

**Propiedades astrofísicas de cúmulos
estelares y estrellas del campo de la Nube
Menor de Magallanes**

por María Celeste Parisi

**Presentado ante la Facultad de Matemática Astronomía y
Física como parte de los requerimientos para la obtención
del grado de Doctora en Astronomía de la**

Universidad Nacional de Córdoba

Marzo, 2011

©FaMAF - UNC 2011

**Director: Dr. Douglas Geisler
Co-Director: Dr. Juan José Clariá**

A la memoria de mis abuelos,
a Daniel por su paciencia infinita,
a mi Mamá por su constante estímulo
y a Nicolás por alegrarme la vida cada día.

Resumen

Utilizando el espectrógrafo FORS2 del “Very Large Telescope” (VLT, Chile), hemos obtenido en el presente trabajo espectros en el infrarrojo cercano -en la región de las líneas del triplete del Ca II- de un gran número de estrellas asociadas a 15 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes (NmM) y de estrellas pertenecientes a los campos que circundan estos cúmulos. Aplicando la técnica del “tripleto del Ca II”, hemos derivado la metalicidad individual de las estrellas seleccionadas tanto de los cúmulos como de los campos circundantes a los mismos. Los errores asociados a estas metalicidades ($[Fe/H]$) oscilan entre 0.09 y 0.35, con una media de 0.17. Estos datos constituyen la mayor muestra actualmente disponible de cúmulos de la NmM con abundancias metálicas y velocidades radiales derivadas espectroscópicamente. Los cúmulos observados exhiben un amplio rango de edades y se extienden sobre buena parte de la superficie aparente total de la galaxia. Los miembros de los cúmulos han sido reconocidos en base a una combinación de criterios, los cuales tienen en cuenta las posiciones relativas de cada estrella al centro de cada cúmulo, su ubicación en los respectivos diagramas color-magnitud, sus abundancias metálicas derivadas y sus velocidades radiales medidas. Estos dos últimos parámetros, metalicidades y velocidades radiales, han sido derivados en cada cúmulo con errores medios de 0.05 y 2.7 km s^{-1} , respectivamente, sobre un promedio de 6.4 miembros por cúmulo.

Para las muestras de estrellas correspondientes a los campos circundantes a los cúmulos, ajustamos funciones Gaussianas a sus respectivas distribuciones de metalicidad y velocidad radial, determinando las metalicidades y velocidades radiales medias de estos campos con errores promedios de 0.04 en la razón $[Fe/H]$ y de 4 km s^{-1} en la velocidades radiales.

Las edades de los cúmulos estudiados fueron calculadas utilizando la calibración de Salaris, Weiss & Percival (2004), la cual vincula la edad con la metalicidad y el parámetro δV . Se utilizaron las metalicidades derivadas en el presente estudio y el parámetro δV fue medido en los diagramas Color-Magnitud construidos a partir de la fotometría *PSF* realizada sobre las *pre-imágenes* de los cúmulos. Las edades fueron determinadas con errores que van desde 0.22×10^9 años para los cúmulos más jóvenes hasta 1.8×10^9 años para los más viejos. Se encontró que tres de los cúmulos estudiados poseen una edad comparable a la de NGC 121, el único cúmulo “globular” conocido

hasta el momento en la NmM.

Al combinar los resultados obtenidos para los cúmulos del presente estudio con otros previamente publicados, obtenemos una muestra de 25 cúmulos estelares de la NmM con metalicidades determinadas en una escala homogénea, cuyos errores asociados son relativamente pequeños. Utilizando esta importante muestra de cúmulos estelares de la NmM, juntamente con la presente muestra de campos estelares circundantes a los cúmulos, investigamos tanto la distribución de las metalicidades y la relación edad-metalicidad en esta galaxia, como así también la posible existencia de un gradiente de metalicidad en la misma.

La metalicidad media resultante para la muestra total de 25 cúmulos es $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.96 \pm 0.19$ (desviación estándar). La distribución de las metalicidades de los cúmulos es posiblemente bimodal, con picos aparentes en $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.9$ y -1.15 . Los cúmulos de edad intermedia son significativamente más pobres en metales y cubren un rango mayor de metalicidades que sus contrapartes pertenecientes a la Nube Mayor de Magallanes. La distribución de metalicidades de las estrellas del campo revela un valor medio de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.02$, con una dispersión de 0.32 ± 0.01 . Este valor muestra un acuerdo razonable con la metalicidad media global encontrada por otros autores.

Contrariamente a lo que se encuentra en otros trabajos, en el presente estudio no encontramos evidencias de un gradiente de metalicidad en la NmM. De hecho, derivamos metalicidades medias de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.01 \pm 0.08$ y -1.02 ± 0.07 , para los campos localizados a una distancia menor y mayor que 4° del centro de la galaxia, respectivamente. En lo que respecta a los cúmulos, encontramos valores muy similares de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.94 \pm 0.19$ y $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.21$, dentro y fuera de los 4° de distancia al centro.

En la presente Tesis hemos derivado la primera y hasta el momento “única” relación edad-metalicidad (REM) confeccionada con datos homogéneos obtenidos con un telescopio de 8 metros, usando cúmulos. Dicha REM no revela un acuerdo general con el modelo de Pagel & Tautvaišienė (1998), excepto quizás para los cúmulos más jóvenes que 3×10^9 años. Para los de edad intermedia, este modelo reproduce bien el mínimo enriquecimiento químico predicho teóricamente, aunque las metalicidades de la mayoría de los cúmulos de edad intermedia son significativamente mayores que las predichas por el modelo. Por su parte, el modelo de Carrera (2005) ajusta bien los datos, especialmente en las regiones donde el modelo de Pagel & Tautvaišienė (1998)

muestra un ajuste más pobre. Esto nos induce a pensar que una combinación de las predicciones de los dos modelos mencionados sería muy probablemente la mejor representación de la variación de la metalicidad observada en la NmM.

Comparando las metalicidades derivadas para los cúmulos con aquéllas inferidas para los campos estelares que los circundan, encontramos que existe una clara tendencia por parte de las estrellas del campo a ser más pobres en metales que los correspondientes cúmulos que ellas circundan, independientemente de las edades de lo cúmulos y de sus respectivas posiciones en esta galaxia.

Finalmente, en base a un cuidadoso análisis de las velocidades radiales medidas, encontramos que los cúmulos y los campos circundantes comparten la misma cinemática que el resto de los trazadores de la galaxia. Al igual que Carrera (2005), nuestros datos parecen sugerir levemente la existencia de rotación galáctica. Sin embargo y tal como han mostrado otros estudios cinemáticos realizados con una gran variedad de poblaciones estelares de la NmM, la cinemática de esta galaxia se encuentra probablemente dominada por su dispersión de velocidades.

Gran parte de los resultados encontrados en esta Tesis, se encuentran publicados en Parisi et al. (2009) y Parisi et al. (2010).

Palabras Clave: Nubes de Magallanes. Cúmulos estelares. Espectroscopía. Fotometría. Abundancias químicas. Edades. Cinemática.

Clasificaciones:

95.75.Fg Spectroscopy and spectrophotometry

95.85.Jq Near infrared (0.75-3 μ m)

98.20.Fk Open clusters in external galaxies

98.20.Jp Globular clusters in external galaxies

98.56.Si Magellanic Clouds and other irregular galaxies

98.62.Bj Chemical composition and chemical evolution

98.62.Dm Kinematics, dynamics, and rotation

Abstract

Using the FORS2 spectrograph on the “Very Large Telescope” (VLT, Chile), we obtained in this study near infrared spectra, in the region of the Ca II triplet, for a large number of stars associated with 15 star clusters of the Small Magellanic Cloud (SMC) and stars from the fields surrounding these clusters. Applying the technique “Ca II triplet”, we have derived the individual metallicity of selected stars in clusters and in surrounding fields. The errors associated with these metallicities ($[\text{Fe}/\text{H}]$) range between 0.09 and 0.35, with an average of 0.17. These data are currently the largest sample available for clusters of the SMC with chemical abundances and radial velocities derived spectroscopically. The observed clusters show a wide range of ages and extend over much of the galaxy. The members of the clusters have been recognized based on a combination of criteria, which take into account the relative positions of each star to the center of each clusters, its location in the respective color-magnitude diagrams, their chemical abundances and their radial velocity measurements. These two last parameters, metallicities and radial velocities, have been derived in each clusters with average errors of 0.05 and 2.7 km s^{-1} , respectively, on an average of 6.4 members per cluster.

For star samples corresponding to the cluster surrounding fields, we fit Gaussian functions to the respective metallicity and radial velocity distributions, determining mean metallicities and mean radial velocities of these fields with average errors of 0.04 in the $[\text{Fe}/\text{H}]$ and 4 km s^{-1} in the radial velocities.

The cluster ages were calculated using the Salaris, Weiss & Percival (2004) calibration, which relates age, metallicity and the δV parameter. We used the metallicities derived in this study and the parameter δV was measured on Color-Magnitude diagrams constructed from *PSF* photometry made on the clusters *pre-images*. The ages were determined with errors ranging from 0.2 Gyr for younger clusters to 1.8 Gyr for the oldest ones. It was found that three of the studied clusters have a age comparable to that of NGC 121, the only “globular” cluster known to date in the SMC.

By combining the obtained results for clusters with other previously published, we obtain a sample of 25 SMC star clusters with metallicities determined in a homogeneous scale, whose associated errors are relatively small. Using this important sample of SMC star clusters, together with the present sample of surrounding field

stars, we investigated both the metallicity distribution and age-metallicity relation in this galaxy, as well as the possible existence of a metallicity gradient in it.

The resulting average metallicity for the total sample of 25 clusters is $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.96 \pm 0.19$ (standard deviation). The distribution of clusters metallicities is probably bimodal, with apparent peaks in $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.9$ and -1.15 . Intermediate age clusters are significantly more metal-poor and cover a wider range of metallicities than their counterparts belonging to the LMC. The metallicity distribution of field stars reveals a mean value of $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.02$, with a dispersion of 0.32 ± 0.01 . This value shows reasonable agreement with the global average metallicity found by other authors.

This study found no evidence of metallicity gradient in the SMC. In fact, we derive an average metallicity $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.01 \pm 0.08$ and -1.02 ± 0.07 , for the fields located at shorter and greater distance than 4° from the galaxy center, respectively. With respect to the clusters, we find similar values of $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.94 \pm 0.19$ and $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.21$, inside and outside of the 4° away from the center.

In this thesis we have derived the first and so far the only “age-metallicity relation” (AMR) made from homogeneous data obtained with a 8-meter telescope, using clusters. That AMR reveals no general agreement with the model of Pagel & Tautvaišienė (1998), except perhaps for clusters younger than 3 Gyr. For those of middle age, this model reproduces the minimum predicted chemical enrichment, although the metallicities of most clusters of intermediate age are significantly higher than those predicted by the model. Meanwhile, the model of Carrera (2005) fits the data well, especially in the regions where the model of Pagel & Tautvaišienė (1998) shows a poorer fit. This leads us to believe that a combination of the two mentioned models’s predictions would be probably the best representation of the observed metallicity variation in the SMC.

Comparing the derived metallicities for clusters with those inferred for the field stars that surround them, we find that there is a clear tendency for the stars in the field to be more metal-poor than the corresponding clusters, regardless of cluster ages and their respective positions in this galaxy.

Finally, based on a careful analysis of the radial velocity measurements, we found that clusters and surrounding fields share the same kinematics as other galaxy tra-

cers. As Carrera (2005), our data suggest the existence of a slightly galactic rotation. However, as showed by other kinematic studies, the kinematics of this galaxy is probably dominated by its velocity dispersion.

Much of the findings in this thesis, are published in Parisi et al. (2009) and Parisi et al. (2010).

Índice general

1. Antecedentes	15
1.1. Las Nubes de Magallanes como sistema de galaxias	15
1.2. La Nube Menor de Magallanes	17
1.2.1. Importancia de su estudio	17
1.2.2. Generalidades	20
1.2.3. Gradiente de metalicidad	21
1.2.4. Relación Edad-Metalicidad	23
1.2.5. Cinemática	28
2. El triplete del CaII y la determinación de metalicidades	32
2.1. Introducción	32
2.2. Calibraciones	35
2.3. Anchos equivalentes	41
3. Datos	45
3.1. Introducción	45
3.2. Selección	47
3.3. Adquisición	50
3.4. Reducción	51
4. Metalicidades	54
4.1. Introducción	54
4.2. Medición de velocidades radiales	55
4.3. Medición de anchos equivalentes	56
4.4. Cálculo de metalicidades	58
4.4.1. Metalicidades de los cúmulos	60
4.4.2. Metalicidades de los campos estelares circundantes	89
4.5. Comparación con determinaciones previas de metalicidad	102

5. Edades	108
5.1. Introducción	108
5.2. Pre-imágenes y fotometría PSF	109
5.3. Índice morfológico de edad y determinación de edades	110
5.4. Análisis de los diagramas color-magnitud de los cúmulos	112
5.5. Comparación con determinaciones previas de edad	131
5.6. Cúmulos viejos de la Nube Menor de Magallanes	142
5.7. Nuevos análisis de la Figura 4.25	143
6. Análisis	147
6.1. Introducción	147
6.2. Muestra ampliada de cúmulos estelares	148
6.3. Distribución de metalicidades	149
6.3.1. Cúmulos estelares	149
6.3.2. Campos estelares circundantes a los cúmulos	152
6.4. Gradiente de metalicidad en la NmM	152
6.5. Relación Edad-Metalicidad en la Nube Menor de Magallanes	158
6.6. Comparación entre las propiedades de los cúmulos y los campos este- lares circundantes	164
7. Cinemática	167
7.1. Introducción	167
7.2. Velocidades radiales medias	168
7.2.1. Velocidades radiales medias de los cúmulos	168
7.2.2. Velocidades radiales medias de los campos	168
7.3. Cinemática	170
8. Resumen y conclusiones	179
Referencias	184
Apéndice A: Posiciones y valores medidos para las estrellas miembros de los cúmulos	192
Apéndice B: Posiciones y valores medidos para las estrellas del campo	197
Apéndice C: Método de Máxima Probabilidad.	212
Lista de Acrónimos	216

Notaciones utilizadas 217

Agradecimientos 218

Índice de figuras

1.1.	Imagen de las Nubes de Magallanes	18
1.2.	Imagen óptica y en radio combinada que muestra la VL, las NMs y la <i>Corriente Magallánica</i>	19
1.3.	Mapa de densidad de hidrógeno neutro en el <i>Puente Magallánico</i> . . .	19
1.4.	Imagen óptica de la Nube Menor de Magallanes	21
1.5.	Mapa infrarrojo en falso color de la Nube Menor de Magallanes . . .	22
1.6.	Relación Edad-Metalicidad de la NmM derivada por Da Costa & Hatzidimitriou (1998)	26
1.7.	Relación Edad-Metalicidad de la NmM derivada por Piatti et al. (2007c)	28
1.8.	Relación Edad-Metalicidad obtenida por Carrera 2005	29
1.9.	Tabla 3 de Harris & Zaritsky (2006)	31
2.1.	Relación entre metalicidad y ΣW (Armandroff & Zinn 1988)	33
2.2.	Secuencia en tipos espectrales para estrellas enanas y gigantes (Cenarro et al. 2002)	35
2.3.	Efectos de la metalicidad y la gravedad superficial sobre la intensidad de las líneas del CaT para una muestra de estrellas (Cenarro et al. 2002)	36
2.4.	ΣW vs. $V - V_{HB}$ (Cole et al. 2004)	38
2.5.	Ejemplo de un espectro de una estrella gigante roja	42
2.6.	Ejemplos de bandas (ventanas) del continuo y de la línea (Carrera 2005)	43
3.1.	Posición de los cúmulos seleccionados en relación al centro óptico y la barra de la NmM	49
3.2.	Muestra de espectros de estrellas de la RGR en dos cúmulos de la muestra estudiada	53
4.1.	Relación entre ΣW_G y ΣW_{GL}	58

4.2. Perfil de densidad radial, posiciones (X,Y), VR. vs. distancia y metalicidad vs. distancia para las estrellas del cúmulo BS 121	65
4.3. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo HW 47	66
4.4. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo HW 84	67
4.5. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo HW 86	68
4.6. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 4	69
4.7. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 5	70
4.8. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 6	71
4.9. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 7	72
4.10. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 17	73
4.11. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 19	74
4.12. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 27	75
4.13. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 106	76
4.14. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 108	77
4.15. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 110	78
4.16. Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 111	79
4.17. Diagrama CM instrumental de los cúmulos de la muestra construidos con las estrellas que yacen dentro del radio aparente del cúmulo . . .	81
4.18. ΣW vs. $v - v_{HB}$ para los miembros identificados de todos los cúmulos estudiados	89
4.19. Diagrama CM instrumental de los campos estelares circundantes a los cúmulos estudiados en el presente trabajo	92
4.20. Distribución de metalicidades de las estrellas de los campos estelares circundantes a los cúmulos: (a) BS 121, (b) HW 47,(c) HW 84 y (d) HW 86	100
4.21. Análoga a la Figura 4.20, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 4, (b) L 5, (c) L 6 y (d) L 7.	100
4.22. Análoga a la Figura 4.20, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 17, (b) L 19, (c) L 27 y (d) L 106.	101
4.23. Análoga a la Figura 4.20, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 108, (b) L 110 y (c) L 111.	101
4.24. Comparación entre las metalicidades espectroscópicas medias y las derivadas fotométricamente por Piatti et al. (2005a, 2007b) para los 11 cúmulos en común	105
4.25. Diferencia entre las presentes metalicidades espectroscópicas medias y las derivadas fotométricamente por Piatti et al. (2005a, 2007b), en función de la edad del cúmulo tomada de la literatura	106

5.1. Definición del parámetro δV (Phelps, Janes & Montgomery 1994) . .	114
5.2. Correspondencia lineal existente entre la edad de un cúmulo y el Índice Morfológico de Edad (MAI) (Janes & Phelps 1994)	114
5.3. Ajuste de la calibración de Salaris, Weiss & Percival (2004)	115
5.4. Comparación de las calibraciones de Janes & Phelps (1994) y Salaris, Weiss & Percival (2004)	115
5.5. Diagramas CM del cúmulo BS 121 en diferentes extracciones radiales	116
5.6. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo HW 47.	117
5.7. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo HW 84.	118
5.8. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo HW 86.	119
5.9. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 4.	120
5.10. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 5.	121
5.11. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 6.	122
5.12. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 7.	123
5.13. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 17.	124
5.14. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 19.	125
5.15. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 27.	126
5.16. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 106.	127
5.17. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 108.	128
5.18. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 110.	129
5.19. Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 111.	130
5.20. Diagrama color-magnitud de los cúmulos de la muestra confeccionados con las estrellas contenidas dentro de los dos primeros intervalos radiales	132
5.21. Comparación entre las edades derivadas en esta Tesis y las reportadas en la literatura	141
5.22. Diagrama color-magnitud del cúmulo NGC 121 (Dolphin et al. 2001). . .	144
5.23. Diferencia entre las presentes metalicidades espectroscópicas medias y las derivadas fotométricamente por Piatti et al. (2005a, 2007b), en función de la edad del cúmulo determinadas en esta Tesis	146
6.1. Distribución de metalicidades de los cúmulos de la NmM y de la NMM	151
6.2. Distribución de metalicidades de las estrellas de campo de la NmM .	153
6.3. Metalicidad media vs. semieje mayor a	155
6.4. Relación edad-metalicidad trazada con los cúmulos del presente estudio	160
6.5. Relación edad-metalicidad trazada con la muestra extendida de cúmulos	161
6.6. Diferencia entre las metalicidades de los campos y los correspondientes cúmulos en función del semieje mayor a	165

6.7.	Diferencia entre las metalicidades de los campos y los correspondientes cúmulos en función de la edad del cúmulo.	166
6.8.	Diferencia entre las metalicidades de los campos y los correspondientes cúmulos en función de la metalicidad del cúmulo.	166
7.1.	Distribución de VRs de las estrellas de los campos estelares circundantes a los cúmulos: (a) BS 121, (b) HW 47, (c) HW 84 y (d) HW 86 . . .	171
7.2.	Análoga a la Figura 7.1, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 4, (b) L 5, (c) L 6 y (d) L 7.	171
7.3.	Análoga a la Figura 7.1, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 17, (b) L 19, (c) L 27 y (d) L 106.	172
7.4.	Análoga a la Figura 7.1, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 108, (b) L 110 y (c) L 111.	172
7.5.	Velocidades radiales medias en función del ángulo de posición para los cúmulos estudiados en el presente trabajo y los estudiados por DH98	176
7.6.	Velocidades radiales medias en función del ángulo de posición para los campos estudiados en el presente trabajo y los estudiados por Carrera (2005)	177
7.7.	Velocidades radiales medias en función del ángulo de posición para la muestra completa de campos y cúmulos	178

Índice de tablas

2.1. Ejemplos de técnicas para el cálculo de ΣW	37
2.2. Definiciones de las ventanas de las líneas del CaT y del continuo	44
3.1. Cúmulos de la NmM seleccionados	48
4.1. Metalicidades medias de los cúmulos de la NmM	80
4.2. Metalicidades medias de los campos estelares circundantes a los cúmulos .	102
4.3. Metalicidades y edades fotométricas de los cúmulos	104
5.1. Edades estimadas de los cúmulos de la muestra	131
6.1. Metalicidades y edades de la muestra adicional de cúmulos	149
6.2. Semi-ejes mayores a	156
7.1. Velocidades radiales medias de los cúmulos de la NmM	169
7.2. Velocidades radiales medias de los campos estelares circundantes a los cúmulos	170
7.3. Velocidades radiales de los cúmulos de DH98	173
7.4. Velocidades radiales de los campos de C05	173

Capítulo 1

Antecedentes

1.1. Las Nubes de Magallanes como sistema de galaxias

El sistema que conforman las Nubes de Magallanes (NMs) está constituido por dos galaxias irregulares conocidas como Nube Mayor de Magallanes (NMM) y Nube Menor de Magallanes (NmM), respectivamente. Ambas galaxias han sido consideradas por mucho tiempo como satélites de la Vía Láctea (VL), aunque actualmente existe mucha controversia respecto a este punto. De hecho, algunos autores como Kallivayalil et al. (2006) y Piatek et al. (2008) sugieren que las NMs están recién comenzando su primer encuentro con nuestra Galaxia. La NMM y la NmM se encuentran ubicadas aproximadamente a 49 kpc y 58 kpc del Sol, siendo sus magnitudes absolutas visuales -18.1 y -16.2, respectivamente. La Figura 1.1 muestra una imagen de ambas galaxias en la que puede apreciarse el tamaño comparativo de las mismas. Debido a la proximidad entre ellas y a la VL, se considera que el sistema conformado por las dos Nubes de Magallanes no sólo ha padecido los efectos de la influencia gravitacional mutua entre una y otra galaxia, sino que además este sistema ha sido y continúa siendo influenciado por la VL. Por lo tanto, el sistema triple VL-NMM-NmM constituye un excelente laboratorio para estudiar la formación, evolución e interacción de galaxias y de sus respectivas poblaciones estelares.

Las NMs se encuentran contenidas dentro de una envoltura gaseosa de hidrógeno neutro (HI), conocida como *Corriente Magallánica*, la cual se arrastra hacia atrás de las NMs y se extiende por encima de $\sim 100^\circ$ a lo largo del cielo austral. La cosmología actual acepta que las galaxias espirales se forman a partir de la acreción y fusión de

subhalos de materia oscura (White & Rees 1978, Davis et al. 1985, Navarro et al. 1996, 1997, Moore et al. 1999). Si bien la mayor parte del proceso de fusión ocurre en tiempos tempranos, los procesos de acreción hacia grandes galaxias espirales, como la VL, continúan luego a una tasa reducida durante muchísimos años (Bullock & Johnston 2005). La disgregación y la acreción de pequeñas galaxias vecinas genera “corrientes” tidales estelares y gaseosas que continúan la órbita de la galaxia acretante como reliquias del proceso de canibalismo galáctico. En los últimos años se han encontrado muchos ejemplos de este tipo en nuestra Galaxia. Este es el caso, por ejemplo, de las corrientes de Sagitario, Monoceros, etc. (Ibata et al. 2001, Yanny et al. 2003, Odenkirchen et al. 2001, etc.), aunque es necesario tener presente que la naturaleza de Monoceros es aún controversial (Momany et al. 2006). De todas estas corrientes, sin lugar a dudas que la *Corriente Magallánica* es la más prominente. Todas las corrientes actualmente conocidas en la VL son estelares, excepto la *Corriente Magallánica* que constituye la única corriente gaseosa. Si bien el origen de esta corriente gaseosa es aún motivo de debate, se acepta en general que esta estructura se ha formado como consecuencia de la interacción entre las NMs y la VL (Gardiner & Noguchi 1996). La Figura 1.2, consecuencia de los trabajos de Nidever et al. (2008), muestra una imagen radio/óptica combinada de la VL y de las NMs. La imagen revela claramente, en color rosa, la *Corriente Magallánica*, destacándose lo imponente de esta estructura.

Otra característica interesante de la estructura de las NMs es lo que se denomina el *Puente Magallánico* (Figura 1.3). Esta región, originada muy probablemente como consecuencia de la interacción entre la NMM y la NmM, está representada por la porción que une ambas galaxias. Observaciones en la región del ultravioleta han demostrado que el *Puente Magallánico* no sólo está constituido por HI, sino también por cantidades significativas de hidrógeno ionizado (HII) y por un pequeño porcentaje de hidrógeno molecular (H_2) (Lehner et al. 2001, 2002, 2008). Estudios ópticos relativamente recientes han permitido además identificar densas nubes moleculares (Muller et al. 2003, Mizuno et al. 2006) y estrellas calientes masivas (Demers & Battinelli 1998).

Algunas simulaciones numéricas, como por ejemplo las realizadas por Bekki et al. (2004), sugieren que la VL, la NMM y la NmM constituyen un sistema interactuante en el cual, con el tiempo, tanto la NMM como la NmM serán probablemente consumidas por la VL. Por otra parte, distintos estudios desarrollados en el transcurso de las últimas dos décadas han mostrado que encuentros cercanos ocurridos entre la NMM y la NmM deben haber estimulado los procesos de formación estelar a escala global

(e.g., Murai & Fujimoto 1980, Gardiner et al. 1994, Yoshizawa & Noguchi 2003, Bekki et al. 2004). En este contexto, resulta quizás curioso que la formación de cúmulos globulares, es decir, cúmulos de estrellas con masas $> 10^4 M_{\odot}$, considerada un modo particular de formación estelar (Harris & Pudritz 1994, Elmegreen & Efremov 1997), se observe actualmente en las NMs y no en la VL. Parecería entonces razonable aceptar que las condiciones físicas requeridas para la formación de globulares estelares existen de hecho en las NMs pero no en nuestra Galaxia.

Las simulaciones numéricas han logrado predecir un encuentro cercano entre ambas Nubes ocurrido hace aproximadamente 0.2×10^9 años, el cual habría permitido la formación del *ala* de la NmM (ver 1.2.2) y del *Puente Magallánico*. Lograron predecir además otro encuentro ocurrido hace $\sim 4 \times 10^9$ años. Sin embargo, más allá de estas predicciones, es importante destacar que no se dispone aún de movimientos propios suficientemente precisos como para modelar razonablemente bien las órbitas de la NMM y de la NmM. Los valores de los movimientos propios más recientemente determinados sugieren sorprendentemente, como ya se mencionó, que las NMs no se encuentran aún ligadas entre sí y que, al presente, recién están comenzando un primer encuentro con la VL (Kallivayalil et al. 2006, Piatek et al. 2008).

1.2. La Nube Menor de Magallanes

1.2.1. Importancia de su estudio

No hay duda alguna de que el estudio de la NmM es de fundamental importancia para una variedad de estudios astrofísicos. Por ejemplo, los paradigmas actuales de formación de galaxias sugieren que los esferoides de las galaxias espirales, tales como el halo de la VL, se han formado como resultado de la acreción de galaxias satélites más pequeñas (Searle & Zinn 1978, Zentner & Bullock 2003). En este contexto, dado que la NmM es una de las galaxias de baja masa conocidas más cercanas a la VL, constituye un posible prototipo de fragmento pre-Galáctico. Los modelos Λ CDM actuales sugieren, sin embargo, que la mayoría de los elementos constituyentes de la VL fueron asimilados muy tempranamente en su historia y que las galaxias de baja masa, como la NmM, son simplemente sobrevivientes de este proceso, por lo que su evolución química habría sido diferente. Dado que la NmM tiene una metalicidad global comparativamente baja, constituye probablemente la mejor contraparte local



Figura 1.1: Imagen de la Nubes de Magallanes.

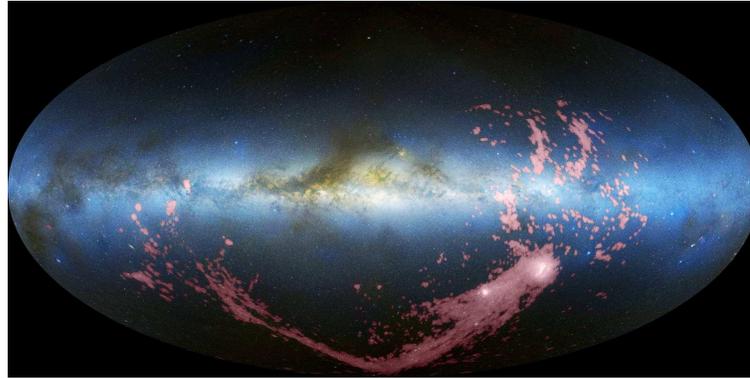


Figura 1.2: Imagen óptica y en radio combinada que muestra la VL, las NMs y la *Corriente Magallánica*. En colores azul y blanco se representan la VL y las Nubes de Magallanes, respectivamente. En rosa se representa el hidrógeno gaseoso de la *Corriente Magallánica*. La VL se dispone horizontalmente en el medio de la imagen, en tanto que las NMs son los puntos luminosos en la porción derecha-inferior de la imagen, desde donde se origina la corriente de gas. Las regiones en color marrón representan las nubes de polvo en la VL. Imagen tomada de Nidever, et al., NRAO/AUI/NSF and Meilinger, Leiden-Argentine-Bonn Survey, Parles Observatory, Westerbork Observatory, Arecibo Observatory.

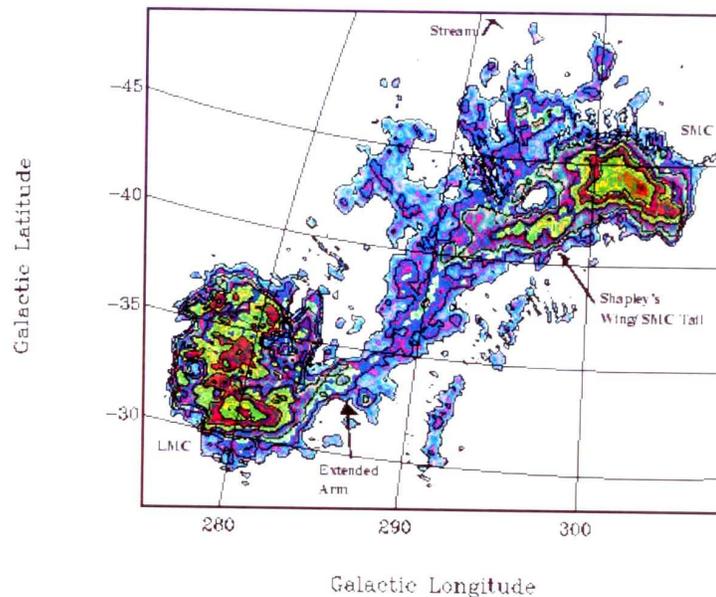


Figura 1.3: Mapa de densidad de hidrógeno neutro en el *Puente Magallánico*, el cual une las dos NMs (Putman 2000).

de las muy distantes enanas irregulares y galaxias azules enanas compactas. Por esta razón, la NmM constituye un blanco atractivo para explorar la importancia que reviste la metalicidad en una variedad de contextos, tales como la formación y evolución estelar, la función inicial de masa, evolución de galaxias, etc.

En particular, los cúmulos estelares de la NmM, debido a que son (al menos en primer orden) poblaciones estelares simples, constituyen una fuente de inapreciable valor a partir de la cual es posible explorar la estructura, cinemática, formación estelar e historia de formación química de esta galaxia. Su estudio se ha vuelto aún más relevante debido a que la mayoría de las estrellas se forman en cúmulos, tanto en la vecindad solar (e.g., Lada & Lada 2003) como en la NmM (e.g., Chandar et al. 2006), aunque algunos no compartan esta idea (e.g., Bastian et al. 2009). A escalas cosmológicas, los cúmulos estelares de la NmM resultan de suma importancia para estudiar y comprender las poblaciones estelares en galaxias distantes, en virtud de que cubren un rango de edades y metalicidades no cubierto por sus contrapartes Galácticas. Además, mientras que el sistema de cúmulos de la NMM adolece del bien conocido *gap* en edad, con sólo un cúmulo formado entre hace $\sim 3 \times 10^9$ años y $\sim 9 \times 10^9$ años (Da Costa 1991, Geisler et al. 1997), la NmM posee cúmulos que han sido formados en forma casi continua durante los últimos $\sim 11 \times 10^9$ años (ver, e.g., Glatt et al. 2008b). La NmM es la única galaxia enana del Grupo Local que ha formado y preservado cúmulos estelares muy poblados, sin un significativo *gap* en edad, a lo largo de la mayor parte de la edad del Universo. Esta galaxia ha sido particularmente prolífera en lo que a formación de cúmulos se refiere, habiendo estimado Hodge (1986) en algo más de 2000 el total de sus cúmulos.

1.2.2. Generalidades

Como ya se mencionó, la NmM (Figura 1.4) es una galaxia irregular enana, SB(s)mp, ubicada a una distancia de 58 kpc. Esta galaxia, cuya metalicidad es la más baja entre las galaxias más cercanas a la VL, posee una masa total de $2 \times 10^9 M_{\odot}$. Las coordenadas del centro óptico de la NmM son: $\alpha = 0^h 52^m 45^s$, $\delta = -72^{\circ} 49' 43''$ (J2000). Mientras que la NMM yace sobre un plano casi perpendicular a la dirección de la visual (de Vaucouleurs & Freeman 1973), la NmM posee una profundidad a lo largo de esta línea de ~ 6 kpc y ~ 12 kpc (Crowl et al. 2001), lo que dificulta sobremanera su estudio en comparación con el de la NMM. La estructura de la NmM ha sido hasta el momento difícil de determinar debido principalmente a su gran ángulo de inclinación ($i = 68 \pm 2^{\circ}$, Groenewegen 2000). Del mismo modo que la NMM, la



Figura 1.4: Imagen de la Nube Menor de Magallanes

NmM posee una estructura “tipo barra”, elongada en un ángulo de posición de 45° . La porción más brillante de la *barra* se encuentra próxima al centro de la galaxia y, además, la misma posee una elevada concentración de hidrógeno neutro.

Debido a su baja masa, la NmM sufre más que la NMM los efectos provocados por las fuerzas tidales gravitacionales. Por esta razón, su morfología y su estructura a gran escala exhiben claros signos de su interacción con la NMM. Un ejemplo de este hecho lo constituye el *ala* de la NmM, estructura ésta que se destaca hacia el sur-oeste del cuerpo principal de la galaxia. La Figura 1.5 muestra claramente esta estructura.

1.2.3. Gradiente de metalicidad

Hasta hace muy poco, no se conocía prácticamente nada acerca de la posible variación de la metalicidad con la distancia al centro de la NmM. La existencia de un gradiente de metalicidad ha sido comprobada en muchas galaxias tipo disco, incluyendo la nuestra. En el caso de la VL, este gradiente es trazado satisfactoriamente por su sistema de cúmulos abiertos (e.g., Janes 1979). Sin embargo, Olszewski et al. (1991), Geisler et al. (2003) y Grocholski et al. (2006), entre otros, no detectaron

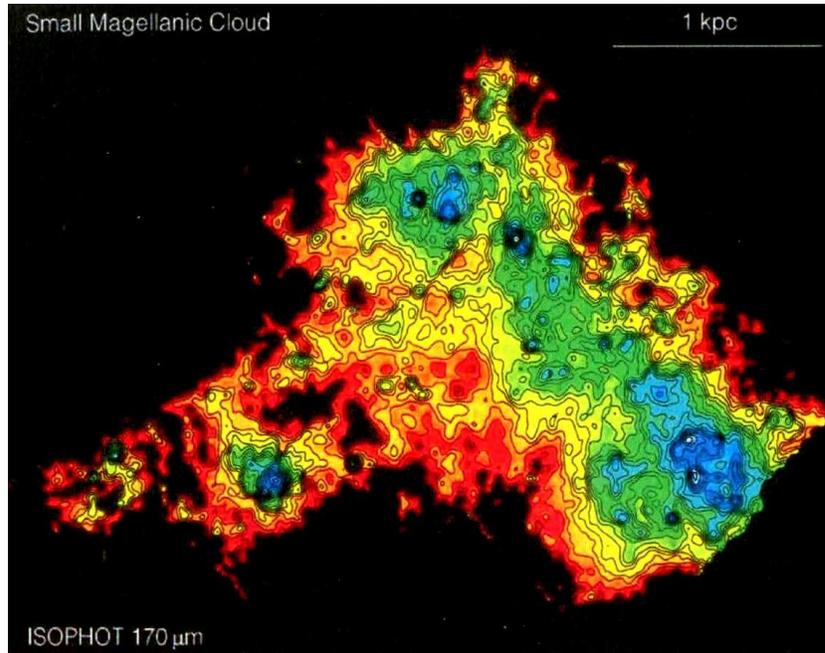


Figura 1.5: Mapa infrarrojo en falso color de la NmM (Wilke et al. 2003)

ningún gradiente radial de metalicidad en el sistema de cúmulos estelares de la NMM. Zaritsky et al. (1994), por su parte, han sugerido que los gradientes de abundancia están siempre presentes en las galaxias espirales, aunque la existencia de una barra clásica tiende a debilitarlos. La NMM posee una estructura tipo barra, del mismo modo que la NmM. Por lo tanto, debería esperarse que cualquier eventual gradiente de metalicidad en la NmM sea débil, si la idea de Zaritsky et al. es efectivamente correcta.

Algunos trabajos previos en los cuales se ha procurado encontrar algún tipo de variación de la metalicidad con el radio en la NmM, parecen sugerir la existencia de un débil gradiente. Piatti et al. (2007a), por ejemplo, reportaron la detección de una tendencia por parte de la metalicidad media de los cúmulos y de su dispersión a ser mayor dentro de una distancia al centro de la NmM de 4° que fuera de ese radio. Piatti et al. (2007b), por su parte, reforzaron esa idea. Carrera et al. (2008, en adelante C08) estudiaron estrellas gigantes en 13 campos de la NmM distribuidos desde $\sim 1^\circ$ a $\sim 4^\circ$ del centro, usando espectroscopía del triplete del Ca II (CaT). Estos autores encontraron evidencias de un gradiente significativo de metalicidad. Más específicamente, encontraron que las porciones más internas de la NmM, dentro

de $\sim 2.5^\circ$, exhiben una metalicidad media relativamente constante de ~ -1 , aunque este valor disminuye en los campos más externos, alcanzando valores de ~ -1.6 cerca de los 4° . C08 destacan que este gradiente puede deberse ya sea a una región externa menos evolucionada químicamente o a una evolución química similar a lo largo de la galaxia, pero con una mezcla variada de edades en el sentido de que una fracción grande de estrellas jóvenes más ricas en metales se encuentran más cerca del centro de la galaxia. Sugieren además que el segundo escenario, el del gradiente de edad, es el más probable.

Sin embargo, Cioni (2009), a partir de la determinación de la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 7653 estrellas de la rama gigante asintótica de la NmM, encuentra resultados consistentes con la ausencia de un gradiente de metalicidad en la NmM. Lo expresado precedentemente demuestra que la cuestión de la posible existencia o no de un gradiente de metalicidad en la NmM no está cerrada y que continuará siendo motivo de interesantes debates.

1.2.4. Relación Edad-Metalicidad

Una de las mejores maneras de develar la historia detallada de la evolución química de una galaxia, es conocer la relación entre la edad y la metalicidad de su población global y cómo esta relación varía con el tiempo. La relación edad-metalicidad (REM) puede compararse con modelos que incorporan una variedad de parámetros variables relacionados con la evolución química. Ciertamente, tanto las edades como las metalicidades de distintas poblaciones de estrellas en una galaxia pueden servir para trazar la REM, aunque para ello estos dos parámetros (edad y metalicidad) deben haber sido determinados de la manera más precisa y homogénea posible.

Una serie de investigaciones previas han intentado derivar la REM de la NmM utilizando diferentes poblaciones estelares, tales como cúmulos estelares, gigantes del campo e incluso nebulosas planetarias. Los primeros estudios realizados por Stryker et al (1985), Da Costa (1991) y Olszewski et al. (1996), han mostrado un cierto acuerdo general en varios aspectos de indiscutible importancia, a saber:

1. Existió un período de enriquecimiento químico relativamente rápido en la NmM, el cual llevó la metalicidad a valores por encima de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.2$. Este valor corresponde a la metalicidad de NGC 121, el único “cúmulo globular” actualmente

conocido en la NmM (Da Costa & Hatzidimitriou 1998, en adelante DH98), cuya formación data de hace aproximadamente 11×10^9 años (Glatt et al. 2008a). Es importante destacar que esta fase no se encuentra muy bien trazada, ya que se basa simplemente en el hecho de que NGC 121 se formó hace 11×10^9 años a partir de material que ya había alcanzado ese nivel de enriquecimiento metálico. De hecho, en el último trabajo de Idiart et al. (2007), basado en nebulosas planetarias, se encontraron valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de ~ -1 para las nebulosas planetarias más viejas de una muestra con edades próximas a la edad del Universo. Este hecho demuestra una vez más la vertiginosidad con que ocurrió esta primera fase temprana de enriquecimiento químico.

2. Durante los siguientes $\sim 8 \times 10^9$ años, el proceso de enriquecimiento metálico en la NmM fue bastante lento, aunque el número tanto de cúmulos como de estrellas del campo que se formaron en este período fue realmente muy significativo (Da Costa 1991; Harris & Zaritsky 2004).
3. Finalmente, en el transcurso de los últimos 2 ó 3 mil millones de años, el enriquecimiento metálico se produjo rápidamente hasta alcanzar la metalicidad global de la NmM su valor actual típico de ~ -0.65 (Russell & Bessell 1989).

De esta manera, con anterioridad al trabajo de DH98, todo parecía indicar que el proceso de enriquecimiento metálico durante el período de edad intermedia de la NmM fue muy pequeño (es interesante notar que durante este mismo período en la NMM ocurrió más o menos lo opuesto: la metalicidad se incrementó significativamente con la formación de un sólo cúmulo) y que recién en los últimos miles de millones de años este proceso fue realmente dramático. Este tipo de REM es muy diferente de la que sabemos existe en la vecindad solar y es también diferente de la que deberíamos esperar para el caso de un modelo simple de evolución química de “caja cerrada”. De acuerdo a este modelo, en la medida que las estrellas se van formando en forma gradual, las abundancias químicas cambian lentamente. Para explicar el notable cambio en el proceso de enriquecimiento metálico antes mencionado, sería necesario aceptar que durante la evolución química de la NmM ocurrieron ciertos episodios, tales como la caída (*infall*) de gas no enriquecido, o de alguna manera se generaron flujos salientes de gas procesado en forma de vientos galácticos, o incluso deberíamos aceptar la posibilidad de que se hubiera producido un importante estallido de formación de estrellas y de cúmulos.

DH98 obtuvieron la primera REM de los cúmulos estelares de la NmM basada en metalicidades derivadas espectroscópicamente usando la técnica del CaT y en edades estimadas a partir de diagramas CM bien profundos. Sin embargo, su muestra de apenas 6 cúmulos es ciertamente muy pequeña, por lo que incluyeron en su estudio datos provenientes de otras fuentes. DH98 observaron 4 cúmulos de edad intermedia y, contrariamente a lo esperado, encontraron que los dos más viejos, L 1 y K 3, son ligeramente más ricos en metales que los dos más jóvenes, L 113 y NGC 339. Estos autores presentaron argumentos mediante los cuales consideraron que la REM por ellos derivada representaba la REM global verdadera de la NmM y que L 113 y NGC 339 debían considerarse objetos “anómalos”, en el sentido de que para explicar sus respectivas metalicidades había que aceptar alguna explicación adicional. La REM derivada por DH98 es consistente con la idea de que el proceso de enriquecimiento metálico en esta galaxia ocurrió en forma continua y gradual a lo largo de su historia, sin una variación apreciable en la tasa de incremento de la metalicidad durante los últimos miles de millones de años. De acuerdo a DH98, la metalicidad aumentó desde ~ -1.2 hasta ~ -0.75 , entre hace 10 y 3 mil millones de años y continuó aumentando gradualmente a una tasa comparativamente pequeña durante los últimos 3 mil millones de años. Estos autores encontraron que un modelo simple de “caja cerrada” (Figura 1.6) ajustaba razonablemente bien sus datos (con excepción de los dos cúmulos problemáticos antes mencionados) y que no era necesario acudir a explicaciones adicionales (flujos entrantes o salientes de gas o procesos discontinuos), para explicar la tendencia global evidenciada en la REM por ellos inferida. Sin embargo, creemos importante aclarar que las conclusiones de DH98 hubieran sido significativamente diferentes si en lugar de considerar a L 113 y NGC 339 como cúmulos anómalos, hubieran considerado a L 1 y K 3 como tales.

En efecto, en este último caso la REM derivada por estos autores habría mostrado mayor similitud con la descrita por trabajos previos, con un enriquecimiento mucho más lento durante el período intermedio.

Investigaciones posteriores sobre la REM mostraron una clara tendencia a corroborar los estudios originales y a reforzar la necesidad de apelar a algo más complicado que el modelo simple de “caja cerrada” propuesto por DH98. Piatti y colaboradores publicaron una serie de trabajos en los cuales determinan edades y metalicidades de cúmulos de la NmM a partir de fotometría de Washington. En particular, estos autores compilaron esta información para un total de aproximadamente 50 cúmulos (Piatti et al. 2007c). La REM por ellos inferida (Figura 1.7) muestra claramente que el proceso de enriquecimiento metálico durante el período intermedio fue comparati-

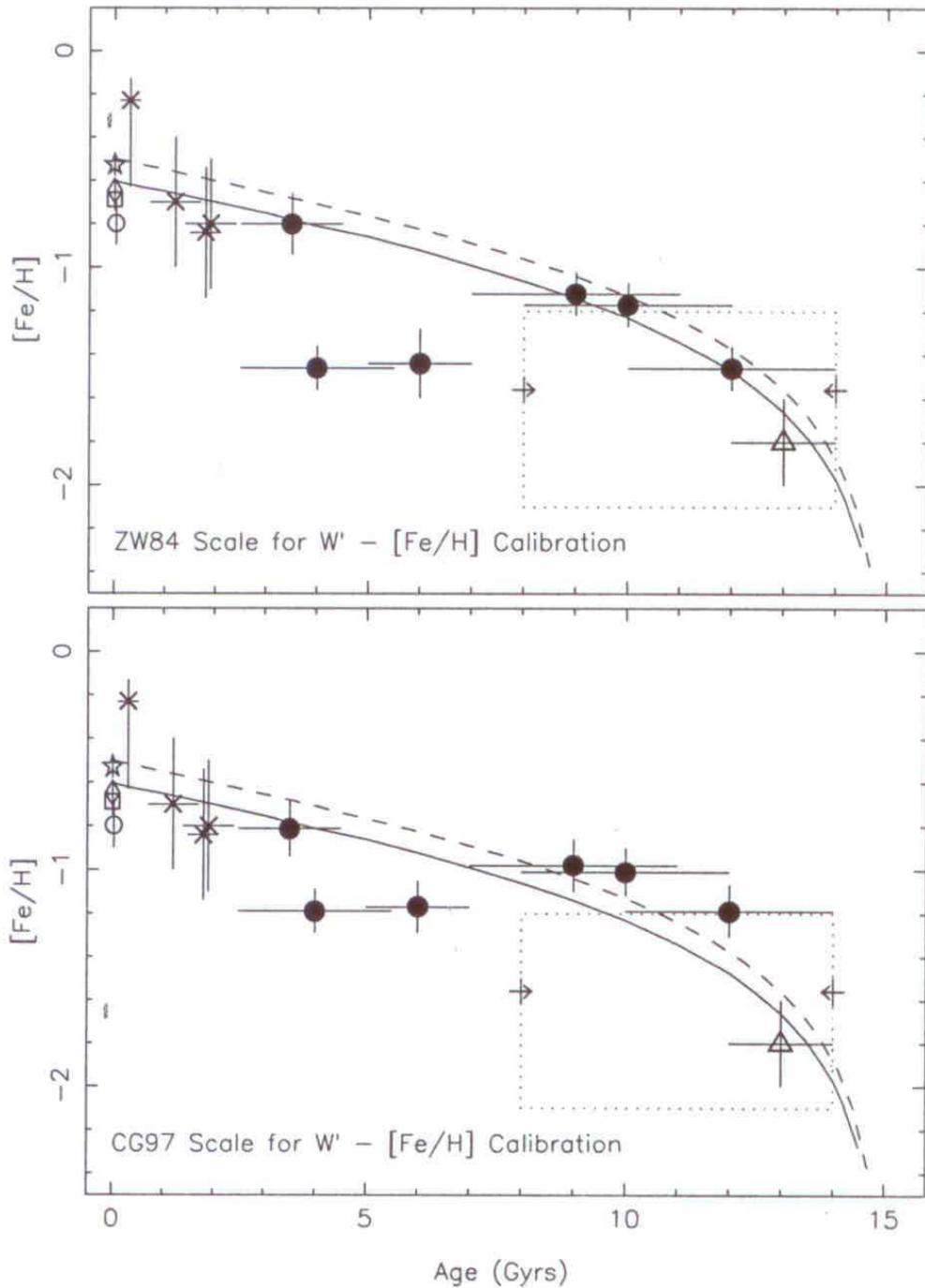


Figura 1.6: Relación Edad-Metalicidad de la NmM derivada por DH98 en dos escalas diferentes de metalicidad. Los círculos representan sus datos, mientras que los restantes símbolos muestran los datos adicionales utilizados por DH98. Las líneas representan modelos de “caja cerrada”. Los dos puntos en $[Fe/H] \sim -1.1$ y edades $\sim 4-6$, representan los dos cúmulos considerados por DH98 como “anómalos”.

vamente pequeño y que recién en el transcurso de los últimos 3 mil millones de años este proceso fue realmente importante. Este resultado está en excelente acuerdo con el modelo de Pagel & Tautvaišienė (1998, en adelante PT98), el cual asume la ocurrencia de un estallido temprano de formación estelar, seguido por un período carente de formación de estrellas entre hace ~ 12 y 4 mil millones de años, y finalmente un nuevo estallido reciente. La REM de PT98 se muestra en la Figura 1.7 mediante una línea llena.

Utilizando fotometría *UBVI* del *Magellanic Cloud Photometric Survey*, Harris & Zaritsky (2004) derivaron la REM para estrellas del campo y cúmulos estelares de la NmM y encontraron que ambas relaciones son consistentes entre sí. La relación final por ellos obtenida, mostrada en línea de puntos en la Figura 1.7, es similar a la de PT98 para valores comparativamente pequeños de la edad, aunque las metalicidades aumentan sustancialmente para edades por encima de 2×10^9 años. Debe tenerse presente que el estudio de Harris & Zaritsky (2004) no resultó sensible a objetos más viejos que 10×10^9 años.

Por otra parte, basados en 29 nebulosas planetarias, Idiart et al. (2007) construyeron una REM similar a la de Harris & Zaritsky (2004), aunque desplazada por ~ 0.2 en la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$ hacia metalicidades mayores en el rango de edad intermedia. Esta REM no muestra virtualmente cambio alguno en la metalicidad durante el período mencionado.

Noël et al. (2007) determinaron la REM para un campo ubicado a 1.1° al sur-este del centro de la NmM, usando las bandas fotométricas *B* y *R* y realizando un análisis detallado que incluye isócronas y la historia de formación estelar. La REM derivada por estos autores ha sido corroborada en un estudio reciente llevado a cabo por C08. Estos últimos autores aplicaron la técnica del CaT para derivar metalicidades en la escala de Carretta & Gratton (1997, en adelante CG97) de un gran número de estrellas gigantes distribuidas en 13 campos de la NmM. Básicamente encontraron que las REM derivadas para cada región son prácticamente indistinguibles y que existe, por lo tanto, una REM global para toda la galaxia. La Figura 1.8 muestra la REM obtenida por estos autores. Los modelos que se superponen a los datos de C08 no suponen ningún estallido de formación estelar, ya que se trata simplemente de modelos de evolución química que tienen en cuenta flujos entrantes y salientes.

Como se aprecia, hay toda una variedad de posibles modelos para describir la

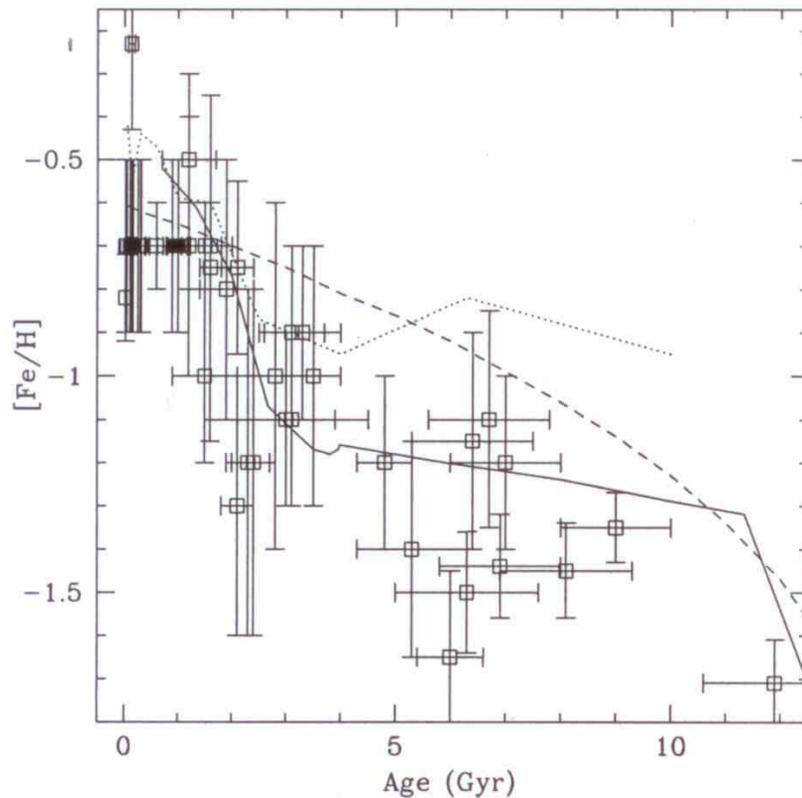


Figura 1.7: Relación Edad-Metalicidad de la NmM derivada por Piatti et al. (2007c). El modelo de “caja cerrada” (DH98) y el modelo “Explosivo” de PT98 están representados por una línea a trazos y una línea llena, respectivamente. La línea de puntos representa la Relación Edad-Metalicidad encontrada por Harris & Zaritsky (2004).

REM de la NmM. Resulta claro entonces que es necesario realizar una investigación más profunda, especialmente utilizando muestras homogéneas de edades y metalicidades, para intentar esclarecer definitivamente de qué manera ocurrió el proceso de enriquecimiento químico en la NmM.

1.2.5. Cinemática

Algunos estudios sobre la cinemática de la NmM sugieren que la misma es extremadamente compleja. Stanimirović et al. (2004), por ejemplo, utilizaron observaciones en HI para examinar la cinemática de la NmM y encontraron que parece existir ro-

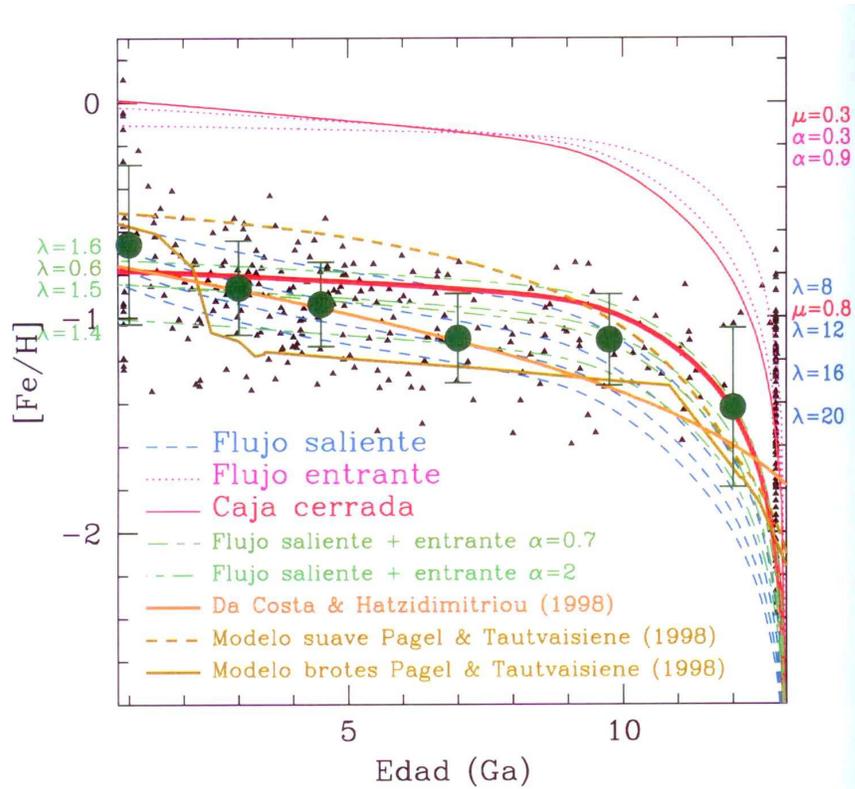


Figura 1.8: Relación Edad-Metalicidad obtenida por C05. Los triángulos representan sus datos, mientras que los círculos grandes son los valores medios de la metalicidad en diferentes intervalos de edad. Las líneas corresponden a modelos de evolución química.

tación diferencial en esta galaxia. Estos autores sugieren que la región central de la NmM puede corresponder a una estructura tipo disco remanente de cuando la NmM era soportada rotacionalmente, antes de cualquier interacción con la NMM y la VL.

Otros autores, sin embargo, no encontraron evidencia alguna de rotación. Harris & Zaritsky (2006) resumieron estudios previos de la velocidad radial (VR) de la NmM. Como puede verse en su Tabla 3 (Figura 1.9 de esta Tesis), estos trabajos se basan en una variedad de objetos diferentes, incluyendo nebulosas planetarias (Dopita et al. 1985), estrellas gigantes rojas (Suntzeff et al. 1986, Harris & Zaritsky 2006), supergigantes y estrellas de secuencia principal (Maurice et al. 1987), Cefeidas (Mathewson et al. 1988), estrellas de carbono (Hardy et al. 1989, Hatzidimitriou et al. 1997), estrellas del “clump” rojo (Hatzidimitriou et al. 1993) y capas de HI en expansión

(Staveley-Smith et al. 1997). Las VRs heliocéntricas medias (entre 123 y 162 km s⁻¹) y las dispersiones de velocidades (entre 18 y 33 km s⁻¹), mantienen buen acuerdo independientemente del tipo de trazador usado en el análisis. A partir del análisis de sus propios datos (2046 estrellas en 16 campos de la NmM), Harris & Zaritsky (2006) encontraron un gradiente de velocidad que puede presentar un indicio de rotación en la NmM. Estos autores reportaron una amplitud de rotación aparente de 8.3 km s⁻¹ grado⁻¹ y una dispersión de 27.5 ± 0.5 km s⁻¹.

Más recientemente, C05 obtuvo resultados similares con estrellas de 13 campos de la NmM. Los valores encontrados por C05 para la velocidad radial media y la dispersión son 166 km s⁻¹ y 36 km s⁻¹, respectivamente. Este autor llegó a la conclusión de que las velocidades son compatibles con la presencia de una pequeña rotación de amplitud 30 ± 4 km s⁻¹, encontrándose la VR máxima a un ángulo de posición de $\sim 150^\circ$. Sin embargo, tanto Harris & Zaritsky (2006) como C05 notaron que parte de esta “rotación”, o toda, podría de hecho deberse al movimiento tangencial proyectado de la galaxia. Dado que la posible velocidad de rotación es mucho más pequeña que la velocidad de dispersión, tanto Harris & Zaritsky (2006) como C05 llegaron a la conclusión de que la NmM está principalmente mantenida por su velocidad de dispersión.

El único estudio de la cinemática de la NmM en base a las VRs de sus cúmulos fue realizado por DH98, quienes usaron sus espectros CaT para obtener VRs de 7 cúmulos de esta galaxia. Como resultado de este trabajo, DH98 encontraron una VR media de 138 ± 6 km s⁻¹ y una velocidad de dispersión de 16 ± 4 km s⁻¹, en razonable acuerdo con los valores mencionados más arriba. De su análisis, DH98 llegaron a la conclusión de que no existe evidencia de rotación sistemática en la NmM.

Muy recientemente, de Propris et al. (2010), observaron estrellas gigantes rojas en 10 campos de la NmM y encontraron una sorprendente bimodalidad en las distribuciones de VRs de algunos de sus campos estelares. Los que presentan bimodalidad poseen los siguientes picos: 162 y 205 km s⁻¹, 143 y 180 km s⁻¹, 156 y 206 km s⁻¹, 162 y 211 km s⁻¹ y 106 y 211 km s⁻¹. Los mencionados autores sugieren que el pico de menor velocidad se corresponde con la velocidad de recesión convencional de la NmM, mientras que el otro pico puede corresponder a una componente de alta velocidad, detectada en observaciones de HI (Stanimirovic et al. 2004). Ellos notan que, mientras la componente de alta velocidad se encuentra aproximadamente en la misma VR en todos los casos, la separación en velocidad con la componente de velocidad más baja aparenta incrementarse significativamente a medida que los campos

TABLE 3
SMC RADIAL VELOCITY STUDIES

Reference	$v_{r,\text{helio}}$ (km s ⁻¹)	σ (km s ⁻¹)	Sample Description
Dopita et al. (1985)	146 ± 4	25 ± 3	44 planetary nebulae
Suntzeff et al. (1986).....	123	24.2	12 red giant stars near NGC 121
Maurice et al. (1987).....	162 ± 1	18	255 supergiants and main-sequence stars
Mathewson et al. (1988).....	149 ± 3	22 ± 3	61 Cepheid stars
Hardy et al. (1989)	148 ± 4	27 ± 2	131 central carbon stars
Hatzidimitriou et al. (1993).....	151 ± 6	33 ± 4	29 red clump stars in outer NE quadrant
Staveley-Smith et al. (1997).....	155 ± 1	25 ± 1	501 expanding H I shells
Hatzidimitriou et al. (1997).....	149 ± 3	26 ± 2	72 outer carbon stars
This work.....	145.6 ± 0.6	27.6 ± 0.5	2046 red giant stars

Figura 1.9: Tabla 3 de Harris & Zaritsky (2006) donde se resumen los estudios cinemáticos llevados a cabo con anterioridad al de ellos. En la Tabla pueden apreciarse los distintos objetos utilizados como trazadores de la cinemática de la NmM y el acuerdo mantenido entre los distintos trabajos respecto de la velocidad heliocéntrica media y la dispersión de velocidades derivadas.

se alejan del centro de la NmM.

Capítulo 2

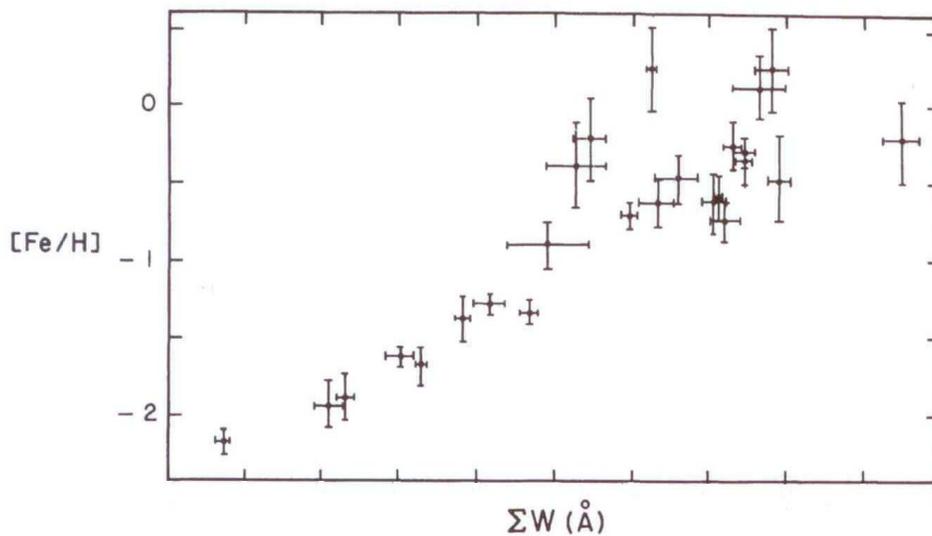
El triplete del CaII y la determinación de metalicidades

2.1. Introducción

Las líneas del CaT han sido y continúan siendo usadas para examinar una variedad de fenómenos astrofísicos. Esto es así simplemente porque estas líneas espectrales constituyen las características más destacadas de los espectros en el infrarrojo cercano de la mayoría de las estrellas tardías y de los sistemas estelares. Por esta razón, sus anchos equivalentes (AEs) pueden medirse con razonable precisión en objetos débiles, usando espectros de moderada resolución. Trabajos pioneros realizados, entre otros, por Spinrad y Taylor (1969, 1971) y Anderson (1974), han demostrado que la sensibilidad a la gravedad superficial de la suma de los AEs de las líneas del CaT (ΣW), permite discriminar poblaciones estelares de gigantes y enanas. En un primer momento se pensó que el parámetro ΣW era relativamente insensible a la metalicidad (Cohen 1978, 1979; Jones et al. 1984). Sin embargo, Alloin & Bica (1989) reanalizaron los datos de Jones et al. (1984) y encontraron que la metalicidad tiene un efecto significativo sobre ΣW . En rigor, la sensibilidad de ΣW a la razón hierro a hidrógeno ($[\text{Fe}/\text{H}]$) o viceversa fue definitivamente comprobada cuando se realizaron observaciones espectroscópicas en cúmulos globulares (CGs) y galaxias enanas esferoidales.

Incentivados por el éxito obtenido por Zinn & West (1984) al ranquear CGs en metalicidad usando la línea K del Ca II, Armandroff & Zinn (1988) midieron ΣW en espectros integrados de 27 CGs y mostraron que existe una fuerte correlación entre el AE de las líneas del CaT y la metalicidad. De acuerdo a estos autores, las gigantes

rojas en CGs ricos en metales deberían tener masas ligeramente más grandes que aquéllas en CGs pobres en metales, a menos que hayan sufrido una mayor pérdida de masa durante su permanencia en la rama gigante. Para una determinada luminosidad, las gigantes rojas en CGs ricos en metales tienen temperaturas efectivas menores que aquéllas en CGs más pobres en metales, debido al corrimiento de la línea de Hayashi con la abundancia metálica en el diagrama HR. Por lo tanto, las gigantes rojas en CGs ricos en metales tienen radios mayores y, consecuentemente, menores gravedades superficiales que sus pares en CGs pobres en metales. A su vez, una gigante roja en un cúmulo rico en metales tiene líneas del Ca II más intensas que su par de la misma luminosidad en un cúmulo pobre en metales, debido a que tiene menor gravedad superficial y mayor abundancia de Ca en su atmósfera. Dado que las estrellas gigantes rojas luminosas contribuyen en gran medida a la luz integrada de un CG en las longitudes de onda del CaT, el AE del CaT en un espectro integrado debe aumentar a medida que aumenta la metalicidad. La evidencia empírica de esto se ilustra en la Figura 2.1.



cos integrados, numerosos estudios posteriores se ocuparon de medir ΣW en estrellas individuales de la rama gigante roja (RGR, ver por ej., Da Costa & Seitzer 1989; Olszewski et al. 1991; Suntzeff et al. 1992).

Para ayudar a comprender el comportamiento de las líneas del CaT con los parámetros atmosféricos, se incluyen las Figuras 1 y 2 de Cenarro et al. (2002) (Figuras 2.2 y 2.3, respectivamente). Estas figuras describen cualitativamente los efectos de la temperatura, la gravedad superficial y la metalicidad sobre la intensidad de las líneas del CaT. La Figura 2.2 presenta una secuencia comparativa en tipos espectrales para una muestra de gigantes y enanas. Los efectos de la metalicidad y la gravedad sobre las líneas del CaT se aprecian claramente en la Figura 2.3.

Esta parte del espectro de una estrella caliente (espectros superiores en la Figura 2.2) está dominado por las líneas de Paschen, cuyas profundidades relativas exhiben una suave secuencia con la longitud de onda, siendo la intensidad de las líneas del CaT claramente despreciables tanto en estrellas gigantes como en enanas. A medida que la temperatura decrece, las líneas del CaT se vuelven prominentes. El aumento de la intensidad de las líneas de CaT con la disminución de la temperatura, tiene un pico máximo en los tipos espectrales K tardíos y M tempranos. El punto de retorno en el cual la tendencia con la temperatura cambia depende de la clase de luminosidad, siendo más frío para gigantes ($\theta = 5040/T_{ef} \sim 1.3$) que para enanas ($\theta \sim 1.1$). Este efecto puede apreciarse al comparar la profundidad de las líneas del CaT en los espectros de los tipos M4V y M4III en la Figura 2.2. Para un amplio rango de tipos espectrales ($0.7 \leq \theta \leq 1.2$), las líneas del CaT están fuertemente afectadas por efectos de metalicidad y gravedad superficial, en el sentido de que sus intensidades aumentan a medida que aumenta la metalicidad y disminuye la gravedad (Figura 2.3). Para las temperaturas menores, el CaII avanza gradualmente hacia el estado neutral y la intensidad del CaII disminuye. Finalmente, los tipos espectrales tardíos están dominados por bandas moleculares intensas de TiO y VO, por lo que la intensidad del CaT resulta casi despreciable (Figura 2.2, espectro inferior). Para estas estrellas, como así también para las muy calientes, la metalicidad no parece afectar la intensidad del CaT. Sin embargo, en las estrellas gigantes rojas -objetos de interés en esta Tesis- las líneas del CaT exhiben un comportamiento ventajoso para el análisis de sus metalicidades.

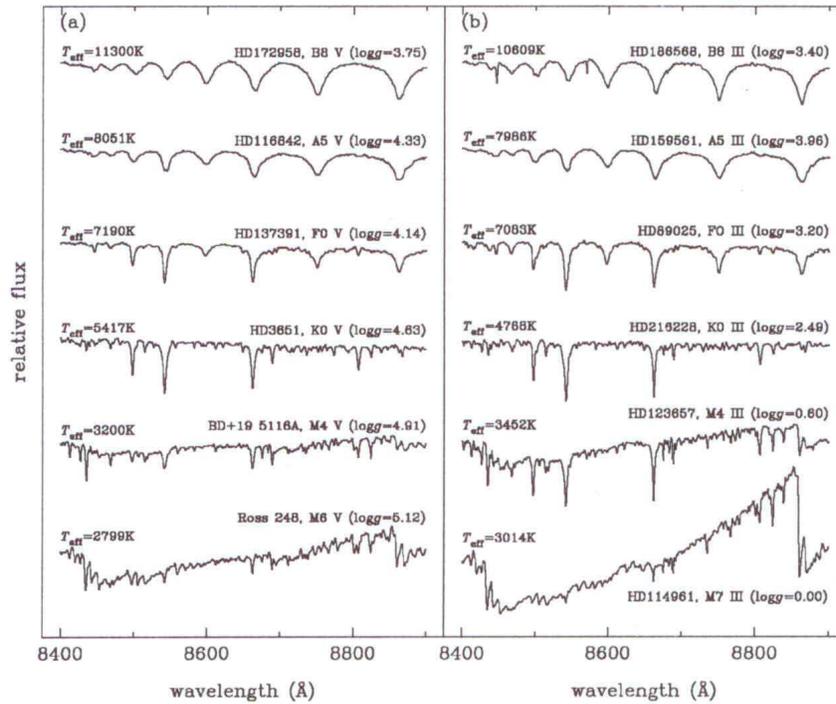


Figura 2.2: Secuencia en tipos espectrales para estrellas enanas (a) y gigantes (b) (Cenarro et al. 2002). En los gráficos se muestran temperaturas efectivas, nombres, tipos espectrales, clase de luminosidad y gravedad superficial ($\log g$). Todos los espectros han sido normalizados y reproducidos utilizando la misma escala, por lo que se mantienen las diferencias relativas entre los espectros. Las líneas del CaT se encuentran a longitudes de onda iguales a 8498 Å, 8542 Å y 8662 Å

2.2. Calibraciones

Varios autores han calibrado la relación entre el AE de las líneas del CaT y la abundancia metálica, usando una variedad de métodos. En todos los casos, el índice CaT seleccionado utiliza una combinación lineal de los AEs de dos o tres líneas del Ca II para formar el índice ΣW . Por ejemplo, como puede verse en la columna 2 de la Tabla 2.1, algunos autores usan una combinación de las dos líneas más intensas del CaT (8542 Å y 8662 Å), mientras que en otros casos se utilizan las tres líneas, ya sea asignándoles a cada una de ellas un peso diferente al derivar la suma (Rutledge et al. 1997a), o bien sin asignarle peso alguno (e.g., Cole et al. 2004, en adelante C04). La elección usualmente depende de la calidad de los datos.

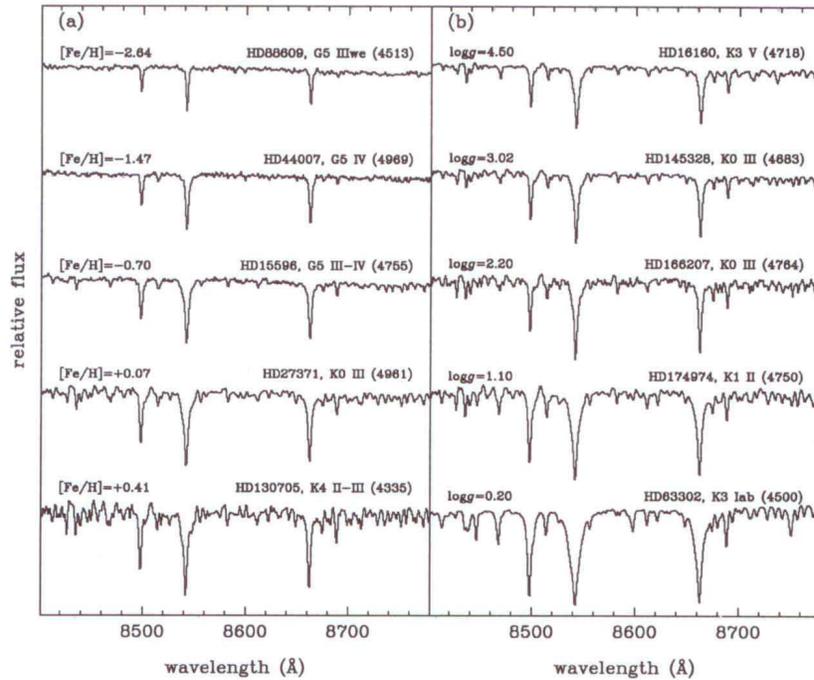


Figura 2.3: Efectos de la metalicidad y la gravedad superficial sobre la intensidad de las líneas del CaT para una muestra de estrellas (Cenarro et al. 2002). El panel (a) muestra estrellas con temperaturas y gravedades similares cubriendo un amplio rango de metalicidades. El panel (b) muestra una secuencia en gravedad para estrellas con temperaturas similares y metalicidades próximas al valor solar. Las temperaturas están dadas entre paréntesis. Todos los espectros han sido normalizados y reproducidos utilizando las mismas escalas.

Si bien tanto estudios teóricos (e.g., Jørgensen et al. 1992) como empíricos (e.g., Cenarro et al. 2002) han mostrado que la temperatura efectiva, la gravedad superficial y la metalicidad desempeñan un rol importante en el ancho de la línea, Armandroff & Da Costa (1991) mostraron que existe una relación lineal entre la magnitud absoluta de una estrella y ΣW , exhibiendo mayores valores de ΣW las estrellas localizadas en la porción superior de la RGR. Esto se debe principalmente al cambio en la gravedad superficial a medida que una estrella se desplaza sobre la RGR. Las estrellas ubicadas en la porción inferior de la RGR tienen menores radios y, por ende, mayores gravedades superficiales, lo que incrementa la opacidad del H^- . Puesto que el H^- es la fuente de opacidad dominante en las estrellas gigantes rojas, el aumento de la opacidad del H^- disminuye el “pseudo-continuo”, el cual a su vez disminuye el valor medido de ΣW .

Tabla 2.1: Ejemplos de técnicas para el cálculo de ΣW

Paper	ΣW	Ajuste de la línea	ventanas
AZ88	$\lambda_{8498} + \lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Numérica	AZ88
AD91	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AD91
OL91	$\lambda_{8498} + \lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AZ88
ADZ92	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AD91
DAN92	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AD91
S92	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AZ88
S93	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AZ88
G95	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Numérica	AZ88
DA95	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AD91
SK96	$\lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana	AZ88
RU97a	$0,5\lambda_{8498} + \lambda_{8542} + 0,6\lambda_{8662}$	Moffat	RU97a
C01	$\lambda_{8498} + \lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Numérica	C01
C04	$\lambda_{8498} + \lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana + Lorentziana	AZ88
G06	$\lambda_{8498} + \lambda_{8542} + \lambda_{8662}$	Gaussiana + Lorentziana	AZ88

Nota: AZ88: Armandroff & Zinn (1988); AD91: Armandroff & Da Costa (1991); OL91: Olszewski et al. (1991); ADZ92: Armandroff, Da Costa & Zinn (1992); DAN92: Da Costa, Armandroff & Norris (1992); S92: Suntzeff et al. (1992); S93: Suntzeff et al. (1993); G95: Geisler et al. (1995); DA95: Da Costa & Armandroff (1995); SK96: Suntzeff & Kraft (1996); RU97a: Rutledge et al. (1997a); C01: Cenarro et al. 2001; C04: Cole et al. (2004); G06: Grocholski et al. (2006).

Se define, entonces, un ancho equivalente reducido, denominado W' , que remueve los efectos de gravedad superficial y temperatura sobre ΣW a través de su dependencia con la luminosidad:

$$W' = \Sigma W + \beta(V - V_{HB}), \quad (2.1)$$

en la cual la introducción de la diferencia entre la magnitud visual de la estrella (V) y la de la Rama Horizontal (RH) del cúmulo (V_{HB}), también remueve cualquier dependencia con la distancia al cúmulo y el enrojecimiento interestelar del cual está afectado. En este contexto, vemos que en el plano $(V - V_{HB})-\Sigma W$, los cúmulos describen

secuencias lineales (Figura 2.4). El valor de β ha sido derivado empíricamente por varios autores, siendo la determinación más robusta la realizada por Rutledge et al. (1997a). Utilizando estrellas de 52 CGs Galácticos, estos autores encuentran un valor independiente de la metalicidad de $\beta = 0,64 \pm 0,02 \text{ \AA mag}^{-1}$, incluyendo CGs con metalicidades en el rango $-2,1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0,6$. Análogamente, C04 encuentran $\beta = 0,66 \pm 0,03$ para los CGs de su muestra. Sin embargo, cuando estos autores incluyen cúmulos abiertos, la pendiente varía alcanzando el valor $\beta = 0,73 \pm 0,04$. Este incremento de la pendiente de la relación entre W' y $(V - V_{HB})$ con $[\text{Fe}/\text{H}]$, mantiene un acuerdo cualitativo con los resultados teóricos de Jørgensen et al. (1992).

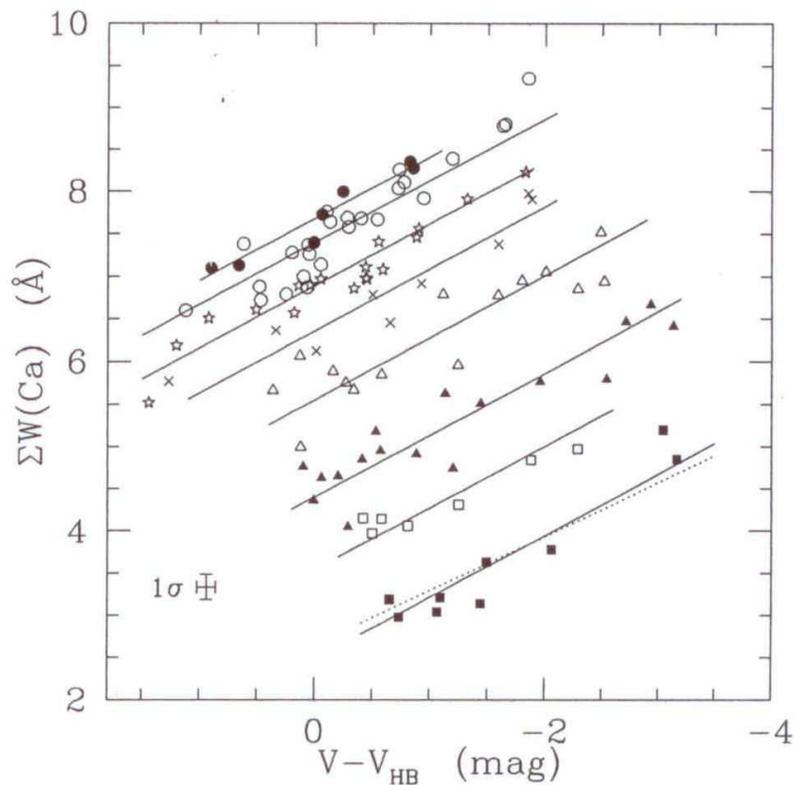


Figura 2.4: Suma de los AEs de las líneas del CaT para estrellas en 10 cúmulos estelares galácticos comparadas con sus magnitudes relativas a las ramas horizontales (C04). Las líneas sólidas representan el mejor ajuste lineal a cada cúmulo y la línea punteada corresponde al ajuste realizado por R97a para el cúmulo inferior.

Finalmente, Rutledge et al. (1997b) mostraron que para los CGs de la Vía Láctea

existe una relación lineal entre el ancho equivalente reducido W' y la metalicidad, en la escala de abundancia de CG97. C04 extendieron la calibración para cubrir un rango más amplio de edades (2.5×10^9 años $\leq edad \leq 13 \times 10^9$ años) y de metalicidades ($-2,0 \leq [Fe/H] \leq -0,2$), combinando las escalas de metalicidad de CG97 y Friel et al. (2002) para CGs y cúmulos abiertos, respectivamente. C04 mostraron que que la relación entre W' y la metalicidad no está afectada por la edad para los cúmulos dentro de ese rango de edad. Posteriormente, Carrera et al. (2007, en adelante C07) investigaron el comportamiento del CaT en el rango de edades 0.25×10^9 años $\leq edad \leq 13 \times 10^9$ años y un rango de metalicidad de $-2,2 \leq [Fe/H] \leq +0,47$, en tres escalas de metalicidad diferentes (CG97, Kraft & Ivans 2003 y Zinn & West 1984). Por su parte, Battaglia et al. (2008) derivaron una calibración para CGs en la escala de metalicidad de CG97.

A continuación se resumen las calibraciones mencionadas:

- Combinación lineal de AEs de las líneas del CaT:

$$\Sigma W_{R97} = 0,5AE_1 + AE_2 + 0,6AE_3, \quad (2.2)$$

$$\Sigma W_{C04}, W_{B08} = AE_1 + AE_2 + AE_3, \quad (2.3)$$

- Relaciones para el ancho equivalente reducido W' :

$$W'_{R97} = \Sigma W_{R97} + 0,64(\pm 0,02) \times (V - V_{HB}), \quad (2.4)$$

$$W'_{C04} = \Sigma W_{C04} + 0,73(\pm 0,04) \times (V - V_{HB}), \quad (2.5)$$

$$W'_{B08} = \Sigma W_{B08} + 0,64(\pm 0,02) \times (V - V_{HB}), \quad (2.6)$$

- Calibración de W' con $[Fe/H]$:

$$[Fe/H]_{R97}^{CG97} = -2,66(\pm 0,08) + 0,42(\pm 0,02) \times W'_{R97}, \quad (2.7)$$

$$[Fe/H]_{C04}^{comb} = -2,966(\pm 0,0032) + 0,362(\pm 0,0014) \times W'_{C04}, \quad (2.8)$$

$$[Fe/H]_{B08}^{CG97} = -2,81(\pm 0,16) + 0,44(\pm 0,04) \times W'_{B08}, \quad (2.9)$$

donde los subíndices representan los autores de la calibración (R97, C04 y B08 son las siglas de Rutledge et al. 1997a,b, C04 y Battaglia et al. 2008, respectivamente) y los supraíndices hacen referencia a la escala de metalicidad utilizada (CG97 se refiere a la escala de Carretta y Gratton 1997 y “comb ” hace referencia a la combinación de las escalas de CG97 y Friel et al. 2002).

La calibración de C07 es algo diferente a las antes mencionadas y, por lo tanto, merece una atención especial. Si bien todas las calibraciones hacen uso del hecho de que las estrellas de los cúmulos definen secuencias separadas entre sí en el plano (Luminosidad- ΣW), tradicionalmente se ha estudiado este comportamiento en el plano ($(V - V_{HB}) - \Sigma W$). Esto ha sido así debido a que, como ya se mencionó, esto elimina cualquier dependencia con la distancia y el enrojecimiento del cúmulo. Sin embargo C07, en un intento por constatar la predicción teórica de que la secuencia de los cúmulos no es exactamente lineal con la luminosidad en los planos ($M_V - \Sigma W$) y ($M_I - \Sigma W$) y que su forma depende de la metalicidad, definen W' como el valor de ΣW en $M_V = 0$ (denotado W'_V) o $M_I = 0$ (denotado W'_I). En virtud de ello, C07 suponen que la suma de los AEs de las líneas del CaT y el ancho equivalente reducido se relacionan de la siguiente manera:

$$\Sigma W = W'_V + \beta_V M_V + \gamma_V M_V^2, \quad (2.10)$$

y

$$\Sigma W = W'_I + \beta_I M_I + \gamma_I M_I^2. \quad (2.11)$$

Estos autores encuentran que cuando se desea obtener metalicidades con el CaT de estrellas en la parte superior de la RGR, el término cuadrático no es significativo y la pendiente puede fijarse en un determinado valor, independientemente de la metalicidad. De este modo y bajo estas condiciones, C07 derivan los siguientes valores: $\beta_V = -0.677 \pm 0.004$ y $\beta_I = -0.611 \pm 0.002 \text{ \AA mag}^{-1}$. A partir de allí, utilizando 22 cúmulos para la calibración en V y 20 para la calibración en I , derivan las siguientes

expresiones:

$$[Fe/H]_{CG97}^V = -3,12(\pm 0,06) + 0,36(\pm 0,01)W'_V, \quad (2.12)$$

$$[Fe/H]_{CG97}^I = -3,12(\pm 0,06) + 0,36(\pm 0,01)W'_I. \quad (2.13)$$

Por cuestiones de simplicidad, hemos incluido sólo la calibración realizada en base a la escala de metalicidad de CG97 pero, como ya se mencionó, estos autores derivaron calibraciones similares utilizando las metalicidades reportadas por Kraft & Ivans 2003 y Zinn & West 1984. Nótese que este método presenta la desventaja de que se necesita conocer explícitamente la distancia y el enrojecimiento, como así también es necesario disponer de fotometría bien calibrada.

2.3. Anchos equivalentes

Como ya se mencionara en la sección anterior, para la determinación de metalicidades a través de las líneas del CaT, es necesario medir sus respectivos AEs. Como es sabido, el AE de una línea espectral se define formalmente a partir de la siguiente expresión:

$$W_\lambda = \int (1 - \frac{F_\lambda}{F_0}) d\lambda, \quad (2.14)$$

en la cual F_0 representa la intensidad del continuo mientras que F_λ representa la intensidad a lo largo del rango de longitud de onda de interés. Como la región del espectro de una estrella donde se encuentran las líneas del CaT puede estar contaminada por líneas débiles de metales y, en algunos casos también por bandas moleculares débiles (ver Figura 2.5), la medición del AE verdadero de las líneas del CaT resulta prácticamente imposible (excepto para las resoluciones y relaciones S/R más elevadas). Por lo tanto, en la práctica, se define una *ventana espectral*-denominada ventana de la línea- que contiene la línea espectral en cuestión y dos *ventanas espectrales*-denominadas ventanas del continuo- a cada lado de esta línea, donde se define el continuo.

En las longitudes de onda de las líneas del CaT, la pendiente del continuo de una estrella gigante roja es prácticamente plana. Por lo tanto, el “pseudo-continuo”

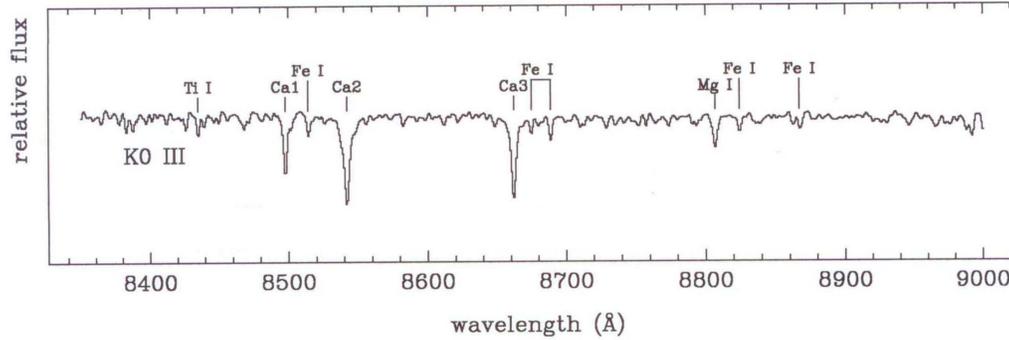


Figura 2.5: Ejemplo de un espectro de una estrella gigante roja donde se aprecian, no sólo las tres líneas del CaT, sino también líneas de otros elementos químicos localizadas en las proximidades de las mismas y que afectan la medición del continuo.

de cada línea del CaT es fácilmente definido por un ajuste lineal del valor medio en cada par de ventanas del continuo. El “pseudo-ancho equivalente” es luego calculado con respecto a este “pseudo-continuo”. La Figura 2.6, tomada de Carrera (2008), muestra gráficamente una comparación de tres de las definiciones más usuales de las ventanas del continuo y de las líneas (Cenarro et al. 2001, Rutledge et al. 1997a, Armandroff & Zinn 1988). El gráfico muestra la superposición de dichas ventanas al espectro de una estrella pobre en metales (izquierda) y otra rica en metales (derecha). Por su parte, la Tabla 2.2 resume estas diferentes definiciones para las ventanas.

Si bien el flujo de una línea puede ser medido mediante la integración numérica del perfil observado en la ventana de la línea, la técnica usualmente utilizada ajusta al perfil una función analítica. La Tabla 2.1 ilustra algunos ejemplos de las funciones y ventanas preferidas por algunos autores para derivar ΣW . Como se ve, algunos de ellos (por ejemplo Armandroff & Da Costa 1991 y Suntzeff et al 1993, entre otros) ajustan, a cada línea del CaT, una función Gaussiana, mientras que otros autores (por ejemplo Rutledge et al. 1997a) prefieren una función del tipo Moffat. Sin embargo, como discuten Rutledge et al. (1997b) y C04, el ajuste de una simple función Gaussiana a las líneas del CaT muy intensas tiende a subestimar la contribución de las alas al perfil de las líneas, especialmente a elevadas metalicidades. C04 encontraron que, mediante la adición de una función Lorentziana a una Gaussiana, es posible mantener la sensibilidad sobre el rango completo de metalicidades. Por lo tanto, estos autores sugieren modificar el ajuste del perfil de la siguiente manera:

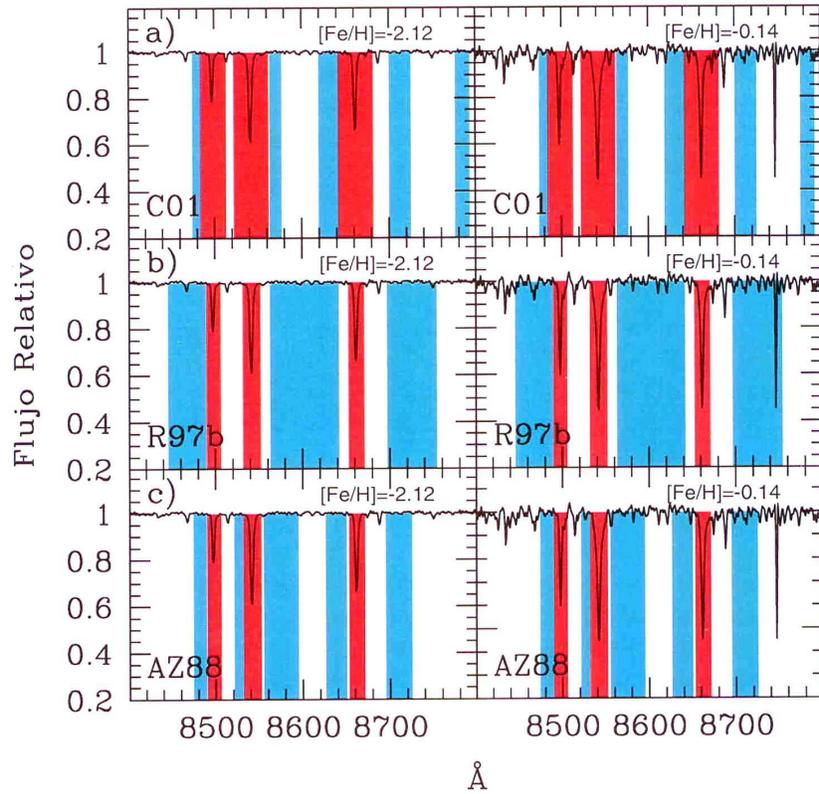


Figura 2.6: Esta figura ha sido tomada de la Tesis Doctoral de Ricardo Carrera (2005). La misma muestra las bandas (ventanas) del continuo (azul) y de la línea (roja) definidas por Cenarro et al. (2001) (a), Rutledge et al. (1997a) (b) y Armandroff & Zinn (1988) (c). Estas bandas han sido superpuestas al espectro de una estrella pobre en metales (izquierda) y al de una estrella rica en metales (derecha).

$$F_{\lambda} = C_{\lambda} - \alpha_1 \exp\left[-\frac{1}{2}\left(\frac{\lambda - \lambda_0}{\sigma}\right)^2\right] - \frac{\alpha_2 \Gamma}{(\lambda - \lambda_0)^2 + (\Gamma/2)^2}, \quad (2.15)$$

donde el flujo en una longitud de onda λ es igual al nivel del continuo C_{λ} menos la suma de una función Gaussiana y una Lorentziana, con amplitudes α_1 y α_2 , respectivamente, y el centro de la línea en común (λ_0). Los parámetros de ancho σ y Γ conservan sus definiciones usuales. Nótese que el nivel del continuo es generalmente fijado en 1 por el proceso de normalización de los espectros. C04 han escrito un programa en Fortran el cual realiza un ajuste por cuadrados mínimos para derivar el mejor ajuste de la función arriba mencionada. Para realizar el ajuste por cuadrados

Tabla 2.2: Definiciones de las ventanas de las líneas del CaT y del continuo

Autores	Línea del CaT	Ventana de la línea	Ventana para el continuo azul	Ventana para el continuo rojo
AZ88	Ca II λ 8498	8490 - 8506	8474 - 8489	8521 - 8531
	Ca II λ 8542	8532 - 8552	8521 - 8531	8555 - 8595
	Ca II λ 8662	8653 - 8671	8626 - 8650	8695 - 8725
AD91	Ca II λ 8498	—	—	—
	Ca II λ 8542	8532 - 8552	8474 - 8489	8559 - 8595
	Ca II λ 8662	8653 - 8671	8626 - 8647	8695 - 8754
Ru97a	Ca II λ 8498	8490 - 8506	8346 - 8489	8563 - 8642
	Ca II λ 8542	8532 - 8552	8346 - 8489	8563 - 8642
	Ca II λ 8662	8653 - 8671	8563 - 8642	8697 - 8754
C01	Ca II λ 8498	8484 - 8513	8474 - 8484	—
	Ca II λ 8542	8522 - 8562	—	8563 - 8577
	Ca II λ 8662	8642 - 8682	8619 - 8642	—

Nota: AZ88: Armandroff & Zinn (1988); AD91: Armandroff & Da Costa (1991), RU97a: Rutledge et al. (1997a), C01: Cenarro et al. 2001

mínimos, el programa utiliza el algoritmo de Levenberg - Marquardt, implementado por Press et al. (1992), el cual es un algoritmo iterativo de optimización. Las condiciones iniciales del programa se basan en la profundidad y la amplitud de las líneas. El ajuste es luego integrado en el intervalo definido por las ventanas de las líneas para derivar los AEs. El programa estima los errores midiendo el “error cuadrático medio” de los datos respecto de la función de ajuste.

C04 mostraron que la función compuesta (Gaussiana + Lorentziana) provee un ajuste más satisfactorio a la forma de la línea. Sin embargo, también mostraron que para las estrellas con relación señal-ruido (S/R) < 15-20, no hay una diferencia significativa en el AE medido usando las dos formas del perfil. Por lo tanto, cuando los espectros son de baja relación S/R o se consideran estrellas de baja metalicidad, es preferible utilizar una función con menos parámetros libres.

Capítulo 3

Datos

3.1. Introducción

A pesar de las claras ventajas y la utilidad que ha mostrado tener el estudio del sistema de cúmulos estelares de la NmM, estos agregados sorprendentemente no han sido aún debidamente explorados. Sólo 2 cúmulos de la NmM tienen abundancias químicas detalladas derivadas a partir de espectroscopia de alta resolución: NGC 330 (Gonzalez & Wallerstein 1999, Hill 1999) y NGC 121 (Johnson et al. 2004), en tanto que solamente 6 cúmulos adicionales presentan metalicidades derivadas a partir de espectroscopía del CaT de estrellas individuales (DH98). Excepto estas determinaciones de metalicidad para estos 8 cúmulos, todas las restantes determinaciones de metalicidad de cúmulos en la NmM se basan exclusivamente en fotometría o espectroscopía integrada. Por lo tanto, existe una ausencia manifiesta de información detallada (abundancias, edades y VRs precisas) necesaria para examinar en forma global el sistema de cúmulos estelares de esta galaxia. Sólo si se dispone de un número estadísticamente significativo de cúmulos con parámetros fundamentales (abundancia, edad y VR) bien conocidos, será posible examinar su distribución como trazadores de la formación, evolución química y cinemática de la NmM, como así también como *templates* para el estudio de las poblaciones estelares en galaxias más distantes.

En los últimos años se han realizado algunos intentos para mejorar esta situación. Tal es el caso de los trabajos desarrollados por Piatti et al. (2001, 2005a, 2007a,b,c) en los cuales se han derivado edades y metalicidades de ~ 50 cúmulos de la NmM sin estudios previos o estudiados muy pobremente. Los resultados de estos trabajos han mejorado notablemente nuestro actual conocimiento sobre las propiedades del sistema

de cúmulos estelares de la NmM. En particular, estos trabajos han permitido aportar algunas ideas con respecto a la REM, han explorado la existencia de posibles gradientes de metalicidad tanto como posibles escenarios de formación de cúmulos. Sin embargo, las edades y abundancias fotométricas derivadas por estos autores adolecen de dos problemas. En primer lugar, la fotometría ha sido realizada con telescopios de pequeña o mediana abertura (típicamente de 1 m), los cuales, a la distancia a la que se encuentra la NmM, no resultan del todo apropiados para alcanzar el punto de desvío (“turnoff”) de la secuencia principal para cúmulos más viejos que algunos miles de millones de años. En segundo lugar, si bien la fotometría de Washington de estrellas gigantes rojas, empleada para determinar las abundancias de los cúmulos, es ciertamente de muy buena calidad, es bien sabido que esta técnica requiere una corrección significativa en la metalicidad para cúmulos jóvenes y de edades intermedias ($\leq 5 \times 10^9$ años, Geisler et al. 2003). Esto se debe a la bien conocida *degeneración edad-metalicidad* en el rango de edad antes mencionado. Resulta oportuno destacar que no es este problema patrimonio exclusivo del sistema fotométrico de Washington. En efecto, si bien existen en la literatura algunas determinaciones de edad y metalicidad mediante ajuste de isócronas teóricas a diagramas color-magnitud observados en otros sistemas fotométricos, el problema de la mencionada *degeneración* entre la edad y la metalicidad hace que todas las determinaciones fotométricas de estos parámetros incluyan errores apreciables.

Como ya se destacó, las abundancias espectroscópicas sólo existen para un puñado de cúmulos de la NmM, mayoritariamente observados por DH98. Estos autores combinaron sus metalicidades basadas en la técnica del CaT con edades tomadas de la literatura, para construir la primera REM de esta galaxia. DH98 encontraron que esta REM es consistente con un modelo simple de *caja cerrada*. Encontraron además que no era necesario incluir suposiciones adicionales relacionadas con fuerte “caída de gas” (*infall*) o la existencia de intensos vientos galácticos para explicar esta REM, contrariamente a lo que propusieron otros autores en trabajos previos (e.g., Dopita 1991). Por otra parte, DH98 encontraron que las velocidades de sus cúmulos, al igual que otros trazadores de la cinemática de la NmM, no mostraban ninguna evidencia de rotación sistemática de la NmM. Es necesario destacar que DH98 disponían de una muestra pequeña de cúmulos estelares y de pocas estrellas observadas en cada cúmulo, por lo que sus valores medios fueron determinados con errores grandes.

Si bien estos primeros resultados arrojaron alguna luz respecto de los problemas mencionados, es evidente que la muestra de cúmulos examinada por DH98 no resulta

suficientemente grande, desde el punto de vista estadístico, como para inferir conclusiones definitivas sobre la evolución química y la cinemática de la NmM. Queda claro, entonces, que es necesario disponer de una muestra lo más extensa posible de cúmulos de la NmM, estudiados espectroscópicamente de manera homogénea.

3.2. Selección

Con el objetivo de mejorar significativamente el número de cúmulos estudiados con la técnica del CaT, se observaron en el presente trabajo 16 cúmulos pertenecientes a la NmM. Esta muestra fue seleccionada teniendo en cuenta los resultados obtenidos previamente por Piatti y colaboradores en un número apreciable de cúmulos, mediante fotometría de Washington. Dado que la técnica del CaT ha sido bien calibrada para objetos con edades típicamente por encima de los mil millones de años, se seleccionaron entonces los cúmulos previamente observados en el sistema de Washington, con edades iguales o mayores que este límite de edad. Por otra parte y con la intención de poder construir una buena REM, se procuró cubrir el mayor rango posible de edades entre los objetos seleccionados. Para efectuar la selección, se procuró además que los cúmulos no se encontraran en campos muy poblados de estrellas y que los mismos estuvieran razonablemente bien distribuidos en la NmM, cubriendo la mayor área posible sobre esta galaxia. Este último requisito permitirá examinar efectos globales tales como gradientes de edad o metalicidad. Finalmente, se procuró elegir objetos que no exhibieran una elevada concentración central y que, al mismo tiempo, incluyan un número apreciable de probables gigantes rojas a partir de las cuales se determinará la metalicidad.

Es importante aclarar que los cúmulos fueron seleccionados de manera de complementar tanto la muestra de DH98, como así también el conjunto de cúmulos seleccionados por Kayser et al. (2006)

La Tabla 3.1 presenta los cúmulos seleccionados conjuntamente con sus diferentes designaciones, ascensiones rectas y declinaciones. En la Figura 3.1 se muestra la posición de los cúmulos seleccionados (círculos llenos) y de los cúmulos observados por DH98 (círculos vacíos), con respecto al centro óptico y la barra de la NmM. Se incluyen además en la figura varias elipses alineadas con la barra, de manera de mostrar el método utilizado para derivar la distancia galactocéntrica de cada cúmulo observado

(ver sección 6.4). Como puede apreciarse, la muestra cubre una fracción importante de la galaxia. Si bien DH98 estudiaron 7 cúmulos de la NmM, sólo reportaron la metalicidad de 6 de ellos, debido a que NGC 361 no poseía una fotometría adecuada al momento en que DH98 publicaron su trabajo.

Tabla 3.1: Cúmulos de la NmM seleccionados

Cúmulo	A.R. (J2000.0) (<i>h m s</i>)	Decl. (J2000.0) (<i>° ' "</i>)
BS 121 = SMC OGLE 237	01 04 22	-72 50 52
HW 47	01 04 04	-74 37 09
HW 84	01 41 28	-71 09 58
HW 86	01 42 22	-74 10 24
L 4 = K 1, ESO 28-15	00 21 27	-73 44 55
L 5 = ESO 28-16	00 22 40	-75 04 29
L 6 = K 4, ESO 28-17	00 23 04	-73 40 11
L 7 = K 5, ESO 28-18	00 24 43	-73 45 18
L 17 = K 13, ESO 29-1	00 35 42	-73 35 51
L 19 = SMC OGLE 3	00 37 42	-73 54 30
L 27 = K 21, SMC OGLE 12	00 41 24	-72 53 27
L 72 = NGC 376, K 49, ESO 29-29, SMC OGLE 139	01 03 53	-72 49 34
L 106 = ESO 29-44	01 30 38	-76 03 16
L 108	01 31 32	-71 57 10
L 110 = ESO 29-48	01 34 26	-72 52 28
L 111 = NGC 643, ESO 29-50	01 35 00	-75 33 24

Una vez seleccionada la muestra final de objetos, la etapa siguiente consistió en elegir las estrellas que serían observadas espectroscópicamente. Con ese propósito, el personal del Observatorio Paranal (Chile) tomó, algunos meses previos a la adquisición de los espectros, imágenes de los cúmulos seleccionados en las bandas *V* e *I*. Estas imágenes, denominadas *pre-imágenes*, fueron tomadas con el telescopio UT1 del VLT con el instrumento FORS2, en agosto de 2005, como parte del programa 076.B-0533. Las mismas fueron procesadas usando el paquete IRAF ¹ y se utilizaron

¹*Image Reduction and Analysis Facility*

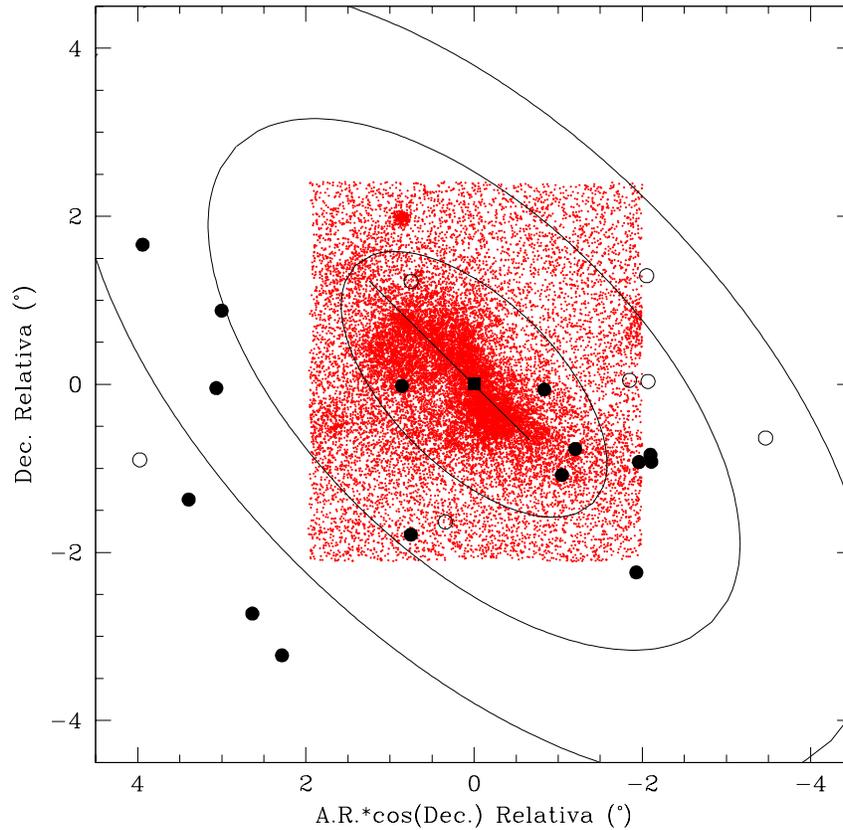


Figura 3.1: Posición de los cúmulos seleccionados (círculos llenos) en relación al centro óptico (cuadrado) y la barra de la NmM (línea). Los círculos vacíos representan los cúmulos estudiados por DH98. Las elipses están alineadas con la barra y tienen semi-ejes mayores de 2, 4 y 6 grados. Siguiendo la idea de Glatt et al. (2008b), se ha superpuesto un mapa de la NmM el cual fue generado usando el catálogo *Small Magellanic Cloud Photometric Survey* (Zaritsky et al. 2002) para las estrellas con $V < 16$.

además las rutinas de DAOPHOT (Stetson 1987) para realizar la identificación de las estrellas y la fotometría de apertura. Las estrellas fueron catalogadas usando la rutina FIND de DAOPHOT y la fotometría se realizó con un radio de apertura de 3 píxeles. Resulta oportuno en este punto agradecer a los Dres. Aaron Grocholski y Ata Sarajedini, quienes realizaron esta primera fotometría. Los datos en las bandas V e I fueron utilizados para la construcción de los diagramas color-magnitud CM). Los tiempos de exposición utilizados para las *pre-imágenes* se eligieron más largos que los valores usuales, para lograr mayor profundidad en la fotometría y alcanzar la

porción del diagrama CM que yace por debajo del punto de desvío (“turnoff”) de la secuencia principal. Esto permitirá realizar la fotometría PSF (*point spread function*) y estimar edades a partir de la diferencia entre el brillo de la posición del “clump” en la RH y el punto de desvío de la secuencia principal (Salaris et al. 2004, ver capítulo 5).

Usando el diagrama CM instrumental de cada cúmulo, se seleccionaron las estrellas para la observación espectroscópica, asignando siempre mayor prioridad a aquellas ubicadas sobre la respectiva RGR. Al realizar esta selección, se evitaron las estrellas más brillantes de la RGR debido a que las mismas pueden exhibir intensas bandas moleculares de TiO que dificultan la medición de los anchos equivalentes. Cada candidata fue inspeccionada visualmente para constatar, por un lado, su ubicación dentro del radio aparente del cúmulo (en esta etapa estimado visualmente) y, por otro lado, para verificar que dicha estrella se encuentre libre de contaminación por vecinas muy cercanas. En cada cúmulo se buscó maximizar el número de estrellas a observar en cada CCD con ranuras de $\approx 8''$ de largo, dentro del área del cúmulo. También se observaron estrellas del campo brillantes luego de colocar ranuras sobre la mayor cantidad posible de estrellas candidatas a ser miembros de los cúmulos. Por otra parte y con la intención de seleccionar las mejores candidatas, se procuró alcanzar la mayor cobertura posible del rango de magnitudes desde el “clump” en la RGR ($V \approx 19,5$), hasta el extremo de mayor luminosidad en la RGR ($V \approx 17$). Las posiciones de cada objeto fueron definidas sobre un sistema astrométrico de manera tal que las respectivas ranuras queden centradas de la mejor manera posible. La identificación de cada ranura se llevó a cabo usando un software denominado “FORS instrument Mask Simulator (FIMS)”, provisto por el Observatorio Europeo del Sur (ESO). Las máscaras fueron cortadas por el personal del Observatorio Paranal (Chile).

3.3. Adquisición

Las observaciones espectroscópicas de las estrellas de programa fueron realizadas en noviembre de 2005, con el espectrógrafo FORS2 del telescopio Antu (VLT-UT1) de 8.2 metros ubicado en Cerro Paranal (Chile), en el modo servicio. Las condiciones climáticas fueron muy buenas, habiéndose realizado todas las observaciones con un seeing típico menor que $1''$. El espectrógrafo FORS2 fue utilizado en el modo denominado *mask exchange unit* (MXU), el cual permite la localización de más ranuras en el cielo que las 19 ranuras móviles provistas en el modo *Multi Objeto*. Se utilizaron

en todos los casos ranuras de 1" de ancho y 8" de largo. El ancho de la ranura es un buen *match* del *seeing*, permitiendo la entrada de mayor cantidad de luz, en tanto que el largo de la ranura resulta suficiente para una buena medición del fondo del cielo a ambos lados de la estrella. Los espectros fueron obtenidos con un tiempo de exposición de 900 segundos.

FORS2 utiliza un par de CCDs MIT/LL de 2k x 4k. Los cúmulos fueron centrados en el CCD superior (principal), el cual tiene un ruido de lectura de 2.9 electrones, mientras que el CCD inferior (secundario), con un ruido de lectura de 3.15 electrones, fue utilizado para la observación de estrellas de campo solamente. La única excepción fue BS 121 donde, luego de una rotación del instrumento, se centró este objeto en el CCD principal y el cúmulo L 72 en el secundario. Lamentablemente, decidimos descartar de nuestra muestra a L 72, debido a que como resultó ser más joven que 25×10^6 años (Piatti et al. 2007a), carece de gigantes rojas.

Ambos CCDs tienen una ganancia de 0.7 e ADU⁻¹. Los píxeles fueron "binneados" 2 x 2 de manera tal que la escala de placa resultante fue de 0.25" pixel⁻¹. Los espectros tienen una dispersión de $\sim 0.85 \text{ \AA pixel}^{-1}$ (lo que corresponde a una resolución de 2-3 Å) y cubren un rango de $\sim 1600 \text{ \AA}$ en la región del CaT (8498 Å, 8542 Å y 8662 Å).

Las imágenes de calibración, bias y flats, fueron también tomadas por personal del VLT.

3.4. Reducción

El procesamiento de las imágenes fue realizado usando una variedad de tareas de IRAF. La tarea CCDPROC fue utilizada para ajustar y sustraer la región del "overscan", recortar las imágenes, fijar píxeles malos y corregir por flat-field. Las imágenes fueron luego corregidas por distorsiones para facilitar la extracción del espectro y la corrección por dispersión. Esta última corrección consta de dos pasos. Primero, la imagen de cada ranura es rectificada al valor de un píxel constante en la dirección Y (dirección espacial) y luego las líneas del cielo son localizadas y puestas perpendicularmente a la dirección de la dispersión. La distorsión es mínima cerca del centro del campo de la visual y aumenta hacia las partes externas. En todos los casos ajusta con un polinomio que es, a lo sumo, cuadrático en y y lineal en x .

Una vez que las correcciones por distorsión han sido completadas, la tarea APALL (en el paquete HYDRA de IRAF) fue utilizada para definir el fondo del cielo y extraer el espectro en una dimensión. El nivel del cielo fue definido mediante un ajuste lineal a lo largo de la dirección de la dispersión, sobre dos “ventanas” de cielo ubicadas a cada lado de la estrella. Si bien las exposiciones de lámpara están disponibles para la corrección de los espectros por dispersión, estas exposiciones no son probablemente las más deseables para realizar esta corrección debido a que las mismas se obtienen durante el día, mientras que las flexiones del telescopio y los pequeños errores de centrado en las rendijas ocurren durante la noche. Se utilizaron entonces más de 30 líneas de emisión del OH nocturnas del cielo (Osterbrock & Martel 1992) y las tareas de IRAF IDENTIFY, REFSPECTRA y DISPCOR para calcular y aplicar la solución por dispersión para cada espectro, la cual resultó ser $\sim 0.85 \text{ \AA pixel}^{-1}$, con un error cuadrático medio característico de 0.06 \AA . Todos los espectros fueron normalizados al continuo mediante el ajuste del continuo estelar de un polinomio, excluyendo las características de absorción intensas (tanto telúricas como estelares). La relación señal-ruido de los espectros finales varió desde ~ 10 hasta $\sim 70 \text{ pixel}^{-1}$. En la Figura 3.2 pueden verse dos ejemplos de espectros finales en la región del CaT. Claramente, las tres líneas del Ca II dominan el espectro de las gigantes rojas en esa región. Nótese, además, que los dos espectros poseen una T_{ef} y un valor del $\log g$ muy similares, como es indicado por sus valores de $v - v_{HB}$ casi idénticos. Por lo tanto, las líneas de CaII más intensas en el espectro inferior ilustran gráficamente su metalicidad más alta y el poder de la técnica del CaT.

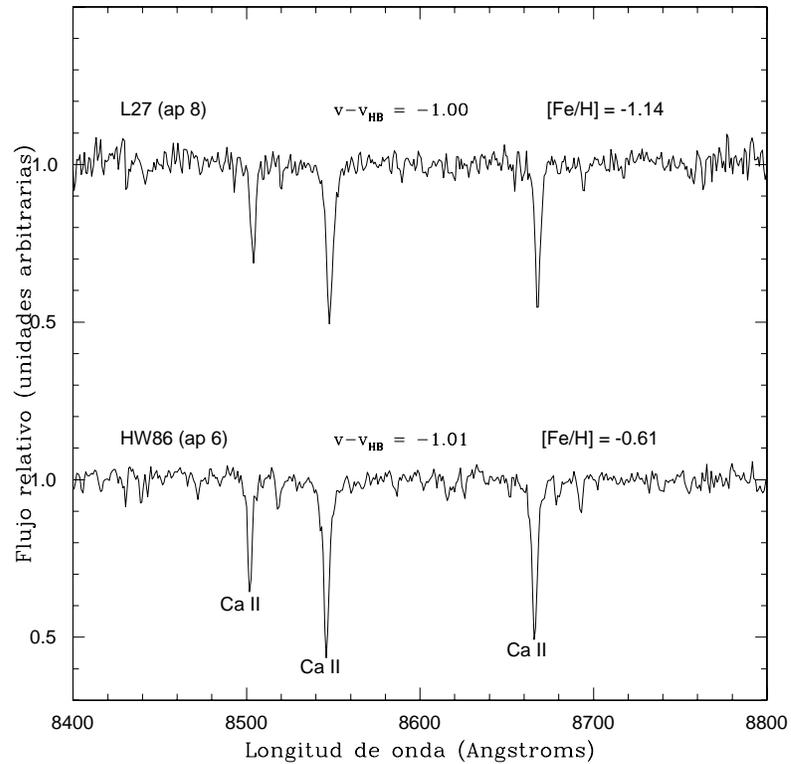


Figura 3.2: Muestra de espectros, normalizados al continuo, de estrellas de la RGR en dos cúmulos de la presente muestra. Las tres líneas del CaT han sido marcadas en el gráfico como así también los correspondientes valores de $v - v_{HB}$ y $[Fe/H]$. Estas dos estrellas tienen valores de la T_{ef} y $\log g$ muy similares. Por lo tanto, las diferencias claras en las intensidades de las líneas de CaII ilustran sus sustanciales diferencias en metalicidad.

Capítulo 4

Metalicidades

4.1. Introducción

En el presente capítulo se describirá el procedimiento llevado a cabo para la determinación de las metalicidades de las estrellas de programa. Para ello se requiere, no sólo el conocimiento de los AEs de las líneas del CaT (según se explicó en la sección 2.2), sino también de las VRs de las estrellas de interés.

La determinación de VRs representa una herramienta poderosa para diferenciar, en primera instancia, las estrellas pertenecientes a la NmM de aquéllas que forman parte de nuestra Galaxia. Esto es así simplemente porque se supone que las VRs de los objetos de la NmM se encuentran típicamente entre 50 y 250 km s⁻¹ (Harris & Zaritsky 2006). Además, como veremos en este capítulo, las VRs permiten evaluar la pertenencia o no de las estrellas a los respectivos cúmulos, ya que se espera que la dispersión de VRs de las estrellas de un cúmulo debe ser pequeña en comparación con la de las estrellas de los campos estelares circundantes. Por otra parte, si se dispone de las VRs de muchos cúmulos en distintas regiones de una galaxia, es posible realizar un análisis cinemático de la misma.

Además de estas importantes motivaciones para la medición de VRs, las mismas son necesarias para la medición de los AEs, debido a que el programa utilizado para dicha determinación (ver sección 2.3) requiere su conocimiento para realizar la corrección Doppler y derivar así el centro de las líneas.

En este capítulo se determinarán también las metalicidades medias de los cúmulos

de la muestra y se realizará una comparación de las mismas con valores determinados previamente por otros autores.

4.2. Medición de velocidades radiales

Para medir las VRs de las estrellas de programa, realizamos correlaciones cruzadas entre sus espectros y 30 espectros *template* correspondientes a estrellas gigantes rojas de CGs y cúmulos abiertos de la Vía Láctea. Para ello, se utilizó la tarea *fxcor* de IRAF (Tonry & Davis 1979). Elegimos utilizar los espectros *template* de C04 debido a que las observaciones de estos autores fueron realizadas con un telescopio y una configuración instrumental prácticamente igual que en el presente trabajo. C04 eligieron estrellas *template* con VRs publicadas y confiables. Las velocidades *template* provienen de las siguientes fuentes: 11 estrellas de NGC 2298, NGC 1904 y NGC 4590 (Geisler et al. 1995), 8 estrellas de Berkeley 20 y Berkeley 39 (Friel et al. 2002), 2 estrellas de Melotte 66 (Friel & Janes 1993), 6 estrellas de M 67 (Mathieu et al. 1986) y 3 estrellas de 47 Tuc (Mayor et al. 1983).

FXCOR utiliza además información sobre la localización del observatorio y la fecha y hora de la observación realizada (una vez que el “header” de la imagen ha sido apropiadamente modificado), para corregir las VRs derivadas a un sistema de referencia heliocéntrico. Para la VR heliocéntrica final de una estrella, se adopta el promedio de los resultados de cada correlación cruzada. Se encontró un buen acuerdo entre las VRs derivadas a partir de cada *template* con una desviación estándar típica de $\sim 6 \text{ km s}^{-1}$ para cada estrella.

Tal como fuera mostrado en trabajos previos (e.g., Irwin & Tolstoy 2002), cuando la imagen estelar es significativamente más pequeña que el ancho de la rendija, los errores de centrado de la imagen estelar en la ranura pueden conducir a serias imprecisiones en la determinación de las VRs. Con el “grism” y CCD utilizados en este trabajo, un corrimiento de un píxel puede introducir un error en la VR medida de $\approx 30 \text{ km s}^{-1}$. Con el objetivo de corregir por este efecto, medimos el corrimiento Δx entre el centroide de cada estrella y el centro de la correspondiente rendija, mediante la inspección de la imagen conocida como *through-slit*. Esta imagen es tomada inmediatamente antes de la observación espectroscópica y consiste en una imagen de la máscara que contiene las ranuras superpuestas al campo estelar. Siguiendo luego

el procedimiento descrito por C04 y G06, se calcula la corrección de la VR de cada estrella Δv , de acuerdo a la siguiente expresión:

$$\Delta v = \Delta x \frac{dv}{dx}, \quad (4.1)$$

donde $\Delta x = x_{cen}(slit) - x_{cen}(star)$ y dv/dx es nuestra resolución espectral.

Los errores de centrado típicos no superan los 0.90 píxeles, mientras que el error típico de medición se estima en 0.15 píxeles. Dada nuestra resolución espectral de $\sim 30 \text{ km s}^{-1} \text{ px}^{-1}$, las correcciones a la VR aplicadas se encuentran en un rango de $|\Delta v|$ entre 0 y 27 km s^{-1} y el error típico introducido en la VR resulta ser de $\pm 4.5 \text{ km s}^{-1}$. Este error, sumado en cuadratura con el error resultante de la correlación cruzada, conduce a un error total de 7.5 km s^{-1} , valor finalmente adoptado como el error típico de la VR (aleatorio + sistemático) de una estrella individual.

4.3. Medición de anchos equivalentes

Para medir los AEs hemos utilizado el programa escrito en FORTRAN por C04. Las bases de dicho programa han sido descritas en la sección 2.3. Tal como se explicara en esa sección y siguiendo el procedimiento llevado a cabo por otros autores, definimos una ventana en cada línea del CaT y dos ventanas del continuo a ambos lados de cada línea. En este trabajo adoptamos las ventanas de líneas y del continuo de Armandroff & Zinn (1988), las cuales pueden verse en la Tabla 2.2. Debido a que las tres líneas del CaT son claramente visibles en todos los espectros del presente trabajo, decidimos no descartar ninguna de ellas y elegir la ecuación (2.3) para combinar el AE de las tres líneas.

El programa utilizado para la medición de los AEs permite el ajuste de una función Gaussiana, de una Lorentziana o de la suma de ambas (ecuación 2.15). Tal como se explicó en la sección 2.3, el ajuste de una función Gaussiana a las líneas más intensas tiende a subestimar la contribución de las alas al perfil de la línea, especialmente en el caso de metalicidades elevadas. Sin embargo, si se ajusta una función compuesta Gaussiana+Lorentziana, se mantiene la sensibilidad sobre todo el rango de meta-

licidades. Vimos, además, que para los espectros con relación S/R $< \sim 15-20$, no existe una diferencia significativa entre las mediciones utilizando ambos perfiles. En vista de ello, para los espectros con relación S/R > 20 , se utilizó la función Gaussiana+Lorentziana compuesta para ajustar el perfil de las líneas, pero para los espectros con relación S/R < 20 , se prefirió realizar un ajuste sólo Gaussiano. Luego, los ajustes Gaussianos de los espectros de baja relación S/R fueron corregidos como se describe a continuación.

Para los espectros con relación S/R > 20 calculamos ΣW usando tanto la función Gaussiana (ΣW_G) como la función compuesta Gaussiana+Lorentziana (ΣW_{GL}). En la Figura 4.1 se grafica ΣW_G en función de ΣW_{GL} y encontramos que el mejor ajuste lineal se corresponde con:

$$\Sigma W_{GL} = \frac{\Sigma W_G - 0,280}{0,848}, \quad (4.2)$$

con una dispersión de 0.23 Å.

Luego, para los espectros de baja relación S/R (< 20), medimos los AEs usando un ajuste sólo Gaussiano, calculamos ΣW_G y calculamos el correspondiente ΣW_{GL} mediante la ecuación 4.2.

Los errores en la medición de los AEs fueron estimados mediante la medición de la dispersión de los datos respecto del ajuste, obteniéndose errores típicos de $\sim 0.1-0.5$ Å, dependiendo de la línea y de la relación S/R del espectro. Para calcular los errores involucrados en el cálculo de ΣW , sumamos en cuadratura el error del AE de cada línea. En el caso de los espectros con S/R < 20 , este último error fue, además, sumado en cuadratura con la dispersión de la ecuación 4.2.

C04 derivaron también una relación lineal entre ΣW_G y ΣW_{GL} usando estrellas en cúmulos galácticos, tanto abiertos como globulares y encontraron un cambio en la pendiente en $\Sigma W_{GL} \approx 6.5$ Å. Como puede verse en la Figura 4.1, no existe evidencia de esta pendiente en nuestros datos.

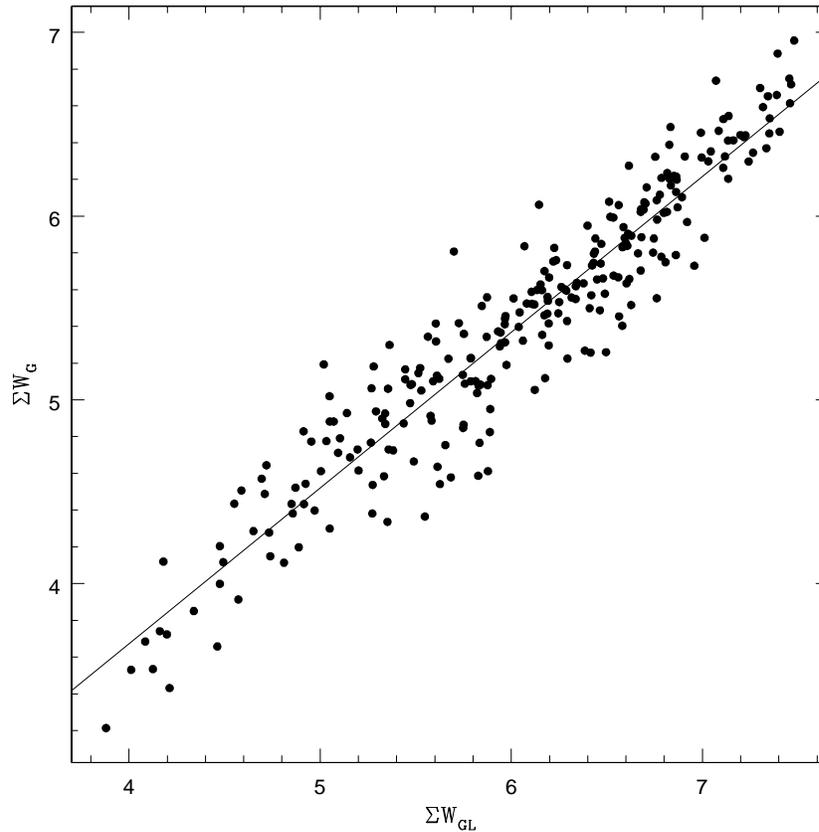


Figura 4.1: Relación entre valores de ΣW , utilizando un ajuste Gaussiano para medir los AEs (ΣW_{GL}) y utilizando la función compuesta Gaussiana+Lorentziana (ΣW_{GL}). Los puntos corresponden a los espectros con relación S/R > 20 y la línea llena muestra el ajuste lineal de los datos.

4.4. Cálculo de metalicidades

Una vez determinada la ΣW para cada espectro observado en ambos CCDs, se calculó el ancho equivalente reducido W' usando la ecuación (2.5). Elegimos utilizar el valor de β derivado por C04 debido a que, para obtenerlo, estos autores utilizaron tanto cúmulos abiertos como globulares, cubriendo un rango de edades similar al de los cúmulos del presente estudio y, además, la configuración instrumental utilizada por C04 es muy similar a la del presente trabajo. Nótese que, como ha sido discutido en detalle en G06, el uso del valor de β derivado por C04, conjuntamente con la definición del brillo de las gigantes rojas (observadas en este trabajo) relativo a

la RH del correspondiente cúmulo, no incorpora ningún efecto de edad en la calibración del CaT. Concretamente, C04 mostraron que utilizando esta metodología, los efectos de edad son minimizados, el efecto total es $\ll 0.1$ y, por lo tanto, no ha sido necesario realizar ninguna corrección de edad en los cúmulos del presente estudio.

Finalmente, es necesario elegir una calibración de W' con la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$ para determinar la metalicidad individual de cada una de las gigantes rojas del presente estudio. Si bien algunos de los cúmulos de la presente muestra son más jóvenes que 2.5×10^9 años, adoptamos la calibración de C04 - ecuación (2.8) - para derivar la metalicidad de todos los cúmulos y de los campos estelares circundantes. A pesar del rango de edades extendido de la calibración de C07, decidimos utilizar la calibración de C04 por tres razones. En primer lugar, la calibración de C07 usa la magnitud absoluta de una estrella (en lugar del brillo relativo al de la RH, como se adoptó en este trabajo) requiriendo, por lo tanto, disponer de calibraciones fotométricas precisas y conocer la distancia y el enrojecimiento de la estrella. A diferencia de la NMM, la NmM y por ende su sistema de cúmulos estelares, se encuentran ambos extendidos a lo largo de la dirección de la visual (ver, e.g., Crowl et al. 2001; Glatt et al 2008b). Esto dificulta la determinación de la distancia a un cúmulo o campo individual, introduciendo, por lo tanto, una fuente adicional de error en el cálculo de la metalicidad. En segundo lugar, al usar $(V - V_{HB})$ en lugar de la magnitud absoluta, se remueve la necesidad de realizar suposición alguna sobre el enrojecimiento interestelar. Finalmente, C07, a partir de sus datos, confirmaron que la influencia de la edad es pequeña, incluso para edades $< 10^9$ años. Basados en este resultado, confiamos en que la calibración de C04 puede ser correctamente extendida a cúmulos más jóvenes.

Battaglia et al. (2007) mostraron, además, que los valores de la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$ derivados a partir del CaT están de acuerdo con aquéllos obtenidos a partir de espectroscopía de alta resolución y con los análisis detallados de modelos de atmósferas, dentro de 0.1-0.2 en el rango $-2.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.5$. Estos análisis se basan en datos de FLAMES (espectrógrafo multi-objeto de resolución alta e intermedia) para una importante muestra de estrellas de las galaxias esferoidales enanas Sculptor y Fornax. Es bien conocido el hecho de que estas estrellas exhiben razones $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ diferentes de aquéllas de los CGs galácticos usados como calibradores (e.g., Shetrone et al. 2001, Geisler et al. 2007) y poseen además un rango mayor de edades. Sin embargo, la técnica del CaT provee metalicidades muy próximas a las abundancias reales de hierro, lo que refuerza nuestra confianza en esta técnica.

4.4.1. Metalicidades de los cúmulos

En esta sección nos limitaremos a describir el procedimiento seguido para determinar la metalicidad de las estrellas que han sido observadas en el CCD principal, donde fueron localizados los cúmulos. El cálculo de las metalicidades de las estrellas de los campos circundantes, observadas en el CCD secundario, se describirá en la siguiente subsección.

Como es necesario medir en cada cúmulo la magnitud de la RH o “clump”, comenzamos por determinar el radio de cada cúmulo. Conocido este parámetro, es posible hacer una primera discriminación entre las estrellas pertenecientes a los cúmulos y aquéllas que forman parte de los campos estelares circundantes. Además, si se conoce el radio de un cúmulo, es posible construir el correspondiente diagrama CM en el cual la contaminación por estrellas del campo se verá ciertamente reducida. Una de las maneras más confiables de evaluar el radio de un cúmulo es a partir de los *perfiles radiales de densidad estelar*. Estos perfiles fueron construidos siguiendo el procedimiento descrito por Piatti et al. (2007c). De acuerdo a este método, comenzamos por determinar, para cada cúmulo, su centro geométrico a partir de la construcción de histogramas proyectados en las direcciones X e Y, usando las coordenadas aportadas por la fotometría de apertura. Una vez realizado esto, ajustamos funciones Gaussianas a estas distribuciones usando la tarea *NGAUSSFIT* de IRAF, adoptando los valores de los picos de las Gaussianas como coordenadas del centro del cúmulo. Finalmente, construimos el perfil radial del cúmulo en base a recuentos estelares realizados dentro de “cuadrados” de 50 píxeles de lado, distribuidos a lo largo de todo el campo del cúmulo. El número de estrellas por unidad de área incluidas dentro de un cierto radio puede calcularse a partir de la siguiente expresión dada por Piatti et al. (2007c):

$$\frac{n_{r+25} - n_{r-25}}{(m_{r+25} - m_{r-25})50^2}, \quad (4.3)$$

en la cual n_r y m_r representan el número de estrellas y de “cuadrados” dentro de un círculo de radio r , respectivamente. Adoptamos como radio del cúmulo el valor de r en el cual el gradiente en el perfil de densidad se vuelve significativamente plano. Los paneles superiores-izquierdos de las Figuras 4.2 - 4.16 ilustran los perfiles radiales de los cúmulos de la presente muestra. El eje X representa la distancia radial y el eje Y el número de estrellas (N) por unidad de área. La línea vertical sobre el perfil permite

visualizar el radio adoptado para el cúmulo. Este valor será usado para el análisis. Nótese que el radio adoptado puede diferir de la definición usual según la cual este parámetro representa la distancia desde el centro geométrico al punto donde el perfil radial de densidad estelar intersecta el nivel de fondo (Piatti et al. 2007c). Como se aprecia en las figuras, en algunos casos, el radio real del cúmulo puede extenderse algo más allá del radio adoptado. En el presente estudio decidimos utilizar para el análisis un valor conservativo del radio con el propósito de maximizar la probabilidad de pertenencia de las estrellas a cada cúmulo respectivo. En los paneles superiores-derechos de las Figuras 4.2 - 4.16 se han graficado las posiciones (X,Y) de todas las estrellas detectadas por la fotometría de apertura dentro y alrededor de los cúmulos estudiados. Las estrellas observadas espectroscópicamente están representadas por círculos llenos grandes y los radios adoptados se identifican con un círculo grande en las figuras. Si bien el significado de los colores será explicado más adelante, por el momento es importante notar que se considera que las estrellas graficadas en azul no pertenecen a los cúmulos. Esto es así simplemente porque estas estrellas yacen fuera de los radios adoptados. Aún así fueron observadas para examinar la población estelar del campo de la NmM.

Luego de definir los radios, contruimos los diagramas CM para cada cúmulo utilizando la fotometría de apertura derivada de las *pre-imágenes* en las bandas V e I . En adelante, denotaremos nuestra fotometría con letras minúsculas para destacar que se trata de valores instrumentales aún no reducidos al sistema estándar. Confiamos en poder utilizar los valores instrumentales debido a que se espera que el término de color $V - I$ sea pequeño en el sistema de filtros de FORS2 (< 0.02) y, por ende, tendrá poco efecto sobre el pequeño rango de colores cubierto por las estrellas de la RGR.

Dado que todos los cúmulos de la presente muestra son demasiado jóvenes y ricos en metales como para exhibir una RH completamente formada, decidimos adoptar el usualmente denominado “red clump” (RC). El cambio estimado en v_{HB} de las poblaciones viejas a las jóvenes es del orden de 0.05 en la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Grocholski et al. 2006), valor éste más pequeño que nuestros errores de medición. La Figura 4.17 muestra los diagramas CM de los cúmulos contruimos, como ya se explicó, utilizando solamente las estrellas que yacen dentro del radio adoptado para el cúmulo. Como puede apreciarse, todos los cúmulos estudiados presentan la región del RC bien poblada. Medimos v_{HB} como la mediana de las magnitudes v de todas las estrellas dentro de una *caja* de 0.7 magnitudes en v y 0.3 magnitudes en $v - i$, centrada visualmente en

el RC. Usamos la mediana en lugar del promedio debido a que esto permite disminuir el efecto de las estrellas que se ubican en los extremos de la caja cuyas probabilidades de pertenecer al RC son ciertamente menores. Los errores en v_{HB} se tomaron como el error estándar de la mediana. En los diagramas CM mostrados en la Figura 4.17 se ha marcado con una línea horizontal el valor de v_{HB} adoptado en cada caso.

Una vez determinado el valor de v_{HB} para cada cúmulo, aplicamos la ecuación (2.8) y derivamos la metalicidad de las estrellas observadas con un error total estimado (aleatorio + sistemático) que oscila entre 0.09 y 0.35 en la razón $[Fe/H]$, con una media de 0.17.

Para realizar un mejor análisis de la posible pertenencia a los cúmulos de las estrellas observadas, examinamos el comportamiento de las VRs y las metalicidades en función de la distancia al centro en cada objeto. Los miembros físicos de cada cúmulo deben tener una dispersión de velocidades menor que el valor correspondiente a las estrellas del campo y deben a su vez poseer también una VR media diferente de la del mismo. Los paneles inferiores-izquierdos de las Figuras 4.2 - 4.16 muestran cómo varían las VRs en función de la distancia para los cúmulos estudiados en el presente estudio. Hemos adoptado que la dispersión de velocidades intrínseca dentro de un cúmulo es de 5 km s^{-1} , valor típico para los cúmulos de las NMs (Pryor & Meylan 1993). Este valor, sumado en cuadratura con 7.5 km s^{-1} adoptado para el cálculo de las VRs, conduce a una dispersión esperada de $\sim 9 \text{ km s}^{-1}$. Redondeando este valor, adoptamos finalmente $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$ para efectuar los *cortes* en VR, representados en las figuras por las líneas horizontales. Consideramos que las estrellas que yacen dentro de los límites establecidos por estos cortes constituyen miembros potenciales de los cúmulos. La línea vertical en las figuras representa el radio adoptado.

En los paneles inferiores-derechos de las Figuras 4.2 - 4.16 puede verse el comportamiento de la metalicidad en función de la distancia para todos los cúmulos de la muestra estudiada. Dado que nuestra estimación del error típico asociado a la razón $[Fe/H]$ de una estrella individual es de 0.17, hemos adoptado cortes en metalicidad de ± 0.20 (líneas horizontales). Las estrellas que se encuentran fuera de estos límites son consideradas no miembros. Nuevamente, la línea vertical en esta figura representa el radio adoptado para el cúmulo. Los símbolos azules en las Figuras 4.2 - 4.16 representan estrellas no miembros que yacen fuera de los límites establecidos por los correspondientes radios adoptados. Los símbolos celestes y verdes representan estrellas no miembros eliminadas por poseer VRs y metalicidades discrepantes,

respectivamente. Finalmente, los símbolos rojos identifican las estrellas que han superado los tres cortes y, por tal motivo, consideradas miembros de los cúmulos. Es necesario aclarar que, en unos pocos casos, los cortes en metalicidad o VR han sido incrementados muy levemente para incluir alguna estrellas con alta probabilidad de ser miembro.

En el Apéndice A presentamos información relativa a las estrellas consideradas miembros de los cúmulos. Las tres primeras columnas muestran la identificación de la estrella, la ascensión recta y la declinación, respectivamente. En las dos columnas siguientes se incluyen la VR heliocéntrica y su error asociado, en tanto que en las que siguen se presentan $v - v_{HB}$, ΣW y su error asociado y, finalmente, la metalicidad con su correspondiente error. Cada estrella ha sido nombrada con el nombre del cúmulo al cual pertenece seguido de un número que representa el número de la apertura que le correspondió a la hora de la extracción de los espectros.

La Figura 4.18 ilustra el comportamiento de ΣW vs. $v - v_{HB}$ para las estrellas miembros de los correspondientes cúmulos. Las líneas a trazos representan líneas de iso-metalicidad correspondientes a los valores $[\text{Fe}/\text{H}] = 0, -0.5, -1.0, -1.5$ y -2.0 (de arriba hacia abajo). Como puede apreciarse, los valores de ΣW presentan cierta variación lineal con $v - v_{HB}$.

Finalmente, utilizando sólo las estrellas identificadas como miembros, calculamos la metalicidad media de los cúmulos y el error estándar del promedio. Los resultados finales pueden apreciarse en la Tabla 4.1. En la misma se consignan sucesivamente: el nombre del cúmulo, el número n de estrellas reconocidas como miembros, y la metalicidad media seguida de su error. Los errores asociados a las metalicidades medias corresponden al error estándar del promedio. Derivamos la metalicidad de los cúmulos con errores medios de 0.05 sobre un promedio de 6.4 miembros por cúmulo. Esto se compara bien con los resultados obtenidos por G06 para la NMM: 0.04 para un promedio de 8 estrellas por cúmulo. Los errores asociados a las presentes determinaciones de metalicidad son significativamente más bajos que los obtenidos por DH98: 0.12 con 4 estrellas por cúmulo (6 cúmulos en total). Es importante destacar que la metalicidad determinada para el cúmulo BS 121 incluye mayor incertidumbre que en los otros objetos debido a que en este caso resultó algo más difícil localizar con convicción los cortes en metalicidad. Los miembros potenciales seleccionados por pasar los cortes en VR aparentan pertenecer a dos grupos. Las estrellas del primer grupo tienen metalicidades similares al campo en esa región ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.95$) y podrían por

ende pertenecer al campo. Por lo tanto, asumimos que el grupo de menor metalicidad incluye los miembros del cúmulo, motivo por el cual fueron utilizados para calcular la metalicidad media de BS 121. Es necesario, sin embargo, observar un mayor número de estrellas si se pretende disminuir la incertidumbre asociada a la metalicidad.

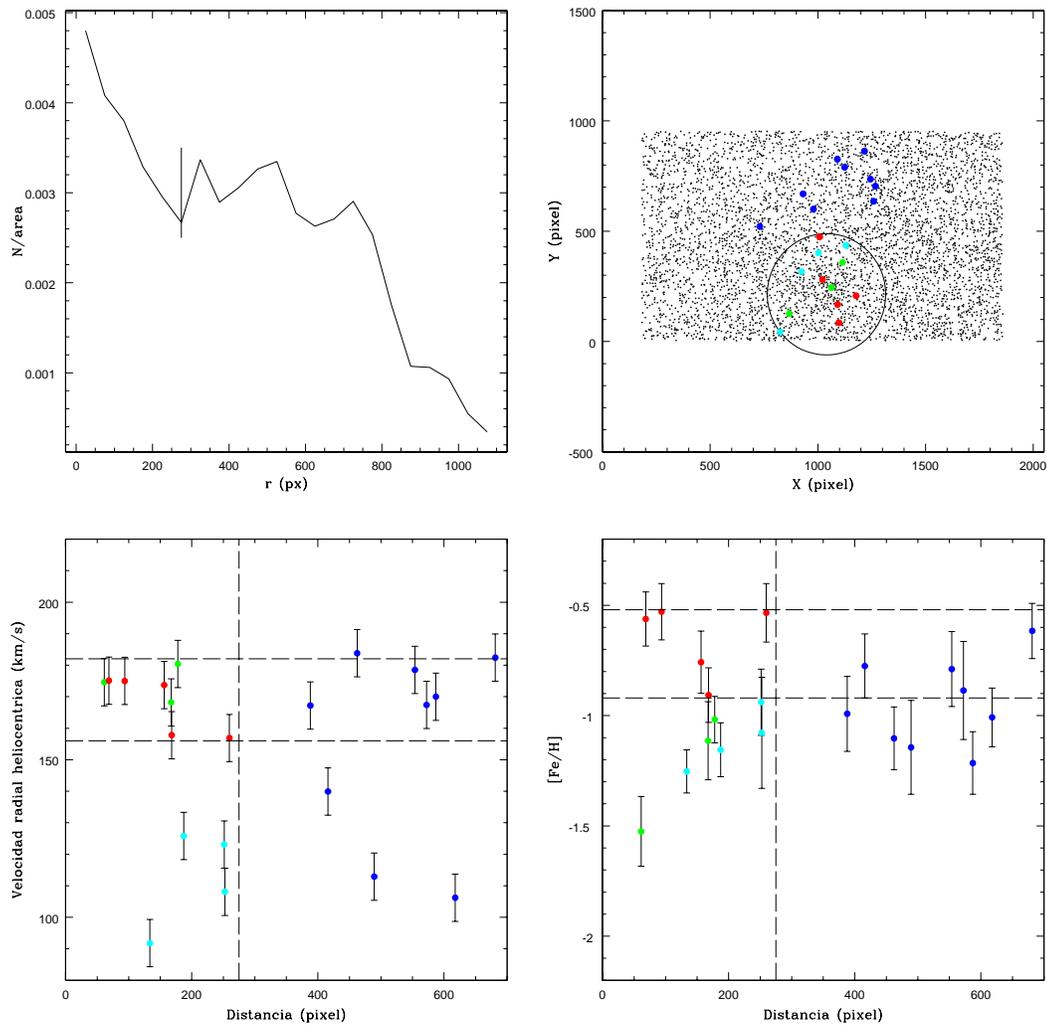


Figura 4.2: *Panel superior-izquierdo:* Perfil radial de densidad estelar en BS 121. El eje X representa la distancia al centro del cúmulo en píxeles y el eje Y la densidad estelar. El radio adoptado se identifica por la línea vertical sobre el perfil. *Panel superior-derecho:* Posiciones (X,Y) de todas las estrellas detectadas por la fotometría de apertura en BS 121. Las estrellas observadas espectroscópicamente están representadas por círculos llenos de mayor tamaño, en tanto que el radio adoptado para el cúmulo está representado por el círculo mayor. *Panel inferior-izquierdo:* VR vs. distancia desde el centro del cúmulo, para las estrellas observadas espectroscópicamente en cada objeto. Las líneas horizontales representan los cortes en VR ($\pm 10 \text{ km s}^{-1}$), en tanto que línea vertical identifica el radio adoptado. Las barras de error representan la imprecisión en la determinación de la VR de cada estrella. *Panel inferior-derecho:* Metalicidad vs. distancia al centro del cúmulo, para las estrellas observadas espectroscópicamente en cada objeto. Las líneas horizontales representan los cortes en metalicidad (± 0.20), en tanto que la línea vertical identifica el radio adoptado. Las barras de error representan la imprecisión asociada a la metalicidad en cada caso individual. El significado de los colores se explica en el texto (sección 4.4.1)

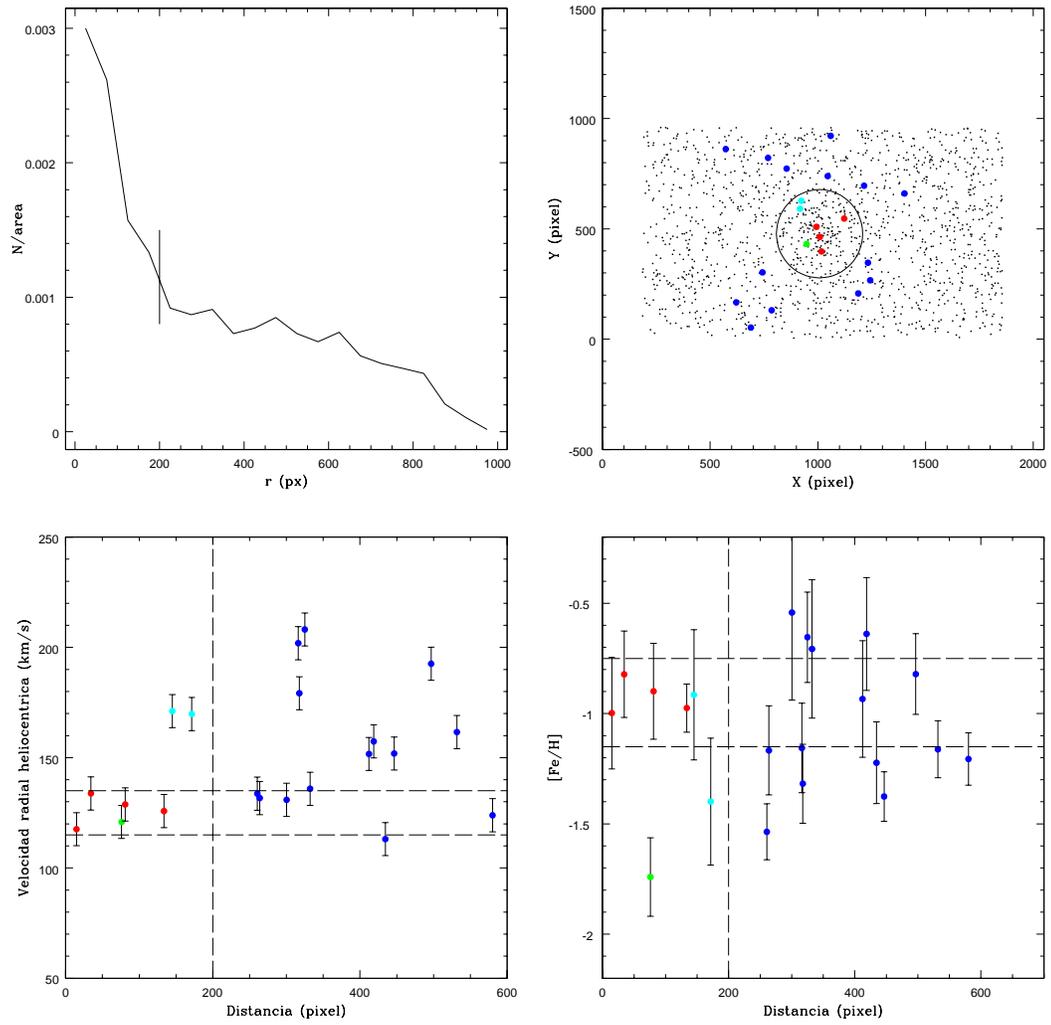


Figura 4.3: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo HW 47

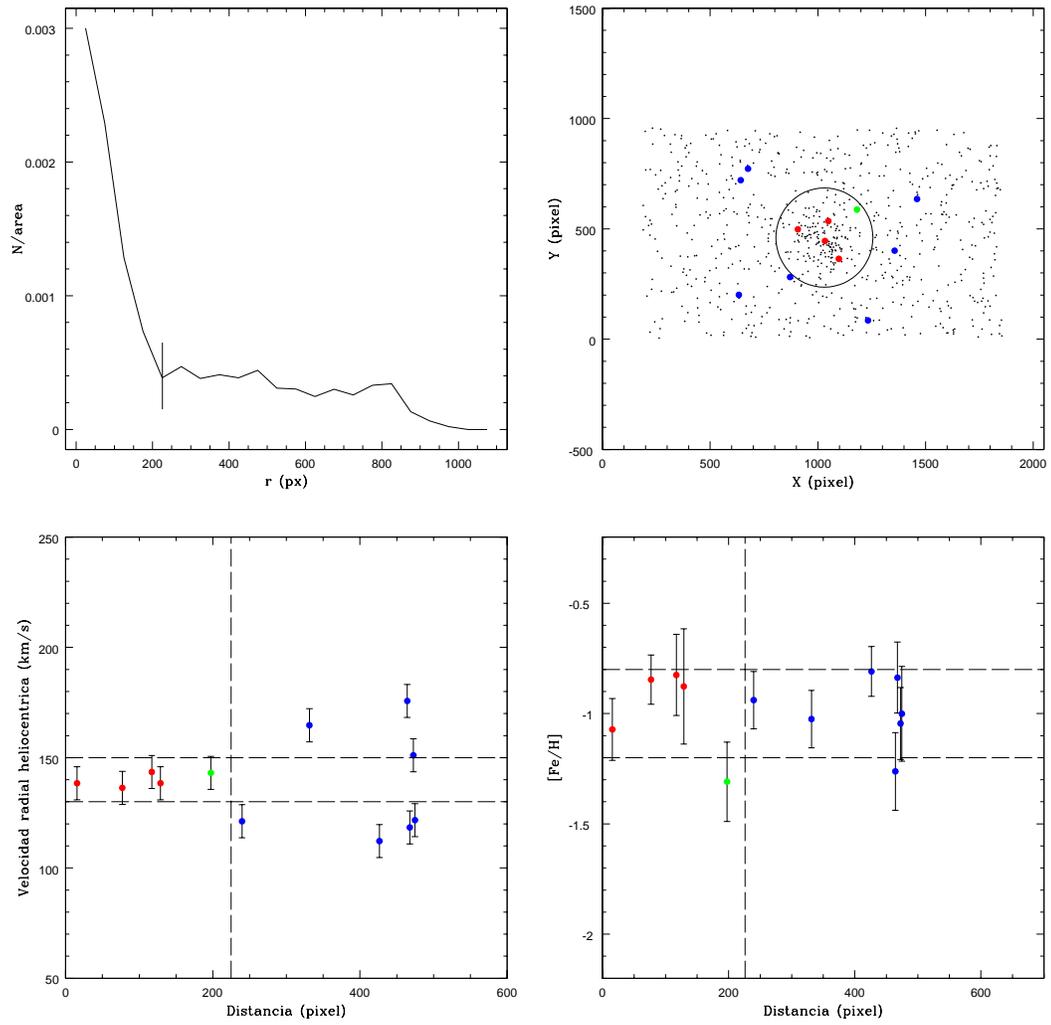


Figura 4.4: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo HW 84

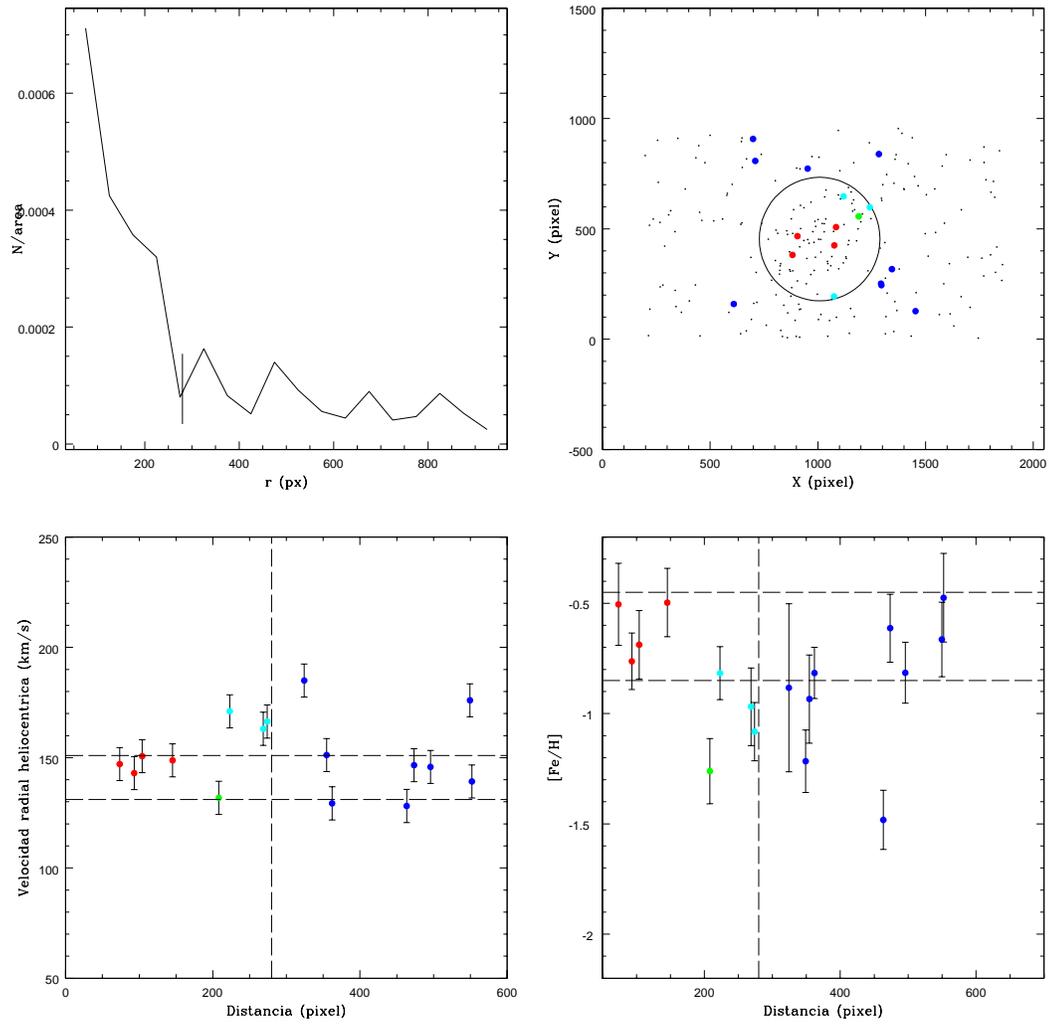


Figura 4.5: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo HW 86

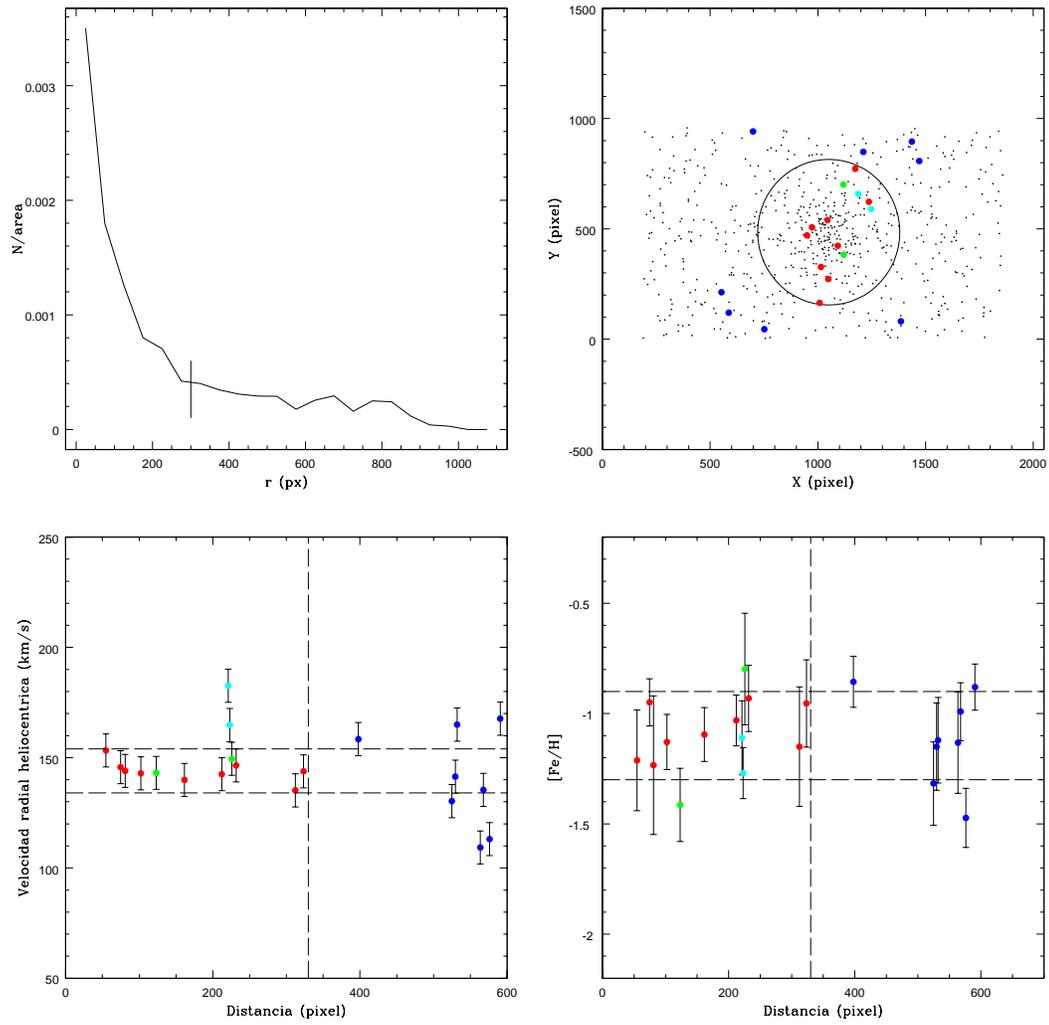


Figura 4.6: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L4

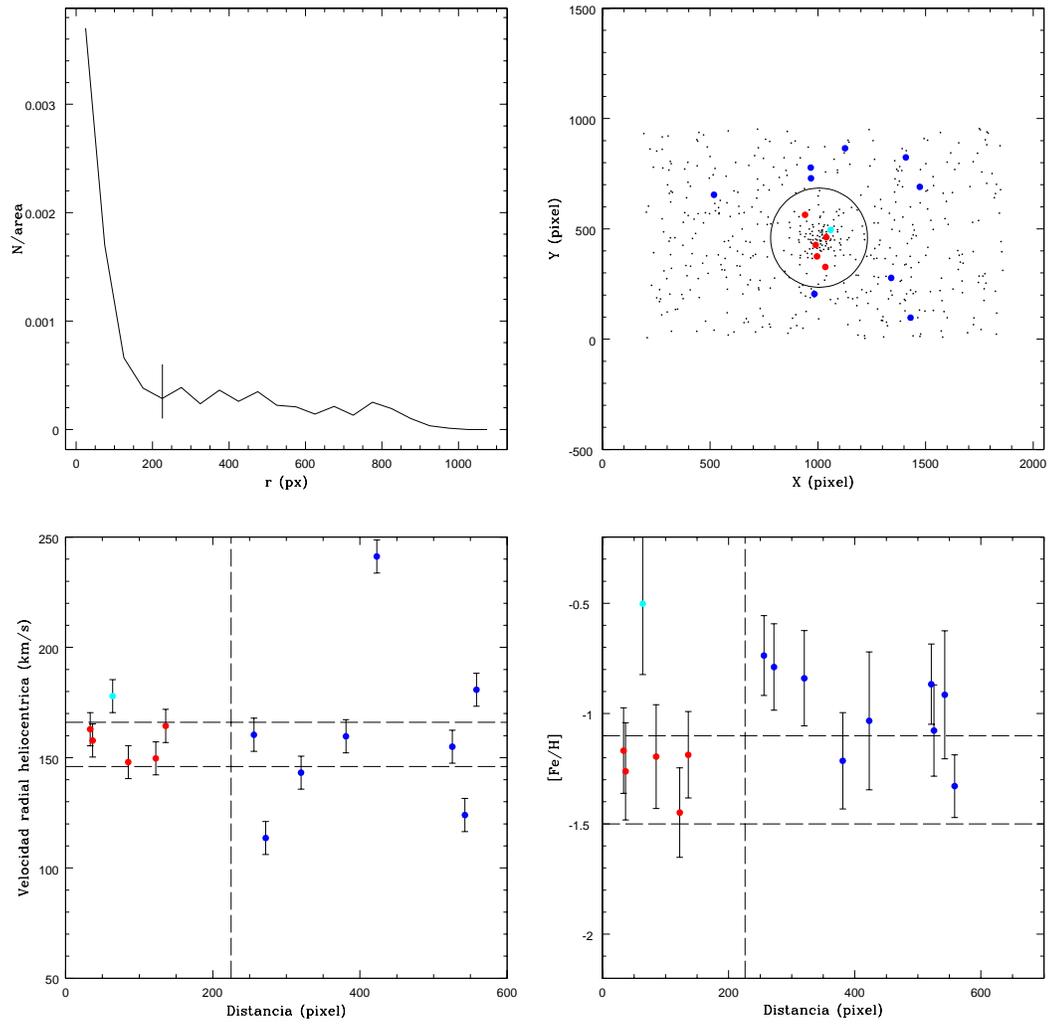


Figura 4.7: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L5

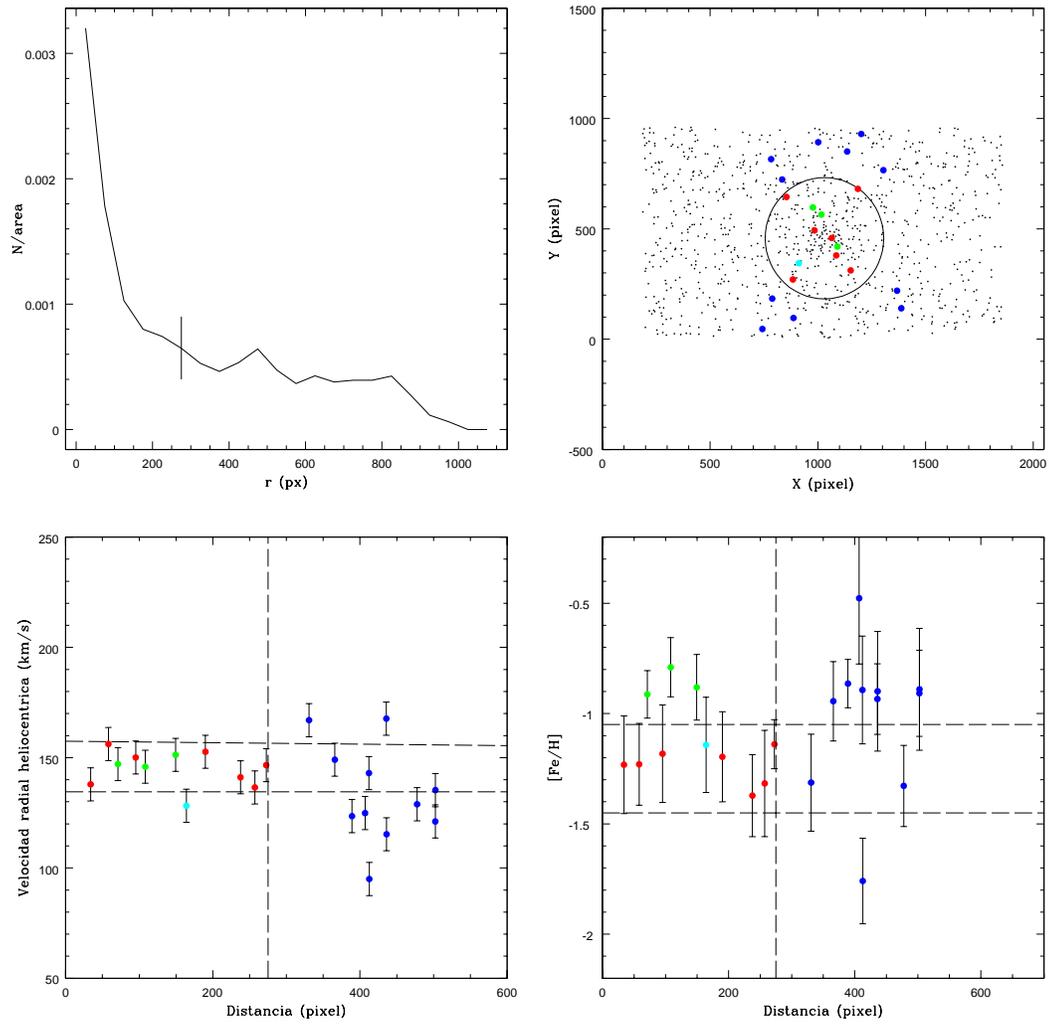


Figura 4.8: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L6

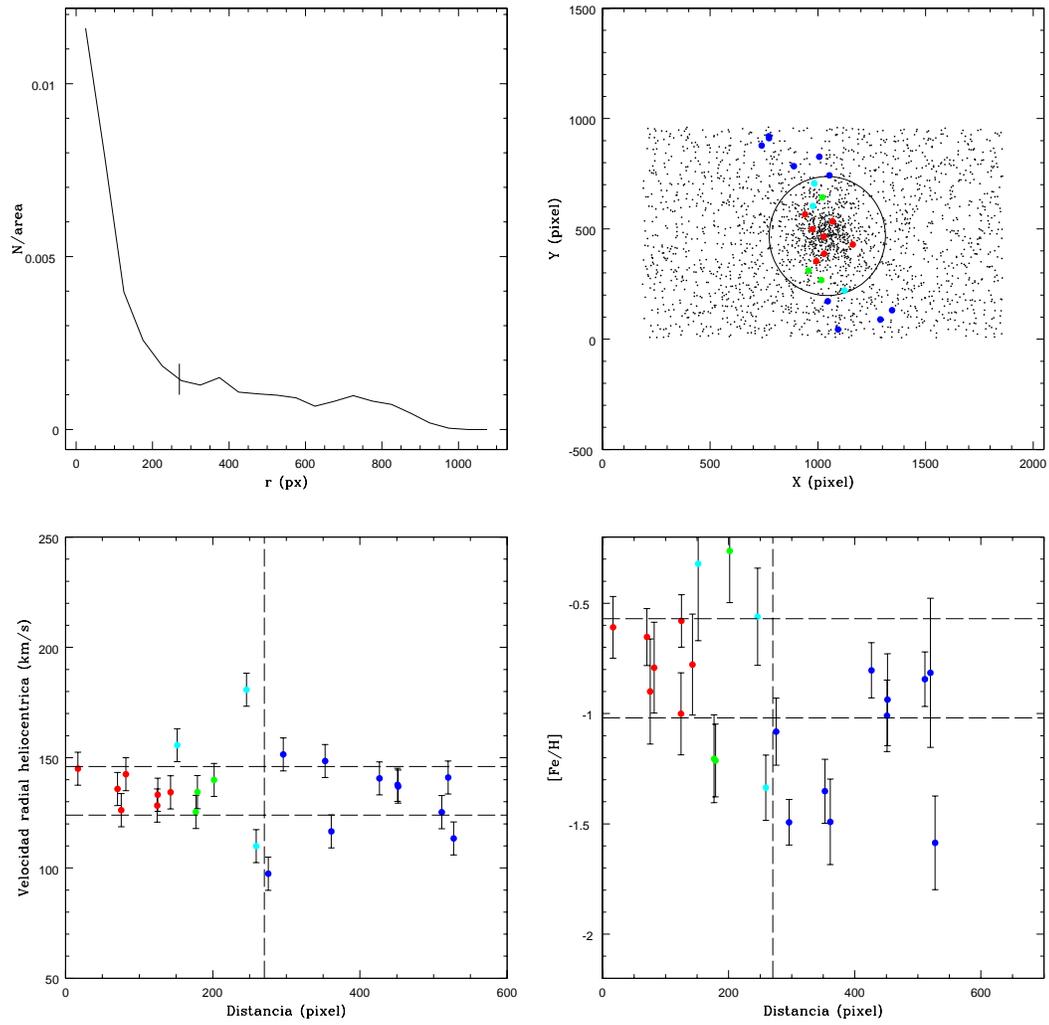


Figura 4.9: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L7

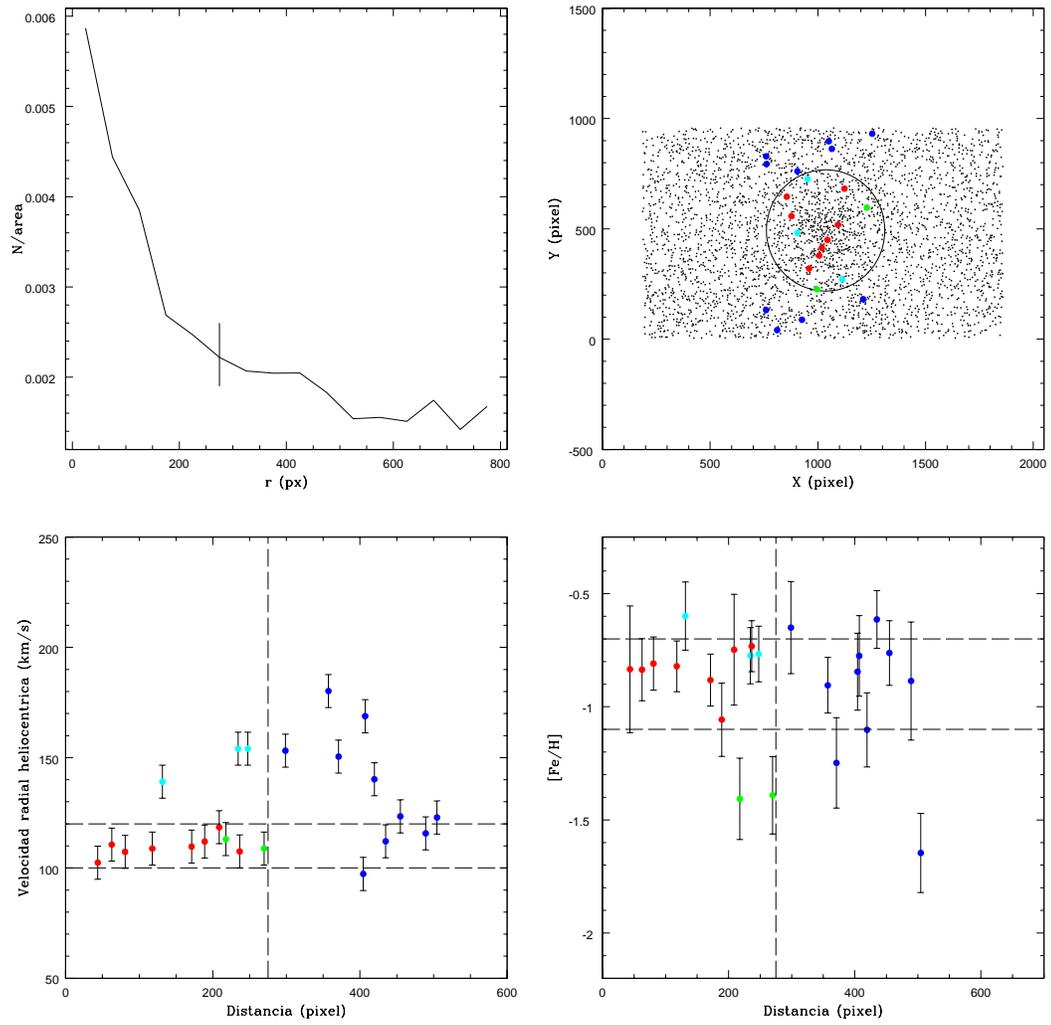


Figura 4.10: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L17

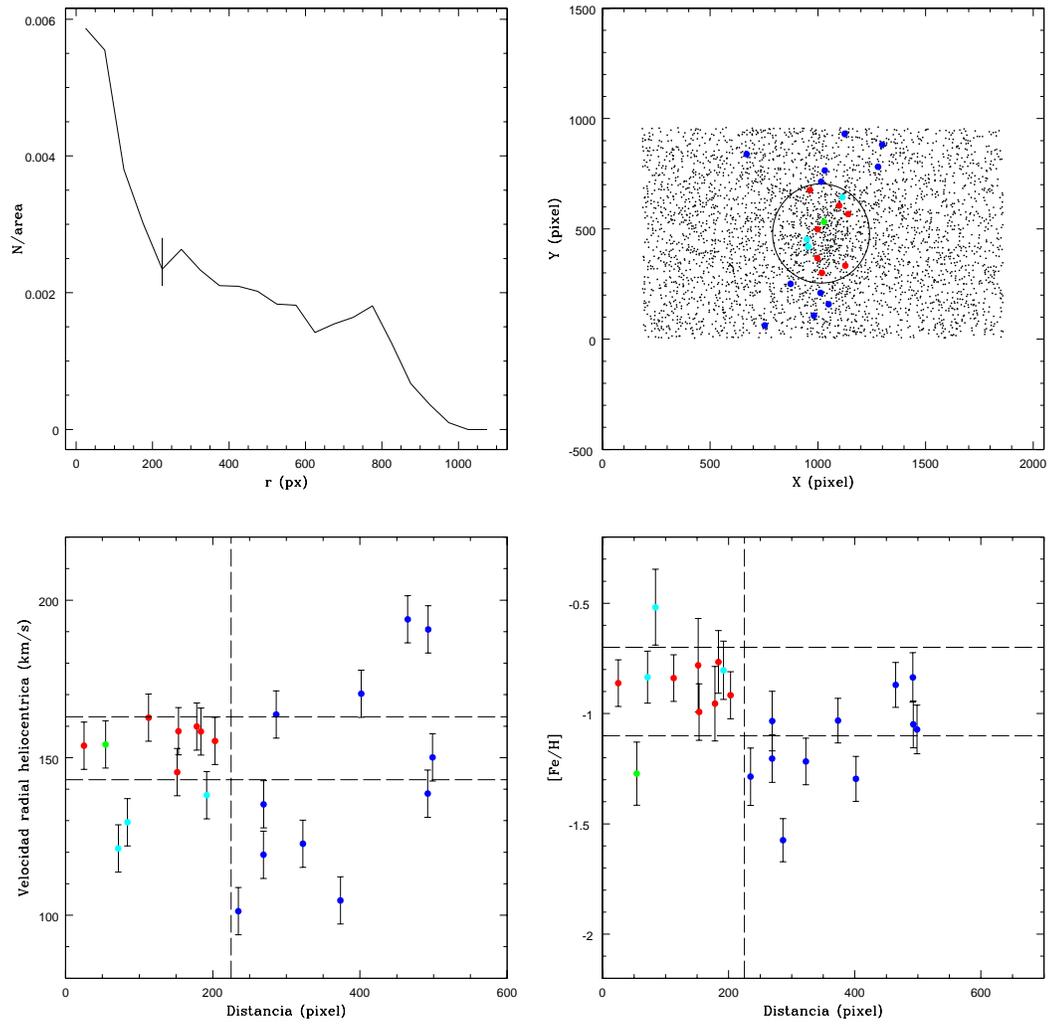


Figura 4.11: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L19

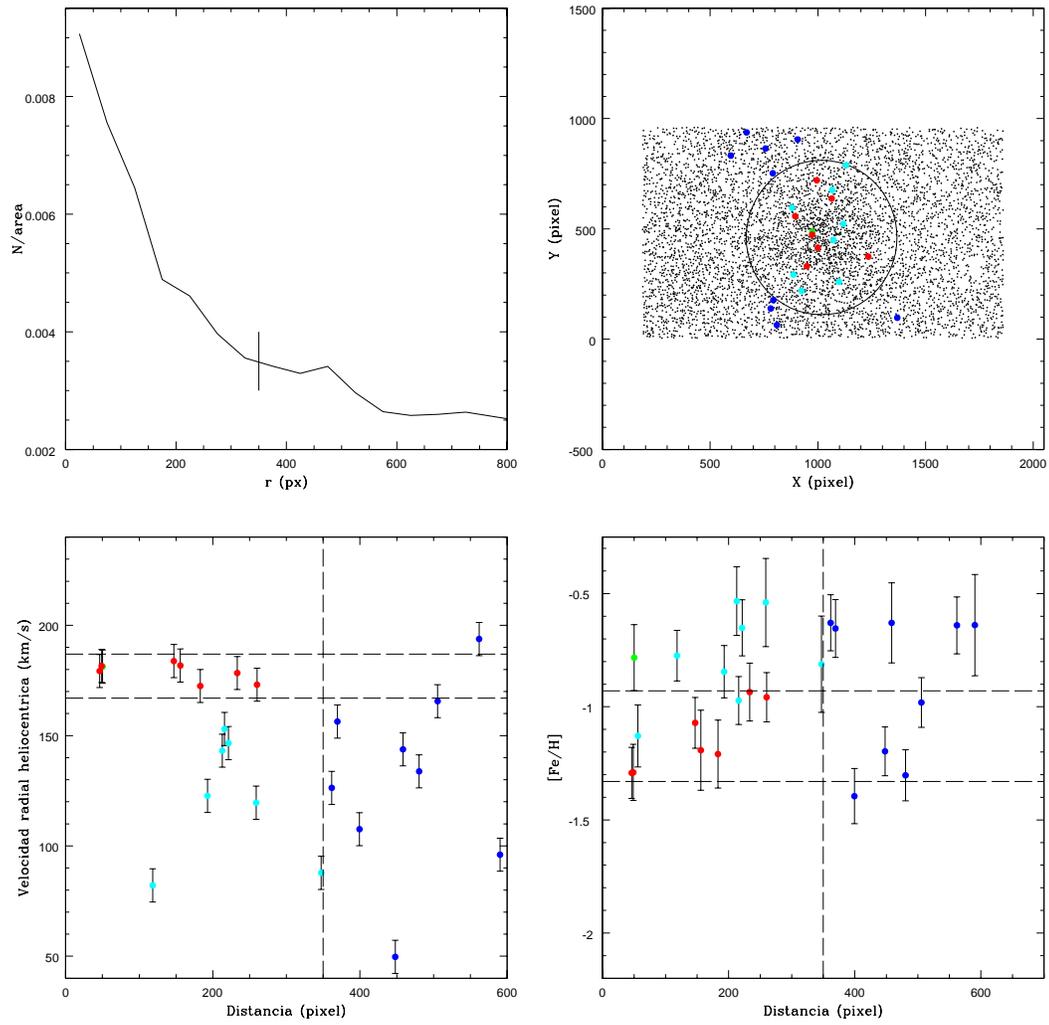


Figura 4.12: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 27

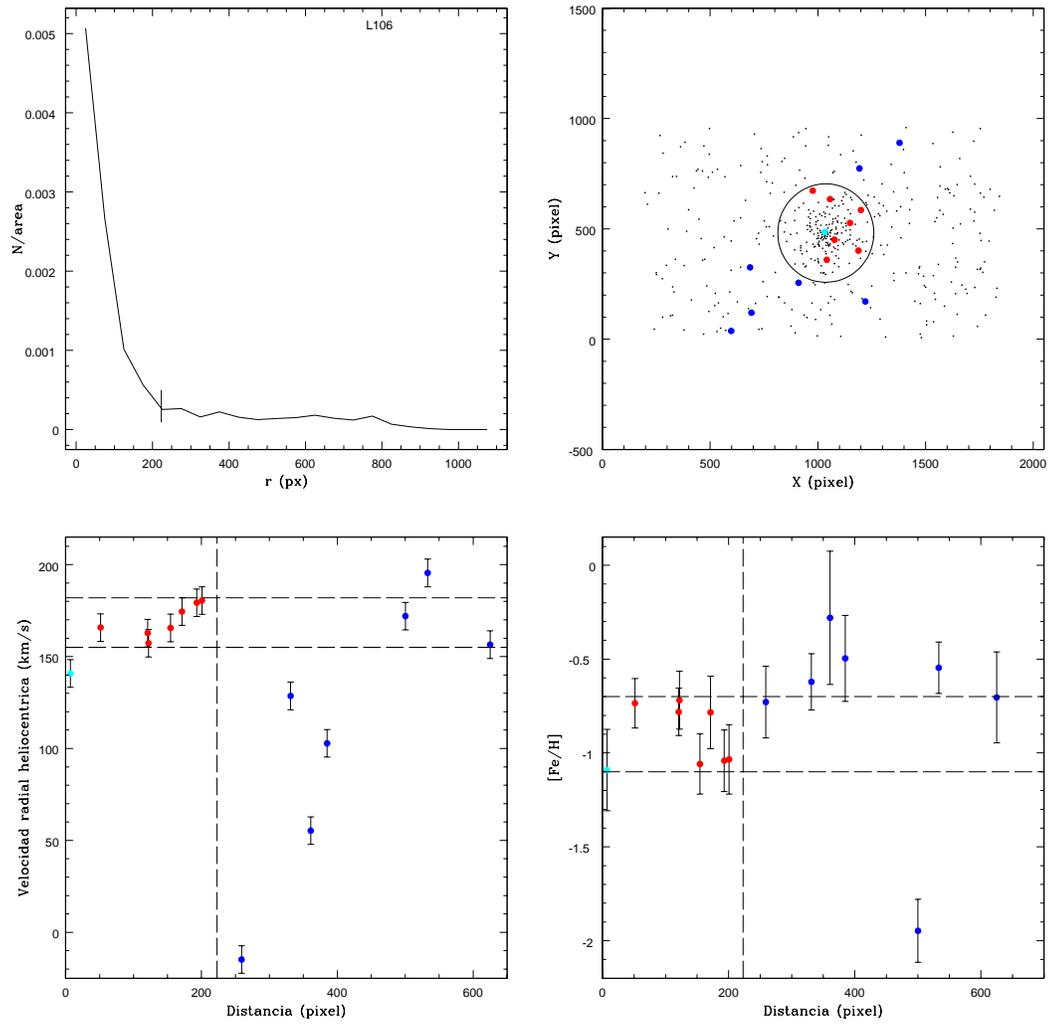


Figura 4.13: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L106

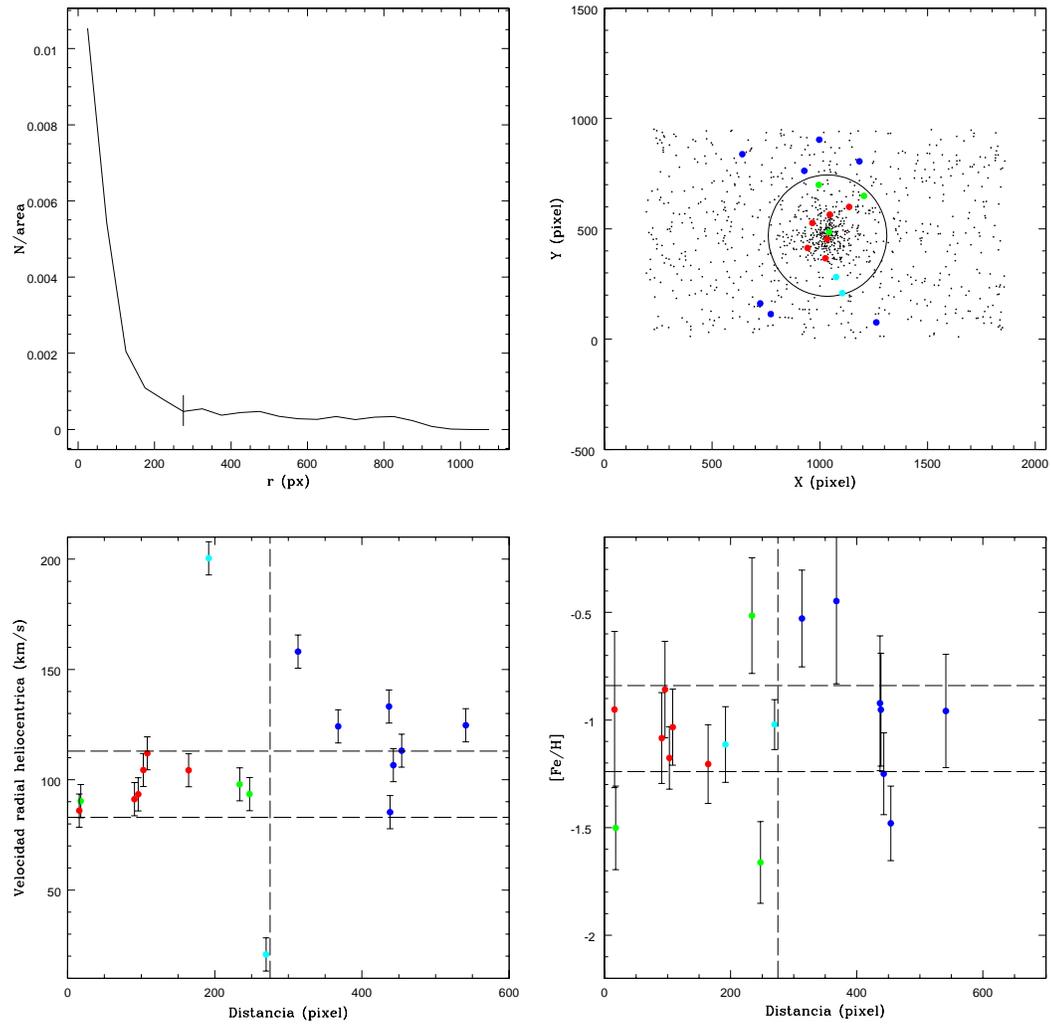


Figura 4.14: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L108

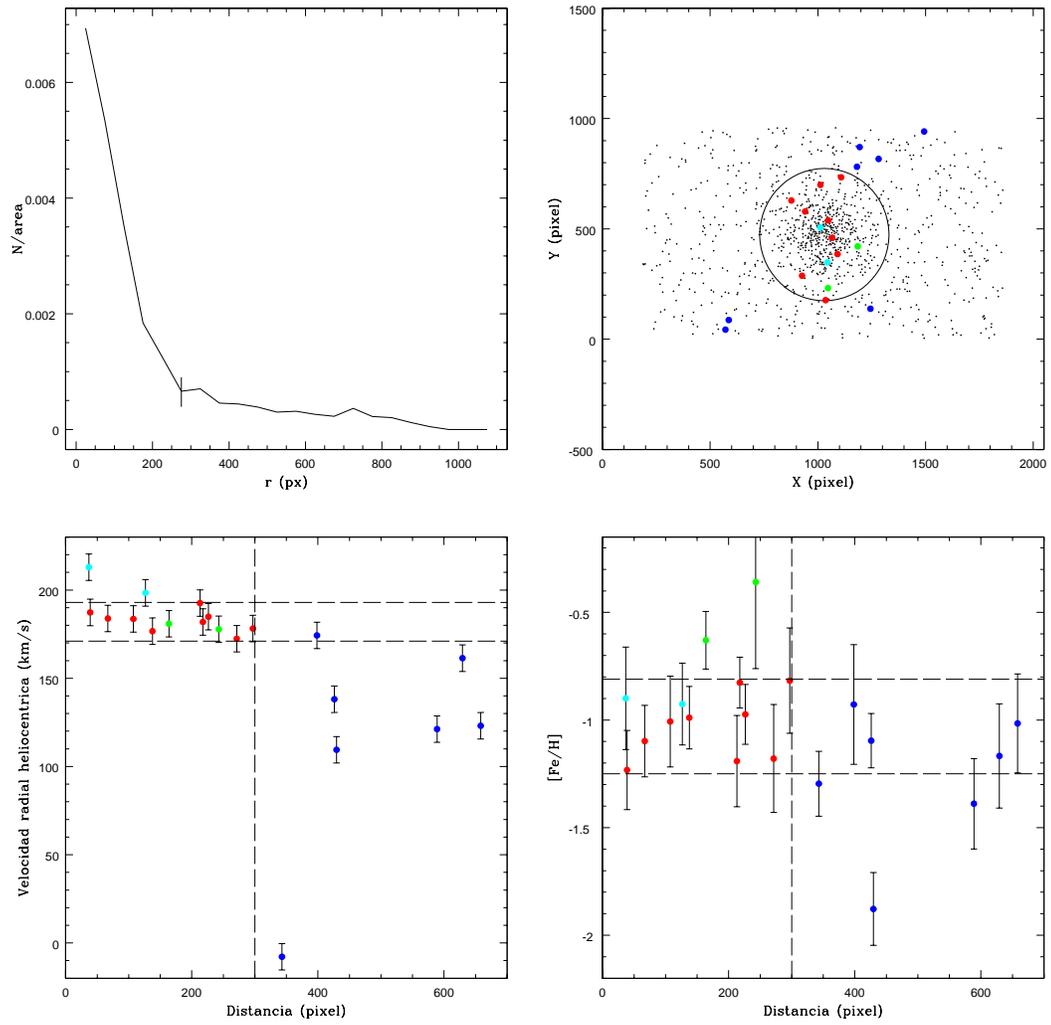


Figura 4.15: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 110

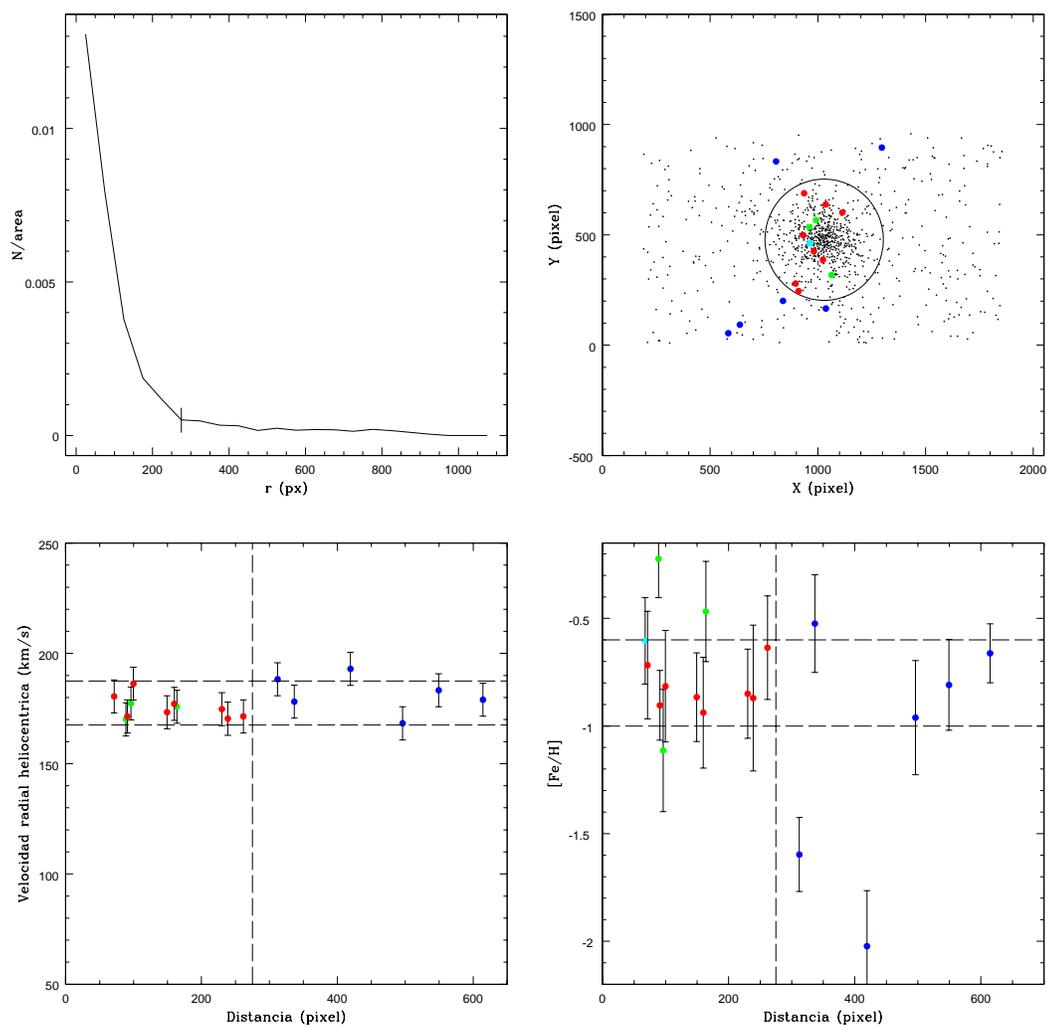


Figura 4.16: Análoga a la Figura 4.2, pero para el cúmulo L 111

Tabla 4.1: Metalicidades medias de los cúmulos de la NmM

Cúmulo	n	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$
BS 121	5	-0.66	0.07
HW 47	4	-0.92	0.04
HW 84	4	-0.91	0.05
HW 86	4	-0.61	0.06
L 4	9	-1.08	0.04
L 5	5	-1.25	0.05
L 6	7	-1.24	0.03
L 7	7	-0.76	0.06
L 17	8	-0.84	0.03
L 19	7	-0.87	0.03
L 27	7	-1.14	0.06
L 106	7	-0.88	0.06
L 108	6	-1.05	0.05
L 110	9	-1.03	0.05
L 111	8	-0.82	0.03

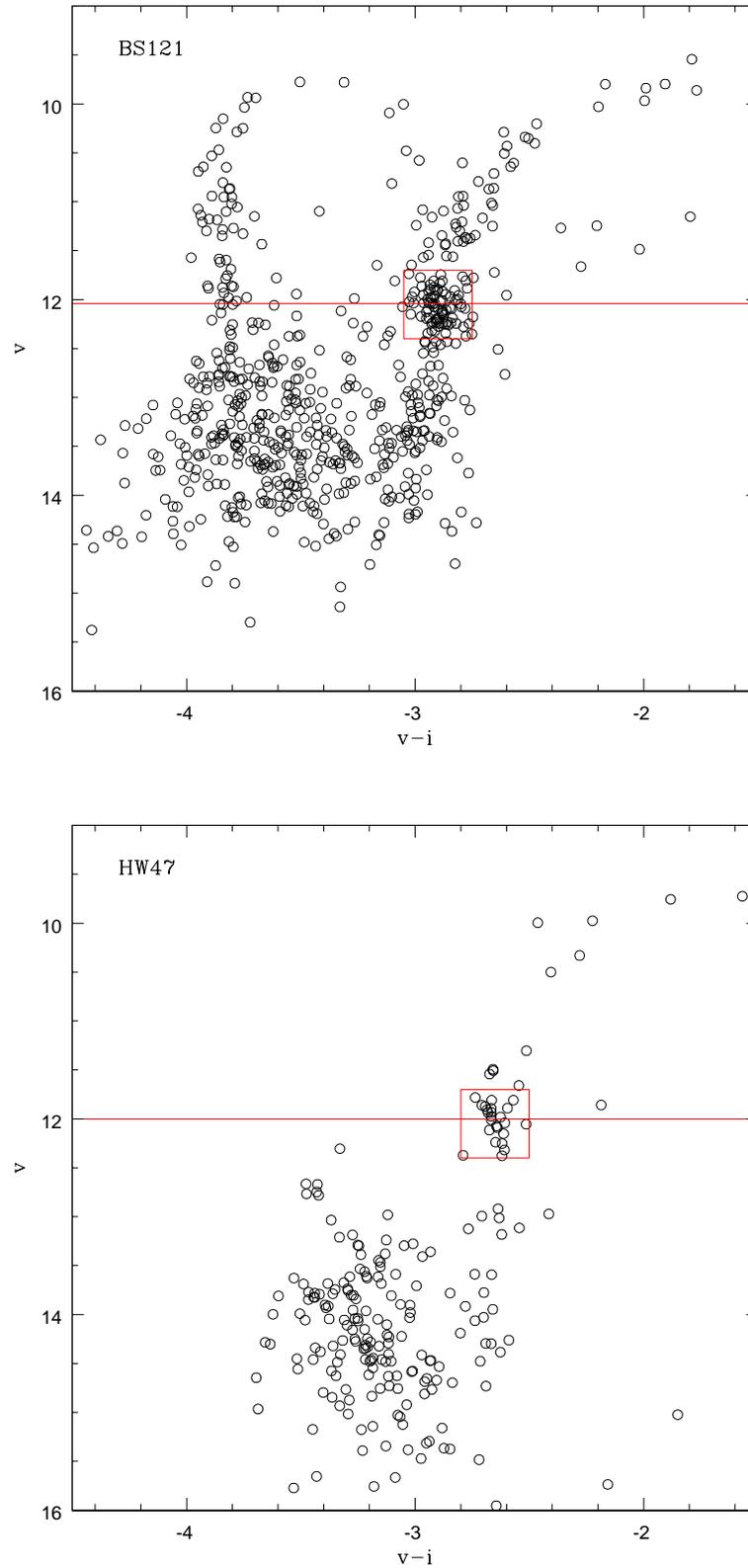


Figura 4.17: Diagrama CM instrumental de los cúmulos de la presente muestra contruidos con las estrellas que yacen dentro del correspondiente radio aparente. Los valores de v_{HB} han sido calculados como la mediana de las estrellas localizadas dentro de los cuadrados y se encuentran señalados por una línea horizontal.

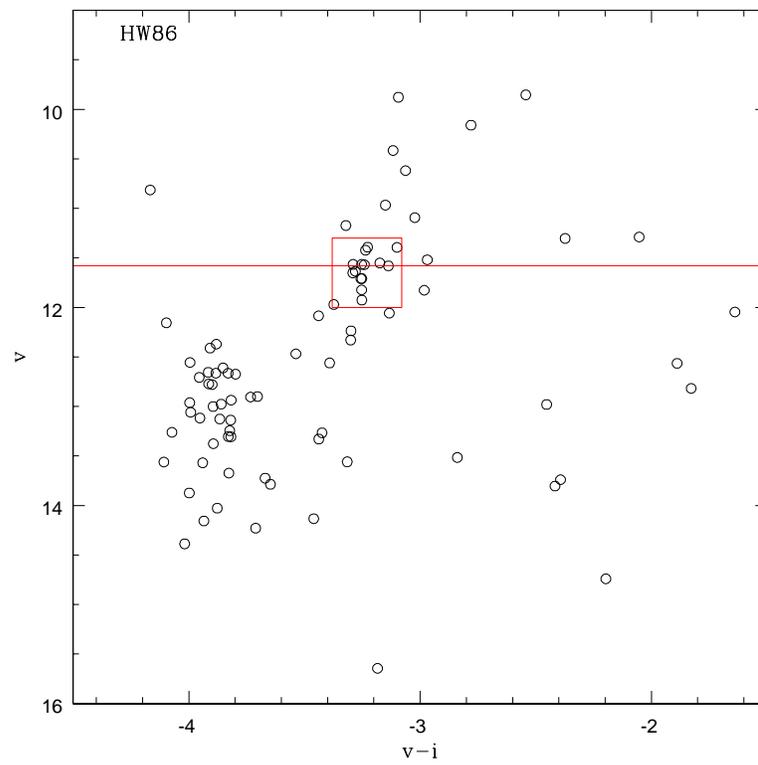
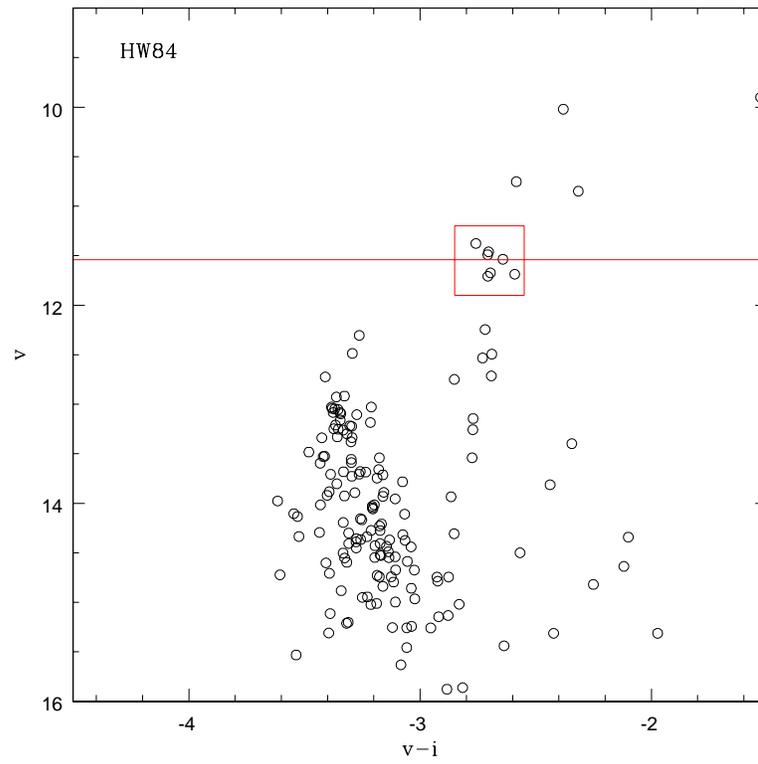


Figura 4.17: Continuación.

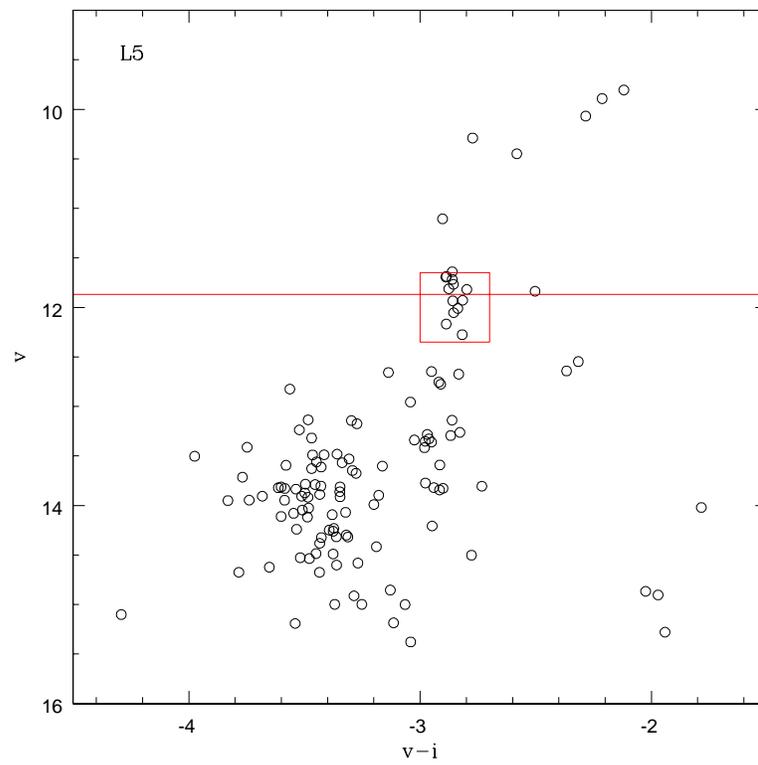
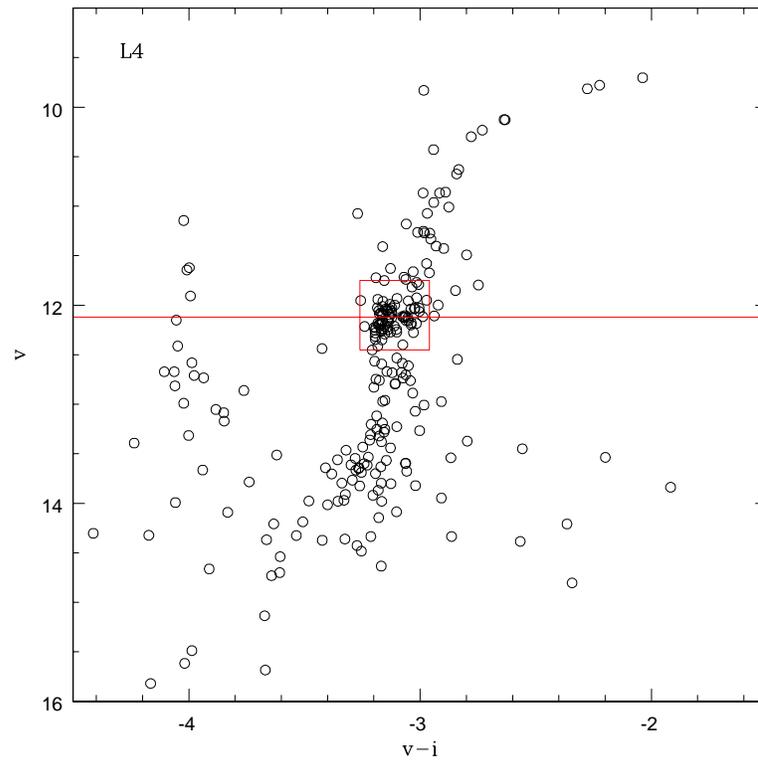


Figura 4.17: Continuación.

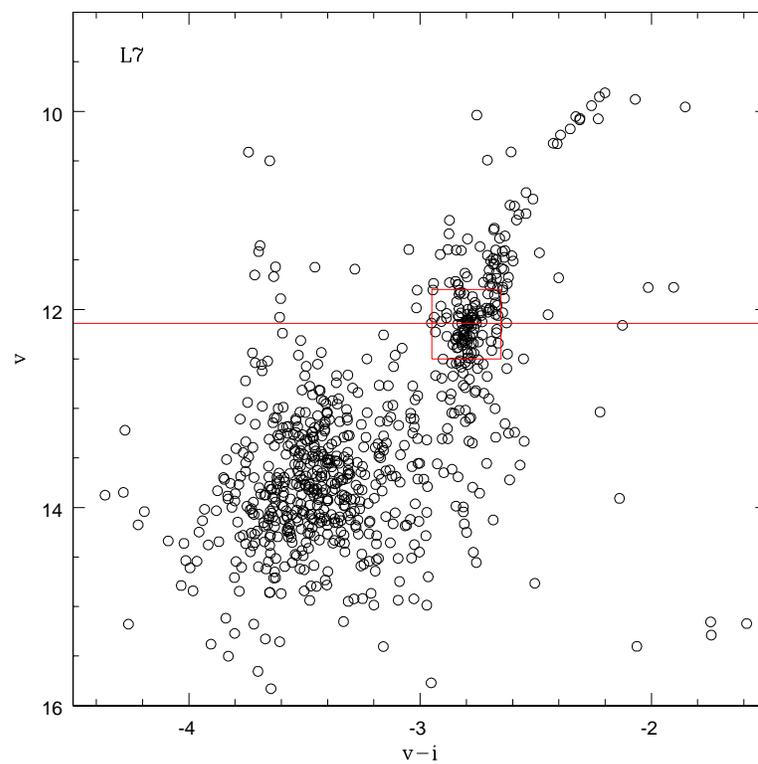
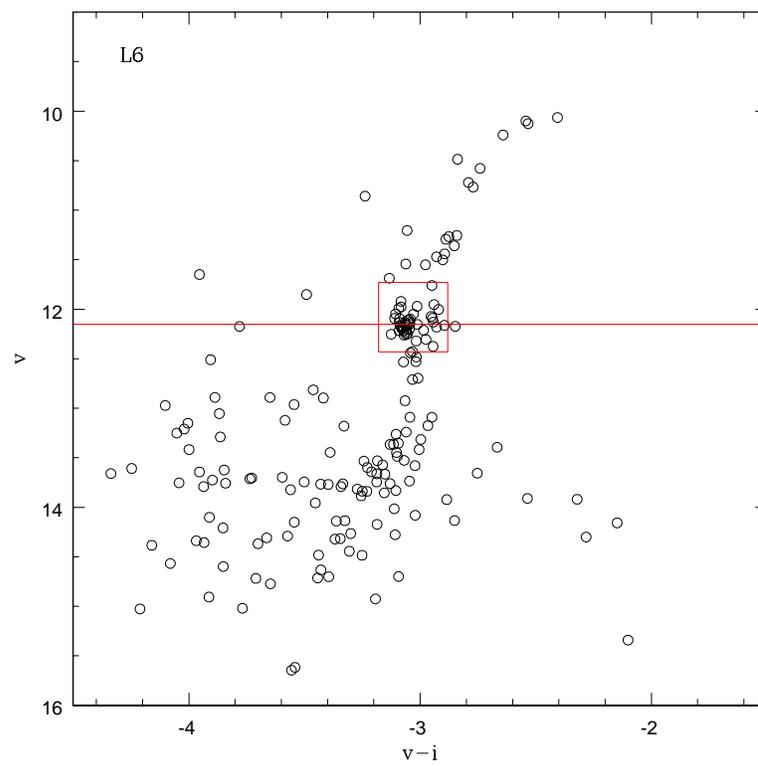


Figura 4.17: Continuación.

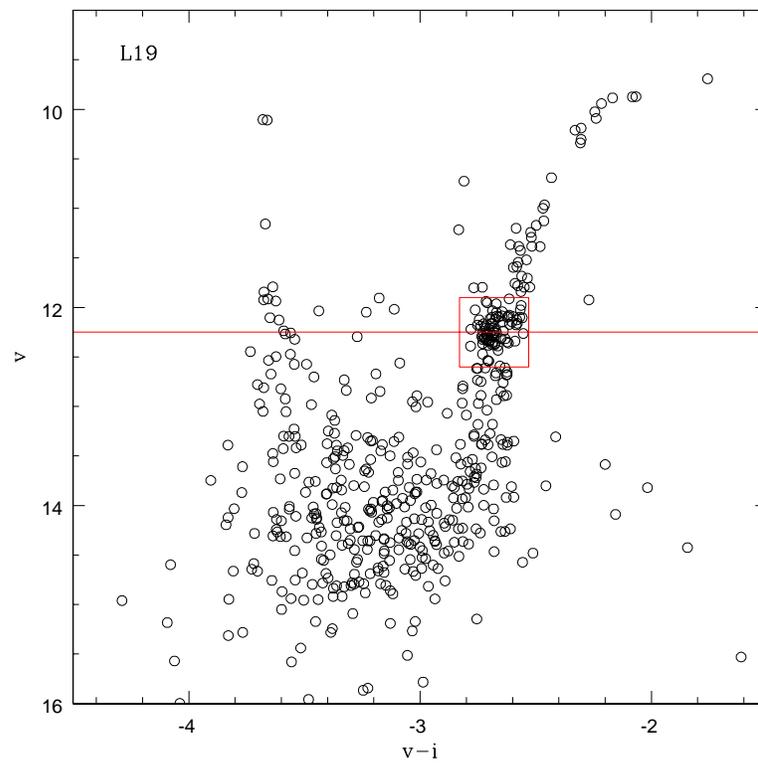
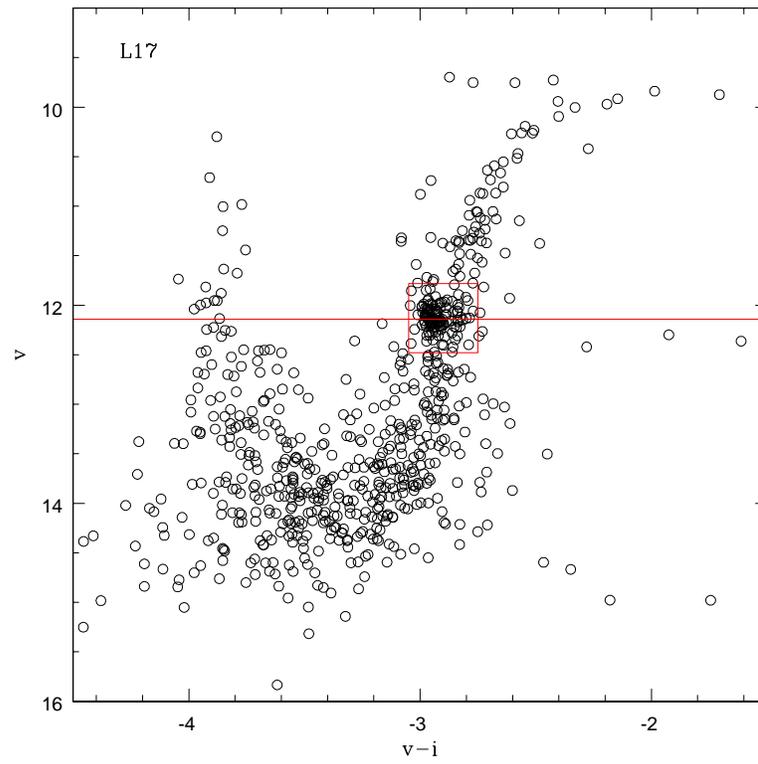


Figura 4.17: Continuación.

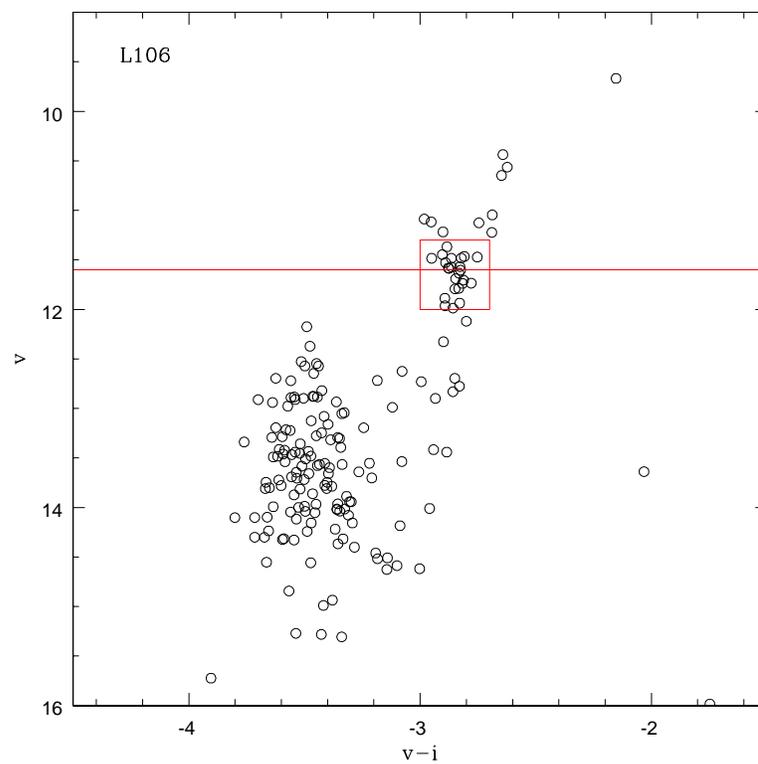
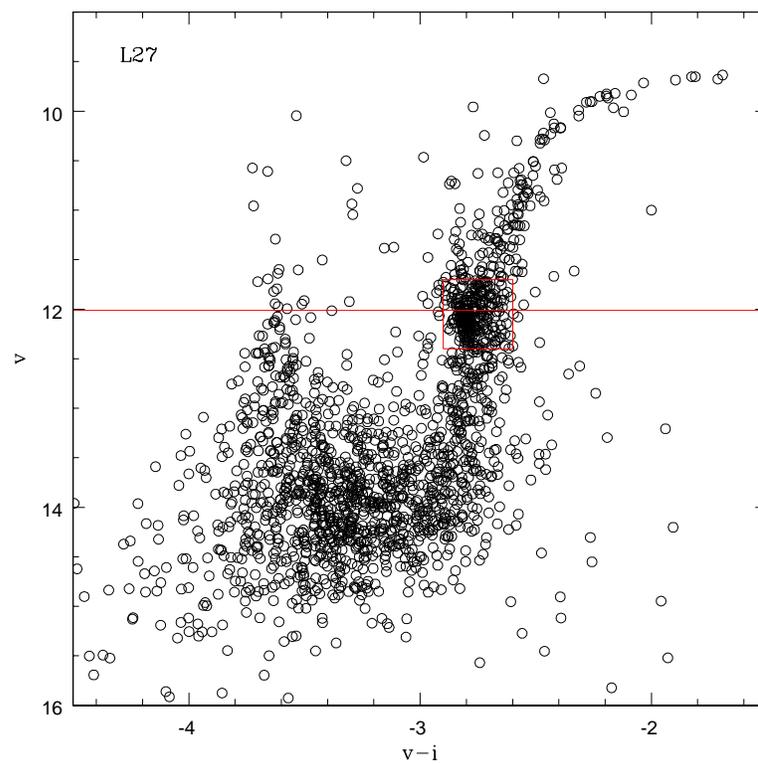


Figura 4.17: Continuación.

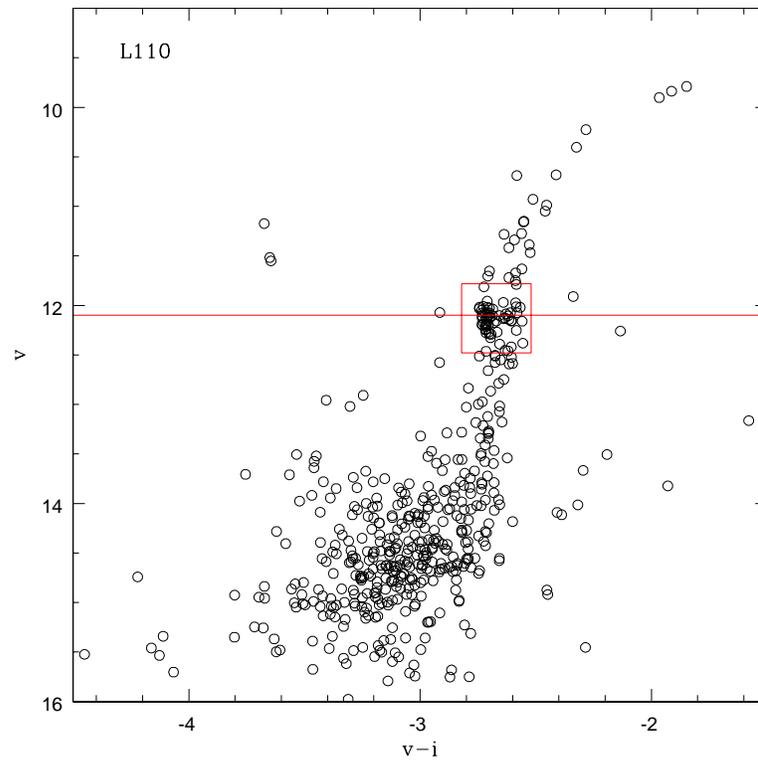
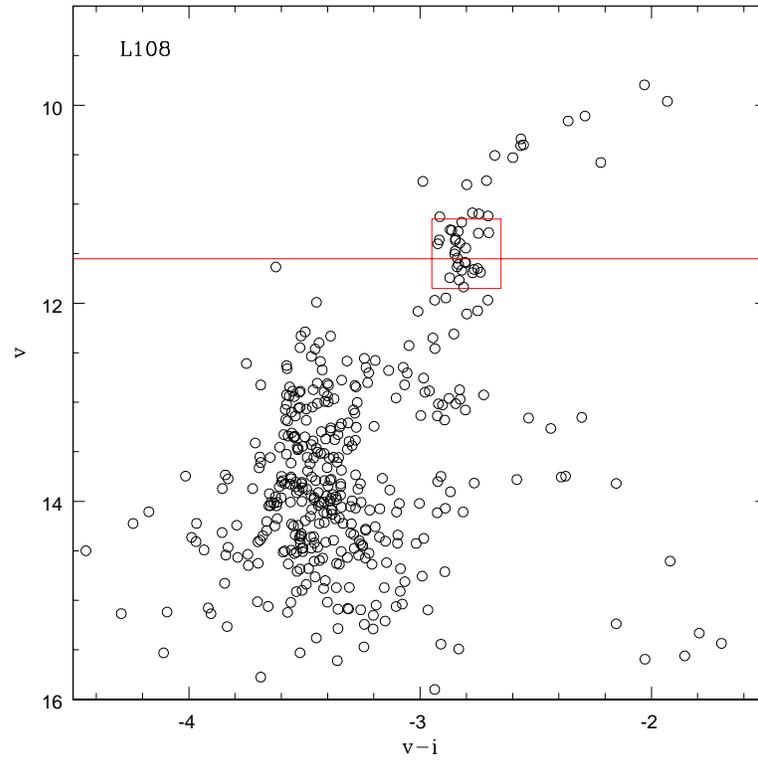


Figura 4.17: Continuación.

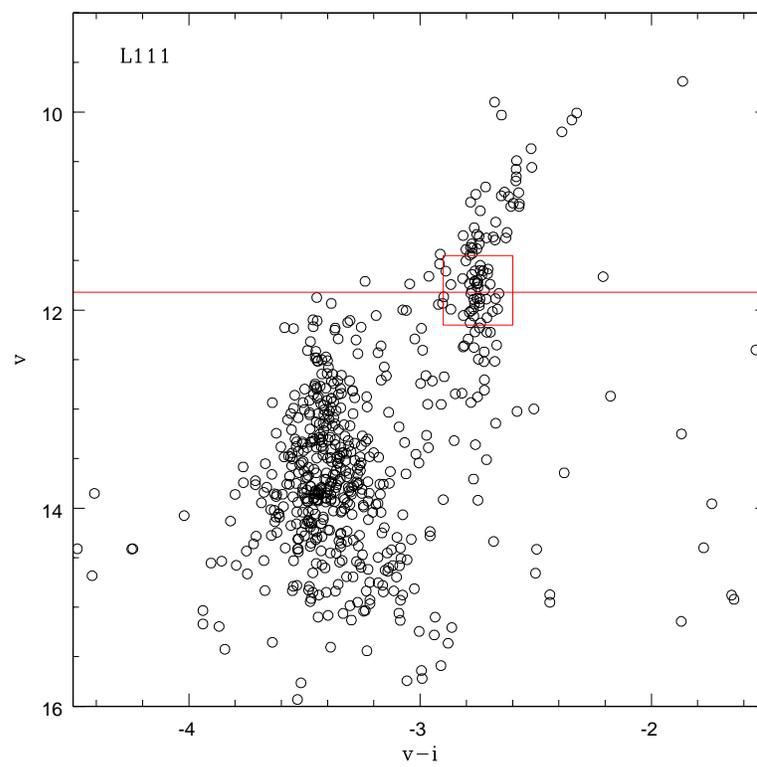


Figura 4.17: Continuación.

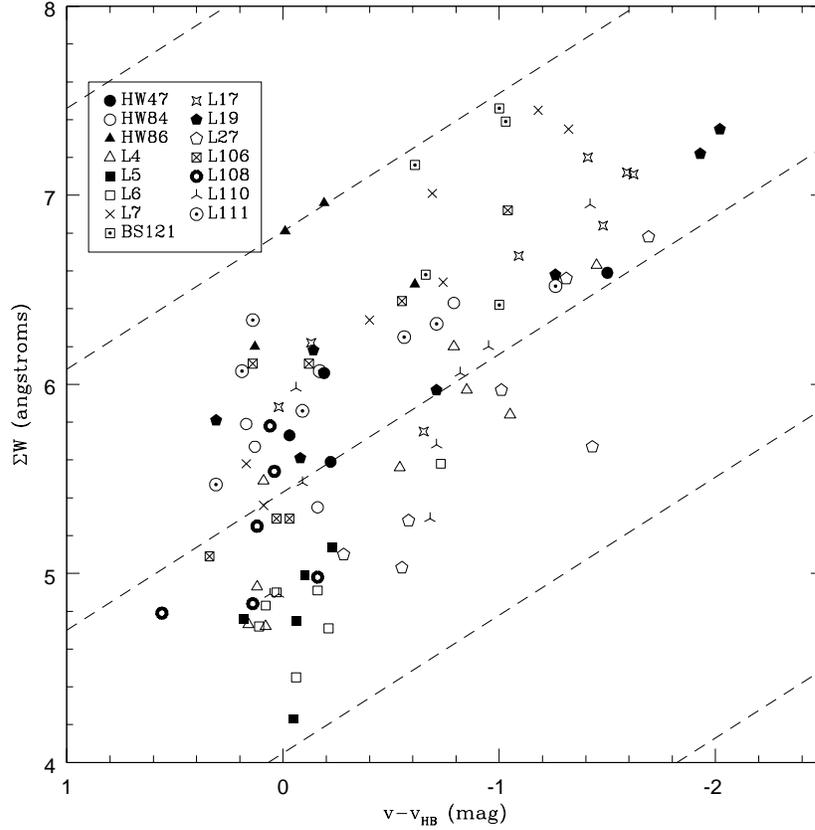


Figura 4.18: Suma de los AEs de las tres líneas del CaT versus $v - v_{HB}$, para los miembros identificados de todos los cúmulos. Las líneas a trazos representan relaciones de isometalicidad para valores de $[Fe/H] = 0, -0.5, -1.0, -1.5$ y -2.0 (de arriba hacia abajo).

4.4.2. Metallicidades de los campos estelares circundantes

Las estrellas observadas en el CCD secundario constituyen una muestra de objetos pertenecientes al campo de la NmM. Estos objetos fueron observados con el propósito de estudiar las propiedades de los campos estelares circundantes a los cúmulos y poder luego compararlas con las determinadas para los cúmulos. Para calcular la metalicidad de estas estrellas aplicamos nuevamente la ecuación (2.8). Elegimos una vez más utilizar la calibración de C04 para aplicar a las estrellas del campo el mismo procedimiento que usamos para los cúmulos. De esta manera, nos aseguramos que las metallicidades derivadas para una y otra componente estelar (campo y cúmulos)

resultarán absolutamente comparables.

Para el caso de los campos, el parámetro $v - v_{HB}$, requerido para la aplicación de la ecuación (2.8), se obtiene directamente de los diagramas CM de los campos observados en el CCD secundario, nuevamente a partir de la fotometría de apertura. En aquellos casos en los cuales el RC no resultó claramente evidente en el CCD secundario (L 106, L 110 y L 111), asumimos que el valor de v_{HB} que corresponde al campo es el mismo que el del cúmulo localizado en el CCD principal. Es evidente que si se utiliza un valor inapropiado de $v - v_{HB}$, el mismo introducirá un error en la metalicidad derivada. Específicamente, C04 y Koch et al. (2006) mostraron que el error asociado a la $[Fe/H]$ es del orden de ± 0.05 , aunque en casos extremos puede ser tan grande como ± 0.1 . Por lo tanto, para los campos de L 106, L 110 y L 111, hemos sumado en cuadratura un error de ± 0.1 en la razón $[Fe/H]$ al error correspondiente al cálculo de la metalicidad. La Figura 4.19 ilustra los diagramas CM de los campos observados con la clara señalización del correspondiente valor adoptado para $v - v_{HB}$.

Por su parte, la tabla del Apéndice B presenta la información para las estrellas individuales del campo. Las columnas (1), (2) y (3) de esta tabla incluyen la identificación de la estrella, su ascensión recta y declinación, respectivamente. Esta tabla muestra también la VR con su error asociado en las columnas (4) y (5), $v - v_{HB}$ en la columna (6), ΣW y su error asociado en las columnas (7) y (8) y la metalicidad con su error en las columnas (9) y (10). Para una mejor comparación, hemos denominado a cada campo con el nombre del cúmulo que circunda. El número incluido en la identificación representa el número de apertura que le correspondió a la estrella en el proceso de extracción de los espectros. Por otra parte, se ha agregado a la identificación de cada estrella una letra M, si la misma ha sido observada en el CCD principal (*Master CCD como es usualmente conocido en inglés*), o la letra S, si ha sido observada en el CCD secundario (*Slave CCD como es conocido en inglés*).

La muestra de estrellas del campo está constituida no sólo por las estrellas observadas en el CCD secundario, sino también por aquellas observadas en el CCD principal que fueron descartadas como miembros de los cúmulos (ver sección anterior). Examinamos cuidadosamente las VRs y metalicidades de las estrellas del campo del CCD principal para asegurarnos de que sus valores no fueran compatibles con los del correspondiente cúmulo. De esta manera, nos cercioramos de que entre las estrellas del campo no se hayan incluido estrellas de los cúmulos. El CCD secundario está localizado suficientemente alejado del principal, por lo que consideramos despreciable

cualquier eventual contaminación del cúmulo. Por otra parte, hemos considerado sólo aquellas estrellas con VRs comprendidas entre 50 y 250 km s⁻¹ como objetos pertenecientes a la NmM (Harris & Zaritsky 2006).

Como se verá en la sección 6.4, existen en la literatura ciertos indicios acerca de la posible existencia de un gradiente de metalicidad en la NmM. Para investigar este posible gradiente, no sólo serán útiles las metalicidades medias derivadas en la sección 4.4.1 para los cúmulos, sino que también será necesario disponer de las metalicidades medias de las estrellas del campo en cada caso en particular. Esto permitirá, además, realizar una comparación entre las metalicidades derivadas para los cúmulos y aquéllas inferidas para sus respectivos campos estelares circundantes.

En virtud de lo expuesto, construimos la distribución de metalicidades (en adelante DMs) de cada campo en particular y ajustamos luego una función Gaussiana a cada una de estas distribuciones. Las DMs resultantes, conjuntamente con sus respectivos ajustes Gaussianos, se presentan en las Figuras 4.20, 4.21, 4.22 y 4.23. Dado que los ajustes Gaussianos correspondientes a los campos L 7 (Figura 4.21 (d)) y L 17 (Figura 4.22 (a)) no resultan satisfactorios, decidimos utilizar la “mediana” de la metalicidad (en lugar de la metalicidad media) en cada caso. Los valores para las “medianas” y el error estándar de cada mediana (entre paréntesis) para L 7 y L 17, resultaron ser $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.01 (0.07)$ y $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.89 (0.06)$, respectivamente. Para el campo estelar circundante al cúmulo L 106, no se dispone de una muestra de estrellas suficientemente grande como para realizar un ajuste Gaussiano (Figura 4.22 (d)). El valor medio de esta pequeña muestra de estrellas es $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.92 \pm 0.16$ (error estándar del promedio). Dado que la muestra de estrellas correspondiente al campo de L 106 es ciertamente pequeña, no es posible desde el punto de vista estadístico concluir aceptando que el valor de la metalicidad media es más apropiado que el de la “mediana”. Si bien decidimos utilizar el valor medio en el análisis que sigue, debe tenerse presente que la “mediana” de la metalicidad para esta muestra es $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.77$. Las restantes DMs exhiben ajustes Gaussianos razonablemente buenos. En las sucesivas columnas de la Tabla 4.2 presentamos: la identificación de cada campo, el número n de estrellas pertenecientes a cada campo, la metalicidad media y la dispersión de metalicidades con sus respectivos errores.

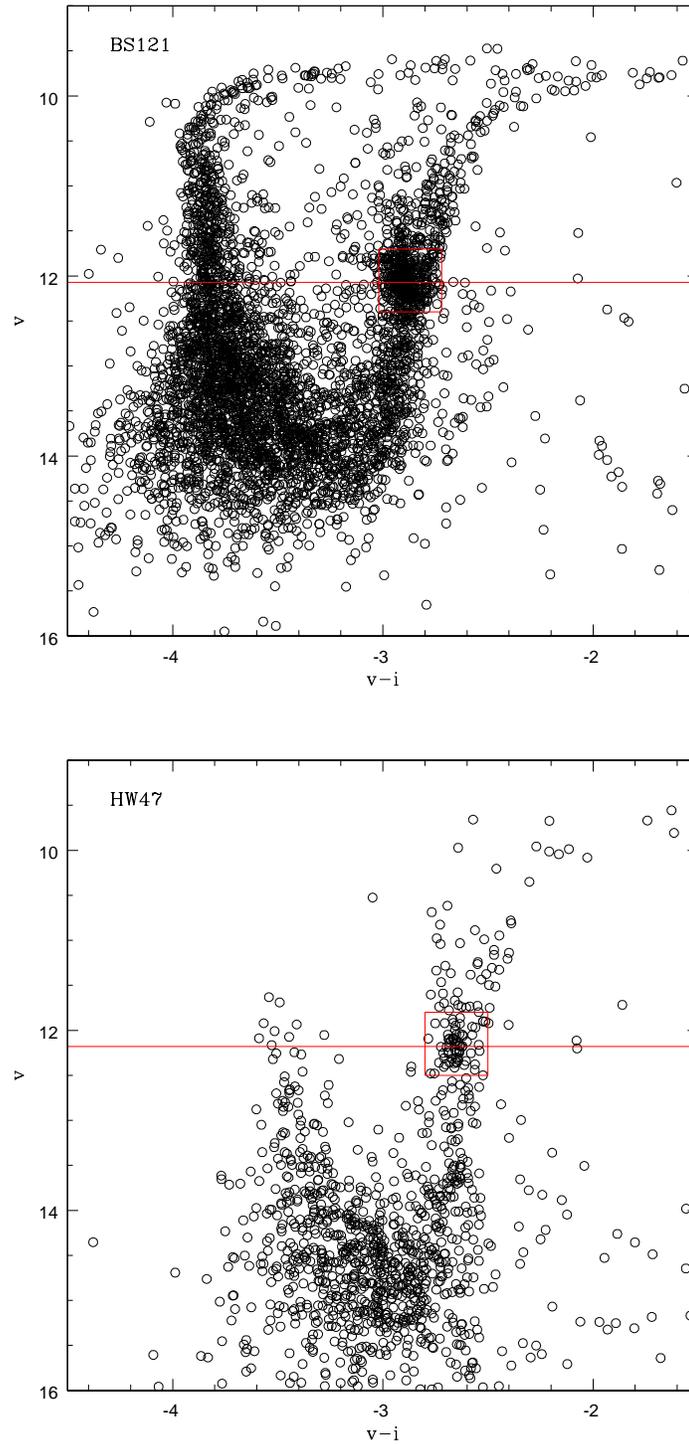


Figura 4.19: Diagrama CM instrumental de los campos estelares circundantes a los cúmulos estudiados en el presente trabajo. Los valores de v_{HB} han sido calculados como la mediana de las estrellas ubicadas dentro de los cuadrados y se encuentran señalados por una línea horizontal, excepto para los campos de L 106, L 110 y L 111, para los cuales se usó el valor v_{HB} del correspondiente cúmulo.

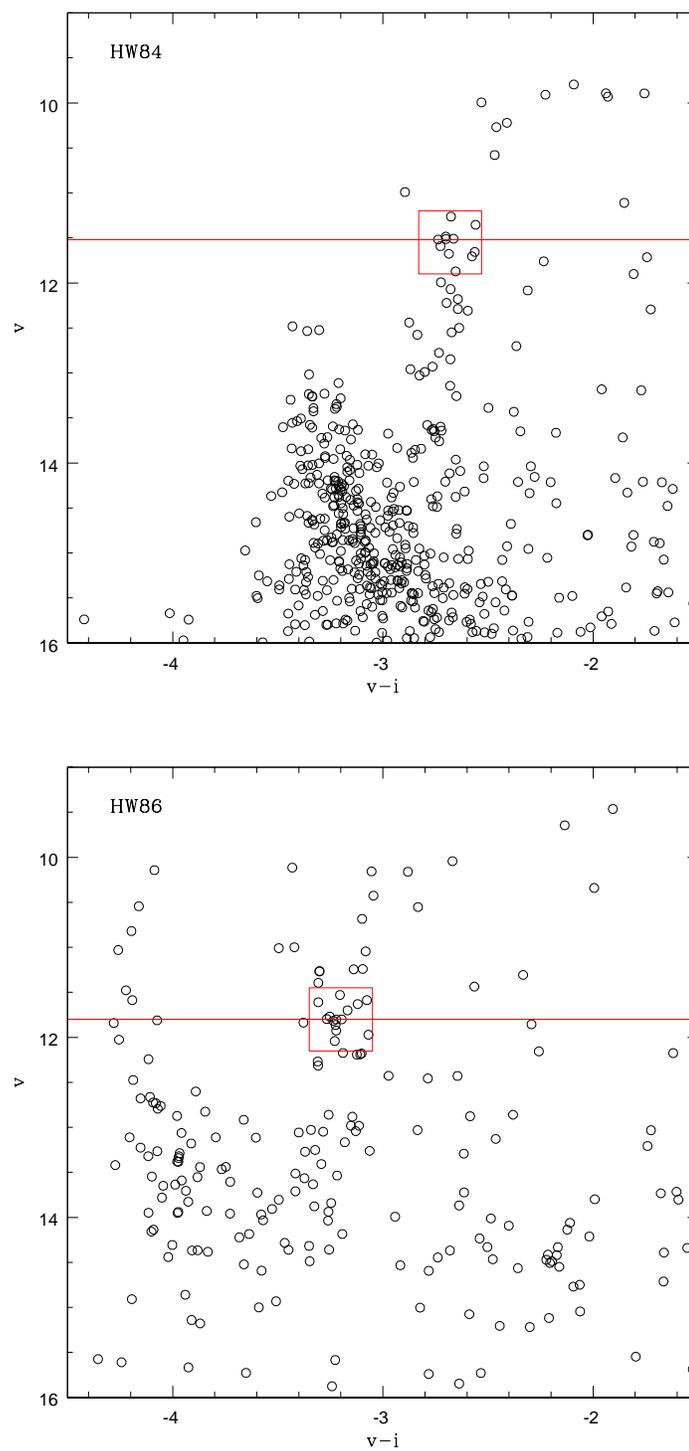


Figura 4.19: Continuación.

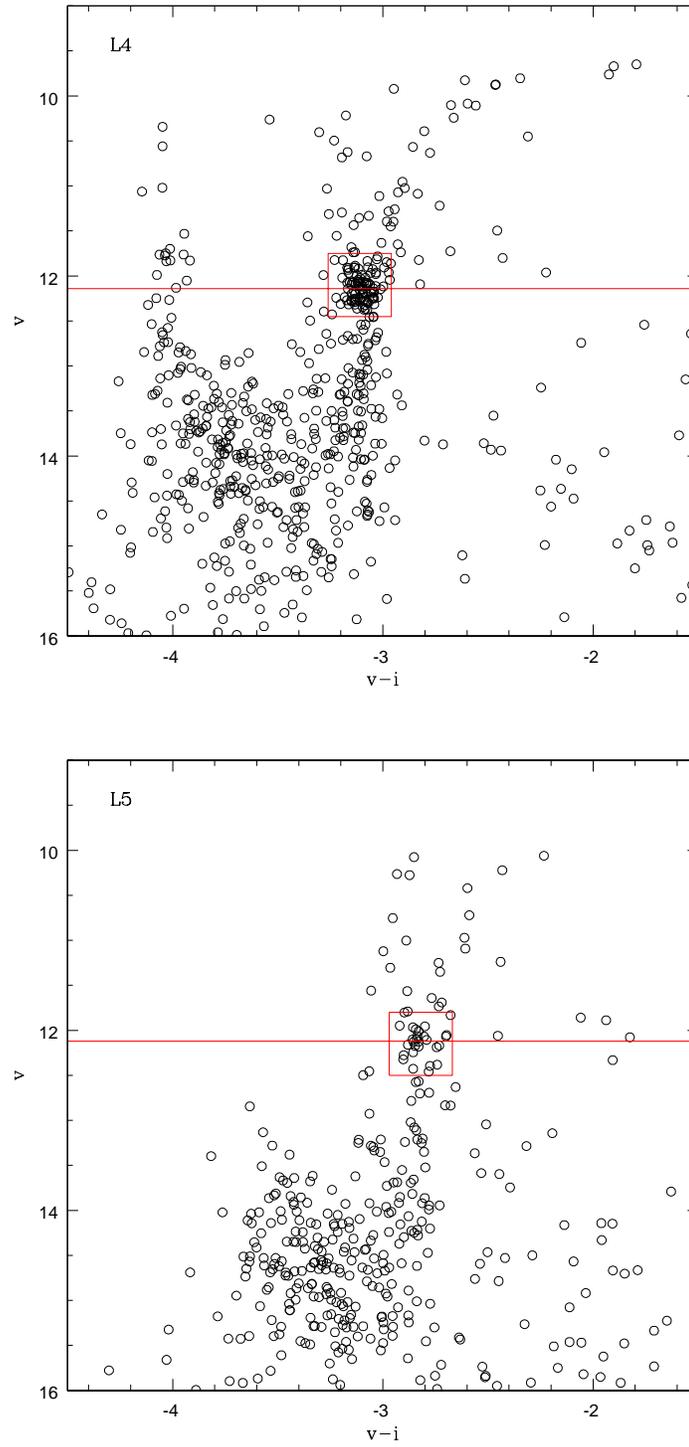


Figura 4.19: Continuación.

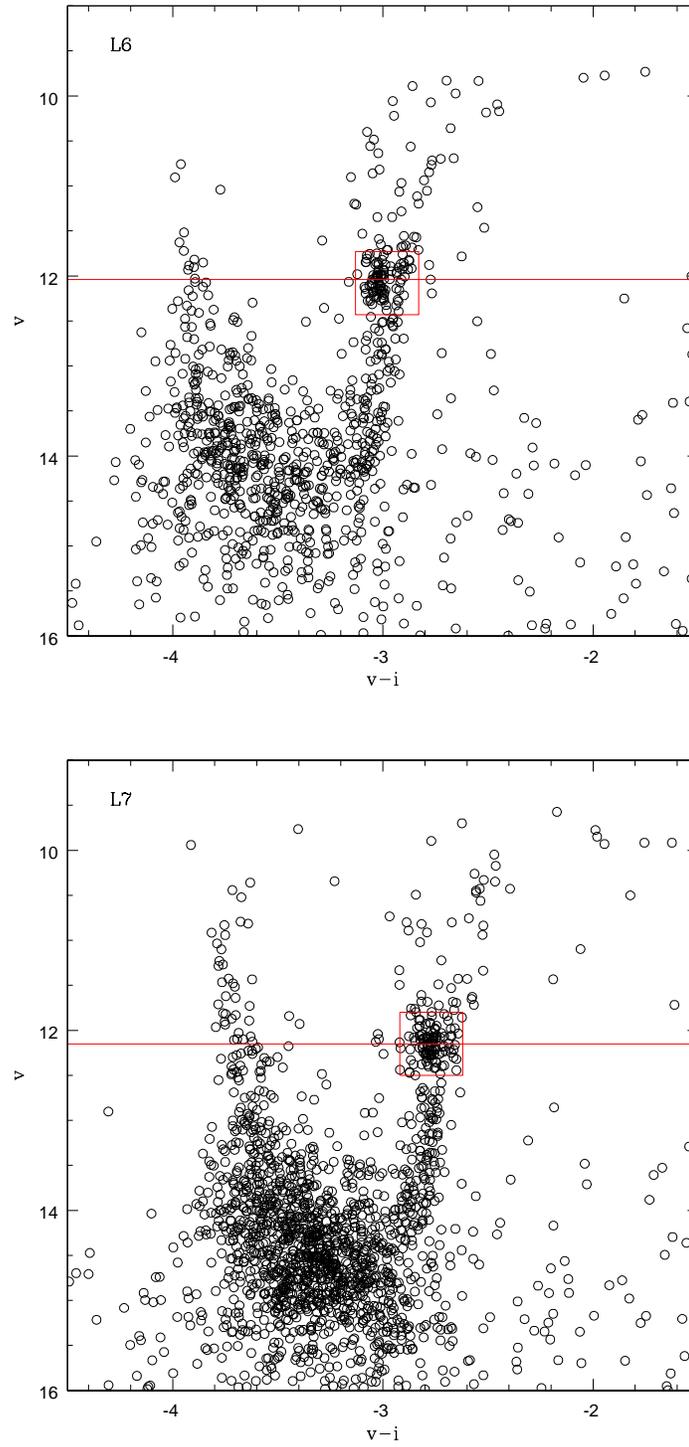


Figura 4.19: Continuación.

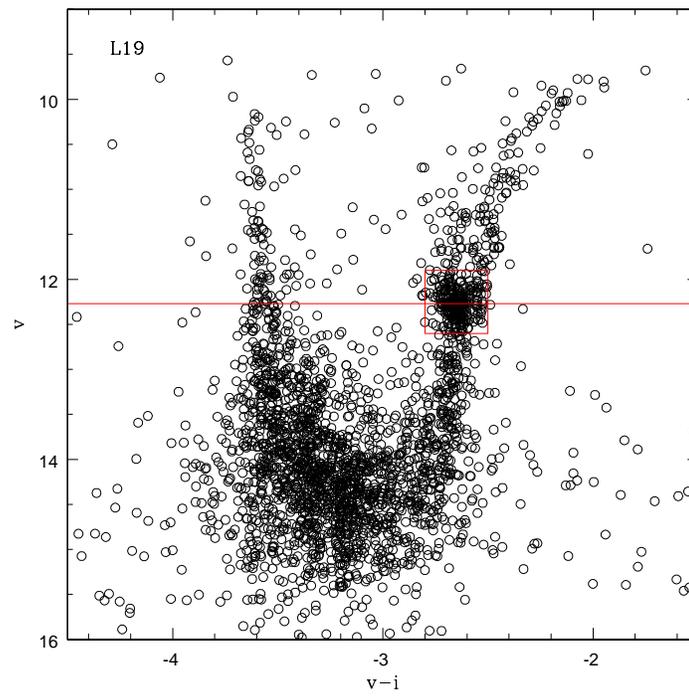
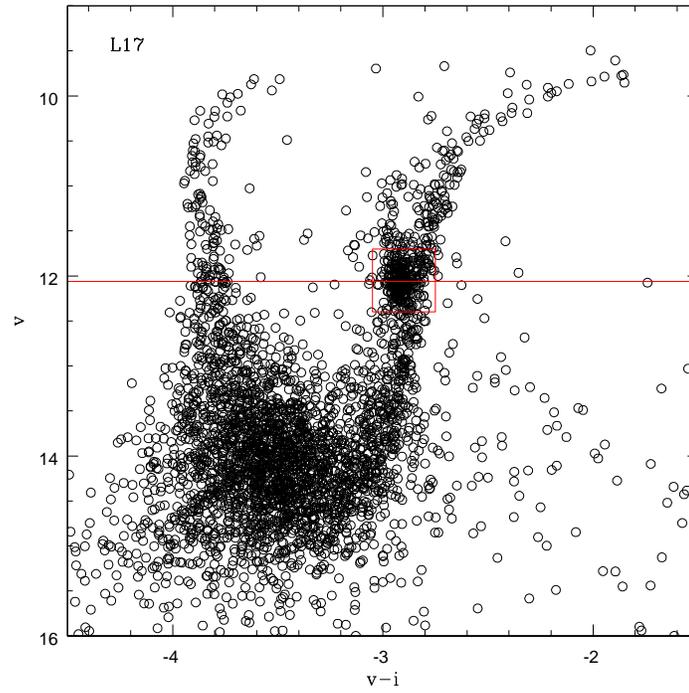


Figura 4.19: Continuación.

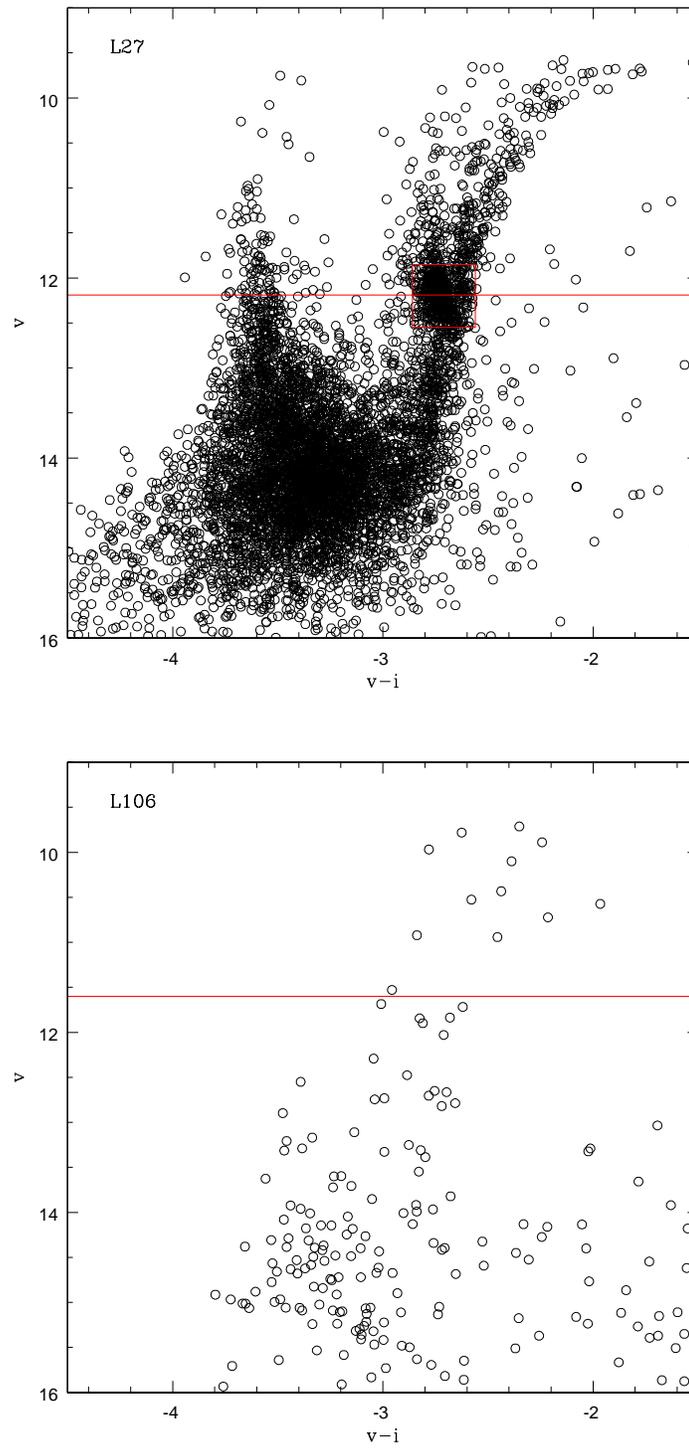


Figura 4.19: Continuación.

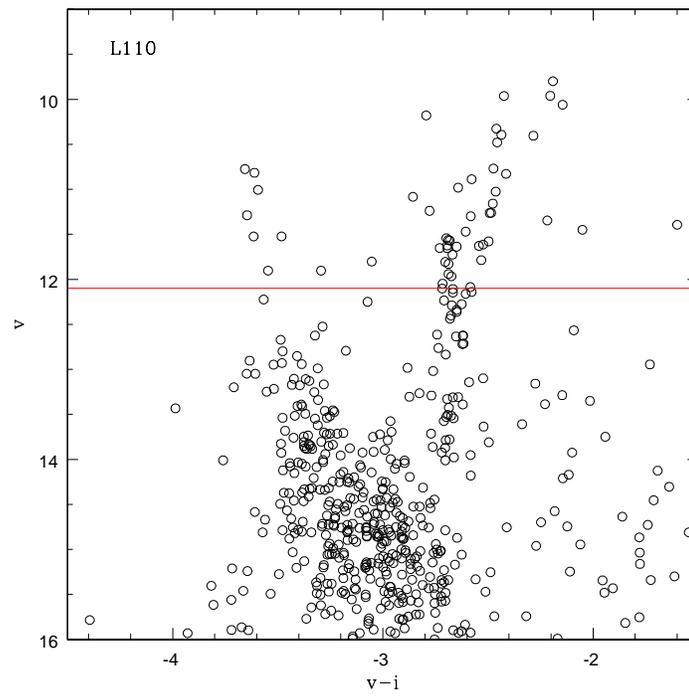
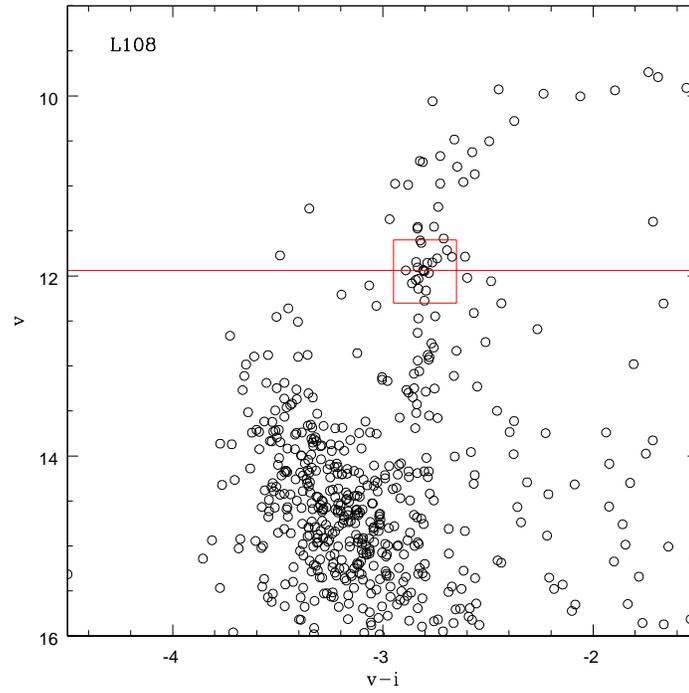


Figura 4.19: Continuación.

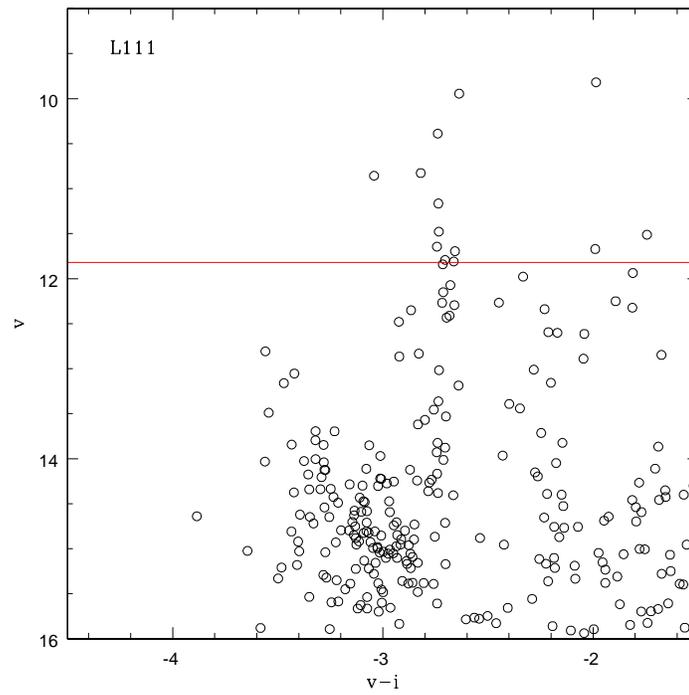


Figura 4.19: Continuación.

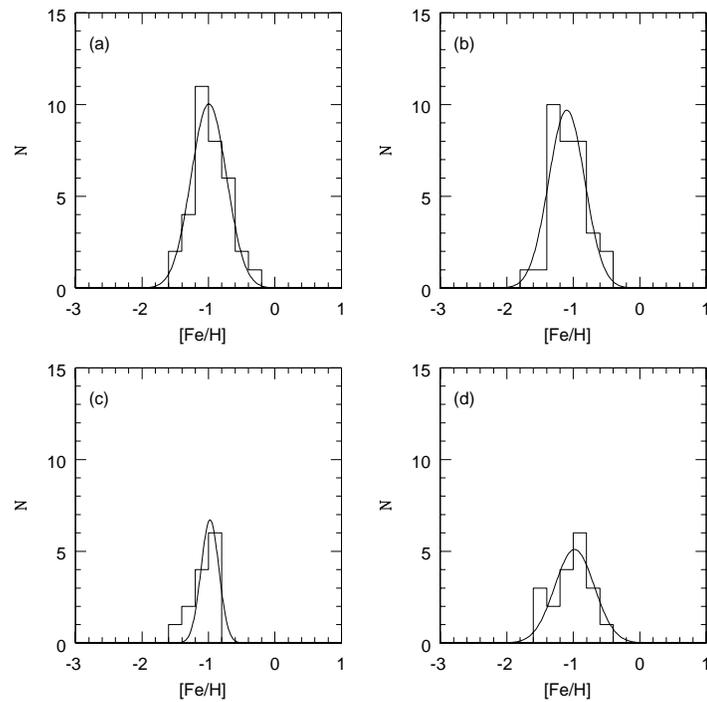


Figura 4.20: Distribución de metallicidades de las estrellas de los campos estelares circundantes a los cúmulos: (a) BS 121, (b) HW 47, (c) HW 84 y (d) HW 86. Las líneas llenas representan los correspondientes ajustes gaussianos.

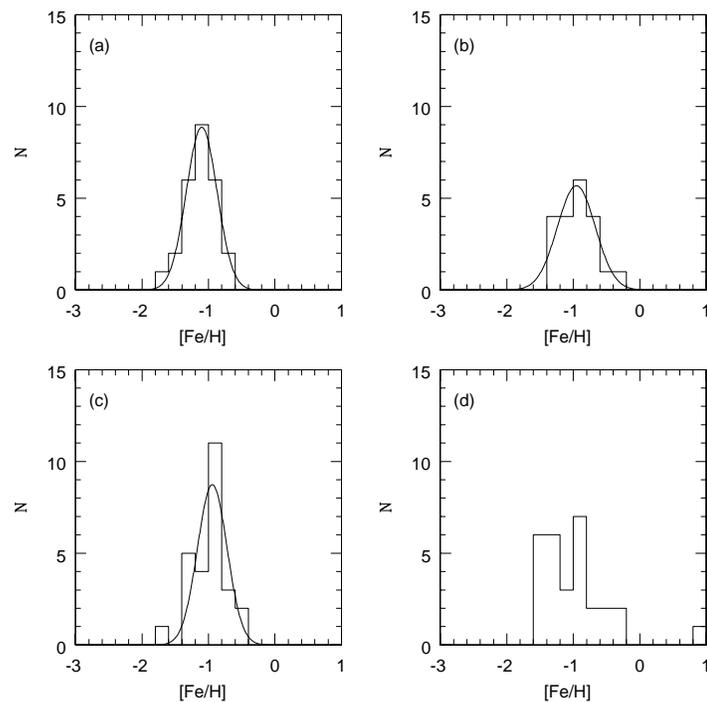


Figura 4.21: Análoga a la Figura 4.20, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L4, (b) L5, (c) L6 y (d) L7.

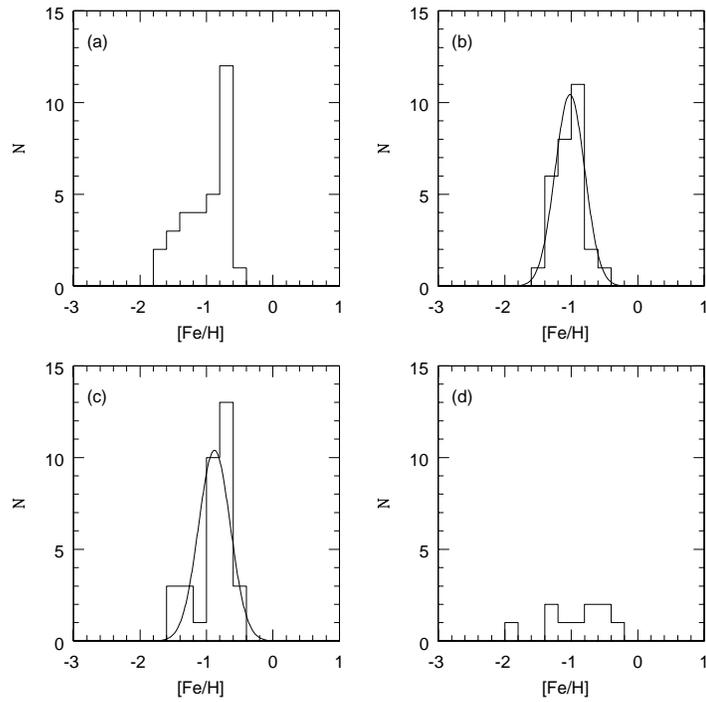


Figura 4.22: Análoga a la Figura 4.20, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 17, (b) L 19, (c) L 27 y (d) L 106.

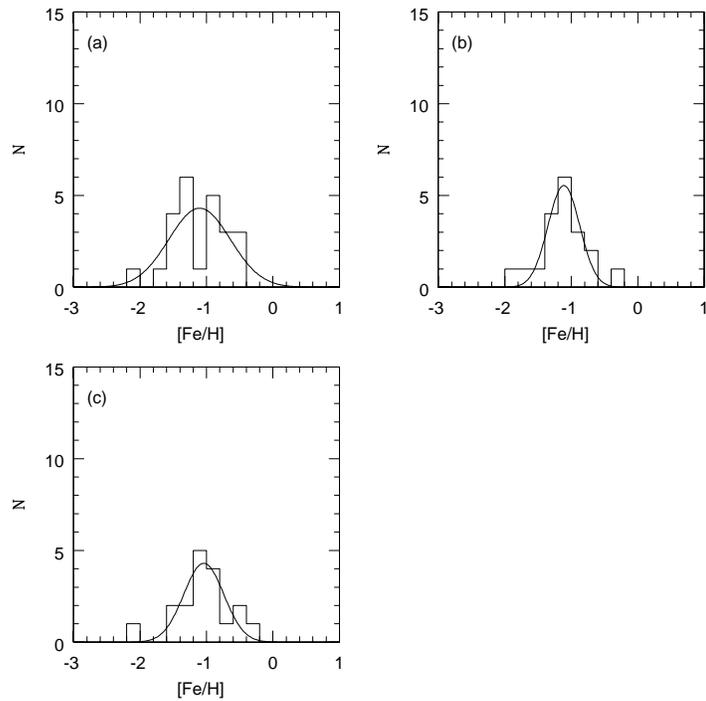


Figura 4.23: Análoga a la Figura 4.20, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 108, (b) L 110 y (c) L 111.

Tabla 4.2: Metalicidades medias de los campos estelares circundantes a los cúmulos

ID	n	$[Fe/H]$	$\sigma_{[Fe/H]}$
BS 121	34	-0.99 ± 0.02	0.27 ± 0.02
HW 47	33	-1.10 ± 0.02	0.27 ± 0.03
HW 84	13	-0.98 ± 0.01	0.13 ± 0.02
HW 86	19	-0.98 ± 0.03	0.29 ± 0.03
L 4	26	-1.10 ± 0.01	0.23 ± 0.005
L 5	20	-0.95 ± 0.02	0.29 ± 0.02
L 6	26	-0.94 ± 0.03	0.22 ± 0.03
L 7	29	-1.01 ± 0.07	–
L 17	31	-0.89 ± 0.06	–
L 19	29	-1.02 ± 0.02	0.22 ± 0.02
L 27	33	-0.88 ± 0.05	0.24 ± 0.04
L 106	10	-0.92 ± 0.16	–
L 108	24	-1.10 ± 0.08	0.46 ± 0.08
L 110	19	-1.11 ± 0.02	0.24 ± 0.02
L 111	18	-1.04 ± 0.04	0.30 ± 0.04

Nota: Los campos L 7, L 17 y L 106 no presentan valores de $\sigma_{[Fe/H]}$ puesto que sus metalicidades medias no fueron calculadas mediante el ajuste de una función gaussiana, tal como se explica en el texto.

4.5. Comparación con determinaciones previas de metalicidad

Antes de examinar las implicaciones astrofísicas de las presentes determinaciones de metalicidad, consideramos conveniente compararlas con determinaciones previas. Debemos comenzar recordando que no existen determinaciones previas de metalicidad de ninguno de los cúmulos de este trabajo basadas en la técnica del CaT o bien en espectros de alta resolución. Piatti et al. (2005b) derivaron enrojecimientos y edades de L 5 y L 7 usando espectros integrados de baja resolución. Sin embargo, las metalicidades reportadas por estos autores no fueron derivadas de sus espectros.

Para muchos de los cúmulos estudiados en este trabajo existe, sin embargo, información previa sobre su metalicidad determinada fotométricamente. En efecto, Piatti

et al. (2005a) realizaron estimaciones de edad y metalicidad para la mayoría de los cúmulos de la presente muestra (BS 121, HW 47, HW 84, HW 86, L 4, L 5, L 6, L 7, L 19 y L 27) usando diagramas CM en las bandas C y T_1 del sistema fotométrico de Washington. La misma técnica fue luego usada por Piatti et al. (2007b) para derivar los correspondientes parámetros de L 110.

La Tabla 4.3 resume las determinaciones previas de edad y metalicidad fotométrica para los cúmulos del presente estudio. La columna (1) presenta la designación del cúmulo. La metalicidad y su correspondiente error asociado se consignan en la columna (2) y la edad en la columna (3). La columna (4) incluye la referencia a los trabajos de los cuales fueron extraídas las edades y metalicidades. No existe determinación previa de la metalicidad de L 17, L 106 y L 108. Debe tenerse presente que las edades consignadas en la tabla han sido derivadas usando fotometría de Washington en todos los casos, excepto para L 17.

En la Figura 4.24 puede verse cómo varían las metalicidades estimadas por Piatti et al. (2005a, 2007b) en función de los valores derivados en el presente estudio para los 11 cúmulos en común. Las metalicidades fotométricas han sido estimadas comparando las RGRs de los cúmulos con las ramas gigantes estándar de Geisler & Sarajedini (1999). Estas metalicidades fotométricas han sido ya corregidas por el efecto de la dependencia con la edad, siguiendo las prescripciones dadas por Geisler et al. (2003).

La diferencia media entre las presentes metalicidades y las derivadas por Piatti et al. (2005a, 2007b) para los 11 cúmulos en común es -0.04 ± 0.25 , siendo los presentes valores ligeramente mayores. Por su parte, la diferencia media en valor absoluto es 0.20 ± 0.14 . Los errores medios de las metalicidades espectroscópicas y fotométricas son 0.05 y 0.26, respectivamente. El error medio esperado (suma en cuadratura de ambos errores) es 0.27, algo mayor que la diferencia observada. Por lo tanto, los presentes resultados muestran un acuerdo más que razonable con los derivados mediante la fotometría de Washington. Esto constituye una clara demostración de que la fotometría de Washington empleada por Piatti et al. (2005a, 2007b) ha sido bien calibrada y, especialmente, que la corrección por edad ha sido correctamente efectuada.

Con el propósito de examinar este último aspecto, graficamos la diferencia entre las metalicidades inferidas a partir de ambos estudios en función de la edad (Figura 4.25). Como se aprecia en la figura, no se advierte ninguna tendencia sistemática más

Tabla 4.3: Metalicidades y edades fotométricas de los cúmulos

Cúmulo	Metalicidad	Edad (x10 ⁹ años)	Referencia Met., Edad
BS 121	-1.2 ± 0.4	2.3 ± 0.5	1, 1
HW 47	-1.0 ± 0.4	2.8 ± 0.5	1, 1
HW 84	-1.2 ± 0.4	2.4 ± 0.5	1, 1
HW 86	-0.75 ± 0.4	1.6 ± 0.5	1, 1
L 4	-0.9 ± 0.2	3.1 ± 0.5	1, 1
L 5	-1.2 ± 0.2	4.1 ± 0.5	1, 1
L 6	-0.9 ± 0.2	3.3 ± 0.5	1, 1
L 7	-0.6 ± 0.2	2.0 ± 0.5	1, 1
	Z/Z _o = -1.1 ± 0.2	–	2,–
L 17	–	1.26	–, 4
L 19	-0.75 ± 0.2	2.1 ± 0.5	1,1
L 27	-1.3 ± 0.3	2.1 ± 0.5	1,1
L 106	–	0.89 ^{+0,23} _{-0,10}	–, 5
L 108	–	0.89 ^{+0,37} _{-0,18}	–, 5
L 110	-1.15 ± 0.25	6.4 ± 1.1	3, 3
L 111	Z/Z _o = -0.6 ± 0.25	1.00 ^{+0,26} _{-0,21}	2, 5

- (1) Piatti et al. (2005a); (2) Bica et al. (1986);
(3) Piatti et al. (2007b); (4) Rafelski & Zaritsky (2005);
(5) Piatti et al. (2007c).

o menos evidente, estando las diferencias de metalicidad dentro del rango esperado de los errores, excepto para BS 121, cuya metalicidad CaT es algo problemática como se comentara en la sección 4.4.1. Concluimos entonces admitiendo que el procedimiento de corrección por edad aplicado a las metalicidades fotométricas es correcto. Sin embargo, es necesario tener en cuenta que en el próximo capítulo haremos una determinación independiente y homogénea de las edades de los cúmulos bajo estudio por lo que volveremos más adelante a analizar este aspecto.

No obstante resultar consistentes las presentes metalicidades y las derivadas por Piatti et al. (2005a, 2007b), es importante destacar que las determinaciones basadas en la técnica del CaT son mucho más precisas. Tal como lo demuestran las corres-

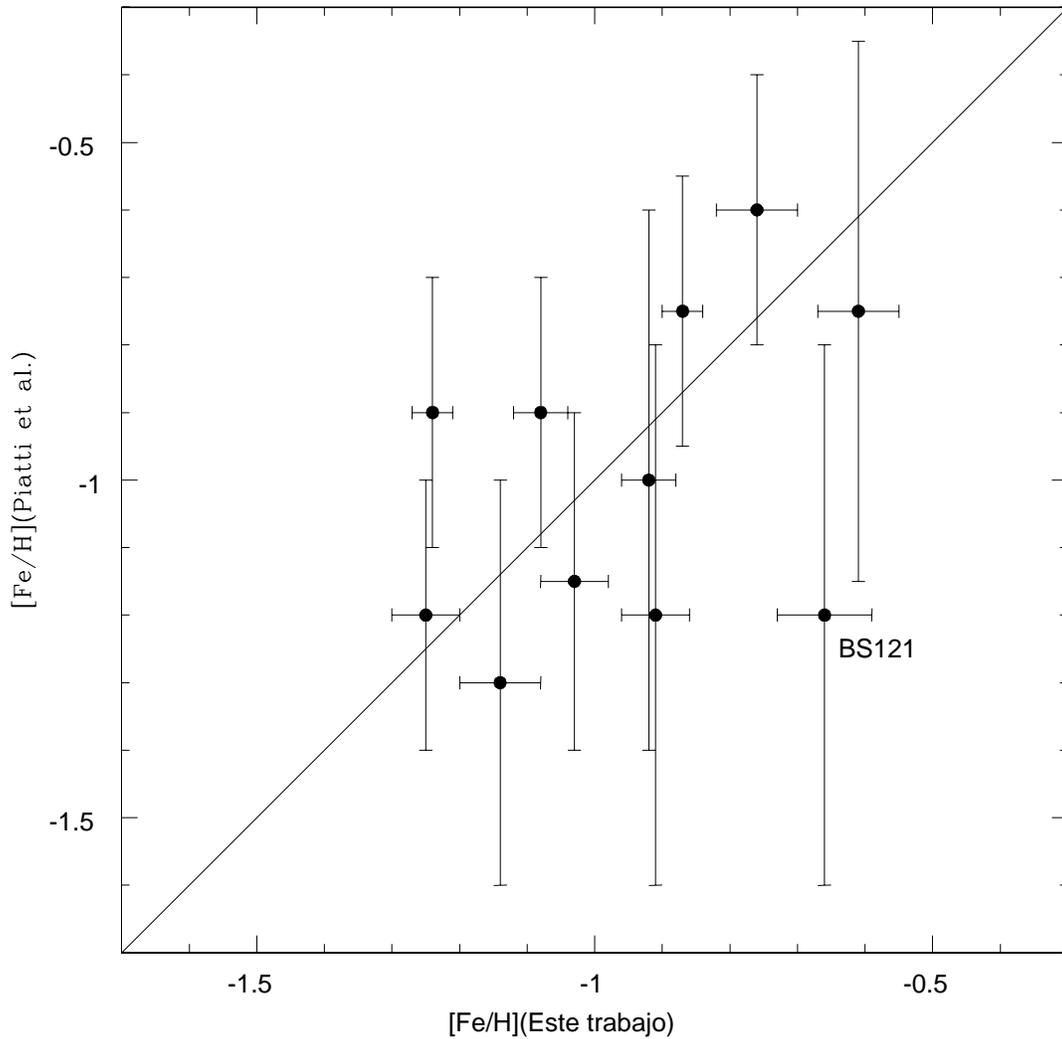


Figura 4.24: Comparación entre las presentes metalicidades espectroscópicas medias y las derivadas fotométricamente por Piatti et al. (2005a, 2007b) para los 11 cúmulos en común. La línea llena muestra la correspondencia uno a uno. Nótese que si bien no existe diferencia sistemática entre los dos sistemas, el error asociado a las determinaciones de metalicidad con la técnica del CaT es sustancialmente más pequeño. El único cúmulo que muestra una diferencia considerable entre ambas determinaciones de metalicidad, BS 121, ha sido remarcado en la figura.

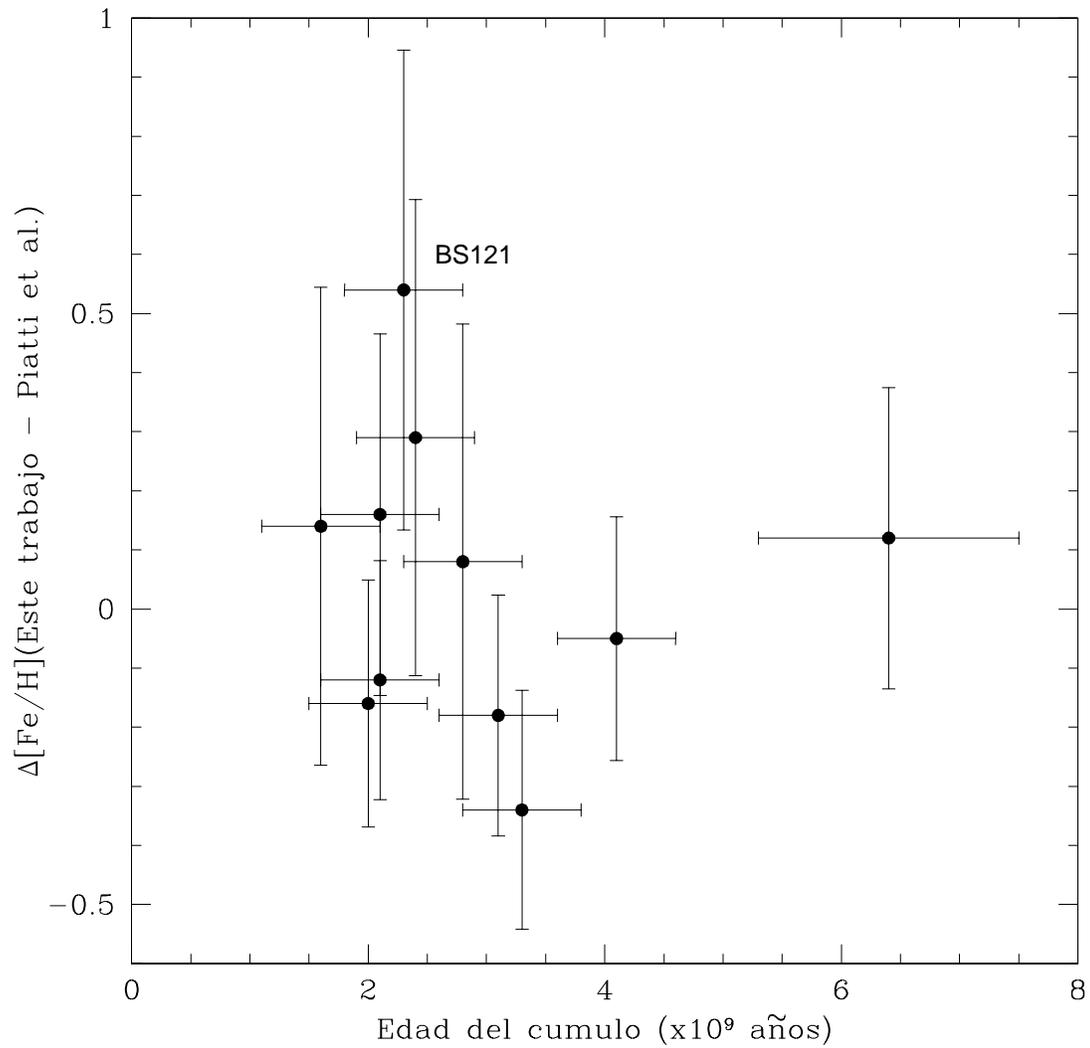


Figura 4.25: Diferencia entre las presentes metallicidades espectroscópicas medias y las derivadas fotométricamente por Piatti et al. (2005a, 2007b), en función de la edad del cúmulo (tomada de la literatura). No se observa tampoco en esta figura ninguna tendencia sistemática. El único cúmulo que muestra una diferencia considerable entre ambas determinaciones de metalicidad, BS 121, ha sido remarcado en la figura.

pendientes barras de error en la Figura 4.24, los errores asociados a la metalicidad inferida vía CaT son menores que 0.07, mientras que los errores fotométricos varían entre 0.2 y 0.4. Si bien la comparación de las metalicidades inferidas por una y otra vía permiten confiar en las abundancias fotométricas, los errores asociados a estas abundancias no tienen la precisión que se requiere para los propósitos del presente estudio.

Capítulo 5

Edades

5.1. Introducción

Uno de los tópicos más importantes que abordaremos en el próximo capítulo es la Relación Edad-Metalicidad (REM). Como veremos, dicha relación es de suma importancia para el entendimiento de la evolución química de una galaxia. Para que las conclusiones que emerjan de su análisis sean lo más confiables posibles, es importante que tanto las edades como las metalicidades de los objetos utilizados para establecer la REM, hayan sido determinadas de una manera lo más homogénea posible. En el próximo capítulo derivaremos, entre otras cosas, la REM para la NmM a partir de la presente muestra de cúmulos estelares. En la sección 4.4.1 hemos ya derivado la metalicidad de estos cúmulos utilizando siempre la técnica del CaT. Disponemos entonces de información homogénea y confiable en lo que se refiere a la metalicidad de los objetos que utilizaremos en el análisis, debido a que todos los espectros han sido obtenidos con el mismo telescopio, utilizando la misma configuración instrumental y las metalicidades han sido derivadas aplicando siempre la misma técnica.

Lamentablemente, contrariamente a lo que ocurre con las metalicidades, no existe el mismo grado de homogeneidad en las edades de los cúmulos consignadas en la Tabla 4.3. Esto se debe simplemente a que las edades incluidas en dicha tabla han sido derivadas por diferentes autores, aplicando una variedad de procedimientos. Esta diferencia en la metodología empleada para determinar edades conduce a una inevitable inhomogeneidad en la información disponible, la cual a su vez limita la confianza en el ulterior estudio de la evolución química de la NmM. Además, como veremos más adelante, se necesita apelar a las edades de los cúmulos para tratar de

entender las posibles diferencias entre las propiedades de los cúmulos y los campos estelares circundantes a los mismos. Por lo expresado, resulta entonces imperiosa la necesidad de derivar edades de los cúmulos estelares lo más homogéneamente posible, tarea ésta que explicaremos en el presente capítulo.

5.2. Pre-imágenes y fotometría PSF

Como ya explicáramos, antes de la observación espectroscópica propiamente dicha de las gigantes rojas del programa, el personal del Observatorio Paranal (Chile) obtuvo imágenes en las bandas V e I de los cúmulos estelares seleccionados para el presente estudio. Estas imágenes, denominadas usualmente *pre-imágenes*, fueron obtenidas con el propósito de permitir la obtención de diagramas CM instrumentales, los cuales, a su vez, permitirán seleccionar las estrellas gigantes rojas a observar. Por lo general, estas imágenes no suelen ser utilizadas para otro fin distinto del mencionado, dado que los tiempos de exposición elegidos suelen ser los necesarios como para permitir visualizar la porción más brillante del objeto, esto es, la RGR de cada cúmulo. Por otra parte, el Observatorio Paranal no provee, en esta etapa, imágenes de estrellas estándares como para permitir la necesaria transformación de magnitudes y colores al sistema estándar.

Sin embargo, como veremos más adelante, existen calibraciones que permiten estimar la edad de un cúmulo a partir de la diferencia entre la magnitud visual V del denominado “clump” o “pseudorama horizontal” y la magnitud visual V del punto de desvío de la secuencia principal. Felizmente, dado que se trata de una diferencia de magnitudes, para determinar edades de esta manera no es necesario disponer de fotometría calibrada. Por tal motivo y, teniendo en mente la necesidad de derivar edades de manera homogénea, cuando se programó la observación espectroscópica, se solicitó “ex professo” que se modificara el tiempo de exposición para la adquisición de las *pre-imágenes*. Concretamente, se solicitó que dicho tiempo fuera incrementado de manera de permitir alcanzar las porciones (magnitudes) bien por debajo del punto de desvío de la secuencia principal en los diagramas CM.

Por lo expuesto, las *pre-imágenes* fueron obtenidas con tiempos de exposición de 200 segundos en la banda I y 100 segundos en la banda V , respectivamente. Sin embargo, una vez que estas imágenes fueron analizadas para seleccionar los objetos a observar, se advirtió que las estrellas más brillantes se encontraban saturadas en la

banda I . Este resultó ser ciertamente un problema no menor, debido a que nuestro interés está centrado precisamente en las estrellas gigantes rojas, las cuales constituyen la componente estelar más brillante de cada cúmulo estelar. El hecho de que muchas de ellas se encontraran saturadas obligó a que las *pre-imágenes* en la banda I fueran obtenidas nuevamente con tiempos de exposición considerablemente más cortos (5 segundos). Llamaremos entonces $I - largas$ e $I - cortas$ a las *pre-imágenes* obtenidas con 200 y 5 segundos de exposición, respectivamente. Todas las *pre-imágenes* fueron corregidas por “bias” y “flat” en la manera usual, utilizando tareas de IRAF.

Para la elección de las gigantes rojas a observar espectroscópicamente (Sección 3.2), utilizamos los diagramas CM confeccionados con las $I - cortas$ (Figura 4.17), de manera de asegurarnos que la RGR de cada cúmulo no se encontrara saturada. Sin embargo, para realizar la fotometría PSF (*Point Spread Function*) en la banda I , decidimos utilizar las imágenes $I - largas$, de manera de permitir la clara visualización de los puntos de desvío de las secuencias principales en cada caso. Para realizar la fotometría PSF, se utilizó la versión de paquetes DAOPHOT/ALLSTAR independiente de IRAF (Stetson 1987).

5.3. Índice morfológico de edad y determinación de edades

Una manera de determinar edades consiste en utilizar índices morfológicos que cuantifican las diferencias observadas en los diagramas CM de los cúmulos en términos de las diferencias de edad (Anthony-Twarog & Twarog 1985, Janes & Phelps 1994, en adelante JP94, Rosemberg et al. 1999). Esta técnica permite realizar una medición de las edades de los cúmulos evitando las bien conocidas dificultades que hay que enfrentar con los métodos de ajustes de isócronas teóricas (Vandenberg et al. 1990, Sarajedini & Demarque 1990, Salaris & Weiss 1997).

El concepto de *edad morfológica* de un cúmulo fue introducido por Anthony-Twarog & Twarog (1985). Estos autores computaron la razón entre la diferencia en luminosidad del punto de desvío de la secuencia principal y el “clump”, y la diferencia en color del punto de desvío de la secuencia principal y la rama gigante. Estrategias similares fueron utilizadas luego por Buonanno et al. (1989) y Sarajedini & Demarque (1990) para estudiar CGs. Los índices morfológicos propuestos por estos autores han intentado cuantificar las diferencias visibles en los diagramas CM de sistemas

estelares de diferentes edades.

Phelps, Janes & Montgomery (1994) y JP94, respectivamente, definieron el parámetro δV como la diferencia entre las magnitud visual V del punto de desvío de la secuencia principal (V_{TO}) y la magnitud visual V del “clump” (V_C) (Figura 5.1). JP94 mostraron que existe una buena correlación entre el parámetro δV y la edad de un cúmulo, en el sentido de que mientras más joven es un cúmulo, menor es el parámetro δV . Tomando de la literatura edades bien conocidas tanto de cúmulos abiertos como de cúmulos globulares, estos autores definieron el siguiente índice morfológico de edad por ellos denominado “MAI” (morphological age index):

$$MAI = 0,73 \times 10^{(0,256\delta V + 0,0662\delta V^2)}. \quad (5.1)$$

JP94 mostraron que el índice MAI tiene una buena correspondencia lineal con la edad (Figura 5.2).

Sin embargo, como es notado por Salaris, Weiss & Percival (2004, en adelante SWP04)), la calibración llevada a cabo por JP94 no tiene en cuenta los efectos de la metalicidad sobre el MAI y, además, se basa en una muestra de cúmulos abiertos y globulares con determinaciones de edades obtenidas por diferentes autores, utilizando una variedad de métodos y modelos estelares. En el caso de múltiples determinaciones de la edad para un mismo objeto, JP94 adoptaron el promedio de las determinaciones de varios autores. Debido a la heterogeneidad del material de calibración, el principal objetivo de la calibración de JP94 es la de simplemente producir una clasificación de los cúmulos en términos de las edades relativas.

Debido a esto, SWP04 obtuvieron una nueva calibración, homogénea y más confiable, en términos de edades absolutas, basadas en un conjunto consistente de modelos estelares más actualizados. Los cúmulos abiertos y globulares utilizados por estos autores como calibradores, poseen edades, metalicidades, enrojecimientos interestelares y distancias determinadas de manera homogénea. Con los valores de las edades, $[Fe/H]$ y δV de los cúmulos de calibración, SWP04 determinaron la calibración de la edad como una función de δV y la metalicidad. Encontraron una relación simple (Figura 5.3) entre el logaritmo de la edad del cúmulo y los otros dos parámetros, $[Fe/H]$ y δV , dada por:

$$\log(t) = 0,04(\delta V)^2 + 0,34\delta V + 0,07[Fe/H] + 8,76, \quad (5.2)$$

con una dispersión igual a 0.062. Para encontrar el error en la edad, se suma en cuadratura esta dispersión con la contribución a la incertidumbre debida a la propagación de errores de la ecuación precedente.

La dependencia del logaritmo de la edad con δV no es muy diferente de la dependencia que muestra la calibración de JP94. Sin embargo, el hecho de no considerar los efectos de la metalicidad sobre la edad, conlleva una sobrestimación de la edad por parte de JP94, la cual resulta más notoria a medida que aumenta la edad. Esto puede apreciarse en la Figura 5.4 tomada de SWP04, en la cual estos autores comparan las edades de una muestra considerable de cúmulos abiertos calculadas utilizando tanto su propia calibración como la de JP94. La línea llena denota la relación 1:1.

En el presente trabajo, hemos decidido utilizar la calibración de SWP04 para derivar las edades de los cúmulos observados. Para ello, tal como se explica en la siguiente sección, analizaremos los correspondientes diagramas CM de manera de determinar en cada caso el parámetro δV .

5.4. Análisis de los diagramas color-magnitud de los cúmulos

Antes de proceder al análisis de los diagramas CM de los cúmulos observados, es necesario disminuir y, de ser posible, minimizar la contaminación por estrellas del campo. Este efecto constituye sin lugar a dudas un factor importante que limita la precisión en la determinación de algunos parámetros de los cúmulos, particularmente de V_{TO} . Para minimizar los efectos de esta contaminación, seguimos el procedimiento descrito por Piatti et al. (2005a), en virtud del cual confeccionamos diagramas CM incluyendo estrellas dentro de diferentes intervalos radiales concéntricos, centrados en cada cúmulo, y analizamos luego la preponderancia o no de estrellas del campo dentro de cada anillo.

Las Figuras 5.5 - 5.19 muestran los diagramas CM correspondientes a diferentes regiones circulares, centradas en cada uno de los cúmulos observados. Para cada cúmulo, se han construido 4 diferentes diagramas CM, los cuales incluyen estrellas dentro de 4 intervalos radiales de 100 píxeles de radio cada uno. El primer diagrama CM incluye todas las estrellas ubicadas dentro de un círculo, centrado en el cúmulo, cuyo radio es menor que 100 píxeles. Los dos siguientes diagramas CM, centrados siempre en el cúmulo, incluyen todas las estrellas cuyas distancias al centro

del cúmulo oscilan entre 100 y 200 píxeles y entre 200 y 300 píxeles, respectivamente. Finalmente, el cuarto diagrama CM incluye todas las estrellas ubicadas fuera de una región circular de 300 píxeles de radio. Puede apreciarse que, en general, el primer diagrama CM (intervalo interior) es el menos contaminado por estrellas del campo. El segundo diagrama se encuentra aún dominado por las características del cúmulo, y la contaminación por estrellas del campo aumenta considerablemente para los dos diagramas más externos. Por lo tanto, para identificar las características de los diagramas CM que nos interesan (V_C y V_{TO}), decidimos utilizar sólo los dos diagramas CM más interiores, esto es, aquéllos que incluyen estrellas ubicadas a menos de 200 píxeles del centro de cada cúmulo. La Figura 5.20 muestra los diagramas CM de los cúmulos de nuestra muestra contruidos utilizando sólo las estrellas mencionadas. Estos diagramas fueron utilizados para determinar los valores de las dos magnitudes de interés. Como puede apreciarse en la Figura 5.20, todos los cúmulos exhiben tanto el “clump” como el punto de desvío de la secuencia principal razonablemente bien definidos, excepto en los cúmulos BS 121, L 17 y L 27, en los cuales la dispersión en las proximidades del punto de desvío de la secuencia principal es comparativamente mayor. En estos casos, por supuesto, la determinación del mencionado punto de desvío es claramente más incierta. Como la determinación del parámetro δV incluye cierta cuota de subjetividad, tanto la tesisista como cada uno de sus directores, realizaron una determinación independiente de este parámetro. Para calcular finalmente la edad, se adoptó el parámetro δV correspondiente al promedio de las tres determinaciones independientes y se aplicó a cada cúmulo la ecuación (5.2). En la Tabla 5.1 se consigna sucesivamente la denominación del cúmulo observado, el promedio de las tres determinaciones independientes del parámetro δV , la edad y su correspondiente error.

Estimamos que el error en la determinación, tanto de V_C como de V_{TO} , es de 0.2 magnitudes, lo que implica una incertidumbre de ~ 0.3 magnitudes en el parámetro δV . El error esperado para la edad, para una dada incertidumbre en δV , es una función de δV . Por lo tanto, dependiendo del valor de δV , los errores obtenidos para las edades van desde 0.2×10^9 años para los cúmulos más jóvenes hasta 1.8×10^9 para los más viejos. Estos errores han sido computados, tal como ya se mencionara, sumando en cuadratura la dispersión del ajuste de la ecuación (5.2) y el error que arroja la propagación de errores de la misma.

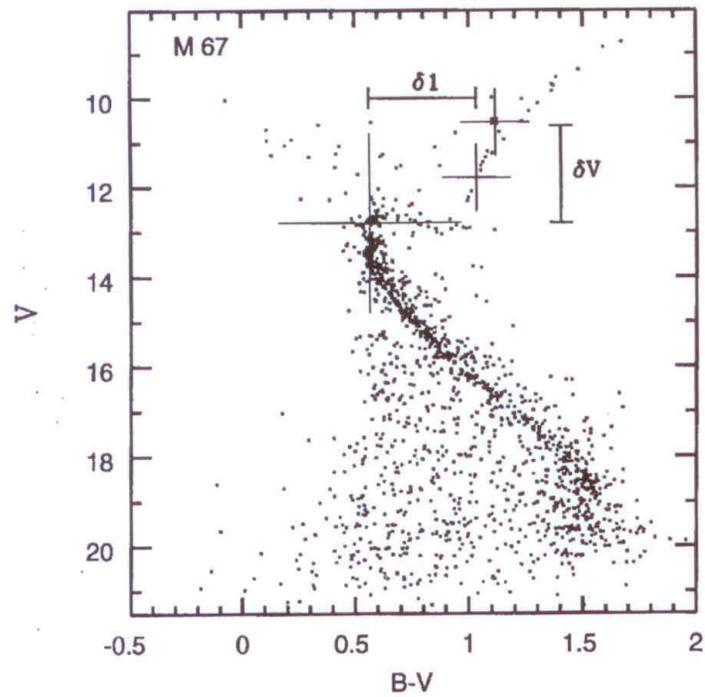


Figura 5.1: Figura tomada del Phelps, Janes & Montgomery (1994) en la cual puede apreciarse la definición del parámetro δV .

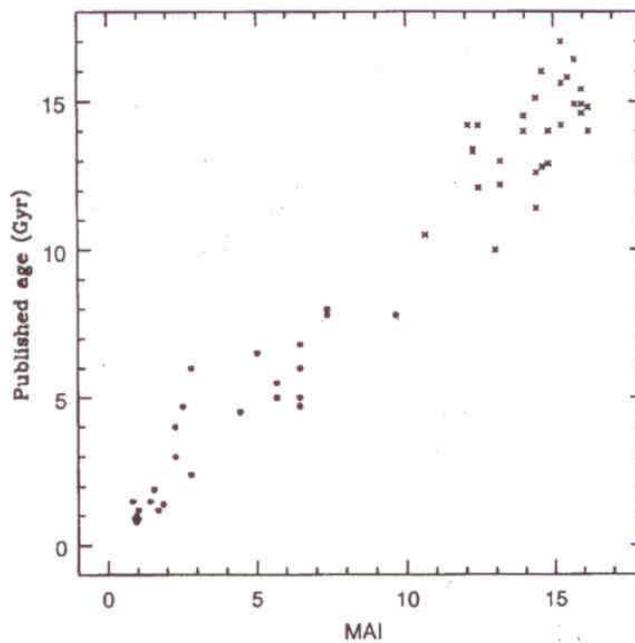


Figura 5.2: En esta figura (Janes & Phelps 1994) se aprecia la correspondencia lineal existente entre la edad de un cúmulo y el Índice Morfológico de Edad (MAI). Los puntos y las cruces corresponden a cúmulos abiertos y globulares, respectivamente.

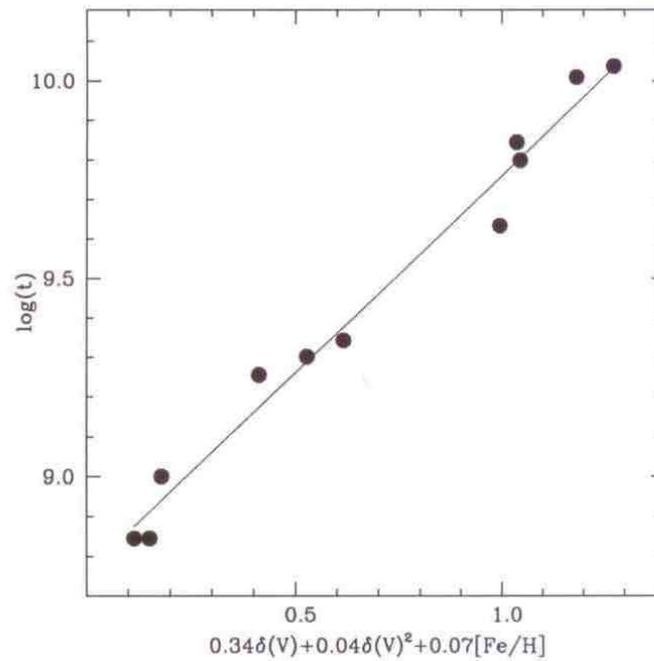


Figura 5.3: Ajuste de las edades de los cúmulos de calibración (círculos llenos) realizada por Salaris, Weiss & Percival (2004).

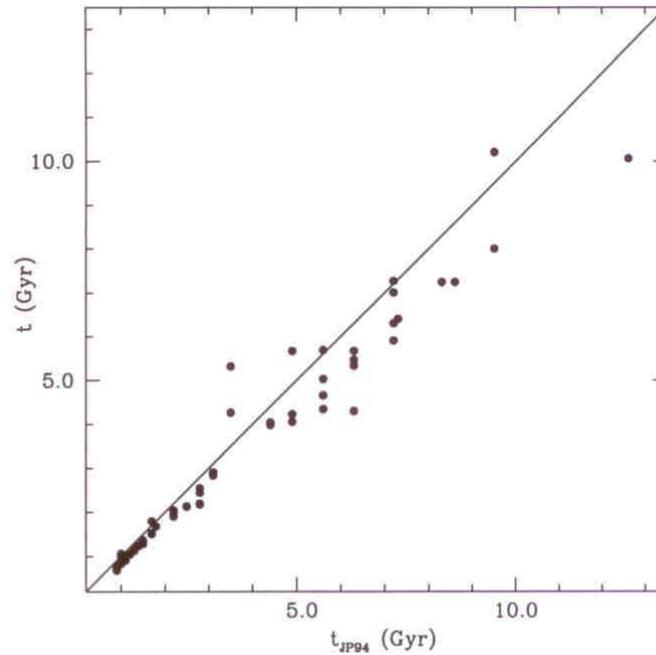


Figura 5.4: Comparación de las edades de una muestra de cúmulos abiertos derivadas a partir de las calibraciones de JP94 y SWP02 (tomada de SWP02).

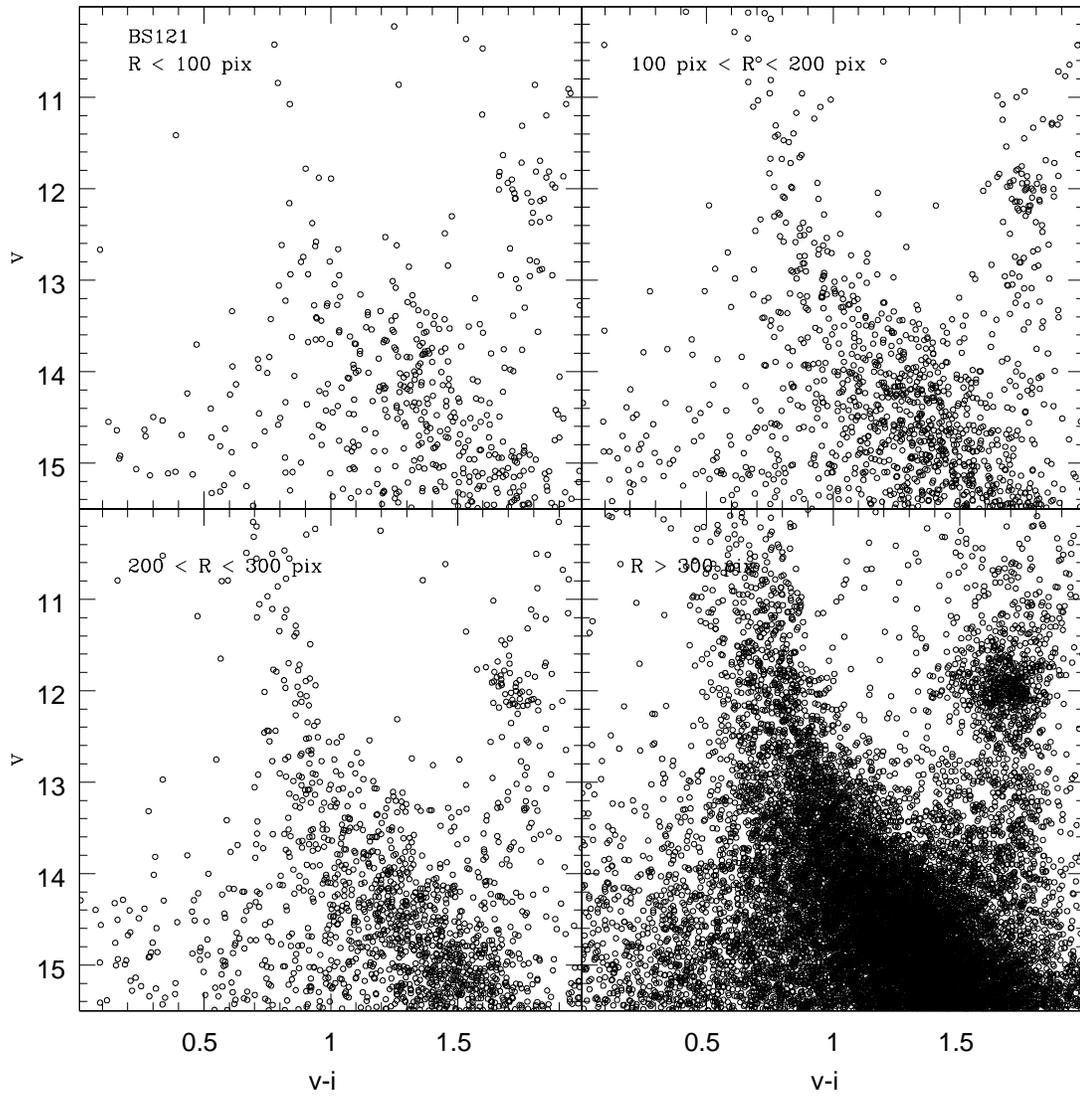


Figura 5.5: Diagramas color-magnitud del cúmulo BS121. Cada panel corresponde a una extracción radial. Los intervalos seleccionados para cada extracción radial se encuentran señalados en el gráfico.

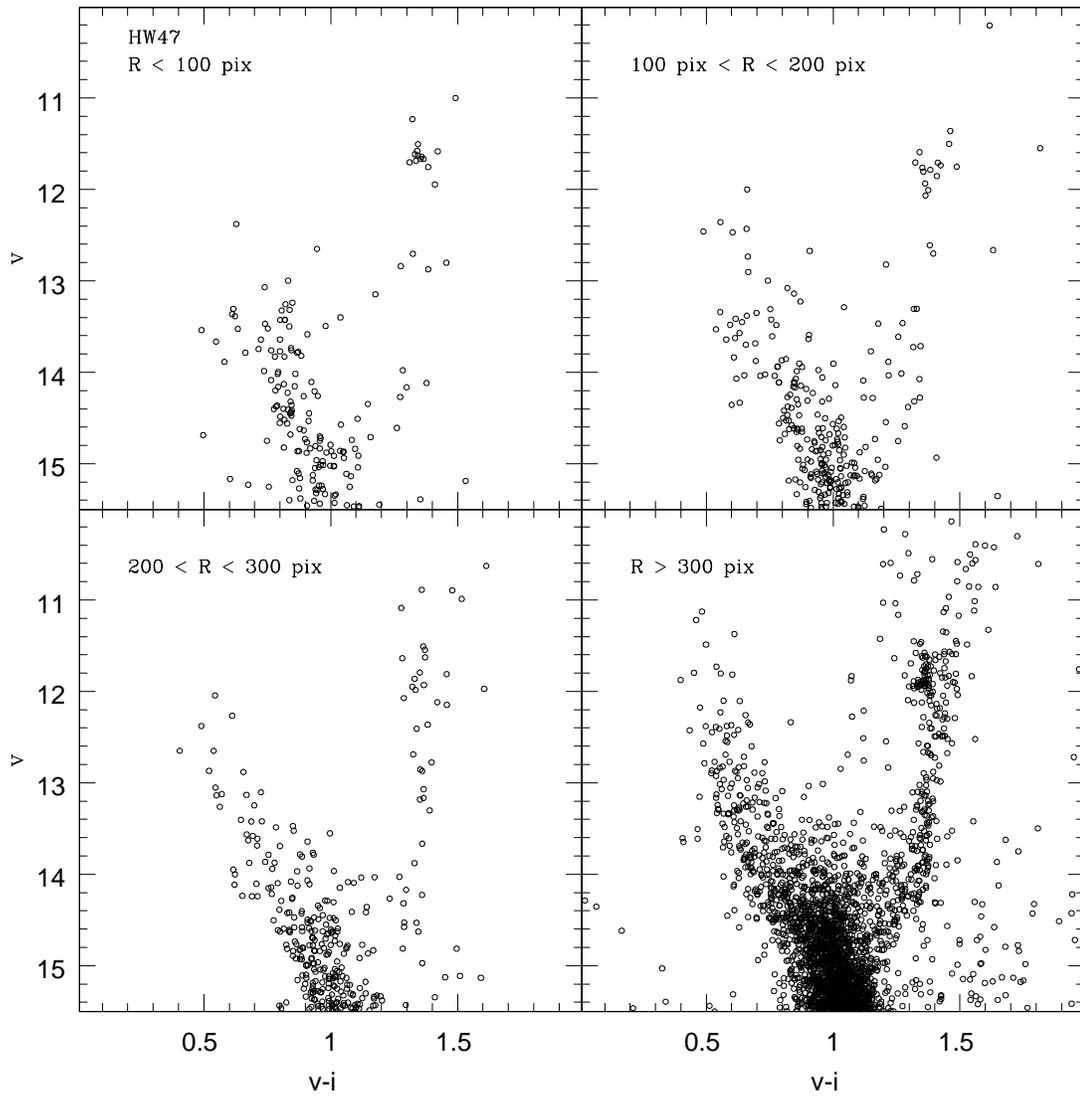


Figura 5.6: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo HW 47.

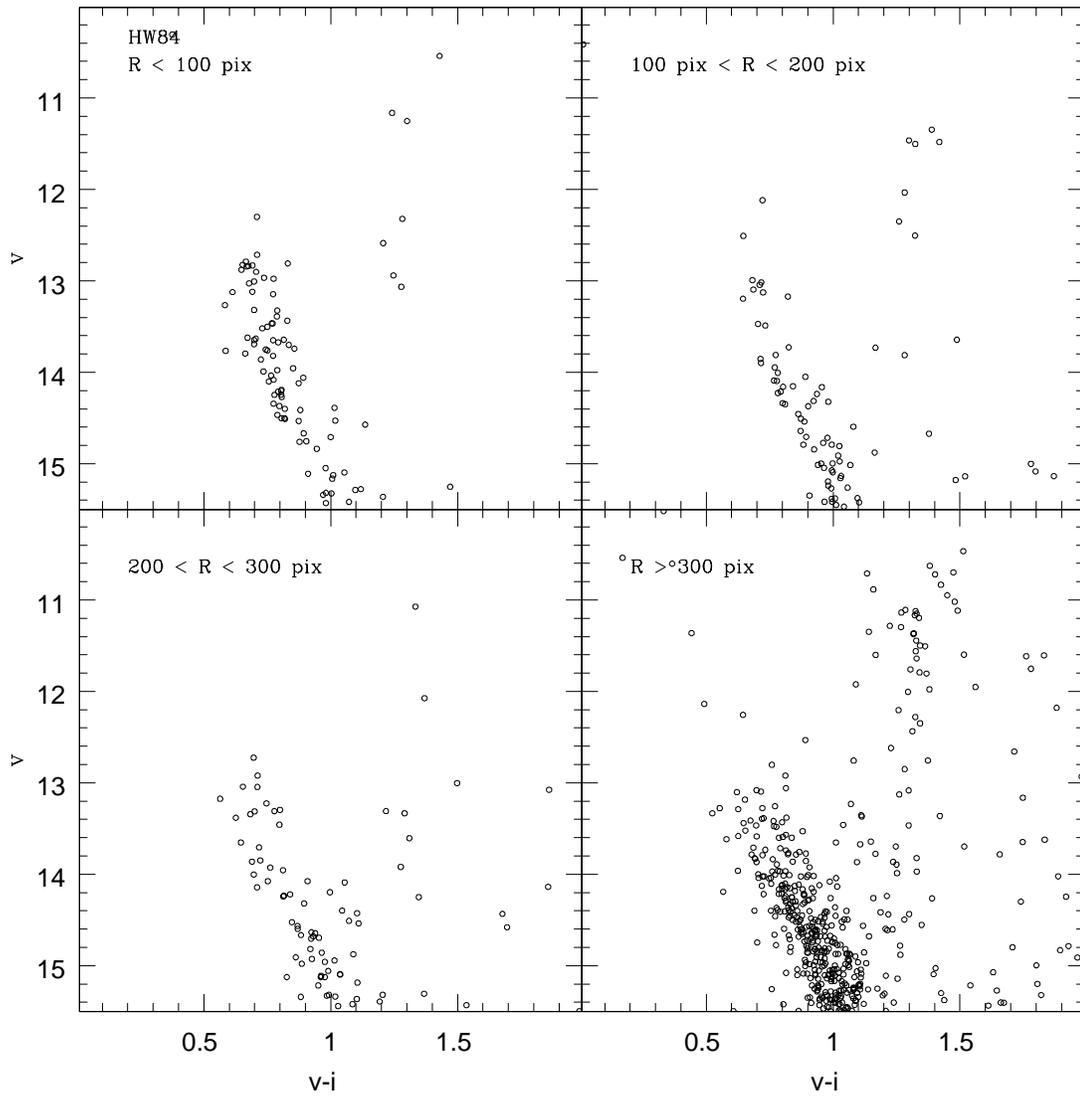


Figura 5.7: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo HW 84.

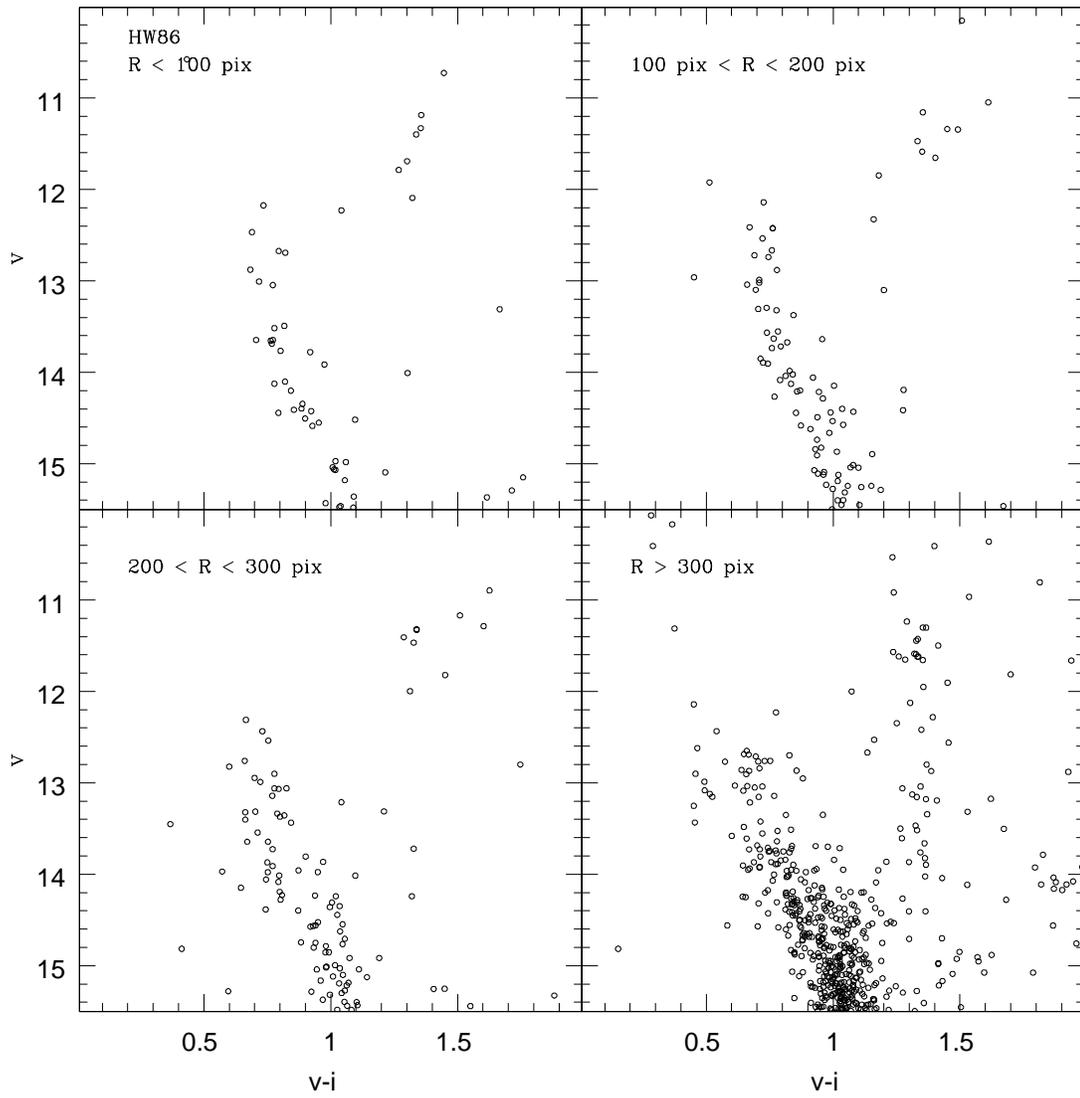


Figura 5.8: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo HW 86.

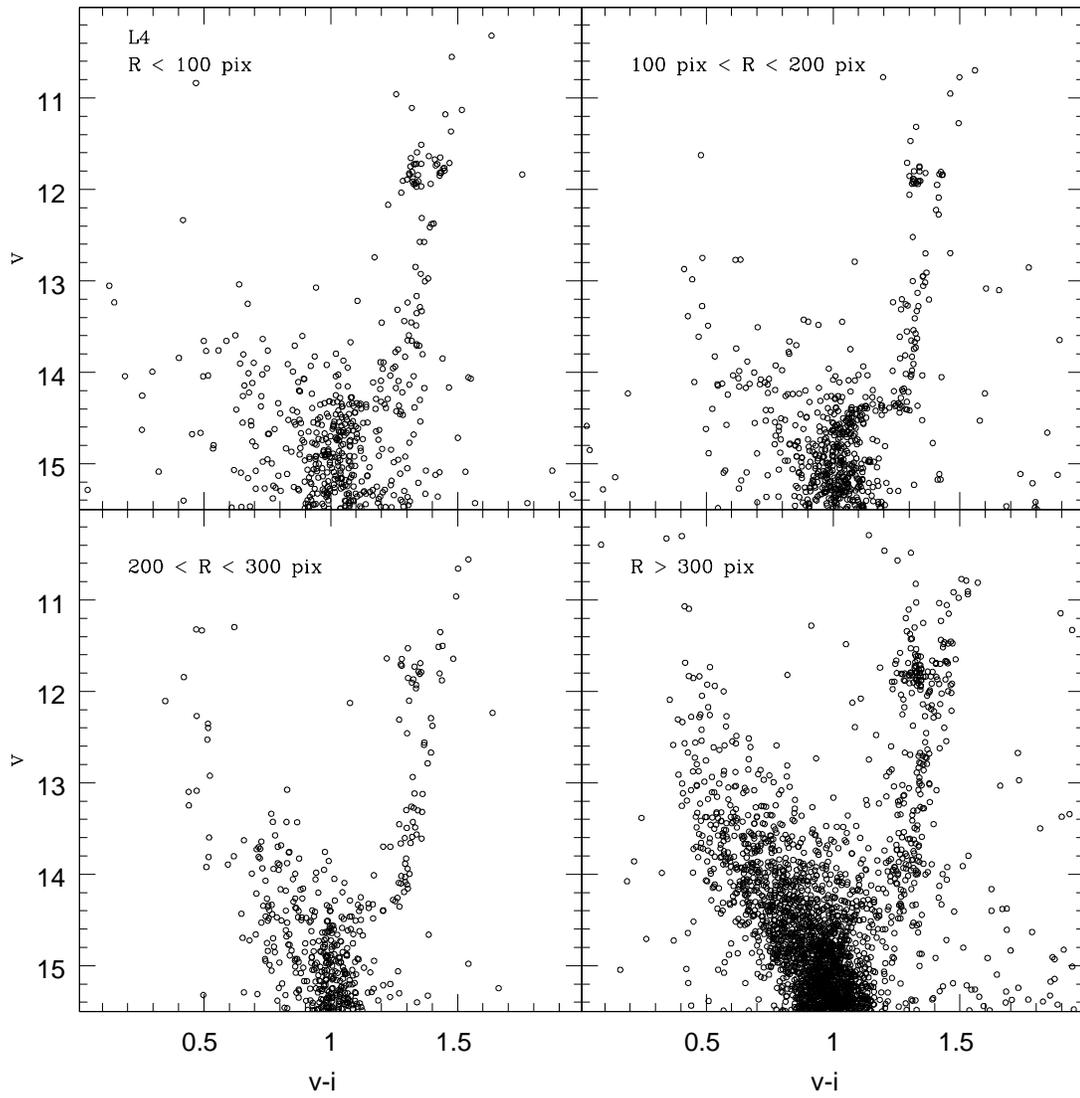


Figura 5.9: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L4.

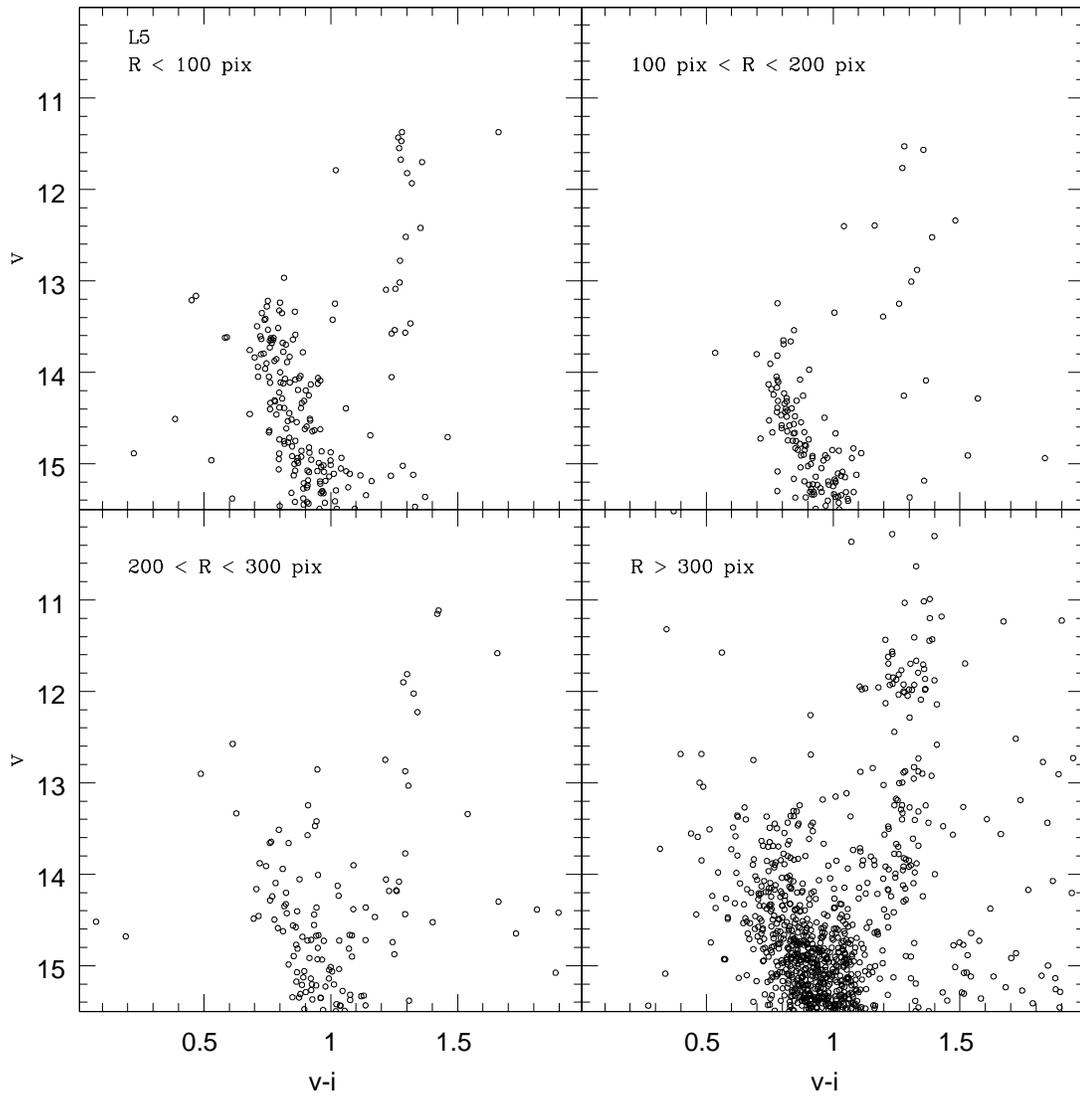


Figura 5.10: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L5.

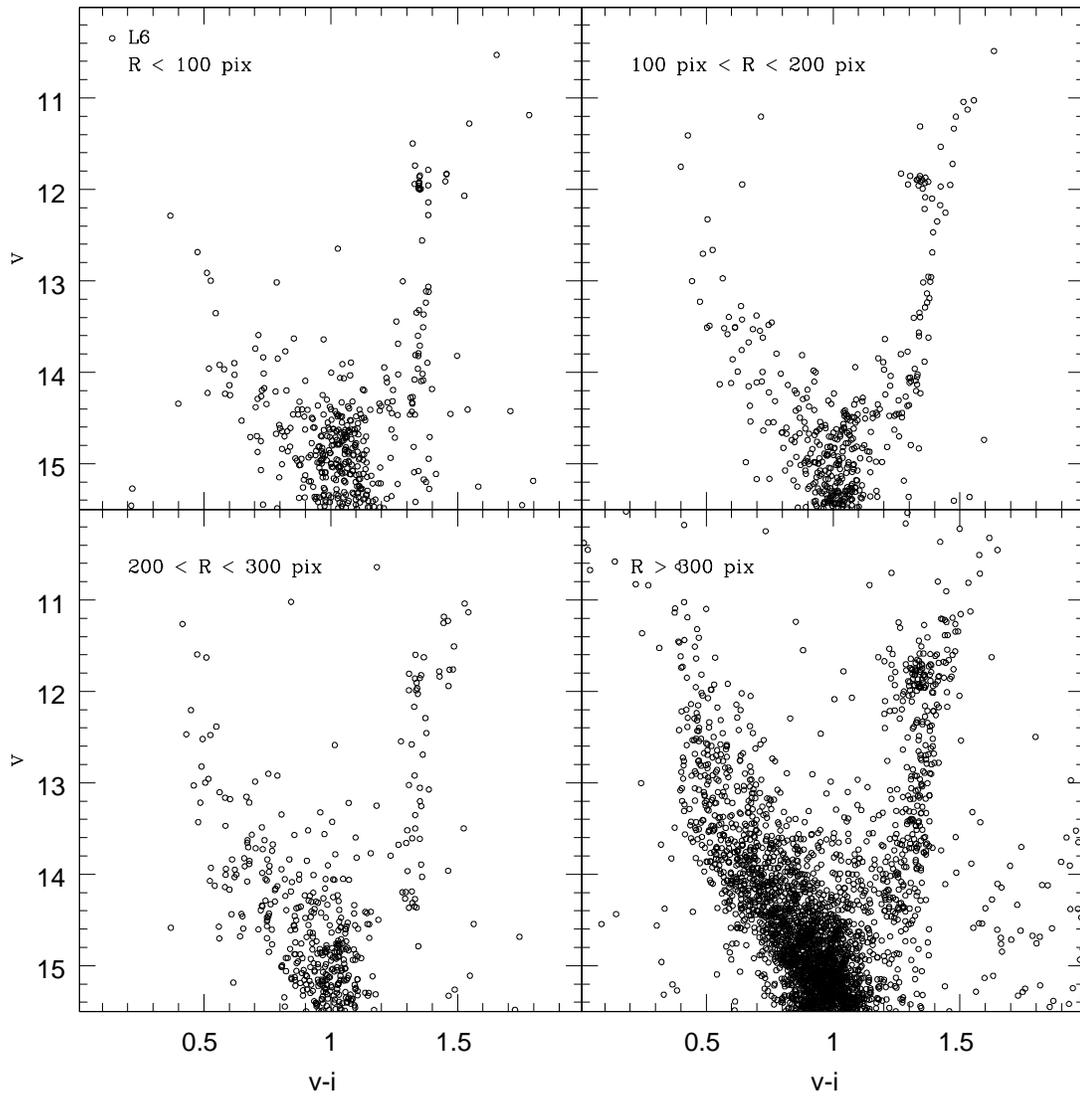


Figura 5.11: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L6.

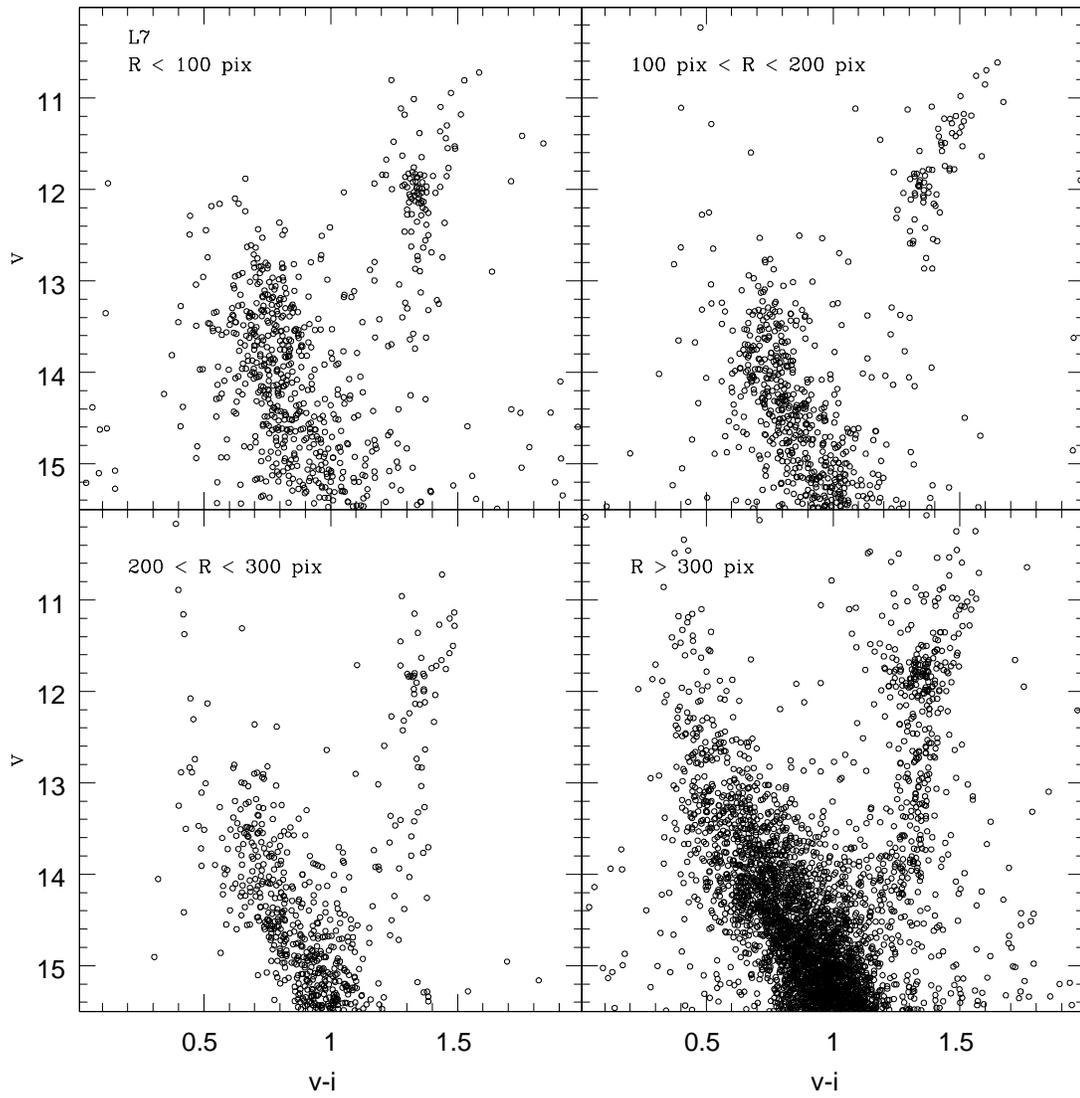


Figura 5.12: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L7.

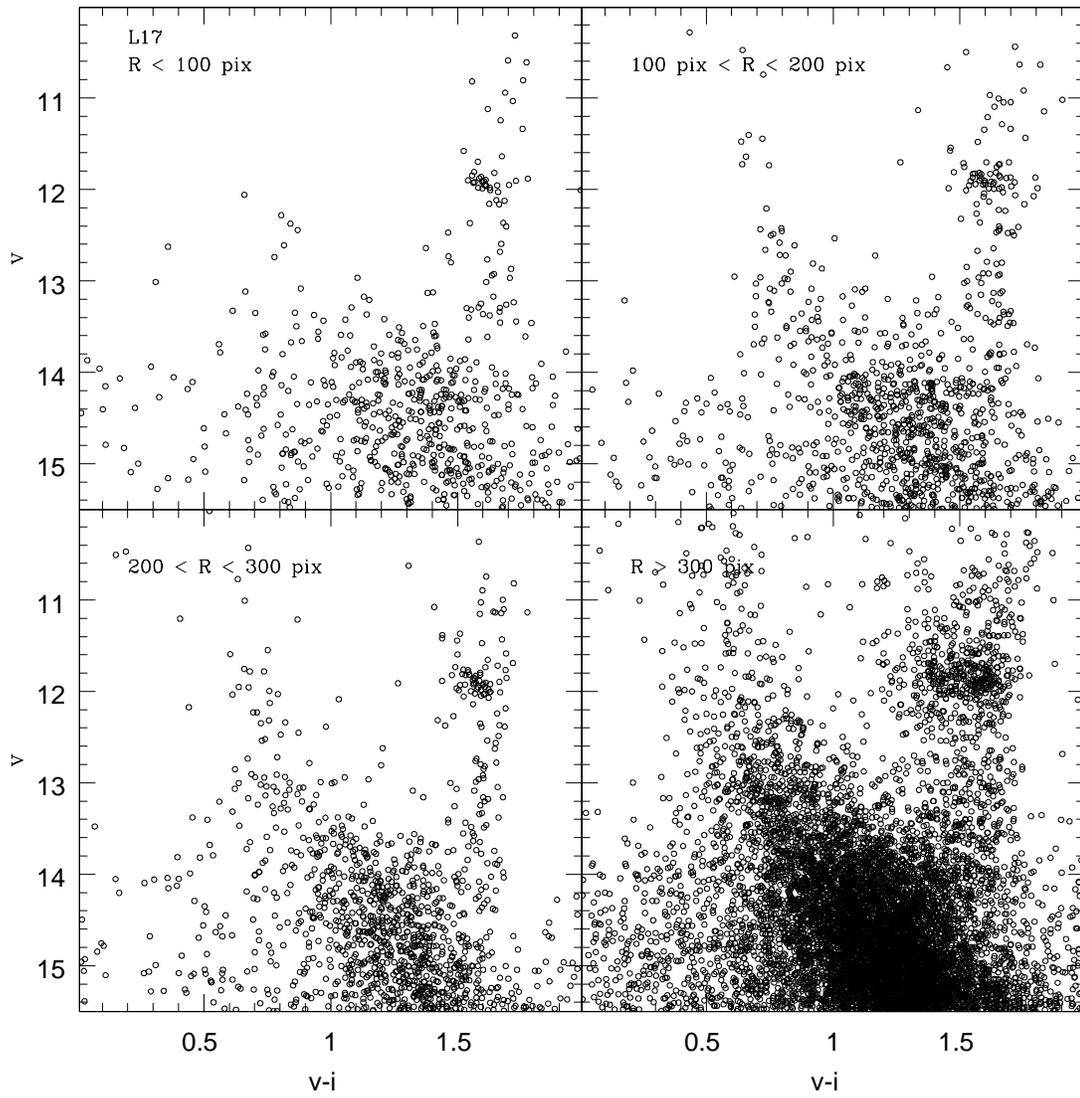


Figura 5.13: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L17.

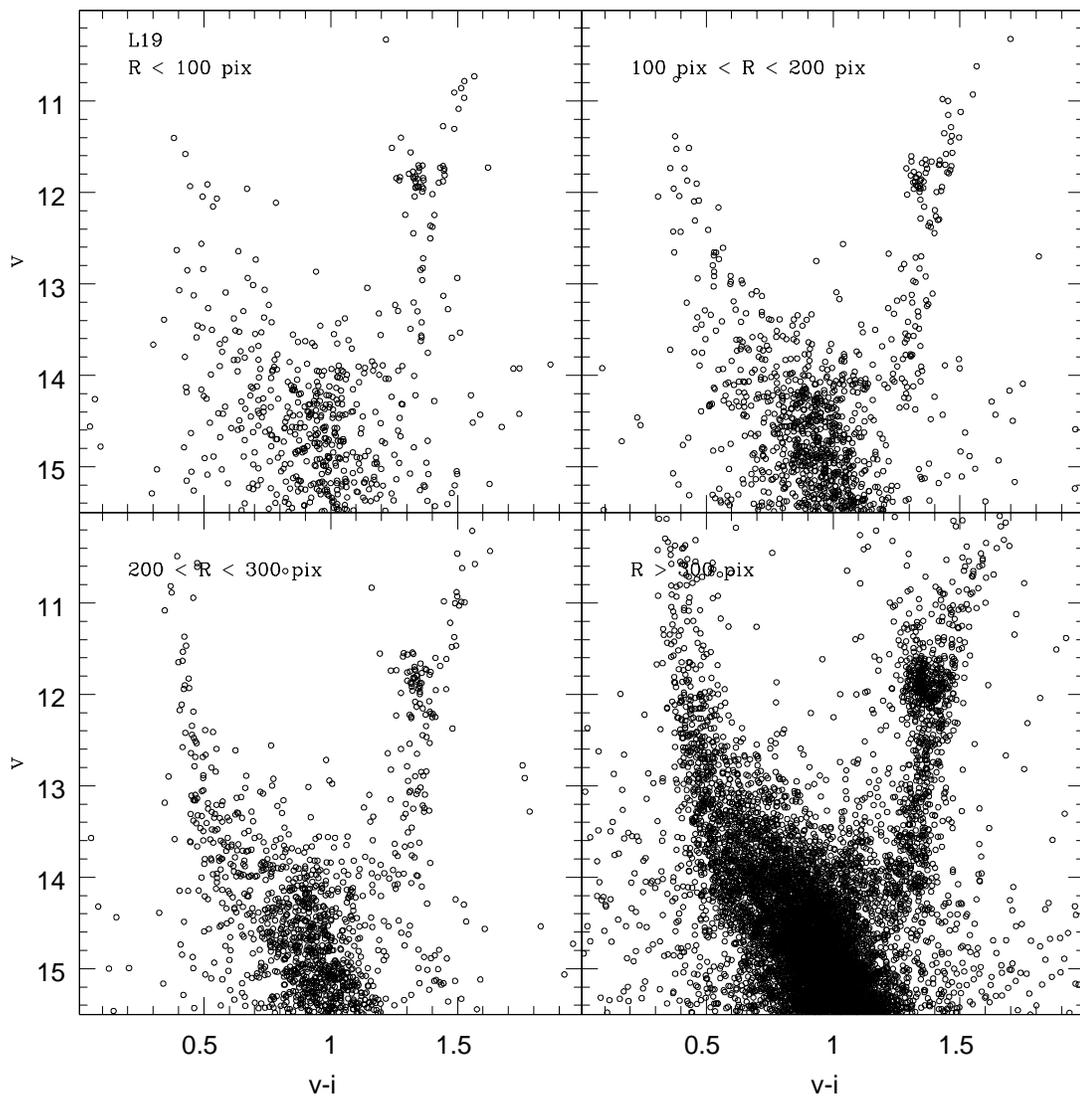


Figura 5.14: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L19.

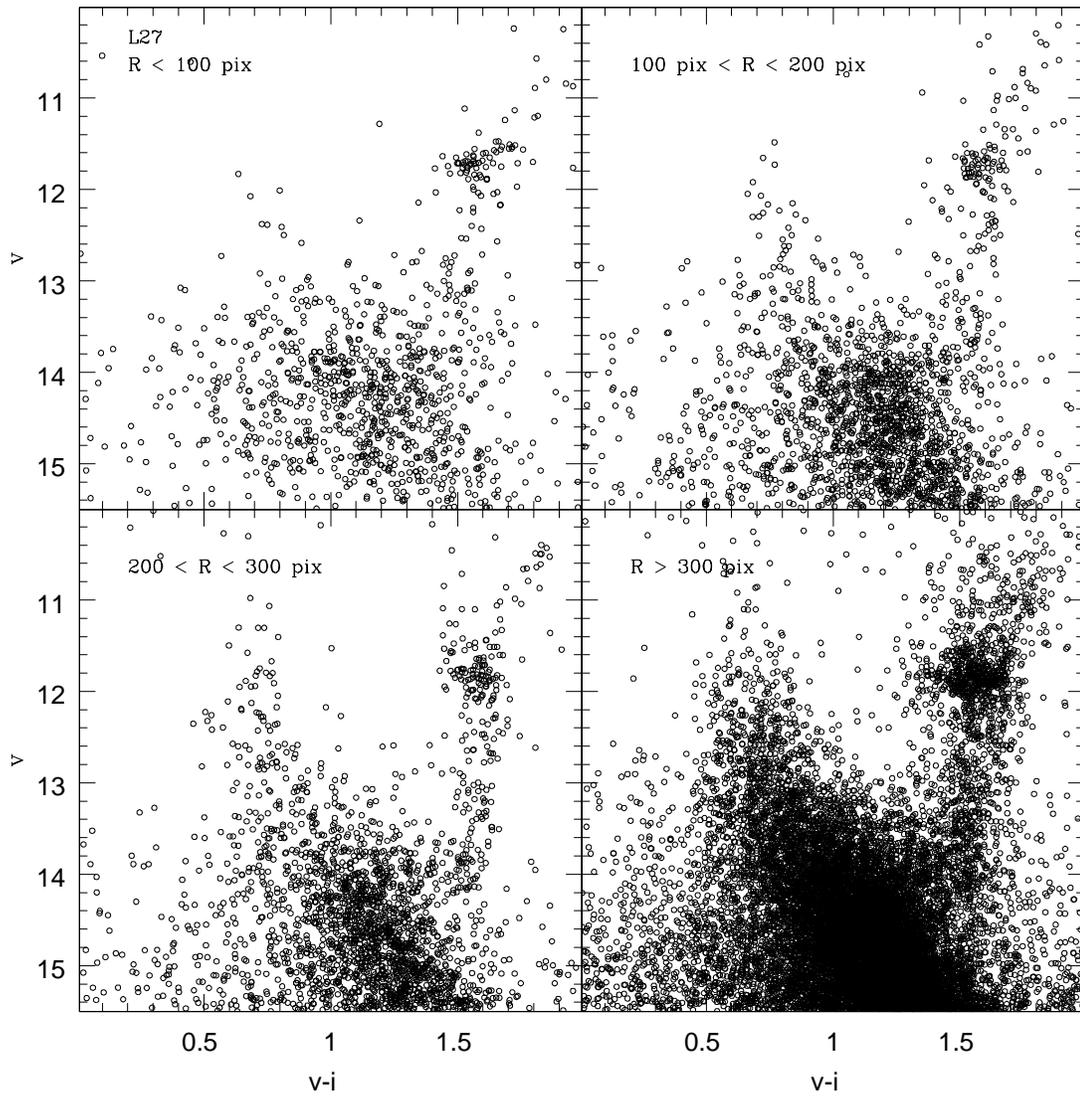


Figura 5.15: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L27.

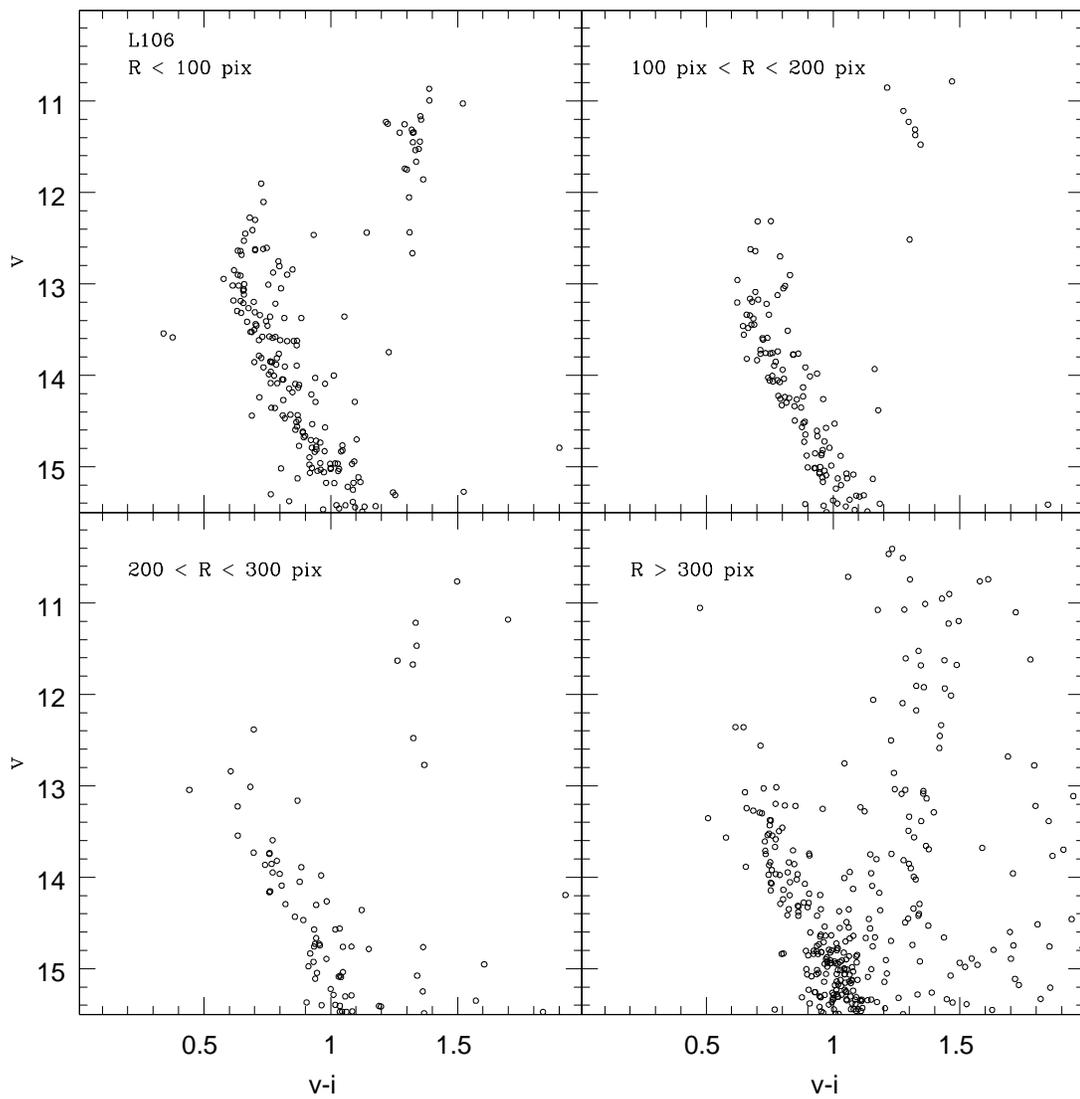


Figura 5.16: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 106.

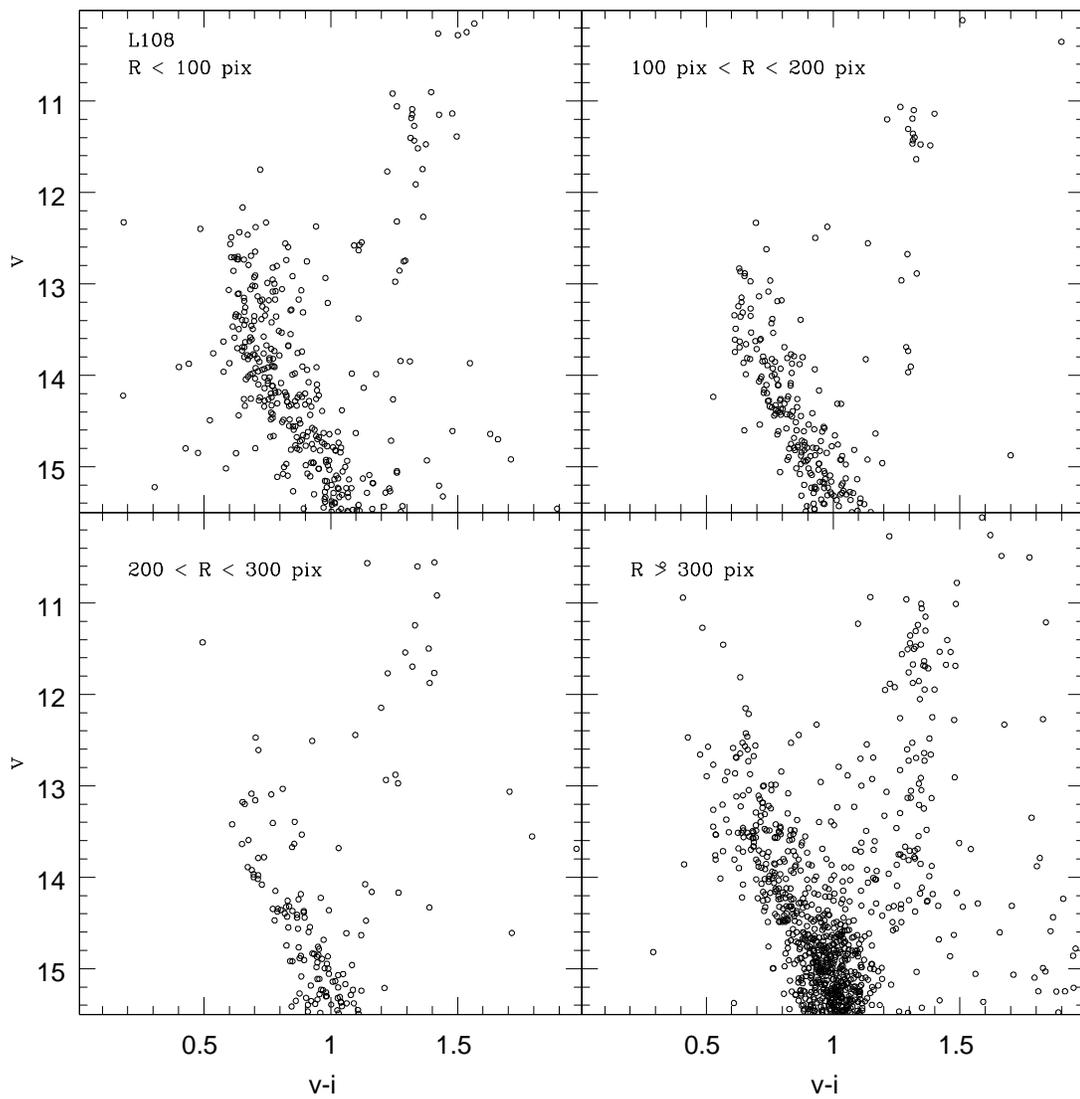


Figura 5.17: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 108.

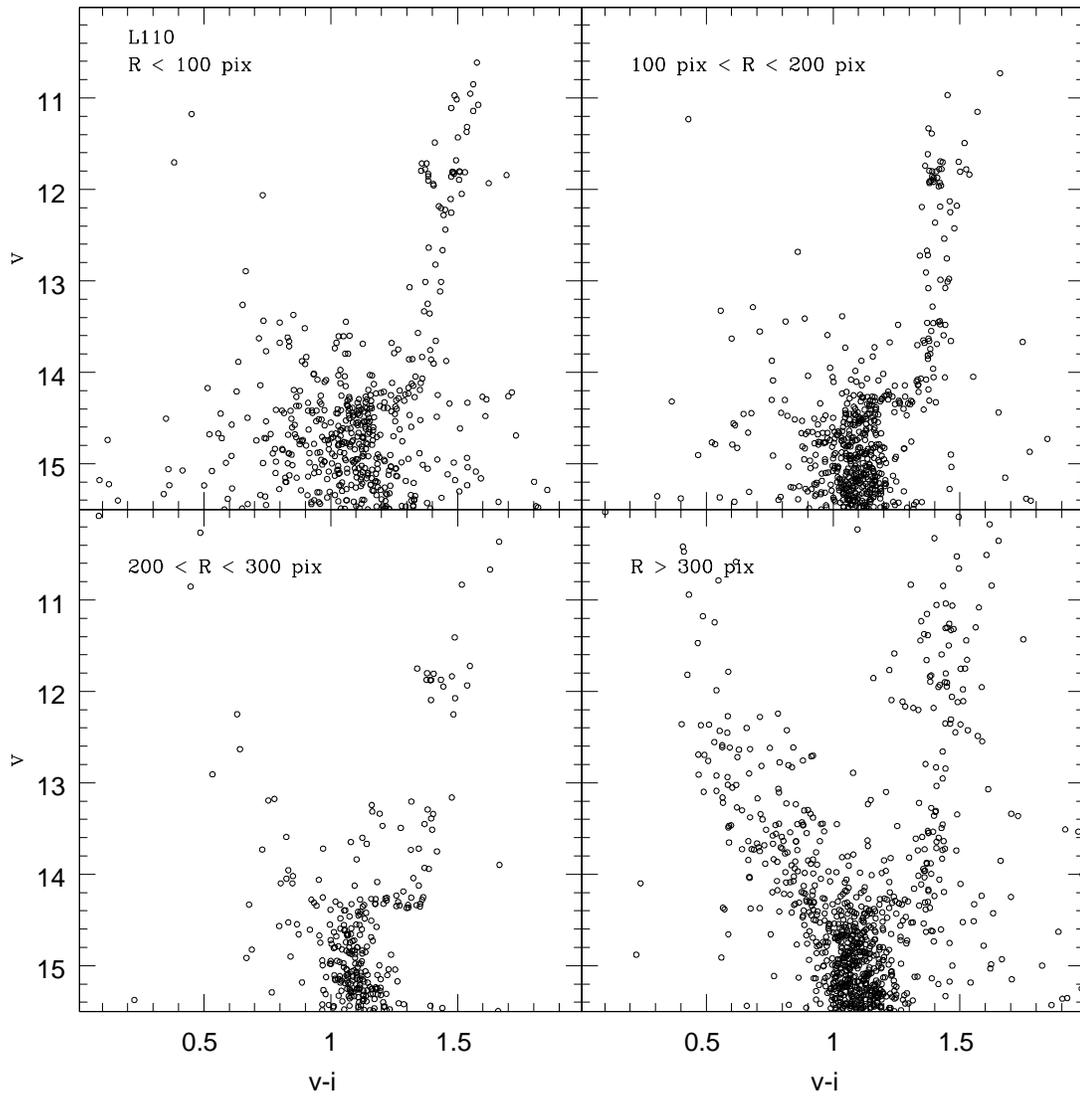


Figura 5.18: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 110.

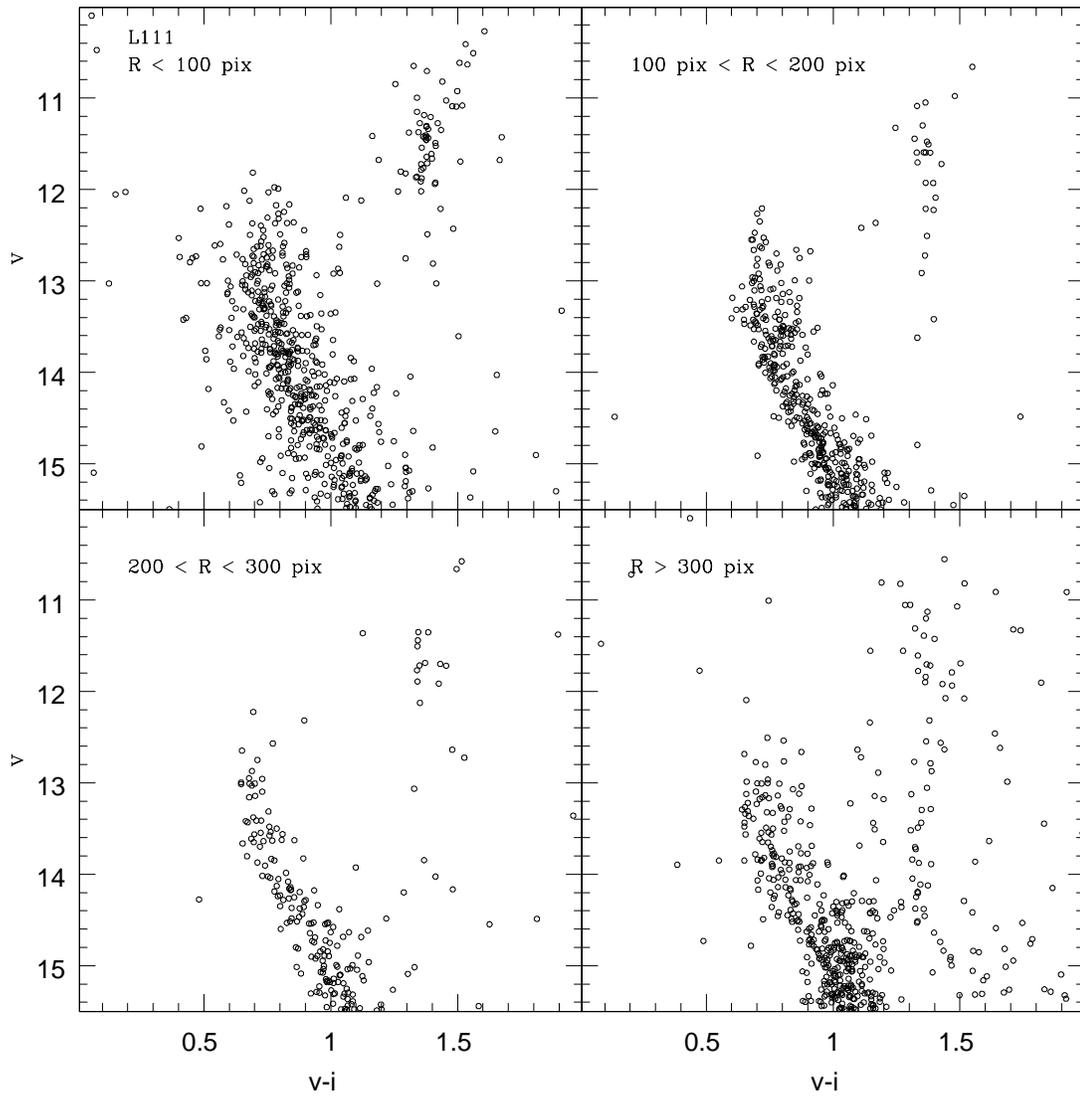


Figura 5.19: Idem Figura 5.5 pero para el cúmulo L 111.

Tabla 5.1: Edades estimadas de los cúmulos de la muestra

Cúmulo	δV	Edad (t) ($\times 10^9$ años)
BS 121	1.89	3.2 ± 0.5
HW 47	2.07	3.7 ± 0.6
HW 84	1.39	1.8 ± 0.2
HW 86	1.23	1.6 ± 0.2
L 4	2.88	9.9 ± 1.7
L 5	2.17	4.0 ± 0.6
L 6	2.93	10.3 ± 1.8
L 7	1.45	1.9 ± 0.3
L 17	2.34	5.2 ± 0.8
L 19	2.43	5.8 ± 0.9
L 27	2.39	5.3 ± 0.8
L 106	1.58	2.2 ± 0.3
L 108	1.93	3.1 ± 0.5
L 110	2.82	9.2 ± 1.6
L 111	1.57	2.2 ± 0.3

5.5. Comparación con determinaciones previas de edad

En la columna 3 de la Tabla 4.3 presentamos las edades reportadas en la literatura para los cúmulos estudiados en la presente Tesis. Para comparar nuestras determinaciones de edad con las reportadas en la literatura, graficamos en la Figura 5.21 la relación entre las mismas. La figura muestra las edades derivadas por otros autores en función de los valores encontrados en este trabajo. La línea llena muestra la relación 1:1 entre ambas cantidades. Del gráfico pueden clasificarse los cúmulos en tres grupos: las edades de los 8 cúmulos identificados con el color verde mantienen un muy buen acuerdo entre sí, mientras que el cúmulo identificado con el color azul y los 6 cúmulos identificados con el color rojo, poseen edades reportadas en la literatura claramente inferiores respecto de las calculadas en el presente trabajo. Esto último resulta más

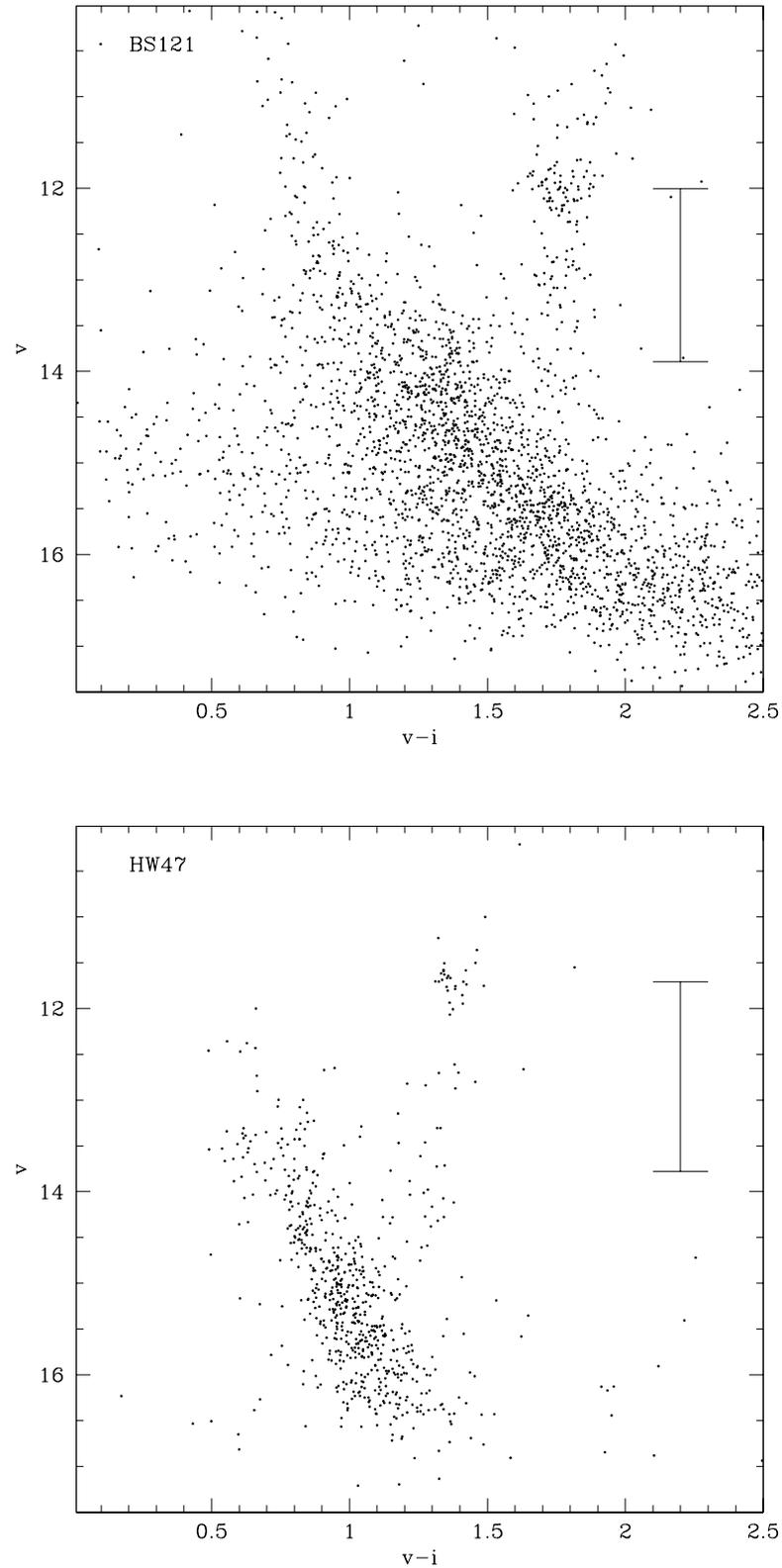


Figura 5.20: Diagrama color-magnitud de los cúmulos de la muestra confeccionados con las estrellas contenidas dentro de los dos primeros intervalos radiales ($0 \text{ píxeles} < r < 200 \text{ píxeles}$). El correspondiente parámetro δV utilizado en el análisis se encuentra señalado en los gráficos.

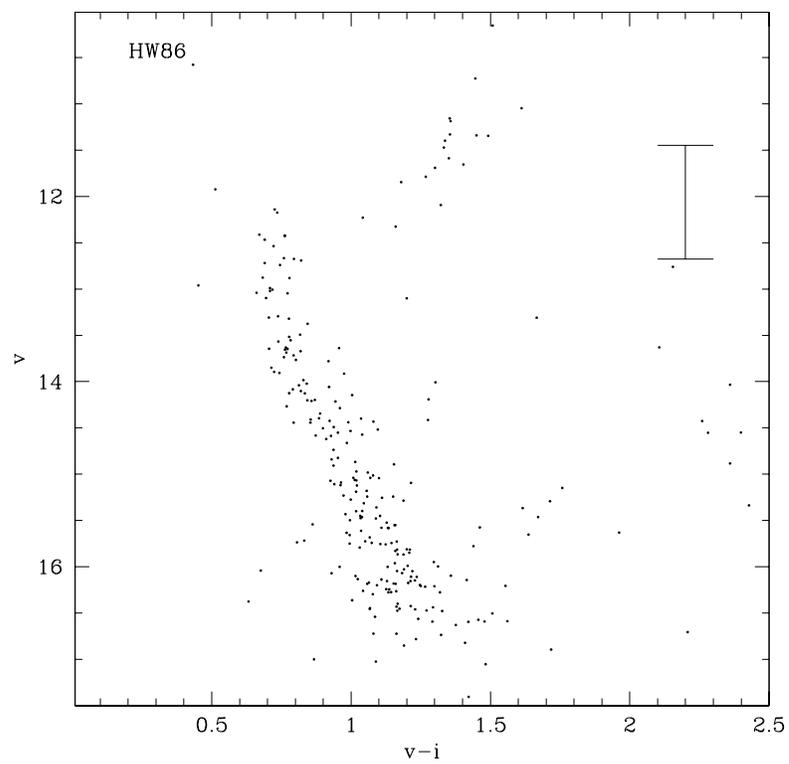
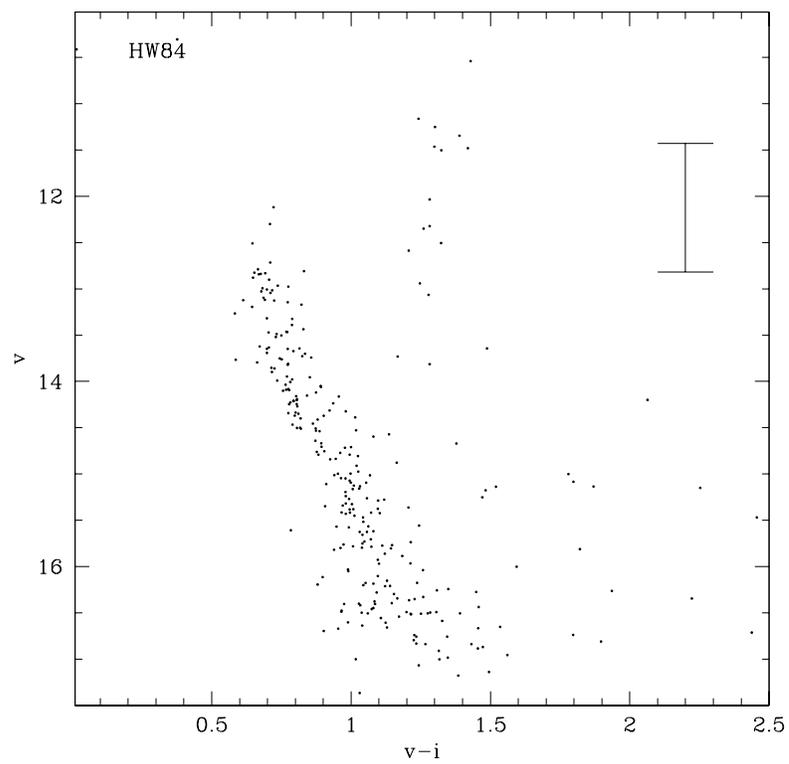


Figura 5.20: Continuación.

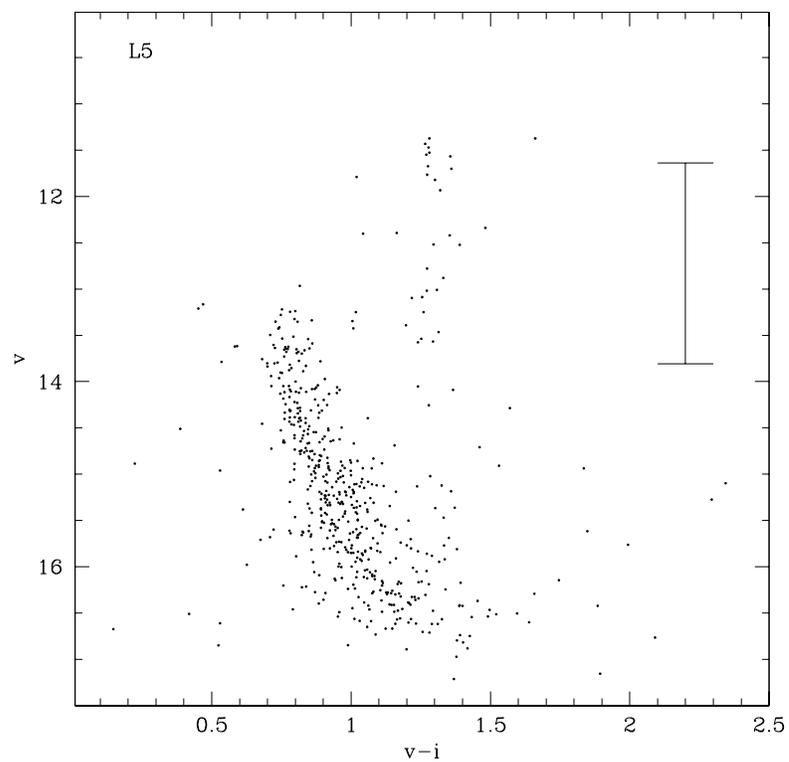
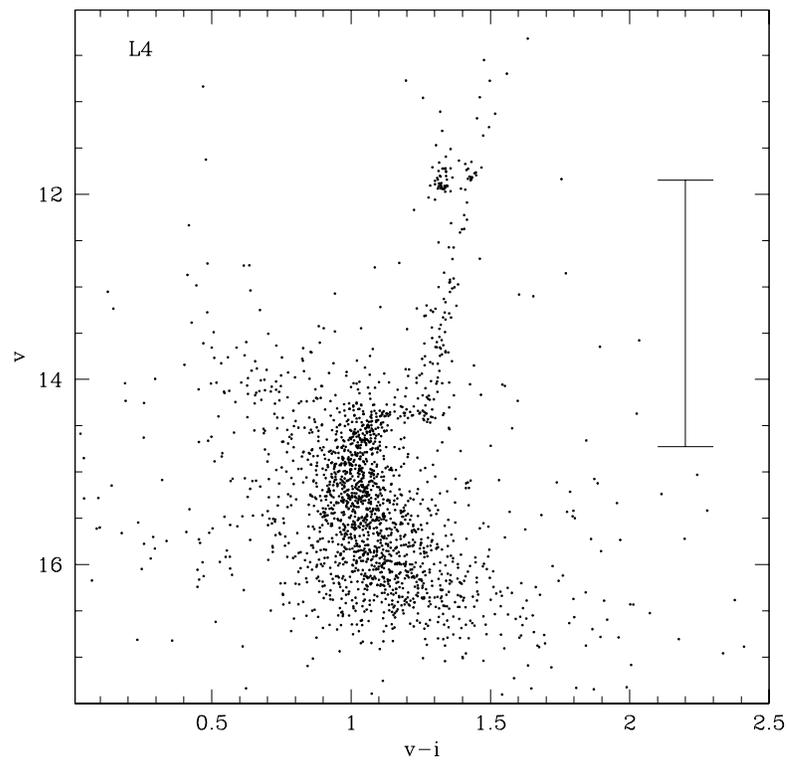


Figura 5.20: Continuación.

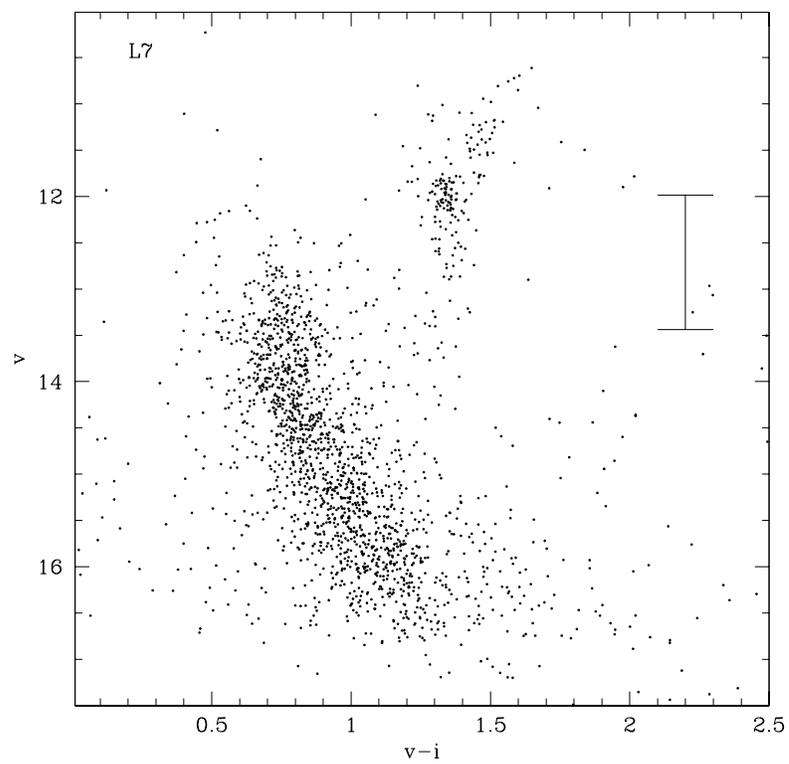
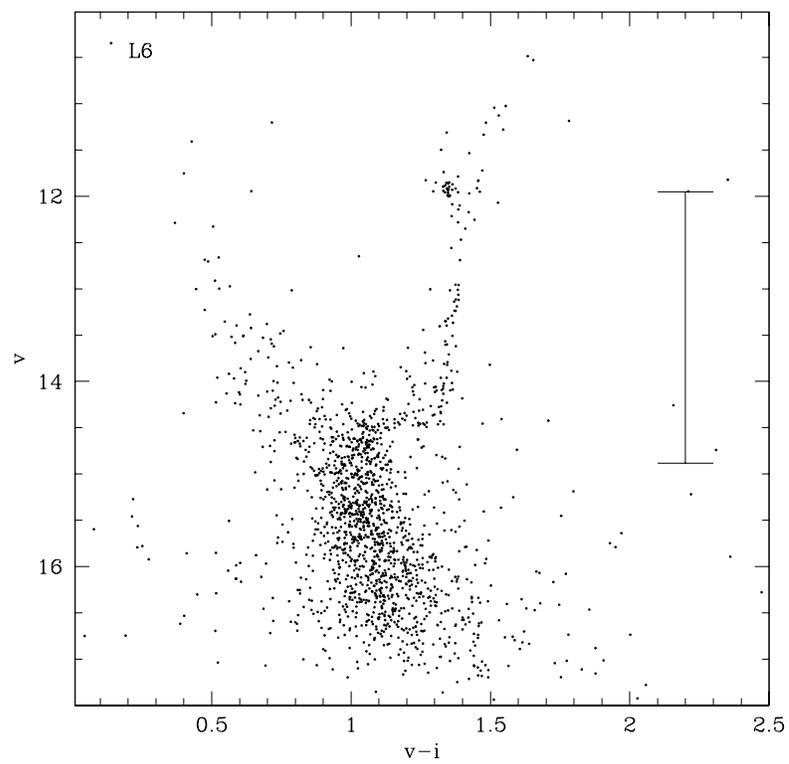


Figura 5.20: Continuación.

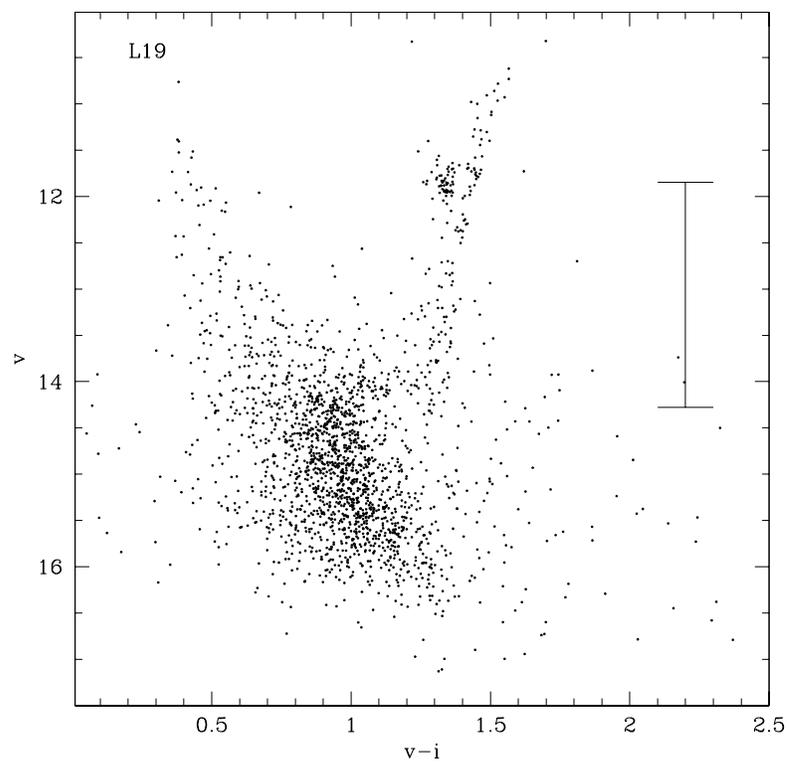
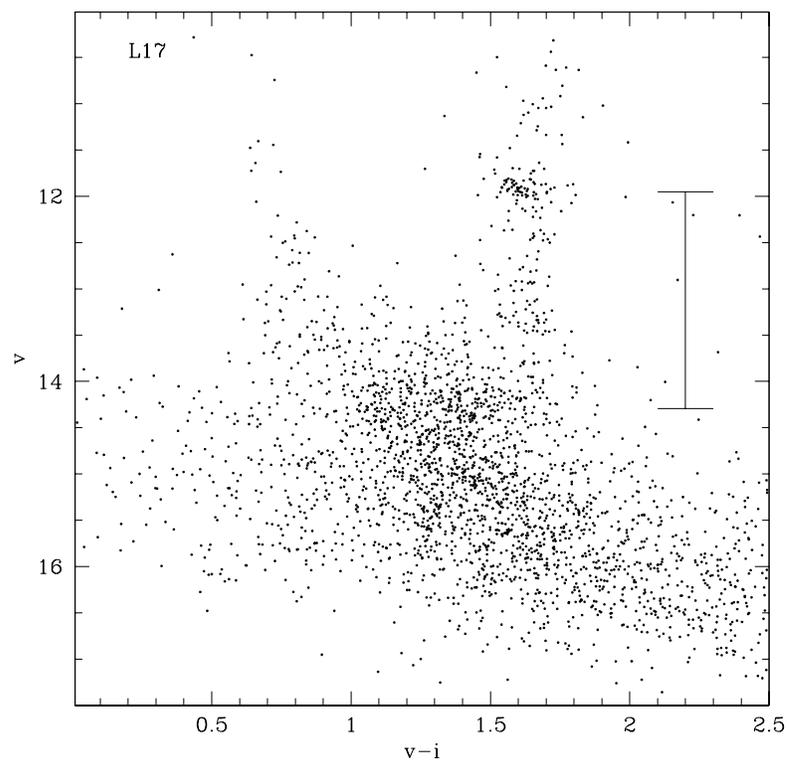


Figura 5.20: Continuación.

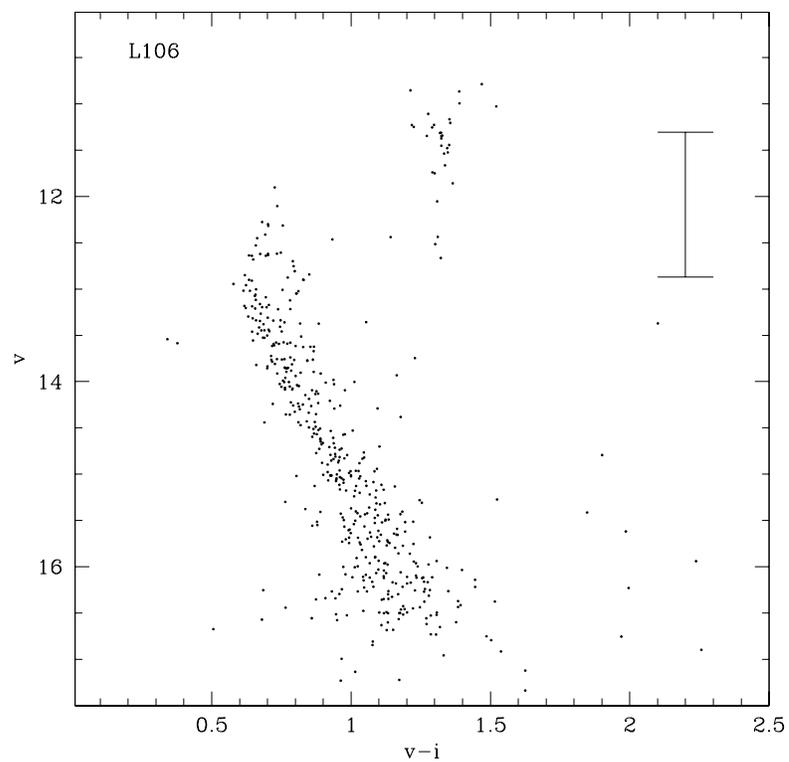
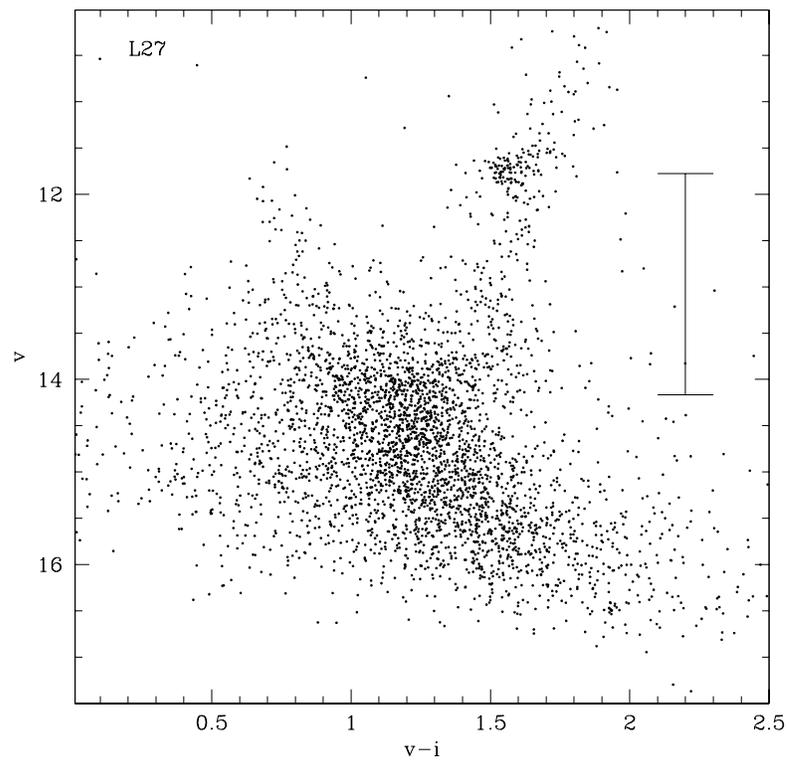


Figura 5.20: Continuación.

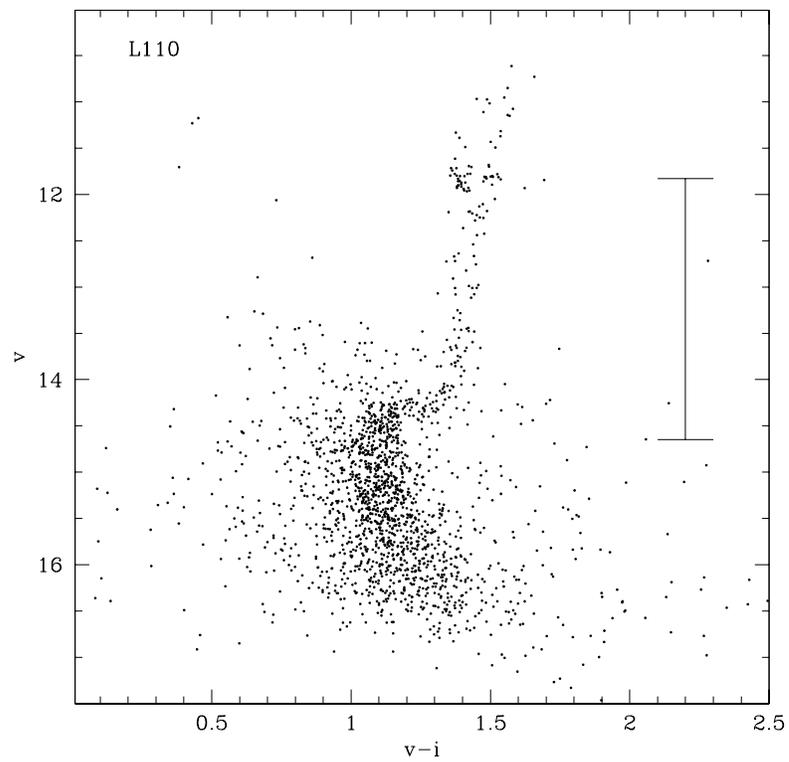
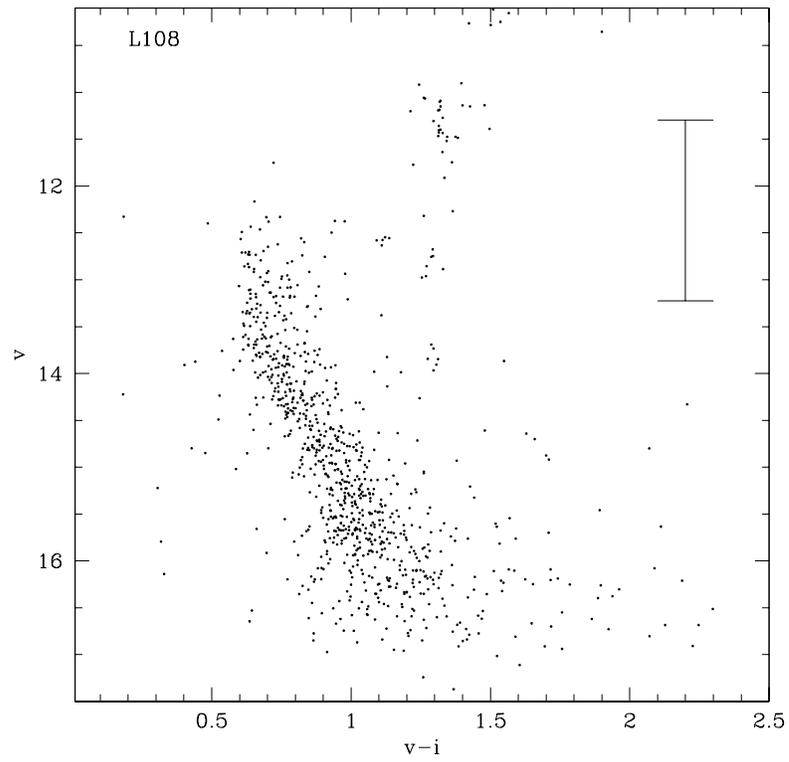


Figura 5.20: Continuación.

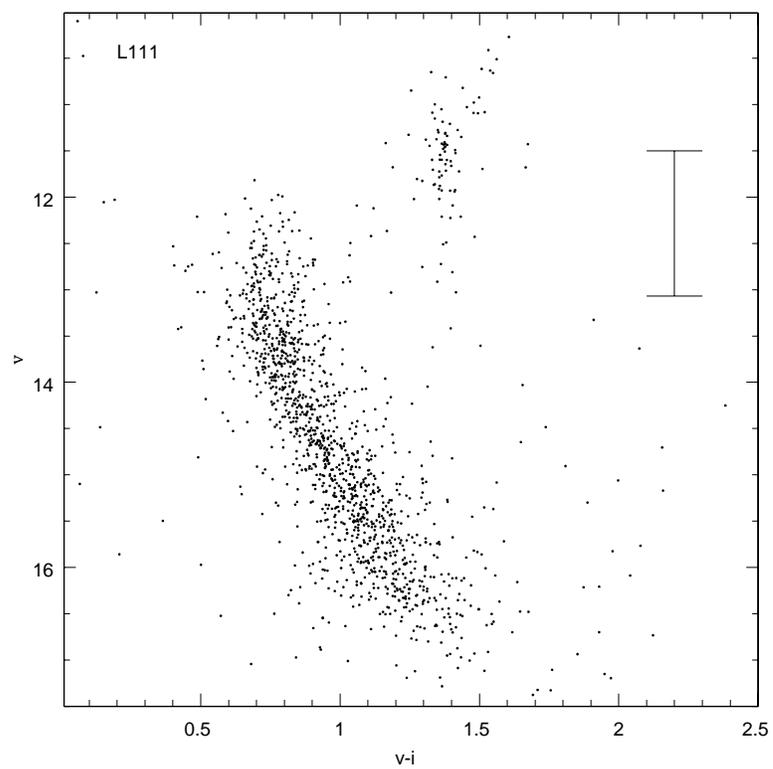


Figura 5.20: Continuación.

notorio para los cúmulos rojos que para el único cúmulo azul. El código de colores no tiene otro objetivo que el de distinguir grupos con diferentes grados de acuerdo. En adelante, denotaremos con t_L a las edades de los cúmulos reportadas en la literatura y con t_T a las correspondientes edades derivadas en esta Tesis.

Los valores de t_L para 5 de los cúmulos rojos (L 4, L 6, L 27, L 19 y L 110) han sido derivados por Piatti et al. (2005a, 2007b) siguiendo un procedimiento análogo al nuestro. Estos autores calcularon, a partir de diagramas CM en las bandas C y T_1 , el parámetro δT_1 (diferencia entre la magnitud T_1 del “clump” y la magnitud T_1 del punto de desvío de la secuencia principal). Este parámetro permite determinar la edad del cúmulo a partir de la calibración de Geisler et al. (1997). Una posible explicación para las diferencias encontradas entre los valores de t_L y t_T es que los diagramas CM de estos cúmulos obtenidos por Piatti et al. (2005a, 2007b) no hayan sido lo suficientemente profundos como para alcanzar el punto de desvío de las correspondientes secuencias principales. Esto puede haber conducido a los mencionados autores a subestimar el valor del parámetro δT_1 , lo cual implicaría una notoria subestimación del valor de t_L . Las observaciones fotométricas utilizadas en esta Tesis han sido realizadas con un telescopio de 8 metros, mientras que las obtenidas por Piatti et al. (2005a) y Piatti et al. (2007b) fueron realizadas con telescopios de 0.9 metros y 1.5 metros, respectivamente. Al tratarse de telescopios comparativamente pequeños, las dificultades para alcanzar las porciones más débiles de los diagramas CM de los cúmulos se hacen más notorias, especialmente para los cúmulos más viejos cuyos puntos de desvío de las secuencias principales tienen magnitudes más débiles. Es de esperar, por lo tanto, que las diferencias entre t_L y t_T resulten más notorias para los cúmulos más viejos de la muestra, hecho éste que se aprecia claramente en la Figura 5.21. Por otra parte, tanto el “seeing” como la escala de los telescopios usados constituyen factores importantes que tienden a disminuir la calidad de los datos de los cúmulos viejos. Los datos fotométricos de Piatti et al. (2005a) y Piatti et al. (2007b) han sido obtenidos con un “seeing” típico de 1.5” y con una escala de 0.4” pixel⁻¹, mientras que las *pre-imágenes* utilizadas en el presente estudio han sido obtenidas con valores del “seeing” típicamente menores que 1”, usando una escala de 0.25” pixel⁻¹. Estos valores superan largamente los utilizados en los estudios previos mencionados.

Con respecto a L17, el sexto cúmulo de la muestra roja, el valor de t_L fue calculado por Rafelski & Zaritsky (2005) a partir de la comparación de los colores integrados ($U - B$, $B - V$ y $V - I$) del cúmulo con modelos de poblaciones estelares simples.

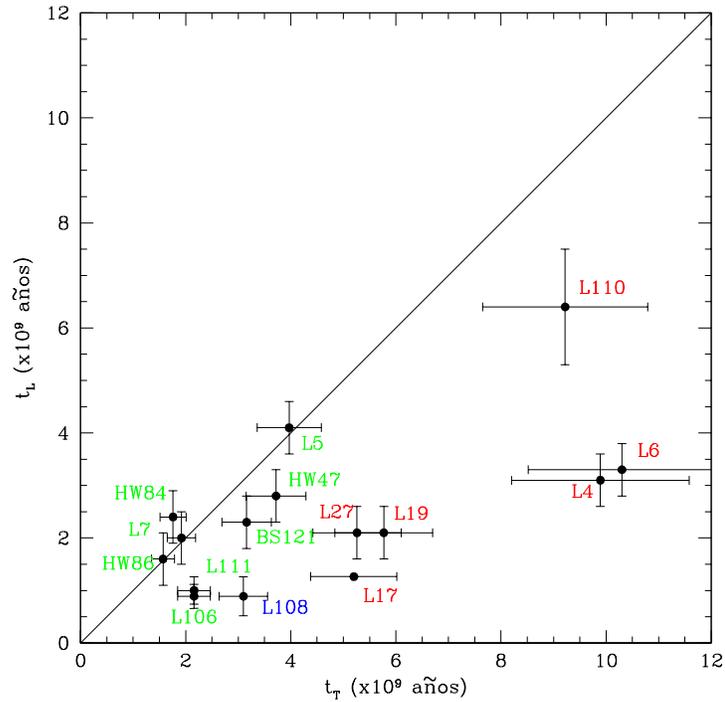


Figura 5.21: Comparación de las edades reportadas en la literatura (t_L) de los cúmulos estudiados en función de sus edades determinadas en el presente trabajo (t_T). La línea llena representa la relación 1:1. Las barras de error en t_L son las reportadas por los correspondientes autores (Tabla 4.3), mientras que las barras de error en t_T corresponden a los errores en las presentes determinaciones

Sin embargo, este trabajo, como los mismos autores lo destacan, padece de una falta de precisión en las edades derivadas, debido fundamentalmente a que los colores integrados son de escasa precisión y los modelos utilizados no predicen colores consistentes para una determinada edad. Como los mismos autores lo señalan, las edades reportadas en el mencionado trabajo constituyen apenas una guía para futuras investigaciones de determinados cúmulos.

En lo concerniente al cúmulo azul, el valor de t_L ha sido derivado por Piatti et al. (2007c) mediante el ajuste de isócronas teóricas a los diagramas CM en el sistema de Washington. No parece fácil encontrar una buena razón para explicar porqué la edad derivada por estos autores ha resultado significativamente menor.

5.6. Cúmulos viejos de la Nube Menor de Magallanes

Es bien sabido que para poder comprender la historia de formación estelar en las etapas primigenias de una galaxia (su historia temprana) es muy importante poder caracterizar las poblaciones estelares más viejas. Los cúmulos globulares (CGs) son los objetos preferidos para ser utilizados como trazadores de la edad de las poblaciones estelares más viejas. Esto se debe a que estos objetos tienen una única edad y una única metalicidad, lo que facilita los estudios comparativos. Por otra parte, mientras el sistema de CGs de una galaxia exhibe un rango de edades, los más viejos pueden pertenecer a los sistemas estelares más antiguos que aún sobreviven y que han completado su formación en el Universo temprano. En aquellas galaxias cercanas donde ha sido posible determinar edades de poblaciones viejas y compararlas con las edades de los CGs de la Vía Láctea (VL), se ha encontrado que, en general, la diferencia en edad entre estas dos poblaciones estelares no es significativa, dentro de los errores (Johnston et al. 1999). Esto parecería indicar una época común de formación estelar temprana en la VL y en sus compañeras del Grupo Local. Sin embargo, la NmM es una galaxia que parecería no compartir esta época común de formación estelar temprana, al menos no con respecto a sus CGs, dado que mientras esta galaxia posee un gran número de cúmulos jóvenes y de edades intermedias, NGC 121 es, hasta el momento, el único “cúmulo globular” presente en la NmM, en el sentido de que posee una edad comparable a la de los CGs galácticos. Este hecho ha dado lugar a una serie de especulaciones y controversias con relación a la evolución química de esta galaxia y a la de su compañera la Nube Mayor de Magallanes (NMM). Curiosamente, la NMM presenta un considerable “período de quietud” en lo que a formación de cúmulos concierne, ya que sabemos de la existencia de sólo un cúmulo con una edad comprendida entre 3 y 9×10^9 años. Sin embargo, sabemos también que la NMM contiene unos 15 ó 16 “cúmulos globulares” con edades claramente por encima de los 10×10^9 de años. De hecho, NGC 121 no es tan viejo como lo son los CGs más viejos de la NMM o de la VL (Glatt et al. 2008b). En efecto, este cúmulo tiene una edad de sólo 10.5×10^9 años, en lugar de los 12 - 12.5×10^9 años encontrados para los cúmulos más viejos de la NMM y de la VL. El siguiente cúmulo más viejo en la NmM hasta el momento conocido, L 1, tiene una edad de tan sólo 7.5×10^9 años (Glatt et al. 2008b)

Hasta el momento, se tiene la impresión de que no se ha podido brindar una clara explicación a la falta de cúmulos formados en el denominado “período de quietud” en

la NMM. Tampoco ha podido además explicarse porqué no hay cúmulos realmente viejos, con edades del orden o por encima de los 10×10^9 años, en la NmM. El hecho de que NGC 121 sea el único cúmulo viejo conocido en la NmM ha llevado a que todas las conclusiones relacionadas con la evolución temprana de esta galaxia se basen en este único objeto. Resulta evidente, en este contexto, que si pudieran detectarse o descubrirse cúmulos en la NmM con edades del orden o por encima de los 10×10^9 años, este hecho podría llegar a tener importantes implicaciones relacionadas con la formación y evolución química temprana de la NmM.

Si inspeccionamos los diagramas CM de los cúmulos L4, L6 y L110 (Figura 5.20), su similitud con NGC 121 (Figura 5.22), el único “cúmulo globular” conocido en la NmM, resulta sorprendente. Puede apreciarse que el parámetro δV en estos 3 objetos (~ 3 magnitudes) es, sin lugar a dudas, comparable al de NGC 121 (3.3 magnitudes, Shara et al. 1998). Esto, a primera vista, constituye un indicio de que estos 3 cúmulos podrían ser tan viejos como NGC 121, lo que se demuestra cuando derivamos sus edades (ver Tabla 5.1). Es importante destacar el hecho de que las metalicidades que derivamos para estos tres objetos son muy similares a la metalicidad bien conocida de NGC 121. Este resultado es de singular importancia, ya que todo lo que hasta el momento conocemos acerca de la historia temprana de la NmM, se basa en la existencia y propiedades de sólo un cúmulo: NGC 121. Debido a que estos 3 nuevos objetos son casi tan viejos como NGC 121 y tienen metalicidades típicas entre -1 y -1.2, al igual que NGC 121 (-1.2, DH98), estamos entonces en presencia de un resultado realmente importante por dos razones. Por un lado, hemos podido ampliar significativamente el número de cúmulos extremadamente viejos, con edades cercanas a los 10 mil millones de años, en la NmM. Y por otro lado, estamos aportando una nueva evidencia observacional sobre la evolución química temprana de esta galaxia, lo que abordaremos con mayor detalle cuando analicemos la REM de la NmM.

5.7. Nuevos análisis de la Figura 4.25

Cuando en la Sección 4.5 comparamos las metalicidades espectroscópicas acá derivadas con las metalicidades fotométricas reportadas por Piatti et al. (2005a, 2007b) para los 11 cúmulos en común, graficamos la diferencia de dichas metalicidades en función de la edad del cúmulo. Esto nos permitió constatar que la corrección por edad aplicada por Piatti et al. (2005a, 2007b) fue correctamente realizada. Sin embargo, al

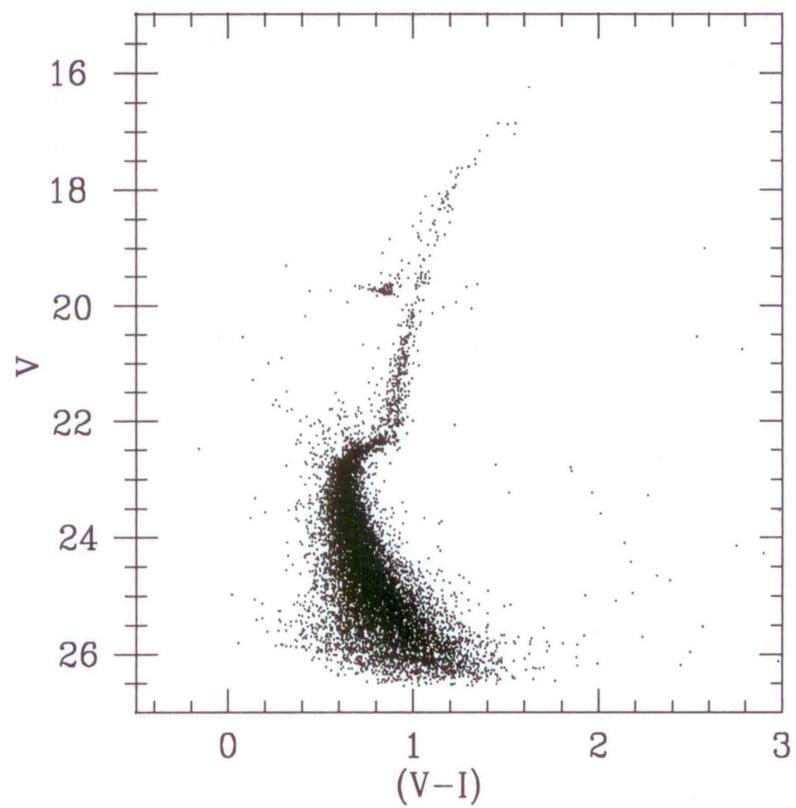


Figura 5.22: Diagrama color-magnitud del cúmulo NGC 121 (Dolphin et al. 2001).

momento de realizar dicho análisis, las edades disponibles eran sólo las reportadas en la literatura. Como ya se explicó, estos valores adolecen de falta de homogeneidad. Por tal motivo, luego de haber redeterminado las edades de los cúmulos de manera homogénea, se decidió confeccionar nuevamente la Figura 4.25 con el propósito de corroborar nuestra conclusión respecto de la aparentemente correcta corrección por edad realizada por Piatti et al. (2005a, 2007b). Por otra parte, esta nueva figura, construida con edades en una escala homogénea, podría ser también de utilidad para verificar si la inhomogeneidad de las edades tomadas de la literatura podría estar viciando de alguna manera los resultados. La Figura 5.23 muestra la diferencia entre las metalicidades espectroscópicas y fotométricas en función de la edad del cúmulo derivada en esta Tesis. Nuevamente, no se observa acá una tendencia sistemática más o menos evidente. Concluimos entonces aceptando que la corrección por edad llevada a cabo por Piatti et al. (2005a, 2007b) ha sido correctamente aplicada.

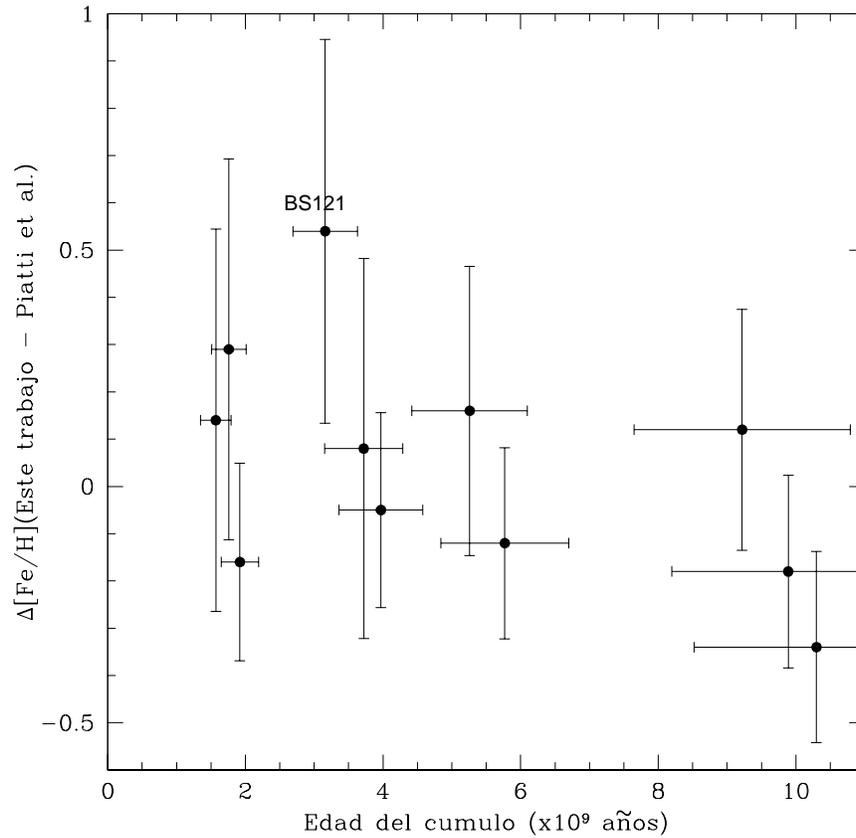


Figura 5.23: Diferencia entre las presentes metalicidades espectroscópicas medias y las derivadas fotométricamente por Piatti et al. (2005a, 2007b), en función de la edad del cúmulo (determinadas en esta Tesis). No se observa tampoco en esta figura ninguna tendencia sistemática. El único cúmulo que exhibe una diferencia considerable entre ambas determinaciones de metalicidad, BS 121, ha sido remarcado en la figura.

Capítulo 6

Análisis

6.1. Introducción

En el Capítulo 4 se describió con cierto detalle el procedimiento llevado a cabo para determinar la metalicidad individual de las estrellas gigantes rojas. Se describió además el método utilizado para separar estrellas del campo de aquéllas que son miembros de los cúmulos. Disponemos, entonces, de información precisa de las abundancias de los cúmulos y de los campos estelares circundantes a los mismos. Por otra parte, en el Capítulo 5 se explicó el procedimiento seguido para derivar las edades de los cúmulos estelares del presente estudio.

Haciendo uso de esta información, metalicidades y edades, en el presente capítulo realizaremos un análisis de las propiedades químicas de estas dos poblaciones diferentes de la NmM (cúmulos y campos), para utilizarlas como trazadoras de las propiedades de la galaxia que las alberga.

En particular, analizaremos la distribución de metalicidades (tanto de cúmulos como de estrellas del campo), la posible existencia de un gradiente de metalicidad en la NmM e intentaremos corroborar, a partir de nuestros datos observacionales, cómo es la REM en esta importante galaxia satélite de la Vía Láctea.

Finalmente, compararemos las propiedades de los cúmulos y de los campos estelares que los circundan, para tratar de comprender las diferencias o similitudes en el origen y evolución de ambas poblaciones.

6.2. Muestra ampliada de cúmulos estelares

Dado que la muestra de cúmulos estelares estudiados en el presente trabajo incluye sólo 15 objetos (Tabla 4.1), agregaremos a la misma algunos cúmulos para los cuales otros autores han determinado metalicidades en una escala similar, con errores relativamente pequeños. La ampliación de esta muestra permitirá examinar efectos globales y, al mismo tiempo, los errores estadísticos serán menores. Incluiremos entonces los cúmulos estudiados previamente con la técnica del CaT (básicamente los de DH98) y cualquier otro objeto que haya sido estudiado mediante espectroscopía de alta resolución. Para los cúmulos de DH98 usamos los valores reportados en su Tabla 3, los cuales se encuentran en la escala de metalicidades de CG97. Si bien estos valores no están corregidos por efectos de edad, son los más próximos a nuestra escala. Es importante aclarar que la técnica aplicada por DH98 no es idéntica a la del presente estudio debido a que, para determinar la metalicidad, estos autores utilizan la suma de sólo las dos líneas más intensas del CaT. Las diferencias en metalicidad, sin embargo, deberían ser pequeñas. Por otra parte, dado que Glatt et al. (2008b) reportaron metalicidades de 3 cúmulos adicionales en la escala de CG97, decidimos utilizar también estos valores. Debe tenerse presente que los errores asociados a las metalicidades medias derivadas tanto por DH98 como por Glatt et al. oscilan entre 0.06 y 0.13 en la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$, con una media de 0.10. Esto significa que duplican el error medio típico del presente trabajo. Confiamos, de todas maneras, en que estos valores serán útiles en el presente análisis. Finalmente, NGC 330 es el único cúmulo cuya metalicidad ha sido hasta el momento determinada en base a espectroscopía de alta resolución (Gonzalez & Wallerstein 1999). La metalicidad derivada por Gonzalez & Wallerstein (1999) para este objeto extremadamente joven es $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.94 \pm 0.02$.

Disponemos entonces de una muestra con un total de 25 cúmulos con metalicidades en una escala razonablemente homogénea y con errores asociados relativamente pequeños. Las metalicidades y edades de los cúmulos estudiados en esta Tesis se presentan en las Tablas 4.1 y 5.1, respectivamente, mientras que los valores de dichos parámetros correspondientes a los cúmulos adicionales se consignan en la Tabla 6.1.

Tabla 6.1: Metalicidades y edades de la muestra adicional de cúmulos

Cúmulo	Metalicidad	Edad ($\times 10^9$ años)	Referencia [Fe/H], Edad
L 11	-0.75 ± 0.13	3.5 ± 1.0	1, 1
L 113	-1.12 ± 0.12	6.0 ± 1.0	1, 1
NGC 121	-1.19 ± 0.12	10.5 ± 0.5	1, 2
L 1	-0.99 ± 0.11	7.5 ± 0.5	1, 2
K 3	-0.96 ± 0.12	6.5 ± 0.5	1, 2
NGC 339	-1.12 ± 0.10	6.0 ± 0.5	1, 2
NGC 416	-0.87 ± 0.13	6.0 ± 0.8	2, 2
L 38	-1.35 ± 0.10	6.5 ± 0.5	2, 2
NGC 419	-0.71 ± 0.12	1.4	2, 2
NGC 330	-0.94 ± 0.02	0.03	3, 4

- (1) Da Costa & Hatzidimitriou (1998); (2) Glatt et al. (2008b);
(3) Gonzalez & Wallerstein (1999); (4) WEBDA

6.3. Distribución de metalicidades

6.3.1. Cúmulos estelares

La DMs de los cúmulos estelares de una galaxia es, en general, de gran utilidad para poder interpretar de qué manera ocurrió la evolución química global de esa galaxia. Es además útil para comprender y poder comparar las DMs de sistemas de cúmulos de diferentes galaxias.

La metalicidad media de la NmM derivada sólo con los cúmulos del presente estudio es $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.94 \pm 0.19$ (desviación estándar), mientras que para la muestra extendida este valor es prácticamente el mismo ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.96 \pm 0.19$). Ambas determinaciones muestran un excelente acuerdo con el valor medio global ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.0$) encontrado por C08 en la NmM, a partir de espectroscopía del CaT de un número considerable de gigantes rojas del campo.

Sin embargo, notamos aquí que las edades de los cúmulos de la muestra completa no están todas exactamente en la misma escala. En efecto, las de los cúmulos del presente estudio han sido derivadas a partir de la diferencia entre la magnitud del RC

y el punto de desvío de la secuencia principal. DH98, por su parte, adoptaron para sus cúmulos las edades inferidas por diferentes autores a partir de los diagramas CM obtenidos fotométricamente. Estas edades fotométricas provienen de observaciones realizadas en distintos sistemas fotométricos, o bien se basan en distintas calibraciones de edad. Finalmente, Glatt et al. (2008b) derivaron edades a partir de fotometría muy profunda usando el Telescopio Espacial Hubble. Queda claro entonces que las edades de los cúmulos de la muestra completa analizada en este estudio se encuentran en una escala ciertamente más heterogénea que las respectivas metalicidades.

Es posible e incluso conveniente dividir la muestra de cúmulos en dos intervalos de edad, a saber: más jóvenes y más viejos que 3×10^9 años. Los 18 cúmulos más viejos tienen una edad media de 6.2×10^9 años y una metalicidad media de -1.02 , $\sigma = 0.18$ ($\sigma_p = 0.043$, error estándar del promedio) mientras que aquéllos más jóvenes tienen valores de 1.6×10^9 y -0.80 , 0.10 ($\sigma_p = 0.045$), respectivamente. Las metalicidades medias de estos dos grupos difieren en 0.22 ± 0.06 (3.6σ). Creemos entonces que, a pesar de la inhomogeneidad de las edades, la diferencia entre las metalicidades medias de ambos grupos es probablemente real y refleja simplemente la REM que discutiremos en detalle más adelante, en la cual los cúmulos más jóvenes están ligeramente algo más enriquecidos en metales. Nótese que la metalicidad media de los objetos más jóvenes es todavía algo más baja que $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.65$, la metalicidad actualmente aceptada para la NmM (e.g., Russell & Bessell 1989, Hill 1997). En este aspecto, resulta particularmente interesante que NGC 330, el cúmulo más joven de la muestra total de objetos, con apenas 30×10^6 años, tenga una metalicidad de -0.94 .

La DMs de los cúmulos de la NmM se presenta en la Figura 6.1 (panel superior). Para fines de comparación, en el panel inferior de esta misma figura se presenta la DMs de los cúmulos de la NMM, tal como ha sido derivada por G06. Todos los cúmulos de la NmM caen dentro de un pequeño rango de metalicidad entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$ y -1.4 , encontrándose muchos de ellos concentrados entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.75$ y -1.25 . Como puede apreciarse en el trabajo de G06, esto se contrapone abiertamente a lo que ocurre en la NMM, en la cual el rango de metalicidades cubierto por los cúmulos es casi 3 veces más amplio, con valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ por encima y por debajo de los límites alcanzados en la NmM. G06 usaron una muestra de 28 cúmulos en la NMM (comparable a la del presente estudio en la NmM) y determinaron metalicidades a partir de la técnica del CaT. Sus resultados demuestran que las metalicidades de los CGs más viejos oscilan entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.3$ y -2.1 , aunque los cúmulos más jóvenes formados después del período de quietud, tienen una metalicidad media $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.48 \pm 0.095$.

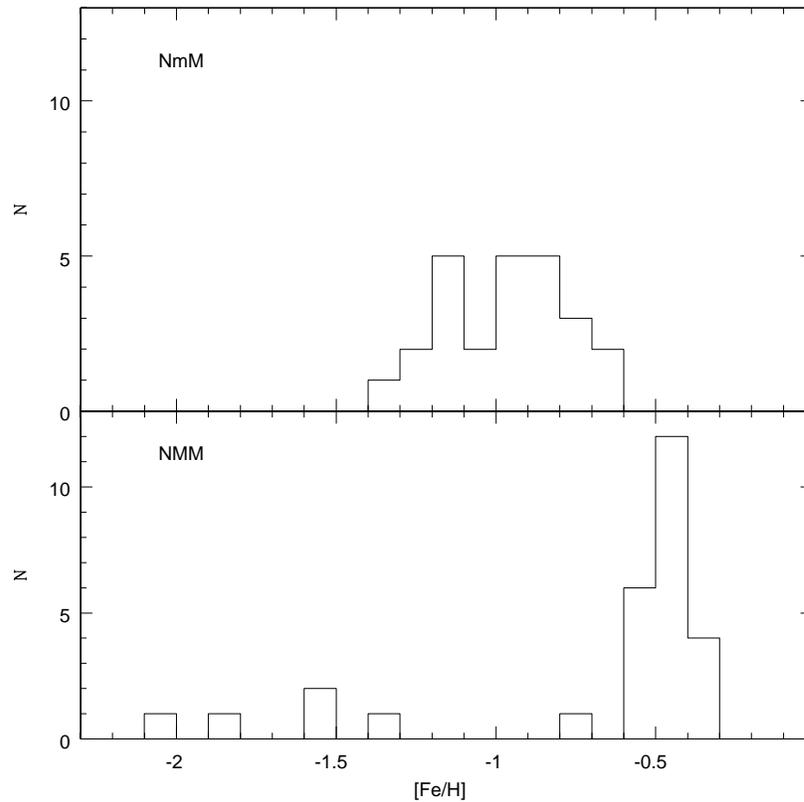


Figura 6.1: Distribución de metalicidades de los cúmulos de la NmM (panel superior): 15 cúmulos del presente trabajo, 6 de DH98, 3 de Glatt et al. (2008b) y NGC 330 (Gonzalez & Wallerstein 1999). El histograma en el panel inferior corresponde a la distribución de metalicidades para los cúmulos de la NMM (G06).

Se sabe desde hace mucho tiempo que los cúmulos de las NMs cubren un amplio rango en metalicidad. Hace casi dos décadas, Da Costa (1991) expresó textualmente que: “la NMM se dedicó a fabricar metales pero no cúmulos durante el bien conocido período de quietud (“age gap”), mientras que la NmM se dedicó a fabricar cúmulos y no metales”. Esta curiosa y sorprendente aseveración resulta en la actualidad claramente evidente y ha sido corroborada en detalle, aunque la explicación a este hecho no ha podido aún ser presentada.

Basados en la fotometría de Washington de sus cúmulos estelares, Piatti et al. (2005a) reportaron una sugestiva aparente bimodalidad en la distribución de las me-

talidades en la NmM, con picos aproximados en $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ y -1.25 , respectivamente. Si bien en el presente trabajo se aprecian también posibles picos casi en los mismos valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ que los reportados por Piatti et al. (2005a) -específicamente en $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9$ y -1.15 - es evidente que resulta necesario incrementar la muestra de cúmulos para examinar con mayor profundidad esta aparente y al mismo tiempo interesante característica en la DMs de los cúmulos de la NmM.

6.3.2. Campos estelares circundantes a los cúmulos

Como se mencionara en la Sección 4.4.2, disponemos en este estudio de información sobre la metalicidad de una muestra de ~ 360 estrellas del campo de la NmM. Estas estrellas se encuentran distribuidas en un total de 15 campos circundantes a los cúmulos estudiados. De la misma manera que es importante estudiar la DMs de los cúmulos estelares, el análisis de la correspondiente DMs de las estrellas del campo puede ayudar a comprender mejor la naturaleza química de esta galaxia.

En la Figura 6.2 se presenta la DMs de todas las estrellas del campo examinadas en este estudio. Un ajuste Gaussiano parece representar bien esta distribución. De estos datos se desprende una metalicidad media de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.02$ para los campos de la NmM, con una dispersión de 0.32 ± 0.01 , en excelente acuerdo con el valor medio global de -1.0 encontrado por C08 a partir de espectroscopía de una muestra considerable de gigantes rojas del campo. La metalicidad media inferida para el campo en el presente trabajo muestra a su vez un muy buen acuerdo con el valor medio de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.96$ derivado en la sección anterior para los cúmulos.

6.4. Gradiente de metalicidad en la NmM

Para examinar la posible existencia de un gradiente de metalicidad en la NmM, hay que tener en cuenta tanto la orientación de la galaxia como los efectos de proyección. En el caso de la NMM, la orientación ha sido razonablemente bien determinada, motivo por el cual es relativamente sencillo obtener distancias galactocéntricas reales (deproyectadas) en esta galaxia. Lamentablemente, la orientación de la NmM no ha sido hasta el momento bien establecida y, a su vez, la galaxia misma se encuentra fuertemente elongada en la dirección de la visual. Ambas razones justifican lo problemático que resulta determinar distancias galactocéntricas reales en esta galaxia.

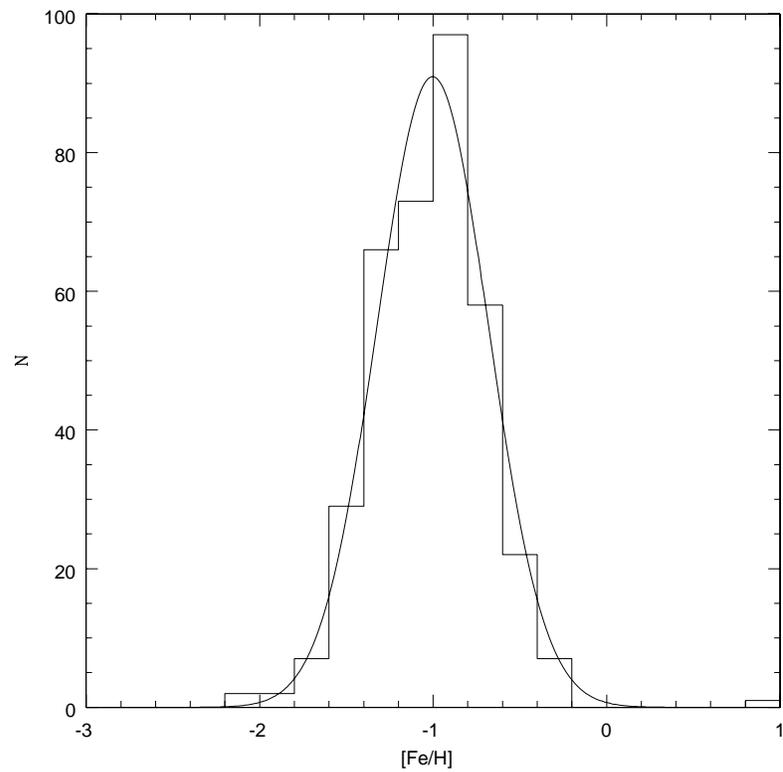


Figura 6.2: Distribución de metallicidades todas las estrellas de campo de la NmM estudiadas en esta tesis. La línea llena muestra el ajuste Gaussiano de los datos.

La NmM es una galaxia triaxial en la cual los tres ejes están constituidos por la dirección en ascensión recta, la dirección en declinación y la dirección en la línea de la visual. Crowl et al. (2001) encontraron que la razón entre los radios en estas tres direcciones es aproximadamente 1:2:4. Siguiendo entonces la idea de Piatti et al. (2007a), se decidió utilizar un marco elíptico para esta galaxia, en lugar de uno esférico, con el objetivo de reflejar mejor el aplastamiento de la NmM. Para derivar distancias galactocéntricas teniendo en cuenta los efectos de proyección, se adoptó un sistema de coordenadas elíptico alineado con la barra y en el cual $b/a = 1/2$, siendo a y b los semiejes mayor y menor de una elipse (Figura 3.1). Se computó entonces para cada cúmulo el valor del semieje mayor a que debería tener una elipse, si la misma estuviese centrada en el centro de la NmM, estuviese alineada con la barra, tuviese una razón de semiejes $b/a = 1/2$ y uno de los puntos de su trayectoria coincidiese con la posición del cúmulo. El valor de a obtenido para cada cúmulo fue utilizado en lugar de la distancia galactocéntrica real.

Los valores de a obtenidos para la muestra de cúmulos se consignan en la Tabla 6.2. Nótese que los correspondientes valores de a para los campos estelares son los mismos que para los correspondientes cúmulos.

La Figura 6.3 revela cómo varía la metalicidad media en función del semieje mayor a para los campos (círculos llenos) y cúmulos (círculos vacíos) del presente estudio y para los cúmulos tomados de la literatura (triángulos). Resulta evidente que no existe tendencia alguna en esta figura.

Se dividieron entonces las muestras de campos disponibles en dos regiones: *interior* y *exterior* a 4° del centro de la NmM, tal como hicieron Piatti et al (2007a,b). En la Figura 6.3 hay nueve campos en la región *interior* y seis en la región *exterior*. Se encontró una metalicidad media de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.01$ para la región *interior* y $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.02$ para la región *exterior* (desviaciones estándar de 0.08 y 0.07, respectivamente). En lo que respecta a la muestra de cúmulos, se encontraron valores muy similares de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.94 \pm 0.19$ (desviación estándar) para los 15 cúmulos ubicados en la parte *interior* y $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.21$ para los 10 cúmulos de la región *exterior*. Las diferencias entre las metalicidades medias correspondientes a la región *interior* y *exterior* no es significativa. Para verificar si esto puede deberse a un efecto inverso de edad, verificamos las edades medias de los cúmulos en ambos grupos. Los cúmulos de las regiones interiores y exteriores poseen edades medias de $(4.8 \pm 2.8) \times 10^9$ años y $(5.1 \pm 3.3) \times 10^9$ años, respectivamente. Por lo tanto, no puede ser ésta la causa de

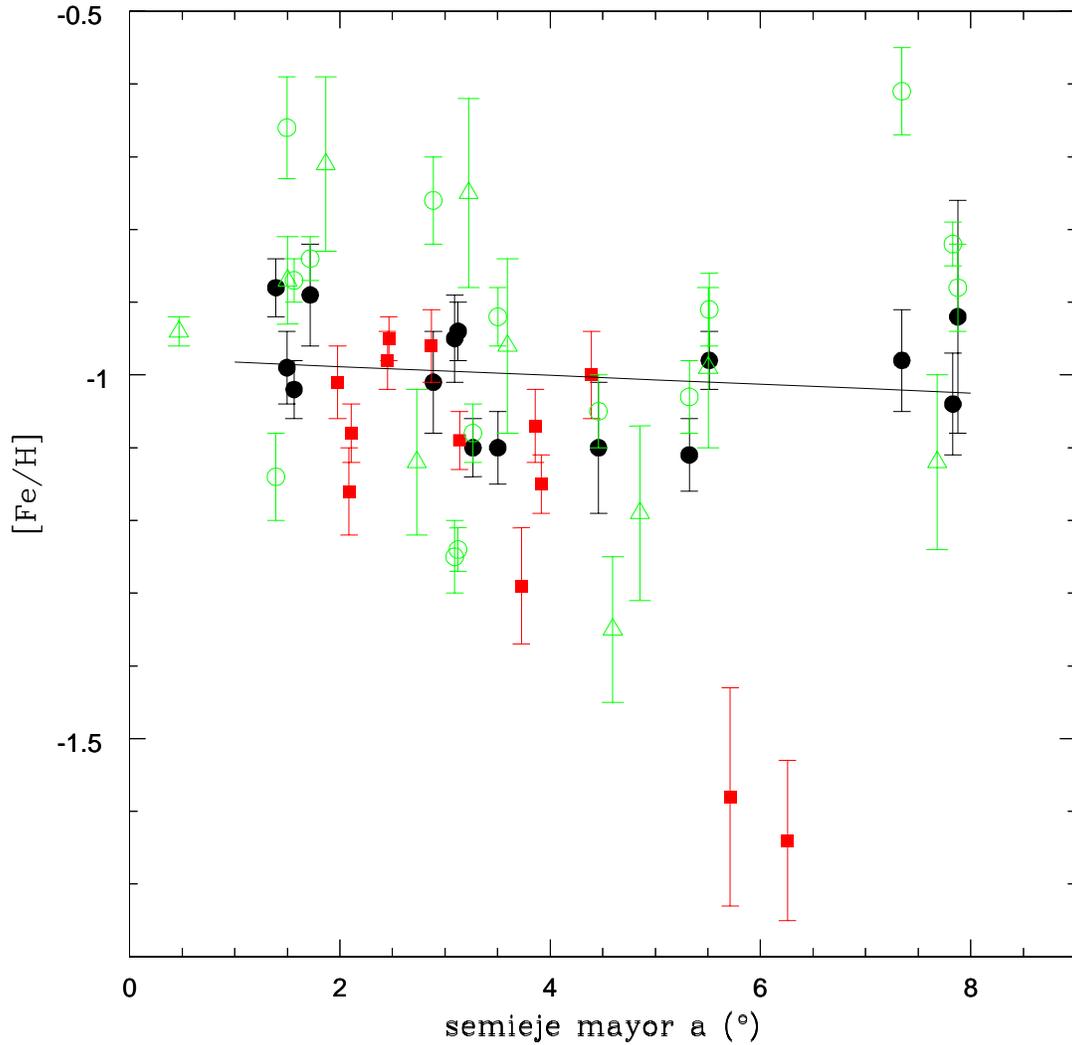


Figura 6.3: Metalicidad media vs. semieje mayor a para los campos (círculos llenos) y cúmulos (círculos vacíos) estudiados en este trabajo. Los triángulos representan la muestra adicional de cúmulos. Los campos de C08 están representados por cuadrados. Las barras de error corresponden al error estándar del promedio, excepto para la muestra ampliada de cúmulos cuyos errores se mencionan en los correspondientes trabajos (DH98, Glatt et al. 2008, Gonzalez & Wallerstein 1999). La línea llena representa un ajuste lineal a la muestra total (campos más cúmulos).

Tabla 6.2: Semi-ejes mayores a

Cúmulo (°)	a
BS 121	1.496
HW 47	3.502
HW 84	5.513
HW 86	7.345
L 4	3.265
L 5	3.092
L 6	3.124
L 7	2.888
L 17	1.718
L 19	1.564
L 27	1.392
L 106	7.877
L 108	4.460
L 110	5.323
L 111	7.830

la ausencia observada del gradiente de metalicidad.

Como ya se comentó, C08 sugirieron la existencia de tal gradiente. Para poder comparar sus resultados con los del presente trabajo, se incluyeron en la Figura 6.3 los campos estudiados por C08, representados por cuadrados. Como puede verse, la supuesta evidencia de la existencia de un gradiente de metalicidad esgrimida por Carrera et al. es absolutamente dependiente de los dos campos externos. Hay 7 campos y 10 cúmulos localizados en la misma región, cuyas metalicidades medias son prácticamente indistinguibles del valor global de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00$. De hecho, los 4 cúmulos y 3 campos ubicados a mayores distancias galactocéntricas muestran buen acuerdo en la figura con los restantes puntos, excepto los dos más alejados de C08. Desde un punto de vista estrictamente estadístico, creemos que es más probable que no exista gradiente alguno de metalicidad, tal como efectivamente encontrara Cioni (2009). De hecho, el mejor ajuste lineal de los datos revela una relación prácticamente plana. Para la muestra total (campos + cúmulos) esta relación es: $[\text{Fe}/\text{H}] =$

$(-0,0007 \pm 0,012) \times a - (1,00 \pm 0,05)$ (línea llena en la Figura 6.3). Como ya se mencionó, Piatti et al. (2007a,b) también encontraron evidencia de un gradiente de metalicidad en la NmM. Es importante aclarar, sin embargo, que esta evidencia proviene de datos basados en fotometría de Washington, los cuales tienen un error típico de 0.2 en la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$. Además, cuando aplicaron la técnica de las Ramas Gigantes Estándar, Piatti et al. (2007a,b) tuvieron que realizar significativas correcciones a las metalicidades de estrellas más jóvenes que 5×10^9 años. Por estos dos motivos, creemos prudente tomar con precaución la propuesta de estos autores con respecto a la posible existencia de un gradiente de metalicidad en esta galaxia.

C08 interpretaron sus resultados aceptando que los mismos evidencian una REM universal. En virtud de ello, consideraron que su gradiente de metalicidad no se debe a una variación de la REM sino más bien a un gradiente de edad, siendo las estrellas más jóvenes de la región central de la galaxia más ricas en metales. Si se acepta que la REM es efectivamente universal, entonces la ausencia de un gradiente de metalicidad implicaría que no existe variación alguna de la edad con la distancia. Es interesante notar que Piatti et al. (2007c) encontraron algunos cúmulos relativamente jóvenes en la región externa de la NmM, lo que de alguna manera replanteó el problema de la formación de los cúmulos en esta galaxia e incluso su evolución química misma. Estos autores sugirieron la posibilidad de que nubes de gas químicamente enriquecidas puedan existir en las porciones más externas de la galaxia. No descartaron en absoluto la posibilidad de que, en el cuerpo externo de la NmM ($a > 3.5^\circ$), los gradientes de edad y metalicidad puedan ser despreciables o incluso no existir. Por su parte, Cioni (2009) sugirió que durante un encuentro de la NmM con la NMM ocurrido hace $\sim 3 \times 10^9$ años, comenzó a tener lugar la formación de estrellas en las porciones externas de la galaxia, alterando el gradiente de metalicidad. Zaritsky et al. (1994) y Friedli & Benz (1995), por su parte, encontraron que los gradientes de abundancia son relativamente comunes en galaxias espirales y que la presencia de una barra clásica tiende a debilitarlos. Este efecto se aprecia en la NMM, la cual posee una barra y no parece exhibir un gradiente de metalicidad significativo (Olszewski et al. 1991, Geisler et al. 2003, Grocholski et al. 2006). La presencia de una barra podría entonces explicar la ausencia de un gradiente de metalicidad en la NmM.

6.5. Relación Edad-Metalicidad en la Nube Menor de Magallanes

Como ya se mencionara en la Sección 1.2.4, en el pasado se han efectuado algunas investigaciones con el propósito de determinar la REM en la NmM. Como se mostró en esa sección, si bien existen algunas particularidades compartidas por los diferentes modelos propuestos, los mismos dejan aún muchos interrogantes abiertos. Ese hecho constituye la principal motivación de esta sección.

En la Figura 6.4 se muestra cómo se comporta la metalicidad en función de la edad para los cúmulos del presente estudio. Hemos incluido también en la figura diferentes modelos de la REM derivados por otros autores, de manera de poder compararlos con los presentes resultados. El modelo de “caja cerrada” de DH98, el modelo explosivo de PT98 y el modelo de C05, se representan por líneas de trazos cortos, línea llena y línea de trazos largos, respectivamente. La línea punteada en la figura ilustra la REM obtenida por Harris & Zaritsky (2004).

Del análisis de esta REM, no observamos un acuerdo muy claro con el modelo explosivo de PT98, excepto quizás para los cúmulos más jóvenes que 3×10^9 años. Si bien el modelo de PT98 predice un pequeño enriquecimiento químico para el período intermedio (4×10^9 - 10×10^9 años), las metalicidades de los cúmulos observados en ese período son, en su mayoría, significativamente mayores que las predichas por el modelo. Sin embargo, como puede observarse, el modelo de Carrera ajusta razonablemente bien los datos entre 3×10^9 y 10×10^9 años. Tal como explicáramos en capítulos anteriores, tanto las edades como las metalicidades de los cúmulos de nuestra muestra han sido determinadas de la misma manera. Es importante notar, entonces, que la Figura 6.4 muestra la primera, y hasta el momento única REM confeccionada con datos homogéneos obtenidos con un telescopio de 8 metros. Esto, como ya explicáramos, permite asignar mayor confianza a los resultados del presente análisis.

Para analizar qué sucede si utilizamos como trazadores de la REM la muestra ampliada de cúmulos, en la Figura 6.5 se muestra cómo se comporta la metalicidad en función de la edad, tanto para los cúmulos del presente estudio (círculos llenos) como para aquéllos de la muestra ampliada (Sección 6.2). Los cúmulos tomados de DH98 se representan con círculos vacíos, los estudiados por Glatt et al. (2008b) con triángulos, en tanto que NGC 330 se identifica con una cruz. Los cuadrados en la

misma figura representan las metalicidades medias calculadas por C08 en seis diferentes intervalos de edad. Las líneas muestran nuevamente los diferentes modelos a ser comparados con los datos observacionales.

Como se aprecia, existen dos regiones en las cuales el acuerdo con el modelo PT98 no parece razonable. La metalicidad predicha por este modelo en el intervalo de tiempo entre 3×10^9 y 10×10^9 años, es menor que la observada para 9 de los cúmulos de la muestra que poseen edades en ese período, aunque reproduce bastante bien las metalicidades de los 6 restantes cúmulos en este intervalo, y además, NGC 330 es significativamente más pobre en metales que lo predicho por el modelo de PT98. Los dos cúmulos considerados “anómalos” por DH98, NGC 339 y L 113 (6×10^9 años, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.12$), exhiben ahora un mejor comportamiento con respecto al modelo de PT98, siendo, de hecho, L 1 (7.5×10^9 años, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.99$) y K 3 (6.5×10^9 años, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.96$) los que ahora aparentan ser anómalos respecto de este modelo. Debe tenerse presente que las edades de los cúmulos de DH98 han cambiado debido al estudio de Glatt et al. (2008b) y, por ende, estas edades deberían estar actualmente mejor determinadas. Adoptamos para estos cúmulos las edades de Glatt et al., las cuales han sido derivadas mediante el ajuste de isócronas teóricas. Si bien L 1 y K 3 resultan ser demasiado ricos en metales respecto del modelo de PT98, hay otros cúmulos de la muestra (HW 47, NGC 416, L 17 y L 19) con metalicidades relativamente similares, lo cual hace que en realidad, no sean tan anómalos.

Glatt et al. (2008b) destacaron la presencia de un pequeño periodo de quietud (“age gap”) en la NmM, entre la edad de NGC 121 (10.5×10^9 años) y la de L 1 (7.5×10^9 años). Este período de quietud es ciertamente más breve que el considerable intervalo de tiempo bien conocido en la NMM (entre $\sim 3 \times 10^9$ y $\sim 9 \times 10^9$ años), durante el cual aparentemente sólo se formó un único agregado, ESO 121-CS03, cuya edad estimada por Mateo et al. (1986) es de $\sim 9 \times 10^9$ años. Curiosamente, este solitario objeto de la NMM parece haberse formado en pleno intervalo de quietud de la NmM. Sin embargo, como se aprecia en la Figura 6.5, los tres nuevos cúmulos viejos descubiertos en este trabajo, caen en este supuesto período de quietud de la NmM y tienen edades no muy alejadas de ESO 121-SC03 de la NMM. Por tal motivo, este aparente intervalo de quietud, considerablemente disminuido a tan sólo 2×10^9 años, no parecería ser de hecho real.

El mínimo enriquecimiento químico predicho por el modelo de PT98 en el período intermedio y el rápido y continuo incremento de la metalicidad ocurrido hace $\sim 3 \times 10^9$

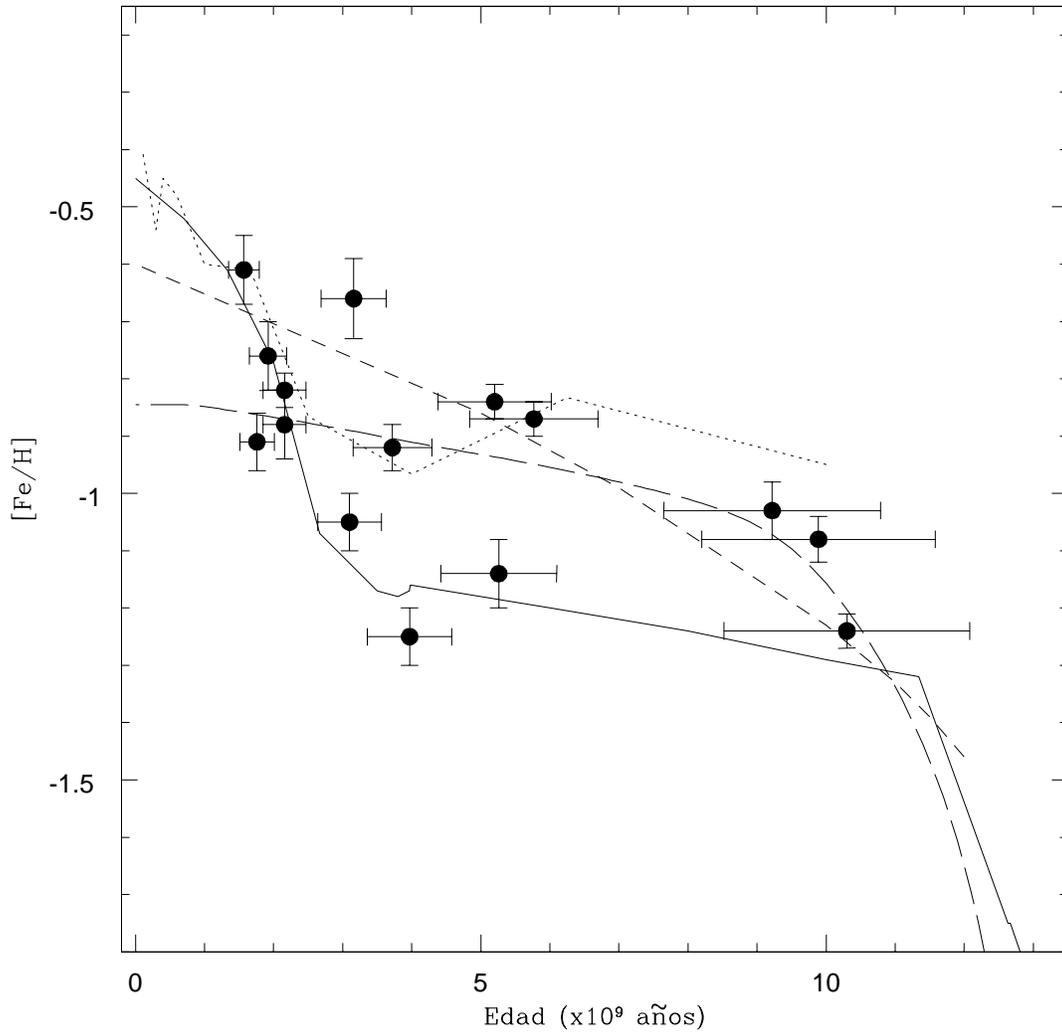


Figura 6.4: Relación edad-metalicidad. Los círculos llenos muestran los cúmulos estudiados en el presente trabajo, las barras de error representan los errores en el cálculo de las edades y las metalicidades. La línea de trazos cortos representa el modelo de “caja cerrada” de formación estelar continua computado por DH98; la línea llena corresponde al modelo explosivo de PT98 y la línea de trazos largos representa el modelo de mejor ajuste de C05. La línea de puntos representa la REM obtenida por Harris & Zaritsky (2004).

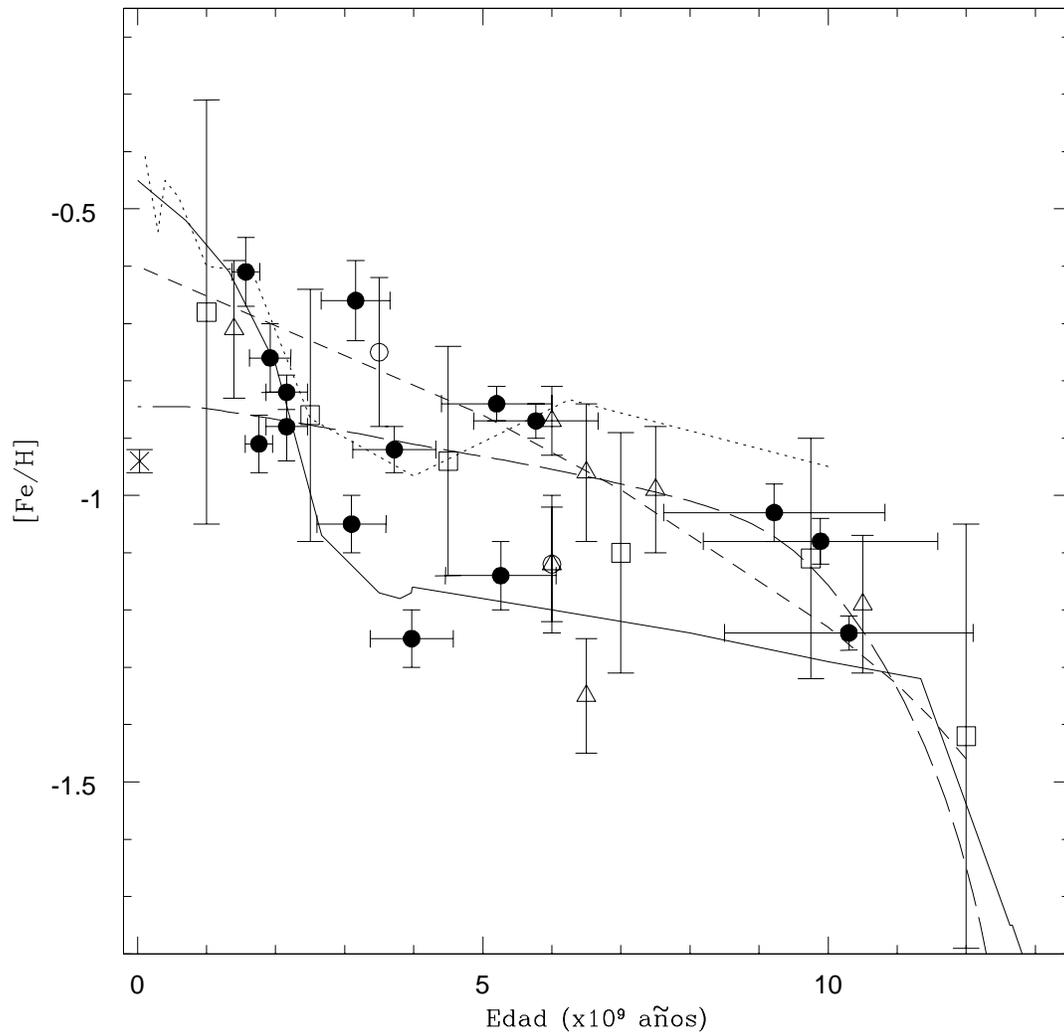


Figura 6.5: Relación edad-metalicidad. Los círculos abiertos y los triángulos representan los cúmulos de DH98 y de Glatt et al. (2008b), respectivamente. Los cúmulos del presente estudio se representan con círculos llenos, en tanto que NGC 330 se identifica con una cruz. Se muestran también en la figura, usando cuadrados, las metalicidades medias en 6 intervalos de edad calculadas por C08. Las líneas representan lo mismo que en la Figura 6.4.

años parecen estar bien representados por los datos del presente estudio, con excepción de NGC 330. Nótese que el cúmulo L 11 (3.5×10^9 años, -0.75) de DH98, tiene una metalicidad estimada por Kayser et al. (2006), usando el CaT, de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.9$, valor éste más próximo a las predicciones del modelo de C05. Otra observación importante en este sentido radica en el punto correspondiente al cúmulo BS 121 (3.2×10^9 años, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.66$). Tal como se observó en la Sección 4.4.1, existe cierta incertidumbre en la determinación de la metalicidad de este cúmulo, pudiendo ser el mismo algo más rico en metales. Si ese fuera el caso, BS 121 estaría más en acuerdo con el modelo de C05.

El modelo de Carrera ajusta también razonablemente bien los datos, especialmente en las dos regiones en las cuales el modelo de PT98 muestra un ajuste más pobre. Por lo tanto, parece razonable concluir aceptando que los datos de la presente investigación exhiben cierto acuerdo tanto con el modelo explosivo de PT98, como así también con el modelo de *infall + outflow* de C05. El modelo ideal debería probablemente predecir metalicidades entre estos dos modelos. No hay dudas de que se requiere algo más complejo que el modelo simple de “caja cerrada” de DH98 para explicar las observaciones: la tasa de enriquecimiento metálico durante el período intermedio fue ciertamente mucho menor que hace algunos miles de millones de años. De hecho, la metalicidad parecería haber permanecido aproximadamente constante ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.1$) desde hace 10×10^9 años hasta hace $\sim 3 \times 10^9$ años y luego se incrementó rápidamente. Los datos del presente estudio muestran, a su vez, buen acuerdo con los obtenidos a partir de estrellas del campo por Carrera et al., indicando, como reportaran estos autores por primera vez, que la REM es aparentemente universal.

Debido a que nuestros datos no descartan la posibilidad de un estallido de formación estelar hace aproximadamente 3×10^9 años, focalizaremos de ahora en más la discusión en el modelo explosivo.

En rigor, la posibilidad de un estallido de formación estelar para explicar la REM en la NmM fue primeramente sugerida por Tsujimoto et al. (1995). Esta idea fue luego desarrollada por PT98, quienes, basados en las relaciones edad-metalicidad disponibles hasta hace poco más de 10 años, asumieron la ocurrencia de un estallido de formación estelar hace $\sim 4 \times 10^9$ años. Uno de los inconvenientes que presenta el modelo de PT98, sin embargo, es que el mismo no predice la ocurrencia de formación estelar entre hace 12×10^9 y 4×10^9 años. Es bien sabido, sin embargo, que una fracción importante de cúmulos y estrellas se han formado precisamente durante ese

período (ver, e.g., McCumber et al. 2005; Da Costa 1991). Rich et al. (2000), por su parte, usando imágenes obtenidas con el Telescopio Espacial Hubble de 7 cúmulos, argumentaron que ocurrieron en la NmM dos épocas de formación de cúmulos: una hace $(8 \pm 2) \times 10^9$ años y otra hace $(2 \pm 0.5) \times 10^9$ años, siendo similares las metalicidades de los cúmulos en cada grupo. Usando una muestra de cúmulos mucho mayor pero con determinaciones de edad menos precisas, Piatti et al. (2005a, 2007b) sugirieron posibles estallidos de formación estelar aproximadamente en las mismas épocas antes mencionadas. Nótese que tales estallidos podrían posiblemente explicar la bimodalidad observada en la distribución de metalicidades, si es que esta característica observada es real. Harris & Zaritsky (2004) encontraron picos en la distribución de edad en 0.4×10^9 años y 2.5×10^9 años en la historia de formación estelar global del campo, pero no encontraron picos significativos en la distribución de edades de los cúmulos. Idiart et al. (2007), por su parte, llegaron a la conclusión de que la REM por ellos derivada favorecía la idea de un estallido ocurrido en los últimos $(2-3) \times 10^9$ años y que hubo muy poca evolución química antes de esa época.

Los datos actualmente disponibles, incluyendo los de este trabajo, favorecen la idea de que en el período intermedio, entre hace 3×10^9 años y 10×10^9 años, tanto el enriquecimiento químico como los procesos de formación estelar fueron reducidos, no así en cambio en los últimos 2 ó 3 mil millones de años durante los cuales estos procesos se incrementaron notablemente.

La pregunta que surge naturalmente ahora es: ¿Cuál ha sido la causa que originó este reciente estallido? Bekki et al. (2004) analizaron las órbitas de las NMs y llegaron a la conclusión de que el primer encuentro cercano entre estas dos galaxias ocurrió hace $\sim 4 \times 10^9$ años. Estos autores creen que este evento puede haber disparado el proceso de formación de cúmulos y estrellas. Lamentablemente, nuestro conocimiento actual sobre los movimientos propios de las NMs es realmente muy exiguo por lo que no es posible alcanzar conclusiones definitivas sobre la verdadera interacción que existe entre las dos NMs. En efecto, los valores más recientes de los movimientos propios de las NMs sugieren que estas dos galaxias podrían no estar ligadas y recién comenzando su primer encuentro cercano con la Vía Láctea (Kallivayalil et al. 2006; Piatek et al. 2008). Debe tenerse presente que la NMM también experimentó un estallido reciente de formación estelar, casi al mismo tiempo que la NmM. Sin embargo, los cúmulos formados en los últimos 10^9 años exhiben una metalicidad bastante uniforme, sin signos o evidencias del aumento de metalicidad que experimentaron sus pares de la NmM. G06 encontraron que su muestra de 23

cúmulos de edad intermedia (1×10^9 años - 3×10^9 años) revela una bien definida distribución de metalicidades, con una media de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.48$ y una desviación estándar de sólo 0.09. En la muestra del presente estudio, los 7 cúmulos en el mismo rango de edad tienen una media de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.78$, con una desviación estándar de 0.11. Estos cúmulos son significativamente más pobres en metales que sus contrapartes de la NMM y cubren un mayor rango en metalicidad.

6.6. Comparación entre las propiedades de los cúmulos y los campos estelares circundantes

Para comparar las propiedades de los cúmulos con las de sus campos estelares circundantes, hemos graficado en las Figuras 6.6 y 6.7 la diferencia entre las metalicidades de una y otra componente estelar (campos y cúmulos) en función del valor del semieje a y de la edad de los cúmulos, respectivamente. Ambas figuras revelan una clara tendencia por parte de los campos a ser más pobres en metales que el correspondiente cúmulo, independientemente de la edad del mismo y de su posición en la galaxia. Existen, sin embargo, tres excepciones a este comportamiento. En efecto, los campos estelares alrededor de los cúmulos L 5, L 6 y L 27, son más ricos en metales que sus correspondientes cúmulos. Estos tres objetos son a su vez los más pobres en metales de la muestra examinada. En la Figura 6.8 hemos graficado la diferencia de las metalicidades entre el campo y el cúmulo, en función de la metalicidad del cúmulo. Se advierte acá una clara tendencia por parte de la diferencia de metalicidades mencionada a disminuir a medida que aumenta la metalicidad del cúmulo. L 5, L 6 y L 27 mantienen esta tendencia. Resulta conveniente aclarar que el error comparativamente grande asociado al cúmulo L 106 se debe al pequeño número de estrellas disponible en ese campo.

Una posible explicación a esta tendencia podría ser que los mismos cúmulos tuviesen gradientes internos de metalicidad, ubicándose en la periferia las estrellas más pobres en metales. En este caso, podríamos pensar que a medida que el cúmulo se va disgregando por efecto de las fuerzas tidales que sobre él actúan, va perdiendo principalmente las estrellas de su periferia, más pobres en metales. Si este fuera el caso, las estrellas del campo resultantes, circundantes a los cúmulos, tendrían una metalicidad ciertamente más baja. Sin embargo, esto no permite explicar la presencia de estrellas del campo más ricas en metales que el correspondiente cúmulo. Dado que las estrellas del campo tienen VRs distintas de las de los cúmulos, parecería

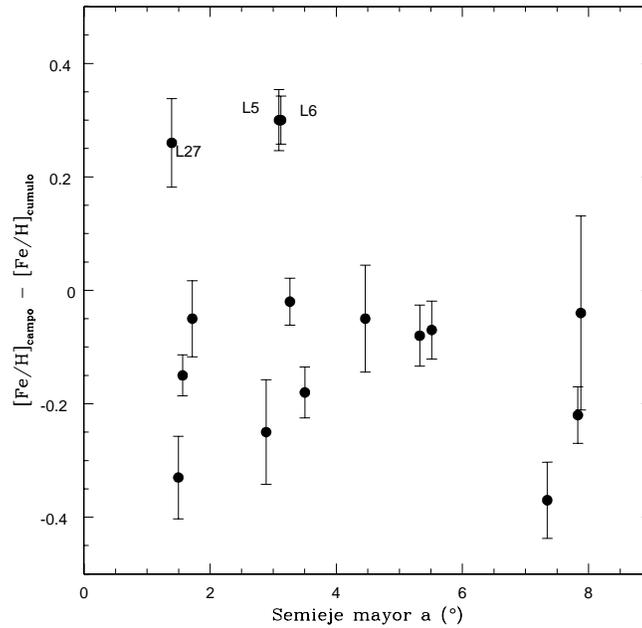


Figura 6.6: Diferencia entre las metalicidades de los campos y los correspondientes cúmulos en función del semieje mayor a .

improbable que las estrellas del campo estén asociadas con el cúmulo actualmente observado en sus inmediaciones. Nótese además que, hasta el momento, el mencionado gradiente interno de metalicidad no se ha observado en ningún cúmulo conocido.

Naturalmente, será de gran utilidad poder disponer de la información faltante sobre la edad de los campos estelares para poder realizar un análisis más confiable de la historia de la evolución química de esta componente estelar de la NmM y compararla con la evolución del sistema de cúmulos estelares de esta galaxia.

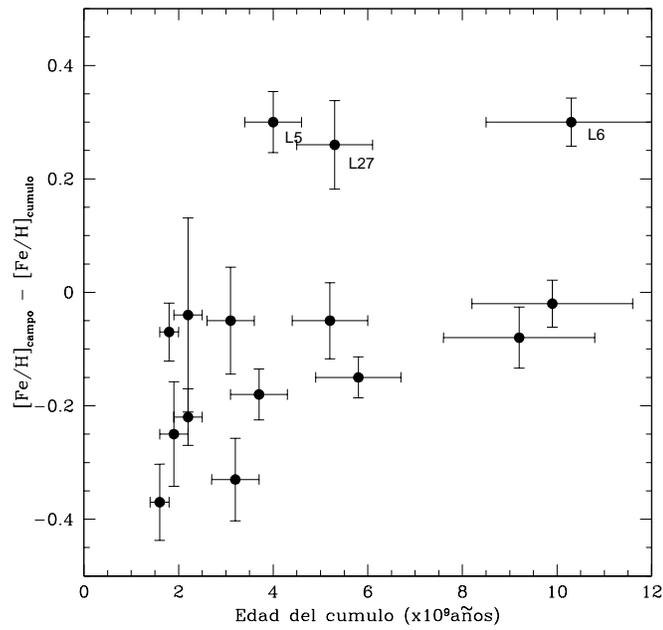


Figura 6.7: Diferencia entre las metalicidades de los campos y los correspondientes cúmulos en función de la edad del cúmulo.

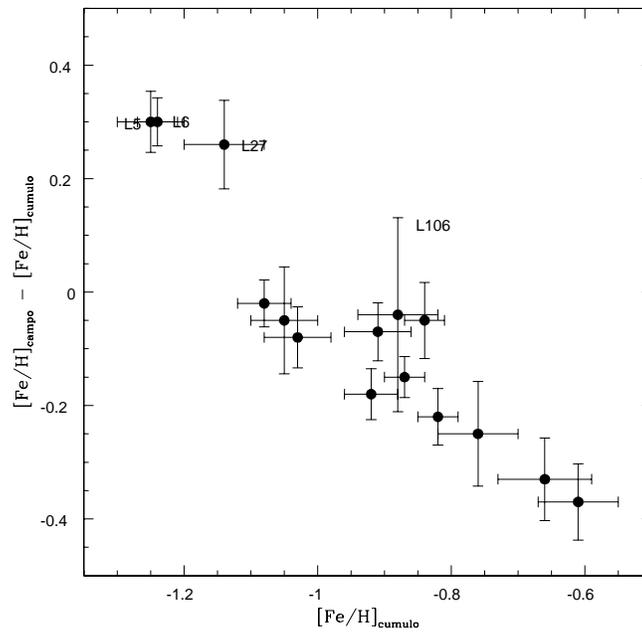


Figura 6.8: Diferencia entre las metalicidades de los campos y los correspondientes cúmulos en función de la metalicidad del cúmulo.

Capítulo 7

Cinemática

7.1. Introducción

En la Sección 4.2 se describió con cierto detalle el procedimiento llevado a cabo para la medición de las VRs de las estrellas del programa. Como se comentó en esa sección, la motivación principal para tal medición radica en el hecho de que las VRs son necesarias para poder medir los AEs de las líneas del CaT, los cuales son a su vez utilizados para el cálculo de la metalicidad. Sin embargo, si se conocen las VRs de estrellas de la NmM, se dispone entonces de una herramienta esencial para examinar la cinemática de esta galaxia.

Mediante un procedimiento detallado, descrito en la Sección 4.4, pudimos discriminar estrellas pertenecientes a los cúmulos de estrellas que forman parte de los campos estelares circundantes. Para analizar la cinemática de la NmM, necesitamos disponer de VRs medias, tanto de los cúmulos como de los campos estudiados, por lo que dedicaremos la primera parte de este capítulo al cómputo de dichas VRs medias. En el presente capítulo describiremos, además, de qué manera, haciendo uso de las VRs medias tanto de los cúmulos como de las estrellas del campo, es posible analizar la cinemática de la NmM.

7.2. Velocidades radiales medias

7.2.1. Velocidades radiales medias de los cúmulos

Para obtener la VR característica de cada cúmulo simplemente promediamos las VRs de las estrellas consideradas miembros en cada caso, las cuales se listan juntamente con sus respectivos errores en las columnas 4 y 5 del Apéndice A. Las VRs medias resultantes de cada cúmulo se consignan en la Tabla 7.1, en la cual se incluye sucesivamente la denominación del cúmulo, el número n de estrellas identificadas como miembros de los mismos, la VR media con su respectivo error y el ángulo de posición. Los errores asociados a las VRs medias corresponden al error estándar del promedio. Derivamos la VR de los cúmulos con errores medios de 2.7 km s^{-1} , sobre un promedio de 6.4 miembros por cúmulo. Esto se compara bien con los resultados obtenidos por G06 para la NmM: 1.6 km s^{-1} para un promedio de 8 estrellas por cúmulo. Los errores asociados a las presentes determinaciones VR son significativamente más bajos que los obtenidos por DH98: 4.7 km s^{-1} con 4 estrellas por cúmulo (6 cúmulos en total).

Los ángulos de posición (columna 5 de la Tabla 7.1) han sido calculados utilizando las ecuaciones de van der Marel & Cioni (2001), las cuales permiten convertir coordenadas ecuatoriales absolutas (ascensión recta y declinación) a coordenadas cartesianas. Adoptaremos como centro óptico de la NmM el consignado por Crowl et al. (2001), esto es: $\alpha = 00^h 52^m 45^s$ y $\delta = -72^\circ 49' 43''$ [J2000.0]. Adoptaremos además la convención usual de que el ángulo de posición es cero hacia el punto cardinal norte y crece hacia el punto cardinal este.

7.2.2. Velocidades radiales medias de los campos

Como se mencionara en la Sección 4.4.2, la muestra de estrellas del campo del presente estudio está constituida por ~ 360 gigantes rojas pertenecientes a 15 campos estelares distribuidos en la NmM. Las VRs medidas para cada una de estas estrellas se consignan, juntamente con el error respectivo, en las columnas 4 y 5 del apéndice B.

Las Figuras 7.1 - 7.4 muestran las distribuciones de VR de cada uno de los campos estelares examinados en el presente estudio. Cada distribución fue ajustada con una función Gaussiana (líneas llenas), tal como puede apreciarse en los gráficos. Adoptamos en cada caso los valores máximos de estas funciones como representativos de las

Tabla 7.1: Velocidades radiales medias de los cúmulos de la NmM

Cúmulo	n	VR (km s ⁻¹)	σ_{RV} (km s ⁻¹)	A.P. (°)
BS 121	5	167.7	4.2	41.73
HW 47	4	126.5	3.4	137.14
HW 84	4	139.2	1.5	59.90
HW 86	4	147.4	1.6	101.70
L 4	9	143.8	1.6	268.34
L 5	5	156.6	3.3	234.70
L 6	7	145.9	2.8	270.81
L 7	7	135.0	2.6	268.79
L 17	8	109.6	1.6	278.90
L 19	7	156.3	2.1	263.83
L 27	7	178.6	2.6	317.73
L 106	7	169.4	3.3	136.64
L 108	6	98.55	4.0	61.37
L 110	9	182.4	3.0	77.32
L 111	8	175.6	1.9	126.81

VRs medias de cada campo. En la Tabla 7.2 se consigna sucesivamente la identificación del campo, el número n de estrellas pertenecientes a dicho campo y, finalmente, la VR media y la dispersión de velocidades correspondiente, con sus respectivos errores. Conviene recordar que los campos estelares han sido identificados con el mismo nombre que el cúmulo que circundan.

Como puede apreciarse en la Figura 7.3 (d), el número de estrellas del campo estelar circundante al cúmulo L 106, no es lo suficientemente grande como para permitir ajustar una función Gaussiana. Por este motivo, en el análisis, se adoptó para este campo particular el valor promedio de las VRs de las estrellas contenidas en el mismo. El error en la VR media de L 106 corresponde al error estándar del promedio. Por su parte, el ajuste Gaussiano de la muestra de estrellas del campo L 111 (Figura 7.4 (c)), parece ser representativo de la VR media del campo, pero no de su dispersión, debido a que es evidente que existe un déficit de estrellas con VRs entre 130 y 150 Km s⁻¹. Por este motivo, el valor de la dispersión de L 111 debe ser tomado con precaución.

No se observa en los campos estudiados en el presente trabajo ningún indicio claro de bimodalidad en las distribuciones de VR de cada campo.

Tabla 7.2: Velocidades radiales medias de los campos estelares circundantes a los cúmulos

ID	n	$\bar{V}R$	$\sigma_{\bar{V}R}$
BS 121	34	162.92 ± 5.74	30.89 ± 5.75
HW 47	33	160.49 ± 4.11	30.34 ± 4.11
HW 84	13	135.69 ± 10.75	32.35 ± 10.79
HW 86	19	140.57 ± 2.33	17.32 ± 2.33
L 4	26	142.62 ± 3.25	24.03 ± 3.25
L 5	20	162.72 ± 4.27	26.02 ± 4.27
L 6	26	141.16 ± 2.44	20.48 ± 2.44
L 7	29	135.45 ± 2.41	22.03 ± 2.41
L 17	31	133.13 ± 5.10	29.50 ± 5.10
L 19	29	144.89 ± 5.79	32.25 ± 5.80
L 27	33	139.94 ± 4.41	28.39 ± 4.41
L 106	10	131.19 ± 13.9	–
L 108	24	120.11 ± 5.49	23.94 ± 5.50
L 110	19	133.04 ± 7.63	31.85 ± 7.67
L 111	18	172.99 ± 1.18	8.06 ± 1.141

7.3. Cinemática

En esta sección se analizará la cinemática de la NmM. Para ello, haremos uso de la información de las VRs medias derivadas en esta Tesis, tanto para los cúmulos como para los campos estelares circundantes a los mismos. Incluiremos también en el análisis los cúmulos estudiados tanto por DH98 (Tabla 7.3) como los campos estelares estudiados por C05 (Tabla 7.4).

Aplicando a la presente muestra de 15 cúmulos estelares el *método de máxima probabilidad* (Hargreaves et al. 1994), descrito en detalle en el Apéndice C, hemos podido calcular una VR heliocéntrica media de $148 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ y una velocidad

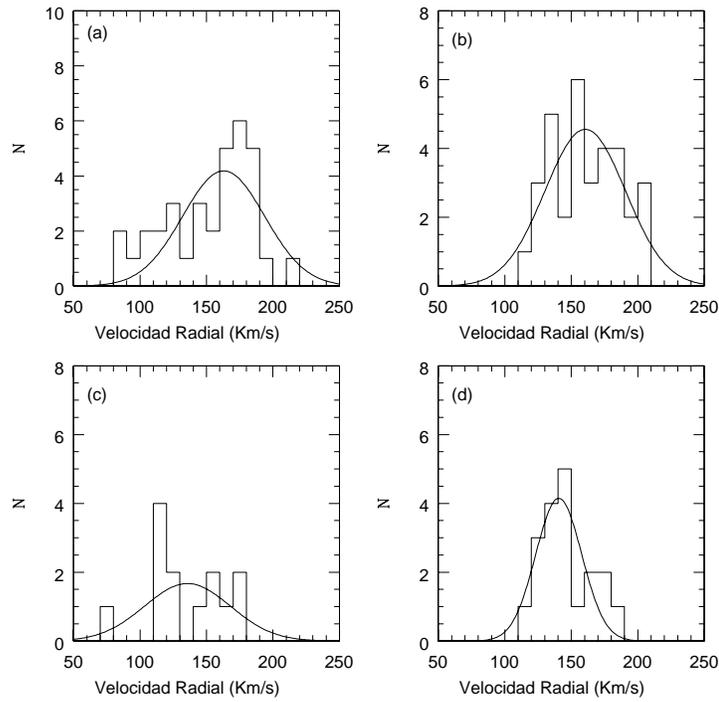


Figura 7.1: Distribución de VRs de las estrellas de los campos estelares circundantes a los cúmulos: (a) BS 121, (b) HW 47, (c) HW 84 y (d) HW 86. Las líneas llenas representan los correspondientes ajustes gaussianos.

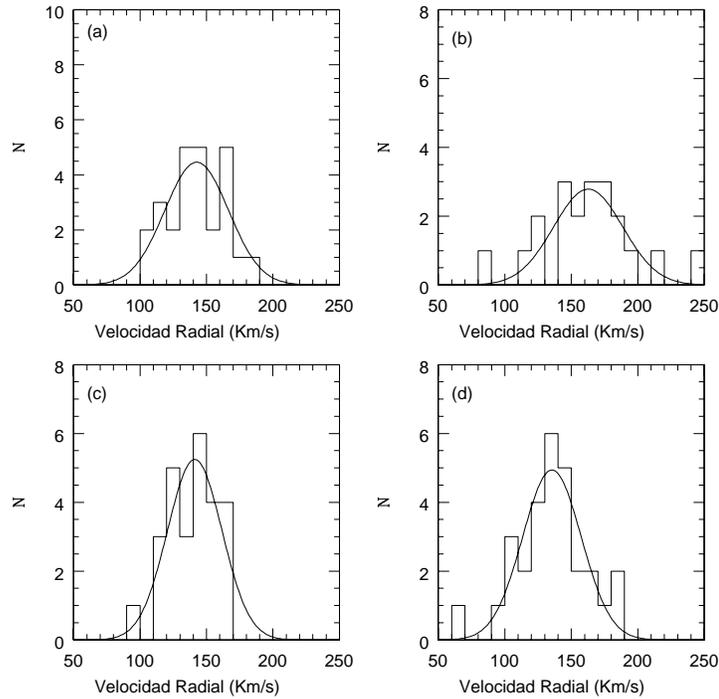


Figura 7.2: Análoga a la Figura 7.1, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 4, (b) L 5, (c) L 6 y (d) L 7.

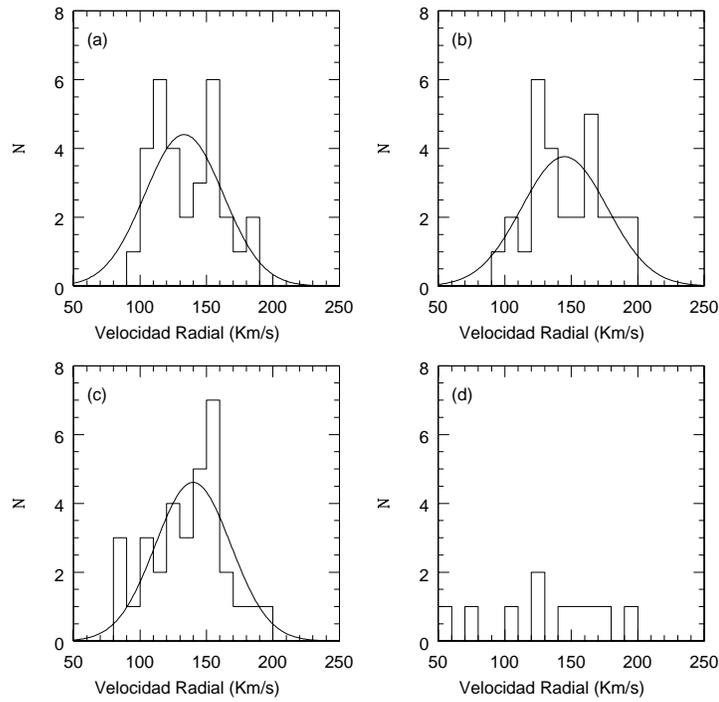


Figura 7.3: Análoga a la Figura 7.1, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 17, (b) L 19, (c) L 27 y (d) L 106.

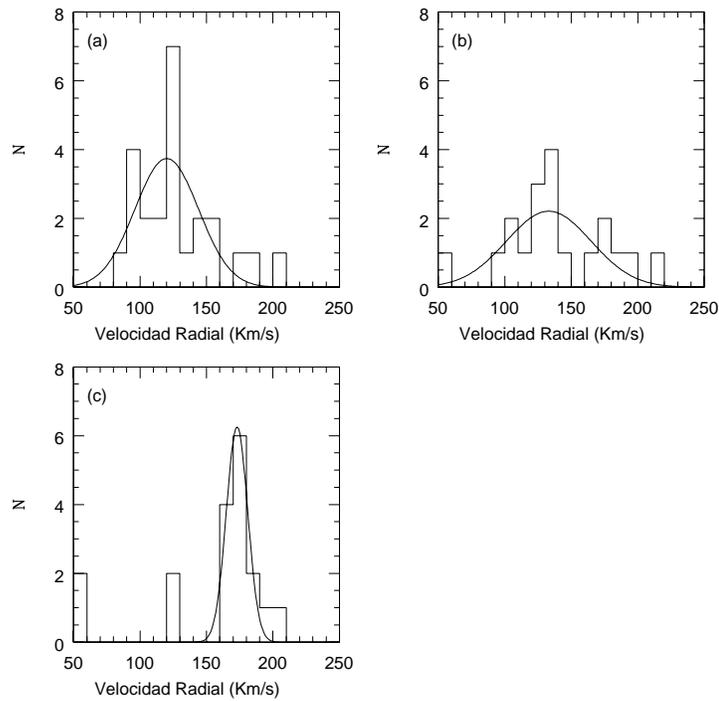


Figura 7.4: Análoga a la Figura 7.1, pero para las estrellas de los campos circundantes a los cúmulos: (a) L 108, (b) L 110 y (c) L 111.

Tabla 7.3: Velocidades radiales de los cúmulos de DH98

Cúmulo	VR (km s ⁻¹)	σ_{RV} (km s ⁻¹)	A.P. (°)
L 1	126	3	270.04
K 3	123	3	293.88
L 11	132	5	297.24
NGC 121	138	4	316.73
NGC 339	117	8	152.91
NGC 361	164	6	18.62
L 113	162	4	95.37

Tabla 7.4: Velocidades radiales de los campos de C05

Campo	VR (km s ⁻¹)	A.P. (°)
smc0057	186	164.4
qj0037	136	294.0
qj0036	145	288.0
qj0111	180	89.5
qj0112	174	81.0
qj0035	153	300.6
qj0116	184	95.2
smc0100	216	167.5
qj0047	191	187.7
qj0033	131	325.0
smc0049	197	184.6
qj00102	188	169.4
smc0053	197	179.4

de dispersión de $23.6_{-3.3}^{+5.7}$ km s⁻¹, en buen acuerdo con los resultados obtenidos por DH98 para la muestra de cúmulos examinada por estos autores. Cuando incluimos en los cálculos los cúmulos de DH98, la VR heliocéntrica media y la dispersión de velocidades resultan 145 ± 5 y $22.3_{-2.6}^{+4.2}$, respectivamente. Repitiendo estos cálculos

para los campos estelares circundantes a los 15 cúmulos estudiados, obtenemos una VR heliocéntrica media de $144 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ y una dispersión de velocidades de $14_{-2,0}^{+3,6} \text{ km s}^{-1}$, en buen acuerdo con los valores encontrados por C05 para los campos por él estudiados. Si se suman los campos del presente estudio con los de C05, resultan para la VR heliocéntrica media y la velocidad de dispersión los valores 158 ± 5 y $25_{-2,8}^{+4,2}$, respectivamente. Si aplicamos ahora el *método de máxima probabilidad* a la muestra completa, es decir, a los 15 cúmulos y 15 campos estudiados en la presente Tesis juntamente con los 7 cúmulos estudiados por DH98 y los 13 campos estudiados por C05, los valores que resultan para la VR heliocéntrica media y la dispersión de velocidades son 152 ± 4 y $24_{-2,1}^{+2,9}$, respectivamente. Estos valores se comparan bien con los obtenidos previamente por otros autores, lo que sugiere que tanto el sistema de cúmulos estelares como las estrellas del campo comparten la misma cinemática que otros trazadores en la NmM.

Para constatar la existencia o no de una posible rotación global de la NmM, analizaremos el comportamiento de las VRs en función del ángulo de posición. Es necesario recordar que los campos estudiados circundan a los cúmulos, por lo que los ángulos de posición de cada campo coinciden con los de los correspondientes cúmulos.

Las VRs correspondientes a la muestra de cúmulos antes mencionada se grafican en la Figura 7.5. Los cúmulos estudiados en la presente Tesis se representan con círculos llenos, mientras que los estudiados por DH98 se representan usando cruces. La distribución de los puntos en esta figura no revela indicios de rotación de la NmM, en razonable acuerdo con las conclusiones alcanzadas por DH98. De hecho, el ajuste de los puntos (curva en la Figura 7.5, equivalente al ajuste de una función tipo coseno) no es, desde el punto de vista estadístico, mejor que una línea recta. Sin embargo, como se aprecia en la Figura 7.6, la situación cambia si analizamos el comportamiento de las VRs de los campos estelares circundantes a los cúmulos, en función del ángulo de posición. Los círculos vacíos representan los campos estudiados en esta Tesis, en tanto que los cuadrados aquéllos estudiados por C05. La distribución de los puntos en la Figura muestra un indicio de rotación de la NmM, tal como encontrara antes C05. Este indicio se confirma cuando, al ajustar los datos (línea continua en la Figura), se encuentra una curva de rotación con un máximo en $\sim 180^\circ$ y una amplitud de 32.5 km s^{-1} . Si bien el ángulo de posición en el que se produce el máximo de nuestro ajuste es algo mayor al máximo del ajuste de Carrera (2005, $= 150^\circ$), la amplitud encontrada en este trabajo muestra un razonable acuerdo con el valor de 30 km s^{-1} encontrado por el mencionado autor.

El hecho de que no se encuentre evidencia alguna de rotación de la NmM al utilizar la muestra de cúmulos y esto sí ocurra cuando se utilizan los campos estelares circundantes a los mismos, puede deberse a que existe una clara ausencia de cúmulos (en nuestra muestra) con VRs comprendidas entre 160 y 220 km s⁻¹, intervalo éste donde precisamente se encontraría el máximo de la posible curva de rotación de la galaxia. Si consideramos ahora la muestra completa de datos (campos + cúmulos), se advierte que la curva de rotación parece diluirse (Figura 7.7) debido nuevamente a la ausencia de cúmulos con VRs en el intervalo (160-220) km s⁻¹, aunque la posible rotación resulta aún evidente. El ajuste de los datos da lugar a una posible rotación con un máximo nuevamente en $\sim 180^\circ$ y una amplitud de 21 km s⁻¹.

Si bien estos resultados sugieren la posible existencia de una rotación global de la NmM, es necesario notar, tal como lo hicieron Harris & Zaritsky (2006) y C05, que parte de esta “rotación” o eventualmente toda, podría deberse al movimiento tangencial proyectado de la galaxia. Dado que la posible velocidad de rotación es mucho más pequeña que la velocidad de dispersión, resulta tentador concluir aceptando, al igual que los mencionados autores, que la NmM está principalmente mantenida por dispersión de velocidades.

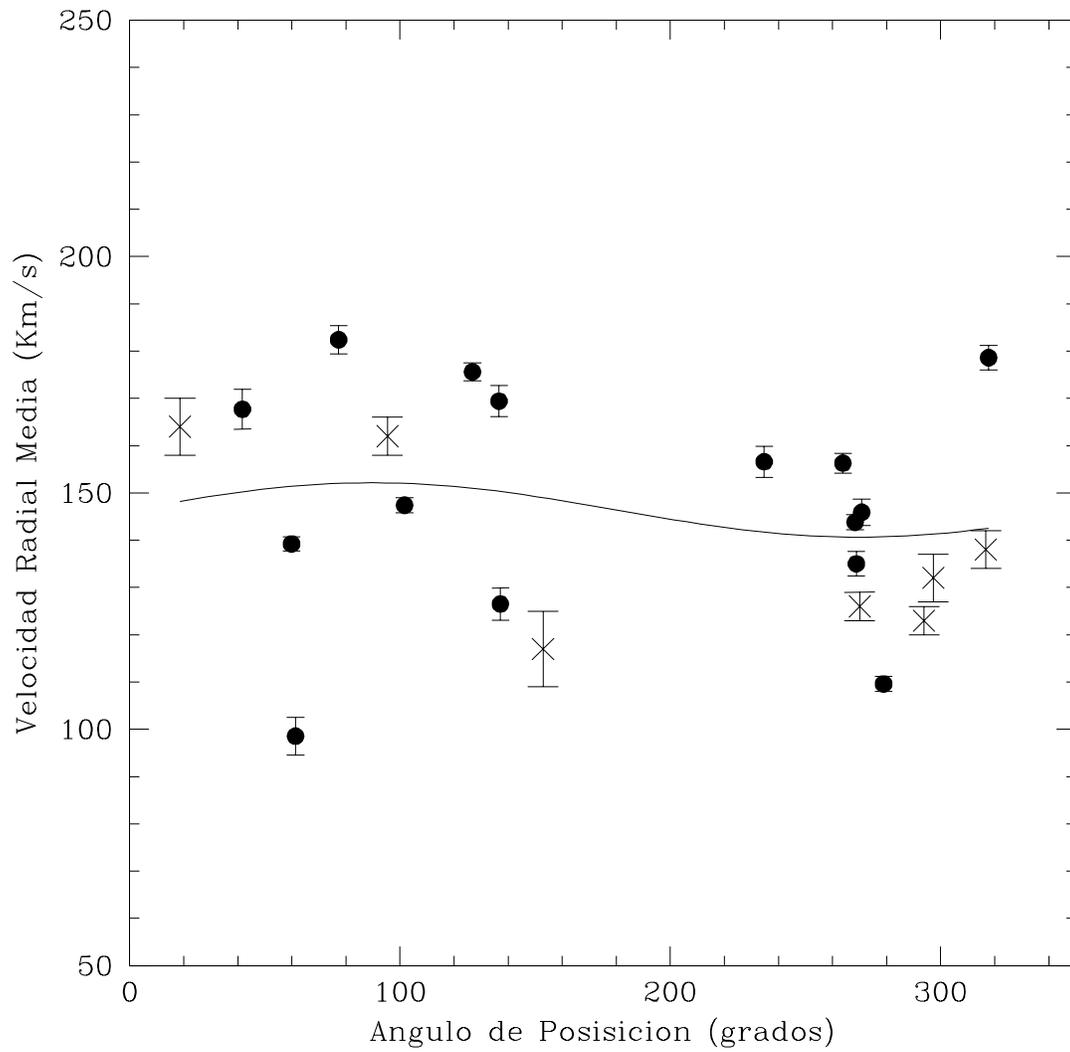


Figura 7.5: Velocidades radiales medias en función del ángulo de posición para los cúmulos estudiados en el presente trabajo (círculos llenos) y los estudiados por DH98 (cruces). La línea llena representa el ajuste de los datos.

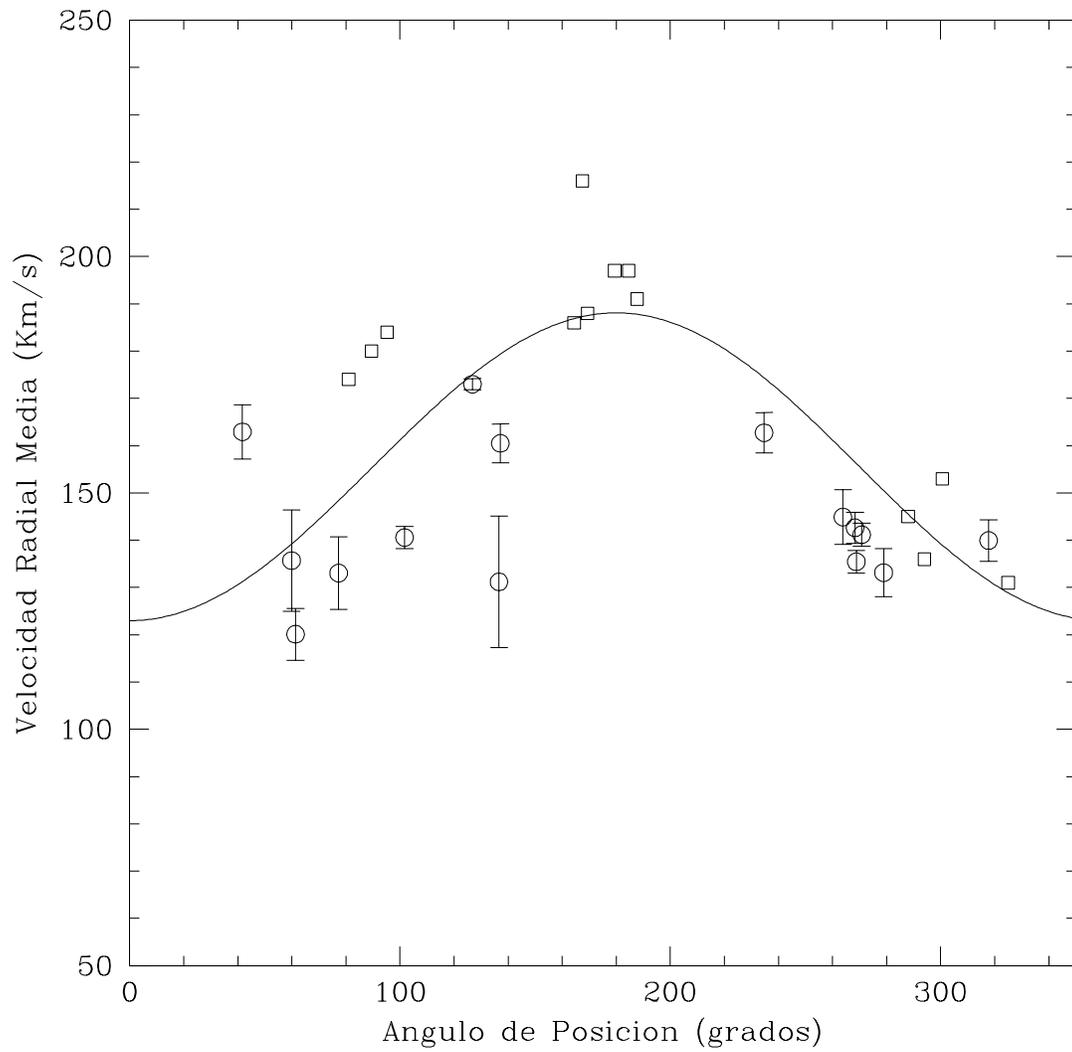


Figura 7.6: Velocidades radiales medias en función del ángulo de posición para los campos estudiados en el presente trabajo (círculos vacíos) y los estudiados por Carrera (2005 - cruces). La línea llena representa el ajuste de los datos.

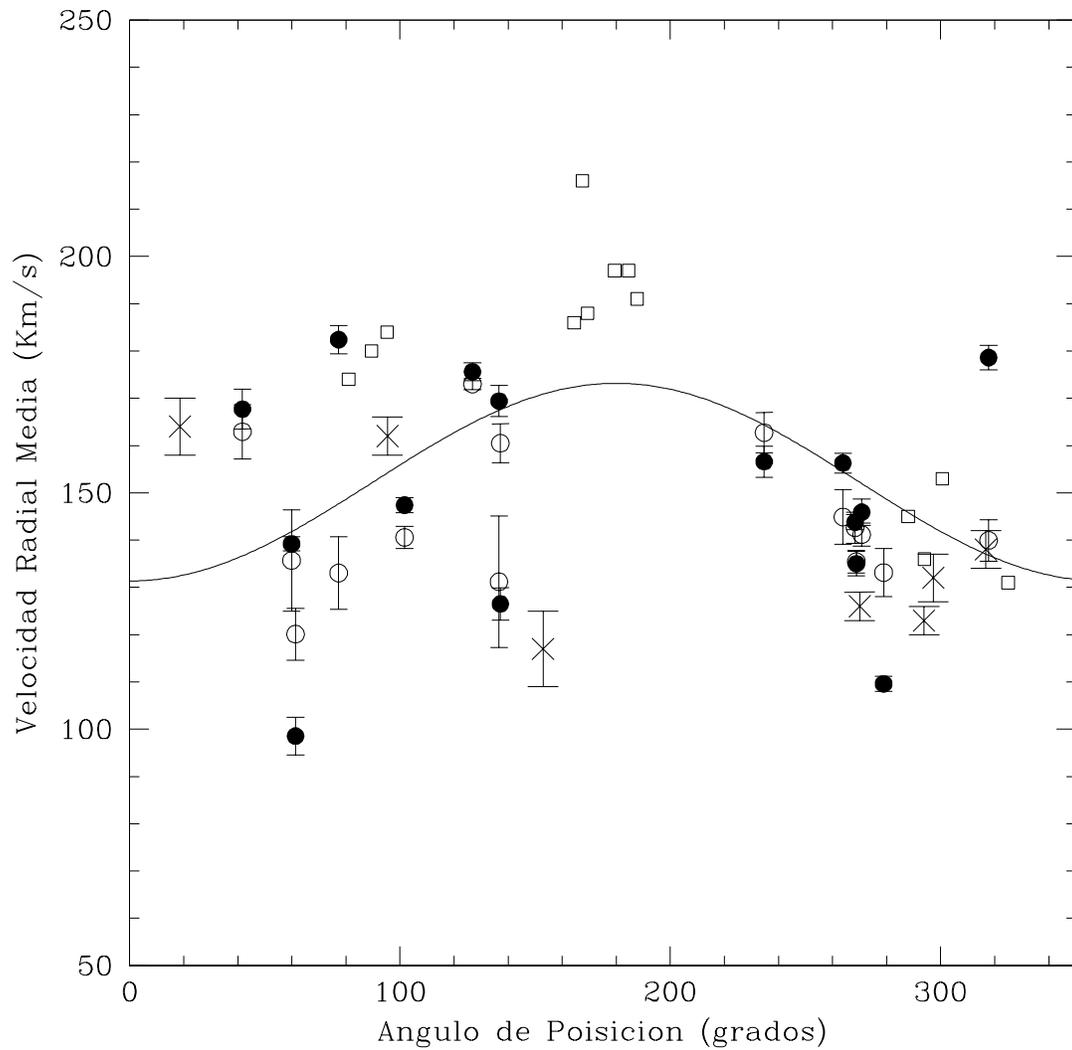


Figura 7.7: Velocidades radiales medias en función del ángulo de posición para la muestra completa de campos y cúmulos. Los círculos llenos y vacíos representan los cúmulos y los campos estudiados en el presente trabajo, respectivamente. Las cruces y los cuadrados representan los cúmulos y campos estudiados por DH98 y C05, respectivamente. La línea llena representa el ajuste de los datos.

Capítulo 8

Resumen y conclusiones

Los cúmulos de las NMs constituyen un excelente laboratorio para ayudar a revelar los secretos relacionados con la formación tanto de cúmulos como de galaxias. Ellos son, además, bancos de prueba cruciales para los modelos de evolución química y estelar y para interpretar la luz integrada de galaxias lejanas. Sin embargo, a pesar de su proximidad y utilidad, los cúmulos de la NmM en particular no han sido aún debidamente explorados. Con el objetivo de ayudar a remediar esta situación, en esta Tesis se ha realizado una investigación a gran escala de la edad, metalicidad y cinemática de un número estadísticamente significativo de cúmulos estelares de la NmM.

La experiencia reportada por G06 para derivar VRs y metalicidades en la NMM, usando la técnica del CaT, ha inspirado y, al mismo tiempo, facilitado buena parte de la presente investigación ya que el procedimiento descrito por estos autores ha sido utilizado en este estudio. Utilizando el instrumento FORS2 del VLT (Very Large Telescope), se han obtenido espectros de un gran número de estrellas asociadas a 15 cúmulos de la NmM. Esto provee la mayor muestra actualmente disponible de cúmulos de la NmM con VRs y metalicidades espectroscópicas bien determinadas, la cual supera en más del doble a la del único trabajo espectroscópico previo (DH98).

Los cúmulos fueron seleccionados a partir de estudios fotométricos previos en el sistema de Washington, los cuales proveen una estimación aproximada de la edad y la metalicidad. La selección se centró en aquéllos que fueran suficientemente viejos como para poseer estrellas en la RGR (estrellas para las cuales es aplicable la técnica del CaT) y que cubrieran una amplia área a lo largo de la galaxia.

Siguiendo las técnicas de reducción y análisis claramente explicadas y desarrolladas por C04 y G06, derivamos VRs y metalicidades de todas las estrellas de programa. Para discriminar las estrellas pertenecientes a los cúmulos de aquéllas correspondientes a los campos estelares circundantes a los mismos, aplicamos criterios que tienen en cuenta tanto las VRs y las metalicidades inferidas, como la ubicación de las estrellas en los cúmulos y en los respectivos diagramas CM. Las VRs y metalicidades medias de los cúmulos fueron calculadas como el promedio de las VRs y metalicidades individuales de las estrellas que resultaron miembros de los cúmulos. Se determinaron estos parámetros medios con errores medios de 0.05 y 2.7 km s⁻¹ para las metalicidades y VRs, respectivamente, sobre un promedio de 6.4 miembros por cúmulo. Mediante ajustes Gaussianos a las distribuciones tanto de metalicidades como de VRs de las estrellas de cada campo en particular, se derivó la metalicidad y la VR media de cada uno de los campos circundantes. Estos valores fueron determinados con errores promedios de 0.04 en la metalicidad y 4 km s⁻¹ para las VRs. Una comparación de las metalicidades espectroscópicas derivadas en esta Tesis con las determinaciones fotométricas en el sistema de Washington, para los 11 cúmulos en común, muestra un muy buen acuerdo, siendo sin embargo las determinaciones espectroscópicas mucho más precisas. Se mostró además que el procedimiento utilizado por la técnica fotométrica para corregir las metalicidades por su dependencia con la edad, fue correctamente aplicado.

Para determinar las edades de los 15 cúmulos estelares estudiados, se realizó la fotometría *PSF* sobre las *pre-imágenes* en las bandas *V* e *I* obtenidas por personal del VLT con anterioridad a la observación espectroscópica. Dicha fotometría permitió la confección de diagramas CM bien profundos de los cúmulos. El análisis de estos diagramas, en diferentes intervalos radiales concéntricos con el centro del cúmulo, permitió minimizar la contaminación por estrellas del campo, luego de lo cual se determinó para cada cúmulo el parámetro δV (diferencia entre la magnitud aparente visual del “clump” y del punto de desvío de la secuencia principal). Los valores de δV y las metalicidades derivadas en esta Tesis, fueron utilizados conjuntamente con la calibración de SWP04 para estimar la edad de los cúmulos. Las edades fueron determinadas con errores que van desde 0.2x10⁹ para los más jóvenes hasta 1.8x10⁹ para los más viejos. Se encontró un razonable acuerdo entre las edades determinadas en esta Tesis y las determinadas previamente por otros autores para 9 de los cúmulos de la presente muestra. Para los 7 cúmulos restantes, el acuerdo no es muy bueno, siendo mayor la diferencia entre ambas determinaciones para los cúmulos más viejos. Estas diferencias se asocian principalmente a las limitaciones fotométricas de los estudios

previos. Se destaca que la muestra de 15 cúmulos estudiados en la NmM en esta Tesis, constituye la primera y única muestra hasta el momento con metalicidades y edades determinadas de manera homogénea.

Es importante destacar que, hasta el momento de escribir estas páginas, se tenía conocimiento de tan sólo un cúmulo genuinamente viejo en la NmM (NGC 121), con una edad comparable a la de los CGs galácticos y que, por ende, el conocimiento actual acerca del enriquecimiento químico en la etapa más temprana de esta galaxia se basaba sólo en las propiedades de este único objeto. El presente estudio, sin embargo, ha revelado la existencia de tres nuevos cúmulos “viejos” en la NmM, con edades comparables a la de NGC 121. Este constituye un resultado de singular relevancia dado que amplía considerablemente el número de cúmulos viejos conocidos en la NmM y, además, aporta nueva evidencia observacional relacionada con la historia química primigenia de la NmM.

Para realizar un análisis detallado de las propiedades químicas de la NmM, hemos utilizado la muestra de 15 cúmulos y sus correspondientes 15 campos estelares circundantes. La presente muestra de cúmulos estelares ha sido combinada con las de DH98 y Glatt et al. -en las cuales también se aplicó la técnica del CaT- y con el único cúmulo con metalicidad derivada a partir de espectroscopía de alta resolución, lo que hace un total de 25 cúmulos estelares.

La metalicidad media de la muestra extendida de cúmulos es de -0.96 , con un sigma de 0.19 . Dividiendo la muestra en cúmulos más jóvenes y más viejos que 3×10^9 años, se encontró que los cúmulos más viejos tienen una metalicidad media de -1.02 ($\sigma = 0,18$), mientras que el valor medio de la metalicidad para los cúmulos jóvenes es -0.80 ($\sigma = 0,10$). La diferencia en la metalicidad de ambos grupos es de 0.22 ± 0.06 . Esta diferencia estaría reflejando la REM en la cual los cúmulos más jóvenes están algo más enriquecidos que los viejos. La distribución de metalicidades de los cúmulos de la NmM muestra que los mismos cubren un rango de metalicidades entre -0.75 y -1.25 . Existen indicios de bimodalidad en dicha distribución, con picos en $\sim -0,9$ y -1.15 . Por su parte, la distribución de metalicidades de la muestra completa de estrellas de campo revela una metalicidad media de -1.00 ± 0.02 , con una dispersión de 0.32 ± 0.01 .

No se ha encontrado evidencia en el presente estudio de una variación de la metalicidad con la distancia al centro de la galaxia. Dividiendo la muestra de campos en

una región *interior* y *exterior* a 4° del centro de la NmM, se encuentra una metalicidad media (desviación estandar) de -1.01 (0.08) para los *internos* y -1.02 (0.07) para los *externos*. Por su parte, los valores encontrados para los cúmulos ubicados en la región *interior* y *exterior*, son -0.94 (0.19) y -1.00 (0.21), respectivamente. Estos resultados sugieren que no existe un gradiente de metalicidad en la NmM, en acuerdo con el trabajo de Cioni (2009) y en desacuerdo con la tendencia sugerida por Carrera et al. (2008). Estos últimos autores encontraron evidencias de una REM universal y sugieren que el gradiente de metalicidad por ellos encontrado se debe más bien a un gradiente de edad en la galaxia. Si se asume una REM universal, el hecho de que las metalicidades derivadas en este trabajo no muestren ninguna tendencia a variar con la distancia al centro de la NmM, sugiere que tampoco existe una variación de la edad. Esto es consistente con el posible escenario presentado por Piatti et al. (2007c), quienes derivaron la edad de algunos cúmulos externos y encontraron que estos son de hecho objetos jóvenes. La ausencia de un gradiente de metalicidad puede ser explicada también por la presencia de una barra clásica, la cual tiende a debilitar el gradiente (Zaritsky et al. 1994, Friedli & Benz 1995). Este efecto ha sido también observado en la NMM (Olszewski et al. 1991, Geisler et al. 2003, G06).

Los resultados que emergen del análisis de la REM de la NmM realizado en esta Tesis pueden resumirse como sigue:

- Haciendo uso de las edades y metalicidades de los 15 cúmulos estudiados, ha podido trazarse la primera y, hasta el momento, única REM construida con datos homogéneos obtenidos con un telescopio de gran porte (8 metros).
- No se encuentra un acuerdo muy claro con el modelo explosivo de PT98, excepto para los cúmulos más jóvenes que 3×10^9 años.
- Si bien las observaciones son compatibles con el pequeño enriquecimiento químico predicho por el modelo de PT98 en el período intermedio, las metalicidades de la mayoría de los cúmulos observados en ese período son significativamente mayores que las predichas por el modelo.
- El modelo de C05 ajusta razonablemente bien los datos entre 3×10^9 y 10×10^9 y se aprecia claramente que el modelo de “caja cerrada” de DH98 no satisface las observaciones.
- Cuando se traza la REM con la muestra extendida de cúmulos, se advierte que NGC 330 es significativamente más pobre en metales que lo predicho por el

modelo de PT98. Por otra parte, se aprecia que gran parte de los cúmulos del período intermedio no son bien trazados por este modelo y sí lo son por C05, lo cual hace razonable pensar que en en dicho período el modelo que mejor predice las observaciones deberá ser una combinación de ambos.

- Los tres cúmulos reconocidos en esta Tesis con edades comparables a la de NGC 121, mantienen un excelente acuerdo con el modelo de C05. Puede entonces concluirse que, a partir del estudio acá realizado de los mismos, ha podido delinarse con mucha menor incertidumbre el enriquecimiento químico de la NmM en sus etapas primigenias.

- Debido a que los tres nuevos objetos viejos reconocidos en esta Tesis caen dentro del supuesto período de quietud de la NmM mencionado por Glatt et al. (2008b), parecería razonable suponer que este intervalo de quietud es de hecho ficticio.

De la comparación de las metalicidades de las estrellas de los campos estelares y de los cúmulos que ellos circundan, se encuentra una fuerte evidencia por parte de los campos a ser más pobres en metales que los correspondientes cúmulos, independientemente de la edad del cúmulo y de su posición en la galaxia.

Finalmente, se examinó la cinemática de la NmM encontrándose que los cúmulos y los campos comparten la misma cinemática que el resto de los trazadores de la galaxia. Del mismo modo que lo hiciera C05, se detecta un indicio de rotación en los datos del presente estudio, aunque la cinemática global se encuentra probablemente dominada por la dispersión de velocidades, tal como encontrarán prácticamente todos los estudios cinemáticos realizados con anterioridad, usando una amplia variedad de poblaciones de la NmM.

Gran parte de estos resultados se encuentran publicados en Parisi et al. (2009) y Parisi et al. (2010).

Referencias

- Alloin, D. & Bica, E. 1989, *A&A*, 217, 57
- Anderson, C. M. 1974, *ApJ*, 190, 585
- Anthony-Twarog, B.J. & Twarog, B.A. 1985, *ApJ*, 291, 595
- Armandroff, T.E. & Da Costa, G.S. 1991, *AJ*, 101, 1329 (**AD91**)
- Armandroff, T.E., Da Costa, G.S. & Zinn, R. 1992, *AJ*, 104, 164 (**ADZ92**)
- Armandroff, T.E. & Zinn, R. 1988, *AJ*, 96, 92 (**AZ88**)
- Bastian, N., Gieles, M., Ercolano, B. & Gutermuth, R. 2009, *MNRAS*, 392, 868
- Battaglia, G., Helmi, A., Tolstoy, E. & Irwin, M.J. 2007, *ASPC*, 374, 273
- Battaglia, G., Irwin, M., Tolstoy, E., Hill, V., Helmi, A., Letarte, B. & Jablonka, P. 2008, *MNRAS*, 383, 183 (**B08**)
- Bekki, K., Couch, W.J., Beasley, M.A., Forbes, D.A., Chiba, M. & Da Costa, G.S. 2004, *ApJ*, 610, L93
- Bica, E., Dottori, H. & Pastoriza, M.G. 1986, *A&A*, 156, 261
- Bullock, J.S. & Johnston, K.V. 2005, *ApJ*, 635, 931
- Buonanno, R., Corsi, C.E. & Fusi Pecci, F. 1989, *A&A*, 216, 80
- Carrera, R. 2005, Ph. D. Thesis, Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, España (**C05**)
- Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A., Costa, E., Méndez, R.A. & Noël, N.E.D. 2008, *AJ*, 136, 1039

- Carrera, R., Gallart, C., Pancino, E. & Zinn, R. 2007, *AJ*, 134, 1298 (**C07**)
- Carretta, E. & Gratton, R.G. 1997, *A&AS*, 121, 95 (**CG97**)
- Cenarro, A. J., Cardiel, N., Gorgas, J., Peletier, R. F., Vazdekis, A. & Prada, F. 2001, *MNRAS*, 326, 959 (**C01**)
- Cenarro, A.J., Gorgas, J., Cardiel, N., Vazdekis, A. & Peletier, R.F. 2002, *MNRAS*, 329, 863
- Chandar, R., Fall, S.M. & Whitmore, B.C. 2006, *ApJ*, 650, 111
- Cioni, M-R.L. 2009, *A&A*, 506, 1137
- Cohen, J. G. 1978, *ApJ*, 221, 788
- Cohen, J. G. 1979, *ApJ*, 228, 405
- Cole, A.A., Smecker-Hane, T.A., Tolstoy, E., Bosler, T.L. & Gallagher, J.S. 2004, *MNRAS*, 347, 367 (**C04**)
- Cowl, H.H., Sarajedini, A., Piatti, A.E., Geisler, D., Bica, E., Clariá, J.J. & Santos, J.F.C. Jr. 2001, *AJ*, 122, 220
- Da Costa, G.S. 1991, in *IAU Symp. 148, The Magellanic Clouds*, ed. R. Haynes & D. Milne (Dordrecht: Kluwer), 183
- Da Costa, G.S. & Armandroff, T.E. 1995, *AJ*, 109, 2533 (**DA95**)
- Da Costa, G.S., Armandroff, T.E. & Norris, J.E. 1992, *AJ*, 104, 154 (**DAN92**)
- Da Costa, G.S. & Hatzidimitriou, D. 1998, *AJ*, 115, 1934 (**DH98**)
- Da Costa, G. S. & Seitzer, P. 1989, *AJ*, 97, 405
- Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C.S. & White, S.D.M. 1985, *ApJ*, 292, 371
- Demers, S. & Battinelli, P. 1998, *AJ*, 115, 154
- De Propris, R., Rich, R.M., Mallery, R.C., Howard, C.D. 2010, *ApJ*, 714, 249
- de Vaucouleurs, G. & Freeman, K.C., 1973, *Vistas in Astronomy*, 14, 163
- Dolphin, A.E., Walker, A.R., Hodge, P.W., Mateo, M., Olszewski, E.W., Schommer, R.A. & Suntzeff, N.B., 2001, *AJ*, 562, 303

- Dopita, M.A. 1991, in IAU Symp. 148, The Magellanic Clouds, ed. R. Haynes & D. Milne (Dordrecht: Kluwer), 393
- Dopita, M.A., Lawrence, C.J., Ford, H.C. & Webster, B.L. 1985, ApJ, 296, 390
- Elmegreen, B.G. & Efremov, Y.N. 1997, ApJ, 480, 235
- Fiedli, D. & Benz, W. 1995, A&A, 301, 649
- Friel, E.D. & Janes, K.A. 1993, A&A, 267, 75
- Friel, E.D., Janes, K.A., Tavarez, M., Scott, J., Katsanis, R., Lotz, J., Hong, L. & Miller, N. 2002, AJ, 124, 2693
- Gardiner, L.T., Noguchi, M. 1996, MNRAS, 278, 191
- Gardiner, L.T., Sawa, T. & Fujimoto, M. 1994, MNRAS, 266, 567
- Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., Clariá, J.J., Piatti, A.E. & Santos, J.F.C. Jr. 1997, AJ 114, 1920
- Geisler, D., Piatti, A.E., Bica, E. & Clariá, J.J. 2003, MNRAS, 341, 771
- Geisler, D., Piatti, A.E., Clariá, J.J. & Minniti, D. 1995, AJ, 109, 605 (**G95**)
- Geisler, D. & Sarajedini, A. 1999, AJ, 117, 308
- Geisler, D., Wallerstein, G., Smith, V.V. & Casetti-Dinescu, D.I. 2007, PASP, 119, 939
- Glatt, K., et al. 2008a, AJ, 135, 1106
- Glatt, K., et al 2008b, AJ, 136, 1703
- Gonzalez, G. & Wallerstein, G. 1999, AJ, 117, 2286
- Grocholski, A.J., Cole, A.A, Sarajedini, A., Geisler, D. & Smith, V. 2006, AJ, 132, 1630 (**G06**)
- Groenewegen, M.A.T. 2000, A&A, 363, 901
- Hardy, E., Suntzeff, N.B., & Azzopardi, M. 1989, ApJ, 344, 210
- Hargreaves, J. C., Gilmore, G., Irwin, M. J. & Carter, D., 1994, MNRAS, 269, 957

- Harris, J. & Zaritsky, D. 2004, AJ, 127, 1531
- Harris, J. & Zaritsky, D. 2006, AJ, 131, 2514
- Harris, W.E. & Pudritz, R.E. 1994, ApJ, 429, 177
- Hatzidimitriou, D., Cannon, R.D. & Hawkins, M.R.S. 1993, MNRAS, 261, 873
- Hatzidimitriou, D., Croke, B.F., Morgan, D.H. & Cannon, R.D. 1997, A&AS, 122, 507
- Hill, V. 1997, A&A, 324, 435
- Hill, V. 1999, A&A, 345, 430
- Hodge, P. 1986, PASP, 98, 1113
- Ibata, R., Irwin, M., Lewis, G.F. & Stolte, A. 2001, ApJ, 547, 133
- Idiart, T.P., Maciel, W.J. & Costa, R.D.D. 2007, A&A, 472, 101
- Irwin, M. & Tolstoy, E. 2002, MNRAS, 336, 643
- Janes, K.A. 1979, ApJS, 39, 135
- Janes, K.A. & Phelps, R.L. 1994, AJ, 108, 1773 (**JP94**)
- Johnson, J.A., Bolte, M., Hesser, J.E., Ivans, I.I. & Stetson, P.B. 2004, Carnegie Observatories Astrophysics Ser. 4, ed. A. McWilliam & M. Rauch, p.29
- Jones, J. E., Alloin, D.M. & Jones, B.J.T. 1984, ApJ, 283, 457
- Jørgensen, U.G., Carlsson, M. & Johnson, H.R. 1992, A&A, 254,258
- Kallivayalil, N., van del Marel, R.P. & Alcock, C. 2006, ApJ, 652, 1213
- Kayser, A., Grebel, E.K., Harbeck, D.R., Cole, A.A., Koch, A., Gallagher, J.S. & Da Costa, G.S. 2006, preprint (astro-ph/0607047)
- Koch, A.; Grebel, E.K. Wyse, R.F.G., Kleyna, J.T., Wilkinson, M.I., Harbeck, D.R., Gilmore, G.F. & Evans, N.W. 2006, AJ, 131, 895
- Kraft, R.P. & Ivans, I.I. 2003, PASP, 115, 143
- Lada, C.J. & Lada, E.A. 2003, ARA&A, 41, 57

- Lehner, N. 2002, *ApJ*, 578, 126
- Lehner, N. Howk, J.C., Keenan, F.P. & Smoker, J.V. 2008, *ApJ*, 678, 219
- Lehner, N., Sembach, K.R., Dufton, P.L., Rolleston, W.J.R & Keenan, F.P. 2001, *ApJ*, 551, 781
- Mateo, M., Hodge, P., Schommer, R.A. 1986, *ApJ*, 311, 113
- Mathewson, D.S., Ford, V.L. & Visvanathan, N. 1988, *ApJ*, 333, 617
- Mathieu, Robert D., Latham, D.W., Griffin, R.F. & Gunn, J.E. 1986, *AJ*, 92, 1100
- Mayor, M., et al. 1983, *A&AS*, 54, 495
- Maurice, E., et al. 1987, *A&AS*, 67, 423
- McCumber, M., Garnett, D.R. & Dufour, R.J. 2005, *AJ*, 130, 1083
- Mizuno, N., Muller, E., Maeda, H., Kawamura, A., Minamidani, T., Onishi, T., Mizuno, A. & Fukui, Y. 2006, *ApJ*, 643, 107
- Momany, Y., Zaggia, S., Gilmore, G., Piotto, G., Carraro, G., Bedin, L. R., de Angeli, F. 2006, *A&A* 451, 515
- Moore, B., Ghigna, S., Governato, F., Lake, G., Quinn, T., Stadel, J., Tozzi, P. 1999, *ApJ*, 524, 19
- Muller, E., Staveley-Smith, L., Zealey, W. & Stanimirović, S. 2003, *MNRAS*, 339, 105
- Murai, T. & Fujimoto, M. 1980, *PASJ*, 32, 581
- Navarro, J.F., Frenk, C.S., White, S.D.M. 1996, *ApJ*, 462, 563
- Navarro, J.F., Frenk, C.S., White, S.D.M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Nidever, D.L., Majewski, S.R. & Burton, W.B. 2008, *AJ*, 679, 432
- Noël, N.E.D., Gallart, C., Aparicio, A., Hidalgo, S., Carrera, R., Costa, E. & Méndez, R.A. 2007, in *Symp. 241, Stellar Populations as Building Blocks of Galaxies*, ed. A. Vazdekis and R. F. Peletier, (Cambridge: CUP), 305

- Odenkirchen, M. et al. 2001, ApJ, 548, 165
- Olszewski, E.W., Schommer, R.A., Suntzeff, N.B. & Harris, H.C. 1991, AJ, 101, 515 (**OL91**)
- Olszewski, E.W., Suntzeff, N.B. & Mateo, M. 1996, ARA&A, 34, 511
- Osterbrock, D.E. & Martel, A. 1992, PASP, 104, 76
- Pagel, B.E.J. & Tautvaišienė, G. 1998, MNRAS, 299, 535 (**PT98**)
- Parisi, M.C., Grocholski, A.J., Geisler, D., Sarajedini, A. & Clariá, J.J. 2009, AJ, 138, 517
- Parisi, M. C., Geisler, D., Grocholski, A. J., Clariá, J. J. & Sarajedini, A. 2010, AJ, 139, 1168
- Phelps, R.L., Janes, K.A. & Montgomery, K.A. 1994, AJ, 107, 1079
- Piatek, S., Pryor, C. & Olszewski, E.W. 2008, AJ, 135, 1024
- Piatti, A.E., Santos, J.F.C. Jr., Clariá, J.J., Bica, E., Ahumada, A.V. & Parisi, M.C. 2005b, A&A, 440, 111
- Piatti, A.E., Santos, J.F.C. Jr., Clariá, J.J., Bica, E., Sarajedini, A. & Geisler, D. 2001, MNRAS, 325, 792
- Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Clark, D. & Seguel, J. 2007a, MNRAS, 377, 300
- Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Gallart, C. & Wischnjewsky, M. 2007b, MNRAS, 381, L84
- Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Gallart, C. & Wischnjewsky, M. 2007c, MNRAS, 382, 1203
- Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Seguel, J. & Clark, D. 2005a, MNRAS, 358, 1215
- Pryor, C. & Meylan, G. 1993, Structure and Dynamics of Globular Clusters, ASP Conf. Ser. 50, p. 357

- Press, W.H., Teukolsky, S.A., Vetterling, W.T. & Flannery, B.P. 1992, Numerical Recipes, 2nd edn. Cambridge Univ. Press, Cambridge
- Putman, M.E. 2000, Publications of the Astronomical Society of Australia, 17, 1
- Rafelski, M. & Zaritsky, D. 2005, AJ, 129, 2701
- Rich, R.M., Shara, M., Fall, S.M. & Zurek, D. 2000, AJ, 119, 197 ApJ, 632, 872
- Rosemberg, A., Saviane, I., Piotto, G. & Aparicio, A. 1999, AJ, 118, 2306
- Russell, S.C. & Bessell, M.S. 1989, ApJS, 70, 865
- Rutledge, G.A., Hesser, J.E. & Stetson, P.B. 1997a, PASP, 109, 907 (**Ru97a**)
- Rutledge, G.A., Hesser, J.E., Stetson, P.B., Mateo, M., Simard, L., Bolte, M., Friel, E.D. & Copin, Y. 1997b, PASP, 109, 883
- Salaris, M. & Weiss, A. 1997, A&A, 327, 107
- Salaris, M., Weiss, A. & Percival, M. 2004, A&A, 414, 163 (**SWP04**)
- Sarajedini, A. & Demarque, P. 1990, ApJ, 365, 219
- Searle, L. & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357
- Shara, M.M., Fall, S.M., Rich, R.M., Zurek, D. 1998, ApJ, 508, 570
- Shetrone, M.D., Côté, P. & Sargent, W.L.W. 2001, ApJ, 548, 592
- Spinrad, H. & Taylor, B.J. 1969, ApJ, 157, 1279
- Spinrad, H. & Taylor, B.J. 1971, ApJS, 22, 445
- Stanimirović, S., Staveley-Smith, L. & Jones, P.A. 2004, ApJ, 604, 176
- Staveley-Smith, L., Sault, R.J., Hatzidimitriou, D., Kesteven, M.J. & McConnell, D. 1997, MNRAS, 289, 225
- Stetson, P.B. 1987, PASP, 99, 191
- Stryker, L.L., Da Costa, G.S. & Mould, J.R. 1985, ApJ, 298, 544

- Suntzeff, N.B., Friel, E., Klemola, A., Kraft, R.P. & Graham, J.A. 1986, AJ, 91, 275
- Suntzeff, N.B., Kraft, R.P. 1996, AJ, 111, 1913 (**SK96**)
- Suntzeff, N.B., Mateo, M., Terndrup, D.M., Olszewski, E.W., Geisler, D. & Weller, W. 1993, ApJ, 418, 208 (**S93**)
- Suntzeff, N.B., Schommer, R.A., Olszewski, E.W. & Walker, A.R. 1992, AJ, 104, 1743 (**S92**)
- Tonry, J. & Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511
- Tsujimoto, T., Nomoto, K., Yoshii, Y., Hashimoto, M., Yanagida, S. & Thielemann, F.-K. 1995, MNRAS, 277, 945
- Vandenberg, D.A., Bolte, M. & Stetson, P.B. 1990, AJ, 100, 445
- van der Marel, R.P. & Cionni, M.-R.L. 2001, AJ, 122, 1807
- White, S.D.M. & Rees, M.J. 1978, MNRAS, 183, 341
- Wilke, K., Stickel, M., Haas, M., Herbstmeier, U., Klaas, U. & Lemke, D. 2003, A&A, 401, 873
- Yanny, B., et al. 2003, ApJ, 588, 824
- Yoshizawa, A. M. & Noguchi, M. 2003, MNRAS, 339, 1135
- Zaritsky, D., Harris, J., Thompson, I.B., Grebel, E.K. & Massey, P. 2002, AJ, 123, 855
- Zaritsky, D., Kennicutt, R.C., Jr. & Huchra, J.P. 1994, ApJ, 420, 87
- Zentner, A.R. & Bullock, J.S. 2003, ApJ, 598, 49
- Zinn, R. & West, M. J. 1984, ApJS, 55, 45

Apéndice A

Posiciones y valores medidos para las
estrellas miembros de los cúmulos

ID	A.R. (J2000.0) (h m s)	Dec. (J2000.0) (° ' ")	VR (km s ⁻¹)	σ_{VR} (km s ⁻¹)	$v - v_{HB}$ (mag)	ΣW (Å)	$\sigma_{\Sigma W}$ (Å)	[Fe/H] (dex)	$\sigma_{[Fe/H]}$ (dex)
BS121 2	01 04 17.53	-72 50 20.00	173.7	5.3	-0.66	6.58	0.27	-0.758	0.141
BS121 4	01 04 21.15	-72 50 33.60	175.0	5.3	-1.00	7.46	0.17	-0.529	0.128
BS121 5	01 04 25.85	-72 50 21.82	157.8	5.4	-1.00	6.42	0.21	-0.907	0.124
BS121 7	01 04 24.05	-72 51 04.80	175.1	5.3	-1.03	7.39	0.15	-0.562	0.123
BS121 12	01 04 32.46	-72 51 35.92	156.9	5.3	-0.61	7.16	0.20	-0.534	0.133
HW47 8	01 04 05.07	-74 37 28.87	128.8	6.0	-0.03	5.73	0.53	-0.899	0.217
HW47 10	01 04 05.53	-74 37 12.28	117.6	5.7	-0.22	5.59	0.65	-0.998	0.253
HW47 11	01 04 06.55	-74 37 00.78	133.8	5.8	-0.19	6.06	0.46	-0.822	0.196
HW47 12	01 03 58.39	-74 36 51.27	125.8	5.2	-1.50	6.59	0.13	-0.975	0.109
HW84 5	01 41 38.05	-71 10 07.21	143.5	5.2	0.17	5.79	0.44	-0.825	0.184
HW84 7	01 41 41.40	-71 09 46.92	138.4	5.5	-0.16	5.35	0.30	-1.072	0.140
HW84 8	01 41 47.95	-71 09 33.62	138.4	5.4	0.13	5.67	0.67	-0.877	0.261
HW84 9	01 41 40.58	-71 09 24.20	136.3	5.3	-0.79	6.43	0.16	-0.846	0.112
HW86 7	01 42 31.08	-74 10 46.74	148.8	5.3	-0.19	6.96	0.30	-0.497	0.155
HW86 8	01 42 19.12	-74 10 35.75	147.1	5.4	-0.01	6.81	0.41	-0.505	0.186
HW86 9	01 42 29.66	-74 10 25.29	150.7	5.5	0.13	6.20	0.31	-0.688	0.155
HW86 10	01 42 18.62	-74 10 14.99	143.0	5.2	-0.61	6.53	0.21	-0.763	0.128
L4 4	00 21 28.11	-73 46 13.22	143.8	5.4	0.09	5.49	0.48	-0.954	0.198
L4 6	00 21 25.66	-73 45 45.92	142.5	5.3	-0.85	5.97	0.19	-1.031	0.115
L4 7	00 21 27.74	-73 45 32.11	139.9	5.3	-0.54	5.56	0.23	-1.095	0.122
L4 9	00 21 23.01	-73 45 07.88	145.7	5.3	-1.45	6.63	0.14	-0.949	0.107
L4 10	00 21 31.63	-73 44 56.10	142.9	5.3	-1.05	5.84	0.25	-1.129	0.125
L4 11	00 21 30.22	-73 44 46.90	144.0	6.1	0.08	4.72	0.84	-1.234	0.314
L4 12	00 21 25.88	-73 44 38.69	153.3	5.4	0.16	4.73	0.59	-1.212	0.228

L4 14	00 21 14.38	-73 44 17.70	146.5	5.3	-0.79	6.20	0.32	-0.931	0.150
L4 17	00 21 18.17	-73 43 40.21	135.2	5.2	0.12	4.93	0.71	-1.150	0.271
L5 5	00 22 40.12	-75 05 00.42	164.4	5.6	-0.10	4.99	0.48	-1.187	0.196
L5 6	00 22 42.63	-75 04 53.23	148.0	5.8	0.18	4.76	0.60	-1.195	0.235
L5 7	00 22 43.04	-75 04 40.29	157.8	5.6	-0.06	4.75	0.56	-1.262	0.220
L5 8	00 22 39.82	-75 04 31.44	162.9	5.6	-0.23	5.14	0.47	-1.168	0.194
L5 10	00 22 46.27	-75 04 05.87	149.7	6.0	-0.05	4.23	0.51	-1.449	0.203
L6 6	00 23 12.79	-73 41 02.15	141.1	5.3	-0.06	4.45	0.47	-1.372	0.186
L6 7	00 22 56.72	-73 40 51.71	152.7	5.8	0.08	4.83	0.52	-1.196	0.204
L6 9	00 23 00.75	-73 40 34.60	150.1	6.1	0.03	4.90	0.57	-1.182	0.221
L6 11	00 23 01.99	-73 40 14.74	137.9	5.4	-0.16	4.91	0.57	-1.232	0.221
L6 12	00 23 06.77	-73 40 06.03	156.2	6.1	0.11	4.72	0.46	-1.230	0.185
L6 16	00 23 14.54	-73 39 27.80	136.5	5.0	-0.21	4.71	0.63	-1.317	0.241
L6 17	00 22 54.73	-73 39 18.54	146.6	5.2	-0.73	5.58	0.20	-1.139	0.111
L7 8	00 24 45.55	-73 45 48.45	133.2	5.3	-1.18	7.45	0.13	-0.580	0.119
L7 9	00 24 43.36	-73 45 39.96	142.5	5.4	-0.74	6.54	0.50	-0.792	0.206
L7 10	00 24 35.40	-73 45 29.22	128.3	5.2	0.09	5.36	0.44	-1.001	0.186
L7 11	00 24 43.48	-73 45 20.24	145.0	5.2	-0.69	7.01	0.25	-0.609	0.140
L7 12	00 24 46.62	-73 45 11.89	126.2	5.4	0.17	5.58	0.60	-0.900	0.238
L7 13	00 24 41.00	-73 45 03.02	135.8	5.3	-1.32	7.35	0.20	-0.653	0.129
L7 14	00 24 48.68	-73 44 54.89	134.3	5.6	-0.40	6.34	0.57	-0.778	0.229
L17 7	00 35 44.87	-73 36 31.39	112.0	5.4	-0.65	5.75	0.38	-1.057	0.162
L17 8	00 35 42.08	-73 36 16.56	108.8	5.3	-1.62	7.11	0.15	-0.821	0.112
L17 9	00 35 41.36	-73 36 07.71	107.3	5.3	-1.59	7.12	0.18	-0.809	0.118
L17 10	00 35 39.82	-73 35 58.62	102.4	5.6	0.02	5.88	0.73	-0.834	0.280
L17 12	00 35 36.91	-73 35 41.43	110.6	5.4	-1.09	6.68	0.27	-0.836	0.137
L17 13	00 35 49.75	-73 35 31.46	109.7	5.3	-1.48	6.84	0.17	-0.882	0.115

L17 15	00 35 51.05	-73 35 09.27	107.5	5.3	-1.41	7.20	0.15	-0.732	0.113
L17 16	00 35 35.11	-73 35 00.06	118.5	5.2	-0.13	6.22	0.62	-0.748	0.245
L19 6	00 37 41.56	-73 55 11.36	159.9	5.5	-0.08	5.61	0.39	-0.955	0.169
L19 7	00 37 34.97	-73 55 03.07	158.3	5.3	-0.14	6.18	0.28	-0.766	0.142
L19 8	00 37 42.85	-73 54 54.55	162.7	5.3	-2.02	7.35	0.09	-0.839	0.106
L19 11	00 37 42.75	-73 54 21.59	153.8	5.3	-1.93	7.22	0.10	-0.862	0.106
L19 13	00 37 34.19	-73 54 04.18	158.4	5.3	-0.71	5.97	0.25	-0.993	0.128
L19 14	00 37 36.69	-73 53 54.65	145.4	5.1	0.31	5.81	0.52	-0.781	0.212
L19 16	00 37 44.95	-73 53 37.04	155.3	5.3	-1.26	6.58	0.13	-0.917	0.107
L27 8	00 41 28.47	-72 53 58.77	183.8	5.4	-1.01	5.97	0.17	-1.071	0.112
L27 9	00 41 12.16	-72 53 47.73	178.4	5.3	-1.31	6.56	0.23	-0.935	0.128
L27 10	00 41 25.55	-72 53 37.54	181.6	5.5	-0.55	5.03	0.25	-1.290	0.124
L27 12	00 41 27.00	-72 53 19.60	179.3	5.4	-1.43	5.67	0.20	-1.292	0.113
L27 15	00 41 31.53	-72 53 01.75	181.8	5.7	-0.28	5.10	0.42	-1.192	0.177
L27 17	00 41 21.84	-72 52 41.45	172.5	5.3	-0.58	5.28	0.34	-1.209	0.150
L27 19	00 41 25.80	-72 52 20.72	173.1	5.2	-1.69	6.78	0.13	-0.958	0.109
L106 6	01 30 37.12	-76 03 44.67	157.3	5.3	0.14	6.11	0.31	-0.719	0.154
L106 7	01 30 26.87	-76 03 34.12	174.5	5.4	-0.12	6.11	0.45	-0.784	0.193
L106 8	01 30 34.59	-76 03 21.93	165.8	5.3	-1.04	6.92	0.22	-0.735	0.132
L106 10	01 30 29.61	-76 03 02.59	162.8	5.2	-0.55	6.44	0.20	-0.781	0.126
L106 11	01 30 26.07	-76 02 47.87	179.3	5.5	0.03	5.29	0.37	-1.041	0.164
L106 12	01 30 36.06	-76 02 35.37	165.6	5.5	-0.03	5.29	0.36	-1.059	0.160
L106 13	01 30 41.67	-76 02 25.84	180.5	5.5	0.34	5.09	0.44	-1.034	0.185
L108 6	01 31 39.00	-71 57 15.84	104.4	5.6	0.14	4.84	0.31	-1.176	0.145
L108 7	01 31 43.49	-71 57 04.08	112.0	5.4	0.12	5.25	0.41	-1.033	0.177
L108 8	01 31 38.43	-71 56 55.43	86.0	8.4	0.04	5.54	0.97	-0.951	0.363
L108 10	01 31 42.28	-71 56 35.60	91.2	5.9	0.56	4.79	0.52	-1.084	0.211

L108 11	01 31 37.87	-71 56 26.01	93.4	5.3	0.06	5.78	0.55	-0.858	0.224
L108 12	01 31 33.02	-71 56 17.22	104.3	5.5	-0.16	4.98	0.44	-1.205	0.183
L110 4	01 34 25.88	-72 53 43.44	178.2	5.6	-0.06	5.98	0.62	-0.817	0.245
L110 6	01 34 32.13	-72 53 15.54	192.6	5.9	0.02	4.89	0.53	-1.191	0.212
L110 8	01 34 22.71	-72 52 50.85	183.6	5.6	-0.09	5.48	0.52	-1.007	0.211
L110 10	01 34 24.16	-72 52 32.39	187.3	5.7	-0.68	5.29	0.45	-1.232	0.184
L110 12	01 34 25.16	-72 52 12.39	183.9	5.7	-0.71	5.68	0.39	-1.098	0.166
L110 13	01 34 31.30	-72 52 02.23	176.7	5.3	-0.82	6.06	0.31	-0.989	0.145
L110 14	01 34 34.94	-72 51 49.65	181.9	5.3	-1.42	6.95	0.17	-0.826	0.118
L110 15	01 34 27.24	-72 51 31.80	184.9	5.4	-0.95	6.20	0.28	-0.974	0.139
L110 16	01 34 21.77	-72 51 23.18	172.4	5.5	0.06	4.89	0.65	-1.179	0.251
L111 5	01 35 08.22	-75 34 22.55	171.4	5.5	0.14	6.34	0.60	-0.636	0.241
L111 6	01 35 09.12	-75 34 13.95	170.4	5.5	-0.09	5.86	0.90	-0.870	0.339
L111 8	01 35 00.56	-75 33 46.70	171.4	5.7	0.31	5.47	0.36	-0.904	0.162
L111 9	01 35 03.44	-75 33 37.12	180.5	5.4	0.19	6.07	0.63	-0.717	0.250
L111 11	01 35 06.78	-75 33 18.69	186.3	5.4	-0.17	6.07	0.66	-0.815	0.259
L111 14	01 34 54.49	-75 32 52.79	173.3	5.8	-0.71	6.32	0.50	-0.866	0.206
L111 15	01 34 59.67	-75 32 43.59	177.1	5.5	-1.26	6.52	0.66	-0.938	0.258
L111 16	01 35 06.43	-75 32 30.76	174.7	5.4	-0.56	6.25	0.50	-0.850	0.207

Apéndice B

Posiciones y valores medidos para las
estrellas del campo

ID	A.R. (J2000.0) (h m s)	Dec. (J2000.0) (° ' ")	VR (km s ⁻¹)	σ_{VR} (km s ⁻¹)	$v - v_{HB}$ (mag)	ΣW (Å)	$\sigma_{\Sigma W}$ (Å)	[Fe/H] (dex)	$\sigma_{[Fe/H]}$ (dex)
BS121M 1	01 04 06.51	-72 51 09.61	123.1	5.2	-0.40	5.89	0.32	-0.939	0.150
BS121M 3	01 04 11.76	-72 51 13.40	168.2	5.3	-0.21	5.27	0.42	-1.114	0.177
BS121M 6	01 04 23.74	-72 50 50.82	174.6	5.7	-0.04	4.01	0.38	-1.525	0.158
BS121M 8	01 04 22.44	-72 51 29.66	91.8	5.3	-1.18	5.59	0.11	-1.253	0.098
BS121M 9	01 04 30.69	-72 50 57.06	180.4	5.3	-1.25	6.29	0.12	-1.018	0.105
BS121M 10	01 04 28.94	-72 51 26.28	125.8	5.4	-0.83	5.61	0.22	-1.155	0.122
BS121M 11	01 04 34.82	-72 51 05.27	108.1	5.9	0.11	5.14	0.65	-1.078	0.252
BS121M 13	01 04 25.39	-72 52 39.64	139.9	5.5	-0.63	6.51	0.28	-0.775	0.145
BS121M 15	01 04 37.39	-72 52 00.47	167.2	5.3	0.01	5.45	0.39	-0.992	0.170
BS121M 16	01 04 48.30	-72 51 08.59	112.9	5.2	-0.08	5.09	0.53	-1.144	0.213
BS121M 17	01 04 38.94	-72 52 20.47	183.8	5.5	-0.70	5.66	0.30	-1.103	0.142
BS121M 18	01 04 51.77	-72 51 17.00	178.5	7.1	-0.41	6.32	0.37	-0.789	0.170
BS121M 19	01 04 52.46	-72 51 26.47	167.4	5.8	0.04	5.71	0.55	-0.886	0.222
BS121M 20	01 04 50.95	-72 51 58.91	170.0	5.7	-0.61	5.28	0.31	-1.215	0.142
BS121M 21	01 04 51.51	-72 52 11.13	106.2	5.2	-0.83	6.01	0.25	-1.008	0.133
BS121M 22	01 04 57.41	-72 51 50.86	182.4	5.3	-1.25	7.40	0.17	-0.616	0.125
BS121S 1	01 03 38.38	-72 48 35.52	186.3	5.2	-1.40	5.88	0.19	-1.208	0.113
BS121S 2	01 03 49.81	-72 47 42.63	177.7	5.3	-0.75	7.15	0.48	-0.578	0.205
BS121S 3	01 03 44.90	-72 48 30.39	217.3	5.4	-0.87	4.55	0.27	-1.550	0.125
BS121S 4	01 03 37.92	-72 49 28.81	82.7	5.5	-0.78	5.87	0.44	-1.047	0.186
BS121S 5	01 03 47.83	-72 48 45.22	193.9	5.3	-1.28	5.61	0.33	-1.276	0.149
BS121S 6	01 03 49.88	-72 48 48.35	140.1	5.2	-1.12	6.68	0.23	-0.845	0.131
BS121S 7	01 03 48.58	-72 49 13.18	86.9	5.2	0.04	6.34	0.59	-0.661	0.238
BS121S 8	01 03 53.35	-72 49 02.36	187.6	5.3	-0.25	6.18	0.64	-0.793	0.254

BS121S 10	01 03 53.44	-72 49 17.19	178.3	5.3	-0.43	7.32	0.51	-0.428	0.217
BS121S 12	01 03 50.68	-72 49 51.19	119.6	5.3	-0.36	7.56	0.38	-0.322	0.181
BS121S 13	01 03 52.97	-72 49 52.62	146.5	5.7	0.26	4.83	0.49	-1.148	0.198
BS121S 14	01 03 53.92	-72 50 03.74	154.5	5.2	0.00	5.67	0.56	-0.915	0.224
BS121S 15	01 04 00.07	-72 49 44.08	161.6	5.5	-0.51	6.11	0.29	-0.889	0.142
BS121S 16	01 04 02.11	-72 49 51.93	129.6	5.3	-1.06	6.47	0.14	-0.904	0.110
BS121S 17	01 04 14.36	-72 48 52.14	151.0	5.4	-0.02	6.45	0.60	-0.636	0.242
BS121S 18	01 04 02.96	-72 50 15.75	143.4	5.4	-0.47	5.88	0.36	-0.962	0.163
BS121S 19	01 04 11.48	-72 49 39.44	167.7	5.4	-0.85	5.89	0.24	-1.056	0.127
BS121S 20	01 04 18.28	-72 49 20.65	172.4	5.3	-1.08	6.16	0.18	-1.022	0.115
HW47M 1	01 04 25.91	-74 38 55.75	161.6	5.3	-1.05	5.75	0.25	-1.162	0.129
HW47M 2	01 04 19.76	-74 38 36.08	151.7	5.7	0.00	5.61	0.68	-0.934	0.264
HW47M 3	01 04 30.20	-74 38 26.99	192.6	5.3	-0.33	6.17	0.42	-0.821	0.183
HW47M 4	01 03 54.26	-74 38 16.80	208.1	5.6	-0.04	6.42	0.49	-0.654	0.205
HW47M 5	01 03 50.74	-74 38 01.75	201.9	5.6	-0.04	5.03	0.50	-1.156	0.203
HW47M 6	01 04 22.45	-74 37 52.74	179.2	5.5	-0.22	4.71	0.43	-1.318	0.179
HW47M 7	01 03 51.40	-74 37 41.73	133.7	5.4	-0.72	4.47	0.27	-1.536	0.127
HW47M 9	01 04 09.45	-74 37 20.36	120.9	5.8	-0.11	3.46	0.45	-1.741	0.178
HW47M 13	01 04 11.38	-74 36 40.15	171.1	6.2	0.12	5.58	0.77	-0.915	0.295
HW47M 14	01 04 10.99	-74 36 31.06	169.8	6.6	0.32	4.10	0.76	-1.399	0.288
HW47M 15	01 03 40.68	-74 36 22.68	113.1	5.5	-1.11	5.63	0.45	-1.223	0.185
HW47M 16	01 03 52.54	-74 36 13.78	130.9	5.9	0.41	6.40	1.05	-0.542	0.397
HW47M 17	01 04 03.24	-74 36 02.91	131.7	5.5	-0.17	5.09	0.50	-1.167	0.202
HW47M 18	01 04 15.29	-74 35 54.39	135.9	5.6	0.25	6.05	0.82	-0.707	0.314
HW47M 19	01 04 20.75	-74 35 42.14	157.4	5.8	-0.07	6.48	0.64	-0.639	0.256
HW47M 20	01 04 33.12	-74 35 32.14	123.9	5.3	-1.18	5.73	0.21	-1.206	0.119
HW47M 21	01 04 02.35	-74 35 17.09	151.9	5.3	-1.10	5.20	0.20	-1.376	0.112

HW47S 1	01 04 20.62	-74 42 08.26	183.3	5.3	-0.38	5.10	0.60	-1.221	0.233
HW47S 2	01 04 22.65	-74 42 00.18	206.1	5.3	-0.43	5.19	0.59	-1.200	0.231
HW47S 3	01 04 11.96	-74 41 51.15	171.1	5.2	-0.94	6.60	0.31	-0.824	0.151
HW47S 4	01 04 01.59	-74 41 41.78	186.9	7.4	-0.05	4.74	0.88	-1.263	0.331
HW47S 5	01 03 46.53	-74 41 25.46	156.4	5.4	-0.30	5.63	0.76	-1.007	0.292
HW47S 6	01 03 52.50	-74 41 16.70	126.0	5.5	-0.28	5.25	0.56	-1.139	0.223
HW47S 7	01 04 35.20	-74 41 01.79	192.5	5.5	-0.48	6.25	0.65	-0.830	0.256
HW47S 8	01 03 52.49	-74 40 47.42	182.6	5.4	-1.19	6.16	0.21	-1.050	0.121
HW47S 9	01 03 59.79	-74 40 36.88	151.5	6.0	-0.13	5.64	0.49	-0.959	0.202
HW47S 10	01 04 27.01	-74 40 22.07	181.8	5.5	-0.43	5.71	0.51	-1.012	0.209
HW47S 12	01 04 16.69	-74 40 12.24	138.3	6.1	-0.21	4.95	0.65	-1.230	0.251
HW47S 13	01 04 12.83	-74 39 59.55	144.9	6.2	-0.26	4.79	0.74	-1.300	0.280
HW47S 14	01 04 31.95	-74 39 49.22	179.1	5.8	-0.28	7.22	0.71	-0.428	0.280
HW47S 15	01 04 35.29	-74 39 39.56	160.7	5.3	-1.37	6.61	0.19	-0.935	0.120
HW47S 16	01 04 26.93	-74 39 31.07	144.7	5.9	-0.13	5.38	0.64	-1.055	0.250
HW47S 17	01 04 19.55	-74 39 22.94	151.2	5.3	-0.85	6.25	0.30	-0.930	0.145
HW84M 1	01 41 31.00	-71 11 17.64	112.2	5.2	-0.86	6.59	0.16	-0.809	0.113
HW84M 2	01 42 02.23	-71 10 48.50	121.7	5.3	0.03	5.41	0.54	-1.001	0.215
HW84M 3	01 41 49.85	-71 10 28.09	121.2	5.3	-0.26	5.79	0.25	-0.939	0.130
HW84M 6	01 41 24.58	-71 09 57.99	164.7	5.3	-0.21	5.51	0.26	-1.025	0.130
HW84M 10	01 41 33.67	-71 09 11.05	143.1	5.5	0.15	4.47	0.45	-1.309	0.180
HW84M 11	01 41 19.18	-71 08 58.88	175.7	5.3	-0.17	4.84	0.43	-1.262	0.176
HW84M 12	01 42 01.73	-71 08 37.46	118.4	5.2	-0.12	5.97	0.36	-0.837	0.161
HW84M 13	01 41 59.96	-71 08 24.44	151.1	5.8	-0.04	5.33	0.38	-1.045	0.163
HW84S 2	01 41 18.39	-71 14 00.12	77.6	5.2	0.07	5.47	0.54	-0.967	0.218
HW84S 3	01 41 58.77	-71 13 08.65	150.8	5.5	-0.03	5.74	0.49	-0.899	0.203
HW84S 4	01 41 54.65	-71 12 49.81	177.1	5.6	0.35	3.76	0.51	-1.513	0.202

HW84S 5	01 41 51.83	-71 12 40.39	117.7	5.6	-0.17	5.36	0.32	-1.071	0.147
HW84S 6	01 41 30.20	-71 12 10.95	116.8	5.3	-0.01	5.65	0.47	-0.923	0.195
HW86M 1	01 41 55.84	-74 11 50.79	139.2	5.4	0.16	6.76	0.46	-0.475	0.201
HW86M 2	01 42 47.91	-74 11 42.69	145.8	5.4	-0.05	5.97	0.26	-0.815	0.138
HW86M 3	01 42 19.20	-74 11 34.23	163.1	5.5	0.48	5.17	0.41	-0.969	0.176
HW86M 4	01 42 05.67	-74 11 21.15	151.2	5.4	0.25	5.43	0.48	-0.934	0.200
HW86M 6	01 42 02.62	-74 11 02.86	129.3	5.3	-1.01	6.68	0.15	-0.816	0.116
HW86M 11	01 42 12.13	-74 10 02.74	131.8	5.6	-0.01	4.72	0.33	-1.261	0.148
HW86M 12	01 42 08.95	-74 09 52.27	166.4	5.3	-0.19	5.34	0.26	-1.082	0.132
HW86M 13	01 42 16.47	-74 09 39.80	171.0	5.3	-0.49	6.29	0.18	-0.817	0.120
HW86M 14	01 42 26.73	-74 09 08.14	185.0	5.7	0.28	5.55	1.01	-0.883	0.381
HW86M 15	01 42 41.68	-74 08 59.46	128.1	5.5	-0.11	4.18	0.30	-1.482	0.134
HW86M 16	01 42 06.39	-74 08 51.55	146.6	5.3	-0.03	6.52	0.31	-0.613	0.154
HW86M 17	01 42 42.30	-74 08 34.32	176.0	5.4	0.09	6.29	0.37	-0.664	0.169
HW86S 1	01 42 29.27	-74 15 14.50	132.1	5.4	-0.10	5.45	0.32	-1.021	0.148
HW86S 2	01 42 30.66	-74 14 43.88	145.0	5.2	-0.56	5.81	0.24	-1.010	0.126
HW86S 3	01 42 22.91	-74 14 24.16	128.8	6.0	-0.03	3.93	0.43	-1.553	0.173
HW86S 4	01 42 20.04	-74 14 12.98	143.8	5.4	-1.12	6.83	0.15	-0.790	0.114
HW86S 6	01 41 59.74	-74 13 25.22	130.2	5.3	-0.75	5.93	0.18	-1.018	0.113
HW86S 7	01 42 15.04	-74 13 16.76	114.2	5.7	0.02	4.21	0.44	-1.438	0.177
HW86S 9	01 42 33.45	-74 12 41.24	145.6	5.3	-0.21	4.57	0.28	-1.367	0.130
L4M 1	00 21 43.56	-73 46 43.24	165.0	5.9	-0.05	5.14	0.48	-1.121	0.194
L4M 2	00 21 05.42	-73 46 34.18	130.3	5.5	0.10	4.49	0.47	-1.317	0.189
L4M 3	00 21 53.50	-73 46 24.27	167.7	5.2	-1.51	6.86	0.11	-0.880	0.105
L4M 5	00 21 55.50	-73 46 00.97	135.4	5.3	-0.83	6.06	0.26	-0.991	0.131
L4M 8	00 21 21.38	-73 45 18.05	143.1	5.3	-0.04	4.32	0.41	-1.414	0.166
L4M 13	00 21 13.74	-73 44 26.05	164.8	5.3	-1.26	5.61	0.22	-1.270	0.116

L4M 15	00 21 17.29	-73 44 08.89	182.6	5.7	-0.17	5.25	0.40	-1.110	0.168
L4M 16	00 21 21.48	-73 43 58.23	149.5	5.8	-0.01	5.99	0.65	-0.798	0.253
L4M 18	00 21 00.38	-73 43 31.23	158.4	5.4	-0.30	6.04	0.19	-0.856	0.116
L4M 19	00 21 15.92	-73 43 20.79	141.4	5.2	-1.03	5.77	0.49	-1.150	0.198
L4M 20	00 21 02.43	-73 43 09.09	109.3	5.3	-0.10	5.14	0.59	-1.132	0.230
L4M 21	00 21 46.59	-73 42 57.64	113.1	5.4	-1.00	4.86	0.30	-1.473	0.134
L4S 1	00 21 33.00	-73 49 51.47	100.7	5.4	-0.07	6.46	0.45	-0.646	0.194
L4S 2	00 21 47.33	-73 49 41.77	168.5	5.9	-0.03	5.43	0.56	-1.007	0.223
L4S 3	00 21 32.77	-73 49 31.80	123.7	5.6	-0.21	3.71	0.42	-1.676	0.169
L4S 4	00 21 13.11	-73 49 17.35	158.4	5.3	-0.12	5.42	0.42	-1.034	0.177
L4S 5	00 21 11.15	-73 49 07.71	136.2	5.3	-1.18	6.19	0.14	-1.038	0.105
L4S 6	00 21 31.03	-73 48 53.54	136.3	5.4	-0.86	5.79	0.23	-1.098	0.123
L4S 7	00 21 34.18	-73 48 36.29	119.7	5.7	-0.07	4.91	0.41	-1.205	0.173
L4S 8	00 21 33.73	-73 48 27.42	167.1	5.6	0.14	4.77	0.48	-1.204	0.193
L4S 9	00 21 26.95	-73 48 17.70	172.6	5.8	0.11	4.59	0.42	-1.278	0.172
L4S 10	00 21 27.42	-73 48 08.03	131.5	5.3	-1.51	6.70	0.15	-0.938	0.112
L4S 11	00 21 09.83	-73 47 53.31	149.7	7.0	-0.18	4.99	0.46	-1.206	0.187
L4S 12	00 21 00.57	-73 47 42.21	110.7	5.3	-1.03	6.34	0.21	-0.943	0.122
L4S 13	00 21 02.43	-73 47 25.38	141.6	5.4	-1.57	6.22	0.15	-1.130	0.107
L4S 14	00 21 19.24	-73 47 11.23	126.0	5.3	-1.12	6.34	0.22	-0.965	0.124
L5M 2	00 22 14.27	-75 06 03.18	180.8	5.6	-0.59	4.95	0.31	-1.329	0.142
L5M 3	00 22 43.44	-75 05 36.18	160.4	5.3	-0.46	6.50	0.41	-0.737	0.181
L5M 4	00 22 20.16	-75 05 17.78	159.7	6.2	0.16	4.72	0.55	-1.214	0.218
L5M 9	00 22 38.52	-75 04 23.12	177.9	5.5	0.06	6.76	0.83	-0.502	0.321
L5M 11	00 23 13.80	-75 03 42.89	155.0	5.6	-0.24	5.39	0.51	-1.077	0.207
L5M 13	00 22 44.45	-75 03 24.13	113.6	5.3	-0.50	6.38	0.46	-0.789	0.196
L5M 14	00 22 44.51	-75 03 11.99	143.2	5.6	-0.58	6.30	0.52	-0.840	0.216

L5M 15	00 22 15.77	-75 03 00.29	124.0	5.9	0.14	5.56	0.75	-0.915	0.290
L5M 16	00 22 34.13	-75 02 49.88	241.2	5.5	0.09	5.28	0.82	-1.033	0.313
l5S 1	00 22 30.27	-75 09 24.89	86.9	5.3	-0.29	5.65	0.47	-0.996	0.193
l5S 2	00 23 04.15	-75 09 14.89	196.7	6.4	0.04	4.76	0.57	-1.234	0.224
l5S 3	00 22 22.33	-75 09 06.65	219.4	5.3	-1.03	6.24	0.24	-0.981	0.130
l5S 4	00 22 59.86	-75 08 49.13	128.1	5.5	0.34	5.60	0.58	-0.849	0.233
l5S 5	00 23 00.69	-75 08 34.16	161.8	5.6	0.28	6.21	0.69	-0.646	0.269
l5S 6	00 22 52.58	-75 08 22.73	187.4	6.7	0.20	6.36	0.68	-0.610	0.269
l5S 8	00 22 33.32	-75 07 57.69	177.7	5.5	-0.33	5.82	0.58	-0.946	0.230
l5S 9	00 22 37.96	-75 07 30.93	169.0	5.5	-0.77	5.27	0.36	-1.263	0.156
l5S 10	00 22 13.97	-75 07 15.44	147.1	5.6	-0.05	5.04	0.71	-1.156	0.273
l5S 11	00 22 17.94	-75 07 03.14	142.5	5.4	-0.07	5.25	0.52	-1.082	0.210
l5S 12	00 22 54.54	-75 06 46.00	174.2	6.2	-0.02	7.21	0.85	-0.362	0.329
L6M 1	00 23 21.29	-73 41 58.59	121.1	5.5	-0.15	5.79	0.47	-0.908	0.195
L6M 2	00 23 12.62	-73 41 46.15	123.5	5.2	-1.40	6.83	0.15	-0.864	0.110
L6M 3	00 22 42.66	-73 41 34.83	128.9	5.6	-0.76	5.08	0.46	-1.328	0.184
L6M 4	00 23 18.53	-73 41 23.95	149.1	5.2	-0.25	5.77	0.43	-0.944	0.180
L6M 5	00 22 43.85	-73 41 14.89	95.0	5.8	-0.38	3.61	0.50	-1.759	0.194
L6M 8	00 23 11.13	-73 40 43.47	128.2	5.7	0.06	4.99	0.55	-1.142	0.216
L6M 10	00 23 00.42	-73 40 24.52	147.1	5.4	-1.38	6.68	0.15	-0.913	0.108
L6M 14	00 23 04.85	-73 39 47.96	145.9	5.3	-0.89	6.66	0.26	-0.790	0.134
L6M 15	00 23 07.21	-73 39 39.80	151.3	5.4	-0.79	6.34	0.32	-0.881	0.149
L6M 18	00 23 15.73	-73 39 07.94	167.0	6.9	0.03	4.55	0.57	-1.313	0.220
L6M 19	00 22 47.68	-73 38 57.29	143.0	5.4	0.05	5.70	0.63	-0.893	0.244
L6M 20	00 23 18.78	-73 38 44.65	167.7	5.3	-0.36	5.87	0.36	-0.934	0.160
L6M 21	00 22 57.71	-73 38 36.03	124.9	5.2	-0.15	6.98	0.77	-0.477	0.298
L6M 22	00 23 05.73	-73 38 25.48	115.3	5.4	-0.24	5.88	0.70	-0.899	0.271

L6M 23	00 22 53.82	-73 38 16.03	135.3	5.7	0.09	5.67	0.72	-0.890	0.276
L6S 1	00 23 11.92	-73 44 55.28	160.8	5.3	-0.09	5.68	0.46	-0.932	0.191
L6S 2	00 23 23.76	-73 44 41.38	142.4	5.7	-0.02	6.66	0.61	-0.559	0.244
L6S 3	00 22 56.60	-73 44 32.07	157.7	5.5	-0.84	5.94	0.21	-1.038	0.119
L6S 4	00 22 56.90	-73 44 21.27	140.6	5.3	-0.39	5.76	0.40	-0.985	0.171
L6S 6	00 23 02.48	-73 43 56.42	110.1	5.2	-0.69	5.82	0.35	-1.042	0.158
L6S 7	00 22 56.74	-73 43 40.73	139.7	5.4	-0.05	5.32	0.56	-1.053	0.222
L6S 8	00 22 56.05	-73 43 31.59	119.5	5.8	-0.03	4.41	0.49	-1.375	0.196
L6S 9	00 23 17.80	-73 43 22.22	138.6	5.4	-0.99	7.24	0.19	-0.605	0.127
L6S 11	00 23 25.00	-73 43 13.41	160.3	5.5	0.00	4.80	0.53	-1.229	0.209
L6S 12	00 23 04.73	-73 42 41.22	151.0	5.7	-1.27	5.35	4.25	-1.365	1.539
L6S 13	00 23 30.59	-73 42 21.99	151.3	5.2	0.03	6.39	0.53	-0.647	0.217
L7M 1	00 24 39.48	-73 47 06.37	140.6	5.3	-0.88	6.61	0.20	-0.804	0.125
L7M 2	00 24 27.63	-73 46 54.97	136.9	5.6	-0.24	5.78	0.51	-0.937	0.208
L7M 3	00 24 24.39	-73 46 44.29	137.7	5.6	-0.10	5.47	0.37	-1.010	0.162
L7M 4	00 24 42.35	-73 46 34.18	151.5	5.4	-0.91	4.73	0.18	-1.493	0.103
L7M 5	00 24 37.77	-73 46 21.79	109.9	5.3	-0.42	4.81	0.34	-1.336	0.148
L7M 6	00 24 44.14	-73 46 09.98	139.9	7.1	-0.06	7.51	0.56	-0.263	0.234
L7M 7	00 24 47.74	-73 45 59.08	134.4	5.7	-0.74	5.38	0.39	-1.213	0.165
L7M 15	00 24 46.47	-73 44 45.31	155.7	5.9	0.41	7.01	0.91	-0.321	0.349
L7M 16	00 24 43.84	-73 44 35.47	125.4	5.4	0.00	4.87	0.50	-1.205	0.199
L7M 17	00 24 46.09	-73 44 19.65	180.8	5.5	-0.15	6.75	0.53	-0.561	0.220
L7M 18	00 24 41.87	-73 44 10.40	97.4	5.5	-0.71	5.72	0.34	-1.082	0.152
L7M 19	00 24 51.75	-73 43 59.90	148.5	5.4	-0.64	4.92	0.33	-1.352	0.145
L7M 20	00 24 44.69	-73 43 49.25	116.6	5.6	-0.08	4.14	0.49	-1.491	0.194
L7M 21	00 25 00.73	-73 43 36.37	125.3	5.3	-1.33	6.83	0.20	-0.844	0.124
L7M 22	00 24 58.75	-73 43 25.96	141.0	5.6	-0.02	5.96	0.89	-0.900	0.215

L7M 23	00 24 58.75	-73 43 25.96	113.4	5.2	-0.40	4.10	0.55	-1.586	0.212
L7S 1	00 24 52.14	-73 50 08.63	181.3	5.4	-0.66	5.75	0.18	-1.058	0.112
L7S 2	00 24 32.85	-73 49 58.83	107.5	5.4	-0.93	6.49	0.23	-0.862	0.128
L7S 3	00 25 06.11	-73 49 44.11	173.3	5.3	-1.68	5.53	0.17	-1.409	0.103
L7S 4	00 24 58.14	-73 49 30.87	167.8	5.3	-1.35	7.03	0.17	-0.777	0.119
L7S 5	00 24 22.04	-73 49 14.42	141.1	6.5	0.10	5.65	0.52	-0.893	0.211
L7S 6	00 24 55.90	-73 48 59.12	62.7	5.2	-1.33	4.91	0.23	-1.539	0.114
L7S 7	00 24 26.20	-73 48 46.24	132.5	5.3	-1.31	7.22	0.19	-0.698	0.125
L7S 8	00 24 38.08	-73 48 32.39	135.1	6.2	0.09	5.50	0.71	-0.951	0.272
L7S 9	00 24 48.31	-73 48 21.38	129.5	5.2	0.13	6.78	0.59	-0.480	0.240
L7S 10	00 24 26.87	-73 48 08.83	103.6	6.1	-0.39	4.22	0.53	-1.540	0.206
L7S 11	00 24 43.98	-73 47 56.66	169.4	5.8	-0.17	4.89	0.37	-1.243	0.158
L7S 12	00 25 04.96	-73 47 43.86	126.9	5.3	-1.72	6.82	0.12	-0.954	0.107
L7S 13	00 24 53.75	-73 47 31.42	140.6	5.5	-0.47	5.05	0.31	-1.261	0.142
L17M 1	00 35 53.76	-73 37 41.59	122.9	6.0	-0.05	3.68	0.44	-1.646	0.175
L17M 2	00 35 46.89	-73 37 29.81	140.2	5.5	-0.29	5.36	0.38	-1.102	0.164
L17M 3	00 35 56.81	-73 37 18.77	123.4	5.3	-0.74	6.63	0.29	-0.762	0.143
L17M 4	00 35 29.94	-73 37 06.32	180.2	5.3	-1.04	6.45	0.22	-0.905	0.123
L17M 5	00 35 42.75	-73 36 55.01	108.8	5.3	-0.49	4.71	0.42	-1.391	0.171
L17M 6	00 35 35.75	-73 36 43.58	154.1	5.2	-0.89	6.71	0.21	-0.774	0.124
L17M 11	00 35 48.12	-73 35 50.52	139.1	5.4	-0.82	7.14	0.30	-0.599	0.151
L17M 14	00 35 28.92	-73 35 21.62	113.1	5.4	-0.35	4.56	0.45	-1.407	0.180
L17M 17	00 35 45.27	-73 34 49.08	154.1	5.2	-1.08	6.86	0.20	-0.767	0.123
L17M 18	00 35 48.09	-73 34 40.23	153.2	5.6	-0.78	6.97	0.49	-0.650	0.204
L17M 19	00 35 56.61	-73 34 32.16	168.8	5.4	-0.66	6.53	0.41	-0.775	0.178
L17M 20	00 35 56.70	-73 34 23.20	112.1	5.3	-1.23	7.39	0.21	-0.614	0.128
L17M 21	00 35 38.59	-73 34 14.75	150.5	5.4	-0.72	5.27	0.50	-1.248	0.200

L17M 22	00 35 39.44	-73 34 06.09	97.3	5.3	-0.76	6.41	0.39	-0.845	0.170
L17M 23	00 35 27.45	-73 33 57.41	115.7	5.3	-0.11	5.83	0.67	-0.886	0.261
L17S 1	00 35 57.51	-73 40 42.18	161.9	5.4	-0.94	6.74	0.30	-0.775	0.149
L17S 2	00 35 43.60	-73 40 31.58	141.9	5.3	-1.41	6.14	0.14	-1.117	0.105
L17S 3	00 35 33.01	-73 40 22.29	122.4	5.3	-0.06	6.41	0.55	-0.662	0.224
L17S 4	00 36 03.05	-73 40 12.90	151.8	5.4	-0.64	5.05	0.29	-1.308	0.135
L17S 5	00 35 44.96	-73 40 02.49	116.8	5.5	-0.19	6.49	0.70	-0.667	0.272
L17S 6	00 35 50.25	-73 39 50.63	100.6	5.4	-0.29	4.16	0.47	-1.537	0.187
L17S 7	00 35 50.51	-73 39 39.17	188.4	5.2	-1.24	7.09	0.13	-0.729	0.114
L17S 8	00 35 50.56	-73 39 29.89	103.1	5.4	-1.07	5.00	0.20	-1.438	0.108
L17S 9	00 35 35.95	-73 39 19.45	130.6	5.3	-0.47	5.68	0.39	-1.033	0.169
L17S 10	00 35 28.21	-73 39 09.26	170.6	5.4	-0.66	6.47	0.25	-0.798	0.134
L17S 11	00 35 45.74	-73 38 59.32	110.4	5.4	-1.22	6.46	0.31	-0.948	0.149
L17S 12	00 35 41.46	-73 38 46.27	129.5	5.3	-0.91	5.58	0.17	-1.186	0.108
L17S 13	00 35 44.21	-73 38 38.20	108.0	5.3	-1.30	7.00	0.21	-0.777	0.127
L17S 14	00 35 47.51	-73 38 21.64	144.7	6.1	0.04	5.75	0.63	-0.875	0.247
L17S 15	00 35 29.53	-73 38 11.69	114.5	5.3	-1.31	5.47	0.18	-1.331	0.107
L17S 16	00 35 43.99	-73 38 02.68	151.0	5.5	-1.01	4.47	0.17	-1.612	0.098
L19M 1	00 37 57.68	-73 56 11.43	138.6	5.4	-0.98	6.60	0.15	-0.836	0.112
L19M 2	00 37 43.82	-73 56 00.14	104.7	5.3	-1.48	6.42	0.11	-1.032	0.101
L19M 3	00 37 39.68	-73 55 47.18	122.7	5.3	-0.83	5.44	0.18	-1.217	0.106
L19M 4	00 37 41.95	-73 55 34.21	135.2	5.3	-0.67	5.83	0.28	-1.034	0.135
L19M 5	00 37 50.39	-73 55 24.00	119.2	5.3	-0.79	5.45	0.18	-1.204	0.108
L19M 9	00 37 45.40	-73 54 41.37	129.5	5.3	0.00	6.76	0.37	-0.518	0.172
L19M 10	00 37 45.81	-73 54 33.16	121.2	5.3	-1.10	6.69	0.18	-0.835	0.118
L19M 12	00 37 40.95	-73 54 13.22	154.2	5.3	0.04	4.65	0.32	-1.272	0.143
L19M 15	00 37 35.76	-73 53 45.09	138.1	5.2	-0.43	6.29	0.25	-0.804	0.132

L19M 17	00 37 41.74	-73 53 27.32	101.3	5.6	-0.29	4.85	0.28	-1.286	0.130
L19M 18	00 37 40.73	-73 53 14.49	163.7	5.4	-0.89	4.49	0.18	-1.574	0.098
L19M 19	00 37 25.63	-73 53 04.28	170.3	5.3	-2.49	6.43	0.14	-1.296	0.102
L19M 20	00 38 02.67	-73 52 55.87	150.1	5.3	-0.98	5.95	0.17	-1.072	0.110
L19M 21	00 37 24.61	-73 52 45.02	190.7	5.4	-1.31	6.25	0.15	-1.049	0.106
L19M 22	00 37 35.14	-73 52 32.75	193.9	5.3	-1.72	7.04	0.08	-0.870	0.102
L19S 1	00 37 52.61	-73 59 20.48	178.8	5.3	-1.73	7.46	0.11	-0.723	0.112
L19S 2	00 37 28.82	-73 59 12.04	165.4	5.6	-0.14	5.83	0.34	-0.892	0.155
L19S 3	00 37 28.27	-73 59 03.26	169.5	5.3	-0.80	6.86	0.20	-0.692	0.126
L19S 4	00 38 08.33	-73 58 47.55	120.5	5.3	-0.71	5.20	0.28	-1.271	0.131
L19S 5	00 38 02.95	-73 58 33.57	128.3	5.2	-1.15	6.79	0.19	-0.814	0.121
L19S 6	00 37 32.49	-73 58 22.55	145.2	5.4	-0.63	6.12	0.35	-0.915	0.158
L19S 7	00 37 33.11	-73 58 09.15	180.7	5.5	-0.25	5.52	0.34	-1.034	0.153
L19S 8	00 37 49.79	-73 57 58.33	133.0	5.3	-0.79	6.17	0.19	-0.939	0.118
L19S 9	00 37 31.69	-73 57 48.74	165.4	5.3	-1.31	6.70	0.13	-0.889	0.109
L19S 10	00 37 53.26	-73 57 29.76	181.7	5.3	-1.34	6.19	0.16	-1.079	0.108
L19S 11	00 38 04.12	-73 57 17.57	122.3	5.3	-1.46	6.89	0.13	-0.857	0.110
L19S 12	00 37 57.62	-73 57 04.60	92.3	5.3	-2.05	7.34	0.10	-0.854	0.108
L19S 13	00 37 53.06	-73 56 54.19	144.2	5.3	-1.45	6.08	0.14	-1.148	0.103
L19S 14	00 37 35.96	-73 56 43.43	169.4	5.3	-1.40	6.12	0.10	-1.119	0.098
L27M 2	00 41 04.45	-72 54 57.63	165.6	5.3	-1.25	6.40	0.15	-0.981	0.110
L27M 3	00 41 38.08	-72 54 47.14	107.6	5.3	-0.49	4.69	0.25	-1.395	0.122
L27M 4	00 41 37.37	-72 54 37.52	126.3	5.3	-1.18	7.32	0.17	-0.629	0.124
L27M 5	00 41 29.87	-72 54 26.98	119.6	5.3	0.14	6.61	0.45	-0.539	0.195
L27M 6	00 41 19.93	-72 54 16.48	153.0	5.3	-1.72	6.76	0.11	-0.972	0.106
L27M 7	00 41 32.01	-72 54 08.38	143.2	5.7	-0.19	6.86	0.29	-0.533	0.152
L27M 13	00 41 27.00	-72 53 19.60	181.3	5.2	-0.73	6.56	0.29	-0.783	0.146

L27M 14	00 41 18.80	-72 53 10.29	82.1	5.3	-1.28	6.99	0.13	-0.774	0.112
L27M 16	00 41 32.40	-72 52 52.03	122.7	5.3	-1.36	6.85	0.16	-0.845	0.116
L27M 18	00 41 21.73	-72 52 31.65	146.6	5.3	-1.19	7.26	0.17	-0.651	0.124
L27M 20	00 41 37.46	-72 52 12.59	156.4	5.3	-1.02	7.13	0.20	-0.654	0.128
L27M 21	00 41 18.03	-72 52 03.36	87.8	5.3	-0.08	6.01	0.52	-0.812	0.213
L27M 22	00 41 48.55	-72 51 52.45	193.8	5.2	-1.20	7.30	0.18	-0.640	0.126
L27M 23	00 41 39.38	-72 51 44.43	133.8	5.4	-0.75	5.14	0.20	-1.303	0.113
L27M 24	00 41 30.86	-72 51 34.08	143.8	5.3	-0.49	6.82	0.39	-0.629	0.177
L27M 25	00 41 44.37	-72 51 26.06	96.0	5.7	-0.20	6.57	0.55	-0.639	0.224
L27S 1	00 41 24.37	-72 58 19.42	158.9	5.2	-0.44	4.59	0.33	-1.421	0.146
L27S 2	00 41 30.47	-72 58 09.81	178.5	5.3	-0.95	5.62	0.19	-1.182	0.115
L27S 3	00 41 41.18	-72 58 00.36	157.5	5.3	-0.94	6.17	0.18	-0.979	0.116
L27S 4	00 41 20.39	-72 57 51.82	150.7	5.3	-0.82	6.26	0.23	-0.915	0.129
L27S 5	00 41 09.65	-72 57 40.89	107.7	5.3	-0.99	7.22	0.14	-0.615	0.120
L27S 6	00 41 35.35	-72 57 30.50	113.6	5.3	-1.63	7.07	0.19	-0.837	0.125
L27S 7	00 41 14.36	-72 57 21.52	128.5	5.3	-1.52	6.91	0.16	-0.867	0.117
L27S 8	00 41 05.54	-72 57 11.55	82.5	5.3	-1.60	5.36	0.31	-1.448	0.140
L27S 9	00 41 47.57	-72 57 02.05	124.9	5.2	-0.64	6.48	0.19	-0.790	0.123
L27S 10	00 41 10.87	-72 56 51.06	135.0	5.3	-1.64	6.75	0.16	-0.958	0.115
L27S 11	00 41 25.36	-72 56 39.77	160.5	5.3	-0.75	7.14	0.20	-0.581	0.130
L27S 12	00 41 30.67	-72 56 27.39	147.9	5.4	-0.42	6.39	0.31	-0.767	0.151
L27S 13	00 41 17.76	-72 56 18.74	151.6	5.4	-1.09	6.81	0.18	-0.788	0.122
L27S 14	00 41 37.99	-72 56 08.02	155.1	5.3	-0.42	6.19	0.14	-0.835	0.112
L27S 15	00 41 25.93	-72 55 59.32	146.5	5.5	-1.44	4.97	0.30	-1.548	0.136
L27S 16	00 41 12.81	-72 55 48.80	105.9	5.3	0.17	6.15	0.16	-0.695	0.120
L27S 17	00 41 32.99	-72 55 33.66	134.6	5.4	-1.54	5.98	0.56	-1.209	0.222
L106M 1	01 31 08.14	-76 05 05.86	156.5	5.6	0.31	6.02	0.60	-0.704	0.262

L106M 2	01 31 01.57	-76 04 44.99	172.0	6.6	0.28	2.61	0.42	-1.947	0.196
L106M 3	01 30 24.63	-76 04 32.24	55.3	5.3	1.43	6.37	0.92	-0.280	0.369
L106M 5	01 31 01.97	-76 03 53.27	102.8	5.4	0.35	6.57	0.55	-0.496	0.250
L106M 9	01 30 37.81	-76 03 12.81	140.8	5.7	-0.02	5.19	0.54	-1.091	0.239
L106M 14	01 30 26.55	-76 02 00.41	128.6	5.3	-0.39	6.76	0.29	-0.621	0.180
L106M 15	01 30 13.62	-76 01 31.19	195.5	5.1	-0.58	7.11	0.23	-0.546	0.170
L106S 2	01 31 21.30	-76 06 48.50	160.1	5.3	-1.17	6.75	0.14	-0.830	0.152
L106S 3	01 29 55.28	-76 06 34.99	71.0	5.3	-0.68	5.10	0.21	-1.298	0.153
L106S 5	01 30 18.17	-76 05 37.99	129.3	5.4	0.24	4.20	0.46	-1.382	0.212
L108M 1	01 31 26.16	-71 58 29.09	113.2	5.3	-0.41	4.40	0.42	-1.480	0.173
L108M 2	01 31 52.77	-71 58 19.58	106.6	5.5	-0.05	4.77	0.47	-1.250	0.190
L108M 3	01 31 55.42	-71 58 07.36	85.3	6.7	0.14	5.46	0.67	-0.952	0.262
L108M 4	01 31 36.29	-71 57 37.29	200.4	5.4	0.29	4.91	0.42	-1.114	0.176
L108M 9	01 31 38.04	-71 56 46.01	90.3	5.5	-0.19	4.18	0.49	-1.501	0.194
L108M 13	01 31 29.28	-71 56 04.65	93.5	5.8	0.19	3.46	0.48	-1.662	0.190
L108M 14	01 31 40.66	-71 55 52.04	97.9	6.3	0.42	6.46	0.68	-0.515	0.269
L108M 15	01 31 44.29	-71 55 36.00	158.1	5.5	0.33	6.49	0.54	-0.528	0.225
L108M 16	01 31 30.43	-71 55 25.29	124.2	6.3	0.60	6.52	1.02	-0.447	0.385
L108M 17	01 31 59.86	-71 55 17.07	124.7	6.7	0.16	5.43	0.68	-0.958	0.263
L108M 18	01 31 40.52	-71 55 00.51	133.2	6.2	0.53	5.26	0.82	-0.922	0.313
L108S 1	01 31 27.81	-72 01 45.88	182.7	8.5	0.51	3.96	0.56	-1.398	0.220
L108S 2	01 31 54.05	-72 01 34.07	125.7	5.4	-0.47	6.67	0.38	-0.674	0.172
L108S 3	01 31 14.75	-72 01 21.77	122.6	5.7	-0.33	6.54	0.60	-0.686	0.240
L108S 4	01 31 40.19	-72 01 04.79	123.6	5.4	-0.97	4.71	0.31	-1.516	0.138
L108S 5	01 31 56.72	-72 00 45.40	122.9	6.1	-0.09	2.64	0.88	-2.035	0.324
L108S 6	01 31 31.80	-72 00 30.95	148.9	6.1	-0.09	4.53	0.78	-1.348	0.293
L108S 7	01 31 56.24	-72 00 18.18	159.5	6.9	0.22	5.57	0.69	-0.891	0.269

L108S 8	01 31 52.82	-72 00 06.37	96.3	5.5	0.34	4.26	0.58	-1.337	0.226
L108S 9	01 31 28.18	-71 59 55.80	176.2	6.8	0.69	4.26	0.80	-1.241	0.302
L108S 10	01 31 36.20	-71 59 44.01	145.9	5.8	-0.01	4.47	0.59	-1.348	0.230
L108S 11	01 32 04.52	-71 59 33.74	114.4	4.9	-0.71	4.48	0.43	-1.533	0.173
L108S 12	01 31 26.65	-71 59 13.28	121.9	5.6	0.00	6.10	0.78	-0.756	0.299
L108S 13	01 31 15.26	-71 58 59.96	108.3	5.3	-1.15	6.41	0.17	-0.949	0.116
L110M 1	01 34 52.46	-72 54 16.95	161.4	6.2	0.31	4.74	0.62	-1.167	0.262
L110M 2	01 34 51.58	-72 54 06.08	121.2	5.7	-0.12	4.45	0.54	-1.389	0.233
L110M 3	01 34 13.98	-72 53 53.28	174.3	5.5	0.12	5.54	0.72	-0.928	0.295
L110M 5	01 34 25.25	-72 53 29.68	177.8	5.4	0.15	7.09	1.06	-0.359	0.414
L110M 7	01 34 25.38	-72 53 00.32	198.4	5.3	-0.31	5.86	0.45	-0.926	0.215
L110M 9	01 34 17.37	-72 52 42.03	180.9	5.2	-1.05	7.22	0.22	-0.629	0.163
L110M 11	01 34 27.26	-72 52 20.58	212.9	5.9	0.00	5.71	0.60	-0.899	0.259
L110M 18	01 34 11.85	-72 51 02.16	138.1	5.3	-1.25	6.08	0.24	-1.096	0.161
L110M 19	01 34 16.85	-72 50 48.73	109.5	6.7	-0.69	3.51	0.43	-1.878	0.196
L110M 20	01 33 59.85	-72 50 31.02	123.1	5.5	-0.61	5.83	0.58	-1.016	0.251
L110S 4	01 34 15.92	-72 56 45.13	54.6	5.2	-1.27	6.15	0.20	-1.075	0.155
L110S 5	01 34 11.46	-72 56 31.48	96.4	5.3	-0.86	4.75	0.35	-1.473	0.180
L110S 6	01 34 07.98	-72 56 15.91	125.6	5.2	-1.21	6.03	0.19	-1.102	0.152
L110S 7	01 34 08.84	-72 56 05.41	108.0	5.2	0.04	6.46	0.83	-0.618	0.335
L110S 8	01 34 25.95	-72 55 53.14	112.5	5.2	-1.33	4.61	0.31	-1.651	0.167
L110S 9	01 34 26.09	-72 55 33.66	130.9	5.7	-0.13	4.64	0.46	-1.323	0.211
L110S 10	01 34 08.30	-72 55 20.89	139.9	5.4	-1.07	5.19	0.19	-1.371	0.147
L110S 12	01 34 47.77	-72 54 59.44	145.4	5.4	-0.84	5.19	0.27	-1.307	0.162
L110S 13	01 34 06.24	-72 54 48.84	130.1	5.3	-1.62	6.49	0.17	-1.044	0.150
L111M 1	01 35 30.24	-75 35 10.50	179.0	5.3	-0.10	6.44	0.24	-0.662	0.170
L111M 2	01 35 26.61	-75 35 00.89	183.3	5.7	0.17	5.83	0.51	-0.809	0.233

L111M 3	01 34 59.66	-75 34 42.46	188.3	6.0	0.31	3.55	0.43	-1.597	0.199
L111M 4	01 35 13.09	-75 34 33.67	178.1	5.5	0.17	6.62	0.55	-0.524	0.248
L111M 7	01 34 57.87	-75 34 04.20	175.8	5.3	-0.11	6.98	0.56	-0.468	0.254
L111M 12	01 35 04.82	-75 33 09.62	170.1	5.4	0.26	7.39	0.37	-0.223	0.206
L111M 13	01 35 02.72	-75 33 01.47	177.3	5.6	0.09	5.05	0.74	-1.114	0.301
L111M 17	01 35 15.18	-75 31 54.45	193.0	6.5	-0.49	2.96	0.69	-2.023	0.277
L111M 18	01 34 42.18	-75 31 38.68	168.3	5.7	-0.45	5.87	0.68	-0.961	0.283
L111S 2	01 35 05.39	-75 37 47.14	55.0	5.4	-0.34	5.89	0.28	-0.924	0.173
L111S 3	01 35 15.33	-75 37 37.20	52.5	5.4	-0.99	4.87	0.18	-1.465	0.144
L111S 4	01 35 11.29	-75 37 14.21	162.9	5.5	0.02	4.46	0.38	-1.345	0.189
L111S 5	01 35 13.56	-75 37 05.28	165.8	5.3	-0.65	5.09	0.22	-1.295	0.154
L111S 6	01 34 31.24	-75 36 43.78	160.0	5.2	-0.03	5.66	0.41	-0.923	0.204
L111S 7	01 34 41.21	-75 36 30.07	126.0	5.4	-0.01	5.32	0.49	-1.041	0.223
L111S 8	01 35 16.96	-75 36 21.50	177.5	5.3	0.33	4.70	0.55	-1.176	0.240
L111S 9	01 35 32.03	-75 36 11.83	200.4	5.5	0.45	4.95	0.58	-1.054	0.251
L111S 10	01 34 38.62	-75 35 52.47	126.3	6.5	0.47	4.67	0.65	-1.149	0.270

Apéndice C

Método de Máxima Probabilidad.

Hargreaves et al. (1994)

El presente apéndice es una transcripción del apéndice B de Hargreaves et al. (1994), el cual explica el *Método de Máxima Probabilidad* aplicado en el capítulo 7.

Consideremos una serie de mediciones de velocidad $v_i, i = 1, 2, \dots, N$, con errores asociados $\sigma_i, i = 1, 2, \dots, N$. Queremos estimar la velocidad sistemática, \bar{v} , y la dispersión de velocidades, σ_{obs} , del sistema. Se asume que tanto los errores de medición, σ_i , como las velocidades internas del sistema siguen una distribución Gaussiana. Luego, la probabilidad de observar la velocidad v_i , esta dada por:

$$P(v_i) = \frac{1}{\sqrt{2\pi(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)}} \exp \left[\frac{-(v_i - \bar{v})^2}{2(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)} \right], \quad (8.1)$$

en tanto que la probabilidad de observar la serie de observaciones $v_i, i = 1, N$ esta dada por:

$$L(v_1, v_2, \dots, v_N) = \prod_i P(v_i). \quad (8.2)$$

Usando por conveniencia el logaritmo de la función de probabilidad vemos que:

$$\ln [L(\bar{v}, \sigma_{obs}^2)] = \sum_i -\frac{(v_i - \bar{v})^2}{2(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)} - \frac{1}{2} \sum_i \ln(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2) + \text{constante}. \quad (8.3)$$

La función $\ln(L)$ depende de \bar{v} y σ_{obs} solamente y debe ser maximizada con respecto a estas variables. Numéricamente esto se logra construyendo una grilla de dos dimensiones convenientemente fina y simplemente “contorneando” el arreglo resultante. Haciendo uso del *Teorema Central del Límite* puede argumentarse que las elipses de error para \bar{v} y σ_{obs} están dadas por los pasos hacia abajo en el $\ln(L)$, desde el pico donde (pico - 1/2) corresponde al error de 1σ o el límite de confianza del 68 %, (pico - $4 \times 1/2$) a error 2σ o límite de confianza del 95 %, y así sucesivamente.

Para proceder analíticamente, diferenciamos la ecuación (3) con respecto a \bar{v} y σ_{obs} , esto es:

$$\frac{\partial \ln(L)}{\partial \bar{v}} = \sum_i \left(\frac{v_i - \bar{v}}{\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2} \right) = 0, \quad (8.4)$$

y

$$\frac{\partial \ln(L)}{\partial \sigma_{obs}^2} = \sum_i \left(\frac{(v_i - \bar{v})^2}{2(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)^2} - \frac{1}{2(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)} \right) = 0. \quad (8.5)$$

Mediante un reordenamiento de las ecuaciones (4) y(5), se obtiene un esquema iterativo (cf. Gauss-Seidel) para encontrar las incógnitas. Esto conduce a:

$$\hat{v} = \frac{\sum_i w_i v_i}{\sum_i w_i}, \quad (8.6)$$

y

$$\hat{\sigma}_{obs}^2 = \frac{\sum_i [(v_i - \bar{v})^2 - \sigma_i^2] w_i^2}{\sum_i w_i^2}, \quad (8.7)$$

donde $w_i = 1/(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)$ es actualizada en cada ciclo. Si $\sigma_{obs}^2 \gg \sigma_i^2$, entonces:

$$\hat{v} = \frac{1}{N} \sum_i v_i, \quad (8.8)$$

y

$$\hat{\sigma}_{obs}^2 = \frac{1}{N} \sum_i [(v_i - \bar{v})^2 - \sigma_i^2]. \quad (8.9)$$

Puesto que \bar{v} es también estimada simultáneamente, se requiere un factor $N/(N-1)$ para las ecuaciones (7) y (9) para hacer de σ_{obs}^2 un estimador imparcial.

Para estimar los errores analíticos para \bar{v} y σ_{obs}^2 , se construye primero la matriz de información (por ejemplo, Eadie et al. 1982):

$$\mathbf{I} = \begin{bmatrix} \frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial \bar{v}^2} & \frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial (\sigma_v^2) \bar{v}} \\ \frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial (\sigma_v^2) \bar{v}} & \frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial (\sigma_v^2)^2} \end{bmatrix}. \quad (8.10)$$

La matriz de covarianza está dada por \mathbf{I}^{-1} . Los términos fuera de la diagonal están dados por:

$$\frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial (\sigma_v^2) \bar{v}} = \sum_i -\frac{(v_i - \bar{v})}{(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)^2} \approx 0, \quad (8.11)$$

los cuales son pequeños comparados con los términos de la diagonal (cf. ecuación 4) puesto que:

$$\frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial \bar{v}^2} = \sum_i -\frac{1}{\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2}, \quad (8.12)$$

$$\frac{\partial^2 \ln(L)}{\partial (\sigma_v^2)^2} = \sum_i \left[-\frac{(v_i - \bar{v})^2}{(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)^3} + \frac{1}{2(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)^2} \right]. \quad (8.13)$$

Por lo tanto, en una buena aproximación, se tiene:

$$\text{var}\{\bar{v}\} = \left(\sum_i \frac{1}{\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2} \right)^{-1} \approx \frac{\sigma^2}{N}, \quad (8.14)$$

$$\text{var}\{\sigma_{obs}^2\} = \left\{ \sum_i \left[\frac{(v_i - \bar{v})^2}{(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)^3} - \frac{1}{2(\sigma_i^2 + \sigma_{obs}^2)^2} \right] \right\}^{-1} \approx \frac{2\sigma^4}{N}, \quad (8.15)$$

donde $\sigma^2 = \langle \sigma_i^2 \rangle + \sigma_{obs}^2$.

Lista de Acrónimos

AE	Ancho equivalente
AEs	Anchos equivalentes
CaT	Triplete del calcio ionizado
CGs	Cúmulos Globulares
NMs	Nubes de Magallanes
NmM	Nube Menor de Magallanes
NMM	Nube Mayor de Magallanes
PSF	Point Spread Function
RC	<i>“Red clump”</i>
REM	Relación edad-metalicidad
RGR	Rama gigante roja
RH	Rama Horizontal
VL	Vía Láctea
VLT	Very Large Telescope
VR	Velocidad radial

Notaciones utilizadas

CaII	Calcio ionizado
HI	Hidrógeno neutro
HII	Hidrógeno ionizado
H ₂	Hidrógeno molecular
H ⁻	Ion negativo del Hidrógeno
V	Magnitud visual aparente
<i>v</i>	Magnitud visual aparente instrumental
V _C	Magnitud visual del “ <i>clump</i> ”
V _{TO}	Magnitud visual del punto de desvío de la secuencia principal
V _{HB}	Magnitud visual de la Rama Horizontal
<i>v</i> _{HB}	Magnitud visual aparente de la Rama Horizontal
I	Magnitud infrarroja aparente
<i>i</i>	Magnitud infrarroja aparente instrumental
M _I	Magnitud absoluta I
M _V	Magnitud absoluta V
<i>t</i> _L	Edad de los cúmulos tomados de la literatura
<i>t</i> _T	Edad de los cúmulos derivados en este trabajo
W' _I	ΣW en M _I = 0
W' _V	ΣW en M _V = 0
W'	Ancho equivalente reducido
δV	Diferencia entre V _{TO} y V _C
δT ₁	Diferencia entre las magnitudes T ₁ del “ <i>clump</i> ” y del punto de desvío de la secuencia principal
ΣW	Suma de los AEs de las líneas del CaT
ΣW _G	Suma de los AEs utilizando una función Gaussiana para ajustar las líneas
ΣW _{GL}	Suma de los AEs utilizando una función Gaussiana+Lorentziana para ajustar las líneas

Agradecimientos

A lo largo de los años que me llevó realizar esta Tesis he ido sumando gente a una larga lista de personas a las cuales debo sinceramente agradecer. Encabezan esa lista, sin ninguna clase de duda, mi marido Daniel y mi hijo Nicolás quienes aguantaron como paredes de hormigón mi locura y malhumor en momentos de elevado estrés, y que aceptaron sin chistar mis viajes y mis horas interminables en el Observatorio.

Y si Dani y Nico tuvieron que aguantar mi locura en casa... qué decir de Tali que tuvo que aguantarla en la oficina: a ella ¡gracias!, especialmente por haberme tenido paciencia y no haberme “invitado cordialmente” a abandonarla.

Y hablando de paciencia agradezco a mis Directores, los Dres. Juan José Claría y Doug Geisler, la que tuvieron conmigo durante estos años, especialmente cuando nació mi hijo y entendieron, y siguen entendiendo, que un par de ojitos celestes y unas manitas chiquitas me cautivan cada día y me llenan la vida mucho más que un puñado de cúmulos estelares. A Doug agradezco enormemente que haya aceptado el desafío de dirigirme desde lejos y que me diera la posibilidad de cumplir un sueño que tenía oculto: trabajar con datos del VLT. Le agradezco también el haber hecho siempre lo que estuvo a su alcance para conectarme con la persona adecuada, en el momento adecuado, para que me ayudara a resolver esa cantidad enorme de problemas que se presentaron y que sola no hubiera podido resolver. Un ENORME GRACIAS a él por su constante estímulo y sus excelentes ideas. Tengo una cantidad tan enorme de cosas para agradecerle al Dr. Clariá (o profe, como lo llamamos por acá) que no terminaría nunca. Estoy absolutamente segura de que no hubiera llegado ni la mitad de lejos si él no se encontrara permanentemente recorriendo conmigo mi camino profesional. Para él también un ENORME GRACIAS.

Realizar esta Tesis fue un desafío enorme que requirió la resolución de más problemas de los que me hubiera gustado tener que resolver. Que los mismos pudieran

resolverse no sólo dependió de mi, habiendo resultado esencial el esfuerzo mental y la inversión de tiempo de varias personas. En este sentido, tengo una deuda especial con Aaron Grocholski, quien fue el responsable de machacar dentro de mi cabeza durante dos semanas para que aprendiera a reducir los espectros, y quien estuvo durante todos estos años siempre dispuesto cuando lo necesité. Le agradezco la precisión de sus respuestas, la claridad de sus explicaciones, el esmero y el detalle de sus correcciones, pero, por sobre todo le agradezco algo mucho más importante que su profesionalidad: le agradezco su amistad. También a él y al Dr. Ata Sarajedini, les agradezco su ayuda al realizar la primera fotometría sobre las *pre-imágenes*. También debo agradecer la gran ayuda que me brindaron Simón Anún, el system manager del grupo y el responsable de soportar día tras día mi incorregible ignorancia informática, al Dr. Andrew Cole, de la Universidad de Tasmania, por su ayuda para corregir las velocidades radiales, al Dr. Andrés Piatti, del IAFE, por transmitirme sus conocimientos sobre fotometría y al Dr. Kenneth Janes, de la Universidad de Boston, por su orientación sobre las edades. Gracias a Matias Gómez, de la Universidad de Concepción por su ayuda con los nunca bienvenidos rayos cósmicos, a Sandro Villanova, también de la Universidad de Concepción, por su ayuda en tantas cosas que ya he perdido la cuenta, a Ricardo Carrera, del IAC, por facilitarme sus modelos de evolución química, y a Dante Paz (IATE) y Valeria Rulloni (FaMAF) por ayudarme con cuestiones estadísticas que escapaban, y siguen escapando, a mi precario entendimiento del asunto.

Durante estos años he tenido la fortuna de tener que viajar bastante debido a mi Tesis, pero hay dos lugares que fueron especialmente gratificantes de visitar: la Universidad de Concepción, en Chile, y la Universidad de Florida, en Gainesville, USA. En ambos lugares encontré gente sensacional que se esmeró en hacerme sentir como en casa. Un millón de gracias a Sandro Villanova por hacerme amar cada vez más mis raíces italianas, a Matías Gómez y Neil Nagar por sus agradables compañías y su disposición para ayudarme, a Karen Kinemuchi por su afecto continuo y por no dejarme nunca cenar sola, a Roger Leiton por su amistad y su ayuda, a Wolfgang Gieren por sus siempre interesantes charlas de historia y política, a Ata Sarajedini por ser un excelente anfitrión y a Aaron Grocholski por hacerme descubrir que muero por los waffles y haber tenido la brillante idea de regalarme una wafflera. Siento una especial deuda de gratitud hacia Mike Barker por haber sido mi compañero de tertulias en Gainesville y haberse transformado en esa clase de amigo que resulta milagroso encontrar. Un agradecimiento muy especial tanto para Doug como para su esposa María Eugenia, por haberme recibido siempre con mucho afecto en Concepción. Seguro que María Eugenia no se acuerda, pero a ella le debo un par de consejos muy útiles que

fueron la clave para aprender a hacer mi valija cada vez que los visitaba. A todos ellos les agradezco el contribuir a que cada una de mis visitas no hayan sido sólo una cuestión de trabajo, sino también un reencuentro con gente que aprecio y con la que siempre desearé tener una de esas charlas que indefectiblemente deben hacerse con cerveza en mano.

No puedo dejar de agradecer a Andrea Ahumada, quién a pesar de la distancia, ha sabido inyectar esa cuota de energía que a veces hace falta para no sucumbir en el deseo de dejar la Tesis abandonada en un rincón. Tampoco puedo disimular mi agradecimiento hacia los miembros de la Comisión Directiva de la Asociación Argentina de Astronomía (Hernán Muriel, Adrian Rovero, Ileana Andruchow, Olga Pintado y Roberto Gamen), de la cual he sido miembro gran parte del tiempo que duró la realización de esta Tesis, por haber tenido la paciencia que otorga la comprensión de que ser tesista y tener un cargo de gestión no es la fórmula más conveniente contra el estrés. En este sentido, mi especial agradecimiento a Hernán quien se transformó en mi mano derecha en la AAA cuando en realidad debería haber sido exactamente al revés.

Por último, como quien deja para el final la cereza de la torta, un agradecimiento de esos grandes grandes grandes para mi familia. A mi Mamá Silvia que se cruza en mi camino sólo cuando estoy cayendo cuesta abajo, pero que siempre está escondidita atrás de un árbol para ponerme una curita si me tropiezo con una piedra y me lastimo la rodilla. A mis hermanos Mauricio, Carolina, Diego y Melisa, por no enojarse cada vez que la astronomía nos impide pasar tiempo juntos. A mis sobrinas Zoe, Azul y Mia porque mi falta de tiempo para malcriarlas como una tía debe hacerlo, no ha sido impedimento para que me den su afecto. A mi prima Tati y a mis suegros, quienes se transformaron en niños cada vez que fué necesario. A mis abuelos, Antonio y Nelly, por ser el primero el responsable de mi pasión por la astronomía y ser la segunda quien me enseñara con el ejemplo que nada se gana sin esfuerzo... a la memoria de ambos dedico la pasión y el esfuerzo con el que fue hecha esta Tesis.

Y para cerrar el círculo, de nuevo gracias a Dani y Nico, porque ningún valor tendrá para mi que una flamante Tesis adorne mi biblioteca, si no puedo mirarla con cada uno de ellos a mi lado.

Córdoba, Marzo de 2011.