Figura 2.12. En esta figura podemos ver como en ocasiones las posiciones de los fantasmas coinciden con la zona en la cual la información espectral de las rendijas es dispersada.

Uno de los problemas encontrados durante la identificación de los fantasmas es que los desplazamientos en ambos ejes varían ligeramente de máscara a máscara e incluso para una misma máscara, entre los pseudogrismas  $H$  y  $K$ . Los fantasmas no

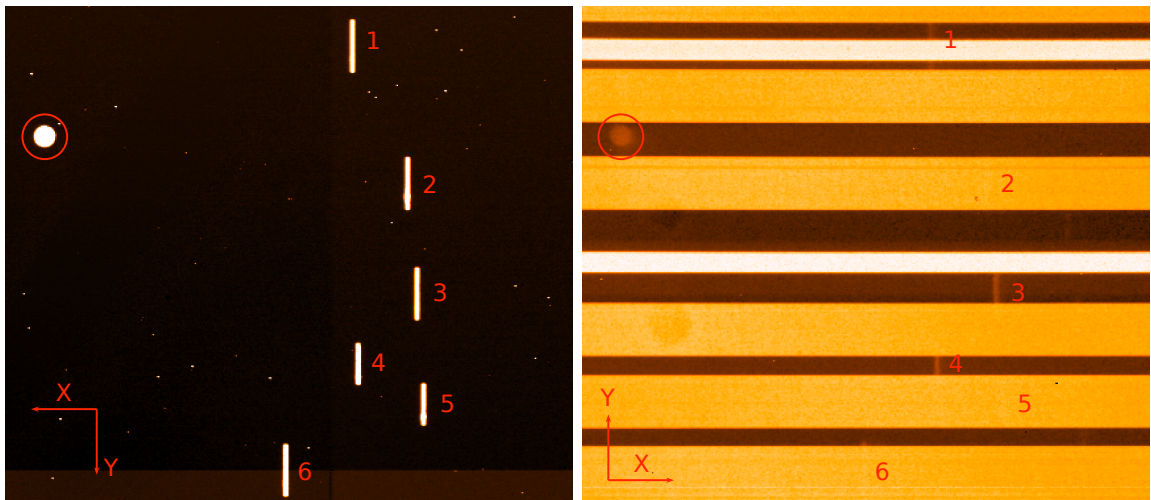


Figura 2.12: Secciones de una imagen de adquisición (izquierda) y un “flat” (derecha), para ejemplificar el efecto de los fantasmas. La imagen de adquisición es la máscara de multiobjeto, sin pseudogrisma y sometida a iluminación uniforme. En ella es fácil ver las posiciones de las rendijas de la máscara. En la imagen de la derecha se ve además de los “flats” individuales (franjas claras horizontales de color naranja), los fantasmas producidos por las rendijas de la máscara. En algunos casos el fantasma no coincide con un “flat” individual, por ejemplo en el círculo de la estrella de referencia (costado superior izquierdo de ambas figuras), pero en otros coincide parcial (rendijas número 1, 3 y 4) o totalmente (rendijas número 2, 5 y 6), introduciendo información artificial al espectro contenido en esa región. Con la imagen de adquisición es posible identificar estos fantasmas en los espectros de calibración o de ciencia, pues el efecto no es exclusivo para las imágenes de “flat”.

permiten recuperar la información espectral contenida en el lugar donde se posicionan, por lo tanto si una línea espectral estelar coincide con la posición del fantasma, estará contaminada por una fuente de la cual desconocemos la intensidad original.

Durante el análisis presentado en este trabajo nos hemos limitado a identificar los fantasmas presentes en los espectros y separarlos antes de hacer la clasificación espectral, evitando así identificarlos como falsas líneas de emisión lo que llevaría a una incorrecta clasificación espectral.

## 2.6. Clasificación espectral

La clasificación espectral en infrarrojo cercano se realiza siguiendo dos acercamientos: una clasificación de tipo cualitativa y otra cuantitativa. El tratamiento cuantitativo del tema busca derivar los parámetros físicos de la estrellas, como la temperatura efectiva, radio, luminosidad y gravedad superficial, a través de la modelación de la atmósfera estelar, la cual busca reproducir la profundidad, anchura equivalente y forma (por ejemplo en las presencia de alas) de las líneas espectrales observadas. Dos ejemplos de modelos de atmósferas son CMFGEN (Hillier & Miller, 1998) y FASTWIND (Santolaya-Rey et al., 1997; Puls et al., 2005).

Otra filosofía de clasificación espectral es el análisis cualitativo de los espectros, en el cual se busca comparar las profundidades, anchos y formas de las líneas espectrales de la estrella en estudio con los espectros estelares con tipos espectrales conocidos. Los espectros que más se asemejen a la estrella en estudio entregarán, de este modo, el tipo espectral final. Normalmente la incerteza que se alcanza en la determinación del tipo espectral, usando este método, es de  $\pm 2$  subtipos espectrales (Hanson et al., 2010; Negueruela et al., 2010).

Para nuestra clasificación espectral usamos el apronte cualitativo, comparando nuestros espectros con catálogos de espectros infrarrojos cercanos ( $H$  y  $K$ ), de media resolución. La clasificación de las estrellas de tipos tempranos se hizo comparando con espectros de los catálogos de Hanson et al. (1996) para la banda  $H$ , Hanson et al. (1996) para la banda  $K$  y Hanson et al. (2005) para ambas bandas. En las estrellas tempranas las líneas principales usadas en la clasificación son las de HeII 1.69 y 2.19  $\mu m$ ; HeI 1.70, 2.06 y 2.11  $\mu m$ ; y algunas líneas de la serie Brackett.

Tal como se aprecia en las Figuras 2.13 y 2.14, las líneas de He II y He I dominan completamente los espectros de las estrellas O más tempranas. Las líneas de He II son un indicador claro que el tipo espectral estelar es más temprano que O7 u O8, variando de acuerdo a la clase de luminosidad de la estrella. Las líneas de He I comienzan a ser claras en espectros de estrellas tipo O4–5, y son observadas hasta estrellas con tipos espectrales B1, para la línea de He I  $2.11 \mu m$ , o incluso B2–3 en el caso de las líneas de He I  $1.70$  y  $2.06 \mu m$ . Como se puede ver en la Figura 2.14, para estrellas más tardías que B3 el espectro en banda *K* cuenta solamente con la línea de Br $\gamma$  como característica que permite cierta clasificación. Para estrellas B tardías es, por lo tanto deseable contar con información espectral en banda *H*, la que permite observar la extensión de la serie Brackett y, de esta manera, definir de mejor forma el tipo espectral de la estrella.

La serie de Brackett comienza a ser más comparable en profundidad con las líneas de He I para tipos espectrales O7 V, para pasar a dominar el espectro completamente para tipos B tardíos y A. Para estas estrellas, y las de tipos más tardíos, usamos los catálogos de Meyer et al. (1998) y Wallace & Hinkle (1997) en la clasificación espectral. En las estrellas de tipos B3 V, la serie Brackett en la banda *H* se extiende solo hasta la línea HI(4-15), mientras que para estrellas B5–7 V ya es apreciable la línea HI(4-16) (ver Figura 2.15). Esta línea se aprecia claramente hasta tipos espectrales A4–5 V, y para tipos más tardíos ya la serie comienza a ser menos marcada, hasta perder relevancia comparada con las líneas de Mg I  $1.58$ – $1.71 \mu m$  y Al I  $1.67$ – $1.68 \mu m$  en estrellas de tipos F0–3 V.

En el espectro en banda *H* de las estrellas más tardías que tipos F, la comparación de las profundidades de las líneas de Mg I y Al I permiten diferenciar y clasificar espectralmente. En los tipos tardíos vuelve a recuperar importancia la información entregada por el espectro en banda *K* (el cual solo muestra la línea de Br $\gamma$  para estrellas de tipos B tardíos y A), debido a la presencia de las bandas de CO:  $^{12}\text{CO}$  (3,0) a  $1.62 \mu m$ ,  $^{12}\text{CO}$  (2,0) a  $2.29 \mu m$ ,  $^{12}\text{CO}$  (3,1) a  $2.32 \mu m$  y  $^{12}\text{CO}$  (4,2) a  $2.35 \mu m$ .

Las bandas de CO están presentes tanto en el espectro *H* como en el *K*; sin embargo en la primera banda espectral  $^{12}\text{CO}$  (3,0) es poco profunda para las estrellas de clase de luminosidad V, lo que permite distinguirlas de estrellas gigantes y supergigantes. En cambio las bandas de CO en *K*,  $^{12}\text{CO}$  (2,0),  $^{12}\text{CO}$  (3,1) y  $^{12}\text{CO}$  (4,2), si



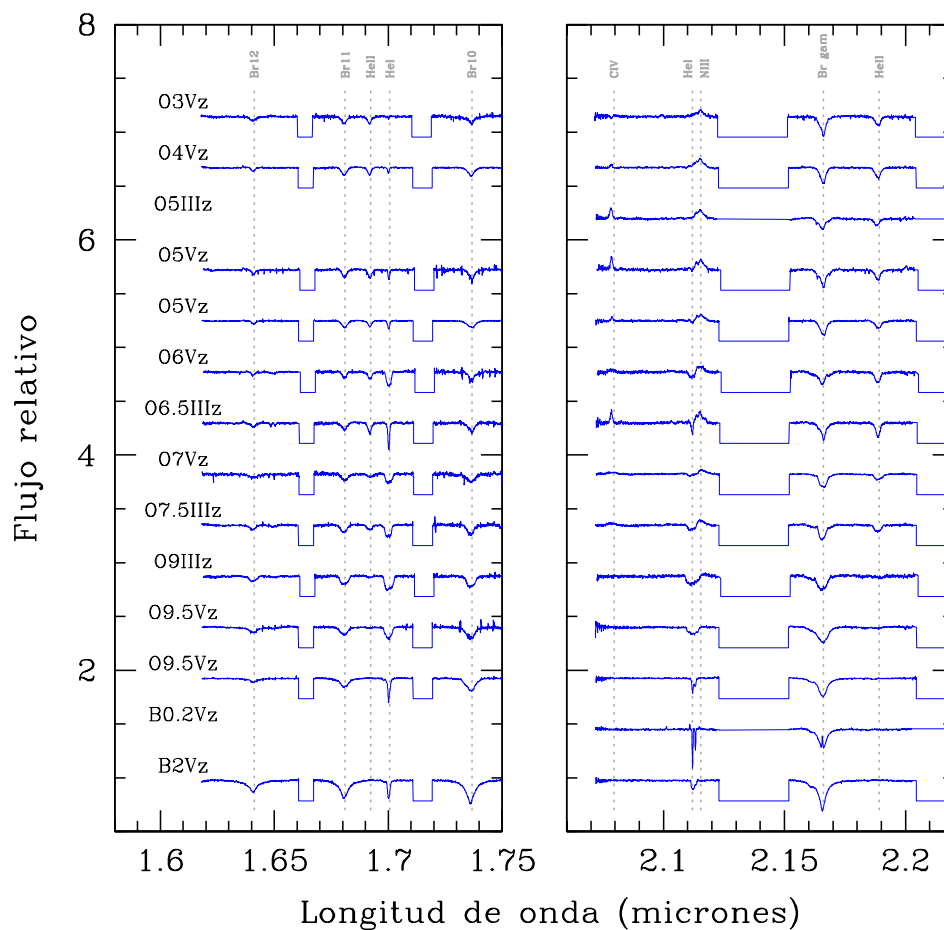


Figura 2.13: Espectros del catálogo de Hanson et al. (2005) para estrellas de tipos espectrales O y B, y clases de luminosidad III y V. Las líneas espectrales más características de estos tipos tempranos, y por lo tanto de mayor utilidad para completar la clasificación espectral, son marcadas con líneas verticales. Las secciones rectangulares corresponden a regiones sin información espectral en el catálogo original.



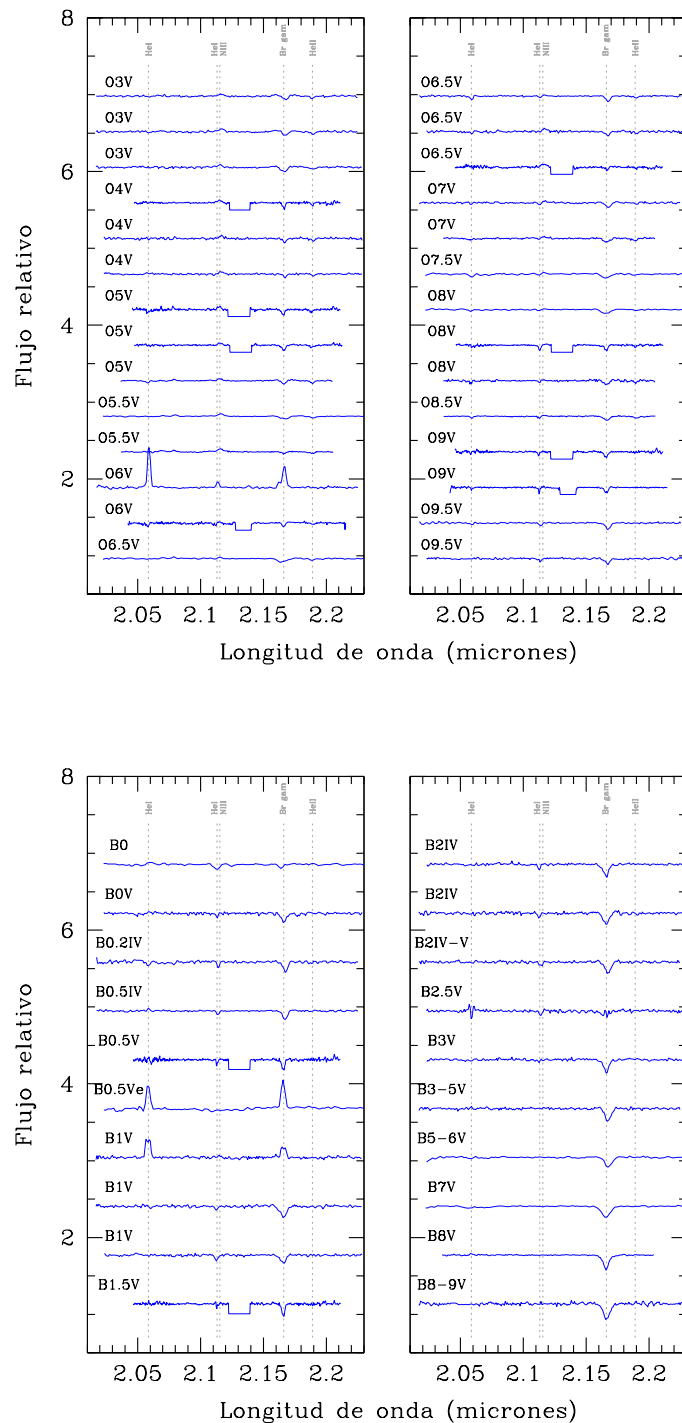


Figura 2.14: Espectros en banda  $K$  del catálogo de Hanson et al. (1996) para estrellas de tipos espectrales O (arriba) y B (abajo). En estos diagramas solamente presentamos espectros de estrellas enanas. En el diagrama inferior es posible ver que, para tipos espectrales más tardíos que B3V, el único rasgo espectral es la línea de Br $\gamma$ .

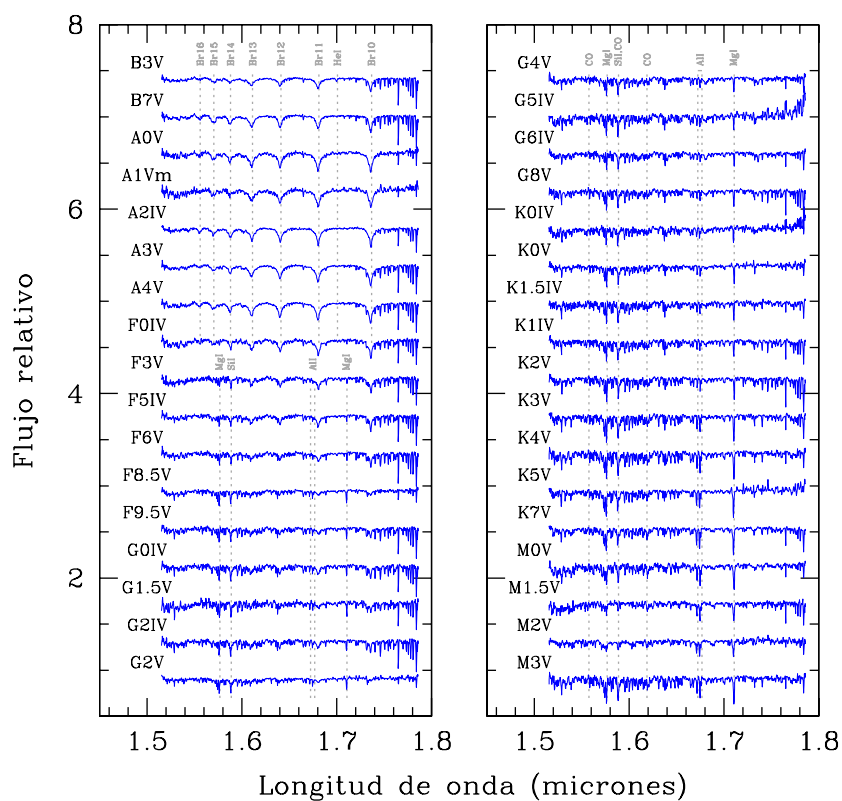


Figura 2.15: Espectros en banda  $H$  del catálogo de Meyer et al. (1998) para estrellas enanas de tipos B hasta M. El cambio entre espectros dominados por la serie de Brackett y aquellos con líneas metálicas (MgI y AlI) se aprecia claramente en esta figura para estrellas de tipos espectrales cercanos a F0 V.

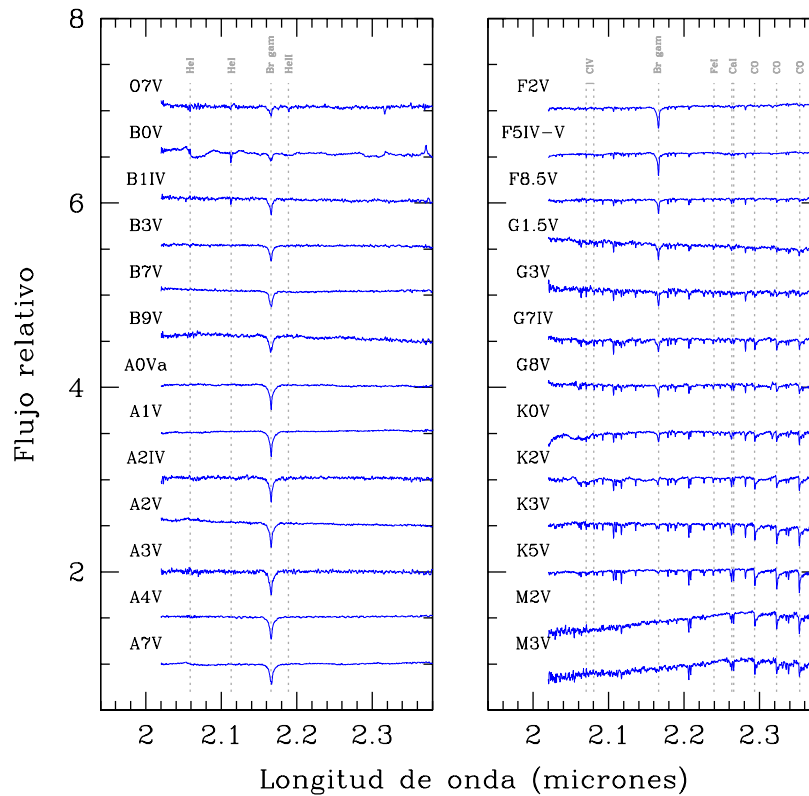


Figura 2.16: Espectros en banda  $K$  del catálogo de Wallace & Hinkle (1997) para estrellas enanas de tipos O tardía hasta M. Las bandas de  $^{12}\text{CO} (2,0)$ ,  $^{12}\text{CO} (3,1)$  y  $^{12}\text{CO} (4,2)$  permiten diferenciar estrellas más tardías que tipos espectrales G5 V.

pueden detectarse fácilmente en estrellas enanas tardías, comenzando a aparecer en estrellas de tipos espectrales G5 V en adelante (Figura 2.16).

En la clasificación espectral también es necesario asignar la clase de luminosidad correspondiente a la estrella. En los tipos espectrales tempranos, estrellas tipo A y F es relativamente sencillo distinguir entre estrellas enanas y supergigantes. En estas últimas las líneas de H I, He I y He II son mucho más estrechas, debido a la menor gravedad superficial, comparadas con las estrellas enanas. Este notorio rasgo, presente por supuesto en la serie Brackett, permite distinguir con facilidad estrellas supergigantes con la observación espectral en  $H$  o  $K$ . Para tipos más tardíos, en los cuales la serie de Brackett no está presente, se utiliza la anchura equivalente de las

bandas de CO, especialmente la de la banda  $^{12}\text{CO} (2,0)$  a  $2.29 \mu\text{m}$  en  $K$ . Tal como se muestra en la figura 2 de Davies et al. (2007), la anchura equivalente de esta banda permite distinguir clases de luminosidad III y I, con cierta facilidad, para estrellas más tardías que tipos espectrales K0V. La presencia de las bandas de CO en el espectro en  $H$  también permiten distinguir entre estrellas enanas y aquellas con clase de luminosidad I o III.

Las diferencias entre la profundidad y estrechez de las líneas espectrales para estrellas del mismo tipo espectral se resumen en la Figura 2.17. En la figura se ve la gran diferencia existente entre las líneas de las estrellas enanas (sometidas a una mayor gravedad superficial) y las de estrellas supergigantes. Esta diferencia también existe entre los espectros de las estrellas enanas y las gigantes; sin embargo al ser menor, en ocasiones es necesario utilizar otros argumentos como la extinción calculada para la estrella o el valor del pseudocolor  $Q_{IR}$  el cual es introducido en el siguiente capítulo, para argumentar a favor de una clase de luminosidad u otra.

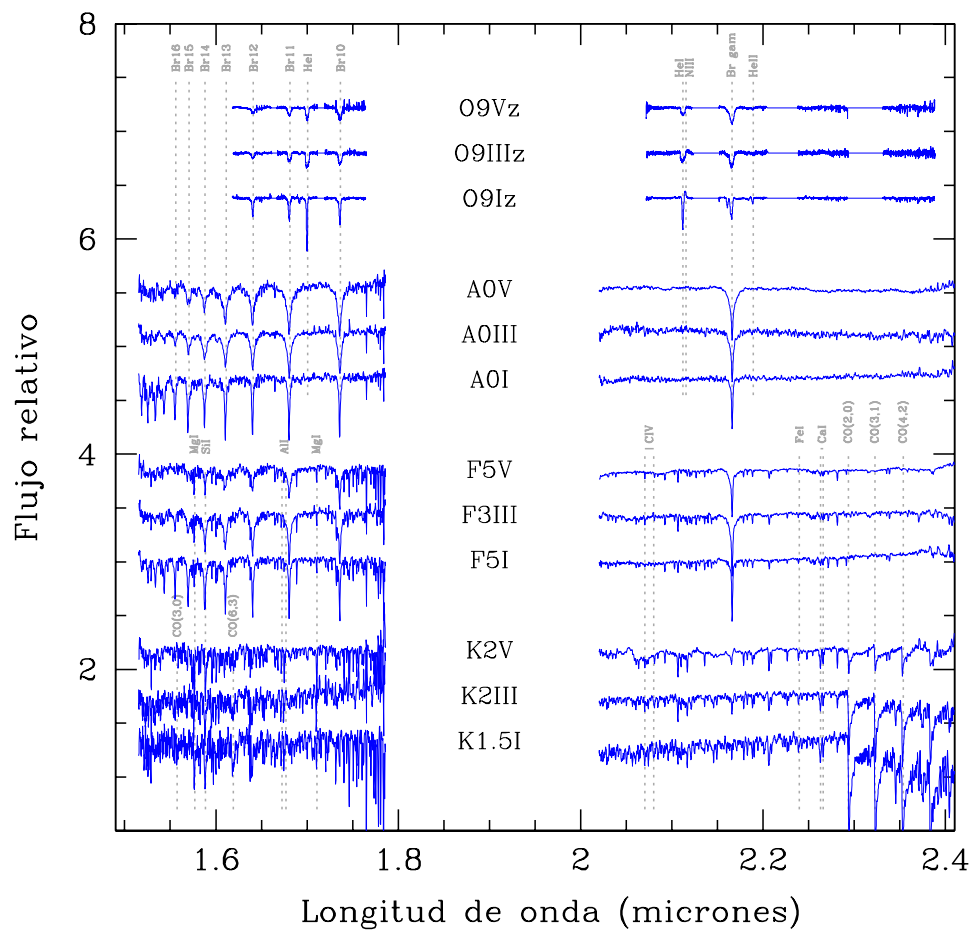


Figura 2.17: Espectros en bandas  $H$  y  $K$  para estrellas del mismo tipo espectral y diferentes clases de luminosidad.



## Catálogos de Candidatos a Cúmulos Masivos

El proyecto MASGOMAS (“MASSive Stars in Galactic Obscured MASSive clusterS”), tiene como objetivo observar y caracterizar estrellas masivas en cúmulos masivos galácticos. Debido a la juventud de estos objetos y su ubicación en el disco galáctico, se espera en ellos una alta extinción visual. Para evitarla, las observaciones del proyecto se llevan a cabo usando filtros infrarrojos cercanos, recurriendo a las técnicas de observación y reducción de datos descritas en el Capítulo 2.

Los candidatos a cúmulos masivos observados en el proyecto provienen de dos fuentes: para la primera etapa, entre los años 2006 hasta 2009, los candidatos fueron recopilados de los catálogos de Dutra & Bica (2001), Bica et al. (2003a) y Bica et al. (2003b); para la segunda etapa del proyecto, los candidatos a cúmulos son parte de una lista derivada de las pruebas preliminares de la búsqueda sistemática de candidatos, impulsada por nuestro propio grupo.

En este capítulo se describen ambas fases y la metodología empleada en la detección de candidatos a cúmulos masivos, intentando recalcar las diferencias y fortalezas entre los dos grupos de catálogos utilizados.

### 3.1. Catálogo inicial de candidatos a cúmulos

Los candidatos a cúmulos masivos de nuestra lista inicial son una selección hecha a partir de los candidatos reportados por Dutra & Bica (2001), Bica et al. (2003a) y Bica et al. (2003b). En dichos trabajos, las búsquedas de cúmulos y grupos estelares se llevaron a cabo inspeccionando visualmente imágenes típicamente de  $5' \times 5'$  <sup>(1)</sup>, en los filtros  $J$ ,  $H$  y  $K_S$  del catálogo 2MASS (Skrutskie et al., 2006) y en torno a regiones ultra compactas de hidrógeno ionizado (UCHII), debido a que las estrellas masivas son capaces de ionizar el medio que las rodea con su radiación UV, produciendo estas regiones de hidrógeno ionizado. Si bien el método general de búsqueda y caracterización de los candidatos en los tres artículos mencionados es muy similar, existen algunas ligeras diferencias que se mencionan a continuación.

En el primero de estos artículos (Dutra & Bica, 2001) se reporta el descubrimiento de 42 nuevos candidatos a cúmulos estelares en torno a tres regiones: Cygnus X <sup>2</sup>, la zona central de la galaxia y el anticentro galáctico.

En Cygnus X presentan el descubrimiento de 19 candidatos (previamente se conocían solamente seis cúmulos estelares en Cygnus X) y para 7 de ellos estiman distancias fotométricamente. Esto lo hacen a partir del enrojecimiento de la parte superior de la secuencia principal de cada candidato a cúmulo. La secuencia de estrellas de cada candidato fue conseguida sustrayendo del diagrama color-magnitud del campo del candidato las estrellas pertenecientes al disco galáctico, determinadas a partir del diagrama color-magnitud de un campo de control cercano al candidato a cúmulo.

La búsqueda en la zona central de la galaxia fue menos fructífera, principalmente por efectos de aglomeración estelar y la resolución espacial de 2MASS (tamaño de píxel de  $2.0''$  y resolución espacial de  $1.0''$ , Skrutskie et al. 2006), reportando 7 nuevos candidatos en la región central de la galaxia. Los 16 candidatos restantes fueron hallados en el disco, en dirección al anticentro, y enfocándose en nebulosas ópticas ya catalogadas (Sharpless, 1959; Rodgers et al., 1960; Blitz et al., 1982). Algunas de

---

<sup>1</sup>Ampliando el tamaño de la imagen de búsqueda a  $10' \times 10'$  o  $15' \times 15'$ , cuando el tamaño del candidato así lo requiriese.

<sup>2</sup>Cygnus X es una fuente de radio difusa localizada en la constelación del Cisne, descubierta por Piddington & Minnett (1952). Alberga cerca de 800 regiones HII y la asociación de estrellas OB, Cygnus OB2, en el centro de la región.



estas regiones H II ya contaban con cúmulos abiertos conocidos, con lo cual muchos de los candidatos registrados en esta zona de su búsqueda contribuyeron a definir nuevos complejos de cúmulos estelares.

En el segundo artículo, Bica et al. (2003a) recopilan los 189 cúmulos y 87 grupos estelares publicados hasta ese entonces en 87 artículos, abarcando desde observaciones en rayos X con ROSAT y Chandra, hasta estudios en radio con VLA (incluyendo en su recopilación estudios en óptico, infrarrojo cercano, medio y lejano, milimétrico y submilimétrico). En esta recopilación, están incluidos los 47 candidatos a cúmulos presentados en Dutra & Bica (2001). En este artículo usan la “riqueza” del objeto (cantidad de estrellas detectadas por arcmin<sup>2</sup>) para separar entre cúmulo y grupo estelar. Para los objetos catalogados, la distinción es hecha “a ojo”, pero mencionan como ejemplo los valores de riqueza en el caso de DR22. El cúmulo en la zona de DR22 cuenta con 54 estrellas por arcmin<sup>2</sup>, mientras que la riqueza para un grupo estelar cercano al cúmulo, baja a 25 estrellas por arcmin<sup>2</sup>. La riqueza correspondiente al fondo de dicha zona, medida usando la fotometría 2MASS, es de 15 estrellas por arcmin<sup>2</sup>.

Además de catalogar los objetos en cúmulos y grupos estelares, en este artículo se recopilan las estimaciones de distancia (que corresponden a las dadas en los artículos originales de cada uno de los objetos) y valores de extinción. Para las estimaciones de extinción los autores recurren a mapas de enrojecimiento de Schlegel et al. (1998), en lugar de estimar extinciones a partir del diagrama color-magnitud como fue hecho por Dutra & Bica (2001). Este método entrega límites inferiores para la extinción asociada a la línea de visión del objeto, ya que su valor puede ser mayor debido a que no considera la extinción intrínseca producto del polvo presente en el medio inter-cumular.

El tercer y último artículo (Bica et al., 2003b) se enfoca en la búsqueda de candidatos alrededor del disco galáctico en el cielo del hemisferio norte ( $0^\circ < l < 230^\circ$  y  $350^\circ < l < 360^\circ$ ,  $|b| < 10^\circ$ ). Esta búsqueda se complementa con la publicada por Dutra et al. (2003), el cual constituiría el cuarto artículo de esta serie, donde se presentan los resultados de su búsqueda en el hemisferio sur ( $230^\circ < l < 350^\circ$ ,  $|b| < 10^\circ$ ).

En este artículo la búsqueda de sobre-densidades estelares se desarrolla en torno

a nebulosas en el óptico y en radio, inspeccionando visualmente las imágenes  $K_S$  correspondientes a las coordenadas de dichas nebulosas.

La lista final de nebulosas se compone de 1361 nebulosas ópticas y 826 nebulosas en radio, para la búsqueda en el hemisferio norte. La búsqueda de cúmulos y grupos estelares en el hemisferio sur se desarrolló sobre un catálogo de 991 nebulosas ópticas y 276 nebulosas en radio.

El resultado final de esta búsqueda visual está compuesta por 167 cúmulos y grupos estelares (103 asociados a nebulosas ópticas y 64 a nebulosas de radio) para el hemisferio norte. Por su parte en el hemisferio sur resultaron 179 cúmulos y grupos estelares (123 asociados a nebulosas ópticas y 56 a nebulosas de radio). Las distancias estimadas para estos cúmulos o grupos son los valores estimados para las nebulosas asociadas y, en algunos casos, se complementa con estimaciones individuales de distancia para estrellas aparentemente asociadas a los cúmulos. Los histogramas de distancia muestran diferentes picos para los cúmulos o grupos hallados a partir de las nebulosas en el óptico y en radio. Para los cúmulos del hemisferio norte, existe un pico en 7.5 kpc en el histograma de distancia generado con las nebulosas de radio, y uno a 2 kpc para las nebulosas ópticas. En los cúmulos del hemisferio sur, los picos del histograma de distancia se encuentran en 4.5 kpc y 2.5 kpc, para las nebulosas de radio y óptico, respectivamente. En ambas muestras los cúmulos asociados a nebulosas de radio se encuentran a distancias mayores que los cúmulos encontrados en torno a nebulosas ópticas. Esto se explica por la forma usada para designar la asociación cúmulo-nebulosa:

1. Un cúmulo con nebulosas ópticas y radio asociadas solamente es etiquetado como “cúmulo con nebulosa óptica asociada”.
2. Debido a la extinción, es más difícil encontrar nebulosas ópticas distantes.
3. Estos dos factores juntos hacen que la distancia media de los cúmulos con nebulosas en radio tienda a ser mayor que la distancia de los cúmulos con nebulosas ópticas. Aunque esto no implica que no hayan nebulosas en radio cercanas.

Debido a que la estimación de distancia para los candidatos a cúmulos implica suponer una asociación física entre la nebulosa y el cúmulo, dichas estimaciones no

fueron usadas en nuestros análisis iniciales de los candidatos (por ejemplo, para estimar las magnitudes aparentes que debieran tener las estrellas tipo OB del candidato a cúmulo). Solo en la fase final del análisis fueron comparados con las estimaciones de distancia obtenidas a partir de la clasificación espectral de las estrellas observadas espectroscópicamente.

Los 44 candidatos de la primera fase del proyecto MASGOMAS fueron seleccionados de los objetos publicados en los artículos Bica et al. (2003b), Dutra & Bica (2001), Bica et al. (2003a), mediante inspección visual de entre aquellos objetos observables desde el observatorio Roque de los Muchachos, en la isla de La Palma, España. Se eligieron candidatos ricos, que permitiesen la observación de sus estrellas individuales y que tuviesen una apariencia redondeada, utilizando principalmente la imagen en la banda  $K_S$ . Un requisito importante mas no indispensable fue el que el candidato contase con una alta extinción, observada en una menor población estelar en la imagen  $J$ , comparada con  $K_S$ .

La distribución de estos objetos en coordenadas galácticas se presenta en la Figura 3.1. Las concentraciones de candidatos observados en las longitudes galácticas  $20^\circ$ – $30^\circ$  y  $80^\circ$  corresponden a la base del brazo de Escudo-Centauro (donde se une con la barra de la galaxia) y al brazo de Perseo, respectivamente. La lista final de candidatos es resumida en la Tabla 3.1, en la cual se incluye el nombre interno del proyecto MASGOMAS para cada uno de los candidatos, el nombre dado para cada objeto en el respectivo artículo donde se reporta y sus coordenadas ecuatoriales (J2000) y galácticas.

Tabla 3.1: Candidatos a cúmulos estelares masivos del proyecto MASGOMAS, fase 1.

| Nombre<br>ID | Referencia <sup>a</sup> | AR (J2000)<br>[ h m s ] | Dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | l<br>[ ° ] | b<br>[ ° ] | Objeto asociado |
|--------------|-------------------------|-------------------------|--------------------------|------------|------------|-----------------|
| 1            | [BDSB03] 48             | 00 15 28.00             | +61 14 18.0              | 118.617    | -1.332     | Sh2-172         |
| 2            | [BDSB03] 49             | 00 58 40.00             | +61 04 45.0              | 123.806    | -1.780     | Ced4a           |
| 3            | [BDSB03] 50             | 01 06 45.00             | +59 40 36.0              | 124.866    | -3.138     | RNO4            |
| 4            | [BDSB03] 51             | 01 08 45.00             | +63 07 40.0              | 124.887    | 0.322      | Sh2-186         |
| 5            | [BDSB03] 52             | 01 23 06.00             | +61 51 23.0              | 126.657    | -0.786     | Sh2-187         |
| 6            | [BDSB03] 162            | 02 08 05.00             | +60 45 53.0              | 132.157    | -0.727     | G132.157-0.725  |

Continúa en la siguiente página...

Tabla 3.1 – Continuación

| Nombre<br>ID | Referencia <sup>a</sup> | AR (J2000)<br>[ h m s ] | dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | l<br>[ ° ] | b<br>[ ° ] | Objeto asociado       |
|--------------|-------------------------|-------------------------|--------------------------|------------|------------|-----------------------|
| 10           | [BDSB03] 53             | 02 28 18.00             | +72 37 48.0              | 130.101    | 11.120     | RNO7                  |
| 16           | [BDSB03] 62             | 04 03 50.00             | +51 00 55.0              | 150.858    | -1.117     | Sh2-206               |
| 17           | [BDSB03] 63             | 04 07 12.00             | +51 24 53.0              | 150.985    | -0.467     | BFS34                 |
| 18           | [BDSB03] 65             | 04 11 10.00             | +51 09 58.0              | 151.610    | -0.231     | Sh2-209               |
| 19           | [BDSB03] 64             | 04 19 35.00             | +52 58 42.0              | 151.291    | 1.972      | Sh2-208               |
| 20           | [BDSB03] 66             | 04 36 50.00             | +50 52 46.0              | 154.647    | 2.441      | Sh2-211               |
| 66           | [BDB03] 30              | 19 46 47.00             | +25 12 43.0              | 61.472     | 0.097      | Sh2-88B               |
| 71           | [BDB03] 36-37           | 20 01 46.00             | +33 32 45.0              | 70.294     | 1.600      | NGC6857<br>K3-50B     |
| 79           | [BDB03] 40              | 20 20 39.00             | +39 37 52.0              | 77.462     | 1.760      | IRAS20188+3928        |
| 97           | [BDB03] 59              | 20 38 37.00             | +42 37 40.0              | 81.873     | 0.780      | W75N                  |
| 328          | [BDSB03] 1              | 18 03 41.00             | -24 22 40.0              | 5.973      | -1.176     | M8<br>Neb. Laguna     |
| 342          | [BDSB03] 8              | 18 25 01.00             | -13 15 47.0              | 18.144     | -0.285     | G18.143-0.289         |
| 344          | [BDSB03] 121            | 18 34 10.00             | -07 18 01.0              | 24.470     | 0.488      | G24.467+0.489         |
| 345          | [BDSB03] 118            | 18 34 20.00             | -08 21 27.0              | 23.551     | -0.036     | G23.706+0.171         |
| 346          | [BDSB03] 120            | 18 34 24.00             | -07 54 50.0              | 23.952     | 0.154      | G23.956+0.152         |
| 350          | [BDSB03] 123            | 18 44 15.00             | -04 17 55.0              | 28.288     | -0.364     | G28.295-0.377         |
| 351          | [BDSB03] 125            | 18 46 07.00             | -02 39 19.0              | 29.962     | -0.028     | G29.944-0.042         |
| 363          | [BDSB03] 135            | 19 13 28.00             | +10 53 35.0              | 45.122     | 0.132      | G45.125+0.136         |
| 388          | [BDSB03] 14             | 19 40 26.00             | +27 18 00.0              | 62.574     | 2.370      | W54<br>NGC 6813       |
| 389          | [BDSB03] 158            | 19 46 20.00             | +24 35 28.0              | 60.884     | -0.128     | Sh2-87                |
| 391          | [BDSB03] 16             | 19 55 00.00             | +27 12 26.0              | 64.128     | -0.472     | Sh2-93                |
| 393          | [BDSB03] 18             | 20 01 12.00             | +33 11 04.0              | 69.924     | 1.509      | W58G<br>G69.942+1.517 |
| 395          | [DB01] 3                | 20 04 53.00             | +29 11 45.0              | 66.964     | -1.278     | IC4954                |
| 396          | [DB01] 5                | 20 21 42.00             | +37 26 00.0              | 75.770     | 0.342      | G75.8+0.4             |
| 400          | [BDSB03] 159            | 20 29 24.00             | +40 11 14.0              | 78.884     | 0.710      | AFGL2591              |
| 401          | [DB01] 6                | 20 29 37.00             | +39 01 15.0              | 77.964     | -0.008     | DR9                   |
| 403          | [DB01] 8                | 20 31 45.00             | +38 58 00.0              | 78.164     | -0.375     | DR13                  |

Continúa en la siguiente página...

Tabla 3.1 – Continuación

| Nombre<br>ID | Referencia <sup>a</sup> | AR (J2000)<br>[ h m s ] | dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | l<br>[ ° ] | b<br>[ ° ] | Objeto asociado       |
|--------------|-------------------------|-------------------------|--------------------------|------------|------------|-----------------------|
| 405          | [DB01] 9                | 20 32 28.00             | +38 51 26.0              | 78.159     | -0.552     | W69<br>IRAS20306+3841 |
| 408          | [DB01] 16               | 20 38 29.00             | +42 06 25.0              | 81.445     | 0.483      | W75<br>G81.5+0.6      |
| 409          | [DB01] 20               | 20 38 37.00             | +42 38 30.0              | 81.885     | 0.789      | W75N                  |
| 410          | [DB01] 19               | 20 38 57.00             | +42 22 45.0              | 81.713     | 0.580      | W75S                  |
| 415          | [DB01] 22               | 20 42 33.00             | +42 56 50.0              | 82.568     | 0.405      | G82.6+0.4             |
| 416          | [DB01] 23               | 20 45 38.00             | +44 15 21.0              | 83.941     | 0.778      | G83.941+0.781         |
| 433          | [BDSB03] 35             | 22 56 17.00             | +58 30 20.0              | 108.358    | -1.069     | Sh2-148               |
| 435          | [BDSB03] 41             | 22 57 05.00             | +62 38 16.0              | 110.213    | 2.624      | Sh2-155               |
| 436          | [BDSB03] 36             | 22 58 41.00             | +58 46 57.0              | 108.758    | -0.951     | Sh2-152               |
| 437          | [BDSB03] 37             | 22 59 06.00             | +59 28 33.0              | 109.098    | -0.344     | Gy82-13               |
| 439          | [BDSB03] 39             | 23 05 11.00             | +60 14 44.0              | 110.109    | 0.046      | IC1470                |
| 441          | [BDB03] 86              | 23 13 42.00             | +61 28 50.0              | 111.540    | 0.790      | GGD10                 |

<sup>a</sup>Referencias: [BDSB03] Bica et al. (2003b), [DB01] Dutra & Bica (2001), [BDB03] Bica et al. (2003a)

Esta parte del proyecto incluye también el seguimiento espectroscópico de nueve candidatos a cúmulos. En las Figuras 3.2 a 3.9 presentamos los diagramas color–magnitud y las imágenes en falso color generadas con nuestras imágenes de LIRIS, para los candidatos con seguimiento espectroscópico. Excluimos al cúmulo ID 436, porque este objeto es analizado en profundidad en el Capítulo 4.

Para el seguimiento espectroscópico seleccionamos aquellos candidatos que, a partir del análisis de los diagramas color–magnitud, color–color y la distribución espacial de las estrellas, indicarían la presencia de una población estelar masiva. Debido a la extinción diferencial esperamos que las estrellas masivas pertenecientes a la secuencia principal del cúmulo se ubiquen en colores ( $J - K_S$ ) rojos y magnitudes  $K_S$  lo menores posibles. Así, un candidato interesante es aquel que tiene una gran cantidad

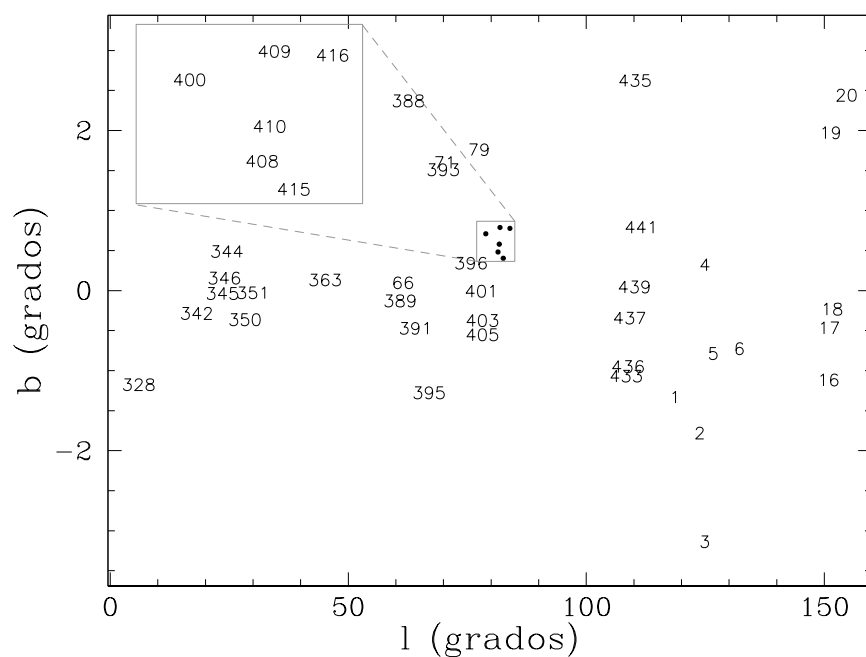


Figura 3.1: Distribución espacial de los candidatos a cúmulos masivos oscurecidos de la Tabla 3.1, derivados de la lista de candidatos publicada por Dutra & Bica (2001), Bica et al. (2003a) y Bica et al. (2003b), para la primera fase del proyecto MASGOMAS. El candidato ID 10, con coordenadas  $l = 130.101^\circ$ ,  $b = 11.120^\circ$  no es presentado en la figura debido a su alto valor de latitud galáctica. Los candidatos en torno a  $l = 80^\circ$ ,  $b = 0.5^\circ$  son mostrados con puntos negros y, en el cuadro superior izquierdo, se incluyen sus números para facilitar la visualización.

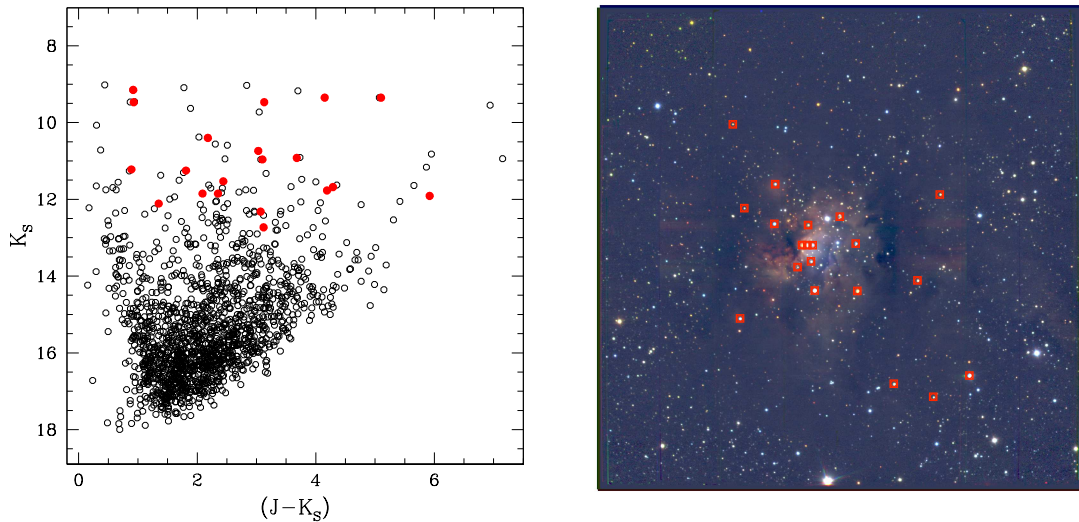


Figura 3.2: *Izquierda:* Diagrama color–magnitud (DCM) para ID 66. Con círculos rojos se muestran las estrellas que en este candidato fueron observadas espectroscópicamente. *Derecha:* Imagen en falso color ( $J$ : azul,  $H$ : verde,  $K_S$ : rojo), construida a partir de nuestras imágenes LIRIS para ID 66. Las mismas estrellas destacadas con símbolos rojos en el DCM, son marcadas con cuadros rojos en la imagen en falso color.

de estrellas brillantes y rojas. Sin embargo como veremos a continuación, las estrellas gigantes del disco también pueden mostrar esas características, convirtiéndose así en contaminantes potenciales en el seguimiento espectroscópico.

En los DCM de todos los candidatos podemos encontrar un grupo de estrellas muy enrojecidas y claramente separada de una secuencia vertical de estrellas casi sin enrojecimiento, estrellas del disco galáctico situadas delante del candidato a cúmulo. En ninguno de los candidatos es posible distinguir la secuencia principal del cúmulo, debido a la extinción diferencial previamente mencionada. La alta extinción incluso se aprecia como nebulosidades brillantes, que destacan en las imágenes en falso color, siendo las más destacadas las de los candidatos ID 66, ID 396, ID 408, ID 409, ID 435 e ID 441 (Figuras 3.2, 3.3, 3.6, 3.7, 3.8 y 3.9).



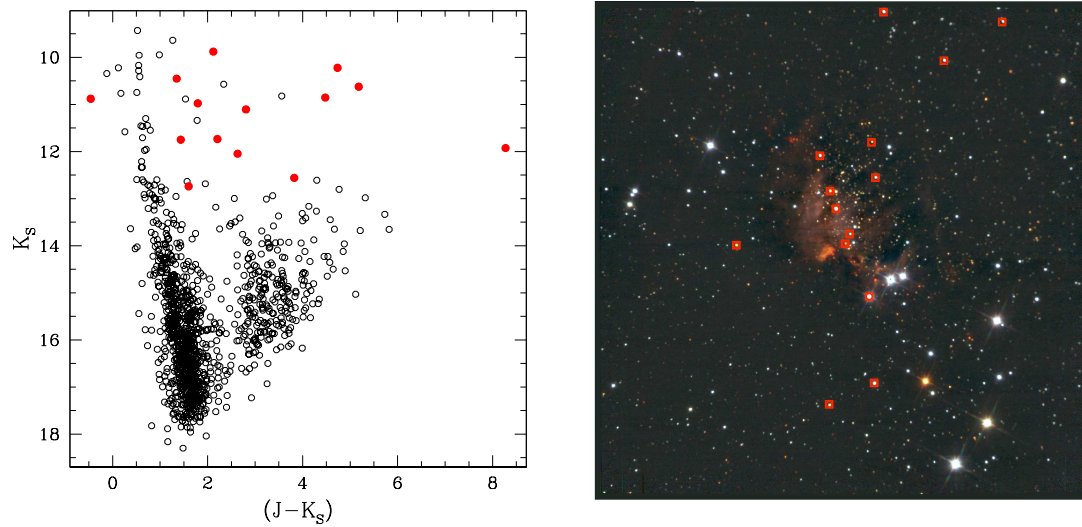


Figura 3.3: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 396. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.

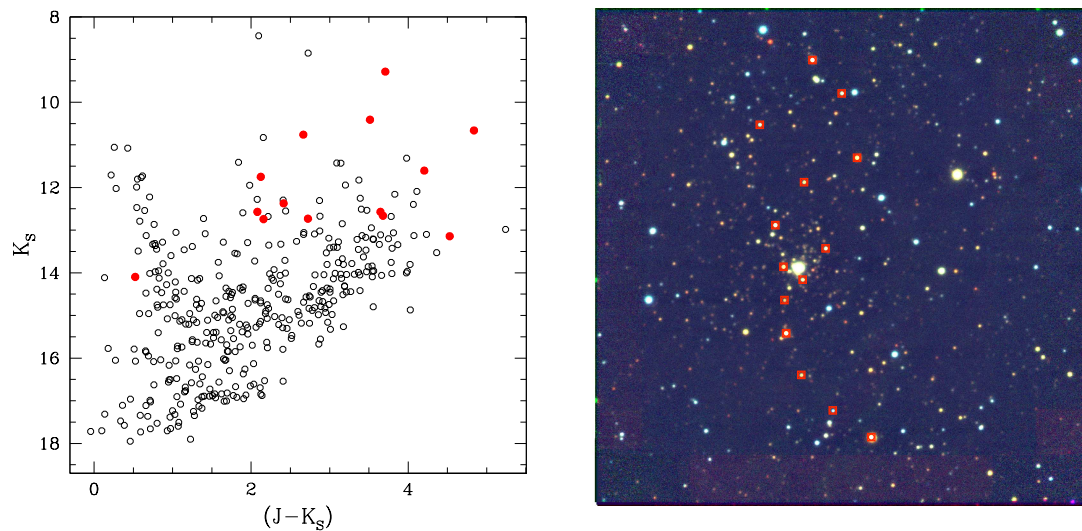


Figura 3.4: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 403. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.



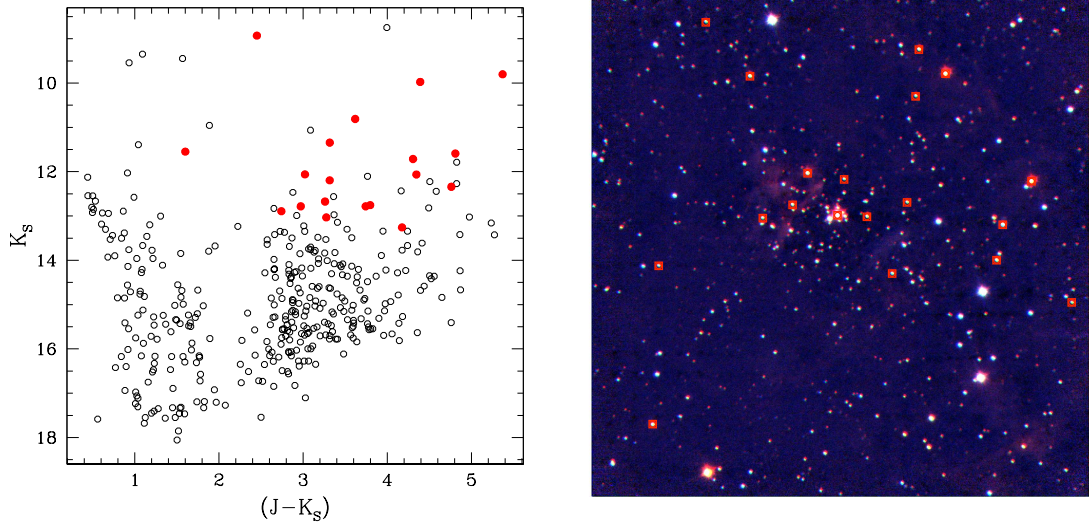


Figura 3.5: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 405. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.

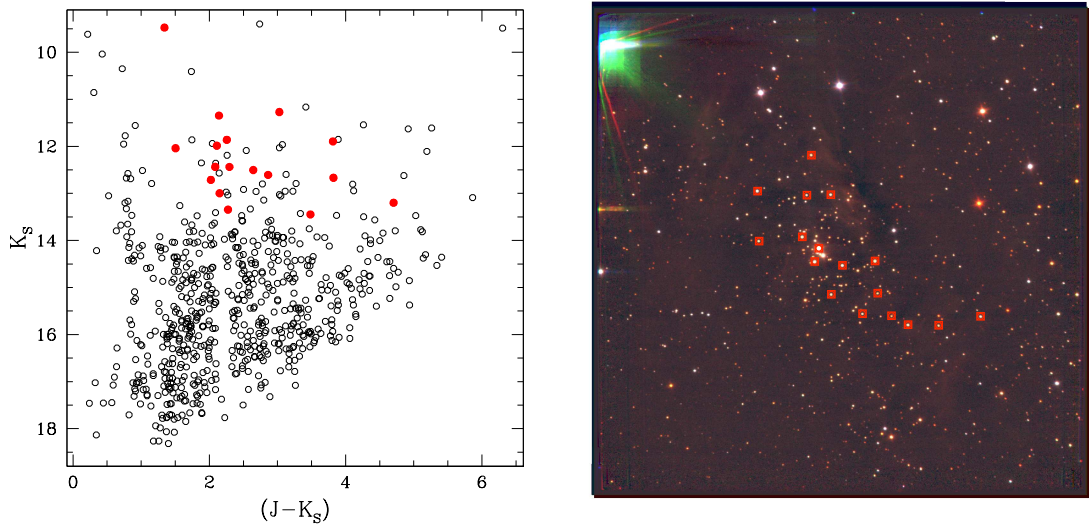


Figura 3.6: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 408. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.

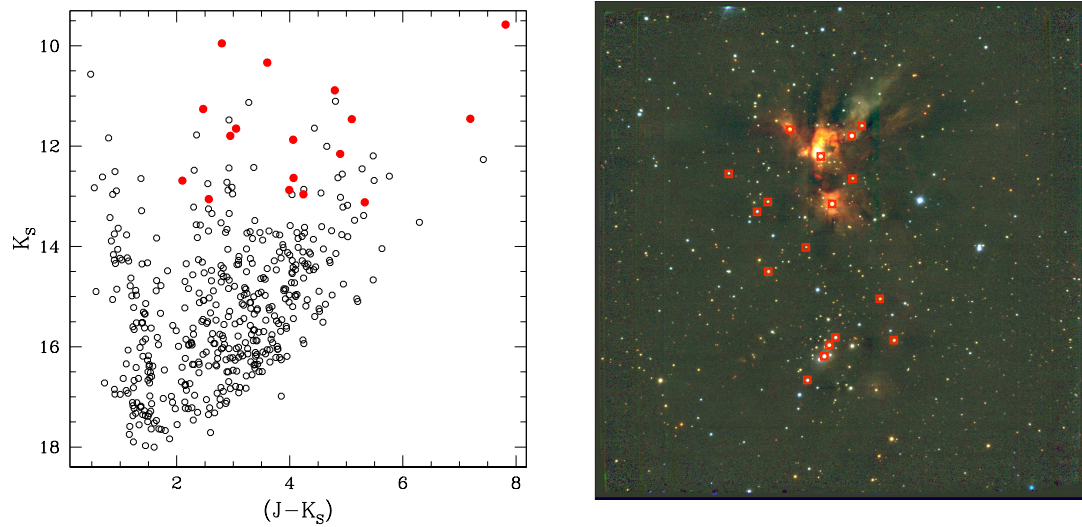


Figura 3.7: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 409. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.

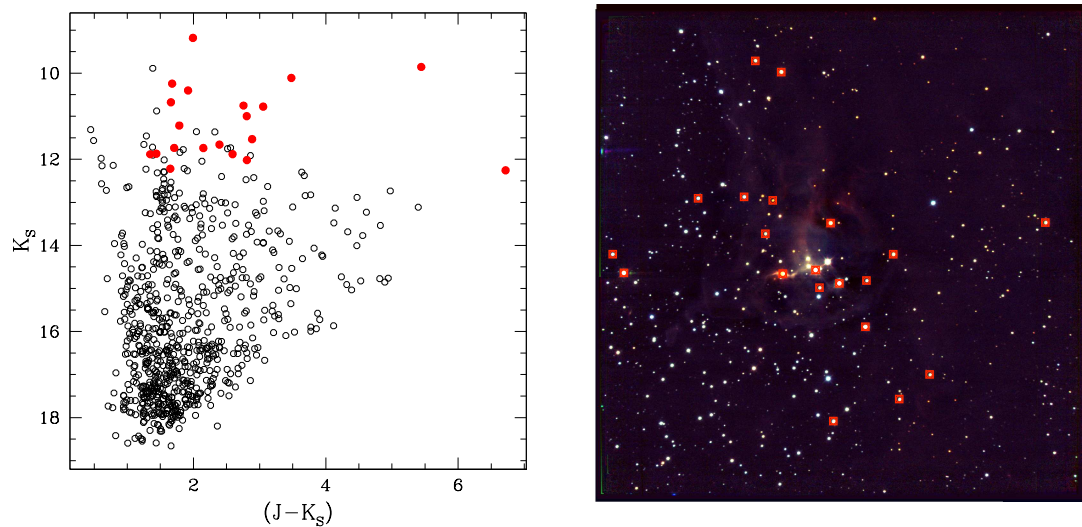


Figura 3.8: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 435. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.

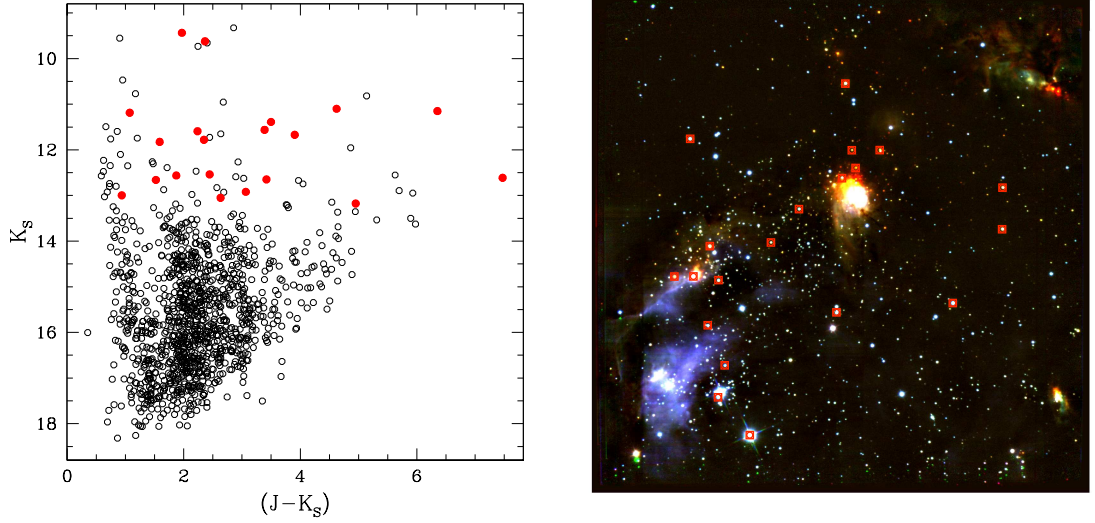


Figura 3.9: Diagrama color–magnitud (izquierda) e imagen en falso color (derecha) para ID 441. Los símbolos usados son los mismos que los de la Figura 3.2.

### 3.2. Catálogo derivado de búsqueda sistemática

La primera parte del proyecto MASGOMAS, que incluyó la observación en filtros fotométricos infrarrojos de 44 candidatos a cúmulos reportados previamente en la literatura, llevó al seguimiento espectroscópico de nueve candidatos y a la publicación de resultados para tres cúmulos: ID 66 (Marín-Franch et al., 2009), ID 441 (Puga et al., 2010) e ID 436 (Ramírez Alegría et al., 2011). En estos tres cúmulos se logró tener una población estelar masiva confirmada espectroscópicamente, sin embargo, pese a ser los objetos más prometedores de la lista de candidatos de la primera fase, sus masas totales son inferiores a las  $10^4 M_{\odot}$  ( $1.5$ ,  $1.7$  y  $2.5 \times 10^3 M_{\odot}$ , respectivamente).

Durante la selección y observación de candidatos en la primera fase de MASGOMAS comenzamos a utilizar el pseudocolor  $Q_{IR}$  para la selección de estrellas candidatas a tipos OB, complementado con la información de enrojecimiento y magnitud derivada de los diagramas color-magnitud y color-color. La utilización de esta nueva herramienta de selección nos impulsó a tomar la decisión de iniciar una selección propia y preliminar de candidatos a cúmulos masivos para el proyecto MASGOMAS.

El catálogo de candidatos de esta segunda fase del proyecto MASGOMAS se compone de objetos derivados de una búsqueda sistemática, usando fotometría en el

infrarrojo cercano del catálogo 2MASS. Esta fase de búsqueda es preliminar y es un estudio de viabilidad para una búsqueda automatizada, por lo tanto no pretende ser exhaustiva.

Para este estudio preliminar nos centramos en la zona del cielo comprendida entre  $340^\circ < l < 360^\circ$  y  $0^\circ < b < 40^\circ$  y en el disco galáctico ( $-2^\circ < b < 5^\circ$ ). La búsqueda explora la barra galáctica, principalmente la base del brazo de Escudo-Centauro. En esta zona se encuentran los cúmulos de supergigantes rojas (en inglés, RSGC), y la unión entre el extremo de la barra y la base del brazo podría producir un ambiente favorable para la formación estelar masiva.

La detección de candidatos a cúmulos correspondiente a la etapa inicial de la búsqueda sistemática presenta algunas diferencias con respecto a las búsquedas presentadas en la Sección 3.1. La principal de ellas es que en nuestro método no buscamos sobre-densidades estelares en torno a regiones UCH II, tal como el método usado por Dutra & Bica (2001), Bica et al. (2003a) y Bica et al. (2003b), sino que buscamos sobre-densidades de estrellas OB en el disco. Estas candidatas a estrellas OB se seleccionan imponiendo cortes fotométricos en tres parámetros: el pseudocolor  $Q_{IR}$ , la magnitud  $K_S$  y el color  $(J - K_S)$ , del siguiente modo:

1. El primer parámetro fotométrico es posiblemente el pilar fundamental de nuestro método, pues permite filtrar favorablemente estrellas candidatas a tipos tempranos (OB). El pseudocolor  $Q_{IR}$  (Comerón & Pasquali, 2005), es una relación de colores independiente del enrojecimiento que se define como:

$$Q_{IR} = (J - H) - \frac{E_{J-H}}{E_{H-K_S}}(H - K_S) \quad (3.1)$$

Este parámetro es dependiente de la ley de extinción a través de la razón de los enrojecimientos de  $(J - H)$  y  $(H - K_S)$ . En la búsqueda de la fase 2 del proyecto MASGOMAS se usó la ley dada por Rieke et al. (1989), con lo cual el pseudocolor  $Q_{IR}$  estaría dado por:

$$Q_{IR} = (J - H) - 1.7 \cdot (H - K_S) \quad (3.2)$$

El uso del pseudocolor  $Q_{IR}$  en el filtrado de la fotometría se basa en que las

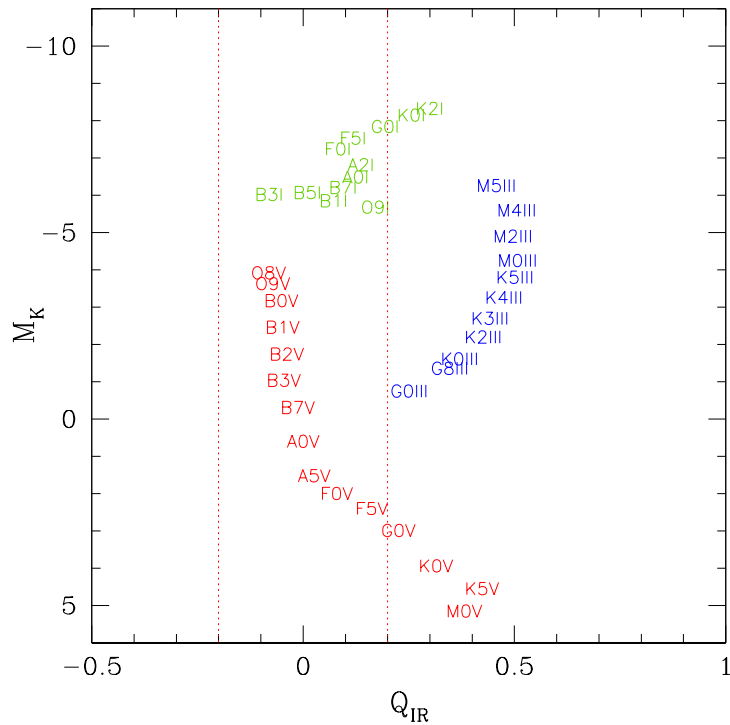


Figura 3.10: Diagrama pseudocolor  $Q_{IR}$ -magnitud absoluta  $M_K$  para estrellas de secuencia principal (rojo), gigantes (azul) y supergigantes (verde), derivado a partir de las magnitudes absolutas dadas por Cox (2000) y adoptando la ley de Rieke et al. (1989). Las líneas rojas segmentadas y verticales marcan la región definida para el filtro en pseudocolor usado en la búsqueda de candidatos a cúmulos. En este diagrama las estrellas solo se moverán verticalmente, producto de variaciones de distancia y extinción.

estrellas de tipos espectrales O y B de la secuencia principal tienen un valor de  $Q_{IR}$  prácticamente nulo. Si se busca en la muestra estrellas con este valor se favorece la inclusión de estrellas de tipos espectrales tempranos. Es necesario también notar que la muestra puede estar contaminada por estrellas de tipo A o F tempranas, las cuales también poseen un valor de pseudocolor casi nulo (ver Figura 3.10). Las restricciones de pseudocolor  $|Q_{IR}| < 0.2$  buscan un equilibrio entre incluir candidatas a estrellas OB, reduciendo la pérdida de objetos debido a errores fotométricos, y aumentar la contaminación por estrellas de tipo A-F.

Aunque el valor del coeficiente que acompaña al color ( $H - K_S$ ) en la definición del pseudocolor  $Q_{IR}$  depende de la ley de extinción utilizada, el pseudocolor



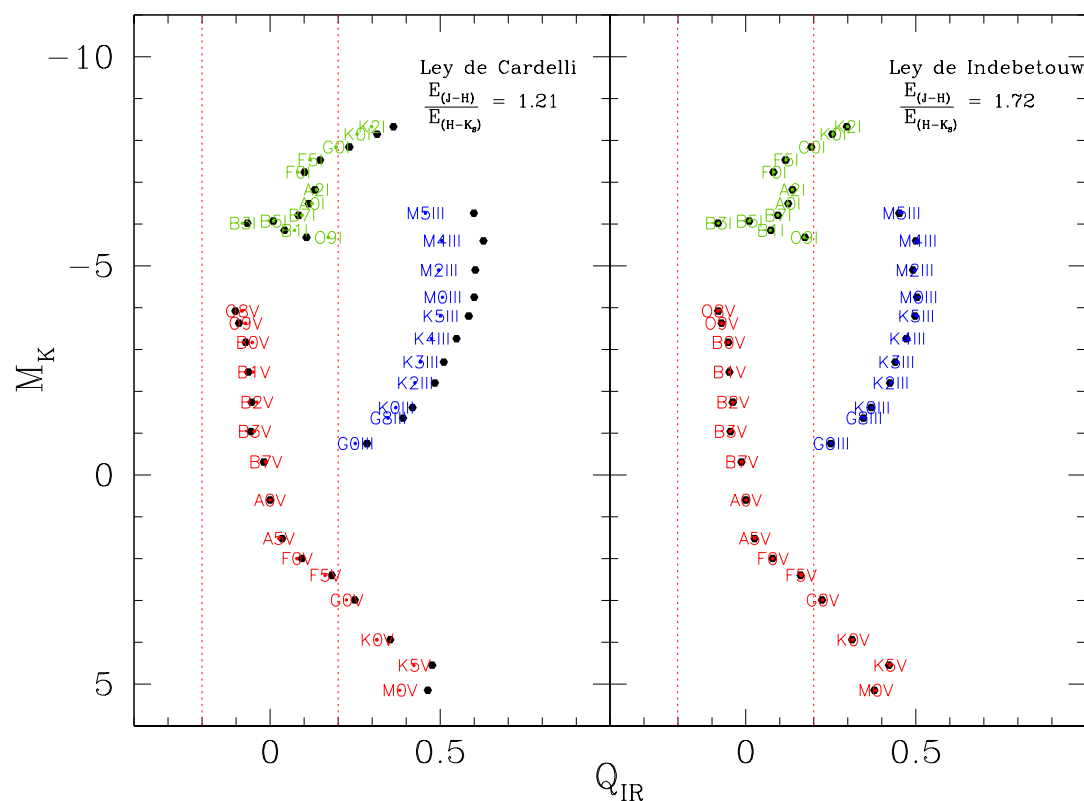


Figura 3.11: Mismo diagrama que el presentado en la Figura 3.10, incluyendo los valores de pseudocolor derivados de las leyes de extinción de Cardelli et al. (1989) e Indebetouw et al. (2005). Las secuencias correspondientes a cada una de estas leyes se muestran con círculos negros, mientras que las derivadas de la ley de Rieke, se indican con el tipo espectral y con un punto de color, para mostrar la posición exacta de  $Q_{IR}$ .

característico de las estrellas de tipos espectrales O y B se mantiene centrado en cero para otras leyes de extinción. En la Figura 3.11 vemos que las mayores diferencias, comparadas con la ley de extinción de Rieke, las encontramos al usar la ley de extinción de Cardelli et al. (1989). Las estrellas gigantes presentan valores mayores de  $Q_{IR}$  para la ley de Cardelli, lo cual facilita su distinción de estrellas tipos O, B, A y F. En las tres leyes de extinción presentadas una restricción en pseudocolor  $|Q_{IR}| < 0.2$  permite seleccionar estrellas tempranas.

2. La siguiente restricción es un valor máximo para la magnitud  $K_S$ , a fin de que destaquen con mayor facilidad las sobre-densidades de candidatas OB, por

encima del ruido asociado a la distribución espacial del resto de las estrellas. Debido a que la detección visual preliminar de una sobre-densidad depende de cuánto resalta con respecto a su entorno, la inclusión de una mayor cantidad de estrellas en el campo (por un corte en  $K_{S,max}$  muy alto), permitiría sólo la detección de las mayores sobre-densidades, perdiendo candidatos. Además, nuestro trabajo incluye realizar seguimientos espectroscópicos con LIRIS, por lo que es necesario considerar un valor límite de magnitud de acuerdo a las capacidades del instrumento. El valor óptimo para el corte en magnitud es de  $K_{S,max} = 12.5$  mag.

3. El límite impuesto en el color ( $J - K_S$ ) busca descartar estrellas muy azules que se encuentren en la misma línea de visión que el candidato a cúmulo pero delante de él. Al encontrarse estas estrellas entre el candidato y nosotros, no son afectadas por la extinción producida por el polvo presente en el candidato a cúmulo y, por esto, las encontramos en colores azules. Son en su mayoría estrellas de secuencia principal del disco galáctico. Para nuestra búsqueda de candidatos utilizamos un corte en color  $(J - K_S) \geq 1.3$  mag, para limpiar de posibles contaminantes presentes entre nosotros y el candidato a cúmulo, y enfocarnos en la población estelar del cúmulo muy enrojecida.

Si bien las tres restricciones fotométricas fueron enumeradas secuencialmente, en el momento de la búsqueda estas fueron aplicadas simultáneamente antes de realizar la búsqueda de sobre-densidades. Una vez filtrada la fotometría de 2MASS realizamos la búsqueda preliminar de sobre-densidades. Al detectar una sobre-densidad, hacemos los diagramas color-magnitud (DCM), pseudocolor  $Q_{IR}$ -magnitud (DQM), color-color (DCC) y de distribución espacial para un área de cinco minutos de arco cuadrados, en torno al centro de la sobre-densidad. Un ejemplo de estos diagramas se muestra en la Figura 3.12, para el candidato Masgomas-4. En dicha figura es posible ver una secuencia vertical de estrellas en torno a  $Q_{IR} \sim 0$ . Esta secuencia de estrellas con pseudocolor correspondiente al tipo espectral OB no es evidente en el diagrama color-magnitud, por lo tanto estas candidatas no serían fácilmente detectadas sin el uso del DQM. Lo mismo ocurre en la distribución espacial de las estrellas. Sin la preselección por el parámetro  $Q_{IR}$  la sobre-densidad de estrellas candidatas a tipo OB no es evidente.

Los mismos diagramas son construidos para un anillo de control, concéntrico a la región del candidato y con la misma área. En los diagramas de control (Figura 3.13) es posible ver que la secuencia vertical de estrellas candidatas a tipo espectral OB, centrada en  $Q_{IR} \sim 0$  no aparece en el DQM, y el número de estrellas seleccionadas a partir de los mismos cortes fotométricos es mucho menor que en el caso del campo del candidato. Por lo tanto, se concluye que el candidato es una sobre-densidad distinguible del campo circundante, que tiene el mismo tamaño que el campo del candidato.

En la etapa preliminar de la búsqueda sistemática fueron encontrados 9 objetos candidatos a cúmulos estelares, cuatro de ellos ya reportados en la literatura, caracterizados por una población de estrellas candidatas a OB, no encontrada en los campos de control del respectivo candidato. Los candidatos a cúmulos encontrados por la etapa inicial de nuestra búsqueda sistemática son presentados en la Tabla 3.2. En la Figura 3.14 se muestran las coordenadas galácticas de los candidatos, apreciando que la búsqueda estuvo enfocada hacia el centro de la Vía Láctea, abarcando la región en la que se encuentra la barra de la galaxia.

### 3.3. Conclusiones

En este capítulo describimos los catálogos de la fase inicial y de búsqueda sistemática del proyecto MASGOMAS. El primer catálogo, formado por 44 candidatos a cúmulos, es una selección de los candidatos publicados por Dutra & Bica (2001), Bica et al. (2003a) y Bica et al. (2003b). La totalidad del catálogo de la fase inicial del proyecto fue observado en filtros  $J$ ,  $H$  y  $K_S$  y, para los nueve candidatos más prometedores a albergar una población estelar masiva, se realizó un seguimiento espectroscópico en bandas  $H$  y  $K$ .

De este grupo de nueve candidatos con seguimiento espectroscópico, finalmente fueron encontradas estrellas de tipo OB en tres de ellos: ID 66 (Marín-Franch et al., 2009), ID 441 (Puga et al., 2010) e ID 436 (Ramírez Alegría et al., 2011). Para estos tres cúmulos se realizó un completo estudio espectrofotométrico del contenido estelar. Para el último de estos cúmulos revisamos los resultados obtenidos en el Capítulo 4.



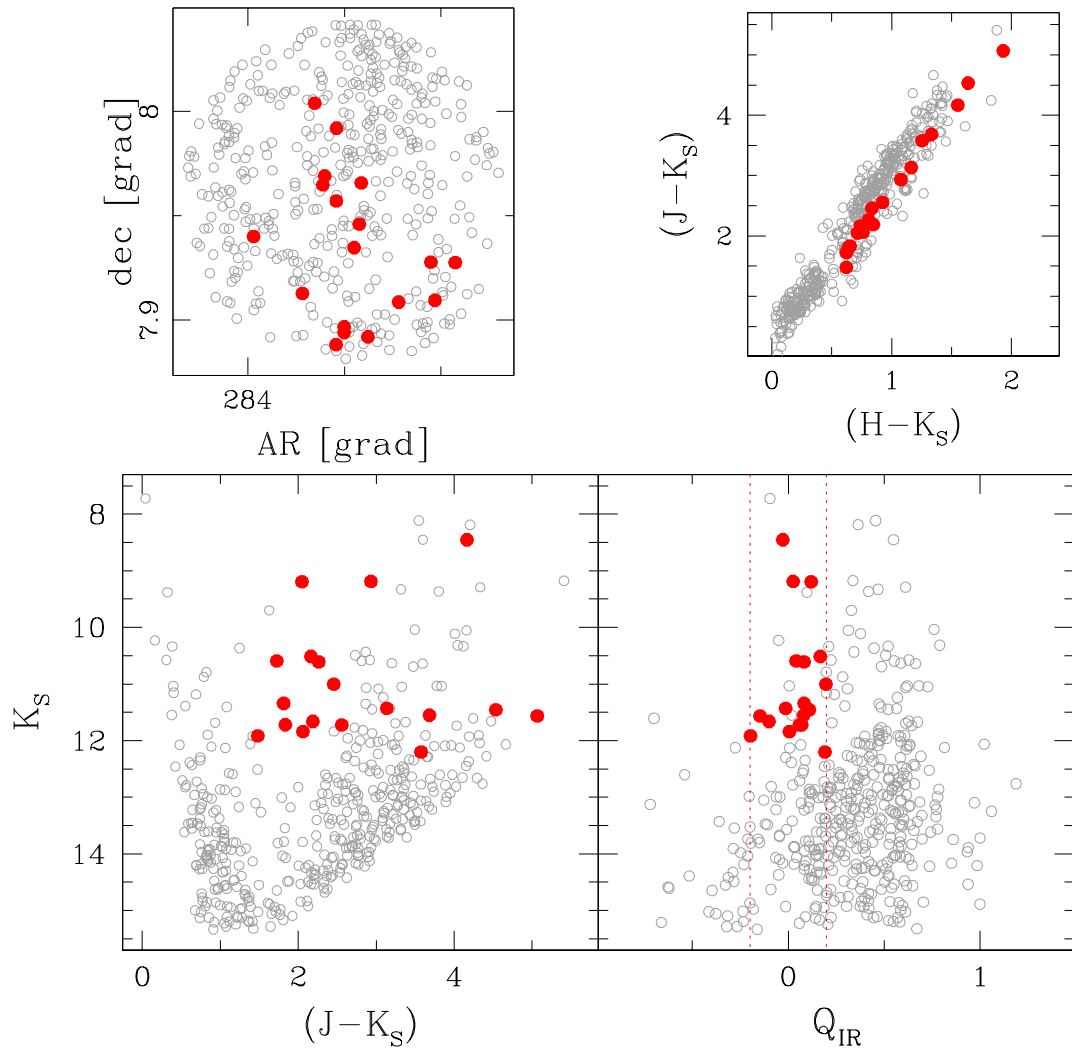


Figura 3.12: Diagramas color-magnitud (DCM), pseudocolor  $Q_{IR}$ -magnitud (DQM), color-color (DCC) y de distribución espacial, para el candidato Masgomas-4. Las estrellas marcadas en rojo son las que cumplen con los cortes fotométricos usados en la detección de este candidato.

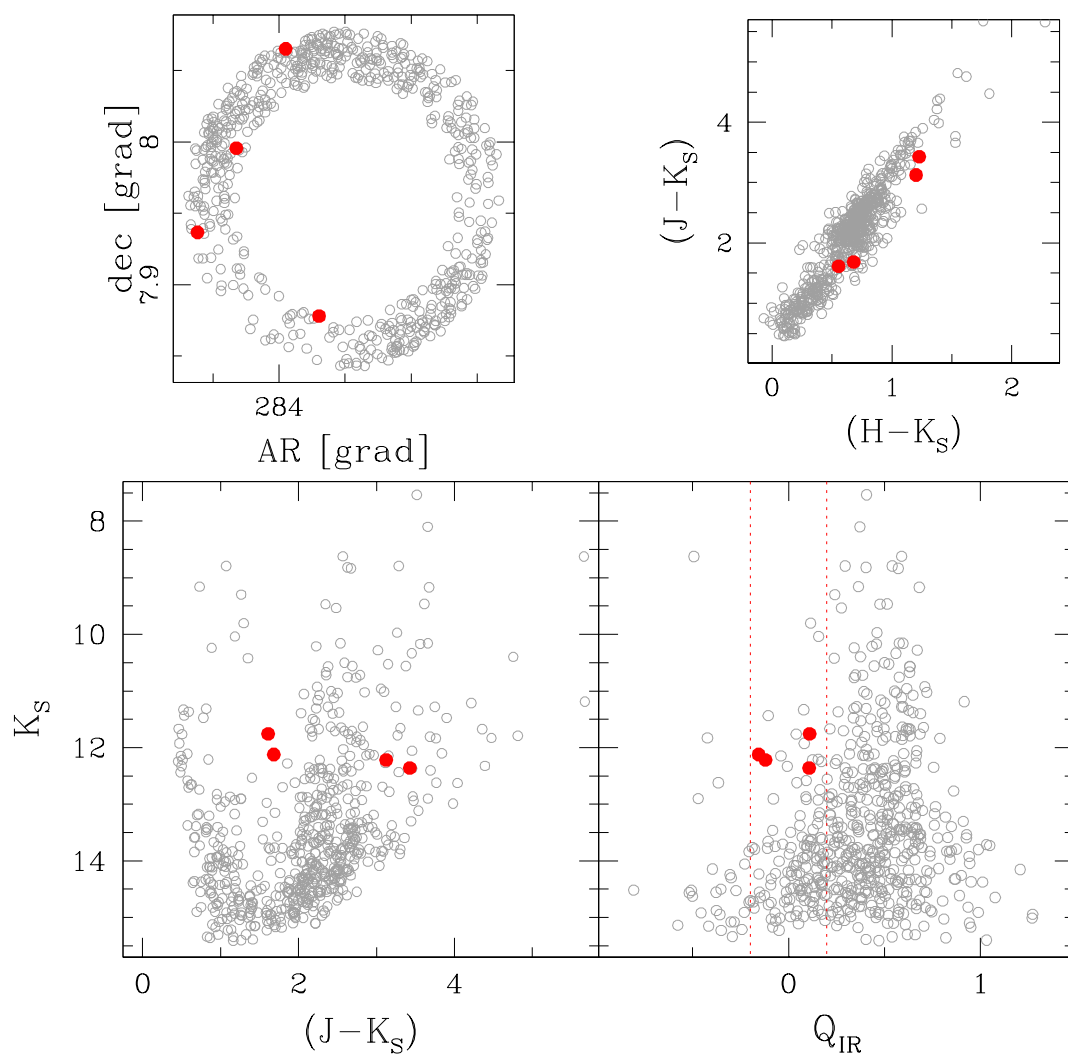


Figura 3.13: Diagramas color-magnitud (DCM), pseudocolor  $Q_{IR}$ -magnitud (DQM), color-color (DCC) y de distribución espacial, para el campo de control del candidato Masgomas-4. Al igual que en la Figura 3.12, las estrellas marcadas en rojo cumplen con los cortes fotométricos usados en la detección de este candidato.

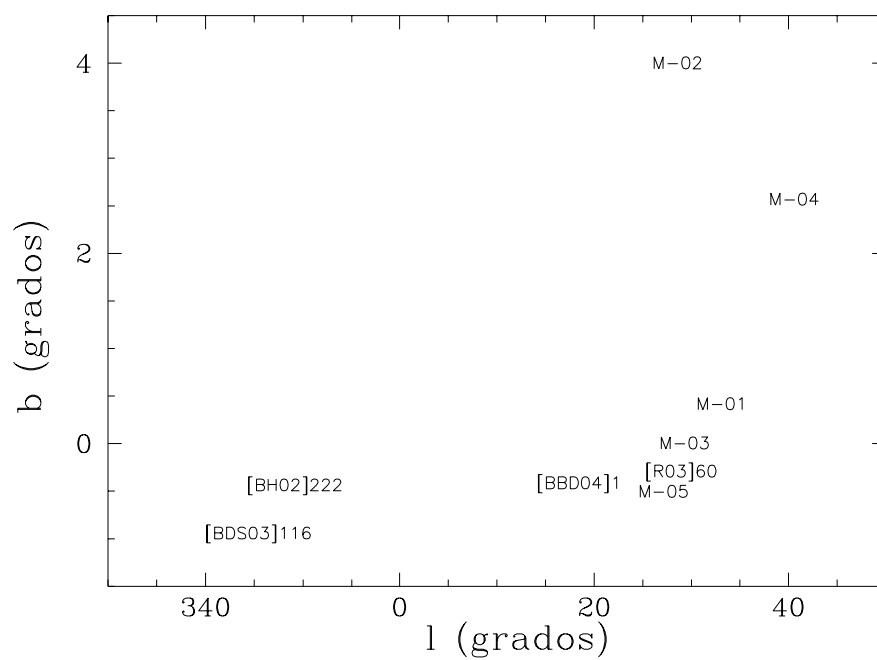


Figura 3.14: Distribución espacial de los candidatos a cúmulos masivos oscurecidos de la fase 2 del proyecto MASGOMAS, derivados a partir de nuestra búsqueda sistemática.

Tabla 3.2: Candidatos a cúmulos estelares masivos del proyecto MASGOMAS, fase 2.

| Identificador <sup>a</sup> | AR (J2000)<br>[ h m s ] | Dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | l<br>[ ° ] | b<br>[ ° ] |
|----------------------------|-------------------------|--------------------------|------------|------------|
| Nuevos candidatos:         |                         |                          |            |            |
| Masgomas-1                 | 18 50 16.30             | +00 21 06.4              | 33.112     | 0.420      |
| Masgomas-2                 | 18 29 11.40             | -02 03 37.9              | 28.553     | 4.003      |
| Masgomas-3                 | 18 44 45.10             | -03 14 37.8              | 29.283     | 0.007      |
| Masgomas-4                 | 18 56 12.00             | +07 57 36.0              | 40.561     | 2.570      |
| Masgomas-5                 | 18 42 35.90             | -05 24 00.0              | 27.120     | -0.501     |
| Cúmulos conocidos:         |                         |                          |            |            |
| [BBD2004] 1                | 18 26 04.69             | -13 03 55.5              | 18.440     | -0.421     |
| VDBH 222                   | 17 18 47.30             | -38 17 06.0              | 349.125    | -0.443     |
| [DBS2003] 116              | 17 09 34.00             | -41 36 00.0              | 345.403    | -0.949     |
| [R2003] 60                 | 18 45 12.28             | -03 41 27.4              | 28.937     | -0.298     |

<sup>a</sup>Referencias: [BBD2004] Bica et al. (2004), VDBH 222 van den Bergh & Hagen (1975), [DBS2003] Dutra et al. (2003), [R2003] Russeil (2003)

La siguiente fase del proyecto, aun en desarrollo, consiste en una búsqueda sistemática de candidatos a cúmulos masivos. Para esta búsqueda usamos un conjunto de cortes fotométricos en pseudocolor  $Q_{IR}$ , magnitud  $K_S$  y color  $(J - K_S)$ , para hacer una selección de estrellas candidatas a tipos OB. Teniendo esta preselección de posibles estrellas OB, buscamos sobre-densidades de estas candidatas encontrando en la etapa preliminar 9 objetos, candidatos a cúmulos masivos. De este grupo, 5 son objetos aun no reportados en la literatura.

Dos de estos nuevos candidatos a cúmulos masivos ya han sido observados por nuestro grupo y se presentan en los capítulos siguientes: Masgomas-1, en el Capítulo 5, y Masgomas-4, en el Capítulo 6.



## Análisis de Cúmulos Individuales: ID 436

El presente capítulo está dedicado al cúmulo ID 436, enfocándonos mayormente en los resultados, análisis y conclusiones publicados en el artículo de Ramírez Alegría et al. (2011).

El cúmulo ID 436, conocido también en la literatura como la región H II de formación estelar Sh2-152, se ubica en dirección al brazo de Perseo, cerca del plano Galáctico ( $\alpha_{2000} = 22^h58^m45^s$ ,  $\delta_{2000} = +58^\circ46'50''$  y  $l = 108.76^\circ$ ,  $b = -0.95^\circ$ ). Dentro de la imagen obtenida con LIRIS para este cúmulo encontramos dos fuentes IRAS: IRAS 22566+5830 e IRAS 22566+5828 (Kleinmann et al., 1986). La primera de ellas se ubica en la zona central del cúmulo y podría estar ionizada por una estrella O9 V (Crampton et al., 1978), identificada por Russeil et al. (2007) como “estrella #4”; mientras que la segunda fuente IRAS, ubicada a  $\sim 2'$  al SE de la región central de ID 436, es más extendida y menos poblada que la fuente central IRAS 22566+5830.

Todas las fuentes mencionadas se muestran en la Fig. 4.1. En esta imagen en falso color, construida a partir de las imágenes de LIRIS y centrada en ID 436, se muestran las ubicaciones de cinco máseres: un máser de metanol a 6.7 GHz (Szymczak et al., 2000), tres de agua (Palagi et al., 1993; Harju et al., 1998) y uno de hidróxilo (OH) (Wouterloot & Habing, 1985). Estas fuentes son indicadoras de formación estelar y, en el caso del máser de hidróxilo, implican formación de estrellas masivas (Zinnecker & Yorke, 2007). Su presencia convierte a este cúmulo en un interesante candidato a región joven y con formación estelar en desarrollo. Siguiendo esta idea Chen et al. (2009), detectaron emisión de H<sub>2</sub> en ID 436 usando fotometría en filtros  $K'$  y H<sub>2</sub>, lo

cual implica que el cúmulo presenta procesos de formación estelar.

Si bien hay estudios basados en observaciones en el infrarrojo cercano para la región en torno a ID 436, su contenido estelar aun no ha sido caracterizado espectroscópicamente. Solamente la estrella ionizante central ha sido observada y clasificada utilizando su espectro óptico (Crampton et al., 1978; Russeil et al., 2007). Presentar un estudio espectroscópico extendido para el resto de la población estelar de ID 436 es uno de los objetivos propuestos en el proyecto MASGOMAS.

Dos aspectos interesantes acerca de ID 436 son su distancia y extensión. Crampton et al. (1978), usando paralaje espectroscópico para la estrella ionizante central, reportan 3.6 kpc como una primera estimación de la distancia al cúmulo. Luego, Wouterloot & Walmsley (1986), suponiendo que el cúmulo se ubica en el brazo de Perseo (entre 2 a 6 kpc, o a un valor promedio de 3.5 kpc), confirman esta conjetura basándose en observaciones de los máseres de agua y del núcleo de amoníaco (Wouterloot et al., 1988). Sin embargo, en un tercer trabajo asociado a esta serie, Wouterloot et al. (1993) determinan una distancia cinemática de 5.3 kpc por medio de medidas de velocidad radial de las líneas de  $^{12}\text{CO}$  (2,1) y  $^{12}\text{CO}$  (3,2) en IRAS 22566+5830. En el mismo año Harju et al. (1993) presentan resultados consistentes, basado en observaciones de agregados (“clumps”) de amoníaco, suponiendo inicialmente una distancia de 3.5 kpc para ID 436 (o Sh2-152).

Usando espectroscopía de rendija larga de la región central de Sh2-152, en Russeil et al. (2007) se calcula una distancia de 2.39 kpc. Esta distancia fue obtenida a partir de la clasificación espectral de la estrella ionizante central (la previamente mencionada estrella #4), aunque vale la pena destacar que las coordenadas entregadas en dicho trabajo para la estrella no corresponden a las derivadas por nosotros después de la calibración astrométrica de la imagen de LIRIS, posiblemente producto de la resolución espacial de  $0.69''$ , correspondiente a las imágenes utilizadas por Russeil et al. (2007).

La extensión del cúmulo ha sido estimada refiriéndose solamente a las imágenes ópticas e infrarrojas cercanas; sin embargo revisando imágenes de Spitzer en el infrarrojo medio a 3.6, 4.5, 5.8 y  $8.0\ \mu\text{m}$  (por ejemplo la Figura 4.2) es fácil ver que la nube que rodea al cúmulo es más extensa que lo deducible de las imágenes ópticas e infrarrojas cercanas.



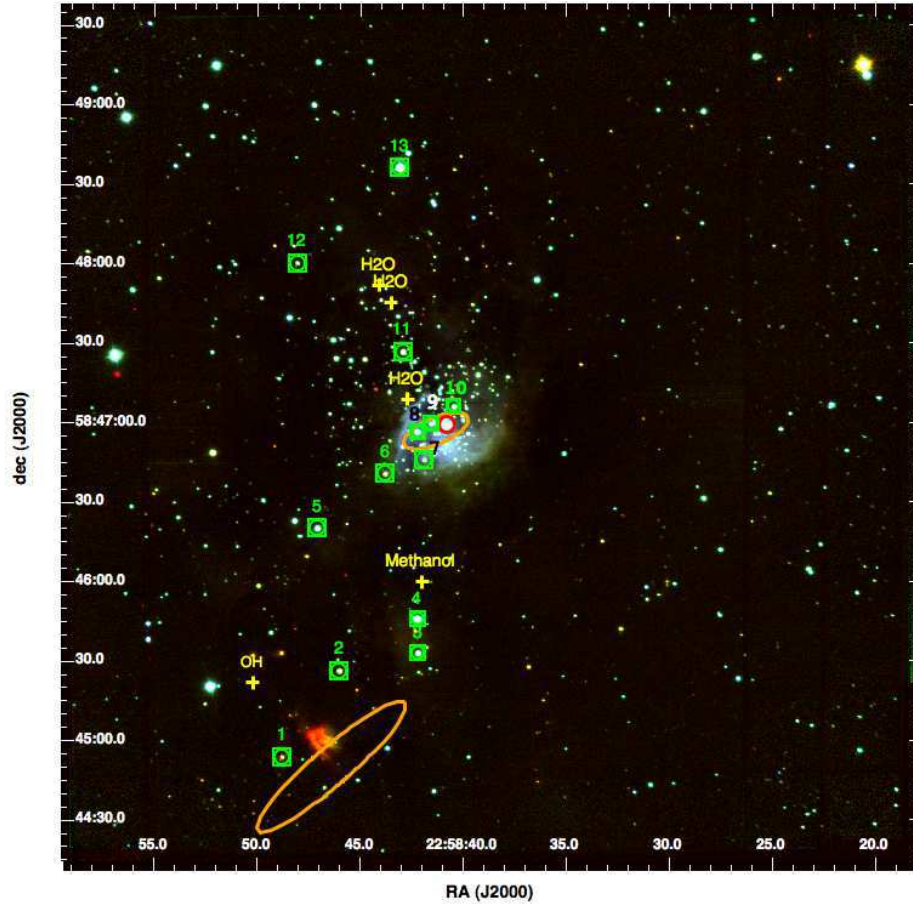


Figura 4.1: Imagen en falso color de ID 436, compuesta por imágenes de LIRIS (azul= $J$ , verde= $H$ , rojo= $K_S$ ); con cuadros verdes se marcan las estrellas observadas espectroscópicamente en infrarrojo, mientras que el círculo rojo central muestra la estrella ionizante central para la cual obtuvimos un espectro óptico. Las posiciones de los máseres son marcadas con cruces amarillas. Las elipses naranjas corresponden a las incertidumbres de  $1-\sigma$  en la posición de las fuentes IRAS 22566+5830 (central) e IRAS 22566+5828 (inferior). Los números en color negro y blanco para la zona central son presentados de tal forma simplemente para facilitar la visualización.

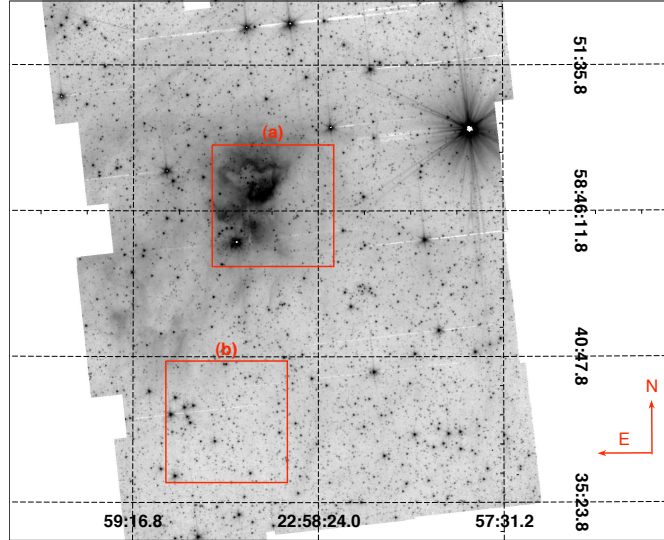


Figura 4.2: Imagen de ID 436 en el canal 1 de Spitzer a  $3.6 \mu\text{m}$ . El campo del objeto (a) y de control (b) están destacados con cuadros rojos de tamaño equivalente al campo de visión de LIRIS (4.2 minutos de arco por lado).

Utilizando las masas asociadas a las nubes moleculares y a los objetos protoestelares de alta masa (o “high-mass protostellar objects”, HMPO), es posible estimar indirectamente la masa de ID 436, dependiendo estrechamente del valor de distancia adoptado. Ao et al. (2004) determinan la masa de polvo asociada a los núcleos de CS,  $^{13}\text{CO}$  y  $\text{C}^{18}\text{O}$ , mapeando sus respectivas líneas de emisión. Suponiendo una distancia de 3.5 kpc, determinan a partir de las respectivas densidades de columnas masas totales del cúmulo de  $1.8 \cdot 10^3 M_{\odot}$  (núcleo de CS),  $9.2 \cdot 10^3 M_{\odot}$  (núcleo de  $^{13}\text{CO}$ ),  $2.9 \cdot 10^3 M_{\odot}$ , y  $1.2 \cdot 10^4 M_{\odot}$  (para dos núcleos de  $\text{C}^{18}\text{O}$ ).

A partir de la densidad de columna de CO y usando la distancia cinemática estimada por Wouterloot et al. (1993) de 5.3 kpc, Guan et al. (2008) determinan una masa de  $3.81 \cdot 10^4 M_{\odot}$  para el núcleo de CO asociado, además de detectar la presencia de chorros masivos. El tamaño determinado para la nube de CO es de 4.1 pc, similar a los 4.3 pc reportados por Ao et al. (2004) para el núcleo de  $^{13}\text{CO}$ , pero mayor que los otros núcleos observados (1.8 pc para el núcleo de CS y 1.7-3.0 pc para los de  $\text{C}^{18}\text{O}$ ).

Usando polarimetría en  $850\ \mu\text{m}$ , Curran et al. (2004) estudiaron la región hallando para IRAS 22566+5828 chorros de material y objetos proto-estelares de alta masa con una masa total (de polvo) estimada de  $3.5 \cdot 10^3 M_{\odot}$ , y para IRAS 22566+5830, un campo magnético alineado en dirección norte–sur. En su trabajo adoptaron una distancia de 5.0 kpc y una razón gas–polvo de 100.

Debido a que los parámetros físicos dependen directamente del cuadrado de la distancia, es crucial tener estimaciones fiables de la misma. Por lo tanto en nuestro trabajo buscamos refinar la estimación de la distancia de ID 436 usando fotometría en el infrarrojo cercano y espectros para 13 estrellas. Esto aportará la primera estimación de distancia para el cúmulo por medio de estimaciones individuales para más de una estrella de ID 436. Además de la estimación de distancia, derivamos la masa total del cúmulo a través de su población estelar y la función de luminosidad.

## 4.1. Observaciones

El estudio de ID 436 se realizó a partir de imágenes obtenidas a través de filtros infrarrojos anchos ( $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ) y espectroscopía multiobjeto de resolución intermedia ( $R \sim 2500$  en pseudogrismas  $H$  y  $K$ ), con el instrumento LIRIS ubicado en el telescopio William Herschel, en el Observatorio Roque de Los Muchachos en La Palma. Esta información infrarroja fue complementada con un espectro óptico para la fuente ionizante central de ID 436, obtenido con FIES en el Telescopio Óptico Nórdico (NOT) situado en el mismo observatorio que LIRIS. Un resumen de las observaciones de ID 436 se presenta en la Tabla 4.1.

Las imágenes de ID 436 fueron obtenidas con un “seeing” entre  $0.58''$  y  $0.69''$ . Dichas imágenes fueron reducidas siguiendo el procedimiento descrito en la Sección 2.2, y son presentadas combinadas como una imagen en falso color, en la Figura 4.1. En el caso de los espectros, la reducción se describe en la Sección 2.5.2, con algunas especificaciones mencionadas a continuación.

La máscara para ID 436 contiene 13 rendijas de 0.8 segundos de arco de ancho y 6 segundos de arco de largo. Las coordenadas de centrado de la máscara fueron  $\alpha_{2000} = 22^{\text{h}}58^{\text{m}}45^{\text{s}}$  y  $\delta_{2000} = +58^{\circ}46'50''$ . Las estrellas incluidas en la máscara se muestran en la Figura 4.1. Los criterios para la selección de estas estrellas se explican

Tabla 4.1: Resumen de las observaciones para ID 436, para los modos de imagen y espectroscopía multiobjeto.

| AR (J2000)<br>[ h m s ]                                  | Dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | Filtro               | Tiempo de exposición<br>[s] | “Seeing” medio<br>["] |
|--|--------------------------|----------------------|-----------------------------|-----------------------|
| Imágenes de ID 436:                                      |                          |                      |                             |                       |
| 22 58 37   | +58 46 24                | <i>J</i>             | 222.30                      | 0.62                  |
|  |                          | <i>H</i>             | 93.12                       | 0.69                  |
|  |                          | <i>K<sub>S</sub></i> | 66.12                       | 0.58                  |
| Espectroscopía infrarroja multiobjeto ( $R \sim 2500$ ): |                          |                      |                             |                       |
| 22 58 45   | +58 46 50                | <i>H</i>             | 2400                        | 1.04                  |
|  |                          | <i>K</i>             | 2400                        | 0.98                  |
| Espectroscopía óptica ( $R \sim 46000$ ):                |                          |                      |                             |                       |
| 22 58 40.8   | +58 46 58.2              | 370–730 nm           | 1555                        | 1.50                  |
| Imágenes del campo de control:                           |                          |                      |                             |                       |
| 22 58 50   | +58 38 24                | <i>J</i>             | 79.34                       | 0.62                  |
|  |                          | <i>H</i>             | 79.34                       | 0.59                  |
|  |                          | <i>K<sub>S</sub></i> | 79.34                       | 0.65                  |

en la Sección 4.2.1. Las observaciones de la máscara multiobjeto fueron realizadas con un “seeing” de  $\sim 1''$ , y las estrellas telúricas fueron HD 223386 para el pseudogrismo  $H$  e Hip 107555 para el pseudogrismo  $K$  (ambas estrellas A0 V).

#### 4.1.1. Espectro óptico de la estrella central en ID 436

Las observaciones en bandas infrarrojas cercanas fueron complementadas con el espectro óptico de la estrella ionizante central de ID 436. El espectro de esta estrella, identificada en Russeil et al. (2007) como estrella #4, fue obtenido el 12 de noviembre de 2009, usando el espectrógrafo echelle de alta resolución de dispersión cruzada FIES, ubicado en el Telescopio Óptico Nórdico (NOT) de 2.5 metros.

El espectrógrafo FIES se encuentra en un edificio contiguo a la cúpula del NOT, a fin de aislarlo térmica y mecánicamente, y se comunica con el telescopio por medio de un grupo de cinco fibras ópticas, que van ubicadas permanentemente cerca del plano focal (Cassegrain) del telescopio. Las fibras ópticas permiten observar, simultáneamente con el objeto en estudio, los espectros de calibración en longitud de onda (lámparas de torio y argón) para los modos de resolución intermedia y alta, y el espectro de cielo, en el modo de resolución intermedia. El instrumento incluye un predictor de señal-a-ruido para la exposición que esté llevando a cabo, con el fin de optimizar el tiempo de exposición.

Para nuestras observaciones FIES fue utilizado en el modo de resolución intermedia ( $R = 46000$ ), con un tamaño de fibra igual a  $1.3''$  y un rango espectral entre 370 y 730 nanómetros. El tiempo de exposición del espectro fue  $25.8\bar{3}$  minutos y el valor del “seeing” durante la observación corresponde a 1.5 segundos de arco. La reducción del espectro fue realizada con el software FIEStool, específicamente diseñado para reducir y calibrar espectros obtenidos con FIES.

## 4.2. Resultados

Los estudios previos de ID 436 están basados en fotometría de 2MASS, por lo tanto sus resultados se encuentran limitados a magnitudes  $K_S \sim 13$  mag. Con nuestras nuevas observaciones obtenemos fotometría en el infrarrojo cercano con una magnitud

límite  $K_S \sim 20$  mag tanto para el cúmulo como para el campo de control. La información fotométrica fue utilizada para obtener una primera estimación de la distancia del cúmulo, independientemente de la estimación de distancia espectroscópica, y para seleccionar las estrellas candidatas a tipo espectral OB de la secuencia principal del cúmulo, con el fin de ser observadas espectroscópicamente.

### 4.2.1. Diagrama color–magnitud

Los diagramas color–magnitud (DCM) de los campos del cúmulo y de control son mostrados en la Figura 4.3. En estos diagramas es posible ver como la secuencia principal del cúmulo es dispersada producto de la extinción diferencial presente en el campo. Esta dispersión también afecta a parte de la secuencia de estrellas enanas locales (pertenecientes al disco Galáctico), la cual es el principal rasgo en el DCM del campo de control. La extinción diferencial en el campo del cúmulo produce que las estrellas presenten colores ( $J - K_S$ ) más rojos y magnitudes  $K_S$  más débiles.

La selección de las estrellas candidatas a tipos espectrales OB considera este efecto, seleccionando estrellas con colores ( $J - K_S$ ) entre 0.5–4.5 mag y  $K_S < 13$  mag. El primer requisito seleccionaría estrellas aún embebidas en la nube original del cúmulo o la misma nube original de la estrella mientras que el segundo busca descartar estrellas que requerirían tiempos de exposición muy largos para obtener espectros con señal-a-ruido adecuada para el análisis. Es importante tener en mente que las variaciones telúricas imponen por ellas mismas limitaciones a los tiempos de exposición máximos que podemos utilizar en las observaciones.

Para la selección de las candidatas también consideramos la posición de dichas estrellas en el campo de visión. En primer lugar, los límites del cúmulo no aparecen claramente definidos en las imágenes en infrarrojo cercano de LIRIS. El incluir estrellas que no pertenecen a la zona central de la imagen nos ayudaría a conseguir información sobre la posible pertenencia de estrellas periféricas a ID 436. En segundo lugar, la cantidad y posición de las rendijas en la máscara están limitadas por la superposición que podrían presentar en el eje de dispersión y por el rango espectral que deseamos conseguir en nuestros espectros para la observación de líneas espectrales, en particular las especificadas en la Sección 2.4.

A partir de los DCM es posible estimar aproximadamente la distancia a ID 436.

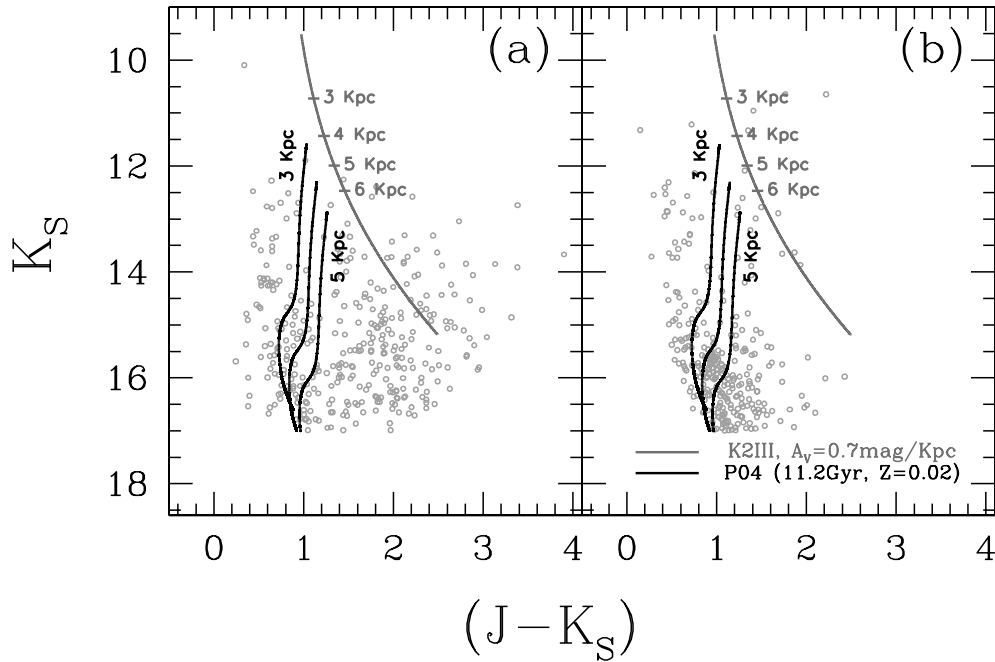


Figura 4.3: Diagramas color–magnitud (DCM) calibrados para ID 436 (a) y el campo de control (b). Las líneas negras representan isócronas de 11.2 giga-años para estrellas con metalicidad solar ubicadas a tres distancias: 3.0, 4.0 y 5.0 kpc, mientras que la curva oblicua gris muestra la posición de una estrella K2 III a diferentes distancias. Las isócronas fueron generadas usando la librería de evolución estelar de Pietrinferni et al. (2004), la librería de correcciones bolométricas de Castelli & Kurucz (2003) y la ley de extinción de Rieke et al. (1989) con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985). Para la secuencia de estrellas K2 III, el valor de  $M_V$  es obtenido de Cox (2000) y los colores IR intrínsecos, de Ducati et al. (2001).

Observando ambos diagramas podemos identificar la secuencia de enanas locales, formada por estrellas enanas pertenecientes a la vecindad solar, como una franja vertical entre  $(J - K_S) = 0.4 \text{ mag}$  y  $(J - K_S) = 1.0 \text{ mag}$ . Esta franja aparece más angosta en el diagrama del campo de control para todo el rango de magnitud  $K_S$ , sin embargo en el diagrama del cúmulo la secuencia se ensancha para magnitudes  $K_S > 15 \text{ mag}$ . Este efecto puede ser explicado por un extinción adicional originada por ID 436 sobre las estrellas del disco situadas detrás del cúmulo (y en la misma línea de visión). Así, cualquier estrella de la secuencia local más brillante que esta magnitud debería estar ubicada entre el cúmulo y nosotros. Identificando este punto de ensanchamiento



es posible realizar una primera estimación de la distancia a ID 436.

Agregando a los DCM isócronas con una edad de 11.2 giga-años como edad característica para estrellas pertenecientes al vecindario solar (Binney et al., 2000) pero ubicadas a distintas distancias, y por lo tanto sometidas a diferentes valores de extinción, es posible identificar este punto de ensanchamiento. Al incluir en los DCM la isócrona a 3.0, 4.0 y 5.0 kpc es posible ver una diferencia entre ambos diagramas entre las isócronas a 3.0 y 4.0 kpc (ver Figura 4.3). Por lo tanto una primera estimación de la distancia a ID 436 sería menor de 4.0 kpc, valor obtenido de forma completamente independiente a la estimación espectrofotométrica.

#### 4.2.2. Pruebas de completitud

Para sustraer adecuadamente la población estelar del disco de la función de luminosidad del cúmulo y cuantificar la sensibilidad instrumental con respecto a las magnitudes y colores estelares, llevamos a cabo pruebas de completitud. Estas pruebas, descritas en Hidalgo et al. (2008) y Aparicio & Gallart (1995), consisten en agregar estrellas artificiales a las imágenes para luego repetir la fotometría utilizando los mismos parámetros y procedimientos utilizados en la fotometría original. Para nuestras pruebas insertamos 480200 estrellas artificiales, en las 200 imágenes adquiridas con los filtros  $J$  y  $K_S$  para el cúmulo y el campo de control, con magnitud instrumental  $12 < K_S < 22$  mag y color  $0 < (J - K_S) < 6$  mag; con estos rangos fue posible cubrir completa y homogéneamente el espacio de valores del diagrama color-magnitud. Para evitar la creación de aglomeración estelar (“crowding”) artificial, las estrellas fueron insertadas siguiendo una red cubriendo el rango completo de coordenadas de la imagen. La separación estrella-estrella en la red es de  $2r_{\text{PSF}} + 1[\text{pix}]$ , donde  $r_{\text{PSF}}$  es el radio de la PSF usada en la fotometría, en píxeles. En esta red, las posiciones de las estrellas artificiales se mantienen fijas de imagen a imagen, pero sus magnitudes  $J$  y  $K_S$  varían.

Finalmente para cada estrella artificial de magnitud  $K_{S,1}$  y color  $(J - K_S)_1$  se define una sección de  $K_{S,1} \pm 0.4$  y  $(J - K_S)_1 \pm 0.4$ , donde son contabilizados los números de estrellas recuperadas y originalmente inyectadas. La razón entre ambas cantidades es el índice de completitud para cada estrella. Las pruebas de completitud



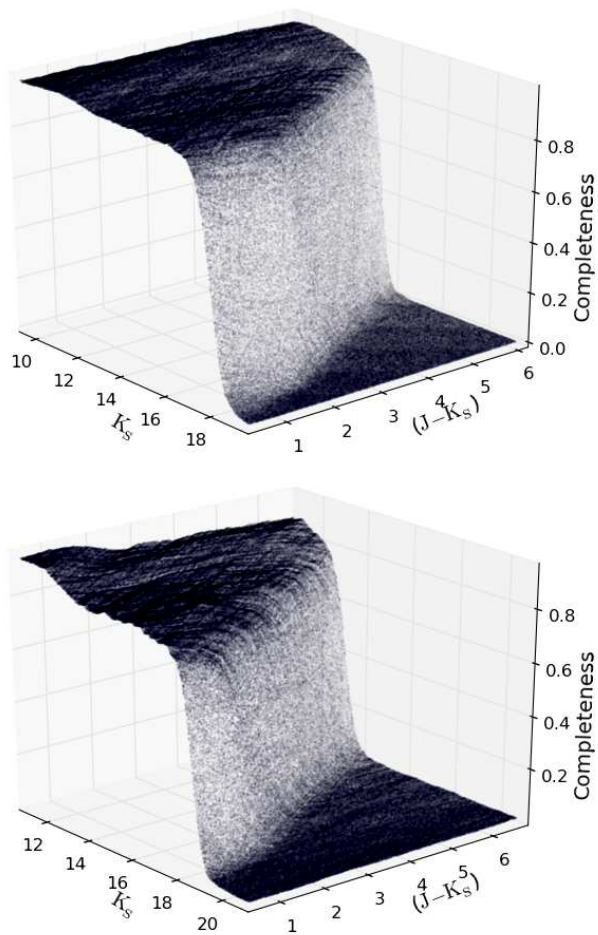


Figura 4.4: Superficie formada por los puntos en el espacio color–magnitud–completitud. La figura superior corresponde al campo de ID 436 y la figura inferior, al campo de control. La completitud varía entre 0 y 1.

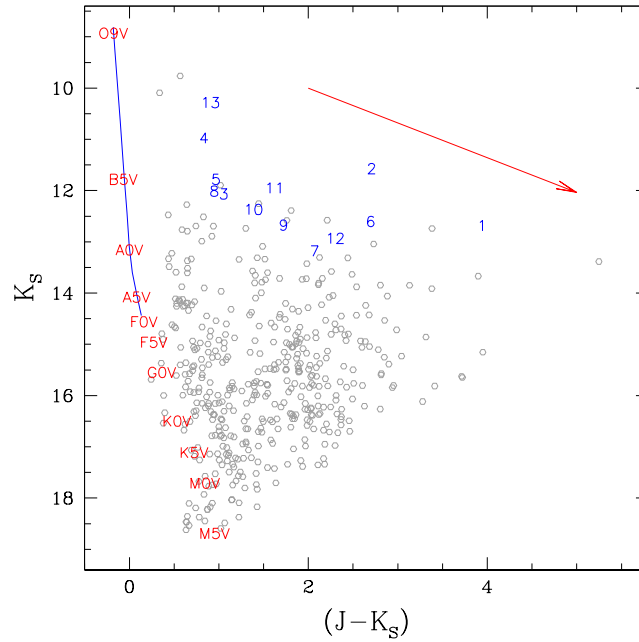


Figura 4.5: Diagrama color–magnitud calibrado para ID 436. La flecha roja segmentada muestra una extinción de  $A_V = 20$  mag ( $A_{K_s} = 2.04$ ) y la secuencia principal corresponde a las magnitudes estelares a la distancia estimada para el cúmulo (3.21 kpc). La línea azul continua en la parte superior de la secuencia principal es el mejor ajuste hecho a la secuencia para proyectar las estrellas del DCM a la secuencia principal, siguiendo el vector de enrojecimiento. Las posiciones de las estrellas observadas espectroscópicamente están marcadas con números azules.

reproducen exitosamente los límites de detección para los DCM y dan una completitud de más de 0.90 para cerca del 97 % de los diagramas. Los valores de la completitud con respecto a la posición en el DCM están mostrados en la Figura 4.4.

### 4.2.3. Clasificación espectral (infrarrojo cercano)

La clasificación espectral para las estrellas de tipos OB se basa en la clasificación de Hanson et al. (1996) para la banda  $K$  y en Hanson et al. (1998) para  $H$ . Para los tipos más tardíos se utilizaron los espectros clasificados por Meyer et al. (1998) y Wallace & Hinkle (1997). La presencia de líneas características para cada tipo espectral fue complementada con la comparación visual entre los espectros de este trabajo y los de otros catálogos con similar resolución (Ivanov et al., 2004; Ranade

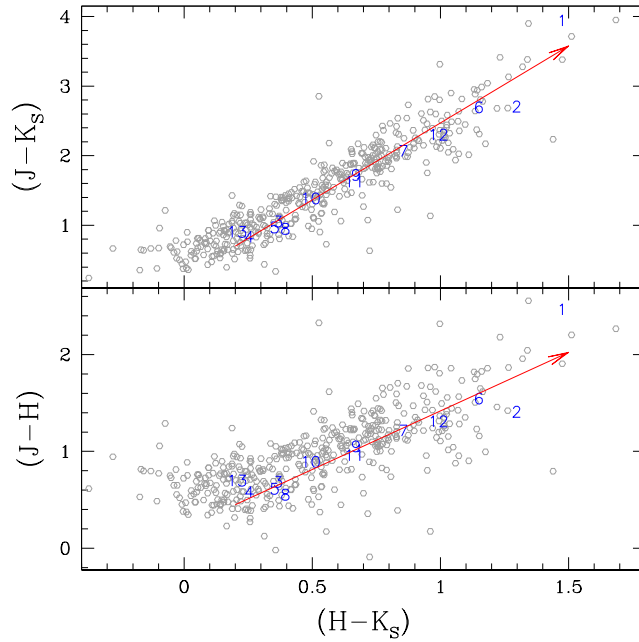


Figura 4.6: Diagramas color–color calibrados para ID 436. Los números azules corresponden a las estrellas observadas espectroscópicamente. Las flechas rojas en ambos diagramas muestran los vectores de enrojecimiento.

et al., 2004; Ranada et al., 2007; Hanson et al., 2005). La Tabla 4.2 contiene las coordenadas, magnitudes infrarrojas y tipos espectrales de las estrellas observadas espectroscópicamente. Las posiciones en los diagramas color–magnitud y color–color para las estrellas observadas se presentan en las Figuras 4.5 y 4.6.

Existen varias razones por las cuales la clasificación espectral en la banda  $K$  puede llegar a ser problemática. Por ejemplo, el rasgo principal en esta banda para estrellas B-tardías hasta F-tempranas es la línea de Brackett  $\gamma$  a  $2.166 \mu\text{m}$ , pero esta línea es ajustada durante el modelado de la estrella estándar A0V para la construcción del espectro de corrección de líneas telúricas. Un error en el modelado de esta línea repercutiría en la profundidad y/o forma de la misma en los espectros de los candidatos; sin embargo al complementar el análisis con información en la banda  $H$  este problema es soslayado.

Otra consideración importante proviene de la emisión nebular diferencial que domina la zona central del cúmulo, la cual puede contaminar el espectro estelar, haciendo difícil distinguir si la naturaleza de las líneas es estelar o nebular. Esto es evidente

Tabla 4.2: Estrellas observadas espectroscópicamente para ID 436.

| ID | AR (J2000)<br>[ h m s ] | Dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | $J$<br>[mag] | $H$<br>[mag] | $K_S$<br>[mag] | Tipo espectral |
|----|-------------------------|--------------------------|--------------|--------------|----------------|----------------|
| 1  | 22 58 48.77             | +58 44 53.7              | 16.598       | 14.158       | 12.745         | B1 V           |
| 2  | 22 58 46.01             | +58 45 26.2              | 14.258       | 12.870       | 11.633         | YSO            |
| 3  | 22 58 42.19             | +58 45 32.9              | 13.131       | 12.434       | 12.127         | B2–3 V         |
| 4  | 22 58 42.22             | +58 45 45.7              | 11.821       | 11.229       | 11.034         | B2–3 V         |
| 5  | 22 58 47.08             | +58 46 20.0              | 12.758       | 12.134       | 11.840         | B2 V           |
| 6  | 22 58 43.78             | +58 46 40.6              | 15.284       | 13.754       | 12.665         | ...            |
| 7  | 22 58 41.86             | +58 46 46.0              | 15.242       | 14.035       | 13.240         | ...            |
| 8  | 22 58 42.21             | +58 46 56.5              | 12.967       | 12.407       | 12.071         | YSO            |
| 9  | 22 58 41.54             | +58 46 59.6              | 14.395       | 13.343       | 12.732         | ...            |
| 10 | 22 58 40.42             | +58 47 06.1              | 13.762       | 12.863       | 12.430         | B5 V           |
| 11 | 22 58 42.92             | +58 47 26.7              | 13.572       | 12.614       | 12.010         | G6.5 V         |
| 12 | 22 58 48.06             | +58 48 00.2              | 15.221       | 13.923       | 12.992         | G8 V           |
| 13 | 22 58 43.08             | +58 48 36.3              | 11.203       | 10.491       | 10.344         | G8-9 III       |

en la estrella número 8, que presenta líneas en emisión de la serie Brackett ensanchadas, aparentemente contaminadas por líneas de absorción más estrechas. Estas líneas estrechas serían un artefacto producido por la contribución nebular presente en la rendija e invertida por el proceso de sustracción del cielo. Los espectros finales en el infrarrojo cercano de las estrellas observadas en ID 436 son presentados en la Figura 4.7.

A continuación hacemos una descripción de cada uno de los espectros, enfocados en las características espectrales usadas para la clasificación y complementado con información derivada de los diagramas fotométricos. Los objetos son descritos comenzando desde la estrella más temprana a la más tardía y usaremos este criterio para ordenarlos en la descripción de los Capítulos 5 y 6.

La estrella número 1 se encuentra en un sector muy interesante del campo. Su entorno aparece limpio en la imagen del filtro  $J$ , pero en  $K_S$  se aprecia un arco brillante y una nebulosidad. El arco incluso es comparable en brillo a la zona central de ID 436 (ver por ejemplo, el cuadro (a) de la Figura 4.2, o la Figura 4.1). Producto de la presencia de esta nebulosidad, la estrella número 1 es la más enrojecida de la

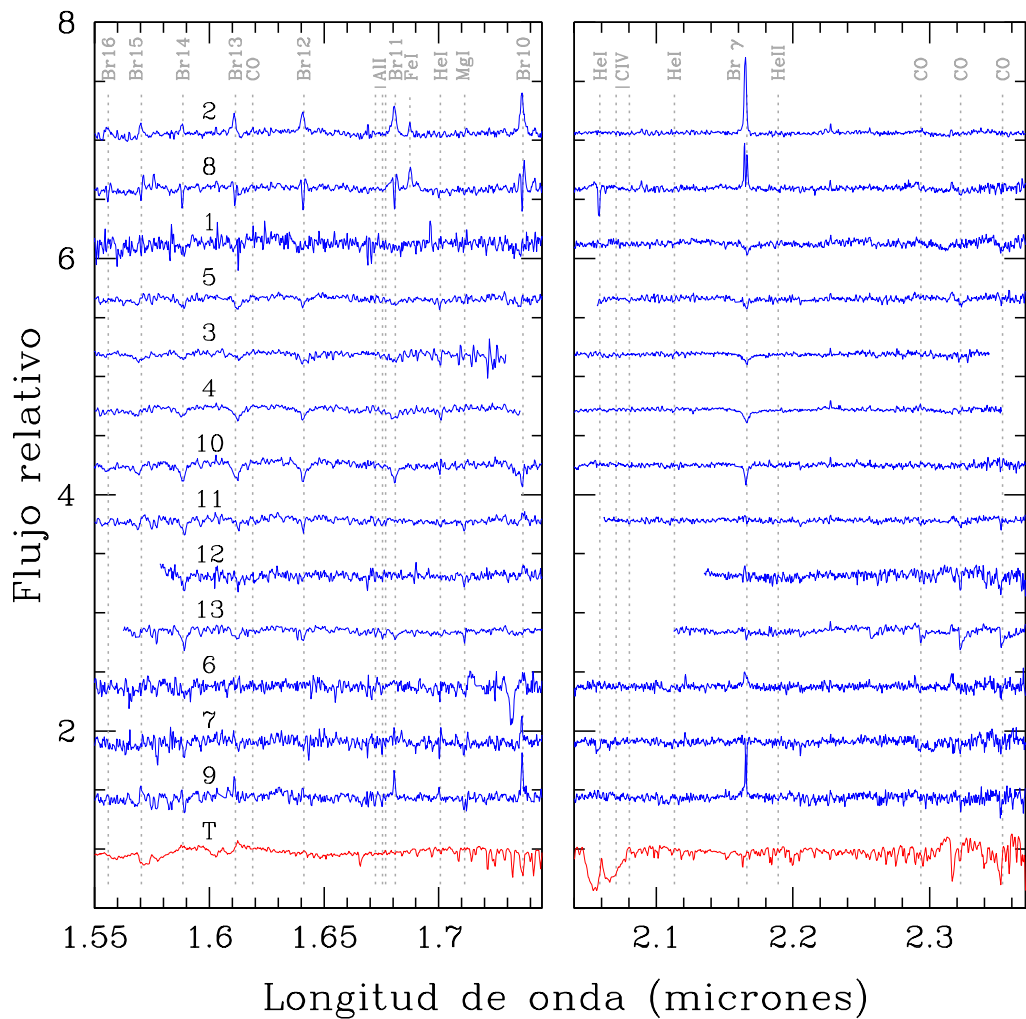


Figura 4.7: Espectros individuales para las estrellas observadas en ID 436 en la banda  $H$  (izquierda) y la banda  $K$  (derecha). Los espectros están ordenados, desde arriba hacia abajo, en objetos estelares jóvenes (“young stellar objects”, YSOs), tipos tempranos, tipos tardíos y aquellos sin clasificación espectral. El espectro mostrado en rojo corresponde a las líneas de absorción telúrica. Las líneas verticales, grises y segmentadas indican los rasgos espectrales utilizados en la clasificación espectral.

muestra, sin embargo no es posible determinar si corresponde a la estrella ionizante de IRAS 22566+5828. La estrella es clasificada como B1 V, fundamentalmente por la forma y profundidad de la línea  $\text{Br}\gamma$  y la presencia de helio ( $2.11 \mu\text{m}$ ). El espectro en  $H$  es ruidoso y la línea de He I  $1.70 \mu\text{m}$  se encuentra contaminada por emisión nebular, por esto la estrella 1 podría fácilmente ser dos subtipos estelares más temprana o tardía. La razón de la baja señal-a-ruido para este objeto es que al estar ubicada la rendija muy baja en el eje vertical de la máscara, las exposiciones en la posición B de las series ABBA se ubicaron fuera del sensor, por problemas de desplazamiento de LIRIS, causando así la pérdida de la mitad de las exposiciones.

El espectro número 2 se caracteriza por sus fuertes líneas Brackett en emisión. Este objeto se ubica debajo de la línea de las estrellas de secuencia principal en los diagramas color-color (Fig. 4.6). Su exceso en colores infrarrojos también es propio de objetos estelares jóvenes y junto con las líneas de emisión dominantes en el espectro permiten argumentar una clasificación como objeto estelar joven (YSO) para la estrella 2.

Las estrellas número 3 y 4 tienen rasgos similares, con tipos espectrales variando entre B2-3 V de acuerdo a su espectro en banda  $H$ . El espectro más ruidoso o una mayor rotación en la estrella número 3 explicaría la serie Brackett más débil, comparado con el de la estrella 4. Sin embargo en ambos espectros la serie se extiende hasta  $\text{Br}15$  ( $1.57 \mu\text{m}$ ) y se detecta la línea de He I  $1.70 \mu\text{m}$ , confirmando un tipo espectral similar para los objetos. En la banda  $K$  no aparece en forma evidente la línea de He I  $2.11 \mu\text{m}$ , pero la línea de  $\text{Br}\gamma$  nuevamente es consistente con un tipo espectral B2-3 V.

Para la estrella número 5 el tipo espectral es difícil de definir. El espectro claramente presenta las líneas  $\text{Br}12$ ,  $\text{Br}\gamma$  y He I  $1.70 \mu\text{m}$ , pero con una serie Brackett débil, lo cual es característico de estrellas O-tardías y B-tempranas de secuencia principal. Luego de comparar con los espectros de los catálogos de Hanson, hemos asignado para la estrella número 5 un tipo espectral B2 V.

En el caso de las estrellas número 6 ( $H = 13.75 \text{ mag}$ ,  $K_S = 12.66 \text{ mag}$ ) y 7 ( $H = 14.03 \text{ mag}$ ,  $K_S = 13.24 \text{ mag}$ ), fue imposible determinar de forma fiable el tipo espectral, debido a la presencia de algunas líneas de emisión, la ausencia de rasgos espectrales dominantes y la baja señal-a-ruido de los espectros de estos débiles objetos en la muestra.

En el centro del cúmulo la emisión nebulosa es una contribución importante en los espectros y, para algunos objetos, parece ser heterogénea. La estrella número 8, ubicada prácticamente en el centro del campo, ha sido resuelta gracias a la resolución espacial de nuestros datos de LIRIS. La emisión nebulosa en este caso fue sobreco-regida debido a la emisión heterogénea en el cielo en torno al objeto. Las líneas de hidrógeno exhiben una componente ancha en emisión mezclada con líneas estrechas en absorción. Esto puede deberse a la superposición entre la componente nebulosa (ancha) y las líneas estelares (estrechas). Para este objeto también fue detectado He I en 1.7 y 2.06  $\mu\text{m}$ . La posición de la estrella número 8 en el diagrama color-color, bajo la línea de las estrellas de secuencia principal, indica que al igual que la estrella 2 es un YSO. Sin embargo al estar menos enrojecida podemos inferir que la estrella 8 ya ha limpiado su entorno, y posiblemente se encuentra en una etapa evolutiva posterior a la estrella 2.

Un efecto similar podría ocurrir en la estrella número 9; su espectro aparece sin rasgos en absorción, probablemente debido a que las líneas de emisión nebulosas llenaron a las líneas de absorción estelares. La clasificación del espectro dominado por líneas de He I y la serie Brackett en emisión no fue posible para esta estrella.

El espectro de la estrella número 10 posee una serie Brackett bien definida, sin indicios de líneas de helio o carbono. Luego de compararlo con el espectro de la estrella HR5685 de la librería de Ranade decidimos clasificarlo como una estrella B5 V.

Las estrellas número 11 y 12 son de tipos tardíos y si bien las bandas de CO no aparecen claramente en los espectros pudimos encontrar una clara similitud entre la estrella 11 y la estrella HR5019 (tipo espectral G6.5 V) del catálogo de Ranade, y entre la estrella 12 y HR4496 (tipo espectral G8 V) del catálogo de Meyer. Por lo tanto, ambas serían estrellas pertenecientes al disco Galáctico.

Finalmente la estrella número 13 tiene una posición destacable en el diagrama color-magnitud, al ser la estrella más brillante de la selección. Sin embargo la débil serie Brackett y las profundas bandas de CO en este candidato indican un tipo espectral más bien tardío. Debido a la similitud con el espectro de la estrella HR5888 (Ivanov et al., 2004) y HR7328 (Meyer et al., 1998), clasificamos la estrella número 13 como G8-G9 III.

#### 4.2.4. Clasificación espectral (óptico)

El espectro óptico final usado en este análisis para la estrella ionizante central de ID 436 (estrella #4 de Russeil et al. 2007) es mostrado en la Figura 4.8. Esta estrella ha sido previamente clasificada con tipo espectral O9 V por Crampton et al. (1978) y O8.5 V por Russeil et al. (2007).

A primera vista esta estrella se podría clasificar con un tipo espectral O9-B0 V, debido principalmente a la razón entre las líneas de He I 4471 Å y He II 4542 Å, confirmando de esta manera las clasificaciones previas. Sin embargo existen algunos rasgos espectrales que merecen una revisión más detallada de este objeto.

En primer lugar, la línea de He II 4686 Å es similar en profundidad a la línea de He I 4471 Å y más profunda que la línea de He I 4388 Å. La razón entre las líneas de He II 4686 Å y He I 4471 Å es ligeramente mayor que la esperada para estrellas con tipos espectrales entre O9 V y B0 V, apuntando a tipos más tempranos. Una línea de He II 4686 Å más fuerte que He I 4471 Å indicaría un tipo espectral Vz (Walborn, 2009) y sugeriría la existencia de formación estelar masiva en curso en el cúmulo.

Segundo, el complejo CNO en 4630–4650 Å aparece ligeramente más débil de lo esperado para los tipos espectrales previamente sugeridos. Aunque esto puede ser producto de la normalización del espectro, la presencia de rasgos de similar profundidad a la esperada para el complejo de CNO implica que la normalización del espectro no sería motivo suficiente para justificar la diferencia.

El tercer rasgo de interés observado en el espectro de la estrella ionizante central es la ausencia de las líneas de Si III (4553–4574 Å). Estas líneas aparecen para tipos espectrales más tardíos que O9.5 V, por lo tanto este hecho indica un tipo espectral O9 V o más temprano. De todas formas la profundidad de las líneas de He II 4542 Å y He II 4686 Å no coinciden con las de tipos espectrales más tempranos que el límite antes mencionado .

En resumen, clasificamos la estrella con un tipo espectral O9–B0 V, aunque presenta rasgos que no son completamente consistentes con los subtipos asignados. Si bien la señal-a-ruido es modesta para el espectro óptico (la señal-a-ruido es 20 por píxel, pero con una resolución de  $R = 46000$  que nos permite degradar el espectro sin pérdida de información), no podemos descartar la presencia de un sistema binario, un espectro compuesto o peculiar. La posibilidad de que la estrella ionizante central de



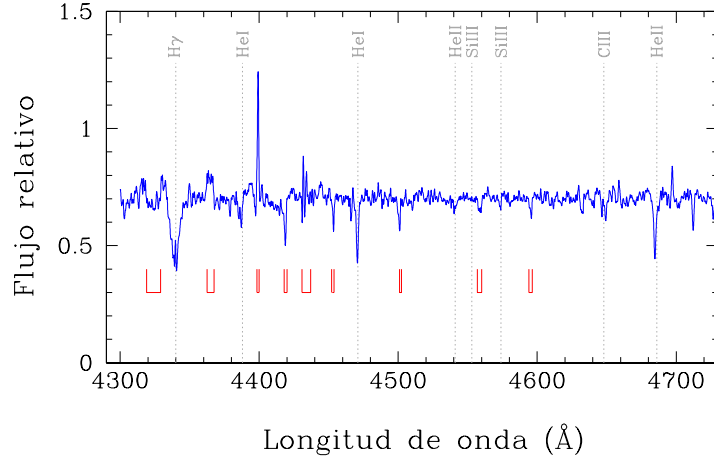


Figura 4.8: Espectro óptico para la estrella ionizante central de ID 436 (estrella #4 de Russeil et al. 2007). En la figura solo mostramos la sección del espectro que incluye los rasgos espectrales utilizados en la clasificación espectral (líneas verticales, grises y a trazos). Las zonas de superposición de los diferentes órdenes espectrales están marcadas con líneas rojas verticales; la baja señal-a-ruido origina una pobre combinación de los espectros en dichas zonas, pudiendo imitar el aspecto de una línea espectral. La resolución espectral fue disminuida a  $R = 8000$ , para ayudar a distinguir las líneas.

ID 436 sea de tipo espectral Vz sería una alternativa de espectro peculiar, sin embargo un espectro con mejor señal-a-ruido es fundamental para confirmar esta conjetura.

### 4.3. Discusión

#### 4.3.1. Estimaciones de distancia y tamaño

Para las estrellas clasificadas espectralmente es posible estimar sus distancias individuales comparando la magnitud observada con la magnitud absoluta correspondiente a cada tipo espectral. Asumiendo los valores de magnitudes visuales absolutas dados por Cox (2000), los colores infrarrojos intrínsecos de Tokunaga (2000) y la ley de extinción de Cardelli et al. (1989) con  $R = 3.10$ , la extinción para el filtro  $K_S$  es:

$$A_{K_S} = \frac{E_{J-K_S}}{1.474} = \frac{E_{H-K_S}}{0.667} \quad (4.1)$$

Tabla 4.3: Extinción y distancias individuales para estrellas tempranas de ID 436.

| Tipo espectral | ID | $A_{K_S}$<br>[mag] | Distancia<br>[kpc] |
|----------------|----|--------------------|--------------------|
| B1 V           | 1  | 2.70               | 3.17               |
| B2 V           | 5  | 0.70               | 3.76               |
| B2–3 V         | 3  | 0.76               | 3.61               |
| B2–3 V         | 4  | 0.62               | 2.70               |
| B5 V           | 10 | 0.95               | 2.83               |

La elección de la ley de extinción de Cardelli et al. (1989) en lugar de Rieke & Lebofsky (1985) o Indebetouw et al. (2005), por nombrar dos ejemplos, se justifica al comparar diferentes vectores de enrojecimiento con un mejor ajuste a las estrellas en los diagramas color–color de las estrellas del campo de ID 436. Para este cúmulo la ley de extinción que mejor se ajusta en los diagramas es la de Cardelli et al. (1989). Debido a la extinción diferencial, los valores de  $A_{K_S}$  varían entre 0.62 y 2.70 magnitudes, lo que equivale a  $A_V$  entre 5.44 y 23.68 magnitudes. En la Tabla 4.3 se presentan los valores de  $A_{K_S}$  y distancias individuales para las estrellas de tipo temprano usadas en la estimación de la distancia del cúmulo.

Excluimos de la estimación de distancia a la estrella ionizante central de ID 436 (estrella #4 de Russeil et al. 2007), pues está saturada en nuestras imágenes y en el caso de las imágenes de 2MASS la zona central del cúmulo no está resuelta, por lo que la probabilidad de que la fotometría de la estrella ionizante central se encuentre contaminada por otras fuentes es alta.

A partir de las estimaciones de distancias para las cinco estrellas clasificadas como de tipo temprano se calculó una distancia promedio al cúmulo, correspondiente a  $3.21 \pm 0.21$  kpc. Este valor es mayor que el entregado por Russeil et al. (2007) ( $D = 2.39$  kpc) y ligeramente menor que el estimado por Crampton et al. (1978) ( $D = 3.5$  kpc). Estas últimas estimaciones fueron obtenidas a partir de observaciones espectroscópicas de la estrella ionizante central del cúmulo (tipo espectral O9–B0 V). En el presente trabajo la estimación de la distancia para ID 436 es derivada a partir de estimaciones individuales que son consistentes con una distancia única para el

cúmulo y cubren un campo de visión más extenso.

Utilizando la imagen de Spitzer (Fig. 4.2) y nuestras observaciones de LIRIS para el campo de control concluimos que el tamaño angular de ID 436 es comparable al campo de visión de LIRIS ( $4.2' \times 4.2'$ ). El cúmulo fue considerado en los trabajos previos como solamente el núcleo central y cercano a Sh2-152, subestimando el tamaño del objeto; sin embargo a partir de nuestro diagrama color–magnitud es posible comprobar que estrellas ubicadas cerca del borde de la imagen aun pueden ser parte del cúmulo. Así, si consideramos el diámetro de ID 436 como de al menos  $4.2'$ , a una distancia de 3.21 kpc el tamaño real sería de  $\gtrsim 4.0$  pc.

Una prueba que nos ayudó a clarificar la extensión del cúmulo consistió en contar el número de fuentes detectadas para anillos concéntricos hasta cubrir toda la imagen. Los conteos de cuentas se realizaron en las imágenes del cúmulo y del campo de control y, en el caso de la imagen de ID 436, se usaron las coordenadas centrales de IRAS 22566+5830 como el centro para los anillos de 25 segundos de arco de ancho. En la Figura 4.9, se puede ver un evidente cambio en la pendiente de la curva del número de cuentas, una vez fuera de la sección central del cúmulo (aproximadamente a los 250 píxeles, i.e. 60 segundos de arco) pero, aunque el número de estrellas detectadas continúa en descenso, se mantiene mayor que el número de estrellas para el mismo anillo en el campo de control. Adicionalmente, la existencia de estrellas fuera del centro de ID 436 con la misma distancia espectroscópica individual que estrellas centrales afirma la idea de que la extensión del cúmulo es mucho mayor que los 2 minutos de arco de diámetro y que puede ser comparable al tamaño del campo de visión de LIRIS. Por esto, utilizar una sección de la imagen del campo de ID 436 como campo de control no es confiable.

### 4.3.2. Masa del cúmulo y estimación de edad

Para medir la masa estelar del cúmulo integramos su función de masas, previamente corregida por la contribución de las estrellas de campo y por factores de la completitud en el conteo de estrellas.

El primer paso para obtener dicha función es proyectar cada estrella presente en el diagrama color–magnitud, siguiendo el vector de enrojecimiento, hasta la secuencia de estrellas enanas situada a la distancia estimada para ID 436 y definida por las

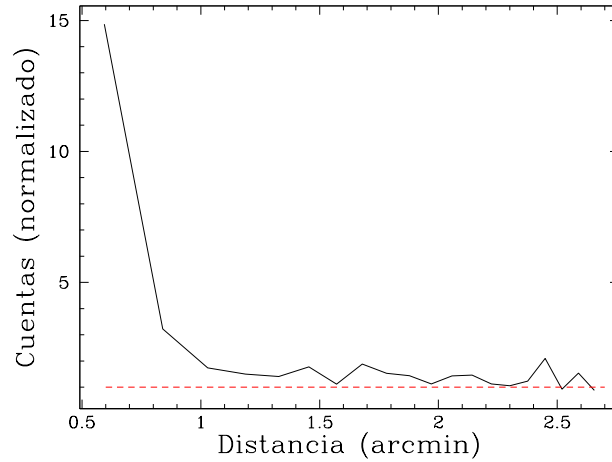


Figura 4.9: Razón entre el número de estrellas en el campo de ID 436 y el campo de control, para anillos concéntricos de igual área. La recta roja a trazos muestra el valor 1, en el cual la densidad estelar en el campo de ID 436 iguala a la del campo de control.

magnitudes y colores dados por Cox (2000) y Tokunaga (2000). Esta secuencia puede expresarse analíticamente por una función de segundo grado o un conjunto de funciones de primer grado. En nuestro caso el ajuste de dos rectas, una desde O9 V hasta A0 V, y la segunda de A0 V a F0 V (líneas azules continuas en la Figura 4.5) produce un mejor ajuste que una sola función de segundo grado cubriendo el mismo rango de tipos espectrales. El corte en F0 V es producto de nuestro límite de detección pues a tipos espectrales más tardíos los histogramas comienzan a declinar en el número de cuentas hacia masas menores.

Una vez que las estrellas en los DCM de ambos campos fueron proyectadas siguiendo el vector de enrojecimiento hasta las funciones de primer grado ajustadas a la secuencia principal, construimos los histogramas de cuentas estelares incluyendo un peso específico para cada estrella en el conteo, correspondiente a la inversa del factor de completitud correspondiente a su posición ( $J - K_S$ ,  $K_S$ ) en el DCM.

Los anchos de los segmentos fueron de 0.8 magnitudes en  $K_S$ , equivalente a dos veces el tamaño de segmento usados en la completitud. Para convertir de magnitudes  $K_S$  a masas estelares usamos los valores dados por Cox (2000). En el caso de tener magnitudes entre dos valores tabulados, interpolamos entre los dos valores adyacentes.

Después de sustraer ambos histogramas (i.e. restar el histograma del campo de

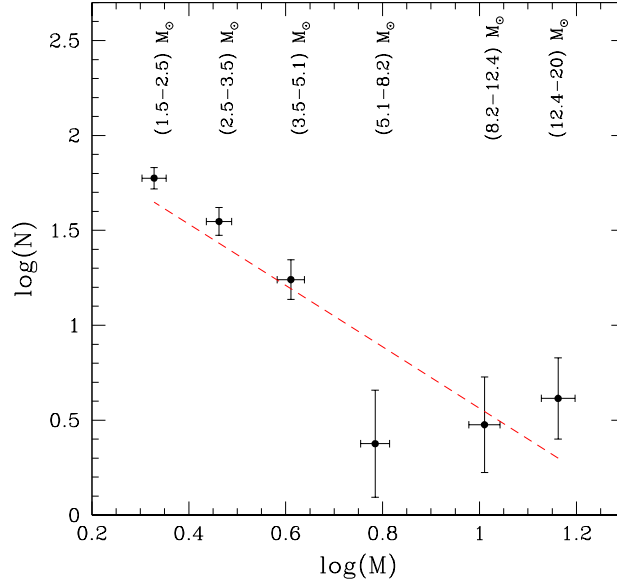


Figura 4.10: Función de masa para ID 436. Los puntos indican el valor medio del rango de masas indicado en la parte superior y equivalente a rangos en magnitud  $K_S$  de 0.8. La línea sólida roja muestra el mejor ajuste para los datos.

control del histograma del campo de ID 436), derivamos la función de masa a la cual le ajustamos una función lineal, obteniendo un valor de  $\Gamma = -1.62$  en el plano  $\log(N)$ - $\log(M)$  (Fig. 4.10). Al integrar dicha función entre 0.20 y 20  $M_{\odot}$ , obtenemos una masa total para ID 436 de  $(2.45 \pm 0.79) \cdot 10^3 M_{\odot}$ .

Para comparar este resultado con los presentados en la literatura es importante previamente considerar la naturaleza de ambas cantidades. Nuestro valor proviene de la evaluación del contenido estelar de ID 436, en claro contraste con los estudios de Ao et al. (2004), Guan et al. (2008) y Curran et al. (2004), quienes derivan la masa virial (i.e. la masa estelar necesaria para asegurar que los núcleos moleculares permanezcan ligados gravitacionalmente), a partir de la medición de las velocidades radiales moleculares.

Guan et al. (2008) calcularon la masa (polvo) para los núcleos moleculares asociados a Sh2-152. Su valor para la masa total (polvo) es  $3.81 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , un orden de magnitud mayor que nuestro resultado. Sin embargo si utilizamos nuestra estimación de distancia en lugar del valor utilizado por Guan et al. (2008) (5.3 kpc), la masa

total (polvo) para los núcleos de CO cae a  $1.22 \cdot 10^4 M_{\odot}$  y su masa virial se reduce en un factor de 0.32, quedando en  $3.04 \cdot 10^3 M_{\odot}$ .

El estudio realizado por Ao et al. (2004) asume una distancia que es más parecida a nuestra estimación. Con  $D = 3.5$  kpc, obtienen cuatro estimaciones de masas totales (polvo):  $1.78 \cdot 10^3 M_{\odot}$  para el núcleo de CS,  $9.20 \cdot 10^3 M_{\odot}$  para el núcleo de  $^{13}\text{CO}$  y  $(0.29 - 1.20) \cdot 10^4 M_{\odot}$  para los dos núcleos  $\text{C}^{18}\text{O}$ . Con la excepción de la masa virial estimada a partir de las observaciones de  $^{13}\text{CO}$ , ( $4.90 \cdot 10^3 M_{\odot}$ ), sus masas viriales estimadas son menores que aquellas obtenidas por Guan et al.,  $1.78 \cdot 10^3 M_{\odot}$  (para el núcleo de CS) y  $(0.67 - 1.40) \cdot 10^3 M_{\odot}$  (para los núcleos de  $\text{C}^{18}\text{O}$ ). Las posiciones y extensiones de estos núcleos son comparados con nuestra imagen en filtro  $K_S$  del cúmulo en la Figura 4.11. En esta figura se puede ver, tal como lo mostramos con la distribución radial (Figura 4.9), que la extensión del cúmulo es comparable e incluso mayor que el campo de visión de LIRIS.

Con las estimaciones para la masa estelar y la masa de polvo es posible evaluar la razón entre la masa estelar y la masa combinada de gas y estrellas presentes en el cúmulo, o la eficiencia de formación estelar. Para derivar la masa total de gas asociada a la masa total de polvo en ID 436 usamos la razón de gas-a-polvo, cuyo valor varía de acuerdo a Curran et al. (2004) en un rango entre 45:1 a 100:1. Para nuestra estimación utilizamos ambos valores extremos del rango, obteniendo así un cálculo de la eficiencia máxima y mínima.

Usando la masa de polvo medida por Curran et al. (2004) y proyectada a nuestra estimación de distancia en lugar de los 5.0 kpc usados por los autores, obtenemos la masa de gas asociada y un valor de eficiencia de formación estelar para ID 436 entre 1.7% y 3.7%. Estos valores son similares a los reportados por Hunter et al. (1990) (i.e. 6%), asumiendo una distancia de 4.0 kpc y habiendo estimado la masa estelar total por medio de una normalización de la función de masa inicial del cúmulo en el rango de masas superior, es decir, entre 18–25  $M_{\odot}$ .

No es posible determinar de forma precisa con los datos con que contamos la edad del cúmulo ni confirmar la idea de formación estelar secuencial en ID 436 (Chen et al., 2009), pero es posible acotar la edad del cúmulo basándonos en las características físicas de su población estelar. La estrella más temprana en la secuencia principal es de tipo O9V. Debido a que aun no ha salido de la secuencia principal, el tiempo

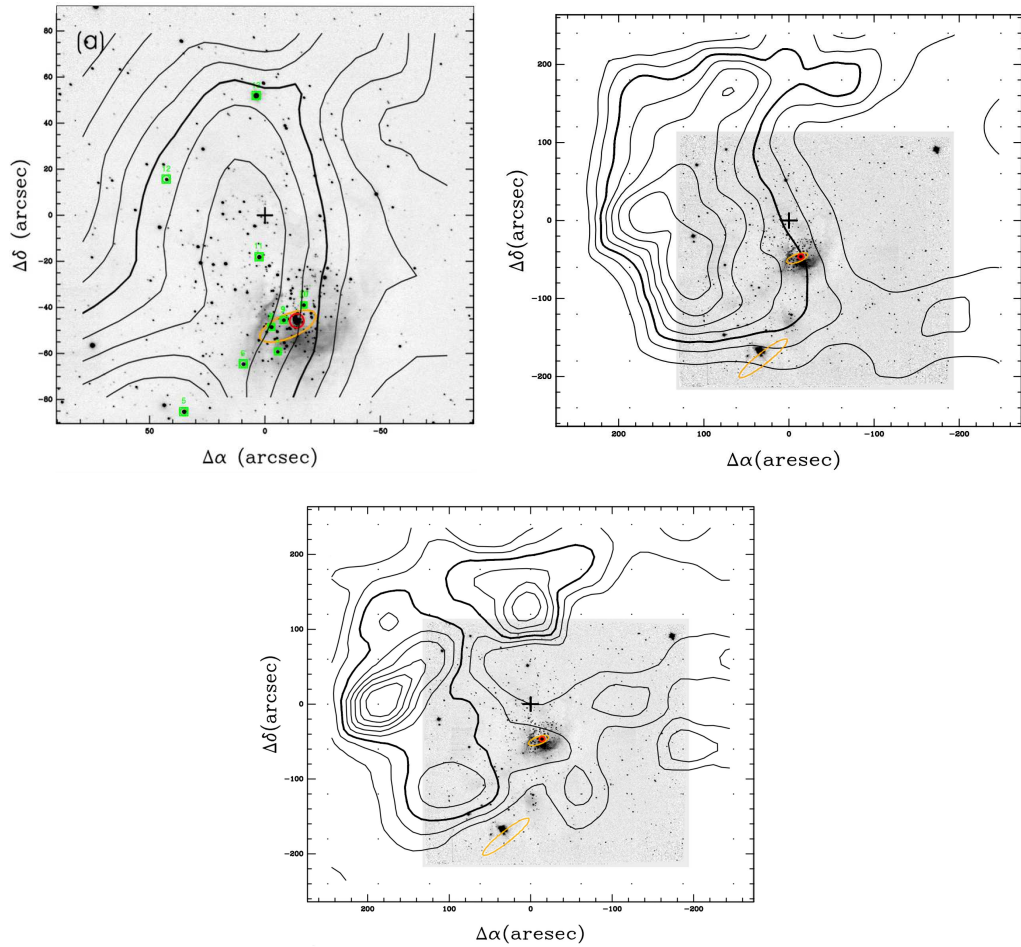


Figura 4.11: Mapas de intensidad para los núcleos de CS (arriba, izquierda),  $^{13}\text{CO}$  (arriba, derecha) y  $\text{C}^{18}\text{O}$  (abajo), extraídas del trabajo de Ao et al. (2004). En cada uno de los mapas hemos incluido la imagen en banda  $K_S$  de ID 436 obtenida con LIRIS. El código de colores y símbolos es el mismo que el utilizado en la Figura 4.1.

de vida del cúmulo es menor que el tiempo requerido para ese tipo de estrella para evolucionar a gigante. Asumiendo una masa de  $18 M_{\odot}$  para una estrella O9 V (Martins et al., 2005) y que la población del cúmulo se formó al mismo tiempo, podemos acotar la edad de ID 436 a menos de 9.4 Myr, usando los modelos estelares de Schaller et al. (1992) para una estrella de metalicidad solar y de masa  $20 M_{\odot}$ . Este límite es conservativo y no debe ser considerado como una estimación de edad.

### 4.3.3. Fuentes ionizantes

Hemos utilizado nuestra clasificación espectral complementada con observaciones en radio presentes en la literatura para estimar si el número de fotones ionizantes emitidos por las estrellas de la muestra pueden explicar las observaciones en radio de Sh2-152. El número de fotones ionizantes,  $\log Q_0$ , varía de acuerdo con el tipo espectral; para determinarlo en el caso de las estrellas de tipo O utilizamos los valores dados por Martins et al. (2005). Para las estrellas B0 V, utilizamos los valores dados por Simón-Díaz & Stasińska (2008) y para las estrellas B0.5–B1 V tomamos los radios de la binaria CW Cep (Bozkurt & Değirmenci, 2007), la relación tipo espectral– $T_{\text{eff}}$  dada por Lefever et al. (2010) y la relación  $T_{\text{eff}}-\log q_0$  dada por Lanz & Hubeny (2007).

Para derivar el número de fotones del continuo de Lyman asociados a la densidad de flujo en radio,  $N_{LyC}$ , usamos la Ecuación A.5 de Hunt et al. (2004), suponiendo una temperatura electrónica de  $T = 10^4\text{K}$  y  $n(\text{He}^+) \ll n(\text{H}^+)$ . Puesto que esta fórmula es derivada para radiación ligada a regiones ionizadas H II, no está garantizado que sea aplicable a IRAS 22566+5828, aunque una estimación es ciertamente ilustrativa.

Dividimos las estrellas ionizantes en dos grupos: el primero contiene a las estrellas de la región central del cúmulo ( $r \sim 30''$ ) lo que incluye a IRAS 22566+5830, la estrella número 10 y la estrellas #4 de Russeil et al. (2007). La estrella más temprana en este grupo es la estrella #4 de Russeil (O9–B0 V, de acuerdo a nuestro trabajo), con un número total de fotones ionizantes entre  $\log Q_0 = 48.06$  y  $47.29$ . El número de fotones del continuo Lyman derivado de las observaciones de radio para IRAS 22566+5830 es  $\log N_{LyC} = 48.02$  (Condon et al., 1998), lo cual es más consistente con una clasificación espectral de O9 V para la estrella ionizante central de ID 436 y apoya la hipótesis de que esta es la estrella ionizante.



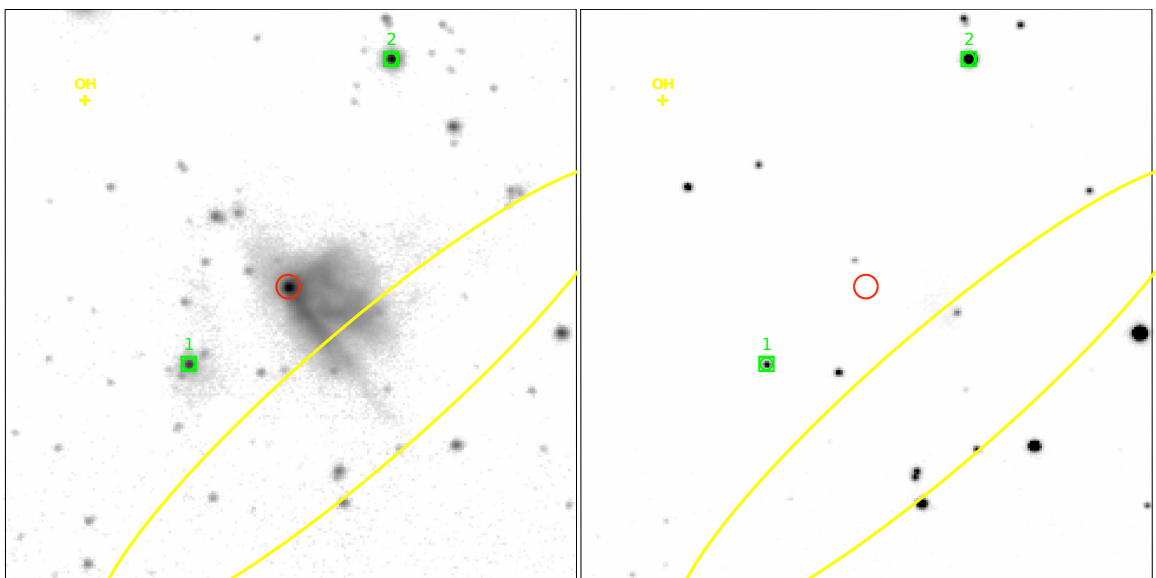


Figura 4.12: Sección del campo de ID 436 centrada en IRAS 22566+5828 y, especialmente en la candidata a estrella ionizante altamente embebida ( $K_S = 10.8$  mag y  $(J - K_S) > 7.0$  mag). A la izquierda se muestra la sección de  $1' \times 1'$  del campo en  $K_S$  y a la derecha, la misma sección en  $J$ . Salvo el círculo rojo central que marca la candidata a estrella ionizante, el resto de los símbolos mantiene el significado usado en la Figura 4.1.

La segunda región, que agrupa a las estrellas número 1, 3, 4 y 5, se encuentra cerca de la fuente IRAS 22566+5828 y su estrella más temprana es la estrella 1. Dentro de nuestra muestra la estrella 1 sería la principal fuente ionizante asociada con IRAS 22566+5828. Sin embargo el valor de  $\log Q_0 = 45.66$  para el tipo espectral de esta estrella es significativamente inferior al número de fotones del continuo Lyman,  $\log N_{LyC} = 48.35$ , derivado de las observaciones en radio (Harju et al., 1998). Esto indica que la estrella 1 no produce suficientes fotones para justificar las cantidades derivadas de las observaciones en radio. La imagen  $K_S$  muestra una estrella profundamente embebida ( $K_S = 10.8$  y  $(J - K_S) > 7.0$ ) en el centro de la nebulosidad cercana a IRAS 22566+5828, que podría ser la estrella O7.5–8 V requerida como única fuente ionizante de la región. Sin embargo este hecho debe ser confirmado con espectroscopía infrarroja.

#### 4.4. Conclusiones

Durante la primera etapa del proyecto MASGOMAS completamos un estudio espectrofotométrico para el contenido estelar del cúmulo ID 436, usando el instrumento LIRIS del Telescopio William Herschel y el espectrógrafo eschelle FIES, en el Telescopio Nórdico Óptico.

Nuestros datos infrarrojos nos permitieron resolver la zona central del cúmulo, con el fin de seleccionar estrellas candidatas a tipos espectrales OB, realizar observaciones espectroscópicas en bandas  $H$  y  $K$  de las mismas y estimar sus distancias individuales. Promediando las distancias individuales de cinco estrellas de tipo B detectadas en el cúmulo, estimamos una distancia a ID 436 de  $3.21 \pm 0.21$  kpc. Esta estimación ubica al cúmulo más cerca que las estimaciones de distancia obtenidas por Crampton et al. (1978); Wouterloot & Walmsley (1986); Wouterloot et al. (1988) y Harju et al. (1993), pero más lejos que lo estimado por Russeil et al. (2007). Nuestra estimación de distancia es consistente con la estimación de distancia derivada a partir de las observaciones de la estrella ionizante central del cúmulo (estrella #4 de Russeil et al. 2007), no así para las estimaciones basadas en la velocidades radiales de  $^{12}\text{CO}$ .

También determinamos la función de masa del cúmulo, corregida de la contribución de estrellas del disco Galáctico (usando un campo de control) y de efectos

de completitud (por medio de la inyección de estrellas artificiales y su posterior fotometría). Integrando esta función, calculamos un límite inferior para la masa total del cúmulo. El valor de  $(2.45 \pm 0.79) \cdot 10^3 M_{\odot}$  concuerda con las estimaciones de masa encontradas en la literatura, todas las cuales son masas viriales requeridas para reproducir las velocidades moleculares observadas, tanto en CO como en CS.

La estrella de secuencia principal de tipo O9–B0 V nos permitió limitar la edad del cúmulo a menos de 9.4 millones de años. El espectro óptico de esta estrella central presenta algunos rasgos interesantes. Primero, la profundidad de su líneas de He II 4686 Å es similar a la de He I 4471 Å y mayor que la de He I 4388 Å, lo que podría indicar que se trata de una estrella de tipo espectral Vz. Segundo, el espectro muestra un débil complejo de CNO a 4630–4650 Å. Y tercero, no detectamos Si III (4553 Å y 4574 Å). Estas últimas dos características indicarían tipos más tempranos de lo que sugiere la relación entre He II 4541 Å y He II 4686 Å. Posibles explicaciones para esta contradicción serían que estemos frente a un sistema binario, un espectro contaminado o un espectro peculiar. Para resolver esto es necesario contar con futuras observaciones con mejor señal-a-ruido, las cuales deberían permitir develar la naturaleza real de la estrella central, y hasta el momento más masiva, de ID 436.

Para dos regiones de ID436 hemos comparado el número de fotones ionizantes provenientes de las estrellas OB con el número de fotones del continuo de Lyman, derivados de observaciones en radio. Para la región central, que contiene la fuente IRAS 22566+5830 y la estrella central de tipo O9–B0 V (estrella #4 de Russeil), ambos números son consistentes, pudiendo concluir que en dicha región existe una única fuente ionizante.

En la segunda región, que contiene a la fuente IRAS 22566+5828, el número de fotones del continuo de Lyman no puede ser justificado con la estrella más joven de nuestra muestra en esa región. El valor calculado de  $\log N_{LyC}$  implicaría la existencia de una estrella O7.5–8 V. Esta estrella podría ser el objeto altamente embebido, sin clasificación espectral, ubicado en el centro de arco brillante cercano a la estrella 1.



## Análisis de Cúmulos Individuales: Masgomas-1

El primer nuevo cúmulo masivo descubierto por nuestro grupo, con la búsqueda de sobre-densidades de estrellas tipo OB, es Masgomas-1 (Ramírez Alegría et al., 2012). Se encuentra en el plano Galáctico, en dirección a la base del brazo del Escudo-Centauro ( $l = 33.112^\circ$ ,  $b = +0.42^\circ$  y  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}50^{\text{m}}15^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = 00^\circ21'04''$ ) y cerca de la fuente infrarroja IRAS 18497+0022. Esta fuente IRAS es un objeto muy brillante en filtros en el infrarrojo medio, con una extensión cercana a  $0.35^\circ$  y fácilmente distinguible en la imagen de Spitzer en  $8.0 \mu\text{m}$  (ver Figura 5.1).

En el entorno de Masgomas-1 encontramos dos fuentes IRAS (IRAS 18476+0017 y IRAS 18476+0019) y una fuente en radio (GPSR 033.086+0.434). Una inspección preliminar de la fotometría 2MASS dentro del cuadrado pequeño en la Figura 5.1 revela la presencia de tres estrellas brillantes y rojas ( $K_S < 6 \text{ mag}$  y  $J - K_S \sim 4 \text{ mag}$ ), separadas  $\sim 2 \text{ mag}$  en  $K_S$  del resto de las estrellas del campo. Estos rasgos han sido previamente observados en las poblaciones de supergigantes rojas de los cúmulos RSGC1, 2, 3 y Cl Alicante 8. Por lo tanto estas tres estrellas de Masgomas-1 aparecen inicialmente como candidatas a estrellas supergigantes rojas.



Figura 5.1: Imagen de Spitzer en  $8.0 \mu\text{m}$ , de  $15 \times 50$  minutos de arco cuadrados, incluyendo a Masgomas-1. La imagen de LIRIS en  $K_S$  para Masgomas-1 está mostrada al lado izquierdo de la figura. El largo de los ejes de orientación es 5 minutos de arco.

## 5.1. Observaciones

Nuestro análisis de Masgomas-1 se basa en imágenes adquiridas con filtros anchos en el infrarrojo cercano ( $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ), espectroscopía multiobjeto de resolución media (bandas  $H$  y  $K$ ) y espectroscopía de rendija larga (bandas  $H$  y  $K$ ). Todas estas observaciones fueron obtenidas utilizando LIRIS, instalado en el telescopio William Herschel del observatorio Roque de Los Muchachos en La Palma. Un resumen de las observaciones, los filtros, tiempos de exposición y condiciones de la atmósfera para cada modo de observación son dados en la Tabla 5.1.

Las imágenes del cúmulo fueron obtenidas el 23 de junio de 2010, con un “seeing” inferior a  $0.80''$ . A diferencia de ID 436, para Masgomas-1 no hubo observación de un campo de control. Esto cambia el método usado en la estimación de la masa total del cúmulo, pues usamos como campo de control fotometría del catálogo UKIDSS (acrónimo en inglés de “UKIRT Infrared Deep Sky Survey”). Este catálogo contiene fotometría en filtros  $JHK$ , obtenida con el instrumento WFCAM en el Telescopio Infrarrojo del Reino Unido (UKIRT), para estrellas hasta magnitud  $K = 18.3$  en el cielo del hemisferio norte. Debido a la mayor profundidad alcanzada en magnitud y la resolución de  $0.4''$  por píxel, UKIDSS aparece como el sucesor de 2MASS, al menos para el cielo del hemisferio norte. Las observaciones de este catálogo comenzaron en mayo del año 2005, y está contemplado que cubra una área final de 7500 grados cuadrados. El proyecto incluye cinco cartografiados con distintas áreas y profundidad:

Tabla 5.1: Resumen de las observaciones en modo imagen y espectro para Masgomas-1.

| Modo de observación     | Fecha             | Filtro               | Tiempo de exp.<br>[s] | “Seeing”<br>[“] |
|-------------------------|-------------------|----------------------|-----------------------|-----------------|
| Masgomas-1 imagen       | 23 de junio, 2010 | <i>J</i>             | 108.0                 | 0.80            |
|                         | 23 de junio, 2010 | <i>H</i>             | 36.0                  | 0.76            |
|                         | 23 de junio, 2010 | <i>K<sub>S</sub></i> | 36.0                  | 0.69            |
| MOS (R~2500), máscara A | 23 de junio, 2010 | <i>H</i>             | 4800.0                | 0.76            |
|                         | 24 de junio, 2010 | <i>K</i>             | 4800.0                | 0.80            |
| MOS (R~2500), máscara B | 25 de junio, 2010 | <i>H</i>             | 1920.0                | 0.84            |
| Rendija larga (R~2500)  | 23 de junio, 2010 | <i>H</i>             | 720.0                 | 0.64            |
|                         | 24 de junio, 2010 | <i>H</i>             | 480.0                 | 0.56            |
|                         | 24 de junio, 2010 | <i>K</i>             | 320.0                 | 0.60            |
|                         | 16 de sept., 2011 | <i>H</i>             | 420.0                 | 0.55            |
|                         | 16 de sept., 2011 | <i>K</i>             | 260.0                 | 0.72            |

“Large Area Survey” (LAS), “Galactic Plane Survey” (GPS), “Galactic Clusters Survey” (GCS), “Deep Extragalactic Survey” (DXS) y “Ultra Deep Survey” (UDS). En el caso concreto del campo de control de Masgomas-1, hemos utilizado información de GPS. En la Sección 5.3.2, entregamos información complementaria referente a los artículos relacionados con UKIDSS.

La reducción de las imágenes es idéntica a la descrita en la Sección 2.2. La imagen final en *K<sub>S</sub>*, combinando las imágenes individuales y marcando la posición de las estrellas observadas espectroscópicamente, se presenta en la Figura 5.2.

Para la calibración fotométrica usamos 362 estrellas aisladas y no saturadas del catálogo 2MASS (Skrutskie et al., 2006) y para las estrellas con magnitud *K<sub>S</sub>* < 9 mag, objetos que saturan en nuestra imagen, adoptamos el valor de la fotometría de 2MASS. La calibración astrométrica se completó con SKYCAT correlando las posiciones en cada imagen con las coordenadas ecuatoriales de 14 estrellas, obteniendo un error menor a 0.15 segundos de arco para el ajuste de las coordenadas en las imágenes de los tres filtros.

Los espectros infrarrojos fueron observados el 23, 24, 25 de junio de 2010 y el

16 de septiembre de 2011, en dos modos de observación: máscara de multiobjeto y rendija larga. Para la espectroscopía en modo multiobjeto (MOS) diseñamos dos máscaras destinadas a la observación de las estrellas candidatas a tipo espectral OB. La selección de estas estrellas fue realizada usando fotometría de UKIDSS, pues en el momento del diseño aun no contábamos con nuestra fotometría LIRIS.

La mayoría de las estrellas seleccionadas para la espectroscopía MOS cumple con los criterios de pseudocolor mencionados en la Sección 3.2. En las máscaras también hemos incluido cuatro estrellas (números 1, 4, 12 y 20) cuyo valor de pseudocolor  $Q_{IR}$  está dentro del rango  $-0.2$  y  $0.2$ , considerando errores fotométricos. Por su posición en el campo del Masgomas-1, el valor  $Q_{IR}$  considerando el error fotométrico y la posibilidad de incluirlas en la máscara sin excluir otras estrellas que cumplen con los requisitos fotométricos, decidimos incluirlas en la selección. Este último razonamiento nos llevó a incluir en las máscaras a las estrellas números 10, 11, 14, 18 y 23, pese a su valor de pseudocolor  $Q_{IR}$ .

La máscara A contiene 13 estrellas y la máscara B, 10 estrellas. Las estrellas incluidas en cada máscara están agrupadas de forma tal que se obtenga una diferencia entre la mayor y menor magnitud  $K_S$  entre ellas menor a 2 magnitudes, con el objetivo de evitar grandes diferencias en los tiempos de exposición óptimos para las estrellas de la máscara y para obtener espectros con señal-a-ruido similar.

En el diseño también se considera la posición de las rendijas en la máscara, debido a los rasgos espectrales que finalmente tendrían los espectros. Al ubicar las rendijas en la mitad derecha de la máscara, obtenemos espectros en el rango de longitud de onda  $1.55\text{--}1.85\ \mu\text{m}$ , para la banda  $H$  y de  $2.06$  a  $2.40\ \mu\text{m}$ , para la banda  $K$ . En estos rangos de longitud de onda es posible observar las líneas He I  $1.70\ \mu\text{m}$ , He I  $2.11\ \mu\text{m}$ , He II  $1.69\ \mu\text{m}$  y He II  $2.57\ \mu\text{m}$ , las cuales son de gran utilidad para la identificación y clasificación de estrellas de tipo espectral temprano. A fin de obtener una correcta sustracción del cielo usamos rendijas con largos entre  $9\text{--}10$  segundos de arco y  $0.85$  segundos de arco de ancho.

La espectroscopía con rendija larga se usó para las cinco estrellas brillantes, candidatas a supergigantes rojas. Al ser las estrellas más brillantes en el campo, limitarían el tiempo de integración espectroscópico, haciendo poco ventajosa su inclusión en las máscaras multiobjeto. Por esto las candidatas a estrellas supergigantes rojas fueron



observadas con espectroscopía en modo rendija larga. Estas estrellas brillantes fueron emparejadas en las observaciones entre estrellas de similar magnitud, para obtener espectros con señal-a-ruido similar. Las parejas observadas fueron s01–s02, s03–s04 y s03–s05. La rendija usada fue de 0.75 segundos de arco de ancho. La resolución espectral se mantiene ( $R \sim 2500$ ) pues se usaron los mismos pseudogrismas que en las observaciones con las máscaras de multiobjeto.

Las estrellas estándares de tipo espectral A0V para la corrección de las líneas telúricas fueron V 1431 Aql, para las observaciones de la máscara A en pseudogrisma  $H$  y para las observaciones en rendija larga de los días 23 y 24 de junio de 2010 en ambos pseudogrismas; HD 167163, para las observaciones de la máscara B con pseudogrisma  $K$ , para las rendijas largas en pseudogrismas  $H$  y  $K$  del día 24 de junio de 2010 y para la rendija larga en ambos pseudogrismas observada el 15 de septiembre de 2011. Por su parte, HD 177724 fue la estrella estándar utilizada para las observaciones de la máscara A en pseudogrisma  $K$ .

## 5.2. Resultados

### 5.2.1. Diagramas color y pseudocolor–magnitud

A partir del diagrama color–magnitud (DCM) y usando el pseudocolor  $Q_{IR}$  descrito en la Sección 3.2, es posible hacer una selección eficiente de estrellas candidatas a tipo espectral OB. En el DCM presentado en la Figura 5.3 se aprecia la alta extinción diferencial que afecta a Masgomas-1, reflejada en el rango de colores sobre el cual se distribuyen las estrellas candidatas a OB. En la misma figura también se ve que las estrellas candidatas a tipo OB no forman una secuencia evidente en el DCM, pero sí lo hacen en el diagrama pseudocolor–magnitud (DQM).

También encontramos estrellas que, aunque satisfacen las restricciones impuestas al pseudocolor  $Q_{IR}$ , tienen un color más azul con respecto al resto de las candidatas. Esto implicaría que se ubican entre el cúmulo y nosotros (por ejemplo, las estrellas #2, #10 y #14), pues están sometidas a una menor extinción. La clasificación espectral de este grupo de estrellas logra mostrar que estas tres estrellas no pertenecen al cúmulo.

Finalmente, un último grupo de tres candidatas a estrellas supergigantes rojas, brillantes en el filtro  $K_S < 8$  mag y rojas ( $(J - K_S) > 3$  mag), están separadas del

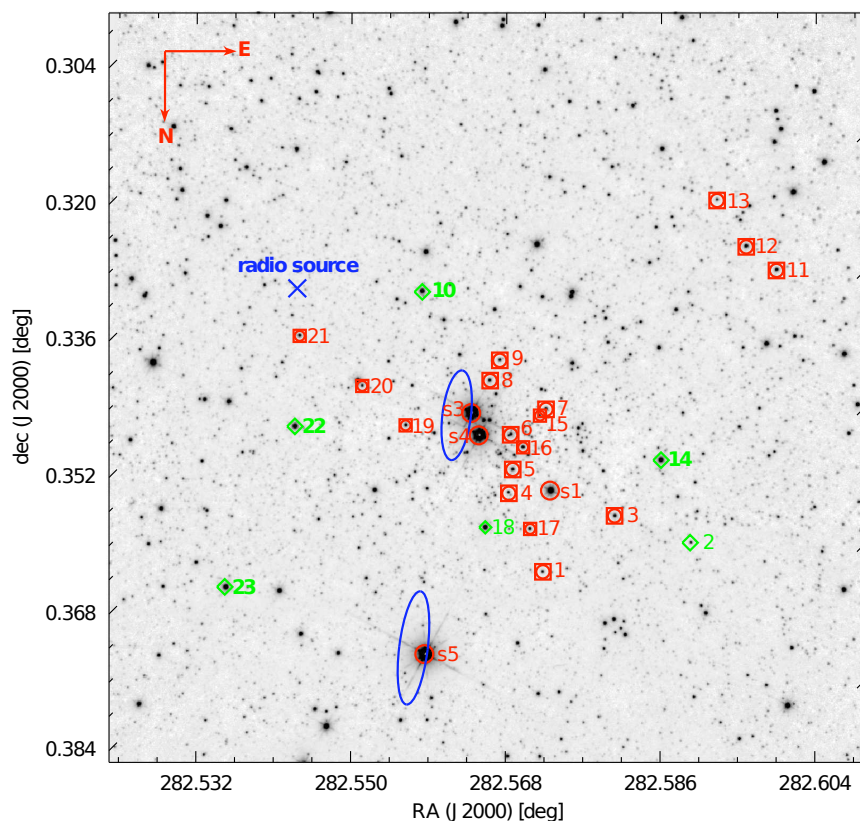


Figura 5.2: Imagen en filtro  $K_S$  de Masgomas-1 obtenida con LIRIS; las estrellas observadas espectroscópicamente con las máscaras multiobjeto están marcadas con cuadrados rojos (estrellas de tipo temprano) y rombos verdes (estrellas de tipos A y tardíos). Las estrellas brillantes observadas con espectroscopía de rendija larga están marcadas con círculos rojos. La posición de la estrella s02, observada con rendija larga, no se presenta en la figura puesto que se ubica a 30 segundos de arco a la derecha del campo. Las elipses azules corresponden a la incertidumbre de  $1-\sigma$  en la posición de las fuentes IRAS 18476+0017 (central) e IRAS 18476+0019 (abajo). La cruz azul indica la posición de la fuente en radio GPSR 033.086+0.434.

resto de las estrellas del diagrama por una brecha de  $\sim 2$  magnitudes en  $K_S$ . A este grupo de tres estrellas brillantes hemos agregado dos estrellas (s01 y s02) que no son observables en la imagen óptica del cúmulo pero sí en la imagen  $K_S$ .

### 5.2.2. Clasificación espectral

Siguiendo el método usado en ID 436, la clasificación espectral de las estrellas de Masgomas-1 se basa, para las estrellas de tipos OB, en los catálogos de Hanson et al. (1996) para la banda  $K$  y Hanson et al. (1998) para la banda  $H$ . Para los tipos espectrales tardíos usamos Meyer et al. (1998) y Wallace & Hinkle (1997). La identificación de líneas características de cada tipo espectral fue complementada con comparaciones visuales entre nuestros espectros y otros catálogos espectrales, con resoluciones similares para ambos conjuntos (Ivanov et al., 2004; Ranade et al., 2004; Ranada et al., 2007; Hanson et al., 2005) en bandas  $H$  y  $K$ . Para este método de clasificación espectral, asumimos un error estándar de  $\pm 2$  subtipos espectrales, de forma similar a Hanson et al. (2010) o Negueruela et al. (2010). La Tabla 5.2 contiene las coordenadas, magnitudes infrarrojas y tipos espectrales de las estrellas con espectros observados. Las posiciones en el DCM de las estrellas observadas son mostradas en la Figura 5.3. Los espectros de las máscaras A y B, y de las estrellas brillantes candidatas a supergigantes rojas observadas con rendija larga son mostrados en la Figura 5.4.

Una primera revisión permite separar los 27 espectros en tres grupos. El primero está formado por espectros con líneas HeI 1.70, 2.06 y 2.11  $\mu m$  y la serie Brackett, característico de estrellas de tipo OB. Los objetos número 1, 3–9, 11–13, 15–17 y 19–21 pertenecen a este grupo.

El segundo grupo está formado por estrellas que presentan la serie Brackett como único rasgo característico. Este grupo está formado por las estrellas número 2 y s01.

Por último, las estrellas 10, 14, 18, 22, 23, s02, s03, s04 y s05 presentan las líneas MgI 1.58–1.71  $\mu m$ , AlI 1.67–1.68  $\mu m$  y las bandas  $^{12}\text{CO}$  (3,0) a 1.62  $\mu m$  y  $^{12}\text{CO}$  (2,0) 2.29  $\mu m$ ,  $^{12}\text{CO}$  (3,1) 2.32  $\mu m$  y  $^{12}\text{CO}$  (4,2) 2.35  $\mu m$ , encontrados en estrellas de tipos tardíos.

La clasificación de las estrellas del primer grupo (tipo OB) se basa en la profundidad de la serie Brackett además de la presencia y profundidad de las líneas HeI

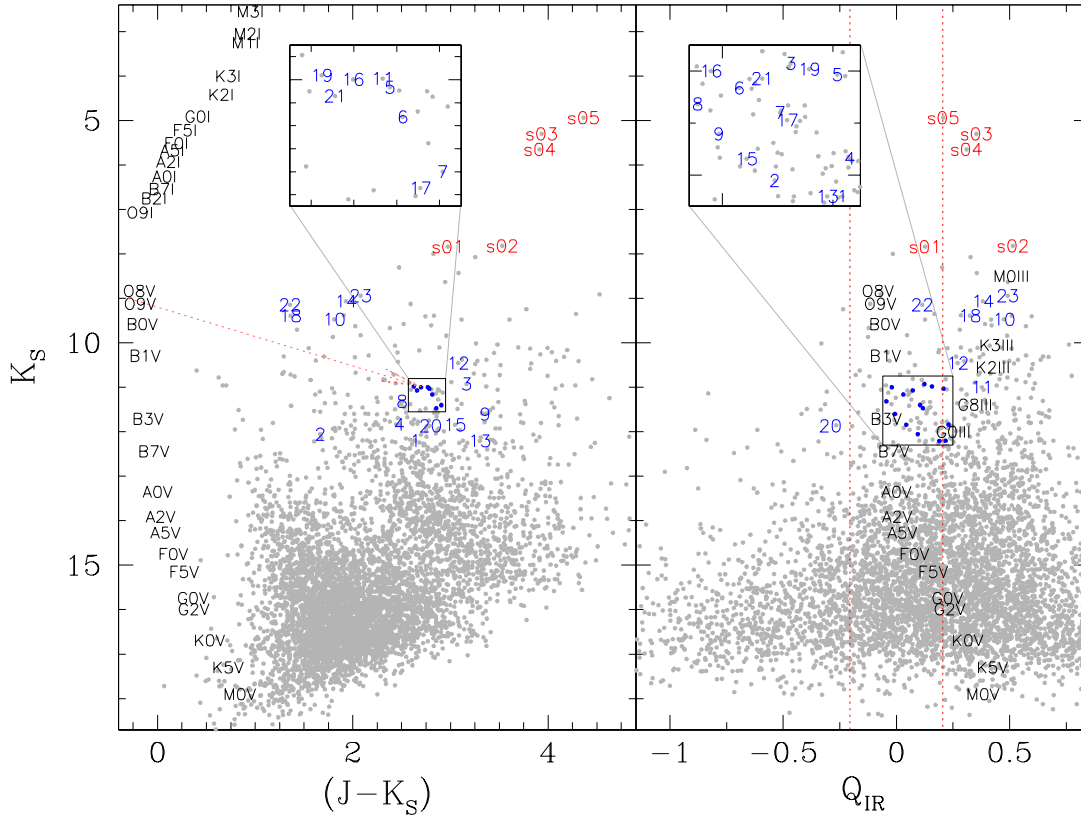


Figura 5.3: Diagramas color–magnitud (DCM, izquierda) y pseudocolor–magnitud (DQM, derecha) calibrados para Masgomas-1. La flecha roja en el DCM muestra una extinción de  $A_{K_S}=3.0$  mag. Las secuencias principal y de supergigantes se muestran a la distancia determinada en este trabajo (3.53 kpc). Las líneas rojas a trazos en el DQM presentan los límites para el parámetro  $Q_{IR}$  usado en la definición de candidatas a estrellas de tipo OB incluidas en las máscaras. Las secuencias principal y de gigantes esperadas a la distancia determinada en nuestro trabajo son presentadas en negro. En ambos diagramas la posición de las estrellas observadas espectroscópicamente están marcadas con números azules (MOS) y rojos (rendija larga). Las estrellas ubicadas en la zona central de ambos diagramas se muestran con círculos azules; sus correspondientes números son presentados en los cuadrados superiores de cada diagrama (acercamiento). Para las secuencias de estrellas enanas, gigantes y supergigantes utilizamos magnitudes visuales y colores intrínsecos de Cox (2000).

Tabla 5.2: Estrellas con espectros observados en Masgomas-1. Las coordenadas ecuatoriales, magnitudes infrarrojas ( $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ) y tipo espectral son dados para todas las estrellas. Para aquellas estrellas con clase de luminosidad determinada, también se muestra la extinción y la distancia estimadas.

| ID                                     | AR (J2000)<br>[ h m s] | Dec (J2000)<br>[ ° ' "] | $J$<br>[mag] | $H$<br>[mag] | $K_S$<br>[mag] | Tipo espectral | $A_K$<br>[mag]         | Distancia<br>[kpc]     |
|--|------------------------|-------------------------|--------------|--------------|----------------|----------------|------------------------|------------------------|
| Estrellas del cúmulo:                  |                        |                         |              |              |                |                |                        |                        |
| 1                                      | 18 50 17.40            | +00 22 04.8             | 14.843       | 13.101       | 12.204         | B1 V           | $1.83^{+0.03}_{-0.02}$ | $3.69^{+2.54}_{-1.75}$ |
| 3                                      | 18 50 19.42            | +00 21 41.1             | 14.089       | 12.051       | 10.925         | O9 V           | $2.21^{+0.01}_{-0.03}$ | $2.95^{+0.88}_{-1.20}$ |
| 4                                      | 18 50 16.44            | +00 21 31.4             | 14.316       | 12.671       | 11.839         | B0 V           | $1.74^{+0.02}_{-0.03}$ | $4.50^{+1.80}_{-2.14}$ |
| 5                                      | 18 50 16.56            | +00 21 21.7             | 13.817       | 11.987       | 11.033         | O9.5 V         | $1.95^{+0.01}_{-0.03}$ | $3.14^{+0.82}_{-1.08}$ |
| 6                                      | 18 50 16.49            | +00 21 07.0             | 13.976       | 12.193       | 11.162         | B0 V           | $1.96^{+0.02}_{-0.03}$ | $2.98^{+1.19}_{-1.42}$ |
| 7                                      | 18 50 17.47            | +00 20 56.3             | 14.307       | 12.438       | 11.400         | O9.5 V         | $2.03^{+0.01}_{-0.03}$ | $3.58^{+0.94}_{-1.23}$ |
| 8                                      | 18 50 15.91            | +00 20 44.3             | 13.821       | 12.261       | 11.317         | O9.5–B0 V      | $1.76^{+0.02}_{-0.03}$ | $3.70^{+1.21}_{-1.86}$ |
| 9                                      | 18 50 16.18            | +00 20 35.7             | 14.958       | 12.848       | 11.603         | O9.5 V         | $2.33^{+0.01}_{-0.03}$ | $3.43^{+0.90}_{-1.18}$ |
| 11                                     | 18 50 23.95            | +00 19 57.5             | 13.762       | 11.880       | 10.995         | O9 V           | $1.95^{+0.01}_{-0.03}$ | $3.43^{+1.02}_{-1.40}$ |
| 12                                     | 18 50 23.09            | +00 19 47.6             | 13.535       | 11.496       | 10.456         | O9 V           | $2.15^{+0.01}_{-0.03}$ | $2.44^{+0.73}_{-0.99}$ |
| 13                                     | 18 50 22.27            | +00 19 28.2             | 15.505       | 13.357       | 12.205         | B0 V           | $2.29^{+0.02}_{-0.03}$ | $4.15^{+1.66}_{-1.98}$ |
| 15                                     | 18 50 17.30            | +00 20 59.0             | 14.889       | 12.955       | 11.843         | B0 V           | $2.12^{+0.02}_{-0.03}$ | $3.79^{+1.52}_{-1.81}$ |
| 16                                     | 18 50 16.85            | +00 21 12.3             | 13.697       | 12.006       | 10.999         | B0 V           | $1.90^{+0.01}_{-0.01}$ | $3.51^{+1.05}_{-1.43}$ |
| 17                                     | 18 50 17.04            | +00 21 46.7             | 14.326       | 12.485       | 11.471         | B0 V           | $2.00^{+0.02}_{-0.03}$ | $3.39^{+1.35}_{-1.61}$ |
| 19                                     | 18 50 13.56            | +00 21 03.2             | 13.606       | 11.895       | 10.981         | B0 V           | $1.84^{+0.02}_{-0.03}$ | $2.90^{+1.16}_{-1.38}$ |
| 20                                     | 18 50 12.34            | +00 20 46.6             | 14.829       | 13.25        | 11.96          | B0 V           | $2.00^{+0.02}_{-0.03}$ | $4.23^{+1.69}_{-2.01}$ |
| 21                                     | 18 50 10.58            | +00 20 25.6             | 13.727       | 12.028       | 11.071         | O9.5 V         | $1.87^{+0.01}_{-0.03}$ | $3.32^{+0.87}_{-1.14}$ |
| s01                                    | 18 50 17.62            | +00 21 30.6             | 10.812       | 8.893        | 7.839          | A2 I           | $1.89^{+0.03}_{-0.01}$ | $3.58^{+0.31}_{-0.54}$ |
| s03                                    | 18 50 15.41            | +00 20 58.1             | 9.232        | 6.625        | 5.299          | M2 I           | $1.99^{+0.02}_{-0.06}$ | $4.00^{+2.82}_{-0.43}$ |
| s04                                    | 18 50 15.62            | +00 21 07.5             | 9.563        | 6.984        | 5.649          | M2 I           | $1.98^{+0.02}_{-0.06}$ | $4.72^{+3.33}_{-0.51}$ |
| s05                                    | 18 50 14.11            | +00 22 39.5             | 9.300        | 6.477        | 4.938          | M1 I           | $2.25^{+0.01}_{-0.06}$ | $2.74^{+1.03}_{-0.16}$ |
| Estrellas no pertenecientes al cúmulo: |                        |                         |              |              |                |                |                        |                        |
| 2                                      | 18 50 21.55            | +00 21 52.3             | 13.720       | 12.636       | 12.054         | A0 V           | 1.10                   | 1.18                   |
| 10                                     | 18 50 14.02            | +00 20 06.9             | 11.281       | 9.966        | 9.472          | G9–K2 III      | 0.74                   | 1.32                   |
| 14                                     | 18 50 20.71            | +00 21 17.6             | 10.994       | 9.638        | 9.065          | G9–K2 III      | 0.82                   | 1.06                   |
| 18                                     | 18 50 15.79            | +00 21 46.0             | 10.752       | 9.775        | 9.391          | G0 III         | 0.61                   | 0.81                   |
| 22                                     | 18 50 10.44            | +00 21 03.8             | 10.499       | 9.603        | 9.143          | G9–K2 III      | 0.44                   | 1.31                   |
| 23                                     | 18 50 08.52            | +00 22 11.4             | 11.019       | 9.528        | 8.94           | G6 III         | 1.01                   | 0.67                   |
| s02                                    | 18 50 28.34            | +00 21 13.4             | 11.348       | 8.935        | 7.818          | K–M I–III      | ...                    | ...                    |

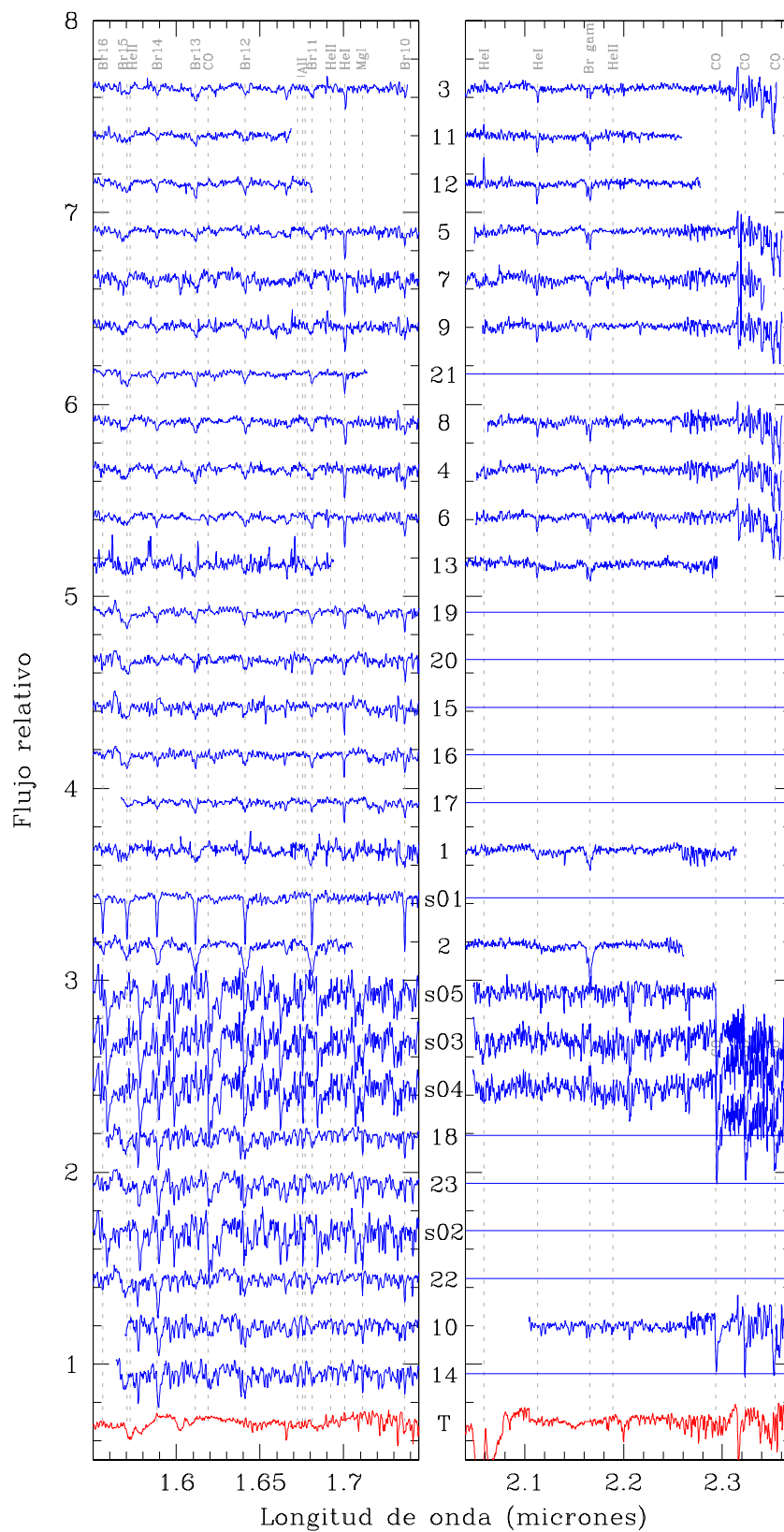


Figura 5.4: Espectros individuales en banda  $H$  (izquierda) y  $K$  (derecha) de las máscaras A, B y rendijas largas. Los rasgos espectrales usados en la clasificación espectral están etiquetados en gris. Los espectros están ordenados desde tipos tempranos a tardíos. El espectro en color rojo muestra la corrección telúrica.

a 1.70, 2.06 y 2.11  $\mu m$ . La ausencia de la línea de He II en todos nuestros espectros indica que las estrellas de la muestra son de tipos espectrales más tardíos que O8.

Las estrellas número 3, 11 y 12 son las más tempranas de este grupo, de acuerdo a su débil serie Brackett y la presencia de las líneas de He I a 1.70 y 2.11  $\mu m$ . Solamente las líneas HI(4-12), (4-13) y (4-14) son evidentes, de manera similar a las estrellas de tipo O8 V (e.g. HD 13268; Hanson et al. 2005), pero debido a la ausencia de He II a 1.69  $\mu m$  el tipo espectral no puede ser más temprano que O8.5 V. La profundidad y forma de las líneas de He I a 1.70  $\mu m$  y 2.11  $\mu m$  son similares a las vistas en estrellas O9.5 V (por ejemplo, HD 37468; Hanson et al. 2005). El tipo espectral O9 V es asignado para las estrellas número 3, 11 y 12.

Las estrellas número 5, 7-9 y 21 presentan las líneas He I 1.70  $\mu m$  más profundas de la muestra. Al revisar los espectros de cielo en las rendijas de estas estrellas descartamos la posibilidad de una contaminación por emisión nebular en He I, lo que generaría un exceso de corrección de cielo y, por ende, absorción adicional. La profundidad de esta línea de He I, junto con las líneas Brackett HI (4-11) y HI (4-10), es similar al espectro de una estrella O9.5 V (como la ya mencionada HD 37468; Hanson et al. 2005). Para las estrellas número 5, 7, 9 y 21 asignamos un tipo espectral O9.5 V. En el caso de la estrella número 8, la serie de Brackett es ligeramente más profunda, como en las estrellas HD 149438 y HD 36822 (tipo espectral B0.2 V; Hanson et al. 2005), por lo que el tipo espectral para esta estrella está entre O9.5 y B0 V.

En los espectros de las estrellas número 13, 19 y 20, la serie Brackett es más profunda que en las estrellas 11 y 12. La profundidad de las líneas de He I 2.11  $\mu m$  y HI (4-7) es similar a las de una estrella de tipo espectral B0 V (por ejemplo, HD 6165 Wallace & Hinkle 1997). A estas tres estrellas les hemos asignado un tipo espectral B0 V.

Los espectros de las estrellas número 1, 4 y 6 muestran una serie de Brackett clara hasta la línea HI (4-15), además de una línea HI (4-7) más profunda que He I 2.11  $\mu m$ , lo que indica una clase de luminosidad V (e.g. las estrellas B1 V, HD 191639 y B1 V, HD 31726; Hanson et al. 1996). La similitud en la profundidad de la serie de Brackett y la línea de He I antes mencionada implica un tipo espectral B1 V para la estrella 1. Para las estrellas 4 y 6, la profundidad de la línea de He I 1.70  $\mu m$  y la similitud con la línea de HI (4-10) de las estrellas número 13, 19 y 20 implica un tipo



espectral más temprano que el de la estrella #1 (B0 V).

Finalmente las estrellas número 15, 16 y 17 muestran líneas de He I  $1.70 \mu m$  estrechas, lo cual podría indicar una clase de luminosidad III. La falta de un espectro en banda  $K$  -el cual debería mostrar la línea de He I  $2.11 \mu m$ - no permite una diferenciación contundente entre clases de luminosidad V y III. Sin embargo la estimación de distancias individuales para estas tres estrellas, suponiendo que son de clase de luminosidad III, es mucho mayor (5.80, 5.16 y 6.12 kpc para las estrellas 15, 16 y 17, respectivamente) que las calculadas para clase de luminosidad V. Estas últimas coinciden con las distancias estimadas para el resto de las estrellas del grupo. Debido a que en ambas clases de luminosidad, las extinciones individuales estimadas son las mismas, es altamente improbable encontrar tres estrellas situados a una distancia de 5.5 kpc, en la misma línea de visión que Masgomas-1, sin presentar una extinción adicional. Si además consideramos la posición central de las estrellas con respecto al campo del cúmulo, es más coherente argumentar a favor de una clase de luminosidad V. La serie Brackett evidente entre las líneas HI (4-15) y HI (4-10) implica un tipo espectral B0 V para las tres estrellas.

El espectro de la estrella número 2 no presenta líneas de He I o He II. La línea de HI (4-7) implica que la estrella es más tardía que una estrella B8 V (como por ejemplo HD 169990, Hanson et al., 2005) y resulta muy similar al espectro de una estrella A0 V (como el de HR 5793, Meyer et al., 1998), especialmente entre las líneas HI (4-18) y HI (4-11) (e.g. HD 122945, observada previamente con LIRIS y HR 7001, Meyer et al., 1998). El color más azul de esta estrella, en comparación con el resto de la muestra, junto a los rasgos espectrales similares a una estrella A0 V indican que la estrella 2 sería un objeto ubicado delante de Masgomas-1.

Tal como fue mencionado previamente, las estrellas número 10, 14, 18, 22 y 23 presentan líneas características de estrellas de tipo espectral tardío, como Mg I  $1.58-1.71 \mu m$ , Al I  $1.67-1.68 \mu m$  y la bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0). Para la estrella número 10, las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (2,0) son similares en profundidad a las de una estrella K III temprana. Las líneas de Mg I  $1.58-1.71-2.28 \mu m$  y las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0) son característicos de estrellas G9-K2 III (e.g. HR 7328, HR 5340 o HR 7806; Meyer et al. 1998). Por lo tanto, la estrella 10 es clasificada como una gigante del disco de tipo espectral G9-K2 III.



Los espectros en la banda  $H$  de las estrellas número 14 y 22 son similares al de la estrella 10. Afinar la clasificación espectral conseguida para la estrella 10 sin contar con la información derivada de un espectro en la banda  $K$  no es posible. Por lo tanto asignamos a las estrellas 14 y 22 el mismo tipo espectral que para la estrella 10.

Los espectros de las estrellas número 18 y 23 también lucen similares al espectro de la estrella 10, con algunas pequeñas diferencias. La estrella número 18 tiene bandas  $^{12}\text{CO}$  (2,0) y líneas Mg I 1.58–1.71  $\mu\text{m}$  menos profundas. El espectro  $H$  es similar al de una estrella G0 III (como HR 4883; Meyer et al. 1998), por lo tanto este es el tipo espectral asignado para la estrella 18. El espectro de la estrella número 23 presenta líneas Mg I 1.58–1.71  $\mu\text{m}$  más profundas que la estrella 18. Dado que su espectro es similar al de la estrella HR 4716 (una estrella G6 III; Meyer et al. 1998), asignamos a esta estrella un tipo espectral G6 III.

Los espectros de rendija larga de las cinco estrellas brillantes (s01, s02, s03, s04 y s05) tienen rasgos de estrellas gigantes o supergigantes. Por ejemplo, el espectro de s01 está dominado por una serie Brackett estrecha, encontrado en estrellas de clase de luminosidad I (Meyer et al., 1998). La ausencia de la línea He I 1.70  $\mu\text{m}$  descarta un tipo espectral B-tardío y la profundidad de las líneas de hidrógeno es similar al hallado en una estrella A I. La profundidad de la línea de Ne II a 1.77  $\mu\text{m}$  y las líneas H I (4–10), (4–11), (4–12) y (4–13) indican un tipo espectral A2 I para s01 (como por ejemplo lo es el de la estrella HR 7924; Meyer et al. 1998).

Los espectros de las estrellas s02, s03, s04 y s05 presentan evidentes bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0), asociadas con estrellas K–M tardías de tipos de luminosidad I o III. Para s03, s04 y s05, la anchura equivalente (EW) de  $^{12}\text{CO}$  (2,0) corresponde a una clase de luminosidad I, registrando anchuras de  $\text{EW}_{\text{s03}} = 31.37$ ,  $\text{EW}_{\text{s04}} = 31.47$  y  $\text{EW}_{\text{s05}} = 27.89$ , en la región restringida por las longitudes de onda 2.294 y 2.304  $\mu\text{m}$ . Para estrellas M-tempranas, estos valores se ubican en la zona de supergigantes rojas de la relación dada por Davies et al. (2007). Sin embargo es difícil detectar las diferencias en profundidad para las líneas espectrales y las bandas moleculares, producto de las subclases estelares de los tipos M, con la resolución de nuestros espectros. Para s03 y s04 la profundidad de las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0) se asemeja más a una estrella M2 I (e.g. HD 14479; Meyer et al. 1998) que a una más temprana (e.g. la estrella M1 I, HD 339034 de Meyer et al. 1998) o tardía (v.g. M4 I, HR 7009 de Meyer et al. 1998). En

el caso de s05, la profundidad es indicativa de un subtipo espectral más temprano (i.e. M1 I).

En el caso de la estrella s02 la clase de luminosidad no es sencilla de definir, debido a la falta del espectro en banda  $K$ . El continuo suave (comparado con los espectros de s03, s04 y s05) y la distancia al centro del cúmulo ( $\sim 3.2$  arcmin) apoya la idea de que s02 es un objeto perteneciente a la población del disco; sin embargo no es posible distinguir fehacientemente entre las clases de luminosidad I o III.

### 5.2.3. Movimientos propios

Para medir los movimientos propios de las estrellas observadas usamos un procedimiento similar al descrito por Peña Ramírez et al. (2011). Como imágenes de primera y segunda época usamos las imágenes de 2MASS y LIRIS, respectivamente, con una línea de base temporal de 10.88 años. La transformación espacial entre los sistemas de coordenadas de ambas épocas fue completada usando 370 estrellas resueltas y distribuidas en toda la imagen LIRIS, con  $K_S < 14$  mag. Para las posiciones estelares usamos los centroides dados en el catálogo 2MASS y las coordenadas derivadas de la fotometría LIRIS. Las estrellas clasificadas como de tipos tempranos y supergigantes fueron excluidas del conjunto de estrellas usadas en el cálculo de la transformación de coordenadas. El error asociado a esta transformación es de 0.25 pix para el eje  $x$  y 0.30 pix para el eje  $y$ . Como estos valores son mayores que los errores asociados a la determinación del centroide de las estrellas, los usamos como errores medios de la medición de movimientos propios.

Después de calcular los parámetros de la transformación, calculamos la diferencia de píxeles para las cuatro supergigantes (las estrellas s01, s03, s04 y s05) y las estrellas de tipo OB número 3-6, 8, 11-13, 17 y 19. Las estrellas OB sin fotometría 2MASS no fueron incluidas en el cálculo de movimientos propios. Para convertir la diferencia de píxeles en movimientos propios, dividimos por el valor de la línea de base temporal (i.e. 10.88 años) y multiplicamos por la escala de píxeles de LIRIS.

En la Figura 5.5 mostramos el diagrama de movimientos propios obtenido. Las estrellas de referencia están representadas por puntos grises. Estas estrellas podrían incluir miembros del cúmulo sin identificar o estrellas de frente o de fondo. Los movimientos propios de las estrellas identificadas espectroscópicamente como miembros

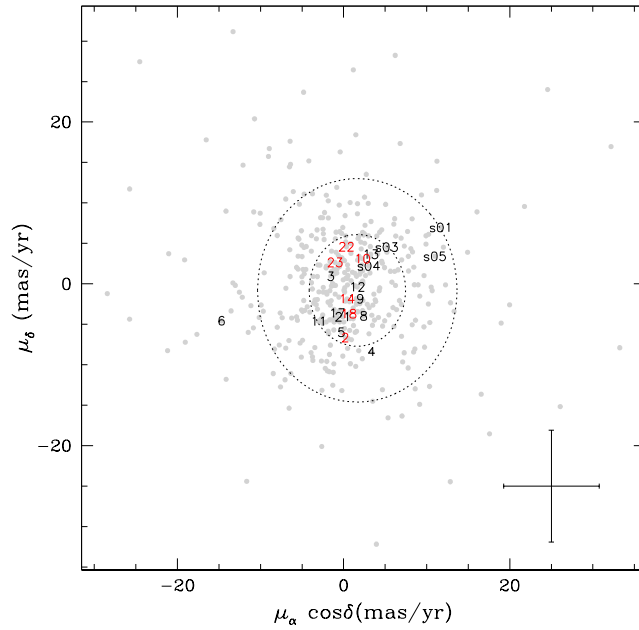


Figura 5.5: Movimientos propios para estrellas de tipo OB y supergigantes de Masgomas-1. Los puntos grises muestran los movimientos propios de estrellas en el campo de LIRIS, sin observaciones espectroscópicas (posibles miembros del cúmulo sin identificar, estrellas de frente y de fondo), mientras que los números negros identifican a las estrellas masivas del cúmulo clasificadas espectroscópicamente. Los números rojos indican los valores de movimiento propio para las estrellas de frente, clasificadas a partir de los espectros. En la esquina inferior derecha, mostramos el valor de error medio para las mediciones de movimientos propios,  $\Delta(\mu_\alpha \cos \delta) = 5''.75$  y  $\Delta(\mu_\delta) = 6''.91$ . Las elipses representan las incertidumbres de  $1-\sigma$  y  $2-\sigma$  para la medición de movimiento propio.

del cúmulo y las seis estrellas de frente identificadas de la clasificación espectroscópica están etiquetadas. En la figura podemos ver que la mayoría de las estrellas en el campo de LIRIS se ubican dentro de la elipse correspondiente a una incertidumbre de  $2-\sigma$ , en torno al valor promedio del movimiento propio. Por lo tanto, con la resolución alcanzada con nuestros datos, no es posible medir diferencias de movimientos propios entre las estrellas del cúmulo y las de frente/fondo.

## 5.3. Discusión

### 5.3.1. Estimación de distancias

A partir de la clasificación espectral derivamos las distancias individuales de las estrellas clasificadas, asumiendo las magnitudes visuales absolutas de Cox (2000), colores infrarrojos intrínsecos de Tokunaga (2000) y la ley de extinción de Rieke et al. (1989) con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985). La extinción en la banda  $K_S$  se expresa como:

$$A_{K_S} = \frac{E_{J-K_S}}{1.514} = \frac{E_{H-K_S}}{0.561} \quad (5.1)$$

y en Masgomas-1 varía entre 1.10 y 2.33 mag, lo que equivale a  $A_V$  entre 10.15 y 21.49 mag. En la Tabla 5.2 presentamos los valores de las extinciones y distancias individuales para las estrellas de tipo OB y las supergigantes usadas en la estimación de distancia. Nuestra estimación para la distancia a Masgomas-1 es la media de estas distancias individuales, es decir  $3.53^{+0.35}_{-0.31}$  kpc. Además de usar la ley de extinción de Rieke & Lebofsky (1985), calculamos las distancias individuales usando la ley de extinción de Indebetouw et al. (2005), obteniendo valores menores para la distancia y un valor promedio para Masgomas-1 de  $3.50^{+0.35}_{-0.31}$  kpc, consistente con la medición realizada con la ley de extinción de Rieke et al. (1989), dentro del margen de error. Las estrellas gigantes de tipos tardíos fueron excluidas de la estimación de distancia, debido a que sus valores de extinción indican que son estrellas de la población del disco Galáctico.

Aunque Masgomas-1 se ubica en la misma dirección que los cúmulos de supergigantes rojas (RSGC), nuestra estimación de distancia lo ubica más cerca que ellos. Las distancias para RSGC 1, 2, 3 y 4 (6.60, 5.83, 6.0 y 6.6 kpc respectivamente; Clark et al., 2009; Negueruela et al., 2010) indican que pertenecen a la intersección entre el final de la barra Galáctica y la base del brazo Escudo-Centauro. La estimación de 3.53 kpc y las coordenadas galácticas de Masgomas-1 lo ubican en el brazo de Escudo-Centauro, pero sin evidencia alguna para vincularlo con la zona de formación estelar encontrada en la intersección de la barra Galáctica y la base del brazo del Escudo-Centauro.

### 5.3.2. Estimación de masa y edad

La masa total de Masgomas-1 fue estimada integrando la función inicial de masa del cúmulo. Esto se realizó por separado para un ajuste de una función inicial de masa (FIM) de Salpeter (Salpeter, 1955) y de Kroupa (Kroupa, 2001). Para el límite masivo ambas funciones son idénticas en su pendiente, la diferencia radica en un cambio de pendiente para masas menores a  $3 M_{\odot}$ . Con este cambio, el aporte de estrellas de baja masa decrece, disminuyendo la estimación de la masa total de los cúmulos en un 30 % (Clark et al., 2009). La FIM de Salpeter (Salpeter, 1955) fue ajustada a la población masiva del cúmulo: las enanas de tipo O y las supergigantes. Usamos esta FIM como primera estimación para comparar nuestros resultados con los entregados para los cúmulos RSGC3 y Alicante 8.

La población de enanas de tipo O está compuesta por ocho estrellas con tipos espectrales entre O9–O9.5V y masa entre 15 y  $18 M_{\odot}$  (Martins et al., 2005). La integración de la función de Salpeter indica que se espera una masa inicial de  $11000 M_{\odot}$  para que un cúmulo tenga una población de ocho estrellas enanas de tipo O. Este cálculo podría estar subestimado, porque consideramos en el conteo solamente las estrellas que fueron observadas espectroscópicamente y con una posterior clasificación espectral. En Masgomas-1 pueden aun ser encontradas más estrellas enanas de tipo O.

Para la población de supergigantes, formada por las estrellas s01, s03, s04 y s05, el mismo método indica que se necesita una masa inicial de  $8000\text{--}9000 M_{\odot}$  para albergar una población de cuatro estrellas supergigantes, con una masa inicial individual de  $\sim 20 M_{\odot}$ , estimada a partir de las pistas evolutivas de Marigo et al. (2008).

En ambas poblaciones integramos la FIM de Salpeter entre  $\log(M) = -1.0$  dex y 1.3 dex. El primer límite corresponde al límite estelar inferior ( $\sim 0.1 M_{\odot}$ ), mientras que el segundo, a la estrella más masiva detectada en nuestro trabajo para Masgomas-1. Nuestra primera estimación para la masa total de Masgomas-1 está entre  $8000$  y  $11000 M_{\odot}$ .

Esta estimación de masa inicial coincide con las estimaciones obtenidas para otros cúmulos con una población de supergigantes rojas. Para RSGC 3, Clark et al. (2009) estiman una masa total de  $2\text{--}4 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , y para Cl Alicante 8 (Negueruela et al., 2010) la masa total inicial es estimada en  $2 \cdot 10^4 M_{\odot}$ . Ambos cúmulos contienen 8

supergigantes rojas, por lo que esperaríamos una mayor masa total que en el caso de Masgomas-1. Nuestra estimación de masa estelar inicial total también está de acuerdo a las simulaciones presentadas por Clark et al. (2009), donde un número de al menos tres supergigantes rojas es esperado para un cúmulo con masa total de  $10^4 M_{\odot}$ .

La segunda estimación para la masa total del cúmulo fue obtenida a partir de la función de masa inicial, ajustada para un rango de población estelar más extenso, entre  $\sim 3 M_{\odot}$  y  $\sim 30 M_{\odot}$ . La función de masas fue derivada a partir de la función de luminosidad y corregida de la contribución de estrellas de campo usando un campo de control. Ajustamos una FIM de Kroupa (Kroupa, 2001) al histograma de masas y la integramos entre los mismos límites usados para la primera estimación (i.e. desde  $\log(M) = -1.0$  dex hasta 1.3 dex).

Puesto que no contamos con fotometría LIRIS para un campo de control, usamos las fotometrías de la entrega de datos número 8 (DR8) de UKIDSS <sup>1</sup> (para  $K > 9.3$  mag) y 2MASS (para  $K_S < 9.3$  mag), en los campos de control y Masgomas-1. El campo de control es un campo circular centrado en  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}49^{\text{m}}47^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = 00^{\circ}13'36''$ , y con un radio de  $3'$ . El mismo radio fue usado para el campo de Masgomas-1.

Para corregir la diferencia entre ambos sistemas fotométricos, usamos las ecuaciones de transformación dadas por Carpenter (2001). Para la fotometría de UKIDSS, cortamos en  $J < 18.1$  mag,  $H < 16.8$  mag y  $K < 16.1$  mag, a fin de asegurar una completitud de los datos cercana a 1.0. Las magnitudes límite fueron determinadas a partir de los histogramas de cuentas estelares (número de estrellas por rangos de magnitud) para cada filtro. La magnitud en la cual el número de estrellas comienza a descender fue adoptada como magnitud límite.

Para obtener las funciones de masa y luminosidad, seguimos el procedimiento descrito en la Subsección 4.3.2. Primero, proyectamos cada estrella, siguiendo el vector de enrojecimiento, a la secuencia de estrellas enanas ubicada a la distancia estimada para el cúmulo. Esta secuencia está definida por las magnitudes y colores dados por Cox (2000). La secuencia es expresada analíticamente gracias al ajuste de dos rectas,

---

<sup>1</sup>El proyecto UKIDSS está definido en Lawrence et al. (2007). UKIDSS usa la cámara de gran campo UKIRT (WFCAM; Casali et al., 2007). El sistema fotométrico está descrito en Hewett et al. (2006) y la calibración, en Hodgkin et al. (2009). El proceso de reducción automático y los archivos de ciencia están descritos en Hambly et al. (2008).

una desde los tipos espectrales O9 V a A0 V y la segunda desde A0 V hasta G2 V. El corte en G2 V corresponde a la magnitud límite elegida para la fotometría UKIDSS.

Una vez que las estrellas de los DCMs de Masgomas-1 y del campo control fueron proyectadas siguiendo el vector de enrojecimiento a la secuencia principal definida por las dos rectas ajustadas, derivamos la función de luminosidad. Transformamos las magnitudes  $K$  a masas estelares usando los valores dados por Cox (2000), obteniendo así la función de masa. Para las magnitudes que se encuentran entre valores tabulados, interpolamos entre los valores de magnitud más cercanos.

Después de restar ambas funciones de masa (i.e. campo de Masgomas-1 menos campo de control), obtenemos la función de masa del cúmulo, mostrada en la Figura 5.6. Ajustamos una FIM de Kroupa y la integramos en el rango de masas de  $0.10$  a  $20 M_{\odot}$ , obteniendo una masa total para Masgomas-1 de  $(1.94 \pm 0.28) \cdot 10^4 M_{\odot}$ . El ajuste de la FIM de Kroupa está bien justificado, como se ve al comparar su función con un ajuste lineal por mínimos cuadrados de los datos observacionales, presentado en la figura.

Si bien la estimación de masa es mayor que la derivada de ajustar una FIM de Salpeter solo a la población estelar masiva del cúmulo, con esta estimación tomamos en cuenta un rango de masas más amplio, por lo tanto ajustamos a un mayor número de datos y ratificamos la naturaleza masiva del cúmulo.

Para una estimación de la edad, podemos basarnos en la presencia de la estrella de secuencia más temprana en el cúmulo y las estrellas supergigantes rojas. En el primer caso, la estrella O9 V implica una cota superior de 10 millones de años, el tiempo aproximado que pasa una estrella de tipo O9 en la secuencia principal, dependiendo de su velocidad de rotación inicial (Brott et al., 2011).

Por otra parte, podríamos ajustar la posición de las supergigantes rojas de tipo M en el diagrama color–magnitud por medio de una isócrona y con esto conseguir una segunda estimación de edad, sin embargo en el caso de las supergigantes los colores intrínsecos no se encuentran tan bien determinados como para las estrellas enanas. Tal como lo menciona Negueruela et al. (2010), la corrección por extinción para las supergigantes puede realizarse incorrectamente debido a términos de color no considerados o a la estructura de la atmósfera estelar. Por esto, preferimos no estimar la edad del cúmulo por medio del ajuste de una isócrona a las magnitudes y

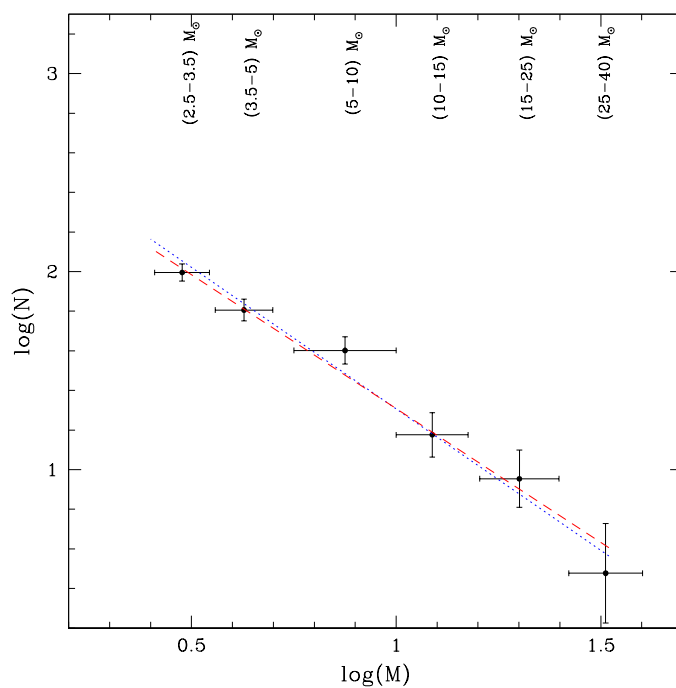


Figura 5.6: Función inicial de masa de Masgomas-1. Los puntos indican la posición central de los rangos de masa indicados sobre ellos. La línea a trazos roja muestra el ajuste de la FIM de Kroupa a los datos. Como comparación, mostramos un ajuste lineal por mínimos cuadrados a los datos (línea punteada en azul), la cual muestra poca diferencia con el ajuste de Kroupa.



colores intrínsecos derivados luego de la corrección de extinción de las supergigantes rojas.

De acuerdo a Davies et al. (2007), las estrellas supergigantes rojas se esperan en cúmulos masivos después de  $\sim 6$  millones de años, lo cual es un límite inferior compatible con nuestro límite superior derivado de la presencia de la estrella O9 V. En su Figura 2 se puede ver que un cúmulo de  $2 \cdot 10^4 M_{\odot}$  y  $\sim 6.5$  millones de años contendría tres o cuatro supergigantes rojas. Cúmulos menos masivos requerirían de mayor tiempo para tener esa población de supergigantes rojas, pero nunca mayor que el límite superior determinado por la estrella más temprana en Masgomas-1. Por ejemplo, la Figura 3 de Clark et al. (2009) muestra que un cúmulo de  $10^4 M_{\odot}$  presentaría tres supergigantes rojas después de 10 millones de años, lo cual aun es un límite superior consistente con el derivado de la presencia de la estrella O9 V del cúmulo. Con estos argumentos, estimamos finalmente la edad de Masgomas-1 entre 8 y 10 millones de años.

## 5.4. Conclusiones

Masgomas-1 es el primer cúmulo descubierto por nuestra búsqueda sistemática, usando el parámetro  $Q_{IR}$  para seleccionar estrellas candidatas a tipos OB y sobredensidades de las mismas. Para este candidato completamos un estudio espectrofotométrico en infrarrojo cercano, usando observaciones de LIRIS, 2MASS y UKIDSS.

Observamos espectroscópicamente 28 estrellas de este candidato, usando bandas  $H$  y  $K$ . Cinco de estas estrellas fueron seleccionadas como candidatas a estrellas supergigantes, pudiendo ser clasificadas como tales cuatro de ellas. La estrella restante, al no contar con espectro  $K$ , no pudo ser confirmada como supergigante roja. Para las 28 estrellas completamos una clasificación espectral y estimación de extinción y distancias individuales (para aquellas estrellas con determinación de la clase de luminosidad). En el caso de las estrellas de tipo OB y las supergigantes, las distancias y extinciones estimadas son consistentes con la pertenencia al cúmulo para todas estas estrellas.

Para las cuatro supergigantes (una amarilla y tres rojas) y diez estrellas de tipo OB realizamos mediciones de movimientos propios. Lamentablemente la resolución

de nuestra medición de movimientos propios no permitió hallar diferencias entre las distancias individuales de estas estrellas con respecto a las estrellas de frente o fondo.

Usando las distancias individuales estimadas derivamos una distancia promedio a Masgomas-1 de  $3.53^{+0.35}_{-0.31}$  kpc, situando a este cúmulo en el brazo del Escudo-Centauro, aunque lejos de la base del brazo y del extremo cercano de la barra Galáctica.

Estimamos un límite inferior para la masa del cúmulo, ajustando una FIM de Salpeter a la población masiva. La integración de este ajuste entre 20 y  $0.1 M_{\odot}$ , entrega una masa de  $(0.8-1.1) \cdot 10^4 M_{\odot}$  para Masgomas-1. El mismo proceso fue repetido ajustando una FIM de Kroupa no solamente a la población masiva del cúmulo, sino que teniendo en cuenta masas entre las  $\sim 3 M_{\odot}$  y  $\sim 30 M_{\odot}$ . La integración de este ajuste confirma la naturaleza masiva de Masgomas-1 y entrega una masa total mayor:  $(1.94 \pm 0.28) \cdot 10^4 M_{\odot}$ .

La edad del cúmulo fue acotada de dos maneras: una cota superior de 10 millones de años, dada por la estrella más temprana detectada para el cúmulo y un límite inferior entre 6 y 10 millones de años, derivado de la presencia de supergigantes de tipo M. Este último límite depende de la masa total inicial del cúmulo, aunque es compatible con el límite superior de 10 millones de años, determinado por la estrella O9V en el cúmulo.

## Análisis de Cúmulos Individuales: Masgomas-4

El candidato a cúmulo Masgomas-4 se ubica en el plano galáctico, en dirección hacia la base del brazo del Escudo-Centauro ( $l = 40.501^\circ$ ,  $b = +2.53^\circ$  y  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}56^{\text{m}}13^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +07^\circ53'33''$ ). A diferencia del resto de los candidatos y cúmulos observados durante el proyecto, Masgomas-4 se extiende en el doble del campo de visión de LIRIS, esto es  $\sim 5' \times 10'$ . Su extensión nos obliga a usar una estrategia de observación diferente a la empleada con ID 436 y Masgomas-1. Otra diferencia con respecto a Masgomas-1, el primer candidato encontrado por nuestra búsqueda sistemática preliminar, es su posición respecto a una nebulosa brillante en infrarrojo medio. En el caso de Masgomas-1, el cúmulo se encuentra a 30 minutos de arco del centro de IRAS 18497+0022 (ver Figura 5.1 del Capítulo 5), mientras que los dos núcleos brillantes en bandas infrarrojas de Masgomas-4 corresponden directamente a dos fuentes IRAS: IRAS 18536+0753 e IRAS 18537+0749.

En la región centrada en torno a IRAS 18536+0753, designada por nosotros como región A, es posible encontrar másers de metanol (Slysh et al., 1999; Szymczak et al., 2000) e hidróxilo (Baudry et al., 1997), ambos indicativos de posible formación estelar masiva. La región B, centrada en torno a IRAS 18537+0749, es conocida como una zona de formación estelar masiva, Sh2-76 E (Wu et al., 2007). En ella también se encuentran másers de metanol y amoníaco. Para esta región, Plume et al. (1992) determinan una distancia de 2.1 kpc, de acuerdo con las curvas de rotación Galáctica,

y de 2.2 kpc estimado a partir de las observaciones del máser de metanol [HHG86] 185345.9+074916 (Val'tts et al., 2000).

Pese a los indicios de formación estelar masiva en las regiones A y B de Masgomas-4, no existen trabajos dedicados a la observación y caracterización de su población estelar. La única clasificación espectral para una estrella, disponible en la zona de Masgomas-4, corresponde a la binaria eclipsante V1665 Aql, clasificadas como B7–B9 V (Ibanoglu et al., 2007). Este sistema binario aparece en nuestros diagramas color-magnitud como una fuente brillante con  $K_S = 7.7$  mag y  $(J - K_S) \sim 0$  mag y, de acuerdo con el trabajo previamente mencionado, está situada a 477 pc. Esta información de distancia será crucial para corroborar la pertenencia de esta variable a Masgomas-4.

Debido a que no existen trabajos dedicados a la población estelar de Masgomas-4, tampoco es posible afirmar que las regiones A y B pertenezcan al mismo cúmulo o sean dos objetos separados. Con la estimación de distancias y extinciones individuales para estrellas de las regiones A y B, derivadas de la clasificación espectral, esperamos resolver este punto.

## 6.1. Observaciones

Para este candidato usamos datos derivados de las observaciones hechas con LIRIS, en el telescopio William Herschel. Realizamos observaciones fotométricas en filtros infrarrojos cercanos anchos,  $J$ ,  $H$  y  $K_S$  y espectroscópicas, con máscaras de multiobjeto de resolución media en  $H$  y  $K$ .

Debido al tamaño del candidato fue necesario observarlo en dos apuntados. La región A, centrada en torno a  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}56^{\text{m}}05.95^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +07^{\circ}56'52.6''$ , mientras que la región B está centrada en  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}56^{\text{m}}11.09^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +07^{\circ}53'06.5''$ .

Las imágenes del cúmulo fueron obtenidas el 23 de junio de 2010, con un “seeing” de  $0.70 - 0.80''$ . Para la reducción de las imágenes seguimos los pasos detallados en la Sección 2.2. La imagen final en  $K_S$ , que se muestra en la Figura 6.2, corresponde a un mosaico con las imágenes de los campos A y B. Como notamos que las imágenes de los campos A y B presentan diferencias en los niveles de cielo, las cuales llevan a una diferencia en el punto cero de la fotometría de 0.06 mag en  $J$ , 0.09 mag en  $H$

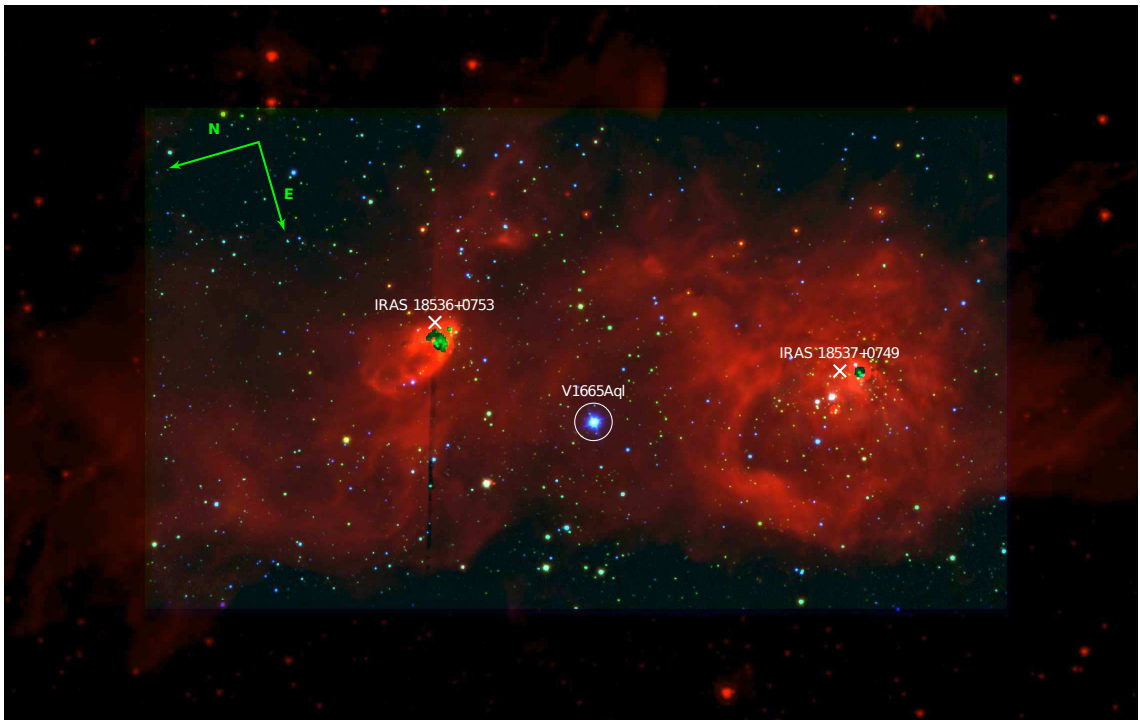


Figura 6.1: Imagen en falso color ( $J$ =azul,  $K_S$ =verde,  $5.8 \mu m$ =rojo) para Masgomas-4. Las imágenes en filtros  $J$  y  $K_S$  corresponden a LIRIS, mientras que la imagen en  $5.8 \mu m$  es el canal 3 de IRAC, en Spitzer. La imagen completa abarca  $12' \times 7'$ , mientras que la zona en falso color, y que superpone las imágenes de LIRIS a la imagen mayor de Spitzer, es de  $9.2' \times 5.2'$ . En la figura se muestran con equis blancas, las posiciones centrales de las fuentes IRAS. Marcada con un círculo blanco, la variable V1665 Aql. Las flechas indicativas de orientación tienen un largo de 1 minuto de arco.

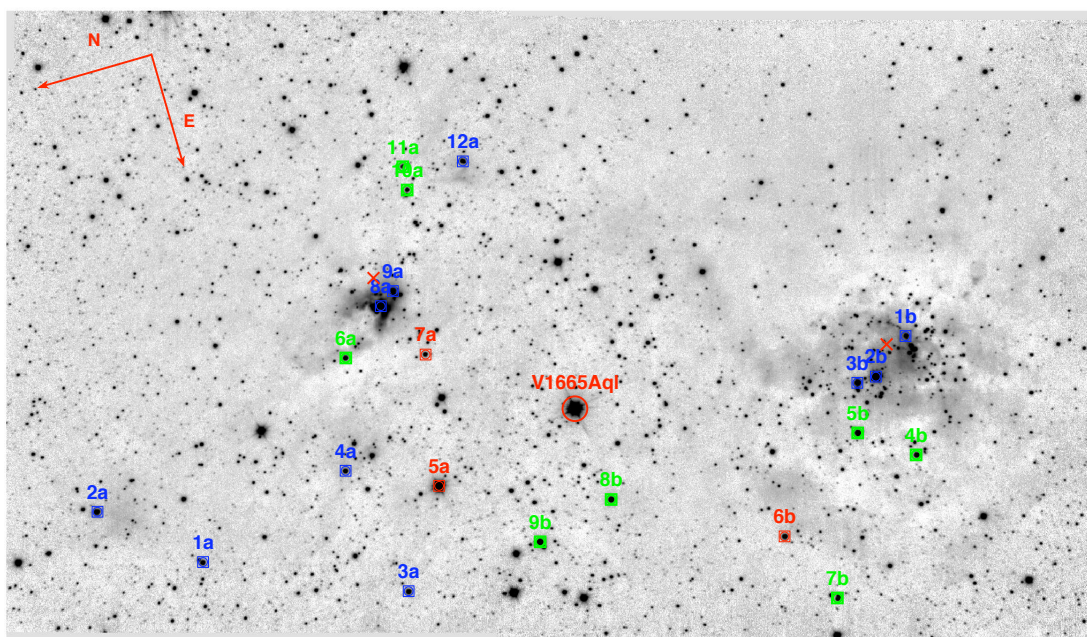


Figura 6.2: Imagen de Masgomas-4 en  $K_S$ . Las estrellas con clasificación espectral están marcadas con cuadros azules (enanas OB), verdes (enanas A, F y G) y rojos (estrellas gigantes). La posición de la estrella variable tipo Algol, V1665 Aql, está marcada con un círculo rojo. Las posiciones de las fuentes IRAS se muestran con equis rojas. La orientación de esta figura es la misma que en la Figura 6.1, a fin de facilitar la comparación entre ambas gráficas. Las flechas de orientación tienen un largo de 1 minuto de arco.

Tabla 6.1: Resumen de las observaciones en modo imagen y espectro para Masgomas-4.

| Modo de observación                   | Fecha             | Filtro | Tiempo de exp.<br>[s] | “Seeing”<br>["] |
|---------------------------------------|-------------------|--------|-----------------------|-----------------|
| Masgomas-4 imagen<br>(A, B y control) | 23 de junio, 2010 | $J$    | 108.0                 | 0.75-0.83-0.75  |
|                                       | 23 de junio, 2010 | $H$    | 79.2                  | 0.73-0.76-0.67  |
|                                       | 23 de junio, 2010 | $K_S$  | 79.2                  | 0.69-0.73-0.68  |
| MOS (R $\sim$ 2500)<br>máscara A      | 16 de sept., 2011 | $H$    | 2520.0                | 0.83            |
|                                       | 16 de sept., 2011 | $K$    | 1920.0                | 0.86            |
| MOS (R $\sim$ 2500)<br>máscara B      | 14 de sept., 2011 | $H$    | 1800.0                | 0.78            |
|                                       | 14 de sept., 2011 | $K$    | 2880.0                | 1.59            |
| Rendija larga (R $\sim$ 2500)         | 8 de agosto, 2011 | $H$    | 4920.0                | >2.0 (cirros)   |
|                                       | 8 de agosto, 2011 | $K$    | 5640.0                | >2.0 (cirros)   |
|                                       | 15 de sept., 2011 | $H$    | 3840.0                | >1.0            |
|                                       | 15 de sept., 2011 | $K$    | 4560.0                | >1.0            |

y 0.04 mag en  $K_S$ , decidimos realizar la fotometría y la calibración fotométrica por separado para ambos campos, para finalmente unirla en un solo fichero. La magnitudes instrumentales de las estrellas pertenecientes a la zona común de las regiones A y B corresponde al promedio de las magnitudes medidas en cada región.

Para la calibración fotométrica usamos 37 estrellas en la región A y 48 en la región B. Estas estrellas del catálogo 2MASS (Skrutskie et al., 2006) se encuentran relativamente aisladas en el campo y no saturan. Para las estrellas con magnitudes  $J < 14$ ,  $H < 11.5$  y  $K_S < 9.5$ , adoptamos las magnitudes del catálogo 2MASS. La calibración astrométrica se completó con SKYCAT correlando las posiciones en cada imagen con las coordenadas ecuatoriales de las mismas estrellas usadas en la calibración fotométrica, obteniendo un error menor a 0.15 segundos de arco en el ajuste de las coordenadas para los tres filtros.

Los espectros infrarrojos en modo máscara multiobjeto (MOS) fueron observados el 14, 15 y 16 de septiembre de 2011, utilizando medias noches. Como se puede ver en la Tabla 6.1, las condiciones de observación fueron variables. Para estas observaciones diseñamos dos máscaras que incluyeron estrellas candidatas a tipo espectral OB. La



selección de estas estrellas fue realizada usando fotometría LIRIS.

Para cada una de las regiones se diseñó una máscara, con doce estrellas en la máscara A y nueve en la máscara B, sumando en total 21 estrellas observadas espectroscópicamente en modo máscara multiobjeto. Los apuntados de cada una de las máscaras variaron ligeramente con respecto a las coordenadas centrales de las regiones A y B en modo imagen. Para la máscara A, observamos centrandó en  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}56^{\text{m}}05.86^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +07^{\circ}58'01.5''$ , y la máscara B se centró en  $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}56^{\text{m}}15.47^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +07^{\circ}54'30.3''$ .

Las estrellas incluidas cumplen con el criterio de que el parámetro  $Q_{IR}$  esté entre -0.2 y 0.2, excepto en algunos casos que se incluyó estrellas en la máscara, sin caer en el rango de  $Q_{IR}$  especificado, pues mostraban una posición interesante en el campo de Masgomas-4. Por ejemplo la estrella 7a, aunque tiene un valor de  $Q_{IR} = 0.50$ , se sitúa en el centro del campo A de Masgomas-4; la estrella 8a, con  $Q_{IR} = 0.52$  es un objeto central en el campo A de Masgomas-4; la estrella 6b, con  $Q_{IR} = 0.84$ , se ubica en el borde de una estructura con forma de burbuja en el campo B lo que hace interesante entender si forma parte del cúmulo y si es miembro de su población estelar masiva; la estrella 11a tiene un valor de  $Q_{IR} = 0.25$  ligeramente inferior al límite impuesto pero al no interferir con la posición en la máscara del resto de las estrellas, decidimos incluirla.

También fueron incluidas estrellas que, aunque su color ( $J - K_S$ ) apunte a que son estrellas del campo situadas entre Masgomas-4 y nosotros, tienen posiciones en el campo de visión y con respecto a la nebulosidad en infrarrojo que las hace interesantes. Por ejemplo, la estrella 6a que se ubica en uno de los brazos de IRAS 18536+0753, o la estrella 5b cercana al centro de una estructura con forma de burbuja en IRAS 18537+0749. Las posiciones de estas estrellas pueden ser revisadas en los diagramas color-magnitud (DCM, Figura 6.3), color-color (DCC, Figura 6.4) y pseudocolor-magnitud (DQM, Figura 6.5), los cuales son presentados en detalle en la Sección 6.2.1

Para ambas máscaras se consiguió limitar el rango de magnitudes entre las estrellas a menos de 2 magnitudes, evitando así grandes diferencias en la señal-a-ruido de los espectros para un mismo tiempo de exposición. En el diseño de las máscaras igualmente consideramos la posición de las rendijas en la máscara, a fin de observar



rasgos espectrales que permitan la detección de líneas características de estrellas de tipos tempranos. En ambas máscaras la estrella estándar de tipo espectral A0 V, observada para la corrección de las líneas telúricas, fue HD 231033.

Debido al alto oscurecimiento en el candidato a cúmulo, muchas de las estrellas en las zonas centrales, y por lo tanto de alto interés para el análisis, no cuentan con fotometría  $J$  e incluso  $H$ . Estas estrellas sin valor del pseudocolor  $Q_{IR}$  fueron observadas con rendijas largas. Sin embargo, los espectros finales de estas estrellas muestran baja señal-a-ruido o presentan solamente la línea  $Br\gamma$  en emisión en los espectros  $K$ , por lo que no pudieron ser incluidos en el análisis del candidato a cúmulo.

## 6.2. Resultados

En esta sección revisamos los diagramas fotométricos (color–magnitud, color–color y pseudocolor–magnitud) y los espectros infrarrojos obtenidos para Masgomas-4. En la primera parte de la sección nos dedicamos a los diagramas fotométricos, las diferencias entre los campos A y B, y entre ambos con el campo de control. La segunda parte incluye la descripción de las características espectrales que llevan a la clasificación espectral de las estrellas observadas en el modo máscara multiobjeto.

### 6.2.1. Diagramas fotométricos

En los diagramas color–magnitud de los campos A y B (DCM, Figura 6.3) se puede ver la secuencia principal del cúmulo en ambos campos completamente dispersa siguiendo el vector de enrojecimiento, debido a la extinción diferencial presente en el campo.

Esta extinción también afecta a la población de estrellas gigantes del disco, como se puede apreciar al comparar los DCM de los campos A y B con el DCM del campo de control. En la Figura 6.3, las estrellas gigantes del disco están representadas por la curva a trazos gris que muestra las posiciones de una estrella K2 III a diferentes distancias. Esta curva puede ser claramente vista en el DCM del campo de control para distancias mayores que 2 kpc., sin embargo la misma secuencia desaparece en los DCM de los campos A y B, dispersada hacia colores más rojos producto de la

extinción diferencial a la cual están sometidas las estrellas gigantes.

Comparando los diagramas color-magnitud del campo A y B en la Figura 6.4, los cuales claramente separan la población enrojecida del cúmulo de las estrellas de disco sin enrojecer al comparar con el campo de control, también observamos que las estrellas se encuentran ligeramente más enrojecidas en el campo B. Esto nos conduce a dos cuestiones. La primera de ellas es explorar la posibilidad de que exista en el campo B una formación estelar más activa que en el campo A. En los diagramas color-color de ambos campos se observan estrellas enrojecidas, ubicadas a lo largo del vector de enrojecimiento con origen en los colores de objetos T Tauri sin enrojecer, de acuerdo a lo entregado por Meyer et al. (1997). Estas fuentes serían pues candidatas a objetos T Tauri. Sin embargo, en el campo B existe una mayor número de estrellas con colores  $(H - K_S) > 2$ . El enrojecimiento de estas estrellas podría explicarse con la presencia de discos de acreción circumestelares, y la posición de estas estrellas destacadas con círculos rojos en los DCC del campo B es revisado en la Sección 6.3.

El segundo tema en cuestión es la posibilidad de tener diferentes leyes de extinción entre ambos campos. Ajustando rectas por medio de mínimos cuadrados a las estrellas de los diagramas color-color  $(H - K_S)$ - $(J - H)$ , vemos que las pendientes de dichas son prácticamente idénticas:  $m_A = 1.69$  en el campo A y  $m_B = 1.66$  en el campo B. Por lo tanto no hay indicios de dos leyes de extinción distintas para los campos A y B. La importancia de determinar la ley de extinción que mejor describe a las estrellas del cúmulo radica en la correcta determinación de la razón de los enrojecimientos en el parámetro  $Q_{IR}$  y con ello, en la construcción de un adecuado filtro para favorecer a los candidatos a tipos espectrales OB.

Las pendientes de las rectas ajustadas en ambos diagramas color-color  $(H - K_S)$ - $(J - H)$  también indican que la elección de la ley de extinción de Rieke et al. (1989), con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985), es correcta. El valor de:

$$\frac{E_{J-H}}{E_{H-K_S}} = 1.70 \quad (6.1)$$

en la definición del pseudocolor  $Q_{IR}$  bajo la ley de Rieke es muy similar al valor que se deriva del ajuste de la población estelar de los campos A y B en los DCC  $(H - K_S)$ - $(J - H)$ . Con esta definición del pseudocolor  $Q_{IR}$  es posible ver en los DQM de los campos A y B sendas secuencias verticales de estrellas, centradas en  $Q_{IR} = 0$ .

Estas secuencias, interpretadas como estrellas candidatas a tipos espectrales OB, no se distingue en el DQM del campo de control. Por lo tanto sería un efecto producido por la presencia del cúmulo.

A partir de los diagramas color–magnitud y pseudocolor–magnitud (DQM) es posible ver además un conjunto de estrellas brillantes y enrojecidas, en torno a  $K_S \sim 10$  mag y  $(J - K_S) \sim 4$  mag en el DCM. Estas estrellas podrían ser seleccionadas en la parte masiva de la secuencia principal del cúmulo, dispersada por la extinción diferencial hacia magnitudes mayores y colores más rojos. Sin embargo, debido a que este grupo de estrellas tienen valores de  $Q_{IR} \sim 0.6$ , son más probablemente estrellas gigantes del disco.

### 6.2.2. Clasificación espectral

La clasificación espectral de las estrellas de Masgomas-4 siguió el mismo proceso realizado para ID 436 y Masgomas-1. Se trata de una clasificación basada en la observación de ciertas líneas de absorción y la posterior comparación de la profundidad y anchura de dichas líneas con respecto a espectros infrarrojos de similar resolución publicados por otros autores (Ivanov et al., 2004; Ranade et al., 2004; Ranada et al., 2007; Hanson et al., 2005). Los catálogos espectrales usados para la clasificación son Hanson et al. (1996) (banda  $K$ ) y Hanson et al. (1998) (banda  $H$ ), para las estrellas de tipos OB y Meyer et al. (1998); Wallace & Hinkle (1997) para los tipos tardíos. La comparación se realiza siempre con varias estrellas alrededor del tipo espectral de la estrella observada, para evitar problemas de variabilidad o espectros peculiares. El error estándar asumido en la clasificación es de  $\pm 2$  subtipos espectrales, tal como se explica en la Capítulo 5.

La Tabla 6.2 resume las coordenadas, magnitudes infrarrojas y tipos espectrales de las estrellas con espectros observados. Los espectros finales de las máscaras A y B, junto con el espectro usado para la corrección de las líneas telúricas, son presentados en las Figuras 6.6 y 6.7, respectivamente.

De acuerdo con los espectros estelares, podemos separar las estrellas observadas en tres grupos:

- Estrellas de tipo OB, con líneas de helio y serie de Brackett incompleta:

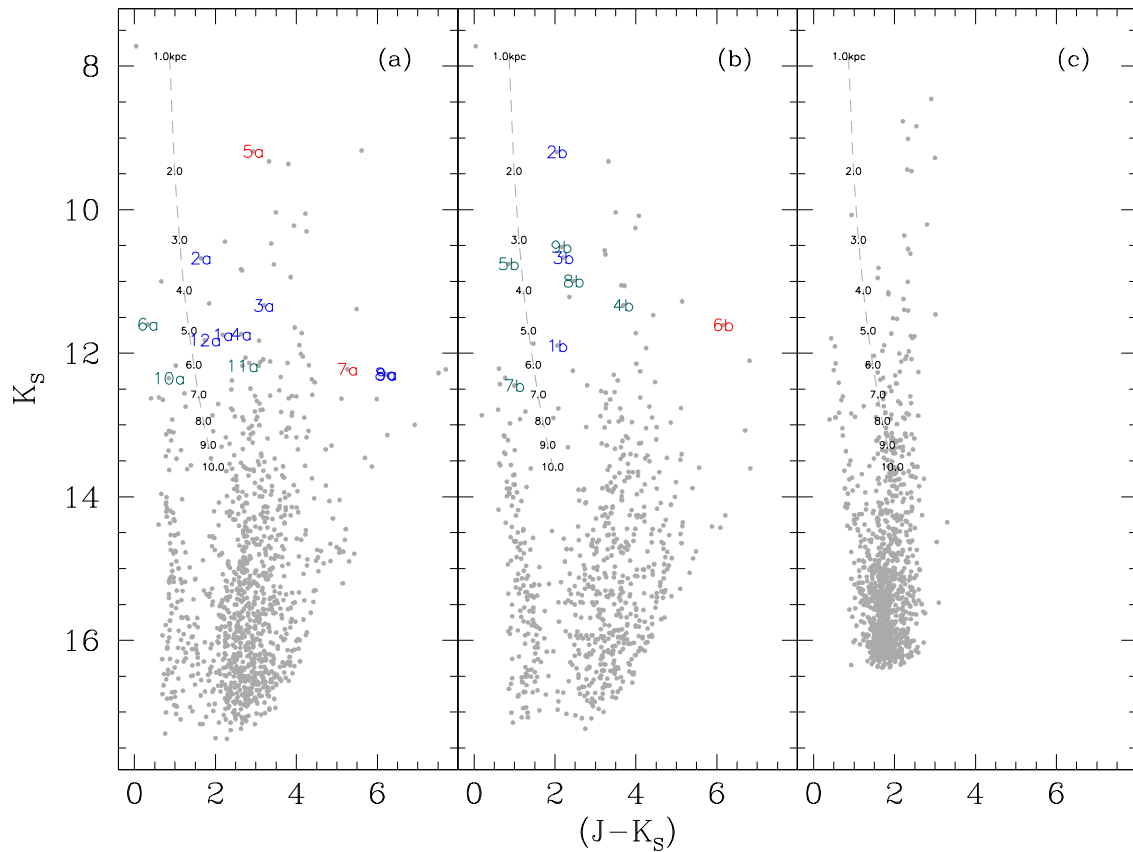


Figura 6.3: Diagramas color–magnitud (DCM) de Masgomas-4. Las estrellas observadas y clasificadas espectroscópicamente están etiquetadas con su numeración respectiva para la máscara A y B. En símbolos azules, se muestran las estrellas de tipos espectrales O y B; enanas de tipos A, F y G, con símbolos verdes; estrellas gigantes, con símbolos rojos. En los diagramas se incluye las posiciones esperadas para una estrella K2 III a diferentes distancias (curva gris a trazos). Para la secuencia de estrellas K2 III, el valor de  $M_V$  es obtenido de Cox (2000), los colores IR intrínsecos de Ducati et al. (2001) y la ley de extinción usada es Rieke et al. (1989) con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985).

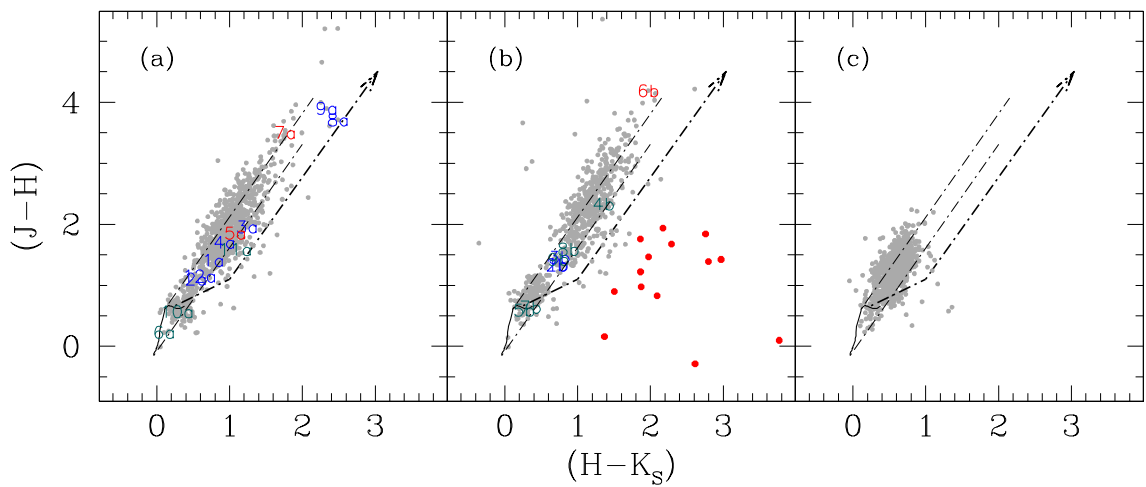


Figura 6.4: Diagramas color-color  $(J-H) - (H-K_S)$  de Masgomas-4 para el campo A (izquierda), campo B (centro) y campo de control (derecha). El código de colores usado para los símbolos de las estrellas con clasificación espectral es el mismo que el usado en la Figura 6.3. La curva negra continua, cerca del origen en los tres diagramas, muestra la secuencia principal sin enrojecimiento. Los tres vectores presentan, de izquierda a derecha, el enrojecimiento esperado de acuerdo a la ley de Rieke et al. (1989) con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985), para estrellas G5 V, O8 V (de acuerdo a los colores de Cox 2000) y T Tauri. En el diagrama color-color del campo B, mostramos con círculos rojos las estrellas con exceso adicional en infrarrojo y que son candidatas a estrellas Herbig Ae/Be.

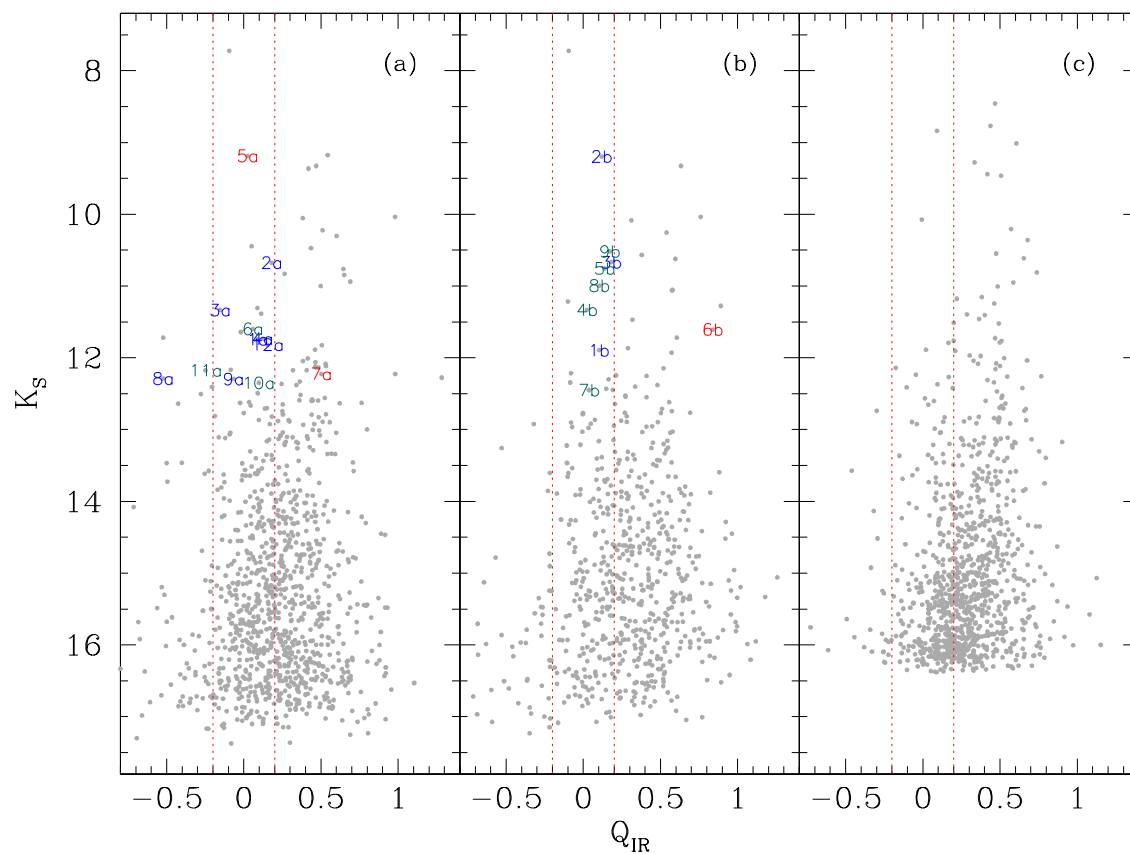


Figura 6.5: Diagramas pseudocolor–magnitud de Masgomas-4 para el campo A (izquierda), campo B (centro) y campo de control (derecha). Las estrellas con clasificación espectroscópica se muestran con símbolos azules (enanas de tipos OB), verdes (enanas de tipos A, F y G) y rojos (estrellas gigantes). Las líneas verticales punteadas rojas del DQM marcan los límites en el pseudocolor para determinar las estrellas candidatas a tipo OB, para ser observadas espectroscópicamente.

Tabla 6.2: Estrellas con espectros observados en Masgomas-4. Se dan las coordenadas ecuatoriales, magnitudes infrarrojas ( $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ) y tipo espectral para todas las estrellas. Para aquellas estrellas con clase de luminosidad determinada, también se da la extinción y la distancia estimadas.

| ID                      | AR (J2000)<br>[ h m s ] | Dec (J2000)<br>[ ° ' " ] | $J$<br>[mag] | $H$<br>[mag] | $K_S$<br>[mag] | Tipo espectral | $A_K$<br>[mag]         | Distancia<br>[kpc]     |
|-------------------------|-------------------------|--------------------------|--------------|--------------|----------------|----------------|------------------------|------------------------|
| Enanas tempranas (O-B): |                         |                          |              |              |                |                |                        |                        |
| 1a                      | 18 56 11.05             | +07 59 31.0              | 13.926       | 12.519       | 11.744         | B2-3 V         | $1.52^{+0.03}_{-0.02}$ | $2.47^{+2.24}_{-0.77}$ |
| 2a                      | 18 56 08.31             | +08 00 14.3              | 12.318       | 11.217       | 10.676         | B2-3 V         | $1.16^{+0.01}_{-0.01}$ | $1.52^{+0.95}_{-0.29}$ |
| 3a                      | 18 56 14.12             | +07 57 56.5              | 14.530       | 12.575       | 11.335         | B0-5 V         | $2.19 \pm 0.03$        | $1.68^{+1.19}_{-0.70}$ |
| 4a                      | 18 56 09.55             | +07 58 08.3              | 14.370       | 12.665       | 11.734         | B3-5 V         | $1.80 \pm 0.02$        | $1.48^{+0.67}_{-0.22}$ |
| 8a                      | 18 56 04.57             | +07 57 26.1              | 18.489       | 14.779       | 12.289         | YSO            | –                      | –                      |
| 9a                      | 18 56 04.21             | +07 57 17.9              | 18.526       | 14.628       | 12.296         | B2-3 V         | $4.19^{+0.03}_{-0.02}$ | $0.93^{+0.84}_{-0.29}$ |
| 12a                     | 18 56 00.73             | +07 56 24.3              | 13.554       | 12.404       | 11.818         | B3 V           | $1.21 \pm 0.02$        | $2.13^{+1.93}_{-0.22}$ |
| 1b                      | 18 56 10.97             | +07 53 17.6              | 13.954       | 12.620       | 11.895         | B3 V           | $1.43 \pm 0.02$        | $2.00^{+1.81}_{-0.21}$ |
| 2b                      | 18 56 11.98             | +07 53 38.1              | 11.246       | 9.911        | 9.196          | O9-9.5 V       | $1.47^{+0.02}_{-0.03}$ | $1.77^{+0.26}_{-0.67}$ |
| 3b                      | 18 56 11.99             | +07 53 48.1              | 12.875       | 11.419       | 10.767         | B1 V           | $1.54^{+0.03}_{-0.02}$ | $2.08^{+1.43}_{-0.99}$ |
| Enanas tardías (A-F-G): |                         |                          |              |              |                |                |                        |                        |
| 6a                      | 18 56 05.90             | +07 57 50.9              | 11.926       | 11.697       | 11.597         | F6 V           | $0.04^{+0.03}_{-0.02}$ | $0.61 \pm 0.01$        |
| 10a                     | 18 56 01.09             | +07 56 55.4              | 13.195       | 12.627       | 12.349         | F7 V           | $0.36 \pm 0.02$        | $0.74^{+0.08}_{-0.07}$ |
| 11a                     | 18 56 00.29             | +07 56 53.9              | 14.839       | 13.253       | 12.175         | F6-8 V         | $1.56 \pm 0.02$        | $0.40 \pm 0.04$        |
| 4b                      | 18 56 14.93             | +07 53 30.7              | 14.950       | 12.661       | 11.483         | G2-3 V         | $2.19^{+0.01}_{-0.02}$ | $0.15^{+0.16}_{-0.01}$ |
| 5b                      | 18 56 13.62             | +07 53 55.6              | 11.613       | 11.022       | 10.810         | F6-G1 V        | $0.35 \pm 0.02$        | $0.33^{+0.05}_{-0.04}$ |
| 7b                      | 18 56 18.78             | +07 54 30.9              | 13.445       | 12.788       | 12.508         | G8-K0 V        | $0.25^{+0.03}_{-0.05}$ | $5.44^{+0.54}_{-1.30}$ |
| 8b                      | 18 56 13.22             | +07 56 04.6              | 13.459       | 11.847       | 11.100         | A5 III-V       | $1.58^{+0.02}_{-0.03}$ | $0.38^{+0.04}_{-0.03}$ |
| 9b                      | 18 56 13.86             | +07 56 45.3              | 12.678       | 11.254       | 10.615         | F3-7 V         | $1.25^{+0.03}_{-0.02}$ | $0.21 \pm 0.00$        |
| Estrellas gigantes      |                         |                          |              |              |                |                |                        |                        |
| 5a                      | 18 56 11.00             | +07 57 25.6              | 12.121       | 10.265       | 9.188          | G4-7 III       | $1.58 \pm 0.02$        | $0.57^{+0.03}_{-0.04}$ |
| 7a                      | 18 56 06.61             | +07 57 12.0              | 17.490       | 13.989       | 12.225         | K0-2 III       | $3.02^{+0.05}_{-0.08}$ | $1.67^{+0.32}_{-0.83}$ |
| 6b                      | 18 56 16.22             | +07 54 46.8              | 17.764       | 13.576       | 11.606         | M0-M1 III      | $3.39^{+0.01}_{-0.05}$ | $3.11^{+0.27}_{-1.18}$ |

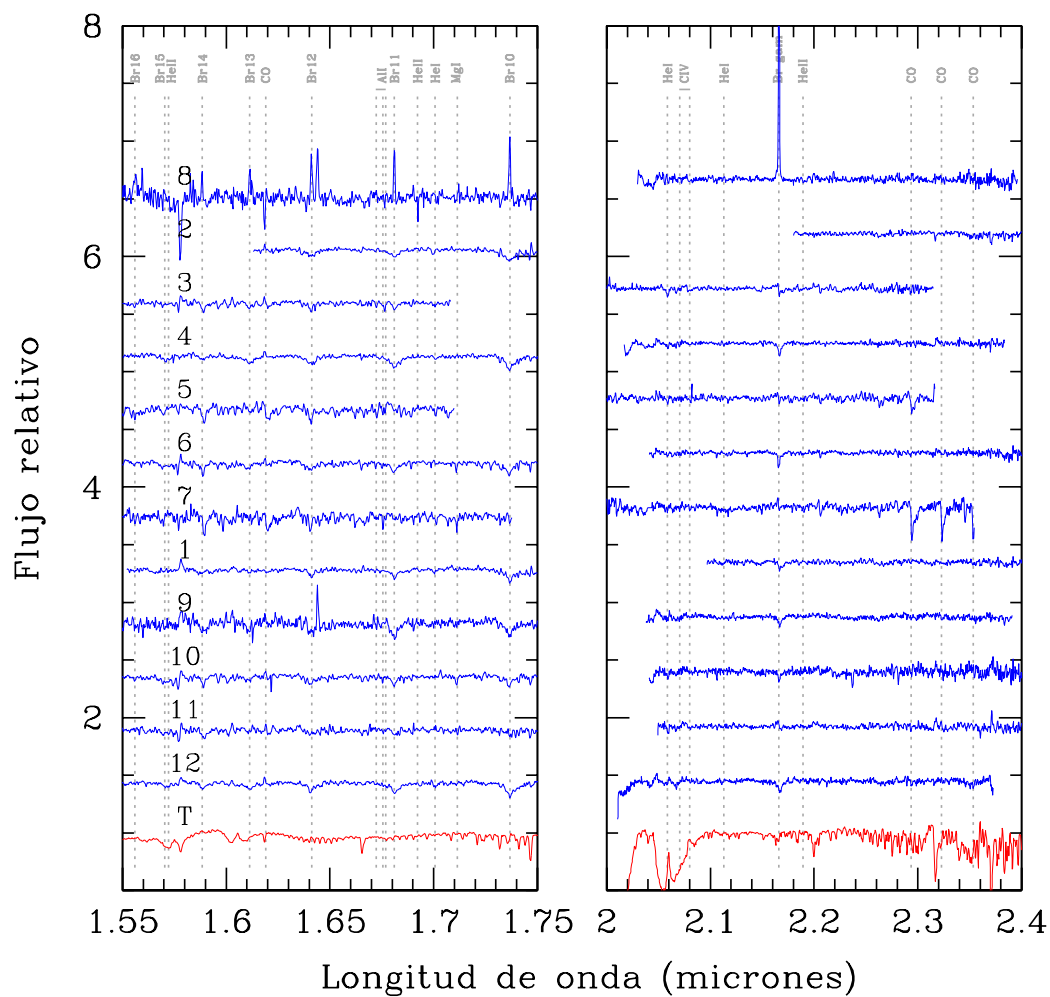


Figura 6.6: Espectros individuales en las bandas *H* (izquierda) y *K* (derecha) de la máscara A. Los rasgos espectrales usados en la clasificación espectral están etiquetados en gris. El espectro en color rojo muestra la corrección telúrica.



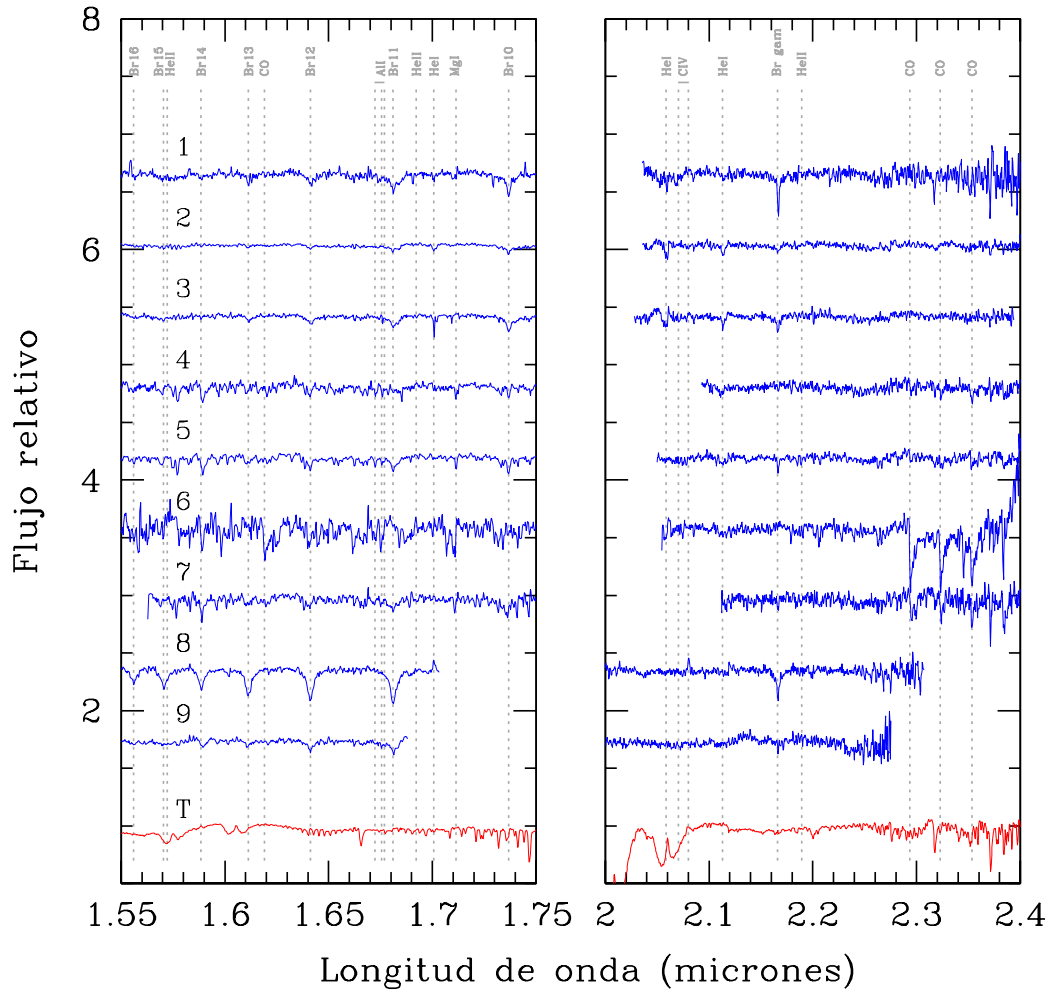


Figura 6.7: Espectros individuales en las bandas  $H$  (izquierda) y  $K$  (derecha) de la máscara B. Al igual que en la Figura 6.6, las líneas espectrales usadas en la clasificación se muestran en gris, y el espectro para la corrección telúrica, en rojo.

La estrella 2b muestra rasgos espectrales que la ubican como la estrella más temprana de nuestra muestra. La estrella 2b, ubicada en el centro de la región B de Masgomas-4, tiene líneas de He I dominantes a 1.70 y 2.11  $\mu m$ , similares a los hallados en estrellas O9.5 V (por ejemplo HD 37468<sup>1</sup> y HD 149757; Hanson et al. 2005). Sin embargo, como su serie de Brackett es más similar a una estrella O9 V (por ejemplo, HD 193322 y HD 214680; Hanson et al. 1996), decidimos asignarle a esta estrella un tipo espectral O9–9.5 V

La estrella 3b, también ubicada en la zona central de la región B de Masgomas-4, muestra rasgos que la sitúan con un tipo ligeramente más tardío que la estrella 2b. La serie de Brackett es más profunda y similar a HD 36166 (tipo espectral B2 V; Hanson et al. 2005) y las líneas de He I marcadas, al igual que 2b y de forma similar a la estrella B0 V HD 36512 (Hanson et al., 1996), nos llevan a clasificar esta estrella como tipo B1 V

El espectro de la estrella 9a, una de las más débiles y enrojecidas de la muestra junto con 8a, presenta una serie de Brackett en *H* tenue, extendida hasta H I (4-14) y de profundidad similar a una estrella B3 V (v.g. HR 5191; Meyer et al. 1998). La línea de Br $\gamma$  en la banda *K* es muy similar al de una estrella B0 V, como por ejemplo HD 36512 (Hanson et al., 1996). Sin embargo la ausencia de las líneas de helio indican un tipo más tardío para esta estrella, a la que asignamos un tipo espectral entre B2-3 V. En esta estrella observamos una línea en emisión, centrada en 1.64  $\mu m$  y similar en anchura y magnitud con la misma línea a 1.64  $\mu m$  observada en el espectro de la estrella 8a. La naturaleza de esta línea debe provenir de la nebulosa común que envuelve las estrellas 9a y 8a.

Las estrellas 1a y 2a muestran solamente la serie Brackett hasta H (4-12), la cual es similar a la presente en una estrella B2 V (v.g., HD 36166; Hanson et al. 2005) y menos profunda que la observada para una estrella B3 V (por ejemplo, HR 5191; Ranade et al. 2004). El espectro de 1a muestra una emisión a 1.577  $\mu m$ , pero al inspeccionar el espectro de corrección telúrica se ve que coincide con una línea en este espectro. Al ser una línea espectral sin identificar, y que coincide con un rasgo del espectro de corrección telúrica, la descartamos como línea de la estrella en cuestión. Las estrellas 1a y 2a presentan He I a 1.70  $\mu m$ , de forma

---

<sup>1</sup>Esta estrella presenta vientos débiles.

similar a la estrella B2 V, HD 19374 (Hanson et al., 1996). Por esto, asignamos tipos espectrales B2–3 V.

En la estrella 12a, observamos un espectro  $H$  muy similar a una estrella B3 V (por ejemplo, HR 5191, Meyer et al. 1998), con una serie de Brackett que se extiende hasta HI(4-15) y una línea de He I en  $1.70 \mu m$  clara. Aunque la línea de  $Br\gamma$  sea más similar a una estrella B4 V (v.g. HD 28375, Hanson et al. 1998), el espectro en  $H$  de esta estrella nos hace catalogarla como una B3 V.

Algo similar ocurre con el espectro de la estrella 1b, clasificada como una B3 V. El espectro en  $H$  para esta estrella se asemeja al de la estrella 12a y, en consecuencia, a la estrella HR 1591 de Hanson et al. (1998). Sin embargo la línea  $Br\gamma$  es mucho más profunda y estrecha que la esperada para una estrella B temprana. Nuevamente preferimos asignar el tipo espectral derivado del espectro en  $H$ , por la mayor cantidad de líneas para comparar con los espectros de catálogo.

En el espectro  $H$  de la estrella 4a la serie de Brackett aparece más extendida. La serie es evidente hasta la línea HI (4-15), y se asemeja en profundidad a la encontrada en la estrella HR 5191 (tipo espectral B3 V, Meyer et al. 1998; Ranade et al. 2004). En  $1.70 \mu m$  se aprecia débilmente la línea de He I, y en  $K$ , el espectro es similar al de las estrellas HD 28375 (tipo B3-5 V; Hanson et al. 1998) o HD 201254 (tipo B3V; Hanson et al. 1996). Finalmente dentro de este grupo hay dos estrellas con rasgos espectrales que no permiten una clasificación clara. La primera de ellas es la estrella 3a. Su espectro muestra una línea estrecha en  $1.58 \mu m$ , lo que se podría interpretar como Mg I, asociado a estrellas tardías. Sin embargo, la línea de Mg I en  $2.28 \mu m$  no es evidente, por lo que posiblemente se trate de un artefacto y no una línea real. La serie de Brackett no es clara, y la línea de  $Br\gamma$  en  $K$  es asimétrica. En el espectro  $K$  es evidente, además de la línea de  $Br\gamma$ , la línea de He I en  $2.06 \mu m$ , que sin embargo coincide con un lugar de difícil corrección telúrica. Al ser un espectro muy ruidoso la comparación en profundidad de la serie de Brackett no permite una clasificación muy precisa para esta estrella, aunque la presencia de la línea de He I y la ausencia de líneas de He II restringe el tipo espectral para 3a a una enana B temprana.

La segunda estrella es 8a, la cual presenta la serie de Brackett en emisión para la banda  $H$  y  $K$ . Los únicos rasgos que aparecen en absorción son una línea en  $1.58 \mu m$  la cual coincide con la longitud de onda de una línea de Mg I; otra línea a  $1.62 \mu m$ , que coincide con la posición de la banda de  $^{12}\text{CO}$  (6,3); y finalmente una línea en  $1.69 \mu m$ , que coincide en longitud de onda con una línea de He II. Debido a la ausencia de otras líneas de los mismos átomos o moléculas (por ejemplo, las líneas de Mg I en  $1.71$  y  $2.28 \mu m$ ; las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0) y  $^{12}\text{CO}$  (5,2); o las líneas de He II en  $1.57$  y  $2.19 \mu m$ ) nos hace pensar que se tratan de errores en la sustracción del cielo y no líneas reales. Por lo tanto, no las consideramos como características espectrales de 8a. Debido a la serie completa de  $\text{Br}\gamma$  en emisión y los colores que esta estrella presenta, podemos clasificarla como un objeto joven en formación (YSO). Un punto interesante y aun no resuelto respecto al espectro de esta estrella, es la presencia de una línea de emisión nebular en  $1.64 \mu m$ , cerca de la línea de H I (4-12). Esta línea es similar en anchura e intensidad a la presente en el espectro de la estrella 9a.

- Estrellas enanas de tipo A, F y G:

La observación de este grupo de estrellas era esperable en nuestra selección de candidatas, pues el pseudocolor  $Q_{IR}$  de las estrellas tipo A y F es similar al valor en las estrellas de tipo OB. La estrella más temprana de este grupo es 8b, la cual solamente muestra en su espectro la serie de Brackett, bien definida y hasta la línea H I (4-18). La anchura de la serie es similar a la estrella HR403 (tipo A5 III-IV; Meyer et al. 1998), por lo que asignamos un tipo espectral A5 III-V a este objeto.

El espectro de la estrella 9b presenta en  $H$  líneas de H I (4-11), (4-12) y (4-13) similares a las observadas en la estrella HR 1279 (tipo espectral F3 V; Meyer et al. 1998). En la banda  $K$ ,  $\text{Br}\gamma$  es prácticamente inexistente, y el espectro se asemeja al observado en la estrella de tipo F8 V, HR 4375 (Meyer et al., 1998). La estrella 9b es clasificada como tipo F3-7 V.

La estrella 6a muestra las tres líneas de Mg I, en  $1.57$ ,  $1.71$  y  $2.2 \mu m$ . Su serie de Brackett se extiende hasta la línea de H I (4-13), mientras que en  $K$ , la línea de  $\text{Br}\gamma$  es angosta y profunda. El espectro de la estrella en  $H$  es similar

al observado para la estrella de tipo F6 V, HR 1538 (Meyer et al., 1998) y el espectro en  $K$ , similar al de la estrella de tipo F5 V, HR 2943 (Meyer et al., 1998), aunque con una línea  $\text{Br}\gamma$  menos profunda. Clasificamos esta estrella como tipo espectral F6 V.

En el caso de la estrella 11a, el espectro en  $H$  presenta las líneas de Mg I con una profundidad similar a la hallada en una estrella F6 V (por ejemplo, HR 1538; Meyer et al. 1998), aunque como muestra una serie de Brackett menos profunda esperamos un tipo espectral más tardío que F6 V, pero más temprano que F9 V (al comparar por ejemplo, con la estrella de tipo F8.5V HR 4375; Meyer et al. 1998). Un hecho a destacar es que, pese a que las líneas observadas son consistentes con un tipo F6-8 V, el espectro  $K$  de la estrella no muestra la línea  $\text{Br}\gamma$  esperada. Al ser la única línea de la serie en no coincidir, mantenemos la clasificación para la estrella 11a, derivada de la observación del resto de las líneas.

La estrella 10a es clasificada como de tipo F7 V, debido a las líneas de Mg I, en 1.57, 1.71 y 2.28  $\mu\text{m}$ , y la serie Brackett que se extiende tenuemente hasta H I (4-13). El espectro es similar al observado para la estrella HR 1538 (tipo espectral F6 V; Meyer et al. 1998), aunque el espectro en  $K$ , indica que es una estrella más tardía que F5 V (v.g. HR 2943; Meyer et al. 1998), pero más temprana que F8 V (por ejemplo, HR 4375; Meyer et al. 1998).

El espectro de la estrella 5b, cuyo espectro muestra rasgos de tipo F tardío, también presenta tenuemente las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (2,0), lo que permitiría argumentar un tipo espectral G temprano para esta estrella. En  $H$ , el espectro es parecido al de una estrella F6 V (por ejemplo, HR 1538 de Meyer et al. 1998), sin embargo el espectro en  $K$  guarda más similitudes con un tipo F8.5 V (v.g. HR4375; Meyer et al. 1998) en cuanto a la profundidad de las líneas  $\text{Br}\gamma$  y Mg I a 2.28  $\mu\text{m}$ , o incluso a uno más tardío, con la presencia antes mencionada de la tenue banda CO. Le asignamos un tipo espectral entre F6 y G1 V.

El espectro de la estrella 4b presenta líneas de Mg I en  $H$  y  $K$  claras. Las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0), y  $^{12}\text{CO}$  (2,0), están presentes, pero son débiles para considerar una clase de luminosidad III en este objeto. La línea  $\text{Br}\gamma$  también es débil,

añadiendo argumento en contra de la clase de luminosidad III. En  $H$ , las líneas de MgI en  $1.57$  y  $1.71 \mu m$  son anchas, pero menos profundas que para una estrella G2 V (por ejemplo, HR 4374; Meyer et al. 1998). El espectro en  $K$  además de no presentar la línea de Br $\gamma$ , tiene una línea de MgI en  $2.28 \mu m$  muy débil y una banda  $^{12}\text{CO}$  (2,0) que corresponde a un tipo espectral entre G2-3 V (v.g. HR 483 y HR 7504; Meyer et al. 1998)

En el caso de la estrella 7b, observamos que las líneas de MgI son similares en profundidad y anchura a las de una estrella de tipo G8 V (por ejemplo, HR 4496, Meyer et al. 1998; Wallace & Hinkle 1997) o K0 V (por ejemplo, HR 7957 o HR 7462, Meyer et al. 1998; Wallace & Hinkle 1997). El espectro en  $K$  muestra una banda  $^{12}\text{CO}$  (2,0) poco profunda y destaca en profundidad la línea de CaI en  $2.27 \mu m$ . Aunque la profundidad de la banda de CO es similar a la hallada en una estrella K0 V (HR 7462; Wallace & Hinkle 1997) o K5 V (HR 8085; Wallace & Hinkle 1997), la profundidad de la línea de CaI nos lleva a asignar un rango espectral ligeramente más temprano para este objeto, entre G8 y K0 V.

■ Estrellas gigantes:

Las tres estrellas de este grupo presentan líneas espectrales de tipos tardíos y características que permiten clasificarlas con clase de luminosidad III. Los espectros de las estrellas 5a, 7a y 6b tienen bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0) evidentes en  $H$ , lo cual es característico en estrellas de clase de luminosidad I o III, y no se observa en estrellas de clase de luminosidad V. Las anchuras equivalentes para la banda de  $^{12}\text{CO}$  (2,0) en  $K$ , entre  $2.294$  y  $2.304 \mu m$ , son de  $\text{EW}_{6b} = 17.60 \text{ \AA}$ ,  $\text{EW}_{5a} = 4.23 \text{ \AA}$  y  $\text{EW}_{7a} = 8.96 \text{ \AA}$ ; estos valores permiten asignarles una clase de luminosidad III a las tres estrellas de acuerdo a la relación entre anchura equivalente y clase de luminosidad dada por Davies et al. (2007), para los tipos espectrales asignados a continuación.

La estrella 5a presenta rasgos claros de una estrella tardía. Las bandas de  $^{12}\text{CO}$  (3,0) en  $H$  y  $^{12}\text{CO}$  (2,0) en  $K$  son evidentes y, en el caso de la banda CO en  $H$ , descarta una clase de luminosidad V para esta estrella, tal como fue mencionado en el párrafo anterior. Salvo por la línea de Br $\gamma$  el espectro en  $K$  es similar a una estrella G4III (HR 4255; Wallace & Hinkle 1997) o G7III (HR

3212; Wallace & Hinkle 1997). En  $H$ , el espectro es muy similar al reportado por Meyer et al. (1998) para la estrella HR 4716, de tipo espectral G6 III. Con esto, asignamos un tipo espectral de G4–7 III para la estrella 5a.

La estrella 7a muestra en su espectro rasgos de una estrella enana, pues posee una banda  $^{12}\text{CO}(2,0)$  marcada en  $K$  pero  $^{12}\text{CO}(3,0)$  muy tenue en  $H$ . La profundidad de la banda de CO en  $H$  es similar a la observada para la estrella HR 7949 (tipo espectral K0 III; Meyer et al. 1998), mientras que la banda CO en  $K$ , se asemeja a la observada en las estrellas HR 8694 (tipo espectral K0 III; Wallace & Hinkle 1997) o HR 6299 (tipo espectral K2 III; Wallace & Hinkle 1997). Para esta estrella asignamos un tipo espectral de K0–2 III.

Por último para la estrella 6b asignamos un tipo espectral entre M0–M1 III, basándonos en la similitud de su espectro  $K$  con el de las estrellas HR 4069 y HR 7635 (tipos espectrales M0 III; Wallace & Hinkle 1997) y con el espectro en  $H$  de la estrella HR 4517 (tipo espectral M1 III; Meyer et al. 1998).

## 6.3. Discusión

### 6.3.1. Estimación de distancias

Una vez completada la clasificación espectral de las estrellas observadas con MOS, es posible comprobar que existe una población de estrellas masivas en Masgomas-4, aunque el número de estrellas de tipo OB observadas en este candidato es menor que para los cúmulos anteriores. Esto está dentro de las limitaciones del método de selección, pues los candidatos derivados del corte en pseudocolor pueden incluir, además de estrellas enanas de tipo O y B, enanas de tipos A y F.

En el caso de Masgomas-4, 19 de las 21 estrellas observadas con MOS fueron seleccionadas a partir del corte en pseudocolor  $Q_{IR}$  (incluyendo a la estrella 11a, la cual tiene un valor de  $Q_{IR}$  ligeramente inferior al requerido en el corte), las restantes estrellas (i.e. 7a y 6b) responden a criterios de posición en el campo de visión. De estas 19 estrellas, 16 fueron clasificadas con alguno de los tipos espectrales esperados en el criterio de selección, esto es tipos O, B, A o F V, mientras que 10 estrellas fueron clasificadas como enanas OB.

Sin embargo durante la selección de estrellas candidatas a espectroscopía, identificamos uno de los puntos débiles del método, y que es necesario salvar con observaciones de rendija larga. Debido a la definición del pseudocolor  $Q_{IR}$ , se requiere magnitudes de los candidatos en los filtros  $J$ ,  $H$  y  $K_S$ . Al explorar zonas altamente extinguidas encontramos estrellas sin magnitud  $J$ , e incluso sin magnitud  $H$ . Estas estrellas se encontrarán posiblemente embebidas en sus nubes de formación natal y son, por lo tanto, interesantes candidatas de una población joven y aun en formación. En Masgomas-4 realizamos observaciones con rendija larga para algunas de estas estrellas, cuya posición en el campo hacía sospechar una naturaleza joven y masiva. Sin embargo, por razones meteorológicas y limitaciones en los tiempos de exposición, los espectros de dichas estrellas, de magnitudes mayores al límite de  $K_S = 12.5$  mag auto-impuesto para la selección de candidatos, resultaron con valores de señal-a-ruido menores de las necesarias para una clasificación espectral.

Siguiendo el método habitual, a partir de la clasificación espectral derivamos las distancias individuales de las estrellas clasificadas, asumiendo las magnitudes visuales absolutas de Cox (2000), colores infrarrojos intrínsecos de Tokunaga (2000) y la ley de extinción de Rieke et al. (1989) con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985). El elección de esta ley de extinción está argumentada en la Sección 6.2.1. La extinción en la banda  $K_S$ , expresada como:

$$A_{K_S} = \frac{E_{J-K_S}}{1.514} = \frac{E_{H-K_S}}{0.561} \quad (6.2)$$

varía entre 1.16 y 2.19 mag. en Masgomas-4, lo que equivale a  $A_V$  entre 10.73 y 20.26 mag.

A partir de las distancias y extinciones individuales estimadas mostradas en la Figura 6.8, podemos observar que:

- Las distancias individuales de las estrellas 1b, 2b y 3b del campo B implican una distancia común de  $1.95^{+0.77}_{-0.40}$  kpc, al igual que las medidas de extinciones individuales para las tres estrellas. Esta distancia estimada es ligeramente inferior a la estimación de distancia dada para la fuente IRAS 18537+0753, de 2.1 kpc (Plume et al., 1992), y la estimada a partir de las observaciones del máser de metanol [HHG86] 185345.9+074916, de 2.2 kpc (Val'tts et al., 2000). Pese a ser inferior, nuestra estimación para las estrellas del campo B es consistente



con las estimaciones de distancia existentes en la literatura, por lo que podemos asociar estas tres estrellas masivas con la fuente IRAS, el máser de metanol y la zona de formación masiva Sh2-76 E.

- En el campo A, las estrellas de tipos OB tienen una distancia común de  $1.87^{+0.68}_{-0.22}$  kpc. En esta estimación son excluidas las estrellas 8a y 9a, ambas pertenecientes al núcleo del campo A. Como la estrella 8a no pudo ser clasificada espectralmente, la estimación de extinciones y distancias individuales de este objeto no puede ser realizada. En el caso de la estrella 9a, la fotometría posiblemente se encuentra contaminada por la nebulosidad de la región, haciendo poco confiable la estimación de extinción y distancia para este objeto. Una sobreestimación de la magnitud intrínseca de la estrella 9a conlleva a una estimación de distancia individual mayor, por lo tanto no podemos considerar esta estrella en los análisis de distancia sin haber corregido previamente la contribución por parte de la nebulosidad.

Sin embargo, las posiciones de 8a y 9a en los diagramas color-color indican que estas estrellas no son objetos situados al frente de Masgomas-4. Por otra parte la probabilidad de que el núcleo central del campo A se encuentre detrás de Masgomas-4, pudiendo ser observado a través de este, es baja aunque no descartable por completo.

- Las estrellas enanas con tipos espectrales A, F o G presentan todas distancias menores a 1 kpc. Por lo tanto las entendemos como estrellas que forman parte de la población de enanas del disco galáctico y que se ubican delante de Masgomas-4.

La excepción dentro de este grupo es la estrella 7b, la cual tiene una distancia individual estimada en  $d = 5.44$  kpc. Al revisar las imágenes de LIRIS notamos que esta estrella está contaminada por una compañera cercana, teniendo su perfiles radiales mezclados. Debido a esta contaminación, excluimos a la estrella 7b de los análisis del cúmulo.

- Las estrellas gigantes presentan valores de extinción y distancia individuales que son compatibles con un objeto cercano, posiblemente ubicado en la misma

estructura que las estrellas de tipos A, F y G (estrella 5a), o estrellas gigantes de fondo, a una distancia mayor que la estimada para Masgomas-4 (estrellas 7a y 6b). En ambos casos, son parte de la población de gigantes del disco galáctico.

En la Tabla 6.2 presentamos los valores de la extinción y las distancias individuales para las estrellas de tipo OB usadas en la estimación de distancia. Nuestra estimación para la distancia a Masgomas-4 es la media de las distancias individuales, i.e  $1.90_{-0.31}^{+0.73}$  kpc. Las estrellas enanas de tipos más tardíos y las de clase de luminosidad III fueron excluidas de la estimación de distancia, debido a que sus valores de extinción indican que son estrellas de la población del disco Galáctico, para las enanas AFG, o gigantes de fondo en el caso de las estrellas 7a y 6b. Los valores estimados de extinción y distancia para la gigante 5a también la descartan como parte de la población de Masgomas-4).

Debido a todo esto, podemos entender a Masgomas-4 como un solo cúmulo, con dos núcleos brillantes en bandas infrarrojas cercanas, que comparten una distancia común y en los cuales esperaríamos formación estelar y/u objetos masivos jóvenes. Observando los diagramas color-color, y como se mencionó en la Sección 6.2.1, existe un grupo de objetos en el campo B de Masgomas-4 que destacan por un exceso en el enrojecimiento. Estas estrellas se concentran en torno al núcleo central del campo B, y son candidatas a objetos Herbig Ae/Be. En la Figura 6.9 mostramos con cuadrados rojos las estrellas que presentan este enrojecimiento excesivo, posiblemente debido a la presencia de un disco de acreción circunestelar. Debido a que la selección de estos objetos se hizo comparando los diagramas color-color de los campos A y B, separando las estrellas con niveles de enrojecimiento no observados en el DCC del campo A, no encontramos objetos similares en el campo A, aunque sí observamos en los DCC de ambos campos objetos situados a lo largo del vector de extinción de los objetos T Tauri (vector de la derecha en la Figura 6.4).

Debido al mayor enrojecimiento de este grupo de estrellas, comparado con valores de color esperados para fuentes de tipo T Tauri, esperamos que este grupo sean objetos candidatos a Herbig Ae/Be, siguiendo las observaciones realizadas por Moisés et al. (2011). En ese mismo trabajo, además de presentar una región de objetos Herbig Ae/Be, ubicados a la derecha de la región de T Tauris clásicas, afirma que cualquier objeto situado a la derecha de la región de T Tauri pueden ser objetos estelares

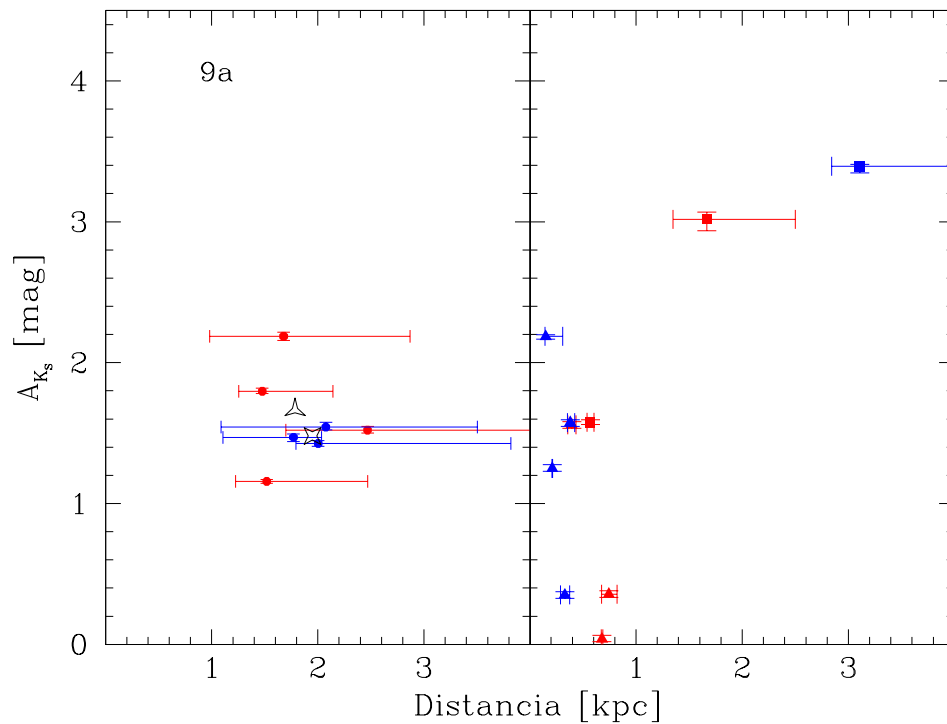


Figura 6.8: *Izquierda:* Distancias y extinciones individuales para las estrellas de tipos OB de Masgomas-4. Las estrellas del campo A son presentadas con símbolos rojos y las del campo B, en azul. Los valores medios de distancia y extinción para las estrellas de cada campo están marcados con estrellas negras de tres (promedio para campo A) y de cuatro puntas (promedio para campo B). *Derecha:* Distancias y extinciones individuales para las estrellas de los campos A (rojo) y B (azul). Las estrellas enanas de tipos espectrales A, F y G se muestran con triángulos, y los valores para las estrellas gigantes se muestran con cuadrados.

jóvenes más embebidos (y por lo tanto más jóvenes) e incluso objetos estelares jóvenes masivos. Estas candidatas también se ubican en la región de objetos Herbig Ae/Be, definida por Lada & Adams (1992).

Al igual que Masgomas-1, Masgomas-4 se ubica en la dirección que los cúmulos de supergigantes rojas. Nuestra estimación de distancia descarta una posible pertenencia de Masgomas-4 a la intersección entre el final cercano de la barra Galáctica y la base del brazo Escudo-Centauro. La distancia de 1.90 kpc incluso situaría a Masgomas-4 más cerca que el brazo del Escudo-Centauro, posiblemente al brazo de Sagitario, la misma estructura a la cual pertenecen Trumpler 14, NGC 3603 y Westerlund 2.

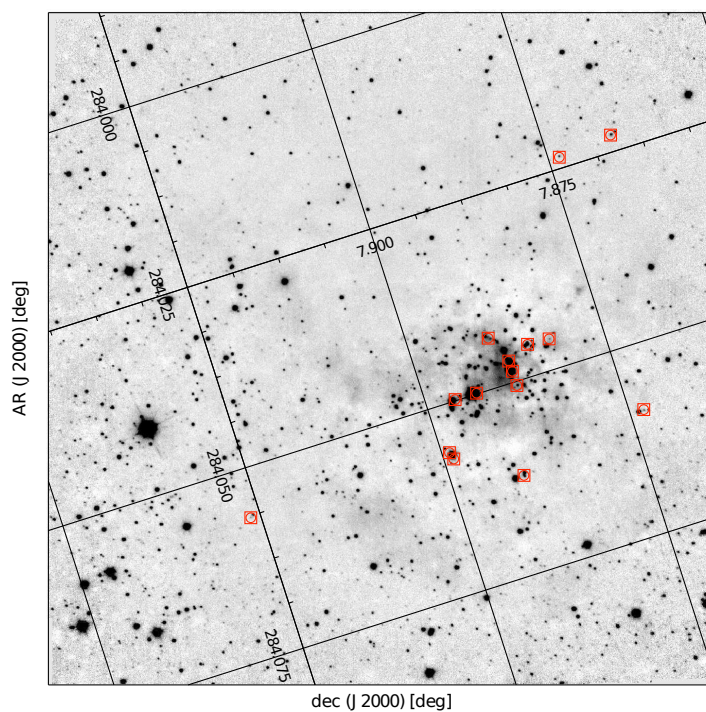


Figura 6.9: Estrellas candidatas a Herbig Ae/Be en el campo B de Masgomas-4.

### 6.3.2. Estimación de masa y edad

Para estimar la masa total de Masgomas-4 ajustamos una función inicial de masa (FIM) de Kroupa (Kroupa, 2001) a la función actual de masa del cúmulo e integramos dicha función en el rango de  $\log(M) = -1.0$  dex a 1.5 dex. Debido a que no existen indicios de una población estelar evolucionada en Masgomas-4, podemos suponer que las diferencias entre las funciones inicial y actual de masas son pequeñas, comparadas con la masa total del cúmulo. Por lo tanto el estudio de la función actual de masa lo suponemos equivalente al análisis de la función inicial.

En ambas poblaciones integramos la FIM de Kroupa entre  $\log(M) = -1.0$  dex y 1.5 dex. El primer límite es cercano al límite estelar inferior ( $\sim 0.1 M_{\odot}$ ), mientras que el segundo, al rango de masas superior encontrado al proyectar las estrellas del campo de Masgomas-4 a la secuencia principal ubicada a la distancia de 1.9 kpc, siguiendo el vector de enrojecimiento.

La estimación para la masa total del cúmulo fue obtenida a partir de la función de masa inicial, ajustada para la población estelar entre  $\sim 2.5 M_{\odot}$  y  $\sim 35 M_{\odot}$ . La función de masas, al igual que en el caso de Masgomas-1, fue derivada a partir de la función de luminosidad y corregida de la contribución de estrellas de campo usando un campo de control. A diferencia del análisis de Masgomas-1, para Masgomas-4 tanto la fotometría del cúmulo como la del campo de control provienen de LIRIS. Las fotometrías fueron cortadas en  $J < 16.5$  mag,  $H < 15.5$  mag, y  $K < 14.5$  mag, para asegurar una completitud de los datos cercana a 1.0, siguiendo un procedimiento similar al utilizado con Masgomas-1.

Para obtener las funciones de masa y luminosidad, seguimos los pasos detallados en la Sección 4.3.2; proyectamos cada estrella, siguiendo el vector de enrojecimiento, a la secuencia de estrellas enanas ubicada a 1.9 kpc. Esta secuencia está definida por las magnitudes y colores dados por Cox (2000) y es expresada analíticamente con dos rectas: una desde los tipos espectrales O9 V a A0 V y la segunda desde A0 V hasta G0 V, correspondiendo este último tipo espectral a la magnitud límite elegida por completitud de los datos.

Para derivar la función de luminosidad, transformamos las magnitudes  $K$  a masas estelares usando los valores dados por Cox (2000), para estrellas más tardías que B0 V, y Martins et al. (2005), para estrellas tipo O V. Para las magnitudes que se encuentran

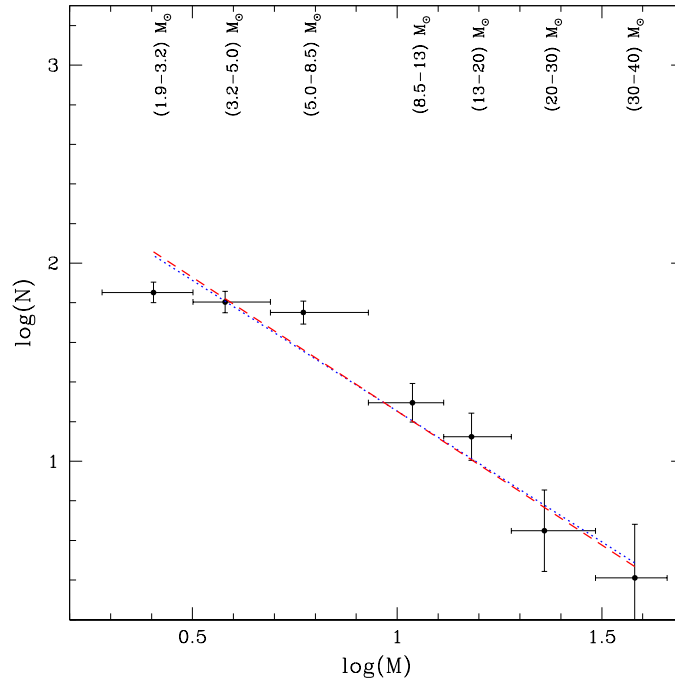


Figura 6.10: Función inicial de masa de Masgomas-4. Al igual que en la Figura 5.6, los puntos indican la posición central de los rangos de masa indicados sobre ellos, y la línea a trazos roja muestra el ajuste de la FIM de Kroupa a los datos. Como comparación, mostramos un ajuste lineal por mínimos cuadrados a los datos (línea azul punteada).

entre valores tabulados, interpolamos entre los valores de magnitud más cercanos.

Después de restar ambas funciones de masa (i.e. campo de Masgomas-4 menos campo de control), obtenemos la función actual de masa del cúmulo, mostrada en la Figura 6.10. Ajustamos una FIM de Kroupa y la integramos en el rango de masas de  $0.10$  a  $31 M_{\odot}$ , estimando una masa total (mínima) para el cúmulo de  $(2.19 \pm 0.31) \cdot 10^3 M_{\odot}$ . El ajuste de la FIM de Kroupa se justifica al comparar dicha función con el ajuste lineal por mínimos cuadrados de los datos observacionales, mostrado en la figura.

La edad del cúmulo podríamos acotarla de forma similar a lo hecho con ID 436 y Masgomas-1; la presencia de una estrella de secuencia principal de tipo O9 implicaría una cota superior de 10 millones de años para la edad del cúmulo. Sin embargo hay dos hechos que apuntan a una edad aun menor para Masgomas-4.

El primero es la presencia de objetos candidatos a Herbig Ae/Be. De acuerdo a

Hernández et al. (2007), en cúmulos jóvenes (edad  $\sim 3$  millones de años), el 30% de los objetos T Tauri pierde sus discos circumestelares y el 15% de los objetos Herbig Ae/Be pierden sus discos. Los discos que sobreviven en torno a los objetos en formación lo harían durante un rango de tiempo menor a 10 millones de años.

El segundo hecho es la presencia de gas en torno a Masgomas-4. Este cúmulo se encuentra fuertemente embebido, lo que indica una edad entre 2 y 3 millones de años. De acuerdo a Lada & Lada (2003), es poco probable encontrar cúmulos embebidos con edades superiores a los 5 millones de años. Este valor indica una nueva cota superior para la edad del cúmulo y, por lo tanto, estimamos la edad de Masgomas-4 entre 2 y 5 millones de años.

## 6.4. Conclusiones

Las observaciones llevadas a cabo para el candidato a cúmulo Masgomas-4, y en especial las estimaciones de distancia individual para la población OB del cúmulo, permiten afirmar que Masgomas-4 es un solo cúmulo. El promedio de las distancias individuales en el campo A y campo B es compatible con una distancia conjunta de  $1.90^{+0.73}_{-0.31}$  kpc. Esta distancia descarta completamente la pertenencia de la estrella variable de tipo Algol V16665 Aql a Masgomas-4.

En ambas regiones detectamos estrellas masivas, observando incluso estrellas jóvenes y masivas posiblemente en formación, como la estrella 8a. La estimación de masa derivada de la integración de una función inicial de masa de Kroupa entrega un límite inferior para la masa total del cúmulo de  $(2.19 \pm 0.31) \cdot 10^3 M_{\odot}$ . Suponemos además que existe una población masiva altamente oscurecida en Masgomas-4, incluso posiblemente en formación, la cual es interesante de observar y clasificar espectralmente recurriendo a telescopios de mayor tamaño que el telescopio William Herschel.

La presencia de estrellas candidatas a T Tauri o Herbig Ae/Be implican que Masgomas-4 es un objeto activo en formación estelar y muy joven. Si a esto agregamos el hecho que el cúmulo se encuentra profundamente embebido en una nube de emisión en infrarrojo medio, acotamos la edad de Masgomas-4 entre 2 y 5 millones de años.





## Conclusiones y Trabajo Futuro

En este capítulo final presentamos las conclusiones derivadas del análisis espectrofotométrico de tres cúmulos: ID 436, Masgomas-1 y Masgomas-4, estos dos últimos descubiertos por nuestro grupo y parte del programa de búsqueda sistemática de cúmulos masivos en la Vía Láctea. La segunda parte del capítulo explora el futuro del proyecto de búsqueda sistemática, mencionando las mejoras necesarias a implementar en el algoritmo de búsqueda, así como las observaciones necesarias para mejorar la caracterización de los cúmulos ya estudiados y de un nuevo candidato del proyecto: el candidato a cúmulo Masgomas-5.

### 7.1. Conclusiones

Los objetos principales de nuestro estudio, son cúmulos que se encuentran fuertemente enrojecidos. Por lo tanto su secuencia principal no se aprecia claramente en los diagramas color-magnitud, sino que se encuentra dispersada. Cada una de sus estrellas se encuentran desplazadas hacia colores más rojos y magnitudes más débiles, siguiendo el vector de extinción.

Debido a la extinción diferencial, la longitud del vector de extinción varía entre las diferentes estrellas de la secuencia principal del cúmulo, sin guardar relación con el tipo espectral de las mismas. Al quedar las estrellas del cúmulo distribuidas en prácticamente todo el rango de color ( $J - K_S$ ) del DCM, la selección exitosa de las

estrellas más tempranas de la secuencia (tipos OB) es difícil de conseguir seleccionando solamente estrellas enrojecidas y brillantes. Además de la parte alta de la secuencia principal enrojecida del cúmulo, la población de gigantes del disco galáctico también son objetos rojos y brillantes. Por lo tanto existe una alta posibilidad de incluir estrellas gigantes de disco en el seguimiento espectroscópico, junto con estrellas OB del cúmulo.

Bajo estas premisas, observamos espectroscópicamente nueve de los 45 candidatos de la fase inicial de MASGOMAS. El análisis espectrofotométrico de tres de ellos mostró una población estelar temprana y masiva: ID 66 (Marín-Franch et al., 2009), ID 441 (Puga et al., 2010) e ID 436 (Ramírez Alegría et al., 2011).

En este último cúmulo seleccionamos 13 estrellas para ser observadas espectroscópicamente en bandas  $H$  y  $K$ . Cinco fueron clasificadas como tipo B temprano. A excepción de la estrella central de ID 436 (estrella #4 de Russeil et al. 2007), no detectamos ninguna estrella de tipo más temprano que B0 V.

Con las distancias individuales de las cinco estrellas B determinamos una distancia a ID 436 de  $3.21 \pm 0.21$  kpc. Este valor, basado en determinaciones individuales de distancia para diferentes estrellas del cúmulo, es consistente con el valor de distancia estimado a partir de las velocidades radiales de  $^{12}\text{CO}$ , de la estrella ionizante central del cúmulo (única estrella de ID 436, con clasificación espectral en la literatura).

Con la función de masa del cúmulo, corregida de la contribución de estrellas del disco Galáctico y de efectos de completitud, calculamos un límite inferior para la masa total del ID 436 de  $(2.45 \pm 0.79) \cdot 10^3 M_{\odot}$ . Este valor concuerda con las estimaciones de masas viriales encontradas en la literatura.

La estrella central de tipo O9–B0 V nos permite limitar la edad del cúmulo en menos de 9.4 millones de años. El nuevo espectro óptico obtenido para esta estrella muestra como rasgos interesantes la profundidad de su línea de He II 4686 Å, la cual es similar a la de He I 4471 Å y mayor que la de He I 4388 Å; un complejo débil de CNO a 4630–4650 Å; y la ausencia de líneas de Si III (4553 Å y 4574 Å) evidentes.

El primer hecho podría implicar un tipo espectral Vz, pero la relación entre las líneas de He II 4686 Å y He II 4542 Å descarta esta clasificación; mientras que las últimas dos características pueden explicarse con un sistema binario, un espectro contaminado o espectro peculiar.

Finalmente comprobamos que la ionización observada en la fuente IRAS 22566+5830 puede justificarse con la estrella central O9–B0 V (estrella #4 de Russeil), y no es necesario una fuente ionizante adicional en dicha región. En cambio los tipos espectrales de las estrellas en torno a IRAS 22566+5828 no permiten justificar el número de fotones del continuo de Lyman. La emisión medida en radio requiere de, al menos, una estrella de tipo espectral O7.5–8 V (o más temprana).

La inclusión del pseudocolor  $Q_{IR}$ , independiente del enrojecimiento, ayuda a resolver la posible selección involuntaria de gigantes del disco. Debido a la diferencia clara que existe entre el valor de pseudocolor  $Q_{IR}$  para las estrellas tipo OB y las estrellas gigantes (ver Figura 3.10, en la Sección 3), es posible distinguir ambos tipos de candidatas en el diagrama color-magnitud, aun cuando no formen una secuencia clara. La elección de estrellas con  $Q_{IR}$  entre -0.2 y 0.2 favorece la inclusión de una mayor cantidad de estrellas tipo OB en la muestra espectroscópica y, de esta manera, permite caracterizar la parte alta de la secuencia principal del cúmulo.

En el caso de Masgomas-1, clasificamos 17 de las 23 estrellas seleccionadas siguiendo los parámetros fotométricos (corte en magnitud  $K_S$ , color  $(J - K_S)$  y pseudocolor  $Q_{IR}$ ) como estrellas enanas de tipos OB. Con esta clasificación pudimos estimar para Masgomas-1 una distancia de  $3.53_{-0.31}^{+0.35}$  kpc, la cual ubica al cúmulo en el brazo del Escudo-Centauro, aunque lejos de la base del brazo y del extremo cercano de la barra Galáctica (región en donde se ubican los cúmulos de supergigantes rojas, y que sería una zona que experimentó un brote de formación estelar en la Galaxia).

Además de las estrellas enanas de tipo OB, pudimos confirmar una población de cuatro supergigantes (una amarilla y tres rojas) para Masgomas-1, lo que entrega una primera señal de que nos encontramos con un cúmulo estelar masivo.

La estimación de masa obtenida para Masgomas-1, derivada al integrar una FIM de Kroupa a la población del cúmulo descontaminada con un campo de control, comprueba la naturaleza masiva de Masgomas-1. El valor de  $(1.94 \pm 0.28) \cdot 10^4 M_{\odot}$  es el esperado para un cúmulo con cuatro supergigantes rojas, si lo comparamos con los cúmulos RSGC 3 (masa total de  $2-4 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , Clark et al. 2009), o Alicante 8 (masa total de  $2 \cdot 10^4 M_{\odot}$ , Negueruela et al. 2010). Estos dos últimos cúmulos tienen, cada uno, una población de ocho supergigantes rojas.

La edad de Masgomas-1 fue acotada entre 8 y 10 millones de años, utilizando

como argumentos el tipo espectral O9 V para la estrella más temprana en el cúmulo, y la presencia de supergigantes de tipo M. El límite en edad que se desprende del último argumento depende de la masa total inicial del cúmulo, pero es compatible con el límite superior de 10 millones de años, determinado por la estrella de tipo O9 V.

Uno de los detalles importantes a considerar para la utilización del pseudocolor  $Q_{IR}$  para la selección de estrellas candidatas a tipos OB es que requiere de la información fotométrica en los filtros  $J$ ,  $H$  y  $K_S$ . Por esto, el método no seleccionaría estrellas altamente embebidas y que se encuentren oscurecidas en  $J$ , más allá de la magnitud límite de detección, o incluso en la banda  $H$ . Para evitar descartar estas estrellas embebidas como candidatas a estrellas masivas, es necesario revisar las imágenes de los candidatos en los tres filtros, además de los diagramas color-magnitud, color-color y pseudocolor  $Q_{IR}$ -magnitud.

Adicionalmente, la selección con el pseudocolor  $Q_{IR}$  puede presentar contaminación en la muestra por estrellas de tipos A y F V, debido a que presentan valores de  $Q_{IR}$  similares a las estrellas OB.

En el candidato Masgomas-4, seleccionamos para espectroscopía 18 estrellas usando los mismos cortes en la fotometría que para Masgomas-1. De este grupo de estrellas 17 fueron clasificadas con tipos espectrales O, B, A o F (los esperados de acuerdo al corte en  $Q_{IR}$ ), y nueve con tipos OB. La contaminación por tipos espectrales A y F fue mayor que la registrada en Masgomas-1. Con la información espectrofotométrica de las nueve estrellas tempranas podemos determinar que Masgomas-4 se trata de un cúmulo con dos núcleos con una población estelar masiva altamente extinguida. La distancia a Masgomas-4 es de 1.9 kpc, y en la región B del cúmulo existe una población de estrellas con un exceso de enrojecimiento que debido a su ubicación en los diagramas color-color se pueden clasificar como objetos candidatos a Herbig Ae/Be. Si a esto le agregamos la presencia de máseres de metanol y amoníaco, podemos afirmar que en Masgomas-4 actualmente hay actividad de formación estelar masiva.

La extinción en Masgomas-4 es mucho mayor que la observada en ID 436 y Masgomas-1, lo que conlleva una gran cantidad de estrellas inmersas en los núcleos de las regiones A y B del candidato que no son detectadas en la imagen  $J$ , de todas formas al comparar ambas regiones observamos que la ley de extinción es la misma y que puede

ser bien descrita con una ley de extinción de Rieke et al. (1989) con  $R = 3.09$  (Rieke & Lebofsky, 1985). Las estrellas altamente embebidas no son elegibles a partir del método con cortes fotométricos usado para Masgomas-1, pero fueron observadas con rendija larga debido al interés que producen como una posible población estelar masiva altamente oscurecida (y, por lo tanto, muy joven). Los espectros obtenidos para ellos, aun no hacen posible una clasificación espectral fiable para estas estrellas, debido a la baja señal-a-ruido de los espectros y las pocas líneas espectrales en los espectros  $K$ . Para tres estrellas de la región central del campo A solamente detectamos la línea de  $\text{Br}\gamma$  y  $\text{HeI}$  a  $2.06\mu\text{m}$  en emisión. Suponemos que existe una población masiva altamente oscurecida en Masgomas-4, la cual es necesaria clasificar espectralmente recurriendo a futuras observaciones.

Como resumen, presentamos los parámetros físicos derivados del análisis de estos tres cúmulos en la tesis en la Tabla 7.1. Además, y haciendo un símil con la Figura 1.1 del Capítulo 1, mostramos en la Figura 7.1 las posiciones de ID 436, Masgomas-1 y Masgomas-4 en el disco de la Vía Láctea. En esta figura es posible ver que, pese a ser una representación esquemática del disco galáctico, los tres cúmulos son fácilmente situables en brazos de la Vía Láctea.

Tabla 7.1: Cúmulos estudiados en el presente trabajo, con estimación de parámetros físicos.

| Nombre     | $l$<br>[ ° ] | $b$<br>[ ° ] | Distancia<br>[kpc] | Masa<br>[ $10^3 M_{\odot}$ ] | Edad<br>[ $10^6$ años] | Referencia <sup>a</sup> |
|------------|--------------|--------------|--------------------|------------------------------|------------------------|-------------------------|
| ID 436     | 108.76       | -0.95        | 3.21               | 2.45                         | <10                    | 1                       |
| Masgomas-1 | 33.11        | +0.42        | 3.53               | 19.40                        | 8–10                   | 2                       |
| Masgomas-4 | 40.50        | +2.53        | 1.90               | 2.19                         | 2–5                    | En preparación          |

<sup>a</sup>Referencias: (1) Ramírez Alegría et al. (2011), (2) Ramírez Alegría et al. (2012)

## 7.2. Trabajo futuro

**E**l proyecto MASGOMAS es la pieza clave desde donde se proyecta el trabajo a futuro. Una de las aristas principales es la búsqueda sistemática de candidatos

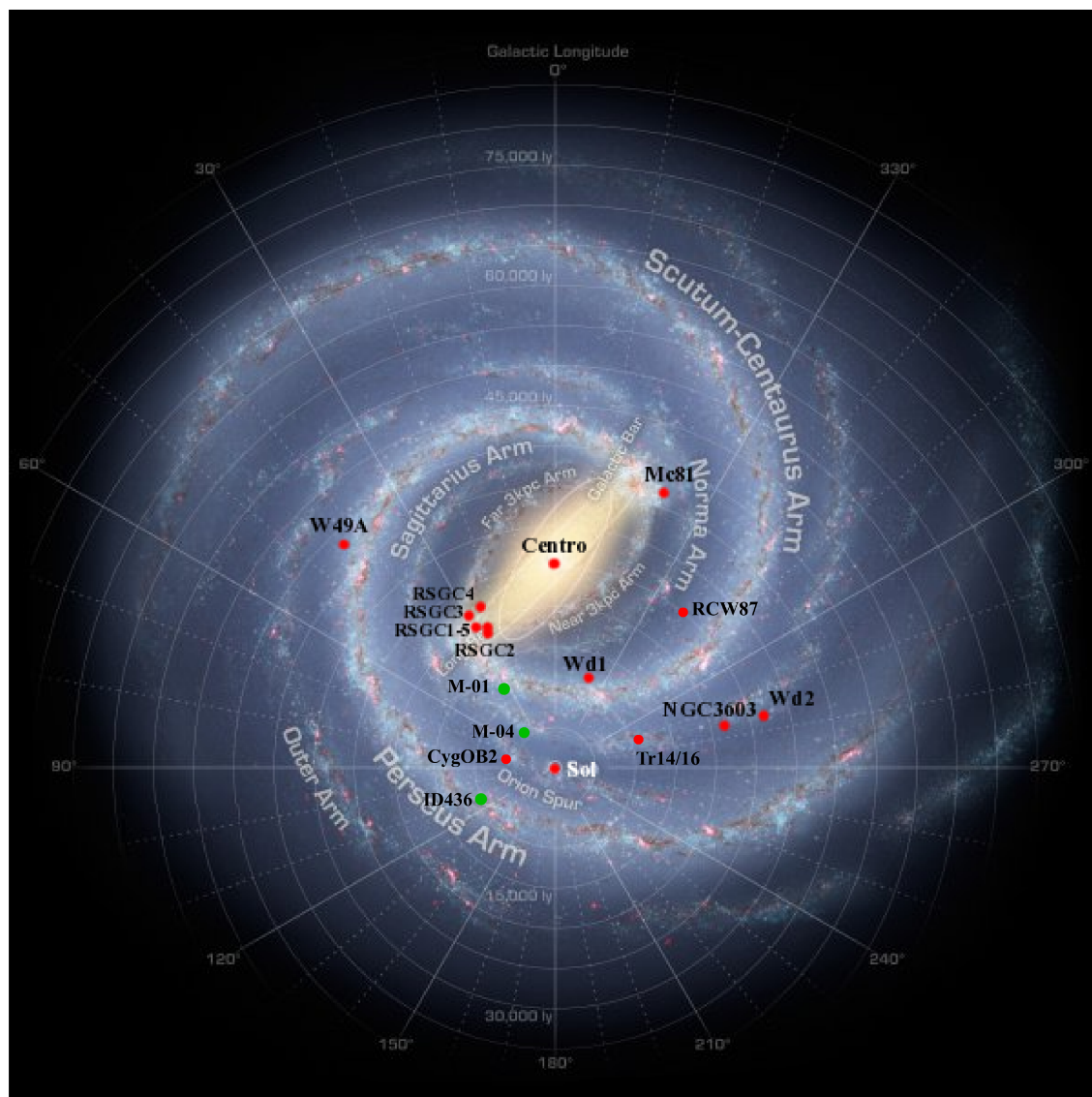


Figura 7.1: Posición de los cúmulos masivos en la Galaxia, tal como se presenta en la Figura 1.1, del Capítulo 1. En la presente figura además incluimos los tres cúmulos presentados en este trabajo: ID 436, Masgomas-1 y Masgomas-4. (Representación de la Vía Láctea realizada por Robert Hurt -IPAC- y Mark Reid -CfA, NRAO/AUI/NSF- usando datos del telescopio espacial Spitzer).

a cúmulos masivos oscurecidos. Los principales cambios que esperamos incluir en una futura versión de la búsqueda sistemática serían:

- Automatizar la búsqueda: La fase preliminar de la búsqueda sistemática obtuvo resultados muy positivos y prometedores, entregando cuatro nuevos candidatos a cúmulos masivos. Sin embargo la búsqueda aun requiere de la detección de las sobre-densidades por parte del investigador.

En esta línea, hemos decidido complementar nuestro método con una versión adaptada de AUTOPOP (García et al., 2011). AUTOPOP es un programa escrito en IDL que permite encontrar automáticamente asociaciones OB. Los parámetros de cortes fotométricos usados en AUTOPOP son seleccionados por el usuario y al incluir en el análisis, el ajuste de isócronas a los diagramas color-magnitud de los candidatos seleccionados, entrega una estimación de masa para los candidatos, contando así con un criterio de selección de candidatos masivos.

Aunque AUTOPOP utiliza el pseudocolor  $Q$  definido como:

$$Q = (U - B) - 0.72 \cdot (B - V) \quad (7.1)$$

para filtrar estrellas candidatas a tipos espectrales entre O3 y A0, es posible cambiar este pseudocolor por  $Q_{IR}$ , a fin de realizar la búsqueda de candidatos oscurecidos en filtros infrarrojos.

AUTOPOP se compone principalmente de dos módulos: la búsqueda automática de grupos geométricos en el cielo y el análisis con isócronas de los candidatos (para la estimación de la masa). Nuestro primer interés se enfoca hacia el módulo de búsqueda de grupos, pero no descartamos incluir en una siguiente versión de la búsqueda automática el uso de isócronas en infrarrojo para estimar algunos parámetros de los candidatos.

El módulo de búsqueda automática de grupos geométricos en el cielo se basa en el algoritmo de Amigos-de-Amigos (“Friends-of-Friends”, Battinelli 1991) y depende especialmente del valor de separación media entre miembros del grupo. Llamemos este parámetro,  $D_S$ . La búsqueda comienza en una estrella y determina todas las estrellas-vecinas que se encuentran a distancia menor a



$D_S$  de esa primera estrella. El proceso se repite para todas las estrellas hasta que no encuentre ninguna estrella-vecina a una distancia menor que  $D_S$ . Esto es, a grandes rasgos, un grupo. Para que el candidato a grupo sea de interés, tiene que cumplir con un segundo parámetro también entregado en el algoritmo: un número de estrellas mínimo en un grupo ( $N_{min}$ ). Si el número de estrellas encontradas es mayor que  $N_{min}$ , el grupo hallado es registrado y se continúa con la búsqueda desde otra estrella.

En nuestro caso, tanto  $D_S$  como  $N_{min}$  cambiarán con respecto a los valores utilizados hasta ahora, principalmente porque en lugar de las búsquedas extragalácticas realizadas hasta ahora (por ejemplo, en IC 1613), buscaremos en nuestra Galaxia, encontrando cúmulos mucho más cercanos y por lo tanto, más extendidos.

- Uso de UKIDSS o VVV: La segunda modificación necesaria, y que implica una modificación en AUTOPOP, es el uso de fotometrías infrarrojas más profundas que 2MASS. Para esto es necesario modificar el algoritmo que realiza los cortes fotométricos para la selección de candidatos, definiendo cortes fotométricos infrarrojos en lugar de ópticos. Una vez redefinidos los cortes fotométricos será posible buscar grupos o sobre-densidades de estrellas candidatas a tipos OB desde catálogos fotométricos.

En las pruebas preliminares usamos un fichero de prueba con fotometría de 2MASS de manera similar a la fase 2 del proyecto MASGOMAS, pero con la intención de mejorar la resolución espacial y aprovechar el algoritmo de búsqueda será necesario utilizar catálogos fotométricos como UKIDSS o VVV.

Aunque el uso de fotometrías más profundas ayudará a encontrar candidatos más débiles, los catálogos provenientes de UKIDSS o VVV deben ser complementados con fotometría 2MASS para las estrellas más brillantes, debido a que la magnitud de saturación de UKIDSS o VVV ( $K \sim 10$ ) es mayor que la de 2MASS ( $K_S \sim 4.5$ ).

- Parametrización de los cortes fotométricos con respecto a las coordenadas galácticas: Hasta el momento el método de búsqueda de candidatos a cúmulos se ha concentraba en una región del plano Galáctico, de algunos grados cuadrados de



extensión, en torno a dichas coordenadas galácticas y observando el diagrama color-magnitud general de la región, determinamos los cortes fotométricos en  $K_S$ ,  $(J - K_S)$  y  $Q_{IR}$ . Sin embargo estos cortes pueden variar de acuerdo a la dirección en la Galaxia hacia donde se observe.

Por ejemplo, las búsquedas con dirección al centro deberían realizarse en campos con mayor número de estrellas que las efectuadas hacia el anticentro. Por lo tanto el corte en  $K_S$ , necesario para prevenir que el ruido de la distribución espacial de estrellas prevalezca sobre candidatos a cúmulos con poco miembros, variará de acuerdo a la cantidad de estrellas presentes en el campo de búsqueda.

También existe una diferencia en el enrojecimiento esperado para campos del centro con respecto al anticentro, o de búsquedas centradas en el plano de la Galaxia comparadas con otras a latitudes galácticas mayores. Por lo tanto para búsquedas en torno a zonas galácticas poco enrojecidas, esperamos encontrar a la población estelar del disco (estrellas de frente o “foreground”) igualmente poco enrojecidas, haciendo que el corte en  $(J - K_S)$  sea probablemente cercano a cero. Para búsquedas en torno a sectores más enrojecidos de la Galaxia, el corte en  $(J - K_S)$  tendrá, por lo tanto, valores más altos.

Finalmente es posible que realicemos búsquedas en torno a regiones cuya extinción se describe mejor con una ley diferente a la de Rieke et al. (1989). Por lo tanto, el pseudocolor  $Q_{IR}$  sufrirá un cambio en el número que pondera al color  $(H - K_S)$ , de acuerdo a la nueva ley de extinción. Con este cambio, podríamos esperar diferencias en los valores de  $Q_{IR}$  esperados para las estrellas de tipos tempranos.

Por todo esto, es esperable incluir una parametrización de los cortes en fotometría usados en la selección de candidatas a estrellas OB, de acuerdo a las coordenadas galácticas hacia donde se efectúen las búsquedas. Con dicha parametrización se evitará la definición de los valores de corte después de la revisión de los diagramas color-magnitud y pseudocolor  $Q_{IR}$ -magnitud.

- Definición de parámetros de búsqueda para candidatos a cúmulos de supergigantes rojas: Hasta ahora nuestra búsqueda se ha enfocado en la población

masiva no evolucionada de los cúmulos. Con esto nuestros candidatos encontrados son cúmulos jóvenes, sin una población masiva evolucionada. Una vez que la búsqueda sistemática funcione correctamente, para las sobre-densidades de estrellas tipo OB, puede ser posible ampliar la búsqueda hacia sobre-densidades de estrellas supergigantes rojas. Será necesario definir un nuevo conjunto de criterios fotométricos que funcionen como una “alarma fotométrica” al detectar, por ejemplo en los DCM, un grupo de estrellas brillantes y rojas separadas por una brecha de 2 o 3 magnitudes en  $K_S$ , del resto de las estrellas candidatas a OB.

Si bien la idea es simple, solamente la frase “detectar un grupo de estrellas brillantes y rojas” implica la definición de tres nuevos parámetros. El número mínimo de estrellas necesarios para activar la alarma, un valor de magnitud  $K_S$  que determine cuando una estrella se considera lo suficientemente brillante y un valor para  $(J - K_S)$ , que defina cuando un grupo de estrellas es considerado “rojo”.

La búsqueda de estrellas supergigantes rojas también requerirá el uso de fotometría infrarroja sin saturar. Por lo tanto, para la búsqueda de estos objetos usaríamos el catálogo 2MASS, descartando el uso de catálogos fotométricos más profundos (por ejemplo UKIDSS o VVV).

Además de la búsqueda automatizada de candidatos a cúmulos masivos, hay una serie de observaciones necesarias e interesantes en torno a los cúmulos y candidatos ya estudiados en el proyecto. Por ejemplo en ID 436 aun queda por encontrar la fuente principal responsable de la ionización en torno a IRAS 22566+5828. De acuerdo a la estimación derivada del número de fotones del continuo de Lyman, dicha fuente debería tener un tipo espectral más temprano que O7.5–8 V. El hallazgo de esta estrella, de estar asociada con ID 436, cambiaría la estimación de edad y, ligeramente, la de masa total del cúmulo. La principal candidata hasta el momento es una estrella profundamente embebida ( $K_S = 10.8$  mag y  $(J - K_S) > 7.0$  mag), situada en el centro de la nebulosidad cercana a IRAS 22566+5828. Durante las observaciones espectroscópicas con rendija larga en el mes de junio de 2010, incluimos un apuntado a esta estrella. Sin embargo el espectro obtenido en  $K$  tiene poca señal-a-ruido y muestra de forma clara, solamente, la línea  $Br\gamma$  en emisión. Para esta estrella sería

muy interesante obtener el espectro en  $H$  (además de un espectro en  $K$  con mejor señal-a-ruido), pero debido a que su magnitud en  $H$  es 16.7 mag, es imposible observarla con un telescopio del tamaño similar al William Herschel. Por lo tanto para la clasificación espectral de esta estrella es necesario, primero, observarla en banda  $H$  y  $K$  con un telescopio de clase 6.0 m o superior.

Algo similar ocurre para el candidato Masgomas-4. Pese a obtener espectros para 21 estrellas, muchas de ellas resultaron ser estrellas de tipo A o F, tipos espectrales que no contribuyen al estudio de la población masiva del candidato. La observación con rendija larga de las estrellas muy enrojecidas (sin detección en la imagen  $J$ ), ubicadas en torno a las fuentes IRAS 18536+0753 e IRAS 18537+0749, no permitió una clasificación espectral de estas fuentes. La clasificación de estas estrellas será fundamental para poder entender su pertenencia al cúmulo y caracterizar la población más joven, y posiblemente masiva, de Masgomas-4.

La profundización en el estudio de ID 436 y Masgomas-4 requiere de un telescopio de clase 6.0m o superior, tal como fue mencionado. Una instrumento que surge como alternativa para esto es EMIR (Garzon et al., 2004), el cual estará instalado en el foco Nasmyth del Gran Telescopio de Canarias (GTC).

EMIR (acrónimo de “Espectrógrafo Multiobjeto Infrarrojo”) es un instrumento de segunda generación del GTC. Incluye modos de observación de imagen y espectroscopía multiobjeto. El campo de visión en el modo espectroscópico es de  $6' \times 4'$ , y la resolución espacial será de  $0.2''$  por píxel. EMIR abarcará un rango espectral entre 0.9 y  $2.5 \mu m$ , rango que incluye las bandas  $H$  y  $K$  usadas en nuestro análisis espectral, con una resolución  $R \sim 4000$  para las bandas  $ZJH$  y  $R \sim 3500$  para  $K$ . Las resoluciones esperadas para EMIR son mayores a las conseguidas con LIRIS, por lo tanto esperaríamos un análisis espectral más detallado en los futuros espectros.

La observación en modo multiobjeto se realiza por medio de rendijas reconfigurables robóticamente, a diferencia de LIRIS en el cual se usa máscara multiobjeto que no puede ser reconfigurada. En el caso de EMIR el sensor HAWAII-2 utilizado tendrá un tamaño de  $2048 \times 2048$  píxeles, cuatro veces el área del sensor de LIRIS (consiguiendo también una mejor resolución espacial). Además contará con elementos dispersores formados por redes de difracción de alta calidad y prismas convencionales de gran tamaño

El diseño de EMIR permitirá observar las estrellas masivas en formación dentro de estos cúmulos. Estas estrellas débiles y oscurecidas debido a la nube natal circundante, presentan colores que las convierten en candidatas a estrellas Herbig Ae/Be (como se menciona por ejemplo en el Capítulo 6). Son, por lo tanto, parte clave de la población joven y masiva de los cúmulos. Las observaciones espectrales de estos objetos permitirá su clasificación espectral, y con esto, mejorar la determinación de una cota inferior para la edad del cúmulo y estudiar la tasa de formación estelar en el mismo.

Dentro de la búsqueda sistemática, el candidato a cúmulo masivo Masgomas-5 tiene una estimación de distancia y masa (1.64 kpc y  $382 M_{\odot}$ , Bica et al. 2004). Sin embargo, nosotros hemos detectado este candidato como una sobre-densidad de casi 40 estrellas candidatas a tipo OB, en un campo de  $5' \times 5'$ , por lo que posiblemente la masa del cúmulo sea mucho mayor. Por las coordenadas del candidato, las observaciones se deberían llevar a cabo desde telescopios en el hemisferio sur, pues en el observatorio Roque de los Muchachos la masa de aire sería superior a 1.30.

Para Masgomas-1 y especialmente en su periferia, será interesante explorar la región completa abarcada por la imagen Spitzer mostrada en la Figura 5.1. En ella se aprecia una gran cantidad de estructuras compactas y brillantes, además de regiones oscuras, posiblemente zonas de formación estelar. Debido a que la extensión de Masgomas-1 no fue determinada claramente, es posible que encontremos más estrellas masivas en las cercanías de Masgomas-1, o en torno a la fuente IRAS 18497+0022. Un monitoreo fotométrico de esta zona puede permitir determinar, de manera rápida, si existen otras concentraciones de estrellas candidatas a tipo OB similares a Masgomas-1.

# Bibliografía

- Albrecht, M. A., Brighton, A., Herlin, T., Biereichel, P., & Durand, D. 1997, in  
Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 125, Astronomical Data  
Analysis Software and Systems VI, ed. G. Hunt & H. Payne, 333
- Alexander, M. J., Kobulnicky, H. A., Clemens, D. P., et al. 2009, *AJ*, 137, 4824
- Allison, R. J., Goodwin, S. P., Parker, R. J., et al. 2009, *ApJ*, 700, L99
- Ao, Y., Yang, J., & Sunada, K. 2004, *AJ*, 128, 1716
- Aparicio, A. & Gallart, C. 1995, *AJ*, 110, 2105
- Ascenso, J., Alves, J., Beletsky, Y., & Lago, M. T. V. T. 2007a, *A&A*, 466, 137
- Ascenso, J., Alves, J., Vicente, S., & Lago, M. T. V. T. 2007b, *A&A*, 476, 199
- Battinelli, P. 1991, *A&A*, 244, 69
- Baudry, A., Desmurs, J. F., Wilson, T. L., & Cohen, R. J. 1997, *A&A*, 325, 255
- Beauchamp, A., Moffat, A. F. J., & Drissen, L. 1994, *ApJS*, 93, 187
- Benjamin, R. A., Churchwell, E., Babler, B. L., et al. 2003, *PASP*, 115, 953
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Bica, E., Bonatto, C., & Dutra, C. M. 2004, *A&A*, 422, 555
- Bica, E., Dutra, C. M., & Barbuy, B. 2003a, *A&A*, 397, 177

- Bica, E., Dutra, C. M., Soares, J., & Barbuy, B. 2003b, *A&A*, 404, 223
- Binney, J., Dehnen, W., & Bertelli, G. 2000, *MNRAS*, 318, 658
- Blitz, L., Fich, M., & Stark, A. A. 1982, *ApJS*, 49, 183
- Borissova, J., Bonatto, C., Kurtev, R., et al. 2011, *A&A*, 532, A131
- Borissova, J., Ivanov, V. D., Minniti, D., & Geisler, D. 2006, *A&A*, 455, 923
- Bozkurt, Z. & Değirmenci, Ö. L. 2007, *MNRAS*, 379, 370
- Brandner, W., Clark, J. S., Stolte, A., et al. 2008, *A&A*, 478, 137
- Brott, I., de Mink, S. E., Cantiello, M., et al. 2011, *A&A*, 530, A115+
- Cabrera-Lavers, A., González-Fernández, C., Garzón, F., Hammersley, P. L., & López-Corredoira, M. 2008, *A&A*, 491, 781
- Cabrera-Lavers, A., Hammersley, P. L., González-Fernández, C., et al. 2007, *A&A*, 465, 825
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, 121, 2851
- Casali, M., Adamson, A., Alves de Oliveira, C., et al. 2007, *A&A*, 467, 777
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2003, in *IAU Symposium*, Vol. 210, *Modelling of Stellar Atmospheres*, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, 20
- Chen, Y., Yao, Y., Yang, J., Zeng, Q., & Sato, S. 2009, *ApJ*, 693, 430
- Churchwell, E. 2002, *ARA&A*, 40, 27
- Clark, J. S., Davies, B., Najarro, F., et al. 2009, *A&A*, 504, 429
- Clark, J. S., Negueruela, I., Crowther, P. A., & Goodwin, S. P. 2005, *A&A*, 434, 949
- Clark, J. S., Negueruela, I., Davies, B., et al. 2009, *A&A*, 498, 109
- Comerón, F. & Pasquali, A. 2005, *A&A*, 430, 541

- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., et al. 1998, *AJ*, 115, 1693
- Cox, A. N. 2000, *Allen's astrophysical quantities* (Springer)
- Crampton, D., Georgelin, Y. M., & Georgelin, Y. P. 1978, *A&A*, 66, 1
- Crowther, P. A. 2007, *ARA&A*, 45, 177
- Crowther, P. A., Hadfield, L. J., Clark, J. S., Negueruela, I., & Vacca, W. D. 2006, *MNRAS*, 372, 1407
- Crowther, P. A., Schnurr, O., Hirschi, R., et al. 2010, *MNRAS*, 408, 731
- Curran, R. L., Chrysostomou, A., Collett, J. L., Jenness, T., & Aitken, D. K. 2004, *A&A*, 421, 195
- Davies, B., Bastian, N., Gieles, M., et al. 2011, *MNRAS*, 411, 1386
- Davies, B., de La Fuente, D., Najarro, F., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 1860
- Davies, B., Figer, D. F., Kudritzki, R.-P., et al. 2007, *ApJ*, 671, 781
- Davies, B., Figer, D. F., Law, C. J., et al. 2008, *ApJ*, 676, 1016
- de Boer, K. & Seggewiss, W. 2008, *Stars and Stellar Evolution*, ed. de Boer, K. & Seggewiss, W.
- Ducati, J. R., Bevilacqua, C. M., Rembold, S. B., & Ribeiro, D. 2001, *ApJ*, 558, 309
- Dutra, C. M. & Bica, E. 2001, *A&A*, 376, 434
- Dutra, C. M., Bica, E., Soares, J., & Barbuy, B. 2003, *A&A*, 400, 533
- Eggleton, P. 2006, *Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars*
- Eikenberry, S., Elston, R., Raines, S. N., et al. 2006, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 6269, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Epchtein, N., de Batz, B., Capoani, L., et al. 1997, *The Messenger*, 87, 27

- Figer, D. F. 2005, *Nature*, 434, 192
- Figer, D. F. 2008, in *IAU Symposium*, Vol. 250, *IAU Symposium*, ed. F. Bresolin, P. A. Crowther, & J. Puls, 247–256
- Figer, D. F., MacKenty, J. W., Robberto, M., et al. 2006, *ApJ*, 643, 1166
- Figer, D. F., McLean, I. S., & Morris, M. 1999, *ApJ*, 514, 202
- Figer, D. F., Najarro, F., Gilmore, D., et al. 2002, *ApJ*, 581, 258
- Figer, D. F., Najarro, F., Morris, M., et al. 1998, *ApJ*, 506, 384
- Fragoso-López, A. B., Acosta-Pulido, J. A., Hernández, E., et al. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7014, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Froebrich, D., Scholz, A., & Raftery, C. L. 2007, *MNRAS*, 374, 399
- Garcia, M., Herrero, A., Castro, N., & José Corral, L. 2011, *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege*, 80, 381
- Garzon, F., Abreu, D., Barrera, S., et al. 2004, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 5492, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, ed. A. F. M. Moorwood & M. Iye, 1187–1195
- Geballe, T. R., Najarro, F., & Figer, D. F. 2000, *ApJ*, 530, L97
- Ghez, A. M., Duchene, G., Morris, M., et al. 2002, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 34, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 1219
- Glass, I. S., Moneti, A., & Moorwood, A. F. M. 1990, *MNRAS*, 242, 55P
- Goodwin, S. P. & Bastian, N. 2006, *MNRAS*, 373, 752
- Goss, W. M. & Radhakrishnan, V. 1969, *Astrophys. Lett.*, 4, 199
- Guan, X., Wu, Y., & Ju, B. 2008, *MNRAS*, 391, 869



- Gwinn, C. R., Moran, J. M., & Reid, M. J. 1992, *ApJ*, 393, 149
- Hambly, N. C., Collins, R. S., Cross, N. J. G., et al. 2008, *MNRAS*, 384, 637
- Hanson, M. M., Conti, P. S., & Rieke, M. J. 1996, *ApJS*, 107, 281
- Hanson, M. M., Kudritzki, R., Kenworthy, M. A., Puls, J., & Tokunaga, A. T. 2005, *ApJS*, 161, 154
- Hanson, M. M., Kurtev, R., Borissova, J., et al. 2010, *A&A*, 516, A35
- Hanson, M. M. & Popescu, B. 2008, in *IAU Symposium*, Vol. 250, *IAU Symposium*, ed. F. Bresolin, P. A. Crowther, & J. Puls, 307–312
- Hanson, M. M., Rieke, G. H., & Luhman, K. L. 1998, *AJ*, 116, 1915
- Harayama, Y., Eisenhauer, F., & Martins, F. 2008, *ApJ*, 675, 1319
- Harju, J., Lehtinen, K., Booth, R. S., & Zinchenko, I. 1998, *A&AS*, 132, 211
- Harju, J., Walmsley, C. M., & Wouterloot, J. G. A. 1993, *A&AS*, 98, 51
- Hernández, J., Hartmann, L., Megeath, T., et al. 2007, *ApJ*, 662, 1067
- Herrero, A., Corral, L. J., Villamariz, M. R., & Martín, E. L. 1999, *A&A*, 348, 542
- Hewett, P. C., Warren, S. J., Leggett, S. K., & Hodgkin, S. T. 2006, *MNRAS*, 367, 454
- Hidalgo, S. L., Aparicio, A., & Gallart, C. 2008, *AJ*, 136, 2332
- Hillier, D. J. & Miller, D. L. 1998, *ApJ*, 496, 407
- Hodgkin, S. T., Irwin, M. J., Hewett, P. C., & Warren, S. J. 2009, *MNRAS*, 394, 675
- Homeier, N. L. & Alves, J. 2005, *A&A*, 430, 481
- Hunt, L. K., Dyer, K. K., Thuan, T. X., & Ulvestad, J. S. 2004, *ApJ*, 606, 853
- Hunter, D. A., Thronson, Jr., H. A., & Wilton, C. 1990, *AJ*, 100, 1915
- Ibanoğlu, C., Evren, S., Taş, G., et al. 2007, *MNRAS*, 380, 1422

- Indebetouw, R., Mathis, J. S., Babler, B. L., et al. 2005, *ApJ*, 619, 931
- Ivanov, V. D., Rieke, M. J., Engelbracht, C. W., et al. 2004, *ApJS*, 151, 387
- Kleinmann, S. G., Cutri, R. M., Young, E. T., Low, F. J., & Gillett, F. C. 1986, in Tucson, Univ. of Arizona (1986), 0
- Knödseder, J. 2000, *A&A*, 360, 539
- Krabbe, A., Genzel, R., Eckart, A., et al. 1995, *ApJ*, 447, L95
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Kurtev, R., Borissova, J., Georgiev, L., Ortolani, S., & Ivanov, V. D. 2007, *A&A*, 475, 209
- Kurtev, R., Ivanov, V. D., Borissova, J., & Ortolani, S. 2008, *A&A*, 489, 583
- Lada, C. J. & Adams, F. C. 1992, *ApJ*, 393, 278
- Lada, C. J. & Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Landsman, W. B. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 52, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes, 246
- Lanz, T. & Hubeny, I. 2007, *ApJS*, 169, 83
- Larson, R. B. 1982, *MNRAS*, 200, 159
- Lawrence, A., Warren, S. J., Almaini, O., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 1599
- Lefever, K., Puls, J., Morel, T., et al. 2010, *A&A*, 515, A74+
- Levato, H. & Malaroda, S. 1981, *PASP*, 93, 714
- López-Corredoira, M., Cabrera-Lavers, A., Mahoney, T. J., et al. 2007, *AJ*, 133, 154
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., et al. 2008, *A&A*, 482, 883
- Marín-Franch, A., Herrero, A., Lenorzer, A., et al. 2009, *A&A*, 502, 559

- Martins, F., Hillier, D. J., Paumard, T., et al. 2008, *A&A*, 478, 219
- Martins, F., Schaerer, D., & Hillier, D. J. 2005, *A&A*, 436, 1049
- Massey, P. & Johnson, J. 1993, *AJ*, 105, 980
- Massey, P. & Thompson, A. B. 1991, *AJ*, 101, 1408
- McMillan, S. L. W., Vesperini, E., & Portegies Zwart, S. F. 2007, *ApJ*, 655, L45
- Mercer, E. P., Clemens, D. P., Meade, M. R., et al. 2005, *ApJ*, 635, 560
- Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, *AJ*, 114, 288
- Meyer, M. R., Edwards, S., Hinkle, K. H., & Strom, S. E. 1998, *ApJ*, 508, 397
- Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. 2010, *New Astronomy*, 15, 433
- Moffat, A. F. J., Shara, M. M., & Potter, M. 1991, *AJ*, 102, 642
- Moisés, A. P., Daminieli, A., Figuerêdo, E., et al. 2011, *MNRAS*, 411, 705
- Morgan, W. W., Johnson, H. L., & Roman, N. G. 1954, *PASP*, 66, 85
- Münch, L. & Morgan, W. W. 1953, *ApJ*, 118, 161
- Nagata, T., Hyland, A. R., Straw, S. M., Sato, S., & Kawara, K. 1993, *ApJ*, 406, 501
- Nagata, T., Woodward, C. E., Shure, M., Pipher, J. L., & Okuda, H. 1990, *ApJ*, 351, 83
- Negueruela, I., González-Fernández, C., Marco, A., & Clark, J. S. 2011, *A&A*, 528, A59
- Negueruela, I., González-Fernández, C., Marco, A., Clark, J. S., & Martínez-Núñez, S. 2010, *A&A*, 513, 74
- Okuda, H., Shibai, H., Nakagawa, T., et al. 1990, *ApJ*, 351, 89
- Palagi, F., Cesaroni, R., Comoretto, G., Felli, M., & Natale, V. 1993, *A&AS*, 101, 153

- Paumard, T., Genzel, R., Martins, F., et al. 2006, *ApJ*, 643, 1011
- Peña Ramírez, K., Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., Rebolo, R., & Bihain, G. 2011, *A&A*, 532, A42
- Pfalzner, S. 2009, *A&A*, 498, L37
- Piddington, J. H. & Minnett, H. C. 1952, *Australian Journal of Scientific Research A Physical Sciences*, 5, 17
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2004, *ApJ*, 612, 168
- Pinheiro, M. C., Copetti, M. V. F., & Oliveira, V. A. 2010, *A&A*, 521, A26
- Plume, R., Jaffe, D. T., & Evans, II, N. J. 1992, *ApJS*, 78, 505
- Pomarès, M., Zavagno, A., Deharveng, L., et al. 2009, *A&A*, 494, 987
- Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., & Gieles, M. 2010, *ARA&A*, 48, 431
- Puga, E., Marín-Franch, A., Najarro, F., et al. 2010, *A&A*, 517, A2
- Puls, J., Urbaneja, M. A., Venero, R., et al. 2005, *A&A*, 435, 669
- Ramírez Alegría, S., Herrero, A., Marín-Franch, A., et al. 2011, *A&A*, 535, A8
- Ramírez Alegría, S., Marín-Franch, A., & Herrero, A. 2012, *A&A*, 541, A75
- Ranada, A. C., Singh, H. P., Gupta, R., & Ashok, N. M. 2007, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 35, 87
- Ranade, A., Gupta, R., Ashok, N. M., & Singh, H. P. 2004, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 32, 311
- Rauw, G., Manfroid, J., Gosset, E., et al. 2007, *A&A*, 463, 981
- Repolust, T., Puls, J., & Herrero, A. 2004, *A&A*, 415, 349
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rieke, G. H., Rieke, M. J., & Paul, A. E. 1989, *ApJ*, 336, 752

- Rodgers, A. W., Campbell, C. T., & Whiteoak, J. B. 1960, *MNRAS*, 121, 103
- Russeil, D. 2003, *A&A*, 397, 133
- Russeil, D., Adami, C., & Georgelin, Y. M. 2007, *A&A*, 470, 161
- Saito, R., Hempel, M., Alonso-García, J., et al. 2010, *The Messenger*, 141, 24
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sana, H., Momany, Y., Gieles, M., et al. 2010, *A&A*, 515, A26
- Sanchawala, K., Chen, W.-P., Ojha, D., et al. 2007, *ApJ*, 667, 963
- Santolaya-Rey, A. E., Puls, J., & Herrero, A. 1997, *A&A*, 323, 488
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schulte, D. H. 1956, *ApJ*, 124, 530
- Seifahrt, A., Käufel, H. U., Zängl, G., et al. 2010, *The Messenger*, 142, 21
- Sharpless, S. 1959, *ApJS*, 4, 257
- Simon, R., Jackson, J. M., Clemens, D. P., Bania, T. M., & Heyer, M. H. 2001, *ApJ*, 551, 747
- Simón-Díaz, S. & Stasińska, G. 2008, *MNRAS*, 389, 1009
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Slysh, V. I., Val'tts, I. E., Kalenskii, S. V., et al. 1999, *A&AS*, 134, 115
- Stetson, P. B. 1994, *PASP*, 106, 250
- Szymczak, M., Hrynek, G., & Kus, A. J. 2000, *A&AS*, 143, 269
- Tody, D. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 52, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes, 173

- Tokunaga, A. T. 2000, *Infrared Astronomy* (Springer), 143
- Tuthill, P., Monnier, J., Tanner, A., et al. 2006, *Science*, 313, 935
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2003, *PASP*, 115, 389
- Val'tts, I. E., Ellingsen, S. P., Slysh, V. I., et al. 2000, *MNRAS*, 317, 315
- van den Bergh, S. & Hagen, G. L. 1975, *AJ*, 80, 11
- Walborn, N. R. 2009, *Optically observable zero-age main-sequence O stars*., ed. Livio, M. & Villaver, E., 167
- Walborn, N. R., Howarth, I. D., Lennon, D. J., et al. 2002, *AJ*, 123, 2754
- Wallace, L. & Hinkle, K. 1997, *ApJS*, 111, 445
- Weidner, C., Kroupa, P., & Bonnell, I. A. D. 2010, *MNRAS*, 401, 275
- Westerlund, B. 1961, *AJ*, 66, 57
- Wouterloot, J. G. A., Brand, J., & Fiegle, K. 1993, *A&AS*, 98, 589
- Wouterloot, J. G. A. & Habing, H. J. 1985, *A&A*, 151, 297
- Wouterloot, J. G. A. & Walmsley, C. M. 1986, *A&A*, 168, 237
- Wouterloot, J. G. A., Walmsley, C. M., & Henkel, C. 1988, *A&A*, 203, 367
- Wu, Y., Henkel, C., Xue, R., Guan, X., & Miller, M. 2007, *ApJ*, 669, L37
- Zavagno, A., Deharveng, L., Comerón, F., et al. 2006, *A&A*, 446, 171
- Zinnecker, H. & Yorke, H. W. 2007, *ARA&A*, 45, 481