



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis Doctoral

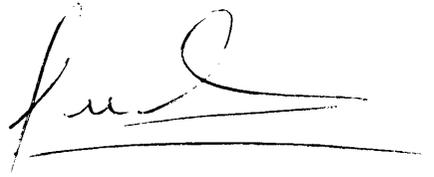
Estudio Comparativo de Sistemas de Cúmulos Globulares Extragalácticos

Lic. Favio Raúl Faifer

Director: Dr. Juan Carlos Forte

Abril de 2006

Tesista: Lic. Favio Raúl Faifer



Director: Dr. Juan Carlos Forte



Co-director:

Tribunal examinador: Dr. Sergio Aldo Cellone



Dr. Esteban Bajaja

Dr. Hernán Muriel

A Eleonora y Ana

Índice general

| | |
|--|-----------|
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. Generalidades de los Cúmulos Globulares | 1 |
| 1.2. Sistemas de Cúmulos Globulares | 1 |
| 1.3. Objetivos | 6 |
| 2. La muestra de galaxias | 7 |
| 3. Las observaciones | 13 |
| 3.1. Los detectores | 13 |
| 3.2. El formato de las imágenes | 14 |
| 3.3. Filtros presentes en GMOS | 15 |
| 3.4. Observaciones directas | 17 |
| 4. Reducciones y fotometría | 20 |
| 4.1. Proceso de reducción | 20 |
| 4.2. Fotometría | 24 |
| 4.2.1. Modelado y sustracción del halo de las galaxias | 25 |
| 4.2.2. Detección con SExtractor y Fotometría PSF con Daophot | 28 |
| 4.2.3. Clasificación y selección de objetos | 32 |
| 4.2.4. Fotometría de los objetos resueltos | 38 |
| 4.2.5. Calibraciones y catálogos finales | 38 |
| 4.2.6. Experimentos de completitud | 48 |
| 5. Selección de los candidatos a CGs | 54 |
| 6. El campo de comparación | 69 |
| 7. Distribución de colores integrados | 76 |
| 8. Perfiles de distribución espacial | 86 |
| 9. Gradientes de color y los halos de las galaxias | 93 |
| 10. Interpretación de la bimodalidad | 96 |
| 10.1. La relación color-[Fe/H]- α -Z | 96 |
| 10.2. Modelos simples en dos fases | 97 |
| 10.3. Cociente $[\alpha/\text{Fe}]$ | 100 |
| 10.4. Resultados de los modelos | 101 |

| | |
|---|------------|
| 10.4.1. Efecto de los parámetros de los modelos | 101 |
| 10.4.2. Efectos de los cocientes de abundancias $[\alpha/Fe]$ | 102 |
| 10.4.3. Discusión de los resultados | 102 |
| 11. Conclusiones | 106 |
| A. Tareas utilizadas para la reducción de las imágenes | 110 |

Índice de figuras

| | |
|---|----|
| 2.1. Imágenes DSS2 en el filtro R de NGC 4649, NGC 3923, NGC 524, NGC 3115 y NGC 3379 | 12 |
| 3.1. Disposición de los detectores GMOS - 3 amp. | 15 |
| 3.2. Disposición de los detectores GMOS - 6 amp. | 15 |
| 3.3. Curvas de transmisión de los filtros u' , g' , r' , i' y z' | 16 |
| 3.4. Ejemplo - observación GMOS-N en modo imagen | 18 |
| 3.5. Comparación entre los filtros u' , g' , r' , i' , z' y los U , B , V , R , I | 18 |
| 4.1. Ejemplo - <i>Bias</i> GMOS-N en modo imagen | 21 |
| 4.2. Ejemplo - <i>Flats</i> GMOS-N en modo imagen | 21 |
| 4.3. Ejemplo - <i>Fringe</i> GMOS-S en modo imagen | 22 |
| 4.4. Ejemplo - Corrección del <i>fringing</i> , GMOS-S en modo imagen | 23 |
| 4.5. Efecto de la presencia de un gradiente espacial, sobre la estimación de valores de cielo. | 25 |
| 4.6. Imágenes puntuales bajo diferentes condiciones de <i>seeing</i> | 29 |
| 4.7. Índice de Estelalidad | 33 |
| 4.8. Residuos de la sustracción de la <i>psf</i> en objetos resueltos. | 35 |
| 4.9. Envolventes | 36 |
| 4.10. NGC 4649: Errores en las magnitudes y colores de los objetos puntuales en | 41 |
| 4.11. NGC 3923: Idem figura 4.10 | 41 |
| 4.12. NGC 524: Idem figura 4.10 | 42 |
| 4.13. NGC 3115: Idem figura 4.10 | 42 |
| 4.14. NGC 3379: Idem figura 4.10 | 43 |
| 4.15. NGC 4649: Diagramas color-magnitud de los objetos puntuales y extendidos. | 43 |
| 4.16. NGC 3923: Idem figura 4.15 | 44 |
| 4.17. NGC 524: Idem figura 4.15 | 45 |
| 4.18. NGC 3115: Idem figura 4.15 | 46 |
| 4.19. NGC 3379: Idem figura 4.15 | 47 |
| 4.20. Objetos artificiales generados para los experimentos de completitud | 48 |
| 4.21. NGC 4649: Curvas de completitud para los campos observados | 50 |
| 4.22. NGC 3923: Idem figura 4.21 | 50 |
| 4.23. NGC 524: Idem figura 4.21 | 51 |
| 4.24. NGC 3115: Idem figura 4.21 | 51 |
| 4.25. NGC 3379: Idem figura 4.21 | 52 |
| 4.26. Objetos artificiales erróneamente clasificados | 52 |
| 5.1. NGC 4649: Diagrama color-magnitud | 56 |

| | | |
|-------|--|-----|
| 5.2. | NGC 3923: Diagrama color-magnitud. | 58 |
| 5.3. | NGC 3923: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($g'-r'$). | 58 |
| 5.4. | NGC 3923: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($r'-i'$). | 59 |
| 5.5. | NGC 3923: Diagrama color-color ($g'-r'$) vs. ($r'-i'$). | 59 |
| 5.6. | NGC 524: Diagrama color-magnitud. | 61 |
| 5.7. | NGC 524: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($g'-r'$). | 61 |
| 5.8. | NGC 524: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($r'-i'$). | 62 |
| 5.9. | NGC 524: Diagrama color-color ($g'-r'$) vs. ($r'-i'$) | 62 |
| 5.10. | NGC 3115: Diagrama color-magnitud | 64 |
| 5.11. | NGC 3115: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($g'-r'$). | 64 |
| 5.12. | NGC 3115: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($r'-i'$). | 65 |
| 5.13. | NGC 3115: Diagrama color-color ($g'-r'$) vs. ($r'-i'$). | 65 |
| 5.14. | NGC 3379: Diagrama color-magnitud | 67 |
| 5.15. | NGC 3379: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($g'-r'$). | 67 |
| 5.16. | NGC 3379: Diagrama color-color ($g'-i'$) vs. ($r'-i'$). | 68 |
| 5.17. | NGC 3379: Diagrama color-color ($g'-r'$) vs. ($r'-i'$). | 68 |
| | | |
| 6.1. | Campo de comparación | 70 |
| 6.2. | Diagramas color-magnitud del campo de comparación | 71 |
| 6.3. | William Herschel Deep Field | 72 |
| 6.4. | Diagrama color-magnitud del WHDF | 73 |
| 6.5. | Complejidad del campo de Comparación: el WHDF | 74 |
| 6.6. | Conteos de objetos en el campo de comparación y en el William Herschel Deep Field | 74 |
| | | |
| 7.1. | Histogramas de color | 79 |
| 7.2. | Histogramas de color compensados | 80 |
| 7.3. | Histogramas de color en distintos rangos radiales y de brillo para NGC 4649. | 81 |
| 7.4. | Idem 7.3 para NGC 3923 | 82 |
| 7.5. | Idem 7.3 para NGC 524 | 83 |
| 7.6. | Idem 7.3 para NGC 3115 | 84 |
| 7.7. | Idem 7.3 para NGC 3379 | 85 |
| | | |
| 8.1. | Posiciones de los CGs con respecto a NGC 4649 | 87 |
| 8.2. | Posiciones de los CGs con respecto a NGC 3923 | 88 |
| 8.3. | Posiciones de los CGs con respecto a NGC 524 | 89 |
| 8.4. | Posiciones de los CGs con respecto a NGC 3115 | 90 |
| 8.5. | Posiciones de los CGs con respecto a NGC 3379 | 91 |
| 8.6. | Distribución espacial de los CGs | 92 |
| | | |
| 9.1. | Perfiles de color | 95 |
| | | |
| 10.1. | Histogramas ($C - T_1$) correspondientes a M87 y NGC 1399 | 98 |
| 10.2. | Modelos simples | 104 |

Índice de cuadros

| | |
|---|-----|
| 2.1. Muestra de galaxias | 7 |
| 3.1. Características del detector GMOS-Norte | 14 |
| 3.2. Características del detector GMOS-Sur | 14 |
| 3.3. Filtros disponibles en GMOS-Norte | 16 |
| 3.4. Filtros disponibles en GMOS-Sur | 17 |
| 3.5. Observaciones | 19 |
| 4.1. Número total de objetos resueltos y no resueltos hallados en los distintos campos. Se han considerado únicamente objetos con $i' < 24$ | 37 |
| 4.2. Puntos de cero “CP” y constantes “k” de extinción atmosférica. | 39 |
| 4.3. Diferencias de puntos de cero entre los distintos campos observados en cada sistema. | 40 |
| 4.4. Niveles correspondientes al 50% y 90% de completitud en las magnitudes i' | 53 |
| 6.1. Posiciones galácticas de los objetos observados | 69 |
| 10.1. Parámetros correspondientes a los modelos presentados para M87 y NGC 1399 | 103 |

Resumen

Los Cúmulos Globulares (CGs) se encuentran entre los objetos más antiguos del Universo cuyas edades pueden ser establecidas con cierta exactitud. Estas indican que su formación ha tenido lugar hace unos 12-15 mil millones de años. Adicionalmente, los CGs son objetos relativamente simples en comparación con otros sistemas estelares. Por ejemplo, el contenido estelar de cada uno de ellos representa una población estelar con una única edad y una composición química homogénea (ω Centauri es probablemente una excepción a esto, ya que existen indicios de la existencia de varias poblaciones estelares en dicho cúmulo. Sin embargo, la naturaleza exacta de este objeto permanece aun en discusión). Por otro lado, dada su alta luminosidad integrada, los CGs son observables a grandes distancias, y permiten obtener información útil acerca de aquellas regiones de las galaxias donde el brillo de la componente estelar es demasiado bajo como para permitir estudios directos (en especial a R_{gal} grandes, donde se espera que domine la llamada Materia Oscura). Todo esto, junto con la aparición de instrumentos de nueva generación, ha posibilitado que el estudio de los CGs y de los sistemas que ellos conforman, haya ganado protagonismo durante las últimas décadas, y que sea cada vez más aceptada la idea de que los mismos representan verdaderos registros “arqueológicos” de las etapas de formación de las galaxias que los alojan.

En el contexto recién mencionado se intenta en esta Tesis, hacer un aporte al conocimiento general de los Sistemas de Cúmulos Globulares (SCGs). Con tal fin, se ha desarrollado un plan de trabajo que hace uso de información que se ha obtenido mediante los Telescopios Gemini Norte y Gemini Sur, y el Espectrógrafo Multi-Objeto, conocido como GMOS por sus siglas en inglés. Utilizando dicho instrumento, se han observado a lo largo de varios semestres un conjunto de SCGs correspondientes a cinco galaxias de tipo E y S0, a través de los filtros g' , r' e i' . Dichas galaxias fueron elegidas de manera tal de contar con objetos pertenecientes a cúmulos ricos y grupos, así como también, objetos de campo. La muestra completa de sistemas esta constituida por NGC 4649, NGC 3923, NGC 524, NGC 3115, y NGC 3379. Las luminosidades de éstas galaxias varían entre $M_B = -21.43$ mag y $M_B = -19.94$ mag. Este conjunto de datos observacionales fue obtenido en el contexto de una colaboración internacional que plantea conseguir información fotométrica y espectroscópica de un conjunto de SCGs Extragalácticos mediante los instrumentos mencionados.

La metodología empleada en esta Tesis involucró la utilización de una serie de programas específicos para el tratamiento de imágenes, propios del instrumento utilizado (algunos todavía en etapas de desarrollo), así como también, el programa SExtractor. Se hizo uso de varias de las facilidades presentadas por este último, y de tareas tales como Phot y Daophot de IRAF. Además de ello se emplearon una serie de programas por nosotros desarrollados para facilitar el análisis de los resultados. Se ha puesto énfasis en el tratamiento homogéneo de los datos, asegurando así la posibilidad de realizar comparaciones directas entre los distintos SCGs observados.

Los aspectos analizados en esta muestra se resumen en los siguientes puntos:

- Identificación de los candidatos a CGs.
- Distribución de brillos y colores integrados de dichos candidatos.

- Estimación de los niveles de contaminación producida por objetos de campo a lo largo de la visual a los SCGs estudiados.
- Morfología de los histogramas de color (frecuentemente, pero no siempre bimodales) en función de la magnitud y el radio R_{gal} .
- Densidades proyectadas sobre el cielo y sus incertidumbres.
- Obtención de los perfiles de colores de los halos de las galaxias en las regiones internas (donde los errores en la estimación del nivel de cielo adoptado tiene un efecto despreciable sobre los mismos).
- Gradientes de colores medios de las poblaciones de CGs en función del R_{gal} .

La existencia del fenómeno de la bimodalidad en los colores integrados de los SCGs, y su interpretación como el resultado de la existencia de dos poblaciones de cúmulos globulares, ha producido un fuerte impacto sobre las teorías de formación de dichos sistemas y de las galaxias que los alojan. Por esto, hemos realizado un intento de discutir la interpretación de dicho fenómeno mediante la utilización de los llamados Modelos Simples de Evolución Química. Para ello, se han empleado datos fotométricos pertenecientes a NGC 1399 y NGC 4486 (M87) obtenidos empleando los filtros C y T_1 del sistema de Washington. La razón de la inclusión de tales datos responde al hecho de que el índice $(C - T_1)$ muestra una excelente sensibilidad a la metalicidad, lo cual nos permite separar con claridad las posibles dos poblaciones de CGs. Ello, junto con la gran cantidad de CGs que presentan las dos galaxias mencionadas, hacen de ésta una combinación ideal para tal tipo de análisis.

Los resultados obtenidos muestran que los histogramas de color no son capaces de acotar los valores de todos los parámetros libres de dichos modelos. Sin embargo, sí proveen fuerte evidencia de una gran diferencia en las dispersiones de las distribuciones de metales de cada subpoblación. Además de esto, nos dan algunos indicios claros sobre la forma en que se contaminan mutuamente dichas poblaciones en los diagramas color-magnitud.

La obtención y análisis de este importante volumen de información constituye un verdadero aporte original debido al carácter inédito de los datos, y al hecho de que plantea la exploración de distintas técnicas tendientes a obtener el mejor resultado posible en los diferentes aspectos mencionados anteriormente. Así mismo, constituye una etapa importante y necesaria para el análisis posterior de los datos cinemáticos y de poblaciones estelares con los que se cuenta, y de aquellos que podrían obtenerse a futuro en el marco de la colaboración internacional mencionada anteriormente. Todo esto permitirá vislumbrar cuál es el escenario más plausible para la formación de los SCGs y su vinculación con la historia de formación de las galaxias mismas.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Generalidades de los Cúmulos Globulares

Los Cúmulos Globulares (CGs) son conglomerados estelares gravitacionalmente ligados (es decir, sus estrellas individuales se mueven en torno al centro de masa del propio cúmulo), con masas típicas de $10^4 - 10^6 M_{\odot}$, lo que corresponde a luminosidades de entre $M_V = -5$ y -10 . Su apariencia es básicamente esférica, y dado que el radio que encierra la mitad de la luz de cada cúmulo, r_h , es de unos $2 - 3$ pc, constituyen objetos compactos cuyas densidades centrales pueden alcanzar valores de hasta 1000 estrellas por parsec cúbico.

La Vía Láctea contiene unos 150 CGs (Harris, 1996). En ella, podemos encontrar CGs tanto en las cercanías del centro galáctico como en las zonas más apartadas del halo (por ejemplo, AM 1 presenta un $R_{gal} \sim 123.2$ kpc). Este conjunto de cúmulos conforma una estructura aproximadamente esferoidal en torno del centro galáctico y muestran una marcada concentración hacia el mismo.

Los CGs presentan algunas diferencias de apariencia entre ellos: hay objetos muy concentrados y esféricos (M3, NGC 2808), algunos más achatados (M19), y otros muy difusos (Pal 7). Sin embargo, las características más sobresalientes que la mayoría de estos objetos comparte (y que serán comentadas con mayor detalle más adelante) son básicamente dos:

- Los CGs se encuentran entre los objetos más antiguos conocidos en el Universo. Sus edades promedio están en el rango de 12 a 15 mil millones de años.
- Sus estrellas constituyentes se formaron todas al mismo tiempo y, prácticamente, con las mismas propiedades químicas.

A esto deberíamos agregar que, en primera aproximación, los CGs constituyen las estructuras dinámicas más simples de estudiar.

1.2. Sistemas de Cúmulos Globulares

Se denomina *Sistema de Cúmulos Globulares* (SCG) al conjunto de CGs que pertenece a una dada galaxia. Dichos sistemas están presentes en casi todas las galaxias observadas y, como ya hemos mencionado, la mayoría de las estimaciones de edades de sus integrantes indican que los mismos están entre los objetos más antiguos del Universo. Existe además, un número creciente de evidencias que apoyan la idea de que cada brote importante de

formación estelar (aquellos que han creado los esferoides en el Universo), está acompañado por la formación de CGs. Esto último explicaría tanto la existencia de algunos candidatos a CGs jóvenes (generados en interacciones y fusiones recientes), como las distintas correlaciones halladas entre las propiedades de los SCGs y las de las galaxias que los alojan. Por todo ello, se cree que los CGs pueden brindar importantes claves sobre las condiciones físicas y químicas que imperaban en el momento de la formación de las galaxias, así como también de los eventos más significativos de su evolución, tales como los fenómenos de fusiones ocurridos en el pasado.

Otra de las características relevantes de los SCGs es que, al igual que en la Vía Láctea, éstos suelen ser muy extendidos. Por tal razón, permiten obtener información cinemática y dinámica de regiones donde la luz del halo es demasiado débil como para ser estudiada en forma directa. De esta forma los CGs se convierten en verdaderas *partículas de prueba* que nos proveen información diversa de las galaxias que los albergan.

Entre las propiedades fundamentales de cualquier SCG se encuentran el número total de CGs, N_t , y la extensión física total del mismo. N_t suele obtenerse suponiendo que la forma de la Función de Luminosidad de los CGs (FLCGs), definida como el número de CGs por unidad de magnitudes en algún filtro (dN/dM), es universal. Esta función es usualmente ajustada en forma aceptable por una gaussiana:

$$\phi(m) = \frac{1}{(2\pi)^{1/2}\sigma} \exp -\frac{(m - m_0)^2}{2\sigma^2} \quad (1.1)$$

o una función t_5 :

$$\phi(m) = \frac{8}{(3\sqrt{5}\pi\sigma)} \left(1 + \frac{(m - m_0)^2}{5\sigma^2}\right)^{-3} \quad (1.2)$$

Estas son funciones simétricas con dos parámetros libres (σ y m_0), que presentan un máximo en una magnitud absoluta típica m_0 que es llamada *turn-over*. Así, conociendo el número total de CGs en la mitad más luminosa de la FLCGs (el extremo débil es muy difícil de alcanzar por varios factores), obtenemos N_t multiplicando por dos dicha cantidad. Este valor varía entre unos pocos CGs o cero para las galaxias menos masivas (e.g. Lotz et al., 2004), y varios miles para las galaxias más brillantes tales como NGC 1399 (e.g. Ostrov, Forte y Geisler, 1998). En cuanto a la extensión de los SCGs, éstos pueden alcanzar varias decenas de kpc, o incluso, en el caso de las galaxias masivas y centrales de los cúmulos de galaxias, llegar a extensiones de cientos de kpc. Un ejemplo de esto último es NGC 1399, una de las galaxias mejor estudiadas hasta el momento, la cual cuenta con un SCG que se extiende por lo menos hasta unos 250 kpc de la misma (Bassino et al., 2006). En este sentido cabe formularse la pregunta, aún sin respuesta, de si estos CGs pertenecen a NGC 1399, o forman parte de una población común de CGs que responde al potencial del Cúmulo de Fornax más que a una galaxia en particular. De ser así, estaríamos frente a una población de CGs intracúmulo (Bassino et al., 2003).

Una forma muy útil de comparar los diferentes SCGs es utilizando la llamada *Frecuencia Específica*, S_n (Harris y van der Bergh, 1981), definida como el cociente entre N_t y la luminosidad de la galaxia que los alberga, normalizada a $M_V = -15$. Esto es,

$$S_n = \frac{N_t}{10^{-0.4(M_V+15)}} \quad (1.3)$$

Si bien este parámetro presenta alguna dispersión, el mismo toma valores bastante acotados y restringidos a un rango no muy amplio. Los valores típicos de S_n para sistemas bien estudiados son 1 para galaxias espirales y lenticulares (Barmby, 2003), 3 para elípticas en medios poco densos, y 6 para galaxias cD tales como NGC 1399 (Ostrov, Forte y Geisler, 1998). Sin embargo, en el extremo de bajas luminosidades es posible encontrar algunos casos donde S_n es alta, tal y como sucede en la mayoría de las galaxias enanas, las cuales muestran valores de entre 3 y 8, similares a los hallados para elípticas gigantes (Durrell et al., 1996). Dado que cada tipo de galaxia presenta un desafío distinto a la hora estudiar sus SCGs, es posible pensar que parte de la dispersión observada en S_n para un tipo dado de galaxia, tenga su origen en errores en la determinación ya sea de los brillos integrados o del número total de CGs del sistema.

Un aspecto desfavorable en la utilización de S_n para comparar los SCGs pertenecientes a diferentes tipos de galaxias, es que esto es estrictamente posible sólo si dichas galaxias presentan valores similares de la relación M/L . Por ello, es más conveniente utilizar el parámetro T (Zepf y Ashman, 1993):

$$T = \frac{N_t}{M_G/10^9 M_\odot} \quad (1.4)$$

donde M_G es la masa total de la galaxia a la que pertenecen los CGs. Sin embargo, la utilización de tal parámetro plantea la dificultad de que, en general, desconocemos la M_G , y que únicamente es posible medir la luminosidad total L . Por ello, si desconocemos la relación M/L precisa de las galaxias, nos vemos usualmente obligados a utilizar aproximaciones.

Desde el punto de vista observacional, el estudio de los SCGs se inició con trabajos pioneros como los de Hanes (1977), y Forte, Strom y Strom (1981). Desde ese entonces, dicha área se ha visto favorecida en varias ocasiones por distintos avances de carácter tecnológico. El primero de ellos fue probablemente la aparición de los CCD (*Charge-Coupled Devices*), los cuales posibilitaron la obtención de fotometría más precisa que la provista por las antiguas placas fotográficas. Sin embargo, durante muchos años, el escaso cubrimiento areal brindado por dichos detectores, constituyó una limitación importante a la hora de encarar estudios de sistemas extendidos como lo son los SCGs. Dicha limitación ha comenzado a ser superada en los últimos tiempos, dado que han surgido arreglos de CCDs tales como el MOSAIC de CTIO, que permiten cubrir áreas de hasta $35' \times 35'$.

Otro impulso importante para las observaciones lo constituyó la puesta en órbita del Telescopio Espacial Hubble (HST) en la década del '90. Si bien este telescopio cuenta con un campo de visión reducido ($2.5' \times 2.5'$), tiene la enorme ventaja de no sufrir la degradación de la imagen generada por la atmósfera terrestre. La *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2), con la que fue equipado dicho instrumento, proveyó la resolución y precisión necesarias para identificar en forma segura, los candidatos a CGs hasta distancias tan grandes como el cúmulo de galaxias de Virgo (17 Mpc). Incluso a esas distancias, los CGs se encuentran resueltos o marginalmente resueltos de manera tal que es posible identificarlos con gran seguridad. Trabajos tales como los de Gebhardt y Kissler-Patig (1999), Larsen et al. (2001), y Kundu y Whitmore (2001) hicieron uso de tales ventajas, desarrollando estudios sobre una amplia muestra de sistemas de tipo temprano.

En este sentido no podemos dejar de mencionar los últimos estudios realizados utilizando la ACS (*Advanced Camera for Surveys*) con la que fue equipado recientemente el HST (Peng et al., 2006; Strader et al., 2006; Harris et al., 2006). Ella permitió llevar adelante

un estudio sistemático de los SCGs pertenecientes a 100 galaxias del cúmulo de Virgo, y actualmente se encuentra en progreso un estudio similar para Fornax. Dicha cámara presenta un campo de visión ligeramente mayor que la WFPC2 ($3'.3 \times 3'.3$), pero su principal ventaja es el excelente muestreo de la *Point Spread Function* (*psf*), lo cual permite obtener fotometría de mayor calidad.

Por su parte, los telescopios terrestres de última generación como Keck, VLT y Gemini combinan una gran superficie colectora (8 a 10 m de diámetro) con alta calidad de imagen, y la capacidad de obtener espectros de decenas de objetos en forma simultánea. Hasta la aparición de estos telescopios, la determinación de metalicidades estaba principalmente restringida a estudios de tipo fotométrico, y sólo era posible obtener espectros de los objetos más cercanos. Actualmente, con la ayuda de dichos telescopios, es posible encarar estudios tendientes a obtener estimaciones espectroscópicas de metalicidades y edades de SCGs ubicados a distancias tales como Virgo y Fornax.

Entre los descubrimientos observacionales más significativos de los últimos años en relación a los SCGs, se cuenta el reconocimiento de que una gran cantidad de estos sistemas muestran distribuciones bimodales de color (e.g. Zepf y Ashman, 1993; Ostrov, Geisler y Forte, 1993). Esto es, los diagramas color-magnitud de dichos sistemas muestran dos grupos de cúmulos globulares: los llamados *azules*, y los *rojos*. De hecho, prácticamente todos los SCG masivos estudiados hasta la fecha con alta calidad de imagen, y donde se ha podido realizar fotometría profunda, resultan bimodales (Geisler, Lee y Kim, 1996; Larsen et al., 2001; Kundu y Whitmore, 2001, Peng et al., 2006).

La importancia de dicho descubrimiento reside en que la existencia de tal fenómeno en los colores integrados, estaría reflejando la presencia de por lo menos dos poblaciones de CGs en dichas galaxias. Esta característica se ve acentuada en la Vía Láctea y en M31 por el hecho de que para estas galaxias se cuenta con una amplia muestra de metalicidades espectroscópicas, las cuales resultan ser también claramente bimodales (Côté, 1999; Harris, 2000). Esto, junto con el hecho de que los CGs serían básicamente objetos antiguos (edades > 10 Gyr), estaría indicando que probablemente la bimodalidad en la distribución de colores esté reflejando principalmente dos poblaciones diferenciadas por su contenido de metales. Así, tenemos entonces la llamada *población azul*, de bajo contenido de metales, y la *población roja*, de mayor contenido de metales. Esto se ve sustentado además por estudios espectroscópicos de CGs pertenecientes a otras galaxias, donde los resultados indican edades relativas indistinguibles dentro de algunos Gyr (Strader et al., 2005).

Recientemente ha surgido una interpretación alternativa presentada por Yoon et al. (2006) y Richtler (2006). En estos trabajos se sugiere que la bimodalidad en la distribución de colores integrados de los SCGs es únicamente el resultado de la no linealidad de la relación color-metalicidad. Es decir, dependiendo de la forma funcional de dicha transformación, es posible partir de distribuciones en $[Fe/H]$ prácticamente unimodales, y llegar a distribuciones de colores integrados como los observados. Este planteo reproduce muy bien algunos aspectos tales como las correlaciones entre los colores medios de cada población de CGs y la luminosidad de la galaxia. Sin embargo, no sólo lo expuesto más arriba apoya la realidad de la existencia de dichas subpoblaciones, sino también los estudios de gran campo y cinemáticos que indican que ellas conforman dos grupos claramente diferenciados espacial y cinemáticamente. En el caso de la Vía Láctea y M31, se encuentra que los CGs ricos en metales forman una estructura más bien asociada al bulbo-disco de la galaxia, mientras que los CGs pobres en metales conforman una estructura más extendida vinculada al halo. En las galaxias elípticas parece repetirse este patrón, mostrando que

la población roja es espacialmente más concentrada y asociada al bulbo de las mismas, mientras que la población azul se presenta más extendida y asociada nuevamente al halo.

Todas las características mencionadas hasta aquí tienen un fuerte impacto sobre las teorías de formación de galaxias y de sus SCGs. En tal sentido, existen básicamente tres propuestas fundamentales que intentan dar cuenta de la mayor cantidad posible de estos aspectos. La primera de ellas plantea que los SCGs observados hoy en día tienen su origen en las fusiones de galaxias de disco ricas en gas (Schweizer, 1987; Ashman y Zepf, 1992; Zepf et al., 1999). En este escenario, los CGs azules se habrían formado muy temprano en la historia de los discos progenitores, y serían aportados por ellos durante los eventos de fusión. Los CGs rojos, en cambio, se formarían posteriormente, durante la fusión, a partir del gas rico en metales existente en dichos discos.

El segundo escenario a mencionar plantea que ambas poblaciones de CGs se habrían originado durante el colapso de la galaxia en formación (Forbes et al., 1997). En este caso, la formación de los CGs azules se habría dado de manera temprana, durante el colapso de las nubes protogalácticas, mientras que los CGs rojos lo habrían hecho con posterioridad, a partir de material enriquecido, y junto con la mayor parte de las estrellas de la galaxia. Este escenario plantea la existencia de un corte o pausa en la historia de formación de las galaxias, de manera tal de interrumpir dicho proceso y dar lugar a que el medio se enriquezca antes de generar la población roja. Originalmente estos autores propusieron como responsable de este corte a la acción de las supernovas. Sin embargo, más recientemente, otros autores han planteado la posibilidad de que la reionización haya jugado un papel importante en tales procesos (Santos, 2003).

El tercer y último escenario plantea, por su parte, que los CGs rojos se formarían durante el colapso de la misma galaxia, mientras que los azules serían obtenidos a partir de la acreción no disipativa de pequeños satélites (Coté et al., 1998).

Todos estos escenarios son exitosos en algunos aspectos, pero fallan en otros. Es por ello que actualmente se acepta la idea de que los tres procesos jugarían algún papel durante la formación de los SCGs. Por otro lado, día a día se torna más evidente la necesidad de incluir un marco de trabajo cosmológico para obtener un modelo que pueda dar cuenta de varias de las características de tales sistemas. Esto ya había sido sugerido por Peebles y Dicke (1968), pero los primeros intentos en tal sentido han sido presentados en el trabajo de Beasley et al. (2002), y Pellizza et al. (2003). Por otro lado, queda claro de lo expuesto arriba, que el conocimiento preciso de edades, composición química, cinemática, etc., es un camino promisorio para poder discernir cuál es el modelo que mejor describe las características actuales de los SCGs.

Entre los desafíos que plantean los SCGs y que deben ser explicados por las teorías de formación de los mismos, se encuentra la relación que existe entre dichos sistemas y los halos de las galaxias a las que pertenecen. Las ideas actuales al respecto no son aún muy claras, aunque la evidencia de tales relaciones han ido aumentando en los últimos años (Forte et al., 1981; Forbes y Forte, 2001). En tal sentido, es muy importante el trabajo de Harris y Harris (2002), donde se obtienen distribuciones de metalicidad de las estrellas del halo de NGC 5128. Dichas distribuciones pueden ser luego comparadas con las correspondientes a los propios CGs. De este tipo de comparación han surgido algunas ideas que indican que ambas distribuciones son marcadamente distintas. Más recientemente, Forte et al. (2005) exploran la posibilidad de que las estrellas del halo de NGC 1399 compartan las características de bimodalidad presentada por su SCGs. La idea fundamental detrás de este esquema es que cada conjunto de CGs se encuentra asociado a una población estelar difusa

que comparte características tales como la metalicidad. De esta forma encuentran para la población del halo de dicha galaxia, una distribución de metalicidades muy similar a la observada en NGC 5128. Tal escenario muestra, además, que el perfil de brillo, el gradiente de color, y la S_n correspondiente a dicha galaxia, son compatibles con la existencia de dos poblaciones estelares dominantes.

1.3. Objetivos

En esta Tesis se realiza un estudio fotométrico de un conjunto de SCGs pertenecientes a galaxias de diferentes morfologías. En tal sentido, se analizan las poblaciones de CGs en términos del color y de su distribución espacial. Se discute además, la conexión de dichos objetos con los halos de las galaxias que los alojan, y se buscan indicios que permitan develar la probable historia de enriquecimiento químico de las mismas a través de la interpretación del fenómeno de la bimodalidad. Para lograr tales objetivos se utilizan observaciones recientes obtenidas con los nuevos Telescopios Gemini Norte y Gemini Sur. Dicha muestra de galaxias se complementa con datos fotométricos de dos objetos, NGC4486 (M87) y NGC 1399. Esto nos permite contar en nuestra muestra de galaxias a estudiar, con un par de objetos masivos y ubicados en las proximidades del centro de dos cúmulos de galaxias (Virgo y Fornax, respectivamente), las cuales presentan una gran población de CGs.

Además de lo mencionado, los datos fotométricos presentados en esta Tesis constituyen en sí mismos un verdadero aporte original debido a su carácter inédito, y al tratamiento homogéneo que de ellos se realiza. Constituyendo de esta forma, una excelente base de datos para estudios espectroscópicos de los SCGs aquí estudiados.

Capítulo 2

La muestra de galaxias

La muestra de galaxias se eligió con el fin de abarcar una variedad de SCGs asociados a galaxias de tipo temprano. En ella se incluyen objetos de luminosidad considerable, como NGC 4649, y otros de menor luminosidad, tal como NGC 3379. En la tabla 2.1 se presentan algunos datos relevantes de los objetos observados, y a continuación se brindan resultados de estudios previos hallados en la literatura correspondientes a dichos SCGs:

Cuadro 2.1: Muestra de galaxias

| Objeto | α_{J2000} (1) | δ_{J2000} (1) | Tipo(1) | B_T^0 (2) mag | M_B (3) mag | E_{B-V} (4) | m-M (5) | Distancia (6) Mpc |
|----------|----------------------|----------------------|---------|--------------------|------------------|---------------|------------|----------------------|
| NGC 4649 | 12:43:39.7 | +11:33:09.4 | E2 | 9.70 | -21.43 | 0.026 | 31.13±0.15 | 16.83 |
| NGC 3923 | 11:51:01.8 | -28:48:22.0 | E4-5 | 10.62 | -21.18 | 0.083 | 31.80±0.28 | 22.91 |
| NGC 524 | 01:24:47.7 | +09:32:20.0 | S0 | 11.17 | -20.73 | 0.083 | 31.90±0.20 | 23.99 |
| NGC 3115 | 10:05:14.1 | -07:43:07.0 | S0 | 9.74 | -20.19 | 0.047 | 29.93±0.09 | 9.68 |
| NGC 3379 | 10:47:49.6 | +12:34:54.0 | E1 | 10.18 | -19.94 | 0.024 | 30.12±0.11 | 10.57 |

Fuentes de las que se obtuvieron los datos:

(1)=NASA Extragalactic Data base (<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>)

(2)=Obtenidas del catálogo RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991)

(3)=Obtenidas a partir de B_T^0 y $m - M$

(4)=Schlegel et al. (1998)

(5)=Tonry et al. (2001)

(6)=Obtenidas a partir de $m - M$

NGC 4649 Esta galaxia elíptica gigante de tipo E2, pertenece al cúmulo de Virgo y es conocida también como M60. La misma se ubica en un subgrupo hacia el Este de la concentración principal de dicho cúmulo, y como podemos ver en la figura 2.1, se encuentra acompañada por la galaxia espiral NGC 4647 (unos 2.5' hacia el NO). No hay fuerte evidencia de interacción entre estos objetos, y White, Keel y Conselice (2000) no encuentran ninguna evidencia de enrojecimiento de NGC 4647 sobre el halo de NGC 4649. Esto último estaría indicando que posiblemente, NGC 4649 se halle entre nosotros y NGC 4647. En la

misma figura se aprecian además NGC 4638 y NGC 4637 (hacia el S0).

NGC 4649 presenta una fuerte emisión en rayos X, principalmente asociada al gas caliente del halo, del orden de $L_X = 2.1 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ (O’Sullivan, Forbes y Ponman, 2001). El satélite *Chandra* revela la presencia de numerosas fuentes discretas, algunas de las cuales se identifican como binarias de baja masa (LMXBs). Por su parte, Sarazin et al. (2003) identifican algunas de dichas LMXBs con CGs pertenecientes a NGC 4649. La población estelar central de esta galaxia es vieja, con edades obtenidas a partir de índices de Lick del orden de los 11 Gyr, con valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ y $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ de 0.3 (Terlevich y Forbes, 2002).

El SCG de esta galaxia fue estudiado por Couture et al. (1991) utilizando imágenes CCD, y los filtros B y V . Dicho estudio cubrió un área muy pequeña, de sólo $2.1' \times 3.4'$, con una profundidad $B \sim 24.5$ mag. Dichos autores encuentran un color medio $(B - V) = 0.75$ mag para 82 candidatos a CGs, y no detectan bimodalidad en la distribución de colores. Encuentran, además, un gradiente radial en el color de la población global de cúmulos.

Harris et al. (1991), por su parte, realizaron un estudio de la Función de Luminosidad del SCG de NGC 4649 utilizando fotometría en el filtro B . La profundidad de este estudio fue $B \sim 26$ mag. La posición del *turn-over*, y la dispersión de la gaussiana ajustada, fueron $m_B^{TO} = 24.47 \pm 0.18$ mag y $\sigma = 1.29 \pm 0.12$, respectivamente. Estos autores mostraron que el SCG es más extendido radialmente que la luz estelar subyacente.

NGC 4649 fue incluida por Larsen et al. (2001) en su estudio de los SCGs de 17 galaxias de tipo temprano utilizando HST/WFPC2. Para un límite de brillo $V = 25$ mag, encuentran 176 CGs azules y 169 CGs rojos, con colores medios $(V - I)_0 = 0.954$ mag y $(V - I)_0 = 1.206$ mag, respectivamente. Estos autores ajustan una función t_5 a la FLCG, encontrando $m_V^{TO} = 23.58 \pm 0.10$ mag y $\sigma = 1.28 \pm 0.09$.

Los valores más recientes para la población total de CGs de esta galaxia, y su correspondiente frecuencia específica, son $N_t = 5100 \pm 1100$ y $S_n = 6.7 \pm 1.4$ (Ashman y Zepf, 1998). Por último, es interesante señalar que dada la relativa proximidad entre NGC 4649 y NGC 4647, es de esperar que exista cierta contaminación mutua de sus SCGs. Por ello, los campos tomados con GMOS se ubican de forma tal de evitar la zona ocupada por esta última galaxia.

NGC 3923 Es una galaxia de tipo E4-5 perteneciente a un pequeño grupo (figura 2.1), muy conocida por presentar una clara estructura de cáscaras (*shells*) en su perfil de brillo superficial. Esto es una característica común entre galaxias elípticas y S0 que no pertenecen a cúmulos (Schweizer y Seitzer, 1992), y que suele atribuirse a efectos de interacciones o fusiones (Quinn 1984, Hernquist y Spergel 1992, Thomson y Wright 1990).

La luminosidad en X de NGC 3923 es del orden de $L_X = 4.57 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ (O’Sullivan, Forbes y Ponman, 2001). En cuanto a otros aspectos, tales como color, metalicidad y dispersión de velocidades, aparece como una galaxia “normal”.

Existen dos estudios previos del SCG de NGC 3923 basados en los mismos datos observacionales (Zepf et al., 1994; Zepf et al., 1995). En ellos se utilizaron las bandas C y T_1 , reportándose el hallazgo de unos 143 candidatos a CGs. Se obtuvo además, una estimación de la población total de CGs de entre 2000 y 7000 miembros. Para estos valores los autores estiman un rango para la frecuencia específica de entre 4.4 y 7.3. Se encuentran también algunas evidencias de bimodalidad en la distribución de colores, con picos ligeramente más

rojos que lo usual, en $(C - T_1) = 1.47$ mag y $(C - T_1) = 1.87$ mag. Esto, según los autores, indicaría que esta galaxia presentaría un SCG más rico en metales que lo comúnmente hallado en otras galaxias.

NGC 524 Esta galaxia S0 domina un pequeño grupo de al menos 8 miembros, conocido como CfA 13 (Geller y Huchra, 1983). En la figura 2.1 se muestra una imagen en la cual se puede apreciar dicha galaxia, junto con varios miembros del mencionado grupo.

Entre las particularidades de este objeto, podemos mencionar que presenta un núcleo desacoplado químicamente del bulbo de la misma. Sil'chenko et al. (1992) y Sil'chenko (1999) encuentran que dicho núcleo sería $0.5 - 0.6$ dex más metálico que el bulbo. Estos autores también presentan evidencias de que NGC 524 contiene, en torno a su núcleo, un disco de polvo, gas ionizado y estrellas, de unos 3 kpc de radio.

El SCG de esta galaxia fue estudiado en primer lugar por Harris y Hanes (1985), quienes identificaron un sistema muy rico y extendido utilizando material fotográfico y haciendo un conteo de objetos puntuales. Por ello se cree que esta galaxia presenta uno de los SCGs más ricos entre las S0, con 2830 ± 880 CGs (Harris, 1991). Larsen et al. (2001) incluyen este SCGs en su muestra observada con HST+WFPC2, encontrando un total de 617 CGs para una magnitud límite de $V \sim 26$ mag. La distribución de colores $(V - I)$ resultó ser más bien ancha y, forzando el ajuste de dos gaussianas utilizando el test KMM, estos autores obtuvieron picos en 0.98 mag y 1.19 mag. Dicho test estima mediante un análisis de máxima *likelihood*, la probabilidad de que una distribución de números sea mejor modelada con una suma de gaussianas, que con una sola de tales funciones (Ashman et al., 1994). En cuanto a la Función de Luminosidad, ajustando una función t_5 (ver ecuaciones 1.2), obtienen $m_V^{T_0} = 24.51 \pm 0.12$ mag y $\sigma = 1.04 \pm 0.08$ mag.

Más recientemente, Beasley et al. (2004) presentaron un estudio de imagen y espectroscopía de este SCGs. Ellos obtuvieron sus datos utilizando el telescopio Keck y el *Low Resolution Imaging Spectrometer* (LRIS), cuyo campo de visión es de $6' \times 7'$, en los filtros V , R e I . Seleccionaron sus candidatos a CGs cortando su muestra en $20.5 \text{ mag} < V < 24 \text{ mag}$, $0.5 \text{ mag} < (V - I) < 2.0 \text{ mag}$ y $0.0 \text{ mag} < (V - R) < 1.0 \text{ mag}$, lo que resultó en un total de 245 candidatos con una distribución de colores $(V - I)$ ancha, centrada en $(V - I) \sim 1.0$ mag. Señalaron además la posible existencia de “picos” en $(V - I) \sim 0.9$ mag y $(V - I) \sim 1.1$ mag (similares a los obtenidos por Larsen et al., 2001). Obtuvieron espectros para 41 de los candidatos más brillantes, confirmando que 29 de ellos son verdaderos CGs (lo cual representa un 30% de contaminación). Mediante dichos espectros obtienen $-2 < [Fe/H] < 0$, con evidencias de que $[\alpha/Fe]$ (ver sección 10.3 para una definición) decrece con la metalicidad. También detectaron para este SCGs una velocidad de rotación de $114 \pm 60 \text{ km seg}^{-1}$ alrededor del ángulo de posición $29^\circ \pm 27^\circ$.

NGC 3115 Es una galaxia S0 aislada, dominada por su bulbo, y localizada en el extremo sur del grupo de Leo (figura 2.1). Se encuentra acompañada únicamente por una galaxia enana nucleada, NGC 3115 DW1 (hacia el S, fuera del campo de la figura 2.1), ubicada a unos 55 kpc de distancia proyectada (Puzia et al., 2000). La pequeña galaxia dE,N que aparece a unos $5'.6$ al E de NGC 3115 (apenas visible en la figura 2.1), es en realidad un objeto de campo a unos 6.3 ± 0.8 Mpc de nosotros (Rekola et al. 2005).

La población estelar central de esta galaxia presenta una metalicidad $[Fe/H] > 0.5$ y

$[Mg/Fe] \sim 0.14$, obtenidas a partir de índices de Lick y de la comparación con modelos de poblaciones estelares (Terlevich y Forbes, 2002). Por su parte, la luminosidad X presentada por esta galaxia es del orden de 5.25×10^{39} erg s⁻¹ (O’Sullivan, Forbes y Ponman, 2001).

El primer estudio de este SCG fue realizado por Hanes y Harris (1986), utilizando placas fotográficas. Estos autores estiman una $S_n \sim 2$. Posteriormente, Kundu y Whitmore (1998) utilizan imágenes obtenidas con HST+WFPC2, e identifican 144 CGs dentro de la región interna de la galaxia. Su distribución de colores resultó ser bimodal, con picos en $(V - I) = 0.96$ mag y $(V - I) = 1.17$ mag, y se estima una $S_n \sim 1.3$ para dicha región de la galaxia. Estos autores realizan además, una comparación con las estrellas Gigantes Rojas que es posible resolver con dicho instrumento en el halo de NGC 3115. El resultado de tal comparación indica que las edades y metalicidades de las subpoblaciones de CGs son consistentes con las de aquéllas, indicando coetaneidad. Encuentran, además, que la subpoblación de CGs Rojos se distribuye espacialmente en forma similar a la componente de disco grueso, mientras que los azules se asemejan más al halo/bulbo. En cuanto a la Función de Luminosidad, los autores encuentran un $m_V^{TO} = 22.37 \pm 0.05$ mag, y $\sigma = 1.29 \pm 0.06$, con lo cual, adoptando para el SCG galáctico $M_V^0 = -7.4 \pm 0.25$ mag, se obtiene un módulo de distancia $(m - M) = 29.8 \pm 0.3$ mag.

Posteriormente, Gebhardt y Kissler-Patig (1999), presentan una compilación de datos de SCGs obtenidos con HST+WFPC2, la cual incluye a NGC 3115, encontrando 94 CGs en el campo de visión de la WFPC2. El primer momento de la distribución de colores de este sistema resulta ser $(V - I) \sim 1.030$ mag.

Esta galaxia fue también incluida en el estudio de Larsen et al. (2001), quienes encuentran colores $(V - I) = 0.922$ mag y $(V - I) = 1.153$ mag para los picos de la distribución de colores integrados, ligeramente distintos a los hallados por Kundu y Whitmore (1998). Ajustan además, una función t_5 a la Función de Luminosidad, y encuentran $m_V^{TO} = 22.55 \pm 0.22$ mag y $\sigma = 1.49 \pm 0.24$ mag (también ligeramente distintos a los hallados por Kundu y Whitmore, 1998)

El único estudio espectroscópico de los CGs asociados a NGC 3115 fue realizado por Kuntschner et al. (2002). Ellos utilizaron la muestra de objetos seleccionada por Kundu y Whitmore (1998) para elegir sus candidatos. Así, obtuvieron espectros para 24 CGs, 17 de los cuales permitieron estimar edades y metalicidades comparando con modelos de Thomas et al. (2002) y (2003). Con ellos se encontró que ambas poblaciones de CGs son coetáneas dentro de 2 – 3 Gyr, con edades absolutas de 11 – 12 Gyr. Sus metalicidades se encuentran en el rango $-1.5 < [Fe/H] < 0$, y las abundancias $[Mg/Fe]$ varían desde valores solares hasta 0.5.

Puzia et al. (2002) complementaron los datos VI obtenidos mediante HST+WFPC2, con medidas en la banda infrarroja K usando VLT. Comparando con modelos de poblaciones estelares, estos autores encuentran que las dos poblaciones de CGs son básicamente viejas (>10 Gyr), y con edades indistinguibles dentro de unos 3 Gyr. Por otro lado, estiman una diferencia relativa de metalicidades de 1.0 ± 0.3 dex entre la población azul y la roja.

Norris et al. (2006) presentan un estudio de la población estelar de NGC 3115, ubicando ranuras de GMOS sobre los ejes menor y mayor. En él señalan que la componente asociada al halo tendría un valor de $[\alpha/Fe] \sim 0.2 - 0.3$, una edad del orden de los 10 – 12 Gyr, consistentes con lo hallado para los CGs rojos. Por su parte, la componente estelar asociada

al disco sería más joven (5 – 8 Gyr de edad) y con $[\alpha/Fe] \sim 0.17$. Estos autores encuentran además que la rotación del disco y del halo de NGC 3115 se produce en el mismo sentido que lo hallado para su SCGs (Kuntschner et al., 2002).

NGC 3379 Es también conocida como M105, y es la galaxia dominante del Grupo de Leo I. Dicho grupo incluye además a las galaxias S0 NGC 3384, y Sc NGC 3389, y se destaca por la presencia de un gran anillo parcial de HI (Schneider, 1989).

NGC 3379 es la galaxia elíptica gigante y normal más próxima a nosotros. La emisión en X asociada a ella es $L_X = 3.47 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ (O’Sullivan, Forbes y Ponman, 2001). No presenta grandes particularidades, salvo la presencia de un anillo nuclear de polvo ($R \sim 1''.5$), y un pequeño anillo de gas ionizado ($R \sim 8''$) (Pastoriza et al., 2000; Statler, 2001). Existe también en la literatura alguna discusión sobre la posibilidad de que NGC 3379 sea en realidad una galaxia S0 vista *face-on* (Statler y Smecker - Hane, 1999; Capaccioli et al., 1991), pero la evidencia no es concluyente. Las estimaciones de edades, de $[Fe/H]$ y de $[Mg/Fe]$ para este objeto, obtenidas en base a índices de líneas y modelos de poblaciones estelares, son 9.3 Gyr, +0.16 y +0.24, respectivamente (Terlevich y Forbes, 2002). Esto estaría indicando la presencia de una población estelar típica para galaxias elípticas. Por otro lado, dado que esta galaxia se encuentra lo suficientemente próxima como para resolver estrellas individuales de la rama de las gigantes con HST, Gregg et al. (2004), utilizando HST-NICMOS, obtienen una edad > 8 Gyr y metalicidades del orden de la solar.

Entre los estudios del SCGs de esta galaxia podemos citar a Ajhar et al. (1994), quienes lo estudian realizando fotometría CCD en los filtros VRI, y detectando unos 60 CGs. Sin embargo, estos autores no obtienen evidencias de bimodalidad. Larsen et al. (2001), por su parte, incluyen esta galaxia en su estudio y detectan solamente 55 CGs en el campo de visión de HST/WFPC2, confirmando su baja frecuencia específica. Tampoco encuentran bimodalidad de la población de CGs. En trabajos posteriores, tales como el de Whitlock, Forbes y Beasley (2003), y el de Rhode y Zepf (2004), en los que se utilizó fotometría UBRI y BRI respectivamente, se obtuvieron valores de S_n similares a los anteriores, pero fue posible detectar bimodalidad en los colores integrados del SCG de NGC 3379. En este último estudio se estima que el 70% de los CG de esta galaxia pertenecería a la población azul. Estos resultados se encuentran en buen acuerdo con los obtenidos por Ashman y Zepf (1998), quienes reportan una baja frecuencia específica para NGC 3379 ($S_n \sim 1.2$), y una población total de CGs estimada en 300 ± 160 CGs.

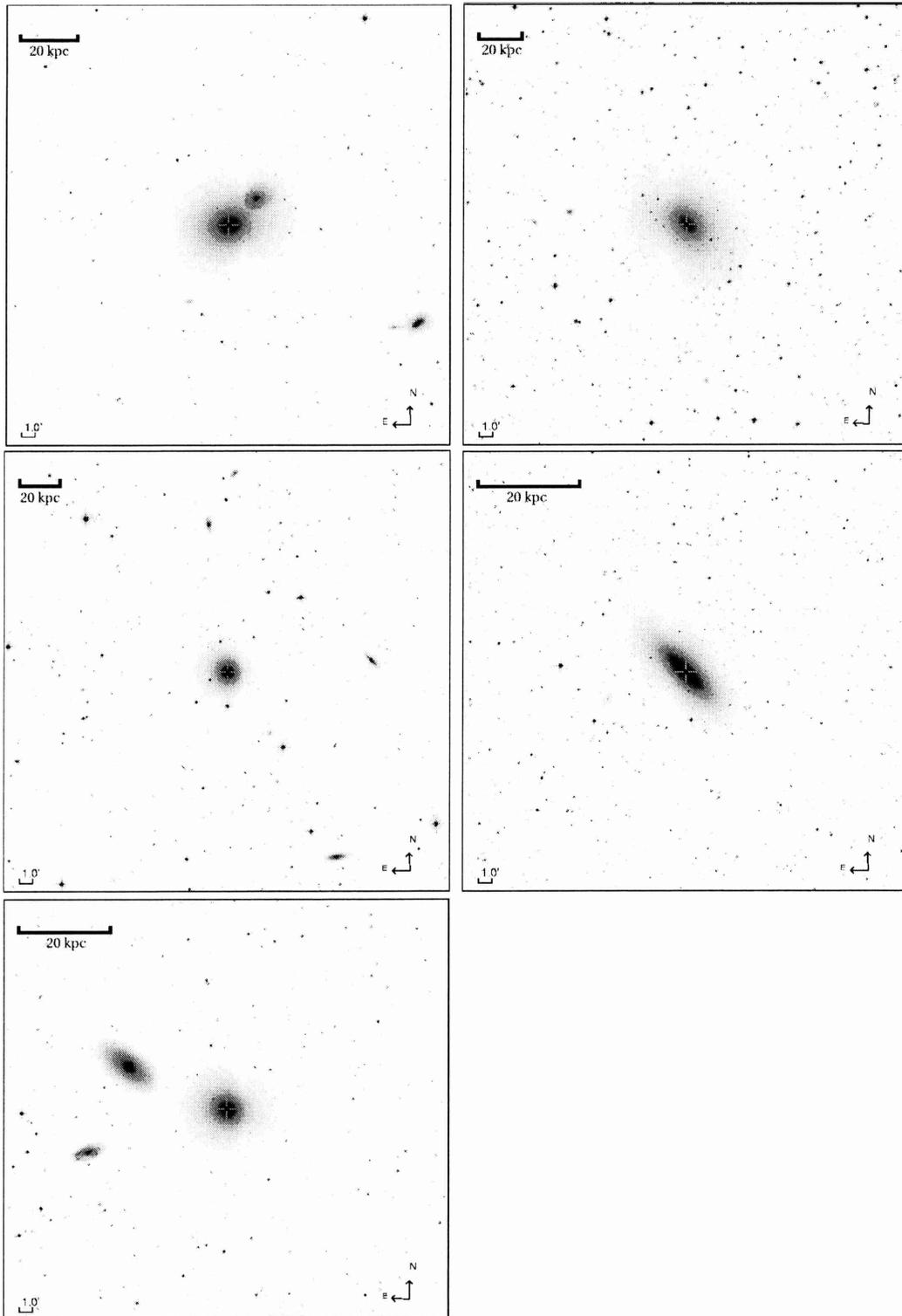


Figura 2.1: Imágenes obtenidas del DSS2 en la banda R, presentando campos de $30' \times 30'$ centrados en cada galaxia de la muestra. De izquierda a derecha, y de arriba hacia abajo: NGC 4649, NGC 3923, NGC 524, NGC 3115 y NGC 3379. En todos los casos se encuentra señalada en el ángulo superior izquierdo, la escala lineal de 20 kpc correspondiente a la distancia de cada galaxia.

Capítulo 3

Las observaciones

3.1. Los detectores

Las imágenes directas utilizadas para la elaboración de esta Tesis fueron obtenidos en diversos turnos de observación mediante el uso de los telescopios gemelos de 8 m, Gemini Norte y Gemini Sur. El instrumento utilizado fue el *Gemini Multi-Object Spectrograph* (GMOS), el cual consiste de tres detectores CCDs de 2048×4608 pixeles, los cuales conforman un arreglo de 6144×4608 pixeles con una separación de 0.5 mm entre ellos. Cada pixel tiene un tamaño de $13.5 \mu\text{m}$, y la escala en el plano focal es de $0.072 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. GMOS presenta un campo total de visión de $5'.5 \times 5'.5$, el cual cubre la zona central de dicho arreglo. El rango de longitudes de onda de trabajo se extiende aproximadamente desde 0.36 hasta $1.10 \mu\text{m}$. En las tablas 3.1 y 3.2 se detallan algunos parámetros importantes de los detectores con los que se realizaron las observaciones de esta Tesis.

GMOS fue concebido para tomar ventaja de la alta calidad de imagen esperada para los telescopios Gemini y, siendo el único instrumento óptico a montarse en dichos telescopios, debía ser capaz de afrontar una amplia gama de programas de observación: imagen directa, espectroscopía de ranura larga, espectroscopía multiobjeto y espectroscopía de campo integrado. En este último modo de observación, GMOS presenta la capacidad de obtener una gran cantidad de espectros simultáneos en una región de 35 segundos de arco cuadrados con un muestreo de $0''.2$.

Durante la observación, el Sensor de Frente de Onda (OIWFS) con el que está equipada la cámara GMOS, mantiene el guiado y brinda información acerca de la posición de los espejos, y de las condiciones de foco y astigmatismo (estas últimas son corregidas en tiempo real por el sistema de espejo primario y secundario). Mientras el telescopio es guiado, la imagen sobre los detectores de GMOS se mantiene estable por un sistema activo de compensación de flexión. Como resultado de todo esto, GMOS está capacitado para obtener en forma rutinaria imágenes muy estables, permitiendo la realización de largas exposiciones que posibilitan el estudio de objetos muy débiles. Otra ventaja de diseño de estos telescopios consiste en que el OIWFS es capaz de mantener durante horas la posición de los objetos sobre las ranuras en las observaciones espectroscópicas multiobjeto. Gracias a esto, se reduce considerablemente el tiempo que usualmente es utilizado para chequear la correcta alineación de las máscaras en el cielo.

Cuadro 3.1: Características del detector GMOS-Norte

| | CCD 01 | CCD 02 | CCD 03 |
|----------------------|----------------|----------------|----------------|
| N° de referencia | EEV 9273-16-03 | EEV 9273-20-04 | EEV 9273-20-03 |
| Corriente oscura (1) | 0.8 e-/pix/hr | 0.7 e-/pix/hr | 0.5 e-/pix/hr |
| Nivel de sat. | 150 ke- | 101 ke- | 159 ke- |
| Fringing a 900nm (2) | 29 % | 19 % | 24 % |

(1)=Corriente oscura medida a -120° C.

(2)=(máximo-mínimo)/media, medido en imágenes tomadas por NOAO.

Cuadro 3.2: Características del detector GMOS-Sur

| | CCD 01 | CCD 02 | CCD 03 |
|----------------------|-----------------|----------------|----------------|
| N° de referencia | EEV 2037-06-03 | EEV 8194-19-04 | EEV 8261-07-04 |
| Corriente oscura | <1 e-/pix/hr(2) | 3 e-/pix/hr(1) | 4 e-/pix/hr(1) |
| Nivel de sat. | 125 ke- | 125 ke- | 125 ke- |
| Fringing a 900nm (3) | 60 % | 40 % | 40 % |

(1)=Corriente oscura medida a -90° C.

(2)=Corriente oscura medida a -120° C.

(3)=(máximo-mínimo)/media, medido en flats espectroscópicos tomados por Gemini.

3.2. El formato de las imágenes

En todos los casos las imágenes tomadas con GMOS constituyen archivos FITS (por las siglas de *Flexible Image Transport System*) multi extensión (MEF), los cuales presentan un encabezado (*header*) primario (PHU), y una serie de extensiones con datos. El número de extensiones de las imágenes dependerá de la forma en que son leídos los chips. Esto se puede hacer a través de uno, o dos amplificadores por chip. En el primer caso, las imágenes tendrán tres extensiones (una para cada chip), con una zona de *overscan* de 32 pixeles de ancho. En el segundo caso, cada chip es leído por dos amplificadores: uno de ellos lee la zona izquierda del chip y el otro la zona derecha del mismo. Por ello, cada imagen estará constituida por seis extensiones, y cada una de ellas tendrá su propia región de *overscan* de 32 pixeles de ancho. En las figuras 3.1 y 3.2 se esquematizan dichas variantes.

Dado que en la práctica se busca obtener datos con el menor ruido instrumental posible, la mayoría de las observaciones se realizan utilizando en cada chip, el amplificador que presente menor ruido de lectura. Por ello, las imágenes tomadas con GMOS, como las de esta Tesis, generalmente tendrán tres extensiones.

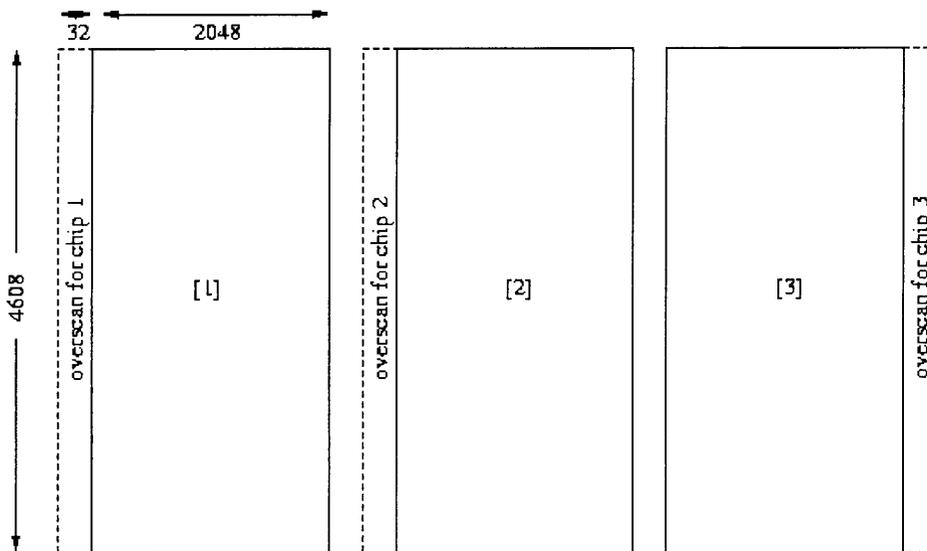


Figura 3.1: Disposición de los detectores, y estructura de los datos de salida cuando son leídos utilizando tres amplificadores, con datos sin *binning*.

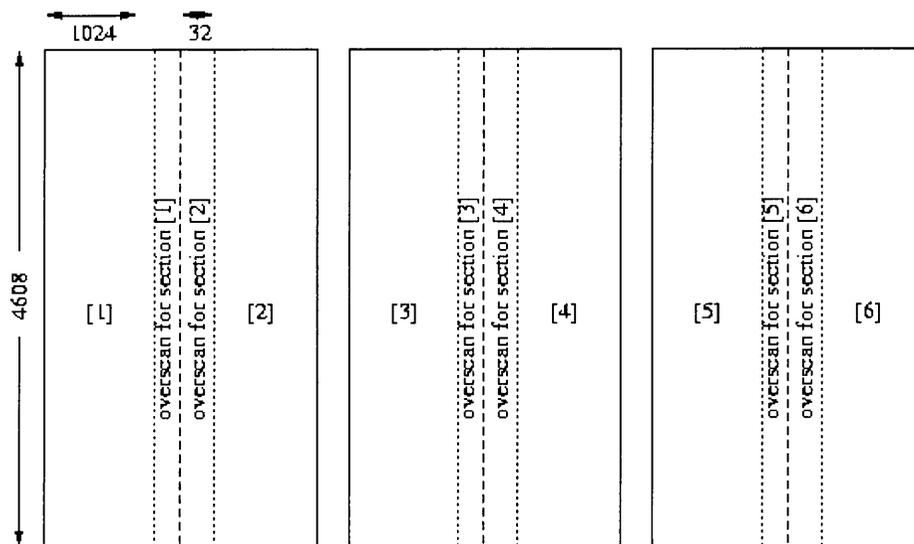


Figura 3.2: Disposición de los detectores, y estructura de los datos de salida cuando son leídos utilizando seis amplificadores, con datos sin *binning*.

3.3. Filtros presentes en GMOS

El instrumento GMOS cuenta con los filtros y las combinaciones de filtros que se listan en las tablas 3.3 y 3.4. Los filtros de banda ancha u' , g' , r' , i' y z' son similares a los utilizados en el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), y su sistema fotométrico fue presentado en Fukugita et al. (1996). Dado que, como veremos en la sección 3.4, hemos tomado nuestras imágenes

utilizando algunos de ellos, en la figura 3.3 se presentan las curvas de transmisión de dichos filtros.

Cuadro 3.3: Filtros disponibles en GMOS-Norte

| Nombre | λ_{ef} nm | $\lambda\lambda$ nm |
|-----------------------|----------------------|------------------------|
| g_G0301 (g') | 475 | 398-552 |
| r_G0303 (r') | 630 | 562-698 |
| i_G0302 (i') | 780 | 706-850 |
| z_G0304 (z') | ≥ 925 | ≥ 848 |
| CaT_G0309 | 860 | 780-933 |
| GG455_G0305 | ≥ 555 | ≥ 460 |
| OG515_G0306 | ≥ 615 | ≥ 520 |
| RG610_G0307 | ≥ 710 | ≥ 615 |
| Ha_G0310 | 655 | 654.2-661.1 |
| HaC_G0311 | 662 | 659.8-666.6 |
| DS920_G0312 | 920 | 912.8-931.4 |
| g_G0301 + GG455_G0305 | 506 | 460-552 |
| g_G0301 + OG515_G0306 | 536 | 520-552 |
| r_G0303 + RG610_G0307 | 657 | 615-698 |
| i_G0302 + CaT_G0309 | 815 | 780-850 |
| z_G0304 + CaT_G0309 | 890 | 848-933 |

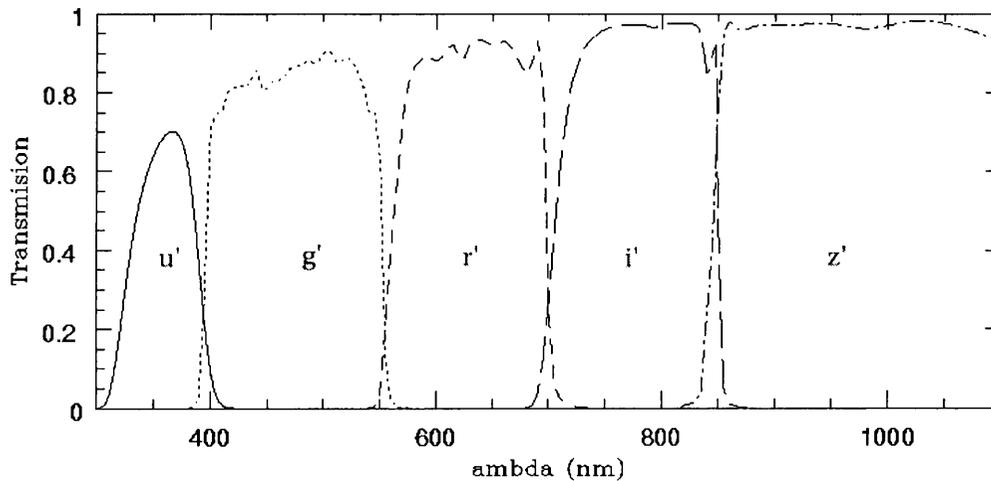


Figura 3.3: Curvas de transmisión de los filtros u' , g' , r' , i' y z' presentes en GMOS. Si bien dichas curvas pertenecen a GMOS-N, se espera que sean muy similares a las de GMOS-S.

Cuadro 3.4: Filtros disponibles en GMOS-Sur

| Nombre | λ_{ef} <i>nm</i> | $\lambda\lambda$ <i>nm</i> |
|-----------------------|-----------------------------|-------------------------------|
| u_G0332 (<i>u'</i>) | 350 | 336-385 |
| g_G0325 (<i>g'</i>) | 475 | 398-552 |
| r_G0326 (<i>r'</i>) | 630 | 562-698 |
| i_G0327 (<i>i'</i>) | 780 | 706-850 |
| z_G0328 (<i>z'</i>) | ≥ 925 | ≥ 848 |
| CaT_G0333 | 860 | 780-933 |
| GG455_G0329 | ≥ 555 | ≥ 460 |
| OG515_G0330 | ≥ 615 | ≥ 520 |
| RG610_G0331 | ≥ 710 | ≥ 615 |
| RG780_G0334 | ≥ 880 | ≥ 780 |
| g_G0325 + GG455_G0329 | 506 | 460-552 |
| g_G0325 + OG515_G0330 | 536 | 520-552 |
| r_G0326 + RG610_G0331 | 657 | 615-698 |
| i_G0327 + CaT_G0333 | 815 | 780-850 |
| z_G0328 + CaT_G0333 | 890 | 848-933 |

3.4. Observaciones directas

En la figura 3.4 se muestra un ejemplo de una imagen tomada con GMOS en su modo imagen. En ella se puede apreciar que el campo de visión ($5'.5 \times 5'.5$) no cubre completamente el arreglo de los tres CCDs, así como también se visualiza la separación entre los chips (*gaps*). Dichos *gaps* tienen un ancho aproximado de 39 píxeles (en datos sin *binning*), y producen la pérdida de dos franjas de la imagen ($2''.8$ de ancho), donde no se registra luz. Para recuperar estas regiones, se suelen tomar imágenes levemente desplazadas en la dirección x del detector ($\Delta x > 5''$), de manera tal que al combinarlas se recuperen dichas zonas útiles del campo.

Las observaciones de imagen directa de nuestra muestra de galaxias fueron realizadas en diversos turnos comenzando en el primer semestre de 2002 (2002A), y terminando en el primero de 2004 (2004A). Dado que GMOS no cuenta con filtros de uso frecuente entre los observadores de SCGs (tales como los filtros C , T_1 , B , R , V e I), se optó por utilizar los filtros g' , r' e i' (excepto NGC 4649, que no fue observada en r'). Dichos filtros cubren completamente el rango de $4000 - 8500 \text{ \AA}$ sin solaparse entre ellos, lo cual los constituye en herramientas útiles para diagnosticar características espectrales a través de datos fotométricos. Como se puede ver en la figura 3.5, ninguno de ellos es igual a los filtros estándar UBVRI del sistema de Johnson-Morgan-Cousins (Johnson y Morgan, 1953; Cousins, 1978), ni a los del sistema fotométrico de Thuan y Gunn (TG) presentados en Thuan y Gunn (1976). Una de las principales diferencias es el ancho de banda de los filtros u' , g' , r' , i' y z' , lo cual los provee de una alta eficiencia para la detección de objetos débiles.

Si bien los filtros utilizados en esta Tesis no son los más indicados para separar los CG de los objetos de fondo no resueltos en el diagrama color-magnitud, mostraron que com-

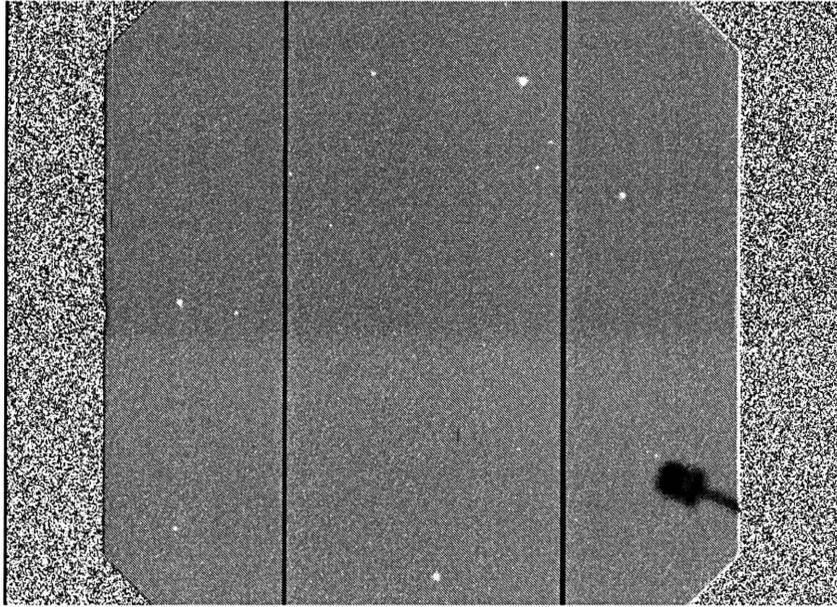


Figura 3.4: Ejemplo de una observación realizada con GMOS-N en su modo imagen. En ella se pueden apreciar el campo total de visión, los *gaps* entre los chips, y el brazo del sensor de frente de onda (OIWFS) ubicado sobre una estrella guía.

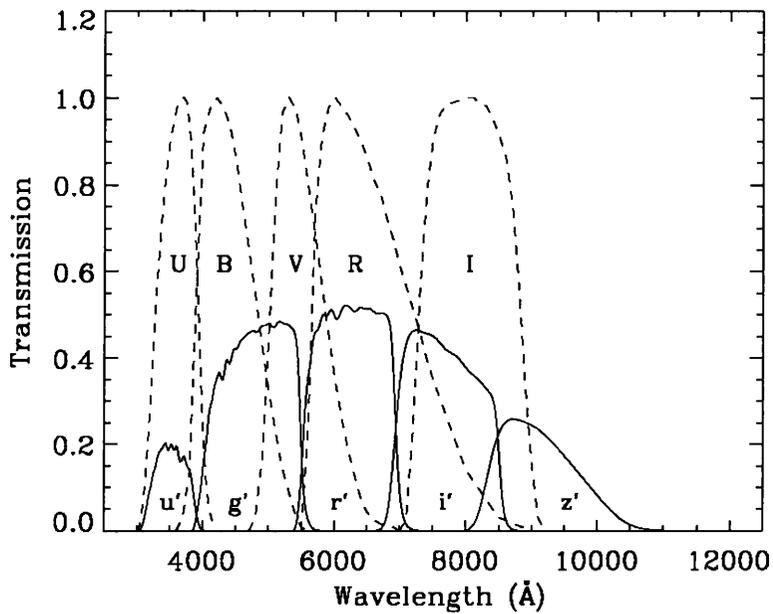


Figura 3.5: Las líneas sólidas muestran las curvas de transmisión en los filtros u' , g' , r' , i' , z' para el telescopio Monitor, sin considerar los efectos atmosféricos. Las líneas a trazos, por su parte, representan las curvas de transmisión correspondientes a los filtros U , B , V , R , I , arbitrariamente normalizadas a 1. Esta figura fue extraída de Lenz et al. (1998), y se pueden apreciar con claridad las diferencias entre los distintos filtros.

binados con una buena calidad de imagen ($seeing < 1''$), proveen una selección de objetos excepcionalmente limpia de contaminación. De hecho, si bien no presentan la sensibilidad de la combinación ($C-T_1$), veremos que $g'-i'$ resulta muy superior al más popular ($V-I$). En la tabla 3.5 se listan las observaciones de imagen directa con que se cuenta.

Cuadro 3.5: Observaciones

| Galaxia | Gemini ID | Fecha | Campo | Filtro | Tiempo exp. seg. | FWHM arcsec |
|----------------|-----------------|-------------------|-------|------------|---------------------|----------------|
| NGC 4649 | GN-2002A-Q-21 | 10-11/4/2002 | 1 | g',i' | 4x120,4x120 | 0.65,0.56 |
| | | 11/4/2002 | 2 | g',i' | 4x120,4x120 | 0.68,0.56 |
| NGC 524 | GN-2002A-Q-13 | 14/4/2002 | 3 | g',i' | 4x120,4x120 | 0.98,1.01 |
| | GN-2002B-Q-25 | 13/7/2002 | 1 | g',r',i' | 4x150,4x100,4x100 | 0.67,0.60,0.65 |
| | GN-2002B-Q-25 | 07/8/2002(cirrus) | 2 | g',r',i' | 4x150,4x100,3x100 | 0.85,0.76,0.72 |
| NGC 3379 | GN-2002B-Q-25 | 17/7/2002 | 3 | g',r',i' | 4x100,4x100,5x100 | 0.79,0.81,0.84 |
| | GN-2003A-Q-22 | 01/2/2003 | 1 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 1.03,0.99,0.84 |
| | GN-2003A-Q-22 | 3-6/1/2003 | 2 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.54,0.54,0.52 |
| NGC 3115 | GN-2003A-Q-22 | 01/2/2003 | 3 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.93,0.98,0.90 |
| | GS-2004A-Q-9 | 18/1/2004 | 1 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.77,0.65,0.53 |
| | GS-2004A-Q-9 | 18/1/2004 | 2 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.80,0.84,0.70 |
| NGC 3923 | GS-2004A-Q-9 | 18/1/2004 | 1 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.79,0.68,0.67 |
| | GS-2004A-Q-9 | 18/1/2004 | 2 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.72,0.62,0.55 |
| | GS-2004A-Q-9 | 18/1/2004 | 3 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.72,0.63,0.59 |
| Campo de Comp. | GN-2003A-Q-22 | 28/5/2002 | 1 | g',r',i' | 4x200,4x100,4x100 | 0.64,0.55,0.50 |
| WHDF | GN-2001B-SV-104 | .././2001 | 1 | g',r',i' | 6x300,6x300,6x300 | 0.86,0.67,0.67 |

Capítulo 4

Reducciones y fotometría

4.1. Proceso de reducción

Las reducciones de las imágenes directas de NGC 4649 (nuestra primer galaxia observada) fueron realizadas utilizando las rutinas propias de GMOS presentes en el paquete Gemini versión 1.4, y con la versión 1.6 del mismo paquete para el resto de la muestra. En el primer caso, se corrieron las rutinas dentro de IRAF versión 2.11.3 EXPORT, y en el segundo, dentro de IRAF versión 2.12.2a EXPORT. El procedimiento seguido involucró el uso de las siguientes tareas, las cuales están listadas según el orden de utilización en el proceso de reducción: **gprepare**, **ggain**, **gbias**, **gflat**, **gireduce**, **gfringe**, **girmfringe**, **gmosaic**, **imcoadd**. En el apéndice A puede encontrarse una breve descripción de las mismas, mientras que aquí haremos un resumen de los pasos y procesos involucrados en la reducción de nuestras imágenes.

Dado que en la mayoría de nuestras observaciones se contó con una serie de **bias** tomados a lo largo de varios días, se realizaron algunos tests para verificar la estabilidad de los mismos. Con tal fin se obtuvieron, por un lado, un **bias** promedio combinando los datos de cada día y, por el otro, un *master bias* combinando todos los **bias** individuales disponibles. Luego se compararon los mismos constatando que, tal y como se informa en la *web page* de GMOS, estos resultaron ser verdaderamente estables, incluso a lo largo de semanas. Por esta razón, y por presentar una mejor relación señal-ruido, los **bias** promedios utilizados en las reducciones son aquellos que se obtienen a partir de todas las imágenes **bias** disponibles para cada galaxia (figura 4.1). Cabe mencionar además que, dado que en las distintas páginas de ayuda de las tareas GMOS dentro de IRAF se recomienda no sustraer el nivel de *overscan* al realizar las reducciones, se fijó el parámetro *fl_over=no* en todas las tareas.

La corrección por **Campo Plano** (figura 4.2), en general, no ha sido lo suficientemente eficiente como para corregir las variaciones de sensibilidad a gran escala sobre los chips. Por ello, frecuentemente sobreviven gradientes del 1 – 2%. Además, en aquellos casos en que se contaba con imágenes de campo plano tomadas durante varias noches, fue posible compararlos y verificar que, a diferencia de lo que ocurre con los **bias**, estos resultan ser muy poco estables.

Otro aspecto a recordar en el proceso de reducción es que, cuando la tarea **gireduce** realiza la corrección por campo plano, también multiplica cada extensión de las imágenes por su correspondiente ganancia llevando los valores de ADUs (*Analog to Digital Units*) a e^- .

La corrección por **Corriente Oscura** no es generalmente necesaria debido a que, tal y

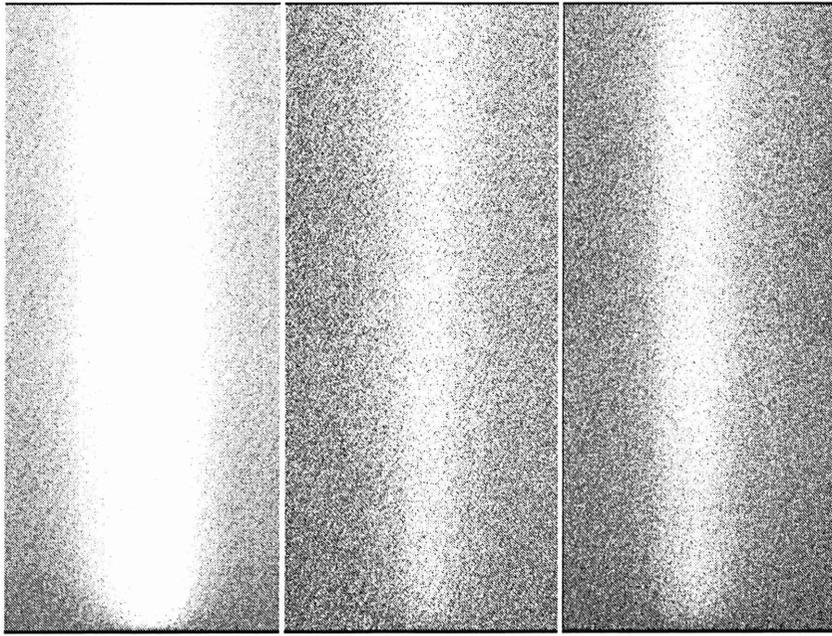


Figura 4.1: Ejemplo de una imagen bias construida con $gbias$ a partir de diez imágenes individuales obtenidas con GMOS-N en su modo imagen.

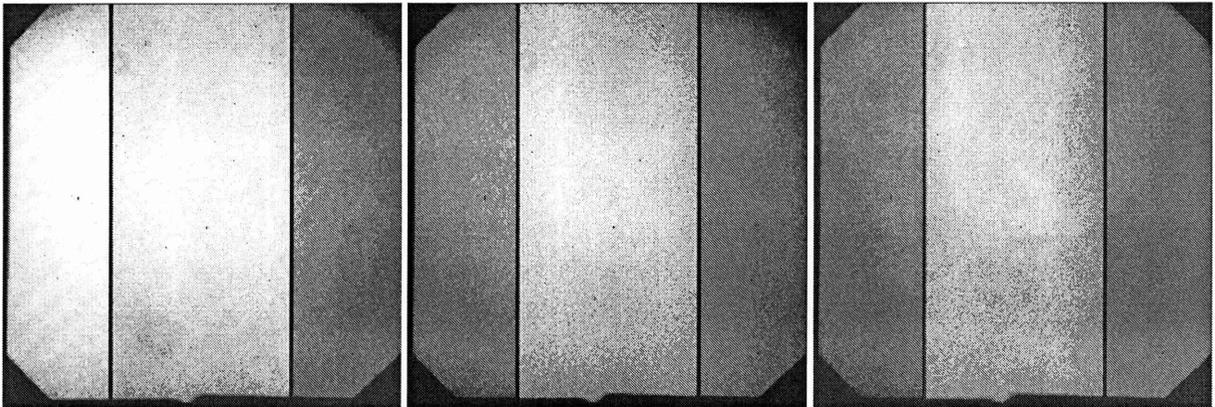


Figura 4.2: Ejemplos de Campo Plano (g',r',i') construidos con $gflat$ a partir de imágenes individuales obtenidas con GMOS-N en su modo imagen.

como indican las tablas 3.1 y 3.2, en los detectores GMOS dicho fenómeno es muy bajo. No es el caso del *fringe*, el cual tiene un efecto muy fuerte en los filtros i' y z' . Además, como se indica en dichas tablas, afecta más a GMOS-S que a GMOS-N. Para este último se tiene generalmente, que en dichos filtros el *fringe* presenta una intensidad del orden de 0.7% y 2.5% del nivel de fondo, respectivamente. En las imágenes de NGC 3115 y NGC 3923 obtenidas con Gemini Sur, este fenómeno es muy notorio, llegando a valores de intensidad del 3% del nivel de fondo en el filtro i' . Por ello, se realizó la corrección correspondiente. Se tomaron entonces siete imágenes en el filtro i' de un campo libre de objetos brillantes y/o extendidos, permitiendo desplazamientos en x e y entre ellas, de manera tal de facilitar el proceso de borrado de los mismos. Cada una de dichas imágenes

fue adquirida con 300 seg de exposición, ya que deben permitir detectar el patrón de interferencia con claridad, sin agregar demasiado ruido en la corrección. Una vez reducidas, se escalan con el fin de evitar diferencias de punto de cero entre ellas, y se combinan para obtener una imagen promedio (o la mediana de las mismas), donde únicamente sobrevive el patrón de interferencia (figura 4.3). Para ello se utiliza la tarea `gifringe` y el resultado es una imagen de Patrón de Interferencia. Luego, la sustraemos de nuestras imágenes de ciencia, empleando un factor de escala que nos permita tener en cuenta las diferencias de señal entre ellas. Esto se realizó mediante la tarea `girmfringe`, la cual permite hacer la operación $C = A - s * B$, donde C es la imagen corregida, A es la imagen de entrada, B es la imagen de Patrón de Interferencia, y $s = \text{exposure_time}(A) / \text{exposure_time}(B)$. En la figura 4.4 se muestra una imagen de ciencia antes y después de la corrección, donde se puede apreciar el buen resultado de la operación.

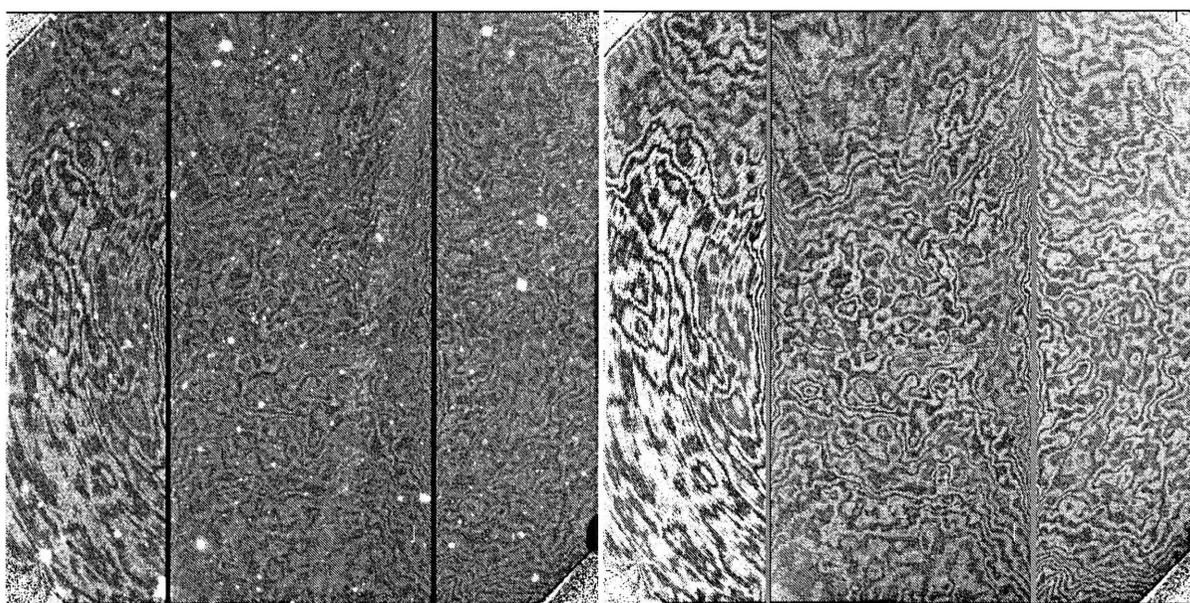


Figura 4.3: Ejemplo de una imagen *fringe* obtenida utilizando la tarea `gifringe` (derecha), combinando siete imágenes individuales como la presentada en el lado izquierdo. Estos ejemplos corresponden a datos tomados con GMOS-S en su modo imagen .

Una vez que las imágenes fueron reducidas, el siguiente paso en el proceso fue la confección de mosaicos. Esto es realizado mediante la tarea `gmosaic` y tiene por objeto recuperar una imagen completa para cada uno de nuestros campos, ya que hasta aquí tenemos una sección en cada extensión de nuestros archivos *.fits. Dicha tarea utiliza la información del ancho de los *gaps* entre los CCDs, e interpola la primer y tercera extensión de cada imagen dejando la sección sobre el chip 2 sin mover. Esto significa que en este paso se modifica la estructura del ruido de las secciones de imagen sobre los chips 1 y 3.

Podemos ver en la tabla 3.5 que hemos tomado nuestras imágenes de programa utilizando cuatro exposiciones en cada filtro. Cada una de ellas fue adquirida además con un leve desplazamiento relativo en x e y de $5''$. De esta forma, una vez que contamos con los cuatro mosaicos para cada filtro, podemos utilizar la tarea `imcoadd` para combinarlas y construir una imagen promedio limpiando los pixeles “calientes”, los pixeles “fríos”, los rayos cósmicos, y recuperando las zonas afectadas por los *gaps*. Vemos entonces que el

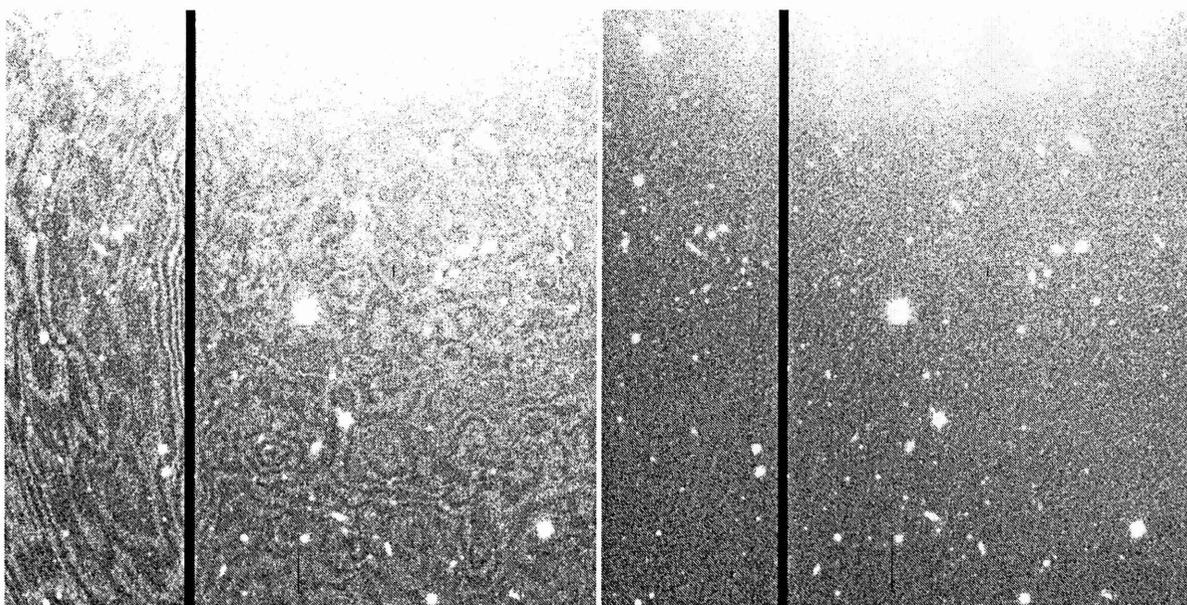


Figura 4.4: Izquierda: Imagen de una región de NGC 3923 tomada con GMOS-S utilizando el filtro i' . En ella se puede apreciar claramente la presencia del fenómeno de *fringing*. Derecha: La misma imagen luego de la corrección del *fringing*.

resultado final de todo el proceso de reducción consiste de una imagen co-adicionada de cada campo y cada filtro. Estas imágenes son las que luego utilizaremos para obtener la fotometría de los objetos que aparezcan en todos los campos.

Cabe mencionar aquí que nuestra experiencia mostró que la tarea `imcoadd` presenta varios aspectos a tener en cuenta a la hora de utilizarla y es conveniente, en consecuencia, dar una descripción más detallada de su uso. Entre las ventajas de esta tarea se encuentra que fue diseñada de manera tal que permite combinar imágenes con distintos valores de *seeing* y diferentes niveles de cielo, causados por variaciones en las condiciones atmosféricas entre las exposiciones. Por ello, la construcción de tales imágenes promedio toma en cuenta los desplazamientos relativos entre las distintas exposiciones, y puede considerarse un factor de “escala” entre las mismas de la siguiente manera:

- 1.- Toma la primer imagen de la lista a combinar como referencia de coordenadas y punto de cero de la fotometría.
- 2.- Sustraer el nivel medio de cielo determinado en alguna región de la imagen (opcionalmente, especificada por el usuario).
- 3.- Obtiene las transformaciones geométricas entre las distintas imágenes consideradas, y la que se tomó como referencia. Esto se realiza en dos pasos: el primero consiste en realizar una transformación aproximada (la opción que mejor trabaja es `align-method=user`), y el segundo involucra a las tareas `geomap` y `geotran`.
- 4.- Genera una lista de objetos brillantes y obtiene, para cada uno de ellos, el número de e^- dentro de una abertura de radio R (recordemos que durante el proceso de reducción, las cuentas en las imágenes son convertidas a e^-). Luego suma los valores de cada abertura, obteniendo el número total C_i de e^- dentro del total de aberturas

para cada imagen. Debemos tener cuidado en la elección del parámetro *aperture* que define dicho valor de R , ya que un valor muy chico puede producir resultados incorrectos debido a diferencias de FWHM entre las imágenes, mientras que uno muy grande podría estar dominado por el ruido.

- 5.- Toma como referencia la primer imagen de la lista de entrada y su correspondiente valor C_1 .
- 6.- Utiliza los valores C_1/C_i como factores de escala entre las distintas imágenes y aquella tomada como referencia. Esto es así siempre que el parámetro *fl_scale=yes*, lo cual es muy recomendable debido a que generalmente las imágenes de ciencia tomadas en modo *queue*, son obtenidas en condiciones diferentes de masa de aire, transparencia atmosférica y *seeing*.
- 7.- Obtiene una imagen promedio, y limpia de rayos cósmicos y pixeles malos. Para ello utiliza una serie de parámetros especificados por el usuario.

Las imágenes resultantes de este proceso son verdaderamente impecables. Sin embargo, ésta es una de las etapas más críticas de la reducción, y más allá de todas las virtudes presentadas por esta tarea, debe considerarse, sin embargo, que algunos de los procesos enunciados arriba pueden introducir diferencias en los puntos de cero de la fotometría. Por ello, tal y como se hizo con nuestros datos, es recomendable controlar tanto el producto final de *imcoadd*, como aquellas imágenes intermedias generadas por ella. Dicho control consistió aquí en tomar un conjunto de objetos y realizar fotometría de abertura sobre ellos, tanto en los cuatro mosaicos individuales que fueron usados como entrada en la tarea, como en la imagen final co-adicionada. Luego se compararon los valores de las magnitudes, y cuando se encontraron diferencias mayores a las esperables según las distintas condiciones atmosféricas, se modificaron los parámetros de *imcoadd* hasta lograr que desaparezcan.

Otro aspecto a controlar de cerca durante los procesos ejecutados por esta tarea, es el descarte de pixeles que *imcoad* considere “malos”. Nuevamente aquí, en los casos en que las subexposiciones muestren diferencias de calidad de imagen o cielo, la tarea puede cometer errores y descartar pixeles “buenos” inadecuadamente. Esto generará que en las posiciones de esos pixeles, la imagen final coadicionada muestre un exceso o falta de señal. Es por ello que debe prestársele especial atención a las “máscaras” donde *imcoadd* guarda dichos pixeles, y desplegar los mismos sobre la imagen de manera tal de identificar posibles errores. El más frecuente de ellos consiste en descartar los pixeles pertenecientes a las “alas” de los objetos más brillantes del campo con su subsecuente efecto sobre la fotometría de tipo *Daophot*. Para evitarlo, uno de los parámetros más críticos es *scalenoise* (su función es la de agregar un término de ruido extra en el algoritmo de eliminación), el cual en esos casos debe tomar valores > 0 .

4.2. Fotometría

Todo lo expuesto en lo que va de este capítulo tiene como único objetivo la obtención de magnitudes y colores de alta calidad para los SCGs mencionados en 2. Parte de dicha tarea consiste, como pudo apreciarse en la sección anterior, en la correcta diagramación de las observaciones y en la cuidadosa reducción de los datos. De aquí en más, nos adentraremos

en los aspectos restantes, los cuales se vinculan con la forma en que medimos la luz que nos llega de los objetos de interés. Es decir, la fotometría.

4.2.1. Modelado y sustracción del halo de las galaxias

Cuando medimos la luz I_t de un objeto que fue registrada sobre un dispositivo CCD, estamos midiendo la energía proveniente del mismo, I_o , sumada a aquélla correspondiente al fondo difuso (brillo atmosférico, estrellas, galaxias y objetos no resueltos que contribuyen con fotones, etc.), I_c , la cual es usualmente denominada “cielo”. Esta cantidad I_c , definida como la luz que mediríamos en la posición del objeto de interés si éste no estuviera allí, debe ser estimada y sustraída de I_t . Sin embargo, dado que no es posible conocer el valor de cielo en forma directa (no podemos borrar el objeto de la esfera celeste para estimarlo), los paquetes IRAF utilizados para realizar fotometría, tales como **Phot** y **Daophot**, permiten aproximar dicha cantidad midiéndola en una región cercana a la posición del objeto. Tal estimación parte del supuesto de que el cielo local para cada objeto es uniforme (esto es, la distribución de valores de los pixeles correspondientes al mismo presenta una única moda). Aquí, donde estamos observando galaxias que ocupan gran parte o, incluso, exceden el campo de visión de GMOS, el cielo tendrá una componente adicional a las mencionadas anteriormente, la cual tiene su origen en la luz de dichas galaxias y presentará un fuerte gradiente espacial. Este gradiente generará distribuciones de valores de los pixeles similares a la mostrada en el panel izquierdo de la figura 4.5. Esto significa entonces, que debemos idear un mecanismo que nos permita deshacernos de esa componente contaminante antes de realizar la fotometría, y recuperar así un nivel de cielo homogéneo (panel derecho de la figura 4.5).

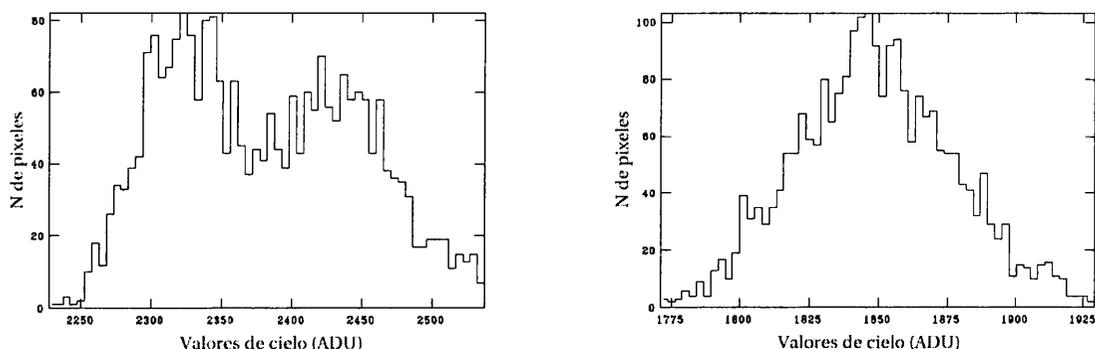


Figura 4.5: Panel izquierdo: histograma de valores de los pixeles utilizados por la tarea **Phot** para estimar el valor de cielo en la posición de un objeto estelar. En este ejemplo existe una componente luminosa con un fuerte gradiente espacial (halo de NGC 3115), la cual genera esta distribución ancha y con dos picos. Panel derecho: mostramos la distribución de valores del mismo conjunto de pixeles que en panel izquierdo, luego de quitar mediante un filtro de mediana la componente proveniente del halo de NGC 3115.

En la literatura se pueden encontrar varios ejemplos que podríamos elegir para eliminar la luz de las galaxias que producen el gradiente mencionado en el párrafo anterior. Uno de ellos consiste en generar un modelo de la distribución de brillo de las mismas utilizando un

filtro de mediana (figura 4.5). Esto se logra definiendo una “caja” que se desplaza sobre toda la imagen, y calculando la mediana de la distribución de los píxeles ubicados dentro de dicha caja. Luego se asigna este valor de mediana al píxel central de la caja en cada posición. Este proceso permite obtener una imagen sin frecuencias espaciales altas (tales como las producidas por objetos estelares), dando como resultado un modelo de la luz difusa sobre la imagen. Aquí, obviamente, la capacidad de filtrar dichas frecuencias dependerá de la elección del tamaño de la caja. Si ésta es muy pequeña, no se filtrará suficientemente la componente de los objetos puntuales. Si, por el contrario, se utiliza una caja muy grande, no se obtendrá un modelo lo suficientemente fiel que reproduzca los gradientes espaciales de la luz de la galaxia en el campo considerado. Otro aspecto a tener en cuenta en este proceso es el de la forma de la caja utilizada. Hoy en día es posible utilizar cajas cuadradas, rectangulares, circulares, anulares, etc. De ellas, las más utilizadas son las cajas cuadradas y anulares.

Otra opción es construir un modelo sintético utilizando las isofotas (curvas de brillo superficial constante) de las galaxias responsables de los gradientes. Esto es realizable dentro de IRAF con tareas tales como `ellipse`. Sin embargo, dado que en general el tamaño angular de las galaxias brillantes excede el campo de visión de la mayoría de los telescopios (aún a distancias tales como el cúmulo de Virgo o Fornax), resulta trabajoso obtener un modelo suave que no deje residuos que perjudiquen la fotometría posterior. En el caso en que se elija esta opción, debe tenerse en cuenta que la obtención de tales perfiles representa toda una labor para la cual deben considerarse varios detalles.

Una aproximación más novedosa surge de las facilidades que provee `SExtractor` (Bertin y Arnouts, 1996). Este programa es capaz de construir un mapa del brillo de fondo de las imágenes subdividiendo las mismas en pequeñas subregiones R_{ij} de tamaño `BACK_SIZE`, y obteniendo una grilla de valores de $cielo_{ij}$ calculando la moda de la distribución de píxeles dentro de cada subregión. Este cálculo se efectúa dentro de `SExtractor` de la siguiente manera:

- 1) Se estiman la mediana, $Mediana_{ij}$ y la dispersión, σ_{ij} de la distribución de valores de los píxeles de cada región R_{ij} en la que fue dividida la imagen.
- 2) Se limpia iterativamente dicha distribución empleando un algoritmo $\kappa\sigma$ *clipping*. Este algoritmo utiliza la mediana $Mediana_{ij}$ y la dispersión σ_{ij} de la distribución para descartar todos los píxeles con valores que se aparten más de $\kappa\sigma_{ij}$ (usualmente $\kappa = 3$) de dicha mediana.
- 3) Una vez alcanzada la convergencia, si el valor de σ_{ij} cambió en menos de un 20% durante el proceso, se considera que el campo no está densamente poblado (*crowding*), y se adopta la $Media_{ij}$ del histograma limpio como valor de $cielo_{ij}$ en ese nodo. Por el contrario, si dicho valor se modifica en más de un 20%, se calcula la moda como: $Moda_{ij} = 2.5 \times mediana_{ij} - 1.5 \times Media_{ij}$ (Kendall & Stuart, 1977), y se adopta ésta como valor de $cielo_{ij}$.
- 4) Se realiza una interpolación utilizando un *spline* bicúbico entre los puntos $cielo_{ij}$ de la grilla obteniéndose así el mapa de cielo para la imagen en cuestión (procedimiento similar al empleado en M87 por Strom et al., 1981).

Existe un punto importante que debe ser tenido en cuenta a la hora de utilizar cualquiera de los métodos enunciados aquí, y es que la estimación del nivel de cielo estará afectada

por la presencia de objetos en el campo. Este efecto será más importante donde haya una mayor concentración de los mismos, donde existan objetos extendidos, o en aquellas regiones afectadas por la presencia de estrellas muy saturadas. En todos estos casos no hay manera de recuperar en forma segura el nivel de cielo por lo que, dependiendo del camino adoptado para modelarlo, tendremos distintas aproximaciones a seguir. A saber: intentar borrar la mayor cantidad posible de objetos puntuales, enmascarar las regiones afectadas, etc. En el caso del mapa de brillo de fondo obtenido por **SExtractor**, es posible realizar un filtrado de mediana antes de interpolar los puntos de la grilla de valores de $cielo_{ij}$ (punto 4) de manera tal de reducir el problema. De la experiencia resulta entonces que, la utilización de un `BACK_SIZE` de $4''.6$ (unos 32 pixeles con binning 2×2), junto con un filtro de cinco puntos (parámetro `BACK_FILTERSIZE=5`) es suficiente para minimizar la presencia de sobredensidades producida por alguno de los efectos mencionados anteriormente, y obtener un buen mapa de cielo mediante **SExtractor**.

Otro aspecto a considerar es que ninguno de los métodos descritos con anterioridad funciona bien en lugares donde el gradiente de brillo del fondo es muy grande. Esto se ve claramente en las zonas más internas de las galaxias donde ni el filtrado de mediana, ni el mapa obtenido por **SExtractor** son capaces de realizar un buen trabajo a menos que utilicemos cajas muy pequeñas. Sin embargo, es posible obtener un resultado aceptable realizando un ajuste del perfil isofotal de la galaxia en esas zonas, y efectuando posteriormente la sustracción de un modelo. Inversamente, a la hora de elegir el mecanismo a utilizar para modelar y sustraer la luz de fondo de nuestras imágenes, no podemos olvidar el hecho de que no debemos afectar la *psf* de las mismas, ni tampoco introducir efectos indeseados sobre la fotometría. En tal sentido se requiere evitar el uso de filtros o grillas muy pequeñas.

Se realizaron pruebas con los métodos mencionados aquí, con el objeto de elegir alguno de ellos para efectuar la sustracción de la luz de las galaxias que contaminan el cielo en nuestras imágenes. Basándonos en la agilidad, costo de cálculo y en una serie de subproductos, elegimos utilizar una combinación del programa **SExtractor** con filtros de mediana. Para ello se construyó un *script* que realiza los pasos descritos a continuación, y cuyo resultado es una imagen con un nivel de cielo prácticamente uniforme y un catálogo completo de todos los objetos detectados:

- a) Genera un mapa de cielo de orden cero utilizando un `BACK_SIZE` de $4''.6$ (unos 32 pixeles para el caso de binning 2×2), junto con un filtro de mediana de cinco puntos (`BACK_FILTERSIZE=5`). Estos parámetros resultan adecuados para minimizar la presencia de sobredensidades producidas por alguno de los efectos mencionados anteriormente, y obtener un buen mapa de cielo. También se detectan aquí los objetos por encima de $1.5 \sigma_c$ (donde σ_c es la dispersión de los valores de cielo), y que cumplan con la definición adoptada en 4.2.2. Esta primer detección estará afectada por errores en la estimación de dichos valores. Con esto, **SExtractor** genera una imagen conteniendo todos los objetos detectados.
- c) Se sustrae de la imagen original aquella obtenida en el paso anterior. Esto es, se restan todos los objetos tal cual fueron detectados y definidos por **SExtractor**. El resultado hasta aquí consiste en una imagen del mapa de cielo, más los residuos provenientes de la detección y definición incorrecta de objetos, entre los cuales sobreviven algunos objetos no detectados en la corrida anterior de **SExtractor**.

- d) Se obtiene un modelo suave (esto es, se borran la mayoría de los objetos no detectados por **SExtractor** en los pasos anteriores) de la imagen resultante del paso anterior utilizando un filtro de mediana de unos 15".
- e) Se sustrae de la imagen original aquélla obtenida en el punto d). El resultado es aquí una imagen que contiene todos los objetos detectados o no en la primera corrida de **SExtractor**, más los residuos suavizados de cualquier error en la definición de los objetos y del cielo.
- f) Se vuelve al punto a) y se usa la imagen obtenida en el paso anterior como entrada.

La idea de este esquema es obtener en el punto a) una lista cada vez más completa de objetos, y en el e) una imagen que no presente residuos ("correcciones") al mapa de cielo, y que contenga únicamente todos los objetos sobre un fondo uniforme. A partir de la segunda ejecución del paso d) utilizamos un filtro de mediana más pequeño que en la primera (7".5) con la idea de mejorar el modelado de las zonas con mayor gradiente. Cabe mencionar también que los procesos de modelado de la luz de fondo, y la detección y clasificación (ver secciones 4.2.2 y 4.2.3) se encuentran íntimamente relacionados. Esto significa, por ejemplo, que la capacidad de detección dependerá de cuán bien ha sido modelado el cielo, y a su vez el modelado de éste estará afectado por los errores de detección.

Del análisis de la evolución de la lista de objetos detectados en las sucesivas ejecuciones de este esquema, se puede ver que con sólo dos ejecuciones de los pasos listados arriba, se obtiene un excelente resultado. Por ello, ha sido ese el número de iteraciones que hemos adoptado para cada una de nuestras imágenes.

Tal y como mencionamos anteriormente, el *script* utilizado genera además catálogos con todos los objetos detectados en las corridas sucesivas de **SExtractor**. Estos catálogos incluyen, entre otros, parámetros tales como elipticidad, fwhm, *Indice de Estelalidad*, etc., así como también una lista de coordenadas que fueron utilizadas como entrada en la fotometría. Las razones para esto último serán expuestas con mayor detalle en la siguiente sección.

Un punto adicional que merece ser señalado, es que el paquete **Daophot** de IRAF (utilizado para obtener la fotometría, ver 4.2.2) requiere que se mantenga intacto el nivel de cuentas en la imagen. Esto se debe a que dicha tarea decide si un pixel ha sido bien ajustado por el actual modelo de *psf* (ver 4.2.2), comparando el residuo esperado en cada imagen a ajustar (lo cual depende, entre otras cosas, del ruido poissoniano sobre la imagen original y, por ende, del nivel de cuentas de la misma), con el valor real medido resultante de cada ajuste. Es por ello que, una vez sustraída la luz de la galaxia de cada imagen, nos vimos obligados a restituir el nivel medio del brillo de fondo. Esto, sin embargo, constituye únicamente una solución de compromiso ya que dicho ruido presenta una fuerte variación espacial sobre nuestras imágenes debido al fuerte gradiente mostrado por la luz de las galaxias cuyos SCGs estamos estudiando.

4.2.2. Detección con **SExtractor** y Fotometría PSF con **Daophot**

La fotometría de las fuentes puntuales presentes en las imágenes fue realizada utilizando el paquete **Daophot II** (Stetson, 1987; Stetson et al., 1990) dentro de IRAF. Esta tarea explota la idea de que en una imagen tomada con un dispositivo CCD, dichas fuentes presentarán una forma característica producida por el borronado introducido por la atmósfera

de la Tierra (en observaciones terrestres) y la óptica del telescopio (figura 4.6). Esta forma de las imágenes puntuales recibe el nombre de *Point Spread Function* o, en forma abreviada, *psf*, y el tamaño de la misma suele caracterizarse por su ancho total a altura mitad, o FWHM por sus siglas en inglés. Dada su definición, es de esperar que la *psf* sobre una imagen sea básicamente la misma para todos los objetos, independientemente de su magnitud. Sin embargo, debido a diversos factores tales como las aberraciones ópticas, una colimación deficiente de la óptica, etc., dicha *psf* puede no ser constante sobre el campo de visión de un instrumento y presentar alguna variación espacial. Por otro lado, debido a que la *psf* dependerá también de las condiciones atmosféricas durante la observación, serán esas condiciones las que impongan un límite a la calidad de la fotometría. Esto se debe a que cuanto peor es el *seeing*, menos profundas serán nuestras imágenes, y menor calidad tendrá la fotometría (es decir, mayores errores a una dada magnitud). Todo ello es el resultado de que, tal y como puede apreciarse en la figura 4.6, la misma cantidad de energía se distribuye sobre una superficie mayor.

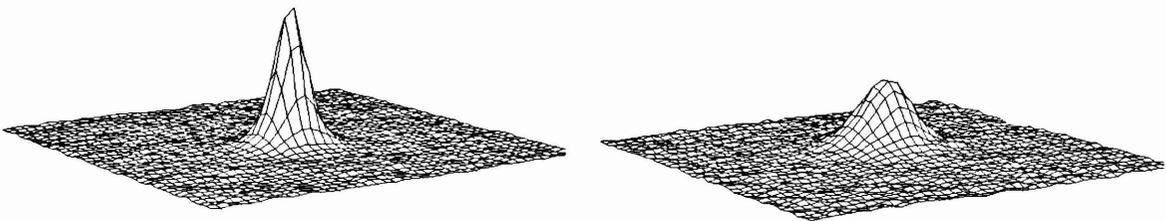


Figura 4.6: Apariencia de la *psf* estelar sobre dos imágenes obtenidas con GMOS y el filtro *i'*. A la izquierda se muestra un objeto registrado bajo excelentes condiciones de *seeing*, con un $FWHM = 0.5 \text{ arcsec pix}^{-1}$. A la derecha puede visualizarse el mismo objeto observado bajo condiciones aceptables de *seeing*, $FWHM = 1.2 \text{ arcsec pix}^{-1}$. La diferencia fundamental entre ambas imágenes reside en que cuanto mayor es el *seeing*, mayor es el área en la que se distribuye la energía.

Daophot parte de las posiciones (x, y) , magnitudes y niveles de cielo obtenidos a través de tareas tales como Phot, y ajusta a los objetos de la imagen un modelo de *psf* de magnitud fija utilizando un factor de escala adecuado. Como resultado de este ajuste, se obtienen valores mejorados de dichas cantidades y del correspondiente factor de escala. Son muchas las ventajas de este tipo de fotometría sobre las magnitudes calculadas a través de aberturas fijas. Pero tal vez una de las más importantes reside en que aún en aquellas regiones donde se tiene una alta densidad de objetos con sus consecuentes solapamientos mutuos, se pueden recuperar valores para todas las cantidades mencionadas anteriormente a través del ajuste simultáneo de dichos objetos. En consecuencia, el primer paso para realizar fotometría *psf* consiste en generar una lista de todos los objetos “reales” existentes sobre las imágenes consideradas. En nuestro caso, esto se llevó a cabo utilizando el programa SExtractor ya que, como se mencionó en la sección anterior, durante el proceso de construcción de las imágenes para la fotometría, dicho programa genera catálogos muy completos con todos los objetos detectados sobre las mismas. Una comparación con tareas que realizan búsquedas

e identificaciones automáticas similares dentro de IRAF, confirma que la habilidad de SExtractor para separar los objetos “reales” de “defectos” de imagen tales como picos de ruido, rayos cósmicos, etc., hacen de él una herramienta ideal para obtener catálogos que contengan grandes volúmenes de datos. Dicha habilidad se basa en el hecho de que, si bien el programa no está capacitado para clasificar tales defectos, reconoce como objetos sólo aquellas detecciones que cumplen las siguientes condiciones:

- a) Como vimos en 4.2.1, los objetos deben contener pixeles que superen cierto valor umbral sobre el nivel de cielo (parámetro DETECT_THRESH). Aquí hemos utilizado como nivel de corte un valor de $1.5\sigma_c$ (donde σ_c es una medida de la desviación estándar de dicho cielo). Trabajando con umbrales tan bajos, tareas tales como daofind generarían catálogos extremadamente contaminados por picos de ruido.
- b) El número de pixeles “interconectados” que cumplen con la condición anterior deberá ser superior a un valor mínimo fijado por el usuario, a través del parámetro DETECT_MINAREA. Esto evita que se identifiquen pixeles individuales, picos de ruido, etc. En esta Tesis adoptamos un valor de 3 – 5 pixeles para este parámetro.

Dado que la principal limitación en la detectabilidad a bajos niveles de flujo proviene del ruido de la propia imagen, la ventaja más significativa que se tiene con este programa es la posibilidad de utilizar el ruido local en cada pixel a la hora de decidir si su nivel de cuentas supera o no el valor umbral. De esta forma SExtractor estima a partir de la propia imagen un mapa de ruido y utiliza dicho mapa para la detección de objetos (parámetro WEIGHT_TYPE). Esto significa que el umbral de detección t es ajustado para cada pixel con varianza σ_i^2 , resultando $t_i = \text{DETECT_THRESH} \times \sqrt{\sigma_i^2}$. Tareas como daofind de IRAF, por el contrario, utilizan un valor global de σ para toda la imagen. Tal cosa complica mucho la utilización de un nivel bajo de umbral dado que en tales circunstancias se produce una enorme cantidad de detecciones erróneas. Además de esto, SExtractor permite mejorar su capacidad de detección mediante la utilización de filtros como paso previo a la misma. De acuerdo al tipo de filtro utilizado, podemos lograr una mejor detección de objetos de una dada característica. Como aquí estamos particularmente interesados en objetos puntuales, encontramos que utilizando un kernel gaussiano con un FWHM del orden del correspondiente a los objetos estelares, logramos un aumento significativo de la eficiencia de detección de los mismos (Irwin, 1985). Con ese fin, debimos generar una serie de kernels gaussianos con valores de FWHM acordes a las distintas imágenes que tenemos en nuestra muestra, los cuales SExtractor convolucionó con las imágenes antes de la detección.

Debemos mencionar aquí que SExtractor presenta una limitación. Esta consiste en la imposibilidad de detectar objetos de bajo brillo que se hallen en las proximidades de objetos intensos. Esta falla, si bien está documentada (ver *web page* del programa), es difícil de evitar. Aun así, la cantidad de objetos por campo que presentan este problema es extremadamente baja (1 o 2) y pueden ser agregados “a mano” en la lista de coordenadas.

Otra ventaja de SExtractor que hemos aprovechado en nuestro trabajo, es su capacidad de separar objetos que presentan algún tipo de superposición o *blending*. Para ello, el programa realiza una serie de cortes de cada objeto en un número de niveles isofotales (parámetro DEBLEND_NTHRESH, el cual fijamos en 64) entre el umbral de detección y el valor del pico. De esta forma se tiene una especie de estructura de árbol con ramificaciones. Luego se analiza la misma comenzando por el extremo más brillante y yendo hacia la base.

En cada ramificación encontrada se establece la existencia de uno o más objetos cuando se cumple que:

- 1) La intensidad integrada por encima de dicha ramificación es mayor que cierta fracción δ_c de la intensidad total del objeto compuesto. Aquí hemos fijado dicho parámetro en `DEBLEND_MINCONT=5 × 10-3`.
- 2) La condición 1) se cumple para, al menos, una ramificación más en dicho nivel.

El funcionamiento de este algoritmo muestra ser muy eficiente y evita que se produzcan detecciones incorrectas debido a la estructura compleja presentada por algunos objetos de campo.

En aspectos vinculados a la fotometría, es conocido en la literatura que si se trata de medir objetos puntuales, `Daophot` es la mejor herramienta. Por ello, la estrategia seguida en todos los casos ha sido utilizar `SExtractor` únicamente para realizar la identificación de los objetos y luego, como se dijo anteriormente, obtener las magnitudes de los mismos mediante `Daophot`. Enunciamos a continuación el esquema de trabajo adoptado:

- 1) Se registraron las imágenes de cada campo llevándolas al sistema de referencia (x,y) de la imagen i' correspondiente. Para ello se seleccionaron varias decenas de objetos puntuales distribuidos sobre cada imagen y se utilizó la tarea `geomap` para obtener las transformaciones entre ellas. Luego se aplicaron dichas transformaciones empleando la tarea `geotrans`, y una interpolación lineal.
- 2) Se adoptó la lista de coordenadas (x,y) de todos los objetos detectados por `SExtractor` sobre las imágenes i' . Se utilizaron las imágenes en dicho filtro como referencia debido a que, en general, presentan mejor señal y calidad de imagen que las g' y r' (lo cual se puede ver en la tabla 3.5).
- 3) Se corrió la tarea `phot` sobre cada imagen utilizando la lista de objetos hallada en el paso anterior, obteniéndose así las posiciones, magnitudes de abertura, y niveles de cielo que servirán como valores iniciales para el trabajo de `Daophot`. Dichas magnitudes fueron medidas en todos los casos utilizando aberturas del orden del FWHM máximo de cada campo. Cabe destacar que en esta etapa se fijan las coordenadas de los objetos en las posiciones dadas por `SExtractor` (las cuales muestran ser lo suficientemente precisas) impidiendo el recentrado. Esto es necesario debido a que debe evitarse la “migración” de los objetos débiles, próximos a otros brillantes, hacia éstos.
- 4) Se seleccionaron aquellos objetos que presentan un valor de *Indice de Estelalidad* > 0.8 en los tres filtros (ver sección 4.2.3 para una descripción de este parámetro), para ser utilizados posteriormente en la construcción de un modelo de *psf*. Denominaremos a estos objetos, “objetos *psf*”. En general, se intenta elegir la mayor cantidad posible de dichos objetos, y se busca que estén distribuidos en forma uniforme sobre el campo de manera tal de modelar correctamente las variaciones espaciales de la *psf*. Contra esto atenta la realidad, haciendo algunas veces imposible llevar a cabo tal empresa. Entre los factores que limitan nuestra elección se encuentra que los objetos *psf* elegidos para construir nuestro modelo deben ser obviamente puntuales, brillantes (pero no saturados) y aislados. Además, dado que el campo de visión de GMOS es reducido, y a que como se ve en los diagramas color-magnitud, son más comunes en nuestros

campos las estrellas rojas, la situación siempre fue mucho más complicada en las imágenes g' . A pesar de ello, pudimos contar generalmente con 20 – 60 objetos *psf* por imagen.

5) Se construyó un modelo de *psf* de orden cero utilizando la tarea *psf*, y luego se sustrajeron de la lista inicial todos los objetos *psf* junto con todos sus “vecinos”, tal y como son definidos dentro del propio **Daophot**. Esto último se hace pasando primero por la tarea *nstar* y luego por la tarea *substar*.

6) Se analizaron visualmente los residuos dejados por la sustracción anterior y se descartaron todos aquellos objetos que presentaron una estructura que indicaba que podríamos estar frente a una imagen no puntual, o a la existencia de un vecino oculto que no pudiera ser sustraído.

7) Se construyó una imagen con todos los objetos *psf* que habían sobrevivido de nuestra lista de candidatos original, libres de sus vecinos (los cuales se sustrajeron con la tarea *substar*), y se volvió a construir un modelo de *psf* siguiendo los pasos anteriormente señalados.

Sobre este último modelo se repitió el proceso descrito con el fin de realizar una nueva búsqueda de objetos que presentaran estructuras de residuos que indicaran un origen compuesto. Fue necesario además, aumentar progresivamente el orden del modelo generado (**Daophot** permite obtener modelos de *psf* hasta orden 2 en x e y). El resultado final fue, en general, una *psf* de orden 2 construida en base a unos 20 – 60 objetos por imagen, elegidos de modo tal de que se acercaran lo más posible a las condiciones ideales mencionadas anteriormente.

Por último, se midieron mediante la tarea *allstar* los brillos de todos los objetos detectados sobre nuestras imágenes, ajustando a cada uno el modelo de *psf* adecuado.

4.2.3. Clasificación y selección de objetos

Hemos visto en la sección anterior que las listas finales de **Daophot** incluyeron todos los objetos detectados sobre las imágenes. Es decir, objetos puntuales y objetos resueltos, para los últimos de los cuales posteriormente se realizó fotometría de abertura. Debimos entonces establecer cuáles de ellos pertenecían a cada categoría. Las motivaciones que tuvimos para realizar esto son básicamente dos:

- A las distancias a las que se encuentran la mayor parte de las galaxias de nuestra muestra, se espera que los CGs se presenten como objetos no resueltos. Una excepción de esto podrían ser NGC 3115 y NGC 3379, ya que a sus respectivas distancias, 20 pc equivalen a 0."4. Aún así, como en general los radios efectivos de los CGs “normales” son menores a este valor (2 – 3 pc), la mayoría de ellos deberían presentar imágenes puntuales.
- Una vez clasificados los objetos, podremos estimar la contaminación de nuestra muestra.

Existen en la literatura numerosos ejemplos de clasificadores. Sin embargo, la mayoría de ellos utilizan dos parámetros, o presentan poca robustez en casos tales como objetos

con vecinos muy próximos o con algún grado de superposición (ver Bertin y Arnouts, 1996, para una lista extensa). Por tal motivo, en esta Tesis hemos experimentado y adoptado un procedimiento que incluye varios pasos y un conjunto amplio de parámetros.

Primero se utilizó el *Indice de Estelalidad* medido por SExtractor (figura 4.7) el cual toma valores entre 0 y 1, donde 0 corresponde a objetos resueltos y 1, a puntuales. Siguiendo el trabajo presentado por Bertin y Arnouts (1996), podemos decir que tal clasificación utiliza una Red Neuronal Multicapa (aquí solamente dos capas), con un total de diez neuronas en cada una. Estas diez neuronas responden a su vez a diez parámetros que alimentan a la Red (ver la figura 5 de dicho trabajo), y que están constituidos por ocho áreas isofotales, la intensidad I_{max} del pico de objeto, y el FWHM estelar. El proceso de aprendizaje elegido es el que se conoce con el nombre de *backpropagation*.

Experimentamos entonces con distintos valores para los parámetros que están directa o indirectamente relacionados con los resultados de la clasificación (FWHM, ANALYSIS_THRESH, DEBLEND_NTHRESH, DEBLEND_MINCONT, BACK_SIZE, etc...), y se adoptó un valor límite de 0.35 para separar ambos tipos de objetos. Posteriormente, al realizar los experimentos de completitud, veremos que dicho valor produce un muy buen resultado.

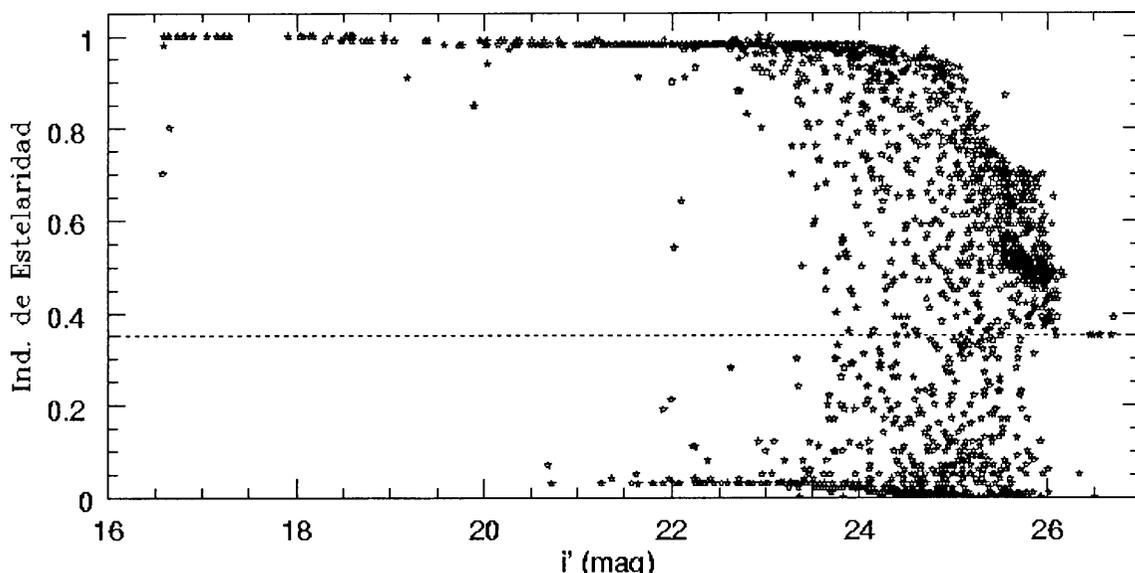


Figura 4.7: *Indice de Estelalidad* de SExtractor como función de la magnitud i' . El primer paso del procedimiento adoptado consiste en considerar a todos los objetos con índice > 0.35 como no resueltos (línea de puntos).

Una inspección visual de los objetos clasificados como resueltos muestra que SExtractor realiza un excelente trabajo de clasificación, aún cuando no debe perderse de vista que tal algoritmo se encuentra todavía en etapa experimental. Sin embargo, es de esperar que a medida que consideremos brillos más bajos, dicha clasificación degenera, tal como lo indica la tendencia a producir valores intermedios del *Indice de Estelalidad* a medida que crece la magnitud (figura 4.7). Esto se debe a que la capacidad de separar ambos tipos de objetos irá disminuyendo a medida que tengamos menor relación S/N. Además, existe una mayor tendencia a clasificar estrellas débiles como galaxias, que galaxias débiles como estrellas.

Esta es una de las razones por las cuales no elegimos 0.5 como límite entre ambos tipos de objetos. De todas formas no debe perderse de vista que a bajos niveles de brillo no es posible hacer ningún tipo de clasificación segura.

Para evaluar el éxito de nuestra clasificación hemos obtenido imágenes de archivo de algunas de nuestras galaxias, pertenecientes a la WFPC2. Las mismas consisten, en general, en exposiciones centradas en los núcleos de las galaxias de nuestra muestra. Por ello, si bien provienen de instrumentos muy distintos (Gemini presenta una superficie colectora aproximadamente 16 veces mayor, y los filtros utilizados son diferentes), debido a la altísima resolución de dicha cámara, representan un excelente test para la clasificación realizada por SExtractor. Analizamos entonces, sobre dichas imágenes, la apariencia visual de los objetos clasificados como resueltos, y encontramos una cantidad despreciable de errores provenientes, en su mayoría, de objetos superpuestos que no son separables en nuestras imágenes GMOS (tercer columna en la figura 4.8).

Efectuar un análisis similar de todos los objetos clasificados como puntuales, representa una tarea mayor debido a que un objeto puede ser no resuelto en las imágenes de GMOS, pero serlo en las correspondientes a la WFPC2. Incluso la gran mayoría de los CGs pertenecientes a los SCGs estudiados aquí, aparecen resueltos o marginalmente resueltos en dichas imágenes. Sin embargo, restringiéndonos únicamente a aquellos objetos clasificados como CGs (ver capítulo 5) y comparando con los candidatos hallados por Larsen et al. (2001), encontramos nuevamente un excelente acuerdo. Tal acuerdo es un indicador de que el trabajo realizado hasta aquí presenta bases muy firmes debido a que es justamente en las regiones más próximas a los núcleos de las galaxias (allí donde existen fuertes gradientes de luz y un gran ruido poissoniano), donde esperamos que exista un mayor número de “errores” en la clasificación.

Sin embargo, el análisis mencionado anteriormente nos muestra que pueden existir algunos objetos brillantes cuyos FWHM son claramente mayores que el de la *psf* estelar, y que sobreviven a nuestra clasificación. Los mismos son incorrectamente clasificados debido a que presentan valores de *Índice de Estelalidad* mayores que 0.35, pero muy inferiores a 1. La figura 4.8 nos muestra, en su parte inferior, los residuos que se generan al sustraer el modelo *psf* a cada objeto mostrado en la línea superior. En dicha figura se ve claramente que los correspondientes a objetos resueltos muestran un aspecto típico. Ahora bien, en la columna central mostramos el resultado de sustraer el modelo de *psf* a un candidato que, sabemos, ha sido incorrectamente clasificado (se muestra aquí un ejemplo muy evidente). Esto nos da la idea de que si inspeccionamos la posición de los mismos en el diagrama *magnitud vs. (magnitud de abertura–magnitud psf)* (aquí, las magnitudes de abertura provienen de la tarea **Phot**, y fueron obtenidas a través de aberturas de radio \sim FWHM), sería esperable que se aparten con cierta claridad del comportamiento del grueso de los objetos verdaderamente puntuales. Estos últimos muestran una dispersión característica que aumenta con la magnitud (figura 4.9), lo cual está principalmente causado por el incremento en los errores a medida que vamos hacia el extremo débil. Por ende, definimos envolventes mediante la expresión:

$$\text{env}(i') = c + k(a \cdot e^{bi'}) \quad (4.1)$$

donde los parámetros a y b son obtenidos mediante un ajuste de Mínimos Cuadrados al comportamiento de los residuos de la resta *magnitud de abertura–magnitud psf*. Los otros dos parámetros han sido fijados en $c = 0.02$ y $k = 3$, y ambos tienen como objetivo proveer-

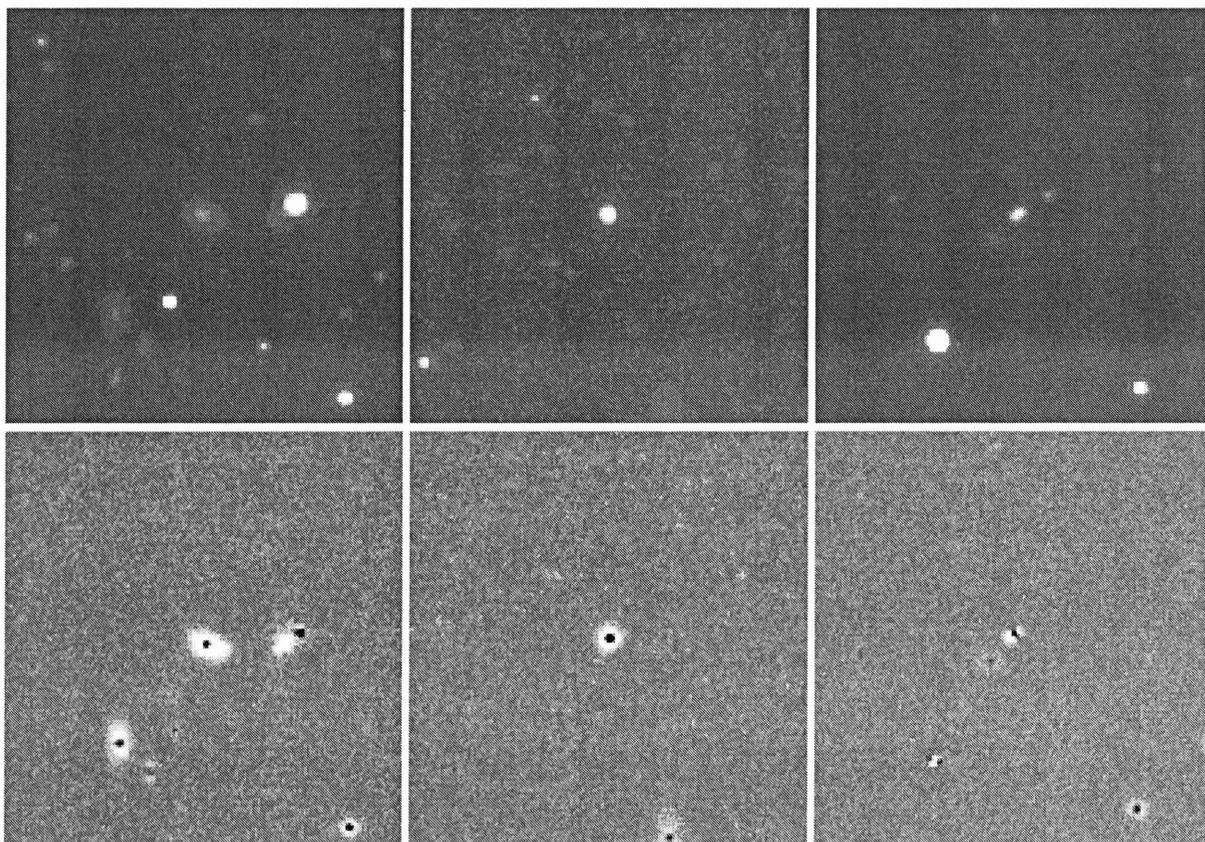


Figura 4.8: Mostramos aquí tres ejemplos típicos de residuos generados al sustraer un modelo de *psf* estelar a objetos resueltos. La columna de la izquierda muestra un conjunto de galaxias y sus residuos. Es muy evidente en ellas su carácter extendido. En la columna central se muestra un ejemplo muy claro de un objeto que ha sido mal clasificado por SExtractor. Sin embargo, no debe perderse de vista en este ejemplo, que lo único que lo diferencia de un objeto puntual, es el tamaño de su imagen ya que no presenta ninguna estructura. En la columna de la derecha se muestra un ejemplo donde se tienen dos objetos muy próximos entre sí, por lo cual no hay forma de conocer su origen correctamente. Por ello, serán considerados aquí como objetos no puntuales.

nos un margen de tolerancia razonable que contemple la posible existencia de objetos con errores ligeramente superiores al esperado.

Podemos intentar entonces clasificar como objetos resueltos, o marginalmente resueltos, todos aquéllos que se sitúan por debajo de la envolvente inferior, la cual es una imagen especular de la envolvente superior en dicho gráfico. Tal clasificación se basa en el hecho de que el ajuste de una *psf* estelar a un objeto resuelto producirá una subestimación del brillo del mismo ubicándolo por debajo de la tendencia general ya mencionada. Por el contrario, si un objeto presenta una *psf* más “aguda” (objetos afectados por defectos), dicho ajuste producirá una sobrestimación de su brillo. Es por ello que dichos objetos se ubicarán por encima de la envolvente superior. Cabe mencionar aquí que SExtractor no está capacitado para clasificar defectos tales como pixeles calientes, rayos cósmicos, etc., que hayan sobrevivido a la cuidadosa búsqueda y limpieza que realiza el mismo.

Hemos intentado llegar más lejos aún, ya que debemos mencionar que si bien esta estrategia de clasificación auxiliar puede ser muy útil para resolver el problema de los ob-

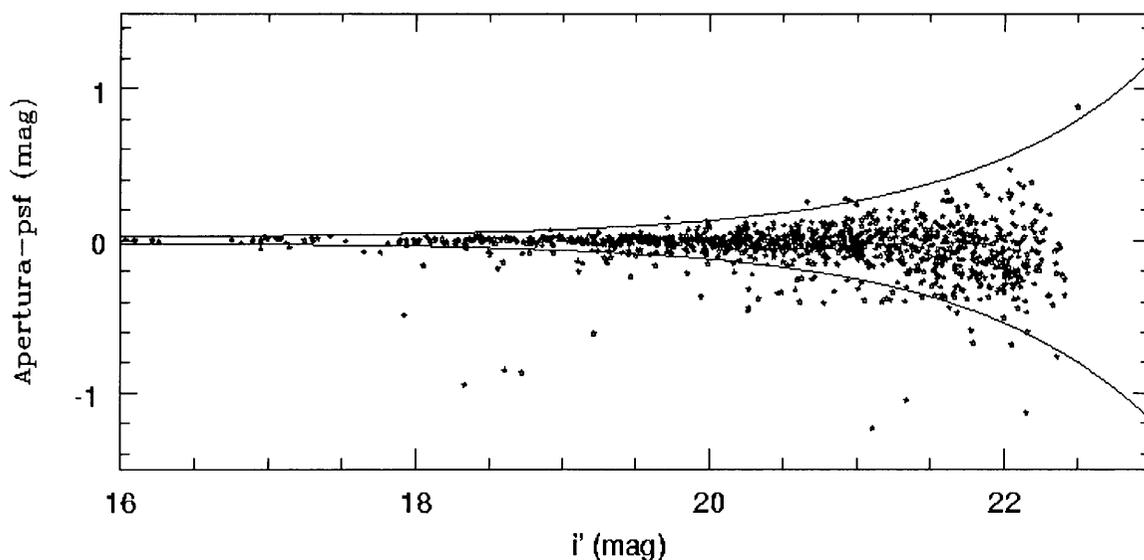


Figura 4.9: Diferencias entre las magnitudes de abertura y *psf* en función de la magnitud i' para todos los objetos con *Indice de Estelaridad* > 0.35 . Las líneas sólidas definen límites inferiores y superiores para la región ocupada por la mayoría de los objetos clasificados como no resueltos. Se puede apreciar claramente que existe un reducido número de posibles errores de clasificación. Las magnitudes presentadas en esta figura son instrumentales.

jetos resueltos que sobreviven a la separación realizada mediante el *Indice de Estelaridad*, su aplicación indiscriminada puede generar otro inconveniente. Este reside en el hecho de que, como sabemos, en aquellos casos en que tengamos objetos muy próximos unos con otros, sus magnitudes de abertura estarán mutuamente contaminadas, y será el ajuste de *psf* el que dará magnitudes más representativas (siempre que todos hayan sido correctamente detectados). Por esta razón, ellos también se apartarán de la tendencia general seguida por los objetos puntuales en la figura 4.9, y deberán ser recuperados e incluidos en la categoría correcta. Entonces, en un intento de considerar todo lo expuesto más arriba, hemos diseñado las siguientes definiciones para nuestros objetos:

Objetos no resueltos: Son aquellos objetos que presentan un *Indice de Estelaridad* > 0.35 y que además cumplen con alguna de las dos condiciones siguientes:

- a) Se ubican dentro de la región definida por las envolventes en el diagrama *magnitud vs. (magnitud de abertura–magnitud psf)*.
- b) Se ubican fuera de la región definida por las envolventes en el diagrama *magnitud vs. (magnitud de abertura–magnitud psf)*, pero muestran un valor del *Indice de Estelaridad* y del parámetro de *sharpness* (Daophot) que indican una alta probabilidad de que estemos frente a un objeto puntual.

Objetos resueltos: Son objetos con *Indice de Estelaridad* ≤ 0.35 , o bien objetos con *Indice de Estelaridad* > 0.35 que quedan fuera de la región definida por las envolventes en el diagrama *magnitud vs. (magnitud de abertura–magnitud psf)*, y que no cumplen con la condición (b) de la definición anterior.

La inclusión de estos últimos parámetros nos lleva a un número final de trece para la dimensión del espacio de los mismos. A primera vista puede parecer una cantidad grande, pero considerando que diez de ellos son aplicados en forma rápida y eficiente por **SExtractor**, vemos que en realidad es un número muy manejable. Por otro lado, ninguna de las cantidades que hemos agregado (magnitudes de abertura y *sharpness*) requiere cálculos adicionales ya que uno de ellos es necesario para iniciar la fotometría *psf*, mientras que el otro es un producto de ella. Este último, el cual estima cuán “agudo” es un objeto en relación a la *psf* ajustada, presenta una fuerte similitud con lo que se observa en el diagrama *magnitud vs. (magnitud de abertura–magnitud psf)*. Sin embargo, nuestra experiencia muestra que este último parámetro posee una mayor sensibilidad, y es mucho más sencillo caracterizar su comportamiento. Más allá de esto, siempre que se trate de dos objetos estelares muy próximos entre sí, pero detectados y ajustados por **Daophot**, *sharpness* puede dar una buena idea de su carácter estelar.

La tabla 4.1 nos muestra el número de objetos resueltos y no resueltos hallados en los campos. Dichas cantidades fueron obtenidas considerando todos los objetos que presentan un brillo total $i' < 24$ en sus magnitudes *psf* o de abertura, según corresponda. En ella se puede apreciar el efecto que producen las distintas cantidades de CGs detectados en cada campo, además del impacto de los diferentes valores de FWHM sobre el proceso de clasificación. Además de esto, no debemos olvidar que los SCGs observados presentan diferentes posiciones galácticas, lo cual nos lleva a esperar que existan diferencias en el número de estrellas presentes en cada campo.

Cuadro 4.1: Número total de objetos resueltos y no resueltos hallados en los distintos campos. Se han considerado únicamente objetos con $i' < 24$.

| Sistema | No resueltos | Resueltos |
|------------------|--------------|-----------|
| NGC 4649-Campo 1 | 590 | 422 |
| NGC 4649-Campo 2 | 524 | 394 |
| NGC 4649-Campo 3 | 260 | 148 |
| NGC 3923-Campo 1 | 537 | 495 |
| NGC 3923-Campo 2 | 496 | 592 |
| NGC 3923-Campo 3 | 755 | 379 |
| NGC 524-Campo 1 | 317 | 209 |
| NGC 524-Campo 2 | 537 | 336 |
| NGC 524-Campo 3 | 388 | 253 |
| NGC 3115-Campo 1 | 282 | 389 |
| NGC 3115-Campo 2 | 298 | 702 |
| NGC 3379-Campo 1 | 270 | 319 |
| NGC 3379-Campo 2 | 186 | 537 |
| NGC 3379-Campo 3 | 273 | 286 |

Cabe destacar que lo enunciado hasta aquí sobre **SExtractor** deja sin mencionar una gran cantidad de parámetros, y se debe a que nuestra intención es, únicamente, rescatar

algunos de los aspectos más significativos utilizados para la realización de esta Tesis.

4.2.4. Fotometría de los objetos resueltos

La fotometría de objetos extendidos presenta varias dificultades distintas a las que enfrentamos con los objetos puntuales. Ellas surgen básicamente del hecho de que los primeros muestran una enorme variedad de formas y tamaños angulares. En otras palabras, no existe algo que podamos llamar “la *psf* de los objetos resueltos”. Por ello, para obtener sus magnitudes totales, deberíamos utilizar aberturas distintas para cada uno de ellos. Sin embargo, dado que aquí estamos más interesados en los colores de dichos objetos (para así poder estimar la contaminación de nuestra muestra), hemos utilizado una abertura fija de 2" y la tarea `phot` de IRAF. Dicha abertura nos brinda magnitudes aproximadas para aquellos objetos muy extendidos, pero podemos esperar colores muy representativos.

Cuando hablamos de objetos puntuales, la contaminación suele estar representada por los objetos extendidos. Por el contrario, cuando medimos estos últimos, son los objetos puntuales quienes pueden constituirse en contaminación. Por ello, intentando evitar que las magnitudes de abertura de los objetos resueltos se vean contaminadas por la presencia de fuentes puntuales dentro de cada abertura, se eliminaron todos los objetos puntuales de cada imagen. Esto se realizó empleando la tarea `allstar` de Daophot (aquí podemos apreciar una de las ventajas generadas por los CCD y el conocimiento de la *psf* estelar).

Cabe mencionar además que, dado que efectuamos en estas imágenes la correspondiente sustracción de la luz de las galaxias para evitar gradientes en el nivel de cielo, es posible que los objetos más extendidos de nuestra muestra hayan sido afectados durante tal proceso. Sin embargo, debemos recordar que tales objetos carecen de interés en nuestro análisis, y que nos preocuparán más los posibles candidatos marginalmente resueltos de la muestra.

4.2.5. Calibraciones y catálogos finales

Una vez que contamos con los resultados de la fotometría de todos los objetos presentes en los diversos campos, procedimos a realizar las calibraciones de las mismas. Para ello, consideramos los siguientes aspectos:

- *Correcciones de abertura:* Dado que nuestras magnitudes están referidas a la cantidad de luz registrada dentro de una abertura finita de tamaño \sim FWHM, debemos estimar el porcentaje de energía que ha quedado fuera de dicha abertura y añadirla a nuestras medidas. Utilizando la lista de objetos *psf* definida al momento de realizar la fotometría `Daophot`, generamos imágenes con dichos objetos completamente libres de cualquier vecino, y medimos las magnitudes de ellos en varias aberturas (desde 0.5 FWHM hasta 7 – 8 FWHM). Luego utilizamos estas medidas y la tarea `mkapfile` para obtener un modelo de la “curva de crecimiento” para cada imagen, y con ellas, correcciones para nuestra fotometría.
- *Constantes de extinción:* Contamos únicamente con los valores medios de las mismas, los cuales están publicados en la página de Gemini (tabla 4.2), por lo que debimos utilizar éstas para nuestras calibraciones.
- *Puntos de cero:* Dichos valores, para cada filtro, también fueron obtenidos de la página Gemini (tabla 4.2).

Esto significa que las transformaciones utilizadas fueron:

$$M_o = m_{inst} + k(X - 1) + A + PC \quad (4.2)$$

donde k , X , A y PC son, respectivamente, la constante de extinción atmosférica, la masa de aire, la corrección de abertura y el punto de cero. Cabe aclarar aquí que si bien estas calibraciones son por varias razones aproximadas, una comparación de nuestros diagramas color-color de los objetos puntuales presentes en los campos observados, con aquellos correspondientes a las estrellas estándar que definen el sistema fotométrico u' , g' , r' , i' , z' (Smith et al., 2002), nos indica que nuestros colores están muy próximos a los de dicho sistema.

Cuadro 4.2: Puntos de cero “CP” y constantes “k” de extinción atmosférica.

| Filtro | CP | k |
|--------|-------|------|
| g' | 27.80 | 0.14 |
| r' | 28.10 | 0.11 |
| i' | 27.83 | 0.10 |

El resultado final de todos los procesos ejecutados hasta aquí, es una serie de catálogos con posiciones, magnitudes y todo un conjunto de parámetros de diversa índole generados por SExtractor, Phot y Daophot. Para cada uno de los SCGs observados tenemos entonces un catálogo con los objetos puntuales, conteniendo sus magnitudes psf , y otro con los objetos resueltos y sus magnitudes de abertura. El procedimiento para construirlos fue el siguiente:

- 1) Se obtuvieron transformaciones geométricas entre los distintos campos observados en cada galaxia, y se llevaron todos ellos a un mismo sistema de referencia (x, y) . Esto se realizó tomando las posiciones de un conjunto de varias decenas de objetos puntuales, y utilizando las tareas `geomap` y `geotran` de IRAF. Cabe destacar que los correspondientes rms de dichas transformaciones fueron generalmente del orden de 0.05 pixeles.
- 2) Dado que existe superposición entre los distintos campos, fue posible buscar diferencias de puntos de cero ($\Delta_{g'}, \Delta_{r'}, \Delta_{i'}$) entre ellos. Estas diferencias tienen su origen en variaciones de sensibilidad del instrumento durante las distintas exposiciones, en nuestro desconocimiento de “verdaderas” constantes de extinción, en errores durante el ajuste de las psf , errores en las correcciones de abertura, etc. Además de éstas, sabemos que algunos campos pueden haber sido observados bajo condiciones no estrictamente fotométricas. Adoptamos entonces la fotometría correspondiente a las imágenes tomadas en condiciones más seguras y con mejor *seeing* como referencia, y utilizamos los Δ hallados previamente para transformar las demás. La tabla siguiente indica el campo tomado como referencia, los Δ adoptados, y el número de objetos utilizados para encontrarlos.

Cuadro 4.3: Diferencias de puntos de cero entre los distintos campos observados en cada sistema.

| Sistema | Campo | filtro | Δ | N |
|----------|-------|--------------|----------------------|------------|
| NGC 4649 | 1 | g', i' | Referencia | |
| | 2 | g', i' | +0.000,+0.000 | |
| | 3 | g', i' | -0.112,+0.182 | |
| NGC 3923 | 1 | g', r', i' | Referencia | |
| | 2 | g', r', i' | +0.027,-0.011,-0.017 | 91,116,141 |
| | 3 | g', r', i' | +0.028,-0.017,+0.000 | 58, 90,108 |
| NGC 524 | 1 | g', r', i' | Referencia | |
| | 2 | g', r', i' | +0.000,+0.000,+0.059 | 31, 61, 51 |
| | 3 | g', r', i' | -0.126,-0.117,-0.170 | 60,109,148 |
| NGC 3115 | 1 | g', r', i' | Referencia | |
| | 2 | g', r', i' | -0.034,+0.000,-0.052 | 33, 36, 38 |
| NGC 3379 | 1 | g', r', i' | +0.260,+0.198,+0.227 | 44, 64, 76 |
| | 2 | g', r', i' | Referencia | |
| | 3 | g', r', i' | +0.260,+0.198,+0.227 | 54, 67, 82 |

3) Construimos los catálogos finales asignando a un objeto las medidas realizadas sobre la imagen más segura. Esto significa que en aquellos casos en que teníamos un campo observado con una calidad de imagen inferior a los otros, las magnitudes de dicho campo sólo se utilizaron para los objetos que únicamente fueron medidos sobre él. En cualquier otro caso, siempre se optó por la mejor imagen.

Se puede ver en la tabla 4.3 que en general las diferencias halladas en los puntos de cero son pequeñas. Existen, sin embargo, algunos casos en que dichas cantidades son tan grandes como 0.12-0.26 mag. Como ya se ha mencionado, dichos casos corresponden básicamente a imágenes obtenidas en condiciones no ideales de observación. Por otro lado, es importante mencionar que aún en casos como NGC 3115, donde los Δ listados en la tabla 4.3, son verdaderamente pequeños (y obtenidos con un reducido número de objetos), gracias a la excelente calidad de la fotometría es posible verificar una clara mejoría en los resultados al aplicar dichos Δ .

En las figuras 4.10 a 4.14 se presentan los errores resultantes en función de la magnitud, tanto en dichas magnitudes como en los colores. En ellas es posible ver con claridad la calidad de la fotometría obtenida. Vemos que para $i' < 24$ mag usualmente tenemos errores < 0.1 mag en todos los colores. Una excepción a esto son NGC 4649 y NGC 524. Estas dos galaxias presentan errores ligeramente mayores en g' , debido a que fueron observadas con tiempos de exposición menores. Además de ello, la imagen coadicionada correspondiente al campo 2 en el filtro i' para NGC 524, fue construida con solamente 3 subexposiciones. Todo ello produce como resultado que la fotometría de estos dos SCGs sea un poco menos precisa que las otras.

Finalmente, en las figuras 4.15 a 4.19 se presentan los correspondientes diagramas color-magnitud para todos los objetos puntuales medidos en los campos observados. En ellos se puede apreciar fácilmente la presencia de los CGs como una acumulación de objetos en los

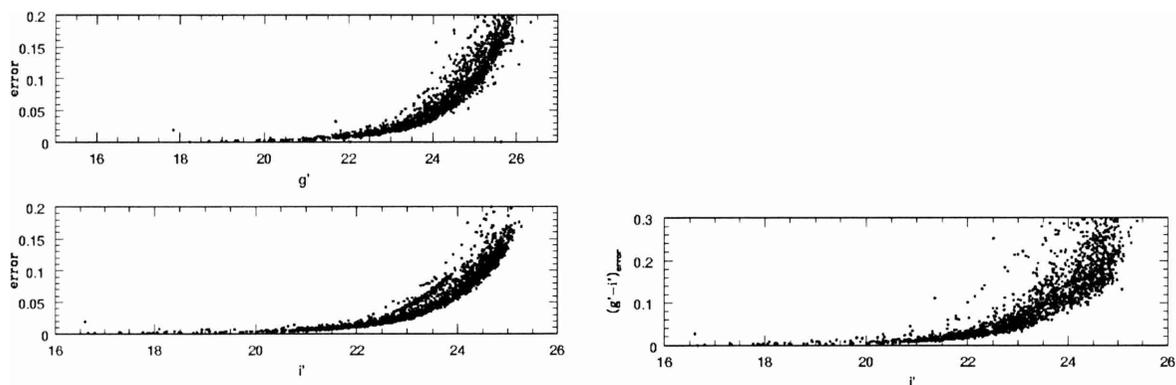


Figura 4.10: Diagramas con los errores en la muestra completa de objetos puntuales en los campos de NGC 4649. En los paneles de la izquierda se muestran los errores en las magnitudes, y en el de la derecha los correspondientes a los colores.

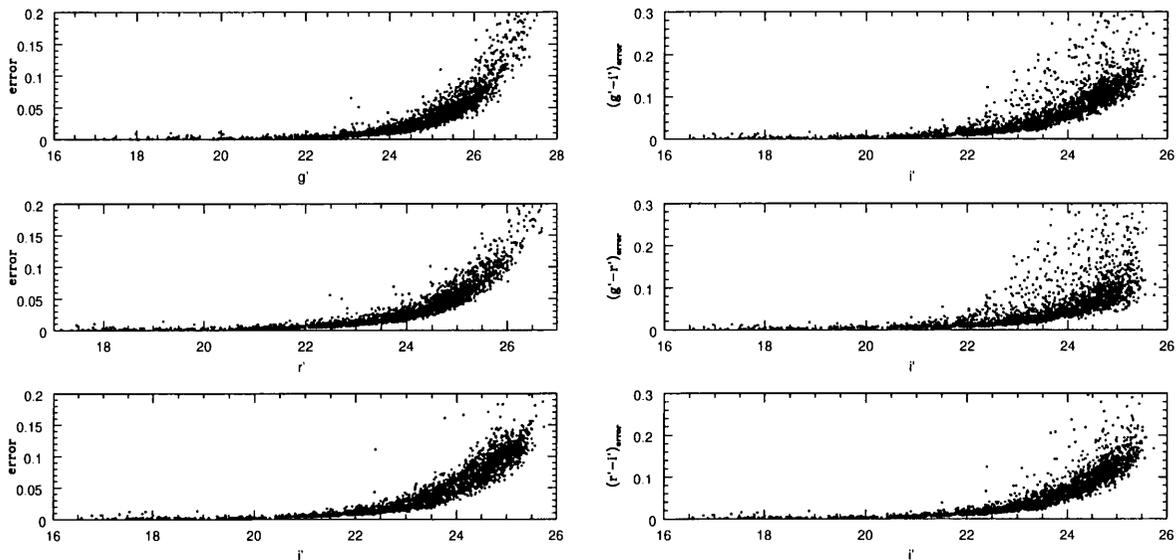


Figura 4.11: Idem figura 4.10 para NGC 3923.

colores $(g' - i') \sim 1.0$, $(g' - r') \sim 0.7$ y $(r' - i') \sim 0.3$. Se presentan además los diagramas obtenidos para los objetos resueltos encontrados en estos campos.

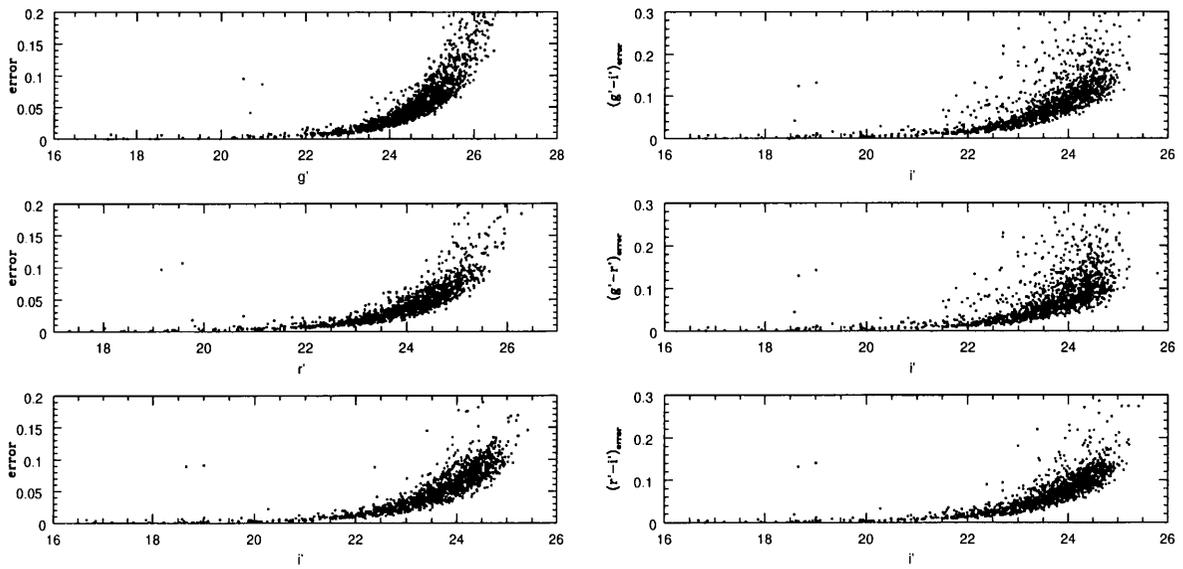


Figura 4.12: Idem figura 4.10 para NGC 524.

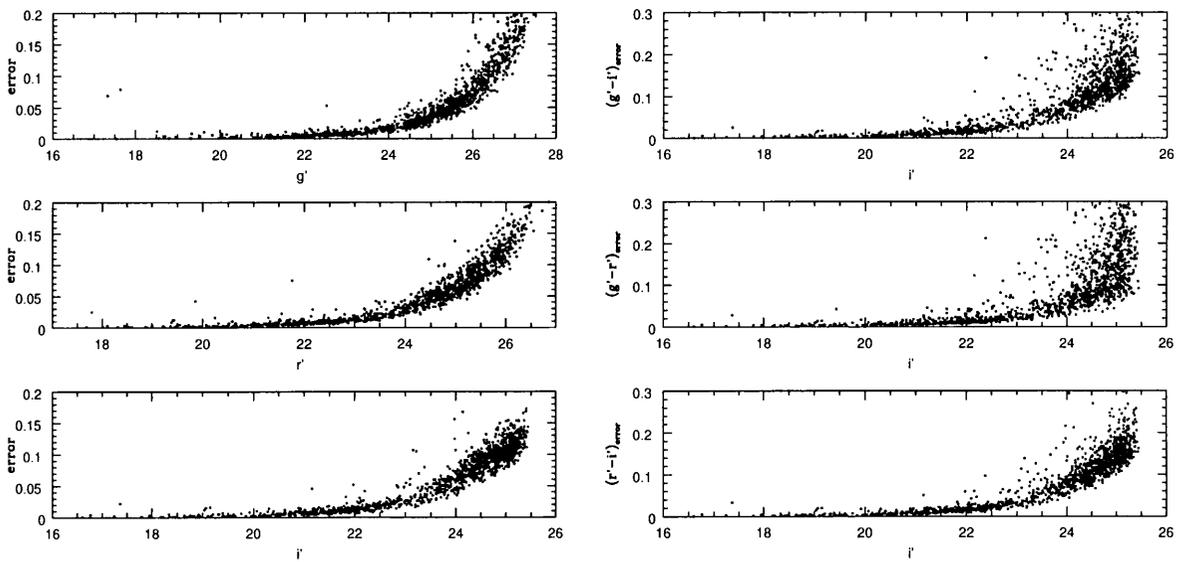


Figura 4.13: Idem figura 4.10 para NGC 3115.

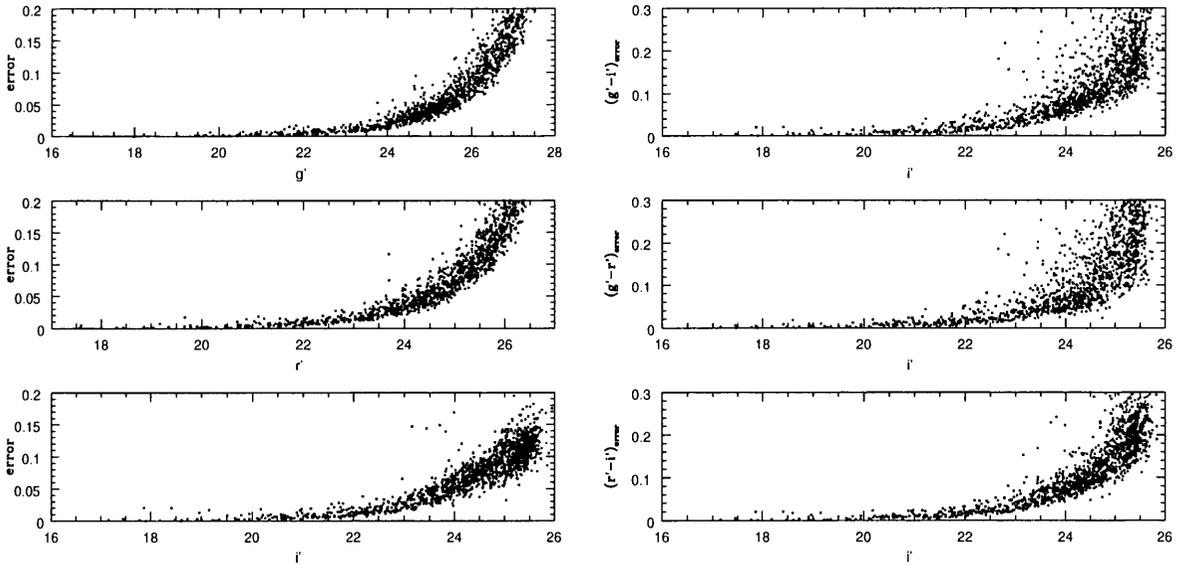


Figura 4.14: Idem figura 4.10 para NGC 3379.

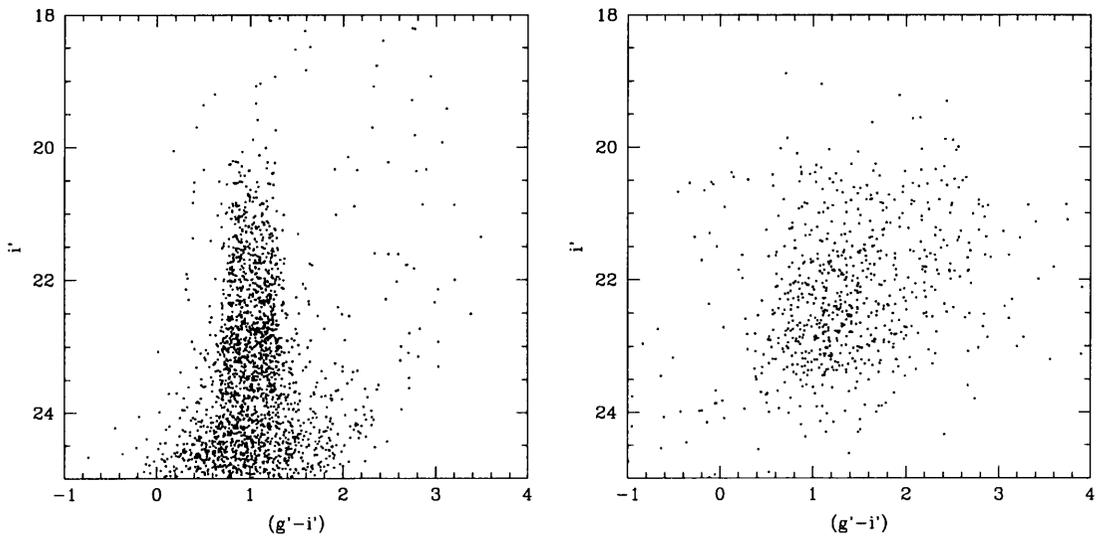


Figura 4.15: NGC 4649: Diagramas color-magnitud correspondientes a los objetos puntuales (izquierda) y extendidos (derecha).

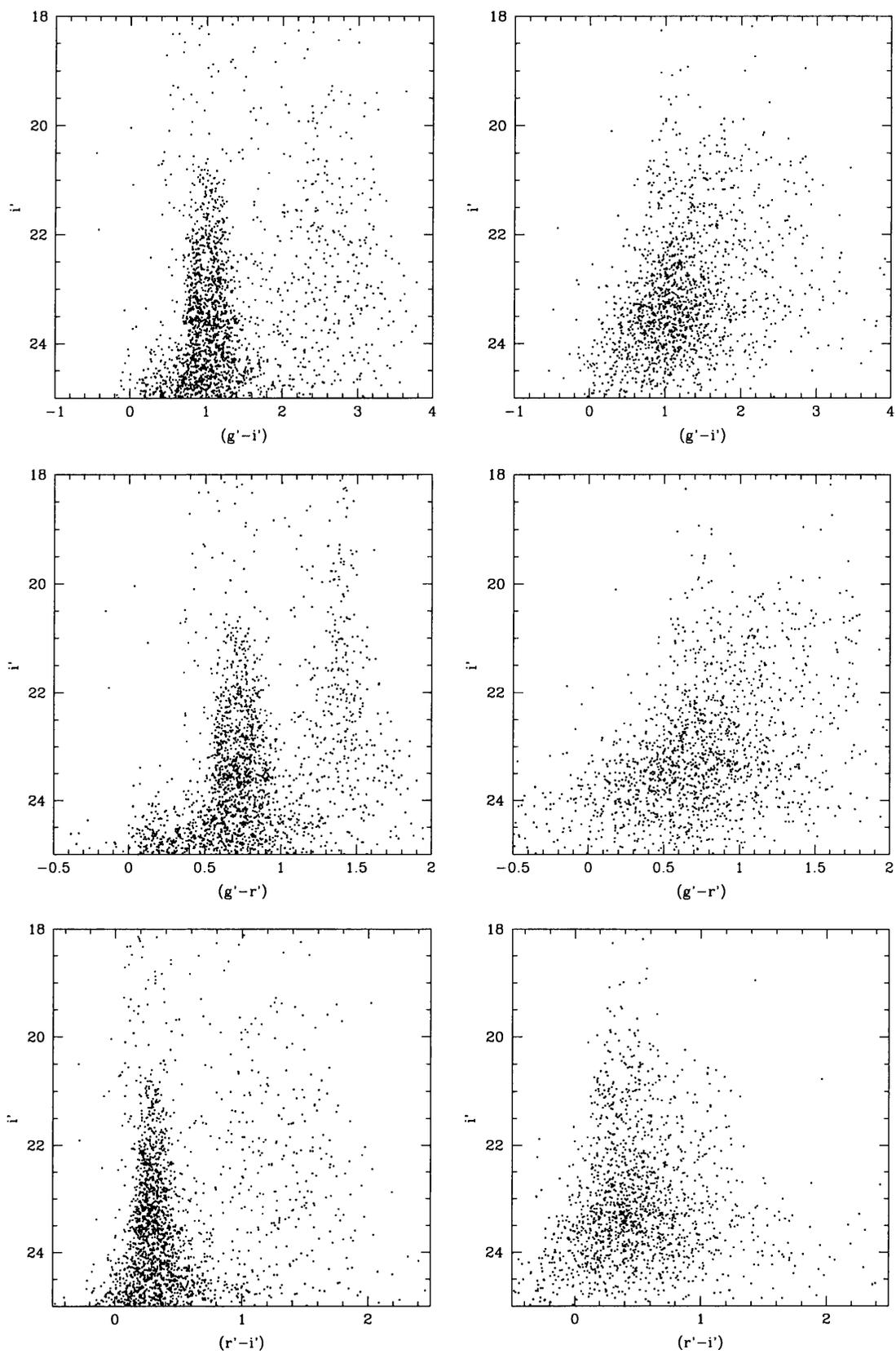


Figura 4.16: Idem figura 4.15 para NGC 3923.

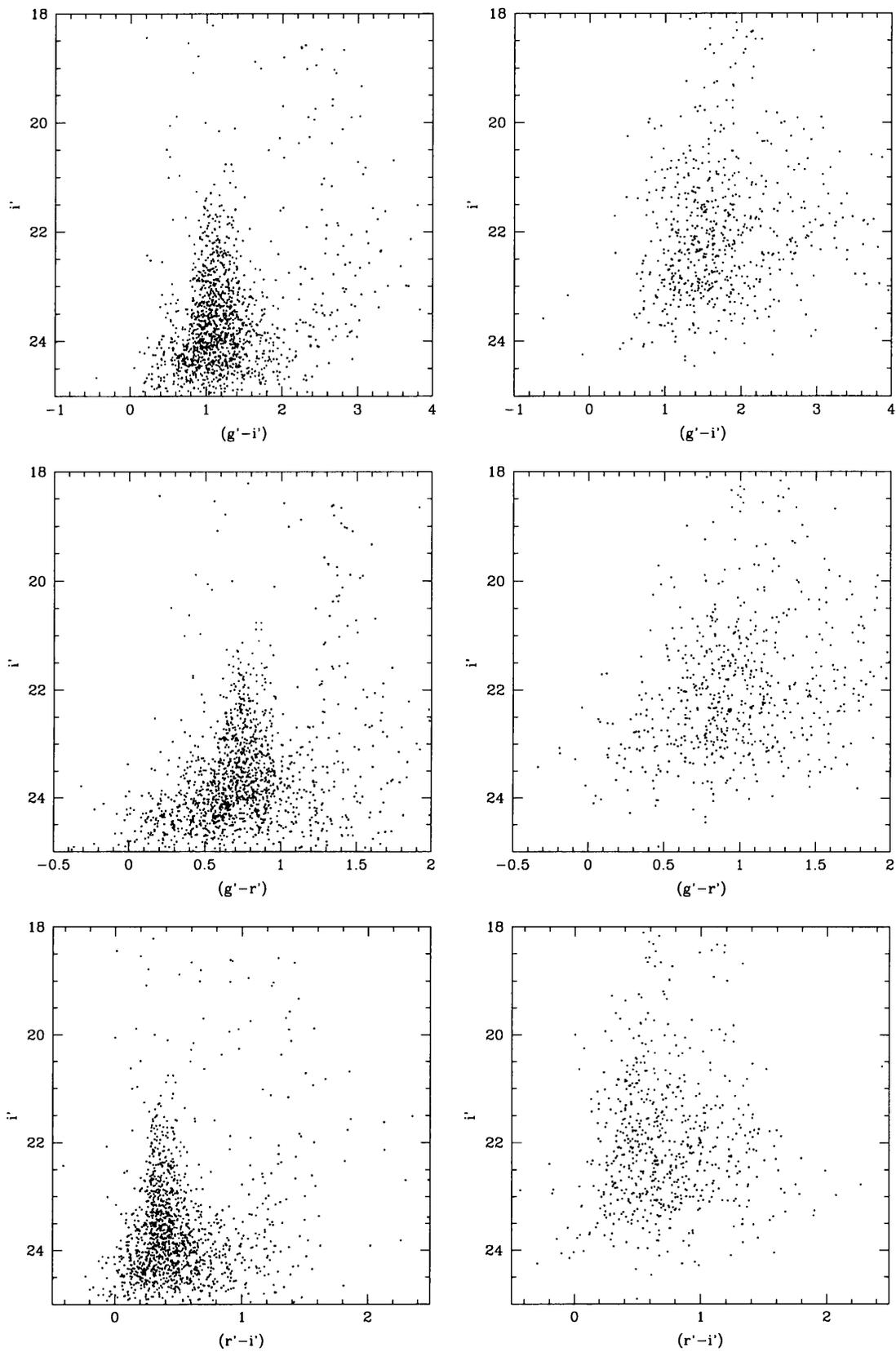


Figura 4.17: Idem figura 4.15 para NGC 524.

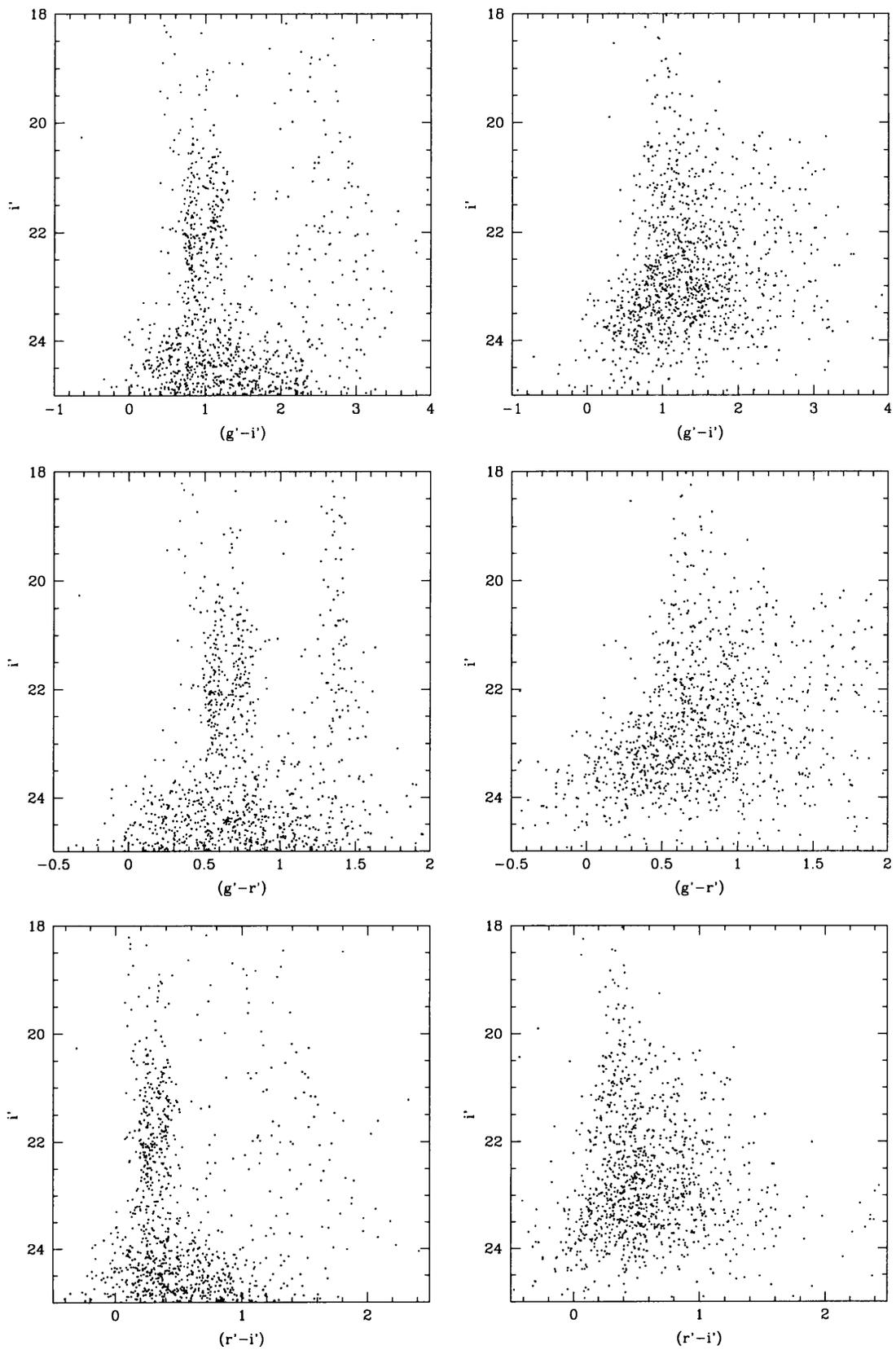


Figura 4.18: Idem figura 4.15 para NGC 3115.

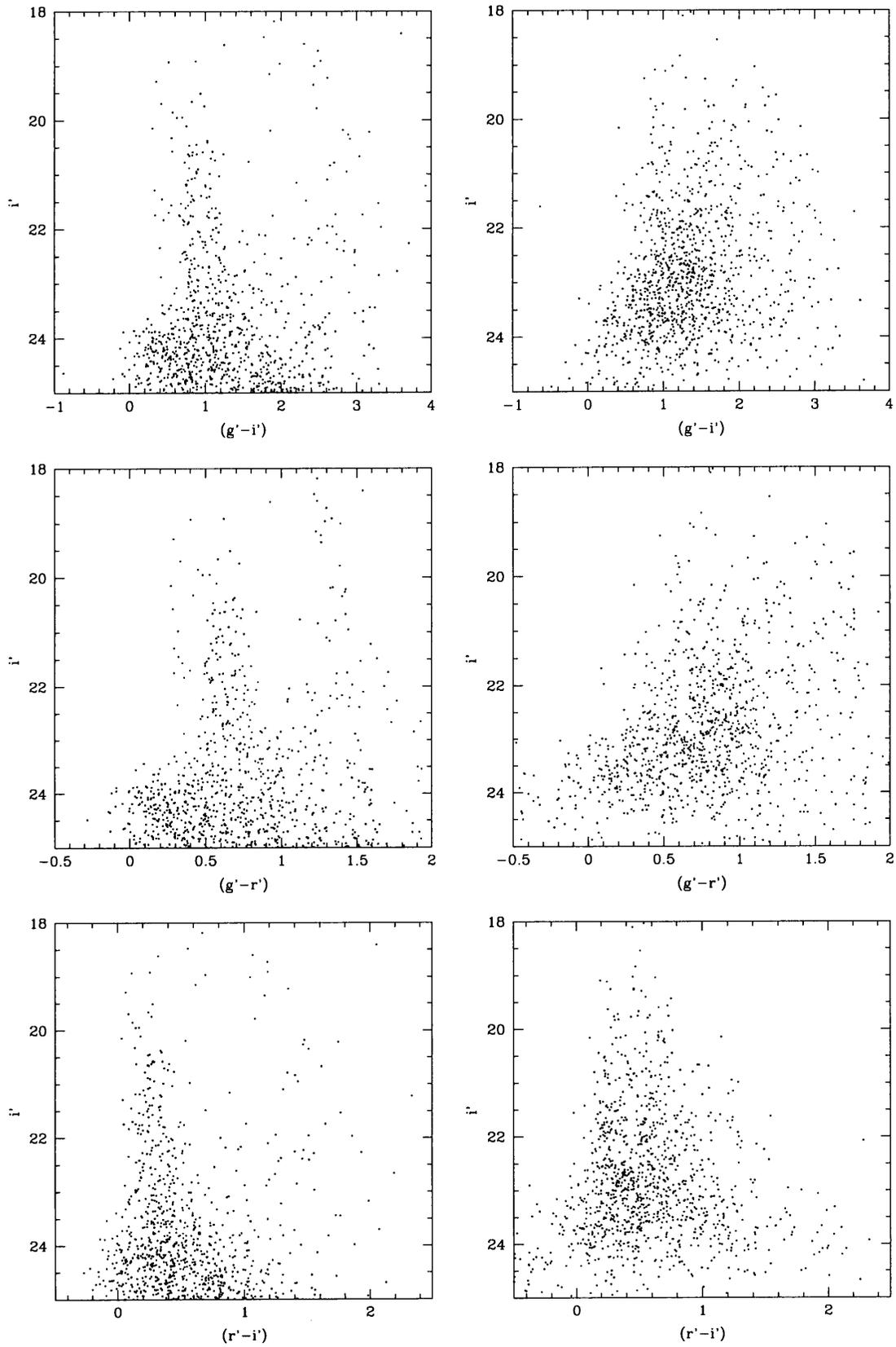


Figura 4.19: Idem figura 4.15 para NGC 3379.

4.2.6. Experimentos de completitud

Con el objeto de determinar cuáles son las magnitudes límites que podemos considerar en nuestro análisis sin sufrir efectos de incompletitud de las muestras, llevamos a cabo un conjunto de experimentos. Los mismos consisten en utilizar la *psf* que hemos ajustado en cada campo, para generar estrellas artificiales que son agregadas a las imágenes originales, intentándolas luego recuperar a través de los mecanismos que fueron utilizados en la detección de los objetos bajo estudio. En tal sentido, hemos considerado dos aspectos que creemos relevantes en dichos experimentos. A saber:

- La probabilidad de detectar un objeto disminuye a medida que crece el ruido sobre la imagen.
- Los CGs muestran una densidad areal proyectada con fuerte gradiente radial.

Esto significa que la completitud, para una dada magnitud, será menor a medida que vayamos hacia el centro de las galaxias, debido al aumento del ruido poissoniano. Por otro lado, dada la distribución espacial de los CGs, se perderá aún una mayor cantidad de ellos en dichas regiones. Realizamos entonces los experimentos de la siguiente manera:

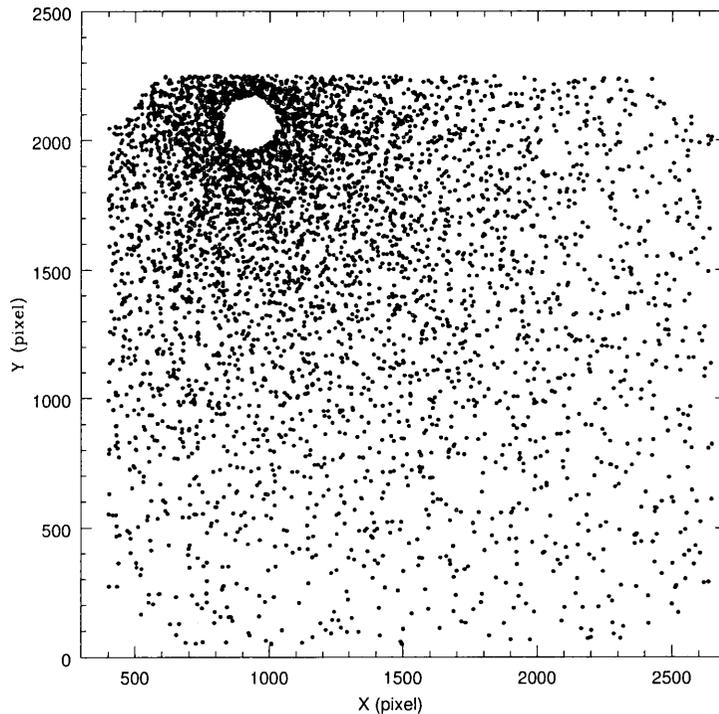


Figura 4.20: Se muestran 2000 objetos artificiales generados de manera tal que reproduzcan, en forma aproximada, la pendiente radial observada en la subpoblación de CGs rojos. En este caso vemos un ejemplo correspondiente a NGC 3115.

- 1) Se construyó un programa en lenguaje Fortran 77 que genera una lista de posiciones y magnitudes en forma estocástica (figura 4.20). Dichas posiciones son elegidas de

manera tal de reproducir en forma aproximada la ley $R^{1/4}$ seguida por la población de candidatos a CGs rojos de cada SCGs. Se eligieron dichos CGs por presentar el peor caso (mayor concentración).

- 2) Se utilizaron exactamente los mismos procedimientos descritos en las secciones 4.2.2 y 4.2.3, para recuperarlos y clasificarlos.

Como vimos en la sección 4.2.2, se adoptó como lista inicial de coordenadas para la fotometría, aquélla proveniente de las imágenes en el filtro i' . Por ello, los experimentos de completitud fueron realizados únicamente sobre dichas imágenes. Para evitar problemas de apiñamiento, los objetos fueron adicionados en dos experimentos, y en grupos de 200 para cada intervalo de 0.1 mag. Así, se emplearon 32000 objetos con magnitudes i' en el rango 18.5 – 26.5 mag.

Las figuras 4.21 a 4.25 muestran los resultados de los experimentos realizados. En ellas es posible apreciar las curvas de completitud individuales para cada campo (Campo 1 en línea sólida, Campo 2 en línea de puntos, Campo 3 en línea de trazos). Se muestran además, los niveles de 50 % y 90 % de completitud (línea delgada). Es evidente en dichas figuras que la profundidad de los distintos campos es bastante dispar. Esto es, existen diferencias entre los campos observados en cada sistema, y entre los distintos sistemas también. Tenemos, por ejemplo, el caso de NGC 3379. En ella, los campos 1 y 3 fueron obtenidos con un FWHM $\sim 1''$, mientras que el campo 2 lo fue con FWHM $\sim 0.5''$. Esto produce, como se ve en la figura 4.25, una diferencia de profundidad del orden de una magnitud. En tales casos hemos adoptado los niveles de completitud según lo que surge de los dos campos con menor profundidad. Una excepción es NGC 4649, donde los campos 1 y 2 tienen niveles de completitud muy similares, y el campo 3 sólo aporta una pequeña porción de la fotometría total. Por ello, en dicho caso, el valor adoptado corresponde al que surge de los dos mejores campos. Por otro lado, es clara la diferencia entre las curvas de completitud global de NGC 3115 y NGC 3379 con las correspondientes a los otros sistemas. En estas dos galaxias, se comienzan a perder objetos en forma gradual a brillos mayores que en las otras (la curva comienza a declinar antes). Esto es el reflejo del hecho de que al ser galaxias más próximas, el porcentaje del campo donde el ruido poissoniano es alto, es mayor. Además, NGC 3115 representa un caso especialmente difícil por la estructura compleja de la misma.

Las figuras 4.21 a 4.25 también muestran la dependencia de la completitud con el R_{gal} . En ella se presentan las curvas que corresponden, en forma aproximada, a los límites adoptados en la tabla 4.4, y se puede apreciar con claridad lo mencionado en los párrafos anteriores. Esto es, para un dado nivel de completitud, la mayor parte de las pérdidas se produce en las regiones más próximas a cada galaxia. Por ello, se buscó que los valores elegidos para el 90 % de completitud aseguren no sólo un valor global razonable de la misma, sino también, que dicho nivel se cumpla en un rango de R_{gal} lo más amplio posible. Vemos de las figuras que esto es factible gracias a que hemos generado los objetos artificiales con una distribución espacial similar a la de los CGs. De otro modo, si hubiéramos tomado objetos distribuidos uniformemente sobre los campos, nuestros resultados habrían sobrestimado la completitud en las regiones más internas. En la tabla 4.4 se listan los valores adoptados para cada sistema.

Antes de abandonar esta sección, podemos hacer mención de otro resultado interesante de los experimentos de completitud. Dado que, como se mencionó anteriormente, dichos experimentos involucraron la realización de los mismos pasos que en nuestras imágenes

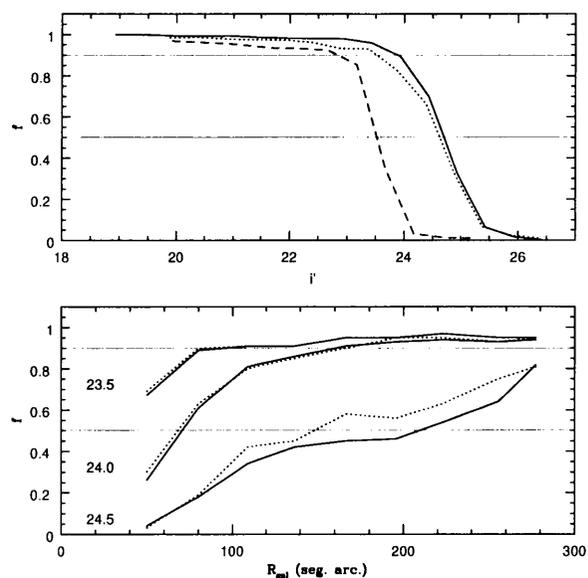


Figura 4.21: Curvas de completitud para los campos observados en NGC 4649. La correspondencia entre ellos es: Campo 1, línea sólida; Campo 2, línea de puntos; Campo 3, línea a trazos. Se muestran además en línea solid delgada, los niveles de 50 % y 90 % de completitud. El panel superior muestra los resultados globales, mientras que en el inferior, se muestra la completitud en función del R_{gal} .

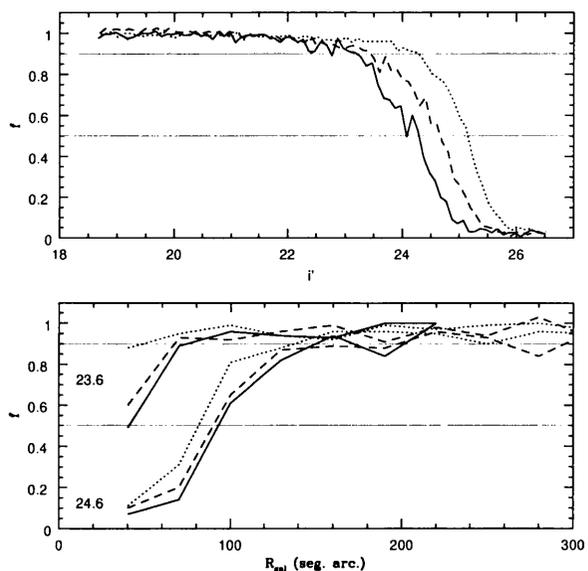


Figura 4.22: Idem fig.4.21 para NGC 3923.

de ciencia, podemos estimar la frecuencia con que SExtractor asigna valores < 0.35 a los objetos puntuales. Ello es simple de realizar ya que implica hallar el número de objetos artificiales recuperados durante los experimentos de completitud, que presentan dicha

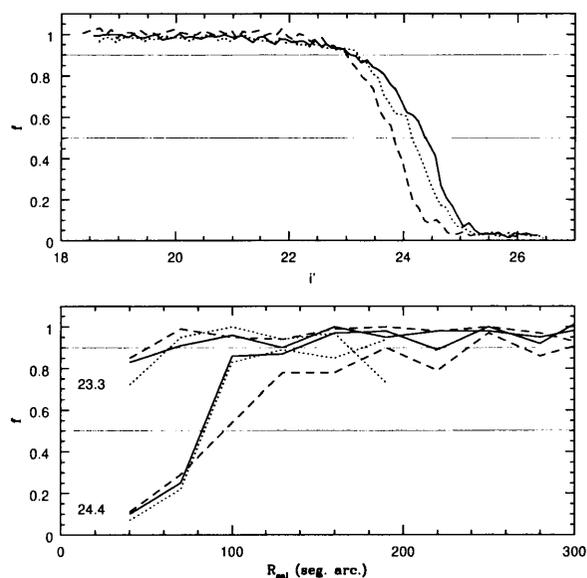


Figura 4.23: Idem fig.4.21 para NGC 524.

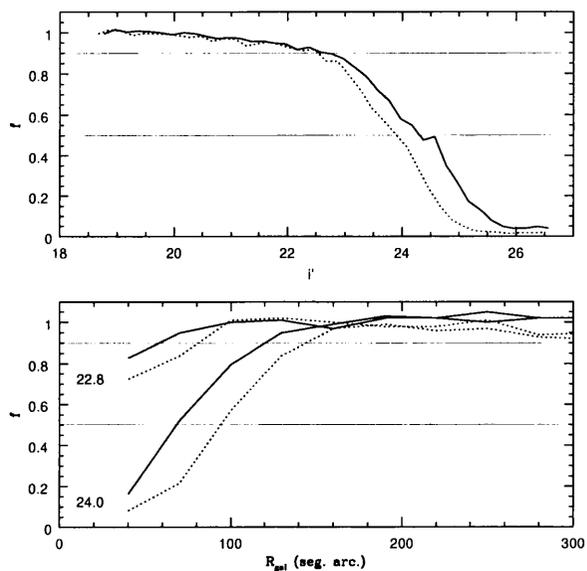


Figura 4.24: Idem fig.4.21 para NGC 3115.

particularidad. Hecho esto, hemos encontrado que sobre un promedio de 18.000 a 26.000 estrellas artificiales, únicamente el 2%-5% presenta *Indices de Estelalidad* < 0.35 . Este porcentaje se reduce aún más si consideramos que la mayoría de los “errores” ocurren en aquellos objetos con $i' > 24$ mag, donde sabemos que los criterios fallan.

Otro aspecto que merece ser destacado de estos resultados surge de analizar la posición de los objetos erróneamente clasificados. Para ello veamos la figura 4.26 donde mostramos dos ejemplos. El lado izquierdo de dicha figura muestra la posición de los objetos artificiales

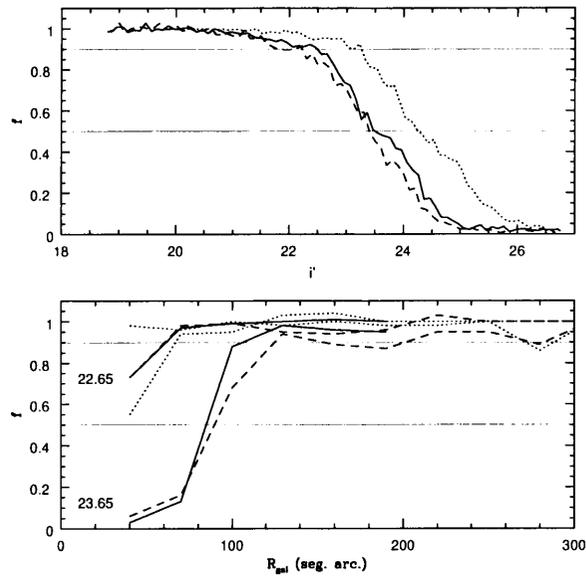


Figura 4.25: Idem fig.4.21 para NGC 3379.

que fueron clasificados como extendidos en el Campo 1 correspondiente a NGC 3115, y en el lado derecho, lo mismo para el Campo 1 de NGC 3379. Podemos apreciar en la primera de ellas, que existe una clara concentración de objetos hacia NGC 3115 (la cual aparecería en el extremo superior izquierdo del campo). Se aprecia además, todo un conjunto de

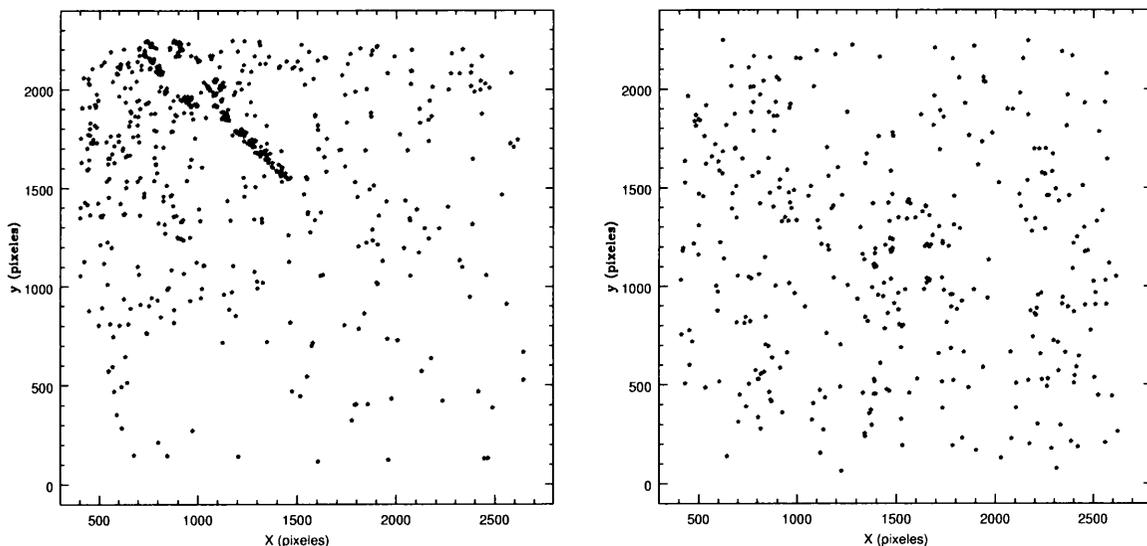


Figura 4.26: Mostramos aquí las posiciones de los objetos artificiales erróneamente clasificados por SExtractor. El panel izquierdo muestra el Campo 1 de NGC 3115, y el derecho, el correspondiente a NGC 3379. Es evidente en los mismos el mayor número de errores en el caso de NGC 3115, además del hecho de que estos delinean la estructura compleja de NGC 3115 con claridad.

objetos que delinear en forma precisa la estructura del disco de dicha galaxia. En el caso del campo correspondiente a NGC 3379, el efecto es menos notorio y la cantidad de objetos es claramente menor (aquí la galaxia se encuentra ubicada en el centro del campo). Estas dos figuras reflejan con claridad que los errores en la clasificación son más frecuentes en las proximidades de las galaxias. Ello responde a dos aspectos. Uno de ellos es el aumento del ruido a medida que nos acercamos a las galaxias. El otro, responde a los errores en el modelado del “cielo” en regiones que presentan un cambio abrupto de brillo superficial, lo cual repercute directamente sobre la capacidad de clasificación. Esta es la razón por la cual es peor el caso de NGC 3115 (galaxia con una estructura compleja, y ubicada en un ángulo de la imagen), que el de NGC 3379 (perfil más suave, y en el centro del campo).

Cuadro 4.4: Niveles correspondientes al 50 % y 90 % de completitud en las magnitudes i' .

| Sistema | 50 % | 90 % |
|----------------|-------------|-------------|
| NGC 4649 | 24.60 | 23.60 |
| NGC 3923 | 24.60 | 23.60 |
| NGC 524 | 24.00 | 23.30 |
| NGC 3115 | 24.00 | 22.80 |
| NGC 3379 | 23.60 | 22.60 |

Capítulo 5

Selección de los candidatos a CGs

La selección de los candidatos a CGs fue realizada en base a los diagramas color-magnitud y color-color de los objetos puntuales presentados en la sección 4.2.5. Como se mencionó allí, la presencia de dichos objetos resulta bastante obvia en todos los casos. Incluso en los dos sistemas más pobres, NGC 3115 y NGC 3379, la limpieza de dichos diagramas permite una clara individualización de los candidatos en los tres colores. Por ello, hemos adoptado como candidatos a CGs aquellos objetos que se encuentran en las siguientes regiones:

NGC 4649: $0.5 < (g' - i') < 1.5$ y $20.0 < i' < 23.6$.

NGC 3923: $0.5 < (g' - i') < 1.5$; $0.4 < (g' - r') < 1.0$; $0.0 < (r' - i') < 0.6$ y $20.0 < i' < 24.0$

NGC 524: $0.5 < (g' - i') < 2.0$; $0.4 < (g' - r') < 1.0$; $0.0 < (r' - i') < 0.6$ y $20.0 < i' < 23.5$

NGC 3115: $0.5 < (g' - i') < 1.5$; $0.4 < (g' - r') < 1.0$; $0.0 < (r' - i') < 0.6$ y $18.0 < i' < 24.0$

NGC 3379: $0.5 < (g' - i') < 1.5$; $0.4 < (g' - r') < 1.0$; $0.0 < (r' - i') < 0.6$ y $18.0 < i' < 23.6$

Estos generosos límites en color han sido elegidos con el objeto de incluir todos los posibles candidatos dejando un margen a los errores en dichos colores. Por otro lado, si bien es evidente que la utilización de rangos de colores más estrechos podrían generar muestras menos contaminadas que las obtenidas aquí, ello conlleva el riesgo de excluir potenciales objetos con colores extremos (muy pobres o muy ricos en metales).

En el caso de NGC 524, se realizó inicialmente una selección con un rango más amplio en $(g' - i')$, que en los otros casos. Esto se debe a que se intentó verificar la existencia de candidatos muy rojos, los cuales fueron sugeridos por Beasley et al. (2004). En dicho trabajo se señala la existencia de un conjunto de objetos con colores $(V - I) \sim 1.8$, los cuales eran candidatos a CGs supuestamente enrojecidos por el propio disco de NGC 524.

Por su parte, los cortes en magnitudes fueron elegidos permitiendo, por un lado, la inclusión de posibles objetos brillantes, y por otro, imponiendo cotas a los errores en los colores y la contaminación. Hemos visto en la sección 4.2.5 que, exceptuando NGC 4649 y NGC 524, en todos los casos los errores en dichos colores se mantienen por debajo de 0.1 mag para i' , correspondiente al 50% de completitud (sección 4.2.6). Sin embargo, como veremos en el capítulo 6, la contaminación se vuelve inmanejable para valores de $i' > 24$ mag. Por todo esto, hemos adoptado para NGC 3115 y NGC 3379 un corte en i' correspondiente al 50% de completitud. Para NGC 3923 adoptamos $i' = 24$ mag, evitando cruzar este límite con el objeto de acotar la contaminación. Para NGC 4649 y NGC 524,

nos vimos obligados a tomar un corte en objetos ligeramente más brillantes de manera de asegurar el cumplimiento de la cota en los errores de los colores.

A continuación se presentan los diagramas color-magnitud con las regiones ocupadas por los CGs. En cada uno de ellos se señalan explícitamente las magnitudes límites tomadas en el extremo débil. En estos gráficos se puede apreciar con absoluta claridad la presencia de los CGs, los cuales, como se dijo, se presentan como una acumulación de objetos en las regiones próximas a $(g' - i') \sim 1.0$ mag, $(g' - r') \sim 0.7$ mag y $(r' - i') \sim 0.3$ mag.

NGC 4649: Como se ve en la tabla 3.5, esta galaxia fue observada únicamente en los filtros g' e i' . Por ello, la selección fue realizada empleando ese único color. Las magnitudes límites adoptadas son $20 \text{ mag} < i' < 23.6 \text{ mag}$. Como también se mencionó anteriormente, el corte en el extremo débil (línea a trazos en la figura), responde a un intento de mantener los errores en los colores por debajo de 0.1 magnitudes. En la figura 5.1 se muestra la posición en el diagrama color-magnitud de los candidatos resultantes de la selección. Se encuentra un total de 981 candidatos, por lo que, junto a NGC 3923, constituye uno de los sistemas más ricos de la muestra. Este SCGs se presenta con una distribución ancha de colores, donde es posible intuir la existencia de dos subpoblaciones. Estas serán más claramente evidenciadas mediante el análisis de los histogramas de color, en el capítulo 7. Entre las particularidades evidenciadas por este sistema se encuentra que, como se puede apreciar en la figura, no presenta una población de CGs brillantes con colores intermedios. A diferencia de lo que se puede observar en otros sistemas tales como NGC 1399, tanto los CGs rojos como azules se extienden hasta el extremo brillante de la distribución.

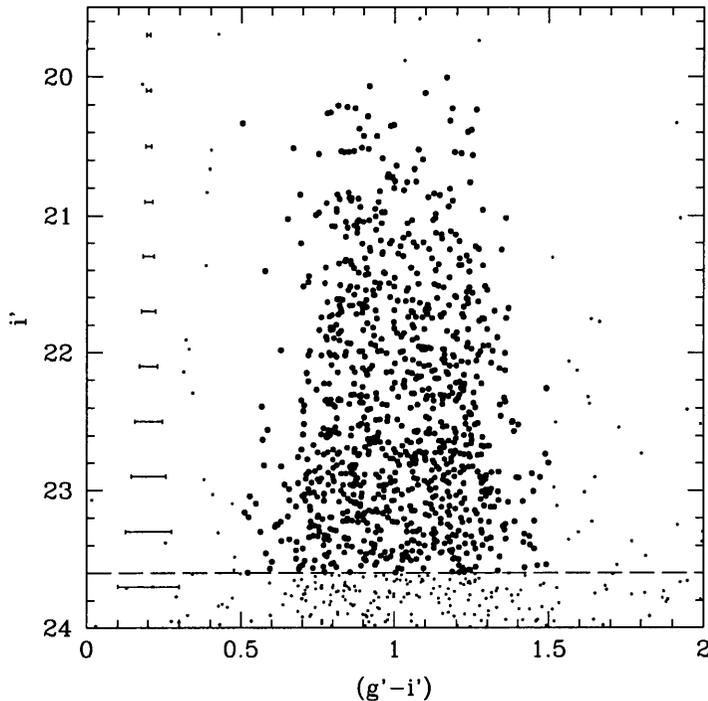


Figura 5.1: Diagrama color-magnitud para NGC 4649. Mostramos aquí los candidatos a CGs (puntos grandes) junto con el resto de los objetos puntuales presentes en los campos (puntos pequeños). Se indican además, el valor de corte en magnitudes utilizado para definir la muestra (línea a trazos), y barras de error promedio en distintos niveles de brillo (barras horizontales en $(g' - i') = 0.2 \text{ mag}$).

NGC 3923: En la figura 5.2 se presenta el diagrama color-magnitud de los candidatos a CGs identificados en este sistema. En ella se indica el nivel de completitud del 90 % (línea de trazos), y el correspondiente límite de $i' = 24$ mag adoptado para definir la muestra (línea de puntos). Esta muestra está constituida por un total de 834 candidatos. A partir de la figura 5.2 podemos inferir que existe una importante cantidad de objetos por debajo de $i' = 24$ mag, los cuales fueron excluidos por presentar una mayor contaminación. En dicho diagrama es posible apreciar con cierta claridad la existencia de dos poblaciones de CGs, lo cual es más evidente a partir de $i' = 22$ mag. Por otro lado, para magnitudes más brillantes que dicho límite, hay indicios de la existencia de un importante número de objetos brillantes con colores intermedios.

Por su parte, en la figuras 5.3 - 5.5 se presentan los tres diagramas color-color correspondientes a NGC 3923. En ellos se presentan los candidatos a CGs, junto con todos los objetos clasificados como puntuales cuya magnitud es $i' < 24$ mag. Al igual que ocurre en los otros SCGs observados mediante tres filtros, la existencia de los CGs se evidencia con notable claridad. Los mismos se separan de la secuencia constituida por las estrellas y objetos puntuales de campo en forma bastante clara. Dicha separación es diferente en cada diagrama. El que muestra una menor separación es el correspondiente a $(g' - i')$ vs. $(g' - r')$. En él, los CGs forman una secuencia casi paralela a la de los objetos de campo, con una pequeña separación entre ellas. Por su parte, el diagrama $(g' - i')$ vs. $(r' - i')$ muestra a ambas secuencias claramente separadas, pero con una aparente fusión hacia el extremo azul. Estos es, resulta muy clara aquí la separación entre los CGs rojos y la secuencia de objetos de campo, mientras que los azules se confunden completamente. El diagrama $(g' - r')$ vs. $(r' - i')$ muestra un comportamiento similar. Sin embargo, en este caso, se puede apreciar una mayor dispersión de todos los objetos. Ello se debe básicamente a que dicho conjunto de colores muestra una buena sensibilidad a la metalicidad y clase de luminosidad de las estrellas de campo (Lentz et al. 1998). Es importante destacar, además, que parte de la dispersión observada en todos los diagramas se debe a que, dada la profundidad de nuestra fotometría, ésta puede incluir un conjunto de objetos “compactos” de muy diversas características.

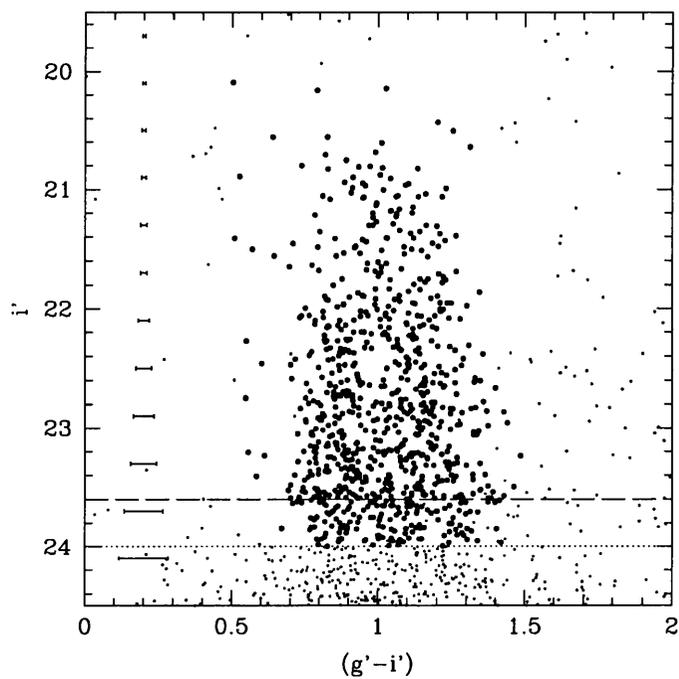


Figura 5.2: Diagrama color-magnitud para NGC 3923. Los distintos tipos de puntos y líneas tienen el mismo significado que en 5.1.

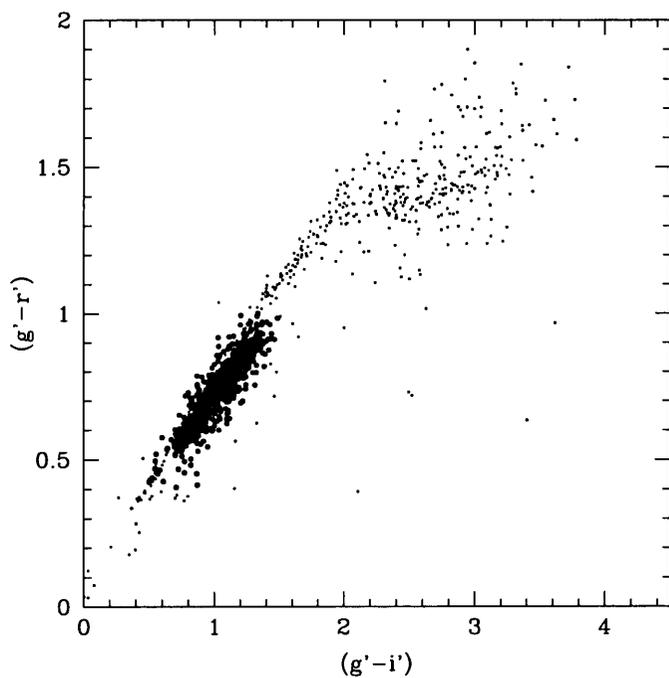


Figura 5.3: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(g'-r')$ para los objetos puntuales (puntos pequeños) y candidatos a CGs en NGC 3923 (puntos grandes).

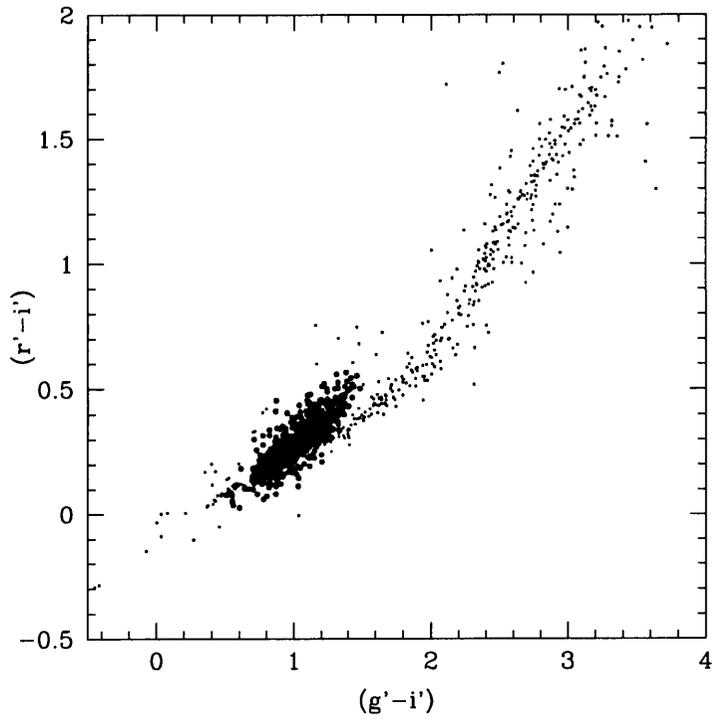


Figura 5.4: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 3923. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.3.

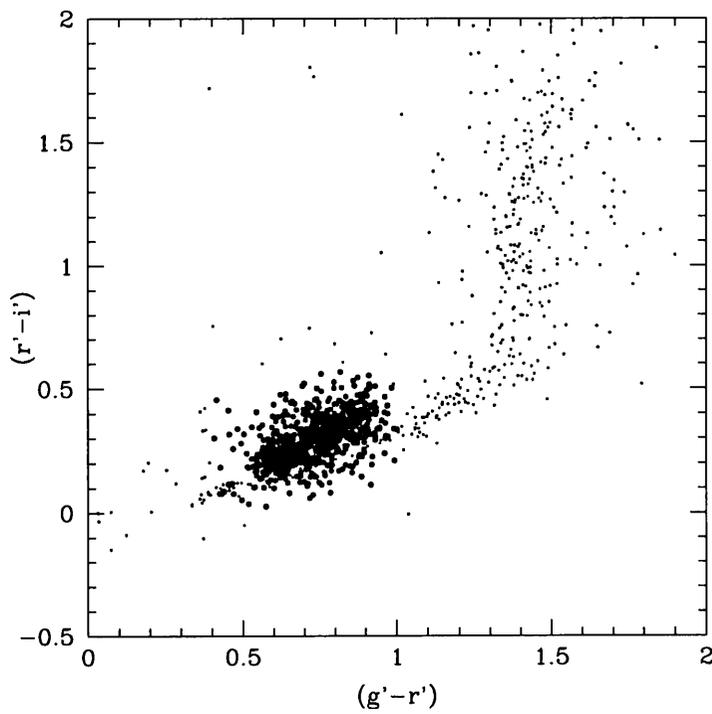


Figura 5.5: Diagrama color-color $(g'-r')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 3923. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.3.

NGC 524: La figura 5.6 muestra los candidatos a CGs seleccionados en NGC 524. Como antes, se indican además las magnitudes correspondientes al 90 % de completitud (línea a trazos), y la adoptada para definir la muestra en el extremo débil (línea de puntos). Dentro de los límites adoptados sobreviven un total de 362 objetos, y es interesante remarcar que si bien este número no es muy alto, es evidente que NGC 524 constituye un sistema muy rico. Ello se desprende de la cantidad de objetos presentes por debajo de $i' \sim 23.5$ mag, y que son descartados por no adecuarse a la cota impuesta para los errores en los colores. Sin embargo, si se seleccionan los objetos dentro de los rangos de colores adoptados para definir los CGs, encontramos unos 219 objetos. Esto es, un 60 % del total que encontramos por encima de $i' \sim 23.5$ mag. Como particularidad interesante, ésta es la única galaxia de nuestra muestra donde no se encuentra evidencia fuerte de bimodalidad. Los CG se presentan como una distribución ancha, que estudiaremos con más detalle en el capítulo 7. Es interesante notar, además, la similitud que muestra nuestro diagrama color-magnitud con el presentado por Larsen et al. (2001).

Por su parte, en los diagramas color-color (figuras 5.7 - 5.9), se puede apreciar que existen algunos objetos dudosos que sobreviven a la selección en colores, y que se muestran particularmente dispersos. Motivados por el trabajo de Beasley et al. (2004), donde dicen encontrar CGs con colores inusualmente rojos ($V - I \sim 1.8$ mag), seleccionamos candidatos con un corte más amplio en $(g' - i')$, permitiendo incluir objetos hasta $(g' - i') \sim 2$ mag. Sin embargo, prácticamente todos los objetos con $(g' - i') > 1.5$ mag caen sobre la secuencia estelar en los diagramas, por lo que fueron excluidos. De hecho, un análisis de los candidatos presentados por Beasley et al. muestra que sus CGs “enrojecidos” presentan aquí colores que no superan los límites adoptados para los candidatos “normales” .

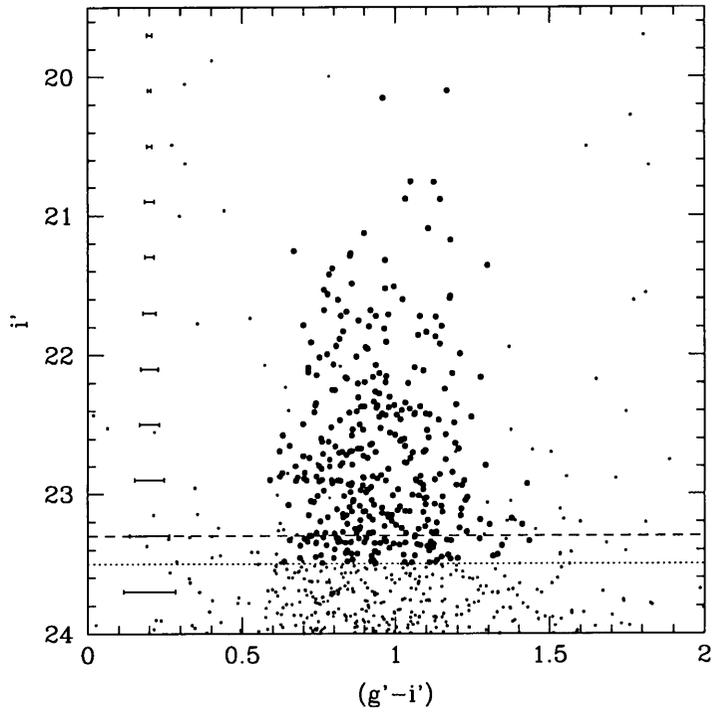


Figura 5.6: Diagrama color-magnitud para NGC 524. Los distintos tipos de puntos y líneas tienen el mismo significado que en 5.1.

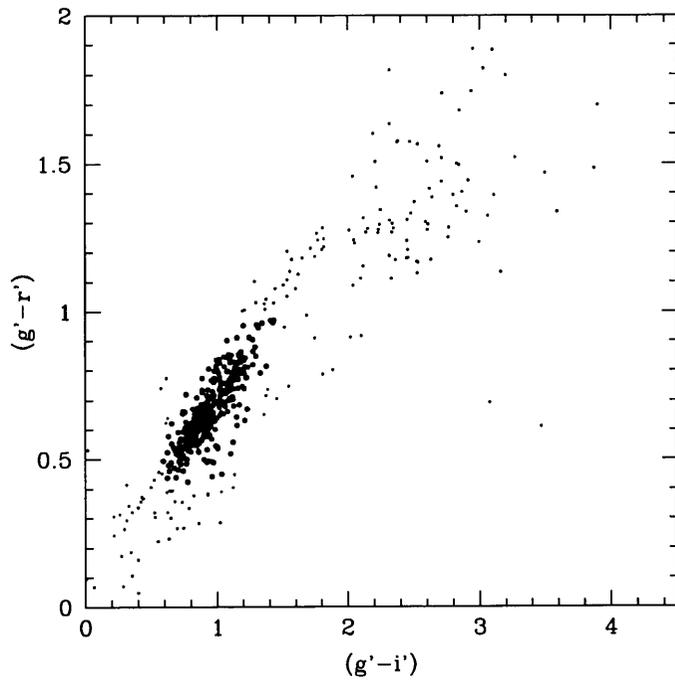


Figura 5.7: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(g'-r')$ para los objetos puntuales (puntos pequeños) y candidatos a CGs en NGC 524 (puntos grandes).

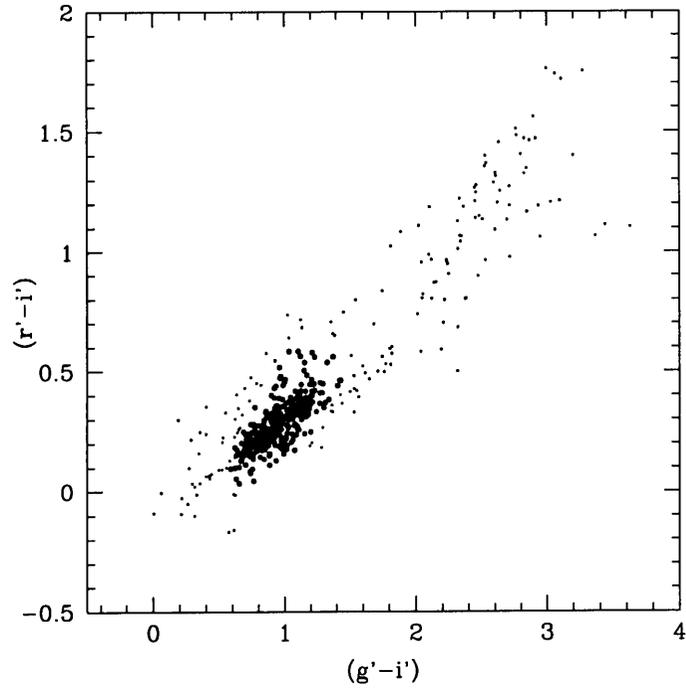


Figura 5.8: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 524. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.7.

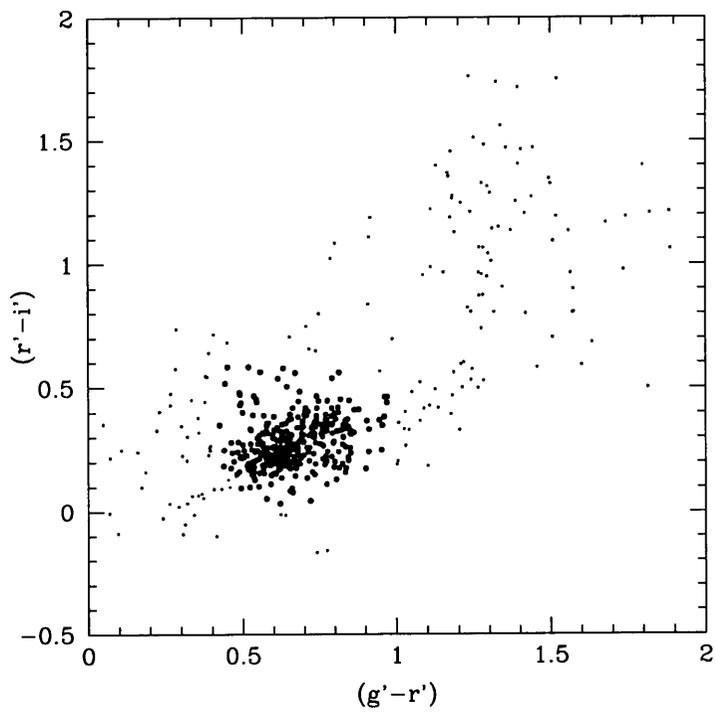


Figura 5.9: Diagrama color-color $(g'-r')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 524. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.7.

NGC 3115: En la figura 5.10 se muestra el diagrama color-magnitud correspondiente a los candidatos seleccionados en NGC 3115. En ella también se señalan los límites del 90 % y 50 % de completitud (en línea a trazos y punteada, respectivamente). Este último coincide con el valor de corte adoptado para definir el extremo débil de la muestra. La cantidad total de candidatos resultante es de 350. Los diagramas color-magnitud de esta galaxia muestran una clarísima bimodalidad en los colores ($g' - i'$) sobre prácticamente todo el rango de magnitudes en los que se encuentran los CGs. Es remarcable también el hecho de que se puede observar tal fenómeno aún en el color ($g' - r'$), el cual se muestra usualmente muy poco sensible a tal fenómeno. Otro aspecto a mencionar es que se destaca la presencia de una pequeña cantidad de objetos con colores intermedios entre la población roja y azul (agrupados alrededor de $i' \sim 19$ mag). Algunos de ellos corresponden a CGs confirmados espectroscópicamente en el trabajo de Kuntschner et al. (2002). Entre los CGs confirmados por dichos autores, existe además un conjunto de objetos que fueron excluidos aquí por encontrarse resueltos en nuestras imágenes. Esto mismo puede ocurrir en la muestra correspondiente a NGC 3379.

Otro aspecto destacable en estos diagramas es la evidente caída del número de CGs rojos para $i' > 23$ mag. Ello, sin embargo, no es más que el reflejo de que, como hemos visto en la sección 4.2.6, a partir de $i' \sim 22.8$ mag se pierde una gran cantidad de objetos a bajos R_{gal} . Dado que los CGs rojos muestran una mayor concentración hacia el centro de la galaxia, es de esperar que se pierda una mayor cantidad de ellos en relación a los azules.

Los diagramas color-color presentados en las figuras 5.11 - 5.13, muestran con gran claridad la ubicación de los candidatos a CGs, junto con todos los objetos puntuales con $i' > 24$ mag. También se puede apreciar en ellos la evidente bimodalidad de la población de CGs de esta galaxia. Además de ello, sobrevive un número apreciable de objetos que muestran una marcada dispersión en estos diagramas. Esto es en cierto modo similar a lo visto en los diagramas correspondientes a NGC 524.

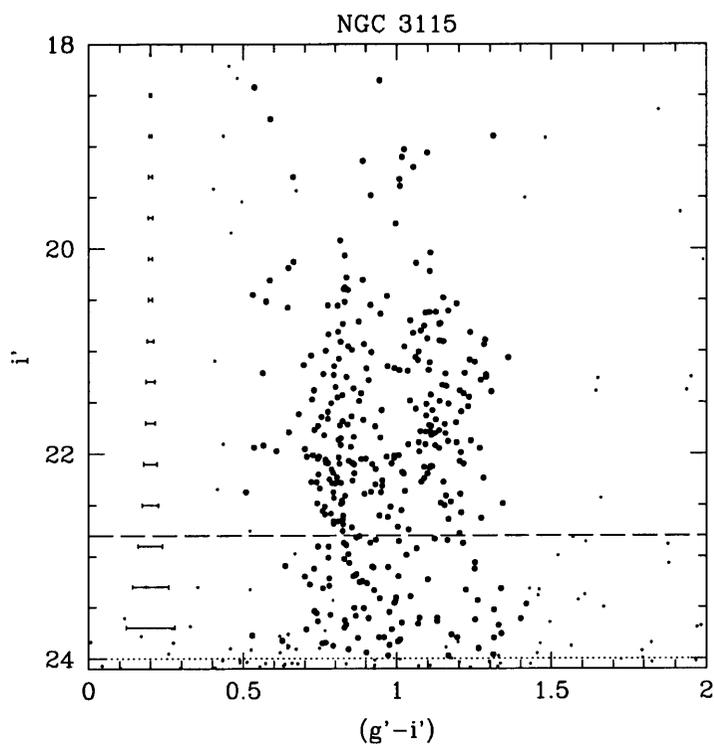


Figura 5.10: Diagrama color-magnitud para NGC 3115. Los distintos tipos de puntos y líneas tienen el mismo significado que en 5.1.

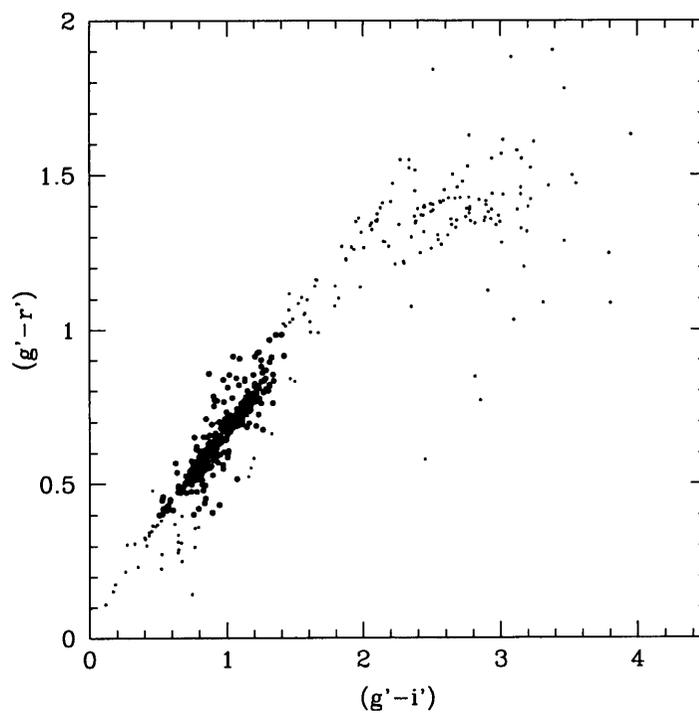


Figura 5.11: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(g'-r')$ para los objetos puntuales (puntos pequeños) y candidatos a CGs en NGC 3115 (puntos grandes).

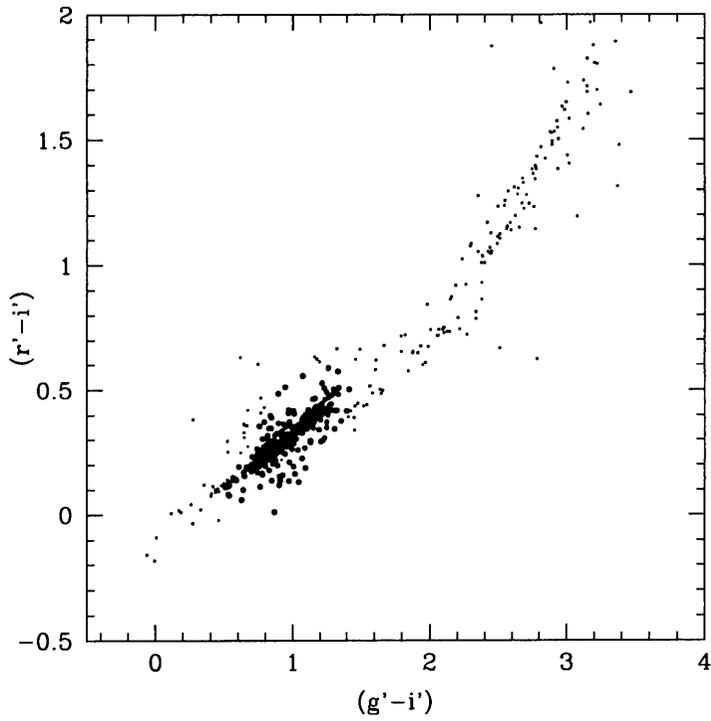


Figura 5.12: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 3115. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.11.

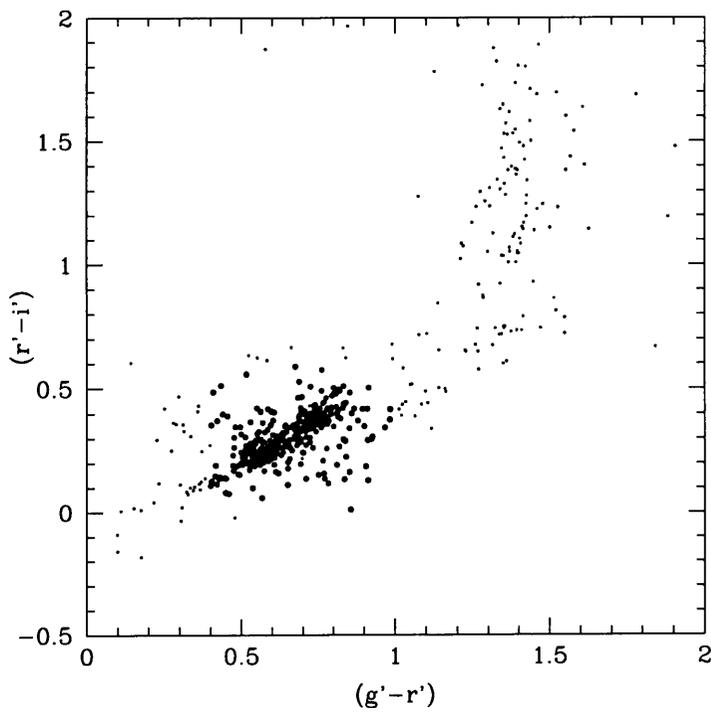


Figura 5.13: Diagrama color-color $(g'-r')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 3115. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.11.

NGC 3379: En la figura 5.14 se muestra el diagrama color-magnitud correspondiente a esta galaxia. Se indican, como en los casos anteriores, los valores del 90% y 50% de completitud (línea a trazos y puntos, respectivamente). Este último coincide con el valor de corte utilizado para definir el extremo débil de la muestra. Esta galaxia presenta el sistema más pobre de nuestra muestra, con sólo 182 objetos. Sin embargo, es bastante evidente la bimodalidad del sistema para valores de $i' < 22.5$ mag. Por debajo de dicho nivel, la bimodalidad parece borrararse levemente, evidenciándose mayor dispersión en los colores hacia el rojo.

Los diagramas color-color (figuras 5.15 - 5.17), muestran una apariencia similar a lo visto en las otras galaxias con bimodalidad.

Mencionamos por último que, al igual que en el caso de NGC 3115, aquí también es de esperar que exista un conjunto de CGs que, por encontrarse resueltos, hayan sido excluidos de la muestra. Sin embargo, a diferencia del mencionado caso, no hemos encontrado entre los CGs espectroscópicamente confirmados en esta galaxia, ninguno de tales objetos.

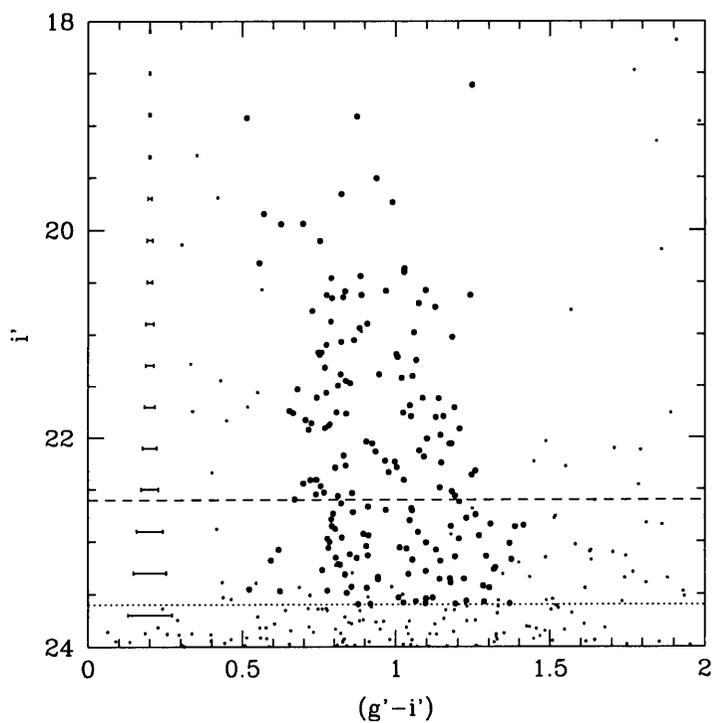


Figura 5.14: Diagrama color-magnitud para NGC 3379. Los distintos tipos de puntos y líneas tienen el mismo significado que en 5.1.

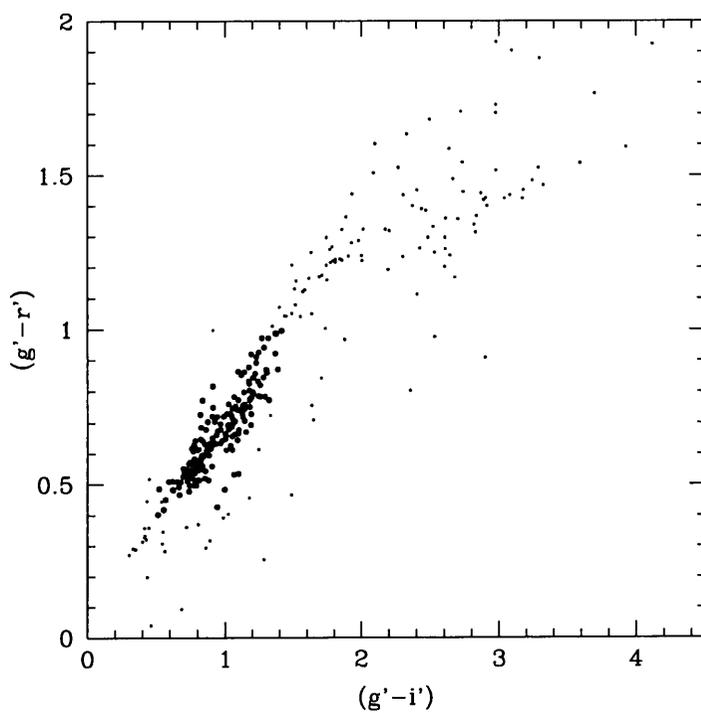


Figura 5.15: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(g'-r')$ para los objetos puntuales (puntos pequeños) y candidatos a CGs en NGC 3379 (puntos grandes).

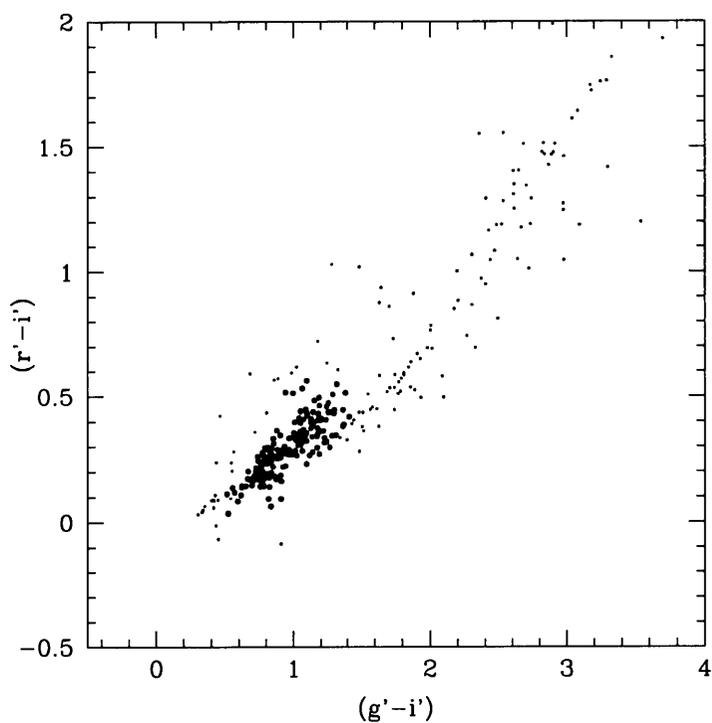


Figura 5.16: Diagrama color-color $(g'-i')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 3379. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.15.

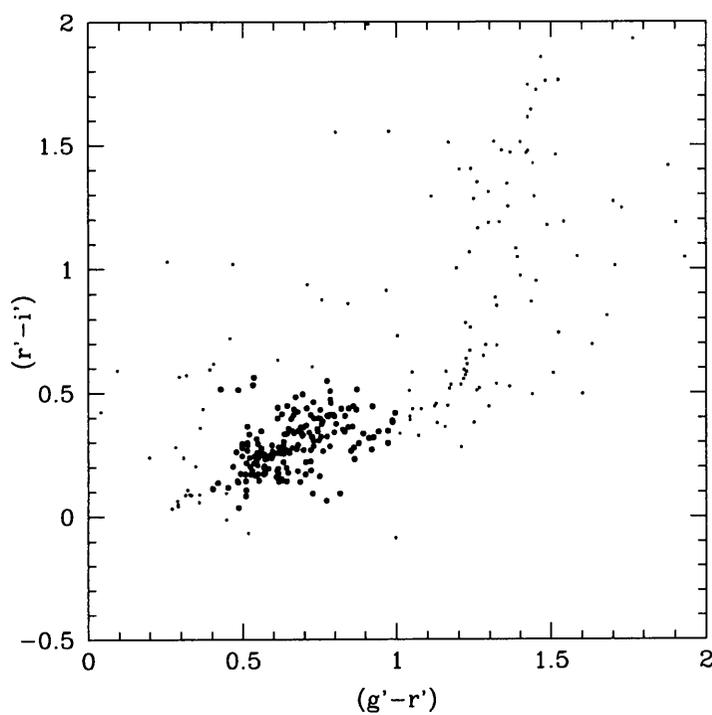


Figura 5.17: Diagrama color-color $(g'-r')$ vs. $(r'-i')$ para NGC 3379. Los tipos de puntos tienen el mismo significado que en 5.15.

Capítulo 6

El campo de comparación

Como hemos visto en el capítulo 5, la identificación de los candidatos a CGs se realiza en función de la apariencia de los diagramas color-magnitud y color-color obtenidos para los distintos SCGs observados. En ellos vimos con claridad la concentración de objetos que hemos pasado a considerar como candidatos firmes a CGs. Sin embargo, nos resta aún comparar las apariencias de tales diagramas con los correspondientes a un campo donde, sabemos, no es de esperar ningún CG (esto es, apartado de cualquier galaxia). Otra razón para tal comparación es que no existe proceso de clasificación capaz de producir una muestra 100 % libre de contaminación. Así, conociendo el número de objetos presentes dentro de los rangos de magnitudes y colores adoptados para los CGs, podremos estimar el nivel de contaminación por falsos CGs en nuestra selección (estrellas de la Vía Láctea, objetos compactos y cualquier sistema estelar no resuelto en nuestras imágenes). En la figura 6.1 se muestra la imagen i' correspondiente a un campo apartado de cualquier galaxia que pudiera aportar CGs, y que fue observado en los tres filtros utilizados para nuestras imágenes de ciencia, con el fin de emplearlo como campo de comparación.

Cuadro 6.1: Posiciones galácticas

| Objeto | α_{J2000} <i>h:m:s</i> | δ_{J2000} <i>°:':"</i> | l <i>°:':"</i> | b <i>°:':"</i> |
|-------------|----------------------------------|----------------------------------|--------------------------|--------------------------|
| NGC 4649 | 12:43:39.7 | +11:33:09.4 | 295:52:10.2 | +74:19:3.36 |
| NGC 3923 | 11:51:01.8 | -28:48:22.0 | 287:16:34.0 | +32:13:21.4 |
| NGC 524 | 01:24:47.7 | +09:32:20.0 | 136:30:20.2 | -52:27:05.4 |
| NGC 3115 | 10:05:14.1 | -07:43:07.0 | 247:46:58.8 | +36:46:53.0 |
| NGC 3379 | 10:47:49.6 | +12:34:54.0 | 233:29:24.7 | +57:37:58.4 |
| Comparación | 22:37:24.2 | +22:48:20.5 | 162:26:42.4 | -28:21:35.0 |
| WHDF | 00:22:32.8 | +00:21:07.5 | 204:01:45.1 | -16:04:05.2 |

Debemos mencionar aquí, que lo expuesto más arriba lleva implícita la idea de que la densidad areal de los objetos que conforman la mencionada contaminación, y que mediremos en el campo de comparación, será representativa de la que encontramos en nuestras imágenes de ciencia. Sin embargo, dado que los objetos de la muestra presentan distintas

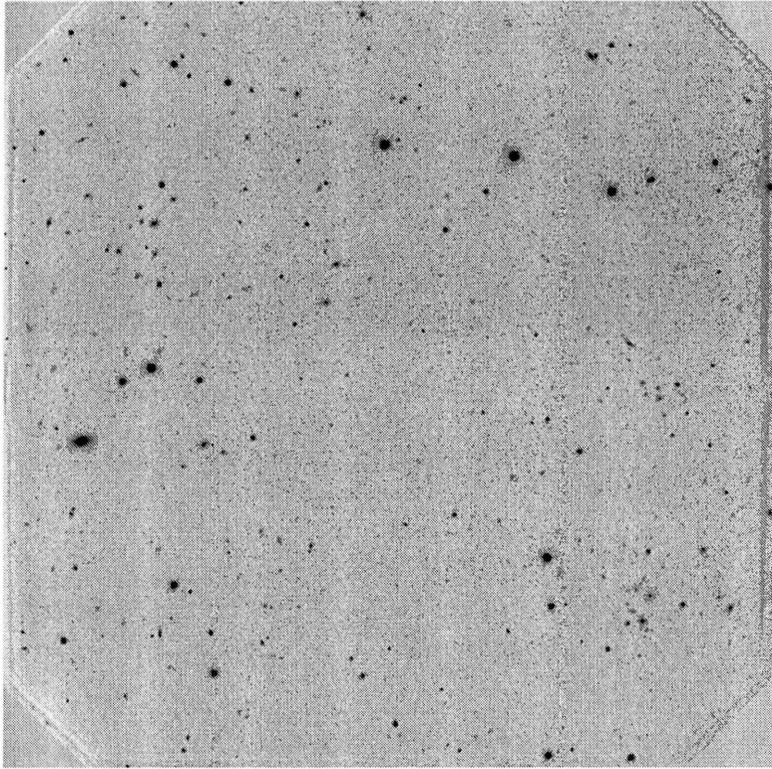


Figura 6.1: Imagen i' del campo de comparación utilizado para estimar el nivel de contaminación en las muestras de CGs.

posiciones galácticas (ver tabla 6.1), es de esperar que el número de estrellas de la Vía Láctea que contamina nuestra fotometría varíe de un objeto a otro. Por ello, utilizar un único campo de comparación para toda la muestra, es claramente una aproximación y debe ser manejado con cuidado.

Aplicamos entonces en el campo de comparación los mismos procedimientos y parámetros descritos en 4.2.2 y 4.2.3, y obtuvimos catálogos con fotometría para todos los objetos presentes en dicho campo. Al igual que en nuestras imágenes de ciencia, las magnitudes para los objetos no resueltos corresponden al ajuste de *psf* a través de *Daophot*, mientras que para los resueltos las magnitudes provienen de fotometría de abertura. El radio de dicha abertura fue fijada, como antes, en $2''$.

En la figura 6.2 se muestran los diagramas color-magnitud tanto para los objetos resueltos como para los objetos puntuales presentes en el campo de comparación. El total de dichos objetos en el área cubierta por este campo (27.539 arcmin^2) es de 485 y 488, respectivamente. Se señalan, además, los rangos de colores adoptados para definir nuestros candidatos a CGs (líneas a trazos).

Resulta muy evidente en dichos diagramas que no tenemos la concentración de objetos que atribuimos a los CGs, y que la mayor parte de la contaminación proviene principalmente de galaxias cuyos colores son similares a los de los CGs. Sin embargo, la excelente calidad de imagen junto con nuestro mecanismo de clasificación, muestran que la mayoría de ellos se encuentran resueltos por encima de $i' \sim 24 \text{ mag}$. Por otro lado, en el caso de los objetos puntuales, encontramos que existe un número importante únicamente a valores de $i' > 24 \text{ mag}$. De hecho, hasta dicho límite de magnitud, la mayor parte de ellos se

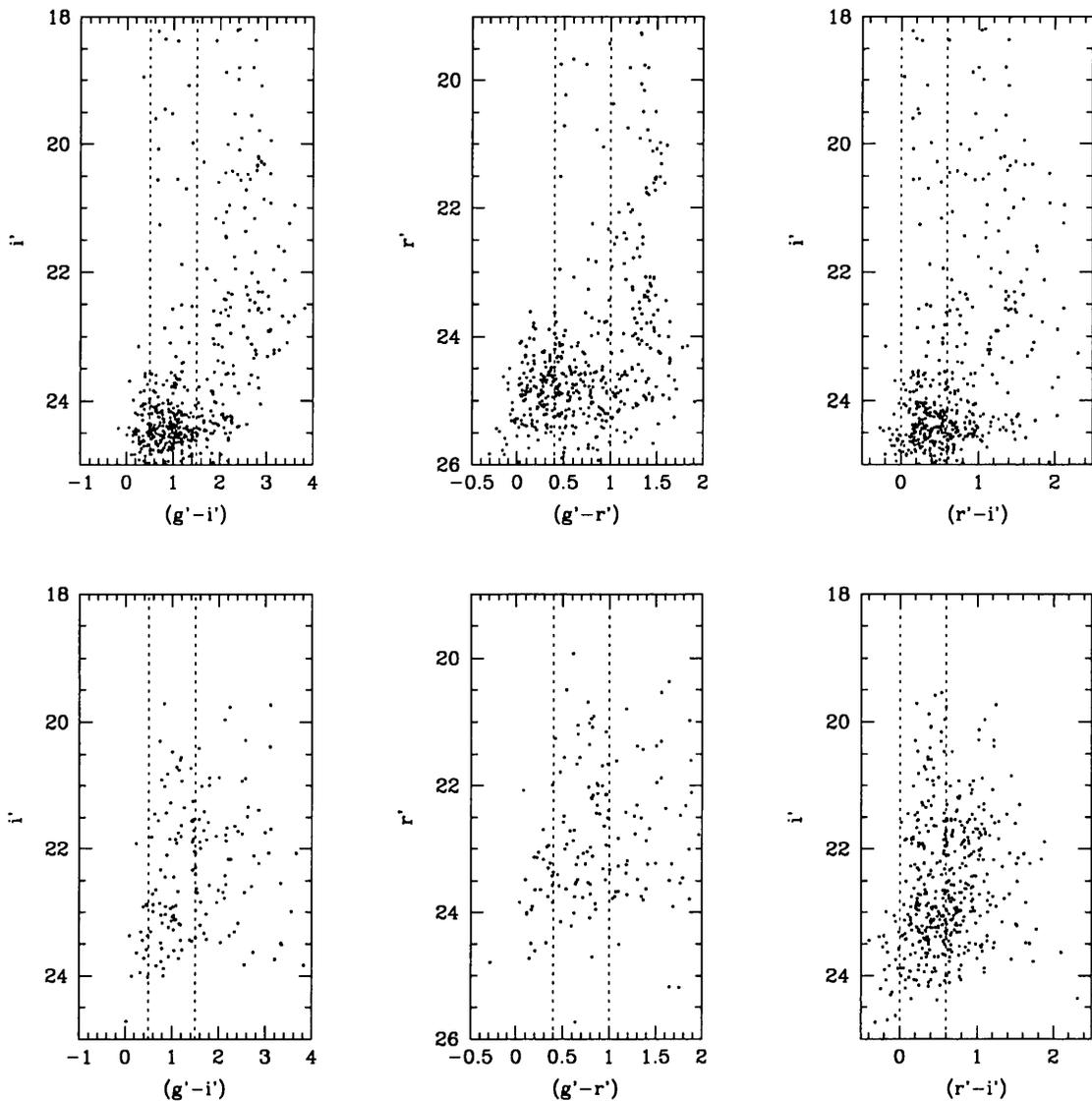


Figura 6.2: Diagramas color-magnitud correspondientes a los objetos puntuales (paneles superiores) y resueltos (paneles inferiores) del campo de comparación. Se han señalado además, los límites de colores correspondientes a nuestra selección de candidatos a CGs.

encuentran concentrados en colores $(g' - i') > 2$ mag y $(g' - r') \sim 1.5$ mag (estrellas de tipo espectral M según Fukugita et al., 1996).

Podríamos concluir entonces que siempre que no superemos el valor $i' \sim 24$ mag, podremos considerar despreciable la contaminación en nuestra selección de candidatos. Por ejemplo, existen únicamente 36 objetos puntuales en el campo de comparación que ocupan el rango de magnitudes $18 \text{ mag} < i' < 24 \text{ mag}$, y de colores adoptados para los CGs. De ellos, la mayoría presenta $i' > 23.5$ mag (figura 6.6). Esto, multiplicado por un factor 2 debido a la diferencia en cobertura areal (nuestros campos muestrean un promedio total de ~ 60 min. de arco cuadrado en cada galaxia), obtenemos ~ 72 objetos contaminantes.

Un punto que podría considerarse que debilita nuestras conclusiones, es que en nuestro programa observacional obtuvimos únicamente un campo de comparación, y sabemos además que existen problemas de calibración en nuestra fotometría. Por ello, hemos utilizado el William Herschel Deep Field (WHDF, Metcalfe et al., 2001), el cual fue observado con Gemini Norte+GMOS durante la etapa de Verificación de Sistema en 2001 (figura 6.3), para intentar dar mayor generalidad a nuestras conclusiones.

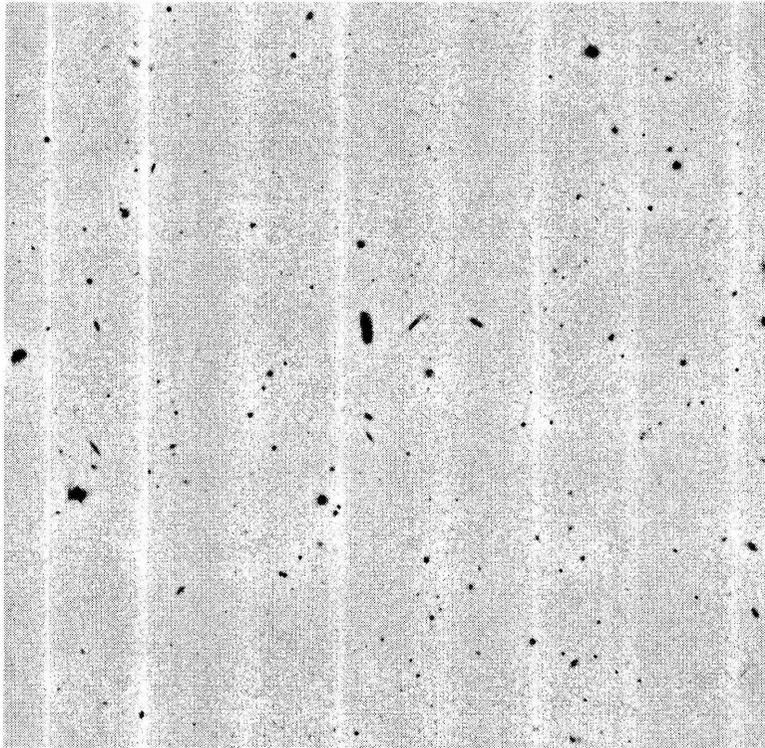


Figura 6.3: El William Herschel Deep Field observado con GMOS. Se puede apreciar que presenta una menor densidad de objetos estelares en comparación al campo de la figura 6.1

Podemos ver en la tabla 3.5 que los tiempos de exposición con los que fueron tomadas las imágenes del WHDF son mayores a los correspondientes a nuestras imágenes de programa, y además, las condiciones de calidad de imagen fueron excelentes. Por ello, podemos esperar que la aplicación de los procedimientos de clasificación ensayados aquí nos permita poner a prueba dichos procedimientos y las conclusiones obtenidas anteriormente. Realizamos entonces la fotometría y clasificación sobre dichas imágenes, de la misma forma que en los otros casos, y en la figura 6.4 presentamos los diagramas color-magnitud resultantes. En ellos podemos ver algunas diferencias claras con respecto a lo que obtuvimos para el campo de comparación. Una de tales diferencias es la cantidad de objetos estelares por encima de $i' = 24$ mag, ya que existen muy pocos objetos con $(g' - r') \sim 1.5$ mag. Con respecto a los rangos de colores de los CGs, tenemos aún una menor cantidad de objetos puntuales que en nuestro campo de comparación. Otra diferencia apreciable es que en el caso del WHDF, los objetos resueltos se encuentran aún más concentrados dentro de los rangos de colores de los CGs. Una razón para esto es que, como dijimos, las imágenes correspondientes al WHDF son más profundas. Por ello, es de esperar que la fotometría resultante presente mucha menor dispersión que la del campo de comparación.

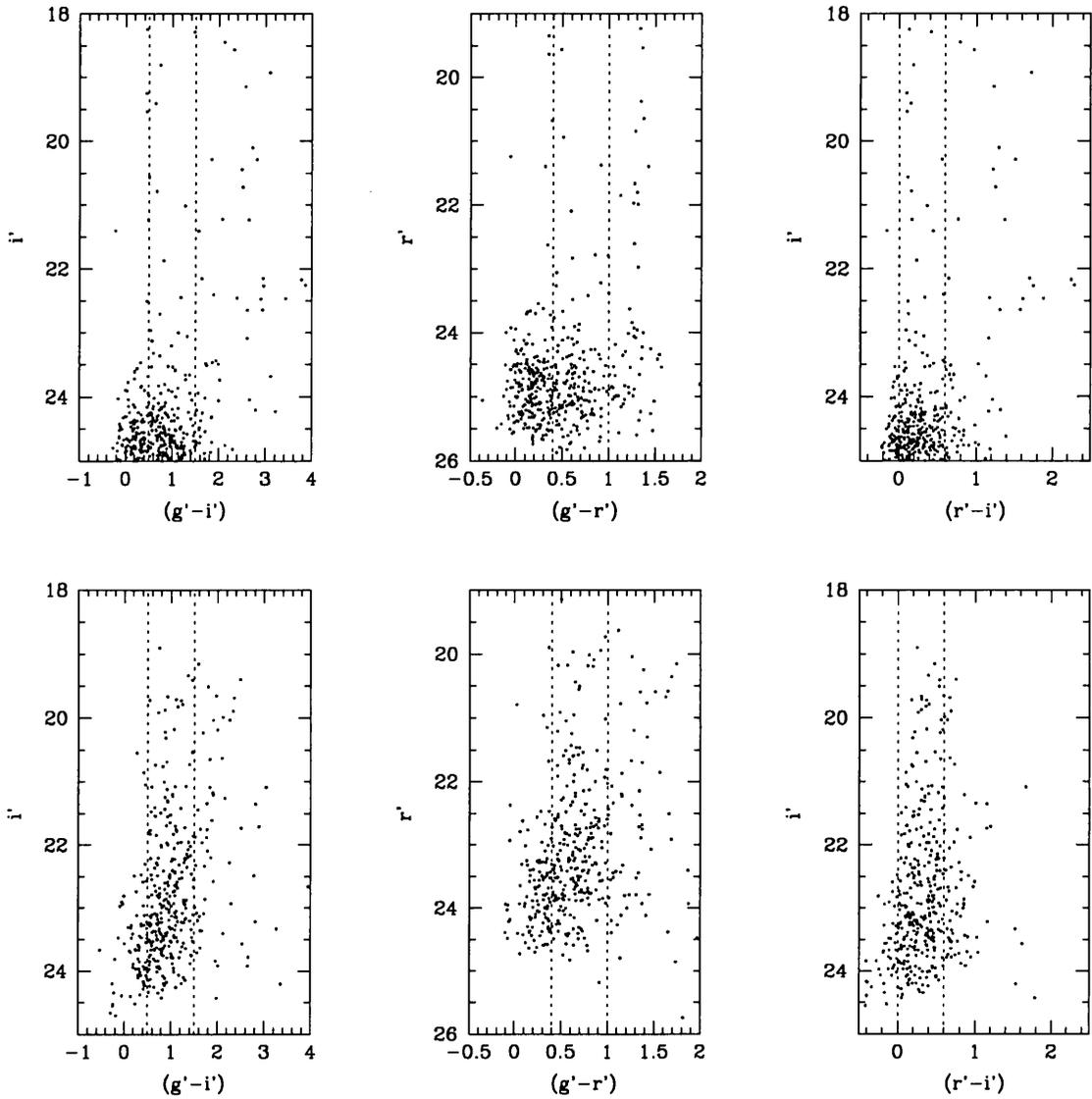


Figura 6.4: Diagrama color-magnitud correspondiente al WHDF. Se presentan los resultados para los objetos puntuales (paneles superiores) y para los objetos resueltos (paneles inferiores). En estas figuras se confirman las conclusiones obtenidas en base al campo de comparación. Se han señalado además en forma explícita, los límites de las regiones ocupadas por nuestros candidatos a CGs

Por su parte, los experimentos de completitud realizados sobre ambos campos confirman que tenemos una muy buena completitud que permite sustentar nuestras conclusiones. Dichos experimentos consistieron en agregar en las imágenes i' unos 150 objetos por cada décimo de magnitud para el rango $\sim 18.5 - 26.7$ mag, y recuperarlos con los mismos mecanismos utilizados para la fotometría. La figura 6.5 nos muestra los resultados. En ella es posible apreciar que para el caso de los objetos puntuales, en el campo de comparación, la fotometría es completa en un nivel superior al 90% para valores de $i' < 24$ mag, mientras

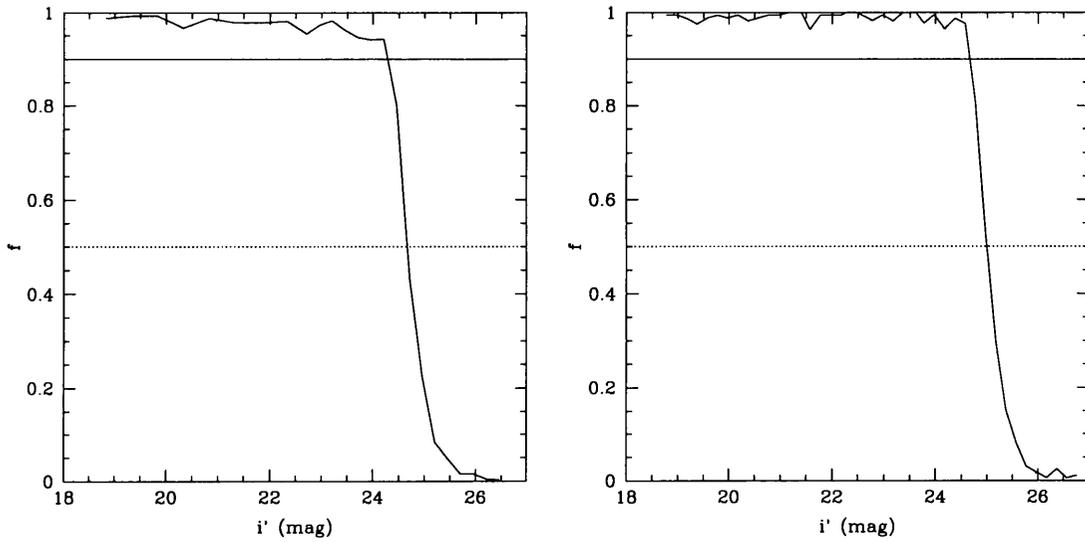


Figura 6.5: Resultados de los experimentos de completitud para el campo de comparación, y el correspondiente al WHDF observado por GMOS. La figura muestra que dicha completitud es superior al 90 % para magnitudes $i' < 24$ mag e $i' < 24.5$ mag, respectivamente.

que en el WHDF lo es para $i' < 24.5$ mag.

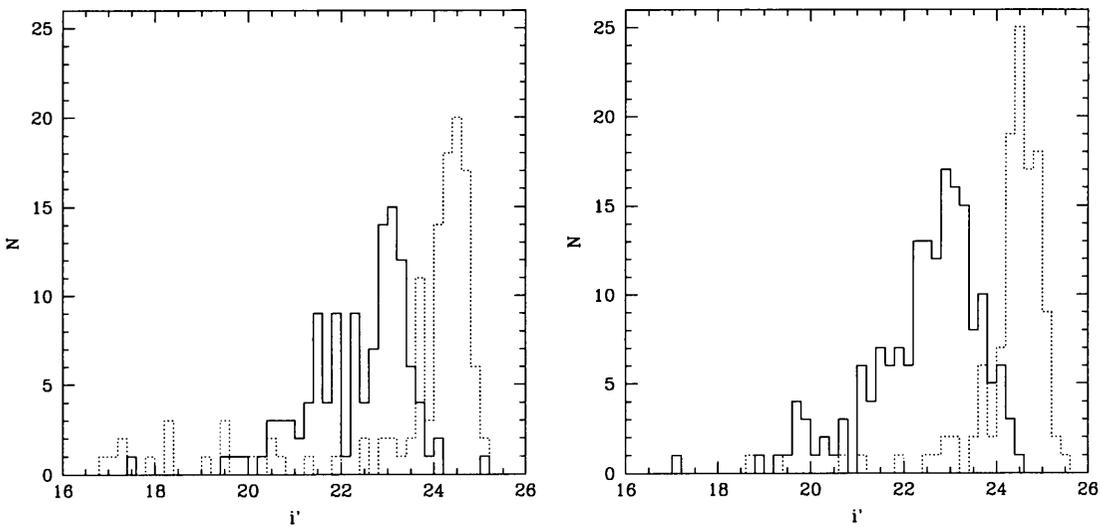


Figura 6.6: Conteos de objetos resueltos (líneas sólida) y no resueltos (líneas de puntos) con colores integrados dentro de los rangos adoptados para definir los candidatos a CGs. En el panel izquierdo se muestran los resultados para el campo de comparación, y en el derecho, para el WHDF. En ellos es posible apreciar como trepa abruptamente el número de objetos puntuales para $i' > 24$ mag.

En base a los diagramas color-magnitud de la figuras 6.2 y 6.4, concluimos entonces que existe una importante cantidad de objetos con colores dentro de la región ocupada por los CGs. Esto puede apreciarse además en la figura 6.6, donde se muestra el conteo de tales

objetos en intervalos de 0.2 mag. Sin embargo, en dichas figuras es posible visualizar que la mayoría de tales objetos son galaxias de fondo resueltas y correctamente clasificadas. Dado que el número esperable en nuestros campos de ciencia (un factor dos) es de algunas decenas de objetos, hemos optado por considerar como despreciable la contaminación en nuestra muestra. Por otro lado, se puede concluir además, que la misma constituirá un problema, muy grave por cierto, recién a niveles de $i' > 24$ mag.

Capítulo 7

Distribución de colores integrados

Se analizan aquí, con mayor detalle, las distribuciones de colores integrados de toda la muestra de SCGs (Figura 7.1). Para cada sistema se presentan, como es usual, los histogramas con conteos de objetos en intervalos de color que varían de 0.05 a 0.07 mag. Dado que estos histogramas no resultan independientes del tamaño de los mencionados intervalos, ni de la posición de los mismos, presentamos además histogramas “suaves”. Ellos fueron construidos reemplazando cada objeto en el plano de color, por una gaussiana con dispersión $\sigma = 0.03$. Este valor fue elegido luego de varios experimentos, con el fin de obtener histogramas con el menor ruido posible, pero sin perder la resolución provista por la calidad de la fotometría. Dicha cantidad resulta ser, además, similar a los errores medios en los colores integrados para la mayoría de los rangos de brillo considerados.

Cabe destacar aquí que el cubrimiento areal con que contamos para cada sistema es variable e incompleto. Tal y como lo indican las figuras del capítulo 8, las razones de ello son básicamente dos. La primera es que en ningún caso hemos sido capaces de observar la extensión total de los SCGs. Esto significa que en cada galaxia, sólo hemos podido llegar a un R_{gal} máximo, fijado por la disposición de los campos y el campo de visión total de GMOS. La segunda, es que dicha disposición de los campos deja zonas sin cubrir. Por ello, hemos aplicado una corrección a los histogramas presentados aquí, la cual compensa el último de los efectos mencionados. Para ello, se calcula la fracción de área que ha quedado fuera de nuestros mosaicos para cada R_{gal} adoptado, procediendo de la siguiente manera:

- 1) Se generaron distribuciones uniformes de objetos dentro del campo de visión de GMOS. Cada una de ellas está compuesta por aproximadamente 10^6 objetos. Esto significa que podemos conocer en forma precisa la densidad numérica de los mismos: $\delta = 0.205783802 \text{ pix}^{-2}$.
- 2) Se aplicaron las transformaciones de coordenadas entre los distintos campos para generar un mosaico de posiciones similar al presentado por los catálogos finales obtenidos en nuestra fotometría.
- 3) Luego, elegido un rango de R_{gal} para obtener el histograma de colores integrados, se cuenta el número de objetos artificiales existentes dentro de dicho rango radial N_1 , y se obtiene el factor de corrección areal como el cociente $f = N_T/N_1$.

De esta forma, tomamos el histograma de colores obtenido para $R1 < R_{\text{gal}} < R2$, y lo multiplicamos por f para compensar el área perdida. Consideramos $f = 1.0$ en el caso de

que esa región sea arealmente “completa”, e infinito en el caso de cubrimiento areal nulo. El valor de N_T para cada rango radial se obtiene simplemente haciendo $N_T = \delta\pi(R_2^2 - R_1^2)$

En la figura 7.2 se presentan los histogramas compensados arealmente correspondientes a cada una de las cinco galaxias de la muestra. A diferencia de los histogramas de la figura 7.1, estos diagramas fueron construidos utilizando una muestra completa al 90 %. Además de esto, todos ellos fueron construidos “componiendo” los histogramas correspondientes a dos cortes radiales. En la mayoría de los casos, dichos cortes fueron elegidos en $45'' - 120''$ y $120'' - 320''$. Este proceder tiene por objeto corregir los histogramas por el efecto de la completitud areal variable con R_{gal} y, a su vez, tomar en cuenta la distinta concentración espacial presentada por los CGs en torno a cada galaxia (ver capítulo 8). Una comparación con la figura 7.1, nos muestra que en algunos SCGs la apariencia de los histogramas “compensados” es muy similar a los “crudos” (NGC 4649, NGC 3923 y NGC 524), mientras que en otros se evidencian algunas diferencias (NGC 3115 y NGC 3379). Esto nos habla de los distintos muestreos de cada sistema, y del grado de concentración de los CGs en torno a cada galaxia.

Tal como se presentó en el trabajo de Forbes et al. (2004), NGC 4649 posee un SCGs bimodal y muy numeroso. Es posible además, observar con claridad el cambio en el número relativo de CGs rojos y azules en los histogramas correspondientes a los dos cortes radiales (figura 7.3). Es visible también, en el extremo más brillante, que los CGs azules se hallan más definidos en color que los rojos. Así mismo, y como veremos en otros SCGs, los objetos dentro del rango de magnitudes $22 \text{ mag} < i' < 23 \text{ mag}$, muestran una muy clara bimodalidad de colores integrados. Por su parte, los CGs menos brillantes muestran una distribución ancha y con varios picos.

Por su parte NGC 3923 también muestra un sistema bimodal con una gran cantidad de CGs. Dicha bimodalidad es notable y clara en el histograma correspondiente al corte en brillos $22 \text{ mag} \leq i' \leq 23 \text{ mag}$ (figura 7.4). El extremo brillante de la distribución de cúmulos globulares de esta galaxia (y en menor medida de NGC 4649), presenta una población de objetos con colores intermedios que diluyen la bimodalidad. Tales objetos pueden ser cúmulos globulares muy brillantes (del tipo ω Centauri), núcleos de galaxias enanas u objetos denominados *Ultra Compact Dwarf* (UCD). Esto se observa con claridad en las correspondientes figuras 7.3 y 7.4. En el extremo débil de la muestra de CGs, es de esperar que los errores en los colores hagan menos clara la bimodalidad. Sin embargo, en NGC 3923, se puede apreciar la misma, aún en dichos CGs.

NGC 524 (figuras 7.1 y 7.2) se muestra casi unimodal. Esto es, se observa una leve asimetría hacia el rojo, y la posible existencia de una subpoblación centrada en $(g' - i') \sim 1.1$ mag. Por su parte, los histogramas “compensados” de la figura 7.5, muestran que dicha posible subpoblación es más notoria en los histogramas correspondientes a $R_{gal} > 120''$, y entre los objetos más débiles. Si bien la fotometría correspondiente a esta galaxia es la menos profunda de nuestra muestra, la ausencia de una clara bimodalidad en nuestros diagramas es muy similar a lo hallado por Larsen et al. (2001) para este mismo objeto. Sin embargo, la evidencia no es concluyente. Por ejemplo, la mencionada asimetría en los colores podría representar un leve indicio de enrojecimiento producido por el disco de NGC 524 más que una población roja real (Beasley et al., 2004). Como veremos más adelante, tanto los colores medios de la población global de CGs, como la distribución espacial de los mismos, indican que este sistema podría ser unimodal.

NGC 3115 muestra dos picos muy notables en sus distribuciones de color (figuras 7.1 y 7.2), con una evidente separación entre las poblaciones roja y azul. En estas dos figuras, se

puede apreciar con gran claridad el efecto de la completitud areal. Dado que el cubrimiento de nuestra muestra es menor a R_{gal} chicos (ver figura 8.4), la corrección por completitud areal recupera notablemente la población roja. Sin embargo, a medida que cruzamos el límite de $i' = 22.8$ mag, correspondiente al 90 % de completitud, vemos que los CGs rojos se hacen menos notables (esto se visualiza además, en el diagrama 5.10). Ello, nuevamente, podría tener su origen en el inadecuado cubrimiento areal de nuestra muestra en la región central del sistema. Por otro lado, tampoco debemos olvidar que la completitud de la fotometría es una fuerte función de la distancia galactocéntrica. Por todo ello, es posible que estemos “perdiendo” CGs débiles en las zonas internas, los cuales serán principalmente pertenecientes a la subpoblación roja debido a su mayor concentración espacial.

NGC 3379 constituye el sistema más pobre de nuestra muestra. Sin embargo, la bimodalidad es bastante clara en los histogramas. La figura 7.1 muestra dos poblaciones con un leve predominio de los CGs azules. Por su parte, los histogramas “compensados” muestran una población azul muy dominante, mientras que la roja está presente principalmente en la región central del sistema ($R_{gal} < 60'$). Este fenómeno es apreciable también en su correspondiente perfil de densidad proyectada (figura 8.6). Debemos mencionar aquí, que estos datos fotométricos constituyen las primeras evidencias directas de bimodalidad en el mencionado sistema, ya que el único estudio previo donde se menciona la detección directa de tal fenómeno en esta galaxia (Whitlock et al., 2003), fue realizado empleando la muestra de CGs presentados en esta Tesis.

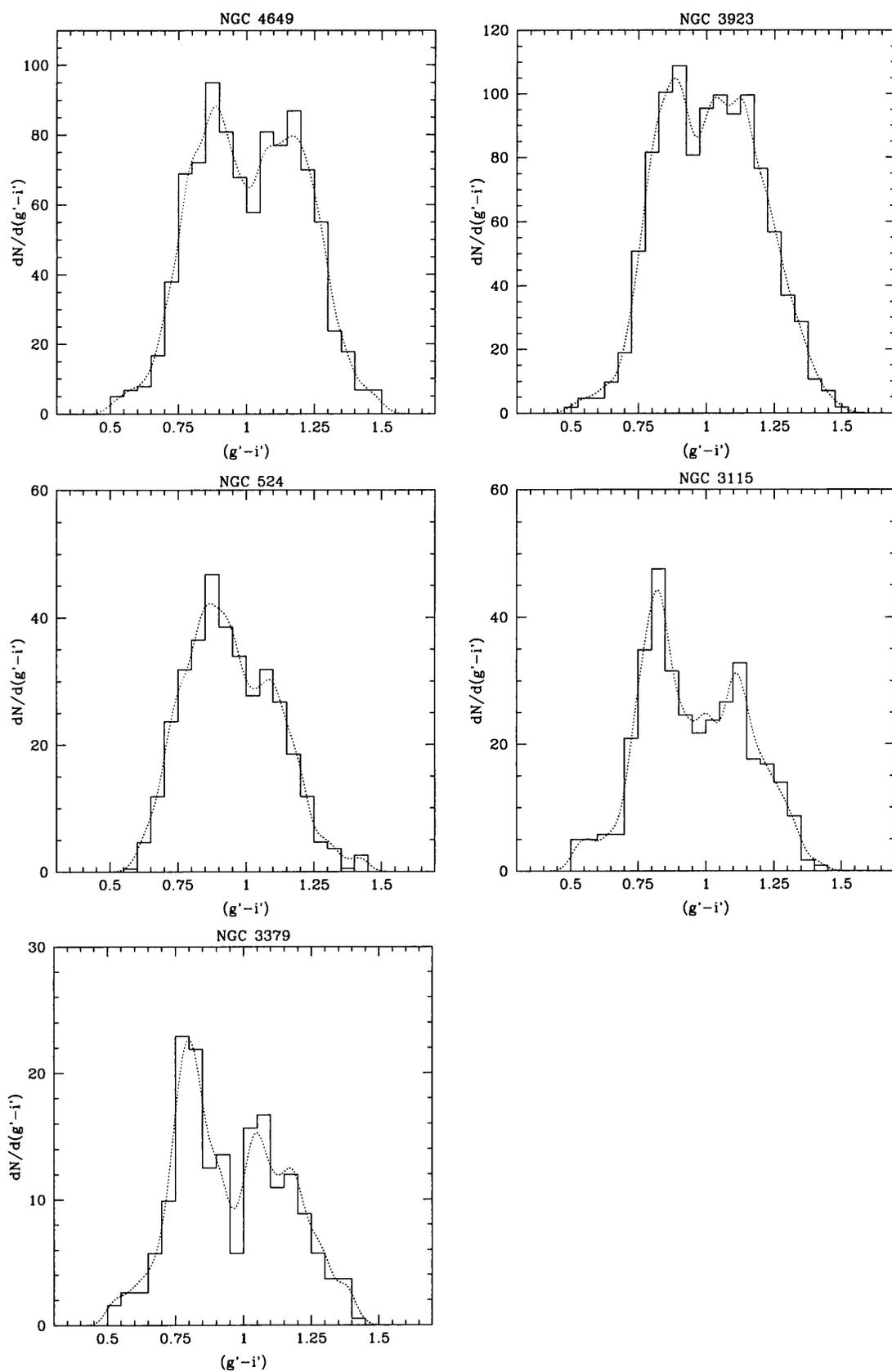


Figura 7.1: Histogramas de color de las galaxias de nuestra muestra. Aquí se presentan los conteos crudos obtenidos utilizando las muestras definidas en el capítulo 5.

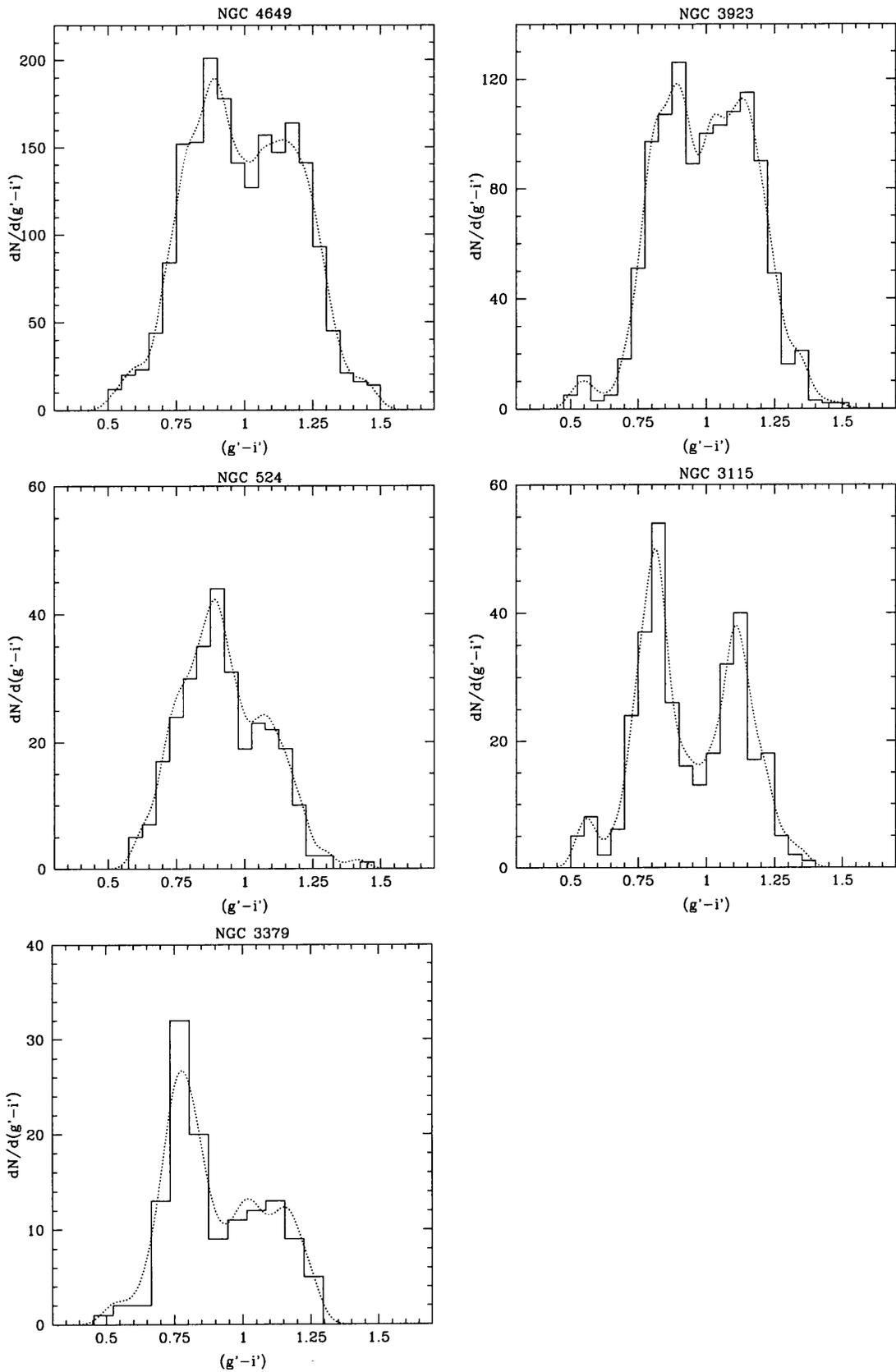


Figura 7.2: Estas figuras muestran los histogramas correspondientes a los conteos compensados por el área que ha quedado fuera de nuestros campos (ver texto). La muestra utilizada aquí, es completa al 90 %.

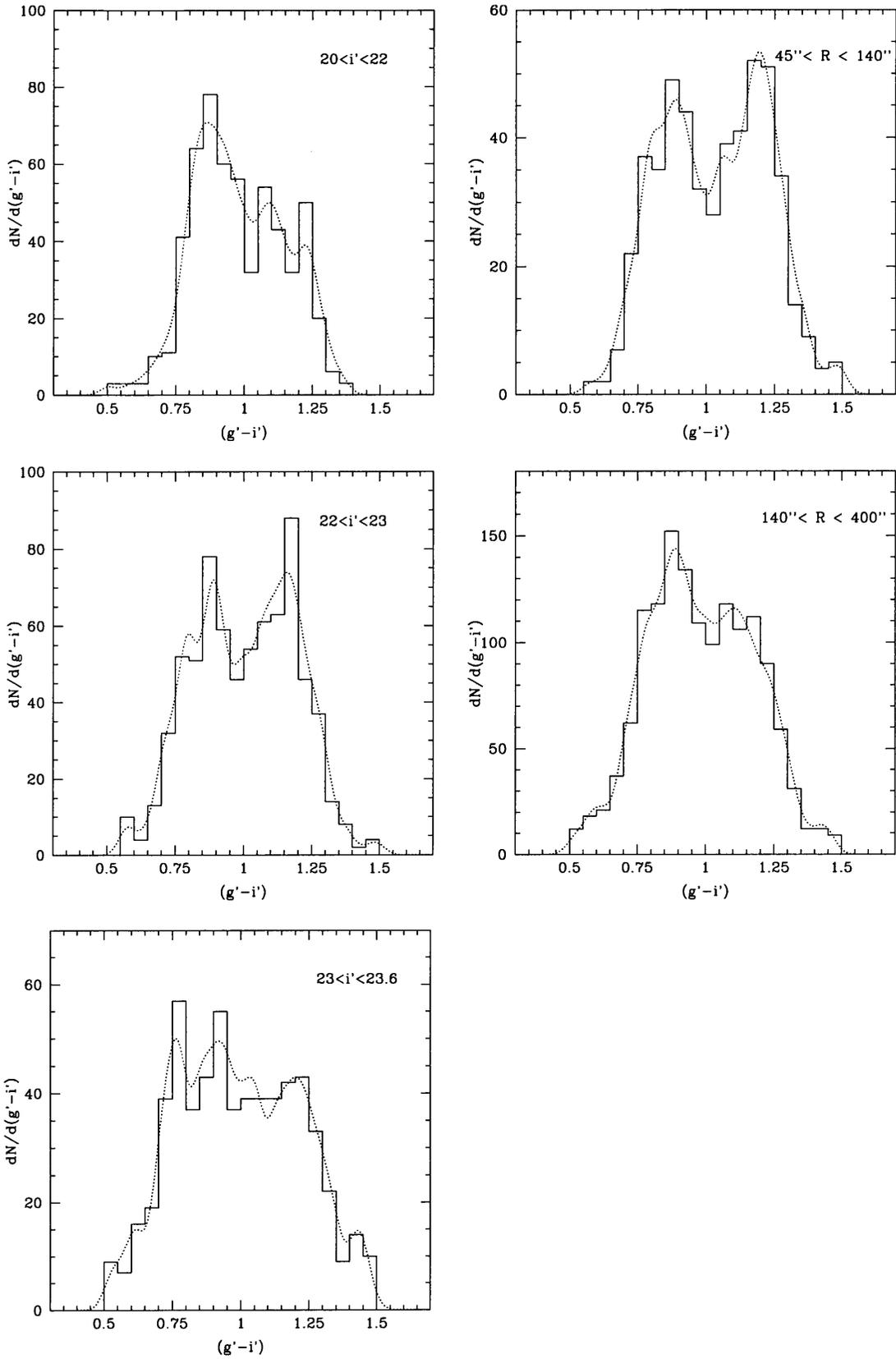


Figura 7.3: Histogramas de color en distintos rangos radiales y de brillo para NGC 4649. Al igual que en la figura anterior, la muestra utilizada aquí es aquella completa al 90%. Además, se ha aplicado una corrección que toma en cuenta el área que ha quedado fuera del muestreo.

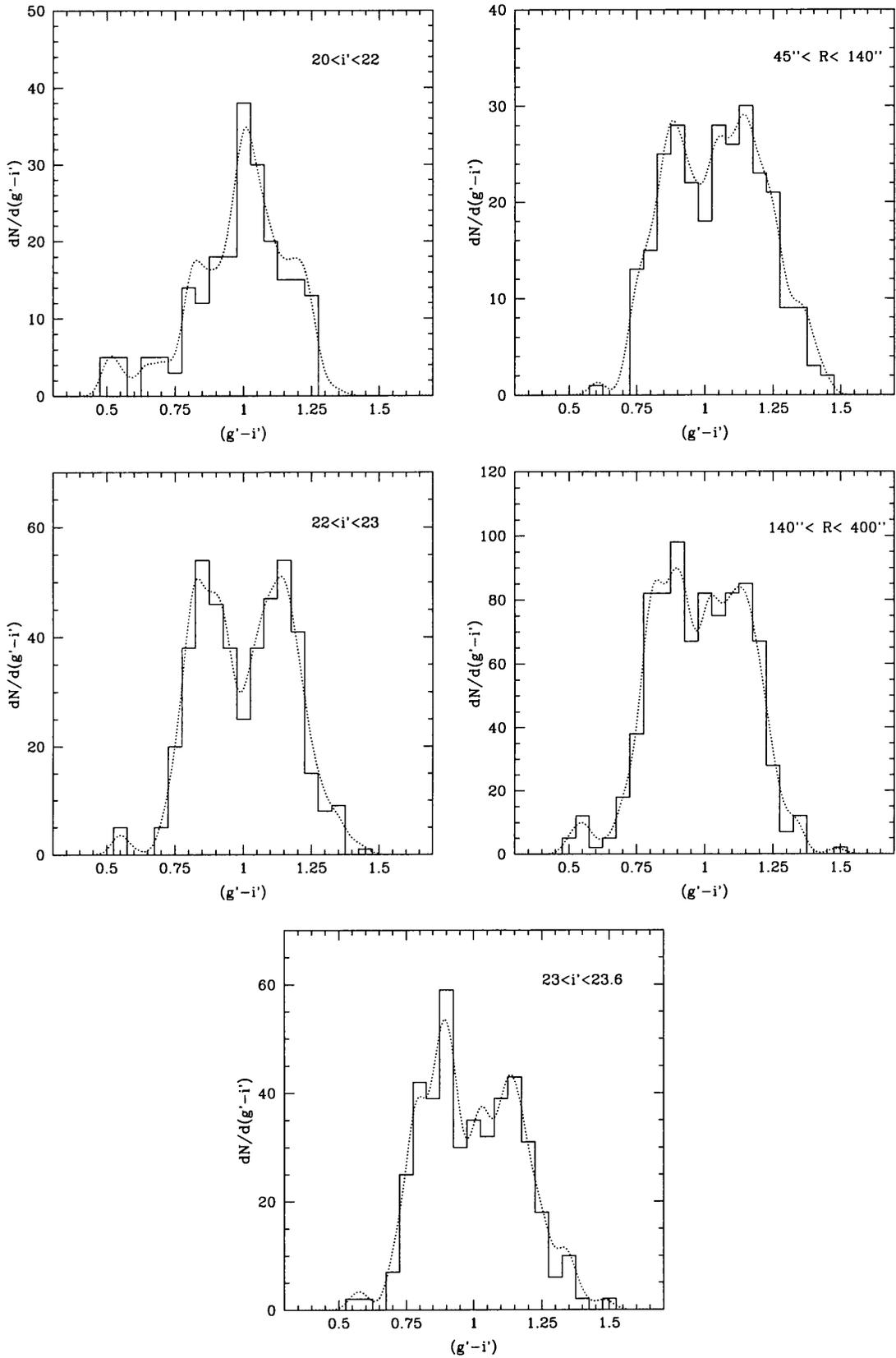


Figura 7.4: Idem 7.3 para NGC 3923.

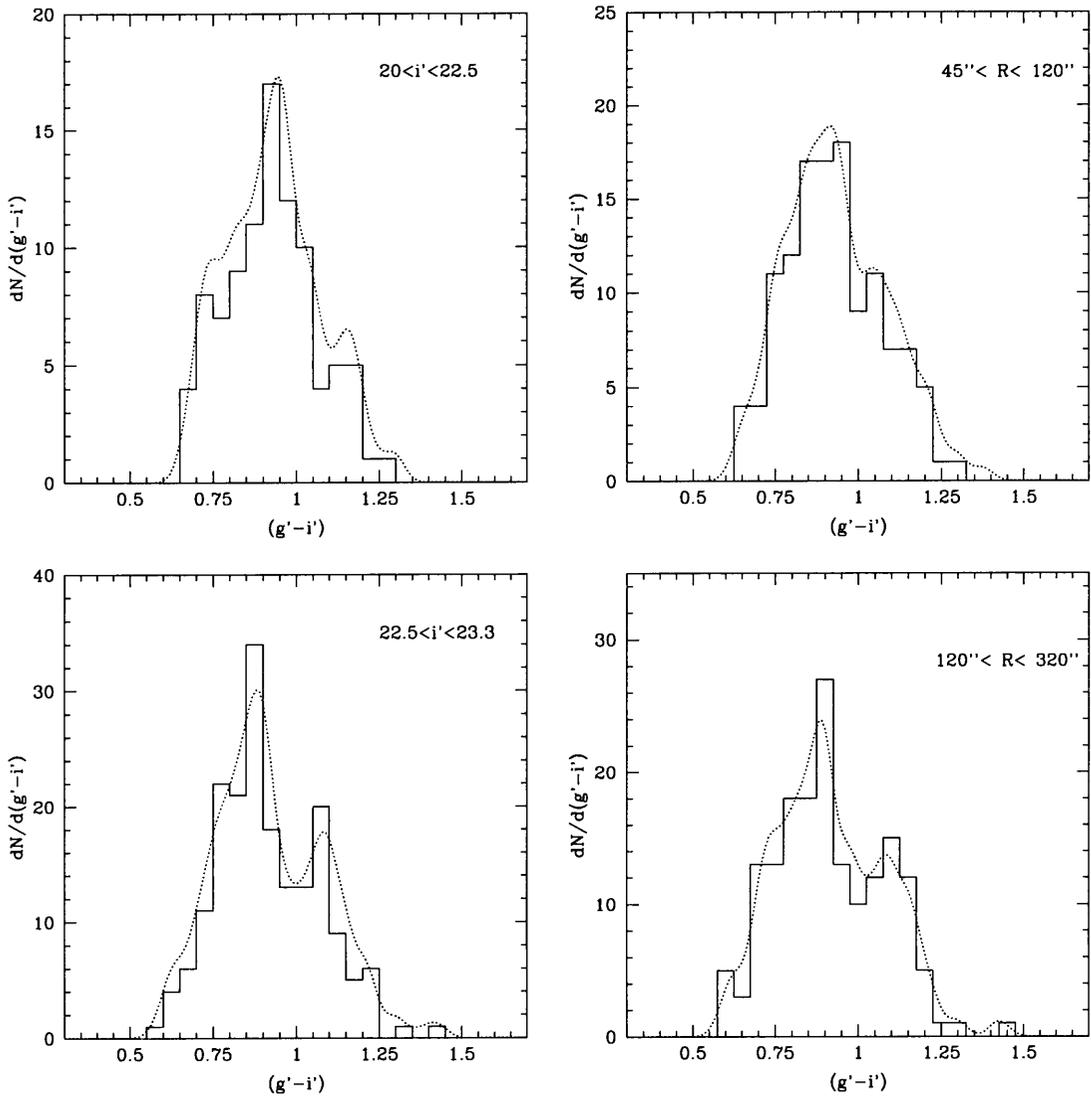


Figura 7.5: Idem 7.3 para NGC 524.

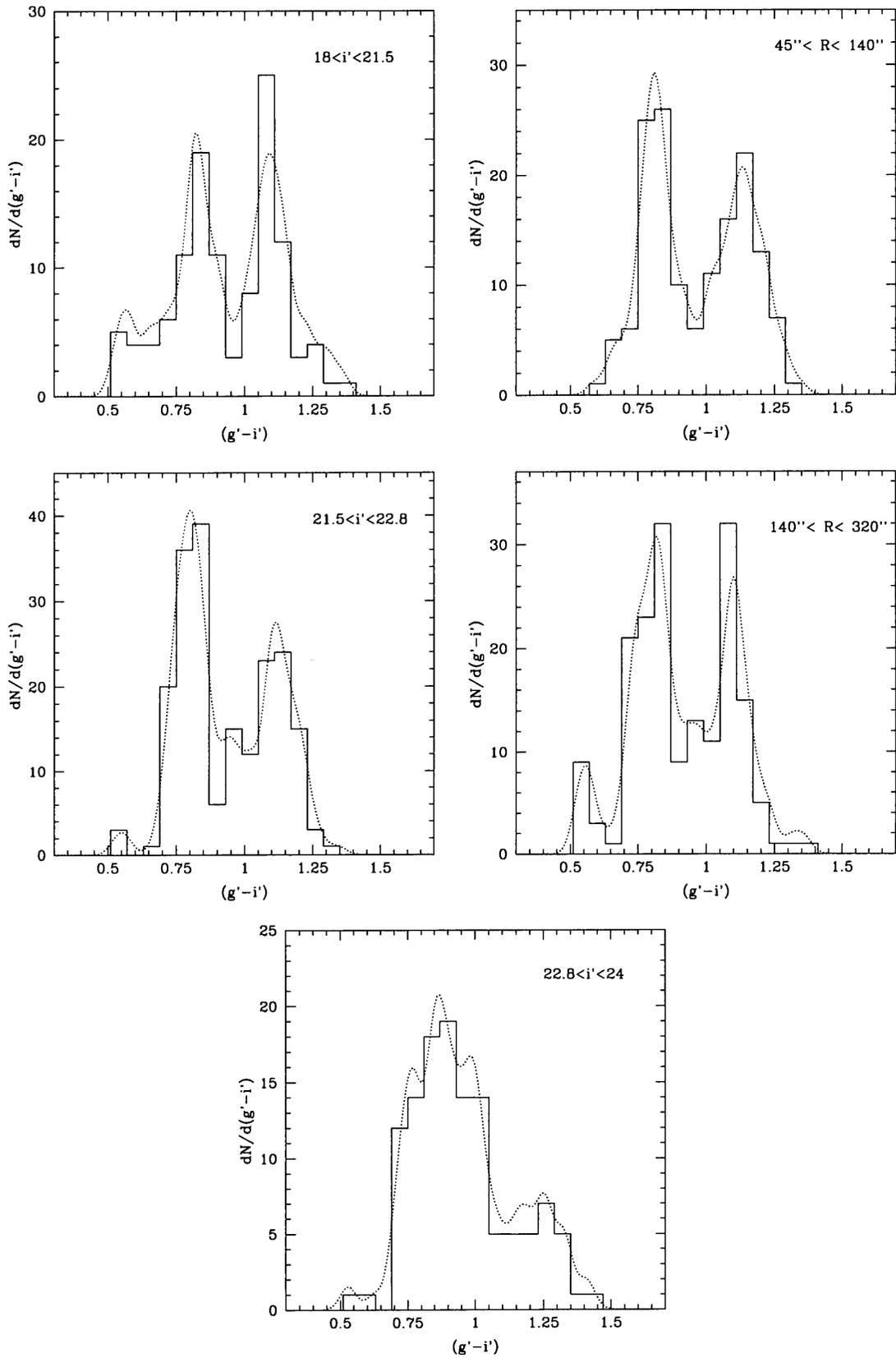


Figura 7.6: Idem 7.3 para NGC 3115.

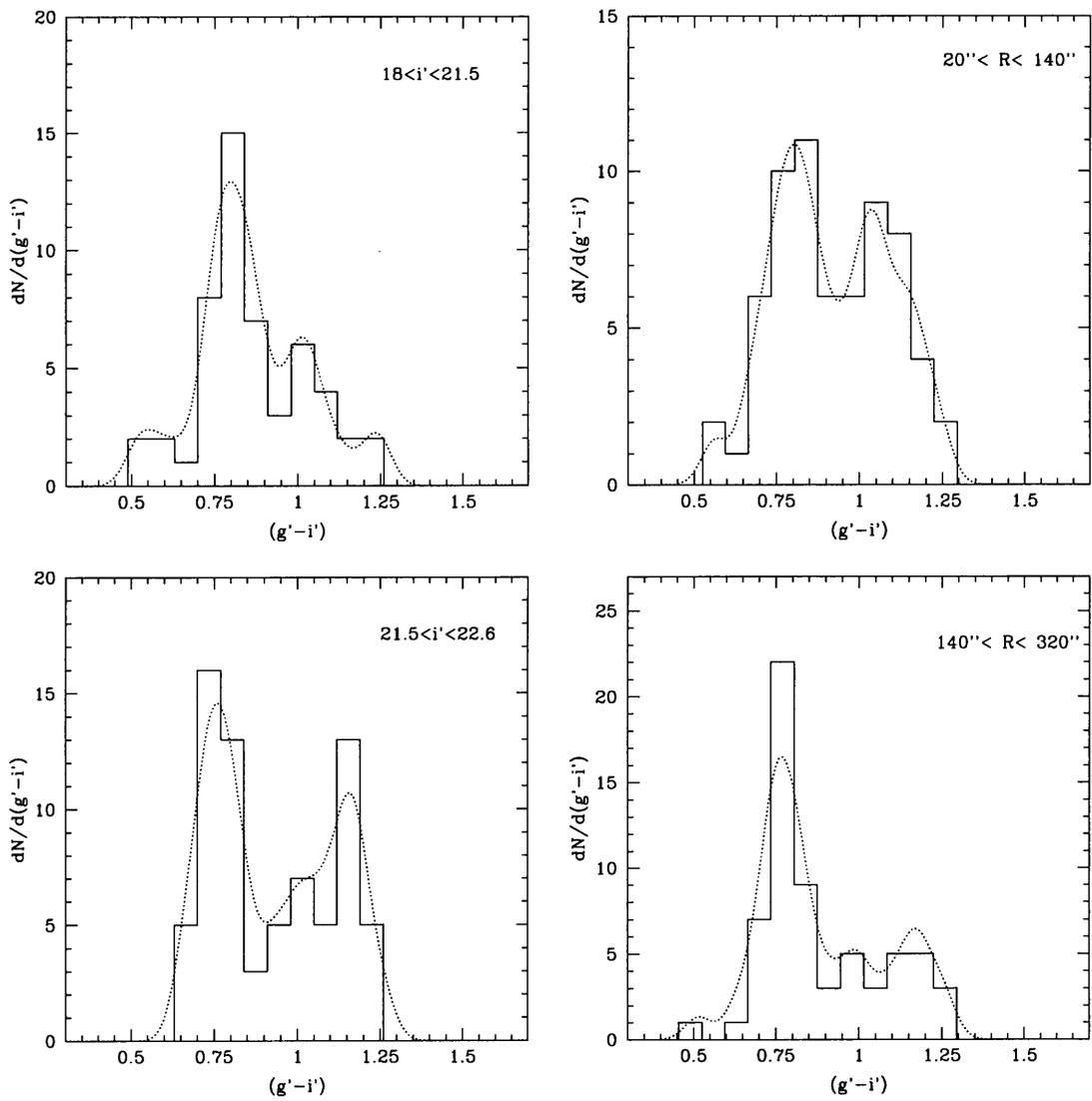


Figura 7.7: Idem 7.3 para NGC 3379

Capítulo 8

Perfiles de distribución espacial

Como primer paso en el análisis de la distribución espacial de los candidatos a CGs pertenecientes a los distintos SCGs estudiados, presentamos en la figuras 8.1-8.5, las posiciones de los mismos con respecto a sus respectivas galaxias. En ellas podemos notar a simple vista, que todos los SCGs se presentan como concentraciones alrededor de las respectivas galaxias. Además de esto, en los casos en que tenemos bimodalidad, los CGs rojos se muestran marcadamente más aglomerados hacia dichas galaxias que los azules. Esto, como veremos, nos indica una diferencia de pendientes en las distribuciones espaciales de ambas subpoblaciones. La división entre ellas se realizó adoptando el color del “valle” como corte entre las dos poblaciones. Dicho color es $(g' - i') = 0.96$ mag, y fue el mismo para todos los sistemas excepto para NGC 4649, donde se cortó en $(g' - i') = 1.00$ mag. Además de esto, y recordando lo expuesto en la sección 4.2.6, hemos utilizado aquí las muestras seleccionadas con una magnitud límite que asegure un nivel de completitud del 90 % sobre la mayor parte del rango de R_{gal} observado.

En la figura 8.6 se presentan los perfiles de densidad superficial para cada sistema. Nuevamente, en los casos en que tenemos bimodalidad, hemos dividido la muestra en las correspondientes subpoblaciones. Para la confección de la figura 8.6, hemos corregido además por los efectos de completitud areal. Esto significa que se han calculado las áreas incluidas en cada anillo utilizado para obtener el perfil radial, y se las compensó considerando la fracción de área que queda fuera del campo.

Dado que no tenemos un cubrimiento areal suficiente para experimentar con distintos tipos de ajustes a los perfiles de densidad areal proyectada, hemos ajustado todos los sistemas con una ley del tipo $\log \rho = a \times R^{1/4} + b$. La razón para emplear tal ajuste reside en que, tal y como se muestra en Bassino et al. (2006) para el caso de NGC 1399, dicha ley puede dar buenos ajustes en situaciones donde no es posible ajustar una única ley de potencias. Además de ello, Forte et al. (2005) muestran que esta ley es compatible (excepto en los núcleos) con un perfil volumétrico del tipo:

$$Dens(r) = \rho_0 \left(\frac{r_s}{r} \right)^\zeta \left(\frac{1}{1 + r/r_s} \right)^{3-\zeta} \quad (8.1)$$

donde $\zeta = 1$ para la población azul, y $\zeta = 1.5$ para los rojos.

En la figura 8.6 se puede ver que en los casos donde tenemos bimodalidad, las pendientes correspondientes a los CGs rojos son mayores que las de los azules. El ajuste para NGC 3379 es muy pobre debido al bajo número de objetos en cada subpoblación (lo cual es muy evidente en la figura 8.5). Por su parte, las dos galaxias S0 muestran perfiles muy

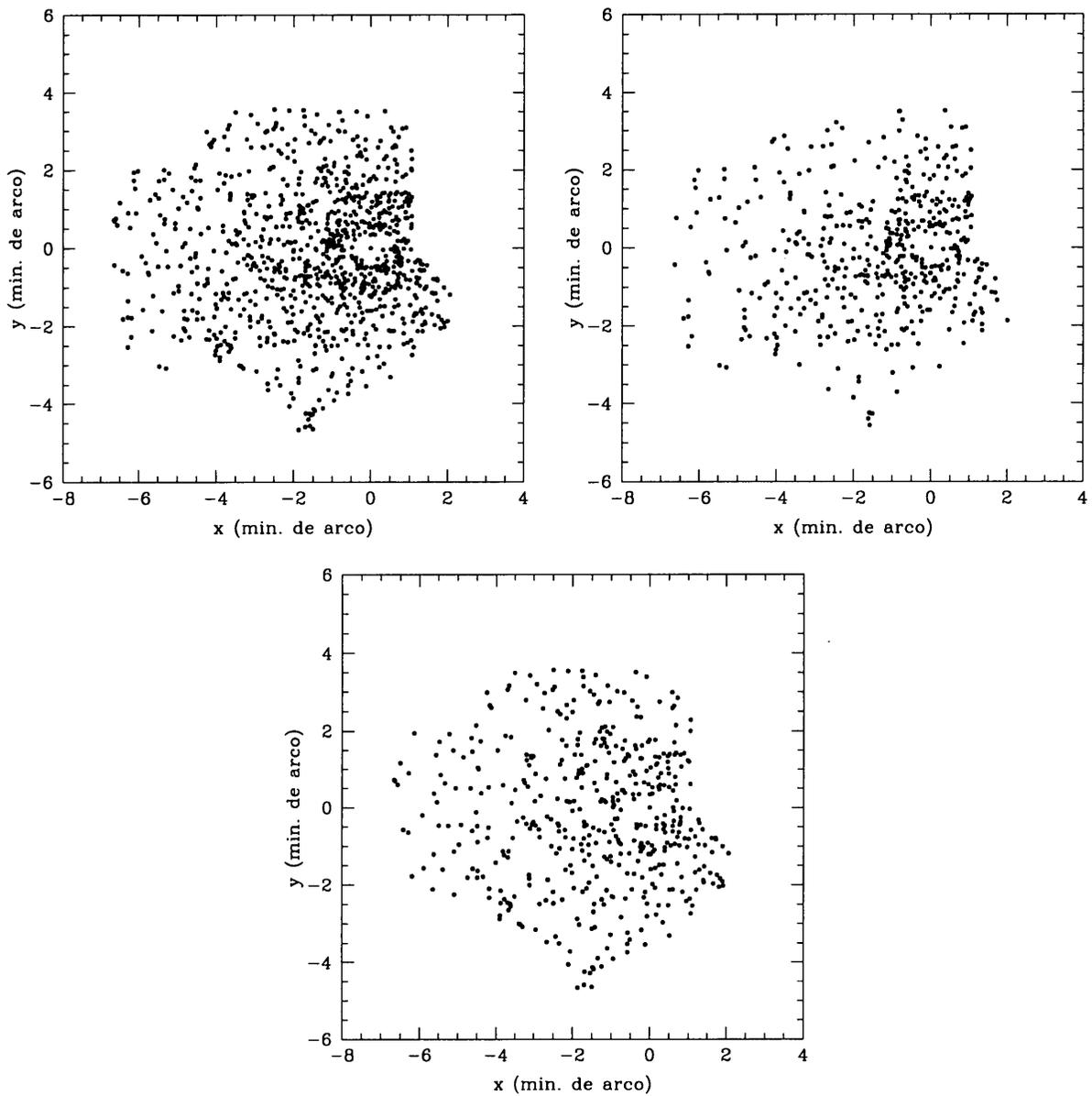


Figura 8.1: Se presentan las posiciones de los cúmulos globulares relativas a la galaxia anfitriona para el sistema de NGC 4649. Panel izquierdo: todos los cúmulos globulares; panel derecho: población roja; panel central: población azul.

concentrados mayores pendientes, sobre todo en comparación con los de NGC 4649 y NGC 3923. De estas dos, la más luminosa (NGC 4649) presenta la menor concentración.

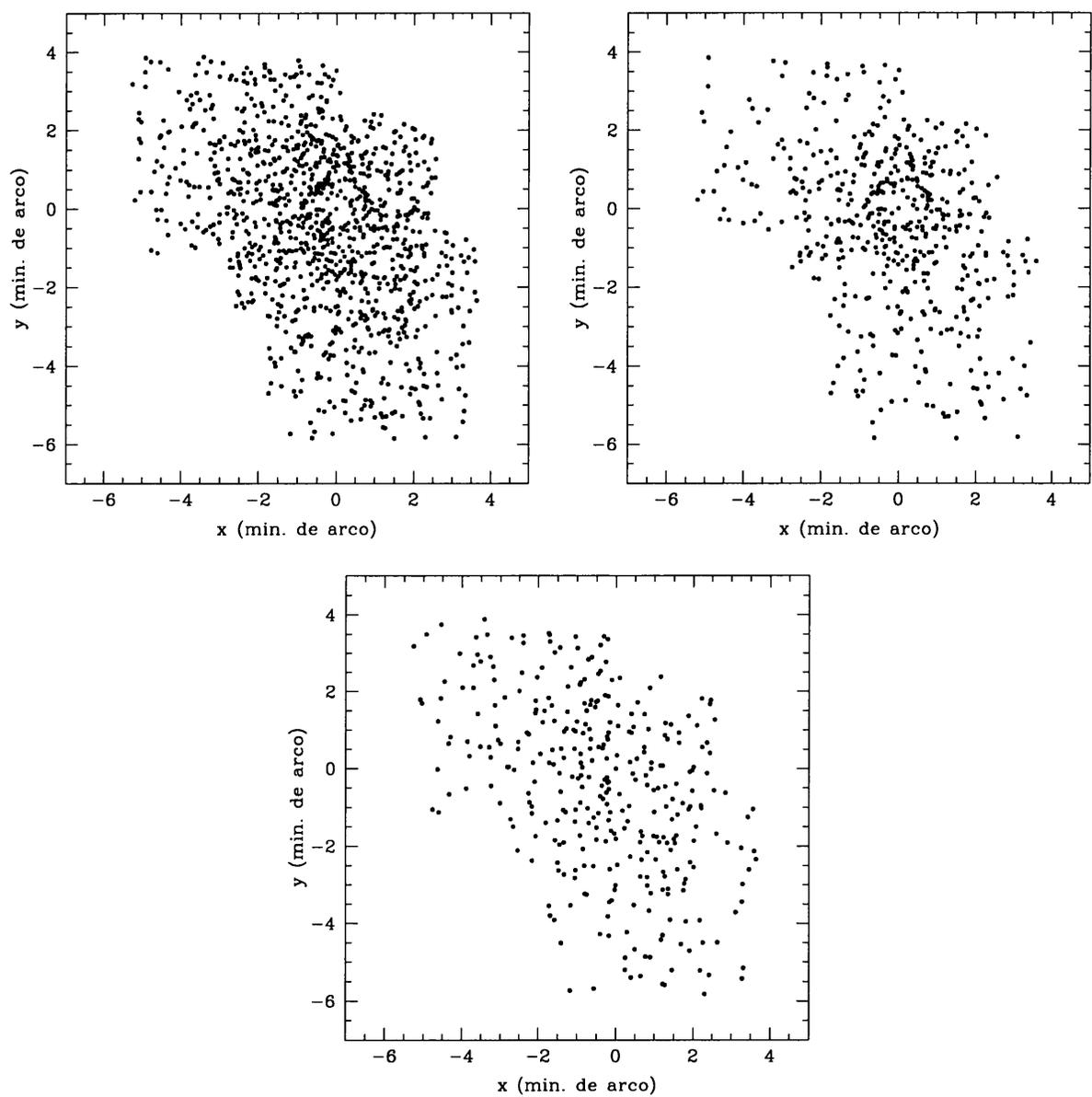


Figura 8.2: Idem 8.1 para NGC 3923.

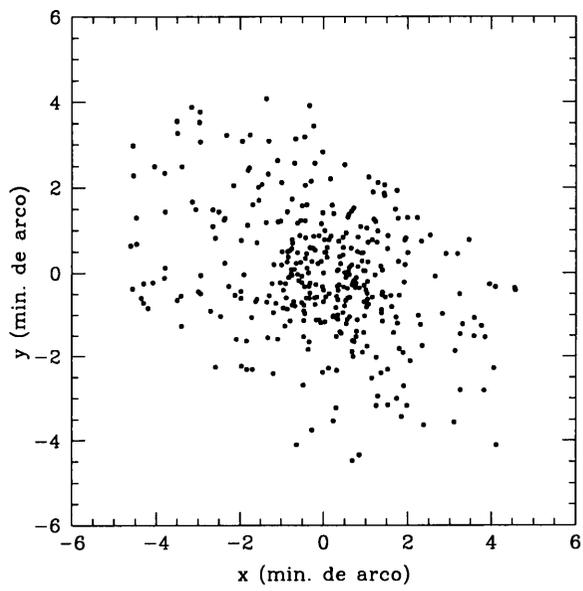


Figura 8.3: Posiciones de la población total de cúmulos globulares relativas a la galaxia anfitriona, para NGC 524.

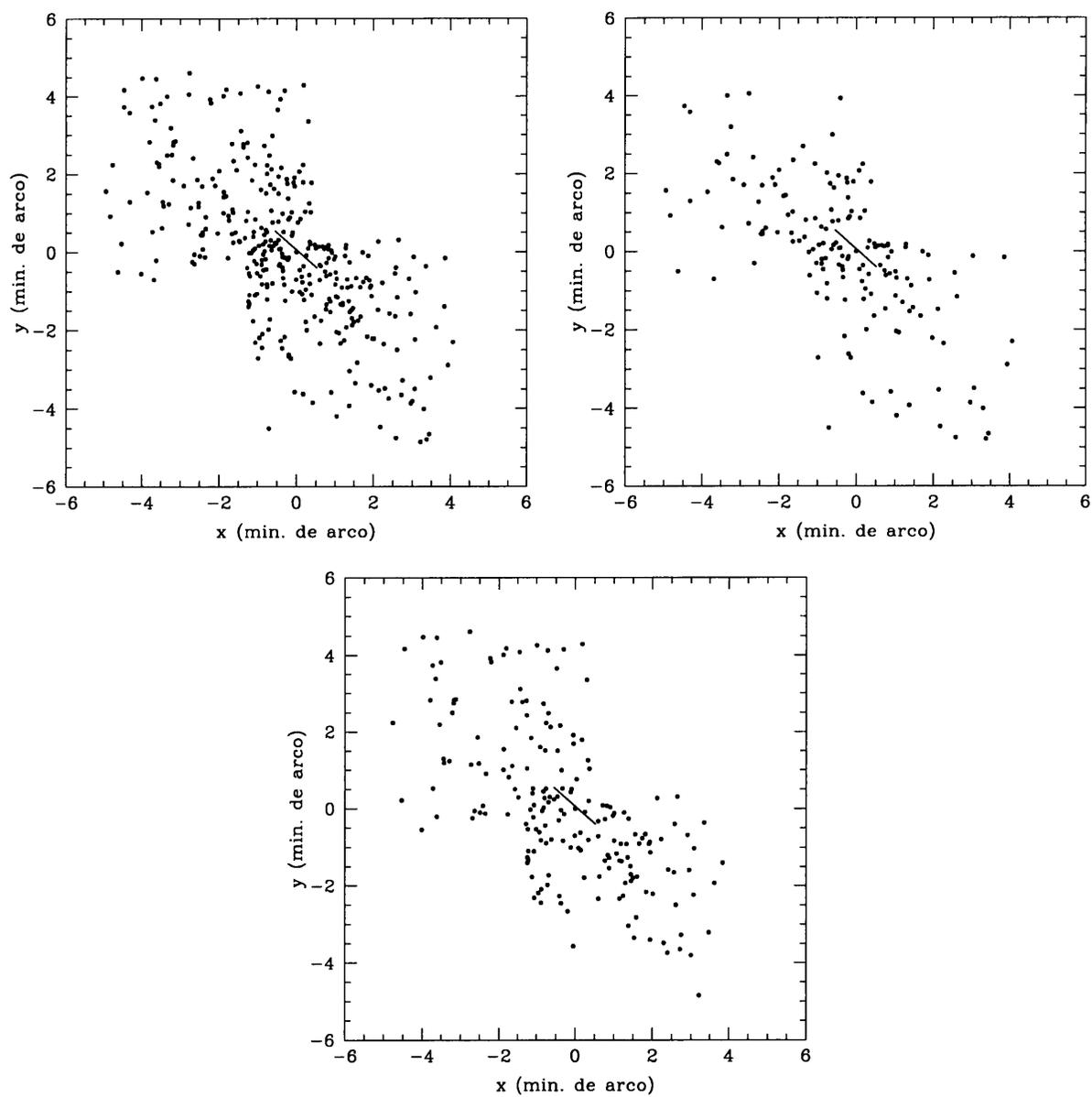


Figura 8.4: Idem 8.1 para NGC 3115. La línea negra señala la orientación y posición del disco de la galaxia.

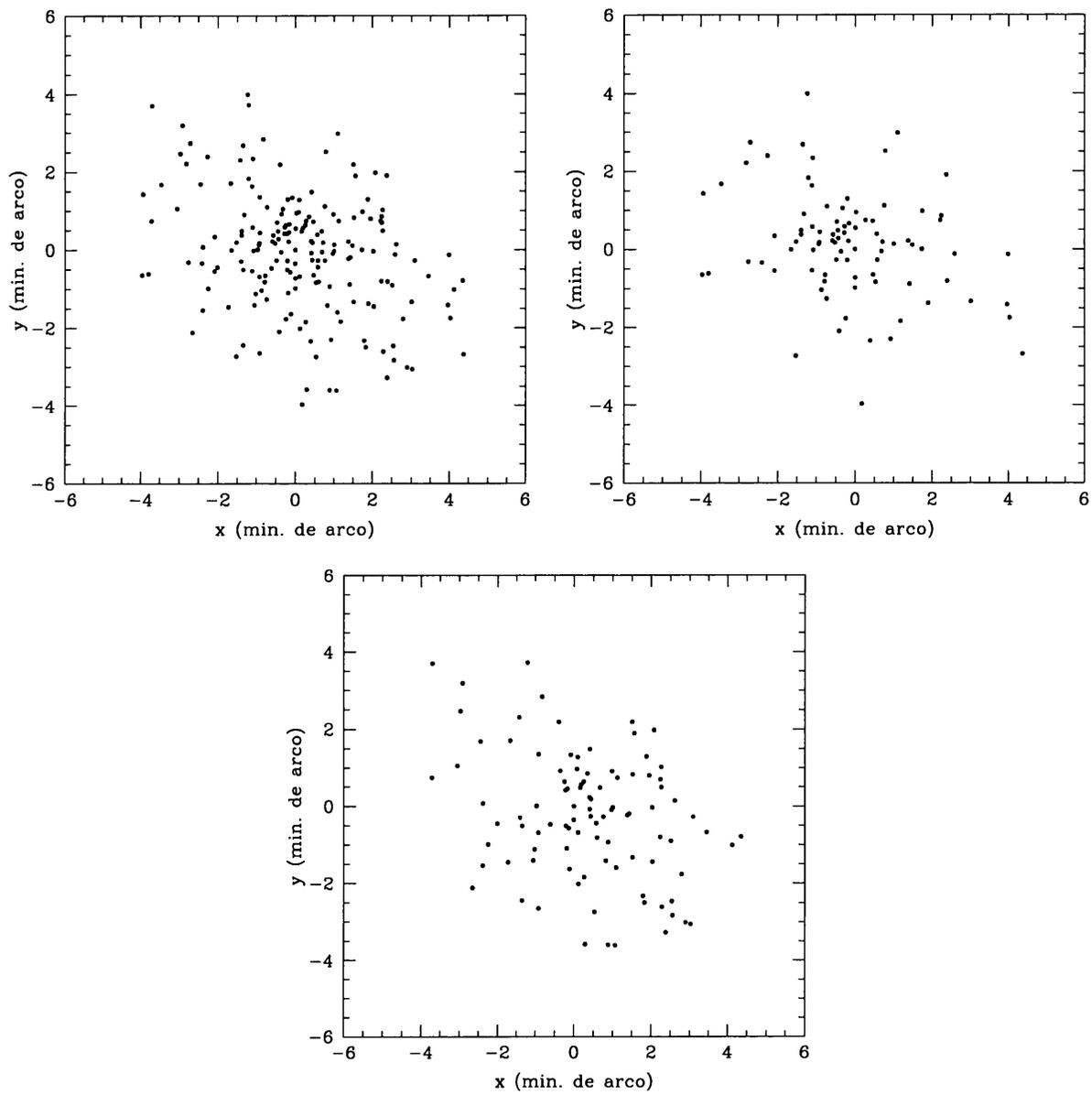


Figura 8.5: Idem 8.1 para NGC 3379.

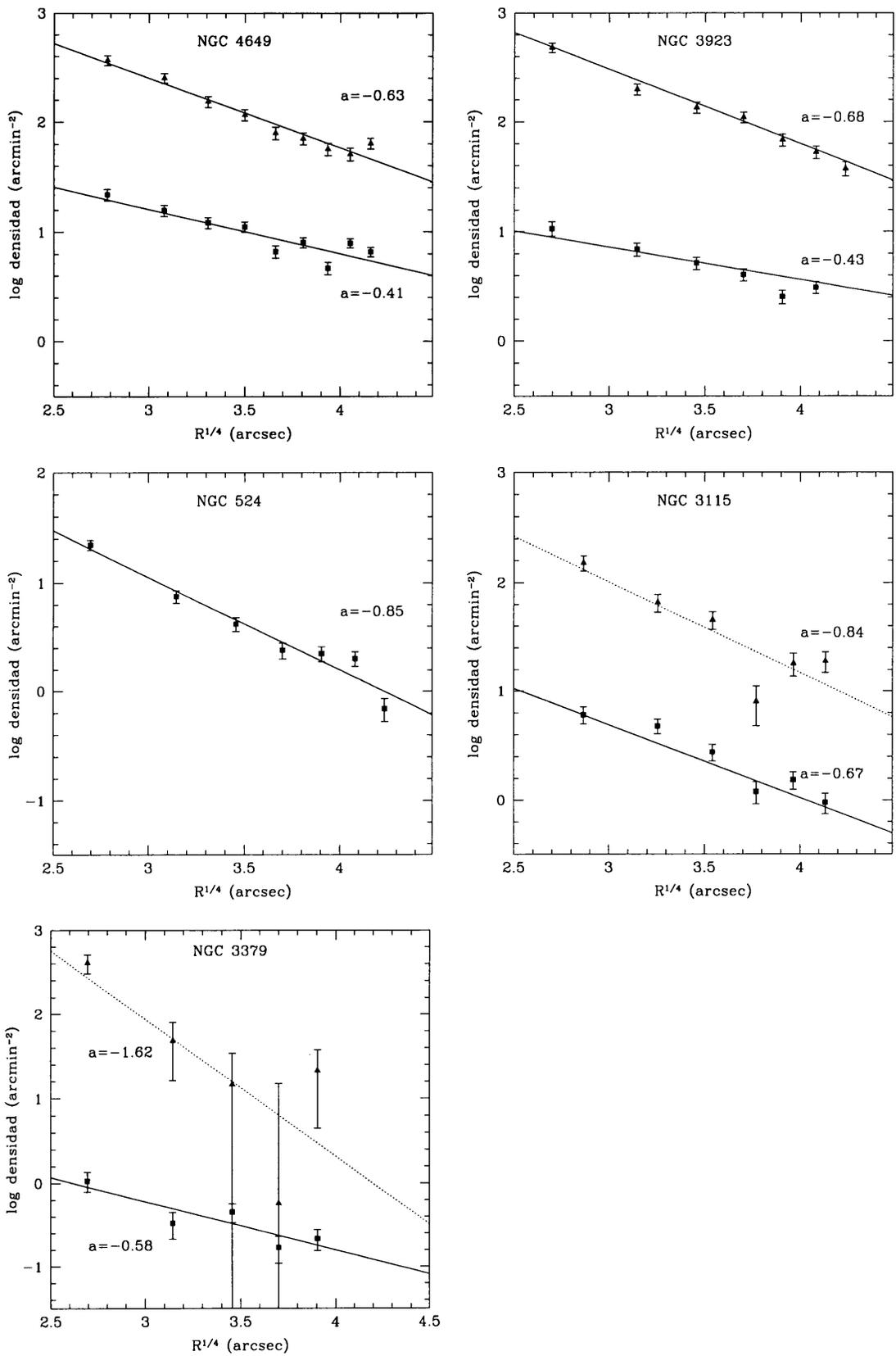


Figura 8.6: Densidad superficial de CGs. Los triángulos corresponden a los CGs rojos, mientras que los cuadrados, a los CGs azules.

Capítulo 9

Gradientes de color y los halos de las galaxias

Con el objeto de comparar los perfiles radiales de colores integrados correspondientes a los CGs, con aquellos pertenecientes a los halos de las galaxias, hemos obtenido perfiles de brillo y colores para las galaxias de nuestra muestra. Dichos perfiles de color son de carácter aproximado, y representativos únicamente de las regiones más internas de cada galaxia. La razón de ello reside en la imposibilidad de obtener una estimación real del nivel de cielo en nuestras imágenes. Esto, a su vez, se halla vinculado con el hecho de que las mencionadas galaxias ocupan la totalidad del campo de visión de GMOS, por lo que medir el cielo dentro de dichos campos debe ser tomado como una solución de compromiso.

Sin perder de vista lo enunciado anteriormente, se procedió a realizar el ajuste de isofotas elípticas (curvas de brillo superficial constante) utilizando la tarea `ellipse` de IRAF. Una vez ajustadas dichas isofotas a todas las galaxias de la muestra, se midió el nivel de cielo en el borde más externo de cada imagen. Esto, según lo expuesto anteriormente, significa que en todos los casos estamos sobre-estimando dicho valor. Además de ello, la galaxia más brillante de nuestra muestra (NGC 4649), plantea un desafío mayor debido a que ella representa un porcentaje muy alto del brillo de cielo medido en cualquier región de nuestros campos. Es por esto que en dicho caso hemos obtenido dos perfiles de color. Uno de ellos calculado en la forma antes descrita, y el otro adoptando un valor de cielo un 50% menor. Esto significa que si bien el perfil exacto es desconocido, es razonable esperar que se encuentre entre estos dos.

Otro aspecto que debemos mencionar es que el cubrimiento areal que tenemos de los sistemas observados no es el que necesitaríamos para un análisis concluyente. Sin embargo, como veremos, se pueden extraer algunos indicios interesantes.

Presentamos en la figura 9.1 los perfiles de color de cada galaxia para valores de R_{gal} donde el nivel de cielo elegido no muestra un efecto apreciable sobre los mismos. En cada caso se indica además, el correspondiente R_{ef} (radio aparente que encierra la mitad de la luz de la galaxia) en la banda B , obtenido del Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC3). Todos los sistemas, a excepción de NGC 524, rondan un valor de $(g' - i') \sim 1.1 - 1.2$ mag, con un gradiente hacia el azul a medida que crece R . El caso de NGC 524 muestra un gradiente mayor, ya que en la región más externa del perfil mostrado aquí es mucho más azul que en las otras galaxias ($(g' - i') < 1.0$ mag), y trepa rápidamente hacia el rojo en la región más interna. Tal cosa podría ser el reflejo de la presencia de un disco más azul que el bulbo de NGC 524. Tratándose de una galaxia S0 vista *face on*, sería de esperar que

el disco de la misma tenga alguna influencia sobre el gradiente de color observado. En el caso de NGC 3115, otra galaxia S0 pero vista de perfil, el disco presenta escasa dificultad debido a que puede ser “enmascarado” durante el ajuste de sus isofotas. En dicha figura se muestran además los gradientes de color medio de cada sistema de cúmulos globulares. Ellos fueron obtenidos encontrando el color promedio de los candidatos a CGs dentro de una serie de anillos concéntricos de ancho igual a $1'$ en torno a cada galaxia. En los casos donde tenemos clara evidencia de bimodalidad, se separó la población de CGs mediante el valle de la distribución de colores integrados y se obtuvieron los valores medios para cada una.

La figura 9.1 muestra varias cosas a remarcar. Una de ellas es que, a excepción de NGC 524 (la cual discutiremos aparte), tenemos una notable coincidencia de los colores de las galaxias con los colores medios de los CGs rojos. Esto ya ha sido observado en otras galaxias, y nos está hablando de la conexión que existe entre las estrellas de campo de cada galaxia, y la subpoblación de CGs rojos (Forbes y Forte, 2001). Los azules, por su parte, presentan en todos los casos un color ~ 0.3 mag menor que los rojos.

Otro aspecto interesante es que todos los sistemas con bimodalidad muestran colores medios de sus poblaciones totales (rojos y azules), con un leve gradiente al azul a medida que crece R (el último punto correspondiente a NGC 3379 parecería romper la tendencia, pero el error en su estimación es grande debido al bajo número de CGs en el anillo radial correspondiente). Esto es sencillamente interpretado como el cambio en el número relativo N_B/N_R de CGs a medida que vamos hacia R_{gal} mayores. El hecho de que los colores medios de la población total de CGs resultan más azules que los colores de los halos de las galaxias, fue señalado por Forte et al. (1981).

El caso de NGC 524 es marcadamente distinto a los otros. Aquí no tenemos fuerte evidencia de bimodalidad, y el color de la galaxia resulta similar al de la población total. Por otro lado, dicha población global no presenta ningún indicio de gradientes excepto en la región más interna ($R_{gal} < 1'$). Beasley et al. (2004) han reportado la existencia de un fuerte gradiente en los colores medios ($V - I$) en dicha región de NGC 524. Estos autores encuentran un incremento de 0.5 mag en el mencionado color, lo cual interpretan como el resultado del enrojecimiento producido por el disco de esa galaxia. Sin embargo, aquí encontramos un gradiente mucho menor: tan sólo del orden de 0.05 mag en $(g' - i')$. Resulta llamativo, además, que la única galaxia en la muestra que no presenta evidencias claras de bimodalidad, muestre un color similar al color medio de su población total de CGs. Esto es un indicio más en el sentido de que existe una relación estrecha entre dichos cúmulos y el grueso del contenido estelar de las galaxias (Forte et al., 2005).

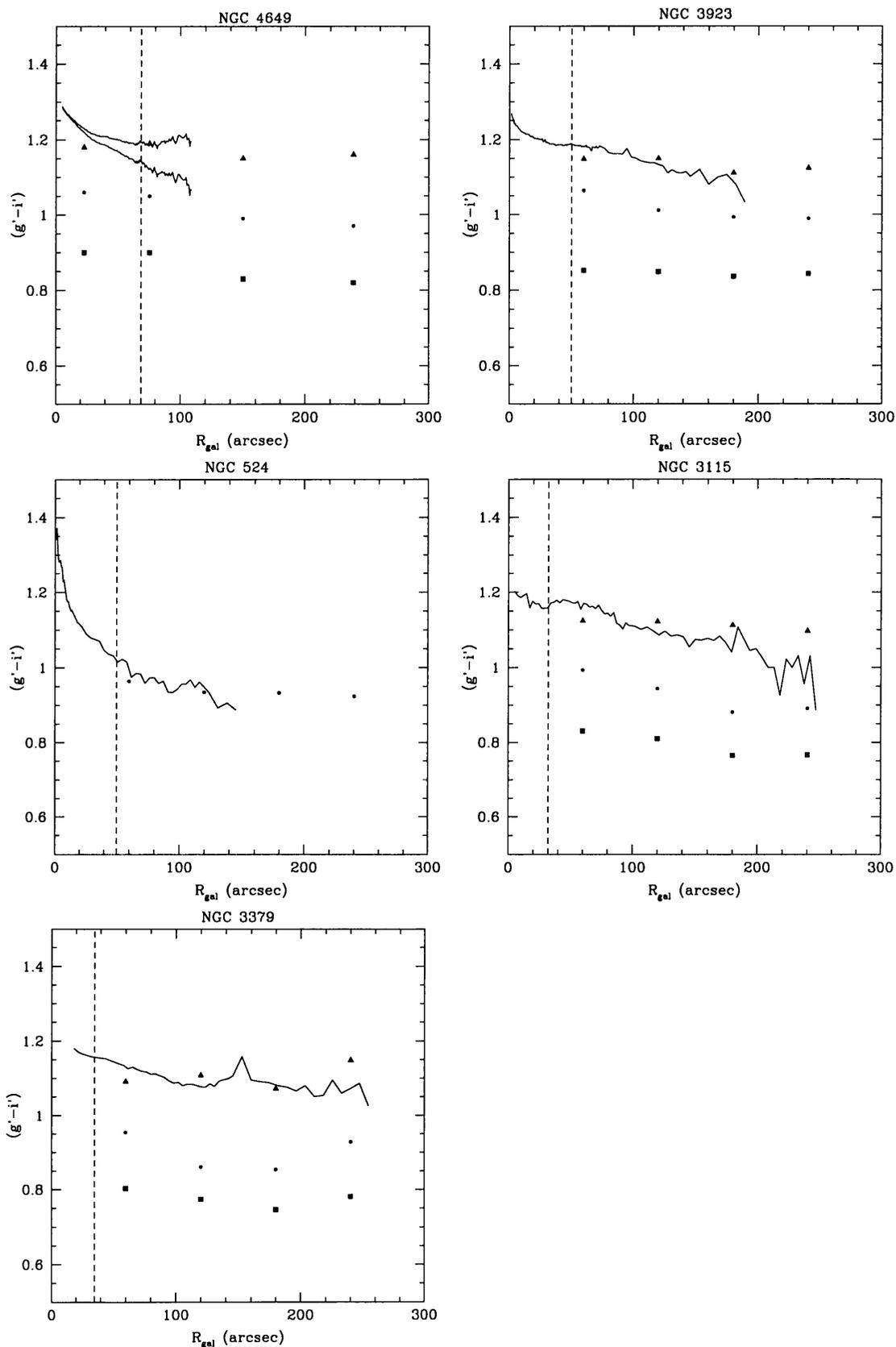


Figura 9.1: Se presentan los colores medios de la población total de CGs (círculos), los rojos (triángulos), y azules (cuadrados) para cada sistema. Se muestran además, los perfiles de colores correspondientes a las regiones internas de cada galaxia (línea sólida). La línea de trazos indica en todos los casos el correspondiente radio efectivo en la banda B (según valores del RC3).

Capítulo 10

Interpretación de la bimodalidad

10.1. La relación color-[Fe/H]- α -Z

La existencia de la degeneración edad-metalicidad que surge en los datos puramente fotométricos (esto es, la imposibilidad de obtener simultáneamente estimaciones de edades y metalicidades en este tipo de datos) dificulta la interpretación de la bimodalidad en la distribución de colores de los SCGs. Existe, sin embargo, cierto consenso en la literatura de que las diferencias de edades entre las dos principales familias de CGs no serían mayores a 3.5 Gyr (Jordan, 2003). En este sentido se acepta entonces, que las diferencias de colores de dichas subpoblaciones estarían reflejando principalmente un efecto de metalicidad: los CGs azules tendrían un menor contenido de metales en comparación a los llamados rojos.

Una alternativa a esto lo constituyen los espectros integrados de alta calidad. Se ha encontrado que con espectros de buena relación señal-ruido ($S/N > 30$), aún con bajas resoluciones ($R < 1000$), es posible obtener buena información sobre la química de los CGs a través de los *Indices de Lick* (Worthey, 1994). Con ellos, y utilizando recientes modelos de síntesis de poblaciones estelares (Trager et al., 2000; Thomas et al., 2003, 2004), es posible romper la degeneración edad-metalicidad y obtener estimaciones de edades, $[Fe/H]$ y $[\alpha/Fe]$. Sin embargo, los trabajos espectroscópicos de SCGs extragalácticos son aún escasos en la literatura. Se han realizado varios intentos en este sentido presentados en los trabajos de Puzia et al. (2005), Pierce et al. (2006A), Pierce et al. (2006B), pero el número de CGs observados por sistema es, en los mejores casos, del orden de unas decenas.

Dada la situación descrita, y con el afán de ampliar el conocimiento que tenemos sobre los SCGs, se suele tomar una serie de caminos alternativos. Uno de ellos, presentado originalmente por Geisler y Forte (1990), hace uso de la sensibilidad que presenta el índice $C - T_1$ (definido por los filtros del sistema de Washington) a la metalicidad. Dichos autores utilizaron 48 CGs galácticos y obtuvieron una calibración dada por $[Fe/H] = 2.35 \times (C - T_1)_0 - 4.39$. Posteriormente, Harris y Harris (2002) utilizaron valores revisados de $[Fe/H]$ y enrojecimiento para encontrar una versión mejorada de la relación $[Fe/H]$ vs. $(C - T_1)$. En este caso se obtuvo una dependencia suavemente no lineal dada por:

$$(C - T_1)_0 = 1.998 + 0.748 \times [Fe/H] + 0.138 \times [Fe/H]^2 \quad (10.1)$$

y su inversa:

$$[Fe/H] = -6.037 \times [1 - 0.82 \times (C - T_1)_0 + 0.162 \times (C - T_1)_0^2] \quad (10.2)$$

Debe considerarse, sin embargo, que la utilización de estas transformaciones presenta ciertos riesgos. Es posible ver en la figura 17 de Harris y Harris (2002), que dichas relaciones fueron obtenidas en base a objetos galácticos con $[Fe/H] \in (-2.4; 0)$, por lo que aplicarlas a CGs fuera de aquel rango implica efectuar una extrapolación. Por otro lado, también resulta claro de dicha figura, que el índice $(C - T_1)$ pierde progresivamente su sensibilidad hacia el azul (a partir de $[Fe/H] \approx -2$). Por tales motivos, las regiones $[Fe/H] < -2$ y $[Fe/H] > 0$ de las Funciones de Distribución de Metalicidades (FDM) que se obtengan utilizando estas transformaciones deberán ser tomadas con precaución.

Hemos visto en el capítulo 7 que varios de los SCGs estudiados aquí presentan una marcada bimodalidad de sus colores integrados. Una primera aproximación para caracterizar dicha bimodalidad, muy popular en la literatura, consiste en la utilización de dos gaussianas para representar las subpoblaciones en el plano de colores integrados. Sin embargo, tales gaussianas no cuentan con ningún significado físico particular, y no proporcionan ninguna clave adicional a la de la existencia de dos familias de objetos. Sería importante entonces encontrar alguna forma alternativa para interpretar dichos diagramas sin utilizar la ya mencionada descomposición en gaussianas. Por tal motivo, el objetivo de la siguiente sección es intentar obtener pistas sobre la interpretación de este fenómeno haciendo uso de “Modelos Simples” de evolución química.

Lamentablemente para los objetivos de este capítulo, la muestra de galaxias presentada aquí ha sido observada utilizando los filtros g' , r' e i' . Por un lado, la sensibilidad de colores tales como $(g' - i')$ es marcadamente menor que la evidenciada por el $(C - T_1)$, y por el otro, no existen aún buenas calibraciones $(g' - i')$ vs $[Fe/H]$. Sin embargo, existen en la literatura abundantes datos y muy buena fotometría en los filtros C y T_1 para varias galaxias, lo cual nos permite aplicar las ecuaciones (10.1) y (10.2). De ellas elegimos los objetos centrales de los cúmulos de Virgo y Fornax, NGC 4486 (M87) y NGC 1399, y sus correspondientes datos fotométricos presentados por Forte et al. (2002). En la figura 10.1 se presentan los histogramas de la distribución de colores para ambos SCG. En ellas se puede apreciar con cierta claridad que ambos sistemas presentan bimodalidad, y que M87 muestra una población azul mucho más importante que NGC 1399 tanto en número como en relación a la subpoblación roja.

10.2. Modelos simples en dos fases

El esquema de esta sección es el siguiente: se plantea generar distribuciones en Z que sean capaces de ajustar aceptablemente los histogramas de color $C - T_1$ pertenecientes a las galaxias NGC 1399 y NGC 4486. Para ello se realizó un programa en lenguaje Fortran77, el cual integra las ecuaciones de evolución química de un gas en una “caja”, obteniendo dM/dZ . Luego, adoptando una relación $[\alpha/Fe]$, la ecuación (10.2), y una masa representativa para los CGs, se transforma a $dN/d(C - T_1)$ y se compara con las observaciones.

Partimos entonces de una “caja” de gas de masa M_0 (normalizada a 1), cuya abundancia de elementos metálicos es Z_0 . Luego, consideramos que la formación estelar procede en forma discreta con paso temporal δt . Esto significa que en cada paso de integración se convierte en estrellas una pequeña fracción constante ϵ de la masa total de gas $M_g(t)$ disponible en la caja. De ella, una fracción $R = (1 - \alpha)$ será devuelta al medio mientras que el resto, α , permanecerá en remanentes (agujeros negros, estrellas de neutrones, estrellas de larga vida, etc). Es decir que la masa de gas convertida en estrellas y que será per-

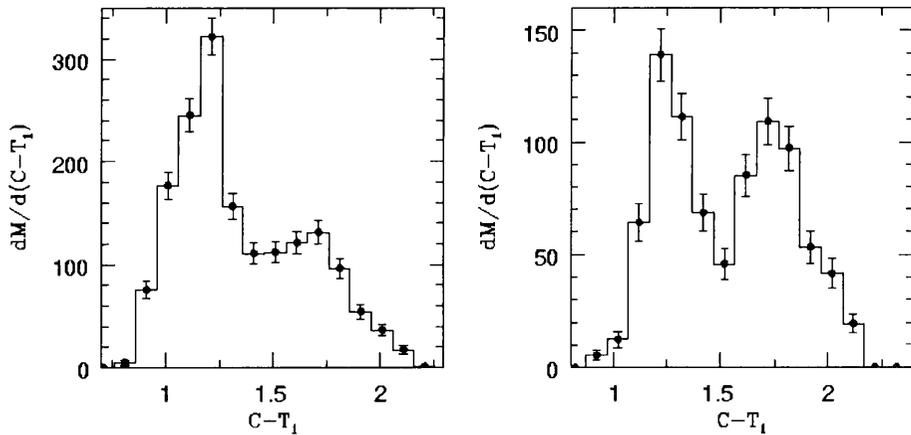


Figura 10.1: Se presenta a la izquierda el histograma observado $(C - T_1)$ de M87 y a la derecha el correspondiente a NGC 1399.

manentemente encerrada en remanentes, es $\delta M_S(t) = \alpha \epsilon M_g(t)$. Consideramos además la aproximación de “Reciclado Instantáneo”, lo cual significa que la devolución del material procesado por una masa estelar ocurre en forma instantánea. Definimos también el “producto” de una población estelar, o *yield* y de dicha población, como la fracción de metales “sintetizados” y luego eyectados por una población estelar al medio, por unidad de masa encerrada en remanentes. Adoptamos para estos parámetros los valores constantes $\epsilon = 0.001$, $\alpha = 0.8$ (Pagel, 1997), e $y = 0.015$ (Zoccali et al., 2003). El valor numérico de ϵ no tiene un efecto determinante sobre la forma final de la FDM. Es decir, tomar valores más pequeños (grandes) produce un muestreo más fino (grueso) de las FDM resultantes, pero su apariencia general no se modifica. En trabajos tales como el de Harris y Harris (2002) se utiliza $\epsilon = 0.05$, pero aquí, donde consideraremos un término explícito de eyección, debemos tomar un valor más pequeño ya que de lo contrario no se obtiene un buen muestreo de la FDM en el extremo más pobre en metales. Obviamente, parámetros tales como τ (ver más adelante), el cual depende del número total de pasos que efectúa el sistema hasta agotar su gas, tendrán valores numéricos distintos dependiendo de ϵ .

Si no consideramos ningún otro mecanismo adicional de “evolución” aparte del de formación estelar, estaremos frente al caso de una “Caja Cerrada” (*Closed Box*, Pagel y Patchett, 1975). En dicho caso, la FDM tiene una forma característica exponencial dada por $dN/dZ \sim e^{-(Z-Z_0)/y}$, y en el plano de colores integrados se presenta como un pico unimodal, ancho, con una abundante cantidad de objetos en el extremo azul (Pagel y Patchett, 1975; Binney y Merrifield, 1998).

Con el objeto de tener mayor libertad, incluiremos aquí dos procesos adicionales al modelo. Uno de ellos consiste en la eyección de materia fuera de la caja, y el otro, en la acreción de material fresco desde fuera de la misma. Las formas funcionales posibles para dichos mecanismos de eyección y acreción pueden ser muy variadas, pero dado que sólo buscamos una representación simple, elegimos:

- Postular una tasa de pérdida de masa proporcional a la tasa de formación estelar. Esto es: $dM_{eyecc}/dt = -c dM_s/dt$ (con $c > 0$). Dicha forma funcional puede ser asociada fácilmente al accionar de los vientos estelares y supernovas, y fue introducida

originalmente por Hartwick (1976) en un intento de reproducir la FDM del halo de la Vía Láctea.

- Postular una tasa de acreción de gas con una caída exponencial en t , es decir $dM_{acr}/dt = M_{acr}^0 e^{-t/\tau}$. Esta función debe ser tomada únicamente como demostrativa, y nos ayuda a visualizar el intervalo de tiempo τ en el que el proceso de acreción habría sido importante para la evolución del sistema. Dado que dicho parámetro tendrá unidades de δt , su valor numérico estará vinculado a otros parámetros tales como ϵ y c . Por último, llamaremos Z_{acr} a la metalicidad del gas acretado.

Estos dos fenómenos juegan papeles bastante distintos entre sí. El primero es equivalente a tomar valores de “*yields* efectivos” variables. Es decir, tendrá un fuerte impacto sobre la posición del pico en la FDM, pero no generará variaciones importantes en la forma de la misma con respecto a un modelo de “Caja Cerrada”. Por el contrario, el fenómeno de acreción impactará principalmente en la forma de la FDM. Al incluirla en los modelos, las distribuciones resultantes tendrán picos más o menos marcados, con mayor o menor cantidad de objetos en las “*alas*” de las mismas, dependiendo del valor que tome M_{acr} . Por su parte, el parámetro τ tendrá relación directa con la forma del extremo rojo de las FDM. Esto es, cuanto mayor sea τ , más abrupta será la caída de la distribución en ese extremo.

Considerando entonces los términos que quitan metales del medio (formación de estrellas, eyección de gas fuera de la caja), y aquellos que devuelven metales al medio (productos de la formación estelar, acreción de gas fresco), podemos plantear la ecuación que nos da la evolución del contenido de metales en la caja:

$$\delta M_Z = -Z \times \delta M_s + (1 - Z) \times y \times \delta M_s + Z \times \delta M_{eyecc} + Z_{acr} \times \delta M_{acr} \quad (10.3)$$

O bien, explicitando la forma funcional de la eyección y la acreción,

$$\delta M_Z = -Z \times (1. + c) \times \delta M_s + (1 - Z) \times y \times \delta M_s + Z_{acr} \times M_{acr}^0 \times e^{-t/\tau} \times \delta t \quad (10.4)$$

Obviamente, la integración numérica de esta ecuación admite llevar a cero M_{acr}^0 , o c , o ambos. En el primer caso se tiene una “Caja Permeable” (*Leaky-Box*), en el segundo una “Caja Acretante” (*Accreting-Box*), y en el último caso se recupera la solución correspondiente a una “Caja Cerrada” (*Closed-Box*).

Dichos modelos intentan ser tan sólo una aproximación a primer orden de un proceso sumamente complejo y que aún hoy presenta grandes dificultades para ser modelado (ver Conclusiones). Por ello, debe entenderse que el hecho de considerar aquí la acción simultánea de acreción y eyección es sólo una idealización que nos permite darle mayor generalidad a los modelos mencionados. Esto es, consideramos un sistema que cuenta con una cantidad inicial de gas M_0 , y que acreta material durante cierto período de tiempo mientras comienza a formar estrellas. Como resultado de dicha formación estelar, y por la acción de las supernovas, comienza a actuar simultáneamente un fenómeno de eyección que expulsa parte del gas contenido en tal reservorio. Dado que nuestro modelo pretende ser simple, e intentando mantener acotado el número de parámetros libres del mismo, adoptamos la idealización mencionada anteriormente. De todas formas, es posible que aún con dicha idealización, nuestro modelo resulte ser más “físicamente representativo” que los clásicos modelos *Closed-Box* y *Leaky-Box*. En estos últimos, el sistema comienza “artificialmente” a evolucionar (formando estrellas y eyectando material) una vez que cuenta

con un reservorio lleno de gas, mientras que una visión alternativa, y posiblemente más realista, consistiría en un pequeño reservorio de gas en un pozo de potencial que comienza a formar estrellas mientras continúa ganando gas por algún tiempo a través de la acreción de material. Por ello hemos adoptado una forma exponencial para la caída de material al sistema. Dicha forma funcional nos indicará la cantidad de pasos δt durante los cuales fue importante la acreción.

Buscamos entonces generar distribuciones bimodales de colores, y debido a que las mismas pueden ser difíciles de modelar con procesos continuos de formación estelar, vamos a adoptar explícitamente dos estadios de formación: uno asociado a los CGs azules, y otro, a los rojos (esto es algo similar a lo presentado por VanDalsen y Harris (2004) para la Vía Láctea). Por ello, los parámetros libres de este modelo son Z_0 , M_{acr}^0 (en unidades de M_\odot), τ (en unidades de δt), Z_{acr} y c . Así, como cada fase de formación presenta sus propios parámetros, el total de los mismos es 10, más el cociente entre el número de CGs en cada subpoblación (equivalente a la cantidad total de gas usado en cada fase).

10.3. Cociente $[\alpha/Fe]$

Dado que las ecuaciones 10.1 y 10.2 relacionan el color $C - T_1$ con $[Fe/H]$, mientras que los modelos nos proveen la abundancia total de metales $[m/H] = \log_{10}(Z/Z_\odot)$, debemos adoptar alguna relación entre $[Fe/H]$ y $[m/H] = \log_{10}(Z/Z_\odot)$ que nos permita utilizar dichas ecuaciones. Esto es, debemos introducir alguna expresión que nos permita encontrar el valor de la metalicidad a partir de la abundancia Z obtenida de los modelos. La forma usual de tal relación es:

$$\log_{10}\left(\frac{Z}{Z_\odot}\right) \simeq \left[\frac{Fe}{H}\right] + A\left[\frac{\alpha}{Fe}\right] \quad (10.5)$$

donde $[\alpha/Fe]$ nos indica la abundancia de elementos α (aquellos con un número par de protones, tales como O, Mg, Si, Ca, Ti, etc), y $A \simeq 1$ (Thomas et al., 2003). Para los CGs de la Vía Láctea y M31, su valor es aproximadamente constante y del orden de 0.3 y 0.14, respectivamente (Puzia et al., 2005). Por el contrario, los trabajos de Pierce et al. (2006a,b), basados en muestras espectroscópicas obtenidas en base a la fotometría presentada en esta Tesis, indican que existen evidencias de que el cociente de abundancias $[\alpha/Fe]$ presenta una dependencia con $[Fe/H]$. Dicha dependencia sería en el sentido de que los CGs menos metálicos tienden a mostrar cocientes de abundancias superiores al solar, mientras que los CGs con $[Fe/H] \sim 0$, muestran valores de $[\alpha/Fe]$ del orden del solar.

Por otro lado, recopilaciones de medidas espectroscópicas de abundancias para estrellas viejas en halos de galaxias (Shetrone et al., 2001) muestran que si bien el cociente $[\alpha/Fe]$ presenta una significativa dispersión de estrella a estrella, existe una relación entre éste y la metalicidad. Se puede apreciar en la figura 4 de dicho trabajo, que los objetos menos metálicos ($[Fe/H] \sim -4$) muestran un cociente $[\alpha/Fe]$ del orden de 0.5, valor que se reduce a cero en forma progresiva a medida que aumenta $[Fe/H]$.

Ante tal panorama, hemos optado por experimentar con tres valores distintos del cociente $[\alpha/Fe]$. A saber, $[\alpha/Fe]=0$, $[\alpha/Fe]=0.3$ y $[\alpha/Fe]$ dependiente de $[Fe/H]$. En este último caso se adoptó, basándonos en la figura 4 de Shetrone et al. (2001), la siguiente aproximación:

$$\left[\frac{\alpha}{Fe} \right] = \begin{cases} -0.125 \left[\frac{Fe}{H} \right] & \text{si } \left[\frac{Fe}{H} \right] < 0. \\ 0 & \text{si } \left[\frac{Fe}{H} \right] \geq 0. \end{cases} \quad (10.6)$$

La existencia de relaciones $[\alpha/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ nos puede dar importantes claves sobre los mecanismos y las escalas temporales de enriquecimiento químico que prevalecieron en un sistema dado. Por ejemplo, valores superiores al solar para el cociente $[\alpha/Fe]$ son usualmente interpretados como un efecto de la acción de supernovas de tipo II (eficientes productoras de elementos livianos). Mientras que la tendencia a encontrar valores menores a medida que crece $[Fe/H]$, indicaría la acción de supernovas de tipo Ia (Mateucci, 1994).

10.4. Resultados de los modelos

En principio, una vez construido nuestro modelo, podemos hacer una serie de corridas variando el conjunto completo de parámetros y explorar cuáles producen los mejores ajustes a las observaciones. Sin embargo, al abordar tal empresa se puede verificar que no todos ellos tienen importantes efectos sobre la forma final de la FDM, y que, además, algunos se encuentran mutuamente correlacionados. De hecho, y como veremos más adelante, parámetros tales como M_{acr} resultan difíciles de acotar y, en muchos casos, solamente es posible descartar valores extremadamente pequeños.

10.4.1. Efecto de los parámetros de los modelos

Hacemos aquí una breve descripción de los efectos que tienen los distintos parámetros de los modelos sobre los histogramas de color resultantes de los mismos.

Z_0 : El efecto que tiene sobre los histogramas finales de color el tomar valores razonables de $Z_0 > 0$ es el siguiente: Los histogramas comienzan a partir de colores más rojos, y en forma más abrupta a medida que tomamos valores mayores de dicho parámetro. Esto no es más que el resultado de que la FDM se corre hacia metalicidades mayores. Por otro lado, la forma exacta de los mencionados histogramas dependerá además de los valores de otros parámetros tales como M_{acr} y Z_{acr} .

c : Este parámetro ayuda a modificar la posición del pico de la distribución de colores integrados, en el sentido de que cuanto mayor es, más hacia el azul se desplaza dicho pico. La razón de esto es que a medida que aumenta c , una mayor cantidad de gas y metales es expulsada fuera del sistema. De esta forma, c regula el grado de enriquecimiento que puede alcanzar el mismo. Podemos mencionar además que, de considerar una acreción nula ($M_{acr} = 0$), aumentar c es completamente equivalente a disminuir el *yield* y . Es decir, la FDM tiene la característica caída exponencial que presenta el modelo cerrado: $dM/dZ \propto e^{-c(Z-Z_0)/y}$.

M_{acr} : La función de este parámetro es indicar cuánta masa es acretada por el sistema (tomamos aquí unidades de M_0). Obviamente el efecto de este parámetro sobre los histogramas de color depende también de τ y Z_{acr} . Sin embargo, podemos decir que el principal resultado es que nos permite generar distribuciones de metalicidad que ya no presentan la caída monótona exponencial típica de los modelos cerrados.

Ahora la FDM tendrá una zona de crecimiento, alcanzará un máximo y, recién luego de esto, presentará una caída. Esto se traduce en histogramas de color con menor cantidad de objetos en el extremo azul (baja metalicidad), en comparación con los modelos cerrados. De esta forma, dichos histogramas se hacen más angostos y se delimitan mucho mejor los máximos. Lamentablemente, en la mayoría de los casos no es posible obtener cotas muy definidas para sus valores, y en general solamente es posible descartar valores muy pequeños (< 0.005).

τ : Este parámetro nos indica durante cuántos pasos de integración resulta relevante la acreción de gas. Principalmente, su valor se relaciona con cuán abrupto es el corte en el extremo rojo de los histogramas de color. Por ello, tiene gran importancia para ajustar dicho extremo de la población *roja*. En los casos con Z_{acr} grandes, este parámetro tendrá impacto además en la posición del pico de la FDM generada.

Z_{acr} : El resultado de tomar la metalicidad del gas acretado distinta de cero es importante debido a que tiene un fuerte impacto en la forma general de los histogramas de color resultantes. A medida que hacemos crecer este parámetro, los máximos se hacen más definidos y se torna más simple generar dichos máximos. Por otro lado, en general, cuando se toman valores muy grandes, se tiene como resultado la modificación de la posición de los picos de los histogramas y la forma de los mismos. Podemos mencionar además, que este parámetro se encuentra muy correlacionado con M_{acr} y τ .

10.4.2. Efectos de los cocientes de abundancias $[\alpha/Fe]$

Considerar cocientes $[\alpha/Fe] > 0$ constantes no modifica sustancialmente la forma de los histogramas de color resultantes. El principal efecto producido es desplazar dichos histogramas hacia el azul, con respecto a los resultantes con $[\alpha/Fe] = 0$. Por ello, es posible obtener exactamente los mismos histogramas finales, modificando los parámetros de los modelos de manera tal de llevarlos a la posición correcta en color. Esto significa, por ejemplo, que si tenemos un conjunto de parámetros que reproducen bien los histogramas de color, introducir un valor $[\alpha/Fe] > 0$ hará que debamos subir la metalicidad promedio de nuestro modelo de manera tal de desplazarlo nuevamente hacia el rojo, a su posición correcta.

Utilizar las relaciones de la ecuación 10.6 produce distribuciones de color ligeramente más anchas que para los casos $[\alpha/Fe] = cte$. Como se mencionó antes, la razón de ello es que al darle valores a $[\alpha/Fe] > 0$, la distribución en $[Fe/H]$ (y por ello el color $C - T_1$) se desplaza hacia el extremo de los objetos menos metálicos. Así, dado que esta relación presenta valores de $[\alpha/Fe]$ crecientes a medida que disminuye $[Fe/H]$, los objetos menos metálicos sufrirán un desplazamiento mayor a medida que su Z sea menor. Esto significa que la misma distribución en Z se mapeará ocupando un rango mayor de $[Fe/H]$, y por ende de $C - T_1$. El resultado es, entonces, que deberá hacerse un mayor esfuerzo en delinear correctamente los picos de los histogramas de color.

10.4.3. Discusión de los resultados

La comparación de nuestros modelos con los histogramas observados para NGC 1399 y NGC 4486, muestra que no es posible obtener cotas precisas de todos los parámetros involucrados en dichos modelos mediante tal comparación. Esto significa que, dentro de los

errores propios de los mencionados histogramas, existe un amplio conjunto de valores que generan ajustes aceptables. Otra complicación adicional es la presencia de acoplamientos entre varios de los parámetros, lo cual hace aún más difícil obtener resultados generales.

Lo antes mencionado indica que la forma exacta de las distribuciones de color dependerá de los valores del conjunto de parámetros adoptados (así como del cociente $[\alpha/Fe]$). Sin embargo, es posible obtener algunos resultados interesantes, que pasamos a enunciar haciendo una breve discusión de los mismos.

En primer lugar, es importante mencionar que los modelos empleados aquí permiten obtener excelentes ajustes a los histogramas observados. Se presentan en la figura 10.2, como ejemplos demostrativos, un modelo para M87 (paneles superiores) y otro para NGC 1399 (paneles inferiores). En ambos casos se utilizaron las expresiones 10.6 para $[\alpha/Fe]$, y en la tabla 10.1 se listan los principales parámetros de los mismos. En ella se puede ver que los modelos presentados tienen características muy distintas. Por otro lado, en la parte izquierda de la figura 10.2, se presentan los modelos compuestos (esto es la suma de ambas componentes), y los resultados individuales para cada población de CGs. Por su parte, en el lado derecho de dicha figura, se presentan las distribuciones dN/dZ resultantes para cada subpoblación.

Cuadro 10.1: Parámetros correspondientes a los modelos presentados para M87 y NGC 1399

| Parámetro | M87 | | NGC 1399 | |
|---------------------|--------|-------|----------|-------|
| | Azules | Rojos | Azules | Rojos |
| $Z_0 (Z_\odot)$ | 0.00 | 0.00 | 0.00 | 0.00 |
| $Z_{acr} (Z_\odot)$ | 0.00 | 0.00 | 0.02 | 0.05 |
| c | 18 | 1 | 18 | 1 |
| $\tau (\delta t)$ | 100 | 800 | 1 | 1 |
| $M_{acr} (M_\odot)$ | 1.000 | 0.001 | 1.000 | 1.000 |

Como se aprecia en los ejemplos de la figura 10.2, las distribuciones dN/dZ para las poblaciones azul y roja son marcadamente distintas. Esto es, los CGs azules son generados por una distribución en Z con una dispersión mucho menor que la correspondiente a los rojos. Por otro lado, el máximo de la distribución de los CGs azules se ubica en $Z = 0$ para los modelos con $[\alpha/Fe] = 0$, o en $\sim 0.05 Z_\odot$ para modelos con $[\alpha/Fe] \neq 0$. Dado que la posición observada del pico azul de M87 es ligeramente más azul que el de NGC 1399, su máximo en la distribución dN/dZ presentará una metalicidad menor. Dichas distribuciones muestran, además, que el grado de enriquecimiento alcanzado por el grueso de los CGs azules es siempre $< 0.25 Z_\odot$.

En el caso de los rojos, sus distribuciones son notablemente anchas, y se ven algunas diferencias entre M87 y NGC 1399. Las mismas están básicamente originadas en las distintas apariencias del valle que separa la población roja de la azul. Dicho valle se encuentra menos delineado en M87, y por ello las distribuciones tienden a tener un máximo en $Z = 0.0$, independientemente del valor de $[\alpha/Fe]$ adoptado. Por el contrario, en NGC 1399 tenemos distribuciones con máximos usualmente entre 0.25 y $0.75 Z_\odot$. Es de destacar que en ambos sistemas existe la posibilidad cierta de generar CGs “rojos” con metalicidades menores a

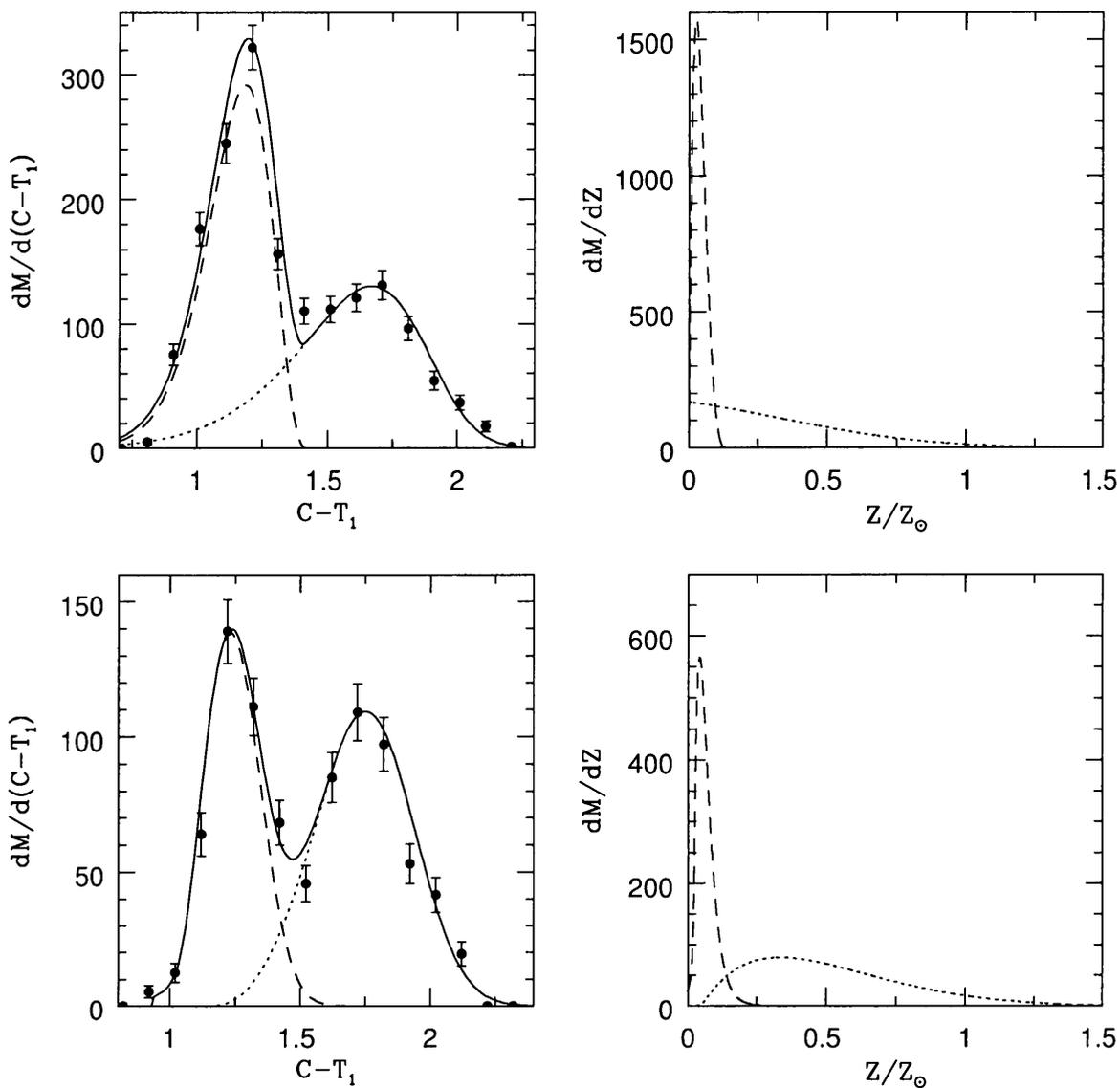


Figura 10.2: Modelos resultantes para M87 (paneles superiores), y NGC 1399 (paneles inferiores). Para cada una se presenta en línea sólida la composición de las dos poblaciones. En línea de trazos, la población azul, mientras que la roja se presenta en línea de puntos. En los paneles de la derecha, se muestran las distribuciones dN/dZ para cada componente individual. Las barras de error representan los errores de conteo.

0.25 Z_\odot , esto es, CGs pertenecientes a la población roja, pero cuyos colores los ubican en el dominio de los CGs azules.

Un hecho interesante a resaltar aquí es que en base a lo recientemente comentado sobre las distribuciones dN/dZ , los CGs rojos pueden “contaminar” el dominio de color de los CGs azules. Sin embargo, lo opuesto es, según estos modelos, mucho más difícil. De hecho, ubicando el máximo de la distribución de colores en su correspondiente sitio, es prácticamente imposible que los CGs azules crucen el límite $C - T_1 = 1.5$ mag. Por el contrario,

es frecuente encontrar combinaciones de modelos cuya componente roja se introduce en la región ocupada por la población azul.

Otro aspecto que podemos mencionar aquí, es la apariencia marcadamente distinta que presenta el fenómeno de la bimodalidad en los diagramas dN/dZ , $dN/d[Fe/H]$ y los histogramas de colores integrados. Hemos visto en el capítulo 7 que la población azul se muestra en general como un grupo muy definido en color, mientras que la correspondiente a los CGs rojos presenta una mayor dispersión y variedad de aspectos. Esto mismo se ha encontrado en una gran cantidad de sistemas observados utilizando la ACS (Peng et al., 2006; Strader et al., 2005; Harris et al., 2006). Sin embargo, debido a que las transformaciones color-metalicidad son no lineales (ecuaciones 10.1 y 10.2, o figura 11 en Peng et al., 2006), resulta que en general los CGs azules muestran una dispersión igual o mayor a la de los rojos en los histogramas de $[Fe/H]$, a causa de la pérdida de sensibilidad hacia el azul. Un ejemplo muy ilustrativo, y que no depende de ninguna transformación color-metalicidad, es la figura 1 de VanDalfsen y Harris (2004). En ella se muestran histogramas de metalicidad de 148 CGs de la Vía Láctea en escala logarítmica y lineal por separado. Es posible ver allí el mismo comportamiento que observamos en nuestros modelos. Es decir, a diferencia de lo que ocurre en $dN/[Fe/H]$, las distribuciones dN/dZ muestran a los CGs azules galácticos como una población muy estrecha en valores de Z , con un pico en $Z \simeq 0.06Z_{\odot}$, mientras que la roja se dispersa sobre un rango mucho más amplio, con un pico en $Z \simeq 0.5 Z_{\odot}$.

Por último, vemos también en la figura 10.2 que las distribuciones individuales de colores integrados de cada subpoblación de CGs pueden ser marcadamente asimétricas. Si bien esto se ve mejor en el ejemplo de M87, no se puede descartar para NGC 1399 ya que la apariencia exacta del valle que divide ambas poblaciones (principal conductor de tal fenómeno) es dependiente de diversos factores.

Capítulo 11

Conclusiones

Se presenta en esta Tesis un estudio fotométrico de cinco SCGs extragalácticos, realizado en base a una serie de campos observados con el instrumento GMOS en los telescopios Gemini Norte y Gemini Sur. Además de ello, se hace un intento de profundizar en aspectos vinculados al fenómeno de la bimodalidad de los colores integrados. En tal sentido hemos encontrado lo siguiente:

Histogramas de colores integrados: De las cinco galaxias incluidas en nuestra muestra, NGC 4649, NGC 3923, NGC 3115 y NGC 3379 presentan el fenómeno de bimodalidad en sus colores integrados. De ellas, las dos más brillantes muestran histogramas más complejos que no permiten una separación visual clara entre las dos poblaciones en los colores $(g' - i')$. Por su parte, NGC 524 presenta una distribución unimodal con cierta asimetría hacia el rojo. Es posible además, que exista una pequeña subpoblación roja con $(g' - i') \sim 1.1$, pero las evidencias no son concluyentes. Las dos galaxias menos luminosas de la muestra evidencian bimodalidad en forma muy clara, y sus dos poblaciones pueden diferenciarse con mayor facilidad. De estas, NGC 3115 es el sistema donde la bimodalidad se aprecia con mayor detalle, y constituye el único caso que muestra tal fenómeno, incluso en los colores $(g' - r')$. Esta situación se asemeja a la presentada por NGC 1387, una galaxia S0 del cúmulo de Fornax, en la que la separación entre las dos poblaciones en $(C - T_1)$ es igualmente clara (Bassino et al., 2006). Por su parte, a diferencia de NGC 3115, NGC 3379 muestra una población azul dominante.

El análisis de los correspondientes histogramas en distintos rangos galactocéntricos, revela que en los sistemas bimodales se verifica el comportamiento usual de los mismos. Esto es, existe un predominio de la población roja en las zonas internas (también evidenciado a través de las pendientes de densidad proyectada), lo cual se va diluyendo a medida que vamos hacia afuera de los sistemas. Este fenómeno es muy claro en NGC 3379.

Todos los sistemas estudiados muestran, en mayor o menor medida, distintas apariencias para los diferentes rangos de brillo de los objetos. Una de las características remarcables es la presencia de CGs con colores intermedios cuyo origen no está claro aún en la literatura. Dado que los mismos aparecen en el extremo brillante de la distribución de colores, se especula con que podría tratarse de núcleos de galaxias enanas, cúmulos globulares muy brillantes (del tipo ω Centauri) o UCD's. En el caso

de NGC 4649, estos objetos aparecen mezclados con los CGs azules y rojos más brillantes (levemente dominados por los CGs azules), mientras que en el caso de NGC 3923, dicha población intermedia es muy notable en el correspondiente histograma de color. Por su parte, NGC 3115 también presenta un grupo de CGs de colores intermedios, algunos de ellos resueltos en las imágenes utilizadas en esta Tesis. En el caso de NGC 3379 existen apenas 2-3 de tales objetos. Sin embargo, es probable que parte de ellos puedan haber sido excluidos de la muestra por encontrarse resueltos.

Distribución espacial: En todos los sistemas bimodales estudiados aquí, se encuentra que los CGs rojos muestran una pendiente en su densidad areal proyectada, superior a los CGs azules.

Colores medios de los CGs y su relación con los halos de las galaxias: Se observa una marcada coincidencia entre los colores medios de la subpoblación de CGs rojos (pesada en número) con el presentado por los halos de cada galaxia (pesado en brillo). Esto es cierto para todos los sistemas bimodales, evidenciándose además un pequeño gradiente en los colores medios de la población total de CGs. Este gradiente es esperable como consecuencia de la variación de la mezcla relativa de las subpoblaciones de CGs con el R_{gal} .

NGC 524 presenta colores medios para su población global de CGs muy similares a el de la propia galaxia. No muestra evidencia de gradientes de color en dicha población, a excepción de la zona más interna ($R_{gal} \leq 1'$). Se puede apreciar allí un ligero gradiente del orden de 0.05 mag en el color ($g' - i'$). Esto ha sido encontrado por Beasley et al. (2004), y fue interpretado como el resultado del enrojecimiento producido por la región interna del disco de NGC 524. Sin embargo, el monto reportado en dicho trabajo (0.5 mag en los colores $V - I$) está en completo desacuerdo con lo hallado aquí.

Todo lo enunciado hasta aquí sobre esta galaxia, nos lleva a concluir que es posible que este sistema no sea bimodal, y que parte de la asimetría vista en los histogramas de color de la misma sea producto del enrojecimiento interno producido por el disco de la galaxia. Sin embargo, es necesario realizar estudios más profundos para poder establecer esta afirmación.

Modelos simples y el fenómeno de la bimodalidad: Si bien, como ya se ha mencionado, los modelos fueron aplicados a un conjunto de observaciones obtenidas en los filtros C y T_1 , no hay razones para pensar que las conclusiones a las que hemos arribado no son aplicables al resto de la muestra presentada en esta Tesis (a pesar de la menor sensibilidad presentada por el sistema de filtros empleados en ella). En tal contexto, hemos encontrado que la bimodalidad en los colores integrados resulta totalmente compatible con la existencia de dos poblaciones bien diferenciadas según sus distribuciones dN/dZ . En tal sentido se encuentra que podemos representar la población de CGs azules como un conjunto de objetos de muy baja metalicidad que logra alcanzar un muy escaso nivel de enriquecimiento ($< 0.25 Z_{\odot}$). Por su parte, los CGs rojos pueden ser asociados a una subpoblación mucho más extendida en valores de Z , con distintos grados de superposición con la población azul. Se observa además, que sus correspondientes distribuciones de color pueden resultar marcadamente asimétricas.

Este último punto nos lleva a concluir que la separación de las subpoblaciones mediante un corte en el valle de la distribución de colores, así también como el ajuste de componentes gaussianas a dichas distribuciones, puede generar muestras de CGs azules contaminados por la población roja. El efecto inverso, tal y como hemos visto, es prácticamente despreciable.

Consideraciones generales: Aún con las limitaciones mencionadas en esta Tesis, se obtienen fuertes evidencias que muestran que los cúmulos globulares rojos y azules representan dos grupos bien diferenciados. Ello queda de manifiesto en sus distintas distribuciones espaciales, metalicidades Z y valores del parámetro c que surgen de los modelos simples. La alta tasa de eyección de gas relacionada con el valor de c correspondiente a la población azul, en comparación a la mostrada por los cúmulos rojos, sugiere que dichas poblaciones se formaron en distintos medioambientes. Esto es consistente con teorías recientes sobre la formación de los cúmulos globulares azules en pequeños halos de materia oscura (Beasley et al. 2003; Santos 2003). En ellas, estos halos no presentarían una masa suficiente como para retener el gas enriquecido, producido por evolución estelar. Los cúmulos globulares rojos, por el contrario, parecen haberse originado dentro de un pozo de potencial más profundo, y vinculado a la formación de la componente estelar dominante de las galaxias que los alojan. Las observaciones actuales permiten establecer cotas máximas del orden de 1.5 - 3 Gyr para las diferencias de edades que presentan ambas poblaciones de cúmulos globulares. Sin embargo, dichas diferencias resultarían ser suficientes para producir efectos apreciables en su evolución química.

Con cierta precaución, estas ideas, junto a las presentadas en la literatura, pueden ser ordenadas en el siguiente escenario que intenta mostrar una secuencia temporal de eventos que puede desembocar en la situación observada.

- (i) Los cúmulos globulares azules exhiben colores modales integrados que resultan ser muy similares de galaxia a galaxia. Esta relativa homogeneidad de la población azul, junto con la alta tasa de eyección de gas sugerida por los modelos simples, indicaría que su formación tuvo lugar con anterioridad a la de la población estelar dominante de los halos de las galaxias que los alojan. Sin embargo, trabajos recientes (Lotz, Miller y Ferguson, 2004; Strader, Brodie y Forbes, 2004) sugieren que puede existir una correlación entre los colores integrados de los cúmulos globulares azules, y la magnitud absoluta de la galaxia anfitriona. Estos resultados indicarían que, si bien los cúmulos globulares azules pudieron haberse originado en forma muy temprana, tendrían algún “conocimiento” de la galaxia a la que pertenecen. Por su parte, la existencia de una relación $[\alpha/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ como la sugerida por Pierce et al. (2006a,b), y las evidencias acerca de la existencia, en algunas galaxias, de momento angular en dicha población (Kissler-Paig y Gebhardt, 1998; Coté et al., 2003), nos estaría indicando que la formación de los CGs azules tuvo lugar sobre escalas temporales menores que las correspondientes a los rojos, y vinculada a un colapso no disipativo de los bloques de materia oscura.
- (ii) Los cúmulos globulares rojos parecen estar conectados con la formación de la población estelar dominante. Estos pudieron haber surgido a partir de gas que sufrió un colapso disipativo inhomogéneo, que produjo la pérdida de momento

angular y su distribución extendida en metalicidad. La mayor parte de la masa estelar de las galaxias, parece estar asociada a esta población de CGs.

- (iii) Dado que en la actualidad es factible suponer que los cúmulos globulares azules se formaron unos pocos Gyr antes que los rojos, los primeros pudieron haber enriquecido el medio a partir del cual se formaron los últimos. El impacto producido por la formación de los cúmulos globulares en el medio galáctico e intergaláctico es mayor si se considera la existencia de una población estelar asociada a ellos (Forte et al., 2005).
- (iv) De todo lo expuesto anteriormente resulta clara la necesidad de incluir la formación de los cúmulos globulares en un marco cosmológico. En tal sentido se han realizado algunos esfuerzos tales como los trabajos de Beasley et al. (2002) y de Kravtsov y Gnedin (2005). En ellos se puede apreciar la enorme dificultad que plantea, aún hoy en día, llevar adelante tal empresa. Ello se refleja principalmente en la gran cantidad de parámetros libres de dichos modelos, y en las suposiciones ad-hoc adoptadas por ejemplo para “truncar” la formación de CG azules muy temprano en la historia del Universo (Beasley et al., 2002).

Apéndice A

Tareas utilizadas para la reducción de las imágenes

gprepare: Prepara los datos para su posterior reducción. Todas las imágenes a procesar deberán haber sido tratadas por esta tarea antes de cualquier operación sobre ellas. Por ello, las tareas de reducción listadas más abajo llamarán a **gprepare** si es que las imágenes de entrada no han sido procesadas con ella previamente. En general, la función de esta tarea es agregar algunos parámetros esenciales a los *headers*.

ggain: Esta tarea actualiza los *headers* con los valores correctos de ruido de lectura y ganancia, y multiplica cada extensión de la imagen con el correspondiente valor de esta última, de manera tal de remover las variaciones chip a chip. **ggain** es llamada por otras tareas tales como **gireduce** y generalmente no es explícitamente corrida por el usuario. Cabe mencionar que las tareas **gireduce**, **giflat** y **gsflat** realizan estas mismas correcciones cuando se fija la opción *fl_flat+*, pero sin hacer uso de **ggain**.

gbias: Procesa y combina las imágenes *bias* de manera tal de obtener una imagen *bias* promedio de alta relación señal-ruido, libre de pixeles discordantes. Los *bias* tomados con GMOS son obtenidos con 1 s de exposición (es la menor exposición posible con GMOS), con el *shutter* de GMOS cerrado. Si las imágenes de entrada no fueron procesadas con **gprepare** previamente, **gbias** llamará a dicha tarea. En la figura 4.1 se muestra un ejemplo de un *bias* obtenido utilizando **gbias**.

giflat: Crea una imagen normalizada de Campo Plano (*flatfield*) a partir de las imágenes de campo plano tomadas por GMOS. Pueden ser de cúpula (*dome flats*), o de cielo tomados al atardecer o al amanecer (*twilight flats*). Si las imágenes de entrada no fueron procesadas previamente, **giflat** llamará a **gprepare** y a **gireduce** para realizar el corte de la imagen (*fl_trim+*), la sustracción del *overscan* (*fl_overs+*), y la sustracción del *bias*. Además de esto, **giflat** multiplica cada extensión por su ganancia correspondiente.

gireduce: Reduce las imágenes obtenidas con GMOS. Las operaciones que puede realizar **gireduce** son la sustracción del nivel de *overscan*, la sustracción del *bias*, la sustracción de la corriente oscura (*dark current*) y la corrección por Campo Plano. Si las imágenes de entrada no fueron procesadas con **gprepare** previamente, **gireduce** llamará a dicha tarea. Un aspecto importante del proceso realizado por esta tarea

es que cada extensión es multiplicada por la correspondiente ganancia del detector. Por ello, los niveles de cuentas sobre imágenes GMOS reducidas se encuentran en unidades de e^- .

gifringe: Crea una imagen del Patrón de Interferencia (*fringe*) que será utilizada para remover dicho efecto de las imágenes tomadas con GMOS. Esta etapa es importante únicamente para observaciones realizadas con los filtros i' y z' , y como indican las tablas 3.1 y 3.2, el efecto es más importante en GMOS-S que en GMOS-N. En la figura 4.3 se muestra una imagen *fringe* obtenida con esta tarea.

girmfringe: Remueve el patrón de interferencia de una imagen tomada con GMOS, sustrayendo una imagen de Patrón de Interferencia construida con **gifringe** y convenientemente escaleada.

gimosaic: Crea un mosaico utilizando las tres extensiones de cada imagen. La salida de esta tarea será también un archivo MEF, pero con datos únicamente en la primer extensión. Esta tarea da cuenta de los *gaps* entre los CCDs, por lo que el usuario debe elegir una función de interpolación para trabajar con las extensiones a escalas de subpíxeles. Es posible indicar a la tarea que no realice ninguna interpolación, fijando el parámetro *geointer=nearest* (las otras opciones de este parámetro son: *linear*, *poly3*, *poly5*, *spline3*, *sinc*). Sin embargo, dicha opción no producirá pérdida en la calidad del proceso de construcción del mosaico sólo en el caso de datos sin *binning*. En los demás casos, es recomendable utilizar alguna de las otras opciones de dicho parámetro, salvo que sea esencial no interpolar bajo ningún concepto las imágenes en esta etapa de la reducción. Otro aspecto importante de este proceso es que la tarea únicamente interpola la primer y tercer extensión de las imágenes. Por tal motivo, el patrón de ruido en los chips 1 y 3 se verá modificado.

imcoadd: Obtiene una imagen promedio libre de rayos cósmicos. Esta tarea pertenece al paquete **Gemtools** de Gemini.

Además de las tareas específicas de reducción, se utilizaron otras entre las que se pueden mencionar:

gdisplay: Permite desplegar las imágenes MEF tomadas por GMOS como una imagen con extensión única. Entre las utilidades de esta tarea se encuentra la posibilidad de utilizar la tarea *imexamine* (siempre que el parámetro *fl_paste=yes*) para realizar el análisis de dichas imágenes. También es capaz de realizar una sustracción aproximada del *bias* fijando el parámetro *fl_bias=yes*.

Bibliografía

- Ajhar E. A.; Tonry J. L., 1994, ApJ, 429, 557
- Ashman K.M., Zepf S.E., 1992, ApJ, 384, 50
- Ashman K.M., Bird C. M., Zepf S.E., 1994, ApJ, 108, 2348
- Ashman K.M., Zepf S.E., 1998, Globular Cluster Systems. Cambridge University Press, Cambridge
- Barmby, P., 2003, Extragalactic Globular Cluster Systems, Proceedings of the ESO Workshop held in Garching, Germany, August 27-30 2002, p. 144.
- Bassino L., Cellone S.A., Forte J.C., Dirsch B., 2003, A&A, 399, 489
- Bassino L., Faifer F. R., Forte J.C., Dirsch B., Richtler T., Geisler D., Schuberth I., 2006, A&A, 451, 789
- Beasley M., Kawata D., Pearce F., Forbes D., Gibson B., 2003, ApJ, 596, 187
- Beasley M., Forbes D., Brodie J., Kissler-Patig M., 2004, MNRAS, 347, 1150
- Beasley M.A., Baugh C.M., Forbes D., Sharples R.M., Frenk C.S., 2002, MNRAS, 347, 1150
- Bertin E., Arnouts S., 1996, A&AS, 117, 393
- Binney J., Merrifield M., 1998, Galactic Astronomy (Princeton: Princeton U. Press)
- Capaccioli M., Vietri M., Held E. V., Lorenz H., 1991, ApJ, 371, 535
- Côté P., Marzke R.O., West M. J., 1998, ApJ, 501, 554
- Côté P., McLaughlin D. E., Cohen J. G., Blakeslee J. P., 2003, ApJ, 591, 850
- Côté P., 1999, ApJ, 118, 406
- Couture J., Harris W. E., Allwright J. W. B., 1991, ApJ, 372, 97
- Cousins A. W., 1978, MNASSA, 37, 8
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H. G., Buta R. J., Paturel G., Fouqu P., 1991, Third Reference Catalog of Bright Galaxies (Springer: New York)
- Durrell P. R., Harris E. W., Geisler D., Pudritz R., 1996, AJ, 112, 972

Forbes D. A., Brodie J.P., Grillmair C. J., 1997, AJ, 113, 1652

Forbes D. A., Forte J. C., 2001, MNRAS, 322, 257

Forbes D.A., Faifer F. R., Forte J. C., Bridges T., Beasley M., Gebhardt K., Hanes D., Sharples R., Zepf S., 2004, MNRAS, 355, 608

orte J. C., Strom S. E., Strom K. M., 1981, ApJ, 245, L9

Forte J. C., Geisler D., Kim E., Lee M. G., Ostrov P. G., 2002, en Geisler D., Grebel E. K., Minniti D., eds, Proc. IAU Symp. 207, Extragalactic Star Clusters. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 251

Forte J. C., Faifer F. R., Geisler D., 2005, MNRAS, 357, 56

Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J., Shimasaku M., Schneider D., 1996, AJ, 111, 1748

Gebhardt K., Kissler-Patig M., 1999, AJ, 118, 1526

Geisler D., Forte J. C., 1990, ApJ, 350, L5

Geisler D., Lee, M. G., Kim E. , 1996, AJ, 111, 1529

Geller M. J., Huchra J. P., 1983, ApJS, 52, 61

Gregg M. D., Ferguson H. C., Minniti D., Tanvir N., Catchpole R., 2004, AJ, 127, 1441

Hanes D. A., 1977, Mem. R. astr. Soc., 84, 752.

Hanes, D. A.; Harris, W. E., 1986, ApJ, 304, 599

Harris W.E., van den Bergh S., 1981, AJ, 86, 1627

Harris W.E., Hanes D. A., 1985, ApJ, 291, 147

Harris W.E., 1991, ARA&A, 29 , 543

Harris W.E., Allwright J. W. B., Pritchett C. J., van den Bergh, 1991, ApJS, 76, 115

Harris W.E., 1996, AJ, 112, 1487

Harris W.E., 2000, In: Saas-Fee Advanced Course 28, Stellar Evolution in Star Clusters, ed. by B. Binggeli, R. Buser (Springer-Verlag, New York) pp1

Harris W., Harris G., 2002, AJ, 123, 3108

Harris W. E., Whitmore B. C., Karakla D., Oko? W.. Baum W., Hanes D. A., Kavelaars J. J., 2006, ApJ, 636, 90

Hartwick F. D. A., 1976, ApJ, 209, 418

Hernquist L., Spiegel D., 1992, ApJ, 399, L117

Irwin M., 1985, MNRAS, 214, 575

- Johnson H. L., Morgan W. W., 1953, ApJ, 117, 313
- Jordan A., 2003, Extragalactic Globular Cluster Systems, Proceedings of the ESO Workshop held in Garching, Germany, August 27-30 2002, p. 275.
- Kendall M., Stuart A., 1977, The Advanced Theory of Statistics, Vol. 1 (ed. New York: Macmillan)
- Kissler-Patig M., Gebhardt K., 1998, AJ, 116, 2237
- Kravtsov A., Gnedin O., 2005, ApJ, 623, 650
- Kundu A., Whitmore B. C., 1998, AJ, 116, 2841
- Kundu A., Whitmore B. C., 2001, AJ, 121, 2950
- Kuntschner H., Ziegler B. L., Sharples R. M., Worthey G., Fricke K. J., 2002, A&A, 395, 761
- Larsen S. S., Brodie J. P., Huchra J. P., Forbes D., Grillmair C. J., 2001, AJ, 121, 2974
- Lenz D. D., Newberg J., Rosner R., Richards G. T., Stoughton C., 1998, ApJS, 119, 121
- Lotz J. M., Miller B. W., Ferguson H. C., 2004, AJ, 613, 262
- Matteucci F., 1994, A&A, 288, 57
- Metcalf N., Shanks T., Campos A., McCracken H. J., Fong R., 2001, MNRAS, 323, 795
- Norris M. A., Sharples R. M., Kuntschner H., 2006, MNRAS, 367, 815
- Ostrov P.G., Geisler D., Forte J. C., 1993, AJ, 105, 1762
- Ostrov P.G., Forte J. C., Geisler D., 1998, AJ, 116, 2854
- O'Sullivan E., Forbes D., Ponman T., 2001, MNRAS, 328, 461
- Pagal B., Patchett B. E., 1975, MNRAS, 172, 13
- Pagal B., 1997, Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies, Cambridge: Cambridge University Press.
- Pastoriza M. G., Winge C., Ferrari F., Machetto F. D., Caon N., 2000, ApJ, 529, 866
- Peebles P. J., Dicke R. H. 1968, ApJ, 154, 891
- Peng E. W., Jordn A., Ct P. et al., 2006, ApJ, 639, 95
- Pellizza González L. J., Forte J. C., Tissera P., 2003, Tesis de Doctorado en Astronoma, Universidad Nacional de La Plata
- Pierce M., Beasley M., Forbes D.A., Bridges T., Gebhardt K., Faifer F. R., Forte J. C., Zepf S., Sharples R., Hanes D., 2006a, MNRAS, 366, 1253

- Pierce M., Bridges T., Forbes D., Proctor R., Beasley M., Gebhardt K., Faifer F., Forte J. C., Zepf S., Sharples R., Hanes D., 2006b, MNRAS, 368, 325
- Puzia T. H., Kissler-Patig M., Brodie J. P., Schroder L. L., 2000, AJ, 120, 777
- Puzia T. H., Zepf S. E., Kissler-Patig M., Hilker M., Minniti D., Goudfrooij P., 2002, A&A, 391, 453
- Puzia T., Perrett K., Bridges T., 2005, A&A, 434, 909
- Quinn P., 1984, ApJ, 279, 596
- Rekola R., Jergen H., Flynn C., 2005, A&A, 437, 823
- Rhode K., Zepf S., 2004, AJ, 127, 302
- Richtler T., 2006, astro-ph/0512545
- Santos M., 2003, in Kissler-Patig M., ed., Extragalactic Globular Cluster Systems. Springer, Berlin, p. 348.
- Sarazin C., Kundu A., Irwin J., Sivakoff G., Blanton E., Randall S., 2003, ApJ, 595, 743
- Schlegel D., Finkbeiner D., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
- Schneider S. E., 1989, ApJ, 343, 94
- Schweizer F., 1987, In: Nearby Normal Galaxies, Proc. 8th Santa Cruz Summer Workshop, ed. by S. Faber. Springer-Verlag, New York, 1987, p. 18
- Schweizer F., Seitzer P., 1992, AJ, 104, 1039
- Shetrone M. D., Côté P., Sargent W. L. W., 2001, ApJ, 548, 592
- Sil'chenko O. K., Afanasiev V. L., Vlasyuk V. V., 1992, AZh, 69, 1121
- Sil'chenko O. K., 1999, AJ, 117, 2725
- Smith J. A. et al., 2002, AJ, 123, 2121
- Statler T. S., 2001, AJ, 121, 244
- Statler T. S., Smecker-Hane T., 1999 AJ, 117, 839
- Stetson P., 1987, PASP, 99, 191
- Stetson P., Davis L., Crabtree D., 1990, in CCD in Astronomy, ASP Conf. Series 8, Ed. G. H. Jacoby (San Francisco: ASP), 289
- Strader J., Brodie J. P., Forbes D., 2004, AJ, 127, 3431
- Strader J., Brodie J. P., Cenarro A. J., Beasley M. A., Forbes D. A., 2005, AJ, 130, 1315.
- Strom S. E., Forte J.C., Harris W. E., Strom K. M., Wells D. C., Smith M. G., 1981, ApJ, 245, 416

Terlevich A., Forbes D., 2002, MNRAS, 330, 547

Thomas D., Maraston C., Bender R., 2003, MNRAS, 339, 897.

Thomas D., Maraston C., Bender R., 2002, in Reviews in Modern Astronomy No. 15, Astronomische Gesellschaft, (astro-ph/0202166)

Thomas D., Maraston C., Korn A., 2004, MNRAS, 351, 19.

Thomson R., Wright A., 1990, MNRAS, 247, 122

Tonry J. L., Dressler A., Blakeslee J. P., et al. 2001, ApJ, 546, 681

Thuan T., Gunn J., 1976, PASP, 88, 543

Trager S. C., Faber S. M., Worthey G., González J. J., 2000, AJ, 119, 164

VanDalsen M., Harris W., 2004, AJ, 127, 368

White R. E., Keel W. C., Conselice C. J., 2000, ApJ, 542, 761

Whitlock S., Forbes D. A., Beasley M. A., 2003, 2003, MNRAS, 345, 949

Worthey G., Faber S. M., González J. J., Burstein D., 1994, ApJS, 94, 687

Yoon, Yi, Lee, 2006, Science, 311, 1129

Zepf S.E., Ashman K. M., English J., Freeman K. C., Sharples R. M., 1993, MNRAS, 264, 611

Zepf S.E., Geisler D., Ashman K. M., 1994, ApJ, 435, 117

Zepf S.E., Ashman K. M., Geisler D., 1995, ApJ, 443, 570

Zepf S.E., Ashman K. M., English J., Freeman K. C., Sharples R. M., 1999, AJ, 118, 752

Zoccali M., Renzini A., Ortolani S., Greggio L., Saviane I., Cassisi S., Rejkuba M., Barbuy B., Rich R., Bica E., 2003, A&A, 399, 931

Agradecimientos

A Eleonora por existir, ya que con ello ha sido un poderoso motor para seguir adelante e intentar dar lo mejor de mí cada día. A Analía, porque como siempre te digo, esto y muchas otras cosas, no serían nada sin vos. A ambas, porque ustedes han sido, y seguirán siendo, co-autoras de esta Tesis y de todo lo que pueda lograr en mi vida.

A la familia, porque sin entender nada de estrellas, galaxias o cúmulos globulares, siempre respetaron, y cuando pudieron apoyaron, mi deseo de ser astrónomo.

A Juan Carlos, mi director. Gracias por esa pasión por la astronomía que he podido disfrutar en el día a día de la oficina. En lo profesional, gracias por dejarme ser y por enseñarme justamente eso. Gracias por confiar en mí.

A Lilia, mi co-directora de beca, por todo el apoyo y confianza que me diste. Gracias por estar siempre, cuando necesité ayuda en el trabajo, o cuando busqué consejo.

A Sergio, por toda la ayuda e incentivo para intentar ser mejor astrónomo cada día. También gracias por “aguantar” mi sentido del humor.

A los tres, gracias porque desde que los conocí, hace más de una década, me han enseñado mucho.

Gracias a los amigos. Gracias a todos los que han estado o pasado por mi vida desde que ingresé a la carrera de astronomía. Si bien son pocos los que han quedado luego de tanto tiempo, cada uno de los que estuvieron ha dejado en mí una huella.

Finalmente, gracias al jurado de esta Tesis. Gracias por todas las sugerencias que han enriquecido este trabajo.