

**Estudio de la evolución química de la
Nube Mayor de Magallanes usando una muestra
estadísticamente significativa de cúmulos estelares
como trazadores de su enriquecimiento metálico**

Tali PALMA

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física
como parte de los requerimientos para obtener el título de
Doctora en Astronomía de la

Universidad Nacional de Córdoba

Marzo, 2013

©FaMAF - UNC, 2013

Director: Dr. Juan J. Clariá Olmedo

A mis Hijos,
Damian, Noa y Yael

Resumen

En base a observaciones en el sistema fotométrico de Washington realizadas con el telescopio *Víctor Blanco* de 4 m del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO, Chile), se presentan resultados para un total de 81 cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes (NMM). Treinta y nueve de ellos se encuentran proyectados sobre la *barra*, 27 sobre el *disco interior* y los 15 restantes sobre el *disco exterior*. Más de la mitad de estos agregados no registran a la fecha ningún tipo de observaciones previas y, por ende, sus características astrofísicas son actualmente desconocidas. Una vez completado el proceso de reducción de las imágenes “mosaico”, se procedió a la determinación de los parámetros astrofísicos fundamentales de todos los objetos observados, a saber: radios angulares y lineales, enrojecimiento interestelar, distancias angulares deproyectadas, edades y metalicidades. Los excesos de color $E(B - V)$ de los cúmulos estudiados varían entre 0.03 y 0.13 magnitudes y no muestran relación alguna con la edad. Se encuentra, además, que los cúmulos más jóvenes son en promedio más compactos que los más viejos. Las edades fueron determinadas en todos los casos a partir de ajustes de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) publicadas para el sistema de Washington, mientras que sólo en 16 cúmulos fue posible estimar un segundo valor de la edad a partir del índice morfológico de edad δT_1 . El acuerdo entre ambos métodos es realmente muy bueno. Por su parte, las metalicidades fueron también inferidas en todos los casos mediante el ajuste de isócronas teóricas y sólo en 15 cúmulos resultó posible aplicar el método de las Ramas Gigantes Estándar de Geisler & Sarajedini (1999). Las metalicidades resultantes por uno y otro método muestran también un muy buen acuerdo. Si bien la mayoría de los cúmulos estudiados yacen proyectados sobre una región del *disco interior* y tan sólo 15 de ellos se ubican en el *disco exterior*, se encuentra que los cúmulos más ricos en metales se ubican preferentemente en el *disco interior*, mientras que aquéllos con metalicidades subsolares se distribuyen en toda la extensión del disco. Por otra parte, se advierte una tendencia por parte de los cúmulos de edad intermedia a ubicarse a mayores distancias galactocéntricas deproyectadas, en tanto que los más jóvenes se encuentran mayoritariamente distribuidos en la región del *disco interior* de la NMM. Dado que se trata de cúmulos comparativamente jóvenes, esto podría implicar que los mismos podrían haberse formado en las regiones del disco donde hoy los observamos. Estas tendencias se mantienen cuando se complementa la muestra acá estudiada con otros 68 cúmulos observados por otros autores en el sistema fotométrico de Washington. Los presentes resultados refuerzan la idea sobre la inexistencia de un gradiente radial de metalicidad en la NMM. Si sólo se

consideran los cúmulos más jóvenes que unos 2.200 millones de años, los presentes resultados demuestran que existe una clara relación entre la edad y la metalicidad. En efecto, los cúmulos más jóvenes que $\sim 1.2 \times 10^9$ años tienen metalicidad típicamente solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$) o subsolar ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$), mientras que aquéllos más viejos que $\sim 1.2 \times 10^9$ años son mayoritariamente más pobres en metales. Este resultado se ve reforzado cuando se complementa la muestra estudiada con los otros 68 cúmulos observados por otros autores en el sistema fotométrico de Washington. La relación edad-metalicidad resultante para la muestra total de 149 cúmulos y para el rango de edades considerado es prácticamente independiente de la región de la NMM que se considere. De los 81 cúmulos estudiados, 18 han sido antes catalogados como candidatos a sistemas binarios o múltiples de la NMM. Juntamente con otros 15 cúmulos, estos 18 agregados forman parte de un total de 11 candidatos a sistemas binarios o múltiples. Los presentes resultados han permitido confirmar la realidad física de algunos de estos sistemas, determinar sus épocas de formación y, al mismo tiempo, mostrar que algunos candidatos a sistemas múltiples no son sistemas físicos. Parte de los resultados del presente trabajo han sido recientemente publicados.

Índice general

1. Introducción al estudio de la Nube Mayor de Magallanes	7
1.1. Introducción	7
1.2. Morfología y cinemática de la Nube Mayor de Magallanes	10
1.3. El sistema de cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes . . .	15
1.4. Historia de Formación Estelar	18
1.5. Relación Edad-Metalicidad	20
1.6. La Barra de la Nube Mayor de Magallanes	23
1.7. Estructura Vertical (EV)	26
1.8. Objetivos del presente estudio	27
2. Observaciones fotométricas	29
2.1. Introducción	29
2.2. El sistema fotométrico de Washington	29
2.3. Instrumental utilizado	31
2.4. Descripción de las Observaciones	32
2.5. Muestra seleccionada	33
3. Procesamiento de imágenes	38
3.1. Proceso de Reducción de Imágenes	38
3.1.1. Calibraciones	38
3.1.2. Fotometría PSF	39
3.2. Datos obtenidos	41
3.3. Errores fotométricos	42
4. Determinación de Parámetros Fundamentales	45
4.1. Diagramas color-magnitud observados de la fotometría de Washington	45
4.2. Descontaminación de diagramas CM	46
4.3. Enrojecimiento y distancia	49
4.4. Radios angulares y lineales	50
4.5. Edades	55

4.5.1.	Isócronas teóricas	55
4.5.2.	Índice morfológico de edad δT_1	57
4.6.	Metalicidades	59
4.6.1.	Ajuste de isócronas	59
4.6.2.	Ramas Gigantes Estándar en el sistema de Washington	59
5.	Resultados obtenidos	65
5.1.	Introducción	65
5.2.	Cúmulos estelares de la NMM sin estudios previos	65
5.2.1.	SL 33	68
5.2.2.	SL 41	70
5.2.3.	KMHK 123	73
5.2.4.	KMHK 128	75
5.2.5.	SL 48	77
5.2.6.	LW 69	79
5.2.7.	KMHK 151	81
5.2.8.	SL 54	83
5.2.9.	SL 73	85
5.2.10.	SL 72	87
5.2.11.	BSDL 594	89
5.2.12.	BSDL 665	91
5.2.13.	SL 263	93
5.2.14.	HS 130	95
5.2.15.	BSDL 761	97
5.2.16.	HS 156	99
5.2.17.	HS 178	101
5.2.18.	KMK 88-52	103
5.2.19.	LW 211	105
5.2.20.	SL 490	107
5.2.21.	LW 231	109
5.2.22.	IC 2140	111
5.2.23.	BSDL 2938	113
5.2.24.	HS 409	115
5.2.25.	BSDL 2963	117
5.2.26.	OGLE-CL LMC 733	119
5.2.27.	BSDL 2993	121
5.2.28.	BSDL 3003	123
5.2.29.	BSDL 3060	125
5.2.30.	HS 420	127

5.2.31. BSDL 3072	129
5.2.32. BSDL 3071	131
5.2.33. KMHK 1408	133
5.2.34. HS 424	135
5.2.35. HS 427	137
5.2.36. KMHK 1448	139
5.2.37. BSDL 3123	141
5.2.38. C 11	143
5.2.39. BSDL 3158	145
5.2.40. KMHK 1504	148
5.2.41. SL 775	150
5.2.42. SL 826	152
5.2.43. SL 870	155
5.2.44. KMHK 1702	157
5.3. Cúmulos estelares que registran estudios previos mediante distintas técnicas	161
5.3.1. KMHK 183	161
5.3.2. BSDL 654	164
5.3.3. BSDL 675	166
5.3.4. KMHK 575	168
5.3.5. BSDL 779	170
5.3.6. SL 281	172
5.3.7. BSDL 783	174
5.3.8. H88-188	176
5.3.9. SL 293	178
5.3.10. SL 310	180
5.3.11. NGC 1864	182
5.3.12. BSDL 923	184
5.3.13. HS 253	186
5.3.14. KMK 88-57	188
5.3.15. SL 460	190
5.3.16. SL 469	192
5.3.17. BSDL 1723	194
5.3.18. NGC 1969	196
5.3.19. NGC 1971	198
5.3.20. NGC 1972	200
5.3.21. H 14	202
5.3.22. SL 691	204
5.3.23. SL 692	206

5.3.24. HS 406	208
5.3.25. BSDL 2950	210
5.3.26. SL 704	212
5.3.27. HS 410	214
5.3.28. BSDL 2972	216
5.3.29. BSDL 2978	218
5.3.30. HS 414	220
5.3.31. SL 716	222
5.3.32. BSDL 3001	224
5.3.33. BSDL 3000	226
5.3.34. BSDL 3050	228
5.3.35. KMHK 1389	230
5.3.36. SL 748	232
5.3.37. H 88-365	234
6. Análisis y discusión de los resultados	238
6.1. Distribución espacial de la muestra estudiada	238
6.2. Formación estelar en la NMM	239
6.3. Distribución de edades de los cúmulos estelares	244
6.4. Comparación con resultados de otros autores	251
6.5. Distancias deproyectadas	253
6.5.1. Metalicidades y edades en función de distancias deproyectadas	253
6.6. Relación Edad Metalicidad	258
6.7. Relación radio - edad	262
6.8. Distribución de los excesos de color E(B-V)	264
6.9. Sistemas múltiples de cúmulos estelares	267
7. Conclusiones y Comentarios Finales	271
8. Agradecimientos	283

Capítulo 1

Introducción al estudio de la Nube Mayor de Magallanes

1.1. Introducción

La Nube Mayor de Magallanes (NMM), tanto por su proximidad como por su riqueza y diversidad de poblaciones estelares, constituye ciertamente un laboratorio natural del cual es posible extraer valiosa información astrofísica relacionada con la formación y la evolución química de sus estrellas y cúmulos estelares (CEs). En particular, la *barra* de esta galaxia constituye una región particularmente interesante en la cual la historia de formación estelar y los procesos de enriquecimiento metálico no han podido ser definitivamente bien entendidos. De hecho, el interés creciente por estudiar diferentes aspectos astrofísicos en esta galaxia se ha visto favorecido con el advenimiento de los telescopios, instrumentos y facilidades computacionales del siglo XXI.

Las Nubes de Magallanes (NMs) se conocen desde hace varios siglos, a juzgar por las referencias que habitantes de diferentes culturas del hemisferio austral nos han ido dejando de diversas maneras. Los primeros estudios verdaderamente astronómicos de estas dos galaxias se realizaron a comienzos del siglo XIX. En 1820, James Dunlop observó desde Australia primero la Nube Menor de Magallanes (NmM) y luego la NMM. Para ello utilizó un pequeño telescopio de 9 pulgadas. Dunlop es recordado por sus catálogos de unas 7000 estrellas, incluyendo sistemas binarios y más de 600 nebulosas. Algunos años más tarde, el astrónomo inglés John Herschel, desde Sudáfrica, identificó y catalogó decenas de CEs y un número importante de nebulosas gaseosas en las dos NMs (Herschel 1864). Herschel las consideró desde un primer momento como objetos verdaderamente inusuales. Precisamente, como con-

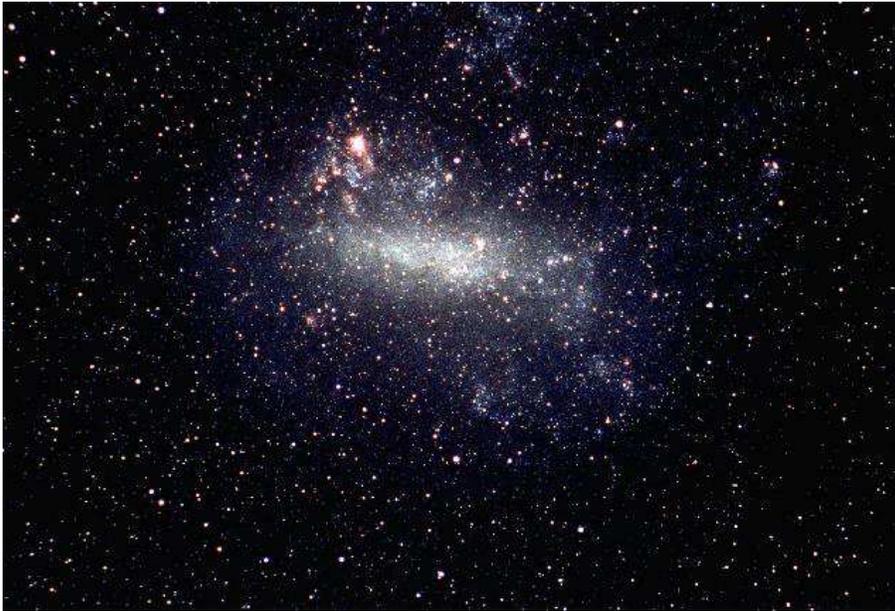


Figura 1.1: La Mube Mayor de Magallanes. Imágen tomada de la galería de imágenes de la NASA.

secuencia del trabajo de Herschel, en 1867, Cleveland Abbe, por entonces Director del Observatorio de Cincinnati en Ohio (Estados Unidos), fue quien primero conjeturó acerca de la naturaleza de estos dos objetos, considerándolos en primer lugar dos galaxias, es decir, dos sistemas estelares similares a la Vía Láctea (VL) y, en segundo lugar, distinguiendo a las dos NMs como las dos galaxias más cercanas a la nuestra. Los estudios detallados de las NMs comenzaron oficialmente con el establecimiento de la estación austral del Observatorio de Harvard, primero en Arequipa en Perú y luego en Bloemfontein en Sudáfrica.

A medida que los instrumentos astronómicos fueron siendo gradualmente mejorados en el transcurso del siglo XX, los estudios originalmente descriptivos de las NMs pasaron a ser cuantificados, lo que redundó lógicamente en un mayor y mejor conocimiento de estas dos galaxias. Con la aparición de las placas fotográficas, por ejemplo, comenzaron los estudios sobre el contenido estelar de las NMs, especialmente sobre el tipo y cantidad de estrellas variables.

A comienzos del siglo pasado, Leavitt & Pickering (1904, 1912) estudiaron la relación período-luminosidad en las variables Cefeidas de las NMs, trabajo éste que permitió que posteriores calibraciones de esta misma relación período-luminosidad

transformaran este método en un procedimiento fundamental de medición de distancias extragalácticas. Recién a mediados del siglo pasado, Arp (1958a,b) fue quien pudo obtener los primeros diagramas color-magnitud (CM) de estrellas extragalácticas, y Westerlund (1961) estudió la relación existente entre las jóvenes agrupaciones OB y las nubes de hidrógeno neutro e D en las NMs.

Los estudios detallados del contenido estelar de la NMM comenzaron en la década del 60. En Australia se realizaron varios estudios radioastronómicos realmente importantes relacionados con la estructura de las NMs. Estos estudios se llevaron a cabo usando los radiotelescopios de 11 m y 64 m de Potes Hill y Parkes, respectivamente. Fue precisamente en esta época que comenzaron a reconocerse las notables oportunidades de investigación astronómica que ofrecían las NMs. Satélites como el IUE, el IRAS y otros permitieron realizar importantes descubrimientos en regiones espectrales del ultravioleta lejano, del infrarrojo e incluso en la región de los rayos X. Desde esa época en adelante, los principales estudios enfocaron problemas relacionados con las distancias, cinemática y composición química de las NMs, con el principal objetivo de poder comprender de qué manera evolucionaron estas dos galaxias.

En los siguientes años y debido al notable desarrollo tecnológico fue posible obtener datos observacionales de alta resolución en diferentes longitudes de onda. Estos datos han permitido acumular una gran cantidad de información sobre distintos aspectos astrofísicos de las NMs como, por ejemplo, la variedad de poblaciones estelares que las conforman, la diversidad de CEs existentes, las propiedades de las regiones de formación estelar e incluso la dinámica del sistema Magallánico. Algunos ejemplos de grandes relevamientos que se llevaron a cabo son los siguientes:

- Catálogos de CEs débiles de Hodge & Sexton (1966, 457 CEs en la NMM), Hodge (1986, 213 CEs en la NmM) y catálogo de Kontizas et al. (1988) de 93 cúmulos de estrellas débiles en la región de la *barra*.
- Estudios de cúmulos binarios o múltiples de Bhatia & Hatzidimitriou (1988, 69 sistemas dobles), De Oliveira et al. (2000, 75 sistemas en la NmM) y Dieball et al. (2002, 473 sistemas en la NMM).
- Catálogo de asociaciones estelares de Lucke & Hodge (1970).
- Catálogos de van den Bergh (1981) y Bica et al. (1996) confeccionados en base a fotometría UBV integrada.

Estos ejemplos resumen algunas de las pioneras investigaciones sobre cúmulos y asociaciones estelares realizadas en la NMM. Luego de estos primeros estudios,

se realizaron muchos otros basados en numerosas observaciones de CEs aplicando técnicas de fotometría integrada, espectroscopía integrada y diagramas CM, estudios éstos que continúan al presente.

La técnica de fotometría integrada es la que ha proporcionado la mayor cantidad de estimaciones de edad. En efecto, unos 1800 CEs de la NMM registran edades inferidas mediante fotometría integrada (van den Bergh & Hagen 1968, van den Bergh 1981, Gordon & Kron 1983, Mateo 1987, Bica et al. 1992, Bica et al. 1996, Zaritsky et al. 1997, Kumar et al. 2008, Balbinot et al. 2010, Pandey 2010, Asa'd & Hanson 2012).

Los estudios de diagramas CM de CEs en diferentes longitudes de onda y el posterior ajuste de isócronas teóricas comenzó con la era de los CCDs a fines de la década del 80 y han permitido estimar edades y metalicidades de unos 1400 CEs de la NMM (Sagar & Pandey 1989, Pietrzynski & Udalski (2000), Brocato & Di Carlo 2002, Geisler et al. 2003, Bertelli et al. 2003, Piatti et al. 2003, Kerber et al. 2007, Mackey et al. 2008, Piatti et al. 2009, Glatt et al. 2010, Piatti et al. 2011, Palma et al. 2011, Piatti 2012b).

Por último, unos 230 CEs han sido estudiados en base a espectroscopía integrada en la NMM (Rabin 1982, Bica et al. 1990, Santos et al. 1995, Dutra et al. 1999, Beasley et al. 2002, Santos et al. 2006, Palma et al. 2008, Ahumada et al. 2011, Asa'd et al. 2012, Oddone et al. 2012).

1.2. Morfología y cinemática de la Nube Mayor de Magallanes

A pesar de su gran luminosidad, la NMM se considera una galaxia pequeña dentro de las denominadas galaxias enanas. Esta galaxia se extiende en el cielo en un plano prácticamente perpendicular a la línea de la visual lo que facilita mucho su estudio. Las propiedades y características básicas de esta galaxia se resumen en la siguiente Tabla 1.1. Proyectada sobre el plano del cielo, la NMM presenta una apariencia más bien elíptica. Presenta además una *barra* pronunciada la cual incluye, a su vez, una región de intensa formación estelar con gas distribuido en forma irregular. Esta región no está ubicada exactamente en el centro de la *barra*. La NMM se considera una galaxia irregular y, de hecho, es el prototipo de las galaxias llamadas “Irregulares Magallánicas” (de Vaucouleurs & Freeman 1972). Los estudios detalla-

dos de las características morfológicas de la NMM han utilizado diferentes trazadores de su estructura, incluyendo distintas clases de estrellas en el óptico, CEs, nebulosas planetarias y emisiones no térmicas en radio (van der Marel 2006 y referencias allí mencionadas). Los últimos progresos se han obtenido principalmente a partir de estudios de estrellas en las ramas gigante roja y asintótica, como así también a partir de estudios del HI.

Tabla 1.1: Propiedades básicas de la NMM.

Módulo de distancia	$(m - M)_0 = 18.5^a$
Distancia	50 kpc ^b
Diámetro en el cielo	24° ^c
Profundidad	≥ 8 kpc ^c
Inclinación del Plano del disco	38.5 ^d
Centro óptico	(05:20:57, -69:28:41) ^e
Masa total	$6 \times 10^9 M_\odot^c$

a) Subramanian & Subramaniam 2010; b) Saha et al. 2010; c) Westerland 1990; d) Olsen & Salyk 2002; e) Se adopta la posición del CE NGC 1928.

La Figura 1.2 tomada del trabajo de van der Marel (2001) fue obtenida en el infrarrojo cercano usando datos del 2MASS y DENIS. En ella se muestra la distribución de estrellas de las ramas gigante roja y asintótica en la NMM.

Las siguientes Figs. 1.3 y 1.4 se obtuvieron a partir de un estudio en radio de la distribución del HI a gran escala. En la Figura 1.4 se observa el mapa de intensidad integrada de una región de 2400 grados cuadrados centrada en el Polo Sur celeste. Se ve claramente las NMs, el puente, el comienzo de la corriente magallánica (en la parte superior de la figura) y el denominado “*leading arm*”. Esta última característica, como puede apreciarse en esta imagen, es una corriente de gas que está siendo despojada de las NMs y va cayendo hacia el plano galáctico de la VL. En la Figura 1.4 se observa una región aun más extensa de unos 8000 grados cuadrados en donde se aprecia mejor la dimensión de la corriente magallánica.

La Figura 1.5 muestra los contornos de densidad del HI (tomado del trabajo de Putman et al. 2003) superpuesto sobre el mapa de conteo estelar de la Figura 1.2. Se aprecia en ella la corriente de gas hacia la derecha, el puente Magallánico hacia

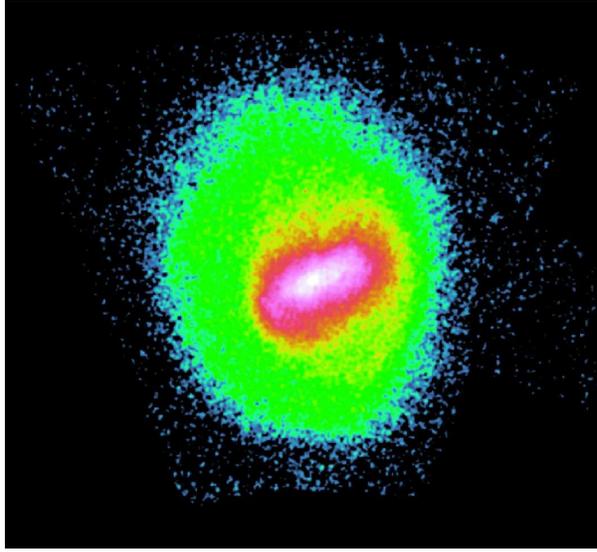


Figura 1.2: Distribución de estrellas de las ramas gigante roja y asintótica. La imagen cubre una región de $23^{\circ}.55 \times 21^{\circ}.55$. El norte apunta hacia arriba y el este hacia la izquierda.

la NmM, y además un disco externo de HI, el cual muestra signos de estar siendo perturbado por la presencia de la NmM. La comparación entre las Figs. 1.2 y 1.5 sugiere que trazadores como las estrellas de las ramas gigante roja y asintótica son los más adecuados para estudiar la estructura y la distribución de masa del disco de la NMM, mientras que la distribución del HI puede adecuarse más para el estudio de los efectos de interacciones tidales (van der Marel 2006).

van der Marel & Cioni (2001) han mostrado que las poblaciones estelares en la NMM se distribuyen en un disco cuyo plano está inclinado en $\sim 34.7^{\circ}$ respecto del plano del cielo. Determinaciones posteriores han derivado diferentes valores, entre ellos el más aceptado es de Olsen & Salyk (2002) de 38.5° .

Desde hace poco más de 20 años es bien sabido que los CEs de la NMM difieren de aquéllos pertenecientes a la VL (van den Bergh 1991) por varias razones, entre ellas, porque tanto los cúmulos más viejos de la NMM como los más jóvenes tienen radios típicamente 3-4 veces mayores que los radios de los cúmulos galácticos. Por otro lado, la NMM contiene en general CEs muy ricos en estrellas, con masas que son típicamente un orden de magnitud menor que el promedio de los globulares y, a su vez, un orden de magnitud mayor que la mayoría de los cúmulos abiertos galácticos. Los CEs de la NMM, incluso los más viejos, exhiben una cinemática de disco en lugar de una distribución esferoidal como los cúmulos globulares de nuestra galaxia

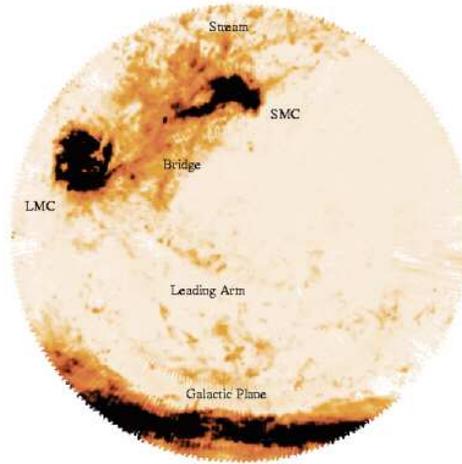


Figura 1.3: Imagen en radio del HI tomada del trabajo de Putman & Gibson (1999).

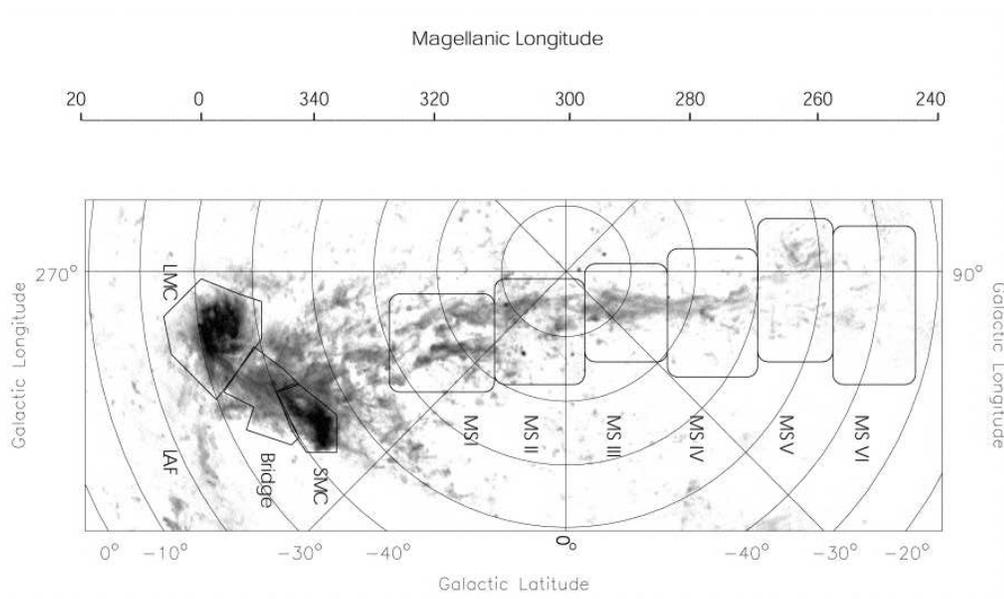


Figura 1.4: Intensidad integrada en radio del HI de las NMs. Imagen tomada del trabajo de Putman et al. (2003).

(Schommer et al. 1992). En el disco de la NMM se encuentran estrellas dentro de

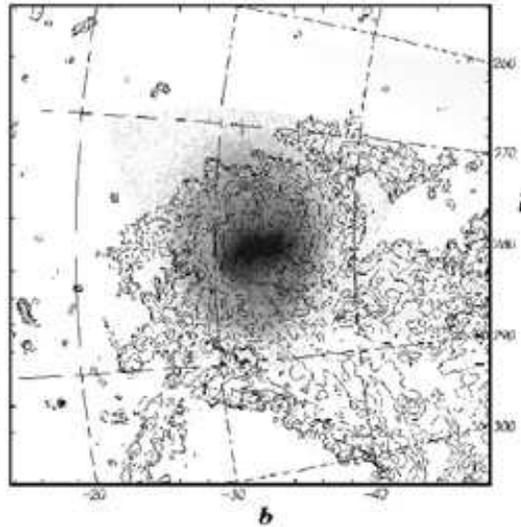


Figura 1.5: Contornos de densidad del HI (van der Marel 2006).

un amplio rango de edad y metalicidad. La mayor parte de la población estelar de la NMM está contenida en el denominado *disco grueso*.

Los diferentes estudios sobre poblaciones estelares en la NMM se han enfocado mayormente en la región del *disco interior*, esto es, para distancias al centro menores que 4.5 kpc, siendo $1 \text{ kpc} = 1.12^\circ$ a la distancia de la NMM. En este contexto, deben mencionarse las valiosas contribuciones de Bertelli et al. (1992), Olsen (1999), Holtzman et al. (1999), Cole et al. (2000), Castro et al. (2001), Smecker-Hane et al. (2002), Cole et al. (2005), Pompéia et al. (2008) y Harris & Zaritsky (2009), seguramente entre muchas otras. Sin embargo, el *disco* de la NMM se extiende hasta unos 12-14 kpc de su centro gravitacional (Saha et al. 2010).

Los estudios de regiones de la NMM ubicadas a grandes distancias galactocéntricas de su centro utilizan principalmente los CEs como elementos o partículas de prueba. Este es el caso de los muy citados estudios de Olszewski et al. (1991), Grocholski et al. (2006) y Sharma et al. (2010), entre otros. En esa región del disco, no se encuentran gradientes de metalicidad ni tampoco gradientes de edad.

1.3. El sistema de cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes

Durante mucho tiempo, los CEs fueron considerados los únicos objetos con los cuales es posible trazar la evolución de las galaxias en general, hasta que el avance de la tecnología y la instrumentación astronómica permitieron resolver estrellas individuales en algunas galaxias cercanas. Los CEs son importantes, entre muchas otras razones, porque permiten testear las teorías de formación y evolución estelar, ya que representan muestras estadísticamente significativas de estrellas con distancias, edades y metalicidades bien conocidas.

En el caso particular de la NMM, los primeros trabajos basados en sus CEs datan desde hace más de 50 años. Estos trabajos centraron su atención en el descubrimiento o reconocimiento de estos sistemas y, una vez detectados, en la posterior medición o determinación de sus propiedades básicas, tales como las posiciones, tamaños aparentes y ángulos de posición.

La Figura 1.6, tomada de Santiago (2009), ilustra de qué manera ha ido aumentando con el tiempo el número de cúmulos conocidos, tanto en la NMM como en la NmM, desde los primeros trabajos hasta la actualidad. Estos números fueron tomados de la literatura en el periodo 1956-2008 (Kron 1956, Lindsay 1958, Shapley & Lindsay 1963, Lynga & Westerlund 1963, Hodge & Sexton 1966, Hodge 1986, 1988, Bica et al. 1999, Bica & Dutra 2000, Bica et al. 2008). En el caso particular de la NMM, los datos incluyen los censos realizados entre 1963 por Shapley & Lindsay y Bica et al. en el 2008. El incremento en el número de cúmulos conocidos es particularmente notable en esta galaxia, especialmente en el transcurso de los últimos 20 años. Habría quizás que tener en cuenta que los primeros catálogos no discriminaron entre cúmulos y asociaciones estelares.

El catálogo más reciente de Bica et al. (2008) incluye CEs, asociaciones y otros objetos extendidos. Este catálogo contiene un total de 9305 objetos, de los cuales 3740 han sido clasificados como CEs en las 2 NMs y, de ellos, unos 3050 pertenecen a la NMM. La Fig. 1.7, tomada de Bica et al. (2008), muestra la distribución de los cúmulos catalogados en el plano del cielo. Puede en ella apreciarse que las principales componentes estructurales del Sistema Magallánico se trazan muy bien a través de los cúmulos, incluyendo la *barra* y el anillo exterior de la NMM, el ala de la NmM y el denominado “puente magallánico”.

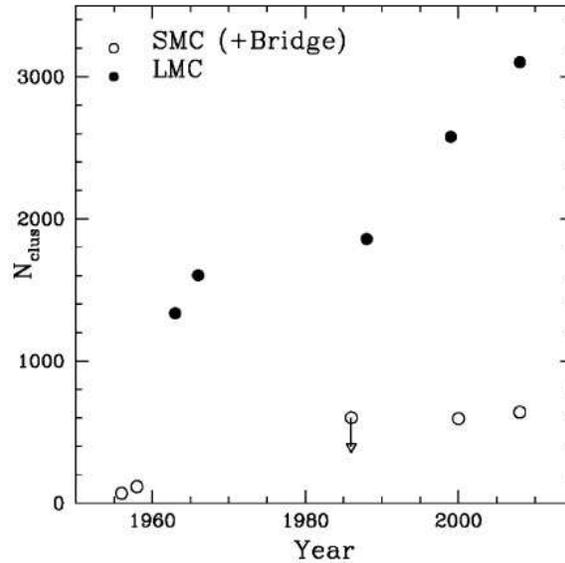


Figura 1.6: Evolución en el tiempo de los números de CEs conocidos en la NMM y en la NmM.

A partir del estudio de los CEs de la NMM ha podido reconocerse una característica única y todavía hoy difícil de explicar en esta galaxia. Las determinaciones de edad de un gran número de CEs, aplicando diferentes técnicas, han revelado que, por un lado, están los cúmulos más viejos que unos 10 mil millones de años (12^{10} años) en la NMM, los cuales pueden considerarse verdaderos remanentes del primer episodio de formación estelar en esta galaxia y, por otro lado, debe considerarse la población más joven que 3000-4000 millones de años (Olszewski et al. 1991), formada en lo que podríamos considerar un segundo episodio de formación estelar.

En el intervalo comprendido entre hace 3×10^9 años y aproximadamente 12×10^9 años, conocido como “age gap” o “período carente de CEs”, apenas si se conoce hasta hoy un único cúmulo en la NMM, ESO121-SC03 (Mateo et al. 1986, Sarajedini et al. 1995), con una edad del orden de 9×10^9 años. Este resultado es realmente sorprendente porque, de ser real, implicaría que la NMM permaneció prácticamente “dormida”, sin fabricar CEs, durante mucho más de la mitad de su existencia. Esta sorprendente falta de cúmulos con edades intermedias entre 3000 y 12000 millones de años generó durante años una búsqueda intensiva, casi frenética, de objetos que pudieran encontrarse dentro de este enigmático y al mismo tiempo sorprendente “age gap”. Hasta donde tenemos conocimiento, esta búsqueda ha resultado infructuosa hasta el presente (e.g., Geisler et al. 1997, Rich et al. 2001, Geisler et al. 2003).

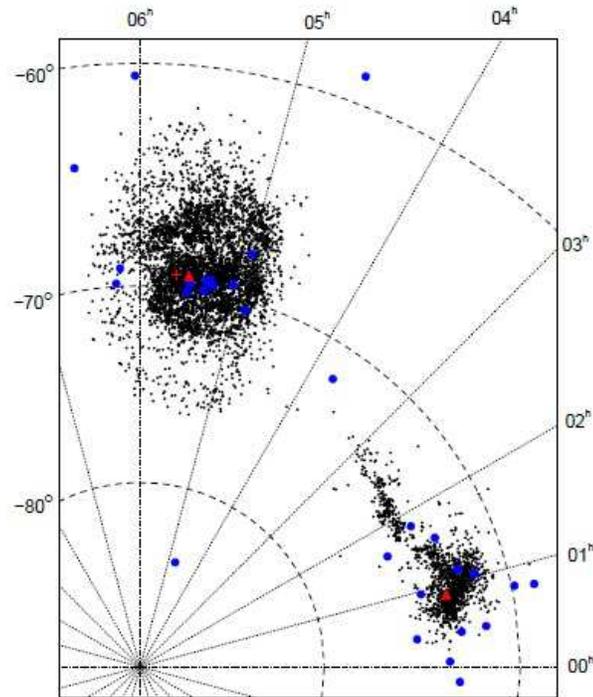


Figura 1.7: Imagen tomada de Bica et al. (2008) en la que se muestra la distribución angular de todos los objetos extendidos catalogados en la región de las NMs. Los círculos llenos azules representan CEs más viejos que 4.000 millones de años. Los centroides de ambas galaxias se representan con triángulos rojos.

Los histogramas de la Fig. 1.8 resumen la distribución de edades actualmente conocida en la NMM. Estos histogramas han sido confeccionados teniendo en cuenta todos los cúmulos catalogados con datos publicados hasta la fecha. Puede observarse la asombrosa ausencia de cúmulos con edades comprendidas en el rango $(3-12) \times 10^9$ años. La apreciable cantidad de cúmulos jóvenes en el primer histograma se debe principalmente a los importantes trabajos de Pietrzynski & Udalski (2000) y Glatt et al. (2010), quienes examinaron las edades y la distribución espacial de los mismos en la NMM. Pietrzynski & Udalski (2000) determinaron edades de unos 600 cúmulos estelares catalogados en el relevamiento de OGLE II (Udalski et al. 1998), todos más jóvenes que 1.2×10^9 años. Por otro lado, Glatt et al. (2010), usando los datos del “Magellanic Cloud Photometric Survey”, estudiaron ~ 1200 CEs con edades menores que 10^9 años (varios de ellos han sido también estudiados por Pietrzynski & Udalski).

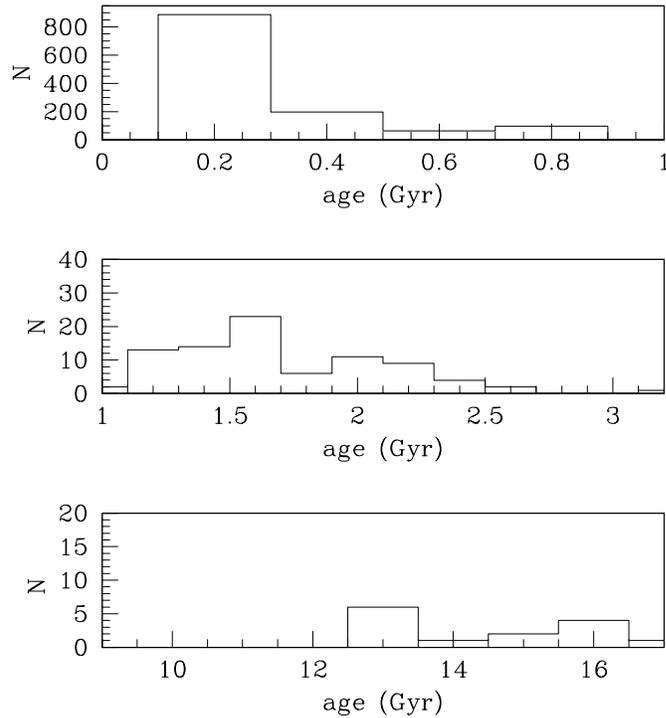


Figura 1.8: Histogramas de distribución de edad de todos los CEs con datos conocidos catalogados en la NMM.

1.4. Historia de Formación Estelar

Para tener un acabado y completo conocimiento de la historia de formación estelar en la NMM es necesario analizar toda su población. En ese sentido, el indicador ideal para poder entender la formación estelar en esta galaxia a lo largo de su historia se basa en el estudio de la compleja población estelar, tanto de los CEs que contiene como de las estrellas del campo. El estudio de estas últimas estrellas tiene una particular importancia cuando se trata de la NMM, dado que, debido al “age gap”, es imposible trazar en ese intervalo la formación y evolución química de la galaxia basándose únicamente en los CEs.

La separación de las diferentes poblaciones del campo fue considerada durante mucho tiempo una tarea prácticamente imposible (e.g., Schwarzschild 1958), hasta que recién en los años 80, con los nuevos conocimientos sobre evolución estelar y la función inicial de masa, junto con las mejoras tecnológicas desarrolladas, fue posible realizar ese estudio. La clave en la separación de las diferentes poblaciones se basa en la comparación cuantitativa entre diagramas CM observados y sintéticos (basa-

dos en isócronas teóricas), de acuerdo con la función inicial de masa adoptada y el modelo de historia de formación estelar adoptado.

Actualmente se dispone del primer modelo teórico que reconstruye la historia de formación estelar global en la NMM (Harris & Zaritsky 2009, en adelante HZ09). Este modelo se basa en la aplicación del software “StarFISH” para fotometría multibanda de unos ~ 20 millones de estrellas del relevamiento “Magellanic Clouds Photometric Survey”. De acuerdo a este modelo, luego del estallido inicial de formación de estrellas, la NMM experimentó un período de aparente quietud desde hace $\sim 12 \times 10^9$ hasta hace $\sim 5 \times 10^9$ años. Luego de ese período, las estrellas se han ido formando a lo largo del tiempo a una tasa aproximada de 0.2 masas solares por año, con variaciones temporales de hasta 2σ . Tanto en la NMM como en la NmM se han predicho estallidos de formación estelar ocurridos hace $\sim 5 \times 10^9$ años, lo cual sugiere una llamativa interacción entre ambos sistemas galácticos. Además, entre las épocas de variación de la tasa de formación estelar existen picos aparentemente ocurridos hace $\sim 2 \times 10^9$, 5×10^8 , 10^8 y 12×10^6 años. El modelo de HZ09 predice finalmente la concordancia entre las historias de formación de las estrellas del campo y de los CEs, en especial en la región de la *barra* donde se observa también el “age gap” en la población del campo.

Una manera de investigar las estrellas del campo y de algunos CEs en diferentes regiones de la NMM, consiste en determinar enrojecimientos, edades y metalicidades de una y otra componente estelar (campo y cúmulos). El análisis de estas variables, juntamente con las respectivas posiciones de estrellas y CEs en la NMM, puede permitir reexaminar de qué manera ocurrió la historia de formación estelar y cómo evolucionaron químicamente las diferentes regiones de esta galaxia. Algunos trabajos que deberían mencionarse en ese contexto son los siguientes :

- Gallart et al. (2008) estudiaron 4 campos localizados a diferentes distancias galactocéntricas del centro (entre 3 y 7 kpc) y encontraron que la edad de las poblaciones más jóvenes, en cada campo, crece con la distancia galactocéntrica.
- Aplicando la técnica del triplete del CaII, Carrera et al. (2008) determinaron, para los mismos campos anteriores, edades y metalicidades de un centenar de estrellas de la rama gigante roja, todas confirmadas como miembros de la NMM a partir de sus velocidades radiales. Los 3 campos correspondientes al disco interno tienen metalicidades similares, en tanto que el cuarto campo, más externo, es más pobre en metales hasta en un factor 2. La falta de estrellas más jóvenes en este campo y, por ende, más ricas en metales explica este resultado.

- Monelli et al. (2011) estudiaron los campos de Gallart et al. (2008) con mayor detalle. Estos autores encontraron un decrecimiento gradual con el radio del cociente de poblaciones jóvenes respecto de las poblaciones más viejas.

Estos resultados apuntan a una formación del disco de la NMM de afuera hacia adentro (“outside-in”) y no de adentro hacia afuera (“inside-out”), como predicen los tradicionales modelos de Λ CDM para las galaxias con masas similares a las NMM. La variación con el radio del cociente antes mencionado es más bien típico y esperado para galaxias menos masivas.

1.5. Relación Edad-Metalicidad

Algunas de las características particularmente sorprendentes de la NMM han sido reveladas con el estudio de la relación edad-metalicidad (Olszewski et al. 1991, Holtzman et al. 1999, Cole et al. 2005, HZ09, Rubele et al. 2011, Carrera et al. 2011, Piatti & Geisler 2013).

La relación edad-metalicidad (REM) resultante para los CEs de la NMM provee quizás la mejor información disponible de la historia del enriquecimiento químico en esta galaxia. En este contexto, los trabajos más recientes de HZ09, Carrera et al. (2011) y Piatti & Geisler (2013) resumen quizás todo lo que se conoce hasta la fecha. HZ09 presentaron la REM resultante de una muestra de 85 CEs (Fig. 1.9) con datos compilados de la literatura. En la Fig. 1.9 la metalicidad media derivada en función de la edad se muestra en línea continua, en tanto que la varianza estadística se ilustra en la envoltura gris. En la mencionada figura se aprecia claramente el mencionado “age-gap” dentro del cual se reconoce un único cúmulo conocido: ESO121 SC03. En períodos anteriores al “age-gap”, la NMM formó unos pocos CEs ricos en estrellas de baja metalicidad, población ésta similar a la de los cúmulos globulares galácticos. Luego del “age-gap” comenzó una era de formación estelar masiva que continúa hasta el presente. Los CEs formados en ese período presentan una gran dispersión en metalicidad y son significativamente más ricos en metales que la primera generación de CEs viejos.

Carrera et al. (2011) examinaron la REM para estrellas del campo de la NMM en base a espectroscopía del triplete del calcio ionizado de gigantes rojas individuales y fotometría BVRI de distintos campos estelares. Sus principales resultados podrían resumirse de la siguiente manera: (a) La REM resulta estadísticamente indistinguible en los diferentes campos estudiados. (b) Contrariamente a lo que se observa

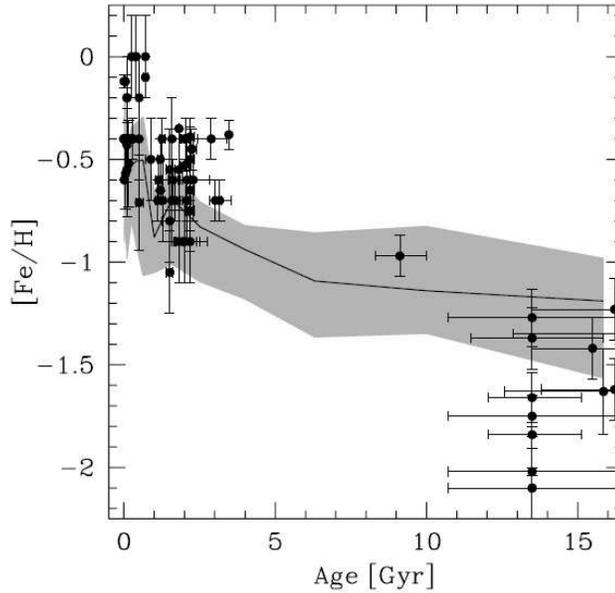


Figura 1.9: Relación edad-metalicidad para la NMM tomada del trabajo de Harris & Zaritsky (2009). Los círculos negros con sus barras de error corresponden a los 85 CEs con edades y metalicidades tomados de la literatura y utilizados en ese estudio. La metalicidad media se indica en línea continua en tanto que su varianza estadística se muestra en la región sombreada.

con los CEs de la NMM, en la población del campo no se observa ausencia alguna de estrellas formadas entre 3000 y 12000 millones de años atrás. (c) La edad de las poblaciones más jóvenes en cada campo estudiado crece con la distancia galactocéntrica. (d) El enriquecimiento químico observado en los últimos pocos miles de millones de años sólo ocurre en regiones que se encuentran más allá de los 7 kpc del centro de la NMM. (e) Se encuentra un mejor acuerdo para un escenario de formación del tipo “outside-in” (de afuera hacia adentro).

Piatti & Geisler (2013), por su parte, determinaron recientemente la REM de las estrellas del campo de la NMM usando una enorme base de datos obtenidos en el sistema fotométrico de Washington. Las determinaciones de edad y metalicidad fueron realizadas por estos autores usando el índice δT_1 (Geisler et al. 1997) y las curvas de isoabundancia de las ramas gigantes estándar (Geisler & Sarajedini 1999). Piatti & Geisler (2013) obtuvieron una REM representativa de cada región. Esto significa que ellos no incluyen información completa de todas las poblaciones estelares en cada región sino más bien de la población estelar dominante. Estos autores no tuvieron en cuenta las poblaciones estelares minoritarias o más jóvenes que unos 1.000 millones de años, debido a los métodos utilizados en la determinación de sus parámetros.

En la Fig. 1.10, tomada de Piatti & Geisler (2013), se han graficado con líneas sólidas las diferentes relaciones edad-metalicidad obtenidas, juntamente con la inferida por ellos mismos, a saber: HZ09 (en amarillo), Rubele et al. (2011, en negro), Pagel & Tautvaisiene (1998, en azul) y Geha et al. (1998, en rojo). Estos últimos resultados corresponden a ajustes de modelos de estallido de formación estelar (“*bursting*”) y de “caja cerrada”, respectivamente. Los círculos llenos rojos y azules en la figura corresponden a la REM derivada por Carrera et al. (2008) para la *barra* y el disco, respectivamente.

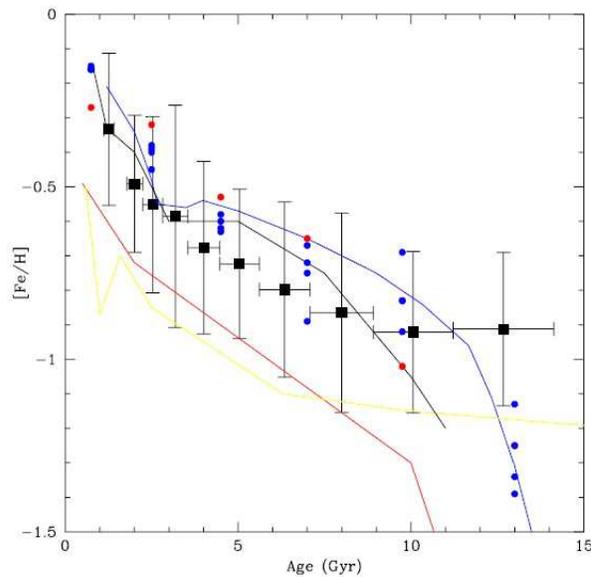


Figura 1.10: Relación Edad-Metalicidad (REM) resultante de la NMM estudiada por Piatti & Geisler (2013) en línea negra y comparada con resultados obtenidos por otros autores: HZ09 (en amarillo), Rubele et al. (2011, en negro), Pagel & Tautvaisiene (1998, en azul) y Geha et al. (1998, en rojo). Los cuadrados negros representan REM combinada de los 21 campos estudiados por Piatti & Geisler (2013), en tanto que los círculos azules y rojos representan los valores obtenidos por Carrera et al. (2011) para el disco y la *barra* respectivamente. De dicho trabajo la figura fue tomada.

De la Fig. 1.10, Piatti & Geisler (2013) encuentran que el modelo de “bursting” de Pagel & Tautvaisiene parece ser el que mejor representa la REM obtenida por Carrera et al. (2011), a pesar de la sugerencia de estos últimos autores de utilizar el modelo de “caja cerrada”. Sin embargo, esta concordancia es sólo aparente ya que Pagel & Tautvaisiene (1998) construyeron su modelo sin incluir formación de estrellas entre hace 3000 y 12000 millones de años, lo cual contradice los resultados

de Carrera et al. (2011), quienes mostraron la existencia de varias estrellas formadas precisamente en ese período en la NMM.

Piatti & Geisler (2013) confirman en su trabajo que no encuentran una evolución química significativa en el período comprendido entre hace 6000 y 12000 millones de años, a pesar de que en el mismo se formaron estrellas. Por otro lado, el modelo de Geha et al. (1998) de “caja cerrada” parece estar cualitativamente cercano a la REM derivada por HZ09. Geha et al. (1998) llegaron a la conclusión de que la NMM ha evolucionado químicamente dentro de un escenario que combina ambos modelos, el de “caja cerrada” y de estallido de formación de estrellas (“bursting”).

El modelo de “caja cerrada” es un modelo simple de evolución química. Las suposiciones adoptadas para el mismo son que el gas en la galaxia se encuentra suficientemente bien mezclado, no se escapa gas de la galaxia ni se agrega a la misma (“outflow/infall”), la masa total ($M_{gas} + M_{estrellas}$) es constante y los metales mantienen la misma proporción entre ellos, es decir que todas las estrellas contribuyen con la misma cantidad y tipo de metales al final de sus vidas.

Las dos características realmente sorprendentes antes mencionadas, esto es, el “age gap” y el amplio gradiente de metalicidad entre la población joven y de edad intermedia en la NMM, son importantes por los indicios que proveen acerca de la historia de formación estelar de la NMM. Lamentablemente, sin embargo, estas dos importantes características presentan grandes dificultades a la hora de su interpretación.

1.6. La Barra de la Nube Mayor de Magallanes

La región estelar de la *barra* en la NMM constituye una de sus características más destacadas. Su enigmática estructura alargada domina las imágenes en el óptico. Esta característica se asocia normalmente a una *barra* dinámica masiva, común en los centros de galaxias espirales. Sin embargo, HZ09 consideran que, por varias razones, se torna difícil interpretar la *barra* de la NMM como una estructura dinámica embebida en el disco de la galaxia. La principal razón es que la *barra* no se muestra en imágenes que trazan el medio interestelar de la NMM, como son el HI y H_α (Kim et al. 1998), CO (Mizuno et al. 2001) o la emisión en 8μ y 24μ (Meixner et al. 2006). Dado que una *barra* dinámica es la manifestación de una inestabilidad gravitacional en el disco de una galaxia, ésta debería afectar a todo tipo de materia, estrellas, gas

y polvo. Otra fuente de ambigüedad relacionada con la *barra* es que, en general, la formación estelar se concentra allí (en la *barra*) en galaxias espirales barreadas, lo cual no ocurre en la NMM. Una estructura de *barra* dinámica hace que se canalicen el gas y el polvo hacía el centro de la galaxia (Mackey & Gilmore 2004), llevando así a un estallido de formación estelar en el núcleo (e.g., Schinnerer et al. 2006). En el caso de la NMM, las regiones más activas de formación estelar, incluyendo 30 Doradus, se encuentran proyectadas bien afuera de la *barra*. Además, la *barra* no está centrada respecto del disco subyacente y las distancias medidas a la *barra* y al disco son diferentes. En efecto, la *barra* se encuentra “elevada” con respecto al plano del disco en ~ 0.5 kpc, encontrándose más cerca hacia nosotros (Nikolaev et al. 2004).

Estas anomalías han generado diferentes explicaciones, algunas más exóticas que otras, acerca de la naturaleza de la *barra*. Una de estas teorías es, por ejemplo, la de Zaritsky (2004), quien sugirió que la *barra* es la proyección de un bulbo contenido en el disco de la galaxia. De esta manera explica el hecho de que la *barra* no se encuentra alineada con el disco, dado que sólo se observa la mitad del bulbo ubicado por delante del disco. La asimetría en la parte noreste se debería a que la otra mitad del bulbo, ubicada por detrás del disco, resulta oscurecida por este último. Zhao & Evans (2000) propusieron que la *barra* es una estructura no virializada que se encuentra en nuestra línea de la visual. Según esta hipótesis, la *barra* sería una compañera de la NMM que se formó en la misma nube de gas que formó al sistema magallánico. Esta explicación concuerda con el modelo de Lynden Bell (1982), quien propuso que una nube rica en gas formó la NMM y algunas pequeñas compañeras cuyas historias de formación estelar y evolución química fueron diferentes. Además, según este modelo, es probable que la Nmm, Ursa Minor y Draco fueron compañeras de la *barra* que se liberaron de ella en diferentes épocas, mientras que la *barra* sigue aún al alcance de la NMM. Esta hipótesis sería consistente con la ausencia de diferencias en las velocidades radiales y con la distancia entre los centros de la *barra* y del disco. No lograría explicar, sin embargo, la falta de coincidencia entre el centro de rotación y el centro gravitacional de la *barra*.

A pesar de la variedad de hipótesis propuestas, la más plausible y aceptada a la fecha es que la *barra* se debe a las interacciones y fuertes perturbaciones existentes entre las dos NMs y la VL. La complicada historia de interacción entre las tres galaxias hace que resulten efectos dinámicos y características morfológicas verdaderamente complejas (e.g., Staveley-Smith et al. 2003). En este sentido, Bekki & Chiba (2005) han propuesto un modelo dinámico para la formación y evolución de la NMM y las distintas interacciones entre las 3 galaxias en los últimos 9000 millones de años. Estos autores lograron reproducir la distribución de edades observada de los

cúmulos, lo que podría implicar que la formación de los mismos estaría relacionada con los encuentros cercanos entre las 3 galaxias: las dos NMs y la VL.

En la Fig. 1.11, tomada de Bekki & Chiba (2005), puede apreciarse la evolución orbital de las 3 galaxias. Según este modelo dinámico, en los últimos 9000 millones de años, las NMs han tenido algunos encuentros cercanos. Desde hace ~ 1500 millones de años hasta el momento, pareciera ser que las dos NMs orbitan en torno a la VL, dado que coinciden sus evoluciones orbitales (para el potencial gravitacional adoptado y las masas de las 3 galaxias adoptadas en el modelo). Si bien la distancia entre las dos NMs se ha mantenido comparativamente pequeña (< 40 kpc) en el transcurso de los últimos 4000 millones de años, según el modelo esto no parece haber ocurrido en un tiempo anterior, esto es, desde que se formaron hasta hace aproximadamente 5000 millones de años.

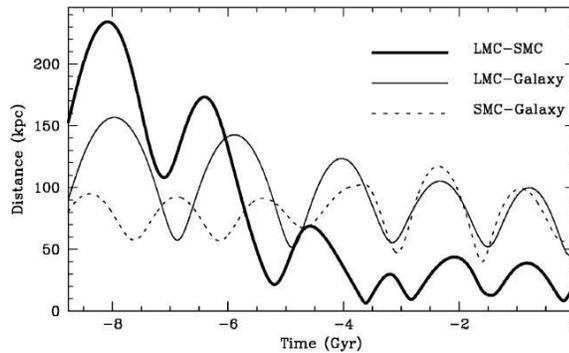


Figura 1.11: Modelo de evolución de las órbitas de las NMs según el modelo de Bekki & Chiba (2005). La línea gruesa indica la separación entre las NMs, la línea más fina representa la separación entre la NMM y la VL, mientras que la línea discontinua la separación entre la NmM y la VL. El cero en la escala del tiempo indica el tiempo presente.

Los pasajes cercanos ocurridos entre las dos NMs habrían perturbado estas dos galaxias, dando lugar a la formación de la *barra* observada actualmente en la NMM y a la formación del ala actualmente observada en la NmM. Estos episodios estarían además relacionados con los procesos de formación estelar en los cúmulos y en las poblaciones del campo en ambas galaxias. Si bien este modelo logra explicar las interacciones ocurridas en los últimos 9.000 millones de años, no puede explicar la presencia de CEs más viejos que unos 12.000 millones de años en la NMM, es decir el primer episodio de formación estelar.

Dada la controversia aún existente y las incertidumbres involucradas en las distintas hipótesis y modelos acerca del origen y estructura de la *barra*, es evidente que se requieren nuevos y más completos estudios sobre esta emblemática característica de la NMM: la *barra*.

1.7. Estructura Vertical (EV)

Hace poco más de una década, Piatti et al. (1999) reportaron fotometría CCD en el sistema de Washington para 21 campos estelares ubicados en la porción norte de la NMM. Estos campos se distribuyen sobre un área total de ~ 2.5 grados cuadrados, a unos 6 grados de distancia de la *barra*. Las regiones elegidas fueron seleccionadas por su proximidad a SL 388 y SL 509, dos cúmulos cuyos diagramas CM exhiben la presencia de un “clump” secundario de gigantes rojas, observacionalmente detectado por vez primera por Bica et al. (1998). A partir de los datos recolectados, Piatti et al. (1999) encontraron que la mayoría de los campos observados no presentan diagramas CM con “clumps” secundarios claramente separados del “clump” primario o principal, sino más bien una sorprendente estructura vertical (EV) continua, identificada por vez primera por los mismos autores. Esta EV yace por debajo del “clump” de las gigantes rojas y se extiende a lo largo de ~ 0.45 magnitudes sobre el costado más azul del “clump”. Si bien el “clump” de las gigantes presenta cierta inclinación debido probablemente a enrojecimiento diferencial, la EV conserva su verticalidad. Entre los campos observados, Piatti et al. (1999) encontraron una relación en el sentido de que, a medida que aumenta el número de estrellas en el campo, también lo hace el número de estrellas de la EV. Este resultado demuestra que la EV constituye una característica intrínseca de la NMM y no revela, por ejemplo, la existencia de una galaxia enana ubicada por detrás de la NMM, como se especuló en un principio. Piatti et al. (1999) consideran que esta EV es probablemente el resultado de algún proceso evolutivo de las estrellas gigantes rojas, particularmente en regiones en las cuales existe una marcada abundancia de este tipo de estrellas.

Estos resultados fueron de alguna manera predichos por modelos teóricos desarrollados por Girardi (1999), justamente en la época en que se detectó la EV. En efecto, de acuerdo a estos modelos, una mayor proporción de estrellas de edad intermedia ($1-2 \times 10^9$ años), mezcladas con estrellas más viejas con valores de $[Fe/H]$ mayores que -0.7 , debería producir un “clump” secundario más azul y más débil, próximo a la masa para la cual tiene lugar la combustión del He en el centro de las estrellas. Los resultados observacionales de Piatti et al. (1999) parecerían sugerir, sin embargo, que deberían existir otras condiciones -además de la edad, la metali-

cidad y la necesaria densidad de las gigantes rojas- para que pueda producirse una EV. De hecho, en toda la NMM se encuentran estrellas con las características antes mencionadas, mientras que la EV ha sido observada sólo en algunas regiones aisladas.

Las gigantes rojas del campo que conforman un “clump” han sido recientemente utilizadas para delinear los rasgos más generales de la estructura tridimensional de la NMM (Subramanian & Subramanian, 2010); las características básicas de su *barra* (Subramanian & Subramanian, 2009) y otros aspectos. Estos estudios aportan resultados preliminares que necesitan ser verificados y mejorados a la luz de más recientes, precisas y abundantes observaciones de estrellas en toda la *barra*. La enorme base de datos fotométricos obtenidos en este estudio representa, en este sentido, una fuente de enorme valor.

1.8. Objetivos del presente estudio

De acuerdo a lo expresado en las secciones precedentes, es mucho lo que se ha avanzado a lo largo del tiempo en el conocimiento de la NMM. Sin embargo, es todavía mucho lo que falta por develar. Si bien algunos trabajos, particularmente de la última década, han contribuido a mejorar nuestro actual conocimiento acerca de la composición química de los CEs en la NMM, existe aún hoy una notable escasez de abundancias metálicas superficiales (metallicidades) conocidas entre las diferentes poblaciones de esta galaxia satélite de la Vía Láctea. El principal objetivo del presente estudio consiste en examinar de qué manera evolucionó químicamente la NMM. Para ello, se utilizará en este estudio un total de 81 CEs como trazadores de la evolución química de la NMM, más de la mitad de los cuales sin estudios previos, a los cuales se les determinarán los principales parámetros astrofísicos, a saber: radios angulares y lineales, enrojecimientos, distancias proyectadas, edades y metalicidades. Dos de esos 81 CEs sólo han sido pobremente estudiados a través de fotometría UBV integrada. La determinación de parámetros astrofísicos en este trabajo será realizada usando datos fotométricos de excelente calidad obtenidos con el telescopio *Víctor Blanco* de 4 m del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (Chile). Se examinará la posible existencia de un gradiente de metalicidad, la relación edad-metalicidad y la historia de formación estelar en la NMM. Los cúmulos estudiados se distribuyen en diferentes regiones de la NMM, incluyendo la compleja región de la *barra*. Se discutirán en particular las dificultades encontradas en esa región y las inevitables imprecisiones con que algunos parámetros deben ser determinados para cúmulos proyectados sobre la misma. Finalmente, se compararán los

presentes resultados con algunas predicciones teóricas y con resultados obtenidos en trabajos anteriores utilizando distintas técnicas.

El presente trabajo está organizado de la siguiente manera. En el **Capítulo 2** se presenta la muestra seleccionada de cúmulos a estudiar y se describen brevemente las observaciones fotométricas realizadas. En el **Capítulo 3** se describe en detalle todo el procedimiento de reducción de los datos "mosaico" obtenido en el Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo. En el **Capítulo 4** se explica y se justifica la determinación de los distintos parámetros astrofísicos de los CEs seleccionados. En el **Capítulo 5** se presentan los resultados inferidos de las observaciones y en el **Capítulo 6** el análisis y la discusión de estos resultados. Finalmente, en el **Capítulo 7** se resumen las principales conclusiones de este estudio.

Capítulo 2

Observaciones fotométricas

2.1. Introducción

En la actualidad se sabe que la NMM contiene una importante población de cúmulos estelares (CEs). Hace poco más de 20 años, Hodge (1988) estimó esta población en ~ 4200 cúmulos. El catálogo más reciente de Bica et al. (2008), compilado de la literatura, incluye CEs, asociaciones estelares y otros objetos extendidos, de los cuales ~ 3050 son CEs que pertenecen a la NMM. Sin embargo, el número de cúmulos de la NMM con edades y metalicidades determinadas hasta el momento dista mucho de ser suficiente como para permitir delinear con detalle la evolución química en la mayor de las galaxias satélites de la Vía Láctea (VL).

En la Fig. 2.1 se muestran las distribuciones espaciales de todos los CEs clasificados como cúmulos genuinos (C) y cúmulos similares a asociaciones estelares (CA) en el catálogo de Bica et al. (2008), catalogados hasta el momento en la NMM (puntos negros). En la Fig. 2.1 (izquierda) se indica en color rojo el centro óptico y la región de la *barra* de la NMM, mientras que en la Fig. 2.1 (derecha) se han representado en puntos rojos los CEs cuyas edades han podido ser estimadas por diferentes métodos. Nótese que si bien una importante fracción de los CEs de la NMM ya han podido ser estudiados ($\sim 60\%$ del total), claramente falta aún mucho por estudiar, especialmente en la *barra*.

2.2. El sistema fotométrico de Washington

Existen algunas técnicas observacionales alternativas, tanto espectroscópicas como fotométricas, para determinar edades y metalicidades de estrellas del campo y

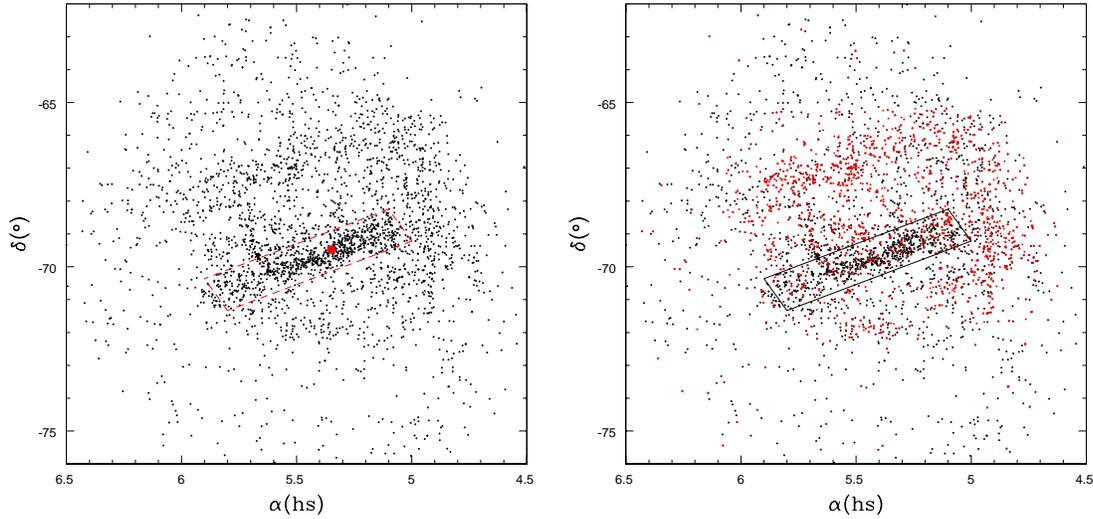


Figura 2.1: Distribución espacial de los CEs en la NMM. Los cúmulos con edades estimadas por distintos autores se representan en color rojo en la figura de la derecha. El centro de la NMM y la región de la *barra* están indicados en color rojo en la figura de la izquierda.

de cúmulos en general. En particular, el sistema fotométrico de Washington, definido originalmente por Canterna (1976) y más tarde redefinido y calibrado por Geisler et al. (1991), constituye actualmente una valiosa herramienta de trabajo para determinar una variedad de parámetros astrofísicos (distancia, absorción interestelar, edad, etc.), entre ellos principalmente la abundancia metálica superficial (metalicidad), tanto de CEs como de las estrellas del campo ubicadas en las regiones circundantes a los mismos. Geisler et al. (1991) y Geisler & Sarajedini (1999) han explicado y demostrado el porqué de la eficiencia de este sistema para determinar metalicidades confiables.

El sistema de Washington fue inicialmente desarrollado para estrellas tardías de tipos G y K y poblaciones estelares viejas. Sin embargo, la notable utilidad de los diagramas CM de la fotometría de Washington, tanto para los cúmulos jóvenes como para los viejos y/o de edad intermedia, explica porqué este sistema ha ganado en popularidad y está siendo en la actualidad muy aplicado a CEs en un amplio rango de edad, tanto en nuestra Galaxia como en las dos Nubes de Magallanes (NMs) y otras galaxias más lejanas. La obtención de isócronas teóricas para el sistema fotométrico de Washington (Lejeune & Schaerer 2001, Girardi et al. 2002) representó en su momento un fuerte estímulo para la determinación de edades y metalicidades de CEs en base a ajustes de diagramas CM observados.

2.3. Instrumental utilizado

Las observaciones fotométricas correspondientes al presente estudio se llevaron a cabo utilizando el telescopio “V́ctor Blanco” de 4 m del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO, Chile; Figura 2.2). Numerosas imágenes fueron obtenidas usando el filtro C del sistema fotométrico de Washington y los filtros R e I del sistema de Kron-Cousins. Las observaciones realizadas en las bandas C , R e I han mostrado ser particularmente sensibles a la metalicidad de los cúmulos observados (Geisler et al. 1991; Geisler & Sarajedini 1999).



Figura 2.2: Imágen de CTIO de la cúpula perteneciente al telescopio “V́ctor Blanco” de 4 m. A la izquierda pueden apreciarse las Nubes de Magallanes.

El telescopio mencionado posee la cámara “MOSAIC II”, la cual contiene un arreglo de 8 amplificadores de 2048×4096 píxeles cada uno, ordenados como un detector de 8192×8192 píxeles. Un píxel de la cámara de “mosaico” subtiende $0.27''$ en el cielo, por lo que el campo resultante es de $36' \times 36'$ ($\sim 500 \times 500 \text{ pc}^2$ a la distancia de la NMM). La imagen “mosaico” resultante es la imagen formada por estos 8 CCDs, con regiones vacías (gaps) de 0.7 mm y 0.5 mm en las direcciones de las filas y columnas, respectivamente, tal como ilustra la Fig. 2.3.

En la Tabla 2.1 se consignan las ganancias, el ruido de lectura (“*readout noise*”) y los niveles de saturación de cada CCD.

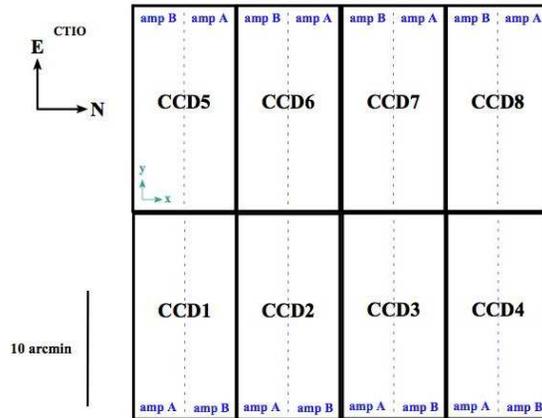


Figura 2.3: Imagen del “MOSAIC II” resultante en el telescopio “Víctor Blanco” de 4 m de CTIO. Se indica además la orientación de la imagen compuesta.

Tabla 2.1: Datos asociados a cada CCD utilizado.

N° CCD	1	2	3	4	5	6	7	8
Ganancia (e^-/ADU)	2.6	2.7	2.3	2.4	1.8	2.0	2.7	3.3
Readout noise (e^-)	6.1	7.8	7.9	7.8	7.1	8.0	5.8	7.7
Saturación (e^-)	46000	34500	29000	25000	44000	51000	41000	21500

2.4. Descripción de las Observaciones

Las observaciones para el presente proyecto se llevaron a cabo durante 2 noches fotométricas en diciembre del 2000, en el transcurso de las cuales se observaron un total de 21 campos en la NMM y 12 campos en la NmM. Si bien los 33 campos observados fueron enteramente reducidos, sólo nos concentraremos en este estudio en los campos pertenecientes a la NMM. A estas regiones deben sumarse, además, las imágenes de las estrellas estándar con las cuales se calibraron luego las observaciones al sistema estándar de referencia. Se observaron 5 “áreas seleccionadas” por noche con estrellas estándar de la lista publicada por Geisler (1996). Cada campo con sus correspondientes estrellas estándar se observó con los 3 filtros mencionados (C , R e I), con exposiciones de 450 segundos en el filtro C y 150 segundos en los filtros R e I , respectivamente. En cada noche se tomaron además unas 10 exposiciones de bias, 5 exposiciones de flat de cúpula en cada filtro y otras 5 exposiciones de flat de

cielo por filtro.

2.5. Muestra seleccionada

En la Fig. 2.4 puede apreciarse la distribución de los campos observados y sus respectivos tamaños a escala, como así también la región de la *barra* delimitada con líneas discontinuas. Nótese que los campos se distribuyen en diferentes zonas de la galaxia, estando dos de ellos proyectados sobre la *barra*. Estos últimos presentan una mayor complejidad a la hora de procesar las correspondientes imágenes debido a que se encuentran extremadamente poblados. En efecto, en estos campos pueden apreciarse más de 1 millón de estrellas resueltas en promedio. Por otra parte, la elevada cantidad de CEs con sus campos circundantes fuertemente contaminados por estrellas del campo torna prácticamente imposible separar estas dos componentes, esto es, campos y cúmulos. Consecuentemente, los resultados obtenidos en estas regiones presentan mayor incertidumbre que en las regiones fuera de la *barra*. En algunos campos no se encontraron cúmulos sin estudios previos o pobremente estudiados, por lo cual éstos campos, finalmente, no han sido utilizados en el presente estudio.

Cabe aclarar que más de la mitad de los cúmulos seleccionados para el presente trabajo no han sido aún estudiados. En consecuencia, para estos objetos han podido determinarse por primera vez los parámetros astrofísicos fundamentales, al par que ha sido también posible, para poco menos de la mitad de los cúmulos observados, confirmar o corregir los valores previamente obtenidos a partir de otras técnicas como, por ejemplo, fotometría integrada. Los 21 campos observados en la NMM cubren \sim el 8% del total de esta galaxia.

En la Tabla 2.2 se presenta la muestra seleccionada de cúmulos a estudiar, juntamente con sus coordenadas ecuatoriales absolutas y galácticas y su ubicación en la Fig. 2.4.

Tabla 2.2: Muestra seleccionada de cúmulos estudiados.

Cúmulo ^a	α_{2000} (hs m s)	δ_{2000} (° ' ")	l (°)	b (°)	N° campo observado
SL 33, LW 59, KMHK 91	04 46 25	-72 34 06	284.717	-34.986	4
SL 41, LW 64, KMHK 105	04 47 30	-72 35 18	284.704	-34.903	4

Tabla 2.2: (continuación)

Cúmulo ^a	α_{2000} (hs m s)	δ_{2000} (° ' ")	l (°)	b (°)	N° campo
KMHK 123	04 49 00	-72 38 24	284.713	-34.780	4
KMHK 128	04 49 14	-72 03 24	285.177	-34.613	4
SL 48, LW 68, KMHK 133	04 49 27	-72 46 54	284.859	-34.698	4
LW 69, KMHK 137	04 49 39	-72 14 53	284.246	-34.874	5
KMHK 151	04 50 21	-72 49 39	284.881	-34.619	4
SL 54, LW 78, KMHK 162	04 50 48	-72 34 36	284.582	-34.677	4
KMHK 183	04 51 41	-72 13 13	284.147	-34.739	5
SL 73, LW 86, KMHK 214	04 52 45	-72 31 04	284.454	-34.561	5
SL 72, LW 87, KMHK 217	04 52 54	-72 10 21	284.054	-34.667	5
BSDL 594, LOGLE 87	05 05 53	-67 02 59	277.678	-35.038	8
BSDL 654, LOGLE 123	05 07 21	-66 49 45	277.377	-34.948	8
BSDL 665, LOGLE 130	05 07 47	-66 47 53	277.329	-34.914	8
BSDL 675, LOGLE 134	05 07 56	-67 21 28	277.990	-34.776	9
KMHK 575, LOGLE 139	05 08 28	-66 46 14	277.278	-34.854	8
SL 263, LOGLE 144	05 08 54	-66 47 08	277.285	-34.809	8
HS 130, KMHK 588	05 09 15	-67 41 59	278.362	-34.577	9
BSDL 761	05 10 02	-66 42 00	277.155	-34.717	8
BSDL 779, LOGLE 182	05 10 32	-66 56 24	277.428	-34.619	10
SL 281, KMHK 616, LOGLE183	05 10 33	-67 07 39	277.650	-34.579	9
BSDL 783, LOGLE 186	05 10 39	-66 43 45	277.174	-34.651	8
H88-188, KMHK 622, LOGLE 191	05 10 54	-67 28 16	278.049	-34.474	9
SL 293, KMHK 630	05 11 09	-67 40 57	278.295	-34.405	9
HS 156, H88-190, KMHK 632	05 11 11	-67 37 36	278.227	-34.414	9
SL 310, KMHK 652, LOGLE 224	05 12 30	-67 17 28	277.797	-34.359	9
NGC 1864, SL 309, ESO 56-79	05 12 40	-67 37 24	278.187	-34.276	9
BSDL 923	05 13 43	-67 24 10	277.901	-34.223	9
HS 178, KMHK 667	05 13 48	-66 37 12	276.970	-34.367	9
HS 253, LOGLE 403	05 22 03	-70 02 44	280.833	-32.962	12
KMK88-52	05 22 17	-70 02 00	280.814	-32.945	12

Tabla 2.2: (continuación)

Cúmulo ^a	α_{2000} (hs m s)	δ_{2000} (° ' ")	l (°)	b (°)	N° campo
KMK88-57, LOGLE 483	05 26 53	-69 48 54	280.473	-32.596	12
LW 211, KMHK 901	05 25 27	-73 34 13	284.858	-31.979	13
SL 460, LOGLE 456	05 25 28	-69 46 32	280.453	-32.724	12
SL 469, LOGLE 467	05 25 57	-69 45 04	280.415	-32.687	12
BSDL 1723, LOGLE 473	05 26 24	-69 43 51	280.384	-32.652	12
NGC 1969, SL 479,ESO56 SC124	05 26 34	-69 50 27	280.509	-32.619	12
NGC 1971, SL 481, ESO56 SC128	05 26 46	-69 51 03	280.518	-32.601	12
NGC 1972, SL 480, ESO56 SC129	05 26 49	-69 50 17	280.502	-32.599	12
SL 490, LW 217, KMHK 939	05 27 18	-73 40 48	284.951	-31.828	13
H 14, SL 506, LW 220, KMHK 967	05 28 39	-73 37 49	284.871	-31.745	13
LW 231, KMHK 1031	05 30 26	-75 20 54	286.813	-31.270	14
IC 2140, SL 581, LW 241,ESO33 SC24	05 33 21	-75 22 35	286.800	-31.084	14
SL 691, BRHT 40a, KMHK 1319	05 44 14	-70 39 20	281.213	-31.027	16
SL 692, BRHT 40b, KMHK 1320	05 44 15	-70 40 10	281.229	-31.025	16
BSDL 2938, LOGLE 717	05 44 42	-70 25 31	280.941	-31.013	16
HS 406, KMHK 1332, LOGLE 720	05 44 47	-70 24 22	280.917	-31.008	16
HS 409, KMHK 1336, LOGLE 721	05 44 57	-70 19 59	280.831	-31.001	16
BSDL 2950, LOGLE 723	05 45 01	-70 32 34	281.074	-30.974	16
BSDL 2963, LOGLE 727	05 45 20	-70 36 06	281.139	-30.941	16
SL 704, KMHK 1343, LOGLE 728	05 45 25	-70 24 05	280.905	-30.955	16
HS 410, KMHK 1344, LOGLE 729	05 45 32	-70 45 34	281.320	-30.910	16
BSDL 2972, LOGLE 731	05 45 46	-70 43 09	281.271	-30.894	16
BSDL 2978, LOGLE 732	05 45 59	-70 43 46	281.281	-30.876	16
LOGLE 733	05 46 11	-70 43 12	281.268	-30.860	16
BSDL 2993, LOGLE 735	05 46 37	-70 46 33	281.329	-30.820	16
HS 414, BRHT 42b, KMHK 1365	05 46 41	-70 50 52	281.411	-30.807	16
SL 716, BRHT 42a, KMHK 1367	05 46 47	-70 49 58	281.3934	-30.800	16
BSDL 3001, LOGLE 738	05 46 48	-70 35 21	281.111	-30.823	16
BSDL 3000, LOGLE 739	05 46 51	-70 30 40	281.019	-30.825	16

Tabla 2.2: (continuación)

Cúmulo ^a	α_{2000} (hs m s)	δ_{2000} (° ' ")	l (°)	b (°)	N° campo
BSDL 3003, LOGLE 740	05 46 52	-70 48 21	281.361	-30.796	16
BSDL 3050	05 48 00	-70 28 30	280.968	-30.734	16
KMHK 1389	05 48 12	-70 28 00	280.956	-30.718	16
BSDL 3060	05 48 12	-70 33 24	281.061	-30.710	16
HS 420, KMHK 1403	05 48 28	-70 32 52	281.049	-30.688	16
BSDL 3072	05 48 33	-70 29 00	280.973	-30.687	16
BSDL 3071	05 48 35	-70 18 39	280.773	-30.699	16
KMHK 1408	05 48 46	-70 28 23	280.959	-30.670	16
HS 424, KMHK 1425	05 49 36	-70 41 35	281.207	-30.582	16
SL 748, KMHK 1437	05 50 15	-70 25 40	280.895	-30.550	16
HS 427, KMHK 1443	05 50 17	-70 36 56	281.111	-30.532	16
KMHK 1448	05 50 28	-70 32 33	281.027	-30.523	16
BSDL 3123	05 50 45	-70 34 34	281.063	-30.497	16
C11	05 50 48	-71 42 28	282.371	-30.397	17
BSDL 3158	05 52 11	-71 51 30	282.533	-30.276	17
KMHK 1504	05 53 15	-71 53 32	282.563	-30.191	17
H88-365, KMHK 1507	05 53 27	-71 41 12	282.325	-30.192	17
SL 775, LW 327, KMHK 1506	05 53 27	-71 43 00	282.360	-30.189	17
SL 826, LW,363, KMHK,1606	06 01 52	-72 21 19	283.046	-29.500	18
SL 870, LW 440, KMHK 1705	06 14 28	-72 36 34	283.310	-28.546	20
KMHK 1702	06 14 54	-72 30 19	283.190	-28.586	20

a) Diferentes designaciones de los CEs: (**H**): Hodge (1960); (**SL**): Shapley & Lindsay (1963); (**LW**): Lynga & Westerlund (1963); (**HS**): Hodge & Sexton (1966); (**C**): Hodge (1975); (**H88**): Hodge (1988); (**KMHK**): Kontizas et al. (1990); (**LOGLE**): Pietrzynski et al. (1999); (**BSDL**): Bica et al. (1999).

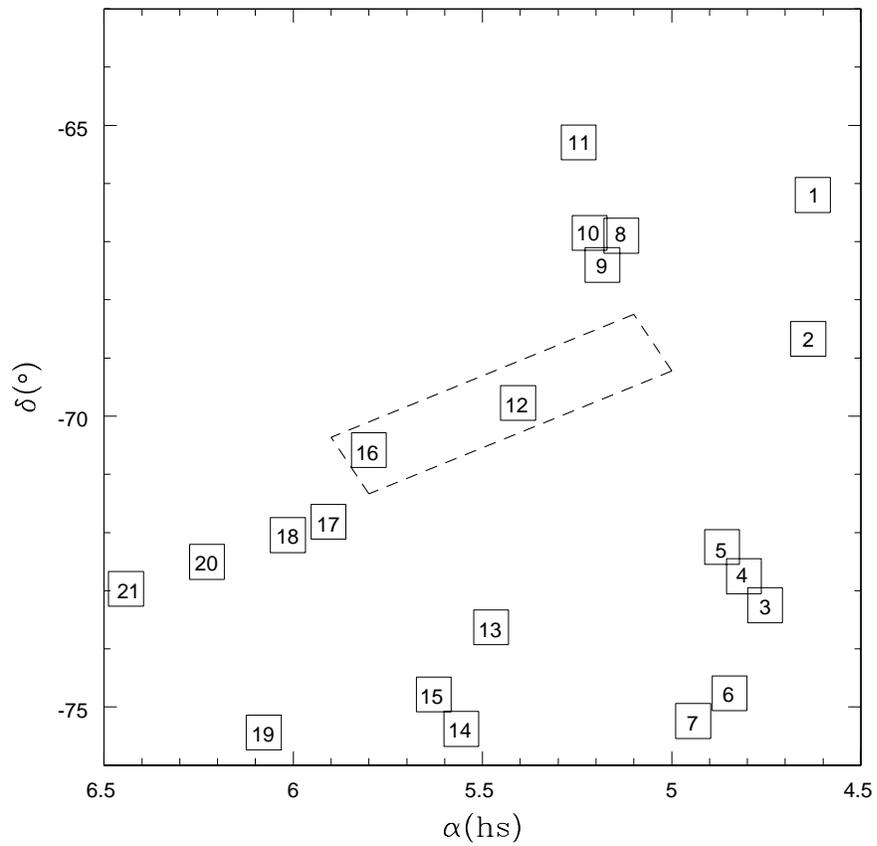


Figura 2.4: Distribución de los campos observados en la NMM. Los cuadrados a escala representan un campo de $36' \times 36'$, en tanto que la zona delimitada con líneas discontinuas indica la región de la *barra*.

Capítulo 3

Procesamiento de imágenes

3.1. Proceso de Reducción de Imágenes

El proceso de reducción de las imágenes incluyó la aplicación de 2 procedimientos. El primero consistió en la limpieza de los datos por *Bias, Dark, Flat Field, Fringing*, etc. El siguiente paso consistió en obtener la fotometría PSF (*Point Spread Function*) de las imágenes. En lo que sigue se describirán estos 2 procedimientos con cierto detalle.

3.1.1. Calibraciones

Las imágenes procesadas corresponden a las 21 regiones distribuidas en la NMM, mencionadas en la Sección 2.4, y a los respectivos campos de estrellas estándares para calibración. La reducción de las imágenes se llevó a cabo en el Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba usando el paquete MSCRED de IRAF¹.

Con la tarea CCDPROC se realizaron los primeros pasos básicos en el proceso de reducción. Se procesaron las imágenes de *bias* y los *dome-flats* (flat de cúpula), corrigiéndolas por “*cross-talk*”, *trimming* y *over-scan* y luego se las combinó. En particular, el efecto de “*cross-talk*” es un error en los recuentos de los píxeles de dos CCDs adyacentes cuando en uno de ellos aparece una estrella muy saturada. En la imagen, el efecto es fácilmente detectable como una copia de la estrella saturada de

¹IRAF es distribuido por el “National Optical Astronomy Observatory”, el cual es operado por la Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), Inc., bajo contrato con la “National Science Foundation”.

una imagen que aparece en el CCD adyacente.

Otro efecto a corregir en las imágenes es el denominado efecto de “*bleeding*”, el cual aparece en píxeles fuertemente saturados. Al no poder almacenar una gran cantidad de electrones, un determinado píxel comienza a “desbordar” electrones hacia los píxeles vecinos. Esa lectura de saturación provoca una especie de “chorros” de líneas verticales que salen de la estrella.

Para los filtros *C* e *I* fue necesario formar una imagen denominada “*super sky-flat*”, a partir de las imágenes de programa correspondientes a cada filtro, siguiendo el manual de instrucciones de Jannuzi et al. (2003), en lugar de utilizar las imágenes *sky-flat* directas tomadas por el telescopio. Esta particularidad se debe a que, por un lado, el filtro *I* produce el efecto de “*fringing*” en todas las imágenes y con el “*super sky flat*” se logró desafectar las imágenes de programa de este problema. Por otro lado, si bien el filtro *C* no tiene este problema, presenta los peores gradientes e inhomogeneidades en los diferentes CCDs que componen la imagen “mosaico”. Por lo tanto, se obtuvo para este último también un “*super sky-flat*” a partir de las imágenes de programa. En el caso del filtro *R*, se procedió directamente a combinar los *sky flats* tomados con ese filtro.

3.1.2. Fotometría PSF

Se realizó la fotometría PSF (“*Point Spread Function*”) en los campos antes mencionados dado que es la más adecuada y precisa en imágenes de campos poblados, en comparación con la fotometría de apertura. Para ello se usaron los programas DAOPHOT y ALLSTAR del código independiente DAOPHOT II, obtenido por Peter Stetson. Se decidió finalmente utilizar este paquete de fotometría debido a que el mismo posee la enorme ventaja de disminuir apreciablemente los tiempos de cómputo, garantizando, a su vez, una buena y confiable fotometría PSF, en comparación con lo realizado anteriormente con el paquete DIGIPHOTX de IRAF.

Las imágenes “mosaico” del telescopio de 4 m de CTIO son de gran tamaño y, a su vez, los campos observados se encuentran en regiones de enorme densidad estelar, lo que dificulta aplicar el procedimiento de la fotometría PSF a la imagen total final. Además, como no se tomaron varias imágenes de cada campo, levemente corridas, no resultó necesario correr la tarea “MSCSTACK”, ya que no fue posible “borrar” los gaps entre los distintos CCDs con la tarea “MSCMATCH” y, además, el obtener un nivel de cielo homogéneo en todo el campo lleva consigo un error asociado. Por

estas razones, se decidió trabajar con los CCDs individuales de cada imagen (en este caso, se obtuvieron 21×8 imágenes a estudiar) y, por lo tanto, realizar la fotometría PSF para cada CCD como si fueran imágenes independientes.

Para cada CCD se derivó una PSF variable de segundo orden mediante un proceso iterativo. En este proceso se seleccionaron 2 grupos de ~ 30 y 100 estrellas PSF, respectivamente. Luego, las estrellas vecinas a las seleccionadas fueron eliminadas en un procedimiento que combina los 2 grupos de estrellas seleccionadas, y finalmente, se obtuvo el ajuste PSF final con el grupo de las 100 estrellas seleccionadas. La selección de los grupos de estrellas PSF se realizó de manera interactiva. Luego, se utilizó el programa ALLSTAR para aplicar la PSF resultante a los objetos estelares identificados para luego crear una imagen sustraída. Esta última fue utilizada para encontrar estrellas débiles adicionales y medir sus respectivas magnitudes. Este procedimiento fue repetido 3 veces para cada CCD.

Luego de obtener una buena PSF e imagen de residuo prácticamente limpia de estrellas, se procedió a combinar las mediciones independientes utilizando los programas DAOMATCH y DAOMASTER del código independiente DAOPHOT II. De este procedimiento se obtuvo finalmente una tabla cuyas columnas contienen el número de identificación de cada estrella, sus coordenadas X e Y en píxeles y las magnitudes instrumentales, con sus respectivos errores, para cada estrella medida. Estos programas se utilizaron además para calcular las correcciones por apertura, comparando las magnitudes PSF y de apertura para las estrellas PSF, con sus estrellas vecinas sustraídas. Las correcciones de apertura resultantes fueron, en promedio, menores que 0.01 y 0.02 magnitudes (en valor absoluto) para imágenes obtenidas con los filtros C y R , respectivamente.

El siguiente paso consistió en transformar las magnitudes instrumentales en las bandas c , r e i al sistema estándar (C , T_1 y T_2). Para ello, se utilizaron las siguientes ecuaciones de transformación obtenidas con las estrellas estándares mediante ajustes por cuadrados mínimos:

$$c = a_1 + (C - T_1) + T_1 + a_2 X_C + a_3 (C - T_1), \quad (3.1)$$

$$r = b_1 + T_1 + b_2 X_{T_1} + b_3 (C - T_1), \quad (3.2)$$

$$i = d_1 + T_1 - (T_1 - T_2) + d_2 X_{T_2} + d_3 (T_1 - T_2), \quad (3.3)$$

en las cuales X es la masa de aire efectiva y los coeficientes a_i , b_i y d_i fueron obtenidos usando la tarea FITPARAM de IRAF (Tabla 3.1).

Tabla 3.1: Coeficientes de transformación al sistema estándar.

	C	T_1	T_2
Noche I	$a_1=(0.031\pm 0.013)$	$b_1=(-0.658\pm 0.011)$	$d_1=(0.149\pm 0.012)$
	$a_2=(0.251\pm 0.007)$	$b_2=(0.046\pm 0.006)$	$d_2=(0.014\pm 0.007)$
	$a_3=(-0.087\pm 0.003)$	$b_3=(-0.018\pm 0.003)$	$d_3=(0.019\pm 0.015)$
Noche II	$a_1=(0.047\pm 0.012)$	$b_1=(-0.675\pm 0.014)$	$d_1=(0.160\pm 0.019)$
	$a_2=(0.247\pm 0.008)$	$b_2=(0.053\pm 0.009)$	$d_2=(0.011\pm 0.012)$
	$a_3=(-0.110\pm 0.004)$	$b_3=(-0.021\pm 0.004)$	$d_3=(-0.012\pm 0.021)$

Los datos fotométricos transformados al sistema estándar fueron finalmente compilados en varias tablas, las cuales incluyen información sobre las posiciones de las estrellas no saturadas distribuidas en cada campo observado, sus magnitudes y colores, y sus respectivos errores. En este trabajo se decidió considerar slo los resultados obtenidos en C y T_1 , dejando para un futuro estudio aquellos que se obtengan con el filtro T_2 .

3.2. Datos obtenidos

Una vez procesadas y reducidas todas las imágenes obtenidas se obtuvo, para cada cúmulo, una tabla con el número de identificación de cada estrella, las coordenadas X e Y en píxeles, la magnitud T_1 y el color $C - T_1$, juntamente con sus errores asociados y los valores de “CHI” (χ) y “SHARP” (ver Sección 3.3). A modo de ejemplo, en la Tabla 3.2 se consignan estos datos para el SL 33. Sólo se presenta una porción de esta tabla correspondiente a SL 33 con el objeto de mostrar su forma y contenido. Las tablas completas de los 81 cúmulos estudiados están a disposición de quien las requiera a la autora de este trabajo.

Tabla 3.2: Datos CCD obtenidos en el campo del cúmulo estelar SL 33

N° de estrella	X (px)	Y (px)	T_1	σT_1	$C - T_1$	$\sigma(C - T_1)$	χ	sharp
200	19.643	655.190	22.577	0.070	0.499	0.093	0.761	0.079
201	19.715	1460.025	18.840	0.005	1.862	0.009	0.752	0.029
202	19.773	2028.745	22.071	0.113	0.569	0.117	0.794	-0.100
203	19.951	2412.007	21.109	0.020	0.562	0.026	0.766	0.278
204	20.117	2584.329	20.353	0.047	1.486	0.049	0.677	0.189
205	20.165	1323.386	21.236	0.024	0.927	0.036	0.707	-0.005
206	20.267	2270.768	21.355	0.024	0.872	0.031	0.716	-0.260
207	20.360	1878.468	21.863	0.038	1.174	0.062	0.696	-0.717
208	20.370	3892.565	22.109	0.053	0.850	0.071	0.862	-0.018
209	20.422	859.473	21.586	0.029	0.784	0.054	0.730	0.204
210	20.436	134.852	21.783	0.042	0.653	0.054	0.877	0.633

3.3. Errores fotométricos

En la Fig. 3.1 se muestran cómo varían los errores tanto en la magnitud T_1 como en el índice de color ($C - T_1$) en función de la magnitud T_1 medida para un cúmulo proyectado fuera de la *barra* (BSDL 3158) y para otro proyectado sobre la misma (SL 460), respectivamente. Estos errores fueron calculados por IRAF. Este comportamiento es típico de las cantidades medidas con el telescopio “V́ctor Blanco” de 4 m de CTIO. Como se aprecia en la Fig. 3.1, si no se tienen en cuenta las estrellas saturadas, los errores en T_1 son iguales o menores que 0.02 y 0.12 magnitudes para $T_1 \leq 20$ para los cúmulos proyectados fuera y sobre la *barra*, respectivamente y se incrementan hasta aproximadamente 0.04 y 0.18 magnitudes para $T_1 \sim 21.5$. Algo aproximadamente similar ocurre con el comportamiento de los errores en ($C - T_1$) en función de T_1 . Es claro que la región de la *barra* contiene una enorme densidad estelar y por lo tanto los errores asociados a los parámetros fotométricos son relativamente grandes.

En la Fig. 3.2 se muestra el comportamiento de los parámetros conocidos como χ y *sharp*, respectivamente, en función de la magnitud T_1 , para la región del cúmulo estelar C 11. El parámetro χ estima cuán bueno es el ajuste estadístico. En efecto, este parámetro es, por definición, la razón entre la desviación media absoluta del

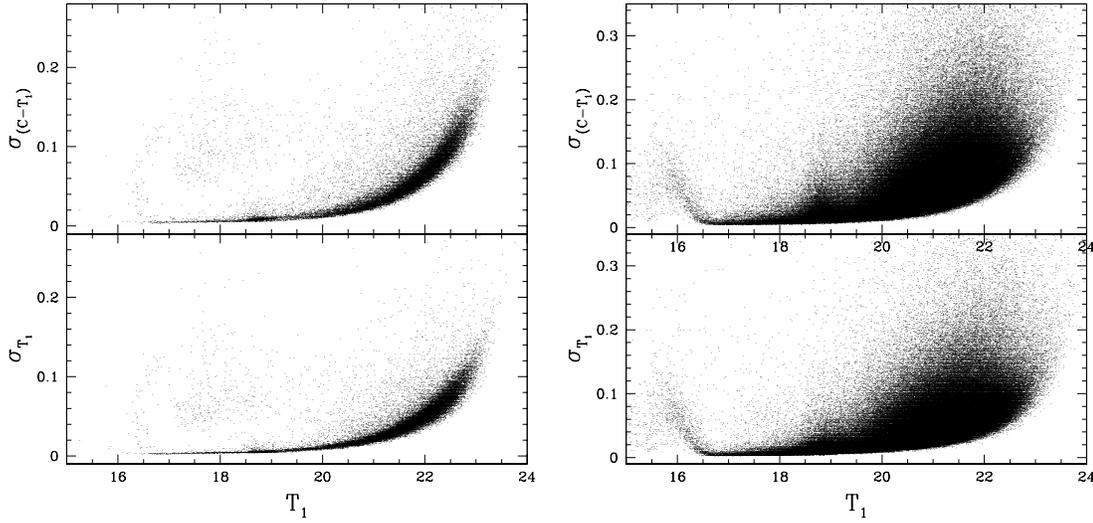


Figura 3.1: Errores en T_1 y $C - T_1$ en función de T_1 para los cúmulos BSDL 3158 (izquierda) y SL 460 (derecha).

ajuste del perfil observado píxel a píxel y el valor esperado de esta desviación en base al ruido determinado por la estadística de Poisson y el ruido de lectura del CCD. Al graficar la variación de este valor con respecto a la magnitud normalmente se advierte una dispersión próxima a la unidad ($\langle \chi \rangle = 0.80 \pm 0.05$), excepto en la parte más brillante donde pueden estar presentes efectos de saturación. Por otro lado, el parámetro denominado *sharp* describe la diferencia que aparece en el ancho del perfil actual del objeto con respecto al perfil de la PSF. Por lo tanto, para estrellas individuales el *sharp* tiene valores próximos a cero, mientras que para estrellas dobles no resueltas u objetos extendidos presenta valores mayores. Durante el proceso de reducción de los datos fotométricos se limitan los rangos elegidos de χ y *sharp*, con lo cual en la tabla final solo quedan las estrellas seleccionadas de acuerdo a estos rangos.

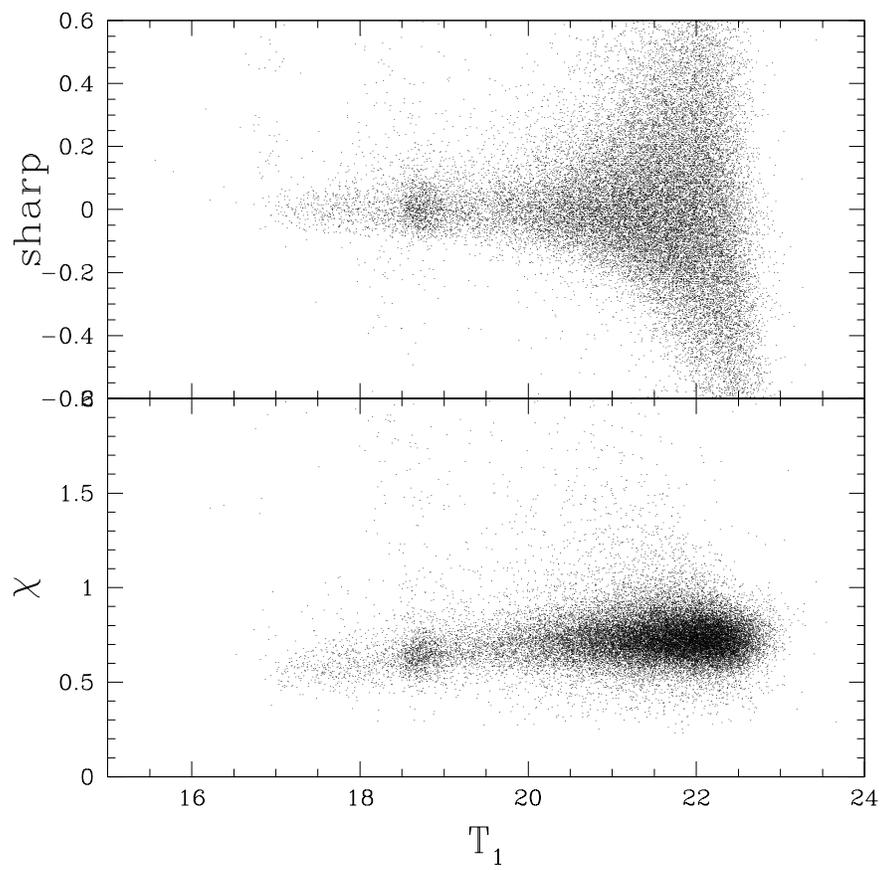


Figura 3.2: Comportamiento de los parámetros χ y *sharp* con respecto a T_1 para la región del cúmulo estelar C11

Capítulo 4

Determinación de Parámetros Fundamentales

4.1. Diagramas color-magnitud observados de la fotometría de Washington

Los diagramas CM observados de la fotometría de Washington de todos los cúmulos estudiados en el presente trabajo se presentan en el Capítulo 5. Estos diagramas son del tipo T_1 vs. $(C - T_1)$ y en adelante los denotaremos $(T_1, C - T_1)$. Los mismos exhiben características muy diversas dependiendo principalmente de la edad. Algunos cúmulos, particularmente los más jóvenes, presentan secuencias principales que se extienden 6 ó 7 magnitudes en T_1 , no incluyen estrellas en el “*clump*” rojo y no muestran indicios de posibles ramas subgigantes. Por lo general, el punto de desvío de la secuencia principal (MSTO) en estos cúmulos está bastante bien definido. Otros cúmulos, particularmente los más viejos, presentan secuencias principales menos extensas en magnitud, claros indicios de evolución, incluyen números variables de gigantes rojas en los “*clumps*” e incluso en las ramas gigantes rojas y, además, muestran ramas subgigantes bastante bien desarrolladas.

A manera de ejemplos, en la Fig. 4.1 pueden apreciarse las diferencias mencionadas en los diagramas CM de dos cúmulos estelares observados en el presente estudio, uno joven (SL 310) y otro viejo (SL 48). Finalmente, un número apreciable de cúmulos observados presentan diagramas con $(T_1, C - T_1)$ características intermedias entre los más jóvenes y los más viejos.

En todos los casos, la presencia en los diagramas CM de estrellas no miembros de los cúmulos, ya sea parte del campo galáctico o de la misma NMM, contami-

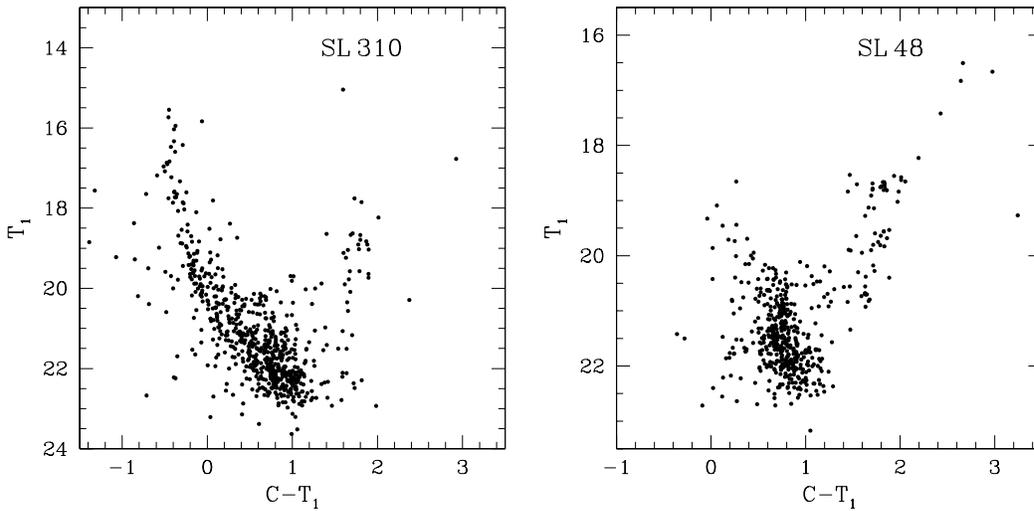


Figura 4.1: Diagramas CM observados de los cúmulos SL 310 y SL 48. Con una edad estimada de 50×10^6 años, SL 310 presenta una secuencia principal bastante extendida. Si bien ambos diagramas están contaminados por estrellas del campo, nótese en SL 310 la ausencia de un “clump” y de gigantes rojas. El aparente “clump” visible en $T_1 \sim 19$ y $C - T_1 \sim 1.8$ en SL 310 es parte de la población del campo. En contraste, SL 48, con una edad estimada de 2.2×10^9 años, presenta una secuencia principal de apenas un par de magnitudes de extensión con claros indicios de evolución y estrellas tardías tanto en el “clump” como en la rama gigante roja.

nan estos diagramas. En algunos casos, la contaminación por estrellas del campo es realmente muy importante, por lo que será crucial minimizar de alguna manera este efecto, antes de proceder a la determinación de los parámetros astrofísicos fundamentales, principalmente la edad y la metalicidad. NGC 1971, proyectado sobre la porción central de la *barra*, es un típico ejemplo de un cúmulo cuyo diagrama CM (Fig. 5.260) está fuertemente contaminado por estrellas del campo. NGC 1971 forma parte además de un sistema múltiple cuyos compañeros se encuentran muy próximos.

4.2. Descontaminación de diagramas CM

Para filtrar las estrellas del campo en los diagramas CM observados, se aplicó un procedimiento estadístico recientemente desarrollado por Piatti (2012a). Este método consiste en seleccionar, para cada cúmulo, 4 regiones a una distancia de entre 2-4 veces el radio del cúmulo y obtener sus respectivos diagramas CM. Las dimensiones de cada campo son iguales a las regiones seleccionadas de los cúmulos y sus campos circundantes (2 veces el radio del cúmulo).

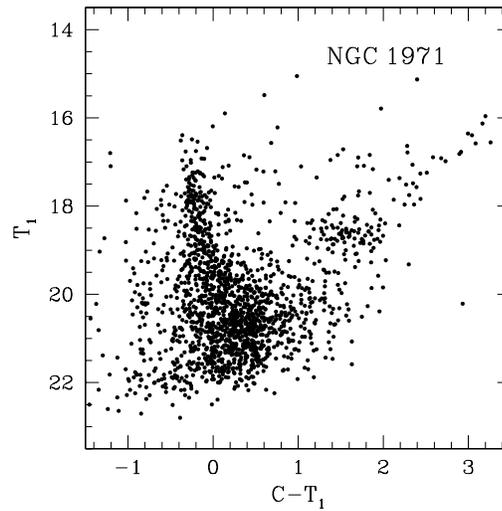


Figura 4.2: Diagrama CM observado del cúmulo NGC 1971, el cual se encuentra proyectado sobre la región central de la *barra*. Nótese la fuerte contaminación producida por las estrellas del campo.

El siguiente paso consistió en usar cada diagrama CM del campo en forma independiente, contando las estrellas que yacen en diferentes intervalos de magnitud-color $[\delta T_1, \delta(C - T_1)]$. A diferencia del método tradicional en el cual los intervalos seleccionados son fijos para todo el diagrama CM, el nuevo procedimiento aplica intervalos variables, dependiendo de cuán poblada sea la región en cuestión. Es decir, en la zona de la secuencia principal, donde existe la mayor densidad estelar, los intervalos de magnitud-color seleccionados son más pequeños que los intervalos tomados para la región del “clump”, ciertamente más “desértica”. Luego, se sustrajo el número de estrellas contadas para cada intervalo $[\delta T_1, \delta(C - T_1)]$ del diagrama CM del campo de las regiones del cúmulo y su campo circundante (es decir, dentro de 2 veces el radio estimado del cúmulo). Se eliminaron de esta manera las estrellas cercanas en magnitud y color a las estrellas del campo. Se obtuvieron así 4 tablas de diagramas CM “limpios” o “descontaminados” para cada cúmulo. Finalmente, se eligió el diagrama CM descontaminado del cúmulo generado con estrellas que aparecen en al menos el 75 % de las tablas.

En la Fig. 4.3 se ilustra la bondad del método descrito cuando el mismo se aplica al cúmulo SL 41, uno de los más poblados entre los cúmulos observados proyectados fuera de la *barra*. Las características observadas en el diagrama CM contaminado se mantienen en el diagrama CM descontaminado, en el cual sólo se incluyen estrellas con una elevada probabilidad de ser miembros del cúmulo.

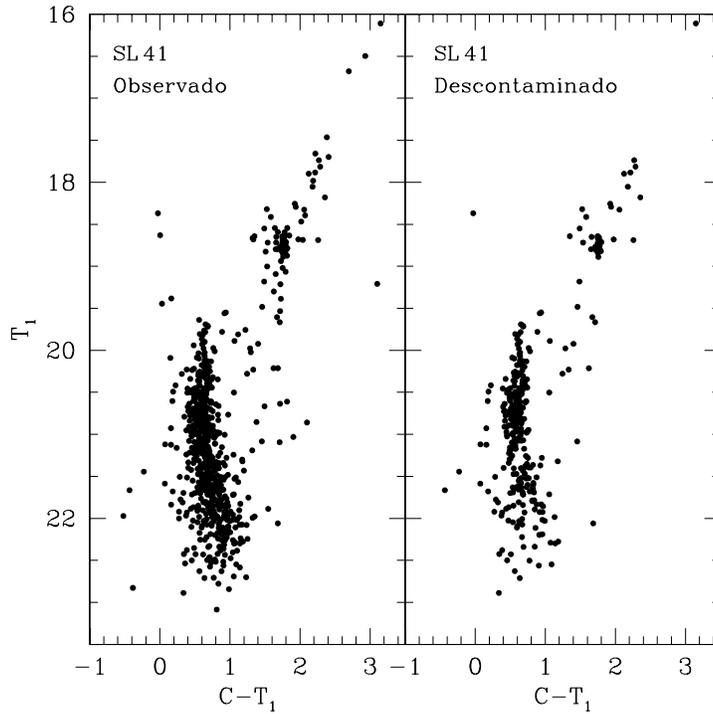


Figura 4.3: Diagramas CM observado y descontaminado por estrellas del campo del cúmulo SL 41, el cual se encuentra proyectado fuera de la *barra* de la NMM.

En la Fig. 4.4 se aprecia cuán bien funciona el procedimiento estadístico antes descrito cuando el mismo se aplica al diagrama CM del cúmulo BSDL 1723, uno de los más poblados entre los cúmulos proyectados sobre la *barra*. BSDL 1723 yace en una región cuya densidad estelar es elevadísima y, por lo tanto, su diagrama CM incluye un gran número de estrellas del campo ubicadas por delante y por detrás del mismo. Este cúmulo, además, forma parte de un sistema múltiple por lo cual sufre una contaminación adicional debida a la presencia de sus compañeros cercanos. El diagrama CM descontaminado de BSDL 1723 presenta una notable mejora con respecto al diagrama CM observado (ver Capítulo 5), aunque es evidente que el método estadístico aplicado no logra limpiar por completo este diagrama debido a la gran mezcla de poblaciones en los campos estelares circundantes a los cúmulos.

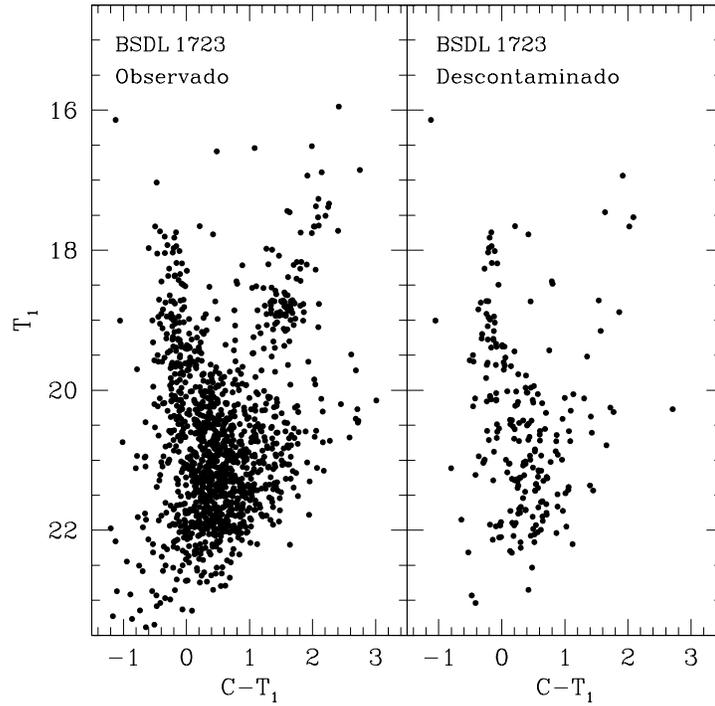


Figura 4.4: Diagramas CM observado y descontaminado por estrellas del campo del cúmulo BSDL 1723, el cual se encuentra proyectado sobre la región central de la *barra* de la NMM.

4.3. Enrojecimiento y distancia

Los valores de los excesos de color $E(B - V)$ fueron estimados para cada cúmulo mediante interpolación en los mapas de extinción interestelar publicados por Burstein & Heiles (1982). Estos mapas fueron obtenidos para el cielo austral a partir de la emisión en 21 cm del HI y permiten obtener valores razonables del enrojecimiento interestelar que produce la componente de gas y polvo ubicado por delante de cada objeto, valores éstos que dependen, por supuesto, de las coordenadas galácticas. Schlegel et al. (1998) obtuvieron mapas de extinción a partir de la emisión de polvo en 100μ . Estos autores encontraron una buena correlación con los mapas de emisión del HI para regiones de altas latitudes. En regiones de bajas latitudes y de mayor densidad estos valores presentaban desviaciones notables. Para las latitudes involucradas en el presente trabajo, los excesos de color obtenidos mediante los mapas de extinción de Schlegel et al. (1998) fueron claramente saturados. Es por esta razón que se utilizaron finalmente los mapas de extinción de Burstein & Heiles (1982). Como puede apreciarse en la Tabla 4.1, los excesos de color $E(B - V)$ resultantes para la muestra examinada varían entre 0.03 y 0.12 magnitudes, es decir, dentro de los

valores típicos conocidos para las estrellas de la NMM.

¿Es acaso razonable adoptar para todos los CEs de la NMM un único valor de la distancia? ¿Cuál debería ser en tal caso esa distancia?

El módulo verdadero de distancia probablemente más aceptado para la NMM es el recientemente reportado por Saha et al. (2010), esto es, $(m - M)_0 = 18.50 \pm 0.10$, equivalente a 50 kpc. El mismo corresponde a la NMM como un todo. Sin embargo, dado que esta galaxia ocupa un importante volumen en el espacio, podría no ser del todo correcto adoptar un único valor de la distancia para todos los CEs de la NMM. Dado que Subramanian & Subramanian (2009) han estimado la profundidad del disco de la NMM en (3.44 ± 0.16) kpc, si consideramos que un cúmulo de la muestra seleccionada puede encontrarse por delante o por detrás de la distancia media de la NMM, la diferencia en módulo de distancia aparente obtenida podría ser de hasta $\Delta(V - M_V) \sim 0.3$ magnitudes. Las incertidumbres asociadas en el proceso de ajuste de isócronas teóricas a los diagramas CM son típicamente de 0.2 - 0.3 magnitudes. Se concluye entonces que adoptar un único valor para el módulo de distancia de todos los cúmulos, no debería introducir un error importante en los resultados finales. De hecho, cuando se ajustan las secuencias principales de edad cero a los diagramas CM de los cúmulos estudiados, previamente corregidos por el exceso de color $E(B - V)$ y teniendo en cuenta la distancia media de la NMM, se obtiene por lo general un excelente acuerdo. Adoptamos entonces el valor $(m - M)_0 = 18.50 \pm 0.10$, reportado por Saha (2010), para la distancia media de todos los CEs de la NMM.

4.4. Radios angulares y lineales

Para obtener los perfiles de densidad estelar de los cúmulos seleccionados se realizó un ajuste de distribución gaussiana en los campos observados, fuera de la *barra*, donde resultó posible. Las coordenadas (X,Y) de los centros de cada objeto y las respectivas incertezas (ΔX , ΔY) asociadas fueron determinadas ajustando distribuciones gaussianas a los recuentos de estrellas realizados en las direcciones X e Y, respectivamente. Estos ajustes fueron realizados usando la rutina NGAUSSFIT del paquete STSDAS de IRAF. Los números de estrellas proyectados a lo largo de las direcciones X e Y fueron contados dentro de intervalos de 5 píxeles de amplitud, de manera de disponer de muestras estadísticamente significativas de las distribuciones espaciales. Los centros de los cúmulos se determinaron finalmente con una desvia-

ción estándar típica de ± 5 píxeles ($\sim 1.35''$).

Los perfiles radiales de densidad estelar se construyeron luego contando el número de estrellas existentes por unidad de área hasta un determinado radio. Los radios angulares finalmente obtenidos, definidos como las distancias en píxeles desde los centros de los respectivos cúmulos hasta donde la densidad de estrellas resulta igual al nivel del fondo estelar, se presentan en la cuarta columna de la Tabla 4.1. En todos los casos, el nivel del fondo estelar fue determinado estimando la densidad estelar media a distancias desde el centro de cada cúmulo mayores que 300 píxeles. Aceptando que todos los cúmulos se ubican a 50 kpc del Sol, la determinación de los respectivos radios lineales en pársecs resulta inmediata. Los valores resultantes de estos radios lineales se presentan en la quinta columna de la Tabla 4.1.

Por otro lado, dado que en el catálogo de Bica et al. (2008) se consignan los diámetros aparentes mayor y menor (a y b, respectivamente) de las regiones centrales de todos los cúmulos catalogados, los radios angulares se estimaron dividiendo por dos el promedio de los valores a y b consignados (Tabla 4.1; tercera columna). En los casos donde no resultó posible obtener perfiles de densidad estelar - KMHK 151 por ejemplo - las estimaciones de Bica et al. (2008) se usaron como referencia.

Tabla 4.1: Excesos de color y radios angulares y lineales de los cúmulos observados

Cúmulo	$E(B - V)$	Radio angular ^a ($'$)	Radio angular (píxeles ; $'$)	Radio lineal (pc)
SL 33	0.12	0.55	200 ; 0.90	13.1
SL 41	0.12	0.72	220 ; 0.99	14.4
KMHK 123	0.12	0.30	110 ; 0.50	7.2
KMHK 128	0.11	0.26	110 ; 0.50	7.2
SL 48	0.12	0.45	200 ; 0.90	13.1
LW 69	0.12	0.28	120 ; 0.54	7.8
KMHK 151	0.12	0.28	150 ; 0.68	9.8
SL 54	0.12	0.55	200 ; 0.90	13.1
KMHK 183	0.12	0.36	160 ; 0.72	10.5
SL 73	0.12	0.34	190 ; 0.86	12.4
SL 72	0.13	0.43	160 ; 0.72	10.5

Tabla 4.1: (continuación)

Cúmulo	$E(B - V)$	Radio angular ^a (')	Radio angular (píxeles ; ')	Radio lineal (pc)
BSDL 594	0.05	0.43	140 ; 0.63	9.2
BSDL 654	0.03	0.21	75 ; 0.34	4.9
BSDL 665	0.03	0.21	60 ; 0.27	3.9
BSDL 675	0.06	0.29	90 ; 0.41	5.9
KMHK 575	0.04	0.47	250 ; 1.125	16.4
SL 263	0.04	0.24	100 ; 0.45	6.5
HS 130	0.06	0.28	90 ; 0.41	5.9
BSDL 761	0.04	0.32	90 ; 0.41	5.9
BSDL 779	0.04	0.22	80 ; 0.36	5.2
SL 281	0.05	0.62	210 ; 0.95	13.7
BSDL 783	0.07	0.26	70 ; 0.32	4.6
H88-188	0.06	0.30	130 ; 0.59	8.5
SL 293	0.06	0.46	140 ; 0.63	9.2
HS 156	0.06	0.25	120 ; 0.54	7.8
SL 310	0.06	0.43	150 ; 0.68	9.8
NGC 1864	0.06	0.51	220 ; 0.99	14.4
BSDL 923	0.06	0.23	90 ; 0.41	5.9
HS 178	0.04	0.34	120 ; 0.54	7.8
HS 253	0.09	0.29	100 ; 0.45	6.5
KMK88-52	0.09	0.25	100 ; 0.45	6.5
KMK88-57	0.06	0.29	90 ; 0.41	5.9
LW 211	0.10	0.33	160 ; 0.72	10.5
SL 460	0.06	0.38	160 ; 0.72	10.5
SL 469	0.06	0.43	120 ; 0.54	7.8
BSDL 1723	0.06	0.33	100 ; 0.45	6.5
NGC 1969	0.06	0.60	140 ; 0.63	9.2
NGC 1971	0.06	0.51	110 ; 0.50	7.2
NGC 1972	0.06	0.42	80 ; 0.36	5.2
SL 490	0.11	0.58	220 ; 0.99	14.4

Tabla 4.1: (continuación)

Cúmulo	$E(B - V)$	Radio angular ^a (')	Radio angular (píxeles ; ')	Radio lineal (pc)
H 14	0.11	0.70	300 ; 1.35	19.6
LW 231	0.11	0.45	115 ; 0.52	7.5
IC 2140	0.11	1.15	260 ; 1.17	17.0
SL 691	0.07	0.38	85 ; 0.38	5.6
SL 692	0.07	0.48	105 ; 0.47	6.8
BSDL 2938	0.07	0.23	100 ; 0.45	6.5
HS 406	0.07	0.33	70 ; 0.32	4.6
HS 409	0.07	0.28	110 ; 0.50	7.2
BSDL 2950	0.07	0.23	60 ; 0.27	3.9
BSDL 2963	0.07	0.23	115 ; 0.52	7.5
SL 704	0.07	0.39	100 ; 0.45	6.5
HS 410	0.07	0.36	140 ; 0.63	9.2
BSDL 2972	0.07	0.24	95 ; 0.43	6.2
BSDL 2978	0.07	0.20	60 ; 0.27	3.9
LOGLE 733	0.07	0.17	60 ; 0.27	3.9
BSDL 2993	0.07	0.24	130 ; 0.59	8.5
HS 414	0.09	0.44	100 ; 0.45	6.5
SL 716	0.07	0.53	45 ; 0.20	2.9
BSDL 3001	0.07	0.40	170 ; 0.77	11.1
BSDL 3000	0.07	0.24	140 ; 0.63	9.2
BSDL 3003	0.07	0.23	90 ; 0.41	5.9
BSDL 3050	0.07	0.34	75 ; 0.34	4.9
KMHK 1389	0.07	0.38	80 ; 0.36	5.2
BSDL 3060	0.07	0.37	130 ; 0.59	8.5
HS 420	0.07	0.34	80 ; 0.36	5.2
BSDL 3072	0.07	0.40	90 ; 0.41	5.9
BSDL 3071	0.08	0.20	60 ; 0.27	3.9
KMHK 1408	0.07	0.55	160 ; 0.72	10.5
HS 424	0.07	0.39	140 ; 0.63	9.2

Tabla 4.1: (continuación)

Cúmulo	$E(B - V)$	Radio angular ^a (')	Radio angular (píxeles ; ')	Radio lineal (pc)
SL 748	0.07	0.60	200 ; 0.90	13.1
HS 427	0.07	0.43	190 ; 0.86	12.4
KMHK 1448	0.07	0.34	120 ; 0.54	7.8
BSDL 3123	0.07	0.23	70 ; 0.32	4.6
C11	0.10	0.20	150 ; 0.68	7.8
BSDL 3158	0.10	0.46	220 ; 0.99	14.4
KMHK 1504	0.12	0.32	140 ; 0.63	9.2
H88-365	0.10	0.34	90 ; 0.41	5.9
SL 775	0.10	0.60	210 ; 0.95	13.7
SL 826	0.11	0.75	260 ; 1.17	17.0
SL 870	0.09	0.58	220 ; 0.99	14.4
KMHK 1702	0.11	0.31	100 ; 0.45	6.5

a) Radios tomados de Bica et al. (2008)

4.5. Edades

Las edades fueron estimadas por medio de dos procedimientos independientes, a saber: ajuste de isócronas teóricas en los diagramas CM descontaminados y aplicación de un índice morfológico de edad en el diagrama CM.

4.5.1. Isócronas teóricas

Un primer método, ampliamente utilizado entre los especialistas, consistió en ajustar isócronas teóricas a los diagramas CM observados, en los cuales se minimizó previamente la contaminación por estrellas del campo. Para realizar estos ajustes se utilizaron las isócronas obtenidas por el grupo de Padova (Girardi et al. 2002) para el sistema fotométrico de Washington, las cuales incluyen efectos de “overshooting”. Si bien en un principio se emplearon las isócronas obtenidas por el grupo de Ginebra (Lejeune & Schaerer 2001), estas últimas condujeron a resultados muy similares a los obtenidos antes con las isócronas de Padova. Se decidió entonces finalmente adoptar las isócronas teóricas de Girardi et al. (2002), en virtud de que las mismas ajustan mejor las estrellas más débiles de la secuencia principal en cada cúmulo.

Para los ajustes, se usaron las composiciones químicas $Z = 0.019, 0.008$ y 0.004 , equivalentes a valores de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0, -0.4$ y -0.7 , respectivamente, y los conjuntos de isócronas teóricas separados en $\Delta\log(t) = 0.05$ dex. Esta equivalencia proviene de adoptar la expresión $[\text{Fe}/\text{H}] = 1.024 \log Z + 1.739$ reportada por Bertelli et al. (1994). Dado que los excesos de color $E(B - V)$ y los módulos aparentes de distancia $(V - M_V)$ se conocen para todos los cúmulos, la superposición de isócronas teóricas a los diagramas $(T_1, C - T_1)$ observados se llevó a cabo desplazando las mismas por el correspondiente valor de $E(B - V)$ y por el módulo de distancia aparente $V - M_V$ de cada cúmulo. En los diagramas CM de la fotometría de Washington, diagramas del tipo $(T_1, C - T_1)$, esto se logró aplicando las siguientes ecuaciones dadas por Geisler & Sarajedini (1999):

$$E(C - T_1) = 1,97E(B - V) \quad (4.1)$$

$$M_{T_1} = T_1 + 0,58E(B - V) - (V - M_V) \quad (4.2)$$

En el procedimiento de ajuste se emplearon, por supuesto, diferentes isócronas, adoptando finalmente como edad del cúmulo, de acuerdo a este primer método, aquella correspondiente a la isócrona que mejor terminó ajustando las características observadas del cúmulo en cuestión, como son la forma y posición de la secuencia principal y el punto de desvío de la SP (“*Main Sequence Turn-off*”, MSTO). Se tuvo muy en cuenta también en el ajuste la magnitud T_1 del denominado “*clump*” rojo. El error en la determinación de la edad por este procedimiento fue estimado visualmente en el procedimiento de ajuste.

Los mejores ajustes finalmente adoptados se ilustran en el Capítulo 5. En esta sección y sólo a manera de ejemplo ilustrativo, se muestran en la Figura 4.5 los mejores ajustes de isócronas logrados en los diagramas CM descontaminados de los cúmulos SL 310 y SL 48. En el diagrama $(T_1, C - T_1)$ de cada cúmulo se representa con una línea llena la isócrona correspondiente a la edad adoptada por este procedimiento, mientras que en líneas de puntos se han graficado otras dos isócronas adicionales, las cuales tienen en cuenta los errores estimados en la edad, por defecto y por exceso, respectivamente.

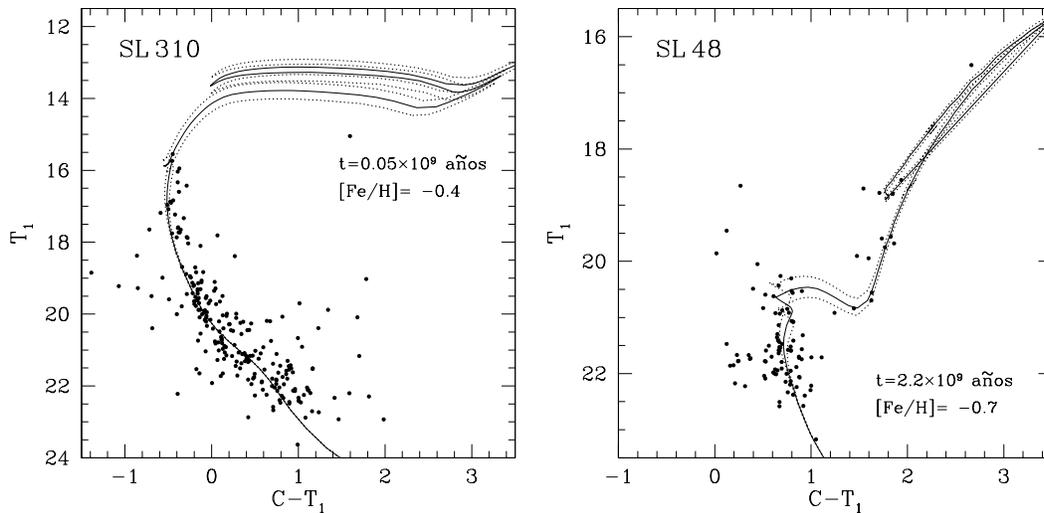


Figura 4.5: *Izquierda.* Diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado del cúmulo SL 310. La línea llena representa la isócrona teórica de Girardi et al. (2002) correspondiente a $\log(t) = 7.70$ que mejor ajusta la distribución de puntos. Las líneas de puntos representan isócronas correspondientes a $\log(t) = 7.65$ y 7.75 , respectivamente, incluidas para fines de comparación (ver texto). *Derecha.* Diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado del cúmulo SL 48. La línea llena representa la isócrona teórica de Girardi et al. (2002) correspondiente a $\log(t) = 9.35$. Las líneas de puntos representan isócronas correspondientes a $\log(t) = 9.30$ y 9.40 , respectivamente, incluidas para fines de comparación (ver texto).

En algunos casos, la ubicación predicha teóricamente para las estrellas del *clump* es claramente más roja que la posición observada en el diagrama CM ($T_1, C - T_1$). Este comportamiento ha sido antes reconocido en estudios previos, por ejemplo en trabajos de Geisler et al. (2003) y Clariá et al. (2007).

4.5.2. Índice morfológico de edad δT_1

Una manera de determinar edades de CEs consiste en utilizar un índice morfológico que permita cuantificar parámetros observados en el diagrama CM en términos de edad (Anthony-Twarog & Twarog 1985; Janes & Phelps 1994; Rosenberg et al. 1999). En particular, un método para determinar edad que involucre diferencias entre parámetros morfológicos medidos en este diagrama, representaría una excelente herramienta ya que debería ser insensible no sólo a problemas fotométricos sino también al enrojecimiento y a la misma edad del cúmulo. Esta técnica permitiría, además, determinar edades de CEs evitando las conocidas dificultades que se presentan con los ajustes de isócronas teóricas (Sarajedini & Demarque 1990; Salaris & Weiss 1997).

Anthony-Twarog & Twarog (1985) fueron quienes primero introdujeron el concepto de índice morfológico de edad. Es bien sabido que la luminosidad del MSTO de un cúmulo depende de su edad, mientras que la luminosidad del “clump” rojo es prácticamente independiente de la misma. Por esta razón, Phelps et al. (1994) y Janes & Phelps (1994, en adelante JP94), respectivamente, definieron el índice δV como la diferencia en el diagrama ($V, B - V$) entre la magnitud visual V del MSTO y la magnitud visual V del “clump” rojo (ver Fig. 1 de Phelps et al. 1994). JP94 mostraron que existe una buena correlación entre el índice δV y la edad, en el sentido que cuanto más joven es un cúmulo más pequeño es δV . Si bien JP94 calibraron este índice en términos de edad, Carraro & Chiosi (1994) mostraron que δV depende ligeramente de la metalicidad, una cuestión que JP94 no tuvieron en cuenta.

Usando una decena de cúmulos abiertos con datos homogéneos, Carraro & Chiosi (1994) obtuvieron entonces la siguiente calibración de edad:

$$\log(t) = 0,45(\pm 0,04) \delta V + 0,08(\pm 0,01)[Fe/H] + 8,59(\pm 0,23), \quad (4.3)$$

en la cual t representa la edad en miles de millones de años.

Diez años después, Salaris et al. (2004), usando un muestra de 10 cúmulos abier-

tos y un cúmulo globular (47 Tucanae), obtuvieron la siguiente relación:

$$\log(t) = 0,04 \delta V^2 + 0,34 \delta V + 0,07 [Fe/H] + 8,76. \quad (4.4)$$

Dado que la dependencia de la edad con la metalicidad es realmente muy pequeña en ambas calibraciones, en algunos casos en los que no se conoce la metalicidad suele despreciarse el término correspondiente en las calibraciones anteriores. Recientemente, sin embargo, Parisi et al. (2013) han demostrado que esta última calibración debería utilizarse con mucha precaución, ya que la misma sobrestima las edades de cúmulos muy viejos.

Inspirados en el trabajo de JP94, Geisler et al. (1997) definieron el índice δT_1 como la diferencia en el diagrama ($T_1, C - T_1$) entre la magnitud T_1 del “clump” rojo y la magnitud del MSTO. Estos autores derivaron la siguiente relación:

$$t(\times 10^9 \text{ años}) = 0,23 + 2,31 \delta T_1 - 1,80 \delta T_1^2 + 0,645 \delta T_1^3, \quad (4.5)$$

en la cual t está expresada en miles de millones de años e incluye un error típico de $\pm 0.3 \times 10^9$ años.

Conforme a lo expresado, un segundo método para determinar edades de CEs en el presente trabajo se basa en la medición de índices δT_1 y en la posterior aplicación de la expresión (4.5). Por lo general, la mayor imprecisión de este procedimiento proviene del error en la estimación del MSTO. Usualmente, esta imprecisión es del orden de 0.20 magnitudes, la cual se traslada por supuesto a la edad estimada. Este método, sin embargo, es aplicable sólo a cúmulos viejos y/o de edad intermedia, es decir típicamente más viejos que $\sim 10^9$ años.

Si bien algunos CEs seleccionados en este estudio parecen tener edades intermedias (entre $(1-3) \times 10^9$ años), no fue finalmente posible determinar sus edades con este método debido a que sus respectivos “clumps” rojos no pudieron distinguirse fácilmente en sus diagramas CM. Esto se debe a que, en algunos casos, las regiones centrales de los cúmulos se presentan saturadas, o bien aparecen sólo unas pocas estrellas en el “clump” rojo, o incluso estas últimas estrellas no han podido ser resueltas fotométricamente. En estos casos, las gigantes rojas se perdieron y el “clump” no resultó visible en los diagramas CM. Por esta razón, sólo fue posible determinar edades de 15 cúmulos en base al parámetro δT_1 .

4.6. Metalicidades

Las metalicidades fueron estimadas también por dos métodos distintos: ajuste de isócronas teóricas y aplicación del método de las Ramas Gigantes Estándar de Geisler & Sarajedini (1999).

4.6.1. Ajuste de isócronas

La metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}]$) estimada por este método es la correspondiente a la isócrona teórica de Girardi et al. (2002) con la cual se obtuvo el mejor ajuste. La presencia de un “clump” rojo e incluso de una rama gigante roja facilitó la obtención de buenos ajustes. Estos fueron realizados en general con un error típico de 0.20 - 0.25 magnitudes.

4.6.2. Ramas Gigantes Estándar en el sistema de Washington

Desde hace muchos años se sabe que la región de la rama gigante roja de un cúmulo globular, correspondiente a la intersección con la rama horizontal (o “clump” en un cúmulo abierto), es un buen indicador de la metalicidad del cúmulo. En efecto, trabajos pioneros realizados por Sandage & Smith (1966), Rood (1978) y Frogel et al. (1986), entre otros, así lo han demostrado. En particular, Hartwick (1968) definió, para el sistema UBV , el índice de color $(B - V)_{0,g}$ de un cúmulo estelar como el índice $(B - V)$ - corregido por enrojecimiento interestelar - de la rama gigante roja del cúmulo en el nivel correspondiente a la rama horizontal. Este parámetro ha sido utilizado durante muchos años como indicador de metalicidad en cúmulos estelares de todas las edades.

Da Costa & Armandroff (1990, en adelante DCA90) extendieron la idea anterior al sistema de Cousins. Ellos construyeron observacionalmente Ramas Gigantes Estándar de 6 cúmulos globulares en el plano $[M_I, (V - I)_0]$, siendo M_I la magnitud absoluta en la banda infrarroja. Para ese propósito, DCA90 obtuvieron diagramas observados $(I, V - I)$ de esos cúmulos y los transformaron al plano absoluto $[M_I, (V - I)_0]$, ya que conocían y con mucha precisión el enrojecimiento y la distancia de cada cúmulo. La transformación de la magnitud observada I de cada estrella a la magnitud absoluta M_I fue realizada aplicando la expresión $M_I = I - A(I) + A(V) - (V - M_V)$, en la cual tanto $A(I)$ como $A(V)$ representan las absorciones en magnitudes en las bandas I y V , respectivamente. Ambas son funciones conocidas del exceso de color $E(B - V)$, en tanto que $V - M_V$ es el módu-

lo aparente de distancia del cúmulo, también conocido. Los índices $(V - I)$ fueron corregidos por enrojecimiento usando la relación $E(V - I)/E(B - V) = 1.25$ (Dean et al. 1978). Como $E(V - I) = A(V) - A(I)$, entonces es $A(V) - A(I) = 1.25E(B - V)$, o bien $R_{BV}E(B - V) - A(I) = 1.25E(B - V)$, en la cual $R_{BV} = A_V/E(B - V)$. De esta última expresión se desprende que: $A(I) = (R_{BV} - 1.25E(B - V))$. Si adoptamos $R_{BV} = 3.0$, entonces $A(V) = 3.0E(B - V)$ y $A(I) = 1.75E(B - V)$.

DCA90 demostraron que el índice $(V - I)_0$ - para un determinado valor fijo de M_I - es un muy buen indicador de metalicidad, mejor aún que $(B - V)_{0,g}$. Ellos agregaron otros dos cúmulos globulares a su lista de 6 objetos y graficaron $[Fe/H]$ en función de $(V - I)_0$ correspondiente a la magnitud absoluta fiducial $M_I = -3.0$. La curva encontrada por DCA90 queda muy bien definida por la siguiente relación:

$$[Fe/H] = -15.16 + 17.0(V - I)_{0,-3} - 4.9[(V - I)_{0,-3}]^2, \quad (4.6)$$

en la cual $(V - I)_{0,-3}$ es el color $(V - I)_0$ que corresponde a la magnitud absoluta fiducial $M_I = -3.0$.

El método de las Ramas Gigantes Estándar en el diagrama $[M_I, (V - I)_0]$ fue ampliamente usado durante muchos años para estimar metalicidades de poblaciones estelares en cúmulos globulares lejanos y en galaxias comparativamente cercanas.

Inspirados en el trabajo de DA90, Geisler & Sarajedini (1999, en adelante GS99) seleccionaron una docena de cúmulos estelares muy bien estudiados (10 globulares y 2 abiertos), con bajos enrojecimientos y distancias y metalicidades muy bien determinadas. Estos cúmulos abarcan un amplio rango de metalicidad. Nótese que el número de cúmulos seleccionados por GS99 duplica el utilizado por DCA90. Además, el rango de metalicidad considerado por GS99 es significativamente mayor que el de DCA90.

GS99 obtuvieron diagramas observados $(T_1, C - T_1)$ para los 12 cúmulos de su muestra, de los cuales eliminaron algunas estrellas claramente no miembros. Ajustaron luego las ramas gigantes rojas observadas con un polinomio de tercer grado, eliminando aquellos objetos que se ubican más allá de 3σ de la curva de ajuste. Típicamente cada rama gigante roja de los 10 cúmulos globulares queda definida por un promedio de 350 estrellas. Nótese que DCA90 utilizaron menos de 50 estrellas por cúmulo globular.

Para transformar el diagrama observado $(T_1, C - T_1)$ al plano absoluto $[M_{T_1},$

$(C - T_1)_0$], GS99 tuvieron en cuenta que $V_0 - M_V = (T_1)_0 - M_{T_1}$, siendo $V_0 = V - A(V)$ y $(T_1)_0 = T_1 - A(T_1)$, de las cuales resulta:

$$M_{T_1} = T_1 - A(T_1) - (V - M_V) + A(V) \quad (4.7)$$

Usando las relaciones $A(V) = 3,2E(B - V)$ y $A(T_1) = 2,62E(B - V)$ obtenidas por Dean et al. (1978) y Geisler et al. (1996), respectivamente, GS99 obtuvieron la expresión:

$$M_{T_1} = T_1 + 0,58E(B - V) - (V - M_V) \quad (4.8)$$

Por otra parte, de Geisler et al. (1991) se tiene:

$$(C - T_1)_0 = C - T_1 - 1,97E(B - V) \quad (4.9)$$

Las ecuaciones (4.8) y (4.9) permitieron a GS99 transformar los diagramas observados $(T_1, C - T_1)$ de cada cúmulo, en los respectivos diagramas $[M_{T_1}, (C - T_1)_0]$, dado que los excesos de color $E(B - V)$ y los módulos aparentes de distancia $(V - M_V)$ de cada cúmulo son conocidos.

En la Fig. 4.6 se presentan las Ramas Gigantes Estándar obtenidas por GS99 en el plano $[M_{T_1}, (C - T_1)_0]$. Estas secuencias resultan bien separadas, tienen formas aproximadamente similares y aparecen claramente ordenadas en metalicidad creciente desde el azul hacia el rojo. Nótese además que el extremo superior de las *Ramas Gigante Estándar*, permanece prácticamente constante para los cúmulos más pobres en metales y luego aumenta ligeramente a medida que los cúmulos son cada vez más ricos en metales. La separación en el color $(C - T_1)_0$ entre las metalicidades extremas es bastante grande, mucho mayor que la correspondiente a la separación en el color $(V - I)_0$ del método de DCA90 (Figura 4.7).

Cómo es posible entonces determinar la metalicidad de un cúmulo usando las Ramas Gigantes Estándar?

Como se aprecia en la Fig. 4.6, si se fija un valor de M_{T_1} (magnitud absoluta fiducial), el índice $(C - T_1)_0$ correspondiente a cada *Rama Gigante Estándar* varía claramente con la razón $[Fe/H]$. Se presentan ahora dos problemas: (1) La elección de la magnitud absoluta fiducial M_{T_1} para la cual conviene definir la calibración de metalicidad. (2) La elección de la escala de abundancia; es decir, de las razones $[Fe/H]$ que deben adoptarse para cada uno de los 12 cúmulos estelares que definen la calibración de metalicidad.

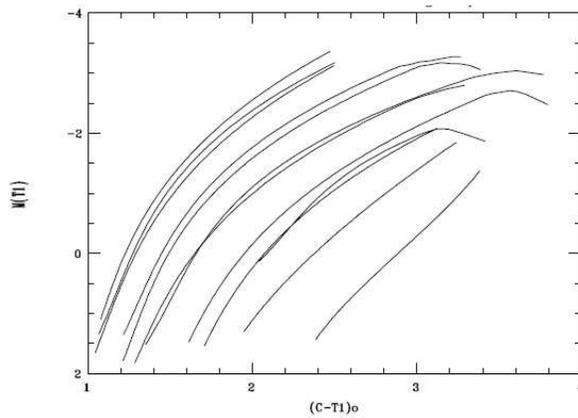


Figura 4.6: Ramas Gigantes Estándar para el sistema fotométrico de Washington. Figura tomada del trabajo de Geisler & Sarajedini (1999).

Dado que para cúmulos pobres en metales conviene adoptar una magnitud M_{T_1} lo más pequeña posible y lo contrario ocurre para cúmulos ricos en metales, GS99 definieron sus calibraciones para 3 valores diferentes de M_{T_1} , a saber: -2.5, -2.0 y -1.5. La calibración correspondiente a $M_{T_1} = -2.0$ es comparable a la de DCA90 para $M_I = -3.0$.

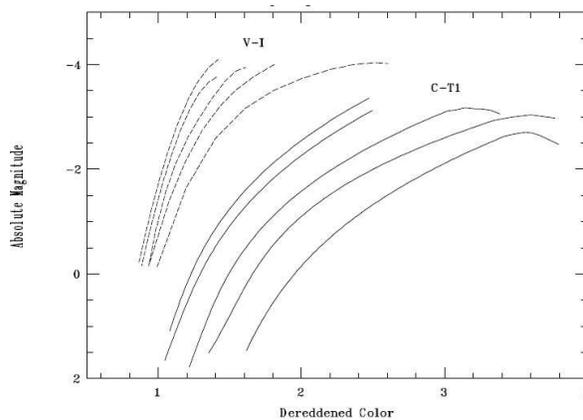


Figura 4.7: Comparación de las Ramas Gigantes Estándar en los sistemas fotométricos VI y Washington. Figura tomada del trabajo de Geisler & Sarajedini (1999).

Para definir las calibraciones de metalicidad, GS99 eligieron 3 escalas diferentes de abundancia, a saber: la ampliamente aceptada escala de Zinn (1985); la escala de Caretta & Gratton (1997), y una tercera escala que ellos mismos establecieron,

basada en espectroscopía de alta dispersión de numerosos cúmulos disponible en ese momento.

GS99 establecieron entonces 9 calibraciones distintas, 3 por cada valor de la magnitud absoluta fiducial M_{T_1} , pudiendo utilizarse la más apropiada según el caso. Por supuesto, todas estas calibraciones dependen de los enrojecimientos y módulos de distancia adoptados para los 12 cúmulos seleccionados. Para cada combinación de M_{T_1} y escala de metalicidad, obtuvieron ecuaciones lineales y cuadráticas de la forma:

$$[Fe/H] = a + b(C - T_1)_0, \quad (4.10)$$

$$[Fe/H] = a + b(C - T_1)_0 + c(C - T_1)_0^2, \quad (4.11)$$

tabulando en cada caso los respectivos coeficientes a , b y c , el número de cúmulos utilizado y los valores de la desviación media estándar de cada ajuste.

De las 9 calibraciones obtenidas, aquélla correspondiente a $M_{T_1} = -2.0$ y la escala de Zinn (1985), resultó ser claramente la mejor no sólo porque de ella se obtiene el menor valor de la desviación media estándar, sino además porque incluye prácticamente todos los cúmulos de la muestra. Esta calibración es largamente superior a la equivalente de DCA90.

En resumen, para determinar la metalicidad de un cúmulo estelar por el método de las *Ramas Gigantes Estándar*, es necesario conocer previamente la distancia y el enrojecimiento que afecta al cúmulo. La determinación de la metalicidad del cúmulo requiere entonces: (1) Obtener por la vía observacional la fotometría C, T_1 del agregado. (2) Usando luego las expresiones (4.8) y (4.9), transformar el diagrama observado $(T_1, C - T_1)$ en el correspondiente diagrama $[M_{T_1}, (C - T_1)_0]$ del cúmulo. (3) Utilizar el valor de $(C - T_1)_0$ - correspondiente al valor de la magnitud absoluta fiducial M_{T_1} - juntamente con la calibración $[Fe/H]$ vs $(C - T_1)_0$ apropiada, para determinar la razón $[Fe/H]$. Para el caso en que $M_{T_1} = -2.0$ y se adopte la escala de Zinn (1985), la calibración lineal a utilizar es la siguiente:

$$[Fe/H] = -4,350 + 1,269(C - T_1)_0, \quad (4.12)$$

GS99 demostraron que la sensibilidad a la metalicidad de las *Ramas Gigantes Estándar* (cada rama gigante corresponde a una curva de isoabundancia) es 3 veces mayor que la de la técnica V,I de DA90 y, por lo tanto, aplicando este método es posible determinar metalicidades 3 veces más precisas.

Para determinar en este trabajo metalicidades en base a este método, obtuvimos primero los valores M_{T_1} usando la ecuación (4.7) y usamos la Fig. 4 de GS99 para determinar en forma aproximada el valor $[\text{Fe}/\text{H}]$ del cúmulo por interpolación (Figura 4.6). Las metalicidades derivadas fueron luego corregidas por efectos de edad siguiendo las prescripciones indicadas en Geisler et al. (2003) teniendo en cuenta básicamente la Fig. 6 de dichos autores. Los valores finalmente obtenidos se consignan en la columna 7 de las Tablas 5.1 y 5.2.

Capítulo 5

Resultados obtenidos

5.1. Introducción

En los capítulos precedentes se describieron en detalle las observaciones realizadas en CTIO (Chile), el proceso de reducción de los datos “mosaico” y la metodología empleada para obtener los parámetros astrofísicos fundamentales de los cúmulos estudiados. En este capítulo se presentan los resultados obtenidos a partir de los diagramas CM, en los cuales se minimizó previamente la contaminación por estrellas del campo aplicando el método estadístico descrito en el Capítulo 4. Los resultados acá obtenidos se presentan en dos diferentes secciones. En la Sección 5.2 se incluyen los resultados obtenidos para todos los cúmulos del presente trabajo previamente no estudiados. Se incluyen acá también un par de objetos (SL41 y IC2140) para los cuales sólo se dispone de fotometría UBV integrada en la bibliografía. En la Sección 5.3, por su parte, se presentan los resultados obtenidos para los restantes cúmulos de la muestra examinada, todos los cuales registran algún tipo de estudio previo realizado por uno o varios autores, utilizando diferentes técnicas. En este último caso, se comparan los resultados y la eficiencia de las diferentes técnicas utilizadas.

5.2. Cúmulos estelares de la NMM sin estudios previos

Del total de 81 cúmulos estelares observados e investigados en el presente trabajo, 42 no registran estudios previos de ninguna naturaleza, más allá de algunos datos incluidos en viejos trabajos de catalogación. En consecuencia, la determinación de sus parámetros astrofísicos fundamentales se realiza por primera vez en este estudio. Sólo 2 cúmulos de la presente muestra han sido hasta el momento pobremente estu-

diados por otros autores, ya que los datos disponibles provienen sólo de fotometría UBV integrada (Bica et al. 1996). En este último se determinaron las edades de acuerdo a los tipos o categorías de cúmulos de acuerdo a la clasificación realizada por Searle, Wilkinson & Bagnuolo (1980). Si bien esta técnica constituye una valiosa herramienta para estudiar poblaciones estelares galácticas y extragalácticas en general, las estimaciones de parámetros astrofísicos realizadas por esta vía dependen de algunos efectos que influyen fuertemente en los colores integrados obtenidos y, por ende, en la determinación de estos parámetros. Entre estos factores deben mencionarse, por ejemplo, los denominados efectos estocásticos que producen una importante dispersión en los colores integrados (Pandey et al. 2010) y/o la conocida “degeneración” en la relación edad-metalicidad que hace que los colores integrados de los cúmulos más viejos que $\log(t) > 8.5$ se vuelvan más azules para metalicidades subsolares (Brocato et al. 1999, Girardi et al. 1995, Pandey et al. 2010).

Los resultados obtenidos individualmente para los 42 cúmulos sin estudios previos y los 2 pobremente estudiados, 44 en total, pueden apreciarse a continuación en una serie de 4 ó 5 figuras por cúmulo. La primera de ellas muestra, en todos los casos, la región observada del cúmulo con el filtro R, juntamente con el campo estelar circundante al mismo. El círculo negro incluido en cada una de estas figuras representa el radio adoptado para el cúmulo en cuestión determinado a partir de recuentos estelares (salvo excepciones que se explican en el texto), tal como se describió en la Sección 4.4 (Tabla 4.1). En todos los casos el punto cardinal Norte apunta hacia la derecha de cada figura, en tanto que el punto cardinal Este hacia arriba de la misma.

En la segunda figura se ha graficado, para cada cúmulo, el perfil de densidad estelar obtenido a partir del recuento de estrellas realizado en un área circular que va desde el centro del cúmulo hasta distancias no mayores que 500 píxeles (ver Sección 4.4). Las barras de error incluidas en esta figura corresponden a la estadística de Poisson. El tamaño de la región dentro de la cual se efectuaron los recuentos en cada caso depende de varios factores, tales como la ubicación del cúmulo en el CCD correspondiente (algunos objetos se encuentran al borde del CCD), la presencia de otros cúmulos cercanos (ej., sistemas múltiples) y el tamaño relativo del cúmulo mismo. En algunos casos, KMHK 151 por ejemplo, el cúmulo yace en una región donde el perfil de densidad estelar no permite estimar un radio confiable. En estos casos, esta segunda figura se omite entre los resultados.

En la tercera figura se presenta el diagrama CM ($T_1, C - T_1$) observado para cada uno de los objetos sin estudios previos. Este diagrama incluye todas las estrellas que yacen dentro de la región del cúmulo, esto es, todas las que se encuentran dentro

del círculo negro marcado en la primera figura.

En la cuarta figura se muestra el diagrama CM $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de cada cúmulo, juntamente con los mejores ajustes de las isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) finalmente realizados. La línea continua en esta figura representa la isócrona teórica, correspondiente a una determinada edad y metalicidad, que mejor ajusta este diagrama CM descontaminado. Las líneas punteadas corresponden, en cada cúmulo, a las dos isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al ajuste. Estos errores fueron estimados visualmente y en forma aproximada.

Finalmente, la quinta figura corresponde al diagrama CM absoluto del tipo M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$, de las estrellas de la rama gigante roja en aquellos cúmulos en donde estas estrellas están presentes. M_{T_1} representa la magnitud absoluta en la banda T_1 en tanto que $(C - T_1)_0$ es el índice de color $(C - T_1)$ desafectado por enrojecimiento interestelar. Las líneas llenas superpuestas en esta figura corresponden a las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99. Esta figura se utilizó para estimar sólo en forma aproximada la metalicidad de todos los cúmulos típicamente más viejos que 1.3×10^9 años y, por lo tanto, sólo se incluye la misma para un número reducido de cúmulos.

En la Tabla 5.1 se resumen los resultados obtenidos en este trabajo para los 44 cúmulos sin estudios previos. Las sucesivas columnas corresponden a: (1) Designación principal del cúmulo. (2) Distancia angular deproyectada en grados sexagesimales (ver Sección 6.5). (3) Parámetro indicador de edad δT_1 (ver Sección 4.5.2). (4) Edad determinada a partir del parámetro δT_1 . (5) Edad inferida a partir del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado. (6) Metalicidad estimada a partir del ajuste de isócronas teóricas. (7) Metalicidad estimada en forma aproximada a partir del método de las Ramas Gigantes Estándar de GS99.

5.2.1. SL 33

SL 33, también conocido como LW 59 o KMHK 91, es un cúmulo bastante débil, con escasa concentración de estrellas (Fig. 5.1) y sin estudios previos. SL 33 se encuentra proyectado sobre la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El radio adoptado en la Sección 4.4 en base al perfil de densidad estelar (Fig. 5.2) es de 200 píxeles (Tabla 4.1), valor éste que equivale a $0.9'$ en el cielo. Aunque contaminado por estrellas del campo, el diagrama CM observado de SL 33 (Fig. 5.3) permite aseverar que estamos en presencia de un cúmulo de edad intermedia. La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta la distribución de puntos en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.4) corresponde a una edad de $(2.0 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). No resultó posible determinar en este caso un valor confiable del parámetro de edad δT_1 .

Por otra parte, la metalicidad resultante de la aplicación del método de GS99 (Fig. 5.5), teniendo en cuenta la corrección por edad de Geisler et al. (2003), implica para SL 33 un valor aproximado de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$, en buen acuerdo con la metalicidad subsolar obtenida a partir del ajuste de isócronas teóricas. SL 33 es típicamente un cúmulo de edad intermedia de la NMM.

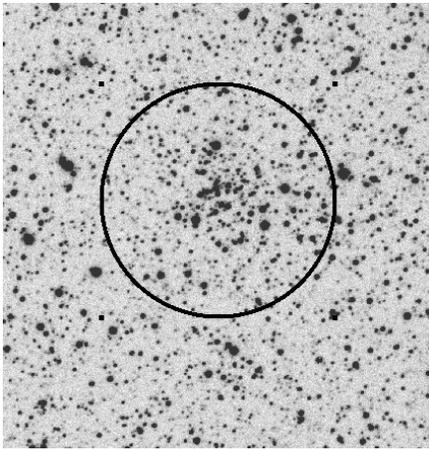


Figura 5.1: Estrellas observadas en el campo de SL 33. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

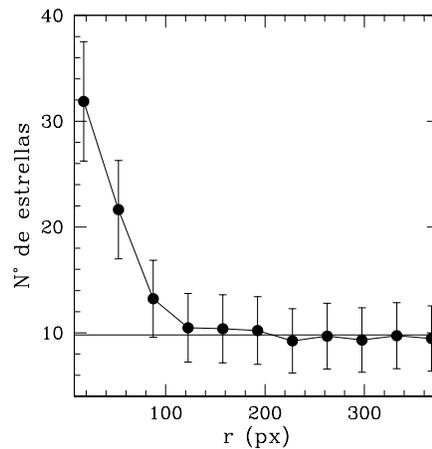


Figura 5.2: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región estelar de 380 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

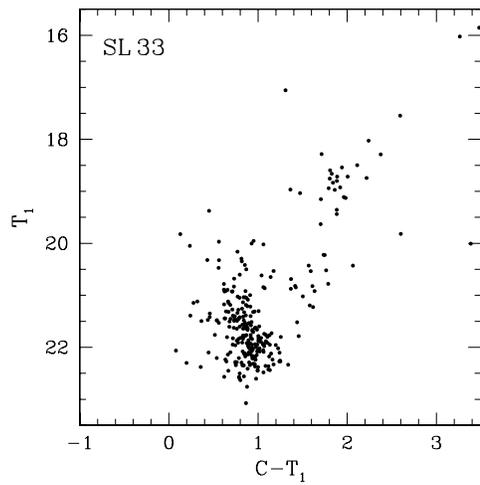


Figura 5.3: Diagrama CM observado de SL 33. Nótese la clara presencia de estrellas en el “clump” y los indicios de evolución en la secuencia principal.

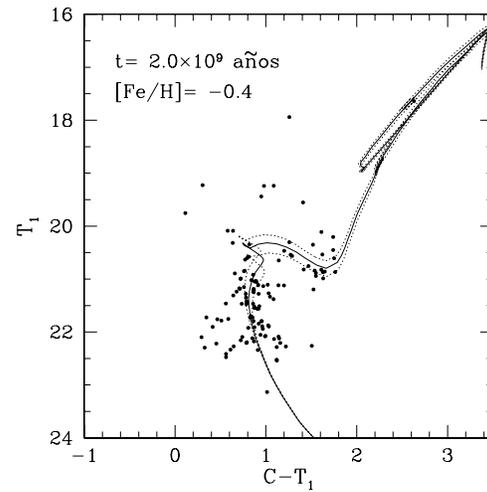


Figura 5.4: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 33. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

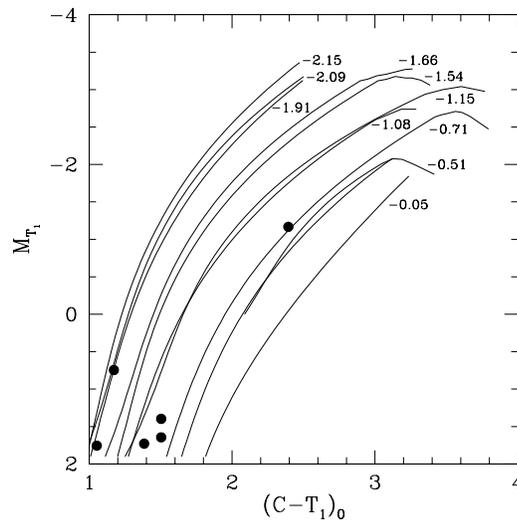


Figura 5.5: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de SL 33. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.2. SL 41

Tal como puede apreciarse en la Fig. 5.6, SL 41 (LW 64 o KMHK 105) es un cúmulo bastante poblado, comparativamente brillante y bastante conspicuo. Muy poco se sabe de él, sin embargo, hasta el presente. SL 41 se encuentra proyectado en el Campo 4 de la Fig. 2.4, esto es, en la porción sur-oeste de la NMM. En base a fotometría UBV integrada, Bica et al. (1996) clasificaron este objeto como perteneciente al tipo SWB V (Searle et al. 1980). De acuerdo a esta clasificación, SL 41 debería tener una edad en el rango $(800-2000) \times 10^6$ años. El radio estimado en la Sección 4.4 a partir de recuentos estelares es de 220 píxeles (Fig. 5.7), equivalente a casi un minuto de arco en el cielo (Tabla 4.1). El diagrama CM observado (Fig. 5.8), pese a la contaminación por estrellas del campo, muestra con absoluta claridad las características típicas de un cúmulo de edad intermedia. El diagrama CM descontaminado de este cúmulo (Fig. 5.9) exhibe características notablemente bien definidas. De los ajustes de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) realizados, dos configuraciones alternativas parecen razonables. En la Fig. 5.9 (izquierda), la secuencia principal del cúmulo se ajusta muy bien a la distribución de puntos observada en el diagrama, mientras que el “clump” de gigantes rojas resulta claramente más azul que la predicción teórica. Este ajuste implica para SL 41 una edad de 1.4×10^9 años y una metalicidad de $[Fe/H] = -0.4$. Por su parte, en la Fig. 5.9 (derecha), el “clump” queda mejor ajustado que en el caso anterior, pero las estrellas débiles de la secuencia principal con $T_1 > 21.5$ resultan algo desplazadas hacia la derecha de esta secuencia. Este segundo ajuste implica una edad ligeramente mayor de 1.4×10^9 años y una metalicidad apenas más baja de $[Fe/H] = -0.7$. Si bien las edades inferidas a partir de ambos ajustes coinciden dentro de los errores, parecería razonable adoptar para SL 41 una metalicidad intermedia, esto es, $[Fe/H] = -0.6$.

Por otra parte, a partir del diagrama CM descontaminado (Fig. 5.9) resulta $\delta T_1 = 1.0 \pm 0.1$, valor éste que implica una edad de 1.4×10^9 años (ver Sección 4.6.2.) en excelente acuerdo con la edad estimada a partir de los ajustes de isócronas teóricas. Finalmente, a partir del método de las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 resulta para SL 41 el valor aproximado de $[Fe/H] = -0.65$, también en excelente acuerdo con el valor antes estimado a partir del ajuste de isócronas teóricas.

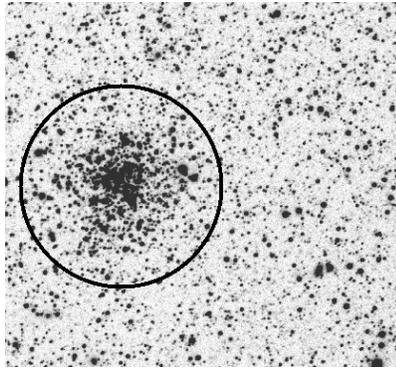


Figura 5.6: Estrellas observadas en el campo de SL 41. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

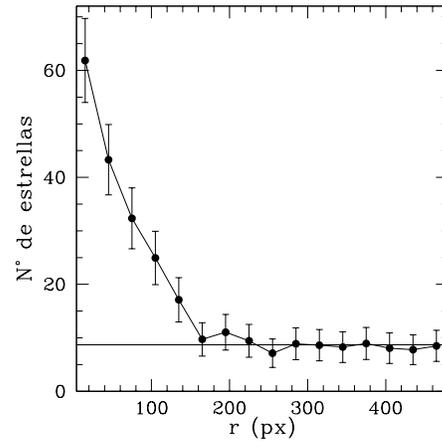


Figura 5.7: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 480 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

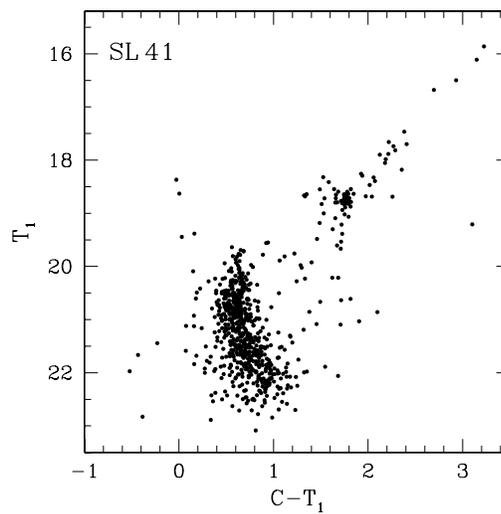


Figura 5.8: Diagrama CM observado de SL 41. Nótese con qué claridad se destacan las estrellas del “clump” de gigantes rojas.

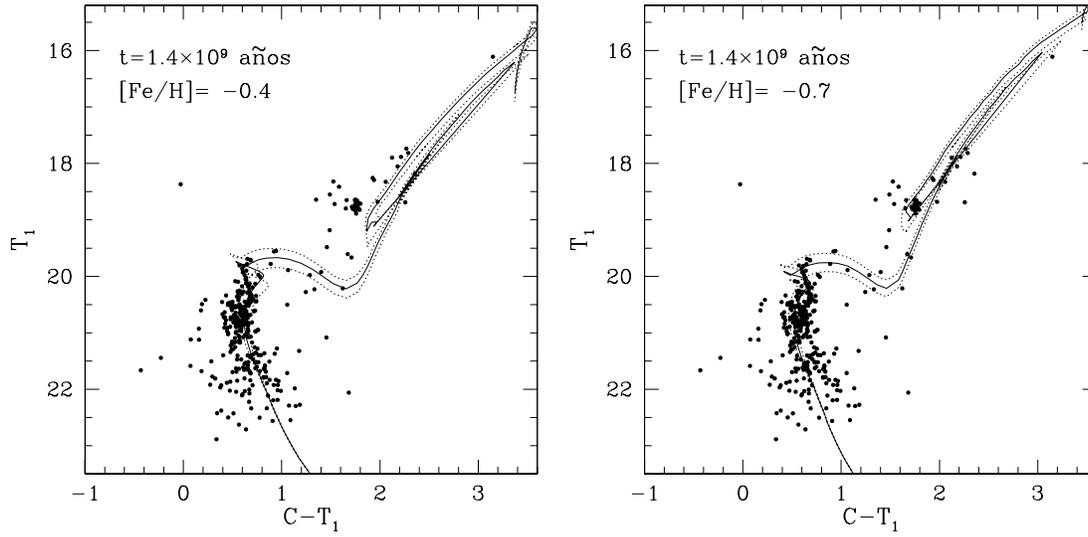


Figura 5.9: Comparación de dos ajustes de isócronas teóricas diferentes en SL41. Las líneas llenas en ambos diagramas representan dos alternativas posibles de buenos ajustes de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de SL41. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste en cada caso. Las edades y metalicidades obtenidas en cada ajuste se indican en los respectivos diagramas.

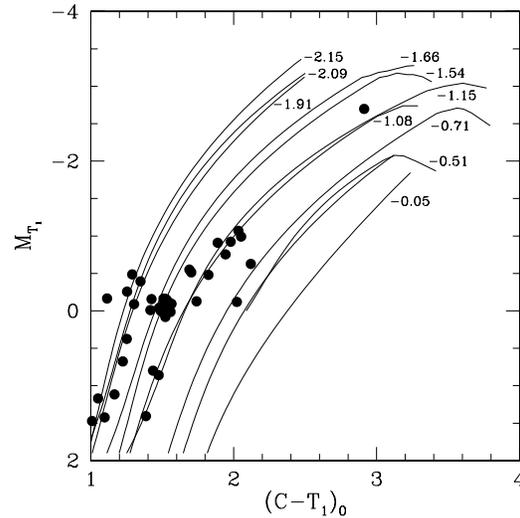


Figura 5.10: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de SL41. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.3. KMHK 123

Ubicado en el Campo 4 de la Fig. 2.4, el débil cúmulo KMHK 123 de características completamente desconocidas hasta la fecha, se encuentra proyectado sobre la porción sur-oeste de la NMM. Este objeto parece ser algo menos rico en estrellas que los anteriores (Fig. 5.11). El radio adoptado para KMHK 123 es de 110 píxeles (Fig. 5.12) y equivale a un radio angular de apenas $0.5'$ (Tabla 4.1). La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta la distribución de puntos en el diagrama CM descontaminado de KMHK 123 (Fig. 5.14) corresponde a una edad de $(1.1 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). El valor medido de δT_1 en este cúmulo es 0.6, equivalente a una edad de 1.11×10^9 años si se utiliza la calibración de Geisler et al. (1997). También éste es un cúmulo de edad intermedia.

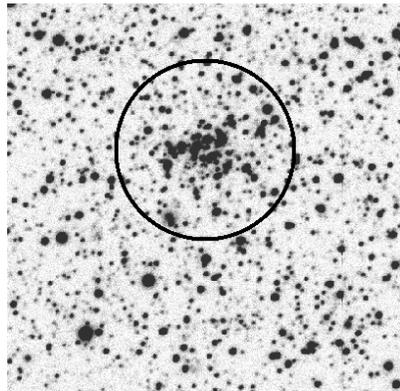


Figura 5.11: Estrellas observadas en el campo de KMHK 123. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

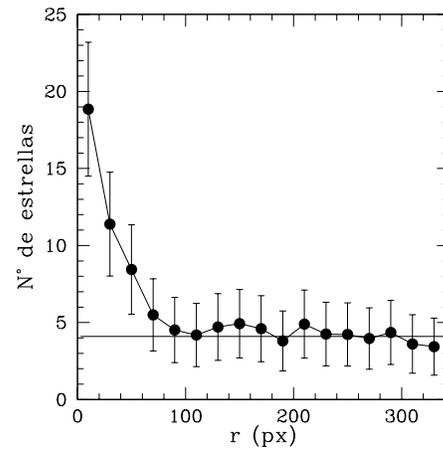


Figura 5.12: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 340 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

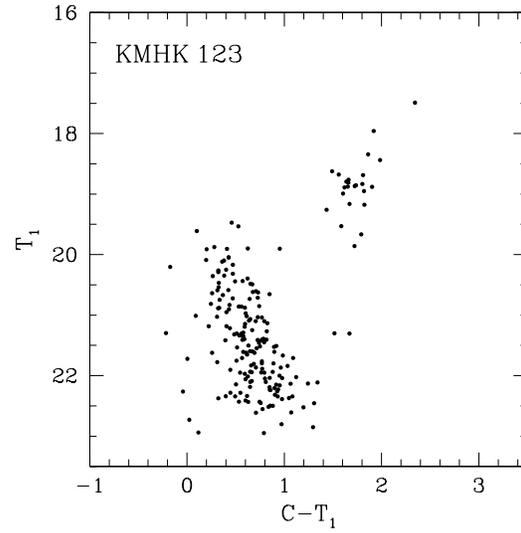


Figura 5.13: Diagrama CM observado de KMHK 123. No obstante la contaminación por estrellas del campo, se aprecian en este diagrama características típicas de un cúmulo de edad intermedia.

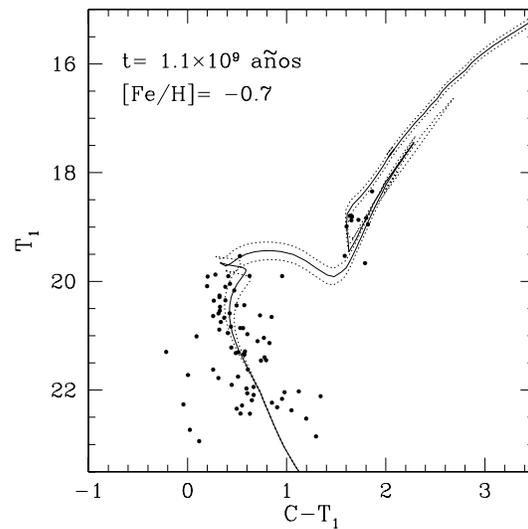


Figura 5.14: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 123. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.4. KMHK 128

KMHK 128, otro cúmulo de características completamente desconocidas hasta la fecha, presenta una marcada concentración de estrellas (Fig. 5.15). Este objeto se encuentra proyectado sobre la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El radio adoptado en base a recuentos estelares es de 110 píxeles (Fig. 5.16), equivalente a $0.5'$ en el cielo (Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama descontaminado de KMHK 128 (Fig. 5.18) se obtiene una edad de $(1.4 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). No resultó posible determinar δT_1 para este cúmulo. Por su parte, a partir del método de GS99 se obtiene un valor tentativo de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$, en excelente acuerdo con la metalicidad antes mencionada. KMHK 128 es entonces un cúmulo de edad intermedia pobre en metales.

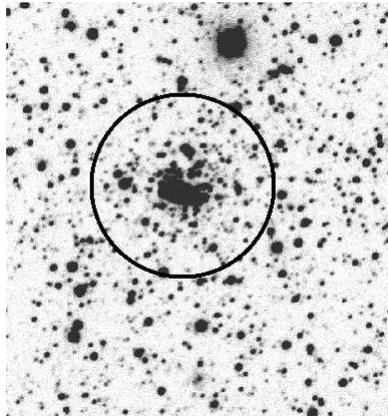


Figura 5.15: Estrellas observadas en el campo de KMHK 128. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

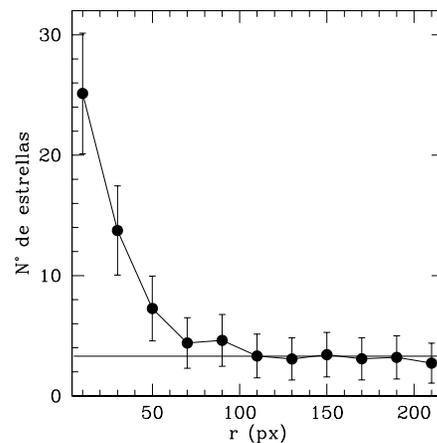


Figura 5.16: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 220 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

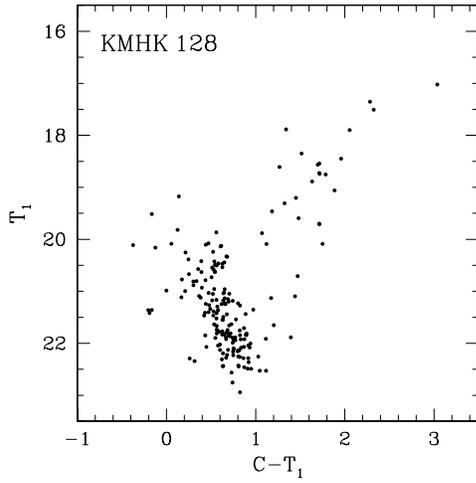


Figura 5.17: Diagrama CM observado de KMHK 128. Se aprecia acá una importante contaminación por estrellas del campo.

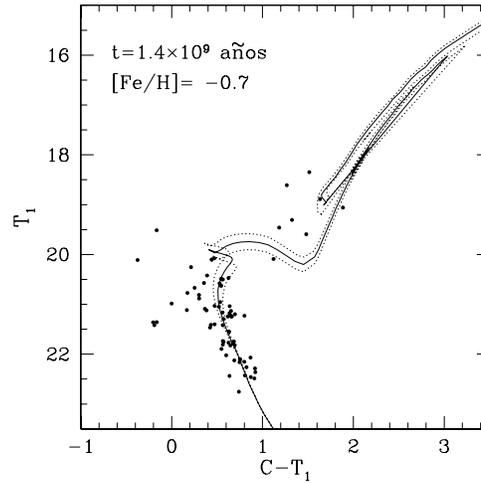


Figura 5.18: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 128. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

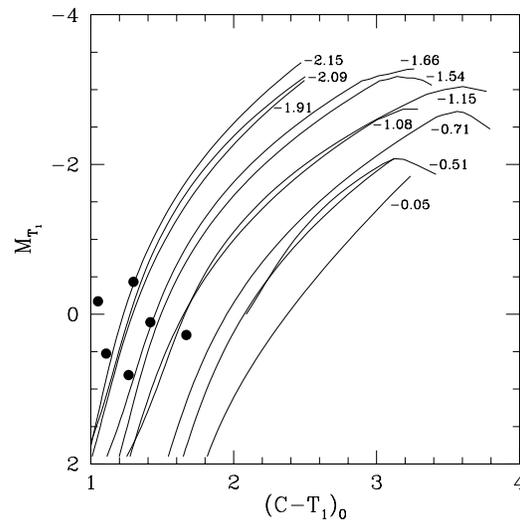


Figura 5.19: Diagrama M_{T_1} vs. $(C-T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de KMHK 128. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.5. SL 48

El cúmulo SL 48, también conocido como LW 68 o KMHK 133, se encuentra ubicado en la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El radio adoptado para este objeto a partir de recuentos estelares (Sección 4.4) es de 200 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.9'$ (Fig. 5.21, Tabla 4.1). La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta la distribución de puntos en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.23) corresponde a una edad de $(2.2 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). Usando este diagrama se obtiene $\delta T_1 = 1.7 \pm 0.1$, equivalente a una edad de 2.1×10^9 años. Por otra parte, la aplicación del procedimiento de GS99 conduce al valor $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$, en muy buen acuerdo con la metalicidad inferida a partir del ajuste de isócronas teóricas.

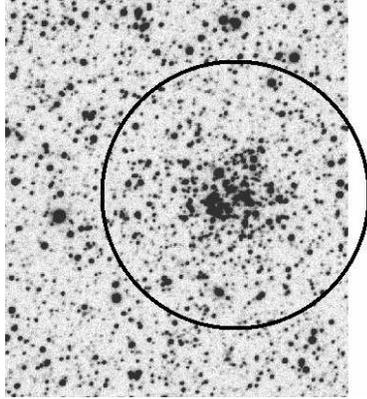


Figura 5.20: Estrellas observadas en el campo de SL 48. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

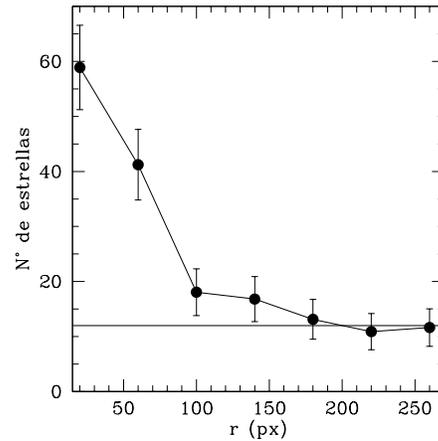


Figura 5.21: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 270 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

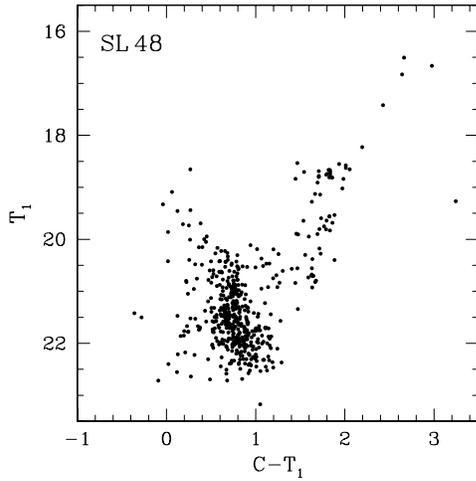


Figura 5.22: Diagrama CM observado de SL 48. Nótese el “clump” de gigantes rojas y los indicios de evolución en la secuencia principal.

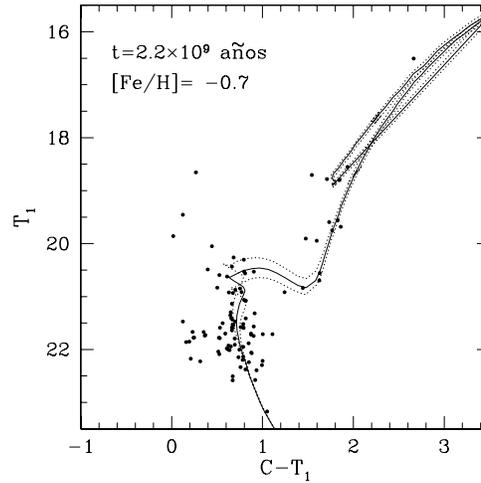


Figura 5.23: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 48. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

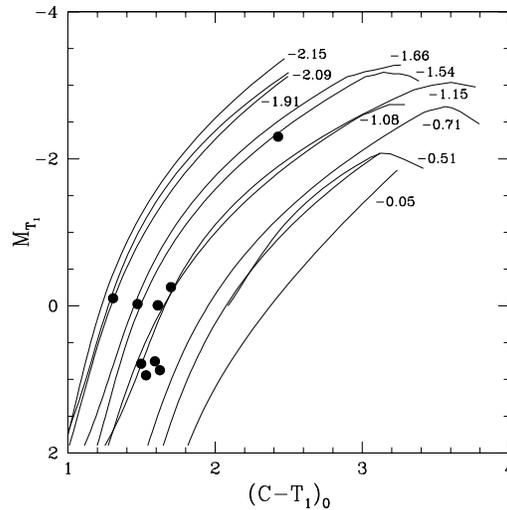


Figura 5.24: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de SL 48. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.6. LW 69

LW 69, también conocido como KMHK 137, es otro objeto actualmente desconocido de la NMM ubicado en la porción sur-oeste de la misma (Campo 5, Fig. 2.4). El radio obtenido a partir de los recuentos de estrellas es de 200 píxeles (ver Sección 4.4), equivalente a $0.9'$ en el cielo (Tabla 4.1, Fig. 5.26). Del ajuste de isócronas teóricas en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.28) se infiere una edad de $(1.6 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). El valor de 1.4 medido para el índice δT_1 implica una edad de 1.7×10^9 años para LW 69, en buen acuerdo con el valor antes mencionado, en tanto que del método de GS99 se obtiene tentativamente $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$. Nótese la buena consistencia existente tanto entre las edades como entre las metalicidades estimadas por uno y otro método.

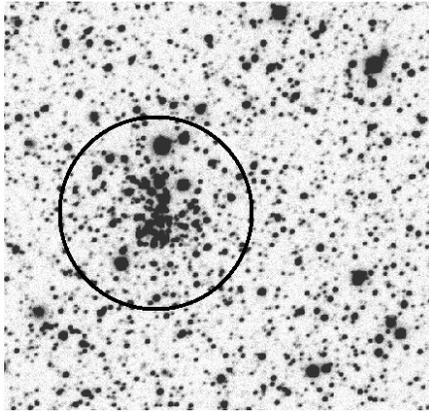


Figura 5.25: Estrellas observadas en el campo de LW 69. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

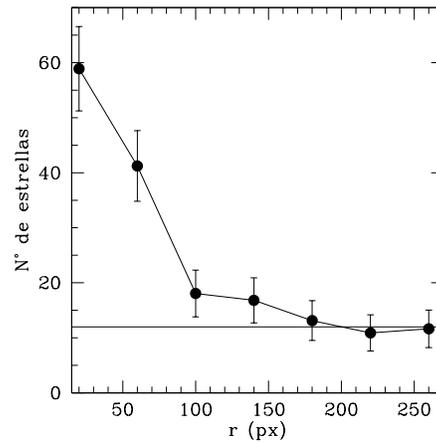


Figura 5.26: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 270 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

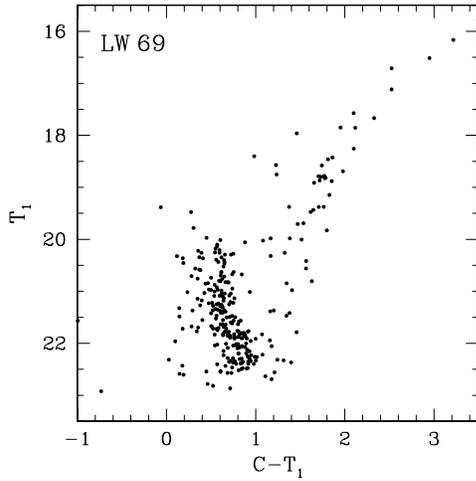


Figura 5.27: Diagrama CM observado de LW 69 en el cual se aprecia bien el “clump” de gigantes rojas.

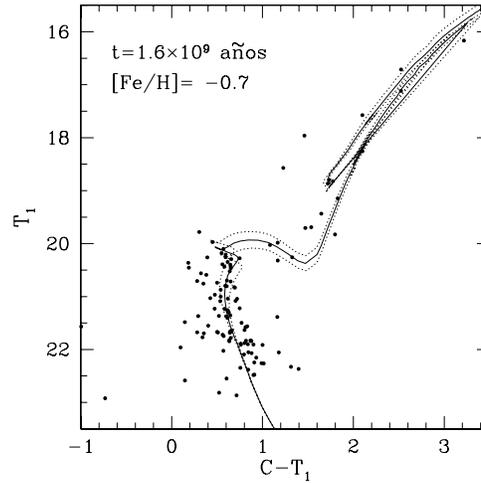


Figura 5.28: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de LW 69. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

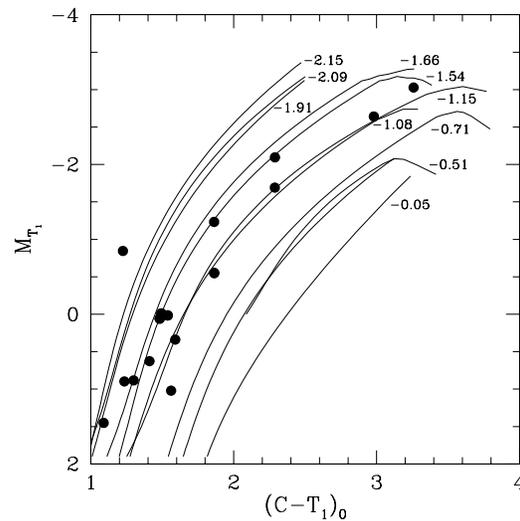


Figura 5.29: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de LW 69. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.7. KMHK 151

Proyectado sobre la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4), KMHK 151 es otro cúmulo de características completamente desconocidas a la fecha (Fig. 5.30). El radio adoptado en base a recuentos estelares (Fig. 5.31) es de 200 píxeles, equivalente a $0.9'$ en el cielo (Tabla 4.1). Las aplicaciones del método de ajuste de isócronas teóricas (Fig. 5.33) conduce a una edad de $(1.3 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). Por otra parte, mediante el procedimiento de las “Ramas Gigantes Estándar” GS99 se obtiene, el valor $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$, en muy buen acuerdo con la metalicidad anterior. No fue posible acá determinar el valor del parámetro de edad δT_1 .

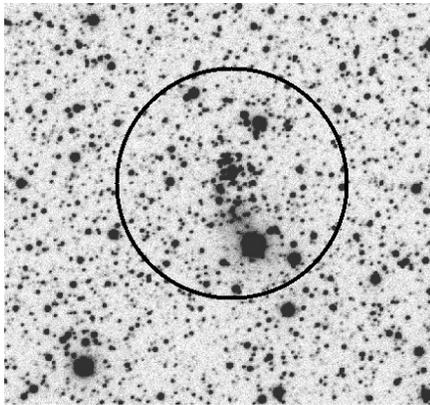


Figura 5.30: Estrellas observadas en el campo de KMHK 151. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

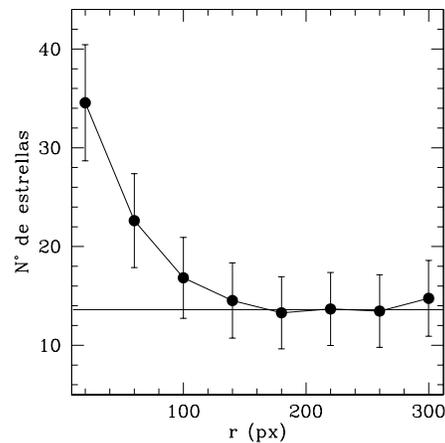


Figura 5.31: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 320 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

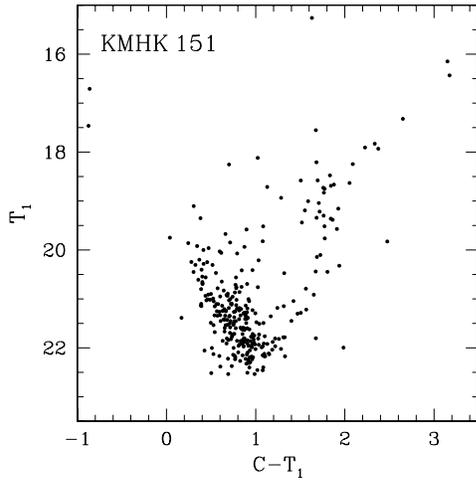


Figura 5.32: Diagrama CM observado de KMHK 151. Nótese la apreciable contaminación por estrellas del campo.

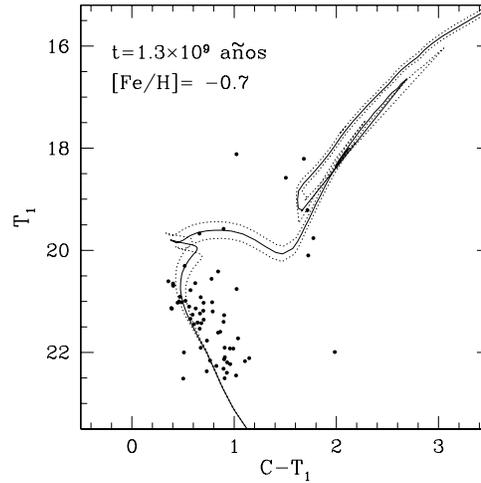


Figura 5.33: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 151. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

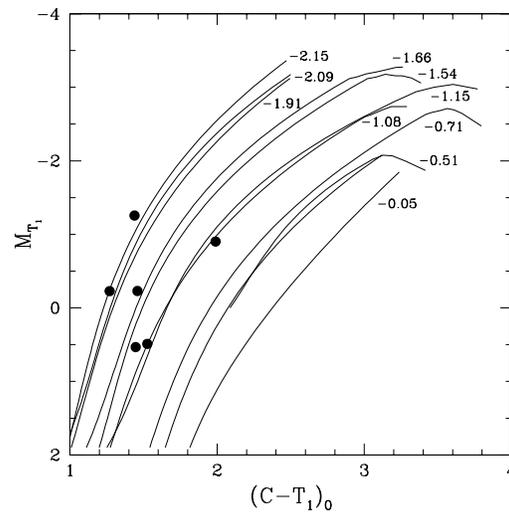


Figura 5.34: Diagrama M_{T_1} vs. $(C-T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de KMHK 151. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.8. SL 54

El débil cúmulo SL 54 (Fig. 5.35), también llamado LW 78 o KMHK 162, se encuentra ubicado en la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El radio adoptado es de 200 píxeles (Fig. 5.36, Tabla 4.1), el cual equivale a 0.9' en el cielo. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.38) se obtiene una edad de $(0.9 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[Fe/H] = -0.4$ ($Z = 0.008$). No fue posible en este objeto ni medir δT_1 ni aplicar el método de GS99.

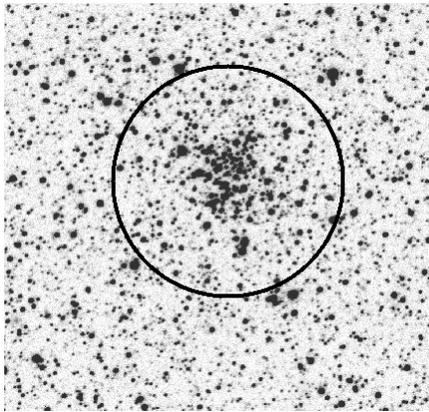


Figura 5.35: Estrellas observadas en el campo de SL 54. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

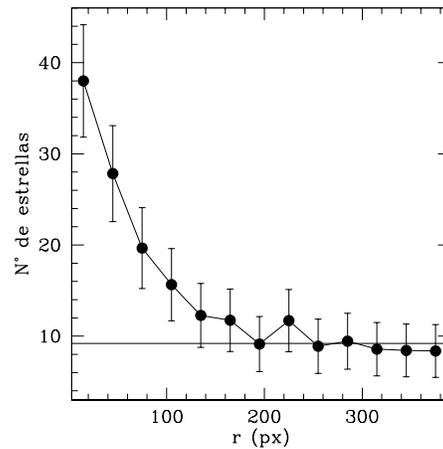


Figura 5.36: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

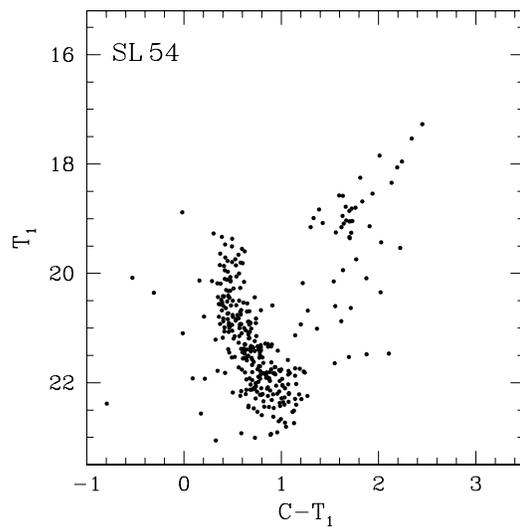


Figura 5.37: Diagrama CM observado de SL 54.

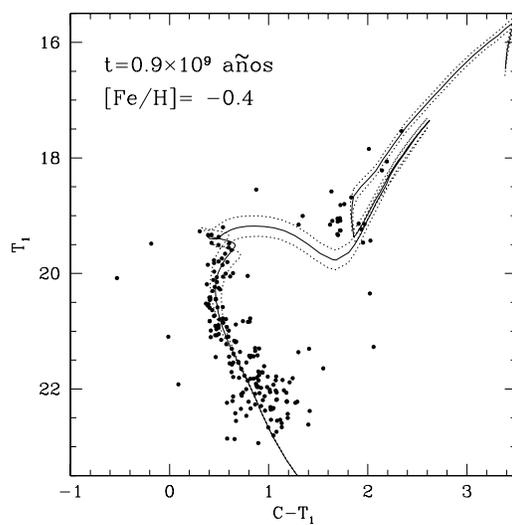


Figura 5.38: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 54. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.9. SL 73

SL 73 (Fig. 5.39), también conocido como LW 86 o KMHK 214, es otro cúmulo aún desconocido proyectado sobre la porción sur-oeste de la NMM (Campo 5, Fig. 2.4). El radio adoptado es de 200 píxeles (Fig. 5.40), equivalente a un radio angular de $0.9'$ (Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama de la Fig. 5.42 se obtiene una edad de $(1.6 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). El valor medido de $\delta T_1 = 1.3$ implica, a su vez, una edad de 1.6×10^9 años, en tanto que la aplicación del procedimiento de GS99 conduce al valor aproximado de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9$. Nótese la excelente consistencia existente entre las edades y metalicidades inferidas por los diferentes procedimientos.

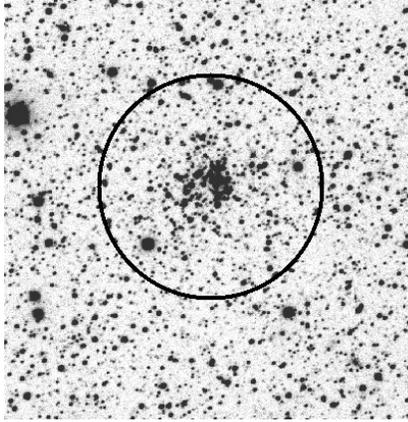


Figura 5.39: Estrellas observadas en el campo de SL 73. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

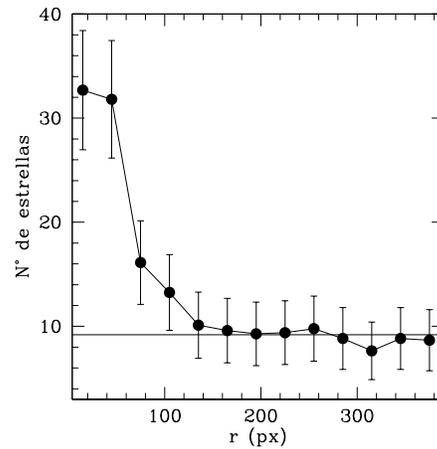


Figura 5.40: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

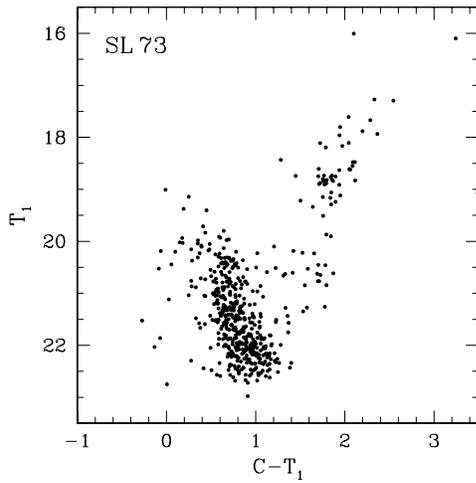


Figura 5.41: Diagrama CM observado de SL 73. Nótese cómo se destaca con absoluta claridad el “clump” de gigantes rojas.

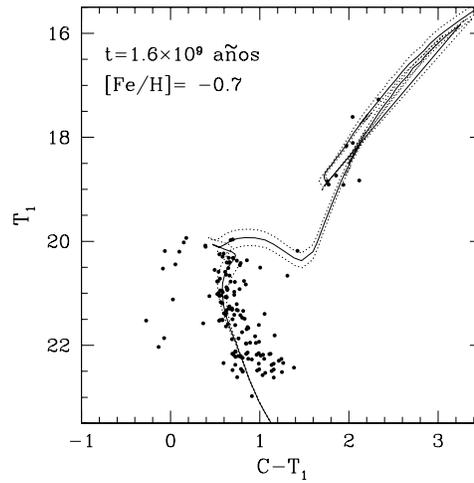


Figura 5.42: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 73. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

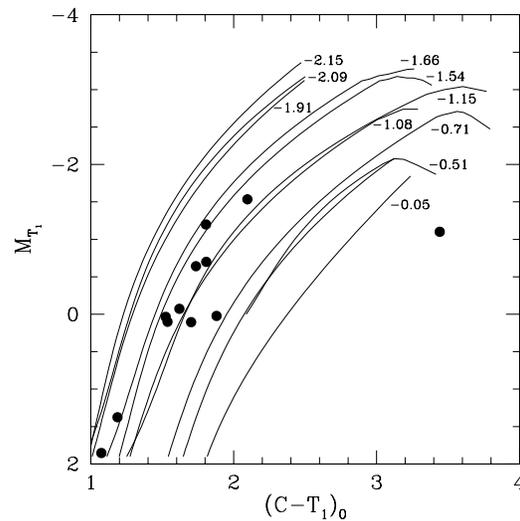


Figura 5.43: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de SL 73. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.10. SL 72

SL 72, LW 87 o KMHK 217 (Fig. 5.44) es un cúmulo débil proyectado sobre la porción sur-oeste de la NMM (Campo 5, Fig. 2.4). El radio derivado a partir de recuentos estelares es de 200 píxeles (Fig. 5.45), equivalente a $0.9'$ en el cielo (Tabla 4.1). A partir del método de ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en la Fig. 5.47 se infiere para SL 72 una edad de $(0.22 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). No es posible medir δT_1 en este objeto, por carecer de gigantes rojas, ni tampoco aplicar el método de GS99.

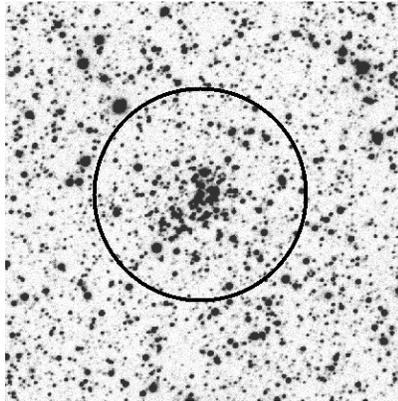


Figura 5.44: Estrellas observadas en el campo de SL 72. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

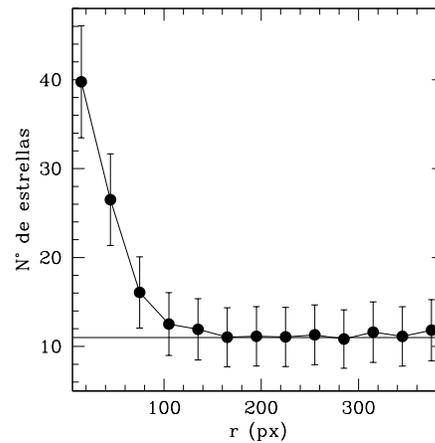


Figura 5.45: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

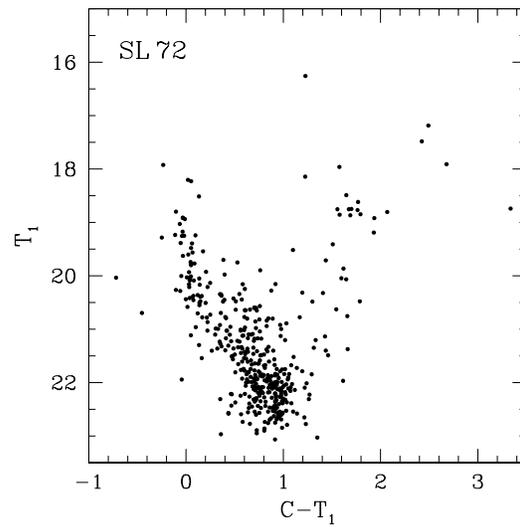


Figura 5.46: Diagrama CM observado de SL 72.

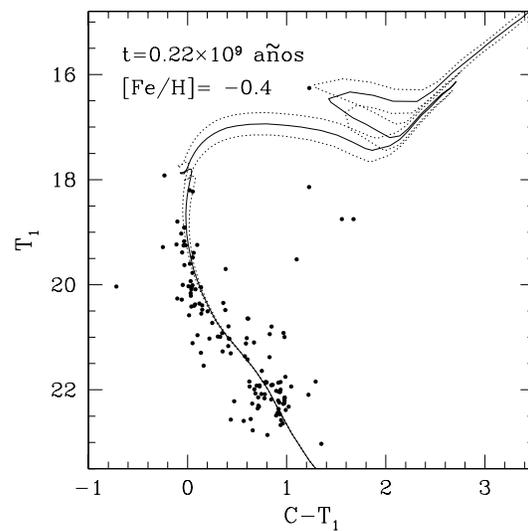


Figura 5.47: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 72. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.11. BSDL 594

Otro cúmulo del cual no se tiene conocimiento alguno hasta la fecha es BSDL 594, también catalogado como LOGLE87. Este es un objeto fuertemente concentrado (Fig. 5.48), ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 8, Fig. 2.4). BSDL 594 no registra determinaciones previas de edad y/o metalicidad. El radio derivado a partir de recuentos estelares es de 140 píxeles (Fig. 5.49, Tabla 4.1). A partir del método de ajuste de isócronas teóricas en la Fig. 5.51 se infiere para BSDL 594 una edad de $(1.4 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). El valor medido de $\delta T_1 = 0.8$ conduce a una edad de 1.3×10^9 años, en buen acuerdo con el valor anterior. Por otro lado, la aplicación del procedimiento de GS99 conduce al valor aproximado de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$. Este valor es consistente con el obtenido mediante el ajuste de isócronas.

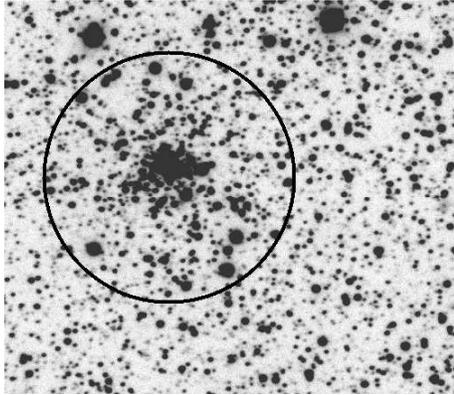


Figura 5.48: Estrellas observadas en el campo de BSDL 594. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

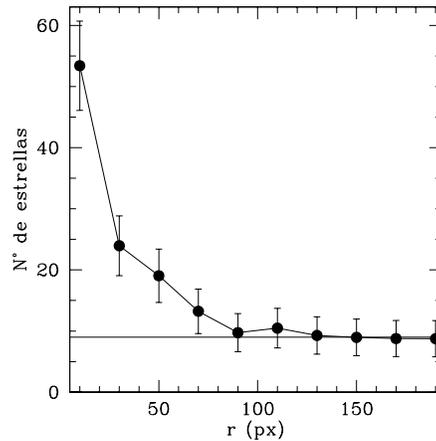


Figura 5.49: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

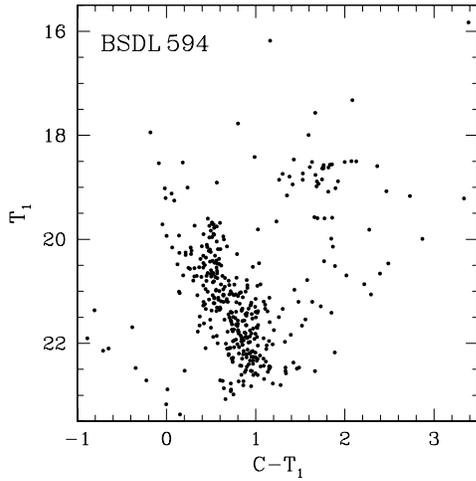


Figura 5.50: Diagrama CM observado de BSDL 594 en el que se aprecia una fuerte contaminación por estrellas del campo.

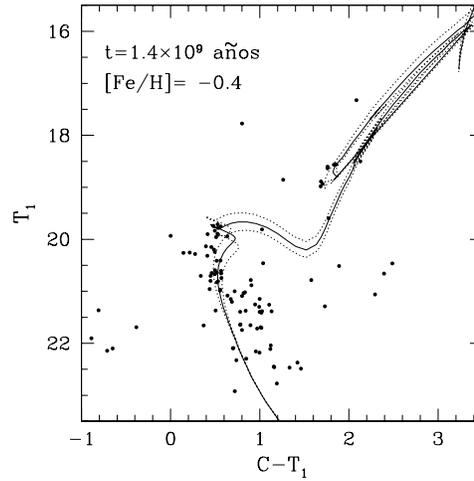


Figura 5.51: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 594. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

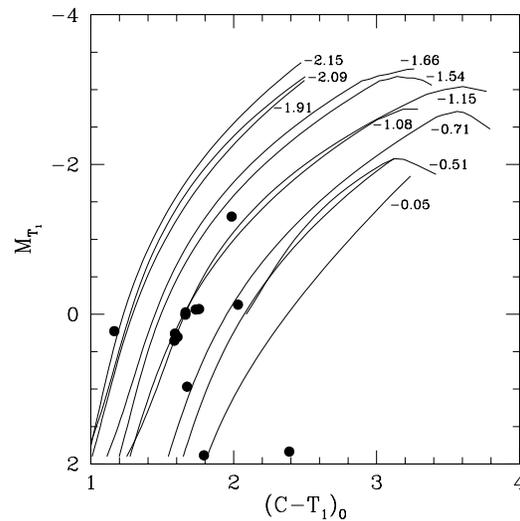


Figura 5.52: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de BSDL 594. Las líneas llenas representan las "Ramas Gigantes Estándar" de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.12. BSDL 665

BSDL 665 (o LOGLE 130) es un objeto débil, pequeño, relativamente pobre en estrellas y escasamente concentrado (Fig. 5.53) que se encuentra proyectado sobre la porción norte de la NMM (Campo 8, Fig. 2.4). El radio adoptado a partir de recuentos estelares (Fig. 5.54) es de 60 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.27'$ (Tabla 4.1). El diagrama CM observado (Fig. 5.55) deja planteada cierta duda acerca de la realidad física de este agregado. Si se acepta que BSDL 665 es efectivamente un cúmulo estelar, entonces la isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta la distribución de puntos en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.56) corresponde a una edad de $(0.9 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad subsolar de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Estos parámetros resultan ya sea que se considere el radio del cúmulo (60 píxeles) o prácticamente dos veces ese valor (Fig. 5.56).

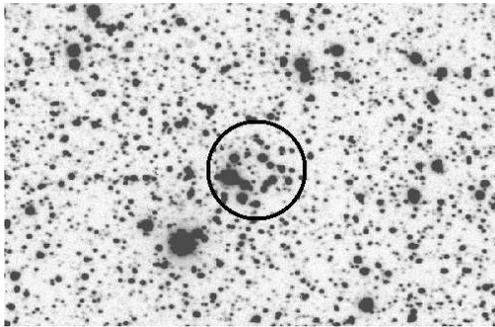


Figura 5.53: Estrellas observadas en el campo de BSDL 665. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

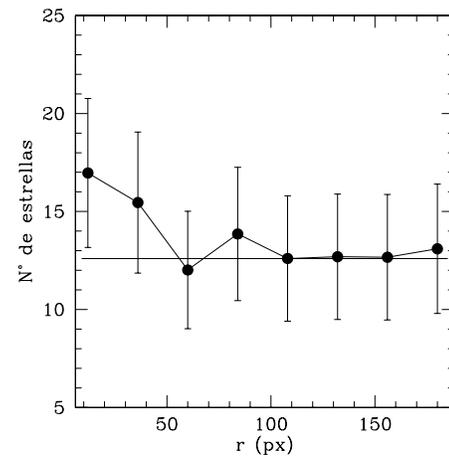


Figura 5.54: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región estelar de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo. También en este diagrama la realidad del cúmulo parece cuestionable.

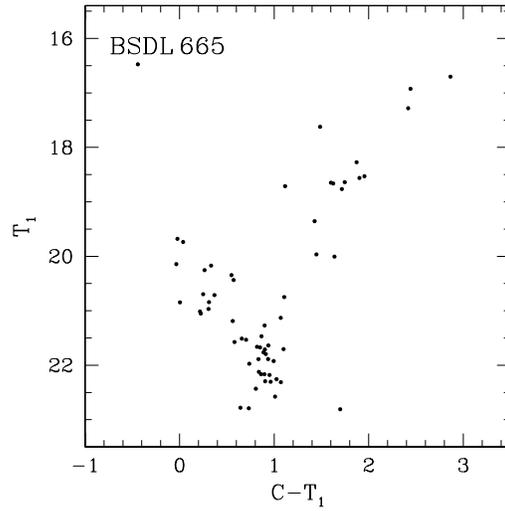


Figura 5.55: Diagrama CM observado de BSDL 665. Este diagrama deja planteada la duda acerca de la realidad física del cúmulo.

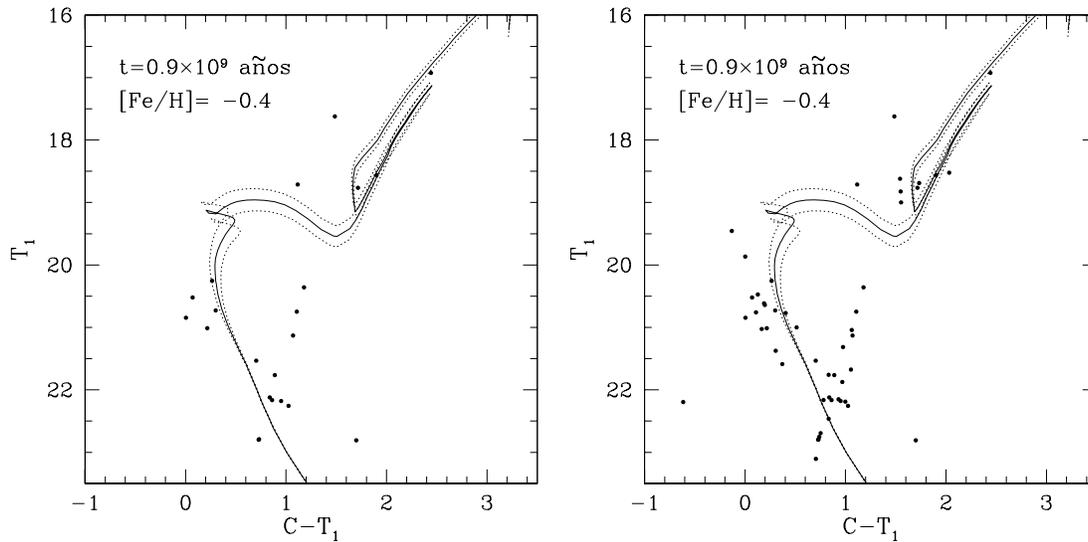


Figura 5.56: *Izquierda:* Diagrama CM descontaminado de BSDL 665 correspondiente al radio estimado del cúmulo (60 píxeles). La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta este diagrama, en tanto que las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad asociadas a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha:* Diagrama CM descontaminado de BSDL 665 correspondiente a un radio de 100 píxeles. Nótese que aún en este caso la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama es la misma que en caso anterior.

5.2.13. SL 263

El cúmulo SL 263 o LOGLE 144 (Fig. 5.57) se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 8, Fig. 2.4). Del perfil de densidad estelar (Fig. 5.58) el radio estimado es de 100 píxeles, equivalente a un radio angular de 0.45' (Tabla 4.1). El diagrama CM observado muestra claramente los rasgos de un cúmulo bastante joven. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.60) resulta una edad de $(10 \pm 2) \times 10^6$ años y una metalicidad típicamente solar ($[Fe/H] = 0.0$). SL 263 es el cúmulo más joven de la muestra estudiada en este trabajo.

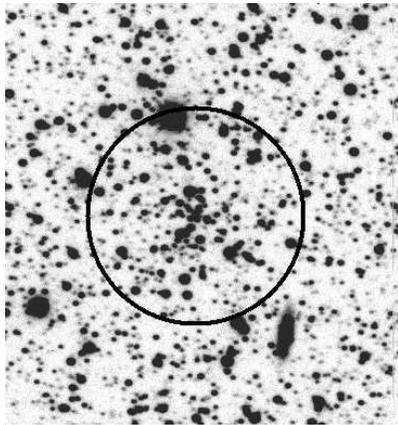


Figura 5.57: Estrellas observadas en el campo de SL 263. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

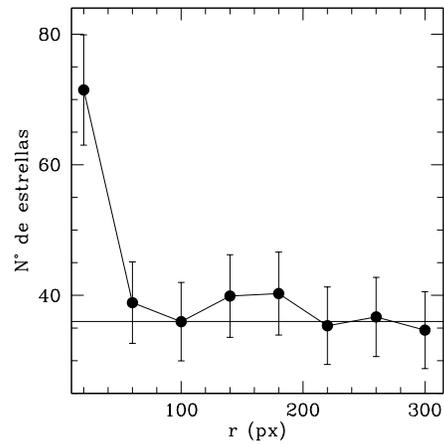


Figura 5.58: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

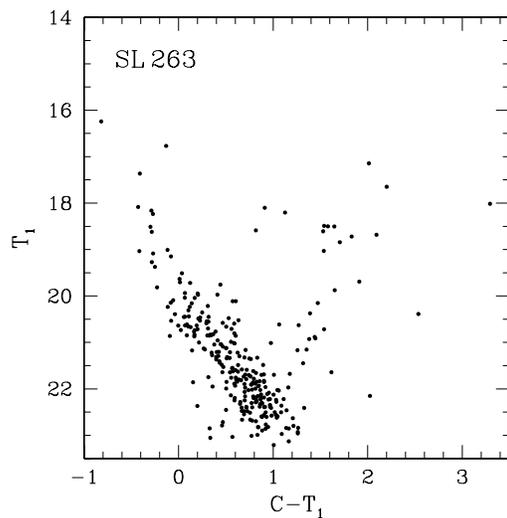


Figura 5.59: Diagrama CM observado del cúmulo SL 263. Este objeto resultó ser el más joven de toda la muestra estudiada.

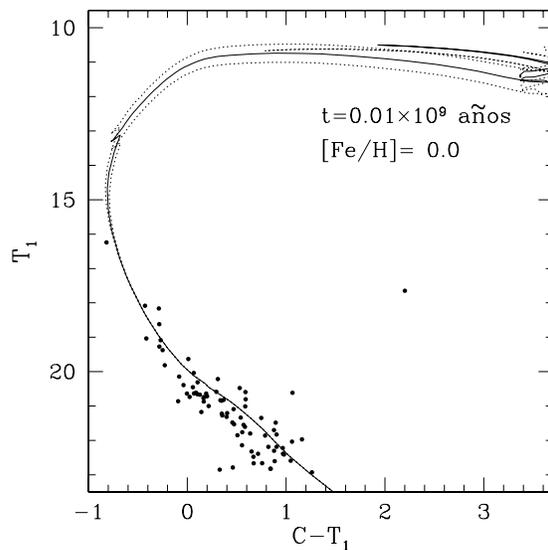


Figura 5.60: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 263. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.14. HS 130

El cúmulo HS 130, también conocido como KMHK 588 (Fig. 5.61), se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). El diagrama CM observado (Fig. 5.63) muestra características típicas de un objeto moderadamente joven, con una secuencia principal bien extendida y sin la presencia de gigantes rojas. El perfil radial de densidad estelar queda muy bien definido y permite derivar para HS 130 un radio de 130 píxeles, equivalente a $0.58'$ en el cielo (Fig. 5.62, Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.64) se infiere una edad de $(140 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). HS 130 es entonces un cúmulo moderadamente joven de la NMM con metalicidad subsolar.

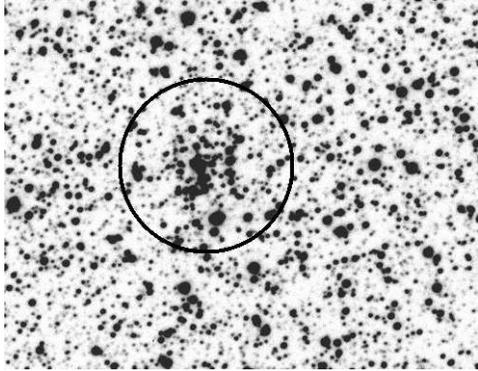


Figura 5.61: Estrellas observadas en el campo de HS 130. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

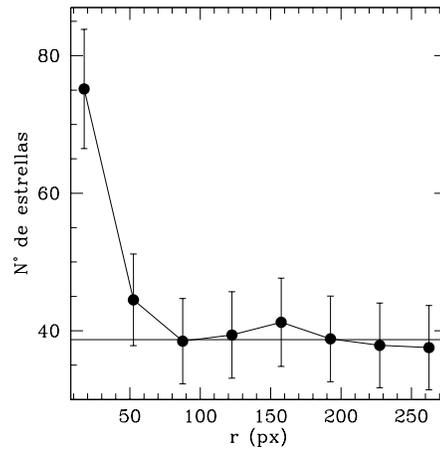


Figura 5.62: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 270 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

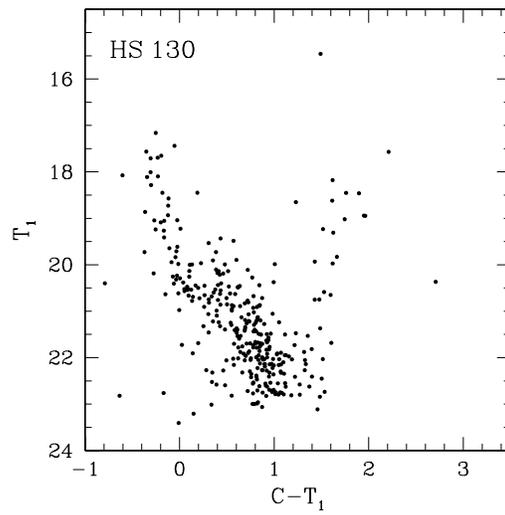


Figura 5.63: Diagrama CM de HS 130 en el cual se aprecian características típicas de un cúmulo moderadamente joven.

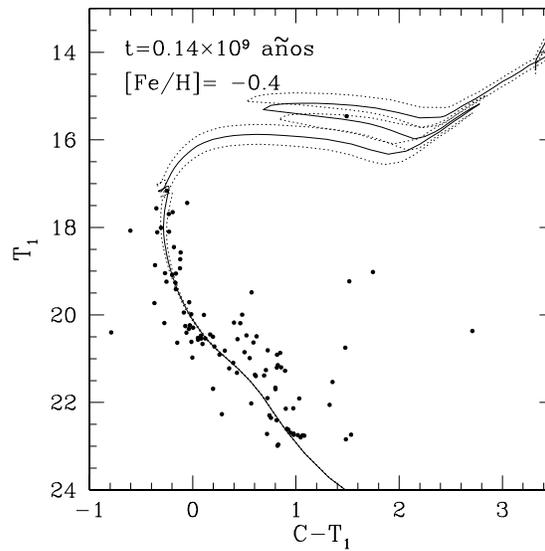


Figura 5.64: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 130. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.15. BSDL 761

BSDL 761 (Fig. 5.65) es un cúmulo débil, comparativamente pobre en estrellas cuyas características principales son desconocidas a la fecha. Este objeto se encuentra ubicado en la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El perfil de densidad estelar obtenido en la región del cúmulo (Fig. 5.66) permite inferir un radio de 90 píxeles, equivalente a $0.40'$ en el cielo (Tabla 4.1). El diagrama CM observado de BSDL 761 (Fig. 5.67) muestra las características típicas de un cúmulo moderadamente joven, con una secuencia principal relativamente extensa y sin gigantes tardías. La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.68) corresponde a una edad de $(140 \pm 20) \times 10^6$ años, con una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.009$). BSDL 761 es notablemente similar en edad y metalicidad a HS 130.

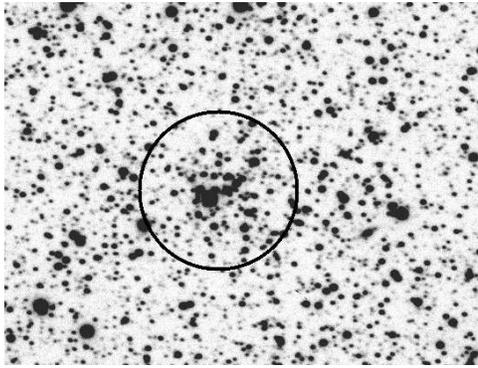


Figura 5.65: Estrellas observadas en el campo de BSDL 761. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

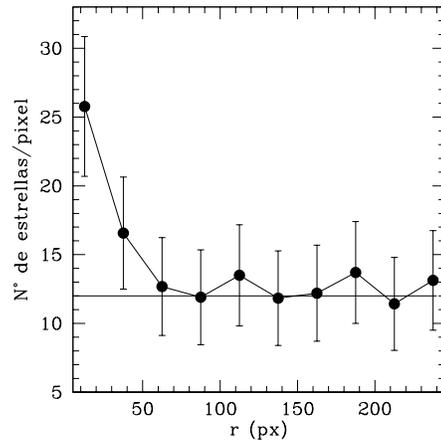


Figura 5.66: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 250 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

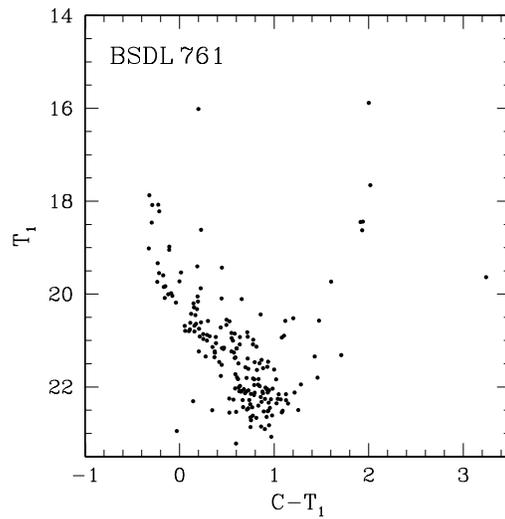


Figura 5.67: Diagrama CM de BSDL 761. No obstante la importante contaminación por estrellas del campo, este diagrama muestra una secuencia principal extendida típica de un cúmulo moderadamente joven.

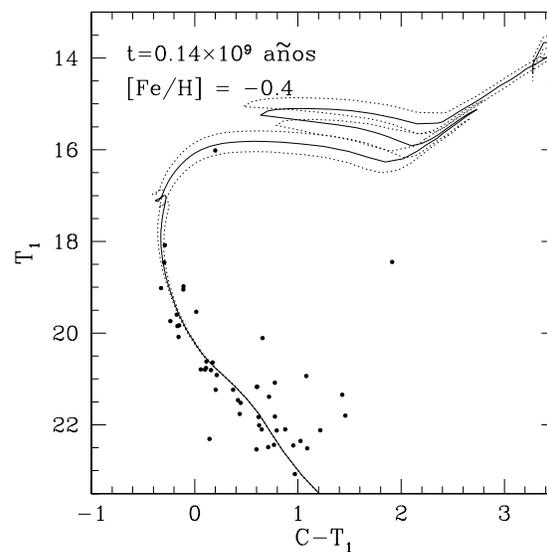


Figura 5.68: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 761. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.16. HS 156

El cúmulo HS 156 (Fig. 5.69), de características desconocidas hasta el presente, se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). Este objeto ha sido también catalogado como H88-190 o KMHK 632, LOGLE 199. El diagrama CM observado (5.71) está fuertemente contaminado por estrellas del campo. El radio adoptado a partir de recuentos estelares es de 120 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.54'$ (Fig. 5.70, Tabla 4.1). Tal como se aprecia en la Fig. 5.72, del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en la Fig. 5.17.4 se obtiene una edad de $(1.1 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Por otra parte, el valor medido del parámetro δT_1 en la Fig. 5.72 es de 0.9, el cual implica una edad de 1.3×10^9 años, enteramente comparable al valor estimado por el método de ajuste de isócronas. HS 156 es claramente un cúmulo de edad intermedia y metalicidad subsolar.

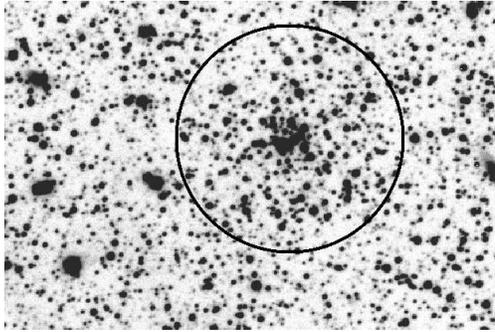


Figura 5.69: Estrellas observadas en el campo de HS 156. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

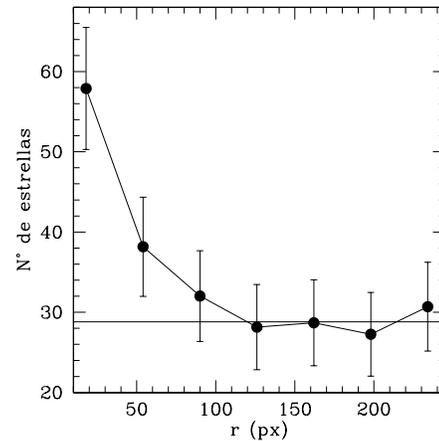


Figura 5.70: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 250 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

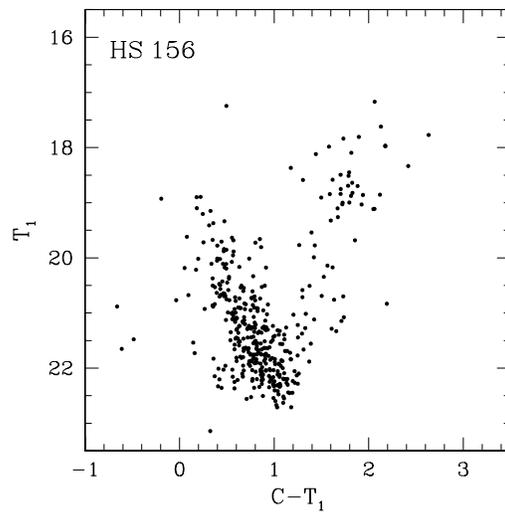


Figura 5.71: Diagrama CM observado de HS 156.

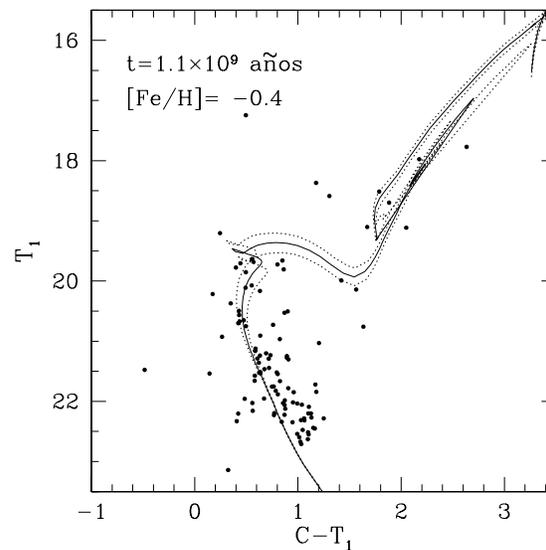


Figura 5.72: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 156. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.17. HS 178

HS 178 o KMHK 667 es un cúmulo débil y compacto (Fig. 5.73) cuyas características se desconocen al presente. Este objeto se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). Su diagrama CM observado muestra una secuencia principal ancha y relativamente extensa, fuertemente contaminada por estrellas del campo (Fig. 5.75). En base a recuentos estelares realizados en la región del cúmulo, el radio estimado es de 120 píxeles (Fig. 5.74), equivalente a $0.54'$ en el cielo (Tabla 4.1). La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta la distribución de puntos en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.76) corresponde a una edad de $(630 \pm 80) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). La edad de este objeto es llamativamente comparable a la del bien conocido cúmulo galáctico de las Hyades.

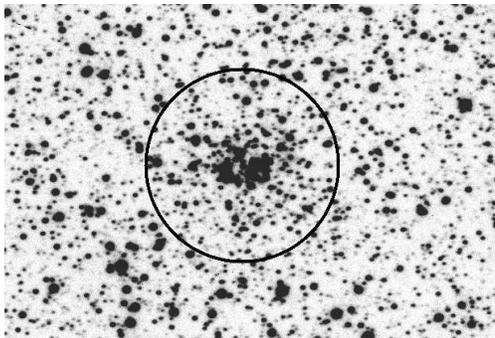


Figura 5.73: Estrellas observadas en el campo de HS 178. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

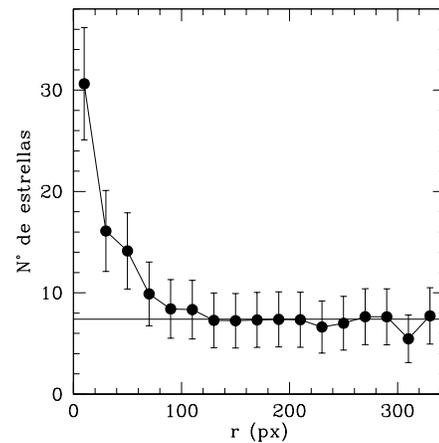


Figura 5.74: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 340 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

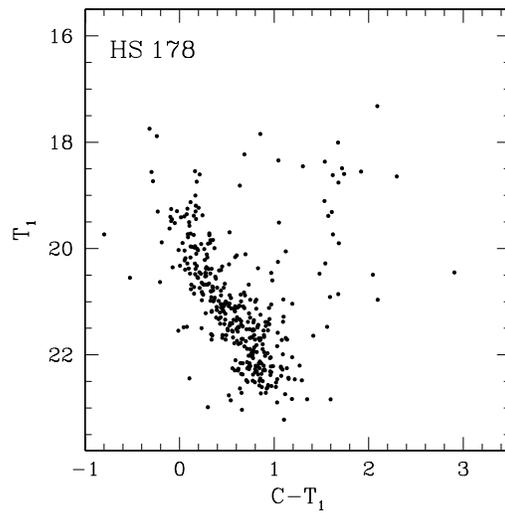


Figura 5.75: Diagrama CM observado de HS 178. Se aprecia una secuencia principal ancha y relativamente extensa.

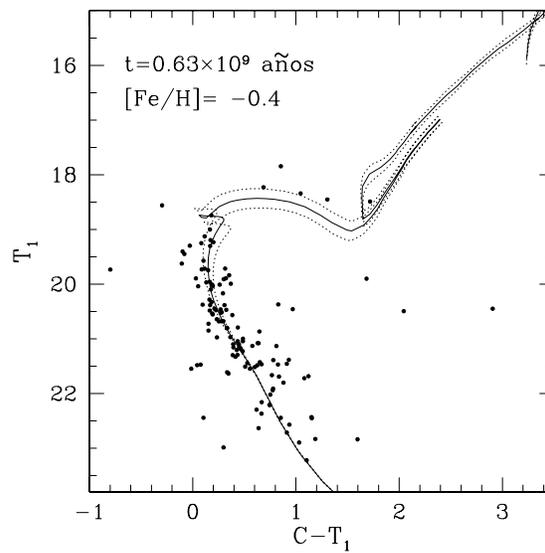


Figura 5.76: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 178. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.18. KMK 88-52

El pequeño y débil cúmulo conocido como KMHK 88-52 (Fig. 5.77) se encuentra ubicado en la región central de la *barra* de la NMM (Campo 12, Fig. 2.4). Dieball et al. (2002) lo consideran parte de un sistema múltiple de cúmulos estelares, juntamente con BSDL 1423, BSDL 1438, BSDL 1452, KMK 88-53 y KMK 88-54. El radio adoptado en este trabajo es de 100 píxeles (Fig. 5.78, Tabla 4.1), equivalente a un ángulo en el cielo de tan sólo 0.45'. Dado que este objeto está proyectado sobre una región de elevada densidad estelar en la NMM, el cúmulo apenas si se distingue sobre el fondo estelar, tal como puede apreciarse en la Fig. 5.78. Esto explica por qué el diagrama CM descontaminado de la Fig. 5.80 muestra todavía la presencia de estrellas del campo. No obstante este inconveniente, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor parece ajustar el diagrama CM descontaminado corresponde a una edad de $(180 \pm 20) \times 10^6$ años, si se adopta una metalicidad solar ($[Fe/H] = 0.0$). Más allá de la incerteza de este resultado, las presentes observaciones sugieren que KMK88-52 es un cúmulo relativamente joven de la *barra*, probablemente de metalicidad próxima al valor solar.

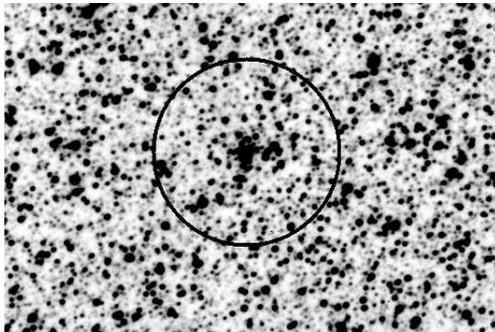


Figura 5.77: Estrellas observadas en el campo de KMHK 88-52. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

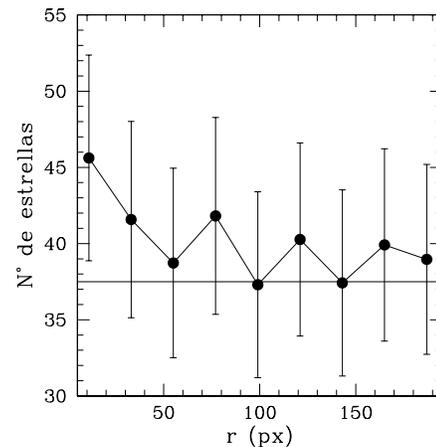


Figura 5.78: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo. La elevada densidad de estrellas sobre la cual yace el cúmulo explica la forma de este perfil.

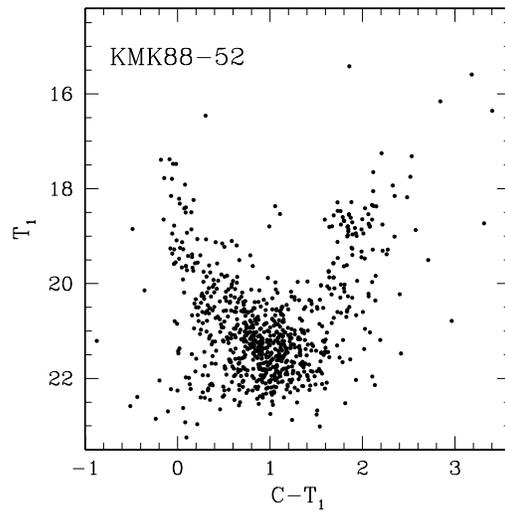


Figura 5.79: Diagrama CM observado de KMK 88-52. Como debe esperarse dada la ubicación del cúmulo en la región central de la *barra*, este diagrama muestra fuerte evidencia de contaminación.

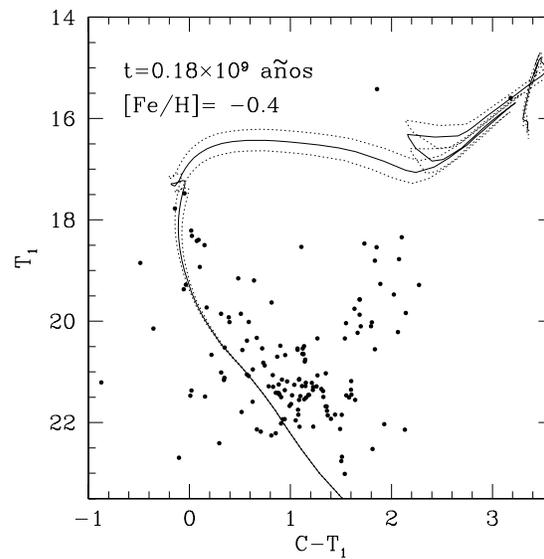


Figura 5.80: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMK 88-52. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.19. LW 211

LW 211, también conocido como KMHK 901 (Fig. 5.81), es un cúmulo bien concentrado ubicado en la porción sur de la NMM (Campo 13, Fig. 2.4) y cuyas características se desconocen hasta el momento. El perfil radial de densidad estelar queda en este caso muy bien definido a partir de recuentos estelares (Fig. 5.82) y permite inferir para LW 211 un radio de 160 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.72'$ (Tabla 4.1). Como se aprecia en la Fig. 5.84, del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) se obtiene una edad de $(1.8 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de -0.7 ($Z = 0.004$). Este último valor es consistente con el valor de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ obtenido a partir del método de las Ramas Gigantes Estándar de GS99, tal como se aprecia en la Fig. 5.85 y teniendo en cuenta la corrección por edad (Geisler et al. 2003). LW 211 es entonces un típico cúmulo de edad intermedia de la NMM comparativamente pobre en metales.

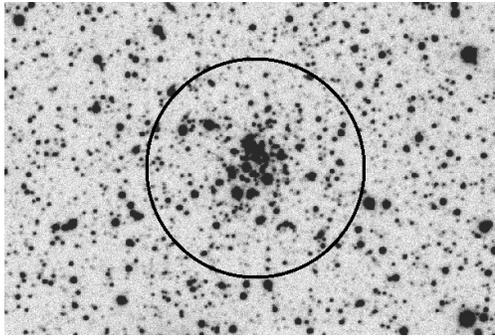


Figura 5.81: Estrellas observadas en el campo de LW 211. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

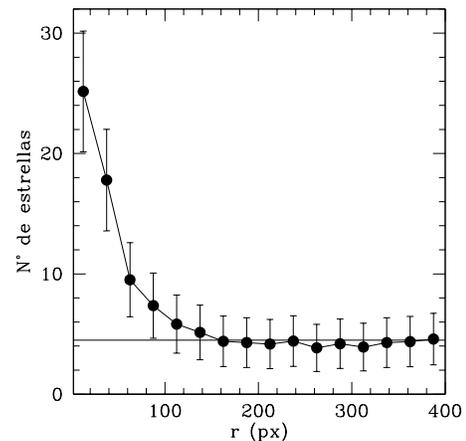


Figura 5.82: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

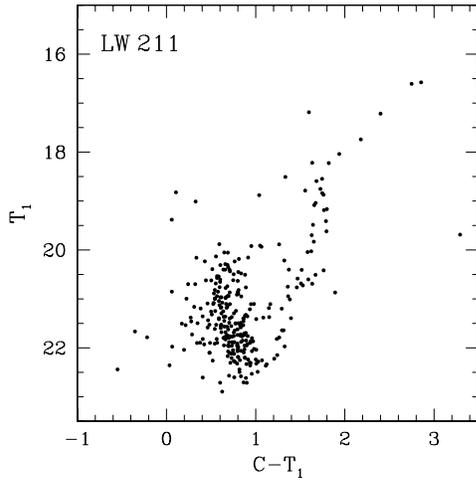


Figura 5.83: Diagrama CM observado de LW 211. No obstante la contaminación presente en este diagrama, se advierten en el mismo indicios de evolución en la secuencia principal e incluso una incipiente rama subgigante, características éstas típicas de un cúmulo de edad intermedia.

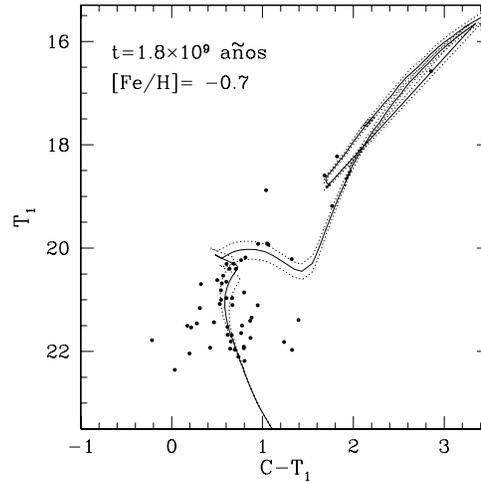


Figura 5.84: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de LW 211. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

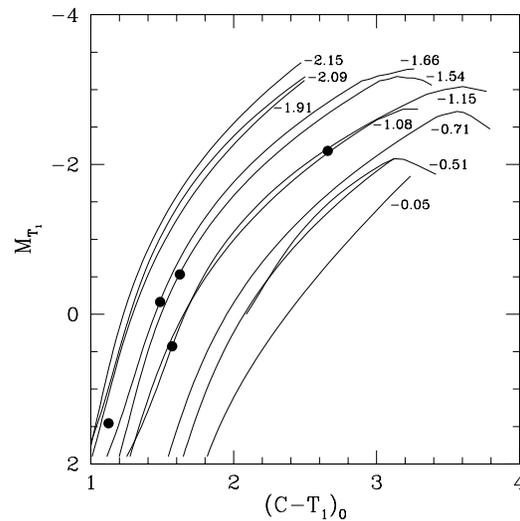


Figura 5.85: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de LW 211. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.20. SL 490

El cúmulo SL 490, también conocido como LW 217 o KMHK 939, es un objeto rico en estrellas (Fig. 5.86) ubicado en la porción sur de la NMM (Campo 13, Fig. 2.4). El diagrama CM observado muestra con notable claridad los rasgos típicos de un agregado de edad intermedia (Fig. 5.88). El radio adoptado para SL 490 a partir de recuentos estelares efectuados en la región del cúmulo es de 220 píxeles, equivalente a $0.99'$ en el cielo (Fig. 5.87, Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama de la Fig. 5.89 se obtiene una edad de $(1.8 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). La muy buena definición del “clump” en este cúmulo permite medir el valor $\delta T_1 = 1.5$, el cual implica una edad de 1.8×10^9 años, exactamente igual a la inferida mediante ajuste de isócronas. Por su parte, del método de GS99 (Fig. 5.90) resulta $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$, un valor algo menor que el inferido vía ajuste de isócronas. En cualquier caso, pocas dudas caben que SL 490 es un cúmulo de edad intermedia, pobre en metales, de la NMM.

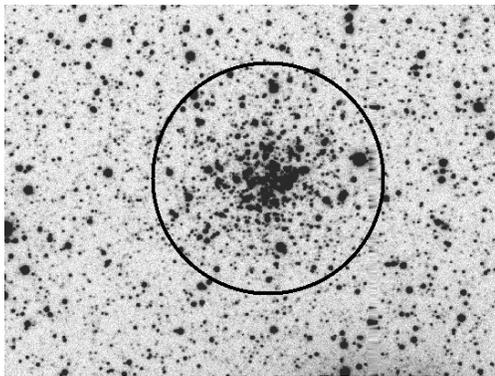


Figura 5.86: Estrellas observadas en el campo de SL 490. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

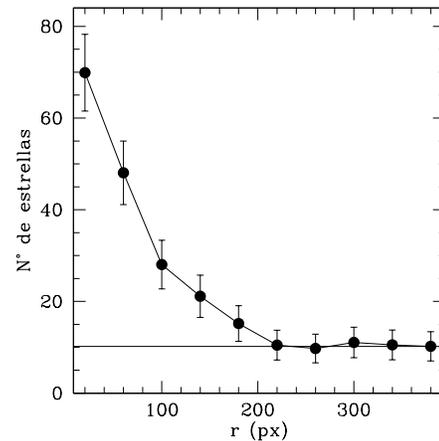


Figura 5.87: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

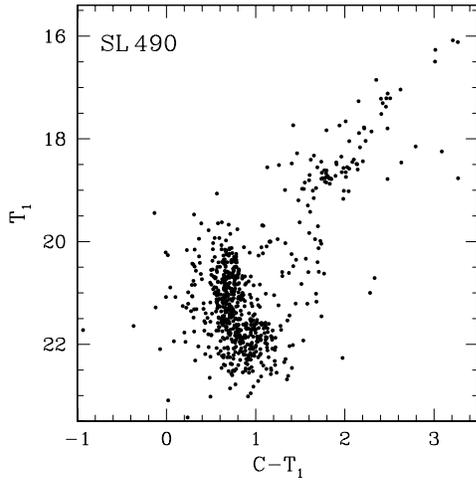


Figura 5.88: Diagrama CM observado de SL 490 en el cual se aprecian claramente las principales características del cúmulo.

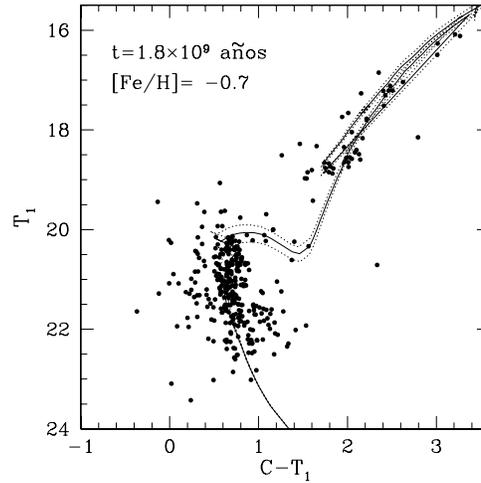


Figura 5.89: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 490. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

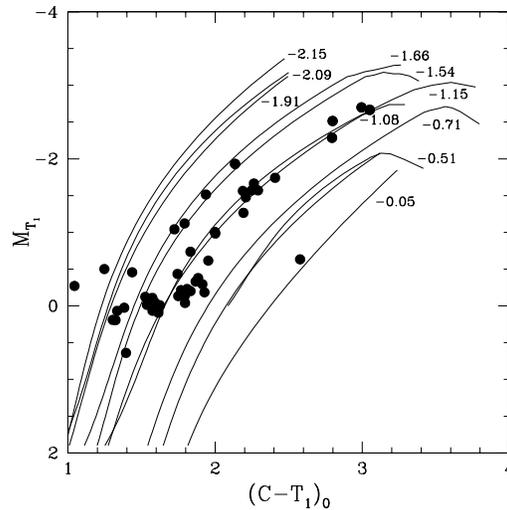


Figura 5.90: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de SL 490. Las líneas llenas representan las "Ramas Gigantes Estándar" de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.21. LW 231

LW 231 o KMHK 1031 (Fig. 5.91) es un objeto muy débil hasta hoy desconocido que se encuentra ubicado en la porción sur de la NMM (Campo 14, Fig. 2.4). Aunque claramente contaminado, el diagrama CM observado de este cúmulo permite visualizar las principales características del mismo (Fig. 5.93). El radio adoptado para LW 231 es de 115 píxeles, equivalente a $0.52'$ en el cielo (Fig. 5.92, Tabla 4.1). La isócrona que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.94) corresponde a una edad de $(0.8 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

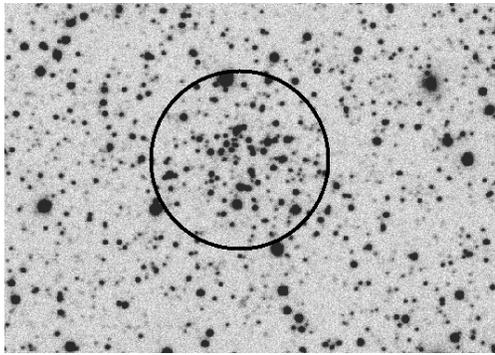


Figura 5.91: Estrellas observadas en el campo de LW 231. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

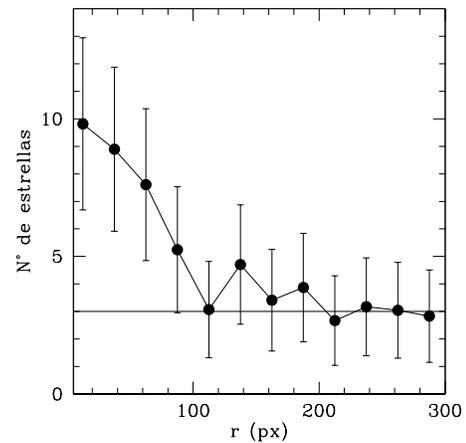


Figura 5.92: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

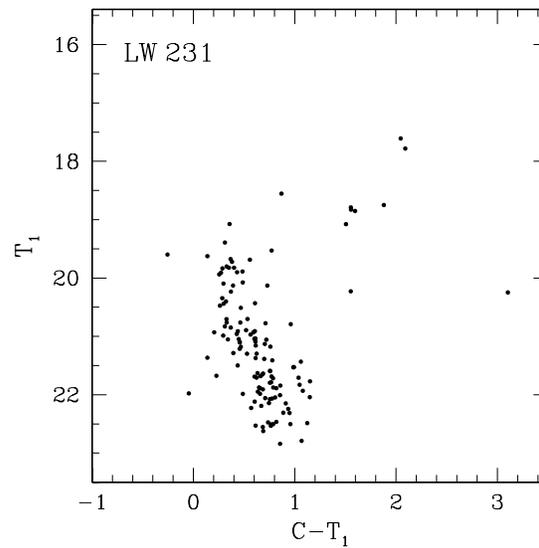


Figura 5.93: Diagrama CM del cúmulo LW 231.

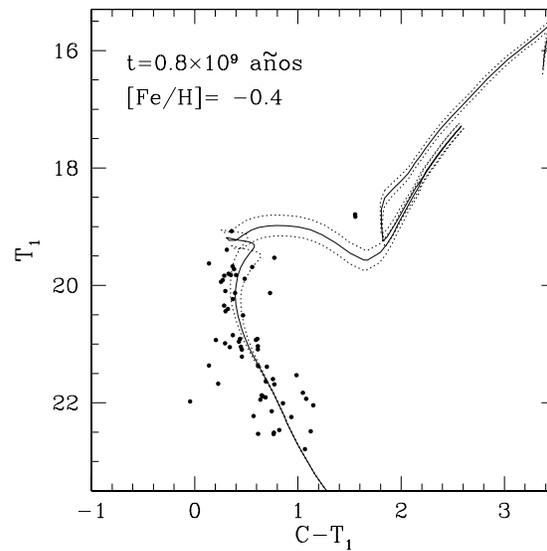


Figura 5.94: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de LW 231. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.22. IC 2140

El cúmulo comparativamente brillante IC 2140 (Fig. 5.95) se encuentra también ubicado en la porción sur de la NMM (Campo 14, Fig. 2.4). El diagrama ($T_1, C - T_1$) observado (Fig. 5.97) demuestra que estamos en presencia de un cúmulo de edad intermedia con un evidente clump de gigantes rojas. El radio adoptado es de 260 píxeles, equivalente a $1.17'$ en el cielo (Fig. 5.96, Tabla 4.1). En base a fotometría integrada, Bica et al. (1996) clasificaron a IC 2140 como perteneciente a la clase SWB V de Searle et al. (1980), por lo que IC 2140 debería tener una edad comprendida en el rango $(0.8 - 2.0) \times 10^9$ años. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama ($T_1, C - T_1$) descontaminado (Fig. 5.98) se obtiene en el presente trabajo una edad de $(2.0 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[Fe/H] = -0.7$ ($Z = 0.004$). El valor acá medido de $\delta T_1 = 1.17$ implica una edad similar de 2.1×10^9 años, mientras que del procedimiento de GS99 se obtiene una metalicidad de -0.8 (Fig. 5.99).

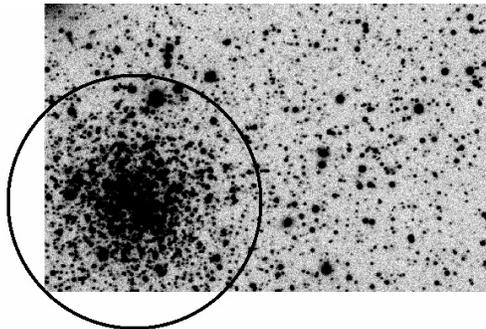


Figura 5.95: Estrellas observadas en el campo de IC 2140. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

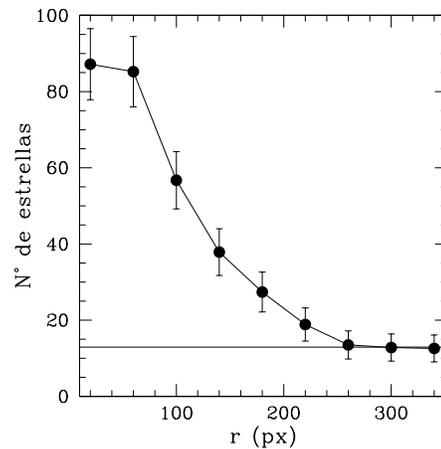


Figura 5.96: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 350 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

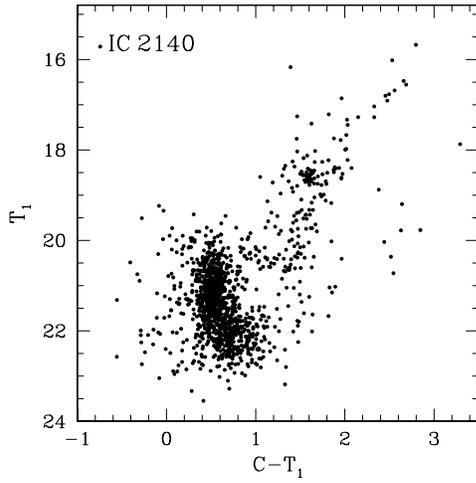


Figura 5.97: Diagrama CM observado del cúmulo IC 2140.

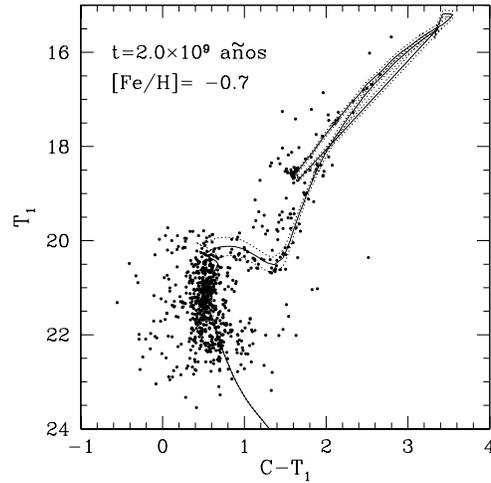


Figura 5.98: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de IC 2140. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

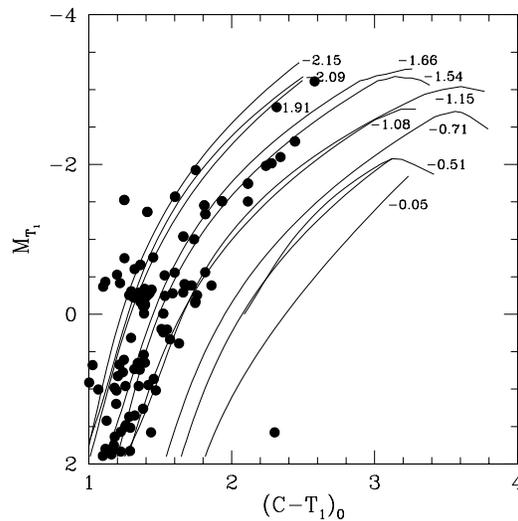


Figura 5.99: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de IC 2140. Las líneas llenas representan las "Ramas Gigantes Estándar" de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.23. BSDL 2938

BSDL 2938 (LOGLE717) es un objeto débil y escasamente concentrado de la NMM (Fig. 5.100) del cual no se conoce absolutamente nada hasta la fecha. Este cúmulo, cuya realidad física debería ser corroborada en estudios futuros, se encuentra proyectado sobre la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). Debido a que BSDL 2938 se encuentra en un borde del CCD y además yace muy cerca de otros agregados, particularmente de HS 406, no resulta posible obtener su perfil de densidad estelar. Bica et al. (2008) estimaron en ~ 50 píxeles el radio de este cúmulo. Sin embargo, este valor parece abarcar sólo la región central de BSDL 2938. Por esta razón, en este estudio se adoptó un radio mayor de 100 píxeles (0.45), con el propósito de analizar la mayor parte del cúmulo. El diagrama CM observado de BSDL 2938 (Fig. 5.101) evidencia un elevado grado de contaminación por estrellas del campo y torna dudosa la realidad física de este objeto. Si bien el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.102) exhibe una gran dispersión, el mejor ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) corresponde a una edad de 0.45×10^9 años, si se adopta para BSDL 2938 una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$.

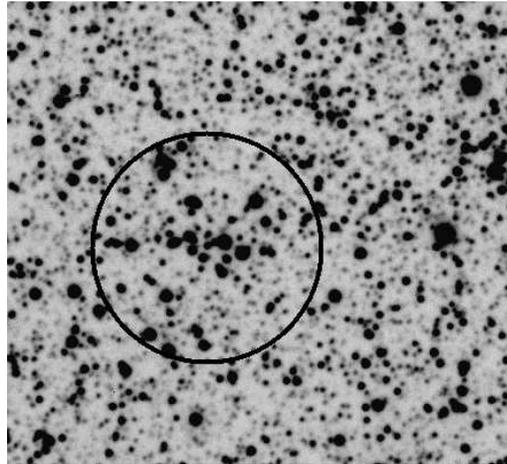


Figura 5.100: Estrellas observadas en el campo de BSDL 2938. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

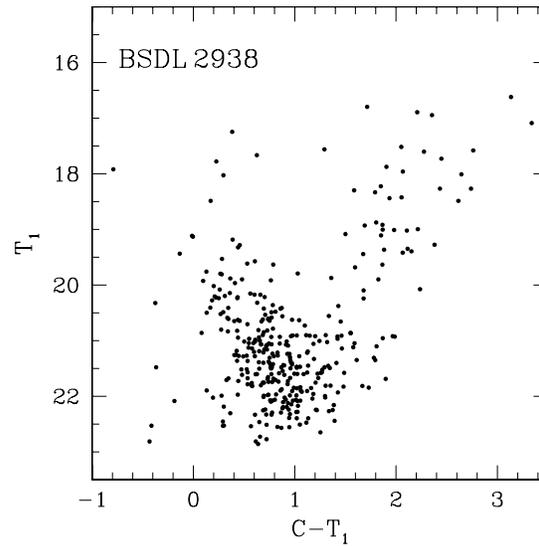


Figura 5.101: Diagrama CM observado de BSDL 2938 en el cual se aprecia una fuerte contaminación por estrellas del campo.

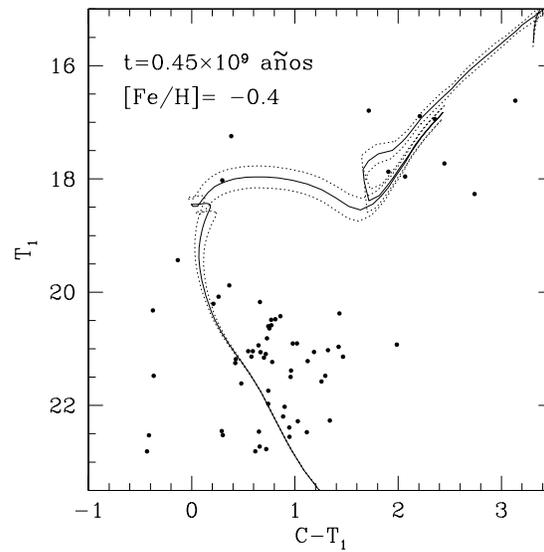


Figura 5.102: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 2938. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.24. HS 409

El cúmulo HS 409, también identificado en otros catálogos como KMHK 1336 o LOGLE 721, es un objeto muy débil, compacto y rico en estrellas (Fig. 5.103) el cual, al igual que BSDL 2938 y HS 406, se encuentra proyectado sobre la región oriental más externa de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). Recuentos estelares efectuados en la región del cúmulo permitieron obtener el perfil de densidad estelar de la Fig. 5.104, del cual se infiere un radio de 110 píxeles, equivalente a $0.50'$ en el cielo (Tabla 4.1). En la Fig. 5.105 se presenta el diagrama CM observado de este objeto. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.106) se obtiene una edad de $(220 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). La edad de HS 409 es comparable a la de HS 406 y algo menor que la de BSDL 2938.

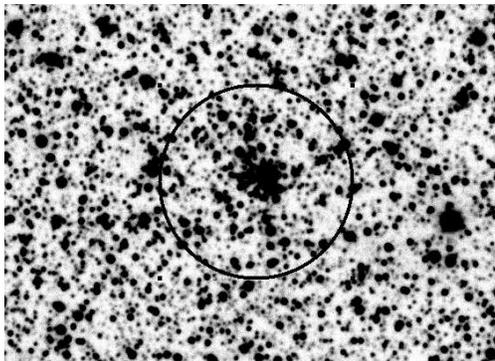


Figura 5.103: Estrellas observadas en el campo de HS 409. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

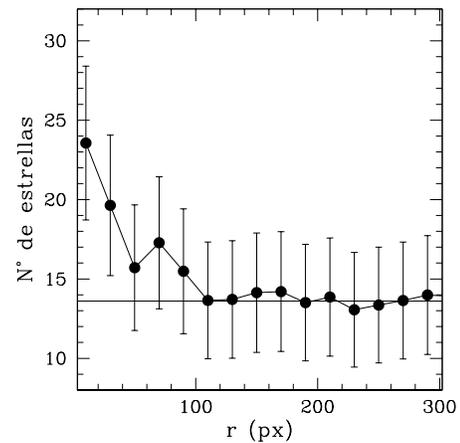


Figura 5.104: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

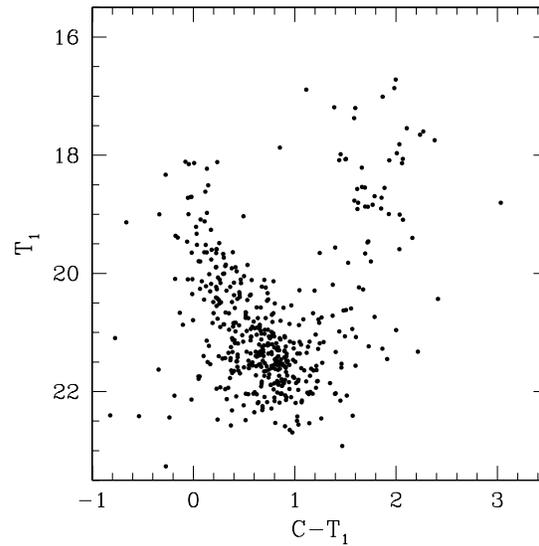


Figura 5.105: Diagrama CM observado del cúmulo HS 409 ubicado en la porción oriental de la barra de la NMM.

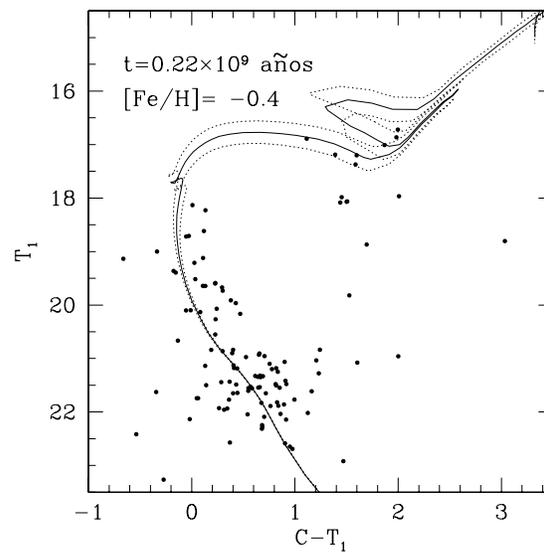


Figura 5.106: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 409. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.25. BSDL 2963

BSDL 2963 (LOGLE727) es un cúmulo débil y compacto de la NMM del cual no se sabe nada hasta la fecha. Este objeto, como el anterior, se encuentra también ubicado en la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). El diagrama CM observado (Fig. 5.109) permite ver un alto grado de contaminación por estrellas del campo. El radio adoptado a partir de recuentos estelares es de 115 píxeles, equivalente a $0.52'$ en el cielo (Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.110) se obtiene una edad de $(1.1 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$ ($Z = 0.019$).

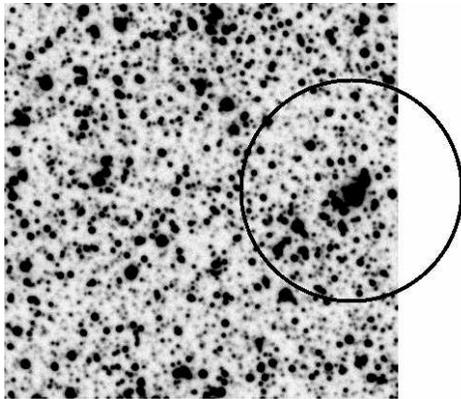


Figura 5.107: Estrellas observadas en el campo de BSDL 2963. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

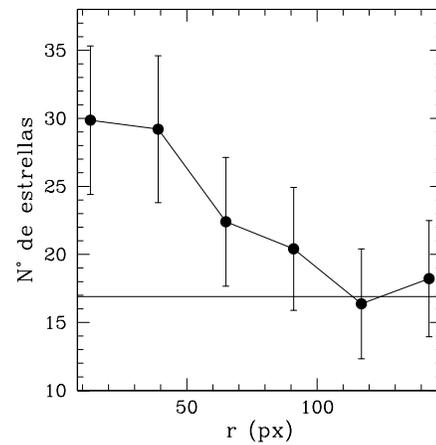


Figura 5.108: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 150 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

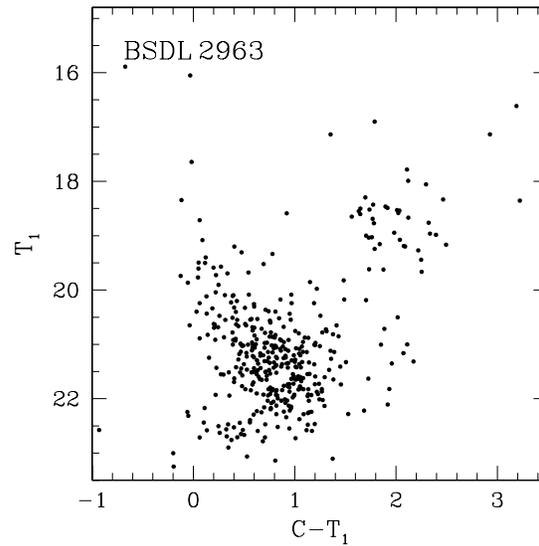


Figura 5.109: Diagrama CM del cúmulo BSDL 2963 en el que se aprecia una fuerte contaminación por estrellas del campo.

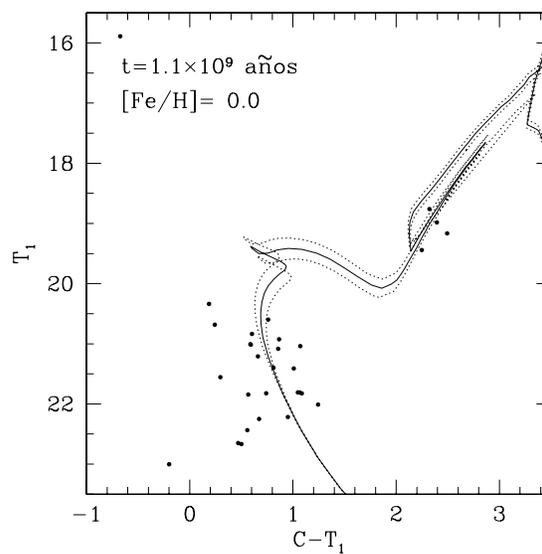


Figura 5.110: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 2963. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.26. OGLE-CL LMC 733

OGLE-CL LMC 733, o simplemente LOGLE 733, es un cúmulo muy débil y escasamente concentrado (Fig. 5.111) que también se encuentra ubicado en la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). Su diagrama CM observado (Fig. 5.113) muestra fuertes indicios de contaminación. El radio adoptado para este objeto es de sólo 60 píxeles, equivalente a un radio angular de apenas $0.27'$ (Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.114) se desprende una edad de $(450 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad típicamente solar ($[Fe/H] = 0.0$). OGLE-CL LMC 733 es pues otro cúmulo moderadamente joven ubicado en la *barra* de la NMM.

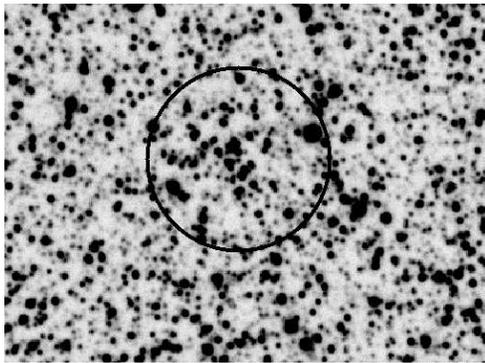


Figura 5.111: Estrellas observadas en el campo de OGLE-CL LMC 733. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

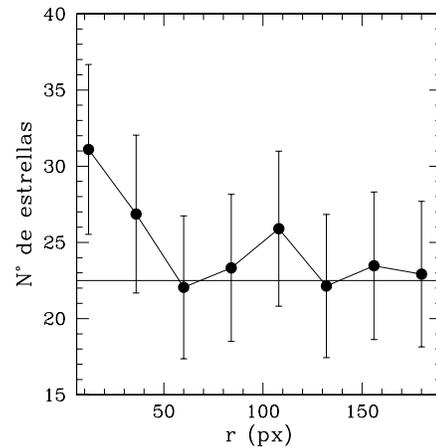


Figura 5.112: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

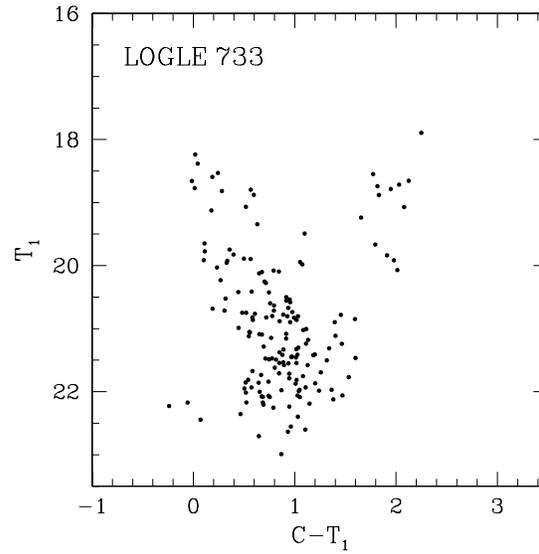


Figura 5.113: Diagrama CM observado del cúmulo OGLE-CLLMC 733 ubicado en la *barra* de la NMM.

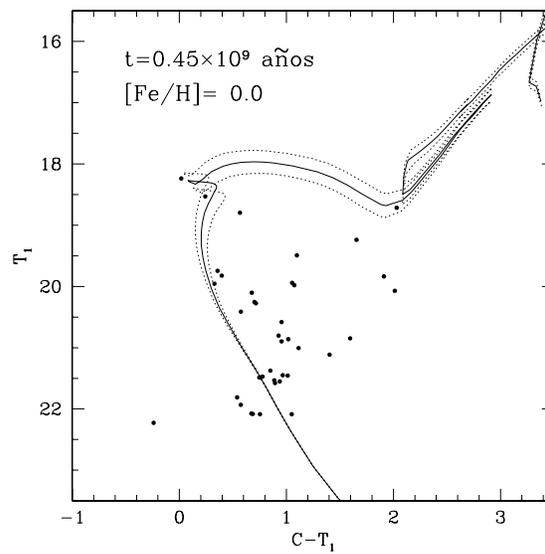


Figura 5.114: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de OGLE-CLLMC 733. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.27. BSDL 2993

Otro cúmulo extremadamente débil y poco concentrado ubicado en la porción más oriental de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4) es BSDL 2993 (Fig. 5.115). El diagrama CM observado de este objeto se muestra en la Fig. 5.117, en tanto que el perfil radial de densidad estelar se presenta en la Fig. 5.116. Nótese la escasa densidad de estrellas por encima del fondo del cielo. El radio adoptado para BSDL 2993 es de 130 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.58'$ (Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.118) se infiere una edad $(630 \pm 70) \times 10^6$ años, similar a las Hyades, y una metalicidad subsolar de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

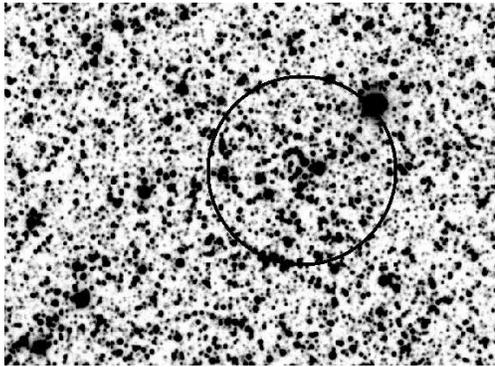


Figura 5.115: Estrellas observadas en el campo de BSDL 2993. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

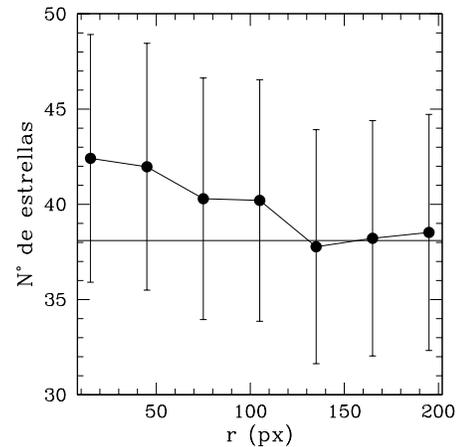


Figura 5.116: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

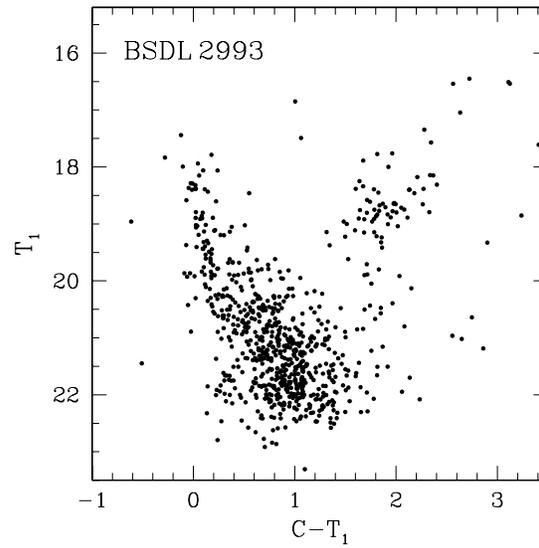


Figura 5.117: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 2993 proyectado sobre la *barra* de la NMM. Nótese los fuertes indicios de contaminación.

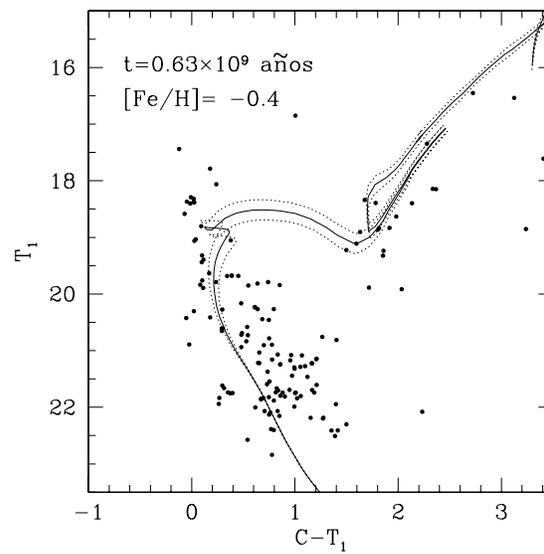


Figura 5.118: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 2993. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.28. BSDL 3003

BSDL 3003 o LOGLE 740 apenas si se destaca sobre el fondo estelar en el Campo 16 (Fig. 5.119). Este cúmulo muy débil y muy poco compacto es otro de los objetos estudiados en la región Este más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). El radio adoptado es de 90 píxeles, equivalente a $0.41'$ en el cielo (Fig. 5.120, Tabla 4.1). Los diagramas CM observado y descontaminado se presentan en la Figs. 5.121 y 5.122, respectivamente. La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta este último diagrama corresponde a una edad de $(350 \pm 50) \times 10^6$ años, para una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). BSDL 3003 es otro cúmulo moderadamente joven identificado por primera vez en la *barra* de la NMM.

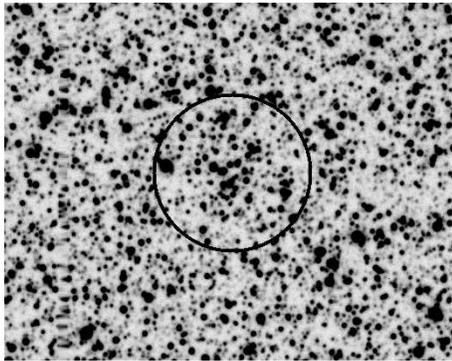


Figura 5.119: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3003. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

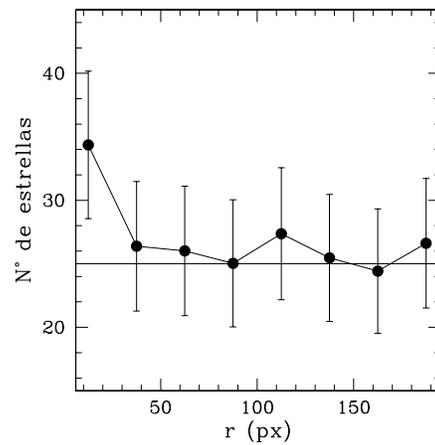


Figura 5.120: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

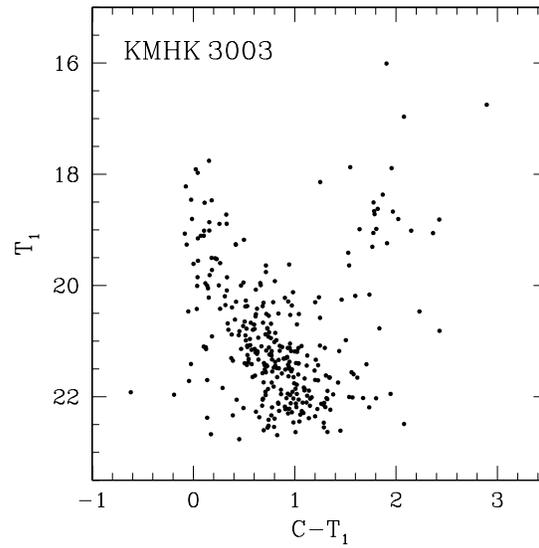


Figura 5.121: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3003 ubicado en la barra de la NMM.

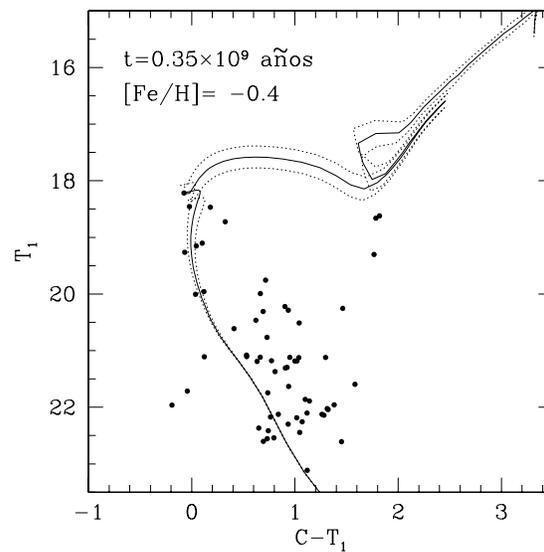


Figura 5.122: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3003. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.29. BSDL 3060

Siempre en el Campo 16 (Fig. 2.4), otro de los cúmulos estudiados en la región oriental más externa de la *barra* es BSDL 3060, un objeto débil con una moderada concentración central (Fig. 5.123). BSDL 3060 tiene un radio aproximado de 0.58 en el cielo, equivalente a 130 píxeles sobre el CCD (Tabla 4.1). Como en los casos anteriores de los cúmulos ubicados en esta región de la barra, el diagrama CM observado de BSDL 3060 (Fig. 5.125) está fuertemente contaminado. Del ajuste de isócronas en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.126) resulta una edad de $(220 \pm 20) \times 10^6$ años, para una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). BSDL 3060 es otro cúmulo moderadamente joven de la *barra* reconocido por primera vez en este estudio.

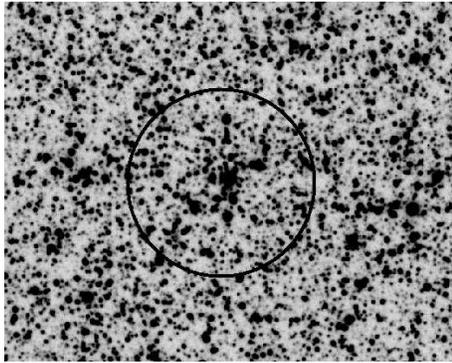


Figura 5.123: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3060. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

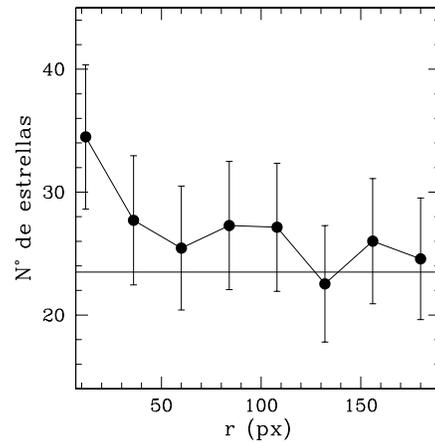


Figura 5.124: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

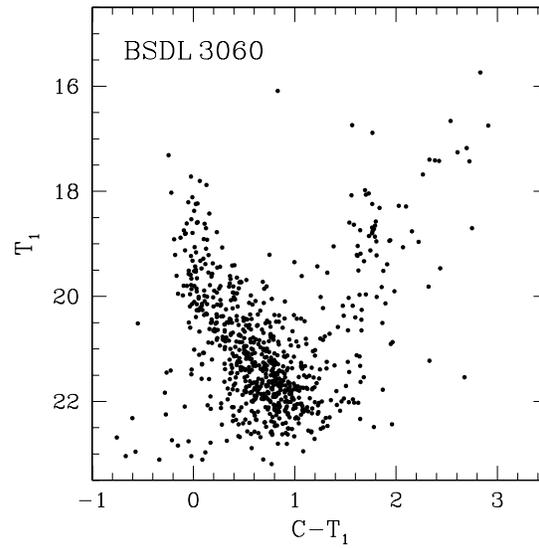


Figura 5.125: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3060 ubicado en la barra de la NMM.

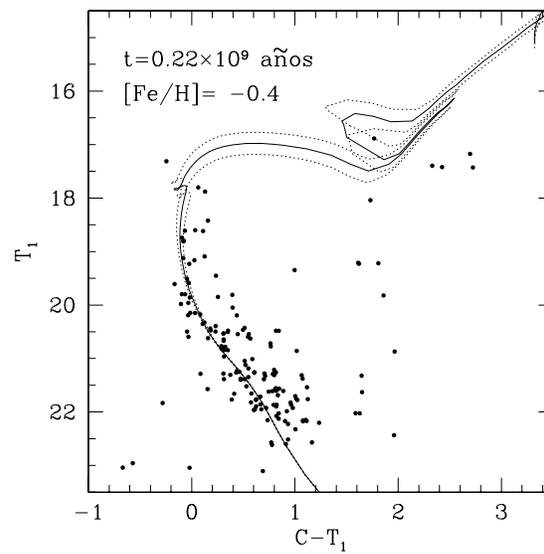


Figura 5.126: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3060. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.30. HS 420

Como muchos otros objetos de este estudio, el cúmulo HS 420 o KMHK 1403, se encuentra ubicado en la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). Dada la proximidad de este agregado a BSDL 3060, no resulta posible obtener un buen perfil radial de densidad estelar en base a recuentos estelares. Por otro lado, el radio de 80 píxeles reportado por Bica et al. (2008) incluye sólo la región central de HS 420. Para analizar todo el cúmulo, se decidió entonces adoptar un radio mayor de 160 píxeles (círculo negro en la Fig. 5.127), el cual equivale a un ángulo en el cielo de $0.72'$ (Tabla 4.1). El diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado muestra, como en casi todos los cúmulos de esta región de la *barra*, una fuerte contaminación por estrellas del campo. No obstante ello, se advierten en el mismo rasgos típicos de un cúmulo más bien joven. La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (5.129) corresponde a una edad de $(250 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Nótese en la Fig. 5.129 (derecha) que esta isócrona sigue siendo el mejor ajuste aún cuando se considere sólo la región central del cúmulo. HS 420 es entonces otro cúmulo moderadamente joven perteneciente a la *barra* de la NMM y reconocido por vez primera en este trabajo.

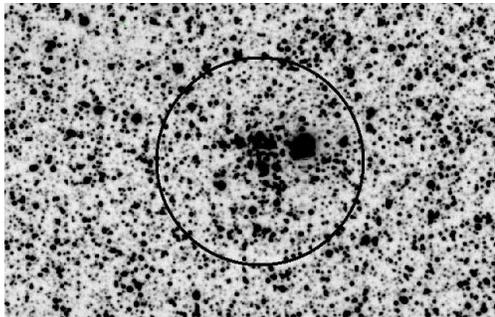


Figura 5.127: Estrellas observadas en el campo de HS 420. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

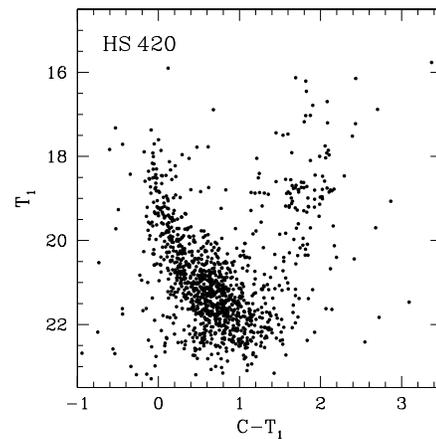


Figura 5.128: Diagrama CM observado del cúmulo HS 420 ubicado en la barra de la NMM.

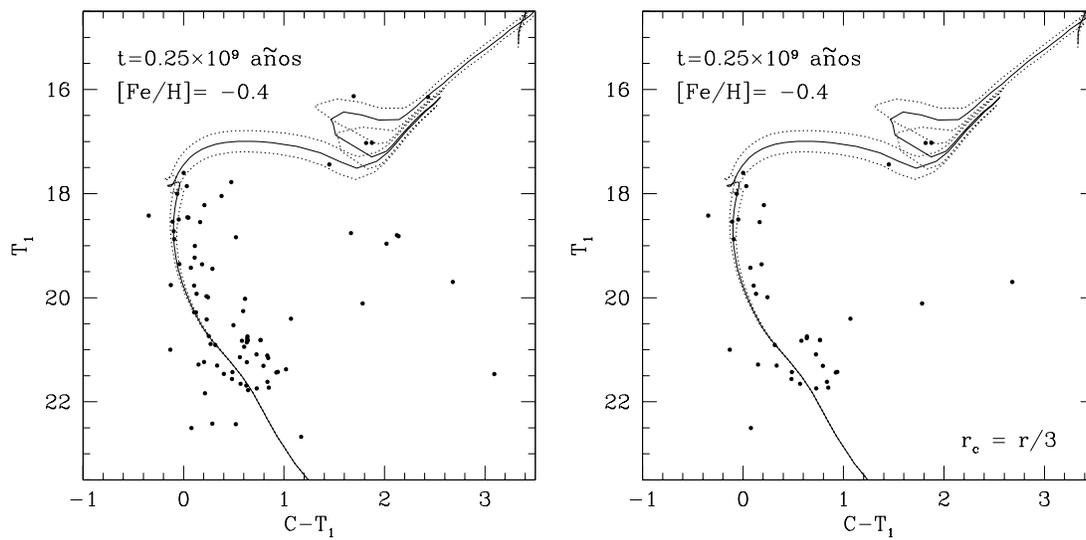


Figura 5.129: Comparación de dos ajustes de isócronas teóricas de diferentes radios en HS 420. Las líneas llenas en ambos diagramas representan dos alternativas posibles de buenos ajustes de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de HS 420. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste en cada caso. Las edades y metalicidades obtenidas en cada ajuste se indican en los respectivos diagramas.

5.2.31. BSDL 3072

BSDL 3072, un cúmulo muy débil y apenas distinguible del fondo estelar de la región (Fig. 5.130), se encuentra ubicado en la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). En este caso resulta particularmente dificultoso obtener un perfil de densidad estelar debido a la proximidad de otros agregados. El radio tentativamente adoptado de la Fig. 5.31.3 es de 90 píxeles, equivalente a 0.41' en el cielo (Tabla 4.1). Los diagramas CM observado y descontaminado se presentan en las Figs. 5.132 y 5.133, respectivamente. Del ajuste de isócronas en este último diagrama, se obtiene una edad de $(220 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[Fe/H] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Pese a la fuerte contaminación por estrellas del campo en el diagrama CM y la incertidumbre en el ajuste de la isócrona teórica, podas dudas caben que BSDL 3072 es otro cúmulo moderadamente joven reconocido en este estudio en la *barra* de la NMM.

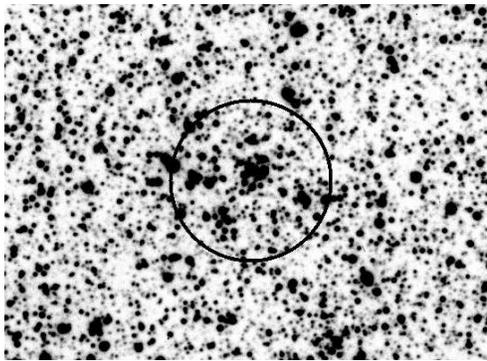


Figura 5.130: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3072. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

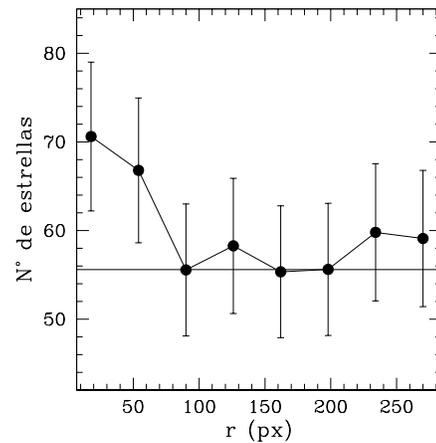


Figura 5.131: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 230 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

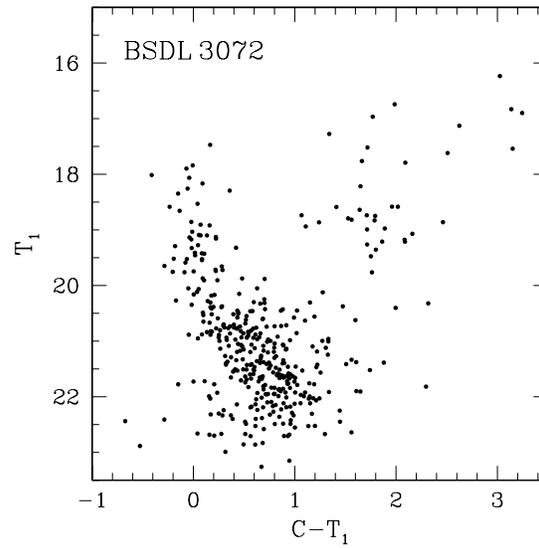


Figura 5.132: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3072 ubicado en la barra de la NMM.

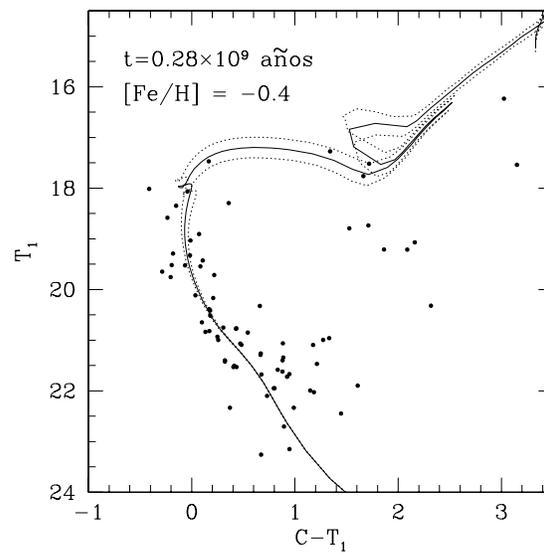


Figura 5.133: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3072. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.32. BSDL 3071

BSDL 3071 (Fig. 5.134) es apenas distinguible en el fondo estelar (Campo 16, Fig. 2.4) y también yace en la porción oriental más externa de la *barra*. El radio adoptado es de 60 píxeles, equivalente a $0.27'$ en el cielo (Tabla 4.1). Nótese la fuerte contaminación por estrellas del campo en el diagrama CM observado (Fig. 5.136) y cómo muchas de estas estrellas desaparecen en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.137). La isócrona que mejor ajusta la distribución de puntos en este último diagrama corresponde a una edad de $(130 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[Fe/H] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

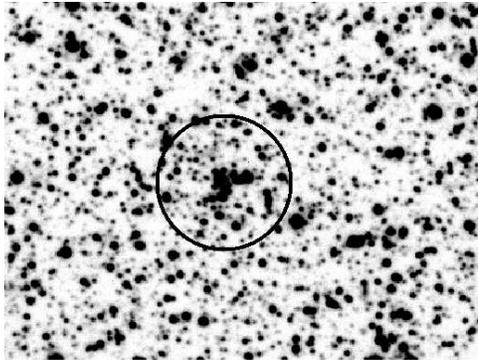


Figura 5.134: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3071. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

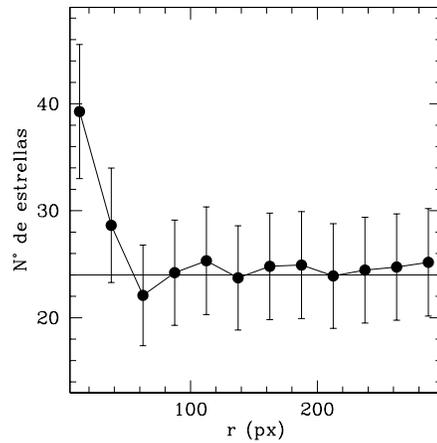


Figura 5.135: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

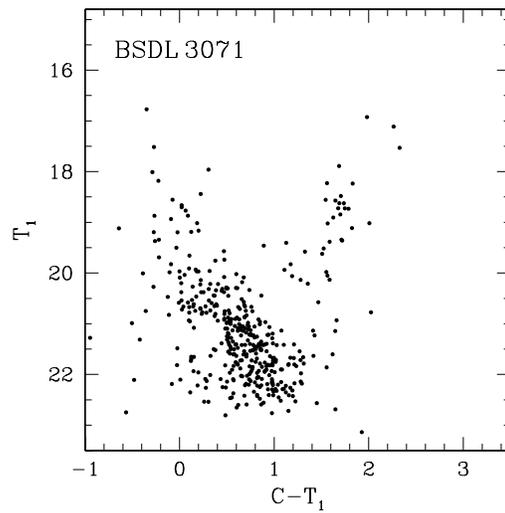


Figura 5.136: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3071 ubicado en la barra de la NMM.

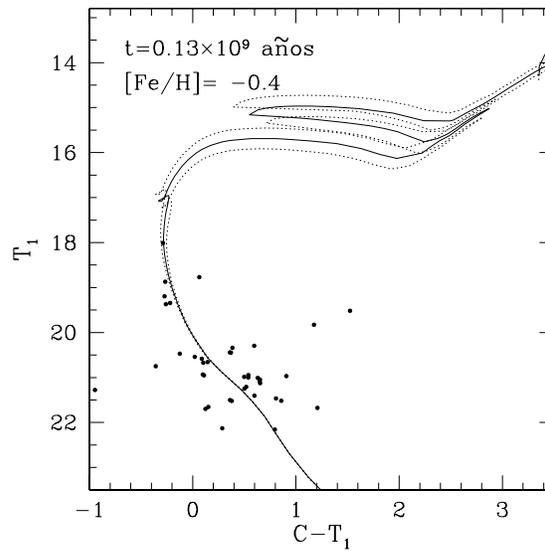


Figura 5.137: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3071. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.33. KMHK 1408

El cúmulo KMHK 1408 (Fig. 5.138) yace también en el Campo 16 de la Fig. 2.4, es decir, en la porción Este más externa de la *barra* de la NMM. De acuerdo a Dieball et al. (2002), KMHK 1408 forma un sistema múltiple de cúmulos estelares juntamente con BSDL 3050, BSDL 3063, BSDL 3072 y KMHK 1389. Pese a la contaminación existente en el diagrama CM observado (Fig. 5.140), este objeto muestra características de un agregado moderadamente joven, con una secuencia principal comparativamente extensa y sin gigantes rojas. El radio adoptado a partir del perfil radial de densidad estelar es de 160 píxeles, equivalente a $0.72'$ (Fig. 5.139). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de la Fig. 5.40.4 se obtiene una edad de $(450 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

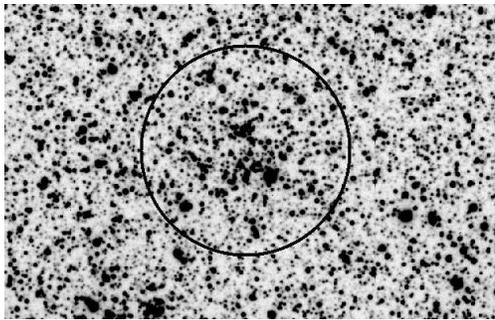


Figura 5.138: Estrellas observadas en el campo de KMHK 1408. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

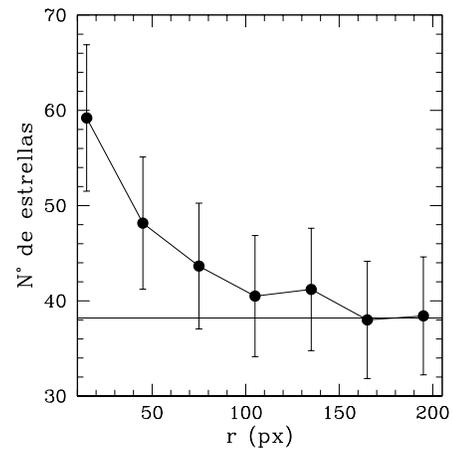


Figura 5.139: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

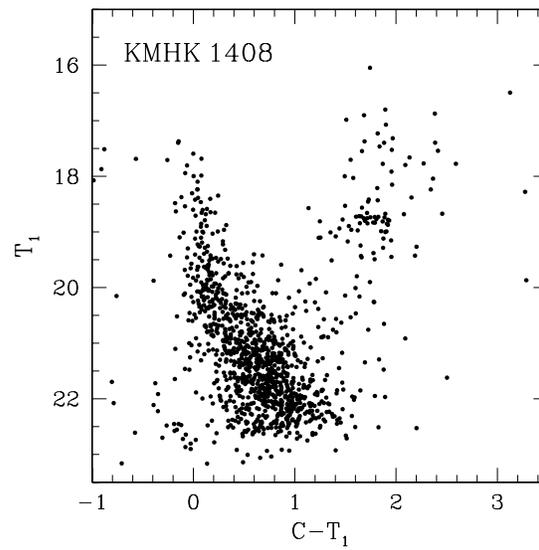


Figura 5.140: Diagrama CM observado del cúmulo KMHK 1408.

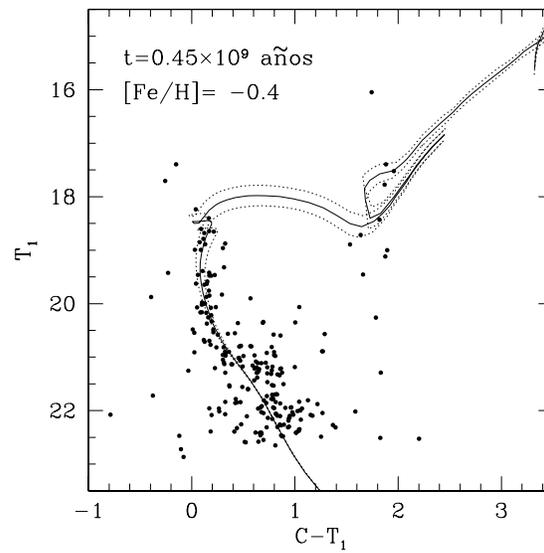


Figura 5.141: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 1408. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.34. HS 424

HS 424, también conocido como KMHK 1425, es otro cúmulo moderadamente compacto (Fig. 5.142) de características hasta ahora completamente desconocidas. Como varios otros en este estudio, HS 424 se encuentra proyectado en el Campo 16 (Fig. 2.4), esto es, en la región Este más externa de la *barra*. El diagrama CM observado de HS 424 (Fig. 5.144) presenta características de un cúmulo bastante joven. La concentración de gigantes rojas en $T_1 = 18.7$ y $C - T_1 = 1.7$ no parece estar relacionada con el agregado. El radio adoptado es de 140 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.63'$ (Fig. 5.143, Tablas 4.1). La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.145) corresponde a una edad de $(280 \pm 40) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Nótese que aún usando la mitad del radio adoptado, la mejor isócrona sigue siendo la misma, tal como se aprecia en la Fig. 5.145 (derecha).

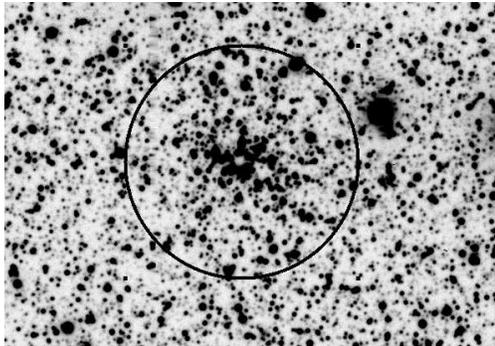


Figura 5.142: Estrellas observadas en el campo de HS 424. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

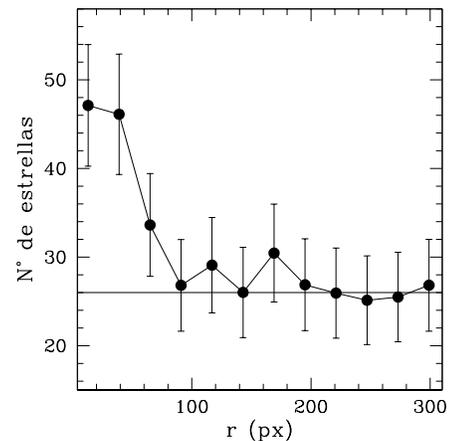


Figura 5.143: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

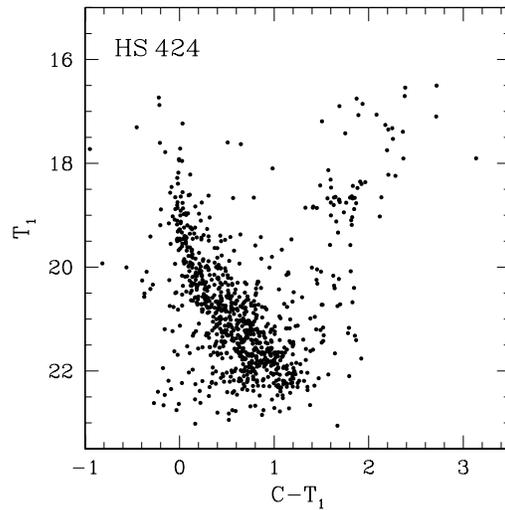


Figura 5.144: Diagrama CM observado del cúmulo HS 424 ubicado en la barra de la NMM.

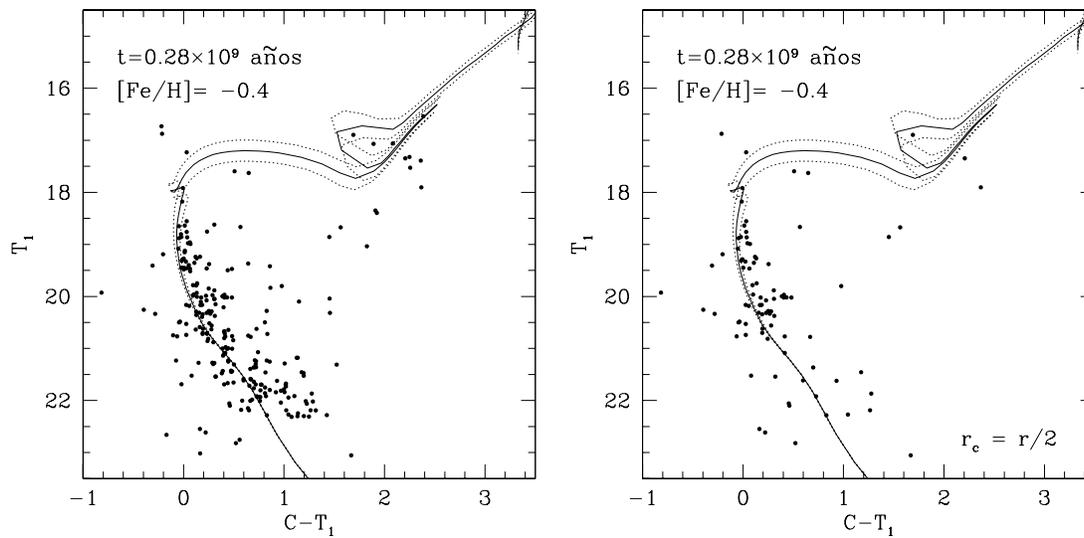


Figura 5.145: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 424 usando un radio de 140 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el mejor ajuste se logra con la misma isócrona anterior aún si se utiliza la mitad del radio anterior.

5.2.35. HS 427

HS 427 o KMHK 1443 (Fig. 5.146) también se encuentra ubicado en el Campo 16 (Fig. 2.4), es decir, en la región Este más externa de la *barra*. El diagrama CM observado se presenta en la Fig. 5.148, en tanto que el perfil radial de densidad estelar en la Fig. 5.147. De este último diagrama se infiere un radio para HS 427 de 190 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.86'$ (Tabla 4.1). La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.149) corresponde a una edad de $(320 \pm 40) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Nótese en la Fig. 5.149 (derecha) que esta isócrona sigue siendo la misma aún si se considera sólo la mitad del radio anterior.

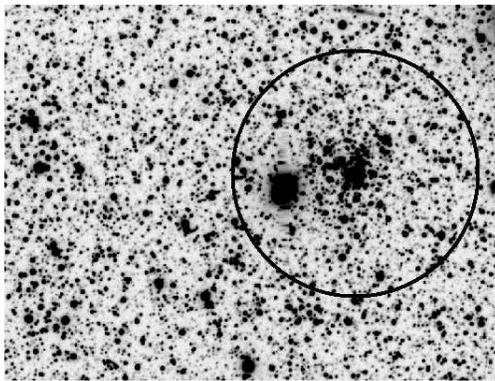


Figura 5.146: Estrellas observadas en el campo de HS 427. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

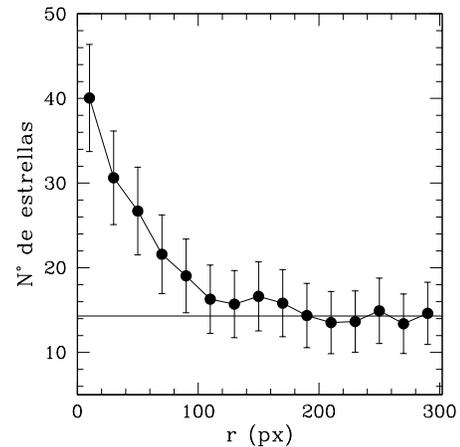


Figura 5.147: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

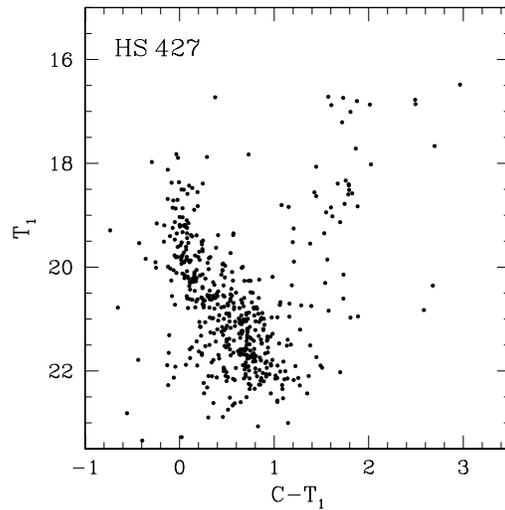


Figura 5.148: Diagrama CM observado del cúmulo HS 427 ubicado en la barra de la NMM.

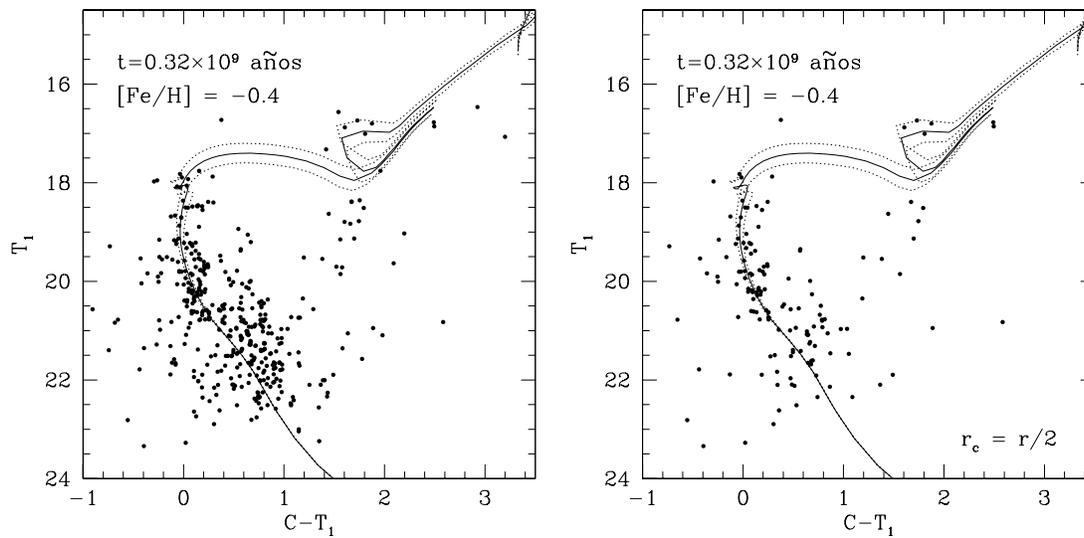


Figura 5.149: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 427 usando un radio de 190 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el ajuste no cambia si se utiliza la mitad del radio anterior.

5.2.36. KMHK 1448

Otro cúmulo ubicado sobre la porción Este más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4) de la NMM acá estudiado es KMHK 1448 (Fig. 5.150). El diagrama CM observado se presenta en la Fig. 5.152, en tanto que el perfil de densidad estelar en la Fig. 5.151. El radio adoptado es de 120 píxeles, equivalente a $0.54'$ en el cielo (Tabla 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.153) resulta una edad de $(220 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). KMHK 1448 es entonces otro cúmulo moderadamente joven ubicado en la porción oriental más externa de la *barra* y reconocido por primera vez en este estudio.

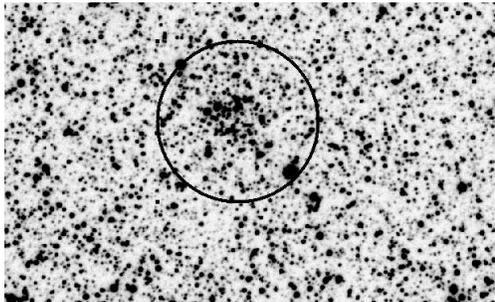


Figura 5.150: Estrellas observadas en el campo de KMHK 1448. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

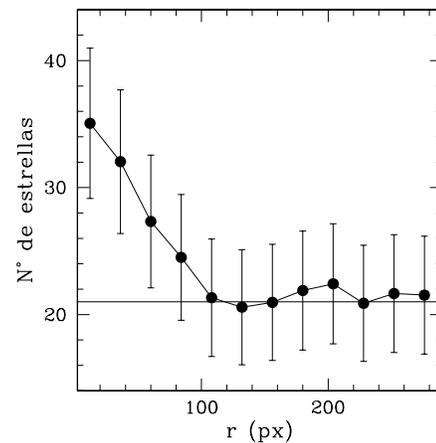


Figura 5.151: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

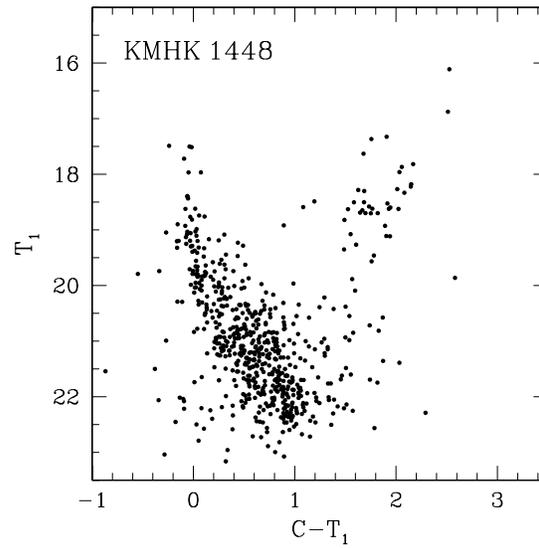


Figura 5.152: Diagrama CM observado del cúmulo KMHK 1448 ubicado sobre la barra de la NMM.

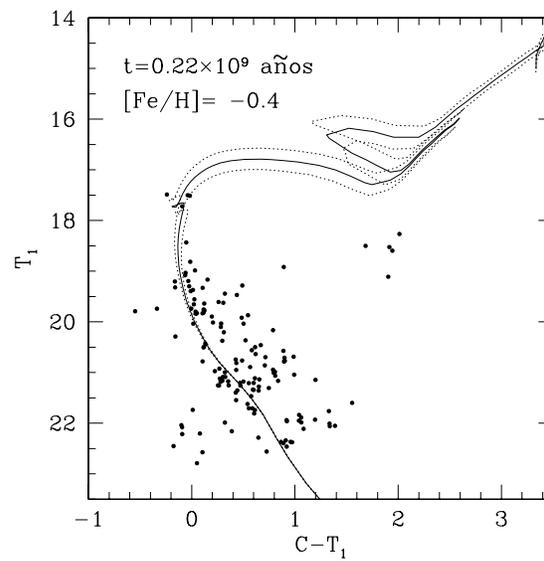


Figura 5.153: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 1448. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.37. BSDL 3123

BSDL 3123 (Fig. 5.154) es otro cúmulo débil de características desconocidas ubicado en la región Este más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). Su diagrama CM observado (Fig. 5.156) demuestra que se trata de otro cúmulo moderadamente joven de esta región de la barra. El radio adoptado es de 70 píxeles, equivalente a $0.32'$ en el cielo (Fig. 5.155, Tabla. 4.1). Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de BSDL 3123 se desprende una edad de $(280 \pm 40) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

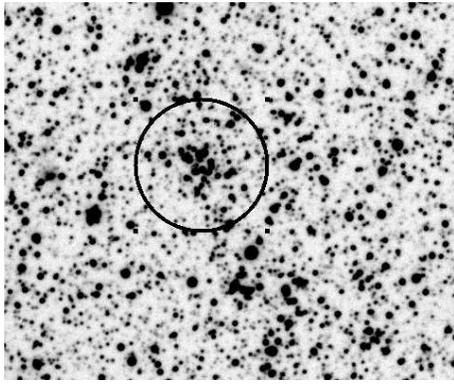


Figura 5.154: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3123. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

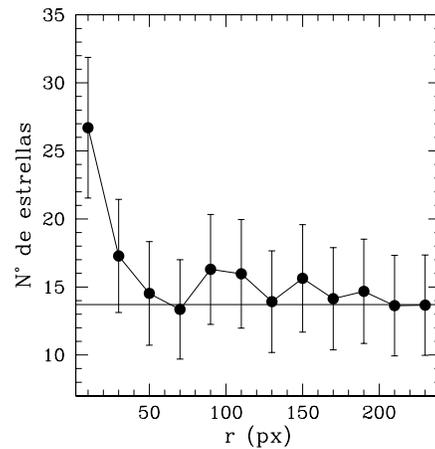


Figura 5.155: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 240 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

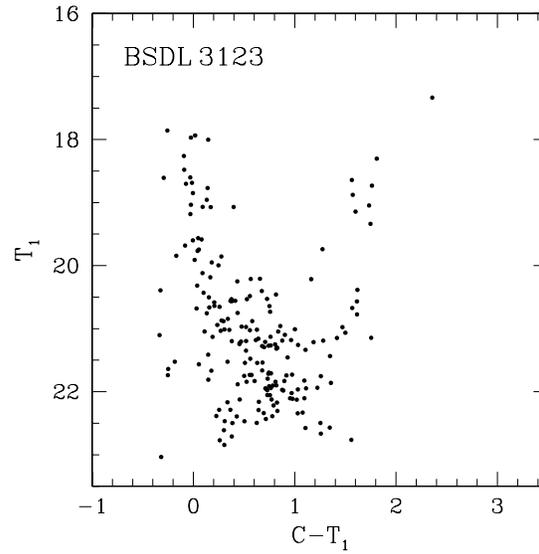


Figura 5.156: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3123 ubicado en la barra de la NMM.

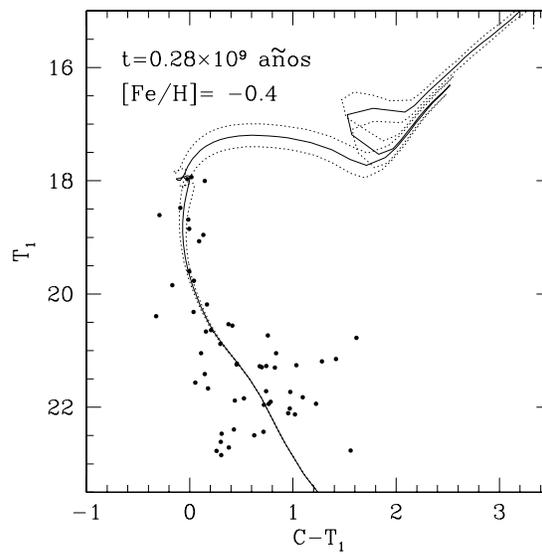


Figura 5.157: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3123. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.38. C 11

El cúmulo C 11 presenta la apariencia de un objeto débil aunque bastante concentrado (Fig. 5.158). Este objeto se encuentra proyectado sobre la porción sur-este de la NMM (Campo 17, Fig. 2.4). El radio adoptado es de 150 píxeles, equivalente a $0.67'$ en el cielo (Tabla 4.1). El diagrama CM observado (Fig. ??) muestra las características típicas de un objeto moderadamente joven con una secuencia principal bastante extendida. Pese a la dispersión existente en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.161), la isócrona que mejor ajusta la distribución de puntos observada en este diagrama corresponde a una edad de $(320 \pm 40) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[Fe/H] = -0.4$ ($Z = 0.008$). C 11 es pues otro cúmulo moderadamente joven reconocido en este estudio cerca de la *barra* de la NMM.

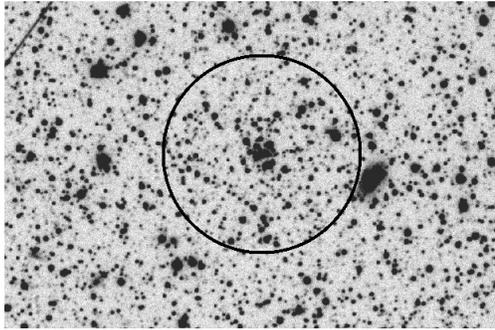


Figura 5.158: Estrellas observadas en el campo de C 11. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

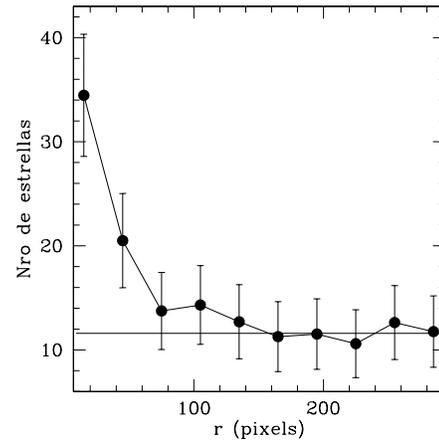


Figura 5.159: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

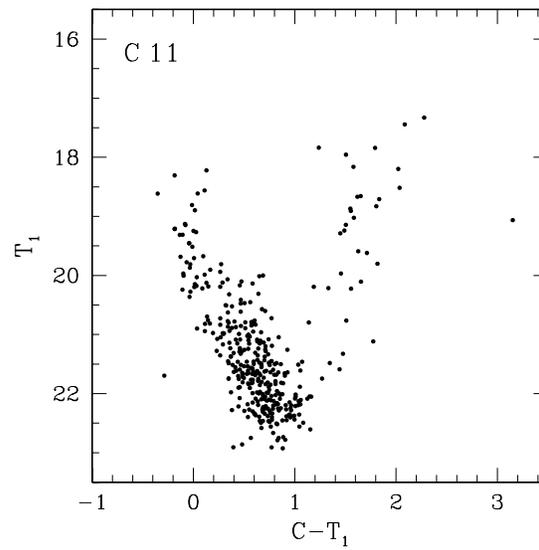


Figura 5.160: Diagrama CM observado del cúmulo C 11.

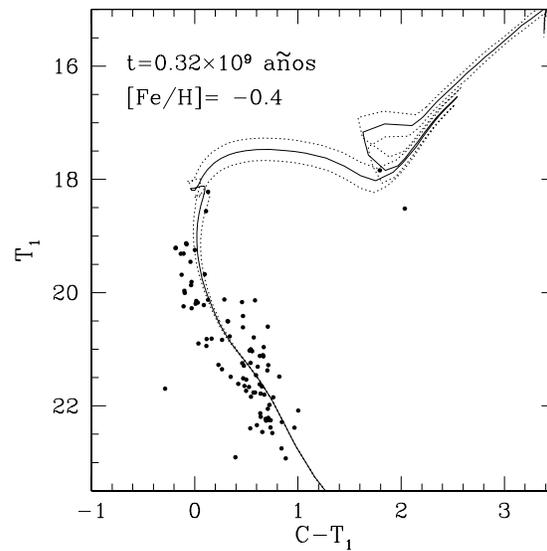


Figura 5.161: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de C 11. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.39. BSDL 3158

Bastante débil y escasamente destacado sobre el fondo estelar (Fig. 5.162), BSDL 3158 es otro de los cúmulos observados en la porción sur-este de la NMM (Campo 17, Fig. 2.4). Del perfil de densidad estelar (Fig. 5.163) se desprende un radio aproximado de 220 píxeles, o bien un radio angular de $0.99'$ (Tabla 4.1). En la Fig. 5.164 se muestra el diagrama CM observado, en tanto que en la Fig. 5.165 el diagrama CM descontaminado. En este último diagrama, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta es la que corresponde a una edad de $(2.0 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). Para fines de comparación, en la Fig. 5.165 se muestra además un ajuste alternativo con la misma isócrona pero para una metalicidad mayor ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$, $Z = 0.008$). Por otra parte, el valor medido de $\delta T_1 = 1.7$ en la Fig. 5.165 implica una edad de 2.1×10^9 años, mientras que la aplicación del método de GS99 conduce a una valor aproximado para la metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ (Fig. 5.166). BSDL 3158 es otro de los cúmulos de edad intermedia ubicado fuera de la *barra* y reconocido por vez primera en este estudio.

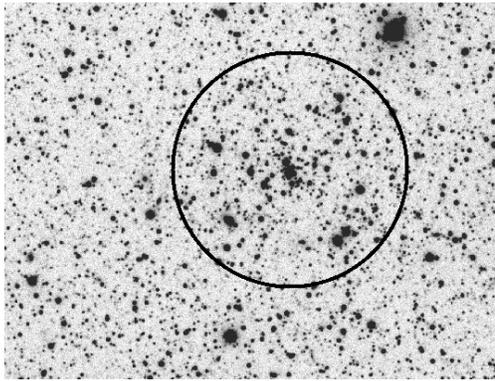


Figura 5.162: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3158. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

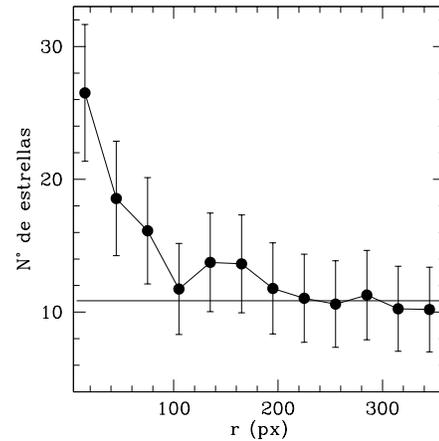


Figura 5.163: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 380 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

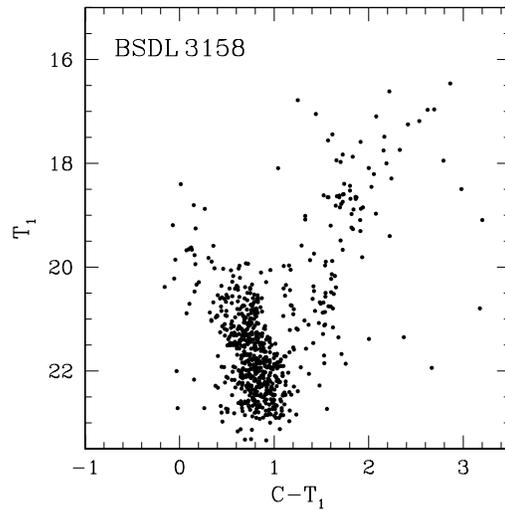


Figura 5.164: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3158.

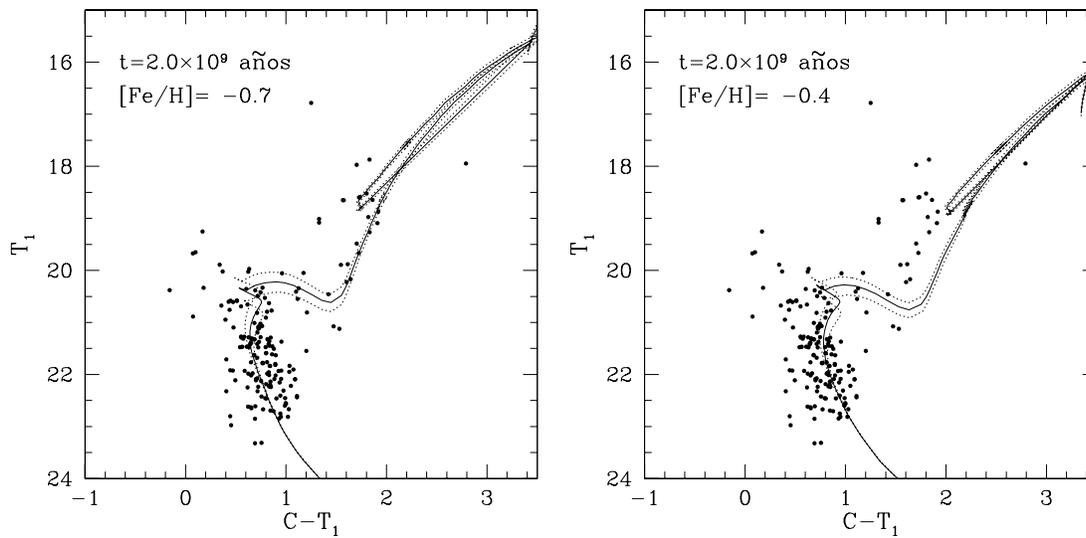


Figura 5.165: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3158. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Se muestra en este caso un ajuste alternativo de la misma isócrona pero para $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$. Ver el texto.

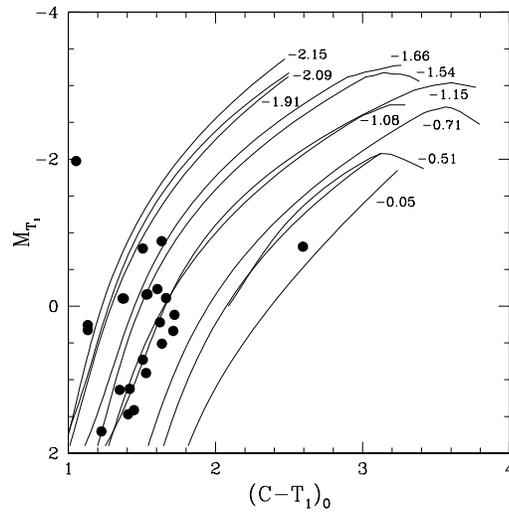


Figura 5.166: Diagrama M_{T_1} vs. $(C-T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de BSDL 3158. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.40. KMHK 1504

El cúmulo KMHK 1504 (Fig. 5.167) se encuentra ubicado en la porción sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El radio adoptado para este objeto es de 200 píxeles, equivalente a $0.9'$ en el cielo (Fig. 5.168, Tabla 4.1). Los diagramas CM observado y descontaminado se presentan en las Figs. 5.169 y 5.170, respectivamente. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en este último diagrama se obtiene una edad de $(2.0 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). Por otra parte, a partir del procedimiento de GS99 puede estimarse una metalicidad aproximada de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$, en muy buen acuerdo con el valor anterior. KMHK 1504 es otro cúmulo claramente de edad intermedia en la NMM reconocido por vez primera en estudio.

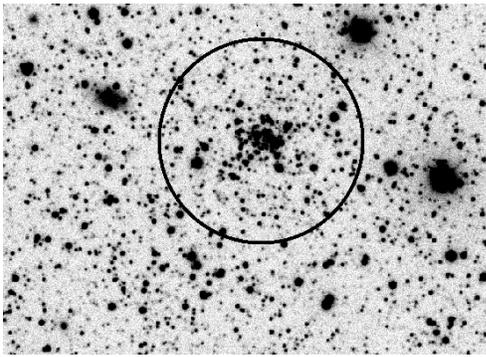


Figura 5.167: Estrellas observadas en el campo de KMHK 1504. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

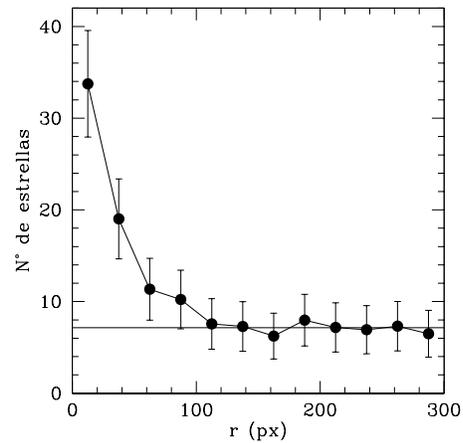


Figura 5.168: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

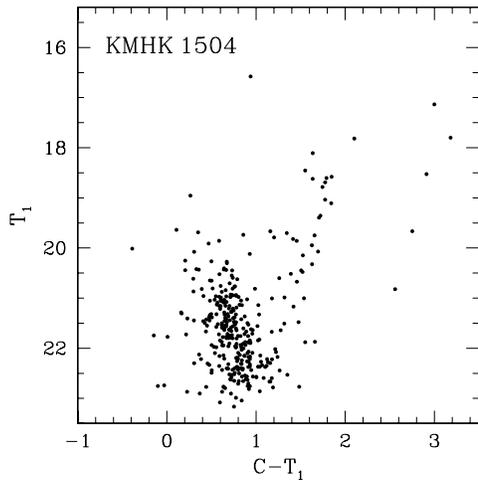


Figura 5.169: Diagrama CM observado del cúmulo KMHK 1504.

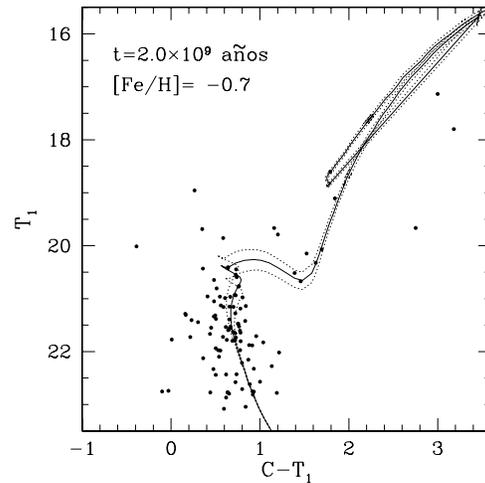


Figura 5.170: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 1504. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

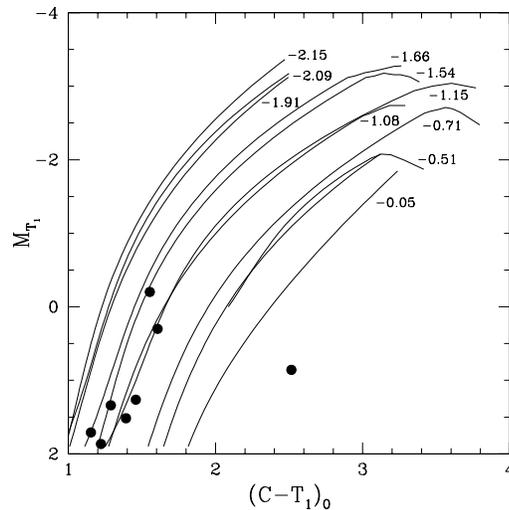


Figura 5.171: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de KMHK 1504. Las líneas llenas representan las "Ramas Gigantes Estándar" de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.2.41. SL 775

SL 775, también conocido como LW 327 o KMHK 1506, es un objeto conspicuo y muy rico en estrellas (Fig. 5.172) ubicado en la porción sur-este de la NMM (Campo 17, Fig. 2.4). El radio adoptado para este aún desconocido objeto es de 210 píxeles, equivalente a $0.95'$ en el cielo (Fig. 5.173, Tabla 4.1). El diagrama CM observado exhibe las características típicas de un objeto de edad intermedia con un “clump” bien destacado. La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.175) corresponde a una edad de $(450 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

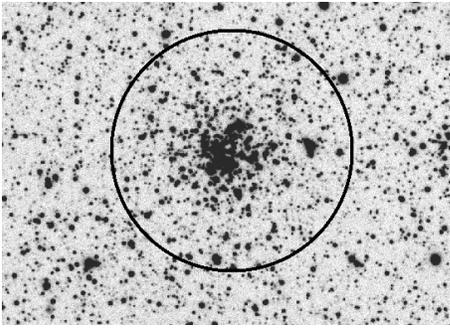


Figura 5.172: Estrellas observadas en el campo de SL 775. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

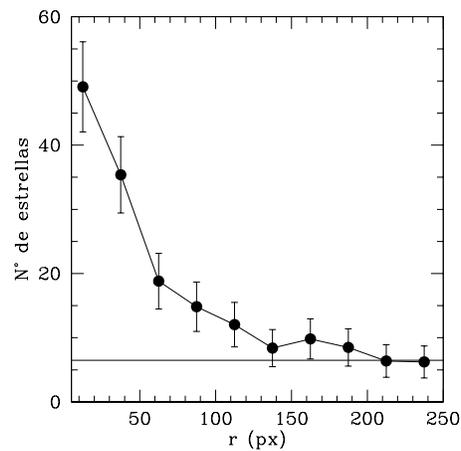


Figura 5.173: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 260 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

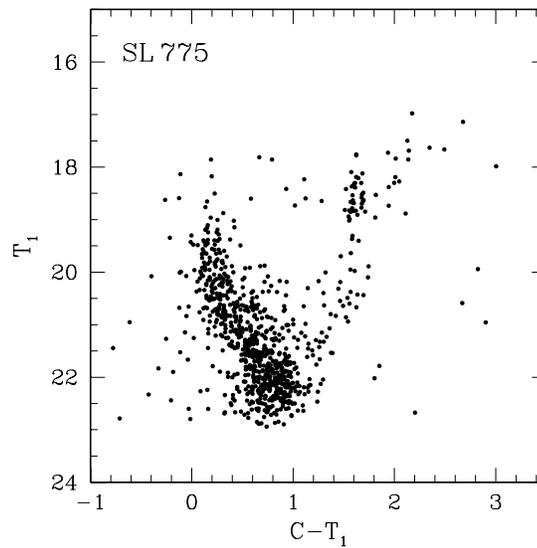


Figura 5.174: Diagrama CM observado del cúmulo SL 775.

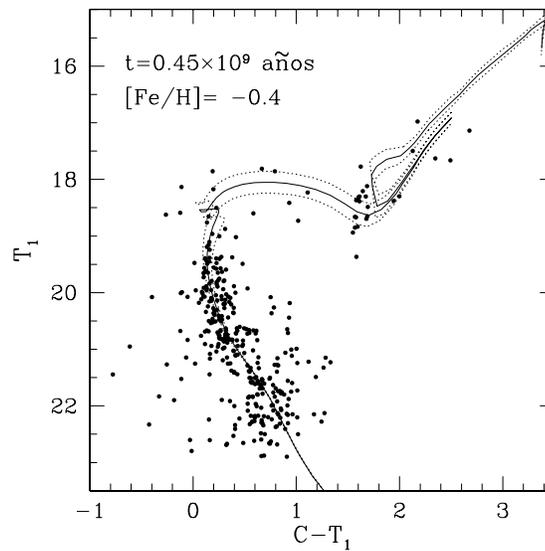


Figura 5.175: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 775. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.2.42. SL 826

El cúmulo rico en estrellas SL 826 (Fig. 5.176), también catalogado como LW 363 o KMHK 1606, se encuentra ubicado en la porción Este de la NMM (Campo 18). El diagrama CM observado (5.178) muestra características típicas de un cúmulo viejo o de edad intermedia. El radio adoptado del perfil de densidad estelar (Fig. 5.177) es de 260 píxeles, o bien de $1.17'$ en el cielo (Tabla 4.1). La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de SL 826 (Fig. 5.180) parecería corresponder a una edad de $(2.2 \pm 1.0) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). El error tiene en cuenta la alta dispersión que aún persiste en el diagrama CM descontaminado. El valor medido del parámetro $\delta T_1 = 1.7$ implica, además, una edad bastante similar de 2.1×10^9 años, mientras que del método de GS99 resulta una metalicidad aproximada de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9$ (Fig. 5.179).

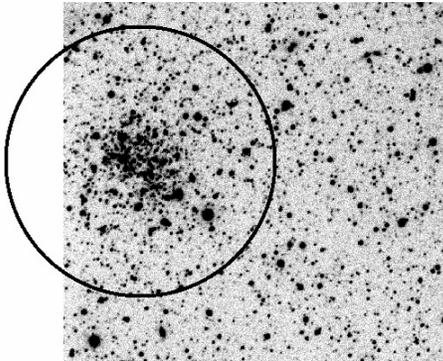


Figura 5.176: Estrellas observadas en el campo de SL 826. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

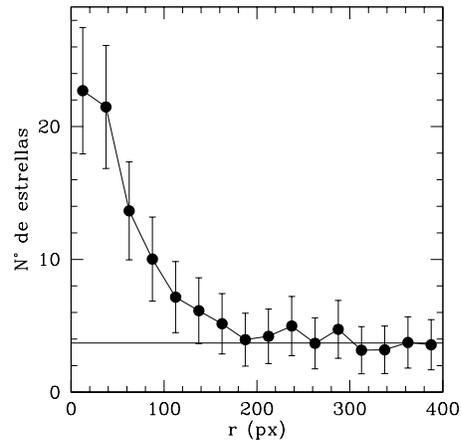


Figura 5.177: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

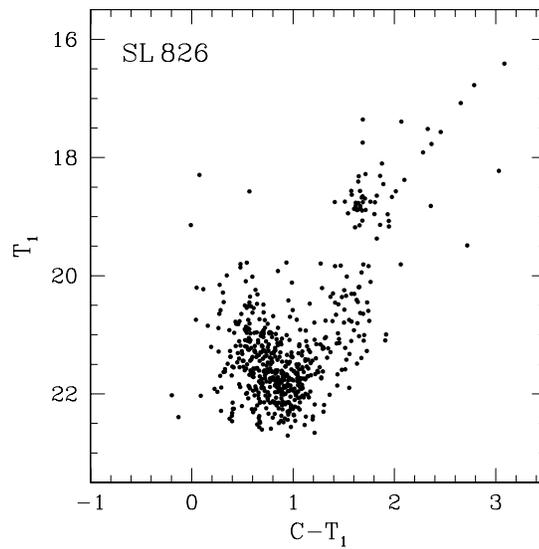


Figura 5.178: Diagrama CM observado del cúmulo SL 826 en el cual se aprecian las características típicas de un cúmulo viejo o de edad intermedia.

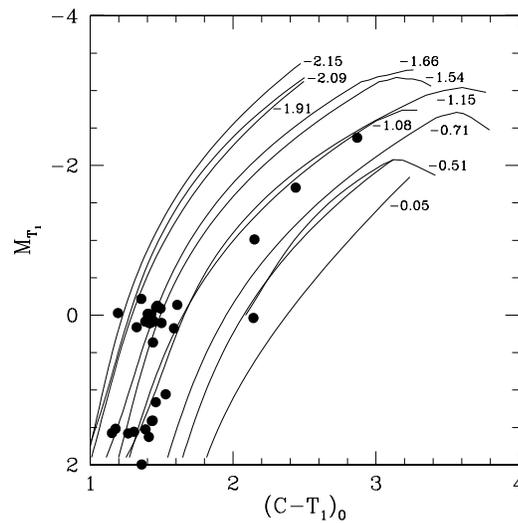


Figura 5.179: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de SL 826. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

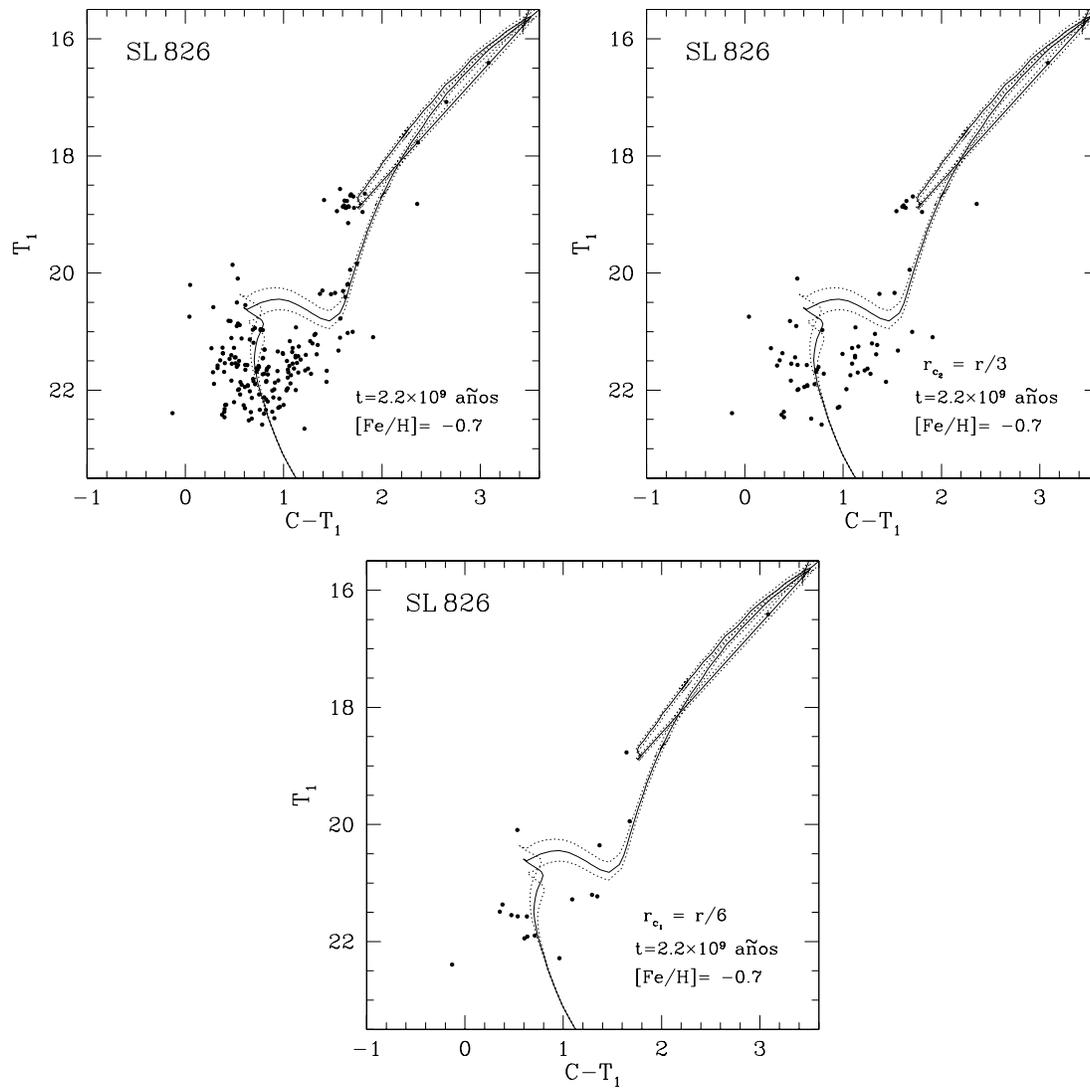


Figura 5.180: *Izquierda arriba.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 826 usando un radio de 260 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha arriba.* Más allá de la gran dispersión existente en este diagrama, nótese que el ajuste prácticamente no varía si se utiliza un tercio del radio anterior. *Abajo.* Las pocas estrellas que quedan ubicadas dentro de un radio 6 veces menor al adoptado también parecen ajustarse a la isócrona elegida.

5.2.43. SL 870

SL 870, identificado en otros catálogos como LW 440 o KMHK 1705, es un objeto muy conspicuo, comparativamente brillante y muy rico en estrellas, tal como puede apreciarse en la Fig. 5.181. SL 870, sorprendentemente sin estudios previos hasta la fecha, se encuentra ubicado en la porción sur-este de la NMM (Campo 20, Fig. 2.4). Recuentos estelares efectuados en la región del cúmulo permiten obtener un buen perfil radial de densidad estelar (Fig. 5.182) del cual puede inferirse un radio de 200 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.9'$ (Tabla 4.1). Pese a la contaminación existente, el diagrama CM de este cúmulo (Fig. 5.183) muestra con absoluta claridad las características de un cúmulo de edad intermedia con un “clump” bien definido e indicios de evolución en la secuencia principal. La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.184) corresponde a una edad de $(1.1 \pm 0.1) \times 10^9$ años. Sin embargo, dos alternativas parecen posibles en los ajustes según se adopten metalicidades de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ó -0.4 , respectivamente. El mejor ajuste parece ocurrir cuando se adopta la metalicidad más baja (Fig. 5.184, derecha), ya que en este caso el “clump” reproduce mucho mejor la predicción teórica. Elegimos entonces una metalicidad intermedia cercana al último ajuste. El valor medido de $\delta T_1 = 0.8$ corresponde a una edad de 1.2×10^9 años a partir de la calibración de Geisler et al. (1997). SL 870 es otro cúmulo de edad intermedia reconocido en el presente estudio.

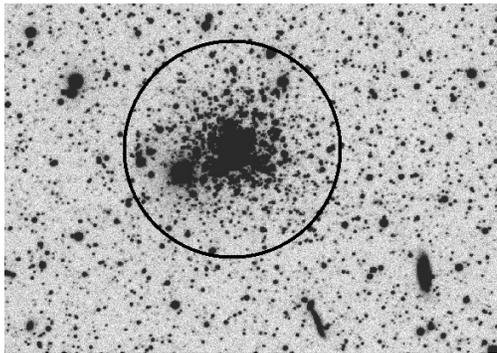


Figura 5.181: Estrellas observadas en el campo de SL 870. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

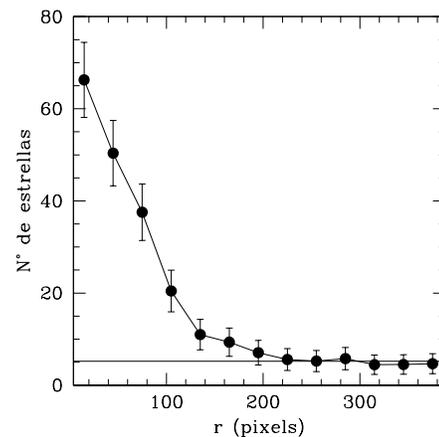


Figura 5.182: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 380 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

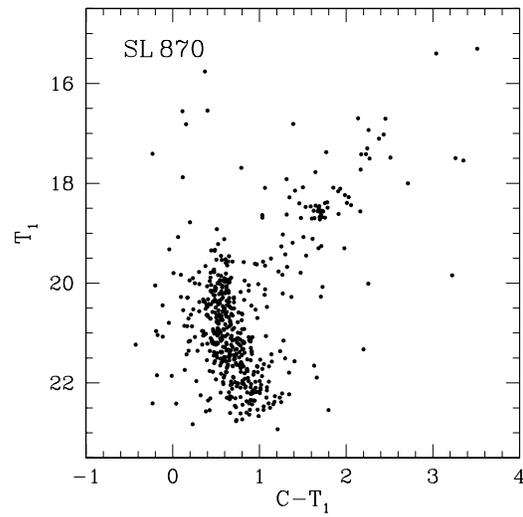


Figura 5.183: Diagrama CM observado del cúmulo SL 870.

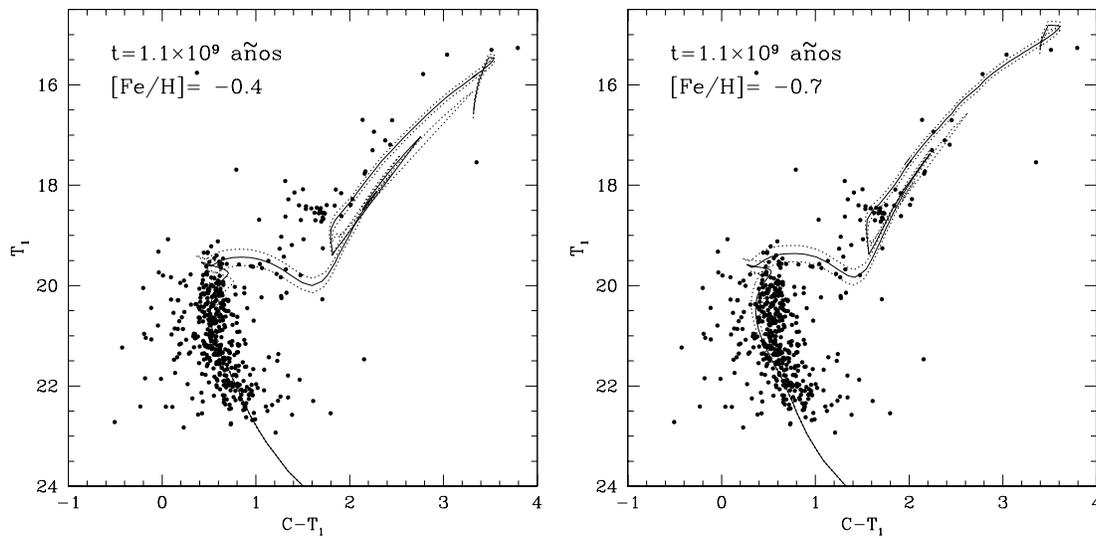


Figura 5.184: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 870. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Ajuste alternativo adoptando una metalicidad más baja de $[Fe/H] = -0.7$. Ver el texto.

5.2.44. KMHK 1702

KMHK 1702 (Fig. 5.185) se encuentra ubicado en la porción sur-este de la NMM (Campo 20, Fig. 2.4). El radio adoptado a partir de un buen perfil de densidad estelar (Fig. 5.186) es de 100 píxeles, equivalente a 0.45' en el cielo (Tabla 4.1). Los diagramas CM observado y descontaminado se presentan en las Fig. 5.187 y Fig. 5.188, respectivamente. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en este último resulta una edad de $(1.0 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). El valor medido de $\delta T_1 = 0.5$ conduce a una edad muy parecida de 0.9×10^9 años.

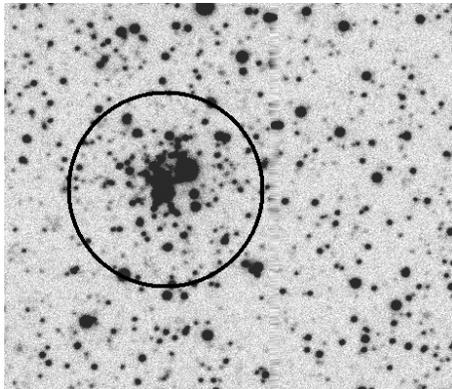


Figura 5.185: Estrellas observadas en el campo de KMHK 1702. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

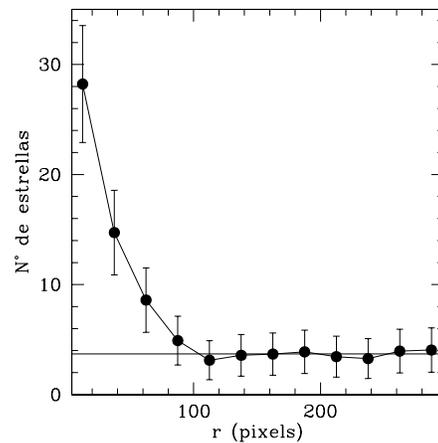


Figura 5.186: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

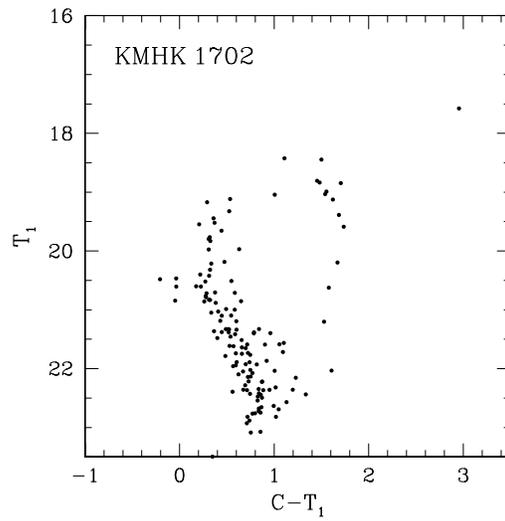


Figura 5.187: Diagrama CM observado del cúmulo KMHK 1702.

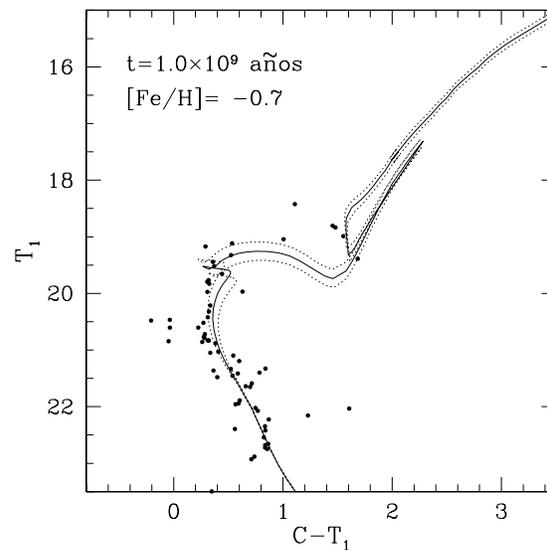


Figura 5.188: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 1702. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

Tabla 5.1: Resultados obtenidos para cúmulos estelares sin estudios previos

Cúmulo	Distancia deproyectada ^a (°)	δT_1	Edad δT_1 ($\times 10^9$ años)	Edad Isócrona ($\times 10^9$ años)	[Fe/H] Isócrona	[Fe/H] SGB
SL 33	5.13	—	—	2.0 ± 0.2	-0.4	-0.6
SL 41	5.08	1.0	1.38	1.25 ± 0.15	-0.6	-0.65
KMHK 123	5.03	0.6	1.11	1.1 ± 0.1	-0.7	-0.9
KMHK 128	5.40	—	—	1.4 ± 0.2	-0.7	-0.9
SL 48	5.13	1.7	2.1	2.2 ± 0.2	-0.7	-0.8
LW 69	4.64	1.4	1.7	1.6 ± 0.2	-0.7	-0.6
KMHK 151	5.12	—	—	1.25 ± 0.15	-0.7	-0.8
SL 54	4.86	—	—	0.9 ± 0.1	-0.4	—
SL 73	4.69	1.3	1.6	1.6 ± 0.2	-0.7	-0.8
SL 72	4.36	—	—	0.22 ± 0.03	-0.4	—
BSDL 594	3.45	0.8	1.3	1.25 ± 0.15	-0.4	-0.5
BSDL 665	3.62	—	—	0.9 ± 0.1	-0.4	—
SL 263	3.57	—	—	0.010 ± 0.001	0.0	—
HS 130	2.56	—	—	0.14 ± 0.01	-0.4	—
BSDL 761	3.61	—	—	0.14 ± 0.01	-0.4	—
HS 156	2.52	0.9	1.3	1.1 ± 0.01	-0.4	—
HS 178	3.54	—	—	0.63 ± 0.07	-0.4	—
KMK88-52	0.63	—	—	0.18 ± 0.02	0.0	—
LW 211	4.70	—	—	1.8 ± 0.2	-0.7	-0.8
SL 490	4.82	1.5	1.8	1.8 ± 0.2	-0.7	-0.8
LW 231	6.74	—	—	0.8 ± 0.1	-0.4	—
IC 2140	6.76	1.7	2.1	2.0 ± 0.2	-0.7	-1.1
BSDL 2938	2.25	—	—	0.45 ± 0.05	-0.4	—
HS 409	2.25	—	—	0.22 ± 0.02	-0.4	—
BSDL 2963	2.37	—	—	1.1 ± 0.1	0.0	—
LOGLE 733	2.48	—	—	0.45 ± 0.05	0.0	—
BSDL 2993	2.54	—	—	0.63 ± 0.07	-0.4	—
BSDL 3003	2.57	—	—	0.35 ± 0.05	-0.4	—

Tabla 5.1: (continuación)

Cúmulo	Distancia	δT_1	Edad δT_1	Edad Isócrona	[Fe/H]	[Fe/H]
	deproyectada ($^\circ$)		($\times 10^9$ años)	($\times 10^9$ años)	Isócrona	SGB
BSDL 3060	2.57	—	—	0.22 ± 0.02	-0.4	—
HS 420	2.59	—	—	0.25 ± 0.03	-0.4	—
BSDL 3072	2.58	—	—	0.28 ± 0.03	-0.4	—
BSDL 3071	2.54	—	—	0.125 ± 0.015	-0.4	—
KMHK 1408	2.60	—	—	0.45 ± 0.05	-0.4	—
HS 424	2.73	—	—	0.28 ± 0.03	-0.4	—
HS 427	2.76	—	—	0.32 ± 0.04	-0.4	—
KMHK 1448	2.75	—	—	0.22 ± 0.02	-0.4	—
BSDL 3123	2.78	—	—	0.25 ± 0.03	-0.4	—
C 11	3.36	—	—	0.32 ± 0.04	-0.4	—
BSDL 3158	3.54	1.7	2.1	2.0 ± 0.2	-0.7	-0.8
KMHK 1504	3.63	—	—	2.0 ± 0.2	-0.7	-0.8
SL 775	3.52	—	—	0.45 ± 0.05	-0.4	—
SL 826	4.44	1.7	2.1	2.2 ± 1.0	-0.7	-0.9
SL 870	5.36	0.8	1.2	1.1 ± 0.1	-0.6	—
KMHK 1702	5.27	0.5	0.9	1.0 ± 0.1	-0.7	—

a) Distancia angular respecto del centro de la NMM

Resultados preliminares sobre algunos de estos cúmulos estelares han sido publicados por Palma et al. (2011) y Palma et al. (2013).

5.3. Cúmulos estelares que registran estudios previos mediante distintas técnicas

Los resultados individuales obtenidos para los 37 cúmulos que presentan estudios previos en la literatura se muestran a continuación en una serie de 4 ó 5 figuras por cúmulo, al igual que en la sección anterior (5.2).

En la Tabla 5.2 se resumen los resultados obtenidos en este trabajo para los 37 cúmulos de la sección 5.3. Las sucesivas columnas corresponden a: (1) Designación principal del cúmulo. (2) Distancia angular deproyectada en grados sexagesimales (ver Sección 6.5). (3) Parámetro indicador de edad δT_1 (ver Sección 4.5.2). (4) Edad determinada a partir del parámetro δT_1 . (5) Edad inferida a partir del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado. (6) Metalicidad estimada a partir del ajuste de isócronas teóricas. (7) Metalicidad estimada en forma aproximada a partir del método de las Ramas Gigantes Estándar de GS99. (8) Referencias a trabajos previos sobre el cúmulo.

5.3.1. KMHK 183

El cúmulo KMHK 183 se encuentra ubicado en la porción sur-oeste de la NMM (Campo 5, Fig. 2.4). Pese a la contaminación por estrellas del campo, el diagrama CM observado (5.189) permite visualizar rasgos típicos de un cúmulo entre moderadamente joven y de edad intermedia. Del perfil radial de densidad estelar (Fig. 5.190) se infiere un radio aproximado de 160 píxeles, o bien un radio angular de $0.72'$ (Tabla 4.1). Usando fotometría BVI de estrellas individuales y el método de ajuste de isócronas teóricas, Glatt et al. (2010, en adelante G10) estimaron para KMHK 183 una edad de 630×10^6 años, similar a la del muy conocido cúmulo galáctico de las Hyades. En el presente trabajo, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajuste el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado (Fig. 5.192) corresponde a una edad de $(630 \pm 70) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Resulta realmente alentador que esta estimación de edad realizada usando el sistema fotométrico de Washington sea exactamente la misma que la inferida en el estudio de G10, usando el mismo método pero en el sistema BVI.

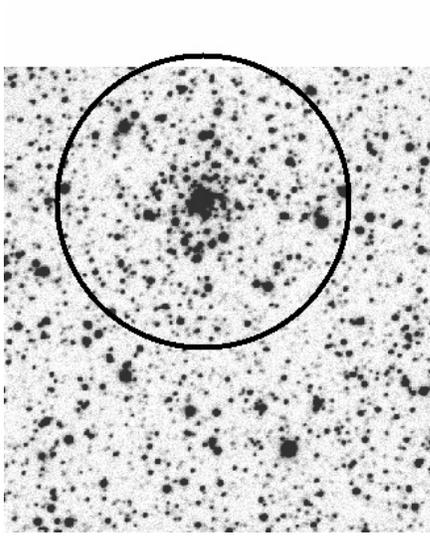


Figura 5.189: Estrellas observadas en el campo de KMHK 183. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

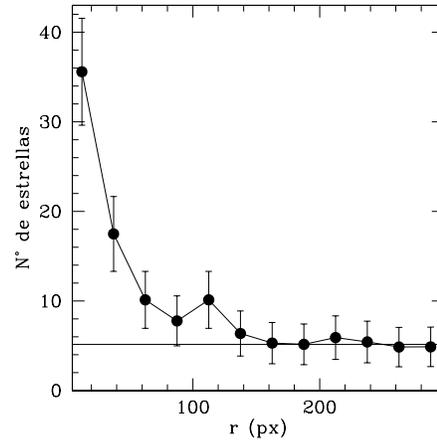


Figura 5.190: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

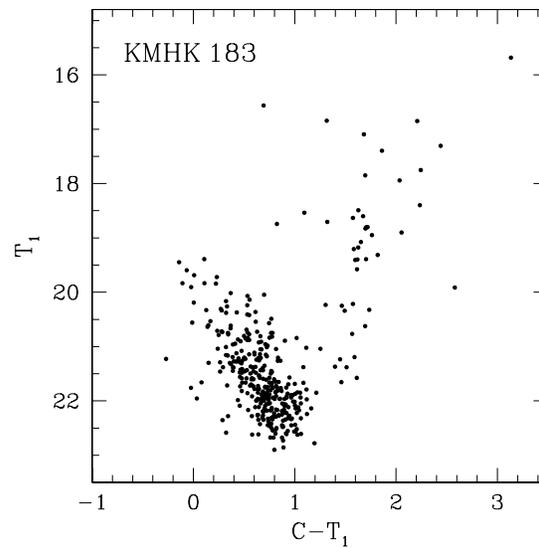


Figura 5.191: Diagrama CM observado del cúmulo KMHK 183.

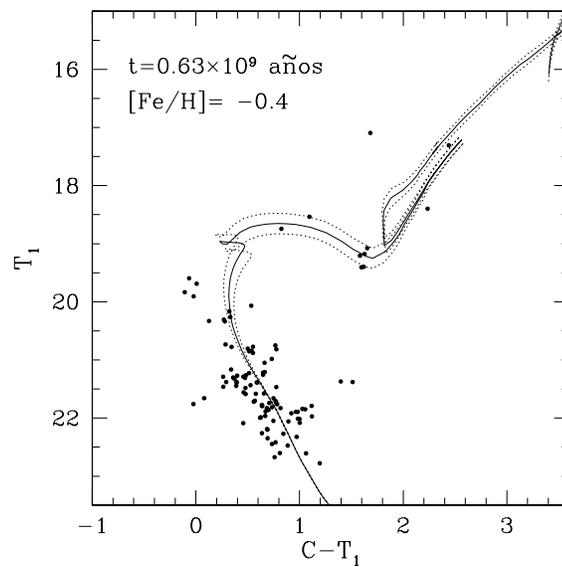


Figura 5.192: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 183. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.2. BSDL 654

Como puede apreciarse en la Fig. 5.193, BSDL 654 es un cúmulo sumamente compacto. Este objeto se encuentra proyectado sobre la porción norte de la NMM en el Campo 8 de la Fig. 2.4. El radio derivado a partir del perfil de densidad estelar es de 75 píxeles (Fig. 5.194), equivalente a un radio angular de $0.33'$ (Tabla. 4.1). En base a ajuste de isócronas en las bandas BVI, Pietrzynski & Udalski (2000, en adelante PU00) estimaron para BSDL 654 una edad de 160×10^6 años. En el presente estudio, la isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 654 (Fig. 5.196) corresponde a una edad de $(220 \pm 40) \times 10^6$ años y una metalicidad típicamente solar ($[Fe/H] = 0.0$). El acuerdo entre ambas edades es razonable, por lo que puede concluirse que BSDL 654 es un cúmulo moderadamente joven de la NMM.

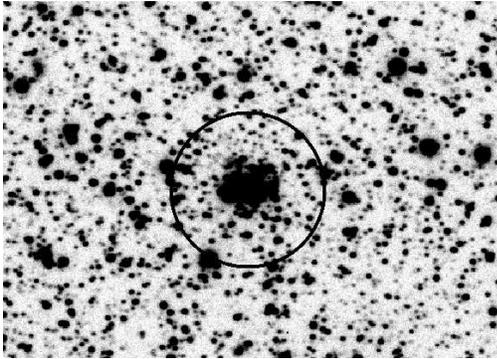


Figura 5.193: Estrellas observadas en el campo de BSDL 654. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

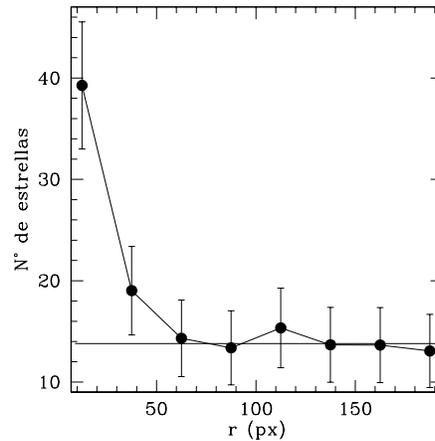


Figura 5.194: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

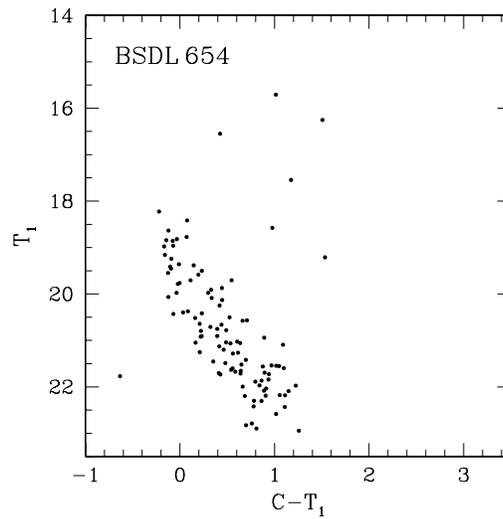


Figura 5.195: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 654. Pese a la contaminación de estrellas del campo, este diagrama exhibe rasgos típicos de un cúmulo moderadamente joven.

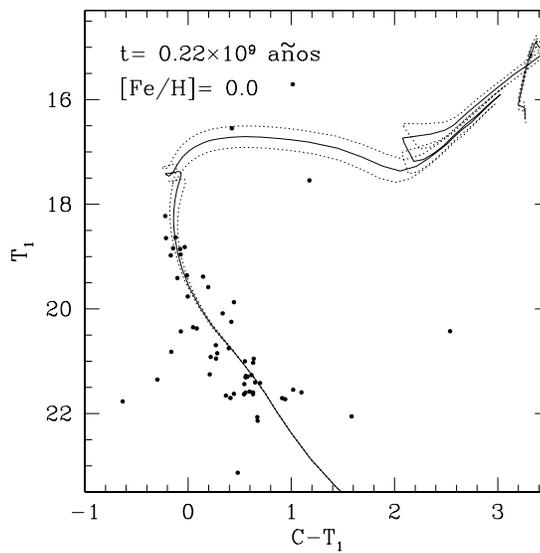


Figura 5.196: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 654. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.3. BSDL 675

BSDL 675 (Fig. 5.197) se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). El diagrama CM observado muestra una importante contaminación por estrellas del campo (Fig. 5.199). El perfil radial obtenido a partir de recuentos de estrellas queda bien definido y permite inferir un radio de 90 píxeles, el cual equivale a $0.40'$ en el cielo (Fig. 5.198, Tabla. 4.1). PU00, en base a ajuste de isócronas en las bandas BVI, reportan una edad de 160×10^6 años. Sin embargo, tal como puede apreciarse en la Fig. 5.200, del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) se obtiene en este trabajo una edad de $(1.1 \pm 0.1) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Por otra parte, si se adopta para BSDL 675 un valor tentativo de $\delta T_1 = 0.8$ (Fig. 5.200), el mismo implica una edad de 1.26×10^9 años, algo mayor que la determinada mediante ajuste de isócronas teóricas. En cualquier caso, no quedan dudas de que estamos en presencia de un cúmulo de edad intermedia, claramente más viejo de lo que suponen PU00.

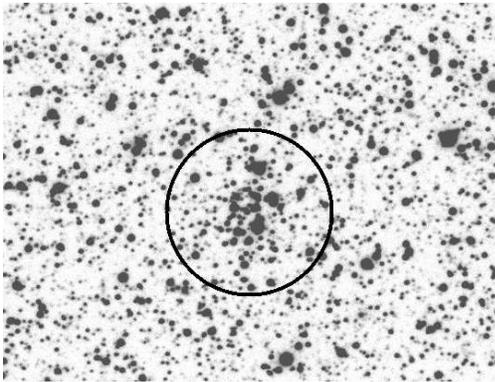


Figura 5.197: Estrellas observadas en el campo de BSDL 675. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

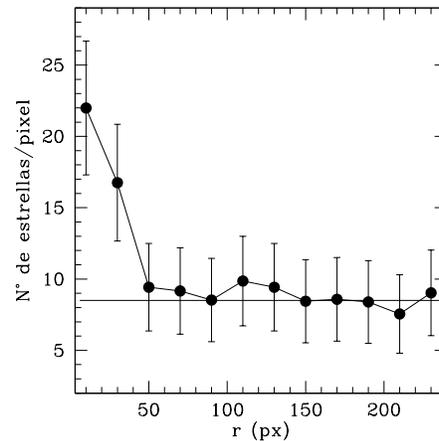


Figura 5.198: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 240 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

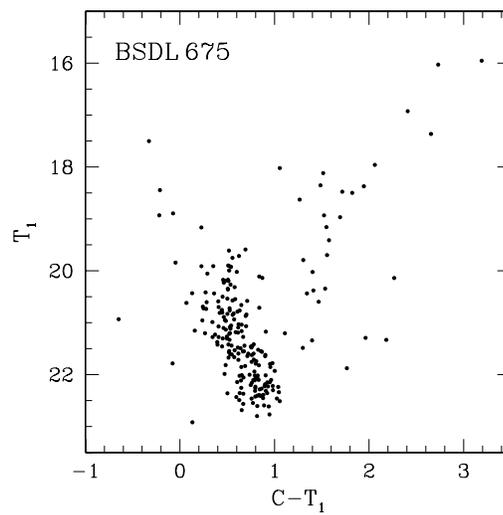


Figura 5.199: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 675. Nótese los indicios de evolución en la morfología de la secuencia principal.

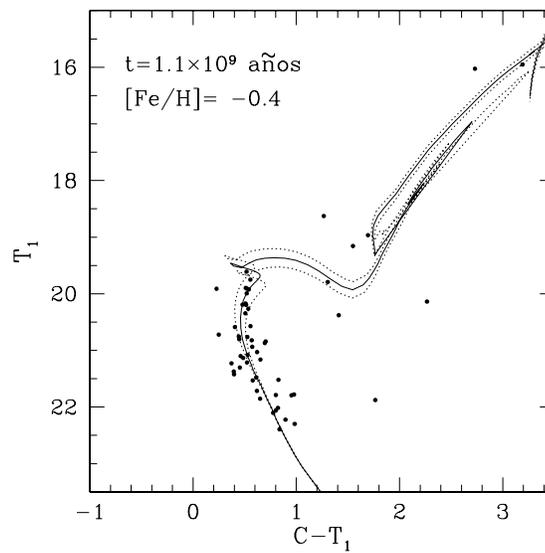


Figura 5.200: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 675. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.4. KMHK 575

El cúmulo rico en estrellas KMHK 575 (Fig. 5.201), también conocido como LOGLE 139, se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 8, Fig. 2.4). El radio adoptado a partir del perfil radial de densidad estelar es de 250 píxeles, equivalente a $1.12'$ en el cielo (Fig. 5.202, Tabla. 4.1). El diagrama CM observado de KMHK 575 muestra una secuencia principal fuertemente contaminada por estrellas del campo y un “clump” o pseudorrama horizontal claramente definido (Fig. 5.203). PU00 reportan una edad de 100×10^6 años. En el presente estudio, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado del cúmulo (Fig. 5.204) corresponde a una edad mucho mayor de $(710 \pm 80) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Nótese que tanto la comparativamente extensa región del cúmulo como la zona central del mismo exhiben las características típicas de un objeto de edad intermedia y en ambos casos la isócrona que mejor ajusta ambos diagramas es la misma (Fig. 5.204). Parecería razonable entonces aceptar que el valor reportado por PU00 ha sido considerablemente subestimado.

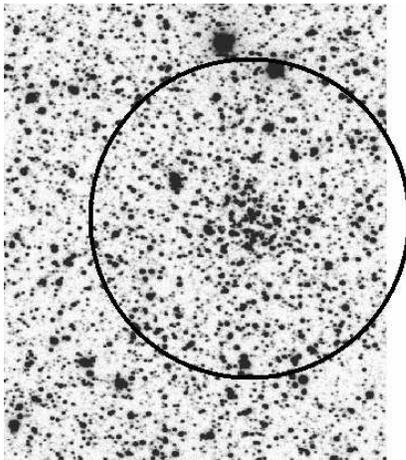


Figura 5.201: Estrellas observadas en el campo de KMHK 575. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

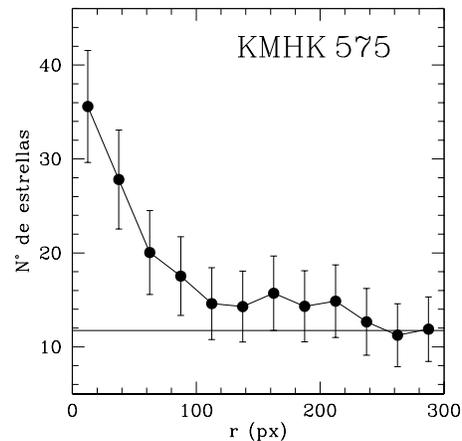


Figura 5.202: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

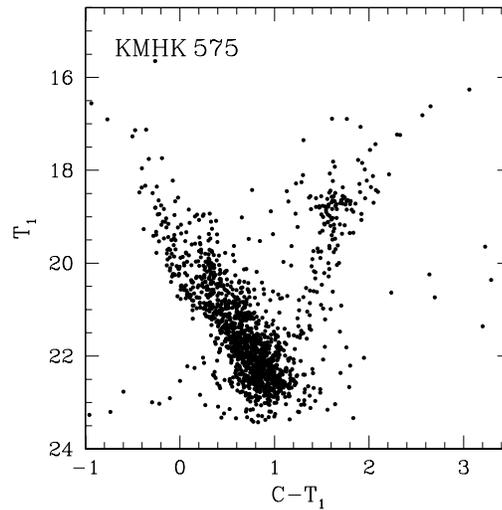


Figura 5.203: Diagrama CM observado de KMHK 575, el cual muestra una apreciable contaminación por estrellas del campo.

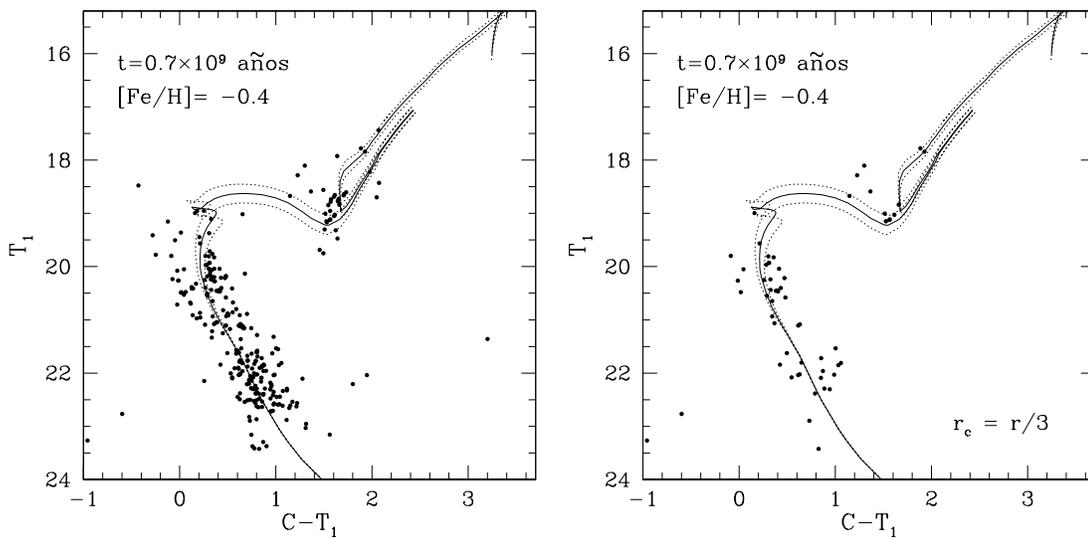


Figura 5.204: *Izquierda.* Diagrama CM descontaminado de KMHK 575 correspondiente al radio estimado del cúmulo (250 píxeles). La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta este diagrama, en tanto que las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad asociadas a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Diagrama CM descontaminado de KMHK 575 correspondiente a un radio de sólo 80 píxeles. Nótese que el mejor ajuste en este diagrama se logra con la misma isócrona anterior.

5.3.5. BSDL 779

BSDL 779 (LOGLE 182) es un cúmulo compacto (Fig. 5.205) ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 10, Fig. 2.4) del cual se desconocen por completo sus características hasta la fecha. El radio adoptado es de 80 píxeles, equivalente a $0.36'$ en el cielo (Fig. 5.206, Tabla. 4.1). PU00, en base a ajustes de isócronas teóricas en las bandas BVI, reportan una edad de 50×10^6 años. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de la Fig. 5.208, se obtiene una edad algo mayor de $(100 \pm 10) \times 10^6$ años y una metalicidad de 0.0 ($Z = 0.019$).

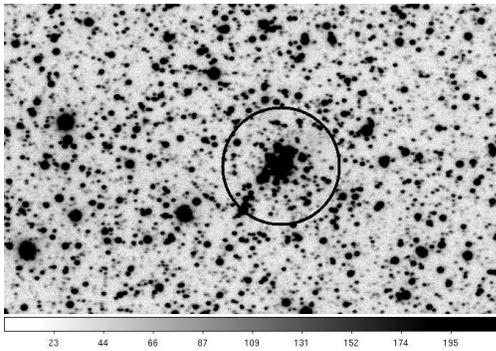


Figura 5.205: Estrellas observadas en el campo de BSDL 779. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

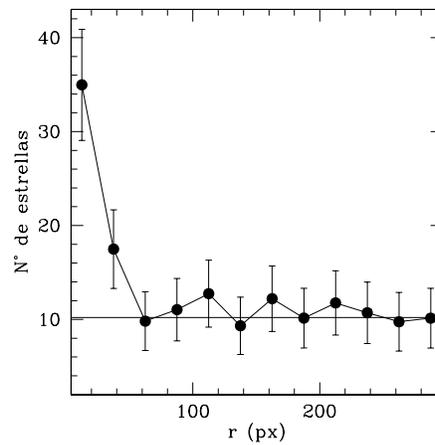


Figura 5.206: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

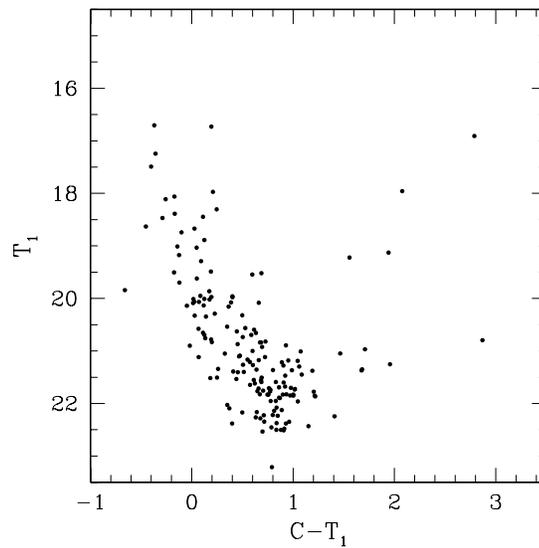


Figura 5.207: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 779.

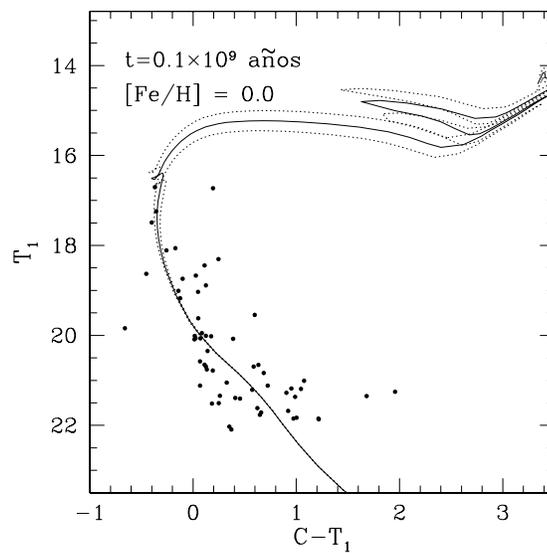


Figura 5.208: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 779. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.6. SL 281

SL 281, también conocido como KMHK 616, LOGLE 183 o incluso LH 32, es un objeto bastante débil y escasamente concentrado (Fig. 5.209) ubicado en el Campo 9 de nuestro estudio, es decir, en la porción norte de la NMM (Fig. 2.4). El diagrama CM observado de SL 281 (Fig. 5.211) muestra una secuencia principal bastante extendida, ausencia de gigantes rojas y pocos indicios de evolución. El perfil radial de densidad estelar (5.210) permite obtener un radio de 210 píxeles para SL 281, valor éste equivalente a $0.95'$ en el cielo (Tabla 4.1). La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama ($T_1, C - T_1$) descontaminado (Fig. 5.212) corresponde a una edad de $(50 \pm 5) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[Fe/] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Al igual que el cúmulo anterior, SL 281 también fue estudiado por G10 en base a fotometría BVI. Usando el método de ajuste de isócronas en ese sistema, estos autores derivaron una edad considerablemente mayor de 400×10^6 años. Ante la posibilidad de haber subestimado en el presente trabajo significativamente la edad de SL 281, se decidió considerar sólo la región central del cúmulo en el diagrama CM descontaminado de la fotometría de Washington. Como puede apreciarse en la Fig. 5.212 (Derecha), aún si se considera un tercio del radio de SL 281, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta sigue siendo la misma. Dada la mejor calidad de los datos fotométricos del presente estudio, no parece existir duda alguna de que estamos en presencia de un cúmulo realmente joven de la NMM.

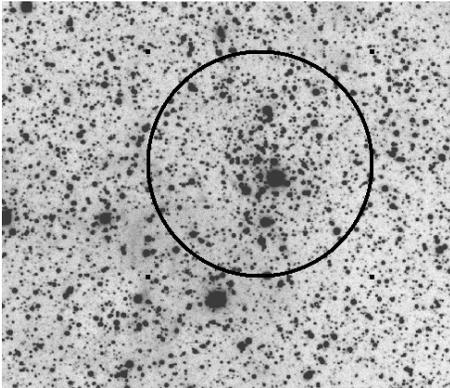


Figura 5.209: Estrellas observadas en el campo de SL 281. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

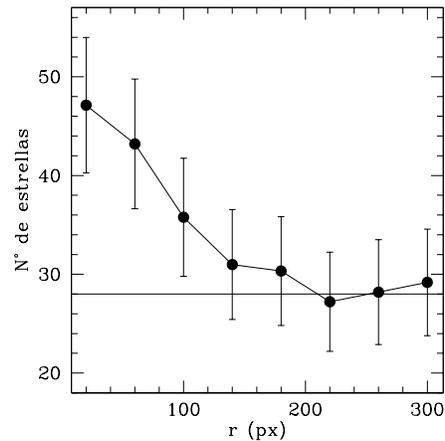


Figura 5.210: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

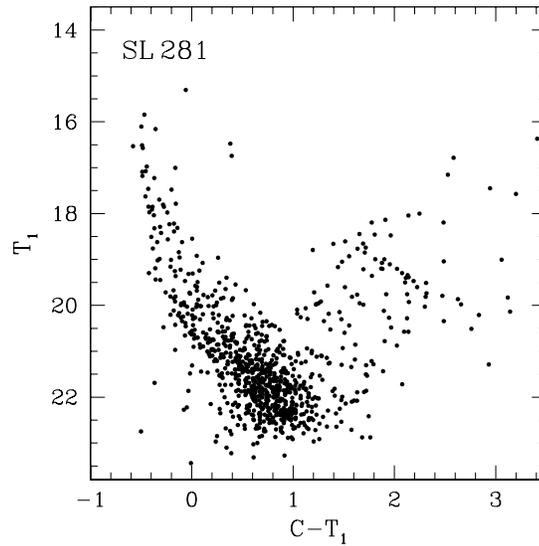


Figura 5.211: Diagrama CM observado del cúmulo SL 281.

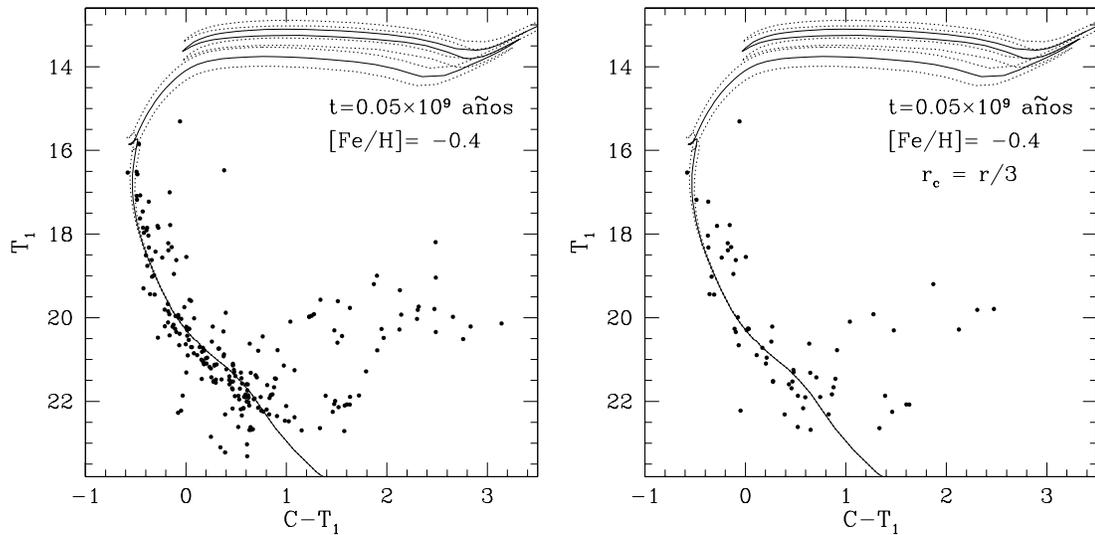


Figura 5.212: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 281 usando un radio de 210 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, del ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el ajuste no cambia si se utiliza un tercio del radio anterior.

5.3.7. BSDL 783

BSDL 783 o LOGLE 186 (Fig. 5.213) se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 8, Fig. 2.4). Aunque contaminado, el diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado (Fig. 5.215) corresponde a un objeto moderadamente joven. El radio adoptado para BSDL 783 es de 70 píxeles, o bien $0.32'$ en el cielo (Fig. 5.214, Tabla 4.1). En base a fotometría BVI individual de estrellas y al método de ajuste de isócronas teóricas, G10 derivaron para BSDL 783 una edad de 320×10^6 años. La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado (Fig. 5.216) en el presente trabajo corresponde a una edad intermedia de $(140 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

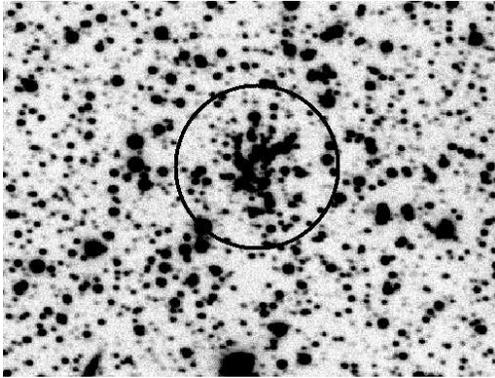


Figura 5.213: Estrellas observadas en el campo de BSDL 783. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

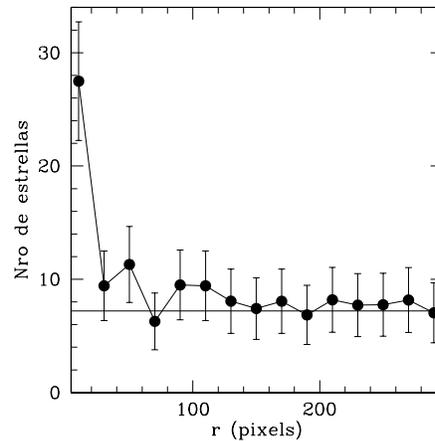


Figura 5.214: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

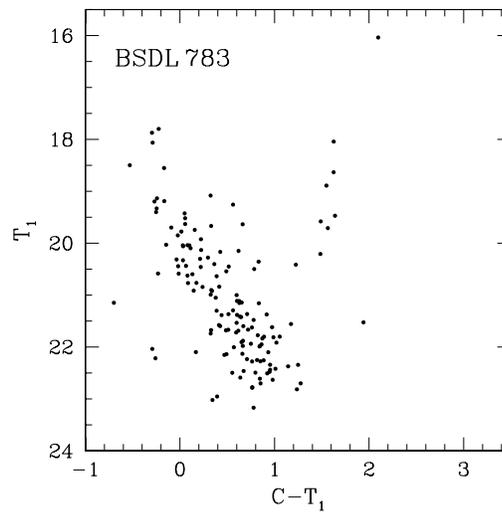


Figura 5.215: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 783.

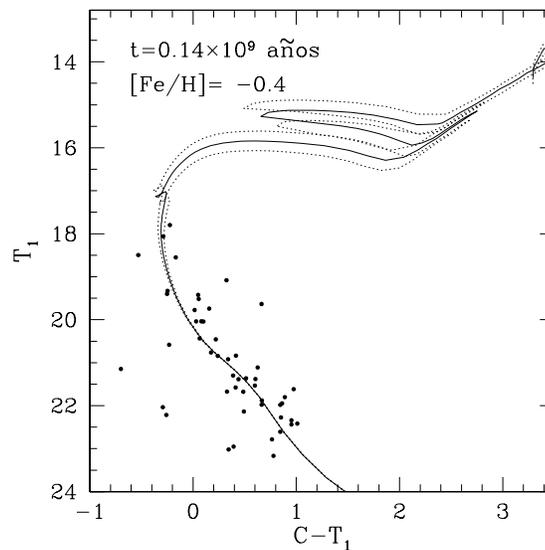


Figura 5.216: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 783. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.8. H88-188

H88-188, también catalogado con las designaciones KMHK 622 o LOGLE 191 (Fig. 5.217), se encuentra proyectado sobre porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). En la Fig. 5.219 se presenta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado de este estudio, en tanto que en la Fig. 5.218 se muestra el perfil de densidad estelar del cual se obtuvo un radio de 130 píxeles, equivalente a $0.59'$ en el cielo (Tabla. 4.1). En base a fotometría BVI individual de estrellas en la región de H88-188 y ajuste de isócronas teóricas, PU00 obtuvieron una edad de 450×10^6 años para H88-188. Una edad similar obtuvo recientemente Piatti (2012b) aplicando la misma técnica, pero utilizando el sistema fotométrico de Washington. Resulta entonces enteramente alentador haber obtenido en el presente estudio también el mismo resultado. En efecto, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado (Fig. 5.220) corresponde a una edad de $(450 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

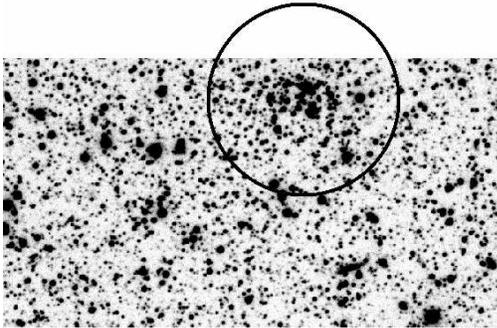


Figura 5.217: Estrellas observadas en el campo de H88-188. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

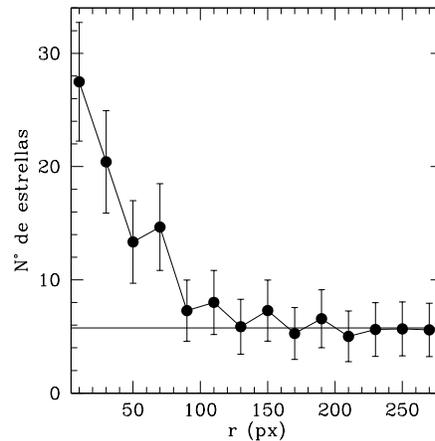


Figura 5.218: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 280 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

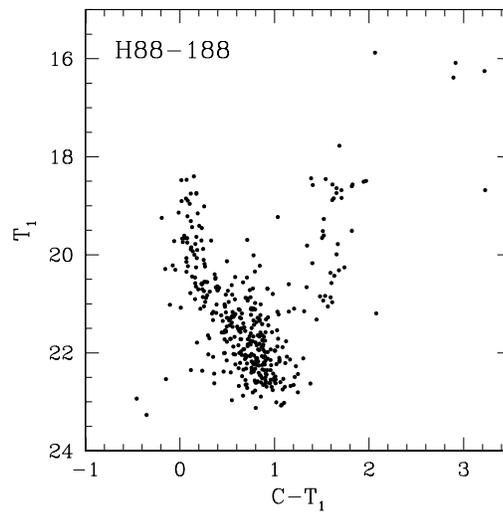


Figura 5.219: Diagrama CM observado del cúmulo H88-188.

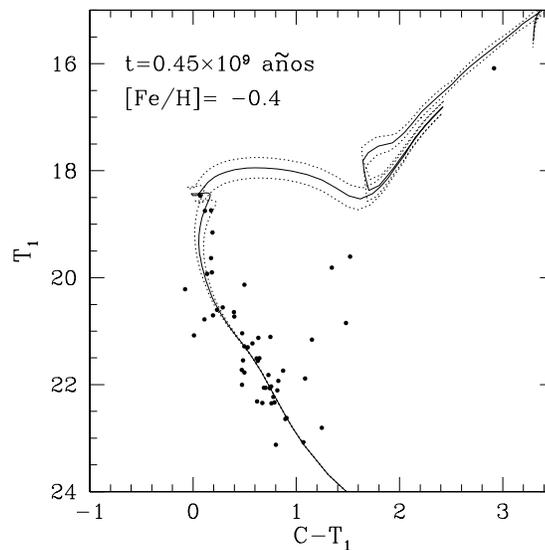


Figura 5.220: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de H88-188. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.9. SL 293

El conspicuo objeto SL 293, también conocido como KMHK 630 (Fig. 5.221), se encuentra ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). El diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado se presenta en la Fig. 5.223, en tanto que el perfil radial de densidad estelar en la Fig. 5.222. De este último diagrama, se infiere un radio aproximado de 140 píxeles, o bien un radio angular de $0.63'$ (Tabla. 4.1). A su vez, del método de ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de la Fig. 5.224 se obtiene una edad de $(400 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$, valores éstos que también obtuvo recientemente Piatti (2012b), usando observaciones en el sistema fotométrico de Washington y ajuste de isócronas teóricas.

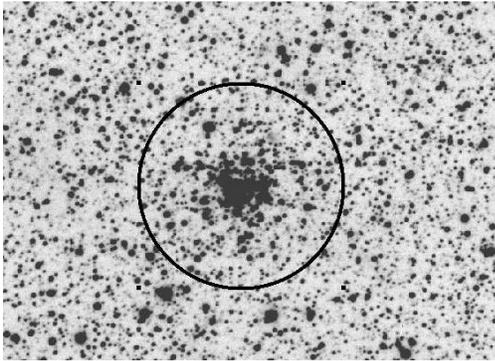


Figura 5.221: Estrellas observadas en el campo de SL 293. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

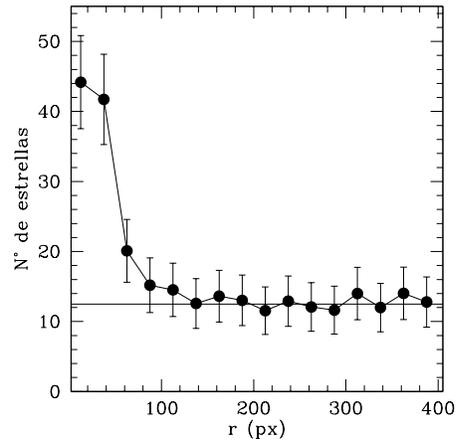


Figura 5.222: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

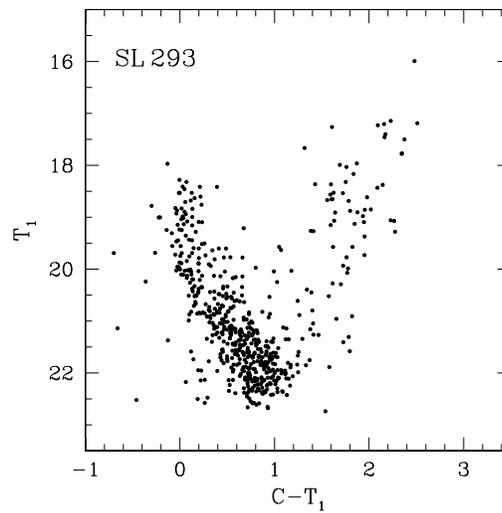


Figura 5.223: Diagrama CM observado del cúmulo SL 293.

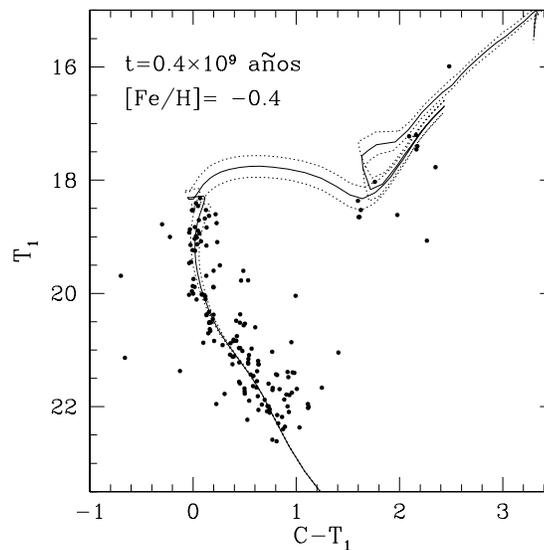


Figura 5.224: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 293. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.10. SL 310

SL 310, también catalogado como KMHK 652, LOGLE 224 o incluso LH 34, es un objeto con una fuerte concentración central (Fig. 5.225) que se encuentra proyectado sobre la región sur-oeste de la NMM (Campo 4, Fig. 2.4). PU00, en base a ajustes de isócronas en las bandas BVI, reportan para SL 310 una edad de apenas 10×10^6 años. Independientemente de la contaminación existente en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado (Fig. 5.227), este objeto muestra con absoluta claridad una secuencia principal bastante extensa, ausencia de gigantes rojas y pocos indicios de evolución. Del perfil radial de densidad estelar (Fig. 5.226) se estima un radio aproximado de 150 píxeles, equivalente a $0.68'$ en el cielo (Tabla. 4.1). G10, en base a fotometría BVI de estrellas individuales, obtuvieron una edad de 30×10^6 años. En el presente trabajo, del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado (Fig. 5.228) se obtiene una edad de $(50 \pm 5) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$), en razonable acuerdo con el valor obtenido particularmente por G10.

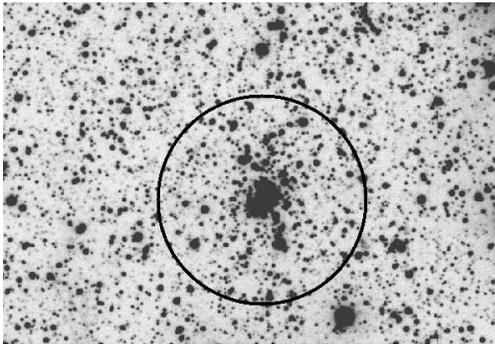


Figura 5.225: Estrellas observadas en el campo de SL 310. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

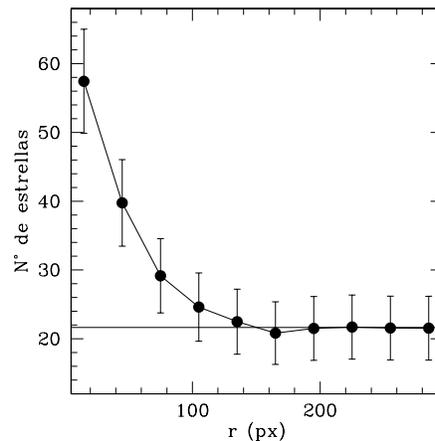


Figura 5.226: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

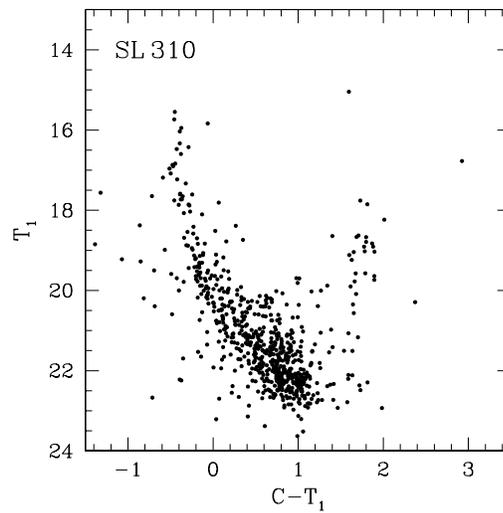


Figura 5.227: Diagrama CM observado del cúmulo SL 310.

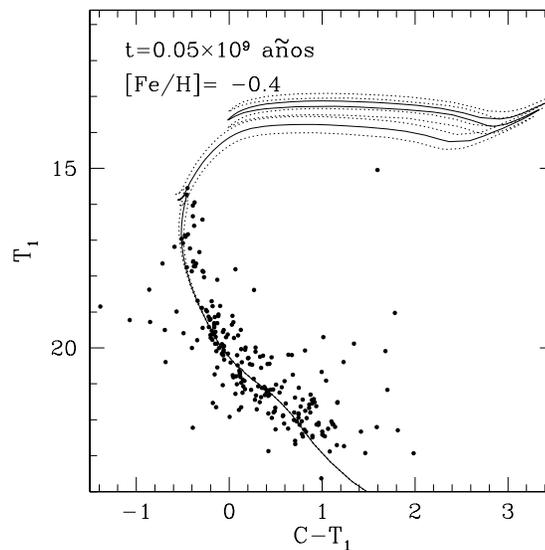


Figura 5.228: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 310. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.11. NGC 1864

El conocido cúmulo NGC 1864, catalogado también como SL 309, ESO 56-79 o KMHK 656, es un objeto muy bien destacado sobre el fondo estelar (Fig. 5.229), ubicado en la porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). El excelente diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado con el telescopio de 4 m de CTIO (Fig. 5.231) demuestra claramente que se trata de un cúmulo joven de la NMM. Del perfil radial de densidad estelar (Fig. 5.230) resulta un radio aproximado de 220 píxeles, o bien un radio angular de $0.99'$ (Tabla. 4.1). La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de NGC 1864 (Fig. 5.232) corresponde a una edad de $(200 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Este objeto registra al menos 2 estudios previos. G10 derivaron una edad de 80×10^6 años, mientras que Bica et al. (1996), en base a fotometría UBV integrada, clasificaron este objeto como perteneciente al tipo SWB III (Searle et al. 1980). Esta clasificación ubica a NGC 1864 en el rango comprendido entre 70×10^6 y 200×10^6 años. La edad inferida en el presente estudio a partir de datos de mayor calidad que los obtenidos en los estudios previos, es compatible con los resultados de Bica et al. (1996).

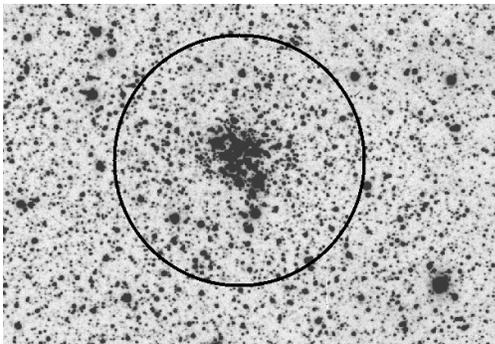


Figura 5.229: Estrellas observadas en el campo de SL 310. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

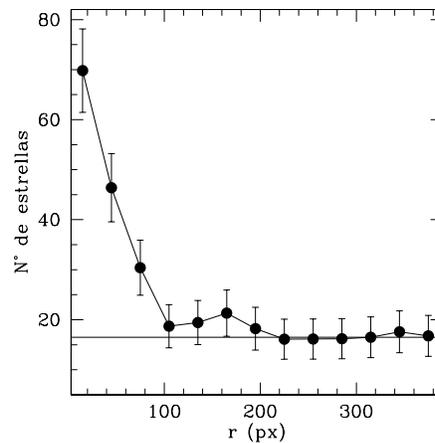


Figura 5.230: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 380 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

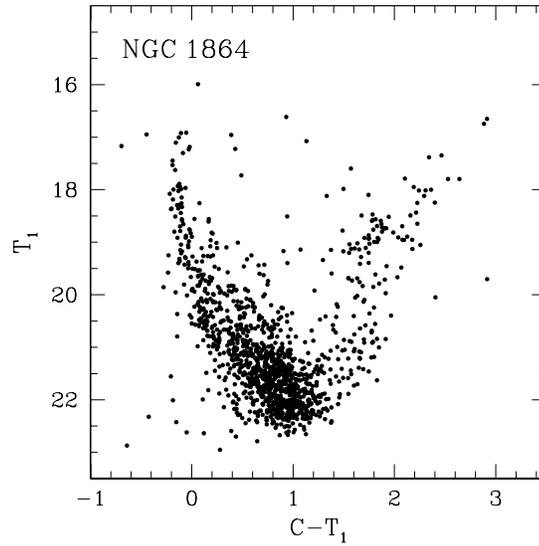


Figura 5.231: Diagrama CM observado del cúmulo NGC 1864.

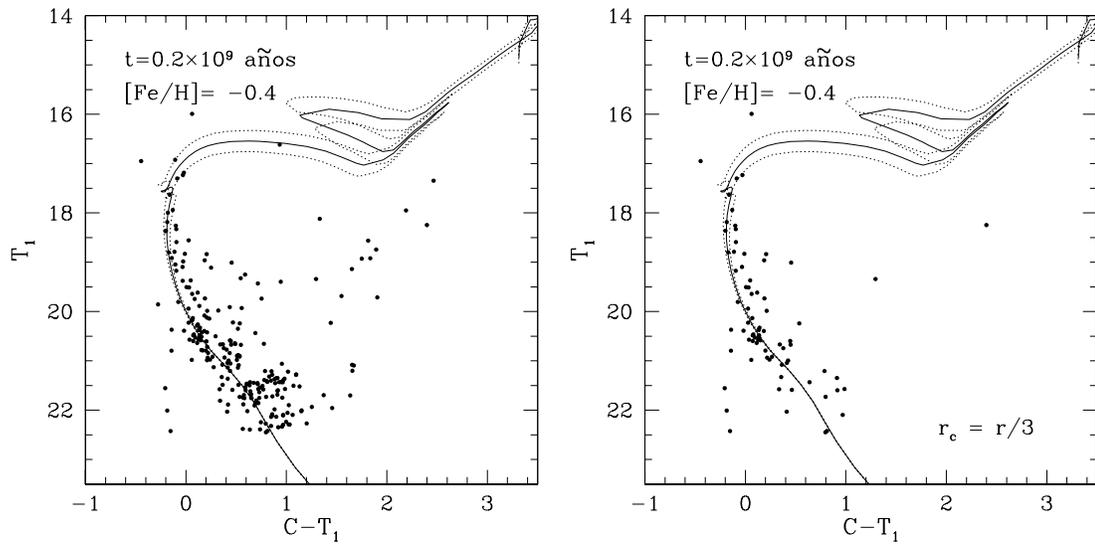


Figura 5.232: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de NGC 1864 usando un radio de 220 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el ajuste no cambia si se utiliza un tercio del radio anterior.

5.3.12. BSDL 923

BSDL 923 es un cúmulo muy concentrado (Fig. 5.233) proyectado sobre la porción norte de la NMM (Campo 9, Fig. 2.4). El diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado en el sistema de Washington (Fig. 5.235) muestra un alto grado de contaminación. Esto es relativamente común en varios campos de la región septentrional de la NMM. El radio adoptado para BSDL 923 es de 60 píxeles, equivalente a $0.27'$ (5.234, Tabla. 4.1), en tanto que la edad y metalicidad inferidas de la Fig. 5.236 son $(80 \pm 10) \times 10^6$ años y $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$), respectivamente. La edad acá obtenida duplica el valor encontrado por G10 en base a fotometría BVI de estrellas individuales.

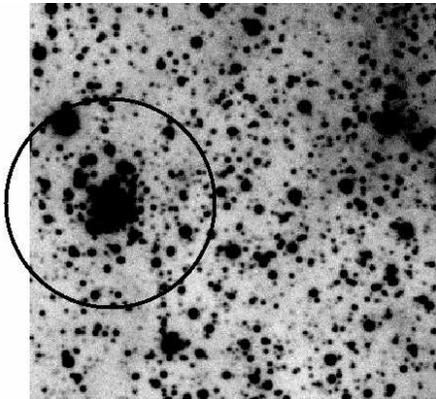


Figura 5.233: Estrellas observadas en el campo de BSDL 923. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

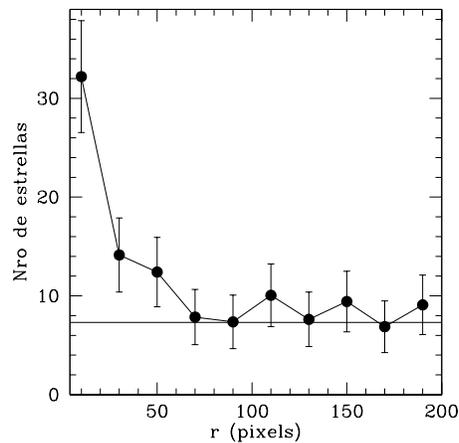


Figura 5.234: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

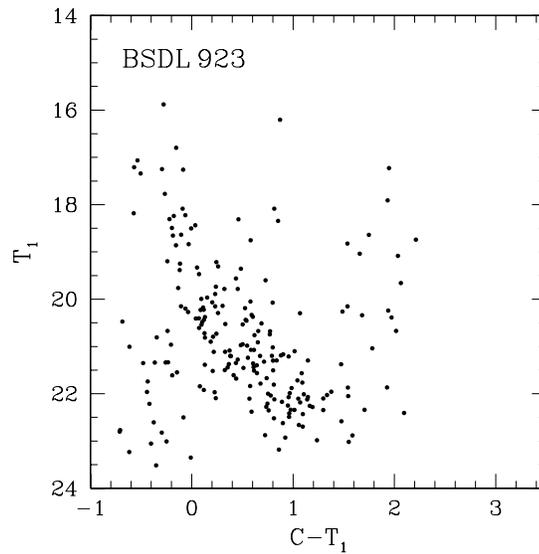


Figura 5.235: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 923.

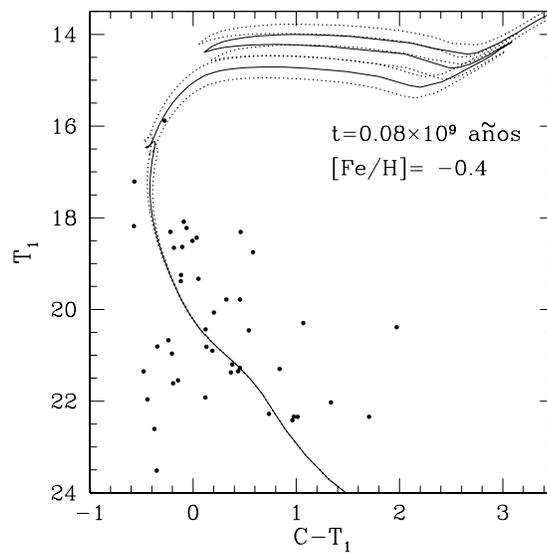


Figura 5.236: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 923. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.13. HS 253

HS 253 o LOGLE 403 (Fig. 5.237) es un débil objeto, aunque claramente distinguible del fondo estelar, ubicado en la región central de la *barra* de la NMM (Campo 12, Fig.2.4). Este cúmulo forma parte de un sistema triple juntamente con HS 250 y KMK 88-51 (Dieball et al. 2002). Como es de esperar por su ubicación en la *barra*, la contaminación por estrellas del campo afecta bastante el diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado de HS 253 (Fig. 5.237). Pese a la enorme densidad de estrellas en la región del cúmulo, es posible obtener un razonable perfil de densidad (Fig. 5.238) del cual se deriva en forma aproximada un radio de 100 píxeles para HS 253, equivalente a $0.45'$ en el cielo (Tabla. 4.1). En base a fotometría BVI de estrellas individuales y ajuste de isócronas teóricas, PU00 estimaron una edad de $(180 \pm 20) \times 10^6$ años. La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de HS 253 en el presente trabajo (Fig. 5.240) corresponde a una edad de $(200 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$), en muy buen acuerdo con la edad reportada por PU00. Este cúmulo es claramente un objeto de edad intermedia ubicado en la región central de la *barra* de la NMM.

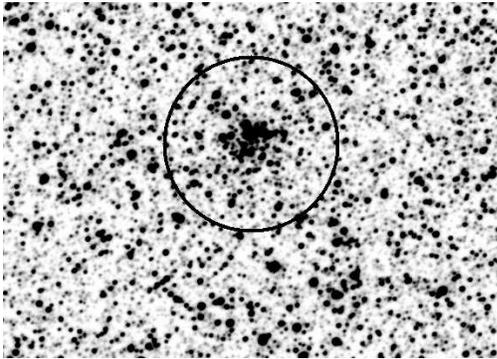


Figura 5.237: Estrellas observadas en el campo de HS 253. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

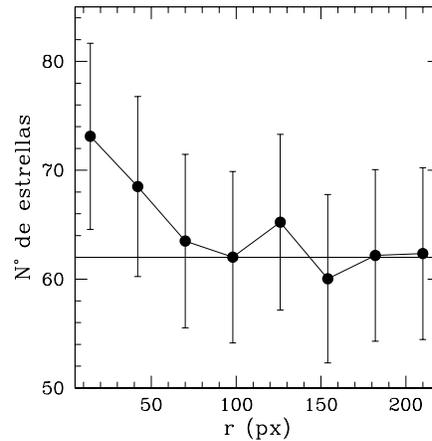


Figura 5.238: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 220 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

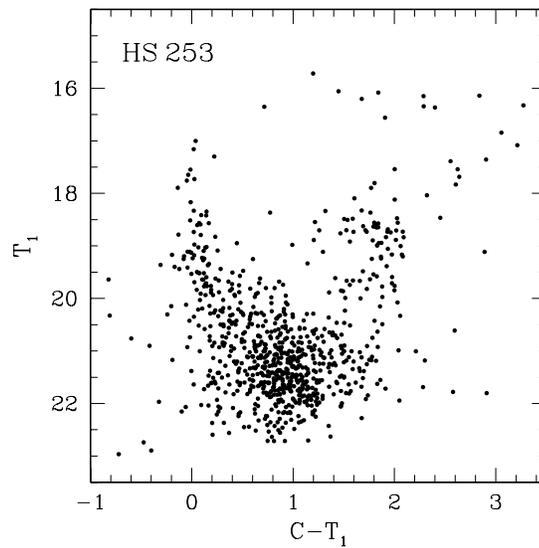


Figura 5.239: Diagrama CM observado del cúmulo HS 253.

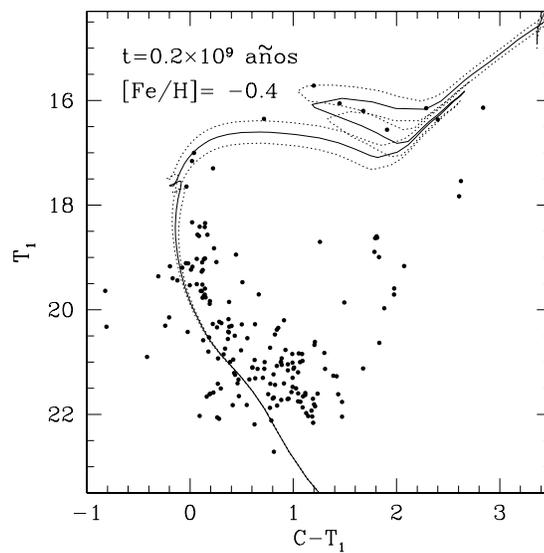


Figura 5.240: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 253. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.14. KMK 88-57

KMK 88-57 o LOGLE 483 es otro cúmulo débil y escasamente concentrado (Fig. 5.241) ubicado en la región central de la *barra* de la NMM (Campo 12, Fig. 2.4). No extraña entonces la fuerte contaminación presente en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado (Fig. 5.243). El radio adoptado a partir de recuentos estelares es de 90 píxeles, equivalente a $0.41'$ en el cielo (Fig. 5.242, Tabla. 4.1). En base a ajustes de isócronas en las bandas BVI, PU00 reportan para KMK 88-57 una edad de 630×10^6 años. Notablemente, la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de KMK 88-57 (Fig. 5.244) corresponde a la misma edad de $(630 \pm 70) \times 10^6$ años, para una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Esta isócrona se mantiene si en el mismo diagrama se utiliza la mitad del radio del cúmulo, tal como se aprecia en la Fig. 5.244 (derecha). La edad acá inferida es similar a la obtenida por PU00, en base a ajuste de isócronas en los diagramas BVI.

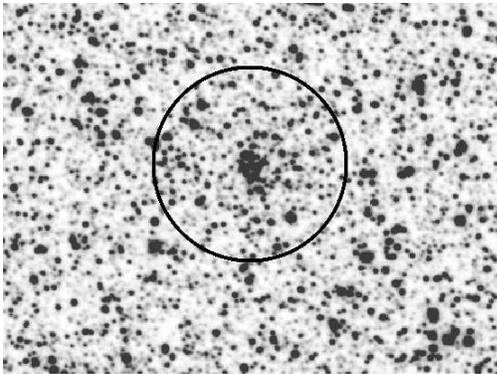


Figura 5.241: Estrellas observadas en el campo de KMK 88-57. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

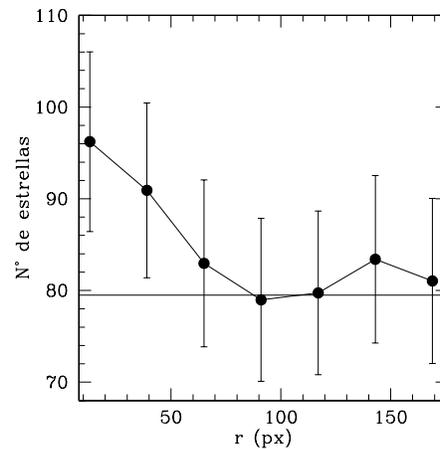


Figura 5.242: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 380 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

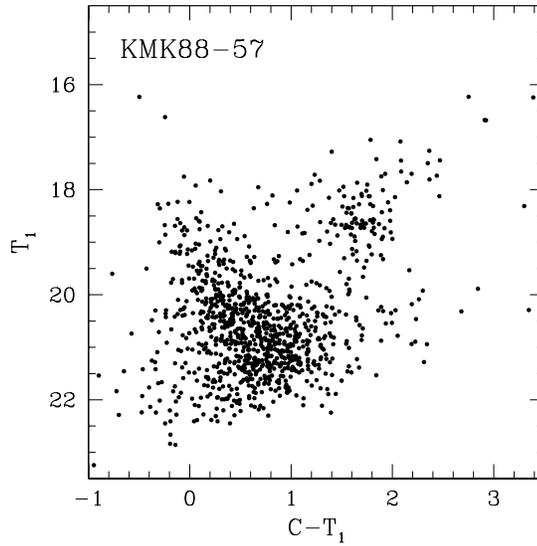


Figura 5.243: Diagrama CM observado del cúmulo KMK 88-57.

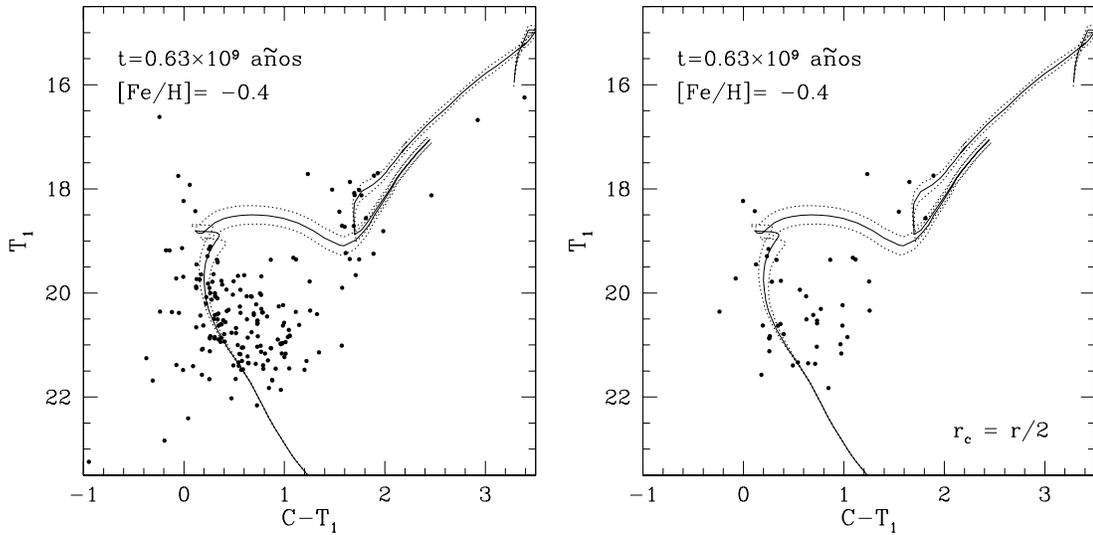


Figura 5.244: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMK 88-57 usando un radio de 90 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el ajuste no cambia si se utiliza la mitad del radio anterior.

5.3.15. SL 460

SL 460 (LOGLE 456) es un cúmulo muy débil aunque perfectamente distinguible del fondo estelar (Fig. 5.245), cuyas características son absolutamente desconocidas hasta ahora. SL 460 se encuentra proyectado sobre la región central de la *barra* de la NMM (Campo 12, Fig. 2.4). Esto explica la fuerte contaminación de estrellas del campo que se aprecia en el diagrama CM observado de este objeto (Fig. 5.247). El radio tentativamente adoptado para SL 460 a partir del perfil de densidad estelar dificultosamente obtenido es de 160 píxeles, o su equivalente de $0.72'$ en el cielo. PU00 reportan para SL 460 una edad de $(280 \pm 30) \times 10^6$ años. La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor parece ajustar el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.248) corresponde a una edad de apenas $(28 \pm 4) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Todo parece indicar que estamos en presencia de un cúmulo bastante joven aparentemente embebido en un campo estelar más viejo de la *barra* de la NMM. Esta conclusión puede visualizarse en la Figura 5.248.

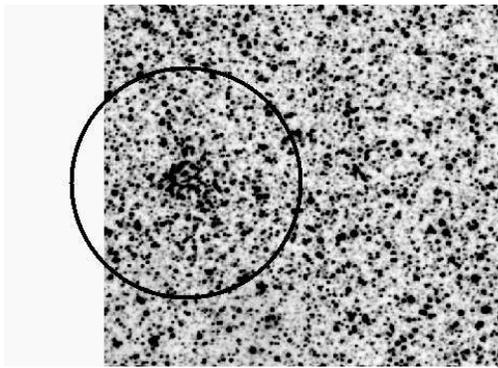


Figura 5.245: Estrellas observadas en el campo de SL 460. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

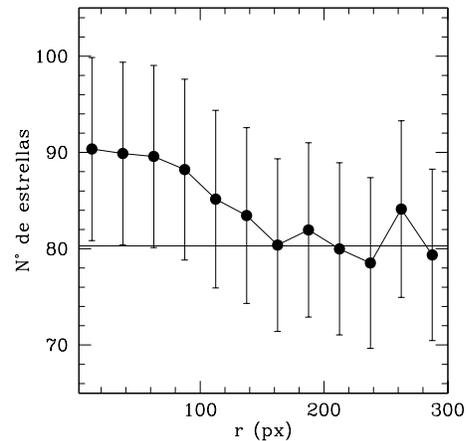


Figura 5.246: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

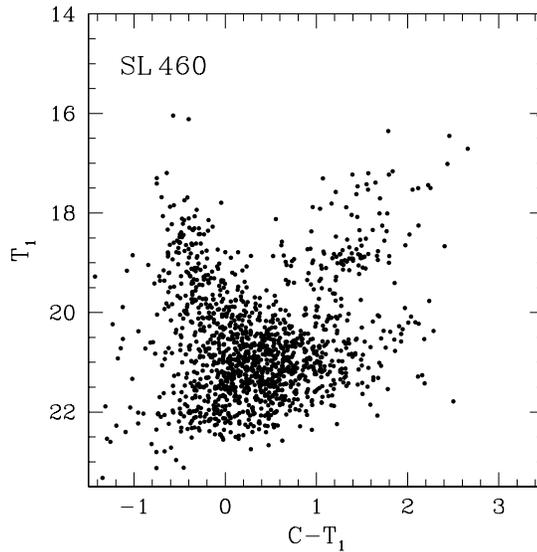


Figura 5.247: Diagrama CM observado del cúmulo SL 460.

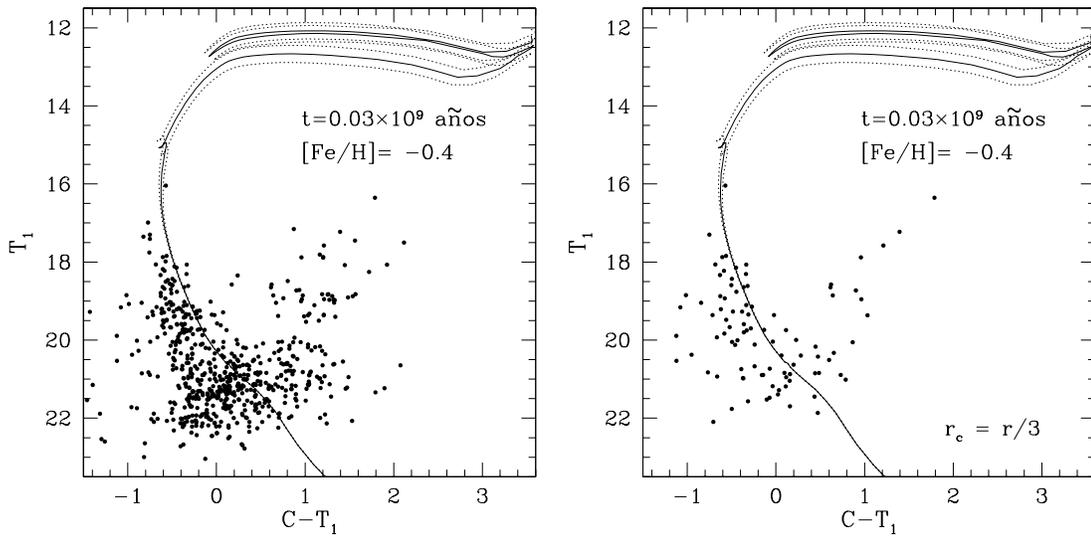


Figura 5.248: *Izquierda.* Diagrama CM descontaminado de SL 460 correspondiente al radio estimado del cúmulo (160 píxeles). La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta este diagrama, en tanto que las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad asociadas a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Diagrama CM descontaminado de SL 460 correspondiente a un radio de 60 píxeles. Nótese que aún en este caso la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama es la misma que en caso anterior.

5.3.16. SL 469

Al igual que el cúmulo anterior, SL469 (LOGLE 467) es un objeto muy débil (Fig. 5.249) ubicado en el centro de la *barra* de la NMM (Campo 12, Fig. 2.4) y cuyas características se desconocen casi por completo. Dada su ubicación en la NMM, no extraña la apariencia del diagrama CM observado, en el cual se aprecia una fuerte contaminación por estrellas del campo (Fig. 5.251). No obstante este problema, los recuentos de estrellas efectuados en la región del cúmulo permiten obtener un perfil de densidad estelar del cual se deriva un radio tentativo de 120 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.54'$ (Tabla. 4.1). PU00, en base a ajustes de isócronas en las bandas BVI, reportan una edad de 200×10^6 . En el presente trabajo, la isócrona que mejor ajusta la distribución observada en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.252) corresponde a una edad de $(140 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Más allá de la gran incerteza asociada a la edad estimada mediante este ajuste, la edad obtenida por esta vía muestra buen acuerdo con la estimación de PU00. SL 469 aparenta entonces ser un cúmulo moderadamente joven de la *barra* de la NMM.

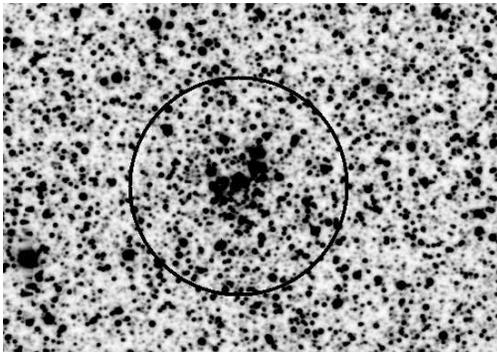


Figura 5.249: Estrellas observadas en el campo de SL 469. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

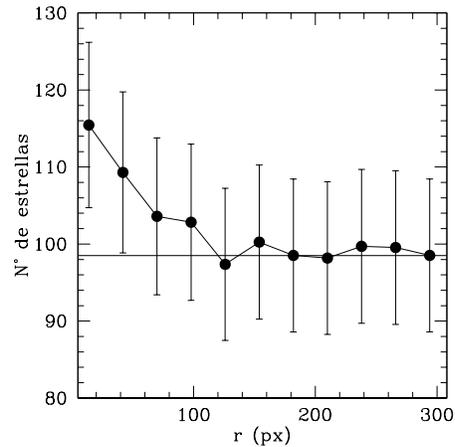


Figura 5.250: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

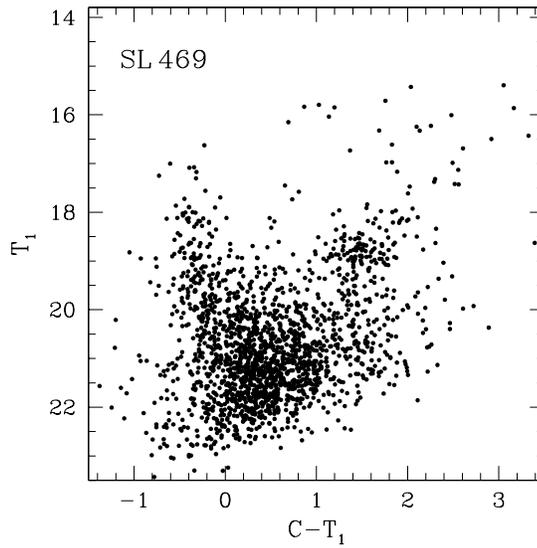


Figura 5.251: Diagrama CM observado del cúmulo SL 469 ubicado en la región central de la barra de la NMM. Nótese la fuerte contaminación por estrellas del campo.

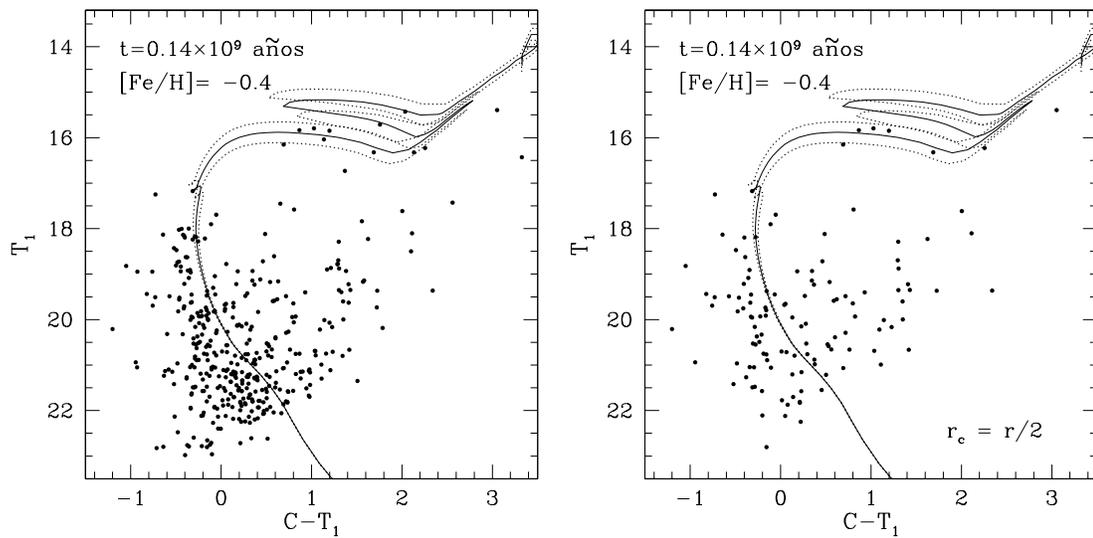


Figura 5.252: *Izquierda.* Diagrama CM descontaminado de SL 469 correspondiente al radio estimado del cúmulo (120 píxeles). La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta este diagrama, en tanto que las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad asociadas a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Diagrama CM descontaminado de SL 469 correspondiente a un radio de 60 píxeles. Nótese que aún en este caso la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama es la misma que en caso anterior.

5.3.17. BSDL 1723

BSDL 1723 (LOGLE 473) es otro cúmulo muy débil (Fig. 5.253) y desconocido de la NMM, el cual se encuentra también ubicado en el centro de la *barra* (Campo 12, Fig. 2.4). Como en los dos casos anteriores, el diagrama CM observado de este objeto (Fig. 5.254) está fuertemente contaminado por estrellas del campo. En este caso particular, la proximidad de BSDL 1723 con otros cúmulos no permite obtener un perfil de densidad estelar del cual poder inferir un radio aproximado del cúmulo. Dado que el radio de ~ 70 píxeles estimado por Bica et al. (2008) sólo abarca la región central de BSDL 1723, se adoptó para este objeto un radio mayor de 100 píxeles, equivalente a $0.45'$ en el cielo, de manera de poder analizar la mayor parte del cúmulo. PU00, en base a ajuste de isócronas en las bandas BVI, reportan una edad de 250×10^6 años. Si bien la dispersión existente en el diagrama de la Fig. 5.255 es realmente grande, la isócrona de Girardi et al. (2002) que tentativamente mejor parece ajustar este diagrama corresponde también a una edad de $(250 \pm 100) \times 10^6$ años, si se adopta una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.007$). Más allá de la gran incerteza asociada a esta estimación de la edad, las presentes observaciones sugieren fuertemente que estamos en presencia de un cúmulo moderadamente joven de la *barra* de la NMM. Como en los casos anteriores, es altamente recomendable estudiar este objeto mediante alguna otra técnica que permita corroborar estos resultados preliminares.

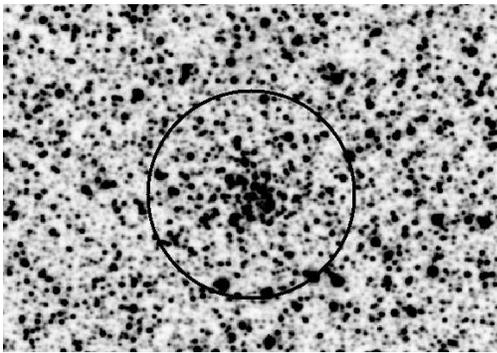


Figura 5.253: Estrellas observadas en el campo de BSDL 1723. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

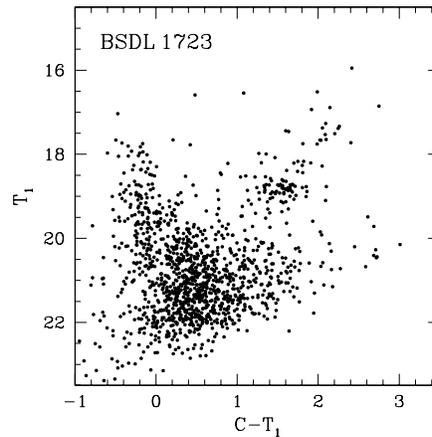


Figura 5.254: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 783 ubicado en la región central de la barra de la NMM.

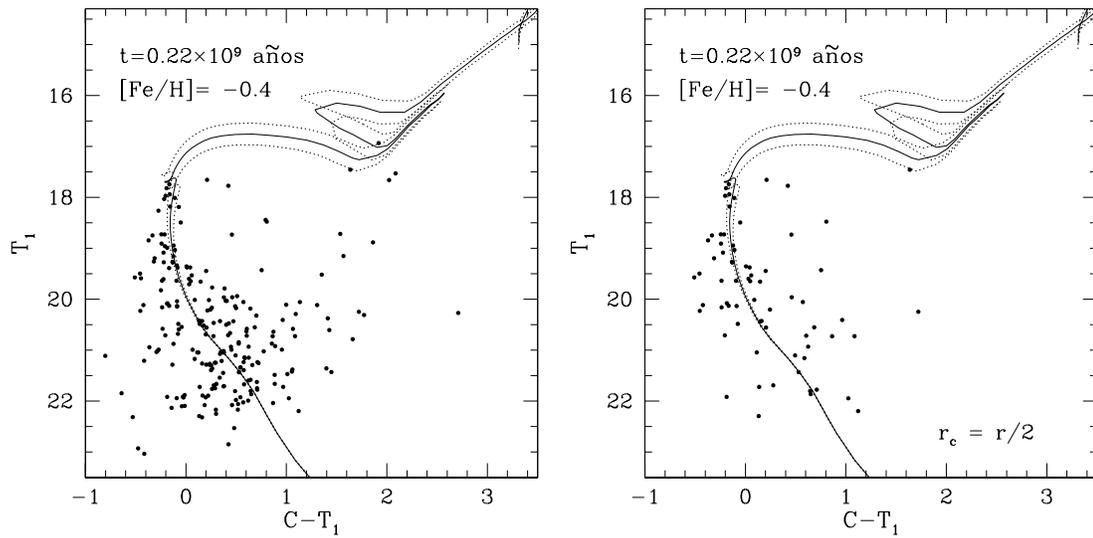


Figura 5.255: *Izquierda.* Diagrama CM descontaminado de BSDL 1723 correspondiente a un radio de 100 píxeles. La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta este diagrama, en tanto que las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad asociadas a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Diagrama CM descontaminado de SL 469 correspondiente a un radio de 50 píxeles. Nótese que aún en este caso la isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama es la misma que en caso anterior.

5.3.18. NGC 1969

NGC 1969 (SL 479 o ESO 56-SC124) es un cúmulo que registra algunos estudios previos, pese a encontrarse proyectado sobre la región central de la *barra* de la NMM (Fig. 5.256, Campo 12, Fig. 2.4). NGC 1969 forma parte de un sistema triple juntamente con NGC 1971 y NGC 1972 (Dieball et al. 2002). El diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado en este trabajo (Fig. 5.257) demuestra la existencia de una muy fuerte contaminación por estrellas del campo. Si bien no resulta posible obtener un perfil de densidad estelar en base a recuentos estelares debido a la proximidad de otros objetos, se adoptó para NGC 1969 un radio de 140 píxeles, equivalente a $0.63'$ en el cielo (Tabla. 4.1). En base a fotometría UBV integrada, Bica et al. (1996) clasificaron a NGC 1969 como perteneciente a la clase SWB III (Searle et al. 1980), por lo que su edad debería estar comprendida en el rango $(70 - 200) \times 10^6$ años. Por su parte, Dieball & Grebel (2000), mediante ajuste de isócronas, obtuvieron una edad de 65×10^6 años, en tanto que PU00, a partir de la misma técnica, obtuvieron el mismo valor. No obstante estas coincidencias en los estudios previos, la isócrona que en el presente trabajo claramente mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de NGC 1969 (5.258) corresponde a una edad de $(160 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.004$).

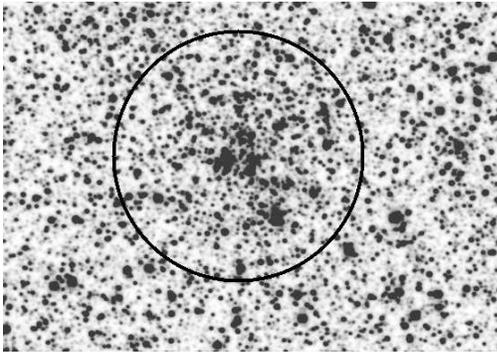


Figura 5.256: Estrellas observadas en el campo de NGC 1969. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

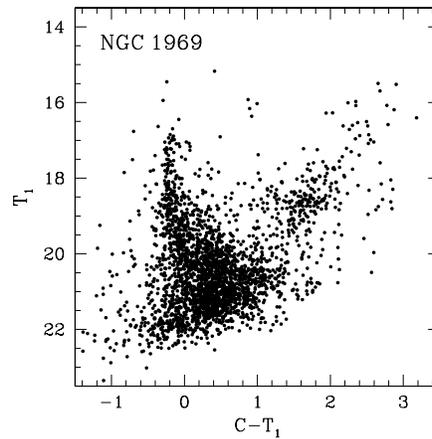


Figura 5.257: Diagrama CM observado del cúmulo NGC 1969.

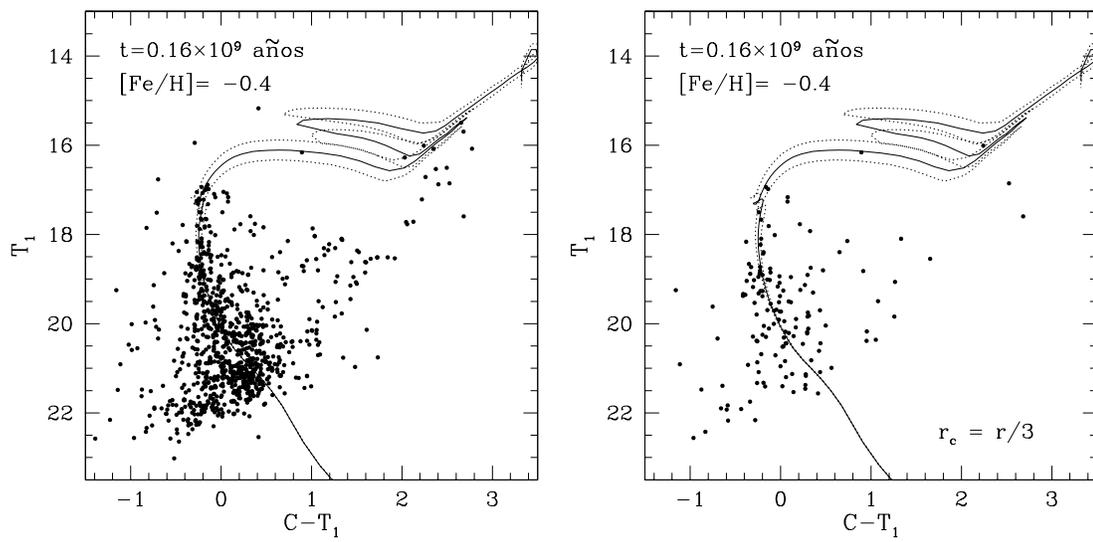


Figura 5.258: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de NGC 1969 usando un radio de 140 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el ajuste no cambia si se utiliza la mitad del radio anterior.

5.3.19. NGC 1971

Otro cúmulo acá estudiado y ubicado en la región central de la *barra* es NGC 1971, también catalogado como SL 481, ESO 56-SC128, BRHT 12a o LOGLE 480 (Campo 12, Fig. 2.4). NGC 1971 se destaca claramente en el abigarrado campo de estrellas sobre el cual se encuentra proyectado (Fig. 5.259). Dado que forma un sistema triple juntamente con los cúmulos NGC 1969 y NGC 1972 (Dieball et al. 2002), no resulta posible obtener un razonable perfil de densidad estelar. No obstante esto, el radio estimado visualmente es de 110 píxeles, equivalente a $0.50'$ en el cielo. En base a fotometría UBV integrada, Bica et al. (1996) clasificaron a NGC 1971 como perteneciente a la clase SWB II de Searle et al. (1980), por lo que debería tener una edad comprendida dentro del rango $(30-70)\times 10^6$ años. Fujimoto & Kumai (1997), utilizando diagramas color-color (U-B) vs. (B-V) y modelos sintéticos de evolución estelar, obtuvieron una edad de 74×10^6 años. Por su parte, PU00 estimaron un valor de $(100 \pm 10)\times 10^6$ años y Dieball & Grebel (2000) un valor de 63×10^6 años, ambos mediante ajustes de isócronas teóricas. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de NGC 1971 (Fig. 5.261) se obtiene en el presente trabajo una edad de $(125 \pm 15)\times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$), en razonable acuerdo con las estimaciones anteriores.

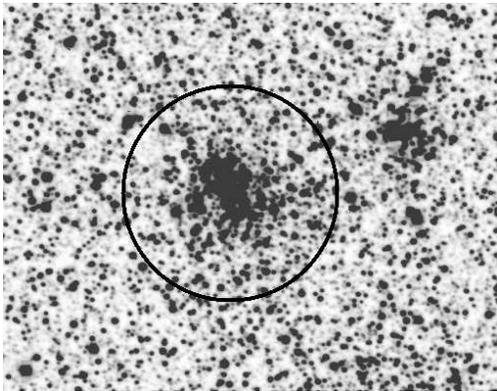


Figura 5.259: Estrellas observadas en el campo de NGC 1971. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

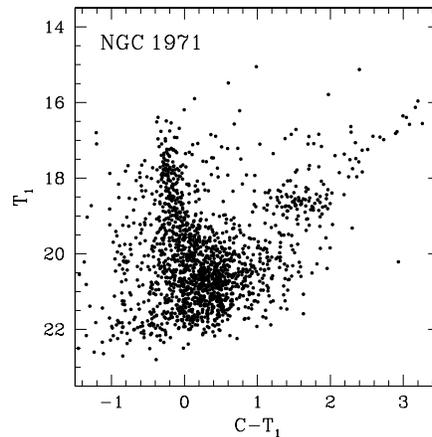


Figura 5.260: Diagrama CM observado del cúmulo NGC 1971.

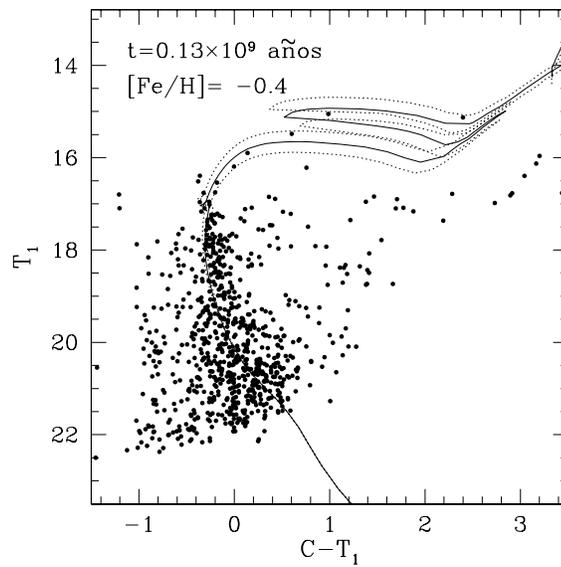


Figura 5.261: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de NGC 1971. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.20. NGC 1972

El cúmulo NGC 1972 (SL 480 o ESO 56-SC129) se encuentra ubicado en la región central de la *barra* de la NMM (Campo 12, Fig. 2.4, Fig. 5.262), una zona de elevada concentración de estrellas. El radio adoptado para NGC 1972 es de 80 píxeles, equivalente a un radio angular de $0.36'$ (Tabla. 4.1). No fue posible en este caso obtener el perfil de densidad estelar debido a la proximidad de NGC 1971 con sus otros dos compañeros (Dieball et al. 2000). Bica et al. (1996), mediante fotometría UBV integrada, clasificaron este objeto como perteneciente a la clase SWB II, por lo que debería tener una edad dentro del rango $(30 - 70) \times 10^6$ años. Fujimoto & Kumai (1997), mediante diagramas color-color (U-B) vs. (B-V) y modelos de evolución sintéticos, obtuvieron una edad de $10^7 \times 10^6$ años. PU00 y Dieball & Grebel (2000), por su parte, reportaron $(63 \pm 10) \times 10^6$ años y 40×10^6 años, respectivamente, ambos a partir de ajustes de isócronas teóricas. Como se aprecia, todos estos valores son consistentes. La isócrona de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de NGC 1972 (Fig. 5.264) en el presente trabajo corresponde a una edad de $(125 \pm 15) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). La edad acá inferida en base a datos fotométricos de mayor calidad muestra mejor acuerdo con el valor publicado por Fujimoto & Kumai (1997).

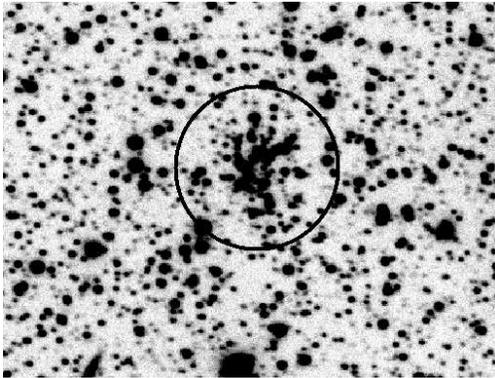


Figura 5.262: Estrellas observadas en el campo de NGC 1972. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

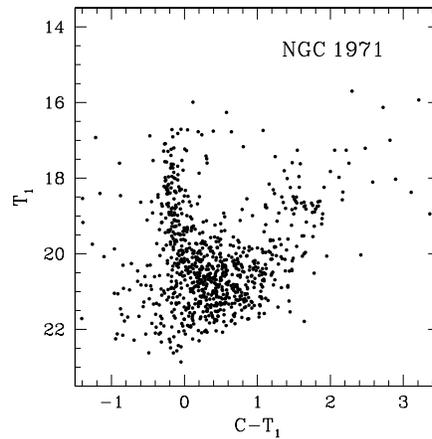


Figura 5.263: Diagrama CM observado del cúmulo NGC 1972.

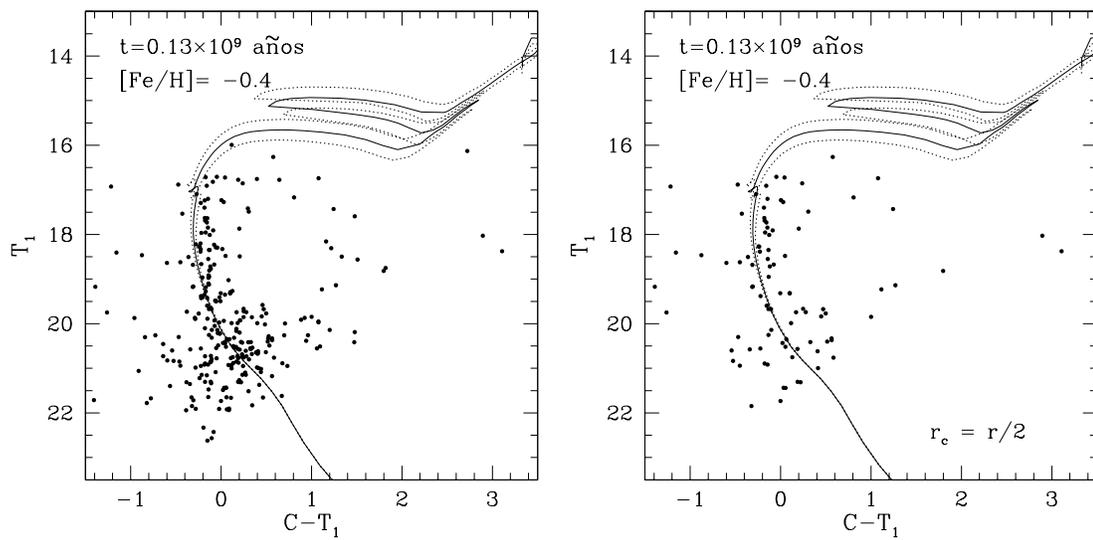


Figura 5.264: *Izquierda.* La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de NGC 1972 usando un radio de 80 píxeles. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados a este ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* Nótese en este diagrama que el ajuste no cambia si se utiliza la mitad del radio anterior.

5.3.21. H 14

El cúmulo H 14 o SL 506 (Fig. 5.265) se encuentra ubicado en la porción sur de la NMM (Campo 13, Fig. 2.4). Su diagrama CM observado exhibe las características típicas de un cúmulo de edad intermedia (Fig. 5.267). El radio adoptado del perfil de densidad estelar (Fig. 5.266) es de 230 píxeles, equivalente a $1.35'$ en el cielo (Tabla. 4.1). Elson & Fall (1988) estimaron por primera vez la edad de H 14 en $(2.0 \pm 0.3) \times 10^9$ años, en tanto que Kerber & Santiago (2005) obtuvieron un valor aproximadamente similar de $(1.7 \pm 0.4) \times 10^9$ años. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el presente trabajo (Fig. 5.268) se obtiene una edad de $(1.8 \pm 0.2) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$), en buen acuerdo con los valores anteriores. El valor acá medido de $\delta T_1 = 1.4$ conduce a una edad de 1.7×10^9 años, lo que corrobora la determinación anterior, dentro de los errores asociados. Por otra parte, mediante el procedimiento de GS99 (Fig. 5.269) se infiere una metalicidad aproximada de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$. H 14 es pues un cúmulo pobre en metales de edad intermedia de la NMM.

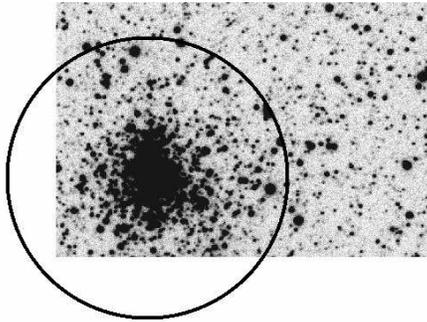


Figura 5.265: Estrellas observadas en el campo de H 14. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

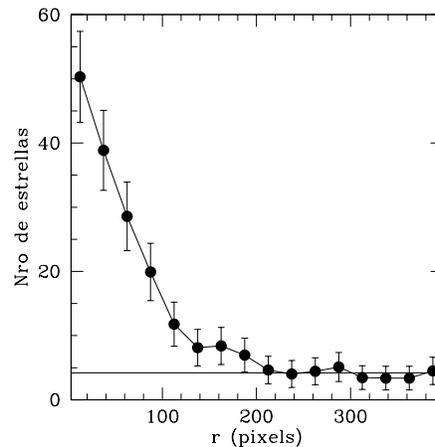


Figura 5.266: Perfil radial de densidad estelar obtenido dentro de una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

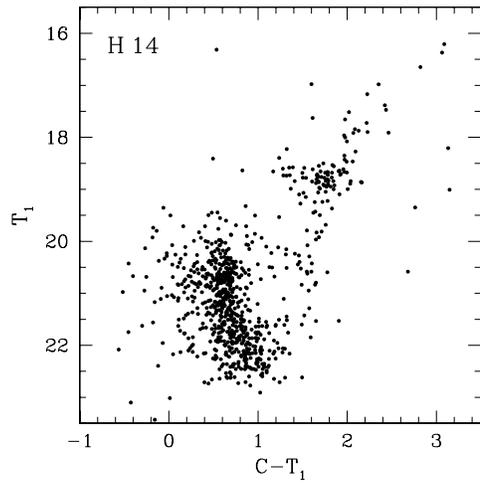


Figura 5.267: Diagrama CM observado de H 14.

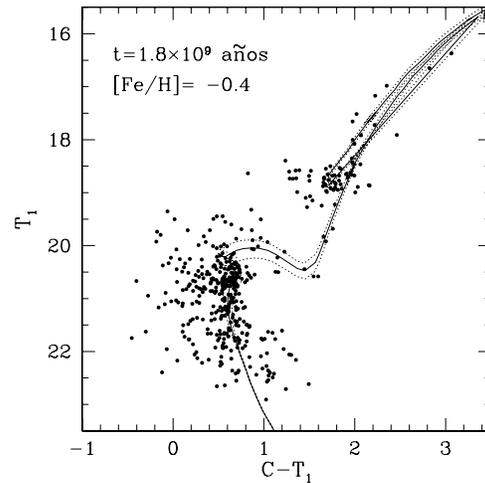


Figura 5.268: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de H 14. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

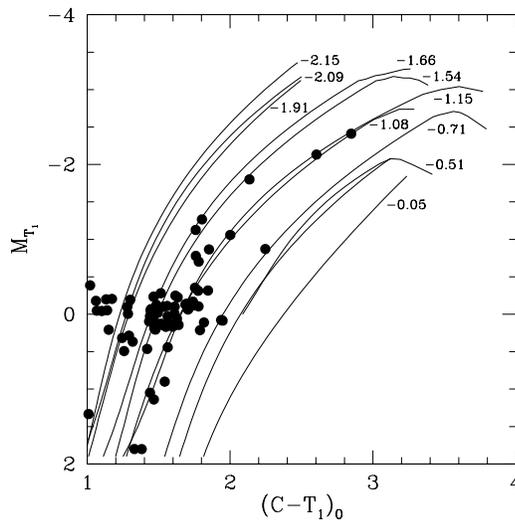


Figura 5.269: Diagrama M_{T_1} vs. $(C - T_1)_0$ de las estrellas de la rama gigante roja de H 14. Las líneas llenas representan las “Ramas Gigantes Estándar” de GS99 correspondientes a distintos valores de $[Fe/H]$ y han sido superpuestas a este diagrama.

5.3.22. SL 691

SL 691, también conocido como BRHT 40B, KMHK 1320 o también LOGLE 71 (Fig. 5.270) se encuentra proyectado sobre la región más oriental de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). Este cúmulo forma parte de un sistema binario junto con SL 692 (Dieball et al. 2002). El diagrama CM observado se muestra en la Fig. 5.271. El radio adoptado es el publicado por Bica et al. (1996) de 85 píxeles, equivalente a $0.38'$, ya que no resulta posible obtener un buen perfil de densidad estelar debido a la proximidad de SL 692. Usando espectros integrados obtenidos con el satélite IUE, Kontizas et al. (1993) estimaron que SL 691 deber ser más viejo que 600×10^6 años. PU00, por su parte, estimaron en 200×10^6 años la edad de SL 691. G10, mediante ajuste de isócronas, obtuvieron el valor de 100×10^6 años. Finalmente, mediante ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama descontaminado de la Fig. 5.272 en este trabajo resulta una edad de $(160 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$), en buen acuerdo con los valores anteriores, excepto con Kontizas et al. (1993).

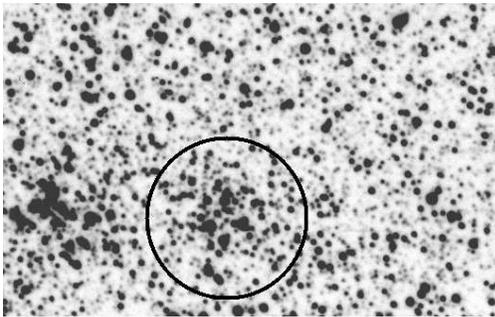


Figura 5.270: Estrellas observadas en el campo de SL 691. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

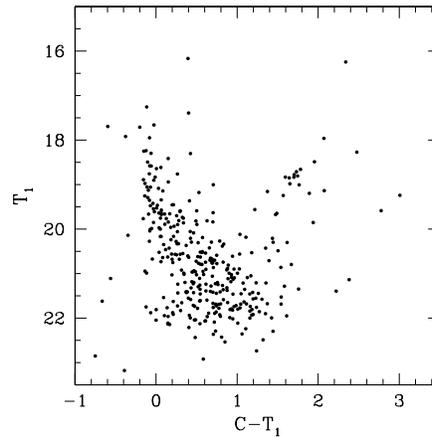


Figura 5.271: Diagrama CM observado del cúmulo SL 691.

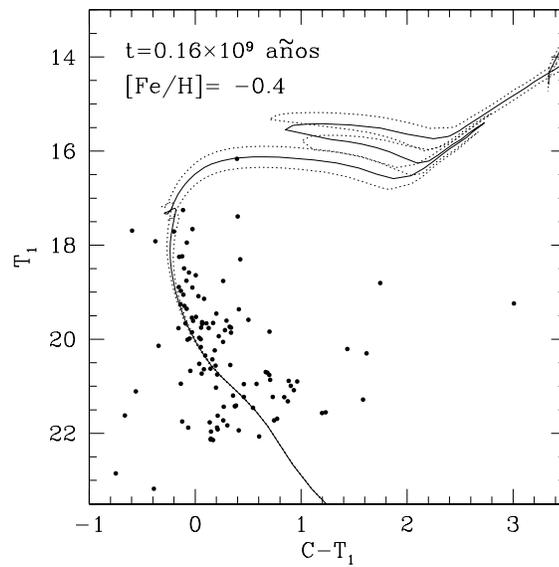


Figura 5.272: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 691. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.23. SL 692

SL 692 (BRHT 40a, KMHK 1319 o LOGLE 71) es otro de los cúmulos ubicado en la región más oriental de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4, Fig. 5.273). Este objeto forma parte de un sistema binario junto con SL 691 (Dieball et al. 2002). El diagrama CM observado se muestra en la Fig. 5.274. El radio adoptado es el publicado por Bica et al. (1996) de 105 píxeles, equivalente a $0.47'$, ya que la proximidad de SL 691 no permite obtener un buen perfil radial de densidad estelar. Kontizas et al. (1993), mediante espectros integrados del IUE, llegaron a la conclusión de que SL 692 debe tener una edad por encima de 600×10^6 años. PU00, por su parte, obtuvieron un valor bastante menor de 200×10^6 años. G10, mediante ajuste de isócronas, obtuvieron un valor de 140×10^6 años, más próximo al inferido por PU00. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de la Fig. 5.275 resulta una edad de $(200 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). El presente trabajo corrobora entonces la edad obtenida por PU00.

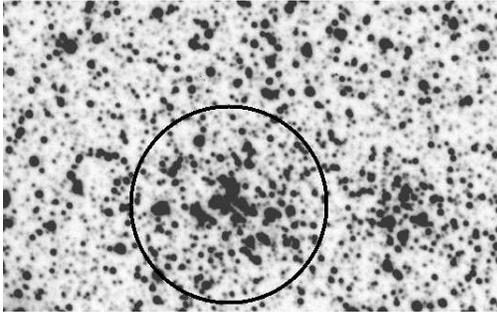


Figura 5.273: Estrellas observadas en el campo de SL 692. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

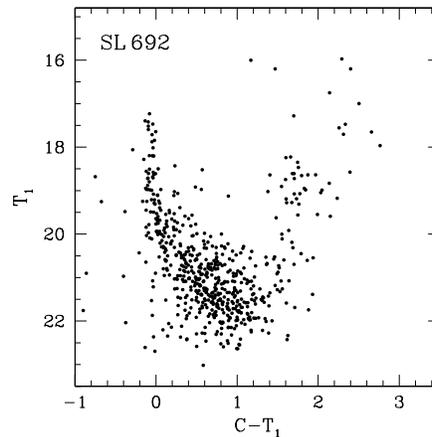


Figura 5.274: Diagrama CM observado del cúmulo SL 692.

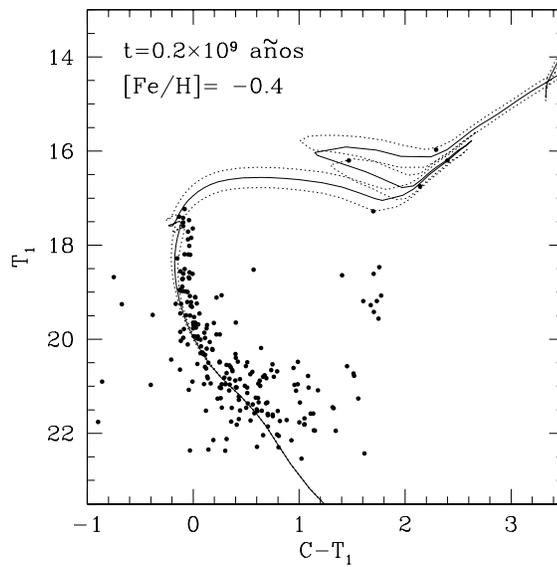


Figura 5.275: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 692. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.24. HS 406

HS 406, también conocido como KMHK 1332 o LOGLE 720, es un cúmulo débil y escasamente concentrado (Fig. 5.276). Al igual que BSDL 2938, se encuentra proyectado sobre la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). Tampoco en este caso es posible obtener un perfil radial de densidad estelar debido a la proximidad de otros agregados. Por esta razón, se adoptó el valor de 70 píxeles estimado por Bica et al. (2008), equivalente a un radio angular de $0.32'$ (Tabla. 4.1). El diagrama CM observado de HS 406 (Fig. 5.277) muestra menos indicios de contaminación que el correspondiente diagrama de BSDL 2938, pese a que ambos objetos se encuentran proyectados en regiones similares. En base a ajustes de isócronas en las bandas BVI, PU00 reportan una edad para HS 406 de 160×10^6 años. La isócrona teórica de Girardi et al. (2002) que mejor ajusta la distribución observada de puntos en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.278) corresponde a una edad de $(250 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). HS 406 es entonces otro cúmulo moderadamente joven identificado en la *barra* de la NMM.

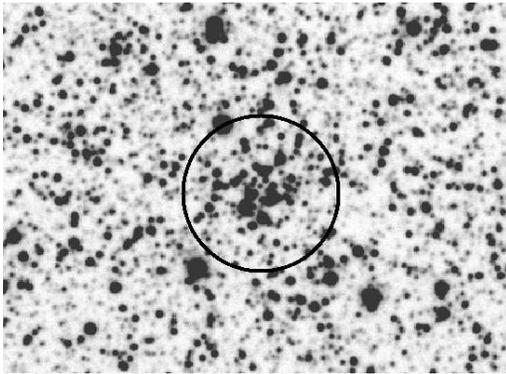


Figura 5.276: Estrellas observadas en el campo de HS 406. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

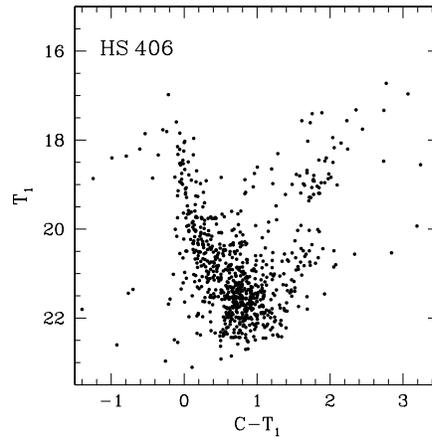


Figura 5.277: Diagrama CM del cúmulo HS 406 proyectado sobre la región oriental de la barra de la NMM.

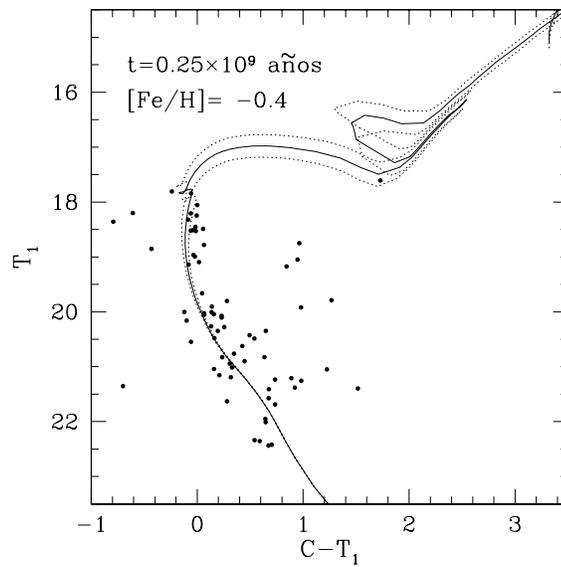


Figura 5.278: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 406. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.25. BSDL 2950

BSDL 2950 (LOGLE 723), un cúmulo muy débil y escasamente destacado sobre el fondo estelar (Fig. 5.279), se encuentra ubicado en la región más Este de *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). El diagrama CM observado muestra importante contaminación (Fig. 5.281), en tanto que de la Fig. 5.280 resulta un radio de 60 píxeles, o bien un radio angular de $0.27'$ (Tabla. 4.1). PU00 reportan una edad de 10^9 años. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama Fig. 5.282 se obtiene en el presente trabajo una edad algo menor de $(630 \pm 70) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.004$). La mejor calidad de los datos fotométricos obtenidos con el telescopio de 4m de CTIO permite confiar en el presente resultado.

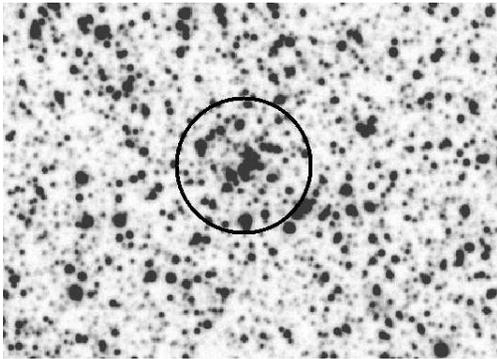


Figura 5.279: Estrellas observadas en el campo de BSDL 2950. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

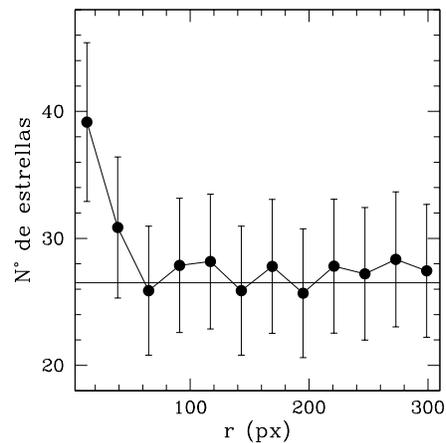


Figura 5.280: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

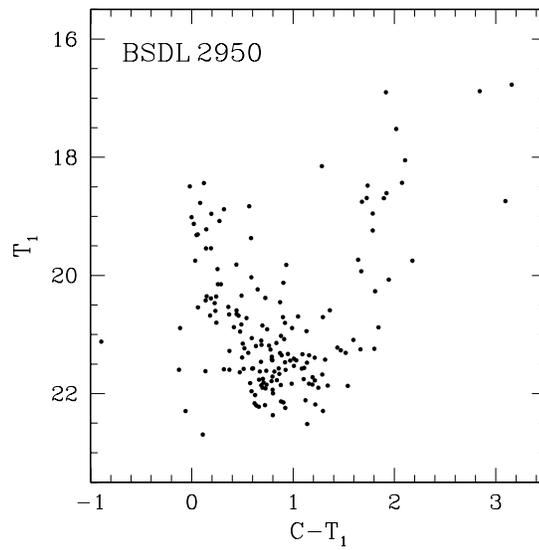


Figura 5.281: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 2950.

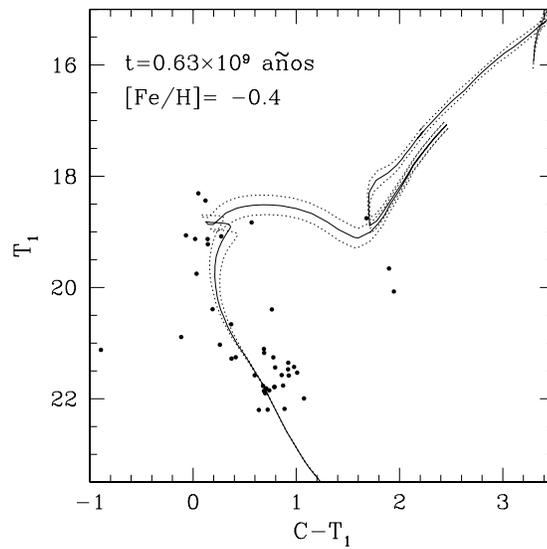


Figura 5.282: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 2950. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.26. SL 704

SL 704, conocido también como KMHK 1343 o LOGLE 1328, es un cúmulo bastante concentrado, tal como se aprecia en la Fig. 5.283. Como varios de los anteriores, SL 704 está ubicado en la región oriental más externa de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). El radio adoptado de 100 píxeles, equivalente a $0.45'$ en el cielo (Tabla. 4.1), fue obtenido a partir del perfil radial de densidad estelar (Fig. 5.284). PU00, en base a ajustes de isócronas teóricas en las bandas BVI, reportan una edad para SL 704 de 400×10^6 años. En la Fig. 5.286 se presenta el diagrama CM descontaminado de SL 704. En este diagrama dos ajustes parecen razonables. En la Fig. 5.286 (izquierda) la isócrona adoptada corresponde a una edad de $(350 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Esta isócrona ajusta razonablemente bien tanto la secuencia principal como el “clump” de gigantes rojas. En la Fig. 5.286 (derecha) las isócronas corresponden a la misma edad pero para una metalicidad típicamente solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0$). Esta isócrona parece ajustar mejor la secuencia principal del cúmulo, no así el “clump” que queda desplazado hacia la izquierda de la isócrona. Parecería entonces razonable adoptar para SL 704 una edad de $(350 \pm 50) \times 10^6$ años, pero una metalicidad probablemente intermedia entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ y 0, esto es, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$. SL 704 es definitivamente un cúmulo moderadamente joven, comparativamente rico en metales, perteneciente a la *barra* de la NMM,

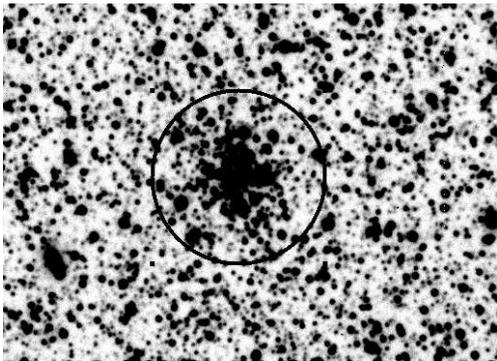


Figura 5.283: Estrellas observadas en el campo de SL 704. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

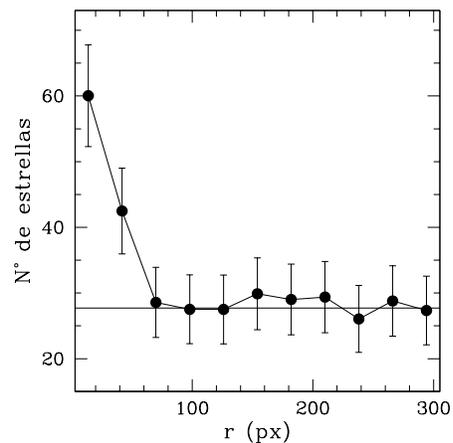


Figura 5.284: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 300 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

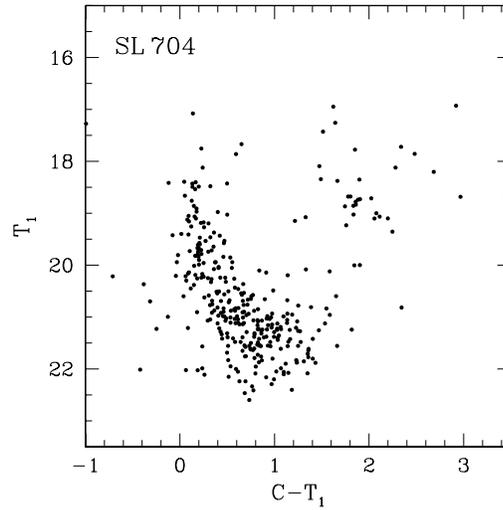


Figura 5.285: Diagrama CM observado del cúmulo SL 704.

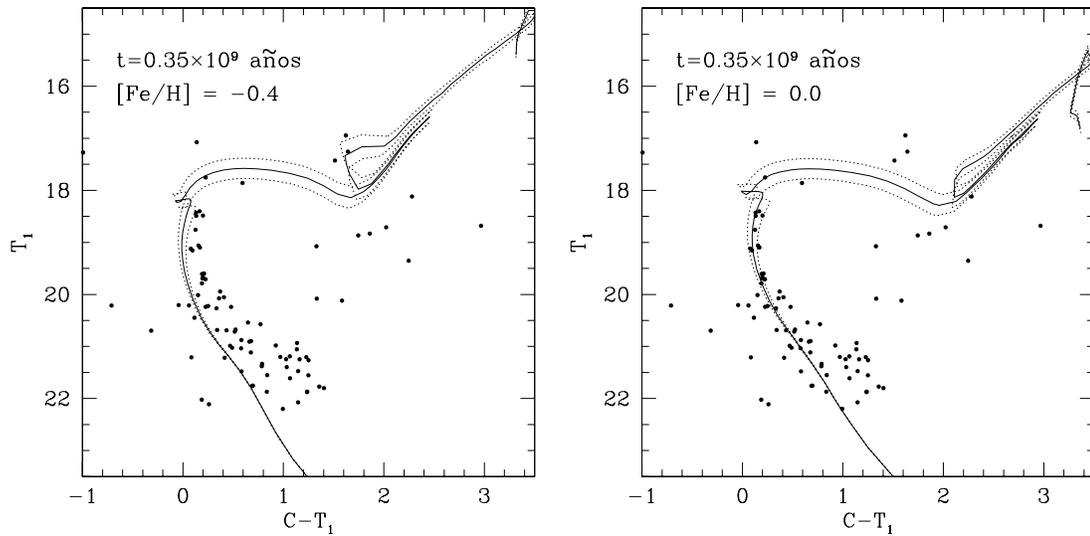


Figura 5.286: *Izquierda.* Diagrama CM descontaminado de SL 704. La línea llena representa la isócrona teórica que parece ajustar mejor este diagrama. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes a este ajuste se indican en el diagrama. *Derecha.* La línea llena representa la isócrona teórica correspondiente a la misma edad (0.35×10^9 años), pero para metalicidad típicamente solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0$). Ver el texto.

5.3.27. HS 410

HS 410, también denominado KMHK 1344 o LOGLE 729 (Fig. 5.287), se encuentra ubicado en la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). El radio adoptado es de 140 píxeles, equivalente a 0.63' en el cielo (Fig. 5.288, Tabla. 4.1). Como es de esperar por su ubicación en la *barra*, HS 140 presenta un diagrama CM fuertemente contaminado por estrellas del campo (Fig. 5.289). PU00, en base a ajustes de isócronas teóricas usando las bandas BVI, reportan para HS 410 una edad de 400×10^6 años. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.290) se obtiene para HS 410 una edad de $(500 \pm 50) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

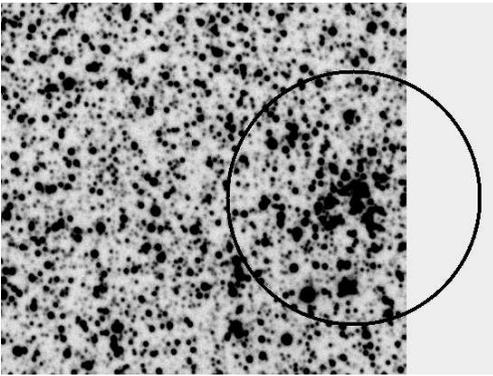


Figura 5.287: Estrellas observadas en el campo de HS 410. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

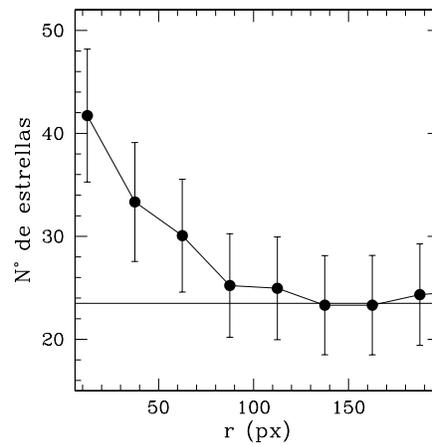


Figura 5.288: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

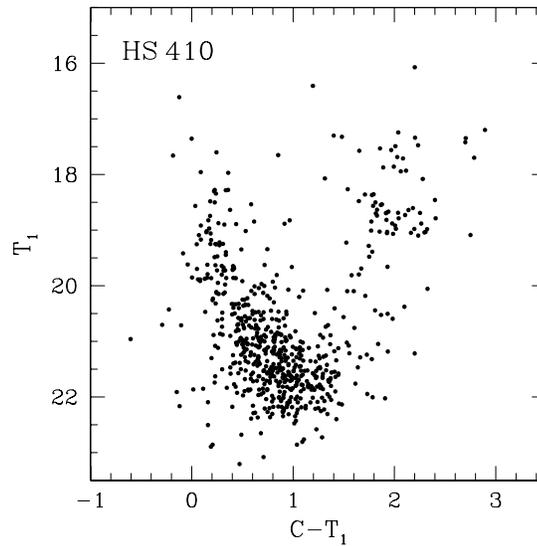


Figura 5.289: Diagrama CM observado del cúmulo HS 410 ubicado en la barra de la NMM.

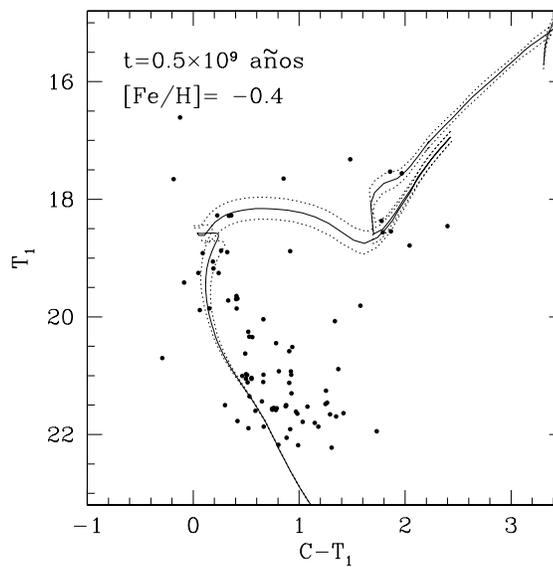


Figura 5.290: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 410. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.28. BSDL 2972

BSDL 2972 o LOGLE 731 es un cúmulo muy débil y muy poco concentrado (Fig. 5.291) ubicado, como varios otros en este estudio, en la región oriental más externa de la *barra* (Campo 16, Fig. 2.4). El cúmulo forma un sistema binario juntamente con BSDL 2978 (Dieball et al. 2002), también observado en el presente trabajo. En base a ajustes de isócronas en las bandas BVI, PU00 reportan para este objeto una edad de 500×10^6 años. El radio adoptado a partir del perfil de densidad estelar (Fig. 5.292) es de 95 píxeles, equivalente a $0.43'$ en el cielo (Tabla. 4.1). Del ajuste de isócronas teóricas en el diagrama CM descontaminado (Fig. 5.294) se obtiene en este trabajo una edad de $(630 \pm 70) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[Fe/H] = 0.0$ ($Z = 0.019$). Este cúmulo tiene entonces una edad enteramente similar al bien conocido cúmulo galáctico de las Hyades.

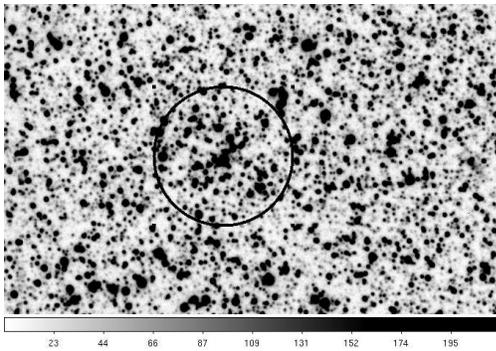


Figura 5.291: Estrellas observadas en el campo de BSDL 2972. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

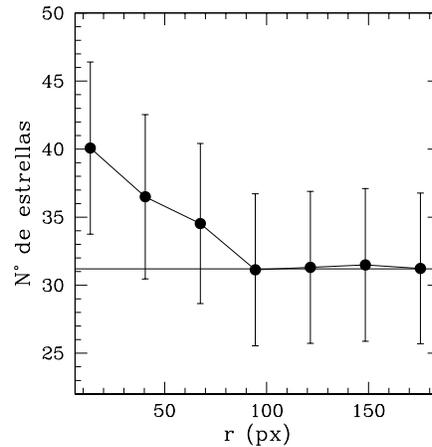


Figura 5.292: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

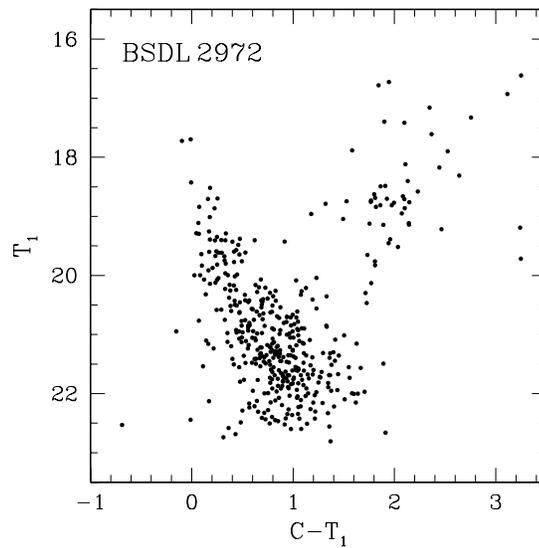


Figura 5.293: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 2972.

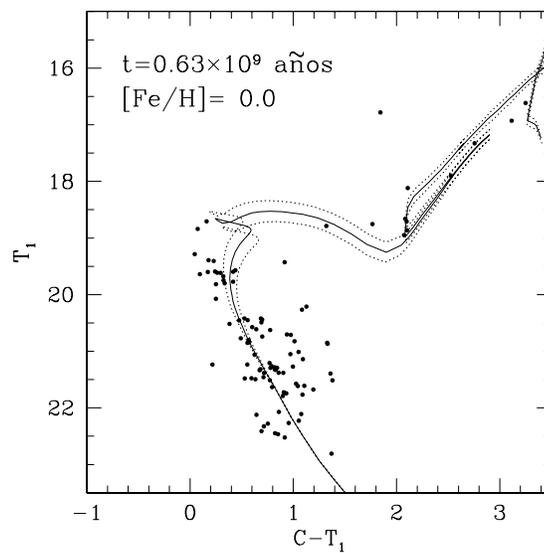


Figura 5.294: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 2972. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.29. BSDL 2978

BSDL 2978 o bien LOGLE 732 (Fig. 5.295) se encuentra ubicado, como el cúmulo anterior, en la porción más Este del la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). El cúmulo, cuyo diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado se presenta en la Fig. 5.295, forma un sistema binario junto con BSDL 2972. El radio adoptado a partir de la Fig. 5.296 es de 60 píxeles, o bien $0.27'$ en el cielo (Tabla. 4.1). PU00 obtuvieron una edad de 63×10^6 años. Sin embargo, la isócrona de Girardi que mejor ajusta el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado (Fig. 5.298) corresponde a una edad 10 veces mayor de $(630 \pm 70) \times 10^6$ años y una metalicidad solar ($Z = 0.019$). O bien existe un error de tipeo en el trabajo de PU00 o bien estos autores han subestimado notablemente la edad de este cúmulo.

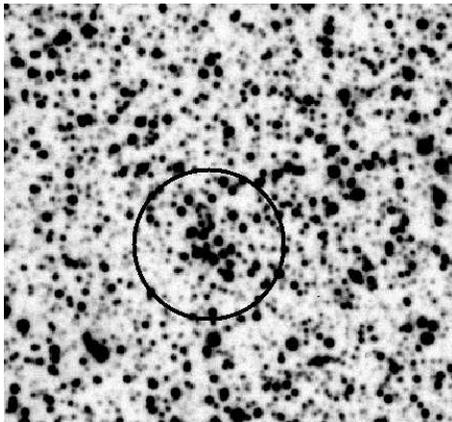


Figura 5.295: Estrellas observadas en el campo de BSDL 2978. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

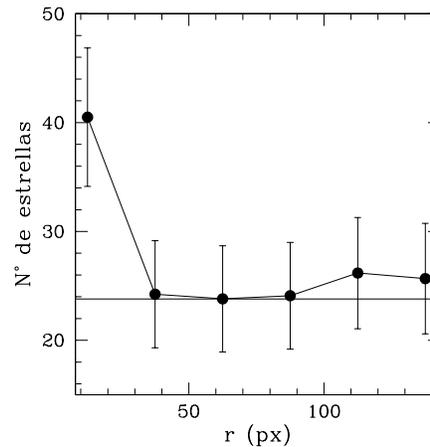


Figura 5.296: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 140 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

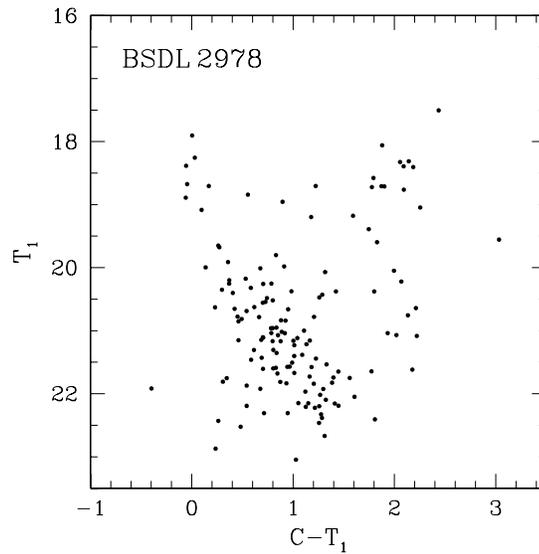


Figura 5.297: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 2978.

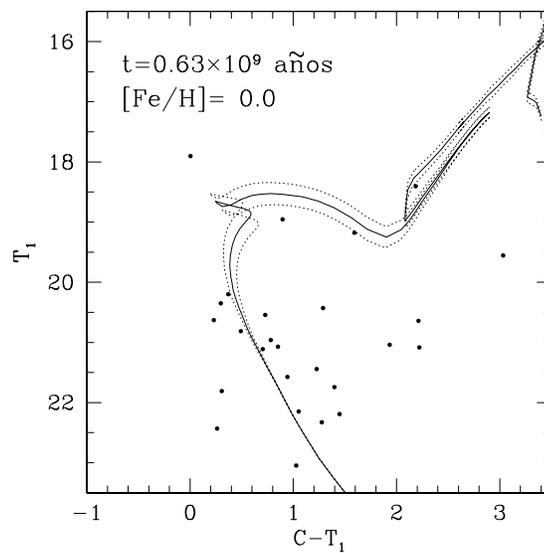


Figura 5.298: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 2978. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.30. HS 414

El cúmulo HS 414 (BRHT 42b, KMHK 1365 o LOGLE 736) yace en la región oriental más extrema de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4, Fig. 5.299). HS 414 forma un sistema binario juntamente con SL 716 (Dieball et al. 2002). El diagrama CM observado se muestra en la Fig. 5.300. El radio adoptado es el publicado por Bica et al. (2008) de 100 píxeles, equivalente a $0.45'$. Debido a la cercanía del cúmulo compañero, no fue posible obtener el perfil de densidad estelar. En base a espectros integrados obtenidos con el satélite IUE, Kontizas et al. (1993) estimaron para HS 414 una edad por encima de 600×10^6 años. PU00, sin embargo, derivaron un valor menor de apenas 180×10^6 años. G10, por su parte, mediante ajuste de isócronas en las bandas BVI, obtuvieron una edad de $(250 \pm 30) \times 10^6$ años, coincidente con el valor inferido por PU00. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama de la Fig. 5.301 resulta para HS 414 una edad de $(280 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). Este valor es muy parecido al obtenido por G10.

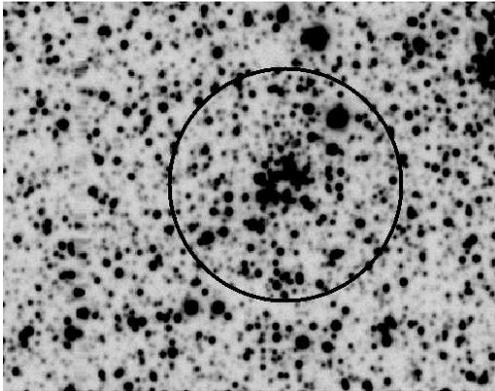


Figura 5.299: Estrellas observadas en el campo de HS 414. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

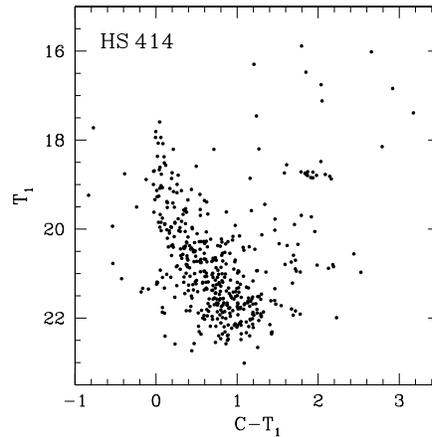


Figura 5.300: Diagrama CM observado del cúmulo HS 414.

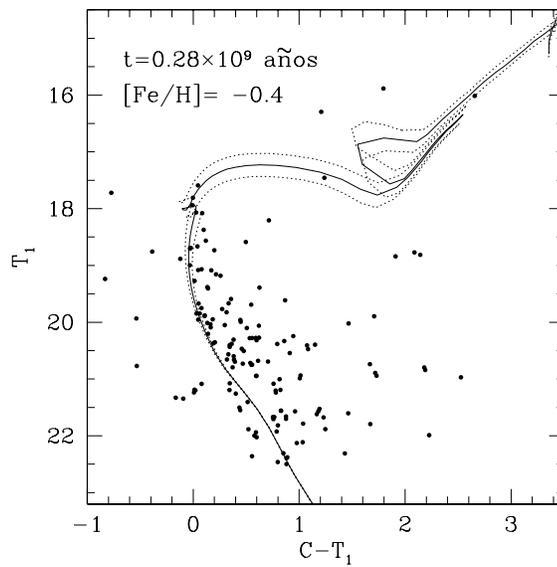


Figura 5.301: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de HS 414. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.31. SL 716

El cúmulo compacto SL 716 (Fig. 5.302), también catalogado como BRHT 41a, KMHK 1367 o LOGLE 737, se encuentra también ubicado en la región oriental más extrema de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). SL 716, cuyo diagrama CM observado se presenta en la Fig. 5.303, se encuentra formando un sistema binario junto con HS 414 (Dieball et al. 2002). El radio adoptado para SL 716 es el publicado en el catálogo de Bica et al. (2008) de 115 píxeles, equivalente a $0.52'$ (Tabla. 4.1). Debido a la cercanía del cúmulo compañero no resulta posible obtener el perfil de densidad estelar. Kontizas et al. (1993), en base a espectros integrados obtenidos con el IUE, estimaron una edad por encima de 600×10^6 años. PU00, sin embargo, derivaron una edad mucho menor de 220×10^6 años. Por su parte, G10 obtuvieron un valor de $(250 \pm 30) \times 10^6$ años, el cual coincide, dentro de los errores, con las determinaciones de PU00 y P10. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado de la Fig. 5.304 resulta una edad de $(280 \pm 30) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ($Z = 0.004$). No hay dudas de que SL 716 es un cúmulo moderadamente joven ubicado en la *barra* de la NMM.

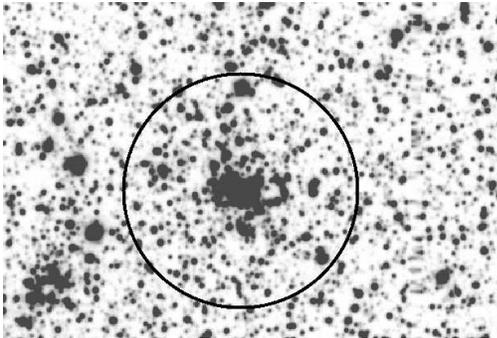


Figura 5.302: Estrellas observadas en el campo de SL 716. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

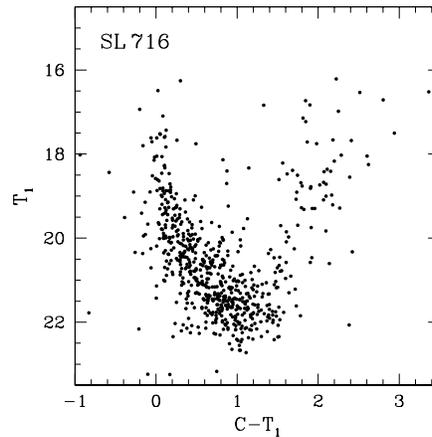


Figura 5.303: Diagrama CM observado del cúmulo SL 716.

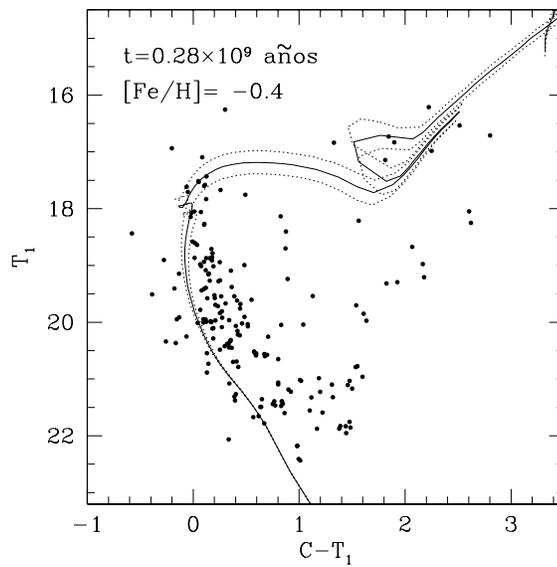


Figura 5.304: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 716. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.32. BSDL 3001

BSSL 3001 o bien LOGLE 738 (Fig. 5.305) se encuentra ubicado en la región Este más extrema de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). El perfil de densidad estelar se muestra en la Fig. 5.306, en tanto que el diagrama CM observado en la Fig. 5.307. El radio adoptado a partir de recuentos estelares es de 170 píxeles, equivalente a $0.77'$ en el cielo (Tabla. 4.1). G10 determinaron una edad de 200×10^6 años. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ de la Fig. 5.308 se obtiene una edad de $(250 \pm 30) \times 10^9$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$), en buen acuerdo con el trabajo antes mencionando.

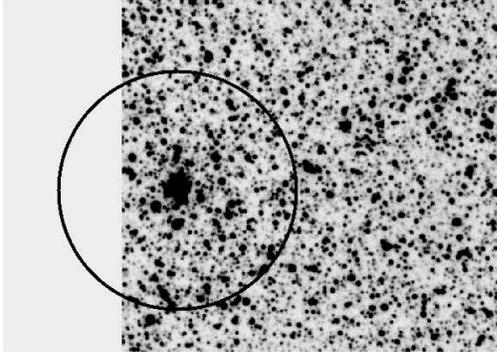


Figura 5.305: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3001. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

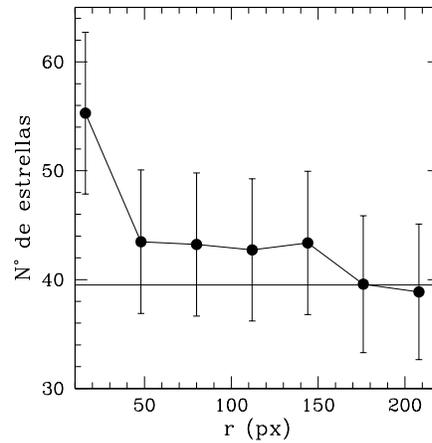


Figura 5.306: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 220 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

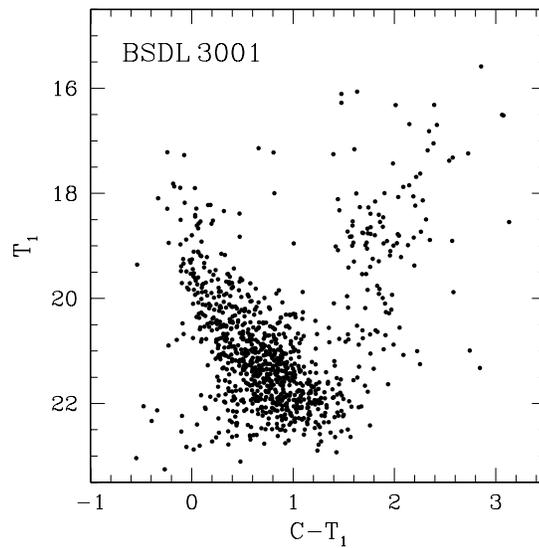


Figura 5.307: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3001.

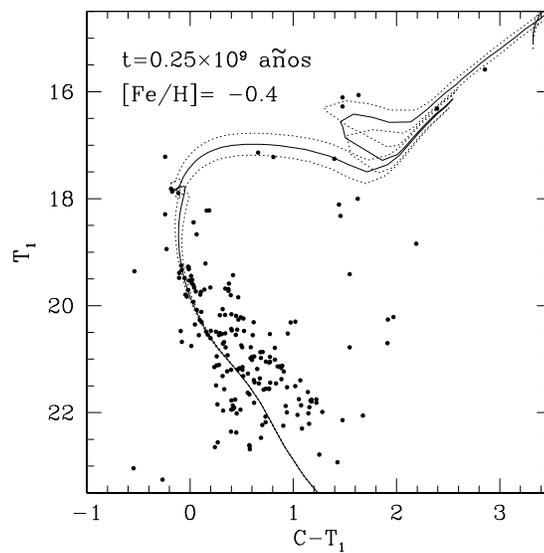


Figura 5.308: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3001. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.33. BSDL 3000

Otro de los cúmulos estudiados de la región oriental más externa de la *barra* es BSDL 3000 o LOGLE 740 (Campo 16. Fig. 2.4). Aunque claramente destacado sobre el fondo estelar, BSDL 3000 presenta escasa concentración (Fig. 5.309). El radio estimado a partir del perfil de densidad estelar (Fig. 5.310) es de 140 píxeles y equivale a $0.63'$ (Tabla. 4.1). PU00 reportan para este cúmulo una edad de 100×10^6 años, en base a ajustes de isócronas en las bandas BVI. Los diagramas CM observado y descontaminado se presentan en las Figs. 5.311 y 5.312, respectivamente. Nótese cómo desaparecen en esta última figura casi todas las estrellas más brillantes que $T_1 = 19$ con colores $C - T_1$ mayores que 1.5. Del ajuste de isócronas teóricas en la Fig. 5.312 se infiere una edad de $(220 \pm 20) \times 10^6$ años, usando una isócrona de metalicidad solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$, $Z = 0.019$).

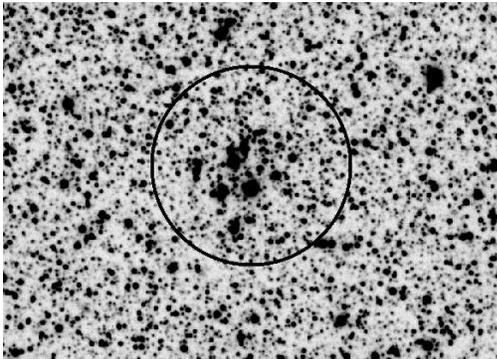


Figura 5.309: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3000. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

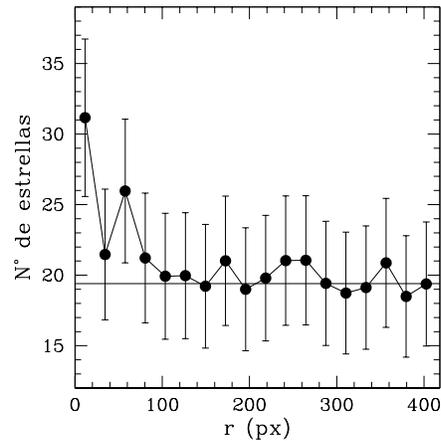


Figura 5.310: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 400 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

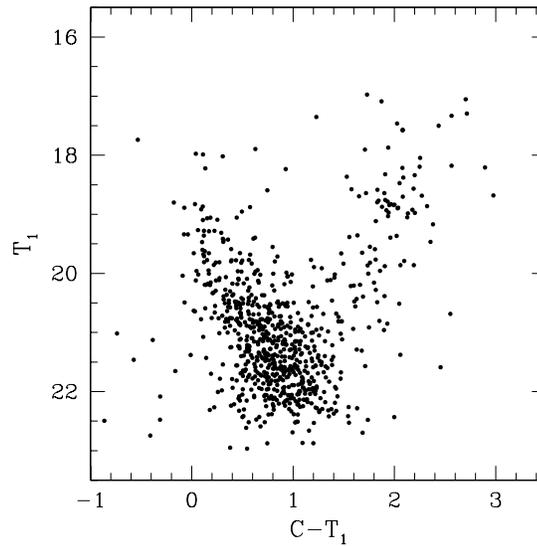


Figura 5.311: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3000 ubicado en la barra de la NMM.

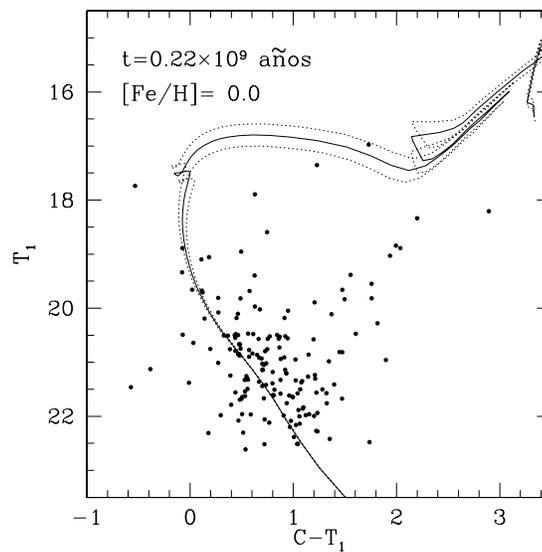


Figura 5.312: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3000. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.34. BSDL 3050

El débil y escasamente concentrado cúmulo BSDL 3050 (Fig. 5.313) se encuentra ubicado, como el anterior, en la región oriental más extrema de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). Este objeto forma parte de un sistema múltiple juntamente con KMHK 1389, BSDL 3063, BSDL 3072 y KMHK 1408 (Dieball et al. 2002). No es posible por esta razón obtener el perfil de densidad estelar. El radio adoptado es el reportado por Bica et al. (1996) de 75 píxeles, equivalente a $0.34'$ en el cielo (Tabla. 4.1). Dieball et al. (2002) reportaron una edad de 100×10^6 años para este cúmulo. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama CM descontaminado de la Fig. 5.315 se obtiene una edad de $(220 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$). La edad acá inferida duplica el valor publicado con anterioridad.

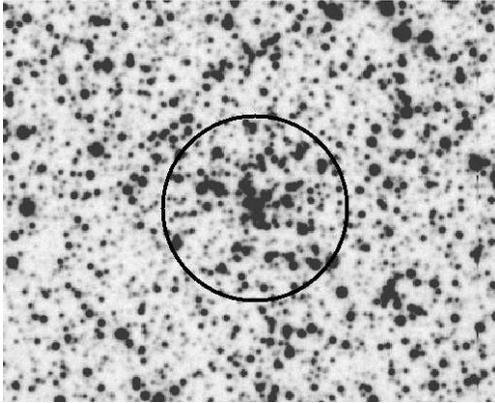


Figura 5.313: Estrellas observadas en el campo de BSDL 3050. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

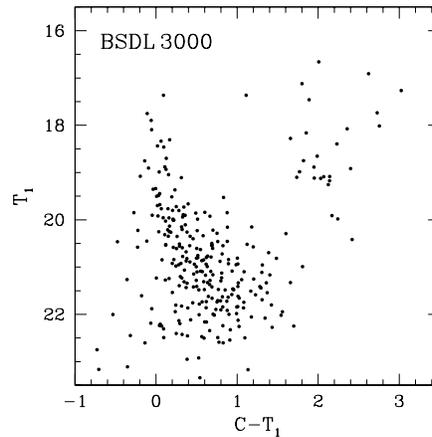


Figura 5.314: Diagrama CM observado del cúmulo BSDL 3050.

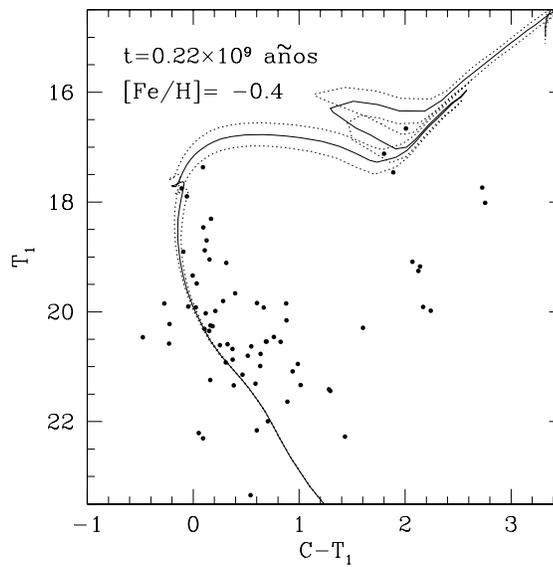


Figura 5.315: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de BSDL 3050. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.35. KMHK 1389

KMHK 1389 se ubica también en el Campo 16 (Fig. 2.4), es decir, en la región oriental más extrema de la *barra* de la NMM (Fig. 5.316). KMHK 1389 forma parte de un sistema múltiple junto con BSDL 3050, BSDL 3063, BSDL 3072 y KMHK 1408 (Dieball et al. 2002) y, por ende, no es posible obtener un perfil de densidad estelar para este objeto. El radio adoptado es el publicado por Bica et al. (1996) de 80 píxeles, equivalente a $0.36'$ en el cielo (Tabla. 4.1). Dieball et al. (2002) reportan una edad de 100×10^6 años para KMHK 1389, mientras que del ajuste de isócronas en la Fig. 5.47.23.4 se obtiene una edad ligeramente mayor de $(160 \pm 20) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

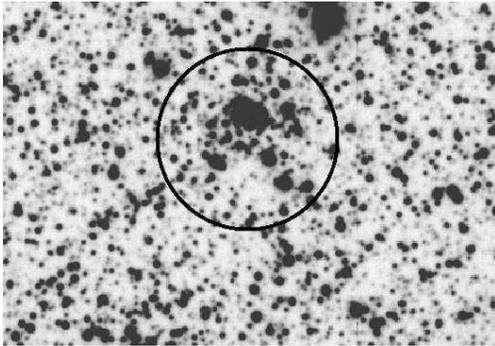


Figura 5.316: Estrellas observadas en el campo de KMHK 1389. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

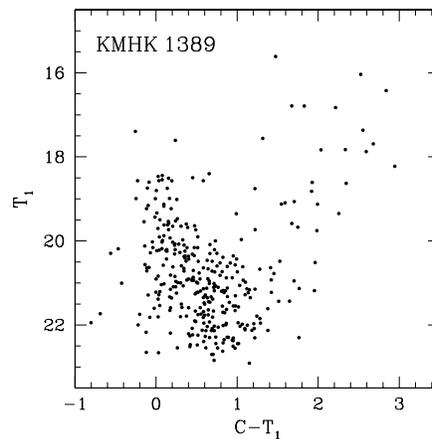


Figura 5.317: Diagrama CM observado del cúmulo KMHK 1389.

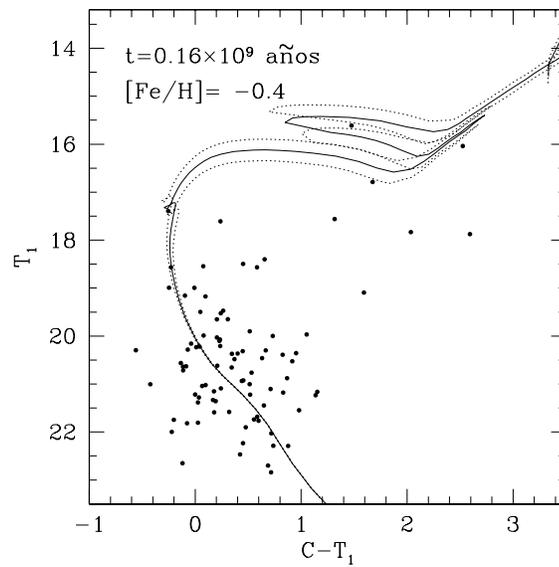


Figura 5.318: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de KMHK 1389. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.36. SL 748

Como muchos otros en este estudio, SL 748 (KMHK 1437, Fig. 5.319) se encuentra ubicado en la región oriental más extrema de la *barra* de la NMM (Campo 16, Fig. 2.4). Este cúmulo forma un sistema binario junto con BSDL 3118 (Dieball et al. 2002). El radio adoptado es de 200 píxeles, equivalente a $0.90'$ en el cielo (Tabla. 4.1). Bica et al. (1996) lo consideran clase SWB III, por lo que debería corresponderle una edad en el rango $(70 - 200) \times 10^6$ años. Sin embargo, G10 reportaron un valor de $(250 \pm 30) \times 10^6$ años, ligeramente por encima del rango anterior. Del ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado (Fig. 5.322 se obtiene una edad de $(220 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de -0.4 ($Z = 0.008$), en buen acuerdo con lo reportado por G10.

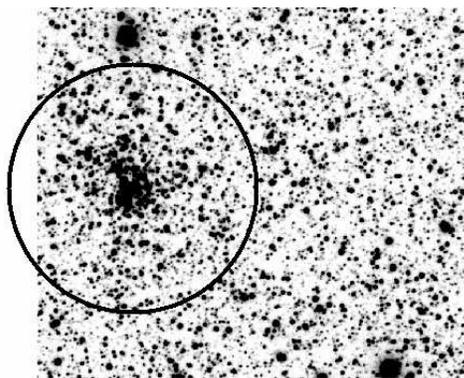


Figura 5.319: Estrellas observadas en el campo de SL 748. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

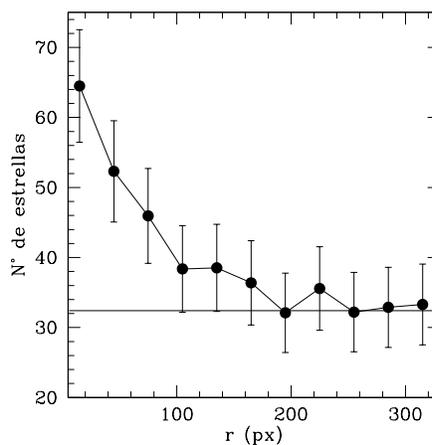


Figura 5.320: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 320 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

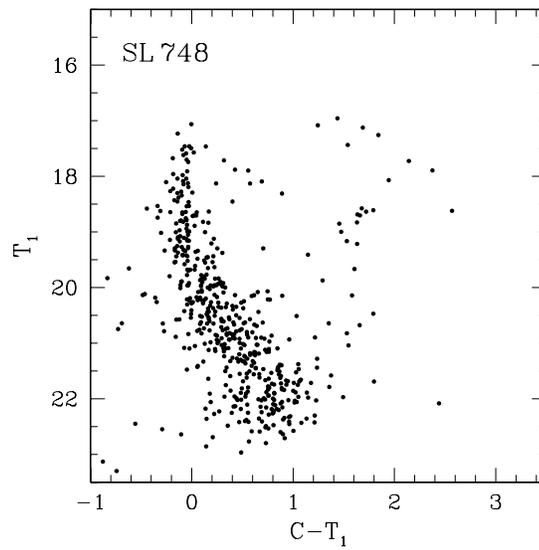


Figura 5.321: Diagrama CM observado del cúmulo SL 748.

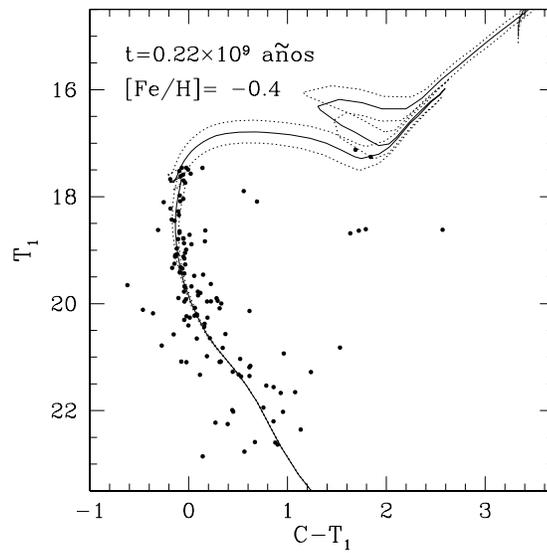


Figura 5.322: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de SL 748. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

5.3.37. H 88-365

El cúmulo H 88-365, relativamente pobre en estrellas (Fig. 5.323), se encuentra ubicado en la porción Este de la NMM (campo 17). El diagrama CM observado se presenta en la Fig. 5.325, mientras que el perfil de densidad estelar en la Fig. 5.326. De este último se obtiene un radio de 90 píxeles, equivalente a 0.41' en el cielo (Tabla 4.1). G10 obtuvieron una edad de $(310 \pm 30) \times 10^6$ años. Del ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) en el diagrama $T_1, C - T_1$ de la Fig. 5.326 resulta una edad muy parecida de $(280 \pm 30) \times 10^6$ años y una metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ($Z = 0.008$).

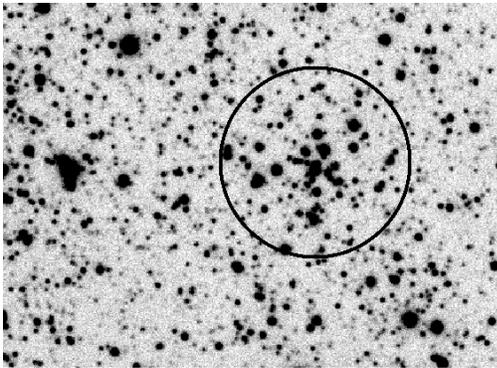


Figura 5.323: Estrellas observadas en el campo de H 88-365. El círculo negro indica el radio adoptado para el cúmulo. El Norte apunta hacia la derecha de la figura y el Este hacia arriba de la misma.

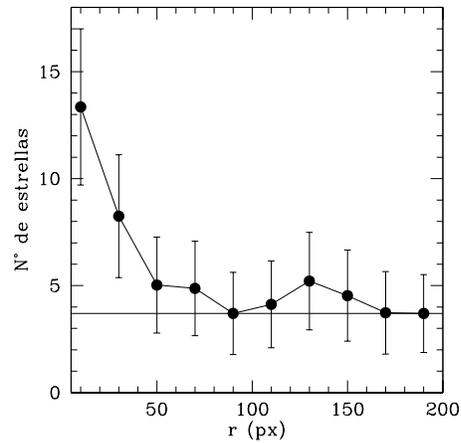


Figura 5.324: Perfil radial de la densidad estelar en una región de 200 píxeles de radio centrada en el cúmulo.

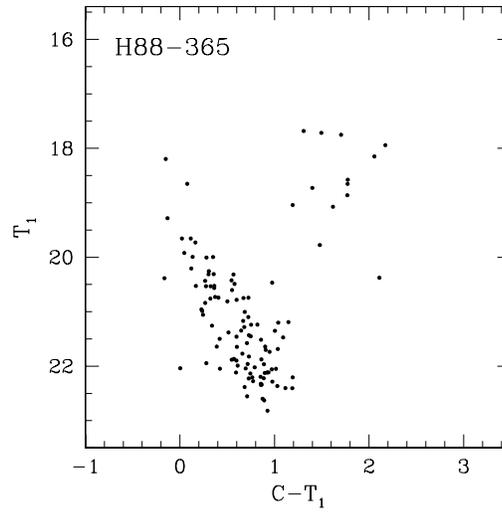


Figura 5.325: Diagrama CM observado del cúmulo H 88-365.

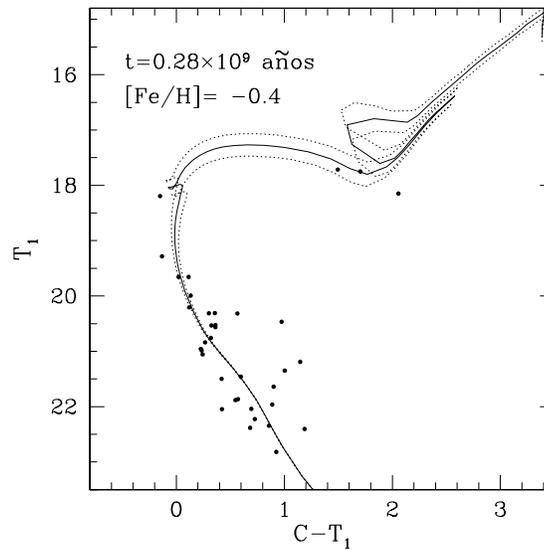


Figura 5.326: La línea llena representa la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama CM descontaminado de H 88-365. Las líneas punteadas corresponden a isócronas teóricas obtenidas teniendo en cuenta los errores por defecto y por exceso, respectivamente, asociados al mejor ajuste. La edad y metalicidad correspondientes al mejor ajuste se indican en el diagrama.

Tabla 5.2: Resultados obtenidos para cúmulos estelares que registran estudios previos.

Cúmulo	Distancia	δT_1	Edad δT_1	Edad Isócrona	[Fe/H]	[Fe/H]	Ref.
	deproyectada		($\times 10^9$ años)	($\times 10^9$ años)	Isócrona	SGB	
KMHK 183	4.48	—	—	0.63 ± 0.07	-0.4	—	1
BSDL 654	3.61	—	—	0.22 ± 0.02	0.0	—	2
BSDL 675	3.00	0.8	1.3	1.1 ± 0.1	-0.4	—	2
KMHK 575	4.23	—	—	0.70 ± 0.07	-0.4	—	2
BSDL 779	3.32	—	—	0.10 ± 0.01	0.0	—	2
SL 281	3.11	—	—	0.050 ± 0.005	-0.4	—	1,2
BSDL 783	3.55	—	—	0.14 ± 0.01	-0.4	—	2
H88-188	2.71	—	—	0.45 ± 0.05	-0.4	—	2,3
SL 293	2.46	—	—	0.40 ± 0.05	-0.4	—	3
SL 310	2.83	—	—	0.050 ± 0.005	-0.4	—	1,2
NGC 1864	2.45	—	—	0.20 ± 0.02	-0.4	—	1,2,4
BSDL 923	2.65	—	—	0.08 ± 0.01	-0.4	—	1
HS 253	0.65	—	—	0.20 ± 0.02	-0.4	—	2
KMK88-57	0.62	—	—	0.63 ± 0.07	-0.4	—	2
SL 460	0.49	—	—	0.028 ± 0.003	-0.4	—	2
SL 469	0.51	—	—	0.14 ± 0.01	-0.4	—	2
BSDL 1723	0.54	—	—	0.25 ± 0.03	-0.4	—	2
NGC 1969	0.54	—	—	0.16 ± 0.02	-0.4	—	4,5
NGC 1971	0.54	—	—	0.13 ± 0.01	-0.4	—	2,4,5,6
NGC 1972	0.54	—	—	0.13 ± 0.01	-0.4	—	2,4,5,6
H 14	4.75	1.4	1.7	1.8 ± 0.2	-0.7	-0.8	7,8
SL 691	2.31	—	—	0.16 ± 0.02	-0.4	—	1,2,9
SL 692	2.31	—	—	0.20 ± 0.02	-0.4	—	1,2,9
HS 406	2.25	—	—	0.25 ± 0.03	-0.4	—	2
BSDL 2950	2.32	—	—	0.63 ± 0.07	-0.4	—	2
SL 704	2.30	—	—	0.35 ± 0.03	-0.4	—	2
HS 410	2.45	—	—	0.50 ± 0.05	-0.4	—	2

Tabla 5.2: (continuación)

Cúmulo	Distancia deproyectada ($^{\circ}$)	δT_1	Edad δT_1 ($\times 10^9$ años)	Edad Isócrona ($\times 10^9$ años)	[Fe/H]	[Fe/H]	Ref.
					Isócrona	SGB	
BSDL 2972	2.45	—	—	0.63 ± 0.07	0.0	—	2
BSDL 2978	2.47	—	—	0.63 ± 0.07	0.0	—	2
HS 414	2.57	—	—	0.28 ± 0.03	-0.4	—	1,2,9
SL 716	2.57	—	—	0.25 ± 0.03	-0.4	—	1,2
BSDL 3001	2.47	—	—	0.25 ± 0.03	-0.4	—	1
BSDL 3000	2.45	—	—	0.22 ± 0.02	-0.4	—	2
BSDL 3050	2.53	—	—	0.22 ± 0.02	-0.4	—	10
KMHK 1389	2.55	—	—	0.16 ± 0.02	-0.4	—	4,10
SL 748	2.71	—	—	0.22 ± 0.03	-0.4	—	1,4
H88-365	3.50	—	—	0.28 ± 0.03	-0.4	—	1

(1) Glatt et al. (2010); (2) Pietrzynski & Udalski (2000); (3) Piatti (2012); (4) Bica et al. (1996); (5) Dieball & Grebel (2000); (6) Fujimoto & Kumai (1997); (7) Elson & Fall (1988); (8) Kerber & Santiago (2005); (9) Kontizas et al. (1993); (10) Dieball et al. (2002).

Capítulo 6

Análisis y discusión de los resultados

6.1. Distribución espacial de la muestra estudiada

En este trabajo se estudia un total de 81 CEs de la NMM, una muestra estadísticamente significativa. De esta muestra, 39 cúmulos se encuentran proyectados sobre la región de la *barra*, en tanto que de los 42 cúmulos restantes, 27 se ubican en el denominado *disco interior* y 15 están situados en el *disco exterior* de la NMM. Se ha adoptado acá la definición de Bica et al. (1998) en el sentido de que el *disco interior* es aquella región de la NMM donde el punto de desvío de la secuencia principal (MSTO) medio de la población del campo es tan brillante como el “clump”. Esto ocurre para las regiones de la NMM cuyas distancias deproyectadas (reales, no proyectadas) al centro de la *barra* son menores o iguales que $\sim 4^\circ$.

En la Fig. 6.1 se muestra la distribución espacial de los CEs estudiados cuyos resultados se presentaron en el Capítulo 5. La mayoría de los cúmulos de la *barra* acá estudiados yacen sobre la porción sur-este de la misma. Esto se debe principalmente al hecho de que los diagramas CM de los CEs proyectados sobre la región central de la *barra* están fuertemente contaminados por la presencia de estrellas del campo. Este es el caso de los cúmulos BSDL 1723, KMK 88-52, KMK 88-57, NGC 1969, NGC 1971, NGC 1972, SL 460, SL 469 y HS 253, para los cuales la determinación de parámetros astrofísicos tales como la edad y la metalicidad mediante ajuste de isócronas teóricas, no es sólo más compleja sino que también incluye mayores incertezas. Por el contrario, la porción sur-este de la *barra* está en general menos contaminada por estrellas del campo y, por ende, la determinación de los parámetros astrofísicos de los CEs de esa región se realizó más fácilmente y con mayor precisión.

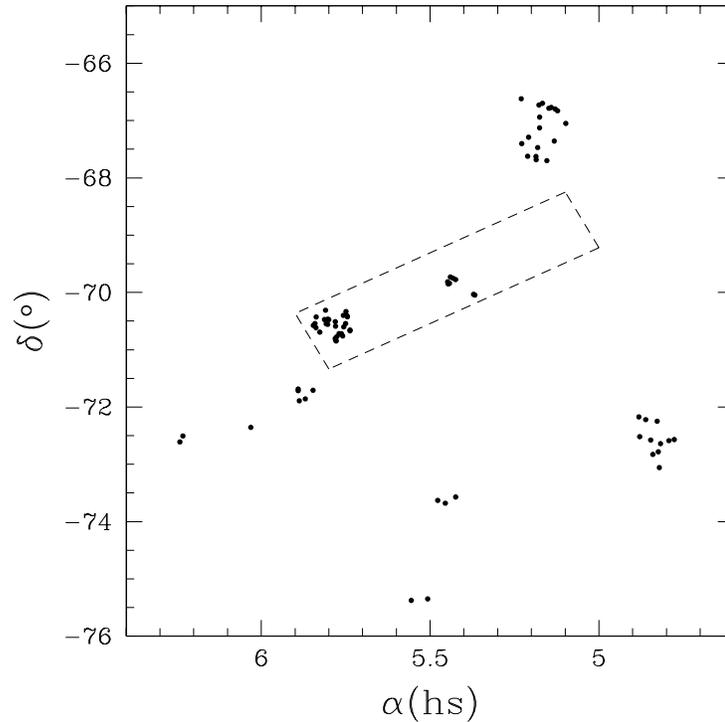


Figura 6.1: Distribución espacial de los CEs observados en la NMM. El rectángulo marcado en líneas discontinuas delimita la región de la *barra*. El Norte apunta hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

6.2. Formación estelar en la NMM

Tal como se mostró en el Capítulo 5, los 81 cúmulos acá estudiados exhiben un amplio rango de edades, entre aproximadamente 10 millones de años los más jóvenes y unos 2.200 millones de años los más viejos. Por su parte, las metalicidades estimadas varían dentro del amplio rango $0.0 > [\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$.

La distribución espacial y la historia de formación de CEs en la *barra* de la NMM fue primeramente examinada por van den Bergh (1981), para sólo una treintena de cúmulos ubicados en esa región. Usando fotometría UBV integrada, van den Bergh (1981) reportó, sorprendentemente, la supuesta detección de un “gap” o “ausencia de cúmulos” para valores del índice (B-V) comprendidos entre 0.4 y 0.6 magnitudes. Luego de este inesperado reconocimiento, varios autores se apresuraron a proponer algunas posibles explicaciones astrofísicas para la existencia de este “gap”, desde

la probable disgregación de cúmulos poco masivos a medida a que se aproximan a ciertas edades, hasta la posible disminución de cúmulos debida a efectos de evolución estelar. Sin embargo, pocos años después, Bica, Clariá y Dottori (1992, en adelante BCD92), usando un número mucho mayor de cúmulos observados con fotometría UBV integrada (129 en total), constataron taxativamente y no sin sorpresa que, al aumentar las observaciones de cúmulos, desaparecía completamente este “gap” y con él todas las posibles explicaciones alternativas que inundaron la bibliografía de la época (ver, e.g., Fig. 4a de BCD92).

Asimismo, BCD92 mostraron que el índice de color (B-V) integrado no es un buen discriminador de edad en la NMM. Esto se debe no sólo a la influencia de las estrellas supergigantes rojas en los cúmulos menos masivos, sino principalmente a la degeneración del color (B-V) tanto para cúmulos jóvenes como para los cúmulos viejos y de edades intermedias. BCD92 mostraron, además, que el tipo SWB equivalente (Searle et al. 1980) es ciertamente mucho mejor indicador de edad que el índice de color (B-V) integrado, debido a que el tipo SWB tiene en cuenta los dos colores (B-V) y (U-B). En consecuencia, un histograma con los tipos SWB, en lugar de los índices de color (B-V), es mucho más representativo de la historia de la formación estelar en la NMM.

BCD92 definieron las fronteras entre los tipos SWB. Ellos introdujeron el tipo SWB0 para incluir en este grupo todas las regiones de formación estelar de la NMM y todos los cúmulos asociados a regiones HII. Aumentaron, además, considerablemente la región permitida de los cúmulos del tipo SWBI, ya que efectos estocásticos producidos por eventuales supergigantes rojas desplazan hacia el rojo la luz integrada de algunos cúmulos y separaron también en dos subgrupos, A y B, el grupo de edad IV. La relación entre edad y tipos SWB se presenta en la Tabla 6.1.

Con los cúmulos de su muestra, BCD92 notaron que los tipos SWB II y SWB III son claramente los más frecuentes en la *barra*, en tanto que prácticamente no encuentran cúmulos de tipo VI en esta región, pese a que el enrojecimiento debería favorecer la presencia de los mismos.

La secuencia de gráficos de las figuras 6.2 y 6.3 resume de alguna manera la distribución espacial de los diferentes tipos SWB en la NMM, tanto para los CEs de la *barra* como para aquéllos que se encuentran fuera de ella. Cada gráfico de la Fig. 6.2, cuyo centro coincide aproximadamente con el centro geométrico de la *barra*, corresponde a un determinado rango de edad. Se han incluido en esta figura todos los CEs del presente estudio (círculos rojos), juntamente con todos los CEs para los

Tabla 6.1: Edades correspondientes a los tipos SWB

Tipo SWB	Edad ($\times 10^9$ años)
0	0 - 10
I	10 - 30
II	30 - 70
III	70 - 200
IVA	200 - 400
IVB	400 - 800
V	800 - 2000
VI	2000 - 5000
VII	> 5000

cuales ha sido posible encontrar edades estimadas en la literatura (círculos negros). Para los CEs del presente estudio con estimaciones de edad realizadas también por otros autores, se han adoptado los valores del presente trabajo.

Más allá de la claramente inhomogénea distribución espacial visible en los distintos gráficos que conforman las figuras 6.2 y 6.3, pueden advertirse, sin embargo, algunos rasgos interesantes. En primer lugar, si sólo nos concentramos en la *barra* y se examina la distribución de los CEs con tipo SWBI, se advierte que la *barra* no es precisamente un sitio de formación estelar actualmente. Nótese que para los cúmulos jóvenes con edades entre 30 y 70 millones de años (SWB I y SWB II), se aprecia un fuerte gradiente en la densidad de CEs hacia la porción occidental de la *barra*. Para los cúmulos algo más viejos, entre 70 y 200 millones de años (SWB III), se observa una importante densidad de CEs, tanto en la *barra* como fuera de ella, con una mayor concentración hacia la porción oriental de la *barra*, en comparación con los gráficos anteriores. En particular, en esta región de la *barra* hay varios cúmulos con edades muy próximas a los 100-200 millones de años, lo que parece sugerir que en esta región debe haber ocurrido un importante evento de formación estelar hace unos 100-200 millones de años. Nótese que, en esta misma región de la *barra*, casi no hay CEs en los dos gráficos anteriores de la Fig.6.2. Aparentemente, este fuerte evento de formación estelar podría haber inhibido la formación de estrellas en la porción este de la *barra* en generaciones más recientes, como consecuencia muy probablemente del barrido del material interestelar.

La distribución espacial de los tipos SWB IVA (entre 200 y 400 millones de años)

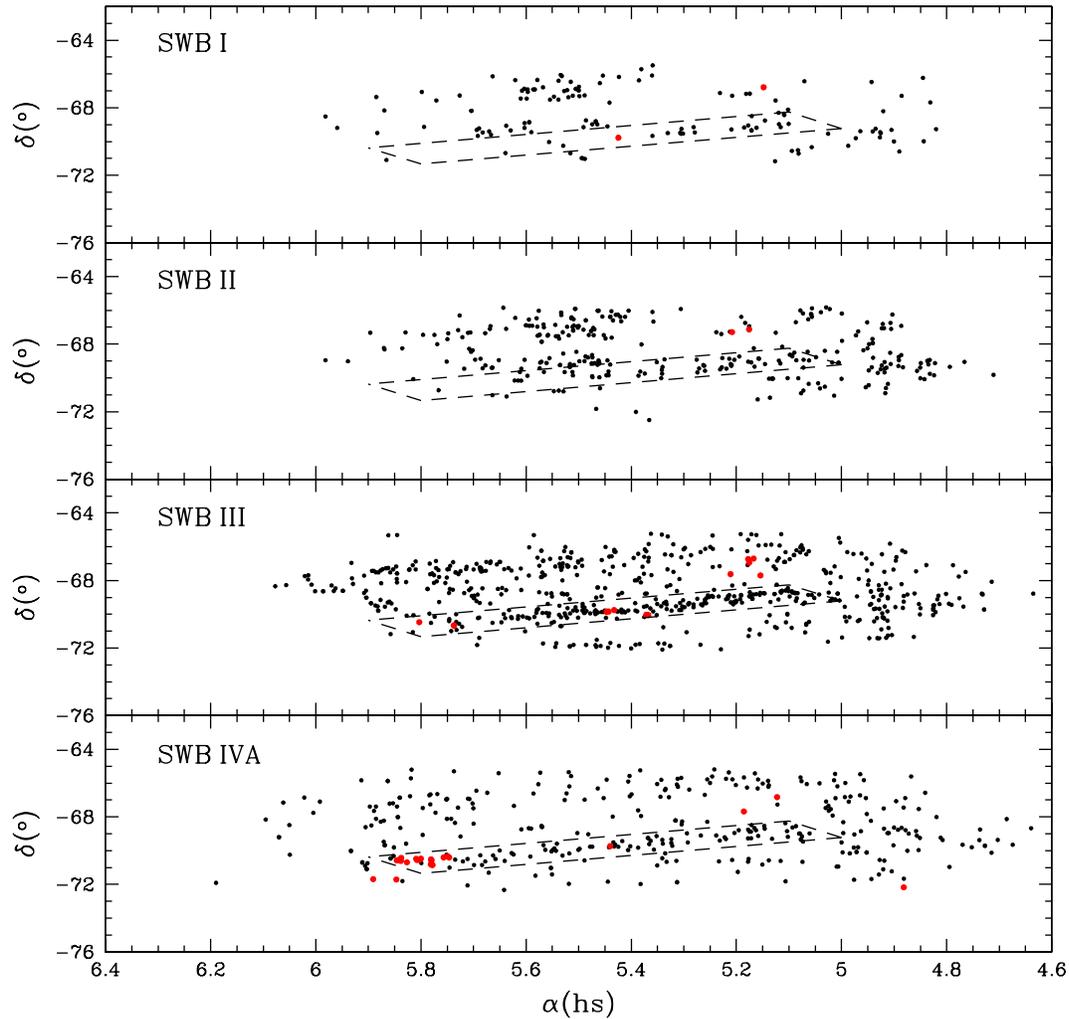


Figura 6.2: Distribución espacial de los CE estudiados en la NMM según las clases SWB I ($(0.01-0.03) \times 10^9$ años), SWB II ($(0.03-0.07) \times 10^9$ años), SWB III ($(0.07-0.20) \times 10^9$ años) y SWB IVA ($(0.2-0.4) \times 10^9$ años). Las líneas de trazos delimita la región de la *barra*. Los círculos rojos indican los CE del presente estudio.

es bastante uniforme, tanto dentro como fuera de la *barra*, mientras que los tipos más viejos SWBIVB y SWB V (entre 400 y 2000 millones de años) ocupan preferentemente la región central y occidental de la *barra*. En este escenario, la región oriental de la *barra* podría ser una especie de apéndice más reciente formado hace unos 100 millones de años, tal como ha sido sugerido explícitamente por BCD92. Luego del probable estallido de formación estelar ocurrido en la *barra*, se aprecia

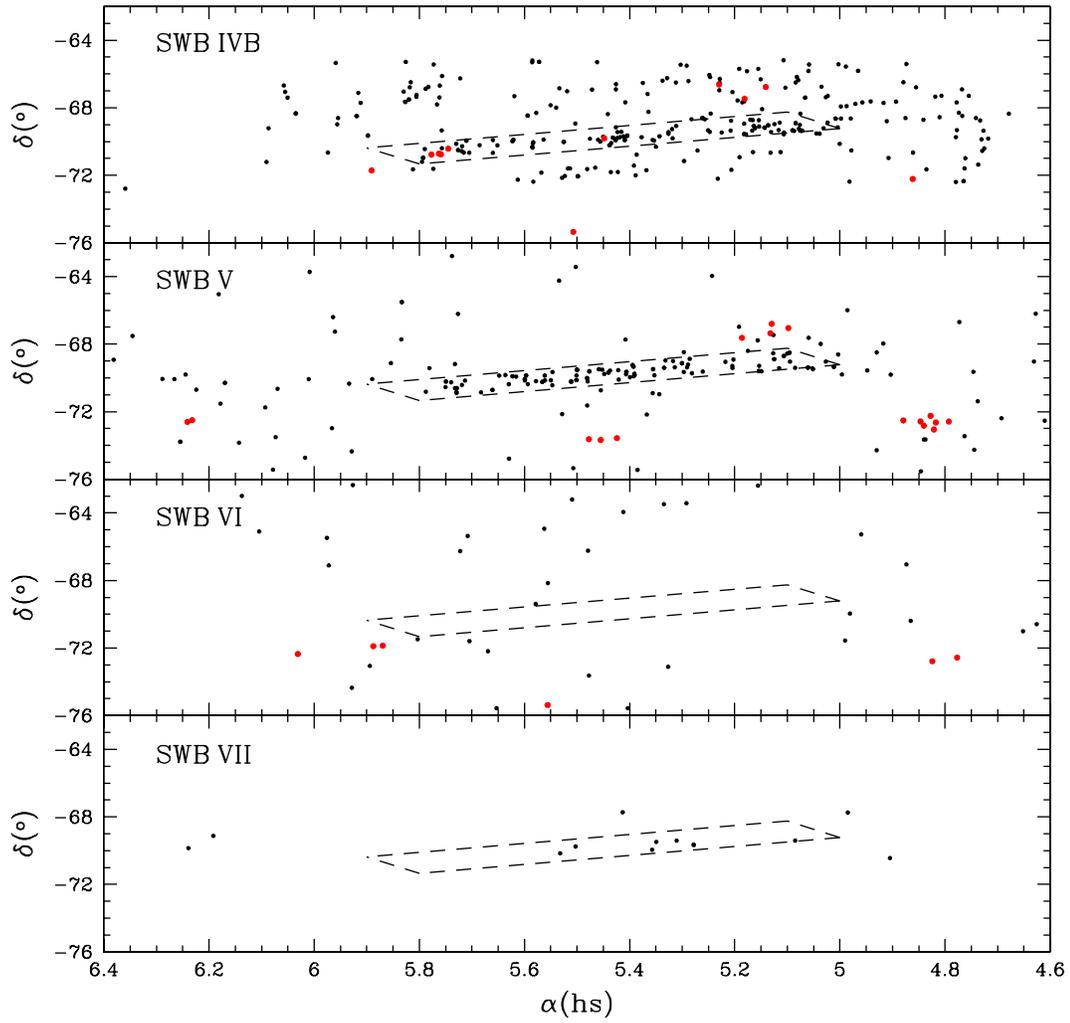


Figura 6.3: Distribución espacial de los CEs estudiados en la NMM según las clases SWB IVB ($(0.4-0.8) \times 10^9$ años), SWB V ($(0.8-2.0) \times 10^9$ años), SWB VI ($(2-5) \times 10^9$ años) y SWB IV ($(5-16) \times 10^9$ años). Las líneas de trazos delimita la región de la barra. Los círculos rojos indican los CEs del presente estudio.

un descenso gradual en la densidad de CEs, tanto en la barra como en la porción oriental de la NMM. La densidad de CEs aún más viejos disminuye notablemente dentro y fuera de la barra. Un hecho intrigante es la aparente ausencia de cúmulos de tipo SWB VI (entre 2000 y 5000 millones de años) en la barra. Si, efectivamente, no hay cúmulos tipo SWB VI en la barra, una posible explicación podría ser que la barra misma se formó hace unos 2000 millones de años.

6.3. Distribución de edades de los cúmulos estelares

En este trabajo se determinaron edades a partir de ajustes de isócronas teóricas para los 81 cúmulos seleccionados (Sección 4.5.1). Sólo para 15 de ellos fue posible estimar el parámetro δT_1 y estimar un segundo valor de la edad (Sección 4.5.2). El acuerdo entre las edades obtenidas por estos dos métodos es excelente. En efecto, la diferencia media $\Delta \text{Edad} = \text{Edad}(\delta T_1) - \text{Edad}(\text{isócrona})$ es menor que 200 millones de años (Fig. 6.4), lo cual coincide con los errores asociados a la determinación de las edades.

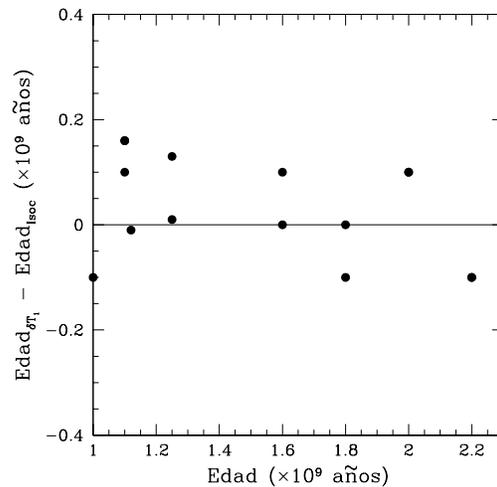


Figura 6.4: Comparación de edades de CEs obtenidas por ajustes de isócronas teóricas y el parámetro δT_1 , respectivamente. La ordenada en cada diagrama representa la diferencia entre la edad obtenida en los dos métodos.

Para examinar la distribución de edades de los CEs estudiados en el presente trabajo se realizaron recuentos de CEs en diferentes intervalos de edad. Los resultados de estos recuentos, independientemente de las posiciones de los CEs dentro de la NMM, se presentan en el histograma de la Fig. 6.5 (panel superior A). En el panel intermedio B de la misma figura se muestra el histograma resultante para todos los CEs estudiados por otros autores, usando el sistema fotométrico de Washington (ver Tabla 6.2). Esta última muestra incluye un total de 68 CEs estudiados con este

sistema fotométrico. En el tercer panel (A+B) se presenta la distribución combinada de ambas muestras. Sólo se han considerado acá los CEs con datos obtenidos a partir de fotometría de Washington por razones de homogeneidad, es decir, para considerar CEs con parámetros inferidos usando las mismas bandas espectrales y los mismos métodos y análisis. Puede ser conveniente agregar que todos estos datos han sido obtenidos siempre con telescopios del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO). Resulta evidente, tanto en el panel A como en el (A+B), la existencia de un máximo principal alrededor de los 250 millones de años (0.25×10^9 años).

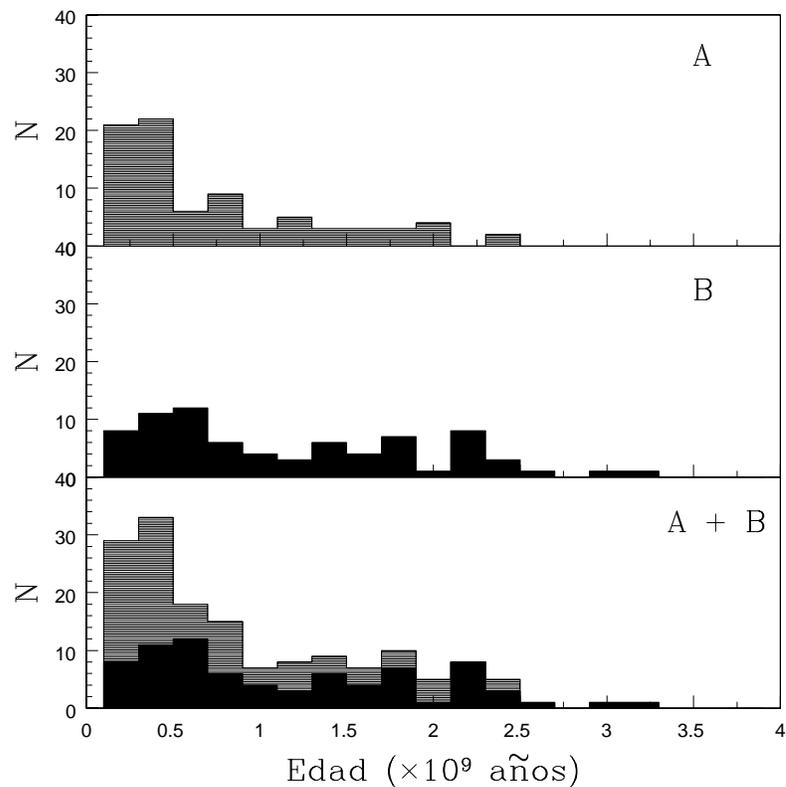


Figura 6.5: (A) Distribución de edades de los CEs de la NMM estudiados en el presente trabajo. (B) Distribución de edades de los CEs de la Tabla 6.2. (A+B) Distribución de edades de ambas muestras combinadas.

Para examinar con mayor detalle la distribución de edades obtenida en el presente estudio, en la Figura 6.6 se ha graficado, a mayor escala, la distribución de los CEs con edades menores que 10^9 años. En este caso, puede apreciarse mejor el pico principal entre 200 y 250 millones de años e incluso un pico secundario en ~ 630 millones de años.

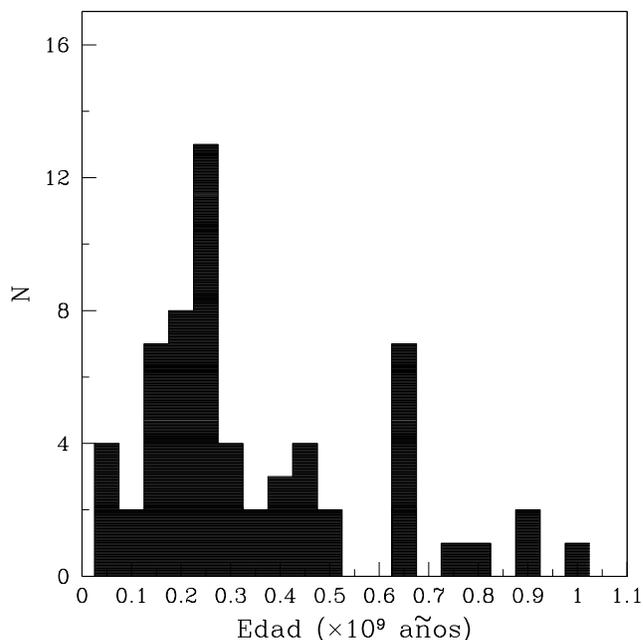


Figura 6.6: Distribución de edades de los CEs del presente trabajo más jóvenes que 10^9 años.

Estos resultados son consistentes en líneas generales con las distribuciones observadas por Pietrzysnski & Udalski (2000, en adelante PU00) y Glatt et al. (2010, en adelante G10), respectivamente. En estos dos trabajos se determinaron edades de CEs más jóvenes que 1.2×10^9 y 1.0×10^9 años, respectivamente. PU00 analizaron unos 600 CEs en las regiones centrales de la NMM, mientras que G10 determinaron edades de ~ 1200 CEs distribuidos en gran parte de la NMM. Ambos trabajos encuentran un razonable acuerdo en los picos primario y secundario en 125 y 630 millones de años, respectivamente, como puede apreciarse en la Figura 6.7 tomada de G10.

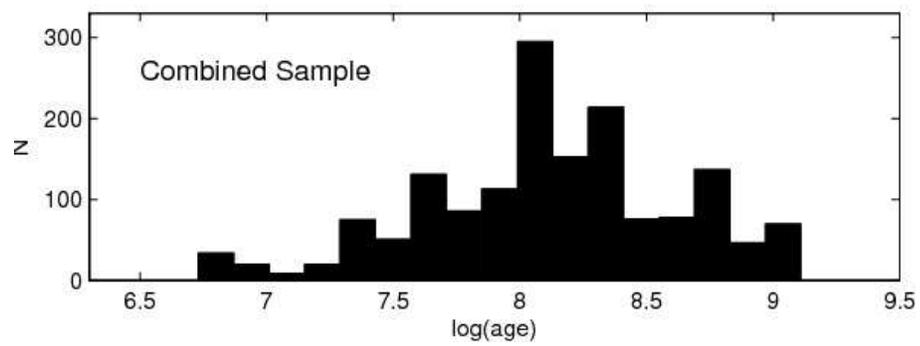


Figura 6.7: Distribución de edades de los CEs de la NMM correspondiente a la muestra combinada de PU00 y G10. Figura tomada de G10.

Tabla 6.2: Distancias deproyectadas, edades y metalicidades de cúmulos estelares derivados de la fotometría de Washington por distintos autores.

Cúmulo	Distancia deproyectada ($^{\circ}$)	Edad ($\times 10^9$ años)	[Fe/H]	Referencias
SL8	4.18	1.6 / 1.8	-0.5	1,2
NGC 1697	3.45	0.7 ± 0.1	0.0	3
HS 38	4.01	0.4 ± 0.1	-0.4	4
KMHK 229	2.62	1.0 ± 0.2	-0.4	4
H88-26	3.33	0.8 ± 0.2	-0.4	4
H88-40	3.52	0.7 ± 0.2	-0.4	4
SL 126	8.97	1.9 / 2.2	-0.45	1,2
SL 133	5.87	2.2 ± 0.3	-0.7	3
H88-55	3.25	0.5 ± 0.1	-0.4	4
SL 154	3.05	0.5 ± 0.1	-0.4	4
KMHK 506	2.25	0.6 ± 0.1	-0.4	4
SL 218	2.05	0.05 ± 0.01	-0.4	5
NGC 1836	1.93	0.4 ± 0.1	0.0	6
BRHT 4b	1.91	0.10 ± 0.02	-0.4	5
NGC 1839	1.89	0.12 ± 0.02	-0.4	5
NGC 1838	2.04	0.10 ± 0.02	-0.4	5
SL 229	2.08	0.3 ± 0.1	-0.4	4
SL 244	1.84	$1.6 / 1.4 \pm 0.3$	-0.7	1,7
BSDL 716	2.18	0.4 ± 0.1	-0.4	4
SL 262	8.61	2.1	-0.55	1,2
HS 151	1.76	0.8 ± 0.2	-0.4	4
NGC 1860	1.42	0.25 ± 0.5	0.0	6
H88-188	2.71	0.5 ± 0.1	-0.4	4
HS 154	2.54	0.5 ± 0.1	-0.4	4
SL 293	2.47	0.4 ± 0.1	-0.4	4
NGC 1863	1.36	0.04 ± 0.01	-0.4	5
SL 300	2.57	0.4 ± 0.1	-0.4	4

Tabla 6.2: (continuación)

Cúmulo	Distancia deproyectada ($^{\circ}$)	Edad ($\times 10^9$ años)	[Fe/H]	Referencias
NGC 1865	1.27	$0.9 / 0.5 \pm 0.1$	-0.2	1,6
BSDL 1024	0.96	0.16 ± 0.03	-0.4	4
BSDL 1035	1.16	$v0.5 \pm 0.1$	-0.4	4
H88-245	0.69	0.16 ± 0.04	-0.4	4
SL 351	1.07	0.5 ± 0.1	-0.4	4
SL 359	1.26	1.8 ± 0.3	-0.4	1,7
SL 388	6.99	2.6 / 2.2	-0.65	1,2
IC 2134	6.91	1.0	–	2
SL 451	7.03	2.2	-0.7	1,2
SL 446A	1.99	2.3 ± 0.3	-0.8	1,7
SL 444	2.05	0.5 ± 0.1	-0.4	6
SL 505	2.47	$1.6 / 1.2 \pm 0.3$	-0.6	1,7
SL 510	1.36	0.13 ± 0.03	-0.4	4
SL 509	6.63	1.4 / 1.2	-0.85	1,2
LW 224	2.95	0.7 ± 0.1	0.0	6
NGC 1997	7.13	2.6 ± 0.5	-0.7	3
SL 548	2.95	0.4 ± 0.1	0.0	6
SL 555	3.07	$1.6 / 1.7 \pm 0.3$	-0.7	1,7
SL 549	5.94	$1.3 / 2.0 \pm 0.3$	-0.9	1,7
KMHK 1045	1.85	0.6 ± 0.1	-0.4	4
KMHK 1055	2.02	1.0 ± 0.2	-0.4	4
SL 588	v1.71	0.4 ± 0.1	-0.4	4
NGC 2093	v2.00	0.25 ± 0.05	-0.4	4
SL 663	4.82	3.0 ± 0.8	-0.7	3
SL 674	3.95	$2.1 / 2.2 \pm 0.3$	0.9	1,7
SL 678	4.01	1.8 ± 0.3	-0.8	7
H88-333	2.33	0.4 ± 0.1	-0.4	4
BSDL 2995	v2.45	1.0 ± 0.2	-0.4	4
H7	3.19	1.4	–	1

Tabla 6.2: (continuación)

Cúmulo	Distancia deproyectada ($^{\circ}$)	Edad ($\times 10^9$ años)	[Fe/H]	Referencias
SL 769	2.94	1.8	-0.5	2
OHSC 28	8.29	2.4 ± 0.5	-0.7	3
NGC 2161	5.91	1.1 ± 0.3	-0.7	8
NGC 2153	4.63	1.3	–	1
NGC 2155	5.40	3.2 ± 0.6	-0.9	9
SL 817	3.59	2.5 / 1.5	-0.5	1,2
ESO 121-03	10.35	8.5	-1.05	1,2
SL 842	8.13	1.9 / 2.2	-0.6	1,2
NGC 2213	4.62	1.5	-0.4	10
SL 862	4.69	1.8	-0.85	1,2
OHSC 33	6.17	1.2 / 1.4	-1.0	1,2
SL 874	4.94	1.5 ± 0.3	-0.7	8
KMHK 1719	5.07	1.4 ± 0.3	-0.6	8
LW 469	5.91	0.6 ± 0.1	-0.4	4
SL 896	6.39	2.3 ± 0.3	-0.6	9
OHSC 37	9.44	2.1	-0.65	1,2

(1) Geisler et al. (1997); (2) Bica et al. 1998; (3) Piatti et al. 2009; (4) Piatti 2012; (5) Piatti et al. 2003a; (6) Piatti et al. 2003b; (7) Geisler et al. 2003; (8) Piatti et al. 2011; (9) Piatti et al. 2002; (10) Geisler 1987.

6.4. Comparación con resultados de otros autores

Los 37 cúmulos con estudios previos de la Sección 5.3 han sido mayoritariamente estudiados por PU00 y G10. PU00 determinaron edades de unos 600 cúmulos estelares catalogados en el relevamiento de OGLE II (Udalski et al. 1998), todos más jóvenes que 1.2×10^9 años. Estos autores realizaron ajustes de isócronas teóricas en los diagramas CM de la fotometría BVI. En todos los casos utilizaron isócronas de Bertelli et al. (1994), un valor fijo de la metalicidad ($Z = 0.008$, equivalente a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$) y adoptaron un módulo verdadero de distancia $(m-M)_0 = 18.24$ magnitudes para la NMM. El límite de edad en 1.2×10^9 años constituye una limitación proveniente del límite de la fotometría alcanzada ($V \sim 21.5$), ya que para cúmulos más viejos que la edad mencionada el MSTO resulta muy próximo al límite fotométrico.

Un total de 29 de los 81 cúmulos observados en el presente trabajo fueron antes estudiados por PU00. La comparación entre las edades reportadas por estos autores y las inferidas en este estudio se muestra en la Fig. 6.8. El acuerdo entre ambos estudios es definitivamente muy bueno, ya que la distribución de puntos presenta una variación media de 0.056×10^9 años respecto de la línea correspondiente a $\Delta\text{Edad} = 0$.

Por su parte, G10 determinaron edades de casi 1200 cúmulos estelares jóvenes ($< 10^9$ años) catalogados en el relevamiento de “Magellanic Cloud Photometric Survey”. Los autores realizaron ajustes de isócronas teóricas de Girardi et al. (1995) y Lejeune & Schaerer (2001) a los diagramas CM observados en las bandas BVI. Adoptaron una metalicidad fija de $Z = 0.008$ ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$), inspirados en el hecho de que Keller & Wood (2006) obtuvieron una metalicidad media para la NMM (a través del estudio de las variables cefeidas) de -0.34 ± 0.03 . G10 adoptaron para la NMM un módulo verdadero de distancia de $(m - M)_0 = 18.50$. El límite de edad de 10^9 años proviene de la limitación fotométrica en profundidad del relevamiento mencionado. Si bien la magnitud límite alcanza $V \sim 24$ magnitudes, la fotometría es altamente incompleta para valores menores que este valor. Se reconocen 12 cúmulos estudiados en común en ambos trabajos. La Fig. 6.8 ilustra las diferencias encontradas en los resultados obtenidos en uno y otro trabajo. El acuerdo entre ambos estudios es muy bueno, ya que la distribución de puntos presenta una variación media de 0.011×10^9 años respecto de la línea correspondiente a $\Delta\text{Edad} = 0$. Esto podría deberse, en parte, a que en el presente trabajo se adoptó el mismo valor del módulo verdadero de distancia.

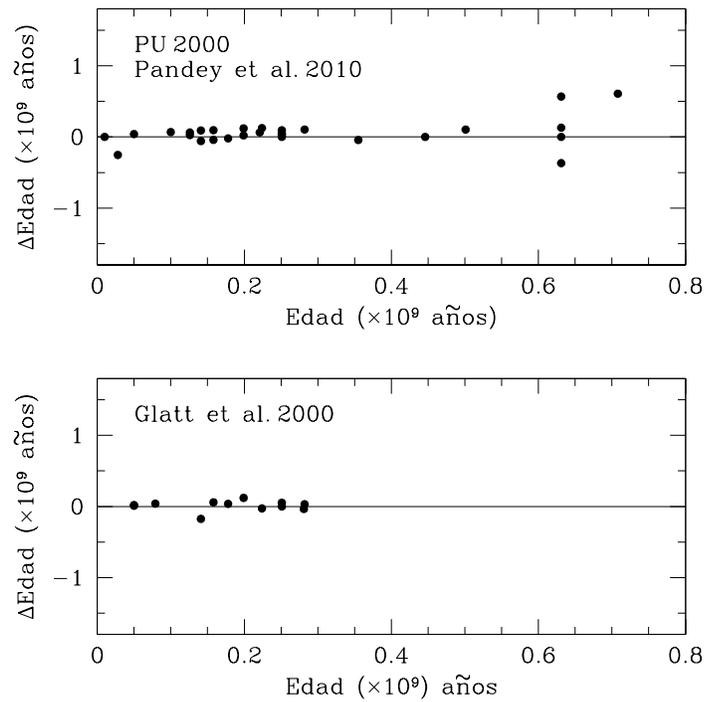


Figura 6.8: Comparación de edades de CEs obtenidas por PU2000 y G10, respectivamente, con las determinadas en el presente trabajo para cúmulos estudiados en común. La ordenada en cada diagrama representa la diferencia entre la edad obtenida en el presente estudio y la reportada por PU2000 (arriba) y G10 (abajo), respectivamente.

6.5. Distancias deproyectadas

Para poder estudiar la distribución en edad y metalicidad de todos los CEs observados en este trabajo y examinar si existe o no un eventual gradiente de edad y/o metalicidad en la NMM, se calcularon primero las denominadas distancias angulares deproyectadas de todos los cúmulos respecto del centro óptico de la galaxia. Estas distancias, medidas en grados sexagesimales, tienen en cuenta la profundidad de la NMM y, por lo tanto, los valores derivados representan las distancias reales de los cúmulos respecto del centro de la galaxia. Para calcular las distancias deproyectadas se utilizó la siguiente ecuación de Clariá et al. (2005), suponiendo que todos los cúmulos forman parte del plano inclinado de la NMM respecto del plano perpendicular a la visual:

$$d = d(p) \left\{ 1 + [\sin^2(p - p')] [tg^2(i)] \right\}^{0,5}, \quad (6.1)$$

en la cual $d(p)$ representa la distancia proyectada en el plano del cielo, normal a la dirección de la visual, p y p' son los ángulos de posición del cúmulo y de la línea de los nodos, respectivamente, y el ángulo i representa la inclinación del plano de la NMM respecto del plano del cielo. El término $\sin^2(p-p')$ mide cuán distante es la posición del cúmulo respecto de la línea de los nodos. Si un cúmulo se ubica sobre esta línea, entonces d y $d(p)$ deben coincidir, cualquiera sea la inclinación i del disco de la NMM. Como suele ser usual (Crowl et al. 2001), se admite en este trabajo que la posición del cúmulo NGC 1928 ($\alpha_{2000} = 5^{hs}20^m57^s$, $\delta_{2000} = -68^{hs}28^m41^s$) representa el centro óptico de la NMM. Siguiendo el trabajo de Olsen & Salyk (2002), se adoptaron para los ángulos i y p los valores de 35.8° y 145° , respectivamente. En las Tablas 5.1 y 5.2 se consignan las distancias angulares deproyectadas resultantes para todos los cúmulos estudiados en el presente trabajo.

6.5.1. Metalicidades y edades en función de distancias deproyectadas

En este trabajo se determinaron metalicidades de los 81 cúmulos a partir de ajustes de isócronas teóricas (Sección 4.6.1). Sólo en 16 de estos cúmulos fue posible aplicar el método de las Ramas Gigantes Estándar de GS99 (Sección 4.6.2). En este último caso, se aplicaron siempre las correcciones por edad siguiendo las prescripciones dadas por Geisler et al. (2003). El acuerdo entre las metalicidades obtenidas vía isócronas y a través del método de GS99 es realmente excelente, siendo en este

caso $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{isocrona}} - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{GS99}} = 0.1$.

La variación de las metalicidades adoptadas en función de las distancias deproyectadas para los 81 cúmulos del presente estudio, se muestra en la Figura 6.9. Si bien la mayoría de los cúmulos acá estudiados se encuentran proyectados sobre una región del *disco interior* y tan sólo 15 de ellos se encuentran proyectados sobre el *disco exterior*, resulta evidente en la Fig. 6.9 que los cúmulos más ricos en metales (metalicidad típicamente solar) se encuentran proyectados preferentemente sobre el *disco interior* ($d < 4^\circ$), mientras que los cúmulos con metalicidades subsolares ($Z \leq 0.008$) se distribuyen en toda la extensión del disco.

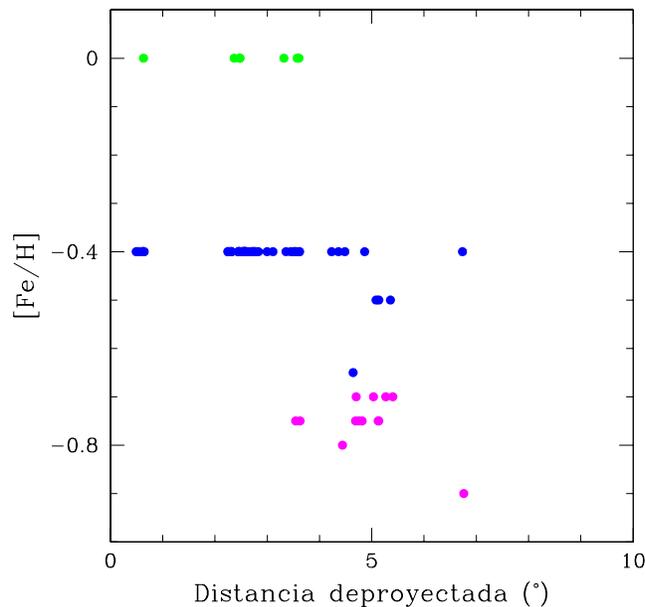


Figura 6.9: Metalicidades de los cúmulos estudiados en función de las distancias angulares deproyectadas.

En la Figura 6.10 se presenta la distribución de las edades de los cúmulos estudiados en función de sus distancias angulares deproyectadas al centro óptico de la NMM. Más allá de la dispersión existente en esta figura, en la misma se advierte una tendencia por parte de los cúmulos de edad intermedia a ubicarse a mayores distancias galactocéntricas deproyectadas. Por su parte, los cúmulos más jóvenes con edades típicamente menores que 800×10^6 años, se encuentran mayoritariamente distribuidos en la región del *disco interior* de la NMM ($d < 4^\circ$). Dado que se trata de cúmulos comparativamente jóvenes, esto podría implicar que los mismos podrían

haberse formado en las regiones del disco donde hoy los observamos.

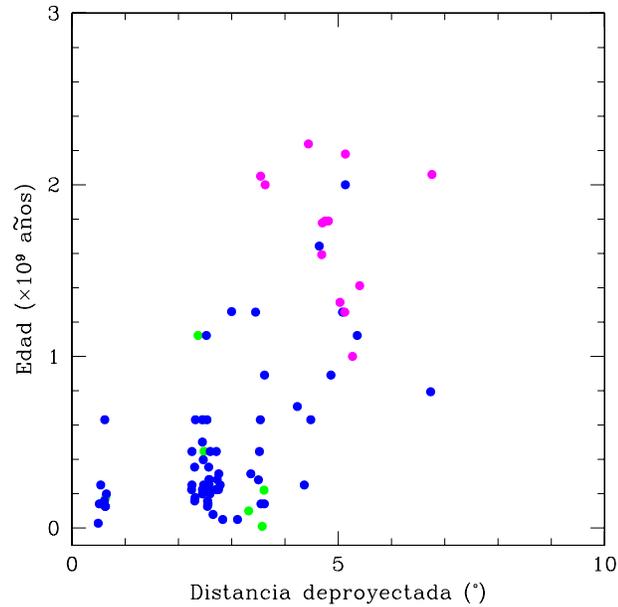


Figura 6.10: Edades de los cúmulos estudiados en función de las distancias angulares deproyectadas.

Para poder sacar conclusiones más generales, se decidió añadir a la muestra estudiada un total de 68 cúmulos adicionales observados por otros autores en el sistema fotométrico de Washington y analizados de una manera similar. Nótese que la muestra estudiada vía fotometría de Washington en el presente trabajo supera claramente el número total de cúmulos observados hasta la fecha en la NMM con este sistema. La muestra a examinar incluye entonces un total de 149 cúmulos, todos observados con distintos telescopios de CTIO (Chile) usando los filtros del sistema fotométricos de Washington. Por razones de homogeneidad, se prefirió no agregar a esta muestra los cúmulos de la NMM para los cuales otros autores han obtenido edades y/o metalicidades usando otros sistemas fotométricos u otras técnicas.

En las Figs. 6.11 y 6.12 se muestran las distribuciones de metalicidad y edad para la muestra total de 149 cúmulos de la NMM. Los símbolos rellenos representan los cúmulos del presente trabajo, en tanto que los símbolos sin rellenar corresponden a los 68 cúmulos adicionales. En todos los casos los círculos verdes corresponden a metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, los azules a las metalicidades comprendidas dentro del intervalo $-0.7 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$ y de color magenta a las metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.7$.

Nótese que cuando se agregan los 68 CEs adicionales, el rango de distancias angulares deproyectadas se incrementa notablemente. Nótese además que la tendencias manifiestas en las Figs. 6.9 y 6.10 se mantienen en las Figs. 6.11 y 6.12, aunque la distribución de edades en función de las distancias galactocéntricas deproyectadas parece ahora mostrar una mayor dispersión.

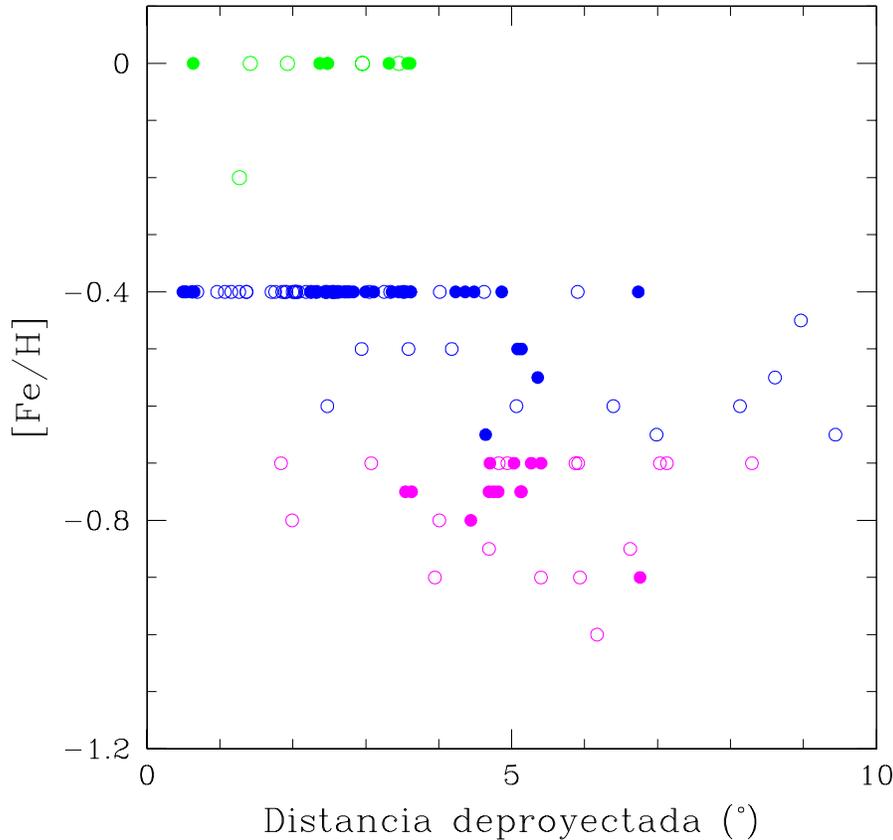


Figura 6.11: Metalicidad de CEs de la NMM en función de la distancia angular deproyectada medida en grados sexagesimales. Los símbolos sin rellenar representan los 68 cúmulos adicionales de la Tabla 6.2, mientras que los símbolos rellenos corresponden a los cúmulos del presente trabajo. En todos los casos los círculos verdes corresponden a metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, los azules a las metalicidades comprendidas dentro del intervalo $-0.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$ y de color magenta a las metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.7$.

No obstante esto, puede apreciarse la ausencia de cúmulos ricos en metales ($Z > 0.008$, círculos verdes) más allá de los 4° de distancia deproyectada. Si bien estos cúmulos ricos en metales tienden claramente a concentrarse en el *disco interior* de la NMM, los restantes objetos con $Z < 0.08$ ($[\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$) se distribuyen, con una

elevada dispersión, por todas partes en la galaxia. Este hecho parece reforzar la idea de la inexistencia, en general, de un gradiente radial de metalicidad en la NMM, como ha sido sugerido en estudios anteriores (Grocholski et al. 2006; Carrera et al. 2008; Piatti et al. 2009).

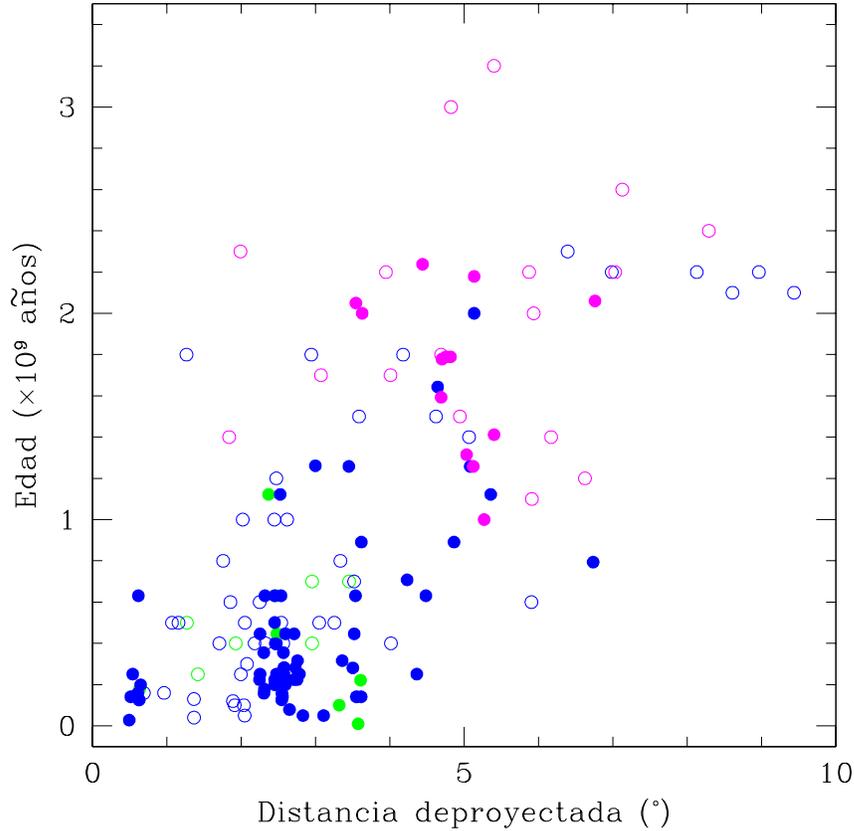


Figura 6.12: Edad de CEs de la NMM en función de la distancia angular deproyectada medida en grados sexagesimales. Los símbolos sin rellenar representan los 68 cúmulos adicionales de la Tabla 6.2, en tanto que los símbolos rellenos corresponden a los cúmulos del presente trabajo. En todos los casos los círculos verdes corresponden a metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, los azules a las metalicidades comprendidas dentro del intervalo $-0.7 < [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$ y de color magenta a las metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.7$.

La Fig. 6.12 incluye todos los cúmulos más jóvenes que 3.2×10^9 años, ya que el conocido cúmulo ESO 121-03 ($\sim 9 \times 10^9$ años) no ha sido incluido en la Fig. 6.12. Como debería esperarse, los cúmulos más pobres en metales son también los más viejos. Nótese en esta figura que los procesos de formación de CEs parecen haberse concentrado en el *disco interior* de la NMM, ya que los CEs más jóvenes se formaron

más cerca del centro de la galaxia que los CEs más viejos.

6.6. Relación Edad Metalicidad

Dado que en el presente estudio se dispone de una muestra estadísticamente significativa de 81 cúmulos, 44 de ellos sin determinaciones previas de edad y/o metalicidad, resulta interesante utilizar esta muestra para reexaminar la relación edad-metalicidad. En los casos en que se dispone de más de una determinación, se utilizaron los valores medios resultantes tanto de la edad como de la metalicidad. La relación edad-metalicidad es claramente indicadora de la evolución química o historia del enriquecimiento químico de la NMM. Sin embargo, resulta importante aclarar que en el presente estudio sólo han sido observados cúmulos más jóvenes que 2.200 millones de años, esto es, cúmulos más jóvenes que el “age gap” mencionado en la Sección 1.5. En consecuencia, la relación edad-metalicidad resultante tiene en cuenta los procesos de enriquecimiento químico sólo en los últimos 2.200 millones de años y no a lo largo de toda la historia de la NMM.

En la Fig. 6.13 se muestra que existe claramente una relación entre la edad y la metalicidad de los 81 cúmulos acá estudiados, en el rango de edades antes mencionado. En efecto, nótese que los cúmulos más jóvenes que $\sim 1.2 \times 10^9$ años poseen, en su mayoría, metalicidades típicamente solares ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$) o subsolares ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$), mientras que aquéllos más viejos que $\sim 1.2 \times 10^9$ años (cúmulos de edad intermedia) son mayoritariamente más pobres en metales y exhiben un pico en $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$. Este valor en particular se debe a que el conjunto de isócronas teóricas es discreto y no continuo y los ajustes de las metalicidades son comparativamente grandes, pasando de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ y luego a $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.3$. Consecuentemente, pequeñas variaciones intermedias de metalicidad no pueden ser ajustadas mediante este método.

Para examinar con mayor detalle esta tendencia observada en la Fig. 6.13, se agregaron a los 81 cúmulos estudiados los 68 de la Tabla 6.2, todos los cuales fueron también estudiados en el sistema fotométrico de Washington y analizados mediante un procedimiento similar al descrito en este estudio. La muestra combinada de 149 cúmulos representa entonces una muestra significativa y, al mismo tiempo, homogénea de cúmulos de la NMM. La Fig. 6.14 muestra la relación edad-metalicidad resultante para la muestra combinada de 149 cúmulos estelares de la NMM.

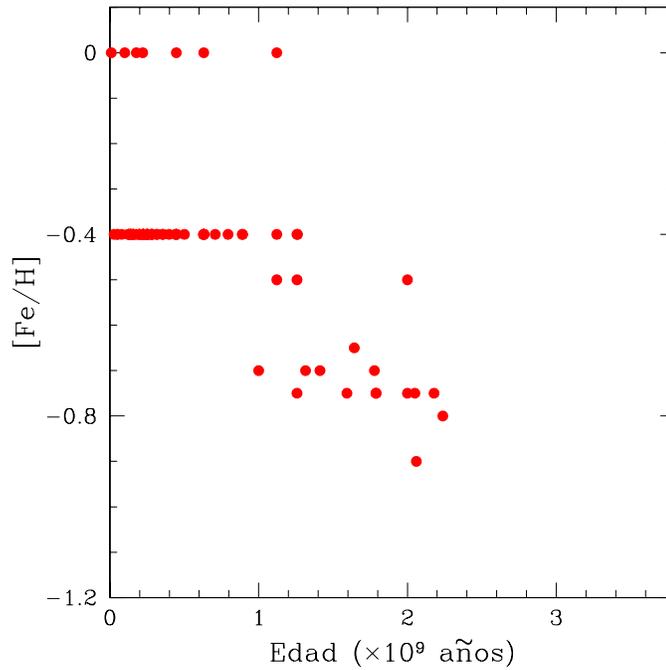


Figura 6.13: Relación edad-metalicidad para los 81 cúmulos estudiados en el presente trabajo.

Si bien en este diagrama la dispersión parece ser algo mayor que en la Fig. 6.13, la tendencia evidenciada en esta última figura resulta ahora claramente reforzada. Estos resultados son compatibles con los encontrados por otros autores, por ejemplo Piatti & Geisler (2013) y Carrera et al. (2011). Piatti & Geisler (2013) estudiaron recientemente las poblaciones del campo de 21 regiones de la NMM mediante fotometría de Washington, mientras que Carrera et al. (2011) aplicaron la valiosa técnica del triplete del Calcio ionizado.

Para examinar si existe alguna dependencia de la REM con la posición en la NMM, se confeccionó el gráfico de la Fig. 6.15 (edad-metalicidad), utilizando la muestra combinada de 149 cúmulo, pero para diferentes intervalos de distancias deproyectadas. Puede apreciarse en esta figura que en las regiones del *disco exterior* es decir para distancias deproyectadas mayores que 4° , las metalicidades son sistemáticamente subsolares en tanto que la población de cúmulos estelares, en su mayoría, es de edad intermedia. En el disco interior, la relación edad-metalicidad muestra la misma tendencia aunque para metalicidades mayores.

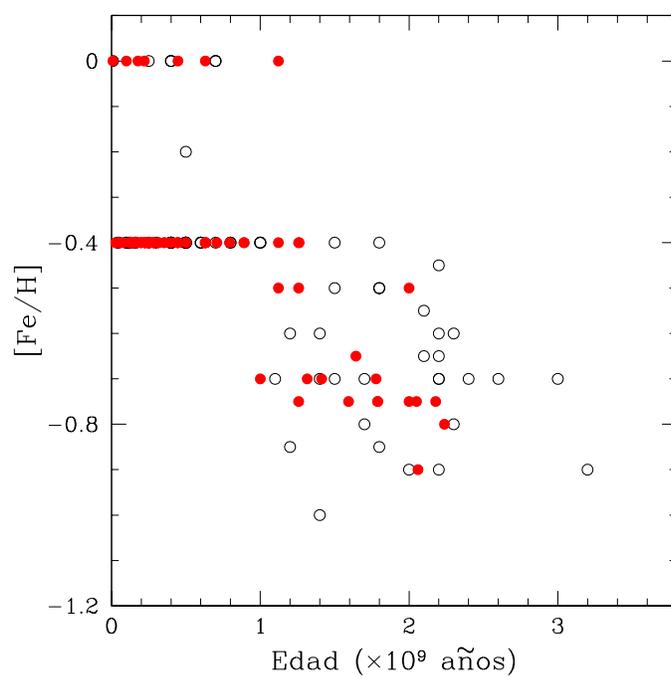


Figura 6.14: Relación edad-metalicidad para la muestra combinada de 149 cúmulos estudiados en el sistema de Washington: 81 cúmulos del presente trabajo y 68 cúmulos de la Tabla 6.2.

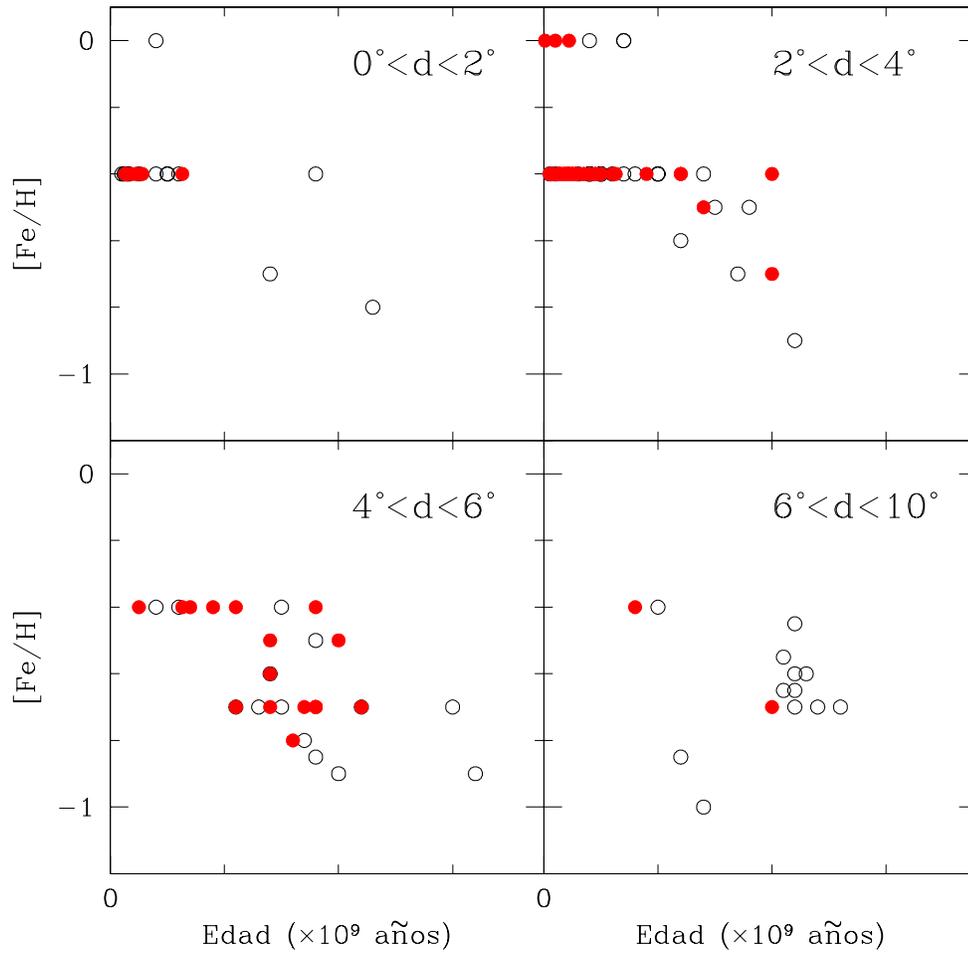


Figura 6.15: Relación edad-metalicidad, en diferentes intervalos de distancias re proyectadas, para la muestra combinada de 149 cúmulos estudiados hasta la fecha en el sistema fotométrico de Washington. Los círculos rojos corresponden a los 81 cúmulo estudiados en el presente trabajo, en tanto que los círculos negros sin rellenar corresponden a los 68 cúmulos de la Tabla 6.2.

6.7. Relación radio - edad

En la Fig. 6.16 se muestra la relación existente entre los radios lineales en pársec de los 81 CEs estudiados en este trabajo (Tabla 4.1) y las edades finalmente adoptadas en el Capítulo 5 (tablas 5.1 y 5.2). En los casos que se determinaron dos edades, se adoptó el valor promedio entre los dos resultados. Si bien la dispersión en este diagrama es realmente muy grande, se advierte, como es de esperar, una tendencia por parte de los cúmulos más jóvenes a ser en promedio más compactos que los más viejos. Cuando se agregan a esta muestra los cúmulos de la Tabla 6.2, para los cuales se determinaron los radios lineales con el mismo procedimiento de recuentos estelares (34 en total), esta relación resulta todavía más evidente debido al apreciable número de cúmulos (símbolos sin rellenar) que se agregan en la región inferior izquierda de la Fig. 6.16. Este resultado es ligeramente diferente del que obtuvieron G10 para los cúmulos $< 10^9$ años, usando su muestra combinada con la de PU2000. Resulta oportuno recordar que la muestra examinada en el presente trabajo incluye mayoritariamente cúmulos débiles, compactos y no demasiado poblados.

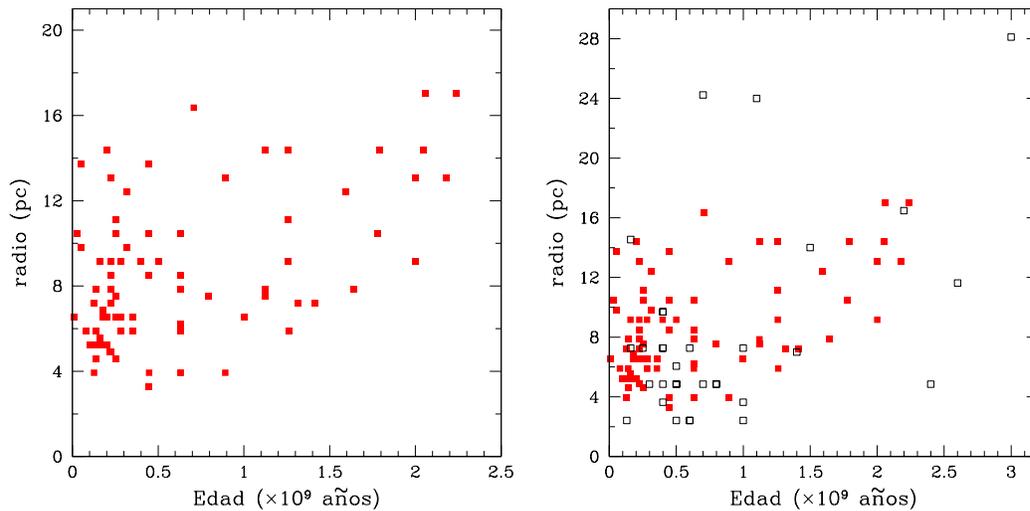


Figura 6.16: *Izquierda.* Relación edad-radio lineal correspondiente a los 81 cúmulos estudiados. *Derecha.* Relación edad-radio lineal correspondiente a la muestra extendida (ver texto). Los cuadrados sin rellenar representan los 34 cúmulos de la Tabla 6.2 para los cuales se estimaron radios lineales usando el procedimiento descrito en la Sección 4.4.

Usando datos del Telescopio Espacial Hubble, Mackey & Gilmore (2003) estudiaron una muestra de 53 cúmulos “ricos en estrellas” en la NMM, con edades y metalicidades conocidas, y determinaron sus parámetros estructurales, tales como las masas, los radios “core” (**los radios a mitad de brillo**) y las luminosidades.

Estos autores detectaron una clara tendencia por parte de los cúmulos jóvenes a ser más compactos, presentando en general radios “core” por debajo de 2.5 pc. Esto no ocurre, en general, para los cúmulos con edades mayores que 10^9 años. Mackey & Gilmore (2003) llegaron a la conclusión de que el radio “core” parece crecer con la edad (Fig. 6.17). En rigor, algunos años antes, Elson (1992) también encontró esta correlación (Fig. 6.18) y la justificó explicando que los cúmulos más viejos ya nacieron con un “core” mayor en comparación con los “core radii” de los cúmulos más jóvenes recientemente formados en la NMM. En cualquier caso bueno es recordar que en el presente trabajo se han determinado radios “globales” o totales de los cúmulos y no sólo el radio del núcleo (core) o de su región central.

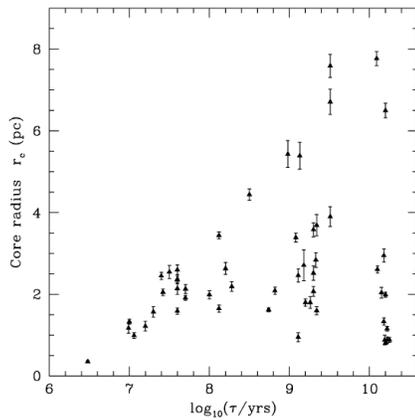


Figura 6.17: Relación edad-radio lineal (“core”) tomada del trabajo de Mackey & Gilmore (2003).

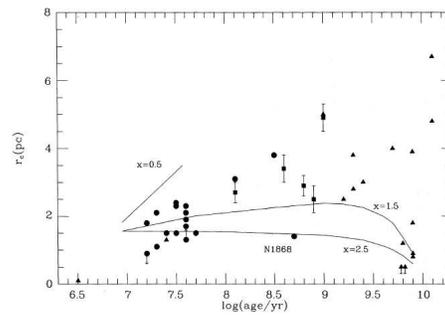


Figura 6.18: Relación edad-radio lineal (“core”) tomado del trabajo de Elson (1992).

6.8. Distribución de los excesos de color $E(B-V)$

En la Fig. 6.19 se presenta el histograma de excesos de color $E(B-V)$ determinados a partir de los mapas de extinción interestelar de Burstein & Heiles (1982), tal como se explicó en la Sección 4.3. En este histograma se aprecia un rango de variación de los enrojecimientos $E(B-V)$ entre 0.03 y 0.13, típico para los cúmulos de la NMM. Se aprecian además claramente en la figura dos picos en valores de $E(B-V) = 0.07$ y 0.12 , respectivamente. Si se efectúa un promedio pesado de los excesos de color de los 81 cúmulos estudiados, resulta el valor medio $\langle E(B-V) \rangle = 0.08$. En base a espectroscopía integrada de galaxias ubicadas por detrás de la NMM, Dutra et al. (2001) estimaron el valor medio del enrojecimiento combinado producido por la Vía Láctea y el enrojecimiento interno de la NMM. El valor que estos autores derivaron es $E(B-V)_{VL+i} = 0.12 \pm 0.10$ es algo mayor, aunque comparable con el promedio de los excesos de color $E(B-V)$ de los 81 cúmulos acá estudiados.

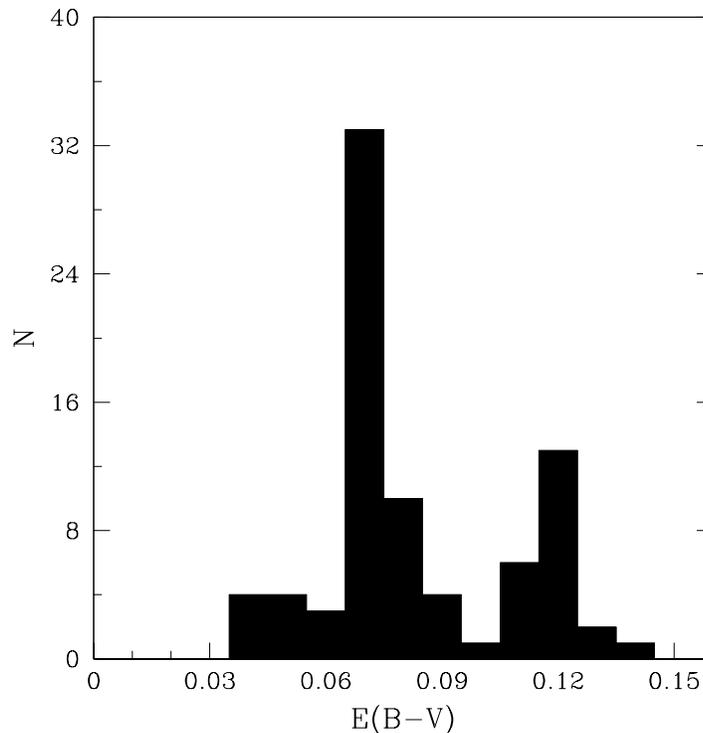


Figura 6.19: Histograma construido con los excesos de color $E(B-V)$ determinados en el presente trabajo para los 81 cúmulos estudiados.

En la Fig. 6.20 se presenta la relación entre las edades y los enrojecimientos derivados (izquierda). Si bien parece existir una tendencia por parte de los cúmulos

más viejos a estar en general más enrojecidos, esta tendencia desaparece si se incluye en la comparación todos los 68 cúmulos de la Tabla 6.2 (derecha). Tampoco parece existir relación alguna entre los excesos de color $E(B - V)$ y las distancias deproyectadas (Fig. 6.21).

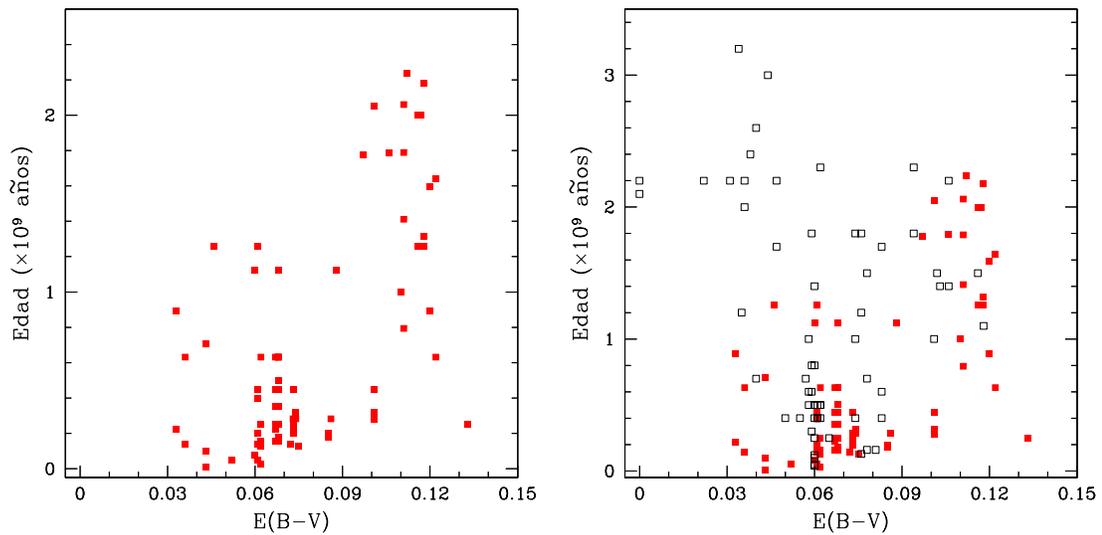


Figura 6.20: Relación edad-enrojecimiento para los 81 cúmulos estelares del presente trabajo (cuadrados rellenos) y los 68 cúmulos de la Tabla 6.2 (cuadrados sin rellenar).

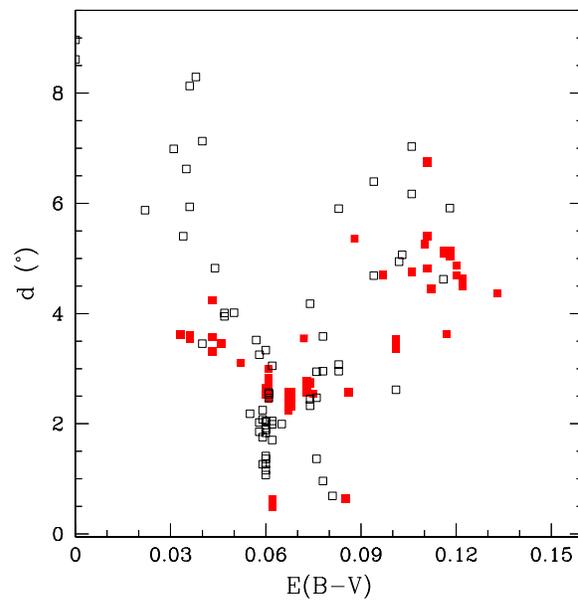


Figura 6.21: Distribución de los excesos de color $E(B - V)$ en función de la distancia deproyectada al centro de la NMM.

6.9. Sistemas múltiples de cúmulos estelares

Los primeros estudios sistemáticos de cúmulos estelares pertenecientes a sistemas binarios o múltiples de la NMM fueron realizados hace más de 20 años y los resultados están contenidos en los catálogos de sistemas binarios de cúmulos de Bhatia & Hatzidimitriou (1988) y Bhatia et al. (1991). El criterio de selección que estos autores adoptaron para considerar un sistema binario (o múltiple) es que la máxima separación entre las componentes no supere los 18 pc, asumiendo para la NMM un módulo de distancia de 18.4 magnitudes. Si bien en la época mencionada se tenía muy escaso conocimiento acerca de las edades de los CEs de la NMM, la tendencia que se encontró fue que, en general, los pares de cúmulos estelares deberían ser jóvenes, con edades típicas comprendidas entre 10^7 y unos pocos cientos de millones de años. Estas edades resultan consistentes con las escalas de tiempo de los “mergers” o de los períodos de disgregación de los cúmulos binarios (Bhatia 1990).

En los siguientes años, varios trabajos se ocuparon sobre los sistemas binarios y/o múltiples de la NMM, ya sea observacionalmente concentrándose en uno o en varios integrantes del sistema para confirmar la relación física de los mismos, o bien mediante modelos teóricos considerando la formación, interacción gravitacional y evolución dinámica de los sistemas. Ejemplos de algunos trabajos que pueden ser mencionados en este contexto son los siguientes: Kontizas et al. (1989), Bhatia (1990), Lee (1992), Bhatia (1992), Kontizas et al. (1993), Grebel (1997), de Oliveira et al. (1998), Theis (1998), Dieball & Grebel (1998, 2000), Leon et al. (1999) y Dieball et al. (2002).

Los candidatos a sistemas binarios o múltiples considerados en el presente trabajo son los siguientes (en negrita se identifican los cúmulos acá estudiados):

1. Sistemas binarios

- **SL 33**, BSDL 25
- **H88-188**, BSDL 794
- **HS 156**, HS 154
- **SL 460**, BSDL 1614
- **SL 691**, **SL 692**
- **HS 414**, **SL 716**
- **SL 748**, BSDL 3118

2. Sistemas múltiples

- **KMK88-52**, BSDL 1423, BSDL 1452, KMK88-53, KMK88-5
- **KMK88-57**, BSDL 1759, KMK88-56
- **NGC 1969**, **NGC 1971**, **NGC 1972**, BSDL 1783
- **BSDL 3050**, **BSDL 3072**, **KMHK 1389**, **KMHK 1408**, BSDL 3063

En la Tabla 6.3 se detallan los 18 cúmulos (en negrita) acá estudiados, juntamente con los restantes agregados candidatos a sistemas binarios o múltiples. Nótese que sólo 3 de los 18 cúmulos mencionados tienen edades conocidas en el trabajo de Dieball et al. (2002), por lo que la información que agrega el presente estudio es definitivamente relevante.

Una manera de constatar si estos candidatos a pares o sistemas múltiples están efectivamente conformados por cúmulos ligados gravitacionalmente, descartando entonces que se trate de simples efectos de proyección sobre el fondo estelar, sería examinar si las probables componentes de cada sistema comparten la misma edad.

Como puede verse en la Tabla 6.3, el presente estudio ha permitido confirmar que 2 de los 11 posibles sistemas binarios o múltiples (SL 691/SL 692 y HS 414/SL 716) son efectivamente sistemas binarios genuinos de la NMM. Las edades aproximadas de estos dos sistemas inferidas en este estudio son 180×10^6 años y 265×10^6 años, respectivamente. Por su parte, el candidato a sistema múltiple conformado por NGC 1969/1971/1972 y BSDL 1783, tiene ahora al menos 3 de sus 4 integrantes con edades absolutamente comparables. De acuerdo a las estimaciones de edad acá realizadas, este sistema se formó hace aproximadamente 140×10^6 años (Tabla 6.3). En este mismo contexto, el candidato a sistema múltiple conformado por BSDL 3050/3072/3063 y KMHK 1389/1408, tiene ahora 3 de sus 5 integrantes con edades claramente semejantes. El valor medio, 220×10^6 años, representa entonces la edad aproximada de este sistema.

Por otra parte, la edad acá estimada para SL 460 (Tabla 6.3) discrepa fuertemente de las reportadas por PU00 para su posible compañero BSDL 1614. Parecería entonces razonable concluir aceptando que estos dos cúmulos no constituyen un sistema binario genuino de cúmulos de la NMM. Asimismo, la edad acá estimada para HS 156 duplica el valor estimado por PU00 para su probable compañero HS 154, motivo por el que probablemente tampoco estos dos cúmulos forman un sistema genuino (Tabla 6.3). Algo similar ocurre con KMK 88-56, para el cual PU00 reportan

una edad bastante menor que la acá obtenida para KMK 88-57 (Tabla 6.3). Finalmente, como puede verse en la Tabla 6.3, para 3 candidatos a sistemas binarios (SL 33/BSDL 25, H 88-188/BSDL 794 y SL 748/BSDL 3118) fue posible estimar las edades de al menos una componente en cada caso. Lamentablemente, los restantes compañeros en los 3 casos resultaron extremadamente débiles y no fueron incluidos en este estudio.

Tabla 6.3: Edades y distancias deproyectadas obtenidos en este trabajo y de la literatura, de los sistemas binarios y múltiples. En negrita se identifican los cúmulos aca estudiados

Número de Cúmulo	Edad ($\times 10^9$ años)	Distancia deproyectada ($^\circ$)
SL 33	2.0 ± 0.2	5.13
BSDL 25	—	5.13
H88-188	0.45 ± 0.05	2.71
BSDL 794	—	2.70
HS 156	1.0 ± 0.1	2.52
HS 154	0.50 (PU00)	2.54
SL 460	0.028 ± 0.003	0.49
BSDL 1614	0.40 / 1.0 (PU00)	0.49
SL 691	0.16 ± 0.02	2.31
SL 692	0.20 ± 0.02	2.31
HS 414	0.28 ± 0.03	2.57
SL 716	0.25 ± 0.03	2.57
SL 748	0.22 ± 0.03	2.71
BSDL 3118	—	2.,72
KMK88-52	0.18 ± 0.02	0.63
BSDL 1423	—	0.62
BSDL 1452	—	0.63
KMK88-53	—	0.64
KMK88-54	—	0.64
KMK88-57	0.63 ± 0.07	0.62
BSDL 1759	—	0.60
KMK88-56	0.25 (PU00)	0.586
NGC 1969	0.16 ± 0.01	0.54
NGC 1971	0.13 ± 0.01	0.54
NGC 1972	0.13 ± 0.01	0.54
BSDL 1783	—	0.64
BSDL 3050	0.22 ± 0.02	2.53
BSDL 3072	0.28 ± 0.03	2.58
KMHK 1389	0.16 ± 0.01	2.55
KMHK 1408	0.22 ± 0.02	2.56
BSDL 3063	—	2.56

Capítulo 7

Conclusiones y Comentarios Finales

El conocimiento de las propiedades individuales y estadísticas de los sistemas estelares en general (cúmulos y asociaciones estelares) es de indiscutible importancia astrofísica. En efecto, los estudios de estos sistemas, tanto teóricos como observacionales, han permitido comprender los procesos de formación y evolución estelar y, conocer además, cómo es la estructura de nuestra y de otras galaxias. En particular, los diagramas color-magnitud de cúmulos estelares (CEs) en distintos sistemas fotométricos y en un amplio rango de edades han permitido, entre otras cosas, poner a prueba las más recientes teorías de evolución estelar. Si bien algunos trabajos, particularmente de la última década, han contribuido a mejorar nuestro actual conocimiento acerca de la composición química de los CEs en la Nube Mayor de Magallanes (NMM), existe aún hoy una marcada escasez de metalicidades conocidas entre las diferentes poblaciones de esta galaxia.

El principal objetivo del presente trabajo consiste en estudiar cómo ha evolucionado químicamente la NMM en los últimos $(2-3)\times 10^9$ años. Para ello, se utilizan como trazadores del enriquecimiento químico un total de 81 CEs observados en el sistema fotométrico de Washington. Las bondades que ofrece este sistema para el caso particular de los cúmulos estelares galácticos y/o extragalácticos han sido largamente descritas en la bibliografía (Sección 2.2). Los cúmulos estudiados se distribuyen en diferentes regiones de la NMM, incluyendo la compleja región de la *barra*. Todas las observaciones han sido realizadas con el telescopio *Víctor Blanco* de 4 m del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO, Chile) en noches de excelente calidad fotométrica (Capítulo 2).

Una vez completado el largo trabajo de reducción con IRAF de las imágenes

mosaico obtenidas en CTIO (Capítulo 3), se procedió a la determinación de los parámetros astrofísicos fundamentales de todos los objetos observados, a saber: radios angulares y lineales, enrojecimiento interestelar, distancias angulares deproyectadas, edades y metalicidades. La metodología aplicada para la determinación de estos parámetros se explica y justifica en los Capítulos 4 y 6, en tanto que en el Capítulo 5 se presentan todos los resultados en dos diferentes secciones. En la primera (Sección 5.2) se incluyen los resultados obtenidos para los 44 cúmulos estelares que no registran estudios previos en la bibliografía y en la segunda (Sección 5.3) los resultados de los 37 cúmulos restantes. El análisis y la discusión de los resultados obtenidos se presentan en el Capítulo 6.

Los principales resultados y conclusiones alcanzadas en este trabajo pueden resumirse de la siguiente manera:

1. Los 81 cúmulos incluidos en este estudio constituyen una muestra estadísticamente significativa. De la misma, 39 cúmulos se encuentran proyectados sobre la región de la *barra*, en tanto que de los 42 cúmulos restantes, 27 se ubican en el denominado *disco interior* y 15 están situados en el *disco exterior* de la NMM (Fig. 2.4). La mayoría de los cúmulos de la *barra* estudiados yacen sobre la porción sur-este de la misma. Los cúmulos exhiben un amplio rango de edades, entre aproximadamente 10 millones de años los más jóvenes y unos 2.200 millones de años los más viejos. Por su parte, las metalicidades estimadas varían dentro del amplio rango $0.0 > [\text{Fe}/\text{H}] > -1.1$.
2. En este trabajo se determinaron edades a partir de ajustes de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) para los 81 cúmulos seleccionados (Sección 4.5.1). Sólo para 15 de ellos fue posible estimar el parámetro δT_1 y, consecuentemente, determinar un segundo valor de la edad (Sección 4.5.2). El acuerdo entre las edades obtenidas por estos dos métodos es excelente. La distribución de edades de los cúmulos estudiados presenta un máximo principal alrededor de los 250 millones de años y un pico secundario en ~ 630 millones de años. Estos resultados son consistentes, en líneas generales, con las distribuciones observadas por Pietrzysnski & Udalski (2000, PU00) y Glatt et al. (2010, G10), respectivamente. Los 37 cúmulos con estudios previos de la Sección 5.3 han sido mayoritariamente estudiados por PU00 y G10. El acuerdo entre las edades reportadas por estos autores y las inferidas en este estudio también es muy bueno.
3. Las metalicidades de los 81 cúmulos de la presente muestra fueron determinadas mediante el método de ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al.

(2002). Sólo en 16 de ellos fue posible aplicar también el método de las Ramas Gigantes Estándar de GS99. En este último caso, se aplicaron siempre las correcciones por edad de acuerdo a las prescripciones dadas por Geisler et al. (2003). El acuerdo entre las metalicidades obtenidas vía isócronas y a través del procedimiento de GS99 resulta también excelente.

4. Si bien la mayoría de los cúmulos estudiados yacen proyectados sobre una región del *disco interior* y tan sólo 15 de ellos se ubican en el *disco exterior*, se encuentra que los cúmulos más ricos en metales se ubican preferentemente en el *disco interior*, mientras que aquéllos con metalicidades subsolares se distribuyen en toda la extensión del disco. Por otra parte, se advierte una tendencia por parte de los cúmulos de edad intermedia a ubicarse a mayores distancias galactocéntricas deproyectadas, en tanto que los más jóvenes se encuentran mayoritariamente distribuidos en la región del *disco interior* de la NMM. Dado que se trata de cúmulos comparativamente jóvenes, esto podría implicar que los mismos podrían haberse formado en las regiones del disco donde hoy los observamos. Estas tendencias se mantienen cuando se complementa la muestra acá estudiada con otros 68 cúmulos observados por otros autores en el sistema fotométrico de Washington.
5. Como ha sido sugerido en algunos estudios anteriores, los presentes resultados refuerzan la idea de la inexistencia de un gradiente radial de metalicidad en la NMM para metalicidades subsolares ($[Fe/H] < -0.4$).
6. Si sólo se consideran los cúmulos más jóvenes que 2.200 millones de años, los presentes resultados demuestran la existencia de una clara relación entre la edad y la metalicidad. En efecto, los cúmulos más jóvenes que $\sim 1.2 \times 10^9$ años poseen, en su mayoría, metalicidades típicamente solares ($[Fe/H] = 0.0$) o subsolares ($[Fe/H] = -0.4$), mientras que aquéllos más viejos que $\sim 1.2 \times 10^9$ años (cúmulos de edad intermedia) son mayoritariamente más pobres en metales y exhiben un pico en $[Fe/H] = -0.7$. Este resultado se ve reforzado cuando se complementa la muestra estudiada con otros 68 cúmulos observados por otros autores en el sistema fotométrico de Washington. La relación edad-metalicidad resultante para la muestra total de 149 cúmulos y para el rango de edades considerado, es prácticamente independiente de la región de la NMM que se considere.
7. Una vez examinada la relación existente entre los radios lineales y las edades de los cúmulos estudiados se encuentra que, en general, existe una tendencia por parte de los cúmulos más jóvenes a ser en promedio más compactos que los más

viejos. Este resultado es ligeramente diferente del que obtuvieron G10 para los cúmulos menores que 1000 millones de años, usando su muestra combinada con la de PU2000, aunque hay que tener en cuenta que la muestra examinada en el presente trabajo incluye mayoritariamente cúmulos débiles, compactos y no demasiado poblados.

8. Los excesos de color $E(B - V)$ de los cúmulos estudiados varían entre 0.03 y 0.12 magnitudes y no muestran relación alguna con la edad. El promedio de estos valores si bien es algo menor, es comparable con el exceso de color medio $E(B - V)$ combinado (galáctico e interno de la NMM) inferido por Dutra et al. (2001) para el cuerpo principal de la NMM.
9. De los 81 cúmulos estudiados, 18 han sido antes catalogados como candidatos a sistemas binarios o múltiples. Estos 18 cúmulos, juntamente con otros 13 no incluidos en este estudio, conforman un total de 11 probables sistemas binarios o múltiples de la NMM. Los presentes resultados han permitido confirmar la realidad física de algunos candidatos a sistemas binarios y múltiples, determinar sus épocas de formación y mostrar, además, que algunos candidatos catalogados no tienen realidad física.
10. Parte de los resultados y de las conclusiones alcanzadas en este trabajo han sido recientemente publicadas (Palma et al. 2013), en tanto que se están elaborando nuevos trabajos para su publicación con los restantes resultados.

Para finalizar, parece razonable recomendar a quienes trabajan en este campo estudiar mediante otras técnicas o en otros sistemas fotométricos algunos de los cúmulos acá investigados, particularmente aquéllos para los cuales el diagrama $(T_1, C - T_1)$ descontaminado presenta una gran dispersión. Este es el caso, por ejemplo, de los cúmulos BSDL 2938, BSDL 2963, OGLE-CL LMC 733 y SL 826. Los parámetros acá estimados para estos objetos incluyen una incerteza apreciable y apenas si sirven de guía para alentar futuras investigaciones.

Bibliografía

- [1] Ahumada, A.V., Benítez-Llambay, A., Santos Jr., J.F.C., Clariá, J.J., Bica, E. & Piatti, A.E. 2011, BAAA, 54, 171
- [2] Anthony-Twarog, B.J. & Twarog, B.A., 1985, ApJ, 291, 595
- [3] Arp, H.C., 1958a, AJ, 63, 487
- [4] Arp, H.C., 1958b, AJ, 63, 273
- [5] Asa'd, R., Hanson, M.M., & Ahumada, A.V., 2012, AAS, 219, 151
- [6] Asa'd, R. & Hanson, M.M., 2012, MNRAS, 419, 2116
- [7] Balbinot, E., Santiago, B.X., Kerber, L.O., Barbuy, B. & Dias, B.M.S., 2010, MNRAS, 404, 1625
- [8] Beasley, M.A., Hoyle, F. & Sharples, R.M., 2002,
- [9] Bekki, K., Chiba, M., 2005, MNRAS, 356, 680
- [10] Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Faggoto, F. & Nasi, E., 1994, A&AS, 106, 275
- [11] Bertelli, G., Mateo, M., Chiosi, C., Bressan, A., 1992, ApJ, 388, 400
- [12] Bhatia, R.K., 1990, PASJm 42, 757
- [13] Bhatia, R.K., 1992, MmSAI, 63, 141
- [14] Bhatia, R.K. & Hatzidimitriou, D., 1988, MNRAS, 230, 215
- [15] Bhatia, R.K., Read, M.A., Hatzidimitriou, D. & Tritton, S., 1991, A&AS, 87, 335
- [16] Bica, E., Bonatto C., Dutra C.M. & Santos Jr., J.F.C., 2008, MNRAS, 389, 678

-
- [17] Bica, E., Clariá J.J., Dottori H., 1992, AJ, 103, 1859
- [18] Bica, E., Clariá J.J., Dottori H., Santos Jr., J.F.C., & Piatti A.E., 1996, ApJS, 102, 57
- [19] Bica, E. & Dutra, C.M., 2000, AJ, 119, 1214
- [20] Bica, E., Geisler D., Dottori H., Clariá J.J., et al., 1998, AJ, 116, 723
- [21] Bica, E., Santos Jr., J.F.C. & Alloin, D., 1990, A&A, 235, 103
- [22] Bica, E., Schmitt, H.R., Dutra, C.M. & Oliveira, H.L., 1999, AJ, 117, 238
- [23] Brocato, E., Castellani, V., Raimondo, G. & Romaniello, M., 1999, A&AS, 136, 65
- [24] Brocato, E. & Di Carlo, E., 2002, IAUS, 207, 187
- [25] Burstein, D. & Heiles C., 1982, AJ, 87, 1165
- [26] Canterna, R., 1976, AJ, 81, 228
- [27] Carraro, G. & Chiosi, C., 1994, A&A, 287, 761
- [28] Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A. & Hardy, E., 2011, AJ, 142, 61
- [29] Carrera, R., Gallart, C., Hardy, E., Aparicio, A. & Zinn, R., 2008, AJ, 135, 836
- [30] Carretta, E., Gratton, R.R.G., 1997, AAS, 121, 95
- [31] Castro, R., Santiago, B.X., Gilmore, G.F. et al., 2001, MNRAS, 326, 333
- [32] Clariá, J.J., Piatti, A.E., Parisi, M.C. & Ahumada, A.V., 2007, MNRAS, 379, 159
- [33] Clariá, J.J., Piatti, A.E., Santos Jr., J.F.C., Bica, E., Ahumada, A.V. & Parisi, M.C., 2005, BAAA, 48, 140
- [34] Cole, A.A., Smecker-Hane, T.A., Gallagher, J.S., 2000, AJ, 120, 1808
- [35] Cole, A.A., Tolstoy, E., Gallagher, J.S., Smecker-Hane, T.A., 2005, AJ, 129, 1465
- [36] Da Costa, G.S., Armandroff, T.E., 1990, AJ, 100, 162
- [37] Dean, J.F., Warren, P.R., Cousins, A.W.J., 1978, MNRAS, 183, 569

-
- [38] de Oliveira, M.R., Dottori, H. & Bica, E., 1998, MNRAS, 295, 921
- [39] de Oliveira, M.R., Dutra, C.M., Bica, E., Dottori, H., 2000, A&AS, 146, 57
- [40] de Vaucouleurs, G. & Freeman, K.C., 1972, Vistas in Astronomy, 14, 163
- [41] Dieball, A. & Grebel, E.K., 1998, A&A, 339, 773
- [42] Dieball, A. & Grebel, E.K., 2000, A&A, 358, 897
- [43] Dieball, A., Müller H. & Grebel E.K., 2002, A&A, 391, 547
- [44] Dutra, C.M., Bica, E., Clariá, J.J. & Piatti, A.E., 1999, MNRAS, 305, 373
- [45] Dutra, C.M., Bica, E., Clariá, J.J., Piatti, A.E. & Ahumada, A.V., 2001, A&A, 371, 895
- [46] Elson, R.A.W, 1992, MNRAS, 256, 515
- [47] Elson, R.A. & Fall, S.M., 1988, AJ, 96, 1383
- [48] Frogel, J.A., Cohen, J.G., Persson, S.E., 1986, ApJ, 275, 773
- [49] Fujimoto, M. & Kumai, Y., 1997, AJ, 113, 249
- [50] Gallart, C., Stetson, P.B., Meschin, I.P., Pont, F. & Hardy, E., 2008, ApJ, 682, 89
- [51] Geha, M.C., Holtzman, J.A., Mould, J.R., et al, 1998, AJ, 115, 1045
- [52] Geisler, D., 1987, AJ, 93, 1081
- [53] Geisler, D., 1996, AJ, 111, 480
- [54] Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., Clariá, J.J. et al., 1997, AJ, 114, 1920
- [55] Geisler D., Clariá J.J. & Minniti D., 1991, AJ, 102, 1836
- [56] Geisler, D., Lee, M.G., Kim, E., 1996, AJ, 111, 1529.
- [57] Geisler, D., Piatti, A.E., Bica, E. & Clariá J.J., 2003, MNRAS, 341, 771
- [58] Geisler, D. & Sarajedini, A., 1999, AJ, 117, 308
- [59] Girardi, L., 1999, MNRAS, 308, 818
- [60] Girardi, L., Chiosi, C., Bertelli, G. & Bressan, A., 1995, A&A, 298, 87

- [61] Girardi, L., Bertelli, G., Bresan, A., et al., 2002, *A&A*, 391, 195
- [62] Glatt, K., Grebel, E.K. & Koch, A., 2010, *A&A*, 517, 50
- [63] Gordon, B.E. & Kron, G.E., 1983, *PASP*, 95, 461
- [64] Grebel, E.K., 1997, *A&A*, 317, 448
- [65] Grocholski, A.J., Cole, A.A., Sarajedini, A., et al., 2006, *AJ*, 132, 1630
- [66] Harris, J. & Zaristky, D., 2009, *AJ*, 138, 1243
- [67] Hartwick, F.D.A., 1968, *ApJ*, 154, 475
- [68] Herschel, J. 1864, *Phil. Trans. Roy. Soc.*, 154, 1
- [69] Hodge, P.W., 1960, *ApJ*, 131, 351
- [70] Hodge, P.W., 1975, *IrAJ*, 12, 77
- [71] Hodge, P.W., 1986, *PASP*, 98, 1113
- [72] Hodge, P.W., 1988, *PASP*, 100, 1051
- [73] Hodge, P.W. & Sexton, J. A., 1966, *AJ*, 71, 363
- [74] Holtzman, J.A., Gallagher, J.S., Cole, A.A. et al., 1999, *AJ*, 118, 2262
- [75] Janes, K.A. & Phelps, R.L., 1994, *AJ*, 108, 1773
- [76] Januzzi, B.T., Claver, J. & Valdes, F., 2003, The NOAO Deep Wide-Field Survey MOSAIC Data Reductions
(<http://www.noao.edu/noao/noaodeep/ReductionOpt/frames.html>)
- [77] Keller, S.C. & Wood, P.R., 2006, *ApJ*, 642, 834
- [78] Kerber, L.O. & Santiago, B.X., 2005, *A&A*, 435, 77
- [79] Kerber, L.O., Santiago, B.X. & Brocato, E., 2007, *IAUS*, 241, 353
- [80] Kim, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M.A., et al. 1998, 503, 674
- [81] Kontizas, E., Kontizas, M. & Michalitsianos, A., 1993, *A&A*, 267, 59
- [82] Kontizas E., Metaxa M. & Kontizas M., 1988, *AJ*, 96, 1625
- [83] Kontizas, M., Morgan D.H., Hatzidimitriou, D. & Kontizas, E., 1990, *A&AS*, 84, 527

-
- [84] Kontizas, E., Xiradaki, E. & Kontizas, M., 1989, *Ap&SS*, 156, 81
- [85] Kron, G., 1956, *PASP*, 68, 125
- [86] Kumar, B., Sagar, R. & Melnick, J., 2008, 386, 1380
- [87] Leavitt, H.S., Pickering, E.C. 1904, *Harvard College Obs. Circula*, 90, 1
- [88] Leavitt, H.S., Pickering, E.C. 1912, *Harvard College Obs. Circula*, 173, 1
- [89] Lee, M.G., 1992, *ApJ*, 399, 133
- [90] Lejeune, T. & Schaerer, D., 2001, *A&A*, 366, 538
- [91] Leon, S., Bergond, G. & Vallenari, A., 1999, *A&A*, 344, 450
- [92] Lindsay, E., 1958, *MNRAS*, 118, 172
- [93] Lucke, P.B. & Hodge P.W. 1970, *AJ*, 75, 171
- [94] Lynden-Bel, D., 1982, *Observatory*, 102, 202
- [95] Lynga, G. & Westerlund, B. 1963, *MNRAS*, 127, 31
- [96] Mackey, A.D., Broby Nielsen, P., Ferguson, A.M.N. & Richardson, J.C. 2008, *ApJ*, 681, 17
- [97] Mackey, A.D. & Gilmore, G.F. 2003, *MNRAS*, 338, 85
- [98] Mackey, A.D. & Gilmore, G.F., 2004, *MNRAS*, 352, 153
- [99] Meixner, M., Gordon, K.D., Indebetouw, R., et al., 2006, *AJ*, 132, 2268
- [100] Mateo, M., 1987, *ApJ*, 323, 41
- [101] Mateo, M., Hodge, P. & Schommer, R.A., 1986, *ApJ*, 311, 113
- [102] Mizuno, N., Yamaguchi, R., Mizuno, A., et al., 2001, *PASJ*, 53, 971
- [103] Monelli, M., Carrera, R., Gallart, C., et al., 2011, *EAS*, 48, 43
- [104] Nikolaev, S., Drake, A.J., Keller, S.C., et al., 2004, *ApJ*, 601, 260
- [105] Oddone, M.A., Palma, T., Ahumada, A.V., et al., 2012, *BAAA*, en prensa.
- [106] Olsen, K.A.G. 1999, *AJ*, 117, 2244
- [107] Olsen, K.A.G., & Salyk, C., 2002, *AJ*, 124, 2045

- [108] Olszewski, E.W., Shommer, R.A., Suntzeff, N.B., Harris, H.C., 1991, *AJ*, 101, 5150
- [109] Pagel, P.E.J. & Tautvaisiene, G., 1998, *MNRAS*, 299, 535
- [110] Palma, T., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Santos Jr., J.F.C. & Bica, E., 2008, *Acta Astron.*, 58, 359
- [111] Palma, T., Clariá, J.J., Geisler, D., Bassino, L.P., Piatti, A.E. & Ahumada, A.V., 2011, *BAAA*, 54, 195
- [112] Palma, T., Clariá, J.J., Geisler, D., Piatti, A.E. & Ahumada, A.V., 2013, *A&A*, en prensa.
- [113] Pandey, A.K., Sandhu, T.S., Sagar, R. & Battinelli, P., 2010, *MNRAS*, 403, 1491
- [114] Parisi, M.C., Geisler, D., Carraro, G., Clariá, J.J. et al., 2013, comunicación privada
- [115] Phelps, R.L., Janes, K.A. & Montgomery, K.A., 1994, *AJ*, 107, 1079
- [116] Piatti, A.E., 2012a, comunicación privada
- [117] Piatti, A.E., 2012b, *A&A*, 540, 58
- [118] Piatti A.E., Clariá J.J., Parisi M.C. & Ahumada A.V., 2011, *PASP*, 123, 519
- [119] Piatti, A.E. & Geisler, D., 2013, *AJ*, 145, 17
- [120] Piatti A.E., Geisler D., Bica E., et al., 1999, *AJ*, 118, 2865
- [121] Piatti A.E., Geisler D., Bica, E. & Clariá J.J., 2003a, *MNRAS*, 343, 851
- [122] Piatti A.E., Geisler D., Bica, E. & Clariá J.J., 2003b, *MNRAS*, 344, 965
- [123] Piatti, A.E., Geisler, D., Sarajedini, A. & Gallart, C., 2009, *A&A*, 501, 585
- [124] Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Bica, E. & Clariá, J.J., 2002, *MNRAS*, 329, 556
- [125] Pietrzyński, G. & Udalski, A., 2000, *Acta Astron.*, 50, 337
- [126] Pietrzyński, G., Udalski, A., Kubiak, M., Szymanski, M., Wozniak, P. & Zebur, K., 1999, *AcA*, 49, 521

-
- [127] Pompéia, L., Hill, V., Spite, M., Cole, A.A. et al., 2008, *A&A*, 480, 379
- [128] Putman, M.E. & Gibson, B.K., 1999, *PASA*, 16, 70
- [129] Putman, M.E., Staveley-Smith, L., Freeman, K.C. & Gibson, B.K., 2003, *ApJ*, 586, 170
- [130] Rabin, D., 1982, *ApJ*, 261, 85
- [131] Rich, R.M., Shara, M.M. & Zurek, D., 2001, *AJ*, 122, 842
- [132] Rood, R.T., 1978, in *Globular Clusters*, NATO Advanced Study Institute.
- [133] Rosenberg, A., Saviane, I., Piotto, G. Aparicio, A., 1999, *AJ*, 118, 2306
- [134] Rubele, S., Kerber, L., Girardi, L., et al., 2011, *A&A*. 537, 106
- [135] Sagar, R. & Pandey, A.K., 1989, *A&AS*, 79, 409
- [136] Saha, A., Olszewski, E.W., Brondel, B., et al., 2010, *AJ*, 140, 1719
- [137] Salaris, M. & Weiss, A., 1997, *A&A*, 327, 107
- [138] Salaris, M., Weiss, A. & Percival, S.M., 2004, *A&A*, 414, 163
- [139] Sandage, A., Smith, L.L., 1966, *ApJ*, 144, 886
- [140] Santiago, B.X., 2009, *IAUS*, 256, 69
- [141] Santos Jr., J.F.C., Bica, E., Claria, J.J., Piatti, A.E., Girardi, L.A. & Dottori, H., 1995, *MNRAS*, 276, 1155
- [142] Santos Jr., J.F.C., Clariá, J.J., Ahumada, A.V., et al., 2006, *A&A*, 448, 1023
- [143] Sarajedini, A. & Demarque, P., 1990, *ApJ*, 365, 219
- [144] Sarajedini, A., Lee, Y.W. & Lee, D.H., 1995, *ApJ*, 450, 712
- [145] Schinnerer, E., Böker, T., Emsellem, E. & Lisenfeld, U., 2006, *ApJ*, 649, 181
- [146] Schommer, R.A., Suntzeff, N.B., Olszewski, E.W., Harris, H.C., 1992, *AJ*, 103, 447
- [147] Schwarzschild, M., 1958, *Ricerche Astronomiche*, 5, 204
- [148] Searle, L., Wilkinson, A. & Bagnuolo, W.G., 1980, *ApJ*, 239, 803

-
- [149] Shapley, H. & Lindsay, E., 1963, *IrAJ*, 6, 74
- [150] Sharma, S., Borissova, J., Kurtev, R., Ivanov, V.D. & Geisler, D., 2010, *AJ*, 139, 878
- [151] Smecker-Hane, T.A., Cole, A.A., Gallagher, J.S., Stetson, P.B., 2002, *ApJ*, 566, 239
- [152] Staveley-Smith, L., Kim, S., Clabretta, M.R., Hayness, R.F. & Kesteven, M.J., 2003, *MNRAS*, 339, 87
- [153] Stetson, P.B., Davis, L.E. & Crabtree, D.R., 1990, *ASPC*, 8, 289
- [154] Subramaniam, A. & Subramanian, S., 2009, *ApJ*, 703, 37
- [155] Subramanian, S. & Subramanian, A., 2010, *A&A*, 520, 24
- [156] Theis, C., 1998, in *Dynamics of Galaxies and Galactic Nuclei*, Proc. Ser. I.T.A., 2, 223
- [157] Udalski, A., Pietrzynski, G., Wozniak, P., Szymanski, M., Kubiak, M. & Zebur, K., 1998, *ApJ*, 509, 25
- [158] van den Bergh, S., 1981, *A&AS*, 46, 79
- [159] van den Bergh, S., 1991, *ApJ*, 369, 1
- [160] van den Bergh, S. & Hagen, G.L., 1968, *AJ*, 73, 569
- [161] van der Marel, R.P., 2001, *AJ*, 122, 1827
- [162] van der Marel, R.P., 2006, *The Local Group as an astrophysical laboratory Symposium*, 17, 47
- [163] van der Marel, R.P. & Cioni, M.L., 2001, *AJ*, 122, 1807
- [164] Westerlund, B.E., 1961, *Uppsala Ann.* 5, No. 1
- [165] Westerlund, B.E., 1990, *A&ARv*, 2, 29
- [166] Zaritsky, D., 2004, *ApJ*, 614, 37
- [167] Zaritsky, D., Harris, J. & Thompson, I., 1997, *AJ*, 114, 1002
- [168] Zhao, H.S., Evans, N.W., 2000, *AJ*, 545, 35
- [169] Zinn, R., 1985, *ApJ*, 293, 424

Capítulo 8

Agradecimientos

- En primer lugar quiero agradecerle profundamente a mi Director, **Juan J. Clariá**, quien desde el primer e-mail que le envié desde Alemania me aceptó con los “brazos abiertos” y me hizo sentir de inmediato parte del grupo. Por guiarme en este largo camino, enseñándome y acompañándome siempre. Porque desde un principio supo delinear un buen camino a recorrer y responder mis inquietudes, darme la libertad para investigar y aprender a mi modo y respetar mis tiempos. Por su GRAN entusiasmo por la investigación y la ciencia que contagian. Gracias profe!! Estaré agradecida de por vida!!
- A **Lilia Bassino**, quien me recibió en su casa durante un fin de semana largo dedicado al aprendizaje de la reducción de los datos mosaico. Gracias Lilia por tu dedicada enseñanza, por ser tan detallista y prolija, por las importantísimas recomendaciones y sugerencias que aliviaron y mejoraron este largo proceso. Mis actuales conocimientos acerca del procedimiento de limpieza de los datos mosaico, con toda su complejidad y cuidado, te lo debo a vos!!
- A **Doug Geisler**, por su generosidad en impartir conocimientos, por los valiosos consejos, y por entregarme los valiosos datos mosaico y la confianza de que haré un buen uso de ellos!!
- A **Simón Anún**, el mejor “system manager” que he conocido!! Por estar siempre ahí, haciendo todo lo posible para que todo funcione, por bancar la “vida propia” que a veces tiene mi máquina y resolver siempre todo. Gracias Simón, por las infinitas consultas y molestias, y los contra-tiempos y, en especial, por tu muy buena onda en responder a todo lo anterior!!
- A **Roger Leiton** quien estuvo a la par mía durante 2 semanas, en Concepción, enseñándome el “pipeline” para la reducción del mosaico. Lamentablemente,

decidimos no utilizarlo, pero me quedaron la infinidad de recomendaciones y detalles computacionales que me resultaron de gran utilidad.

- A **Andrés Piatti** por el programa de limpieza estadística de los diagramas color-magnitud, el cual permitió mejorar los resultados finales.
- A **Mercedes Gómez** por su buena disposición en impartir conocimientos, sus consejos y ayuda en “trámites”.
- Andrea y Celeste por hacerme sentir parte de este hermoso grupo y formar nuestro “club de fans de las Nubes de Magallanes”. Gracias **Andruchi** por tu gran paciencia en enseñarme todo de la espectroscopía (cuando yo recién cambié de rubro de astrónoma teórica a observacional), por pasar noches hermosas (independiente del clima) observando juntas en CASLEO y CTIO, por mis infinitas consultas y las valiosas discusiones. Andruchi, sos una hermosa amiga y te llevo en mi corazón!!
- A **Celeste**, por nuestro continuo intercambio de ideas y de conocimientos, por sus valiosos apuntes de “reducción de espectros” y del DAOPHOT II. Por ser mi compañera de oficina y “bancar” mis broncas y días malos como también compartir mis alegrías y emociones. Gracias amiga, por muchos lindos recuerdos.
- A **Luciana**, por nuestros largos años de amistad y por estar siempre cuando la necesitaba. Por sus consejos, su enorme cariño y paciencia, y el empuje continuo a que todo se puede!! Gracias Lu!!!
- Al personal de observatorio en general, por todo lo que de una u otra manera aportaron para que yo pueda realizar y terminar este trabajo.
- A mis amigas y hermanas del alma **Mabel** y **Mali**, por la continua preocupación y ánimo. Por la infinidad de veces que me extendieron la mano sólo para aliviarme y verme tranquila. Porque con ellas “bajo a Tierra” y me relajo. Gracias chicas!! Las quiero un montón!!
- A **mis padres** que desde tan lejos están más cerca que nunca, con su gran cariño, su apoyo y la confianza que siempre depositaron en mí. La distancia nunca lo pudo, estamos unidos en nuestros corazones!!
- A **Germán**!! Porque sin tu infinito apoyo no podría haber completado este gran esfuerzo!! Por aguantar mis muchísimos viajes y hacerte cargo absolutamente de todo!! Porque tuve la libertad de crecer y disfrutar de esta hermosa profesión a mi manera y, vos a mi lado, como siempre. Te quiero!!

- Para el último deje lo más importante para mi... mis preciosos **Dami, Noita** y **Yaeli!!** Gracias mis chiquitos por aguantar y perdonar mis ausencias y mi estrés, por quererme tanto y demostrarlo siempre!! Porque sin ustedes la vida no tiene sentido!!