ANALISIS DE LA FUNCION DE LUMINOSIDAD Y DE LA DISTRIBUCION DE METALICIDADES DEL SISTEMA DE CUMULOS GLOBULARES ASOCIADO CON NGC 1399

Tesis Doctoral realizada por

Pablo G. Ostrov

bajo la dirección del

Dr. Juan C. Forte

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

1995

INDICE

PROLOGO

El material observacional en que se basa este trabajo fue adquirido por D. Geisler y J. C. Forte con el telescopio de 4 m del CTIO en Diciembre de 1987. Los primeros resultados del análisis de una de las imágenes adquiridas fueron publicados en 1990 (Geisler & Forte, 1990).

Durante parte de 1989 y 1990, el autor de esta tesis realizó su Práctica de la Especialidad sobre el resto del material obtenido por Geisler & Forte. En aquella etapa se estudió la distribución de colores de los objetos (Ostrov et al., 1993).

En 1991 se intentó comenzar la investigación de la función de luminosidad. El trabajo hasta aquí descripto fue efectuado por medio de una computadora μVAX en el IAFE.

Paralelamente, a lo largo de este lapso las computadoras personales disminuyeron considerablemente su precio a la vez que aumentaron continuamente su capacidad. Al pasar las imágenes a una computadora personal, se encontró que parte de los primeros pasos de su procesamiento podía mejorarse significativamente.

Por lo previamente expresado, si bien este trabajo se basa en el mismo material observacional que los anteriores, el procesamiento de las imágenes posterior a los primeros pasos (trimming, bias, flatfielding) fue diferente. En consecuencia, no sólo se presenta aquí el análisis de la función de luminosidad de los cúmulos, sino que se realiza también una nueva investigación sobre su distribución de metalicidades, ya que el nuevo tratamiento de las imágenes permitió obtener resultados de calidad superior a los previamente publicados.

El autor de esta tesis obtuvo una Beca de Iniciación del CONICET a partir de Abril de 1992 y una Beca de Perfeccionamiento a partir de Mayo de 1994.

I - INTRODUCCION

a) Sistemas de cúmulos globulares afuera del grupo local.

Los cúmulos globulares (en adelante GC, por *globular cluster*) son probablemente los objetos visibles más antiguos del universo. Su estudio puede proporcionar información valiosa acerca de los acontecimientos primitivos durante el origen y evolución de las galaxias.

En las galaxias elípticas gigantes (en adelante gE) los GC se cuentan de a miles, no hay problemas graves de enrojecimiento ni confusión con objetos del disco. Estas galaxias son por lo tanto los mejores ambientes para su estudio, pero no existen en el grupo local.

Los GC que se encuentran a distancias mayores que unos $5 \sim 10$ Mpc aparecen como fuentes puntuales para telescopios terrestres. A estas distancias, los sistemas de cúmulos globulares (en adelante GCS, por *globular cluster system*) se evidencian como concentraciones de imágenes de apariencia estelar alrededor de las galaxias. Para estos distantes sistemas las características que se pueden observar fotométricamente son:

(i) La función de luminosidad (GCLF, por *globular cluster luminosity function*), es decir el número de GC por intervalo de luminosidad.
(ii) El número total de GC, N_t.
(iii) Su distribución espacial.
(iv) Sus índices de color.

La GCLF (calculada por intervalo de magnitud) puede ser descripta por una distribución gaussiana. El máximo de esta distribución, M_0, no parece variar (dentro de 0.25 mag) ni con la luminosidad de la galaxia ni con su tipo de Hubble (Harris et al., 1991; Harris, 1991 y 1993). Esta constancia de M_0 permite usar la GCLF como indicador de distancia. En condiciones óptimas ($V_{lim} = 25$ mag) se puede alcanzar M_0 a distancias de hasta 30 Mpc.

El problema con los GCS lejanos es que es difícil alcanzar el máximo de la GCLF y no pueden detectarse los GC más débiles. En este sentido, las únicas GCLF bien estudiadas pertenecen a galaxias del grupo local, y su comparación con las de las gE es dudosa.

Harris & van den Bergh (1981) definen la frecuencia específica S_N, como una medida del número de GC por intervalo de luminosidad de la galaxia.

$$S_N = Nt \cdot 10^{0.4(M_V+15)}$$

Las gE en cúmulos ricos suelen tener S_N mayores que las aisladas o en pequeños grupos. Algunas galaxias cD (como M 87, NGC 1399 y NGC 3311) tienen S_N

extremadamente alta (~ 15 contra ~ 6 para las gE normales de Virgo y $\sim 3 \sim 4$ para las pertenecientes a cúmulos menos ricos), pero otras no. Estas galaxias con alta S_N se encuentran siempre en el centro de cúmulos ricos, pero de 9 de estas galaxias estudiadas, sólo 6 tienen alta S_N (Harris et al., 1993).

Kumai et al. (1993b) analizan una muestra de gE y encuentran que S_N depende de la densidad de galaxias del entorno más que de cualquier otra cosa (también encuentran correlación con σ_v, la dispersión central de velocidades de las estrellas de la galaxia madre). Para los sistemas de alta S_N, no existe una correlación clara con la presencia de envolturas cD, halos de radiación X ni luminosidad de la galaxia. Harris et al. (1991) comparan los GCS de NGC 4365, NGC 4472 y NGC 4649 con el de M 87 y no encuentran diferencias en las GCLF, excepto que el último tiene más del triple de GC de lo normal.

Hay que señalar que los datos de S_N son muy escasos: sólo se conoce S_N con alguna precisión para las galaxias con mayor número de GC, y naturalmente estas galaxias son las más frecuentemente estudiadas.

En general las gE tienen GCS menos concentrados que sus halos. La densidad superficial proyectada de cúmulos globulares se puede describir con una función exponencial

$$\sigma_{cl} \sim \mathrm{R}^{-\alpha}$$

Harris (1986) encuentra que α depende de la luminosidad de la galaxia. Con datos de 1993 (Harris ,1993) el ajuste da

$$\alpha = (-0.29 \pm 0.03) M_V - 4.49$$

La densidad superficial σ_{cl} se hace constante para $\mathrm{R} < 2$ kpc, lo que puede deberse a procesos dinámicos de erosión. Sin embargo, hasta ahora no se ha detectado ninguna variación de la GCLF con R (Strom et al., 1981; Harris et al., 1991; McLaughlin et al., 1994).

Strom et al. (1981) y Forte et al. (1981), encontraron que los GC tienen colores medios más azules que los halos de sus galaxias y que exhiben variaciones sistemáticas con respecto a los radios galactocéntricos, siendo más azules los más exteriores.

La discordancia de color halo-GC parece ser universal. Las investigaciones espectroscópicas indican que estas desigualdades de color son causadas por diferencias de metalicidades (Mould et al., 1987).

En cuanto a los gradientes de color, parece ser que algunos GCS los tienen y otros no. Sin embargo, debe considerarse que son realmente pocos los estudios fotométricos multibanda, y que prácticamente no hay información disponible de las regiones más internas y más externas de los GCS.

Los índices fotométricos de banda ancha -$(C-T_1)$, $(V-I)$, $(B-V)$- no pueden reemplazar a los espectroscópicos, pero permiten evaluar en forma aproximada metalicidades medias, dispersiones internas y gradientes.

La observación espectroscópica de GC ajenos al grupo local es difícil: éstos son muy débiles y aparecen proyectados sobre los halos. Sin embargo, es la única forma de obtener metalicidades confiables y permite obtener velocidades radiales.

van den Bergh (1975) sugirió que la metalicidad media de los GC depende de la luminosidad de la galaxia madre. Brodie & Huchra (1991) y Brodie (1993) hallan la regresión

$$[\mathrm{Fe/H}]_{\mathrm{GCS}} = (-0.13 \pm 0.02) \cdot (\mathrm{M}_{\mathrm{BT}} + 20.4) - (1.20 \pm 0.02)$$

para los GC y

$$[\mathrm{Fe/H}]_{\mathrm{halo}} = (-0.15 \pm 0.03) \cdot (\mathrm{M}_{\mathrm{B(0)}} + 20) - (0.28 \pm 0.12)$$

para los halos. En este caso utilizan el sistema $B_{(0)}$-Zwicky (Huchra, 1976) debido a que para muchas galaxias no existe B_T.

Brodie (1993) señala que el hecho de que estas relaciones tengan igual pendiente indica que los GCS pueden ser buenos trazadores de la historia de formación de las galaxias.

Aparte de los del grupo local, existe una muestra creciente de GC estudiados espectroscópicamente pertenecientes a M 87, M 49, NGC 5128 y NGC 1399 (Mould et al., 1987, 1990; Huchra & Brodie, 1987; Brodie & Huchra, 1991; Hesser et al., (1986); Sharples, (1988); Grillmair et al., 1994). De la información cinemática se infiere la presencia de halos masivos de materia oscura. El advenimiento de los espectrógrafos multifibra permitirá estudiar muestras más representativas de GC.

Recientemente se ha encontrado evidencia de que se pueden estar formando nuevos GC en mergers e interacciones entre galaxias (Lutz, 1991; Holtzmann et al., 1992; Whitmore et al., 1993; Richer et al., 1993). Sin embargo, el valor universal de la luminosidad media de los GC, independiente del tamaño y tipo de Hubble de la galaxia a la que están asociados, la falta de una correlación clara entre S_N y otras propiedades de ella, y la diferencia de metalicidad halo-GCS, sugieren que las características de los GCS han quedado determinadas desde etapas muy tempranas durante el origen de las galaxias, y que no fueron mayormente afectadas por los acontecimientos ulteriores.

b) Antecedentes históricos.

William A. Baum (1955) señala que M 87 '... posee un número muy grande de GC, más de mil ... ' y compara sus magnitudes con las de los GC de M 31 para obtener una estimación del módulo de distancia, concluyendo que M 87 se halla a '... una probable distancia de 10 Mpc, unas cuatro veces el viejo valor.'

Mediante material fotográfico obtenido con el telescopio de cinco metros, Racine (1968) mide magnitudes y colores de unos 360 de 'estos débiles objetos estelares' y (considerando un $E(B-V) = 0.07$ mag) estima un $(B-V)_0$ promedio de 0.74 mag. Concluye que estos objetos débiles no difieren significativamente de otros grupos de GC.

La lista de galaxias con GCS conocidos fue creciendo hacia los años ochenta. Sucesivas búsquedas fotográficas (Hanes,1977a y 1977b; Harris W.E. & van den Bergh, 1981; van den Bergh & Harris W.E., 1982; Harris W.E. et al., 1984; Harris W.E. & Hanes, 1985; Harris W.E., 1986; Harris H.C. et al., 1985; Hanes & Harris W.E., 1986a y 1986b; Bridges & Hanes, 1990) hicieron aumentar rápidamente la información sobre S_N y distribuciones espaciales de GCS de distintos tipos de galaxias.

Strom et al. (1981) realizaron un estudio fotográfico multicolor de los GC de M 87 en las bandas UBR, aprovechando la sensibilidad a la metalicidad del índice de color $(U-R)$. El más importante resultado de este trabajo fue el descubrimiento de la diferencia de color halo-GCS, así como el hallazgo de un gradiente de color en este GCS. Diferencias de color halo-GCS fueron encontradas nuevamente por Forte et al. (1981) en otras tres gE de Virgo: NGC 4374, NGC 4406 y NGC 4621.

La llegada de los detectores CCD facilitó substancialmente la adquisición de información sobre colores de GCS. Durante la era fotográfica, la calibración de magnitudes era un problema dificultoso debido a la respuesta no lineal de las emulsiones y el brillo cambiante del fondo galáctico sobre el cual se ven proyectados los GC.

Prácticamente a similar distancia que el cúmulo de Virgo, se halla en el hemisferio Sur el cúmulo de Fornax, con su galaxia dominante NGC 1399. Esta galaxia tiene un GCS con alta S_N, análogo al de M 87.

Este GCS fue estudiado en los colores CMT_1 por Geisler & Forte (1990) y Ostrov et al. (1993), mientras que Wagner et al. (1991) y Bridges et al. (1991) utilizaron las bandas BV.

La diferencia de color halo-GCS ha sido confirmada para todas estas galaxias, pero en cuanto a los gradientes la situación es mucho más confusa: Cohen (1988) y Couture et al. (1990) no encuentran gradiente alguno en M 87, pero éste si es detectado por Lee & Geisler (1993). Por otra parte, Couture et al. (1991) si hallan gradientes de color en NGC 4649 y NGC 4472, mientras que Cohen (1988) no encuentra ninguna variación en esta última. Recientemente, Ajhar et al. (1994) sólo logran detectar un gradiente de color en NGC 4374 (sobre diez galaxias estudiadas en los cúmulos de Virgo y Leo) y no en NGC 4472, mientras que Zepf et al. (1995) y Secker et al. (1995) detectan sendos gradientes en los GCS de NGC 3923 y NGC 3311. En el GCS de NGC 1399, un gradiente de color fue detectado por Bridges et al. (1991) y Ostrov et al. (1993), pero no por Wagner et al. (1991).

En todos los casos en que se han detectado variaciones de color éstas han sido en el mismo sentido: Los GC se vuelven más azules a distancias mayores del centro de la galaxia madre. Parte de las discrepancias de estos resultados puede deberse a que las diferentes observaciones suelen cubrir áreas distintas, además de los errores fotométricos propios de cada medición y la desigual sensibilidad a las variaciones de metalicidad de los índices de color empleados por los respectivos autores.

Un resultado repetido de las observaciones de sistemas de cúmulos globulares es el hallazgo de metalicidades medias significativamente mayores que la de los GC de la Vía Láctea, además de distribuciones de abundancias mucho más anchas. El ala de estas distribuciones llega hasta metalicidades superiores a la solar, aunque en este extremo se hace dudosa la validez de las extrapolaciones en las calibraciones color-metalicidad.

La cantidad de GC con metalicidades determinadas espectroscópicamente (excluyendo a los del grupo local) es muy escasa. Hanes & Brodie (1986) obtienen una metalicidad [Fe/H] $= -0.5 \pm 0.4$ para 5 GC de M 87. Huchra & Brodie (1987) y Brodie & Huchra (1991) determinan una [Fe/H] $= -0.89 \pm 0.16$ para otros 10 GC y finalmente Mould et al. (1987 y 1990) hallan [Fe/H] $= -1.0 \pm 0.2$ en base a una muestra de 39 GC. Para el GCS de M 49, la galaxia más brillante del cúmulo de Virgo, Mould et al. (1990) toman espectros de 26 GC y encuentran [Fe/H] $= -0.8 \pm 0.3$. Como puede observarse, estas mediciones tienden a confirmar las elevadas abundancias estimadas fotométricamente, pero el número total de GC afectados es muy pequeño y los errores de las determinaciones individuales es grande.

c) Problemas actuales.

Los primeros modelos para explicar la formación de GC sugerían -en base al hecho de que la masa de Jeans inmediatamente después de la recombinación es del orden de $\sim 10^5$ a 10^6 masas solares - que éstos se habían formado antes del colapso de las protogalaxias (Peebles & Dicke, 1968).

Las abundancias mayores que las primordiales en los GC de la Vía Láctea, así como la correlación de éstas con sus ubicaciones respecto del centro y del halo galáctico, hicieron necesario descartar un posible origen cosmológico.

En el esquema propuesto por Fall & Rees (1985) los GC se forman durante el colapso de la protogalaxia a causa de inestabilidades térmicas: Las regiones de mayor densidad y de menor temperatura son las que se enfrían más rápidamente. En un medio de baja metalicidad, la masa de estas condensasiones es de unas $2 \cdot 10^6$ masas solares, valor que decrece al enriquecerse el gas. De esta forma, este mecanismo predice la formación de GC pobres en metales en un principio y finalmente el nacimiento de estrellas aisladas cuando el medio ya se ha enriquecido. Nótese como este modelo explica de forma sencilla las diferencias de metalicidad entre halos y GCS.

En la actualidad, el descubrimiento de que los GCS de varias gE poseen distribuciones de metalicidades (en adelante MDF, por *metallicity distribution function*) muy anchas (Geisler et al., 1993), llegando a tener algunos GC abundancias posiblemente mayores que la solar, requiere mecanismos de formación más adecuados para lograr reproducir las observaciones: los GC pueden formarse dentro de un amplio rango de metalicidades y no exhiben ninguna correlación entre éstas y sus brillos.

Recientemente se ha encontrado evidencia de que se pueden estar formando nuevos GC en mergers e interacciones entre galaxias. Lutz (1991) estudia el caso de NGC 3597, Holtzman et al. (1992) el de NGC 1275, mientras que NGC 7252 es analizada por Whitmore et al. (1993) y Schweizer & Seitzer (1993). En cambio Richer et al. (1993) deducen, a partir de observaciones de NGC 1275, que los GC se están formando en un cooling flow.

Según una idea propuesta por Toomre (1977, 1985), las gE se forman como consecuencia de mergers entre galaxias de disco. Este planteo tropieza con serias objeciones, una de ellas es la mayor frecuencia específica de las gE con respecto a las espirales (van den Bergh, 1990). La formación de GC en mergers e interacciones entre galaxias podría salvar ese inconveniente.

Sin embargo, no se debe dejar de tener presente que no es seguro que los 'nuevos GC' observados vayan a evolucionar hacia objetos como los GC viejos de nuestra galaxia. Además, para explicar las mayores S_N de las gE (y sin incluir casos como los de M 87 o NGC 1399) es necesario que se originen miles de GC.

Kormendy (1990) señala que las dos familias de modelos de formación de gE, es decir vía colapso disipativo o vía merger, están evolucionando hacia esquemas híbridos: por un lado se necesita que los mergers sean disipativos, y por otra parte los modelos más realistas de formación por colapso disipativo incluyen coalescencia de pequeños fragmentos (Zinnecker et al., 1988). Freeman (1990) sugiere que las actuales galaxias enanas elípticas nucleadas (en adelante dEn, por *nucleated dwarf elliptical*) son los fragmentos que han sobrevivido aislados hasta nuestros días y que los GC son los núcleos que han permanecido ligados después de los mergers.

Los GC podrían formarse cuando existen movimientos desordenados del gas en gran escala, durante colisiones de nubes con velocidades mayores de $50 \sim 100\,\mathrm{kms}^{-1}$ (Kumai et al., 1993a). Los mergers e interacciones entre galaxias serían los agentes perturbadores. Ashman & Zepf (1992) proponen que una fracción de los GC de las gE es original y el resto, junto con el grueso de la población estelar de los halos, se forma posteriormente durante mergers. En ambos modelos los GC no se forman en las galaxias de disco debido a que la rotación diferencial impide la aglomeración de grandes cantidades de gas. Cuando el movimiento de rotación se desordena (como por ejemplo en la interacción entre las Nubes de Magallanes), entonces se pueden originar GC.

Analizando una serie de características de una muestra de galaxias elípticas, Djorgovsky & Santiago (1992) y Santiago & Djorgovsky (1993) encuentran que S_N correlaciona con la anisotropía de la distribución de velocidades. Kumai et al. (1993b), hallan que S_N depende más que nada de la densidad de galaxias de la región.

Zepf & Ashman (1993) efectúan otra comparación entre observaciones y predicciones de modelos. En particular, argumentan que las distribuciones de metalicidad bimodales o multimodales como las encontradas en NGC 4472, NGC 5128 y NGC 1399 (Geisler et al., 1993; Ostrov et al., 1993), atentan contra la idea de una época de formación común para todos los GC.

Ante todas estas ideas, es necesario volver a señalar que los datos observacionales son aún muy escasos. La existencia de un máximo universal M_0 de la GCLF parece cierta, pero resulta difícil alcanzarlo con seguridad y estimar con precisión los efectos de la contaminación debida a galaxias de fondo. La única información acerca del ala más débil de la distribución proviene de los GC de la Vía Láctea y recientemente de M 31.

En cuanto a la MDF la situación es más controvertida, pero parece haber grandes diferencias entre una galaxia y otra. Puesto que la muestra de GCS con fotometría multibanda es aún pequeña, se necesitan obtener más y mejores datos de un mayor número de galaxias.

Recientemente, Goudfrooij & de Jong (1995) han indicado que al menos una parte de los gradientes de color de la componente estelar de las gE puede atribuirse a la presencia de polvo distribuido difusamente en las regiones centrales. La posible importancia de la contribución de este factor a los gradientes detectados en GCS también debe considerarse.

d) Objeto de este trabajo.

NGC 1399 es la galaxia central del cúmulo de Fornax y se halla a una distancia de $\sim$ 14.9 Mpc (Tonry, 1991). Es una cD típica, con una envoltura muy extensa (Schombert, 1986). La primera detección de su GCS data de 1976 (Dawe & Dickens, 1976). En este trabajo ya se sospechaba que esta galaxia podía tener una cantidad anormalmente alta de GC. Esto fue posteriormente confirmado por Hanes & Harris (1986b). NGC 1399 posee además un extenso halo de gas caliente emisor de rayos X, del cual se infiere un halo de materia oscura muy masivo (Serlemitos et al., 1993). Esto es confirmado por observaciones espectroscópicas de Grillmair et al. (1994), quienes hallan una dispersión de velocidades radiales que sugiere una relación masa-luminosidad de 79 ± 20 unidades solares.

Hasta la fecha se han publicado cinco trabajos con fotometría CCD multibanda referidos al GCS de NGC 1399: Geisler & Forte (1990) y Ostrov et al. (1993) en las bandas C, M y T_1; Madejsky & Bender (1990) en las bandas B, V y R; y Bridges et al. (1991) y Wagner et al. (1991) en las bandas B y V.

Las magnitudes halladas para el máximo de la GCLF van desde $M_{B0} = 24.3$ mag en el trabajo de Geisler & Forte (transformada del T_1) hasta $M_{B0} = 24.8$ mag para Madejsky & Bender. Bridges et al. estiman $M_{B0} = 24.6$ mag, pero su completitud es de sólo el 50% en el último bin, mientras que Wagner et al. no llegan al turnover y sugieren $M_{B0} = 24.7$ mag suponiendo que la GCLF de NGC 1399 es idéntica a la del sistema local.

En cuanto a la frecuencia específica, Wagner et al. la estiman en $S_N = 15.4 \pm 3.2$ y Bridges et al. en $S_N = 16 \pm 4$. En este caso, la principal fuente de error es la incerteza en la distancia.

Como ya se ha mencionado anteriormente, también existen dudas sobre lo existencia o no de un gradiente de color en el GCS de esta galaxia:

Wagner et al. determinan un color promedio $< (B-V)_0 >= 0.87 \pm 0.04$ para los GC. Usando la calibración de Couture et al. (1990), ese valor equivale a una metalicidad de $< [\mathrm{Fe/H}]_{\mathrm{GCS}} >= -0.5 \pm 0.2$. Debido a los errores fotométricos, no pueden descartar que la distribución de colores sea incluso tan estrecha como la de la Vía Láctea. No logran detectar ninguna variación sistemática del color medio de los GC con la distancia galactocéntrica proyectada, señalando que '... cualquier gradiente dentro del rango radial de 20" a 320" es significativamente menor que la dispersión intrínseca de colores a cualquier distancia dentro de ese rango ... '.

Bridges et al. determinan un color medio de $< (B-V)_0 >= 0.8 \pm 0.1$, lo que representa una metalicidad de $< [\mathrm{Fe/H}]_{\mathrm{GCS}} >= -0.85 \pm 0.5$. Encuentran una diferencia de colores de $\Delta(B-V) = 0.1$ mag entre 40" y 3' del centro de la galaxia, es decir $\Delta[\mathrm{Fe/H}] = 0.5$ según la calibración de Couture et al.

El estudio de Ostrov et al., en virtud de la utilización del índice de color $(C - T_1)$ y de la calibración de Geisler & Forte (1990), permite determinar una metalicidad media de $< [\mathrm{Fe/H}]_{\mathrm{GCS}} >= -0.90 \pm 0.20$ y una diferencia de abundancias de $\Delta[\mathrm{Fe/H}] = 0.2$ entre 30" y 3.5'.

La distribución espacial ha sido investigada por Wagner et al., quienes encuentran $\alpha = -0.62 \pm 0.03$ para R < 100" y $\alpha = -1.54 \pm 0.15$ para R > 100" (siendo $\alpha = \Delta \log \Sigma / \Delta \log \mathrm{R}$, $\Sigma =$ densidad superficial de GC). Para la luz de halo obtienen $\alpha = -1.67 \pm 0.12$. También Bridges et al. investigan este tema, encontrando valores de $\alpha = -1.4 \pm 0.2$ y -1.5 ± 0.2 para la densidad superficial de GC en las bandas B y V respectivamente. En cambio, no hallan ningún déficit central de GC. Un trabajo previo de Harris W.E. & Hanes (1987), argumenta a favor de una deficiencia de GC hasta un radio de $\sim$ 1'.

Con respecto a la MDF, Ostrov et al. indican que ésta es muy ancha, señalando la posible detección de una distribución multimodal. En vista de la importancia de este tipo de investigaciones en la evaluación del protagonismo de los diversos procesos que pueden haber intervenido en la historia de formación de los GCS, resulta interesante estudiar este tema en profundidad.

El fuerte avance en este tipo de trabajos durante los últimos años no sólo es producto del desarrollo de los detectores CCD, sino también se debe al aumento constante de la velocidad de cálculo y de la capacidad de las computadoras. Gracias a programas como el DAOPHOT (Stetson, 1987) se hizo posible efectuar mediciones fotométricas precisas en campos muy poblados. Contando con la potencia de las máquinas actuales, se hace factible la realización de pruebas que permiten tener estimaciones muy exactas acerca de los errores y de la completitud de las observaciones.

Este trabajo se origina en el mismo material observacional que el de Ostrov et al. (1993). Uno de sus objetivos fundamentales es el estudio de la GCLF, asignatura que quedó pendiente en aquel primer intento. Gracias a un procesamiento de imágenes mucho más elaborado, se hace posible ahora concretar tal análisis, disponiendo de un conocimiento preciso de la completitud de la fotometría.

Paralelamente, el mejor tratamiento de las imágenes permite una discriminación muy superior entre fuentes puntuales y extendidas, facilitando la identificación de gran cantidad de galaxias de fondo y haciendo posible la obtención de una muestra mucho más pura de GC, además de reducir los errores fotométricos. Por estas razones, un nuevo análisis de la distribución espacial de los GC y de su MDF puede proporcionar información útil.

Este trabajo se ha organizado como se detalla a continuación:

En el capítulo II se describen los datos observacionales y la reducción de los mismos, en el capítulo III se deriva la función de luminosidad de los cúmulos globulares, en el IV se analiza su distribución de colores, en el V se interpretan los resultados obtenidos en los capítulos anteriores, derivándose la distribución de masas y de metalicidades de los cúmulos y se discute su relación con la galaxia. Finalmente, en el capítulo VI se resumen las principales conclusiones de este trabajo.

II - DATOS OBSERVACIONALES Y REDUCCIONES

a) Imágenes.

Las imágenes analizadas en este trabajo se obtuvieron con el telescopio de 4m. del CTIO (Cerro Tololo Interamerican Observatory) en tres noches de Diciembre de 1987. Se utilizó el CCD RCA No. 1 en el foco primario, lo que permite obtener campos de $3' \times 5'$. La tabla 2.1 resume algunas características del detector utilizado.

La combinación del CCD con los filtros usados reproduce las bandas C, M y T_1 del Sistema Fotométrico de Washington. Este sistema fue ideado por Canterna (1976) con el propósito original de estimar abundancias en estrellas gigantes G y K .

Geisler & Forte (1990) emplearon el índice de color $(C - T_1)$ para determinar las metalicidades de una parte de los GC de NGC 1399 aquí estudiados. Ellos encontraron que este índice varía 0.84 mag através del rango de metalicidades de los GC de la Vía Láctea; como el índice $(B-V)$ cambia sólo por 0.4 mag, resulta entonces que para un error fotométrico dado el $(C - T_1)$ es más de dos veces más sensible.

Se observaron en total cinco regiones: una centrada en NGC 1399, otras desplazadas 2.5' al Norte, 2.5' al Sur y 4.5' al Oeste y un campo de comparación situado 120' al norte de la galaxia.

El detector estuvo orientado con su lado más largo en la dirección Este-Oeste, por lo que quedan franjas superpuestas de unos 30" de ancho entre las diferentes imágenes.

Para cada campo se obtuvieron varias exposiciones en cada una de las tres bandas. La tabla 2.2 muestra los tiempos de exposición, seeing, masas de aire y noche de las observaciones. La tabla 2.3 resume algunos datos sobre NGC 1399.

Cada imagen fue corregida por trimming, bias y flatfield mediante las rutinas CCDRED en el CTIO. Luego se alinearon las observaciones correspondientes a cada campo y se promediaron, obteniéndose una imagen final en cada banda para cada región observada. Las imágenes en las bandas M y T_1 están afectadas además por fringing, por lo que para corregirlas se derivó un patrón de franjas a partir del campo de comparación.

Durante cada noche se observaron estrellas estándar tomadas de las listas de Harris & Canterna (1979) y Geisler (1990). Las ecuaciones de transformación utilizadas fueron:

$$T_1 = k + t_1 + s(m - t_1) + \text{ eX}$$

$$(M - T_1) = k + s[(m - t_1) + \text{ eX }]$$

$$(C - T_1) = k + s[(c - t_1) + \text{ eX }]$$

Las letras mayúsculas corresponden a magnitudes estándar y las minúsculas a los valores instrumentales. La letra X representa la masa de aire y la e la extinción atmosférica. Para minimizar posibles errores sistemáticos, luego de aplicar las transformaciones correspondientes a cada campo se derivaron diferencias de puntos de cero utilizando estrellas brillantes de las regiones superpuestas y se corrigieron los campos periféricos para que su fotometría coincida con la del central. La tabla 2.4 muestra los valores hallados para los coeficientes de las transformaciones, las extinciones y el número de estrellas utilizadas, así como las diferencias de puntos de cero adicionadas ulteriormente.

b) El problema de la eliminación del background.

Antes de encarar la medición de las magnitudes de las fuentes puntuales que aparecen en las imágenes, se debe eliminar la contribución de luz proveniente de la galaxia. Esto es necesario porque el software empleado para realizar el análisis (DAOPHOT, ver más adelante) requiere que el brillo de fondo sobre el que se destacan los objetos a medir sea uniforme através de todo el campo. Una forma habitual de efectuar esta tarea es mediante un filtraje de mediana: se define una ventana alrededor de cada pixel y se calcula la mediana de la distribución de intensidades dentro de ella, cuyo valor es entonces asignado al pixel central. Este proceso permite eliminar las variaciones de alta frecuencia espacial (imágenes estelares) obteniéndose como resultado un modelo del brillo de fondo que puede ser luego sustraído de la imagen original. Este fue el método empleado por Geisler & Forte (1990) y Ostrov et al. (1993) en los estudios previos sobre el mismo material observacional que este trabajo, y el generalmente utilizado en las primeras investigaciones de este tipo. El rápido aumento de la capacidad y velocidad de las computadoras permitió refinar estos procedimientos. En los trabajos más recientes, luego de un primer filtraje, se realiza una primera fotometría y se restan de la imagen original las fuentes puntuales encontradas, lo que permite emplear la imagen resultante para obtener, mediante un nuevo filtraje, un modelo más perfecto de la distribución del brillo de fondo. Este proceso puede repetirse varias veces.

Un problema crítico para la concreción de los objetivos de este trabajo, es decir, la determinación de la función de luminosidad y el mejoramiento del conocimiento de la distribución de metalicidades de los GC, es la presencia de galaxias lejanas que puedan confundirse con ellos. En el caso de galaxias no resueltas, sólo puede hacerse una estimación estadística de su efecto dentro de la muestra, pero es necesario, dentro de lo posible, intentar eliminar todas aquellas galaxias que podamos identificar como tales por la apariencia de sus imágenes. Este fue uno de los motivos por el cual se optó por no usar este tipo de metodología para el modelado de la contribución de luz de la galaxia, ya que existe el peligro de que sean eliminados los halos muy débiles de algunos objetos, haciéndolos indistinguibles de otros verdaderamente no resueltos. Por otra parte, en regiones muy densamente pobladas donde las alas de las imágenes se confunden, la mediana no dará una buena estimación del brillo de fondo, provocando errores en su modelaje que introducirán un ruido adicional en la fotometría.

El procedimiento adoptado entonces para la eliminación de la luz de fondo en el campo central, fue entonces el siguiente:
i) Se efectuó un filtraje de mediana sobre la imagen original, utilizando una ventana de 15×15 pixeles, obteniéndose la imagen I1.
ii) Se restó esta de la original, dando como resultado la I2. Se examinó esta última imagen para determinar visualmente las coordenadas y dimensiones de galaxias extendidas, regiones saturadas y 'bleedings'.
iii) En la imagen original se reemplazaron las intensidades de los pixeles de dichas regiones por los de aquellos de posiciones simétricamente opuestos a éstas respecto del centroide aproximado de la galaxia, obteniéndose la imagen I3.
iv) Con el propósito de mejorar la relación señal-ruido se efectuó un filtraje de mediana sobre I3 (utilizando una ventana de 7×7 pixeles), resultando I4. Como I3 sólo contiene imágenes puntuales, I4 no sufre desviaciones sistemáticas respecto del perfil de luminosidad de la galaxia.
v) Para cada isofota sobre I4 se ajustó una elipse, dejando como parámetros libres las coordenadas del centro X_0, Y_0, el ángulo de posición φ, el achatamiento b/a y el tamaño $(a^2 + b^2)^{1/2}$. Para los campos periféricos se adoptaron simplemente el ángulo de posición, el achatamiento y la ubicación del centro de la elipse más externa ajustada en el campo central.
vi) Finalmente, para la construcción de los modelos se asignó a cada pixel la mediana de la distribución de intensidades sobre la elipse que ajusta a la isofota que pasa por su posición. Los modelos así construídos se restaron de las imágenes originales, dando como resultado las I5.

Estas últimas imágenes contienen columnas afectadas por 'bleedings' que pueden aún corregirse. Para tal fin, se ajustaron en cada caso perfiles de la forma $I = I_0/(y - y_0)^n$, sugerida por P.B. Stetson. En todos los casos resultó $n \sim 1$.

En la práctica todo este procedimiento debe repetirse varias veces en forma iterativa, porque las columnas que contienen la región saturada correspondiente al núcleo de la galaxia, así como las de dos estrellas brillantes proyectadas cerca de él están afectadas por 'bleedings', lo que dificulta la estimación correcta del nivel de brillo de las isofotas más internas en el primer intento.

En la figura 2.1 se muestra la imagen correspondiente al campo norte de NGC 1399, luego de haber sido corregida por trimming. bias y flatfield pero antes de haberle sido restada la componente de luz estelar difusa de la galaxia.

En las figuras 2.2 a 2.5 se muestran las imágenes correspondientes a los campos central, norte, sur y oeste de NGC 1399 luego de haberles sido sustraídos los modelos del brillo de la galaxia y los 'bleedings'. La figura 2.6 muestra la imagen del campo de comparación. Las dos galaxias grandes que se destacan en los campos Oeste y Sur fueron sustraídas antes de efectuarse la fotometría mediante un modelo construído con el mismo método previamente descripto.

La figura 2.7 exhibe la imagen correspondiente al campo central, luego de haberle sido sustraído el modelo de la luz difusa de la galaxia construído mediante filtraje de mediana. Esta imagen fue la analizada en los trabajos de Geisler & Forte y de Ostrov et al. Nótese que mediante el filtraje de mediana se han eliminado correctamente las fluctuaciones de baja frecuencia espacial, pero el modelado de la luz de la galaxia no ha sido correcto en las cercanías de las columnas afectadas por 'bleedings' ni en las regiones más pobladas de objetos. En cambio, el modelado utilizado en este trabajo deja algunos restos de muy baja frecuencia espacial (figura 2.2) que no afectan a la fotometría puesto que el DAOPHOT determina localmente el brillo del cielo. Todas las figuras corresponden a la banda T_1.

c) Fotometría de los candidatos.

La fotometría de los objetos puntuales presentes en los campos estudiados se realizó haciendo uso de una versión del programa DAOPHOT (Stetson, 1987) modificada para poder funcionar en una computadora personal. El Apéndice resume las principales rutinas del programa.

Un último paso en la preparación de las imágenes fue la adición de un nivel constante de brillo del 'cielo', ya que el modelo sustraído a cada campo lo ha eliminado junto con la luz del halo de la galaxia. Puesto que el DAOPHOT, durante el procesamiento de la imagen, usa este nivel de brillo y la cantidad de fotones por ADU (por *analogical digital unity,* unidad analógico-digital) para calcular el ruido esperado, se eligió para cada campo un nivel algo más alto que el verdadero cielo, adicionando un valor representativo de la contribución de la luz del halo de la galaxia. Esta contribución se incrementa en forma muy abrupta cerca del núcleo, en el campo central (por ejemplo, en la banda T_1, el brillo total del cielo más el de la galaxia es de $\sim$ 600 ADUs a 3' y crece hasta 2525 ADUs a 30" del centro), pero como veremos más adelante esta variación no produce efectos importantes.

Aparte del ruido poissoniano y del ruido de lectura, las imágenes en las bandas M y T_1 tienen una componente adicional de ruido debida a la sustracción de los patrones de fringing. Esta componente contiene las contribuciones del ruido de lectura y del ruido poissoniano del campo de comparación (utilizado para determinar el patrón de fringing) multiplicadas por el factor de escala empleado para eliminar el fringing de cada imagen. Para tener en cuenta este ruido adicional se calculó un ruido de lectura 'equivalente' para cada imagen. De esta forma la suma cuadrática de este ruido de lectura adoptado más la contribución del cielo dá en cada caso un valor acorde al ruido total real que puede medirse en cada imagen.

La tabla 2.5 muestra un listado del ruido de cada imagen considerando todas las contribuciones y el número de imágenes que fueron promediadas.

Los pasos seguidos fueron entonces los siguientes:

Primeramente se determinó una PSF para cada imagen. Luego se redujo cada campo en la forma habitual (FIND-PHOT-GRP-NSTAR). De esta primera lista producida por NSTAR, se eliminaron todos aquellos objetos con SHARP > 0.4 ó SHARP < -0.4, para evitar que fuentes extendidas o defectos de la imagen sean fraccionados por el DAOPHOT. Los candidatos remanentes fueron sustraídos de la imagen con SUBSTAR, y se realizó una nueva búsqueda con FIND sobre la imagen resultante. Finalmente, todas las fuentes detectadas fueron reducidas simultánea–mente con NSTAR.

Este procedimiento se realizó independientemente en las tres bandas para cada imagen. Para obtener los índices de color, se identificaron los objetos encontrados en las tres listas de cada campo basándose en sus posiciones ($\Delta r < 0.6 \sim 0.8$ px, luego de pasar todas las coordenadas a un sistema común).

III - LA FUNCION DE LUMINOSIDAD

a) Completitud.

Para determinar con precisión las formas de las curvas de completitud se realizaron numerosos experimentos con estrellas artificiales, usando la rutina ADDSTAR del DAOPHOT (ver Apéndice). Se encontró que, en todos los campos, las exposiciones que permiten una fotometría más profunda son las correspondientes al filtro T_1, por lo que se optó por utilizar estas imágenes para la determinación de la función de luminosidad. Por este motivo esta sección se refiere específicamente al estudio de la completitud en dicha banda.

Estos experimentos comprendieron un total de 128 imágenes por campo. Se añadieron, en cada caso, estrellas artificiales en un número no mayor que el 10% de la población detectada originalmente sobre cada campo, de forma de no alterar el grado de confusión. Típicamente se agregaron 60 $\sim$ 70 estrellas por imagen, esparcidas en un rango de magnitudes tal que permitiera cubrir toda la caída de la curva de completitud desde $\sim$ 100% hasta $\sim$ 0%. Cada imagen se redujo en la misma forma que la original, y en cada caso se identificaron las estrellas artificiales recuperadas. Con estos datos, para cada bin de magnitud es posible determinar el factor de completitud como la razón entre el número de estrellas recuperadas respecto de las añadidas, y el error fotométrico de forma independiente al estimado por el DAOPHOT.

Como una forma de parametrizar las curvas de completitud, se ajustó en cada caso una función de la forma

$$f_c = \frac{1}{2}\left\{1 - \frac{\alpha(m - m_{lim})}{\left[1 + \alpha^2(m - m_{lim})^2\right]^{1/2}}\right\}$$

Esta fórmula fue sugerida por C.J. Pritchet y es una buena representación de los resultados de los experimentos en casi todos los casos. Sin embargo, en algunos casos se obtuvo un mejor ajuste mediante una función de la forma

$$f_c = \frac{1}{2}\left\{1 - \frac{\beta(m - m_{lim})}{\left[1 + \beta^4(m - m_{lim})^4\right]^{1/4}}\right\}$$

En ambas expresiones m_{lim} representa la magnitud para la cual la completitud es del 50% y α y β son parámetros que dependen de la forma precisa de la curva.

Las tablas 3.1 a 3.5 muestran los resultados de los experimentos con ADDSTAR en la banda T_1 para los distintos campos.
El error en el factor de completitud fue calculado con la expresión

$$\sigma^2 \sim f_c(1 - f_c)/n_{add}$$

(Bolte, 1989) donde nadd es el número de estrellas añadidas por bin de magnitud (típicamente unas 640).

Para determinar el posible efecto de la superposición de imágenes y del aumento del ruido cerca del centro de la galaxia, se realizaron experimentos adicionales en estas regiones de forma de incrementar el número de estrellas artificiales añadidas cerca del centro. Las tablas 3.6 y 3.7 muestran los resultados para la curva de completitud dentro de un anillo cercano al centro de la galaxia ($15'' < r < 53''$) y otro exterior ($53'' < r < 82''$) pero totalmente contenido dentro del campo central (los radios fueron elegidos de forma que la cantidad de objetos detectados dentro de cada anillo fuera aproximadamente la misma).

La tabla 3.8 muestra los valores de m_{lim} y α ó β que resultaron de los ajustes y las figuras 3.1 a 3.7 ilustran el comportamiento de la completitud y las curvas ajustadas en cada caso.

Como puede verse, no existe ninguna variación significativa de la completitud con el radio. Este hecho es fácilmente comprendido considerando la importancia relativa de las diferentes contribuciones al ruido: El brillo del fondo (suma del cielo más la luz de la galaxia) en el campo central es de unas 750 ADUs en la periferia, valor que se incrementa hasta saturar el CCD (más de 30000 ADUs) cerca del núcleo. En la región más cercana al núcleo con fotometría aún aprovechable (a unos 15" del centro), el brillo del cielo más la galaxia es de aproximadamente 6000 ADUs, valor que decae muy rápidamente al alejarnos del centro. A esta distancia el ruido total alcanza $\sim$ 14.3 ADUs, mientras que en la periferia es de $\sim$ 10.8 ADUs. La variación relativa es tan pequeña porque la componente principal del ruido proviene de las contribuciones del ruido de lectura y de la sustracción del 'fringing', que totalizan para esta imagen $\sim$ 10.22 ADUs.

b) Selección de los candidatos.

El DAOPHOT rechaza automáticamente objetos tales como galaxias resueltas, rayos cósmicos o defectos cosméticos del CCD; sin embargo, algunas galaxias apenas resueltas o núcleos brillantes de galaxias con halos tenues pueden pasar las primeras etapas de la reducción.

Para eliminar estos objetos de la muestra se usó el índice SHARP del DAOPHOT (ver Apéndice). Con el fin de determinar los límites dentro de los cuales se considerían los candidatos como aceptables se realizaron más experimentos con estrellas artificiales, lo que permitió establecer el 'ruido' del parámetro SHARP en función de la magnitud para cada campo. También se utilizaron las áreas superpuestas, especialmente la región común a los campos central y norte por tener seeing parecido. Teniendo en cuenta lo anterior se eligieron límites apropiados (en función de la magnitud) para rechazar los objetos extendidos. Las figuras 3.8 a 3.12 muestran los resultados de estas pruebas y los límites adoptados. Los círculos indican los valores de SHARP que son excedidos sólo en el 5% de los casos. Las curvas límite adoptadas empíricamente dejan un margen generoso, para prevenir el efecto de otros factores que pueden introducir ruido en el SHARP, como los errores en el modelado de la PSF y el deficiente muestreo de la imagen. Las curvas representan la función

$$SH_{lim} = [\exp(a \cdot T_1 + b) + 0.01]^{1/2}$$

Otra posible fuente de contaminación son los picos de ruido que pudieran ser confundidos con imágenes estelares, sobre todo en los campos con mejor seeing, donde la definición de la PSF es menor debido al muestreo deficiente. Para estimar la importancia de esta contribución se crearon imágenes planas con niveles de brillo y ruido total similares a los de los campos reales, y se redujeron de forma similar a éstos. Se encontró que las detecciones espúreas que pudieron sobrevivir a todo el proceso fueron sólo de una a tres por campo en promedio, pero en los bines de magnitud donde la completitud es muy baja ($<< 50\%$), y que por lo tanto no se utilizaron. Resulta entonces que esta fuente de contaminación es absolutamente despreciable.

En las figuras 3.13 a 3.17 se muestran los valores del índice SHARP en función de la magnitud para todos los campos, junto con los límites adoptados en cada caso para seleccionar las fuentes puntuales. La tendencia hacia valores negativos del SHARP para los objetos más débiles se debe a que cerca de la magnitud límite tienden a detectarse más fácilmente los objetos que se hallan en posiciones tales que el grueso de su luminosidad se concentra en un sólo pixel, mientras que los que dividen su luz entre dos pixeles se pierden más frecuentemente. También contribuye a este efecto la mayor probabilidad de detección de los objetos que coinciden con fluctuaciones positivas del ruido.

c) Contaminación debida a objetos no resueltos.

Wagner et al. (1991) señalan que la contaminación debida a estrellas de la Vía Láctea es, en el peor de los casos, sólo el 10% de la debida a galaxias de fondo no resueltas. En cuanto a estas últimas, tanto las gE como las dSph (por *dwarf spheroidal*, enana esferoidal), Irr (irregulares) y dE se pueden resolver siempre. Los objetos que pueden confundirse con cúmulos globulares son entonces las galaxias de tamaño medio, QSO (*quasi-stellar object*, objeto cuasi-estelar) y BCD (*blue compact dwarf*, enana azul compacta).

La información sobre el color de los objetos podría ayudar en la selección de candidatos, pero la utilización de las imágenes tomadas en las bandas M ó C implicaría una reducción apreciable de la magnitud límite.

La única alternativa restante es entonces hacer una estimación estadística de la contaminación de la muestra. De los campos correspondientes a la zona de la galaxia el más profundo, luego del Central, es el Norte. Para intentar inferir el efecto de la contaminación sobre la muestra de cúmulos globulares se realizó la siguiente prueba: Los objetos puntuales de este campo se dividieron en dos grupos aproximadamente iguales, separados según sus distancias galactocéntricas proyectadas. Se derivó una función de luminosidad independientemente para cada grupo, cuyos resultados se muestran en la tabla 3.9 y la figura 3.18. El hecho de que no parece haber una gran diferencia entre los dos grupos parece indicar que la contaminación no es muy alta dentro de este rango de distancias ($r \sim 3'$), aunque las fluctuaciones estadísticas son grandes debido al escaso número de objetos.

El campo que se extiende más lejos del centro de la galaxia es el Oeste, pero es aún menos profundo que el Norte.

Por estas razones finalmente se optó por usar el campo de comparación para estimar la población de fondo. La función de luminosidad de los objetos de fondo derivada de este campo aparece en la tabla 3.10 y se ilustra en la figura 3.19. Si bien es cierto que esta región está excesivamente alejada de la galaxia (2°), debe tenerse en cuenta que tanto Dawe & Dickens (1976) como Wagner et al. (1991) señalan que la densidad de galaxias de fondo en la zona de NGC 1399 es bastante variable a escala de unos minutos de arco, por lo que de todas formas la incerteza en la estimación de la contaminación será elevada.

d) Ajustes.

Es usual representar las funciones de luminosidad de los cúmulos globulares mediante las tradicionales distribuciones gaussianas

$$N(m) \sim A \exp\left\{-\frac{(m-m_0)^2}{2\sigma^2}\right\}$$

aunque recientemente Secker (1992) encontró que una función t_5

$$N(m) \sim A \left\{1 + \frac{(m-m_0)^2}{5\sigma^2}\right\}^{-3}$$

proporciona ajustes más exactos y robustos.

Las tablas 3.11 a 3.14 muestran el número de objetos observados por intervalo de magnitud para cada campo: nobs indica el número total de detecciones, ncorr el mismo valor corregido por incompletitud, n_b la cantidad de objetos de fondo estimada en base al campo de comparación y ngc el número de cúmulos estimado para el intervalo. Los errores fueron calculados mediante la expresión dada por Bolte (1989)

$$\sigma_n^2 \sim \frac{n_{obs}}{f_c^2 + \frac{(1-f_c)n_{obs}^2}{n_{add} f_c^3}}$$

Las figuras 3.20 y 3.21 muestran los resultados de los ajustes de una distribución gaussiana y una t_5 a la función de luminosidad de los cúmulos, utilizando datos del campo central. Para realizar el ajuste se usaron sólo los datos desde $T_1 = 20.0$ hasta $T_1 = 23.6$ mag (completitudes superiores al 50%). Los resultados de estos ajustes fueron

$$m_0 = 23.22 \text{ mag}, \qquad \sigma = 1.22 \text{ mag}$$

para la gaussiana y

$$m_0 = 23.11 \text{ mag}, \qquad \sigma_{\rm t} = 1.10 \text{ mag}$$

para la t_5.

Con el fin de determinar el posible error introducido por el desconocimiento de la contribución precisa de los objetos de fondo en la muestra de candidatos, se realizaron también estimaciones de la función de luminosidad en los casos supuestos de que esta contaminación fuera el doble o la mitad de la inferida a partir del análisis de los datos del campo de comparación. Como se observa en la tabla 3.15 y en la figura 3.22, los resultados no difieren en forma drástica.

Posiblemente el factor más influyente en el error sea el hecho de que la magnitud límite no supera claramente el pico de la función de luminosidad: por esta causa, una pequeña diferencia en la curva de completitud adoptada puede causar un cambio importante en la función de luminosidad derivada.

Entre las posibles causas de errores en la curva de completitud surgida de los experimentos con estrellas artificiales podemos mencionar: (i) errores en el modelado de la PSF, (ii) muestreo deficiente de la imagen debido al tamaño finito de los pixeles y (iii) variaciones espaciales de la sensibilidad a lo largo de la imagen causadas por diferencias en el foco o la iluminación o características del CCD. Debido a estos factores existe la posibilidad de que la magnitud límite real sea algo menor que la adoptada. Para cuantificar el efecto causado por errores en la completitud, se hicieron ajustes haciendo variar m_{lim}. En la figura 3.23 se observa el comportamiento de la función de luminosidad al variar levemente la magnitud límite. La tabla 3.16. exhibe los valores de m_0 y σ obtenidos bajo estas condiciones. Como puede observarse, una variación de ± 0.1 mag en m_{lim} provoca un desplazamiento del 'turnover' sobre un rango total de ~ 0.6 mag para el ajuste de una gaussiana. También se comprueba que el ajuste de la t_5 es menos sensible.

Los resultados de todas estas experiencias sugieren la presencia de un 'turnover' alrededor de $T_1 \simeq 23.25$ mag. Sin embargo, este valor no es superado con suficiente amplitud antes de llegar a la magnitud límite como para poder derivar simultáneamente A, m_0 y σ con seguridad.

En estas circunstancias, la alternativa es imponer un valor para σ y ajustar A y m_0. De hecho, W.E. Harris (1993) señala que, excluyendo a M 31 y a la Vía Láctea, sólo se conoce σ con relativa certeza para NGC 4472 y NGC 4649.

Bridges et al. (1991) prueban ajustar distribuciones gaussianas con dispersiones de 1.00, 1.25, 1.50 y 1.75 a su fotometría BV de los cúmulos globulares de NGC 1399. Se realizaron ejercicios similares con los datos del campo central, cuyos resultados se muestran en la tabla 3.17 y se ilustran en las figuras 3.24 a 3.27. También se ajustaron funciones t_5, imponiendo para éstas $\sigma_t = \sigma_G/1.29$. La tabla 3.18 reproduce los valores derivados por Bridges et al.

Las fotometrías de los otros campos son menos profundas que la del Central: para el campo Norte la magnitud límite estimada (50% de completitud) es $m_{lim} = 23.44$ mag y para el Oeste es $m_{lim} = 23.27$, mientras que el campo Sur apenas alcanza hasta $m_{lim} = 22.78$ magnitudes. Para el campo Norte se repitió la experiencia descripta arriba obteniéndose resultados equivalentes, los que se resumen en la tabla 3.19 y se grafican en las figuras 3.28 a 3.31. Este campo no tiene la profundidad suficiente como para poder intentar derivar σ. Las figuras 3.32 y 3.33 ilustran las funciones de luminosidad de los campos Sur y Oeste, respectivamente.

Una forma alternativa de obtener m_0 y σ ha sido presentada por Secker & Harris (1993a y 1993b). Este método consiste en modelar la distribución *observada* suponiendo conocidas previamente la completitud y la función de luminosidad de la población de fondo. Si se considera que la función de luminosidad de los cúmulos puede describirse mediante cierta distribución, $\Gamma(m; m_0, \sigma)$, cuyos parámetros m_0 y σ se desconocen, y se tiene una estimación de la función de luminosidad de la población de fondo, $\Gamma_{bkg}(m)$, entonces la distribución de luminosidades *observada* estará dada por

$$\Gamma_{obs}(m; m_0, \sigma) = \Gamma(m; m_0, \sigma) + \Gamma_{bkg}(m) \cdot f_c(m)$$

donde $f_c(m)$ es el factor de completitud. Adoptando una función específica (p. ej. una gaussiana o una t_5) como distribución de luminosidades de los cúmulos, los parámetros m_0 y σ pueden derivarse por máxima verosimilitud. Este procedimiento presenta la ventaja de que no es necesario efectuar ningún tipo de 'binning' sobre los datos observacionales.

Aplicando este método se obtuvo $m_0 = 23.28 \pm 0.18$ mag T_1 y $\sigma = 1.26 \pm 0.09$ mag para una distribución gaussiana y $m_0 = 23.07 \pm 0.11$ y $\sigma_t = 1.02 \pm 0.06$ para una t_5. Las figuras 3.34 y 3.35 muestran las distribuciones de probabilidades de los valores de σ y m_0 para ambos ajustes. Las curvas de nivel corresponden a los límites de 0.5, 1, 1.5, 2, 2.5 y 3 desviaciones estándard. En ambos casos se utilizó como función de luminosidad de los objetos de fondo la derivada del campo de comparación y sólo se utilizaron los datos con completitudes no menores del 50%.

Considerando todas las experiencias descriptas, pueden adoptarse finalmente

$$m_0 = 23.25 \pm 0.15 \qquad , \qquad \sigma = 1.24 \pm 0.06$$

para una distribución gaussiana y

$$m_0 = 23.09 \pm 0.15 \qquad , \qquad \sigma_t = 1.06 \pm 0.06$$

para una t_5.

Estos resultados sugieren que se ha superado el 'turnover' por ~ 0.4 mag en el campo central, pero este margen no es suficientemente amplio como para estimar el valor de σ con seguridad.

Utilizando también este campo central, Geisler & Forte (1990) derivan $m_0 \simeq 23.0$ mag T_1 y $\sigma \simeq 1.2$. Sin embargo, estiman la magnitud límite en $m_{lim} = 23.75$ mag (50% de completitud), cifra que parece sobreestimada en comparación con la que resulta de este trabajo.

Por otra parte, Madejsky & Bender (1991) hallan $m_0 = 23.4$ mag R (mag R $\simeq$ mag T_1). Este valor parece demasiado elevado en comparación con los resultados aquí obtenidos. Sin embargo, como se vió en la tabla 3.16, una variación de sólo 0.05 mag en la curva de completitud alcanzaría para llevar m_0 a este valor.

IV - LA DISTRIBUCION DE COLORES

a) Completitud.

Aunque para el estudio de la distribución de colores la completitud no resulta ser un factor tan crítico como lo es para el análisis de la función de luminosidad, resulta importante conocer hasta qué medida puede afectar los resultados obtenidos. En teoría, la completitud de la muestra de los objetos detectados en las tres bandas es

$$f = f_C \cdot f_M \cdot f_{T_1}$$

donde f_C, f_M y f_{T_1} son las completitudes para las detecciones en cada filtro individualmente. Sin embargo en una estimación de este tipo las incertezas de cada uno de los factores, al multiplicarse, podrían dar lugar a errores significativos en f, por lo que se optó por no utilizar una aproximación de esta clase para la curva de completitud. El procedimiento seguido fue entonces analizar el porcentaje de objetos detectados en función de la magnitud T_1 y del índice de color $(C - T_1)$.

Para determinar el factor de completitud se añadieron estrellas artificiales con ADDSTAR en cada campo con un rango uniforme de colores de

$$1 < (C - T_1) < 2.5$$

que cubre el rango de los candidatos a cúmulos globulares. Cada imagen se redujo posteriormente de forma similar a la original y se identificaron las estrellas artificiales recuperadas simultáneamente en las tres bandas. Se analizaron separadamente los intervalos de color

$$1 < (C - T_1) < 1.5,$$
$$1.5 < (C - T_1) < 2,$$
$$\text{y} \quad 2 < (\mathrm{C} - \mathrm{T}_1) < 2.5.$$

Para cada uno de estos intervalos se ajustó una curva de forma similar a lo descripto en el capítulo III. Los experimentos con estrellas artificiales comprendieron también en este caso series de 128 imágenes por campo (en cada banda), con unos $60 \sim 70$ objetos añadidos cada una. Igualmente al caso del capítulo anterior, se redujeron 128 campos adicionales para disminuir la incerteza estadística dentro de la región más próxima al centro de la galaxia. Las tablas 4.1 a 4.7 muestran los resultados de estos experimentos y la tabla 4.8 los parámetros ajustados. Las curvas resultantes se ilustran en las figuras 4.1 a 4.7.

En este caso, el factor más importante que limita la profundidad de la fotometría es la completitud en la banda C. Las imágenes correspondientes a esta banda no están afectadas por 'fringing', por lo que la contribución al ruido total proveniente del halo de la galaxia se vuelve preponderante en la región central. Por este motivo, se han excluído (igualmente a como se hizo en el trabajo de Ostrov et al.) los 29" centrales, donde la completitud cae significativamente. Un intento de determinar la completitud en esta zona dió (aunque con errores grandes) valores para mlim (50% de completitud) de 23.30, 22.87 y 22.27($\pm$0.07) magnitudes T_1 para los tres rangos de color considerados. Afuera de esta pequeña región, no se detecta ninguna variación apreciable de la completitud en función de la distancia galactocéntrica proyectada.

Es claro que los intervalos de color analizados son bastante amplios y que los resultados obtenidos no representan adecuadamente la completitud para los objetos de colores extremadamente rojos o azules, pero la información derivada es suficiente para determinar una magnitud de corte que permita estudiar la distribución de colores de los candidatos sin introducir ningún efecto de selección en función del color.

Tanto en Geisler & Forte (1990) como en Ostrov et al. (1993) se adoptó una magnitud de corte de $T_1 = 22.3$ mag para el análisis de la distribución de colores. Como evidencian los resultados de los ensayos arriba resumidos este límite es adecuado para la fotometría del campo central, ya que el nivel de completitud es en este caso de aproximadamente el 90% aún para los objetos más rojos. Lo mismo ocurre para el campo norte; sin embargo, a $T_1 = 22.3$ mag la completitud es sólo del orden del 50% para los candidatos más rojos del campo oeste, y apenas alcanza el 33% en el caso del campo sur.

Evidentemente, la magnitud de corte de $T_1 = 22.3$ adoptada en Ostrov et al. resultó inadecuada para los campos sur y oeste, puesto que a este nivel se pierden ya una gran cantidad de los candidatos más rojos. Por este motivo, los colores medios derivados por Ostrov et al. para cúmulos a distancias mayores que un minuto y medio de arco del centro de la galaxia (es decir, las regiones anulares que incluyen porciones de los campos sur y oeste) se deben considerar con precaución.

Debido a la escasa profundidad del campo sur (y en menor medida del oeste) la adopción de una magnitud de corte única para el total de la muestra de candidatos forzaría a desperdiciar gran parte de la fotometría utilizable perteneciente a los campos norte y central. La opción alternativa es entonces estudiar cada campo por separado, adoptando una magnitud de corte independiente para cada caso, en forma análoga a como se hizo el análisis de la función de luminosidad en el capítulo anterior.

b) Errores.

Si bien, como se ha dicho, el conocimiento exacto de la completitud de las observaciones no es tan crítico para el análisis de la distribución de colores como lo es para la determinación de la función de luminosidad, lo contrario ocurre con el error fotométrico. La adopción de una magnitud de corte demasiado profunda puede permitir disponer de una muestra muy importante de candidatos observados, pero el crecimiento de los errores hacia las magnitudes más débiles puede borrar cualquier tipo de estructura de la distribución de colores que se pretenda detectar. Contrariamente, si la magnitud de corte elegida es demasiado brillante los errores fotométricos serán pequeños, pero el tamaño de la muestra disminuirá demasiado provocando el aumento excesivo de las fluctuaciones estadísticas. Es evidente que se debe encontrar un buen compromiso entre el número de candidatos y los errores fotométricos, para lo cual es fundamental disponer de un adecuado conocimiento apriori de estos últimos.

El análisis de los errores fotométricos se ha encarado de tres formas independientes :
(i) en base a los resultados de los experimentos con estrellas artificiales, es decir, en las diferencias entre las magnitudes de las estrellas añadidas y las magnitudes con que fueron recuperadas ;
(ii) partiendo de los valores estimados por el DAOPHOT que, si es correcto el valor del 'ruido equivalente' introducido como ruido de lectura para tener en cuenta el efecto de la sustracción del 'fringing', deberían dar una buena estimación del error ; y
(iii) analizando las diferencias de magnitud entre objetos medidos simultáneamente en dos campos, en las regiones superpuestas entre ambos.

Aunque lo que interesa es el error en el índice $(C - T_1)$ (que, como se verá en el capítulo siguiente, será el índice utilizado para determinar las abundancias al igual que en los trabajos de Geisler & Forte y Ostrov et al.), ciertamente este error dependerá tanto de la mag T_1 como del color, por lo que en este caso lo más sencillo es estudiar el error en función de la magnitud para cada banda individualmente. Las figuras 4.8 a 4.15 muestran el comportamiento de los errores para las bandas T_1 y C para todos los campos correspondientes a la región de NGC 1399, estimados por medio de los tres métodos arriba delineados. La ordenada de cada punto de los gráficos representa la mediana de la distribución de errores dentro del bin, y su abcisa el valor medio de las magnitudes. Para el caso de los errores determinados a partir de las observaciones de los objetos comunes a dos campos se han adoptado bines de una magnitud con el propósito de incrementar el número de mediciones por intervalo. Aún así, éste sigue siendo escaso, por lo que la expresión 'mediana de la distribución' debe tomarse con precaución. Además, para obtener estimaciones de los errores para un campo los valores de las diferencias fueron divididos por 1.41, procedimiento correcto solamente en el caso de que los errores sean del mismo orden en las dos imágenes comparadas. Para la determinación de los errores del campo central se utilizó la región en común con el campo norte.

Finalmente, las figuras 4.16 a 4.21 ilustran las diferencias de magnitud en las bandas T_1 y C para todos los objetos puntuales detectados simultáneamente en las tres bandas y en dos campos. Estos gráficos seguramente representan la estimación más realista de los errores, pero no debe dejarse de tener en cuenta que estas diferencias no necesariamente provienen de contribuciones similares de los dos campos, sobre todo en las regiones sur-central y oeste-central.

c) Selección de candidatos.

En base al estudio descripto en los dos puntos anteriores, se adoptaron como magnitudes de corte aquellas para las cuales la completitud es del 80% para los objetos del ala roja de la distribución ($< (C - T_1) > \simeq 2.25$ mag). Esta magnitud de corte alcanza a $T_1 = 22.59$ mag para el campo central, 22.44 para el norte, 21.89 para el sur, 21.95 para el oeste y 22.38 mag T_1 para el campo de comparación.

Como se desprende del análisis realizado en el capítulo III, la contaminación causada por fuentes no resueltas resulta de escasa importancia hasta $T_1 = 22.59$ mag. Las galaxias apenas resueltas y objetos sospechosos se eliminaron siguiendo el mismo criterio adoptado para el estudio de la función de luminosidad, utilizando también las imágenes de la banda T_1 debido a que son las de mejor seeing en todos los campos.

Las figuras 4.22 a 4.31 muestran los diagramas color - magnitud $(C - T_1)$ vs. T_1 y $(M - T_1)$ vs. T_1 para todas las fuentes puntuales de los campos de la zona de NGC 1399 y del campo de comparación. Los arcos de parábola graficados en los diagramas $(C - T_1)$ vs. T_1 corresponden a la estimación del 80% de completitud según los experimentos con estrellas artificiales descriptos en el punto (a). Un breve vistazo al diagrama correspondiente al campo central (fig. 4.22) permite inferir que los cúmulos globulares ocupan un rango de colores desde $(C - T_1) \simeq 1$ hasta 2.25 mag y $T_1 > 20$ mag.

Un último paso en la selección de los candidatos fue la eliminación de todos aquellos con $\sigma(C - T_1) > 0.15$ mag según las estimaciones de $\sigma(C)$ y $\sigma(T_1)$ del DAOPHOT. Con ello se eliminan todos aquellos objetos con errores sospechosamente elevados, que hacen suponer la posibilidad de algún problema en alguna de las imágenes.

En la tabla 4.9 se muestran los números totales de objetos encontrados en las tres bandas en cada campo, las magnitudes de corte adoptadas y los números finales de candidatos remanentes en cada caso.

d) Distribución de colores.

Uno de los resultados más llamativos del trabajo de Ostrov et al. fue el indicio de la existencia de una distribución de metalicidades multimodal. Uno de los propósitos de este trabajo es investigar en profundidad esta posibilidad.

Las figuras 4.32 a 4.35 muestran los histogramas generalizados que representan las distribuciones de color de los distintos campos. Estos histogramas se construyeron adoptando una dispersión de 0.05 mag, que es un valor que representa adecuadamente los errores sin borronear demasiado la estructura fina de la distribución. Se incluyeron todos los objetos con $T_1 > 19$ mag y menor que la magnitud de corte adoptada en cada caso.

Resulta a primera vista evidente que la distribución es bimodal en el campo central. En los gráficos correspondientes a los campos periféricos, las mayores fluctuaciones estadísticas debidas al menor número de candidatos (téngase en cuenta que este número está representado por el área debajo de la curva y obsérvense las diferentes escalas de los distintos gráficos) enmascaran la estructura de las distribuciones intrínsecas de colores. Sin embargo, una comparación entre éstos permite constatar, en todos los casos, la existencia de un mínimo cerca de $(C - T_1) = 1.5$ mag.

En la fig. 4.36 se representa la distribución de colores correspondiente a todos los campos combinados, junto con las contribuciones individuales de cada uno. Para compatibilizar las muestras, se consideraron solamente aquellos candidatos más brillantes que 21.89 mag T_1. Las curvas correspondientes a los campos periféricos se construyeron excluyendo los objetos de las zonas superpuestas con el campo central. En total quedan unos 314 candidatos con $T_1 < 21.89$ mag. La bimodalidad de la distribución vuelve a hacerse evidente.

En este punto surge la necesidad de determinar si ambos grupos de candidatos, 'rojos' y 'azules', están realmente asociados con NGC 1399.

Examinando el diagrama color-magnitud correspondiente al campo de comparación (fig. 4.30), se puede comprobar que dentro del rango de colores y magnitudes esperado para los cúmulos globulares no existe ningún objeto hasta $T_1 = 22$ mag (sobrepasando la magnitud de corte adoptada para los campos sur y oeste) mientras que apenas se hallan dos hasta $T_1 = 22.44$ mag y cuatro hasta 22.59 mag. La completitud del 80% para el ala roja se halla en $T_1 = 22.38$ mag. para el campo de comparación, pero a $T_1 = 22.59$ mag es aún del $\sim 60\%$ en este extremo de la distribución, lo que permite descartar la posibilidad de una cantidad mucho mayor de objetos.

La conclusión obligada de este examen es que, dentro de estos límites, no parece existir una contaminación importante. Sin embargo, hay dos puntos que deben ser considerados con precaución :

(i) Como se puede apreciar en la fig. 3.17, una significativa cantidad de fuentes del campo de comparación pudieron descartarse por su apariencia sospechosa. El seeing en el campo sur es bastante peor que el del campo de comparación (tabla 2.2), por lo que la discriminación contra galaxias de fondo puede ser menos efectiva en esta imagen. De todas formas, el peor seeing trae como consecuencia una disminución de la completitud y la correspondiente adopción de una magnitud de corte más brillante, por lo que la proporción de objetos de fondo esperada es menor.

(ii) El campo de comparación se encuentra a 2° de NGC 1399. Si bien la densidad de población de fondo debería ser varias veces mayor en el área de NGC 1399 para constituir un problema importante, cabe la posibilidad de que la galaxia se encuentre proyectada sobre algún cúmulo de galaxias lejano.

Dawe & Dickens (1976) encuentran que la distribución de densidad de fuentes alrededor de NGC 1399 está elongada en la dirección del eje mayor de la galaxia, y sugieren la posibilidad de que esta característica se deba a la presencia de un cúmulo de galaxias lejano proyectado cerca del centro de NGC 1399. De hecho, esto ocurre en el caso de M 87 (Huchra & Brodie, 1984). Dawe & Dickens señalan además que el centroide de la distribución de densidad se halla desplazada unos 28" al sudeste del centro de la galaxia. Por otra parte, Hanes & Harris W.E. (1986b) detectan también un exceso de objetos en esta dirección, pero no le atribuyen significación estadística.

La escasa y despareja cobertura espacial del material observacional aquí analizado hace imposible la realización de un estudio exhaustivo de las distribuciones espaciales de ambos tipos de objetos. Con el propósito de determinar, aún de forma grosera, las concentraciones de ambos grupos de candidatos hacia NGC 1399, se procedió de la siguiente manera :

Se dividió la muestra de candidatos correspondiente a cada campo (T_1 menor que la magnitud de corte adoptada en cada caso) en dos mitades aproximadamente iguales según sus distancias galactocéntricas proyectadas. Estos fueron clasificados como 'rojos' ($1.5 < (C-T_1) < 2.25$) o 'azules' ($1.0 < (C-T_1) < 1.5$) a fin de comprobar sus grados de concentración hacia la galaxia. Las tablas 4.10 a 4.13 muestran las densidades (en número sobre minuto de arco cuadrado) de los objetos 'rojos' y 'azules' en las zonas cercana y alejada del centro de la galaxia en que se dividió cada campo. Se verifica una concentración de ambos grupos de candidatos tanto en el campo central como en el norte, siendo más pronunciada para los 'rojos' (téngase también presente que cualquier efecto de selección relacionado con el aumento de ruido hacia el centro de la galaxia actúa contra el ala roja de la distribución de colores, por lo que la diferencia entre los grados de concentración de ambos grupos puede ser aún algo mayor). En el campo sur, sin embargo, no se encuentra ninguna variación significativa en la densidad de candidatos, mientras que la concentración detectada en el campo oeste es mucho menos importante, sin apreciarse diferencia alguna entre ambos grupos.

Alternativamente, se procedió a analizar la muestra completa de candidatos, limitada a $T_1 < 21.89$ mag. La tabla 4.14 y la fig. 4.37 muestran los perfiles de densidad proyectada de ambos grupos de candidatos en función del radio. Se ajustaron a estos datos distribuciones de densidad de la forma

$$\rho(r) \sim r^{-\alpha}$$

obteniéndose los resultados indicados en la tabla 4.15. Otra vez se hace evidente una concentración significativa de los objetos hacia NGC 1399, siendo esta más marcada para los 'rojos', a pesar de un visible aplanamiento del perfil de densidad de estos últimos hacia el centro.

La única forma completamente segura de descartar la hipótesis de una contaminación de fondo anormalmente elevada es disponiendo información sobre velocidades radiales. Dentro de la muestra de candidatos estudiada por Grillmair et al. (1994) existen 16 objetos en común con este trabajo. En la tabla 4.16 se muestra un listado de éstos junto con la clasificación de Grillmair (1995) basada en las velocidades radiales (Grillmair considera como candidatos a cúmulos globulares todos aquellos objetos con $v_r < 3000$ km/s) y la de este trabajo basada en la apariencia de la imagen. También se resumen sus colores y magnitudes.

Aún teniendo en cuenta la poca significación estadística del escaso número de objetos en común entre ambos trabajos, no parece existir la posibilidad de una elevada contaminación debida a galaxias de fondo dentro de la muestra de candidatos aquí estudiada : los dos objetos clasificados como tales por Grillmair pueden resolverse como fuentes extendidas.

El objeto marcado con un signo de interrogación, cuya posición se señala con una flecha en la figura 2.2, aparece resuelto en la imagen del campo central pero no puede ser una galaxia de fondo según la clasificación de Grillmair. La apariencia de la imagen es redonda, por lo que también puede descartarse que se trate de dos fuentes puntuales demasiado juntas. Un ajuste de un perfil exponencial $I = I_0 \exp(-r/\alpha)$ produjo como resultado un valor de $\alpha \simeq 71$ pc (suponiendo que el objeto se halle a una distancia de 14.9 Mpc y sin efectuar ninguna corrección del efecto del seeing). Se realizó una fotometría de apertura sobre este objeto, cuyos resultados también se muestran en la tabla 4.16. Su tamaño indica que podría tratarse de una dSph bastante compacta, con una luminosidad algo mayor que la de los cúmulos más grandes. Bassino et al. (1994) indican que una dEn capturada y despojada de su envoltura se asemejaría a este tipo de objeto. Sin embargo, su color extremadamente rojo obliga a descartar esta hipótesis, siendo necesaria información espectroscópica adicional para dilucidar su verdadera naturaleza.

Con el propósito de cuantificar de alguna forma la distribución de colores de los candidatos, se procedió a ajustar mediante el método de máxima verosimilitud una combinación de dos gaussianas

$$f = k\frac{1}{\sigma_1\sqrt{2\pi}}\exp\left\{-\frac{(IC - IC_1)^2}{2\sigma_1^2}\right\} + (1-k)\frac{1}{\sigma_2\sqrt{2\pi}}\exp\left\{-\frac{(IC - IC_2)^2}{2\sigma_2^2}\right\}$$

(IC representa al índice de color, $(C - T_1)$ en este caso). Este ajuste se efectuó sobre la muestra comprendida por el total de candidatos del campo central con $T_1 < 22.59$ mag, la que abarca todos los campos (con mlim = 21.89 mag T_1) y sobre esta última muestra pero dividida en dos zonas según el radio galactocéntrico proyectado. Se efectuaron también ajustes descartando los datos con menores probabilidades en el cálculo de la verosimilitud ; los resultados obtenidos se muestran en la tabla 4.17, donde N_d indica el número de datos descartados. En las figuras 4.38 a 4.41 se ilustran los histogramas generalizados que representan las distribuciones de colores de las distintas muestras, junto con los ajustes cuya apariencia mejor se aproxima a ellos (indicados con un asterisco en la tabla 4.17). Se aprecia claramente el aumento de la importancia relativa del número de cúmulos 'azules' en las regiones más alejadas del centro galáctico.

Si se acepta que existen dos *poblaciones* de cúmulos con distribuciones de colores que pueden ser aproximadas por las gaussianas ajustadas, resulta que la muestra de los candidatos más azules que $(C-T_1)=1.5$ mag está contaminada por el ala de los cúmulos de la 'población roja'. Si se calcula la densidad de la 'población azul' a partir de la contribución relativa al total de objetos derivada en la tabla 4.17, se obtiene $\rho_a \simeq 1.92$ y $\rho_a \simeq 1.39$ cúmulos por minuto de arco cuadrado para distancias menores y mayores que $1.97'$ respectivamente. Este resultado indica que la concentración hacia el centro de NGC 1399 de los cúmulos de la 'población azul', una vez que se eliminado la contaminación proveniente de la otra población es prácticamente nula (siempre que se acepte que sus distribuciónes de colores pueden aproximarse por medio de gaussianas) .

Finalmente en la fig. 4.42 se grafican las distribuciones de colores para distintos objetos del campo central de distintos brillos. La curva identificada como 'objetos descartados' contiene todas las fuentes puntuales que no fueron consideradas buenos candidatos, ya sea por ser más débiles que la magnitud de corte de 22.59 mag T_1, por tener errores mayores que 0.15 mag en $(C-T_1)$ o por tener colores fuera del rango considerado. Para esta última curva la completitud depende fuertemente del color, por lo que el ala roja se ve fuertemente afectada; pero se puede observar claramente que incluso para este grupo de objetos, así como para todos los otros, la distribución de colores posee un mínimo cerca de $(C-T_1)=1.5$ mag.

En la figura 4.43 se compararan las funciones de luminosidad de ambos grupos, que se muestran además en las tablas 4.18 y 4.19. Se efectuó un test χ^2, empleando los bines desde 20.2 mag hasta 22.6 (más brillantes que la magnitud de corte) para determinar la posible existencia de diferencias significativas entre ambas funciones de luminosidad, obteniéndose como resultado un valor de 13.06. La posibilidad de que un valor como éste se obtenga por azar es 0.29, por lo que no puede descartarse que ambas funciones de luminosidad sean idénticas, al menos en sus alas brillantes.

e) Gradientes.

En vista de los resultados descriptos en el punto anterior, no tiene mayor sentido hablar de colores 'medios': el promedio de los colores de los candidatos dependerá de la mayor o menor proporción de objetos de una u otra población. Sin embargo, a efectos de permitir comparaciones con resultados de otros trabajos, puede resultar útil obtener algunos números, siempre teniendo presente el hecho de que éstos no son verdaderamente representativos de la distribución de colores.

Como se mencionó en el inicio de este capítulo, se estudió por separado la muestra de cada campo, limitada a la magnitud de corte correspondiente, y la muestra total de candidatos hasta 21.89 mag, de forma de que las diferentes profundidades de los distintos campos no introduzcan efectos espúreos sobre la distribución radial de colores.

Los resultados para cada campo se muestran en las tablas 4.20 a 4.23, y los correspondientes a la muestra combinada en la tabla 4.24. Las figuras 4.44 y 4.45 muestran el comportamiento de los colores medios en función del radio galactocéntrico proyectado. También se ilustra el perfil de color del halo, tomado de Ostrov et al. y reproducido en la tabla 4.25. El color medio del anillo más interior posiblemente no sea significativo debido a los grandes errores fotométricos y a la mayor incompletitud en esa pequeña área. Una comparación con la figura 9 de Ostrov et al. muestra que los gradientes detectados en este nuevo trabajo son más pronunciados. Esto resulta hasta cierto punto sorprendente, puesto que la sobreestimación de la completitud de los campos periféricos en Ostrov et al. debería haber producido colores medios más azules. De todas formas debe tenerse en cuenta que no es del todo lícito comparar las completitudes derivadas en este trabajo con las adoptadas por Ostrov et al. : el campo central, por su mayor densidad de objetos, puede haber sido más afectado que los campos periféricos por los errores introducidos por el filtraje de mediana. Otro factor de segura importancia es la eficaz discriminación contra galaxias de fondo apenas resueltas lograda en esta nueva fotometría.

Probablemente el factor que más contribuye a la diferencia de los resultados son los errores en los puntos de cero de las calibraciones para cada campo. Este es un asunto crítico en ambos trabajos : en Ostrov et al. se intentaron corregir los puntos de cero utilizando la mayor cantidad posible de objetos de las zonas superpuestas, a pesar de los grandes errores de los más débiles ; en este trabajo, se utilizaron sólo los escasos objetos más brillantes. Ambos procedimientos tienen sus ventajas y sus riesgos, pero estos últimos se agravan si la calidad de la fotometría es peor.

A causa de las razones expuestas, los resultados más seguros son los que corresponden a los análisis individuales hechos para cada campo, pero el comportamiento de la muestra global sugiere la existencia de un gradiente de los colores 'medios' mayor que el detectado por Ostrov et al.

V - DISCUSION

a) La función de luminosidad.

El estudio de las funciones de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares extragalácticos ha demostrado hasta hoy que ésta es muy uniforme de galaxia en galaxia y entre distintos tipos morfológicos, pudiendo describirse adecuadamente mediante una distribución gaussiana con $M_V^0 \simeq -7.27 \pm 0.23$ y $\sigma \simeq 1.2 \sim 1.7$ (Harris, 1991). La constancia de M_V^0 es una característica realmente llamativa, ya que abarca sistemas pertenecientes a galaxias de tipos completamente distintos y con un rango de cuatro órdenes de magnitud en luminosidad (Harris, W.E., 1993). Esto parece indicar que el proceso de formación de cúmulos globulares no depende de factores externos tales como la metalicidad del medio ambiente, la masa de la protogalaxia, etc.

Esta uniformidad de las funciones de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares las hace utilizables como indicadoras de distancia dentro de un rango de hasta unos ~ 30 Mpc.

En el capítulo III se ha concluído que la función de luminosidad de los cúmulos globulares de NGC 1399 puede ser bien representada por medio de una distribución gaussiana con $T_1^0 = 23.25 \pm 0.10$ y $\sigma = 1.22 \pm 0.06$ mag. La principal fuente de error (sobre todo en la determinación de la dispersión) es que no se supera claramente el máximo de la distribución. Adoptando $(V - T_1) = 0.45$ mag, el valor hallado equivale a $V_0 = 23.70$ mag, que coincide bastante bien con el valor de $V_0 = 23.85$ mag derivado por Bridges et al. (1991).

Secker & Harris (1993b), usando los datos de tres elípticas gigantes del cúmulo de Virgo de Harris et al. (1991) y adoptando para estas un módulo de distancia de $(m - M) = 30.95$ mag, obtienen $M_V^0 = -7.11 \pm 0.3$ mag. Suponiendo que la GCLF de NGC 1399 es igual a la de las elípticas de Virgo, se puede determinar

$$\Delta(m - M)_{Fornax-Virgo} \simeq -0.14 \text{ mag}$$

lo que equivale a $D_{Fornax}/D_{Virgo} \simeq 0.94$.

Tonry (1991) determina para NGC 1399 una distancia de 14.9 ± 0.8 Mpc midiendo las fluctuaciones de brillo superficial, mientras que McMillan et al. (1993) obtienen un valor de 17.1 ± 0.5 Mpc utilizando la función de luminosidad de las nebulosas planetarias. Este último valor se reduce a 16.3 Mpc si se considera un $E(B - V) = 0.03$ mag. Utilizando estas distancias y adoptando $(V - T_1) = 0.45$, el pico de la GCLF de NGC 1399 se halla entre $M_V = -7.16$ y $M_V = -7.46$ mag, dentro del mismo rango usualmente estimado para otras galaxias.

Contrariamente a lo que ocurre con M_0, la dispersión de la distribución de magnitud puede fluctuar apreciablemente de galaxia en galaxia, desde valores como $\sigma \sim 1.2$ para M 31 hasta $\sigma \sim 1.7$ en M 87. Sin embargo, no se debe dejar de tener en cuenta que la dispersión resulta muy difícil de determinar con seguridad en la práctica, puesto que para ello es necesario superar claramente el 'turnover' antes de llegar al límite de completitud. Harris (1991) señala que σ parece ser algo mayor en las elípticas gigantes ($\sigma \sim 1.4$) que en las galaxias espirales ($\sigma \sim 1.2$).

Aunque ciertamente para obtener una determinación segura de σ se debería disponer de una fotometría más profunda, el análisis realizado en el capítulo III sugiere un valor pequeño, de $\sigma \sim 1.22$ mag, más parecido al correspondiente a M 31 y a la Vía Láctea que a los ajustados para las gigantes elípticas del cúmulo de Virgo.

Asumiendo una relación masa/luminosidad determinada, la GCLF brinda información sobre el espectro de masas de los cúmulos globulares. Harris & Pudritz (1994) sostienen que la distribución de masas de los cúmulos más masivos puede describirse adecuadamente mediante una ley de potencias, $N(\mathcal{M}) \sim \mathcal{M}^{-\gamma}$ con $\gamma \simeq 1.7$, independientemente del medio ambiente, y señalan que esta distribución de masas es idéntica a la de las nubes moleculares gigantes en galaxias espirales grandes.

A partir de los datos del campo central (tabla 3.11, fotometría en T_1 solamente) se puede derivar el espectro de masas, suponiendo una relación $\mathcal{M}/L$ constante, como

$$N(L_V) \sim \frac{2.5}{\Delta \ln(10)} \phi(M_V) \cdot 10^{0.4(M_V - M_{V\odot})}$$

(McLaughlin et al., 1995), donde Δ es el ancho del bin (0.2 mag en el presente caso).

Para calcular el espectro de masas se adoptó una distancia de 14.9 Mpc y $(V - T_1) = 0.45$ mag. El resultado se ilustra en la fig. 5.1. Las rectas corresponden a ajustes por mínimos cuadrados para los valores que van desde $\log(L_V/L_{V\odot}) =$ 4.85 a 5.5 y desde $\log(L_V/L_{V\odot}) = 5.5$ a 6.1 (correspondientes a los intervalos de magnitud $21.4 < T_1 < 23.2$ y $20.0 < T_1 < 21.4$) y las pendientes resultantes son -1.71 y -3.24 respectivamente.

Estos valores coinciden con los dados por Harris & Pudritz, que señalan $\gamma =$ 1.7 y 3.2 para masas menores y mayores que $3 \cdot 10^6$ masas solares, pero asumiendo una relación $\mathcal{M}/L_V = 2.0 \mathcal{M}_\odot / L_{V\odot}$ el punto en que la pendiente cambia está alrededor de $6.3 \cdot 10^5 \mathcal{M}_\odot$. Este hecho también puede apreciarse en la fig. 2 de Harris & Pudritz, en la cual se ilustra la distribución de masas de NGC 1399 construída en base a la GCLF dada por Bridges et al. (1991). Sin embargo, la presencia de un cambio nítido en la pendiente en un determinado valor de $\mathcal{M}$ sólo parece clara en el caso de M 87. Es posible que esto se deba a que dicha galaxia es la única en la que el ala brillante de la GCLF está bien muestreada, merced a la fotometría realizada por McLaughlin et al. (1994) con un CCD de gran formato, que incluye casi 3000 cúmulos globulares. Por otro lado, McLaughlin et al. (1995) hallaron recientemente que en el caso de NGC 3311, $\gamma \simeq 2.89$ y se mantiene constante hasta por lo menos $\mathcal{M} \approx 6.3 \cdot 10^5 \mathcal{M}_\odot$ (la profundidad de la fotometría no les permite llegar a masas menores). Dentro del marco del trabajo de Harris & Pudritz, la pendiente más pronunciada para los cúmulos más masivos se debe a que, para el caso de las nubes moleculares supergigantes (que proponen como progenitores de los cúmulos globulares) más grandes, el tiempo de crecimiento mediante coalescencia con otras nubes es menor que su tiempo de vida frente a la formación de estrellas.

Finalmente, en la fig. 5.2 se ilustran los espectros de masas para los cúmulos 'azules' y 'rojos' por separado (es decir, con $(C - T_1)$ mayores y menores que 1.5 mag respectivamente). Este gráfico se construyó en base a la muestra que abarca todos los campos, por lo que su profundidad es mucho menor. Los espectros de masas de ambos grupos (por lo menos en lo que atañe al extremo de mayor luminosidad) son muy similares.

b) Enrojecimiento.

El color intrínseco de los cúmulos globulares depende de sus edades y metalicidades. El color observado se ve afectado también por el enrojecimiento causado por el polvo interestelar.

Hanes & Harris (1986b) adoptan $E(B - V) \leq 0.03$ mag en la dirección del cúmulo de Fornax, basándose en Burstein & Heiles (1982). Tanto Wagner et al. (1991) como Geisler & Forte y Ostrov et al. utilizan un valor de $E(B - V) = 0.03$. Bridges et al. (1991) considera $E(B - V) \leq 0.03$, pero no aplica ninguna corrección a sus resultados.

En este trabajo, para seguir un criterio uniforme, se decidió adoptar $E(C - T) = 2 \cdot E(B - V) = 0.06$, el mismo enrojecimiento utilizado por Geisler & Forte y Ostrov et al.

El enrojecimiento producido por el material interestelar de la Vía Láctea no resulta un problema importante, puesto que se puede suponer razonablemente uniforme sobre los campos estudiados en este trabajo. Lo contrario ocurre con el enrojecimiento debido a la posible presencia de polvo interestelar en la misma NGC 1399.

En muchas galaxias elípticas se han detectado 'dark lanes' y discos de material interestelar. Goudfrooij & de Jong (1995a, 1995b) encuentran, sin embargo, que la cantidad de polvo detectable ópticamente es aproximadamente un orden de magnitud menor que la inferida a partir de la emisión en $60\mu m$ y $100\mu m$ medida por el IRAS. Esta gran diferencia no puede ser atribuida a efectos de selección causados por la inclinación de los 'dark lanes'.

Goudfrooij & de Jong proponen que la mayor parte del polvo en las galaxias elípticas se encuentra difusamente distribuido de igual forma que la población estelar. Como la detección de polvo por medios ópticos en galaxias elípticas siempre se efectuó merced al aprovechamiento de la suavidad de la distribución de la componente estelar difusa, sólo se puede hacer evidente el material interestelar cuya distribución espacial sea significativamente diferente del perfil de luminosidad de la galaxia. Una distribución de polvo difusa, similar a la de las estrellas (como la que podría esperarse del material interestelar eyectado por éstas durante su evolución) pasaría desapercibida si se la intenta detectar ópticamente: el único efecto visible de su presencia sería el enrojecimiento de la luz de la galaxia hacia las regiones centrales. La presencia de gradientes de color (siendo la luz más roja hacia las regiones centrales) es un rasgo muy común entre las galaxias elípticas gigantes, pero usualmente se la ha interpretado como evidencia en favor de la existencia de incrementos de la metalicidad. Goudfrooij & de Jong concluyen que estos gradientes pueden ser causados, al menos parcialmente, por el enrojecimiento producido por esta componente de polvo difusa.

Al analizar la competencia entre la producción y la destrucción de los granos de polvo, Goudfrooij & de Jong encuentran que éste debe tener un origen externo en la mayoría de los casos. Esta es la interpretación habitual acerca del origen de los 'dark lanes' y discos de material interestelar, que están constituidas por materia dinámicamente desacoplada del resto de la galaxia; pero resulta difícil imaginar de qué forma el material adquirido puede terminar con una distribución espacial similar a la de la componente estelar original.

De todos modos, no puede descartarse la posibilidad de que los colores de los cúmulos estén afectados por enrojecimiento provocado por material interestelar en la misma NGC 1399, al menos en el caso de los cúmulos proyectados cerca del centro de la galaxia. Si se acepta la presencia de una cantidad significativa de polvo difusamente distribuido en NGC 1399, la principal consecuencia observacional que se debe esperar sería la presencia de un gradiente radial de color en la luz estelar de la galaxia. NGC 1399 presenta una diferencia de color de $\Delta(C-T_1) \simeq 0.19$ mag entre $r = 0.5'$ y $r = 1.5'$. Como los cúmulos globulares no presentan una concentración tan fuerte como la componente estelar, la mayor parte de ellos debe quedar completamente por delante o completamente por detrás de la zona de mayor absorción, por lo que cabe esperar una distribución de colores con dos máximos como la observada.

Sin embargo, la diferencia de color entre los dos picos de la distribución de colores de $\Delta(C-T_1) \simeq 0.4$ mag parece excesivamente grande para que se la pueda atribuir a la presencia de polvo interestelar. Lo que hace fracasar esta interpretación es la persistencia de los dos picos bien definidos en la distribución de colores de los cúmulos ubicados a distancias galactocéntricas proyectadas grandes (fig. 4.41). Incluso si se admite la presencia de una importante cantidad de polvo tan lejos del centro galáctico, los cúmulos globulares proyectados a grandes distancias galactocéntricas deberían estar, en mayor o menor medida, inmersos en él, con lo que la distribución de colores observada tendría que ser continua, abarcando todos los colores intermedios. La presencia de los dos máximos para $r > 2'$ indica que existen realmente dos poblaciones de objetos cuyos colores intrínsecos medios difieren por $\Delta(C-T_1) \simeq 0.42$ mag.

c) Edades y metalicidades.

Los colores intrínsecos de los cúmulos globulares están determinados por sus edades y abundancias. Strom & Strom (1978) señalan que, al aumentar la metalicidad, (i) disminuye la contribución de las estrellas de la rama horizontal azul, (ii) decrece la temperatura efectiva de las estrellas gigantes K y M, y (iii) se incrementa el efecto de 'blanketing'. Todos estos factores provocan la disminución del flujo en el ultravioleta, enrojeciendo la luz estelar.

Los efectos causados por la edad y por la metalicidad pueden separarse en un diagrama de dos colores solamente en el caso de objetos muy jóvenes ($\sim 10^8$ años) (Cellone & Forte, 1995). En el presente caso, considerando los errores de la fotometría, tanto el efecto provocado por el enrojecimiento como los causados por las diferencias de edad y metalicidad de los cúmulos son indistinguibles.

La tabla 5.1 reproduce la tabla 13 de Cellone (1994). En ella se indican las sensibilidades de diferentes índices de color frente a variaciones en la edad y metalicidad de la población estelar. Habitualmente, las diferencias de color entre cúmulos globulares se atribuyen fundamentalmente a diferencias de abundancias, pero así como no se deben dejar de considerar otros factores tales como el enrojecimiento, las posibles diferencias de edades también deben tenerse en cuenta.

Algunas ideas actuales acerca del origen de los cúmulos globulares, tales como la propuesta por Ashman & Zepf (1992), sugieren la posibilidad de que un grupo de cúmulos globulares sea significativamente más joven que otro. De hecho, Zepf & Ashman (1993) indican que la presencia de cúmulos globulares extremadamente azules proyectados cerca del centro de NGC 5128 (Harris, 1986; Harris, G. L. H., et al., 1992) puede ser más facilmente interpretada como un efecto de edad más que como una deficiencia de metalicidad. Sin embargo, NGC 5128 es famosa por sus 'dark lanes' mientras que NGC 1399 no exhibe rastros de material interestelar: no existe ningún indicio que pueda hacer sospechar la ocurrencia de algún proceso de formación estelar relativamente reciente en esta galaxia.

Geisler & Forte (1990) utilizan 48 cúmulos globulares de la Vía Láctea para hacer una calibración color/metalicidad obteniendo

$$[Fe/H] = 2.35(C - T_1)_0 - 4.39$$

con un coeficiente de correlación de 0.95 y una dispersión de 0.19. Un factor que seguramente contribuye en una medida importante a la dispersión es el error en las estimaciones del enrojecimiento, muy variable dentro de la Vía Láctea.

Se debe tener presente que también en esta calibración están influyendo los efectos debidos a la edad de los cúmulos, por lo que su aplicación directa a los colores de los objetos de NGC 1399, si se descarta la posibilidad de una diferencia de edades extrema entre ambos sistemas, debería dar una buena estimación de sus metalicidades.

Aplicando esta calibración, adoptando un exceso de color $E(C - T_1) = 0.06$ mag y restando el efecto de los errores (adoptando un error medio de .07 mag en $(C - T_1)$) las dos distribuciones de colores gaussianas ajustadas en el capítulo anterior se transforman en

$$< [\text{Fe/H}] >= -0.39 \qquad \sigma = 0.44$$
$$\text{y} < [\text{Fe/H}] >= -1.35 \qquad \sigma = 0.20$$

Las figuras 5.3 y 5.4 ilustran las distribuciones de metalicidades así derivadas para el campo central, incluyendo todos los objetos puntuales con brillos entre 19 y 22.59 mag T_1 y para la muestra completa desde 19 hasta 21.89 mag T_1. Estas distribuciones deben considerarse con precaución porque no existe ninguna garantía sobre la aplicabilidad de la calibración de Geisler & Forte para cúmulos con abundancias mayores que la solar. Naturalmente, solamente disponiendo de información espectroscópica se podrá lograr un conocimiento más seguro acerca de las metalicidades, pero los índices fotométricos sensibles, como el $(C - T_1)$, pueden proporcionar una idea razonablemente correcta con respecto a la forma de la distribución.

d) Las dos poblaciones de cúmulos globulares.

Durante el análisis de la distribución de colores llevado a cabo en el capítulo IV, se hizo especial hincapié en analizar si ambas poblaciones se concentran hacia NGC 1399. Las velocidades radiales medidas por Grillmair et al. (1994) indican que los objetos pertenecen al cúmulo de Fornax. Otra evidencia directa en contra de la presencia de un número elevado de galaxias de fondo surge de los resultados de Elson & Schade (1994), que logran obtener parámetros estructurales para 24 candidatos en la zona norte de NGC 1399 y concluyen que no se diferencian significativamente de los cúmulos globulares de la Vía Láctea.

En este punto surge el interrogante respecto de si ambas poblaciones están realmente asociadas con NGC 1399, o si por el contrario están vinculadas con el cúmulo de Fornax en conjunto. Las altas velocidades medidas por Grillmair et al. pueden indicar esto último, pero también es posible que sean consecuencia de un importante halo de materia oscura alrededor de la galaxia. Arnaboldi et al. (1994) hallan una rotación sistemática alrededor de la galaxia de las nebulosas planetarias del halo externo de NGC 1399, al contrario de lo que sucede con el sistema de cúmulos globulares. Sus resultados también sugieren una elevada relación masa/luminosidad.

Como se mencionó en el capítulo anterior, tanto Dawe & Dickens como Hanes & Harris señalan la presencia de una mayor concentración de objetos hacia el sudeste de NGC 1399. Con el fin de comparar las contribuciones relativas de cada una de los grupos a este exceso, se realizó el siguiente experimento: El campo central fue dividido en dos regiones de igual superficie, al este y al oeste del centro de la galaxia (es decir, las líneas 1 a 240 y 241 a 480, descartando las últimas 28). Existen 309 candidatos dentro de esta región, los cuales se discriminan de la forma indicada en la tabla 5.2. En dicha tabla también se indican las probabilidades de que las diferencias en los conteos sean producto del azar (suponiendo una distribución simétrica de los cúmulos), determinadas mediante un test χ^2.

Las cifras parecen indicar una concentración significativa de objetos azules hacia el lado este de NGC 1399, pero la escasa cobertura espacial imposibilita la realización de un análisis más profundo. La reiteración de la experiencia dividiendo el campo en dos regiones, al norte y al sur de la galaxia, no evidenció tendencia alguna.

Para resolver la incógnita sobre el modo en que cada población está relacionada con NGC 1399 es necesario disponer de una cantidad mucho más extensa de datos observacionales, tanto espectroscópicos como fotométricos. Estas observaciones ya pueden realizarse gracias al desarrollo de los espectrógrafos multifibra y los CCD de gran formato.

e) Los cúmulos globulares y la historia evolutiva de la galaxia.

Hasta la fecha, aunque ha sido sugerido que las distribuciones de metalicidades de los sistemas de cúmulos globulares de varias galaxias son multimodales (Lee & Geisler, 1993; Ostrov et al, 1993; Geisler et al., 1993; Zepf & Ashman, 1993; Secker et al. 1995; Zepf et al. 1995), éste no es un hecho que esté fuera de cuestionamiento (Ajhar et al., 1994). Mientras es posible investigar la distribución de metalicidades de los cúmulos de la Vía Láctea gracias a la precisión de las determinaciones de abundancias, para galaxias afuera del grupo local es necesario compensar las mayores incertezas con un mayor número de datos observacionales. Las galaxias como M 87 ó NGC 1399, debido a sus enormes cantidades de cúmulos globulares, se convierten entonces en blancos ideales para estas investigaciones.

En el escenario propuesto por Ashman & Zepf (1992), las elípticas gigantes se forman como consecuencia de mergers entre protogalaxias espirales. Estas protogalaxias ya han formado sus primeros cúmulos antes de la fusión, los que finalmente constituyen la población de menor metalicidad de la elíptica resultante. Durante el merger, el material gaseoso de las protoespirales se convierte en nuevos cúmulos globulares y estrellas que pasan a formar el halo. Esta nueva generación posee mayor metalicidad y se encuentra más fuertemente concentrada que la antigua.

Contemplado dentro de este marco, resulta sugestivo el hecho de que la población de cúmulos 'rojos' de NGC 1399 tenga el mismo color que el halo externo de la galaxia. Sin embargo, dentro de los 60" centrales la componente estelar presenta un marcado gradiente de color, tornándose mucho más roja que el valor medio de la población de cúmulos de mayor metalicidad, mientras que dentro de los límites impuestos por la escasa cobertura espacial, los errores fotométricos y la incerteza estadística, los valores medios de ambas poblaciones de cúmulos globulares no muestran ninguna variación radial.

Según la hipótesis de Ashman & Zepf, la segunda generación de cúmulos globulares debe tener además una distribución espacial similar al perfil de luminosidad del halo de la galaxia. Para $r > 1.67'$, se puede describir el comportamiento de la componente estelar mediante un perfil exponencial con $\alpha = 1.67 \pm 0.12$ (Wagner et al., 1991). Este valor es algo más elevado que el correspondiente a los cúmulos 'rojos', cuyo perfil de densidad se achata además hacia el centro, como se mostró en el capítulo anterior (tabla 4.15).

En la Vía Láctea y en M 31, los cúmulos globulares del disco muestran una clara rotación, contrariamente a lo que ocurre con los del halo. Este hecho sugiere que pueden haberse originado en una etapa posterior, tal vez durante mergers o interacciones con otras galaxias. En el caso de NGC 1399, la detección por parte de Arnaboldi et al. (1994) de una rotación significativa en el halo externo sugiere que éste pudo haber sido adquirido tardíamente, pero las velocidades radiales de los cúmulos globulares medidas por Grillmair et al. (1994) no muestran signo alguno de rotación.

Un inconveniente con el que tropieza la idea sobre el origen de los cúmulos globulares durante mergers es que, dado que las gigantes elípticas tienen S_N muy superior a las espirales, se hace necesario que casi todas las gE sean producto de mergers. Durante estas fusiones, para que S_N aumente resulta necesario que la formación de cúmulos globulares se vea netamente favorecida frente a la formación de cúmulos abiertos o estrellas del halo. Como se mencionó en la introducción, existe evidencia observacional a favor de la idea de que las interacciones entre galaxias pueden desencadenar 'bursts' de formación de estrellas, pero no hay pruebas de que los objetos vayan a convertirse en cúmulos globulares. En el par NGC 4038 / NGC 4039, la función de luminosidad de los objetos formados sugiere que son cúmulos abiertos jóvenes más que globulares (van den Bergh, 1995a; Whitmore & Schweizer, 1995). Por otra parte, aunque tal vez la fusión de dos galaxias espirales podría dar lugar a un remanente de forma similar a una elíptica, existen serias objeciones en contra de que una gran cantidad de gE sean resultados de mergers (van den Bergh, 1995b).

Zinnecker (1988) señala dos hechos sugestivos: por un lado, los núcleos de las dEn son similares a cúmulos globulares y además la relación entre la luminosidad del núcleo y la del resto de la galaxia en las dEn es parecida a la razón entre la luminosidad de todos los cúmulos globulares y el brillo de los halos en elípticas. Freeman (1993) subraya además el hecho de que no existen cúmulos globulares conocidos con [Fe/H] < -2.5, mientras que en cambio si hay estrellas de halo con abundancias tan bajas: las dE más pobres en metales son las menores y no poseen núcleo. Por otra parte, tanto en el cúmulo de Virgo como en el de Fornax las dEn se hallan espacialmente más concentradas que las no nucleadas. Si se admite que los cúmulos globulares y las dEn pueden haber tenido un progenitor común, este último hecho podría explicar la dependencia ambiental de S_N (Kumai et al., 1993b).

Kumai et al. (1993a) proponen que los cúmulos globulares se pueden originar durante choques a alta velocidad de nubes gaseosas. Si se acepta que las gE se pueden formar mediante la coalescencia de pequeños fragmentos (cuyos núcleos ya formados constituirían la primera generación de cúmulos) y se admite que las envolturas de éstos pueden dar lugar a la formación de nuevos cúmulos globulares además de estrellas de halo, entonces todas las predicciones de Ashman & Zepf continúan siendo completamente válidas.

Djorgovsky & Santiago (1992) hallan correlación entre S_N y la anisotropía de la distribución de velocidades, lo que sugiere que los procesos de formación de cúmulos globulares pueden tener alguna relación con la coalescencia de pequeños fragmentos.

Los resultados del presente trabajo sustentan la hipótesis de dos generaciones distintas de cúmulos globulares. Resulta además muy llamativa la escasísima dispersión de la distribución de metalicidades de los cúmulos 'azules' (σ [Fe/H] = 0.26), que sugiere que se deben haber originado durante un intervalo temporal muy breve y a partir de material químicamente muy homogéneo.

f) Trabajos futuros.

Ciertamente existe una relación entre la S_N y el medio ambiente (Kumai et al., 1993b). Aunque no todas las galaxias cD tienen sistemas de cúmulos globulares de alta S_N, todos los sistemas superabundantes están ubicados en el centro de cúmulos ricos.

Una cuestión que el material presentado en este trabajo no permite dilucidar definitivamente se refiere a la asociación real de los cúmulos globulares con NGC 1399 (y no con la posición privilegiada de NGC 1399 dentro del cúmulo de Fornax). La aparente anistropía de la distribución espacial, en el caso de los cúmulos 'azules' , resulta intrigante, pero no es posible arribar a una conclusión definitiva a causa de la exigua cobertura areal de las imágenes.

Para clarificar esta situación resulta imprescindible realizar un estudio sobre un campo mucho más amplio (como el efectuado por McLaughlin et al. sobre M 87) y en varias bandas, para poder analizar por separado el comportamiento de cada una de las poblaciones.

Otra cuestión que se necesita investigar es la pertinente a la diferencia de color entre ambas poblaciones. Debe determinarse en qué medida ésta realmente es producto de diferencias de abundancias y hasta dónde es posible extrapolar impunemente la calibración de Geisler & Forte hacia altas metalicidades.

Estas incógnitas solamente se pueden dilucidar mediante estudios espectroscó–picos de una gran cantidad de objetos. Estas investigaciones son también necesarias para profundizar el conocimiento de la cinemática del sistema, cuyo estudio ha sido iniciado por Grillmair et al. Resulta fundamental determinar las diferencias y similitudes de los comportamientos cinemáticos de ambas poblaciones si se desea elaborar una visión menos especulativa respecto de los procesos que les dieron origen.

VI - CONCLUSIONES

Se ha realizado una nueva fotometría de las imágenes CCD de los campos pertenecientes a la zona de NGC 1399 utilizados en Ostrov et al. y del campo de comparación ubicado 2° al norte de dicha galaxia. Se ha encontrado que:

(i) La construcción de un modelo con isofotas elípticas utilizado en lugar del filtraje de mediana para eliminar la componente de luz estelar difusa del halo de la galaxia ha permitido el mejoramiento de la calidad de la fotometría y una mejor discriminación contra objetos apenas resueltos. La sustracción posterior de los 'bleedings' ha contribuído también al aumento del área aprovechable de las imágenes.

(ii) Sin discriminación de acuerdo al color, la contaminación debida a la presencia de galaxias de fondo no resueltas comienza a hacerse importante a partir de $T_1 \sim 23$ mag. Las estrellas de campo tampoco constituyen una fracción significativa del número total de objetos y pueden descartarse fácilmente por sus índices de color en el caso de la fotometría multibanda.

La importancia de la contaminación es mucho menor que la previamente estimada por Ostrov et al . La diferencia probablemente se deba en gran medida a la mala discriminación contra galaxias apenas resueltas de aquel trabajo.

(iii) La función de luminosidad de los cúmulos globulares de NGC 1399 puede ser bien descripta mediante una distribución gaussiana con $m_0 \simeq 23.25$ mag T_1 y $\sigma \simeq 1.22$ mag. Asumiendo $(V - T_1) = 0.45$ mag, el valor del máximo equivale a 23.7 mag V y coincide bastante bien con el derivado por Bridges et al. (1991) de 23.8 mag V. El valor de σ es significativamente menor que el derivado porde Bridges et al. El ajuste de una distribución t_5 dá un valor algo más brillante para el máximo, $T_1 \simeq 23.13$ mag y $\sigma_t \simeq 1.10$ mag.

El principal factor de incertidumbre es que no se supera ampliamente el máximo de la distribución antes de llegar al límite de completitud. Parte de la diferencia en las estimaciones de σ puede ser producto de la utilización de distintas bandas fotométricas.

(iv) La distribución de colores de los cúmulos globulares de NGC 1399 es claramente bimodal. Existen dos poblaciones bien diferenciadas de objetos con $< (C - T_1) > \simeq 1.76$ mag y $< (C - T_1) > \simeq 1.35$ mag (estos índices no están corregidos de enrojecimiento). Este hallazgo confirma lo previamente sugerido en Ostrov et al.

(v) Los cúmulos 'rojos' se concentran más fuertemente hacia el centro de la galaxia que los 'azules'. La distribución espacial de los cúmulos 'rojos' tiene un perfil exponencial de tipo $\rho \sim r^{-\alpha}$, con $\alpha \simeq 0.52$ para r comprendido entre 0.36' y 1.58' y $\alpha \simeq 1.41$ para r entre 1.58' y 4.43'. Para los cúmulos 'azules' mediante un ajuste de este tipo se obtiene $\alpha \simeq 0.58$ para todo el rango radial. Si se acepta que la distribución de colores proviene de la suma de dos poblaciones de cúmulos que pueden ser descriptas por medio de gaussianas, la concentración de la '*población* azul' es aún menor, no pudiéndose descartar que sea inexistente. Considerando todos los cúmulos en conjunto se encuentra que existe un déficit de objetos para $r < 1.58'$, lo que confirma lo previamente hallado por Wagner et al. (1991).

(vi) Tomada en conjunto, la población de cúmulos globulares exhibe un gradiente de color con $\Delta(C - T_1) \simeq 0.2$ mag entre 40" y 3' del centro de la galaxia. Este valor es más elevado que el previamente encontrado en Ostrov et al. y se asemeja más al detectado por Bridges et al. (1991) en base al índice de color $(B - V)$. Este gradiente es producto de la importancia, variable con la distancia al centro de la galaxia, de la contribución de cada una de las poblaciones a la muestra global. Analizados por separado, los colores medios de cada una de las poblaciones no dependen del radio galactocéntrico proyectado.

(vii) Las funciones de distribución de luminosidades de ambos grupos de cúmulos globulares (por lo menos en lo que se refiere al ala más brillante) son similares.

(viii) Los resultados obtenidos en este trabajo sustentan fuertemente la ocurrencia de dos episodios bien definidos de formación de cúmulos globulares, en contra de un proceso continuo. Estos hallazgos concuerdan con las predicciones de Ashman & Zepf (1992).

(ix) Existe cierta asimetría en la distribución de cúmulos globulares 'azules' respecto del centro de NGC 1399. Este hecho debería verificarse mediante conteos en un campo mucho más grande, pero puede ser indicativo de la no asociación de estos cúmulos con la galaxia, como han sugerido Grillmair et al. (1994).

APENDICE

Rutinas principales del programa DAOPHOT:

FIND: Busca imágenes estelares, distinguiéndolas de picos de ruido, rayos cósmi– cos, galaxias, defectos cosméticos del CCD, etc.

PHOT: Realiza una fotometría de apertura. Determina el brillo del cielo individualmente para cada estrella como la moda de la distribución de intensidades dentro de un anillo definido para tal fin. Este brillo del cielo es el utilizado por las otras rutinas.

PSF: Modela la 'point spread function', es decir, la forma del perfil de brillo de una imagen puntual. Para ello se utilizan estrellas brillantes y aisladas (si las hay). La rutina crea un perfil en forma semi-empírica, ajustando primero una Gaussiana de dos variables y calculando luego las desviaciones del perfil real con respecto a ella. Este modelo es perfeccionado interpolando entre varias estrellas para mejorar la relación señal ruido.

GROUP: Separa los objetos en grupos que serán reducidos simultáneamente. Si dos fuentes están suficientemente cerca como para que la luz de una perturbe el ajuste del perfil a la otra, entonces son colocadas en un mismo grupo sobre el cual el ajuste se realizará en forma simultánea.

NSTAR: Esta es la rutina que lleva a cabo el ajuste simultáneo de los perfiles a las estrellas previamente agrupadas. Produce un archivo con las coordenadas finales de cada objeto, sus magnitudes y errores. Además, calcula dos índices en base a la apariencia de cada imagen: El CHI, que es esencialmente la relación entre los residuos reales del ajuste del perfil y los esperados de acuerdo al ruido de lectura y fotones por ADU de la imagen; y el SHARP, relacionado con el tamaño intrínseco de la imágen,

$$\text{SHARP} \sim \sigma^2 \text{ (objeto en cuestión)} - \sigma^2(\text{PSF})$$

Valores de SHARP significativamente mayores que cero se obtienen para los objetos resueltos, mientras que para rayos cósmicos o defectos cosméticos que no hayan sido discriminados por FIND resultan valores de SHARP menores que cero.

SUBSTAR: Partiendo de una lista que contenga las ccordenadas y magnitudes de las estrellas y de una determinada PSF, esta rutina crea una nueva imagen en la cual se han restado dichos objetos. Sus principales usos son: (a) eliminar vecinos cercanos de las estrellas elegidas para determinar la PSF, (b) restar todas las estrellas medidas, para realizar una nueva búsqueda de fuentes que hayan pasado desapercibidas en primera instancia y (c) eliminar los vecinos cercanos de las estrellas utilizadas para determinar la corrección de apertura (diferencia entre la magnitud de la fotometría de apertura dada por PHOT y la magnitud del ajuste de perfil obtenida de NSTAR).

ADDSTAR: Agrega estrellas artificiales a una imágen, partiendo de una determinada PSF y una lista de coordenadas y magnitudes u (opcionalmente) genera coordenadas y magnitudes al azar. Su uso principal es el control de los errores fotométricos y la completitud.

Tablas

TABLA 2.1. Características del detector.

CARACTERISTICAS	DEL DETECTOR
detector	CCD RCA No. 1
área	$3 \times 5'$ (300×508 px)
escala	0.59 ”/px (foco primario)
ganancia	$10e^-$/ADU
ruido de lectura	8 ADUs

TABLA 2.2. Observaciones.

FECHA (1987)	CAMPO	BANDA	EXP [sec]	SEC(Z)	SEEING [”]
17/12	central	C	3×900	1.17	1.3
		M	2×900	1.01	1.4
		T_1	6×600	1.06	1.2
18/12	sur	C	3×900	1.28	1.6
		M	2×900	1.46	1.9
		T_1	3×600	1.65	1.5
	comp.	C	4×700	1.08	1.4
		M	4×500	1.01	1.5
		T_1	4×600	1.00	1.1
19/12	norte	C	3×900	1.00	1.3
		M	2×900	1.01	1.5
		T_1	3×600	1.03	1.3
	oeste	C	3×900	1.46	1.6
		M	2×900	1.26	1.6
		T_1	3×600	1.20	1.3

TABLA 2.3. NGC 1399.

NGC 1399	
$\alpha(1950)$	$3^h36^m34^s$
$\delta(1950)$	$-35°36'42''$
ℓ II	236.7°
b II	−53.6°
Vo * (NGC 1399)	1295 kms^{-1} [a]
Vo * (Cúmulo de Fornax)	1260 kms^{-1} [b]
B_T	10.79 mag. [c]
Tipo de Hubble	E1

* Las velocidades están referidas al centro del grupo local.
[a] de Vaucouleurs et al. (1976)
[b] Dressler et al. (1987)
[c] Sandage & Tamman (1981)

TABLA 2.4. Calibración.

fecha	índice	k (1)	s (2)	e (3)	N (4)	rms (5)	Δ k (6)
17/12	$(C-T_1)$	1.09	1.17	-0.22	33	0.03	− − −
	$(M-T_1)$	1.45	1.05	-0.04	40	0.01	− − −
	T_1	-2.54	-0.08	-0.11	34	0.01	− − −
18/12	$(C-T_1)$	1.08	1.17	-0.17	33	0.03	0.07
	$(M-T_1)$	1.56	1.05	-0.06	44	0.01	0.00
	T_1	-2.61	-0.02	-0.10	37	0.02	0.00
19/12	$(C-T_1)$	1.08	1.17	-0.16	27	0.03	0.00 -0.03
	$(M-T_1)$	1.56	1.05	-0.06	33	0.01	-0.03 0.00
	T_1	-2.70	-0.08	-0.07	29	0.01	0.05 0.04
							(N) (W)

(1) y (2) Coeficientes de las ecuaciones de transformación.
(3) Extinción.
(4) Número de estrellas utilizadas.
(5) Error del ajuste.
(6) Diferencias de punto de cero entre los distintos campos.

TABLA 2.5. Ruido.

campo	banda	cielo	N	RN_{eq}	R_{tot}	e^-/ADU
			(1)	(2)	(3)	(4)
		[ADUs]		[ADUs]	[ADUs]	
comp.	C	456	4	4.80	5.87	40
	M	713	4	4.80	6.39	40
	T_1	395	4	4.80	5.74	40
central	C	650	3	5.55	7.24	30
	M	1500	2	15.08	17.39	20
	T_1	650	6	10.22	10.74	60
norte	C	620	3	5.55	7.17	30
	M	1500	2	15.08	17.39	20
	T_1	520	3	9.38	10.26	30
sur	C	700	3	5.55	7.36	30
	M	1800	2	17.53	19.93	20
	T_1	650	3	10.95	11.90	30
oeste	C	670	3	5.55	7.29	30
	M	1450	2	14.68	16.97	20
	T_1	500	3	9.14	10.01	30

(1) Valor adoptado para el cielo en cada frame.
(2) Número de imágenes que fueron promediadas.
(3) Ruido de lectura 'equivalente'. Incluye el propio ruido de lectura, más el ruido añadido al eliminar el 'fringing' en los casos que corresponde.
(4) Ruido total de cada imagen, teniendo en cuenta todas las contribuciones presentes.

TABLA 3.1. Factores de Completitud. Campo Central. Banda T_1.

mag T_1	f_c	σf_c
22.3000	0.9781	0.0058
22.5000	0.9734	0.0064
22.7000	0.9672	0.0070
22.9000	0.9437	0.0091
23.1000	0.9044	0.0116
23.3000	0.8349	0.0147
23.5000	0.6103	0.0193
23.7000	0.4491	0.0197
23.9000	0.2019	0.0159
24.1000	0.1547	0.0143
24.3000	0.0906	0.0113
24.5000	0.0500	0.0086
24.7000	0.0344	0.0072
24.9000	0.0235	0.0060

TABLA 3.2. Factores de Completitud. Campo Norte. Banda T_1.

mag T_1	f_c	σf_c
22.1000	0.9922	0.0035
22.3000	0.9953	0.0027
22.5000	0.9812	0.0054
22.7000	0.9750	0.0062
22.9000	0.9279	0.0102
23.1000	0.8255	0.0151
23.3000	0.5878	0.0195
23.5000	0.4451	0.0197
23.7000	0.2469	0.0170
23.9000	0.1442	0.0139
24.1000	0.0859	0.0111
24.3000	0.0673	0.0099
24.5000	0.0313	0.0069
24.7000	0.0203	0.0056
24.9000	0.0156	0.0049

TABLA 3.3. Factores de Completitud. Campo Sur. Banda T_1.

mag T_1	f_c	σf_c
21.7000	0.9859	0.0047
21.9000	0.9922	0.0035
22.1000	0.9672	0.0070
22.3000	0.9218	0.0106
22.5000	0.8203	0.0152
22.7000	0.5743	0.0196
22.9000	0.3609	0.0190
23.1000	0.1984	0.0158
23.3000	0.0891	0.0113
23.5000	0.0609	0.0095
23.7000	0.0219	0.0058
23.9000	0.0172	0.0051
24.1000	0.0156	0.0049
24.3000	0.0078	0.0035
24.5000	0.0125	0.0044

TABLA 3.4. Factores de Completitud. Campo Oeste. Banda T_1.

mag T_1	f_c	σf_c
22.1000	0.9875	0.0044
22.3000	0.9859	0.0047
22.5000	0.9718	0.0066
22.7000	0.9466	0.0089
22.9000	0.8370	0.0146
23.1000	0.6281	0.0191
23.3000	0.4335	0.0196
23.5000	0.3036	0.0182
23.7000	0.1755	0.0151
23.9000	0.1031	0.0120
24.1000	0.0486	0.0085
24.3000	0.0408	0.0078
24.5000	0.0172	0.0052

TABLA 3.5. Factores de Completitud. Campo de Comparación. Banda T_1.

mag T_1	f_c	σf_c
22.9000	0.9828	0.0051
23.1000	0.9875	0.0044
23.3000	0.9844	0.0049
23.5000	0.9545	0.0082
23.7000	0.9561	0.0081
23.9000	0.8875	0.0125
24.1000	0.7241	0.0177
24.3000	0.4664	0.0197
24.5000	0.2504	0.0171
24.7000	0.1250	0.0131
24.9000	0.0756	0.0105
25.1000	0.0298	0.0067
25.3000	0.0157	0.0049
25.5000	0.0047	0.0027

TABLA 3.6. Factores de Completitud - 15" $< R <$ 53" - Banda T_1.

mag T_1	f_c	σf_c
22.3000	0.9690	0.0108
22.5000	0.9761	0.0096
22.7000	0.9258	0.0173
22.9000	0.9435	0.0152
23.1000	0.8670	0.0222
23.3000	0.7178	0.0290
23.5000	0.6008	0.0314
23.7000	0.4257	0.0313
23.9000	0.2465	0.0294
24.1000	0.1687	0.0237
24.3000	0.1004	0.0199
24.5000	0.0711	0.0166
24.7000	0.0482	0.0136
24.9000	0.0262	0.0106

TABLA 3.7. Factores de Completitud - 53≪R < 81" - Banda T_1

mag T_1	f_c	σf_c
22.3000	0.9938	0.0062
22.5000	0.9699	0.0133
22.7000	0.9805	0.0111
22.9000	0.9618	0.0153
23.1000	0.8944	0.0242
23.3000	0.8606	0.0270
23.5000	0.5858	0.0379
23.7000	0.4591	0.0395
23.9000	0.1925	0.0311
24.1000	0.1975	0.0318
24.3000	0.0916	0.0252
24.5000	0.0593	0.0203
24.7000	0.0311	0.0137
24.9000	0.0336	0.0148

TABLA 3.8. Ajustes de los Factores de Completitud.

campo	m_{lim} (T_1) (1)	α (2)	β (3)
CENTRAL	23.63	2.39*	1.79
NORTE	23.44	2.36	1.77*
SUR	22.78	2.76	2.05*
OESTE	23.27	2.27	1.70*
COMPARACION	24.28	2.90*	2.15
15≪r < 53"	23.61	1.94*	1.45
53≪r < 81"	23.64	2.34*	1.74

(1) Magnitud correspondiente al 50% de completitud.
(2) y (3) Parámetros de las curvas ajustadas para cada campo.
* Indica la curva adoptada en cada caso.

TABLA 3.9. Funciones de Luminosidad. Campo Norte.

mag (T_1)	f_c (1)	n_{obs} (2)	n_{corr} (3)	σ_n (4)	n_{obs} (2)	n_{corr} (3)	σ_n (4)
		r	$<$	$2.65'$	r	$>$	$2.65'$
18.1	0.9984	1	1.00	1.00	0	0.00	0.00
18.3	0.9983	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
18.5	0.9982	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
18.7	0.9980	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
18.9	0.9978	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
19.1	0.9976	0	0.00	0.00	1	1.00	1.00
19.3	0.9974	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
19.5	0.9971	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
19.7	0.9968	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
19.9	0.9965	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
20.1	0.9960	0	0.00	0.00	1	1.00	1.00
20.3	0.9955	0	0.00	0.00	0	0.00	0.00
20.5	0.9949	1	1.01	1.01	1	1.01	1.01
20.7	0.9941	3	3.02	1.74	2	2.01	1.42
20.9	0.9932	4	4.03	2.01	0	0.00	0.00
21.1	0.9920	6	6.05	2.47	3	3.02	1.75
21.3	0.9905	9	9.09	3.03	6	6.06	2.47
21.5	0.9885	7	7.08	2.68	4	4.05	2.02
21.7	0.9858	7	7.10	2.68	12	12.17	3.51
21.9	0.9821	11	11.20	3.38	7	7.13	2.69
22.1	0.9767	13	13.31	3.69	10	10.24	3.24
22.3	0.9687	15	15.49	4.00	12	12.39	3.58
22.5	0.9558	13	13.60	3.77	11	11.51	3.47
22.7	0.9339	14	14.99	4.01	17	18.20	4.42
22.9	0.8934	16	17.91	4.48	14	15.67	4.19
23.1	0.8129	15	18.45	4.78	13	15.99	4.45
23.3	0.6569	7	10.66	4.04	27	41.10	8.00
23.5	0.4299	8	18.61	6.63	8	8.61	6.63
23.7	0.2385	8	33.54	12.09	13	54.51	15.6
23.9	0.1322	7	52.93	20.71	15	113.43	31.45
24.1	0.0792	2	25.24	18.17	15	189.28	55.12
24.3	0.0515	3	58.27	35.06	2	38.85	28.25
24.5	0.0357	0	0.00	0.00	8	223.96	91.57
24.7	0.0261	1	38.34	39.45	5	191.71	97.44

(1) Factor de completitud, calculado según la curva adoptada.
(2) Número de objetos en el correspondiente intervalo de magnitud.
(3) Número de objetos corregido por incompletitud.
(4) Error estimado.

TABLA 3.10. Función de Luminosidad. Campo de Comparación.

mag (T_1)	n_{obs} (1)	f_c (2)	n_{corr} (3)	σ_n (4)
18.5	2	0.9991	2.0018	1.4155
18.7	1	0.9990	1.0010	1.0010
18.9	2	0.9990	2.0020	1.4157
19.1	2	0.9989	2.0022	1.4158
19.3	0	0.9988	0.0000	0.0000
19.5	0	0.9987	0.0000	0.0000
19.7	0	0.9986	0.0000	0.0000
19.9	1	0.9985	1.0015	1.0015
20.1	0	0.9983	0.0000	0.0000
20.3	2	0.9981	2.0037	1.4169
20.5	1	0.9979	1.0021	1.0021
20.7	1	0.9977	1.0023	1.0023
20.9	1	0.9974	1.0026	1.0026
21.1	0	0.9971	0.0000	0.0000
21.3	0	0.9967	0.0000	0.0000
21.5	1	0.9962	1.0038	1.0038
21.7	3	0.9956	3.0133	1.7397
21.9	1	0.9948	1.0052	1.0052
22.1	4	0.9939	4.0247	2.0124
22.3	5	0.9926	5.0373	2.2528
22.5	4	0.9909	4.0368	2.0185
22.7	4	0.9885	4.0465	2.0233
22.9	3	0.9851	3.0454	1.7583
23.1	5	0.9799	5.1023	2.2820
23.3	11	0.9717	11.321	3.4142
23.5	11	0.9573	11.490	3.4658
23.7	17	0.9298	18.283	4.4388
23.9	15	0.8703	17.235	4.4578
24.1	21	0.7314	28.711	6.3028
24.3	12	0.4710	25.476	7.4312
24.5	7	0.2310	30.302	11.660

(1) Número de objetos en el correspondiente intervalo de magnitud.
(2) Factor de completitud, calculado según la curva adoptada.
(3) Número de objetos corregido por incompletitud.
(4) Error estimado.

TABLA 3.11. Función de Luminosidad. Campo Central.

T_1	n_{obs} (1)	n_{corr} (2)	σ_n (3)	n_b (4)	σ_{nb} (5)	n_{gc} (6)	σ_{ngc} (7)
18.5	1	1.00	1.00	2.00	1.42	-1.00	1.73
18.7	0	0.00	0.00	1.00	1.00	-1.00	1.00
18.9	0	0.00	0.00	2.00	1.42	-2.00	1.42
19.1	1	1.00	1.00	2.00	1.42	-1.00	1.73
19.3	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.5	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.7	2	2.01	1.42	0.00	0.00	2.01	1.42
19.9	3	3.01	1.74	1.00	1.00	2.01	2.01
20.1	2	2.01	1.42	0.00	0.00	2.01	1.42
20.3	5	5.02	2.24	2.00	1.42	3.02	2.65
20.5	9	9.04	3.01	1.00	1.00	8.04	3.18
20.7	11	11.06	3.33	1.00	1.00	10.05	3.48
20.9	14	14.08	3.76	1.00	1.00	13.08	3.89
21.1	26	26.18	5.13	0.00	0.00	26.18	5.13
21.3	19	19.15	4.39	0.00	0.00	19.15	4.39
21.5	35	35.33	5.97	1.00	1.00	34.33	6.06
21.7	43	43.49	6.64	3.01	1.74	40.48	6.86
21.9	31	31.44	5.65	1.01	1.01	30.44	5.74
22.1	56	57.01	7.62	4.02	2.01	52.98	7.89
22.3	62	63.46	8.07	5.04	2.25	58.43	8.38
22.5	68	70.18	8.53	4.04	2.02	66.15	8.76
22.7	80	83.68	9.38	4.05	2.02	79.64	9.60
22.9	81	86.74	9.68	3.05	1.76	83.70	9.84
23.1	79	88.52	10.03	5.10	2.28	83.42	10.29
23.3	66	81.52	10.16	11.32	3.41	70.20	10.71
23.5	60	92.54	12.25	11.49	3.47	81.05	12.73
23.7	35	83.83	14.70	18.28	4.44	65.55	15.36
23.9	24	104.85	22.71	17.23	4.46	87.62	23.15
24.1	17	134.34	35.44	28.71	6.30	105.63	36.00
24.3	13	171.27	53.05	25.48	7.43	145.79	53.57
24.5	8	161.94	63.77	30.30	11.66	131.63	64.8

(1) Número total de objetos observados en el intervalo de magnitud.
(2) y (3) Número de objetos corregido por incompletitud y su correspondiente error.
(4) y (5) Estimación del número de objetos puntuales de fondo y de su correspondiente error.
(6) y (7) Número estimado de cúmulos globulares y su error.

TABLA 3.12. Función de Luminosidad. Campo Norte.

T_1	n_{obs} (1)	n_{corr} (2)	σ_n (3)	n_b (4)	σ_{nb} (5)	n_{gc} (6)	σ_{ngc} (7)
18.5	0	0.00	0.00	2.00	1.42	-2.00	1.42
18.7	0	0.00	0.00	1.00	1.00	-1.00	1.00
18.9	0	0.00	0.00	2.00	1.42	-2.00	1.42
19.1	1	1.00	1.00	2.00	1.42	-1.00	1.73
19.3	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.5	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.7	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.9	0	0.00	0.00	1.00	1.00	-1.00	1.00
20.1	1	1.00	1.00	0.00	0.00	1.00	1.00
20.3	0	0.00	0.00	2.00	1.42	-2.00	1.42
20.5	2	2.00	1.41	1.00	1.00	1.00	1.73
20.7	5	5.00	2.24	1.00	1.00	4.00	2.45
20.9	4	4.00	2.00	1.00	1.00	3.00	2.24
21.1	9	9.00	3.00	0.00	0.00	9.00	3.00
21.3	15	15.01	3.88	0.00	0.00	15.01	3.88
21.5	11	11.01	3.32	1.00	1.00	10.01	3.47
21.7	19	19.03	4.37	3.01	1.74	16.01	4.70
21.9	18	18.04	4.25	1.01	1.01	17.04	4.37
22.1	23	23.09	4.81	4.02	2.01	19.07	5.22
22.3	27	27.20	5.24	5.04	2.25	22.16	5.70
22.5	24	24.37	4.98	4.04	2.02	20.33	5.37
22.7	31	32.13	5.78	4.05	2.02	28.09	6.12
22.9	30	32.94	6.03	3.05	1.76	29.90	6.28
23.1	28	35.36	6.72	5.10	2.28	30.26	7.10
23.3	34	54.51	9.50	11.32	3.41	43.19	10.09
23.5	16	35.80	9.09	11.49	3.47	24.31	9.73
23.7	21	77.09	17.54	18.28	4.44	58.81	18.10
23.9	22	171.43	40.59	17.24	4.46	154.19	40.84
24.1	17	333.73	98.96	28.71	6.30	305.02	99.17
24.3	5	239.22	125.04	25.48	7.43	213.75	125.26
24.5	8	832.65	445.35	30.30	11.66	802.35	445.50

(1) Número total de objetos observados en el intervalo de magnitud.
(2) y (3) Número de objetos corregido por incompletitud y su correspondiente error.
(4) y (5) Estimación del número de objetos puntuales de fondo y de su correspondiente error.
(6) y (7) Número estimado de cúmulos globulares y su error.

TABLA 3.13. Función de Luminosidad. Campo Sur.

T_1	n_{obs} (1)	n_{corr} (2)	σ_n (3)	n_b (4)	σ_{nb} (5)	n_{gc} (6)	σ_{ngc} (7)
19.1	1	1.00	1.00	2.00	1.42	-1.00	1.73
19.3	1	1.00	1.00	0.00	0.00	1.00	1.00
19.5	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.7	1	1.00	1.00	0.00	0.00	1.00	1.00
19.9	2	2.00	1.41	1.00	1.00	1.00	1.73
20.1	3	3.00	1.73	0.00	0.00	3.00	1.73
20.3	3	3.00	1.73	2.00	1.42	1.00	2.24
20.5	2	2.00	1.41	1.00	1.00	1.00	1.73
20.7	5	5.00	2.24	1.00	1.00	4.00	2.45
20.9	9	9.00	3.00	1.00	1.00	8.00	3.16
21.1	15	15.01	3.88	0.00	0.00	15.01	3.88
21.3	10	10.01	3.17	0.00	0.00	10.01	3.17
21.5	21	21.05	4.59	1.00	1.00	20.05	4.70
21.7	16	16.08	4.02	3.01	1.74	13.07	4.38
21.9	24	24.26	4.95	1.01	1.01	23.25	5.05
22.1	24	24.67	5.04	4.02	2.01	20.64	5.43
22.3	35	37.99	6.44	5.04	2.25	32.95	6.82
22.5	29	36.77	6.87	4.04	2.02	32.74	7.16
22.7	23	38.84	8.20	4.05	2.02	34.79	8.44
22.9	16	41.31	10.53	3.05	1.76	38.26	10.68
23.1	9	46.38	15.91	5.10	2.28	41.28	16.07
23.3	4	56.72	29.51	11.32	3.41	45.40	29.70
23.5	4	163.11	91.13	11.49	3.47	151.62	91.20
23.7	7	712.87	390.73	18.28	4.44	694.59	390.75
23.9	4	877.85	675.06	17.23	4.46	860.61	675.07
24.1	1	421.08	541.93	28.71	6.30	392.37	541.97

(1) Número total de objetos observados en el intervalo de magnitud.
(2) y (3) Número de objetos corregido por incompletitud y su correspondiente error.
(4) y (5) Estimación del número de objetos puntuales de fondo y de su correspondiente error.
(6) y (7) Número estimado de cúmulos globulares y su error.

TABLA 3.14. Función de Luminosidad. Campo Oeste.

T_1	n_{obs} (1)	n_{corr} (2)	σ_n (3)	n_b (4)	σ_{nb} (5)	n_{gc} (6)	σ_{ngc} (7)
19.1	0	0.00	1.41	2.00	1.42	-2.00	2.00
19.3	1	1.00	0.00	0.00	0.00	1.00	0.00
19.5	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
19.7	1	1.00	0.00	0.00	0.00	1.00	0.00
19.9	0	0.00	1.00	1.00	1.00	-1.00	1.42
20.1	0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
20.3	4	4.00	1.41	2.00	1.42	2.00	2.00
20.5	3	3.00	1.00	1.00	1.00	2.00	1.42
20.7	1	1.00	1.00	1.00	1.00	-0.00	1.42
20.9	2	2.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.42
21.1	6	6.00	0.00	0.00	0.00	6.00	0.00
21.3	8	8.01	0.00	0.00	0.00	8.01	0.00
21.5	13	13.02	1.00	1.00	1.00	12.02	1.42
21.7	14	14.03	1.74	3.01	1.74	11.02	2.46
21.9	9	9.04	1.00	1.01	1.01	8.03	1.42
22.1	20	20.15	2.02	4.02	2.01	16.13	2.85
22.3	22	22.35	2.27	5.04	2.25	17.31	3.20
22.5	24	24.88	2.07	4.04	2.02	20.84	2.89
22.7	19	20.80	2.19	4.05	2.02	16.75	2.98
22.9	22	27.39	2.16	3.05	1.76	24.34	2.78
23.1	23	35.70	3.48	5.10	2.28	30.60	4.16
23.3	8	16.86	7.06	11.32	3.41	5.54	7.84
23.5	12	39.26	11.06	11.49	3.47	27.77	11.59
23.7	11	70.18	28.12	18.28	4.44	51.89	28.47
23.9	8	121.39	67.83	17.23	4.46	104.16	67.98
24.1	11	402.27	246.70	28.71	6.30	373.56	246.78
24.3	3	240.42	437.53	25.48	7.43	214.94	437.59
24.5	5	789.51	688.52	30.30	11.66	759.21	688.61

(1) Número total de objetos observados en el intervalo de magnitud.
(2) y (3) Número de objetos corregido por incompletitud y su correspondiente error.
(4) y (5) Estimación del número de objetos puntuales de fondo y de su correspondiente error.
(6) y (7) Número estimado de cúmulos globulares y su error.

TABLA 3.15. Sensibilidad de los Ajustes Frente a Errores de la Población de Fondo. Campo Central.

background	gaussiana		t_5	
(1)	(2)		(3)	
	m_o (T_1)	σ	m_o (T_1)	σ_t
1	23.22	1.22	23.11	1.10
2	23.08	1.14	23.01	1.05
1/2	23.30	1.26	23.17	1.13

(1) Estimación de la densidad de objetos de fondo, referida al campo de comparación.
(2) y (3) Resultados de los ajustes de distribuciones gaussianas t_5 para cada caso.

TABLA 3.16. Sensibilidad de los Ajustes Frente a Errores en la Completitud. Campo Central.

m_{lim} (T_1)	gaussiana		t_5	
(1)	(2)		(3)	
	m_o (T_1)	σ	m_o (T_1)	σ_t
23.53	23.66	1.42	23.40	1.23
23.58	23.39	1.28	23.22	1.16
23.63	23.22	1.22	23.11	1.10
23.68	23.12	1.16	23.04	1.07
23.73	23.05	1.12	22.98	1.04

(1) Magnitud del 50% de completitud (m_{lim}), utilizada para corregir los conteos.
(2) y (3) Resultados de los ajustes de distribuciones gaussianas t_5 para cada caso.

TABLA 3.17. Ajustes de la Función de Luminosidad para Valores Fijos de σ. Campo Central.

σ (1)	gaussiana m_o (T_1) (2)	χ^2	σ_t (3)	t_5 m_o (T_1) (4)	χ^2
1.00	23.01	37.04	0.78	22.92	74.47
1.25	23.26	13.99	0.97	23.01	21.72
1.50	23.61	18.78	1.16	23.16	17.43
1.75	24.04	26.04	1.36	23.38	24.52

(1) y (3) Valores de σ impuestos a los ajustes.
(2) y (4) Valores correspondientes de mo derivados para cada distribución con sus respectivos χ^2.

TABLA 3.18. Ajustes de Bridges, Hanes & Harris.

σ (1)	m_o (B) (2)	χ^2	m_o (V) (3)	χ^2
1.00	24.14	38.0	23.35	26.7
1.25	24.40	31.8	23.62	25.2
1.50	24.87	27.2	24.10	23.2
1.75	25.44	25.5	24.68	25.6

(1) Valores de σ impuestos a los ajustes.
(2) y (3) Magnitudes del 'turn-over' derivadas para las bandas B y V, con sus correspondientes χ^2.

TABLA 3.19. Ajustes de la Función de Luminosidad para Valores Fijos de σ. Campo Norte.

	gaussiana			t_5	
σ (1)	m_o (T_1) (2)	χ^2	σ_t (3)	m_o (T_1) (4)	χ^2
1.00	23.05	35.71	0.78	22.99	61.42
1.25	23.30	22.52	0.97	23.07	29.80
1.50	23.66	22.80	1.16	23.22	24.42
1.75	24.11	24.77	1.36	23.45	25.36

(1) y (3) Valores de σ impuestos a los ajustes.
(2) y (4) Valores correspondientes de mo derivados para cada distribución con sus respectivos χ^2.

TABLA 4.1. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo Central.

mag T_1	f_c $1 < (C - T_1) < 1.5$	σf_c	f_c $1.5 < (C - T_1) < 2$	σf_c	f_c $2 < (C - T_1) < 2.5$	σf_c
22.1	0.9921	0.0056	0.9572	0.0126	0.9529	0.0133
22.3	0.9401	0.0145	0.9402	0.0150	0.9395	0.0151
22.5	0.9661	0.0118	0.9200	0.0164	0.8016	0.0249
22.7	0.9275	0.0160	0.9200	0.0172	0.7431	0.0275
22.9	0.9150	0.0159	0.8533	0.0204	0.5382	0.0294
23.1	0.8647	0.0238	0.7104	0.0305	0.4151	0.0338
23.3	0.7823	0.0262	0.5352	0.0312	0.2097	0.0249
23.5	0.5774	0.0303	0.2912	0.0281	0.1016	0.0173
23.7	0.3154	0.0278	0.1203	0.0191	0.0690	0.0157
23.9	0.1655	0.0223	0.0889	0.0173	0.0424	0.0120
24.1	0.0719	0.0155	0.0404	0.0119	0.0319	0.0105
24.3	0.0180	0.0103	0.0269	0.0119	0.0625	0.0191

TABLA 4.2. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo Norte.

mag T_1	f_c	σf_c	f_c	σf_c	f_c	σf_c
	$1 < (C - T_1) < 1.5$		$1.5 < (C - T_1) < 2$		$2 < (C - T_1) < 2.5$	
21.9	0.9906	0.0066	0.9867	0.0076	0.9755	0.0108
22.1	0.9950	0.0050	0.9862	0.0079	0.9777	0.0099
22.3	0.9705	0.0110	0.9902	0.0069	0.9095	0.0203
22.5	0.9789	0.0093	0.9163	0.0194	0.7085	0.0322
22.7	0.9427	0.0154	0.8676	0.0237	0.5507	0.0346
22.9	0.9231	0.0185	0.7301	0.0295	0.2341	0.0296
23.1	0.7300	0.0314	0.4394	0.0353	0.0785	0.0173
23.3	0.5047	0.0342	0.1675	0.0258	0.0231	0.0102
23.5	0.2667	0.0295	0.0286	0.0115	0.0098	0.0069
23.7	0.0588	0.0172	0.0221	0.0098	0.0132	0.0076
23.9	0.0377	0.0131	0.0126	0.0072	0.0157	0.0090
24.1	0.0147	0.0084	0.0388	0.0135	0.0087	0.0061
24.3	0.0087	0.0061	0.0093	0.0065	0.0051	0.0051

TABLA 4.3. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo Sur.

mag T_1	f_c	σf_c	f_c	σf_c	f_c	σf_c
	$1 < (C - T_1) < 1.5$		$1.5 < (C - T_1) < 2$		$2 < (C - T_1) < 2.5$	
21.3	0.9463	0.0157	0.9459	0.0152	0.9395	0.0163
21.5	0.9375	0.0162	0.9350	0.0174	0.8698	0.0230
21.7	0.9310	0.0178	0.9000	0.0198	0.8431	0.0255
21.9	0.9057	0.0201	0.8333	0.0254	0.7617	0.0291
22.1	0.9136	0.0189	0.8160	0.0266	0.5485	0.0347
22.3	0.8249	0.0258	0.6730	0.0323	0.3780	0.0335
22.5	0.6602	0.0330	0.4271	0.0351	0.1368	0.0225
22.7	0.3828	0.0336	0.1528	0.0238	0.0299	0.0120
22.9	0.2009	0.0265	0.0794	0.0185	0.0051	0.0051
23.1	0.0862	0.0184	0.0339	0.0136	0.0216	0.0096
23.3	0.0398	0.0130	0.0050	0.0050	0.0188	0.0093
23.5	0.0180	0.0089	0.0000	0.0050	0.0107	0.0075
23.7	0.0097	0.0068	0.0000	0.0050	0.0044	0.0044

TABLA 4.4. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo Oeste.

mag T_1	f_c	σf_c	f_c	σf_c	f_c	σf_c
	$1 < (C - T_1) < 1.5$		$1.5 < (C - T_1) < 2$		$2 < (C - T_1) < 2.5$	
21.3	0.9880	0.0053	0.9953	0.0033	0.9860	0.0057
21.5	1.0000	0.0000	0.9853	0.0084	0.9565	0.0142
21.7	0.9910	0.0063	0.9951	0.0048	0.9327	0.0174
21.9	0.9766	0.0103	0.9803	0.0098	0.8356	0.0247
22.1	0.9855	0.0083	0.9471	0.0149	0.7268	0.031
22.3	0.9709	0.0117	0.8702	0.0233	0.4464	0.0332
22.5	0.9409	0.0166	0.6550	0.0336	0.2996	0.0298
22.7	0.8303	0.0254	0.4747	0.0339	0.1716	0.0264
22.9	0.5896	0.0338	0.2366	0.0284	0.0542	0.0159
23.1	0.3439	0.0320	0.1055	0.0208	0.0348	0.0129
23.3	0.1531	0.0249	0.0565	0.0152	0.0200	0.0099
23.5	0.0481	0.0148	0.0048	0.0048	0.0046	0.0046
23.7	0.0294	0.0118	0.0236	0.0104	0.0088	0.006

TABLA 4.5. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo de Comparación.

mag T_1	f_c	σf_c	f_c	σf_c	f_c	σf_c
	$1 < (C - T_1) < 1.5$		$1.5 < (C - T_1) < 2$		$2 < (C - T_1) < 2.5$	
21.7	0.9848	0.0087	0.9953	0.0046	0.9604	0.0130
21.9	0.9954	0.0046	0.9845	0.0089	0.9783	0.0096
22.1	0.9800	0.0099	0.9685	0.0117	0.9447	0.0155
22.3	0.9868	0.0075	0.9738	0.0116	0.8818	0.0218
22.5	0.9864	0.0078	0.9466	0.0157	0.6869	0.0317
22.7	0.9689	0.0125	0.8824	0.0209	0.5144	0.0347
22.9	0.9426	0.0161	0.6753	0.0308	0.3250	0.0331
23.1	0.8538	0.0243	0.5163	0.0341	0.1368	0.0236
23.3	0.6959	0.0312	0.3538	0.0328	0.0991	0.0205
23.5	0.5354	0.0332	0.1619	0.0254	0.0493	0.0152
23.7	0.3660	0.0346	0.0873	0.0187	0.0138	0.0079
23.9	0.1906	0.0227	0.0578	0.0140	0.0036	0.0036
24.1	0.0514	0.015	0.0191	0.0095	0.0046	0.0046
24.3	0.0097	0.0068	0.0047	0.0046	0.0046	0.0046

TABLA 4.6. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo Central - $15'' < r < 53''$.

mag T_1	f_c	σf_c	f_c	σf_c	f_c	σf_c
	$1 < (C - T_1) < 1.5$		$1.5 < (C - T_1) < 2$		$2 < (C - T_1) < 2.5$	
21.9	1.0000	0.0000	1.0000	0.0000	1.0000	0.0000
22.1	1.0000	0.0000	0.9333	0.0644	1.0000	0.0000
22.3	1.0000	0.0000	0.9444	0.0540	0.8333	0.1076
22.5	1.0000	0.0000	1.0000	0.0000	0.7333	0.1142
22.7	0.9000	0.0671	0.9500	0.0487	0.7692	0.1169
22.9	0.9412	0.0571	0.8235	0.0925	0.5625	0.1240
23.1	0.9231	0.0739	0.7391	0.0916	0.4286	0.1323
23.3	0.8000	0.1033	0.5714	0.1323	0.1923	0.0773
23.5	0.5000	0.1250	0.0833	0.0798	0.2667	0.1142
23.7	0.3571	0.1281	0.1111	0.0741	0.0000	0.1142
23.9	0.0000	0.1281	0.0833	0.0798	0.0000	0.1142
24.1	0.0000	0.1281	0.0000	0.0798	0.0667	0.0644
24.3	0.0526	0.0512	0.0769	0.0739	0.1176	0.0781

TABLA 4.7. Factores de Completitud en Distintos Rangos de Color. Campo Central - $53'' < r < 81''$.

mag T_1	f_c	σf_c	f_c	σf_c	f_c	σf_c
	$1 < (C - T_1) < 1.5$		$1.5 < (C - T_1) < 2$		$2 < (C - T_1) < 2.5$	
22.1	0.9841	0.0157	0.9815	0.0183	0.9818	0.0180
22.3	0.9733	0.0186	1.0000	0.0000	0.9825	0.0174
22.5	1.0000	0.0000	0.9130	0.0339	0.8971	0.0369
22.7	0.9706	0.0205	0.9348	0.0364	0.7193	0.0595
22.9	0.9014	0.0354	0.9184	0.0391	0.5000	0.0606
23.1	0.8793	0.0428	0.7727	0.0632	0.3860	0.0645
23.3	0.8361	0.0474	0.5238	0.0629	0.1600	0.0518
23.5	0.6897	0.0607	0.2881	0.0590	0.1176	0.0391
23.7	0.3333	0.0580	0.0972	0.0349	0.1212	0.0402
23.9	0.1538	0.0409	0.0702	0.0338	0.0000	0.0402
24.1	0.1250	0.0442	0.0192	0.0190	0.0714	0.0344
24.3	0.0400	0.0392	0.0200	0.0198	0.0238	0.0235

TABLA 4.8. Completitud.

campo	$1 < C - T_1 < 1.5$ m_{lim} (1)	curva (2)	$1.5 < C - T_1 < 2$ m_{lim} (1)	curva (2)	$2 < C - T_1 < 2.5$ m_{lim} (1)	curva (2)
CENTRAL	23.55	α 2.61	23.31	α 2.46	22.96	α 2.05
NORTE	23.30	β 2.42	23.05	β 2.62	22.70	β 2.42
SUR	22.61	α 2.71	22.41	α 2.68	22.14	α 2.50
OESTE	22.98	β 2.37	22.66	β 2.10	22.29	β 1.84
COMPARACION	23.53	β 1.78	23.12	β 1.79	22.71	β 1.87
$29'' < r < 53''$	23.51	$---$	23.32	$---$	22.98	$---$
$53'' < r < 81''$	23.60	$---$	23.32	$---$	22.95	$---$

(1) Magnitud límite ajustada para el correspondiente rango de color, equivalente al 50% de completitud en la banda T_1
(2) Curva adoptada (ver texto) y parámetro α ó β según corresponda.

TABLA 4.9. Estadística de la Muestra.

campo	N_t (1)	N_{nr} (2)	m_{cut} (3)	N_L (4)	N_E (5)	N_C (6)
CENTRAL	693	625	22.59	375	332	314
NORTE	287	253	22.44	148	140	127
SUR	206	163	21.89	89	86	75
OESTE	160	135	21.95	61	60	53

(1) Número total de objetos ajustados en las tres bandas.
(2) Número de objetos no resueltos.
(3) Magnitud de corte.
(4) Número de fuentes más brillantes que la magnitud de corte.
(5) Objetos con error en $(C - T_1)$ menor de 0.15 mag.
(6) Número remanente de candidatos con $1 < (C - T_1) < 2.25$ y más débiles de $T_1 = 19$ mag.

TABLA 4.10. Densidades de Cúmulos 'Rojos' y 'Azules'. Campo Central.

	N_r	ρ_r	N_a	ρ_a
$0.49' < r < 1.34'$	102	20.88 ± 2.07	41	8.39 ± 1.31
$r > 1.34'$	91	9.26 ± 0.97	51	5.19 ± 0.73

TABLA 4.11. Densidades de Cúmulos 'Rojos' y 'Azules'. Campo Norte.

	N_r	ρ_r	N_a	ρ_a
$r < 2.36'$	45	11.82 ± 1.76	18	4.73 ± 1.11
$r > 2.36'$	40	3.66 ± 0.58	24	2.20 ± 0.45

TABLA 4.12. Densidades de Cúmulos 'Rojos' y 'Azules' Campo Sur.

	N_r	ρ_r	N_a	ρ_a
$r < 2.79'$	23	3.18 ± 0.66	13	1.80 ± 0.50
$r > 2.79'$	22	2.93 ± 0.62	17	2.26 ± 0.55

TABLA 4.13. Densidades de Cúmulos 'Rojos' y 'Azules'. Campo Oeste.

	N_r	ρ_r	N_a	ρ_a
$r < 3.48'$	13	2.98 ± 0.83	13	2.98 ± 0.83
$r > 3.48'$	13	1.25 ± 0.35	14	1.35 ± 0.36

TABLA 4.14. Densidades de Cúmulos 'Rojos' y 'Azules'. Todos.

r [']	N_r	ρ_r	N_a	ρ_a
$0.27 < r < 0.50$	13	16.58 ± 4.60	6	7.65 ± 3.12
$0.50 < r < 0.93$	26	13.45 ± 2.64	5	2.59 ± 1.16
$0.93 < r < 1.22$	22	11.21 ± 2.39	8	4.08 ± 1.44
$1.22 < r < 1.46$	14	6.95 ± 1.86	6	2.98 ± 1.22
$1.46 < r < 1.72$	23	8.85 ± 1.85	8	3.08 ± 1.09
$1.72 < r < 2.04$	20	5.29 ± 1.18	10	2.64 ± 0.84
$2.04 < r < 2.38$	21	4.44 ± 0.97	9	1.90 ± 0.63
$2.38 < r < 2.78$	15	2.41 ± 0.62	8	1.29 ± 0.45
$2.78 < r < 3.42$	24	2.51 ± 0.51	24	2.51 ± 0.51
$3.42 < r < 5.75$	32	2.05 ± 0.36	22	1.41 ± 0.30

TABLA 4.15. Densidades de Cúmulos 'Rojos' y 'Azules'. Ajustes de Perfiles Exponenciales.

	α_r	α_a
$r \leq 1.58'$	0.52 ± 0.14	0.52 ± 0.30
$r \geq 1.58'$	1.41 ± 0.31	0.64 ± 0.36
$0.36' \leq r \leq 4.43'$	0.96 ± 0.12	0.58 ± 0.13

TABLA 4.16. Lista de Objetos en Común con el Trabajo de Grillmair et al.

id	X	Y	v_r	im.	T_1	$(C-T_1)$	$(M-T_1)$	SHARP
	(1)		(2)	(3)				
c908	56	180	GAL	GAL	–	–	–	0.417
c958	-4	213	GCC	D	20.213	1.608	0.735	0.124
c1001	-78	243	GCC	(?)	19.512	2.083	0.844	0.371
c1026	107	264	GCC	GCC	20.770	2.037	0.867	0.032
n27	341	-198	GCC	GCC	20.164	1.324	0.565	0.040
n203	240	31	GCC	GCC	20.642	1.676	0.697	0.031
n383	357	180	GCC	GCC	20.462	1.690	0.595	0.042
s87	-245	-80	GCC	GCC	20.022	1.441	0.786	0.038
s317	-177	217	GCC	GCC	20.653	1.739	0.705	0.022
s335	-214	242	GCC	GCC	20.547	1.366	0.640	0.072
w202	-30	-361	GCC	D	–	–	–	-0.098
w210	-3	-356	GAL	GAL	–	–	–	0.306
w254	26	-310	GCC	GCC	20.372	1.626	0.725	0.023
w277	151	-289	GCC	GCC	21.571	1.110	0.486	-0.095
w306	68	-262	GCC	D	19.871	1.360	0.646	0.137
w342	-68	-221	GCC	GCC	20.247	1.473	0.684	-0.028

(1) Coordenadas en pixeles respecto del centro de la galaxia. El eje X está en la dirección norte-sur.
(2) Clasificación de Grillmair, basada en la velocidad radial.
(3) Clasificación de este trabajo, basada en la apariencia de la imagen. GCC = candidato a GC, GAL = galaxia, D indica objetos que fueron descartados por tener errores fotométricos demasiado grandes, para (?) ver el texto.

TABLA 4.17. Ajustes de Gaussianas a la Distribución de colores.

MUESTRA	N_d (1)	$(C-T_1)_r$ (2)	σ_r	$(C-T_1)_a$ (3)	σ_a	k (4)
CAMPO CENTRAL	0	1.771	0.192	1.326	0.132	0.299
	1(*)	1.767	0.194	1.323	0.124	0.287
	2	1.765	0.195	1.322	0.118	0.278
	3	1.763	0.197	1.322	0.113	0.271
TODOS	0	1.775	0.197	1.358	0.132	0.319
	1	1.771	0.199	1.355	0.126	0.307
	2(*)	1.768	0.200	1.353	0.119	0.294
	3	1.764	0.202	1.352	0.112	0.283
$r < 1.97'$	0(*)	1.742	0.218	1.366	0.075	0.150
	1	1.762	0.203	1.372	0.078	0.187
	2	1.761	0.203	1.374	0.071	0.177
	3	1.760	0.203	1.376	0.064	0.168
$r > 1.97'$	0	1.762	0.202	1.325	0.131	0.366
	1	1.765	0.192	1.328	0.132	0.381
	2	1.758	0.202	1.328	0.118	0.348
	3(*)	1.757	0.203	1.330	0.110	0.339

(1) Número de objetos no utilizados en el ajuste.
(2) y (3) Parámetros de las dos distribuciones gaussianas ajustadas.
(4) Proporción de cúmulos pertenecientes a la población azul, según los ajustes.

TABLA 4.18. Función de Luminosidad para los Cúmulos 'Rojos'.

$1.5 < (C - T_1) < 2.25$				
$mag\ T_1$	n_{obs} (1)	f_c (2)	n_{corr} (3)	σ_n (4)
19.1	1	0.99769	1.0023	1.0023
19.3	0	0.99745	0.0000	0.0000
19.5	0	0.99718	0.0000	0.0000
19.7	1	0.99686	1.0032	1.0032
19.9	1	0.99648	1.0035	1.0035
20.1	0	0.99604	0.0000	0.0000
20.3	3	0.99550	3.0136	1.7399
20.5	8	0.99485	8.0414	2.8433
20.7	9	0.99404	9.0539	3.0184
20.9	10	0.99304	10.070	3.1850
21.1	21	0.99175	21.175	4.6226
21.3	13	0.99008	13.130	3.6428
21.5	24	0.98785	24.295	4.9627
21.7	29	0.98479	29.448	5.4741
21.9	19	0.98043	19.379	4.4499
22.1	34	0.97397	34.909	5.9996
22.3	28	0.96384	29.050	5.5035
22.5	38	0.94688	40.132	6.5427
22.7	41	0.91608	44.756	7.0511
22.9	41	0.85506	47.950	7.6097

(1) Número de candidatos observados.
(2) Factor de completitud.
(3) Número de candidatos en el correspondiente intervalo de magnitud, corregido por completitud.
(4) Estimación del error.

TABLA 4.19. Función de Luminosidad para los Cúmulos 'Azules'.

$1.0 < (C - T_1) < 1.5$				
$mag\ T_1$	n_{obs} (1)	f_c (2)	n_{corr} (3)	σ_n (4)
19.1	0	0.99816	0.0000	0.0000
19.3	0	0.99798	0.0000	0.0000
19.5	0	0.99778	0.0000	0.0000
19.7	0	0.99754	0.0000	0.0000
19.9	0	0.99727	0.0000	0.0000
20.1	0	0.99694	0.0000	0.0000
20.3	1	0.99656	1.0035	1.0035
20.5	1	0.99610	1.0039	1.0039
20.7	3	0.99554	3.0134	1.7399
20.9	4	0.99485	4.0207	2.0104
21.1	6	0.99400	6.0362	2.4645
21.3	6	0.99290	6.0429	2.4672
21.5	7	0.99149	7.0601	2.6688
21.7	10	0.98961	10.105	3.1963
21.9	7	0.98704	7.0919	2.6811
22.1	20	0.98341	20.337	4.5512
22.3	26	0.97805	26.584	5.2206
22.5	21	0.96971	21.656	4.7330
22.7	22	0.95583	23.017	4.9189
22.9	19	0.93074	20.414	4.6988

(1) Número de candidatos observados.
(2) Factor de completitud.
(3) Número de candidatos en el correspondiente intervalo de magnitud, corregido por completitud.
(4) Estimación del error.

TABLA 4.20. Colores Promedio de los Cúmulos Globulares. Campo Central.

	$<(C-T_1)>$	s.e.m.	$<(M-T_1)>$	s.e.m. (1)	N
$0.49' < r < 1.34'$	1.682	0.023	0.775	0.009	143
$r > 1.34'$	1.606	0.023	0.740	0.008	142

(1) Número de candidatos en el correspondiente rango de distancias.

TABLA 4.21. Colores Promedio de los Cúmulos Globulares. Campo Norte.

	$<(C-T_1)>$	s.e.m.	$<(M-T_1)>$	s.e.m.	N (1)
$r < 2.36'$	1.681	0.030	0.731	0.013	63
$r > 2.36'$	1.613	0.036	0.638	0.015	64

(1) Número de candidatos en el correspondiente rango de distancias.

TABLA 4.22. Colores Promedio de los Cúmulos Globulares.Campo Sur.

	$<(C-T_1)>$	s.e.m.	$<(M-T_1)>$	s.e.m.	N (1)
$r < 2.79'$	1.620	0.046	0.725	0.022	36
$r > 2.79'$	1.612	0.044	0.756	0.025	39

(1) Número de candidatos en el correspondiente rango de distancias.

TABLA 4.23. Colores Promedio de los Cúmulos Globulares. Campo Oeste.

	$<(C-T_1)>$	s.e.m.	$<(M-T_1)>$	s.e.m.	N (1)
$r < 3.48'$	1.548	0.056	0.717	0.020	26
$r > 3.48'$	1.585	0.057	0.696	0.025	27

(1) Número de candidatos en el correspondiente rango de distancias.

TABLA 4.24. Colores Promedio de los Cúmulos Globulares. Todos.

r [']	$<(C-T_1)>$	s.e.m.	$<(M-T_1)>$	s.e.m.	N (1)
$0.27 < r < 0.50$	1.610	0.048	0.785	0.021	19
$0.50 < r < 0.93$	1.794	0.045	0.910	0.016	31
$0.93 < r < 1.22$	1.686	0.042	0.748	0.011	30
$1.22 < r < 1.46$	1.628	0.047	0.732	0.020	20
$1.46 < r < 1.72$	1.674	0.045	0.741	0.019	31
$1.72 < r < 2.04$	1.644	0.043	0.728	0.015	30
$2.04 < r < 2.38$	1.648	0.047	0.751	0.016	30
$2.38 < r < 2.78$	1.614	0.047	0.724	0.022	23
$2.78 < r < 3.42$	1.560	0.044	0.720	0.019	49
$3.42 < r < 5.75$	1.613	0.039	0.675	0.017	54

(1) Número de candidatos en el correspondiente rango de distancias.

TABLA 4.25. Colores del Núcleo y del Halo de NGC 1399.

$r[']$	$(C-T_1)$
núcleo	1.984
0.5	1.891
1.0	1.805
1.5	1.706
2.0	1.709
2.5	1.719
3.5	1.719

TABLA 5.1. Sensibilidad de Distintos Indices de Color a la Edad y a la Metalicidad.

	$(U-V)$	$(B-V)$	$(C-M)$	$(M-T_1)$	(T_1-T_2)	$(C-T_1)$
∂/∂[Fe/H]	0.46	0.14	0.26	0.10	0.09	0.36
$\partial/\partial(\log t)$	0.61	0.22	0.35	0.17	0.10	0.52

TABLA 5.2. Distribución Espacial de Cúmulos en el Campo Central.

	este (1)	oeste (2)	χ^2 (3)	P (4)
'azules'	61	39	4.84	0.028
'rojos'	114	95	1.73	0.189
todos	175	134	5.44	0.020

(1) y (2) Número de cúmulos al este y al oeste del centro de la galaxia.
(3) Resultado de un test χ^2, efectuado para verificar la hipótesis de que las diferencias en los conteos se deban al azar.
(4) Probabilidad de que las diferencias en los conteos se deban al azar.

Figuras

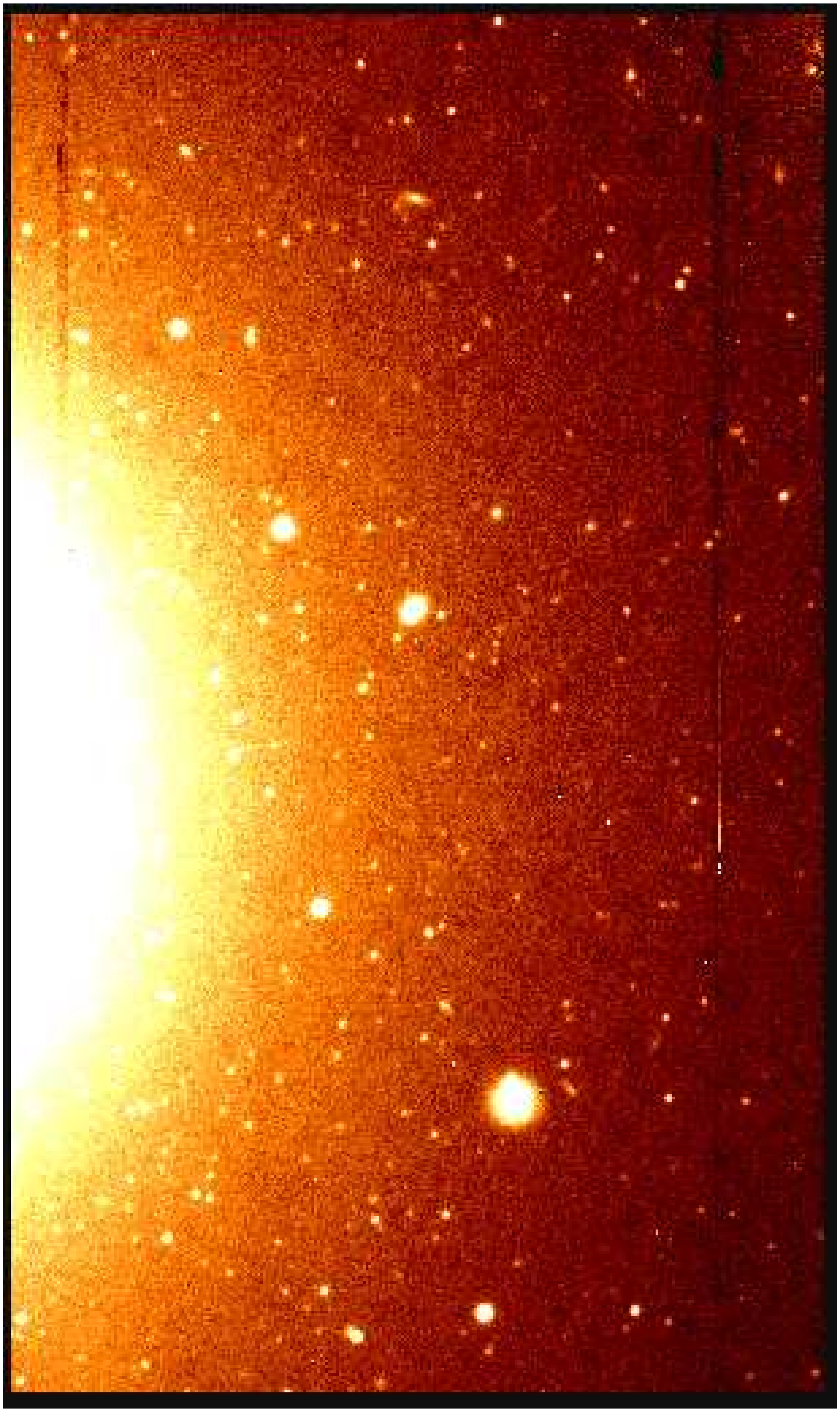


fig. 2.1. CAMPO NORTE. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

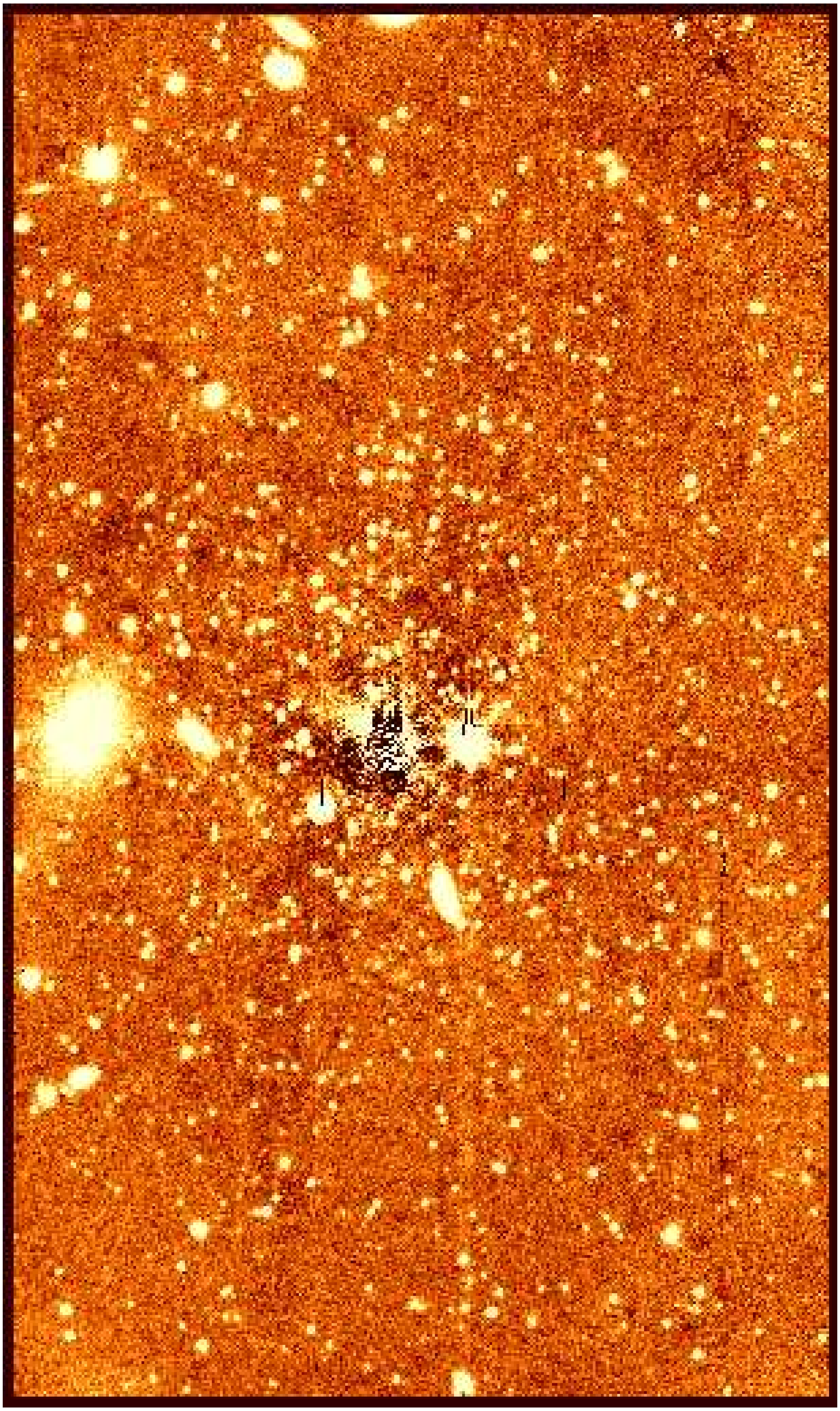


fig. 2.2. CAMPO CENTRAL. El Este está arriba y el Norte a la derecha

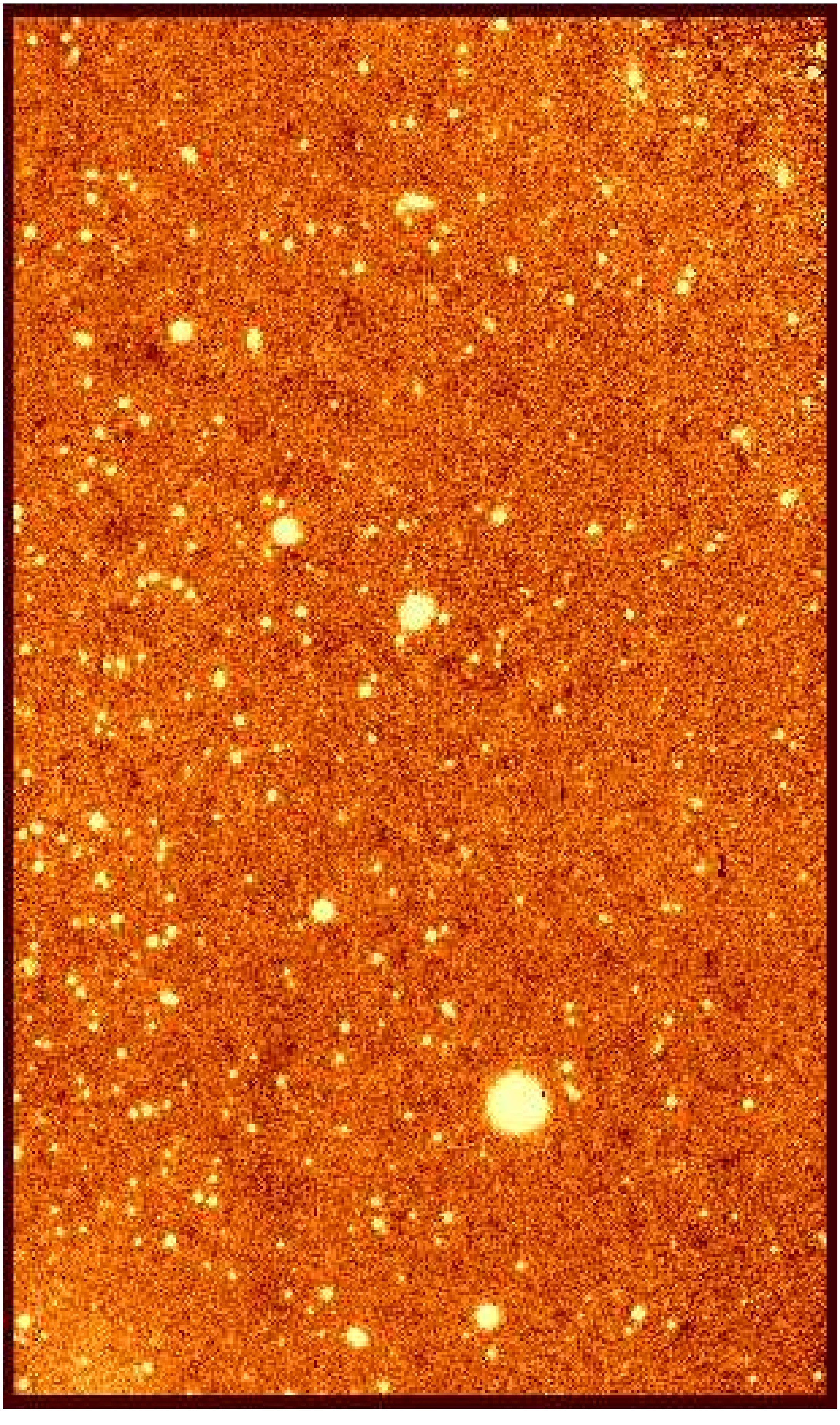


fig. 2.3. CAMPO NORTE. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

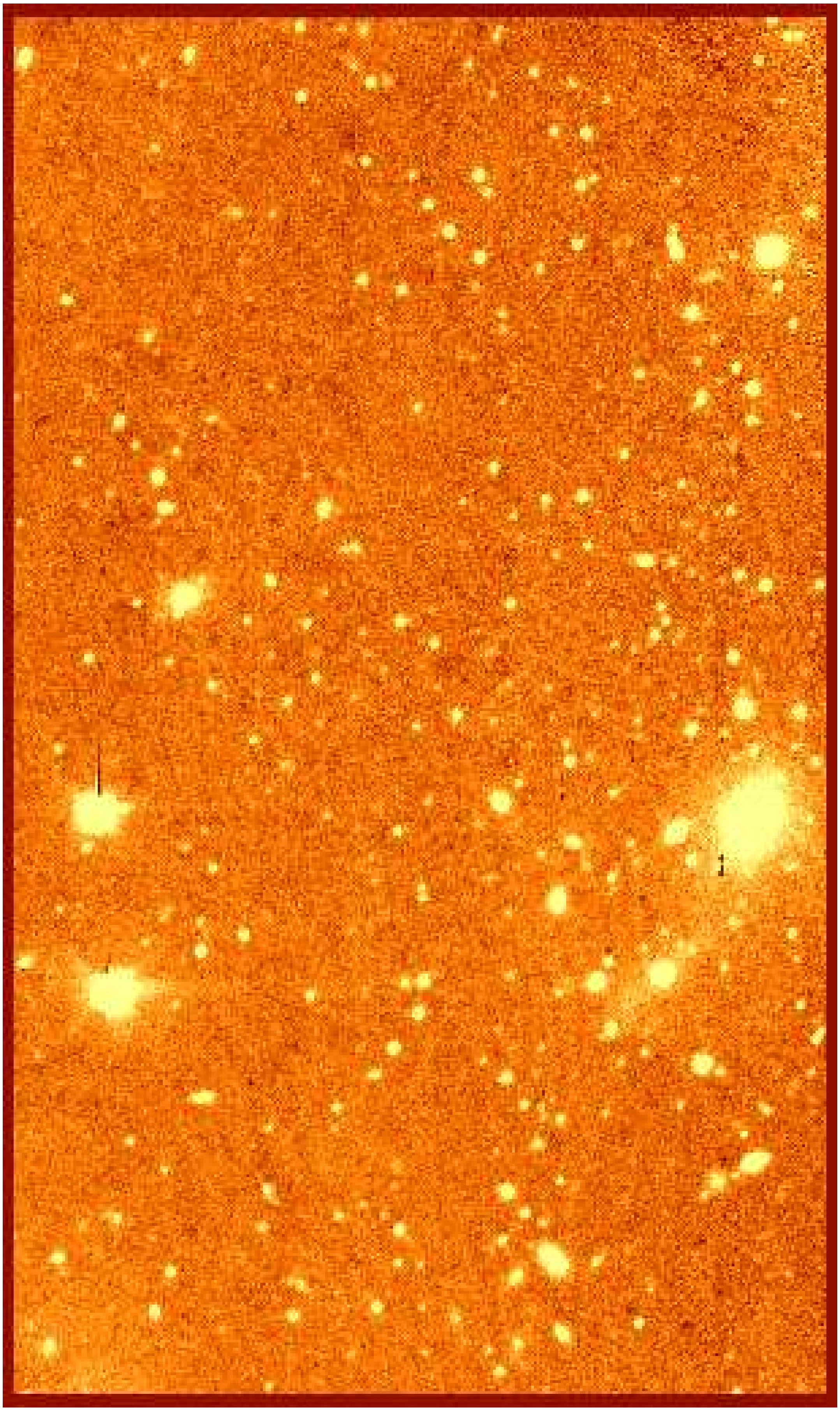


fig. 2.4. CAMPO SUR. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

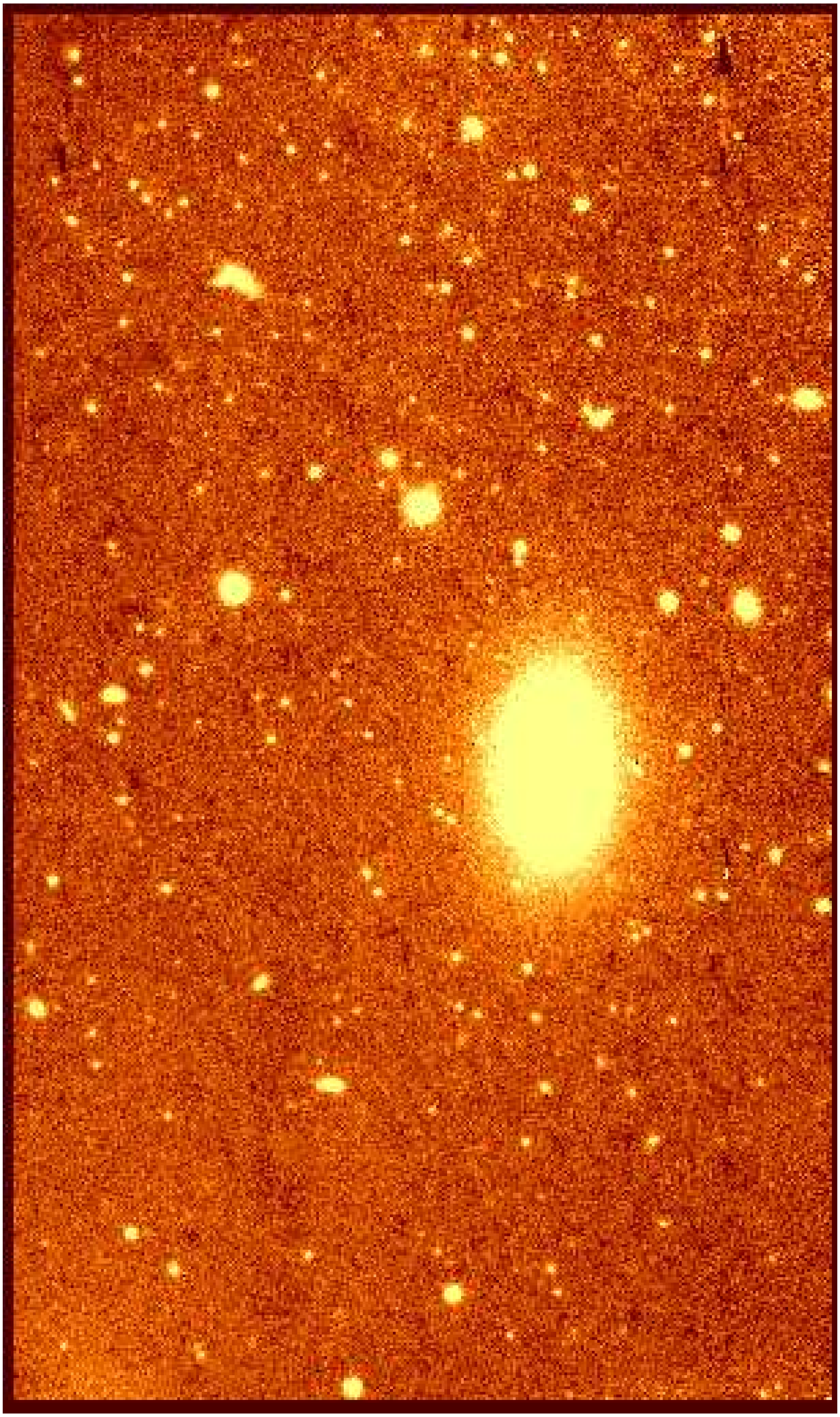


fig. 2.5. CAMPO OESTE. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

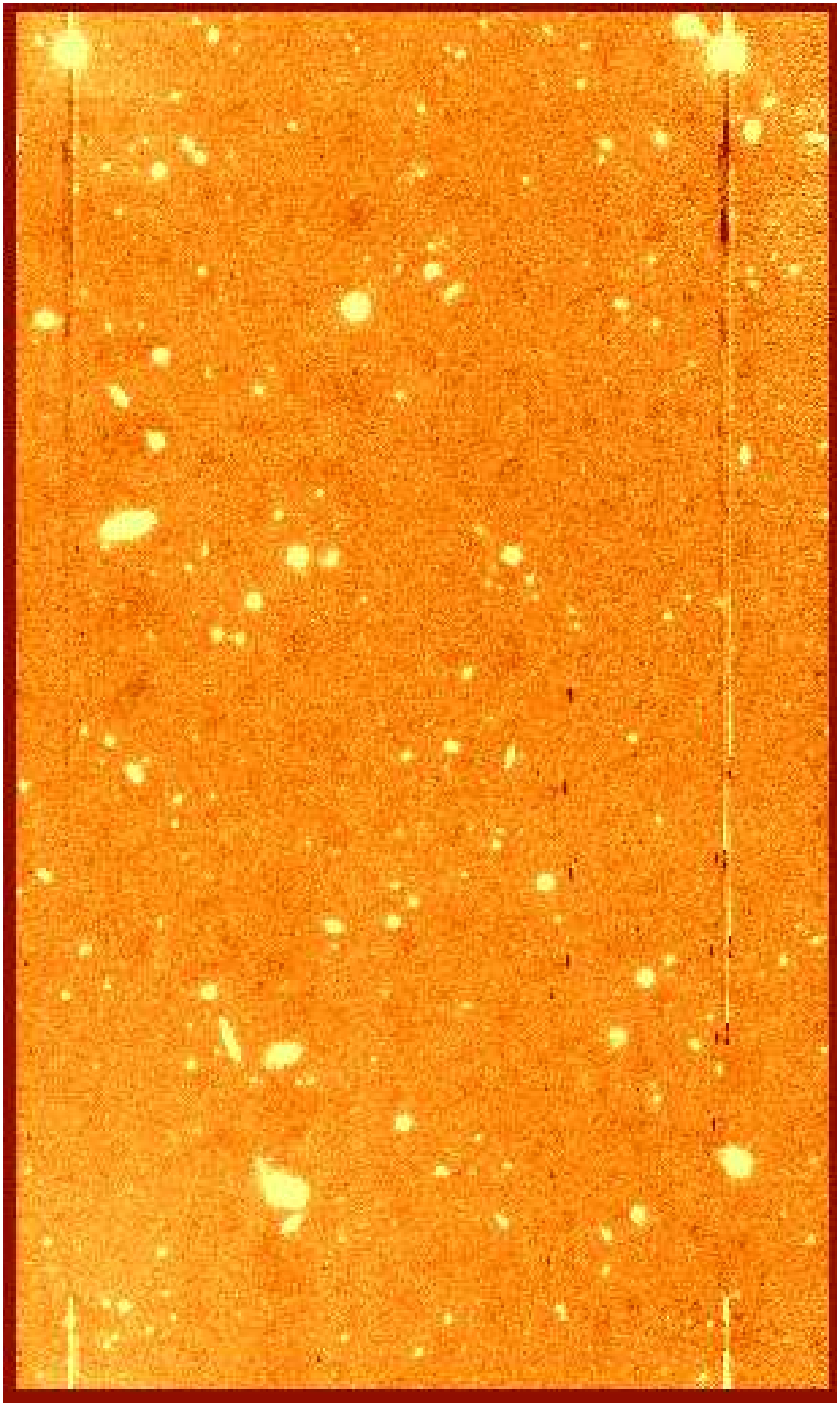


fig. 2.6. CAMPO DE COMPARACION. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

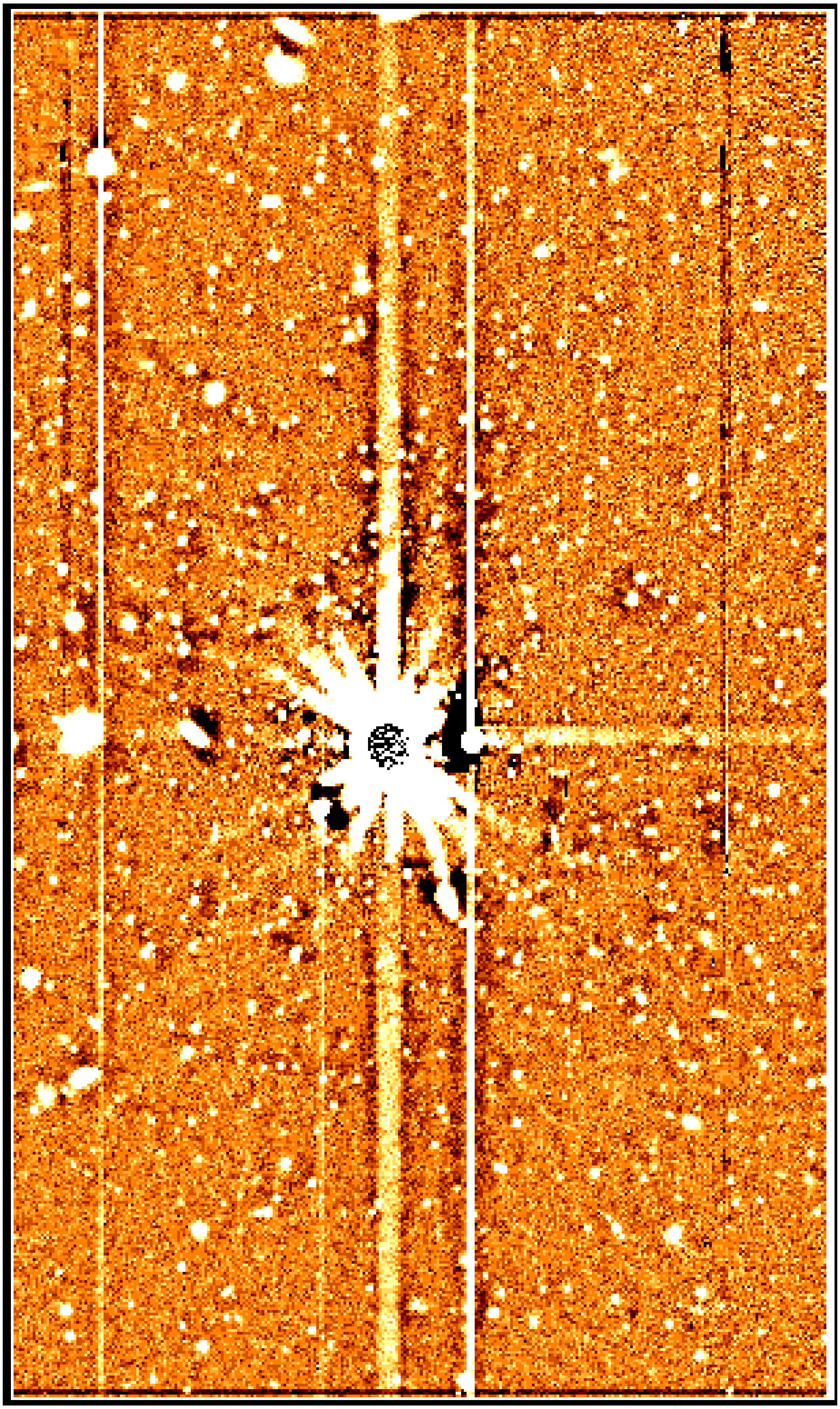


fig. 2.7. FILTRADO DE MEDIANA. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

fig. 3.1

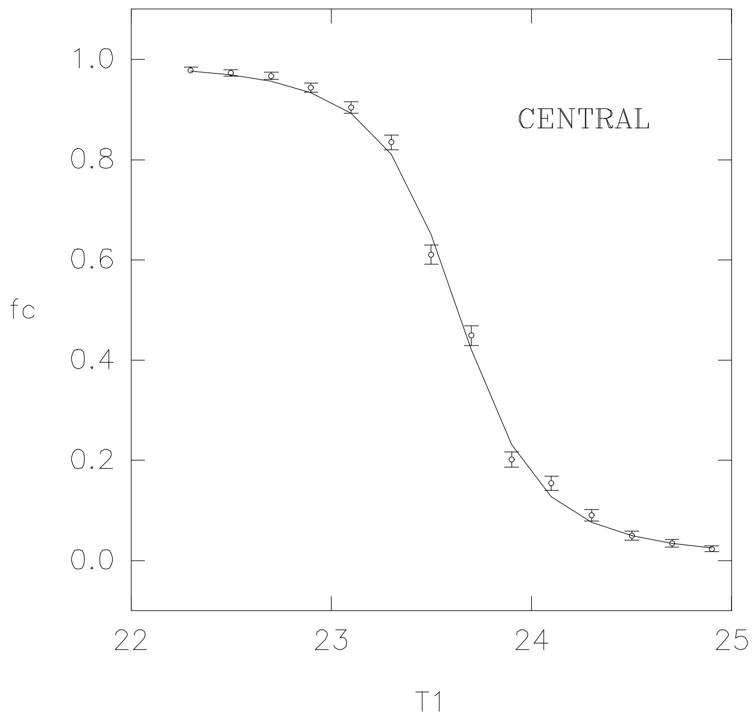
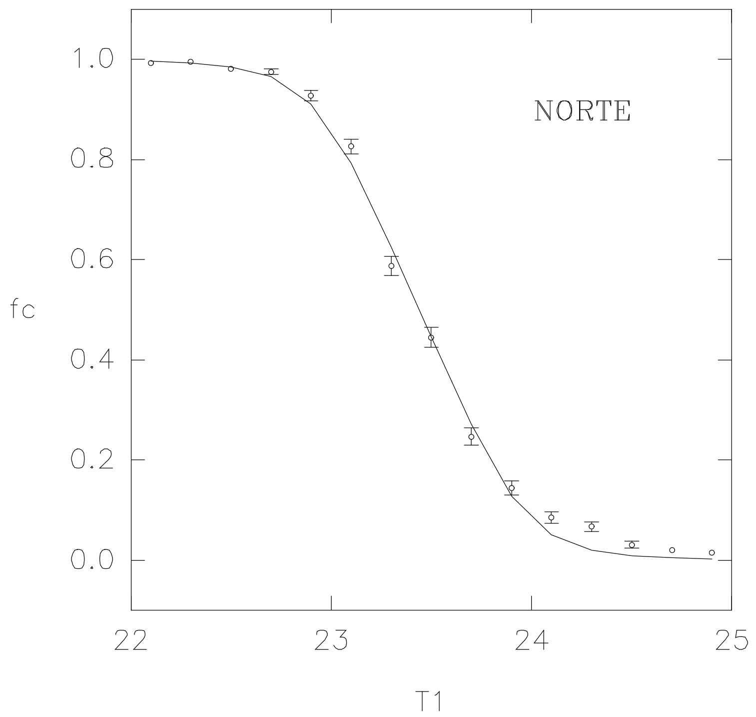


fig. 3.2



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud en la banda T1.

fig. 3.3

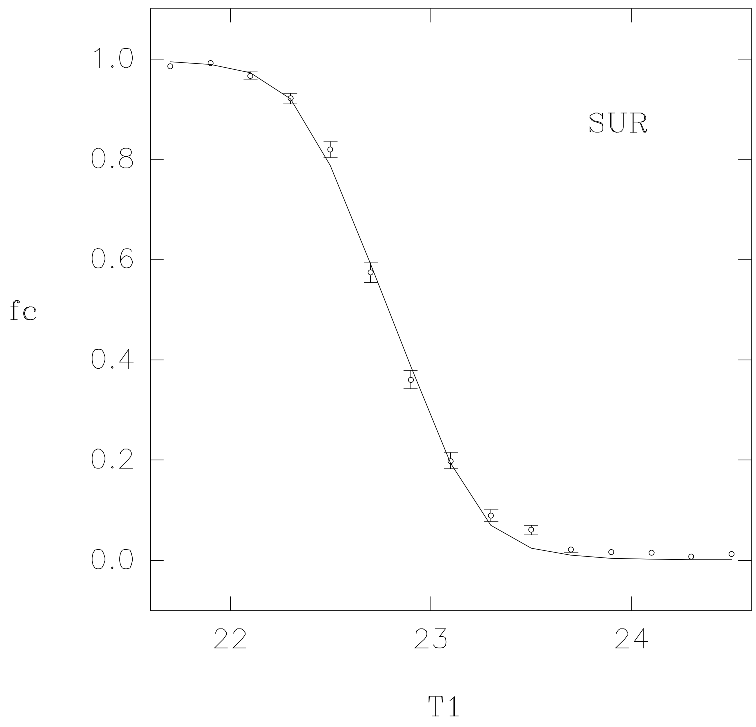
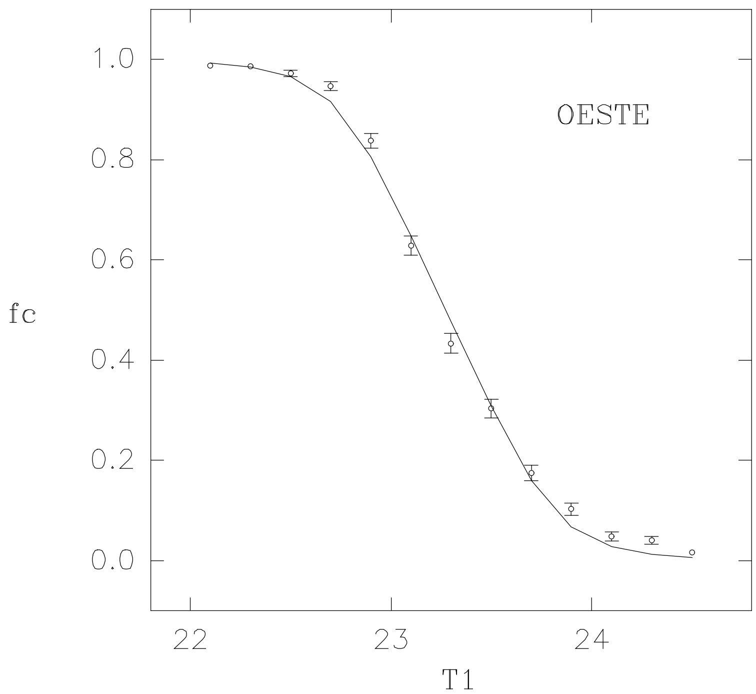


fig. 3.4



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud en la banda T1.

fig. 3.6

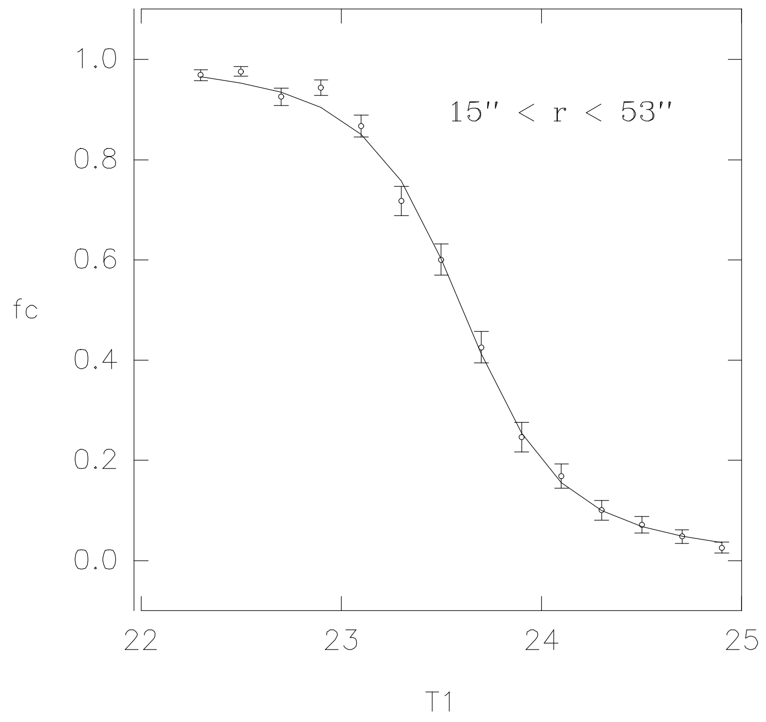
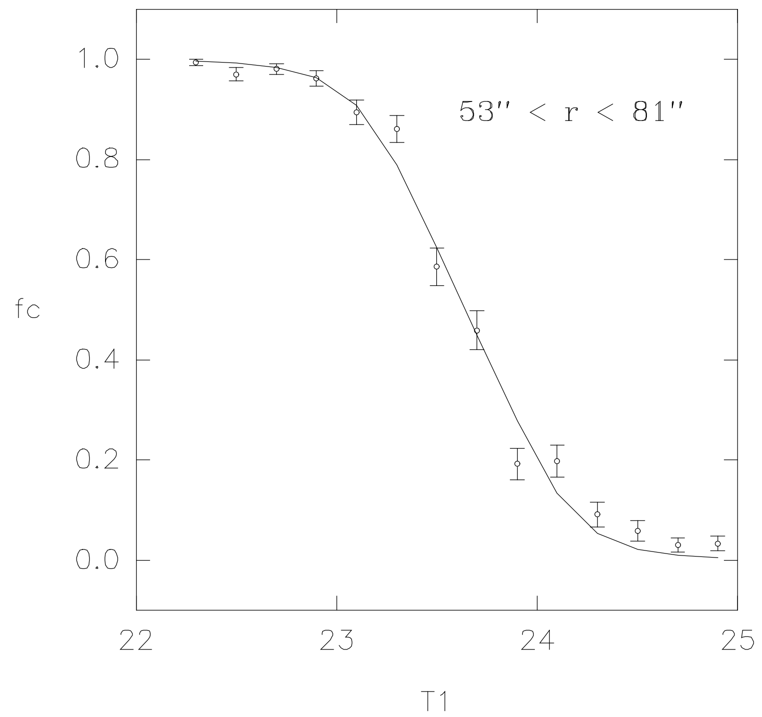
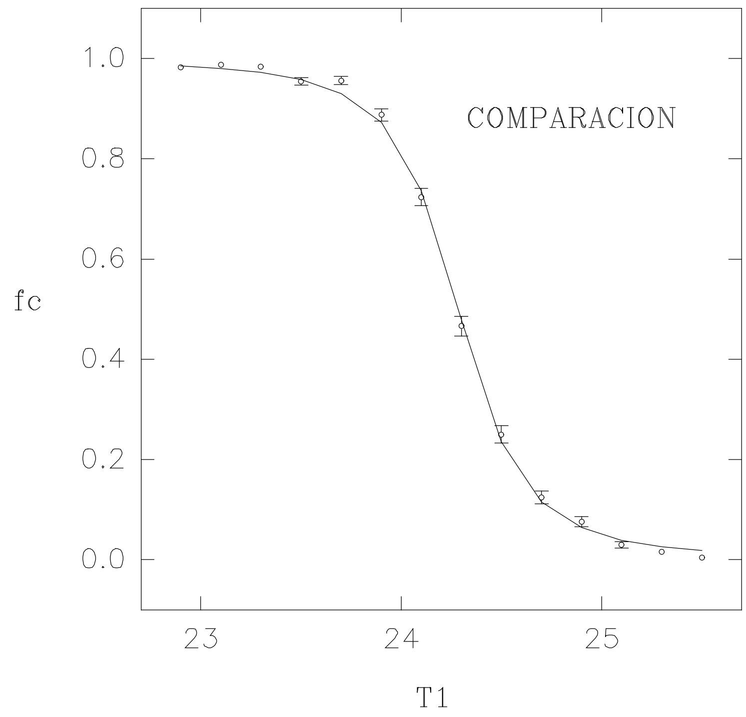


fig. 3.7



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud en la banda T1, para dos anillos contenidos en el campo central.

fig. 3.5



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud en la banda T1.

fig. 3.8

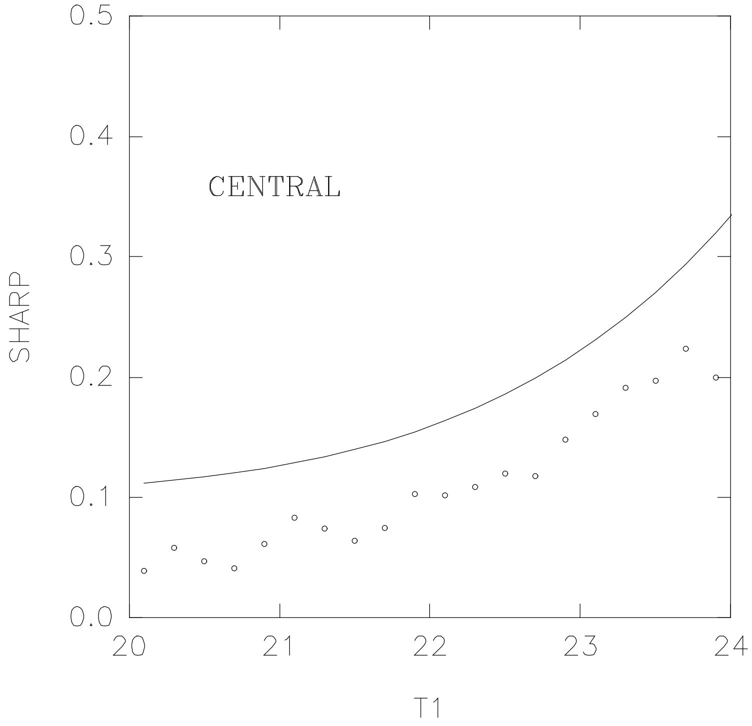
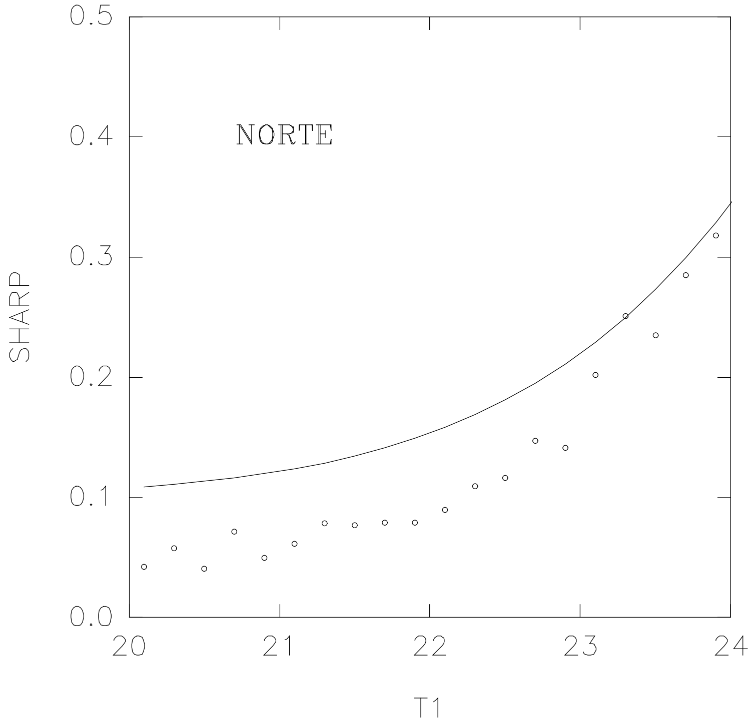


fig. 3.9



'Ruido' del parámetro sharp en función de la magnitud para objetos puntuales y curvas límite adoptadas para discriminar objetos resueltos.

fig. 3.10

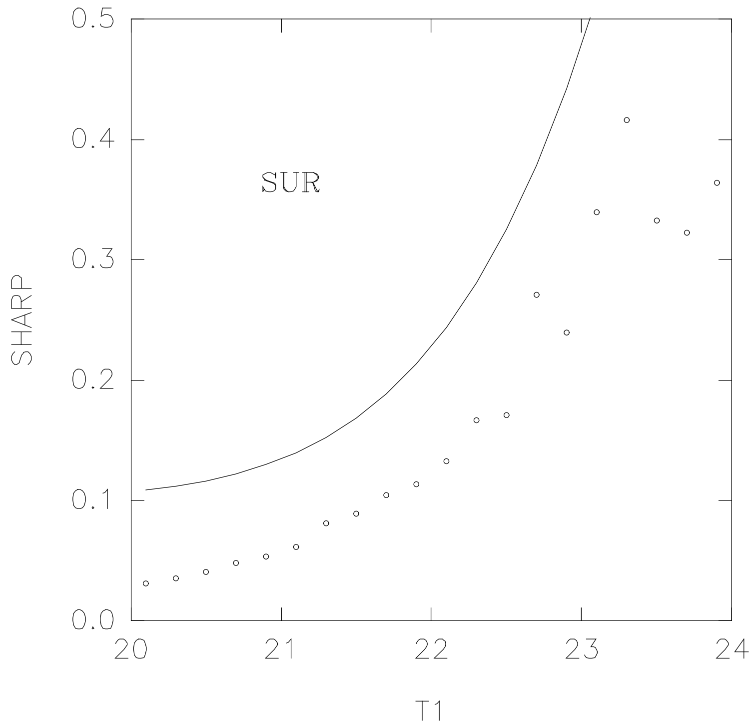
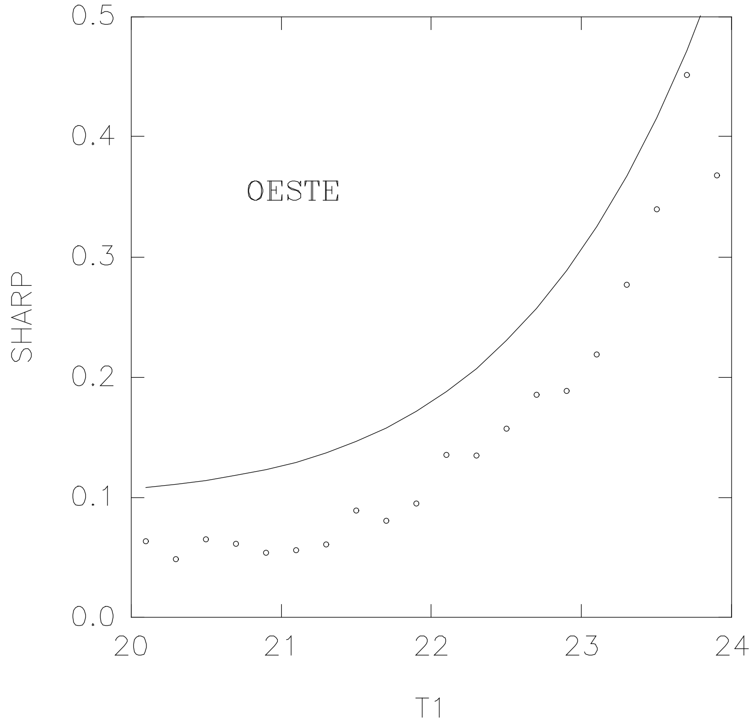
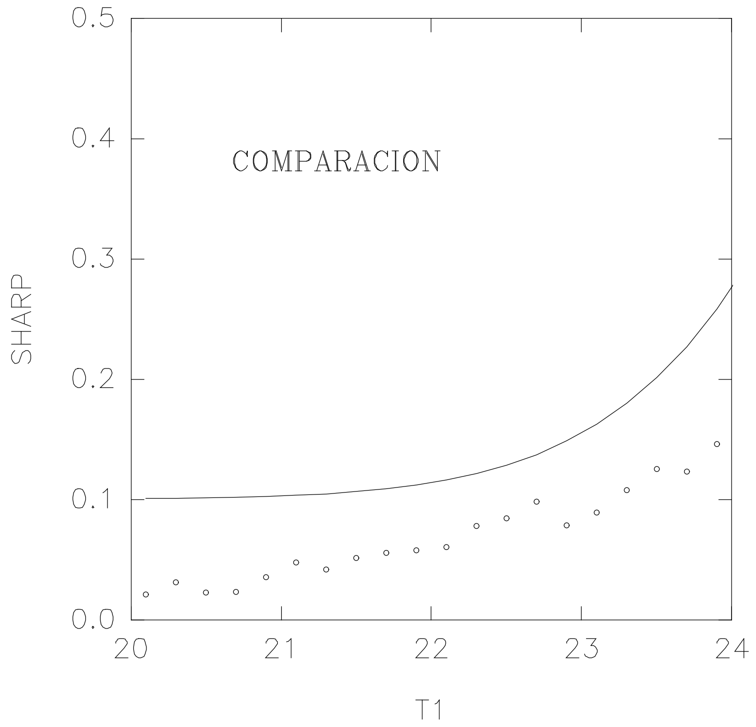


fig. 3.11



'Ruido' del parámetro sharp en función de la magnitud para objetos puntuales y curvas límite adoptadas para discriminar objetos resueltos.

fig. 3.12



'Ruido' del parámetro sharp en función de la magnitud para fuentes puntuales y curva límite adoptada para discriminar objetos resueltos.

fig. 3.13

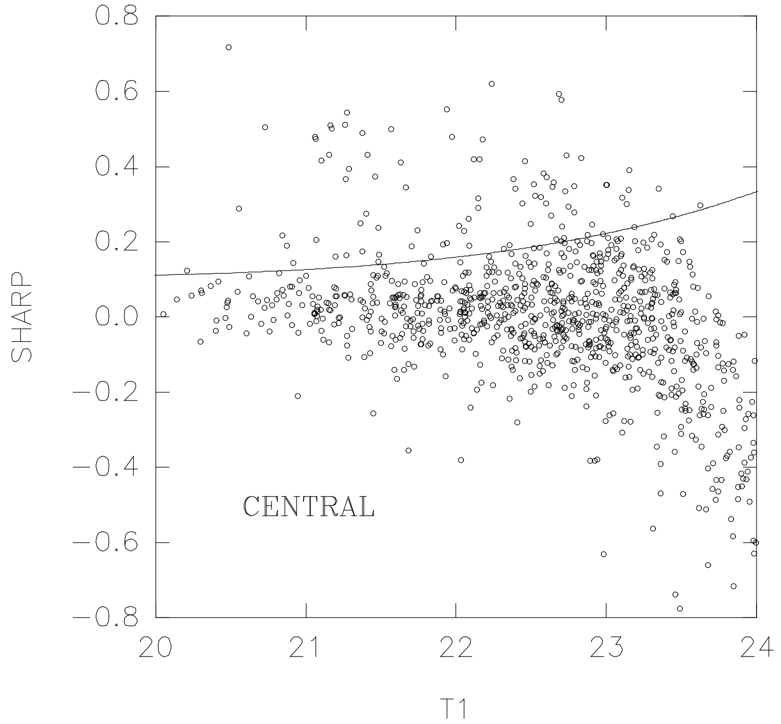
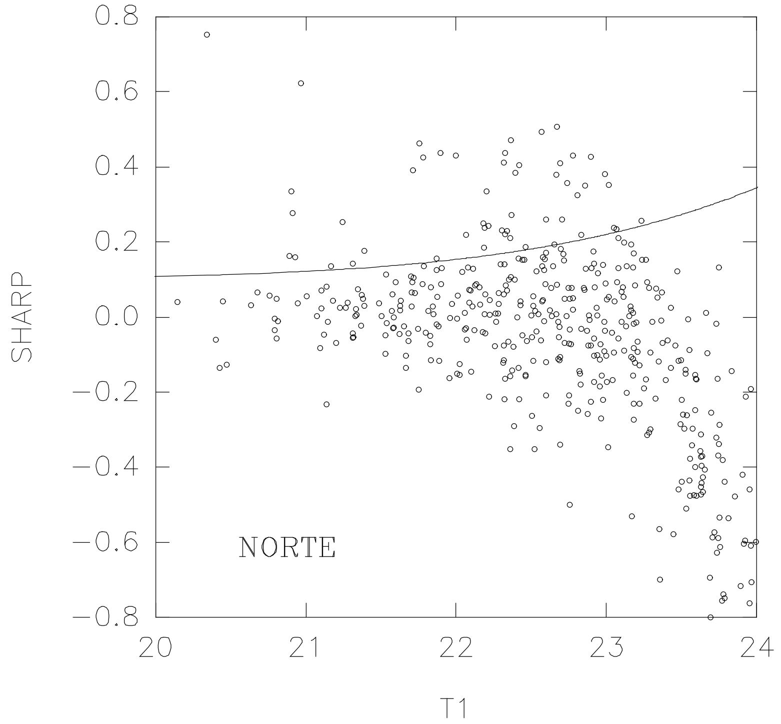


fig. 3.14



Valores del índice sharp en función de la magnitud para todos los objetos encontrados en la banda T1.

fig. 3.15

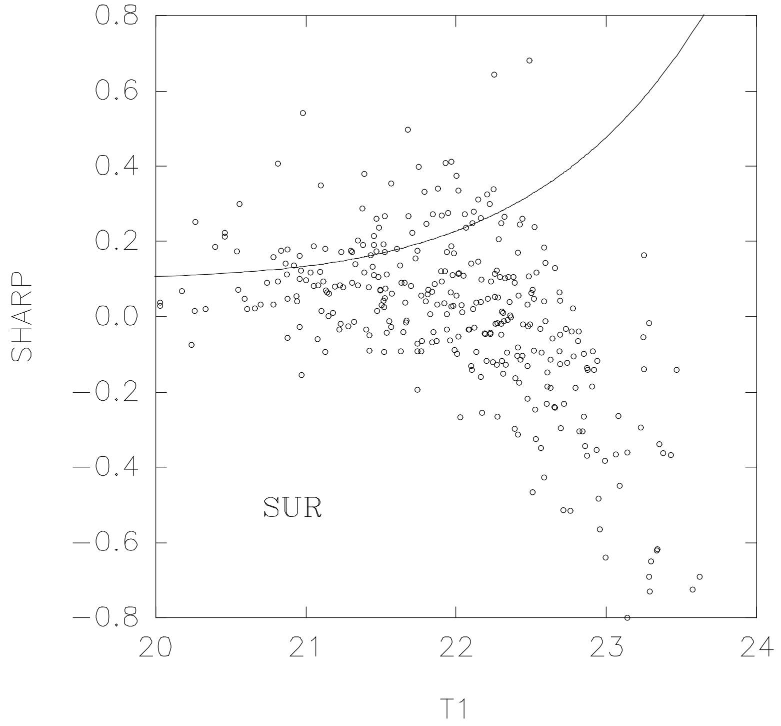
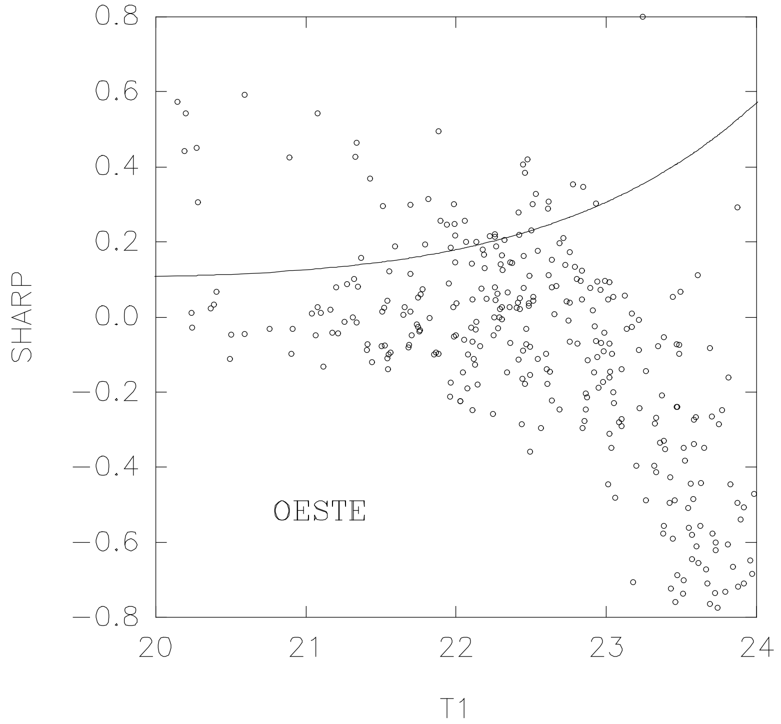
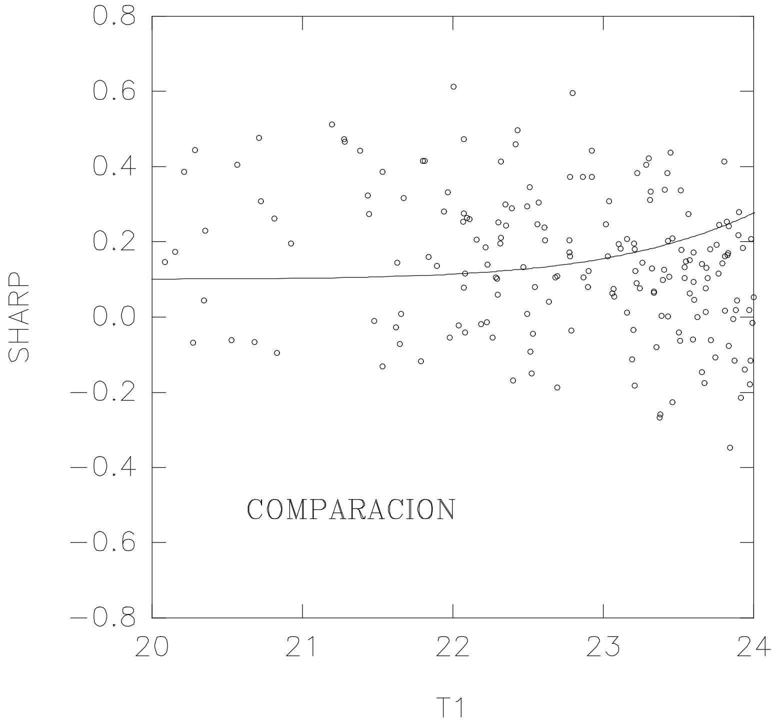


fig. 3.16



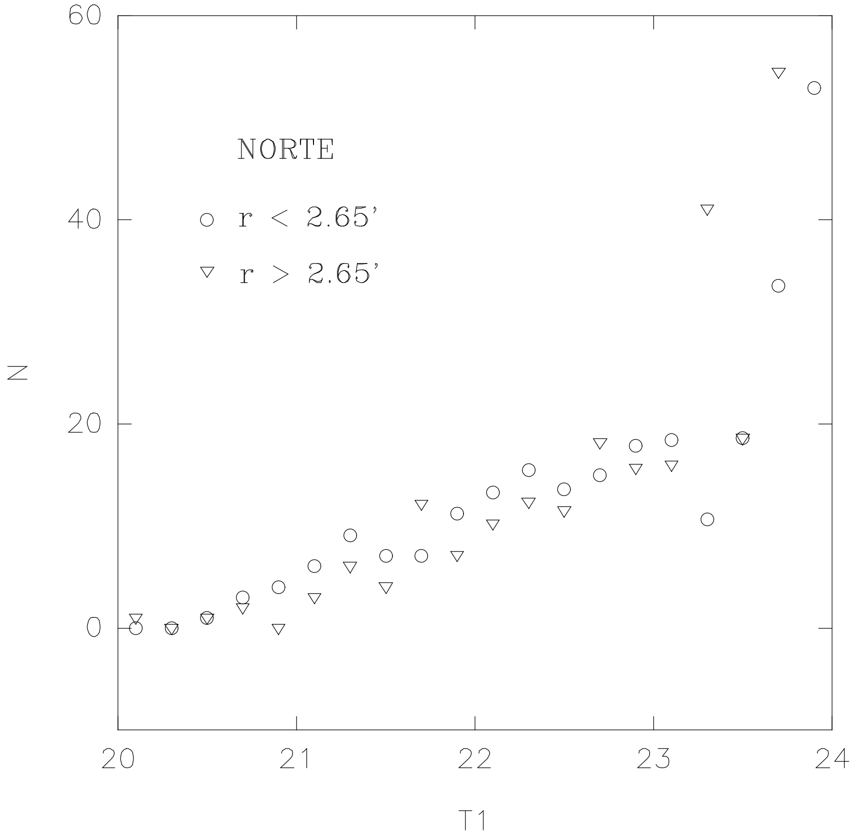
Comportamiento del índice sharp en función de la magnitud para todos los objetos encontrados en la banda T1.

fig. 3.17



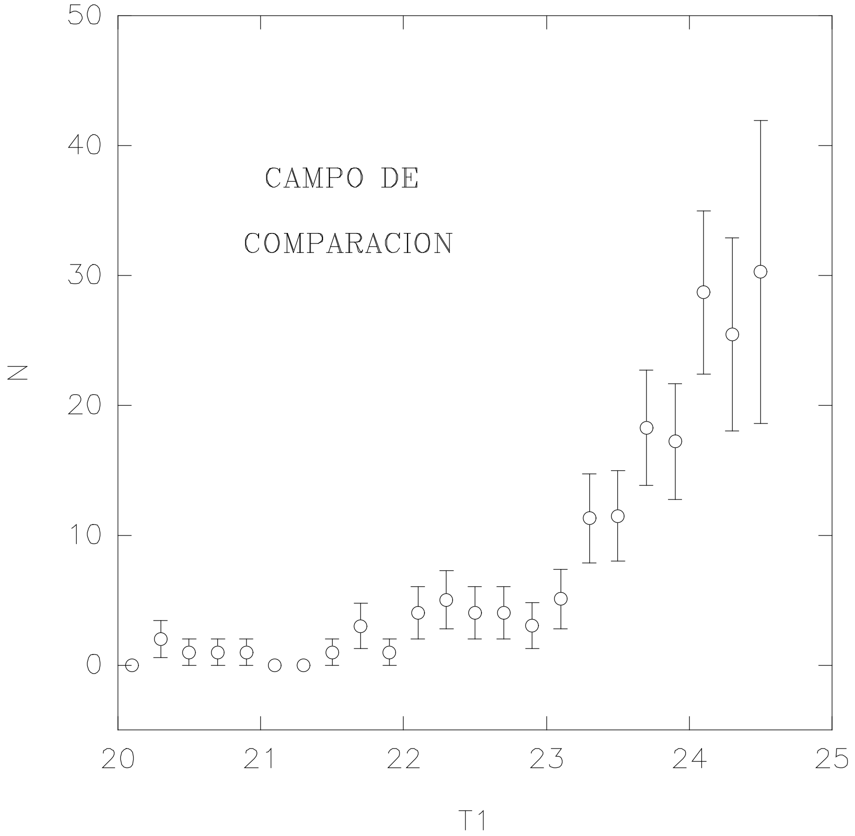
Comportamiento del índice sharp en función de la magnitud para todos los objetos hallados en la banda T1.

fig. 3.18



Funciones de luminosidad para objetos del campo Norte, discriminados según sus distancias galactocéntricas proyectadas.

fig. 3.19



Función de luminosidad de las fuentes puntuales en el campo de comparación.

fig. 3.20

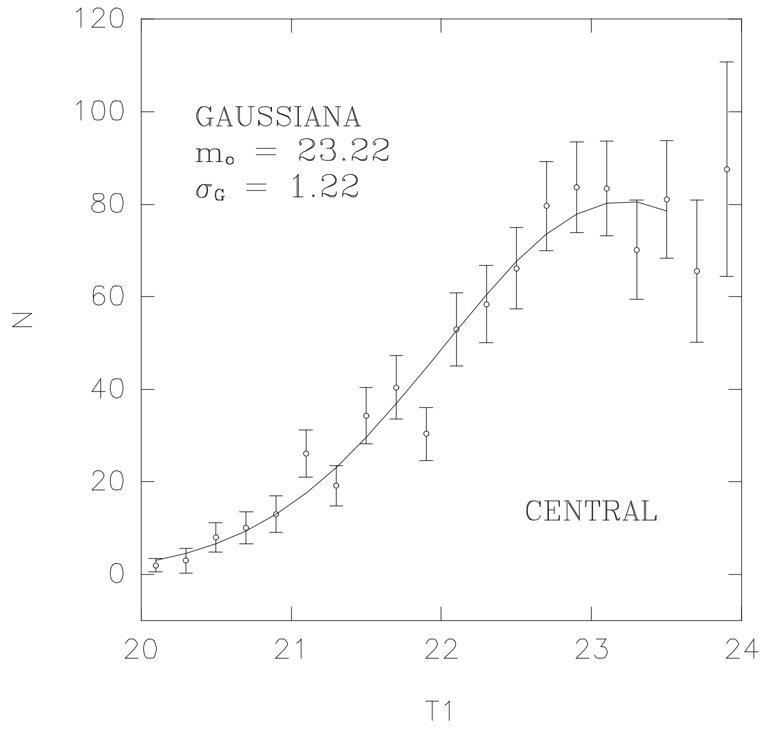
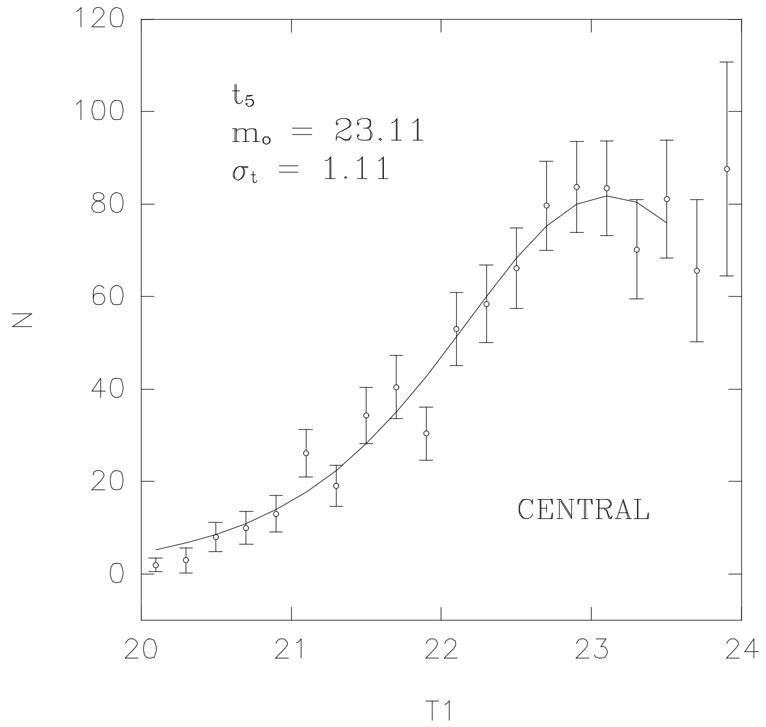


fig. 3.21



Función de luminosidad de los cúmulos globulares.

fig. 3.22

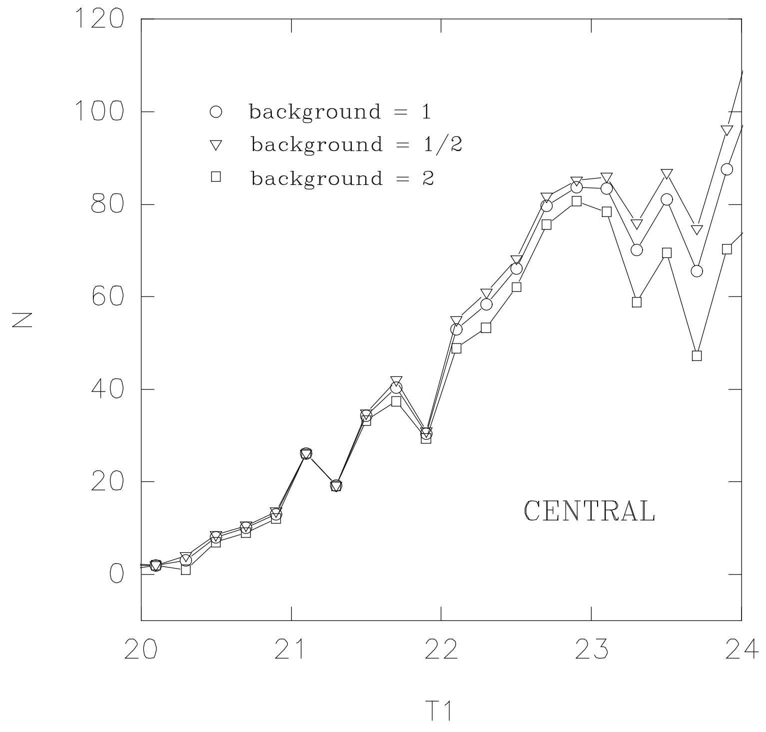
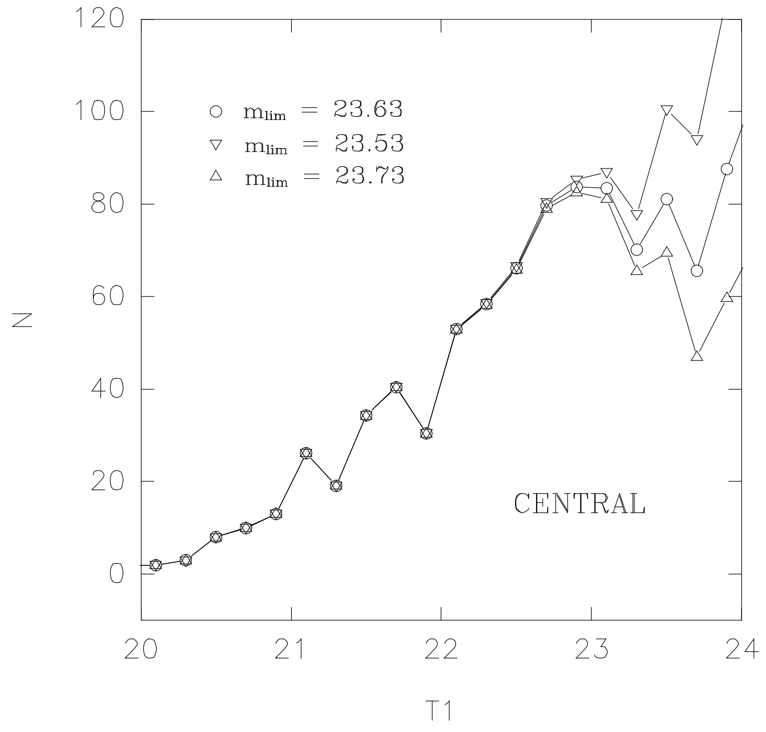


fig. 3.23



Sensibilidad de la función de luminosidad derivada, frente a errores en las estimaciones de la contaminación y de la completitud.

fig. 3.24

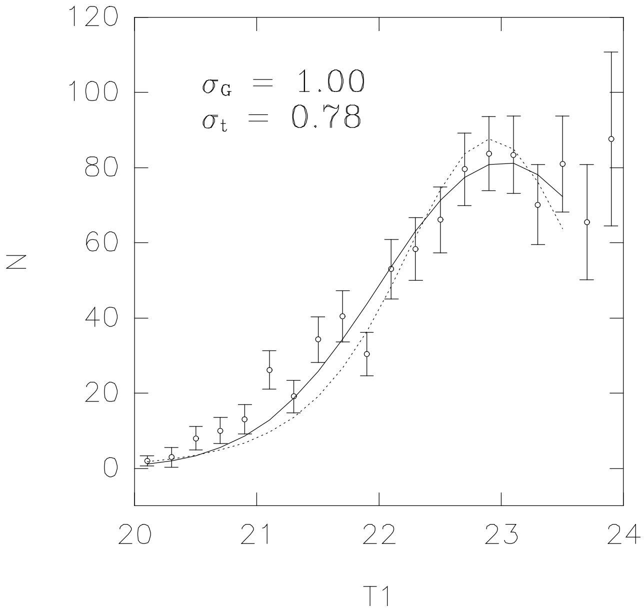


fig. 3.25

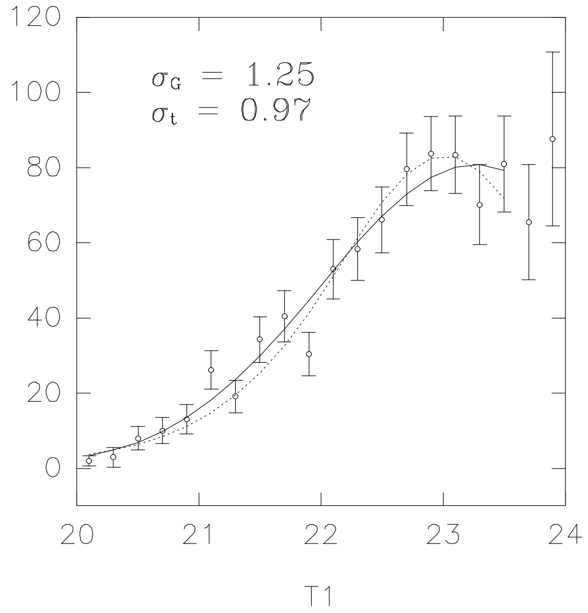


fig. 3.26

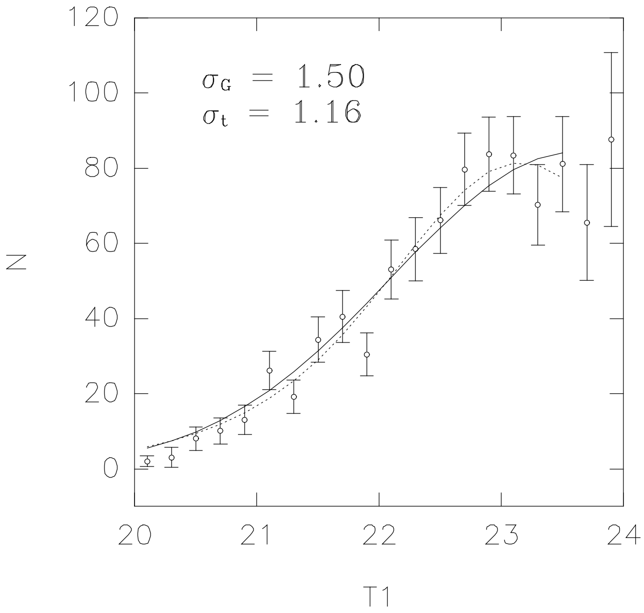
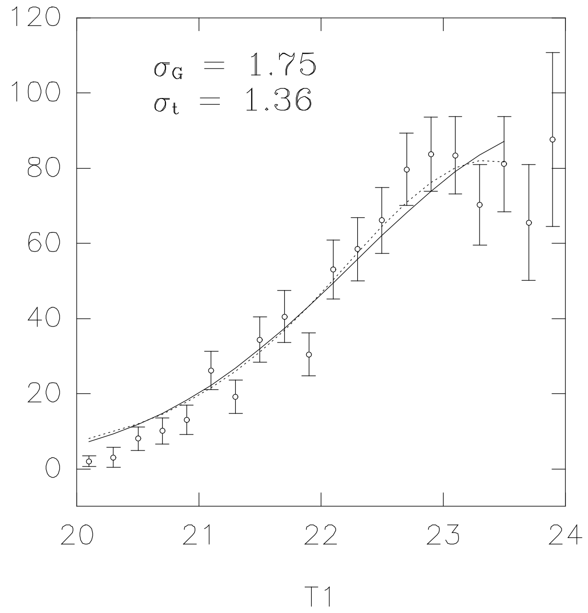


fig. 3.27



Ajustes de distribuciones gaussianas (líneas continuas) y t5 (líneas de puntos) a la función de luminosidad de los candidatos del campo central.

CAMPO NORTE

fig. 3.28

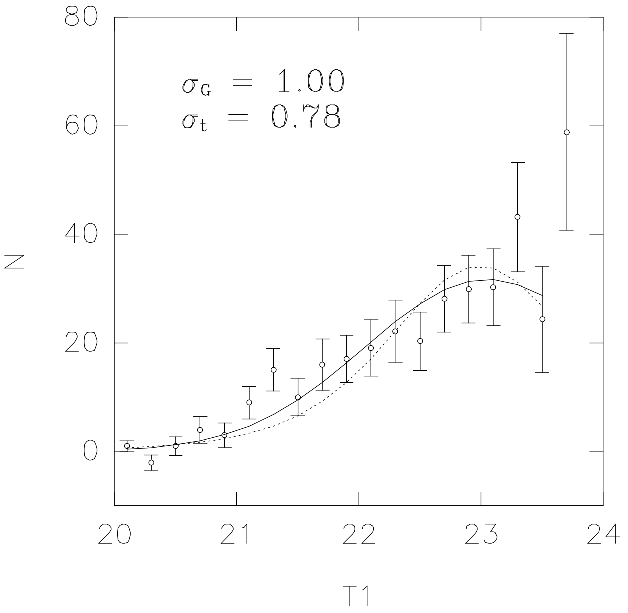


fig. 3.29

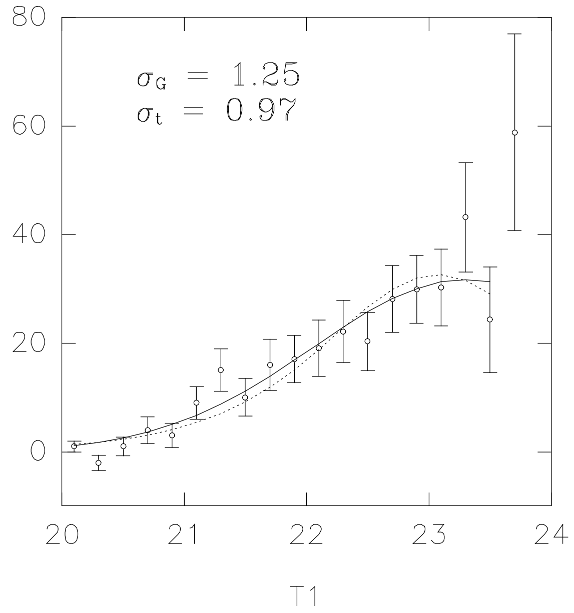


fig. 3.30

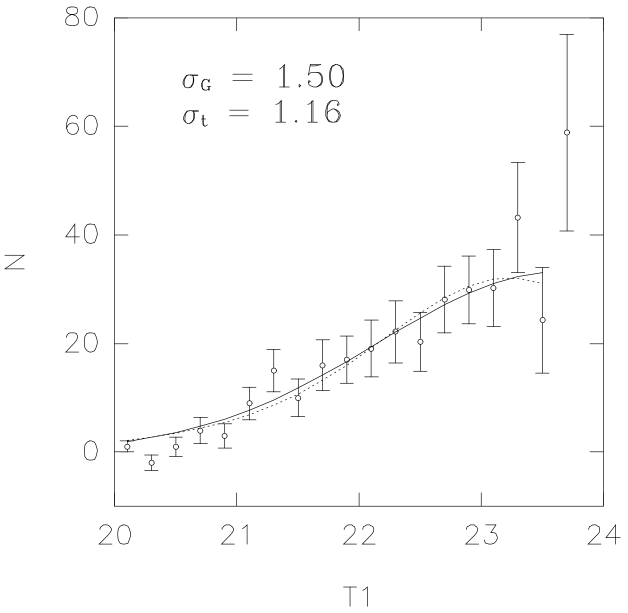
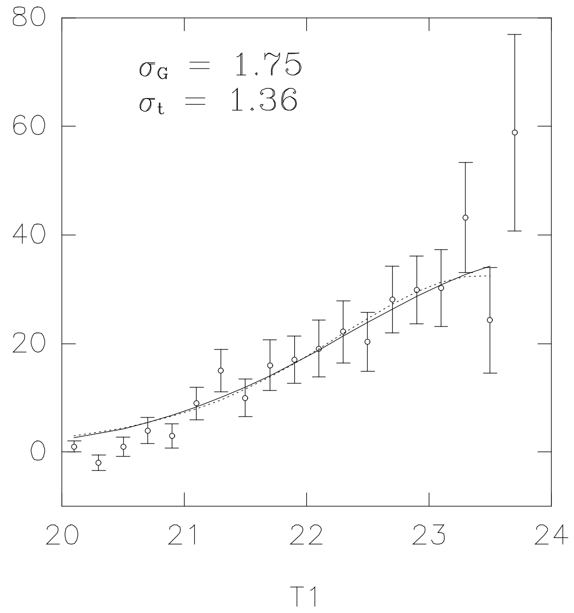


fig. 3.31



Ajustes de distribuciones gaussianas (líneas continuas) y t5 (líneas de puntos) a las funciones de luminosidad de los candidatos del campo norte.

fig. 3.32

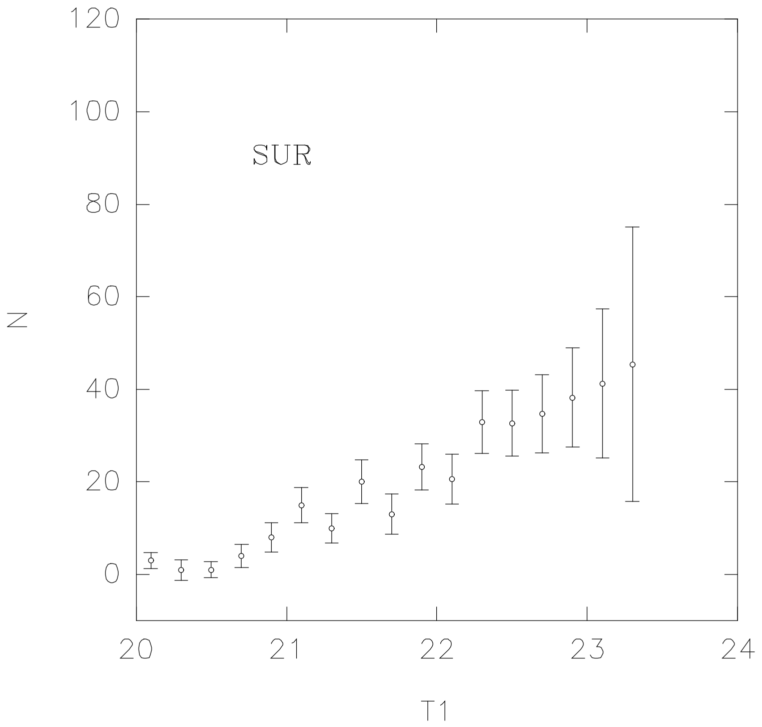
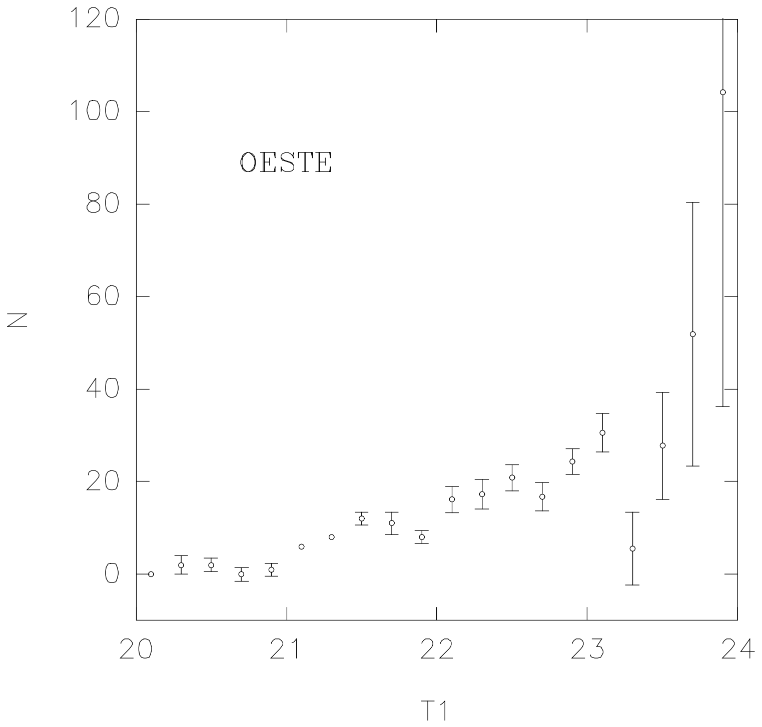


fig. 3.33



Funciones de luminosidad para los candidatos de los campos Sur y Oeste.

fig. 3.34

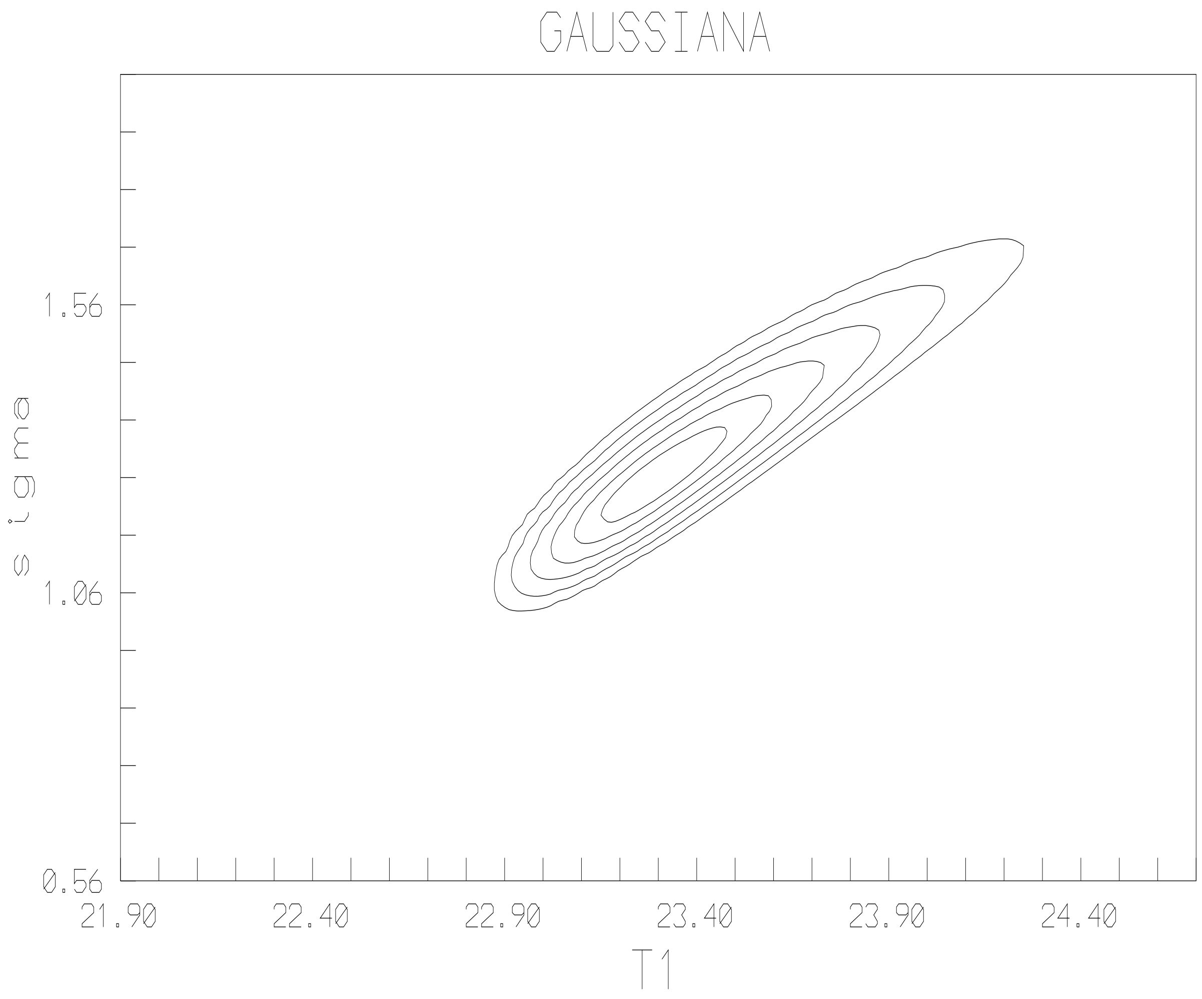


fig. 3.35

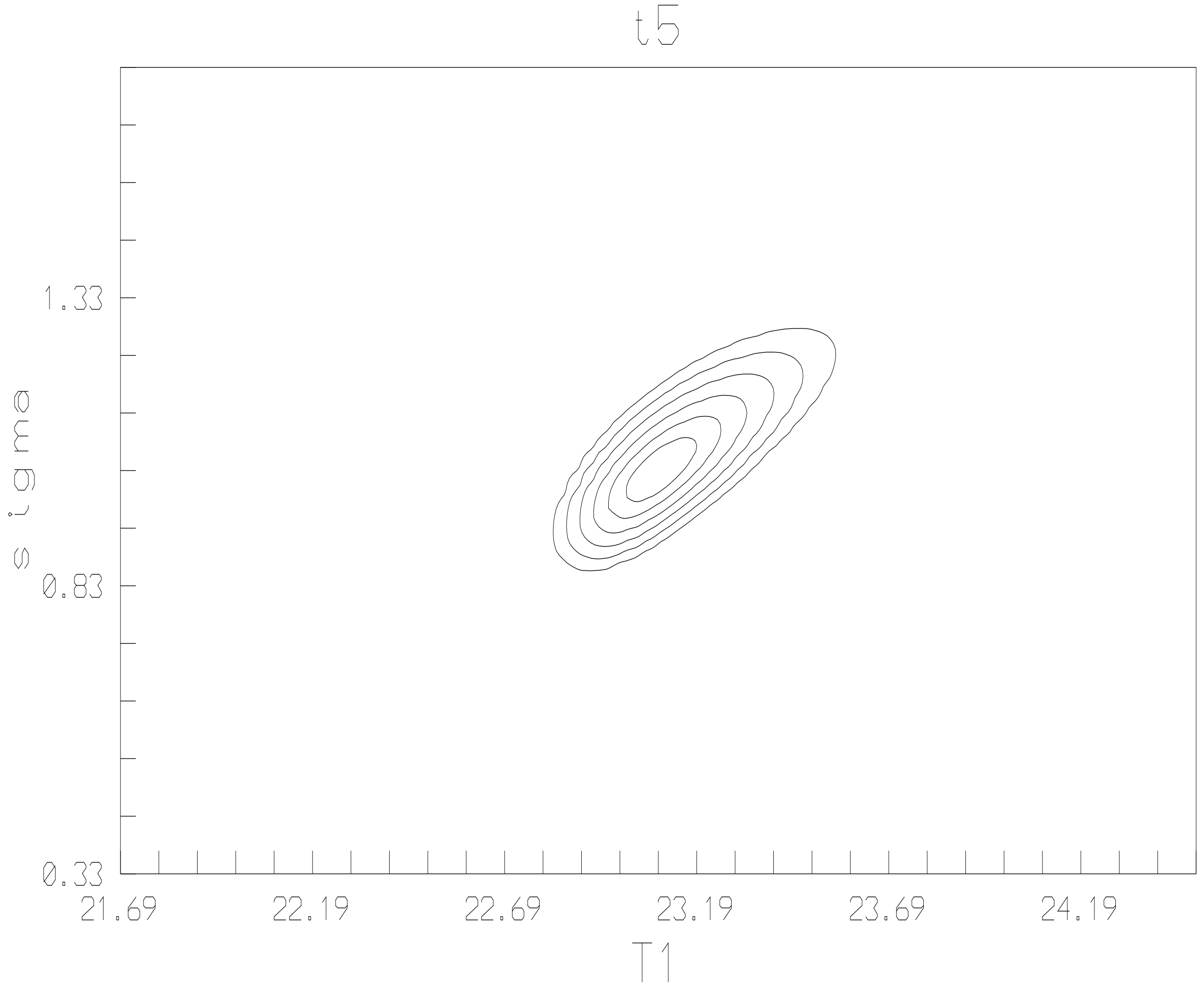


fig. 4.1

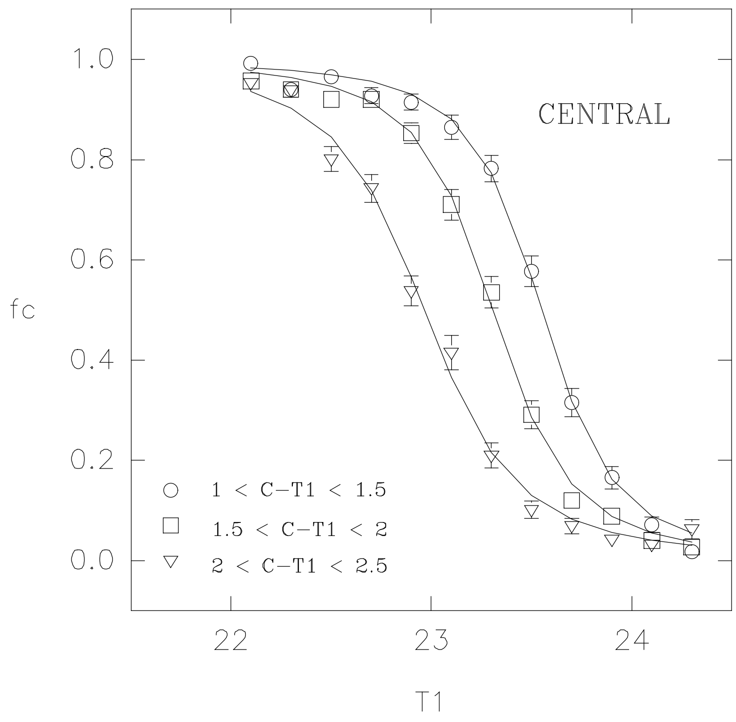
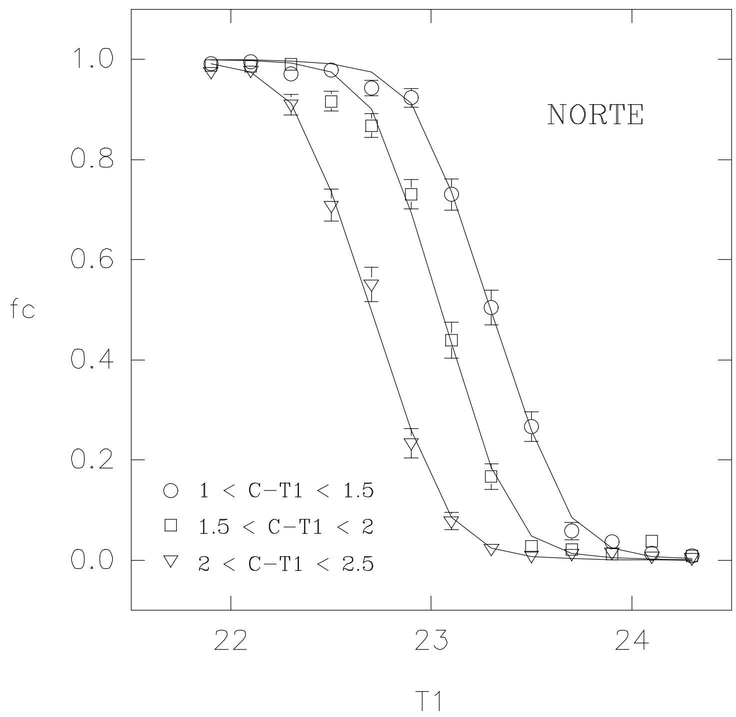


fig. 4.2



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud y del color.

fig. 4.3

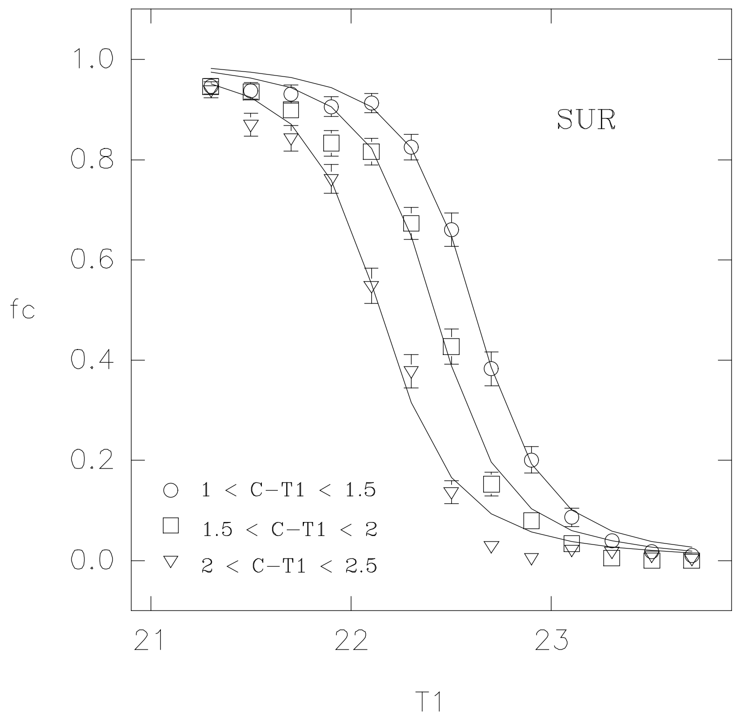
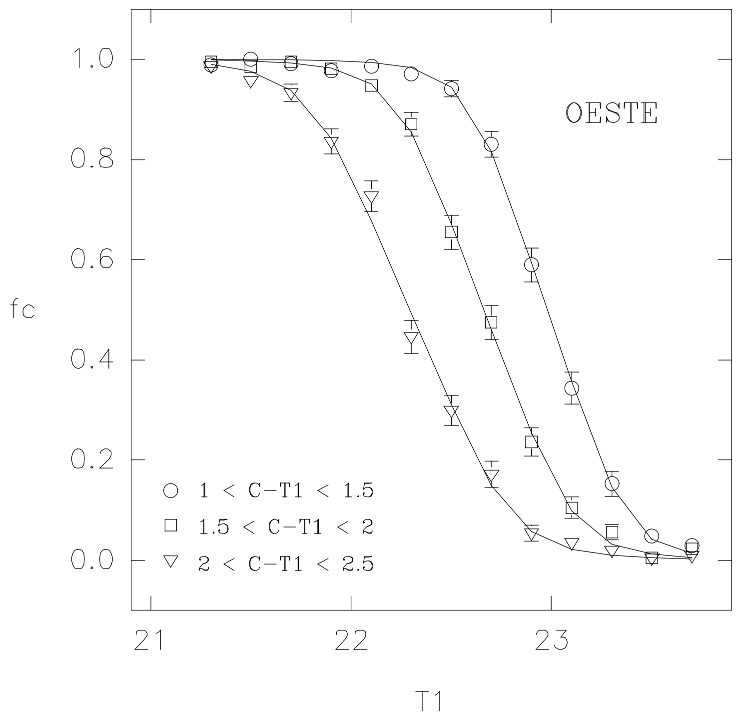


fig. 4.4



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud y del color.

fig. 4.6

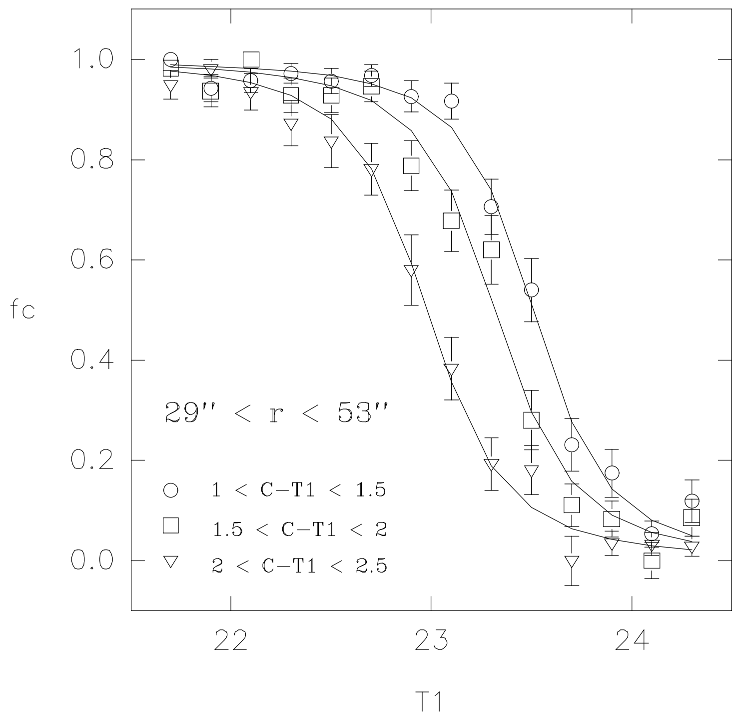
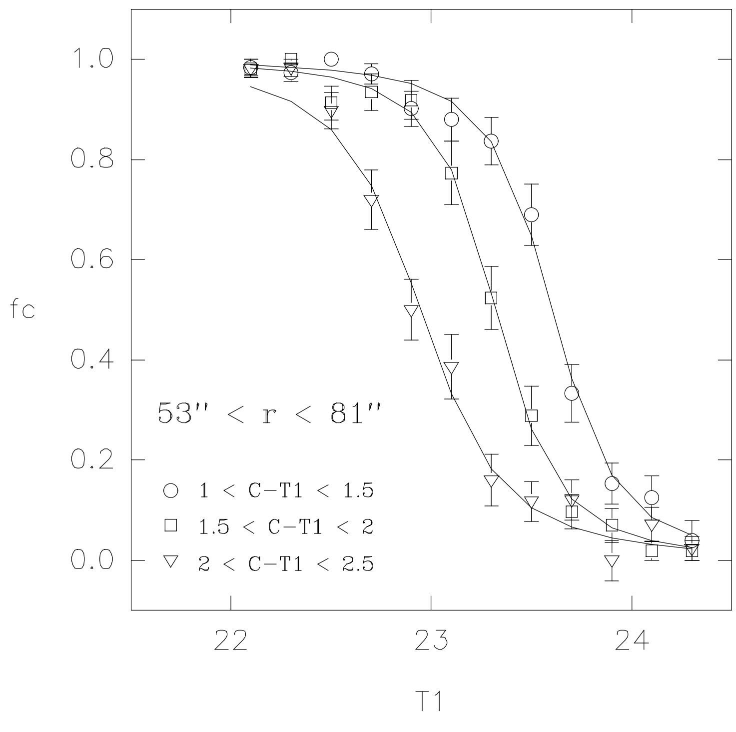


fig. 4.7



Comportamiento de la completitud en función de la magnitud y del color para dos anillos contenidos en el campo central.

fig. 4.8

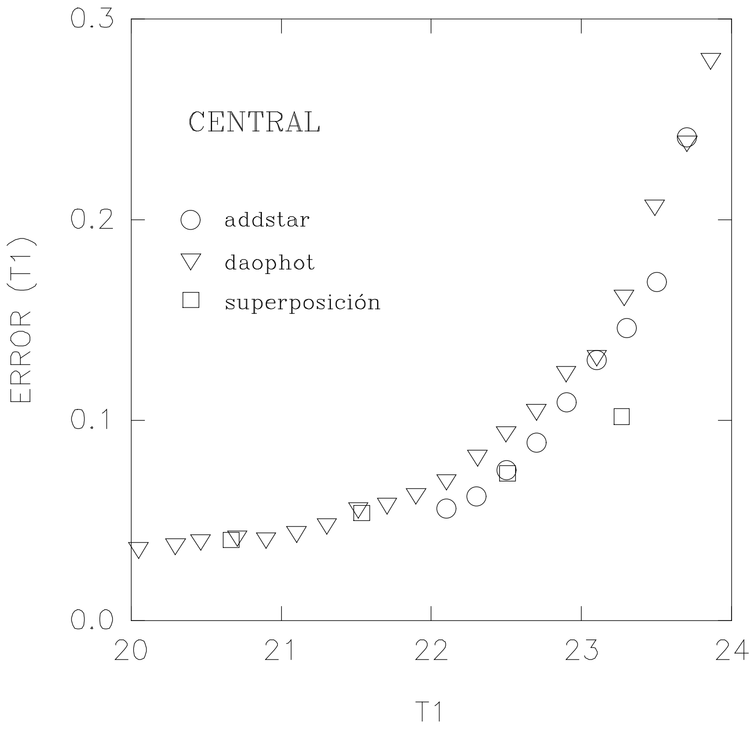
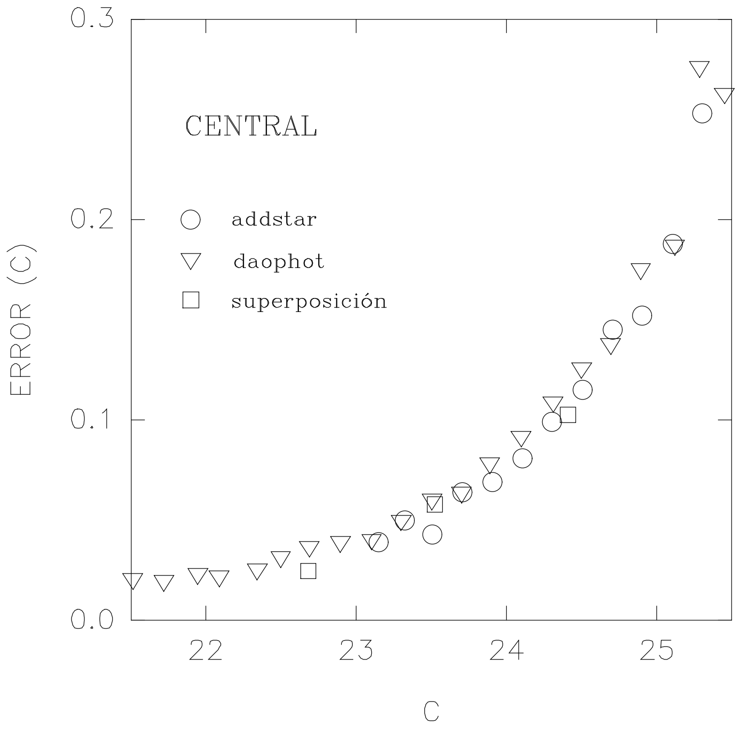


fig. 4.9



Errores fotométricos en las bandas C y T1.

fig. 4.10

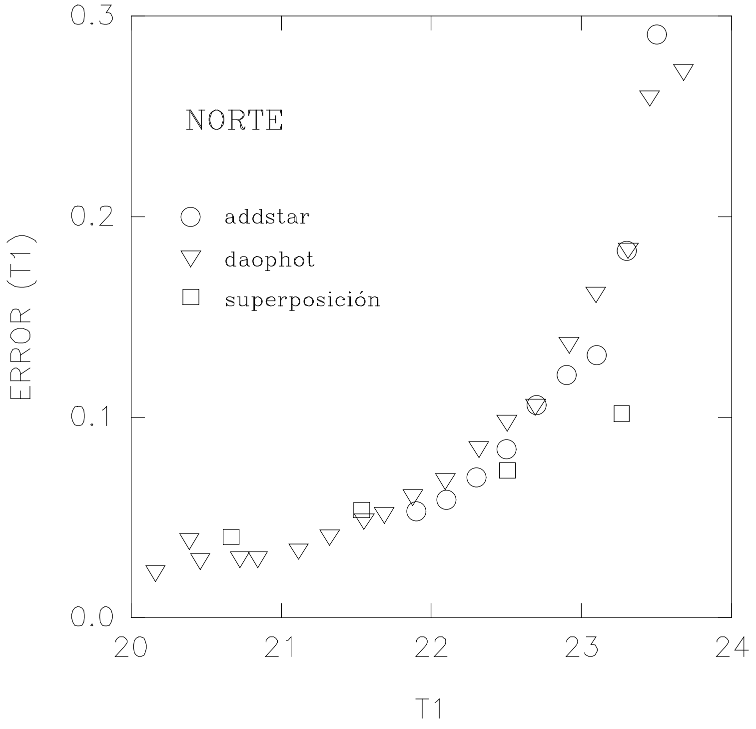
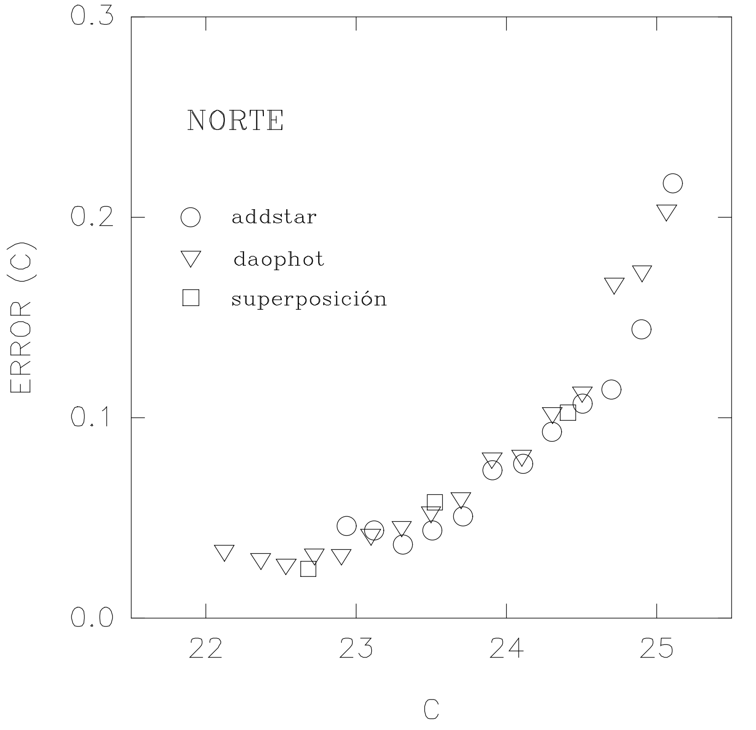


fig. 4.11



Errores fotométricos en las bandas C y T1.

fig. 4.12

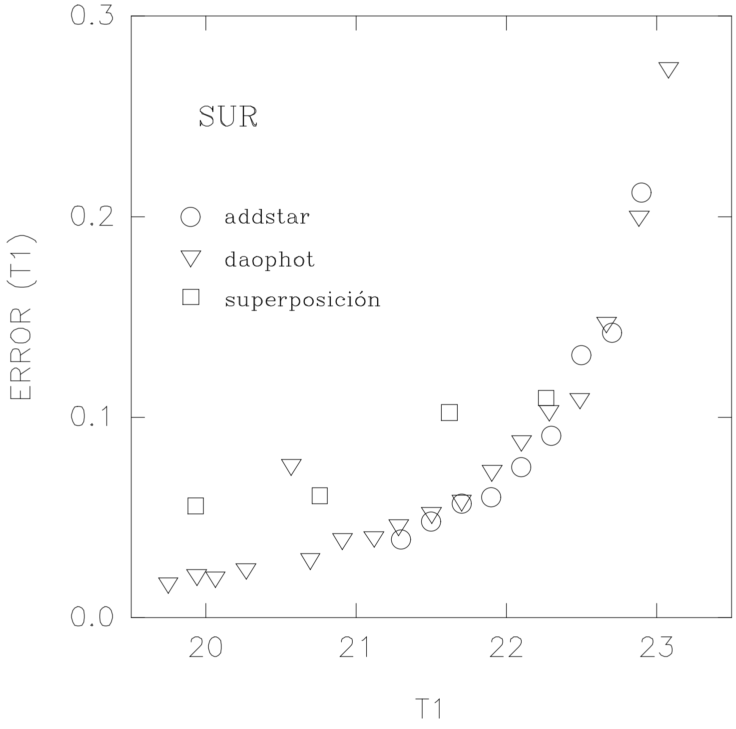
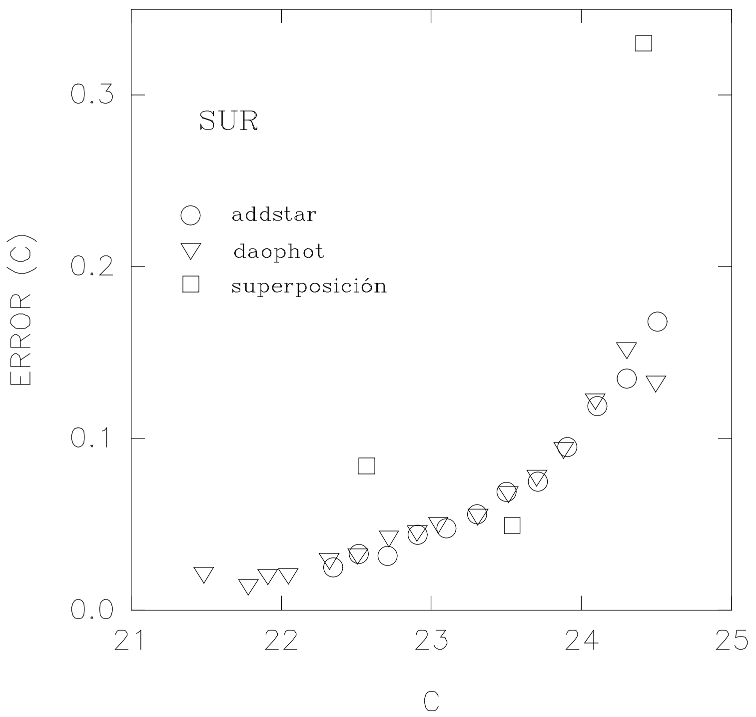


fig. 4.13



Errores fotométricos en las bandas C y T1.

fig. 4.14

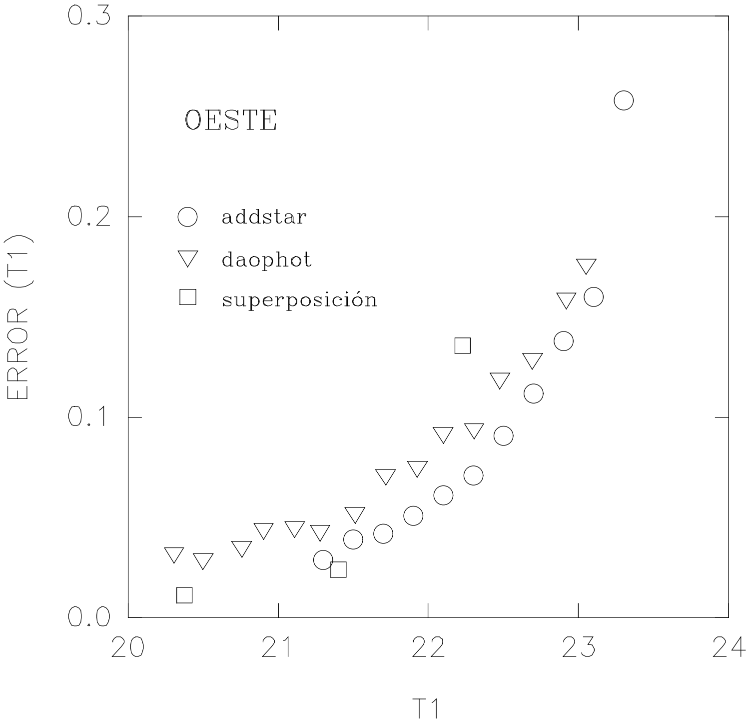
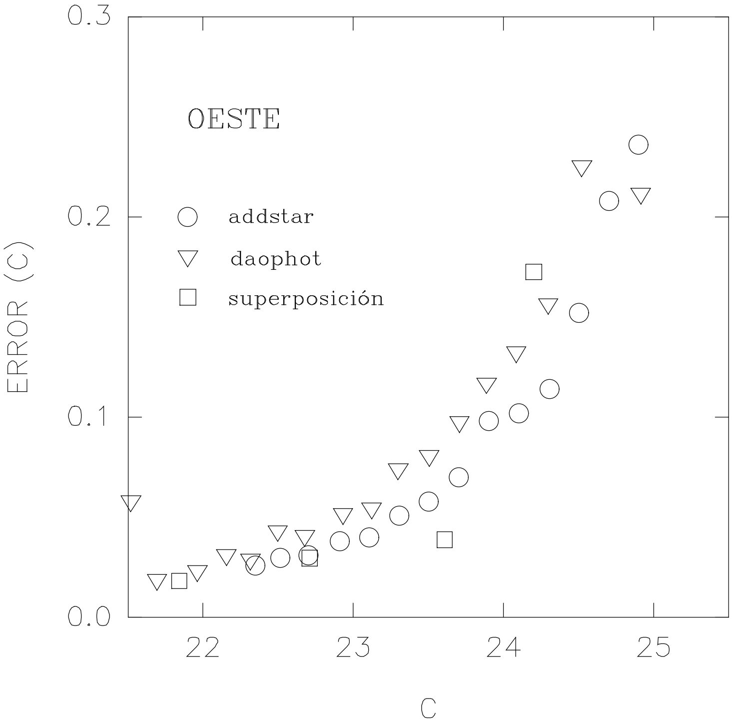


fig. 4.15



Errores fotométricos en las bandas C y T1.

fig. 4.14

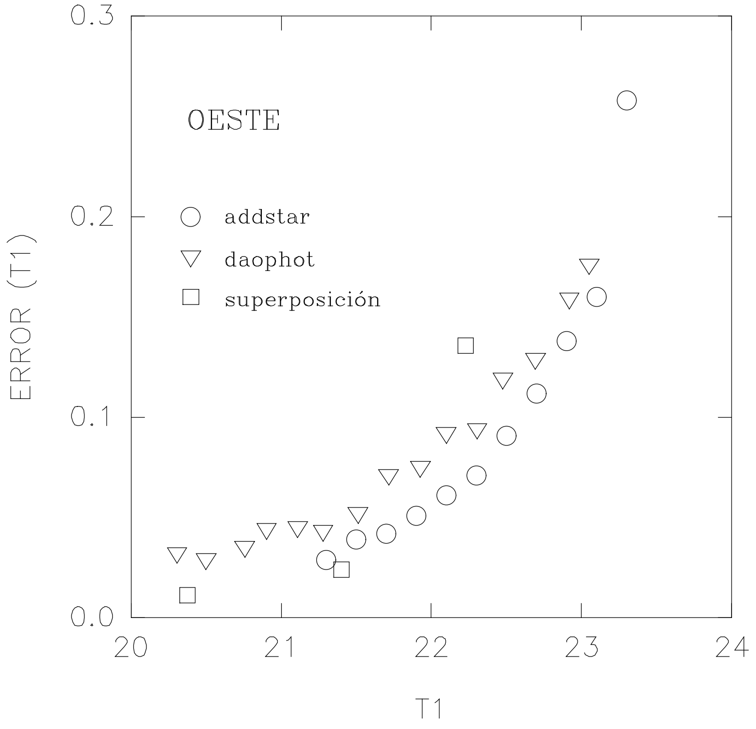
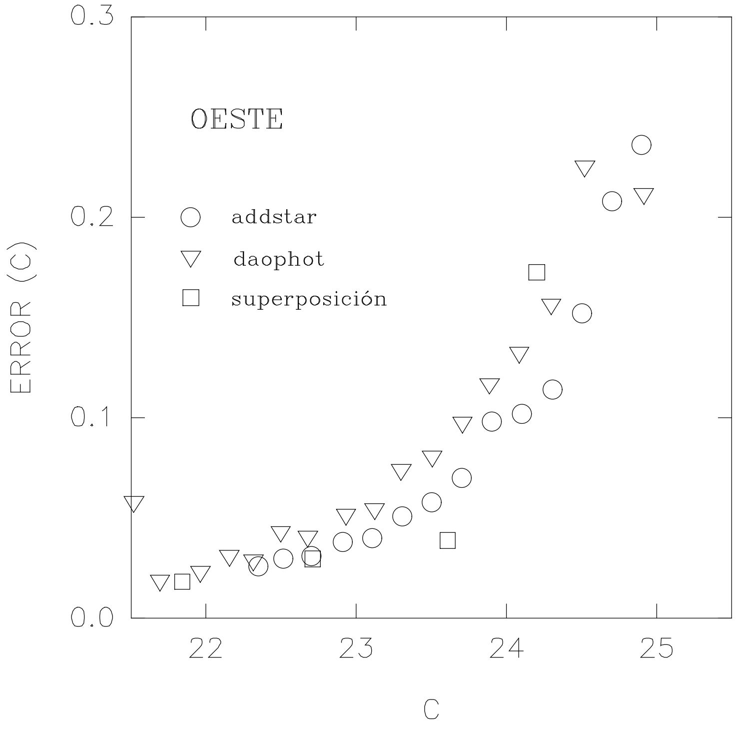


fig. 4.15



Errores fotométricos en las bandas C y T1.

fig. 4.16

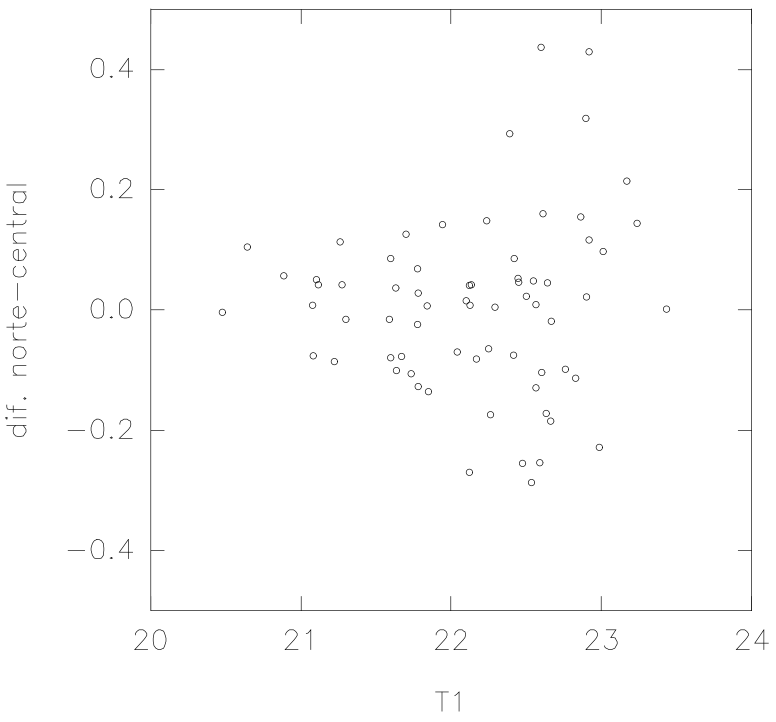
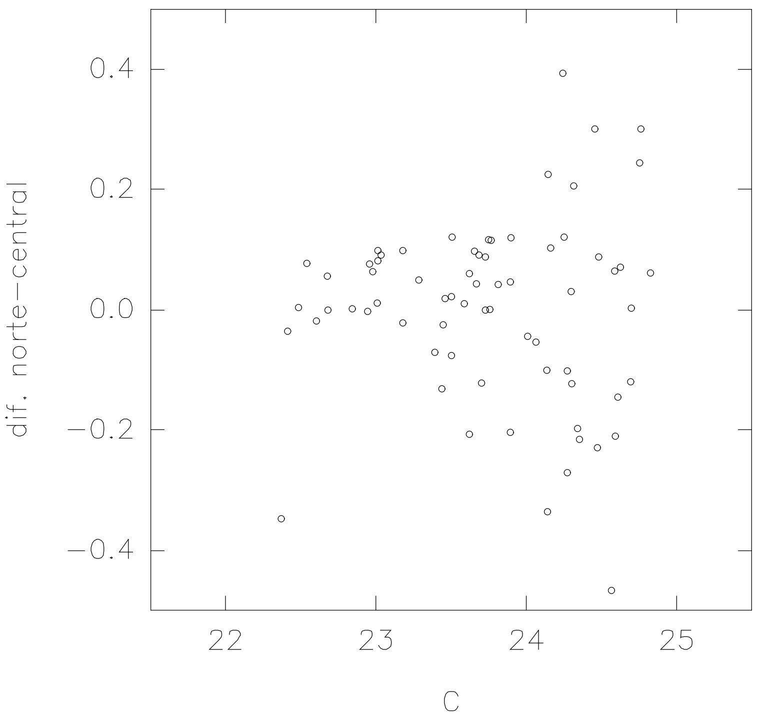


fig. 4.17



Diferencias entre las fotometrías de los campos Norte y Central.

fig. 4.18

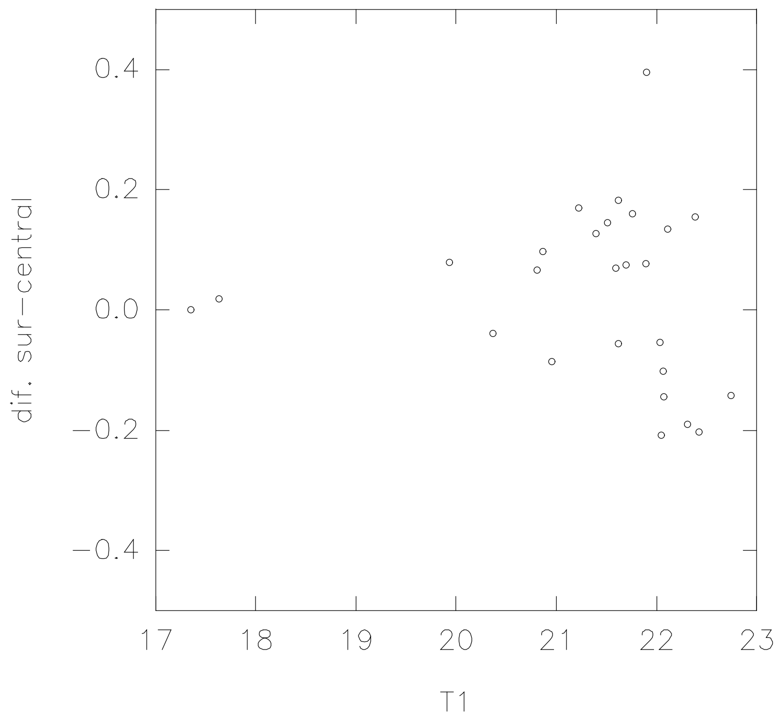
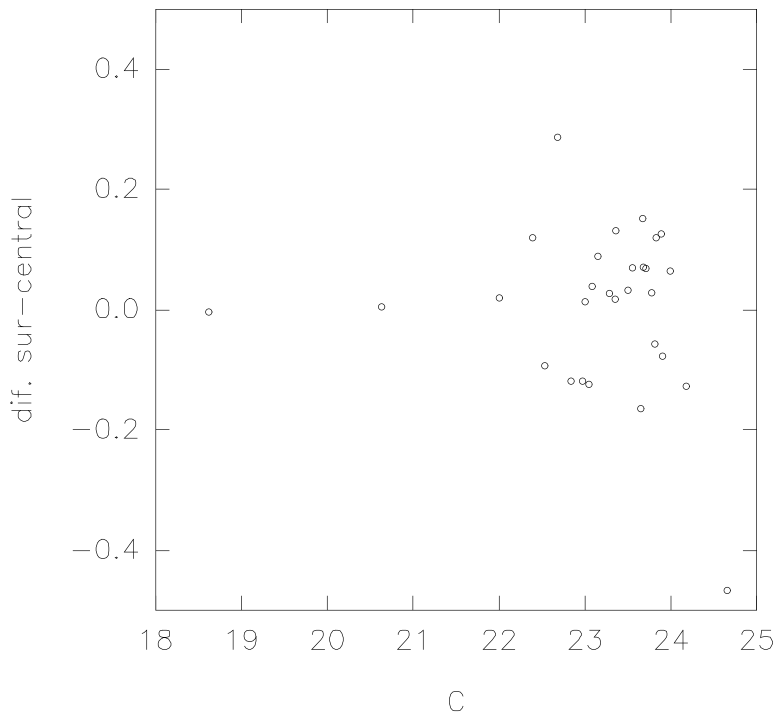


fig. 4.19



Diferencias entre las fotometrías de los campos Sur y Central.

fig. 4.20

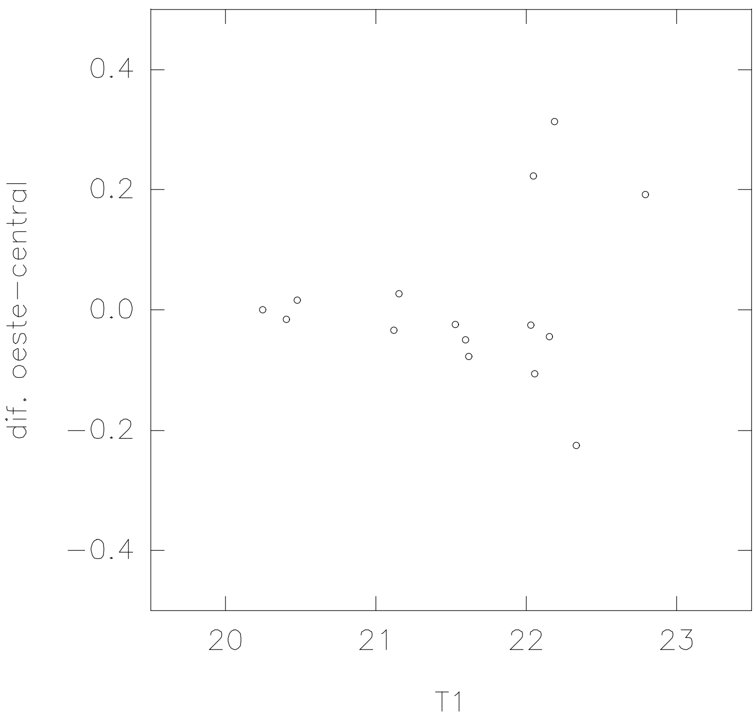
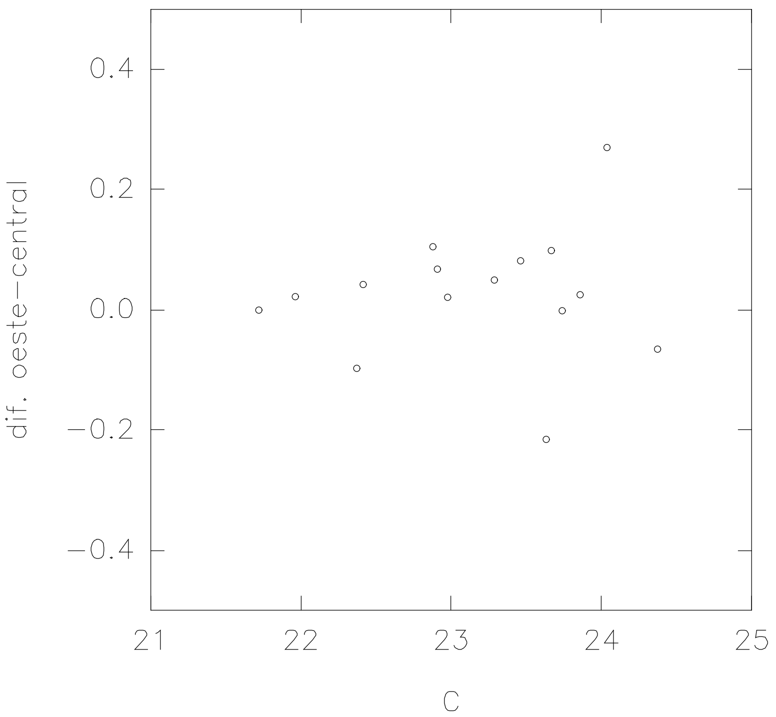


fig. 4.21



Diferencias entre las fotometrías de los campos Oeste y Central.

fig. 4.22

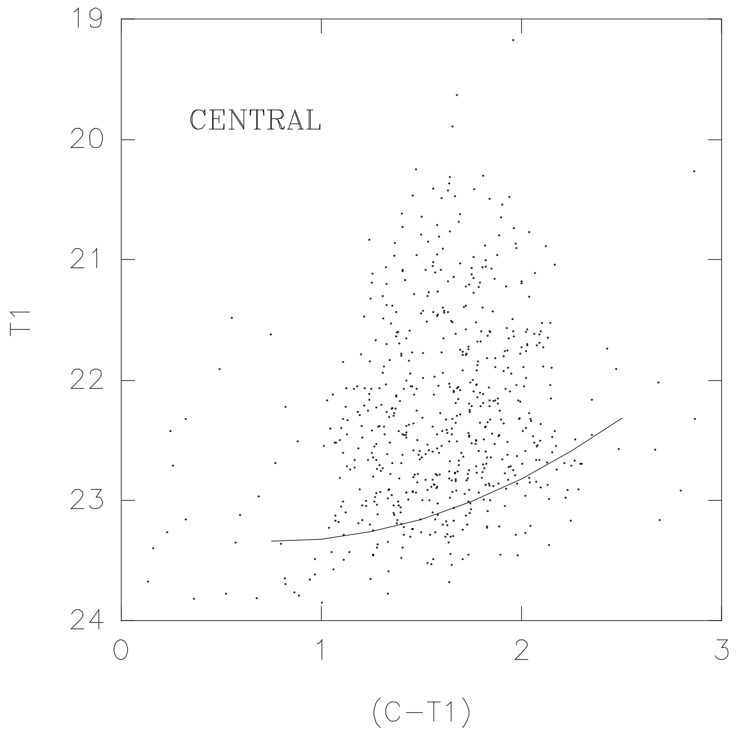
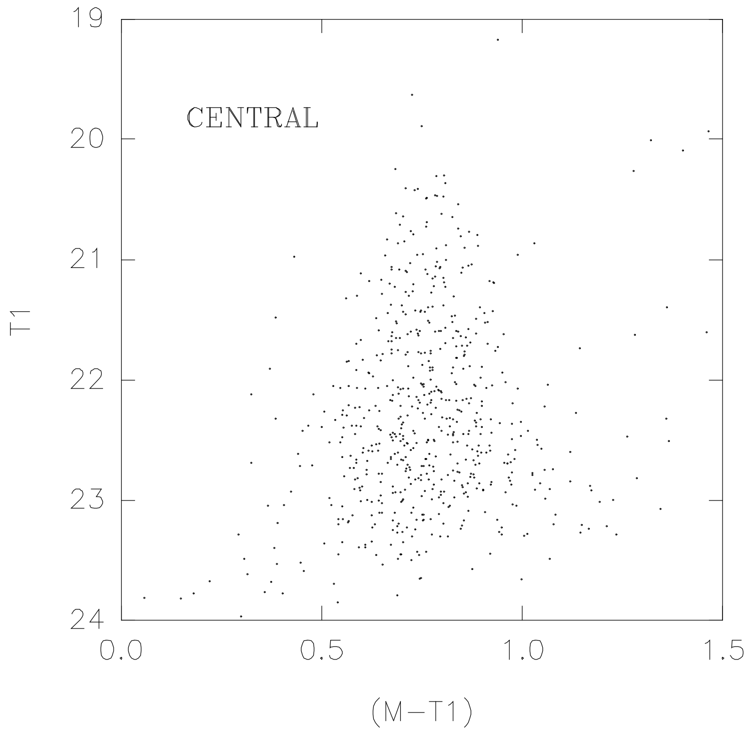


fig. 4.23



Diagramas color−magnitud para objetos puntuales en el campo Central. La curva en el gráfico superior indica la completitud del 80 %.

fig. 4.24

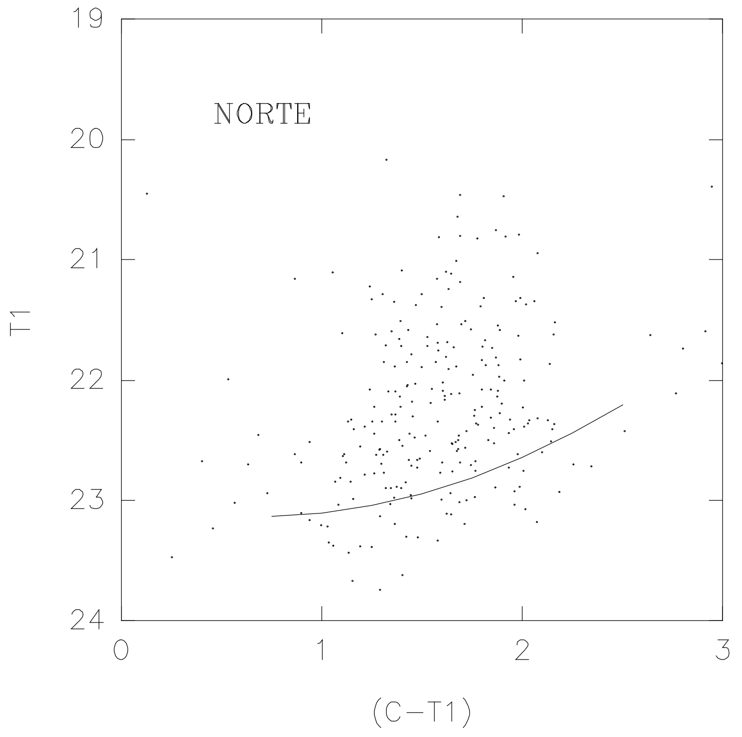
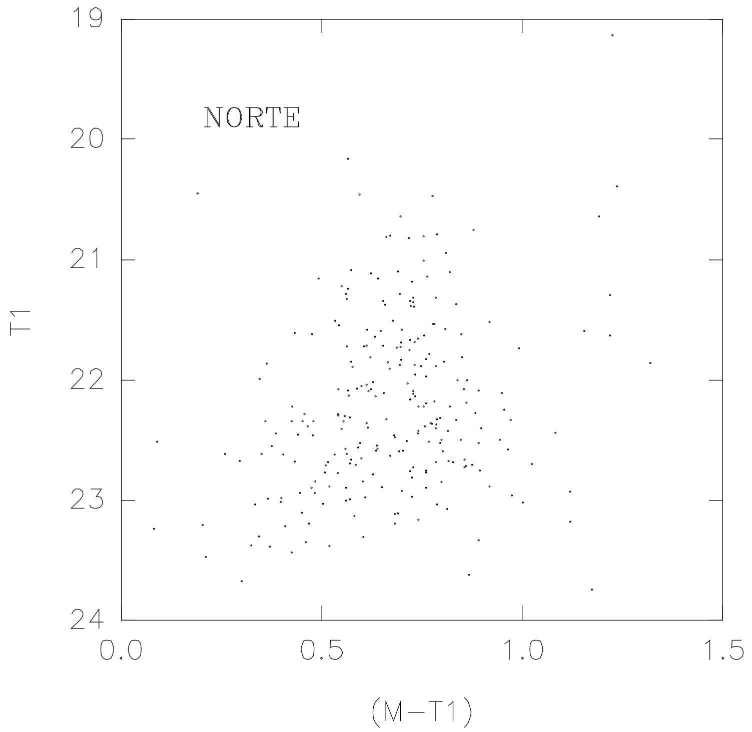


fig. 4.25



Diagramas color−magnitud para objetos puntuales en el campo Norte. La curva en el gráfico superior indica la completitud del 80 %.

fig. 4.26

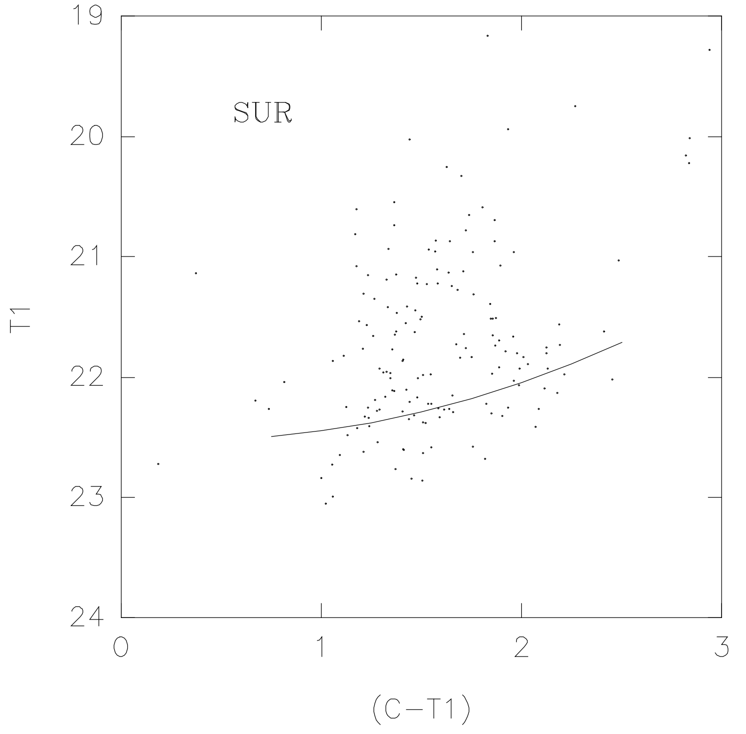
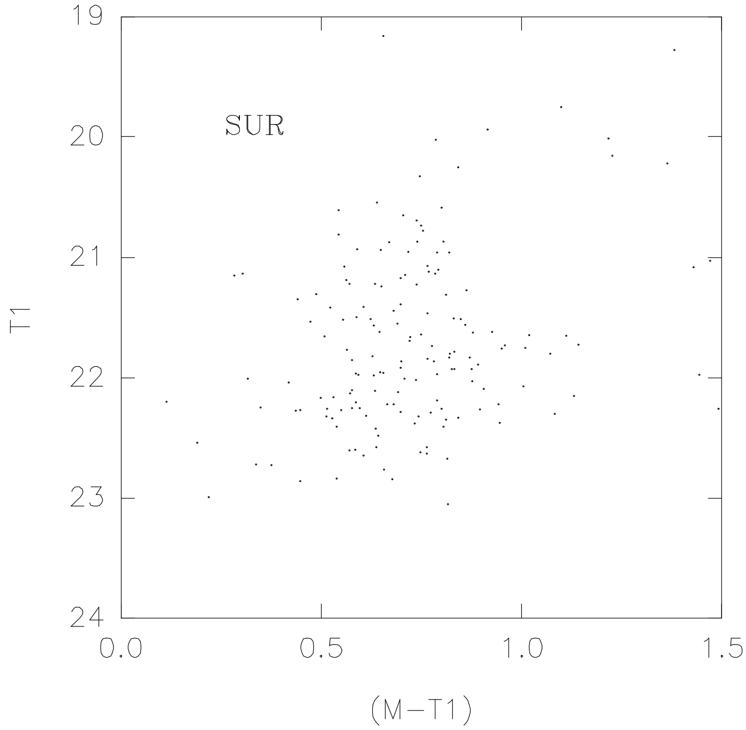


fig. 4.27



Diagramas color−magnitud para objetos puntuales en el campo Sur. La curva en el gráfico superior indica la completitud del 80 %.

fig. 4.28

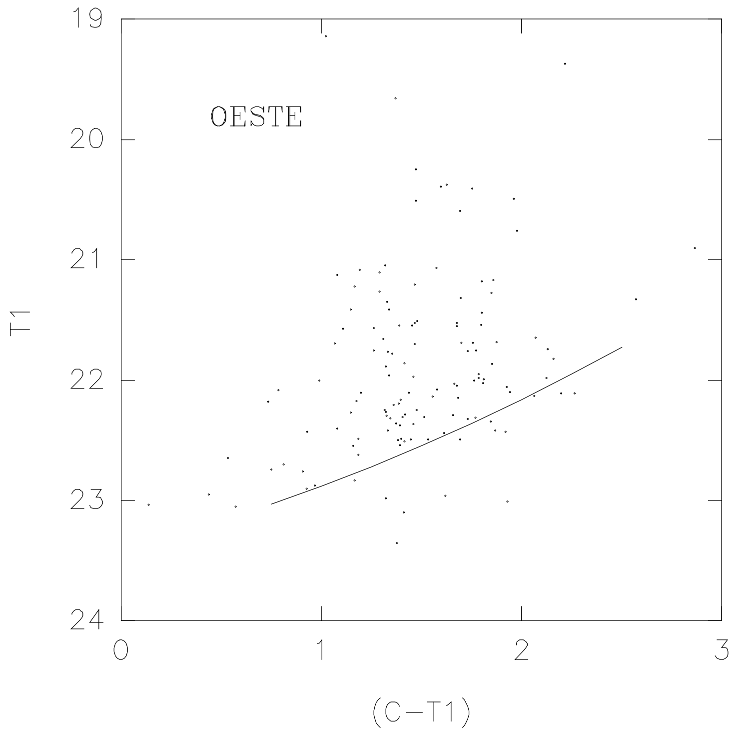
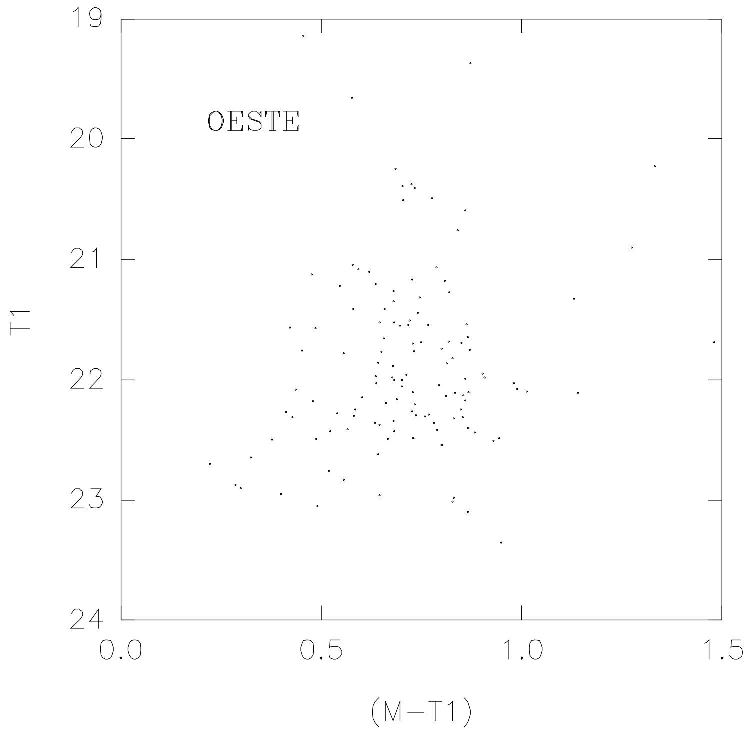


fig. 4.29



Diagramas color−magnitud para objetos puntuales en el campo Oeste. La curva en el gráfico superior indica la completitud del 80 %.

fig. 4.30

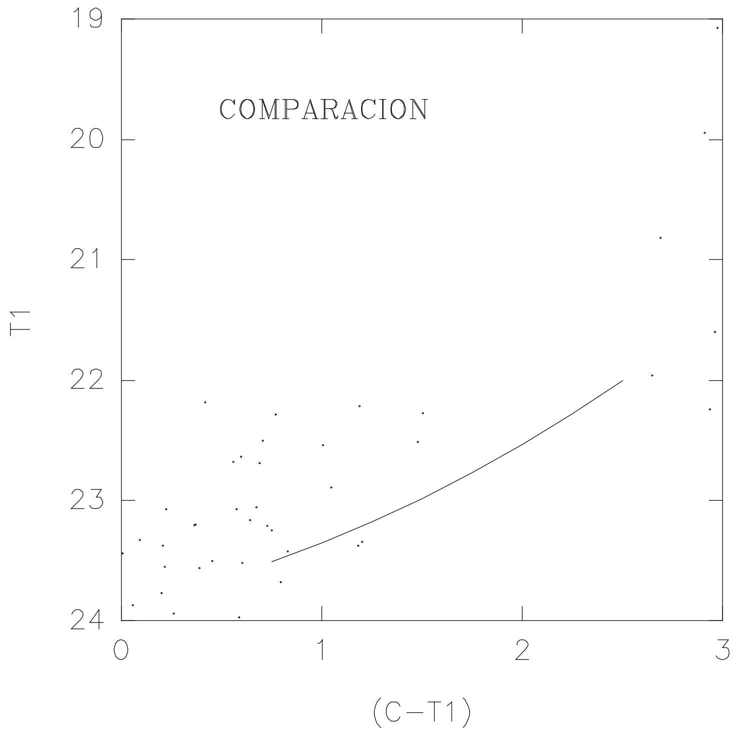
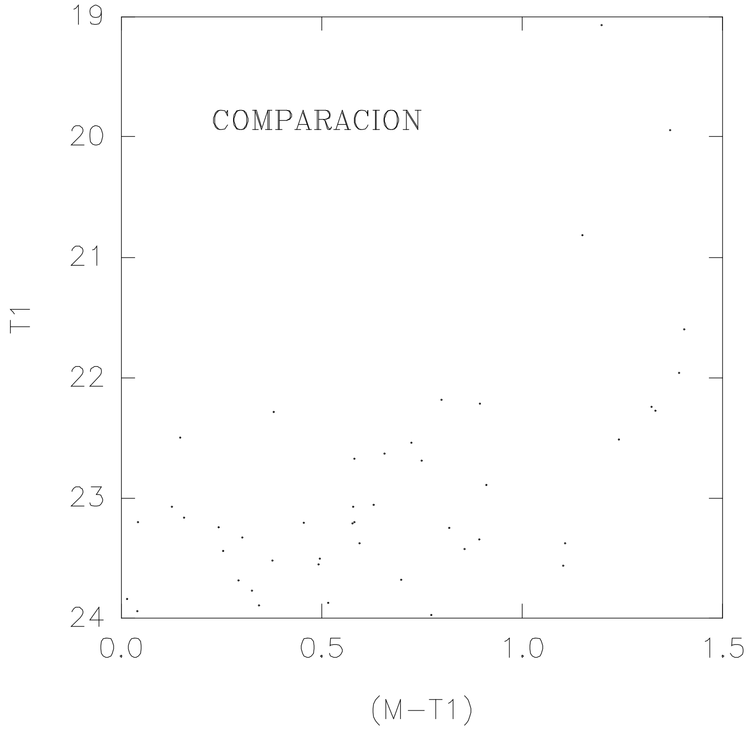


fig. 4.31



Diagramas color−magnitud para objetos puntuales en el campo de comparación. La curva en el gráfico superior representa la completitud del 80 %.

fig. 4.32

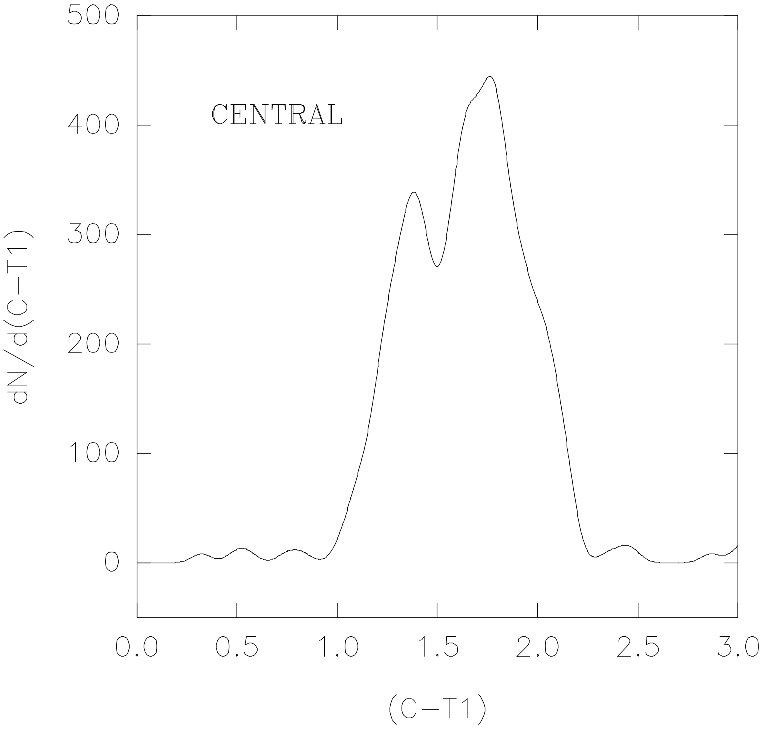
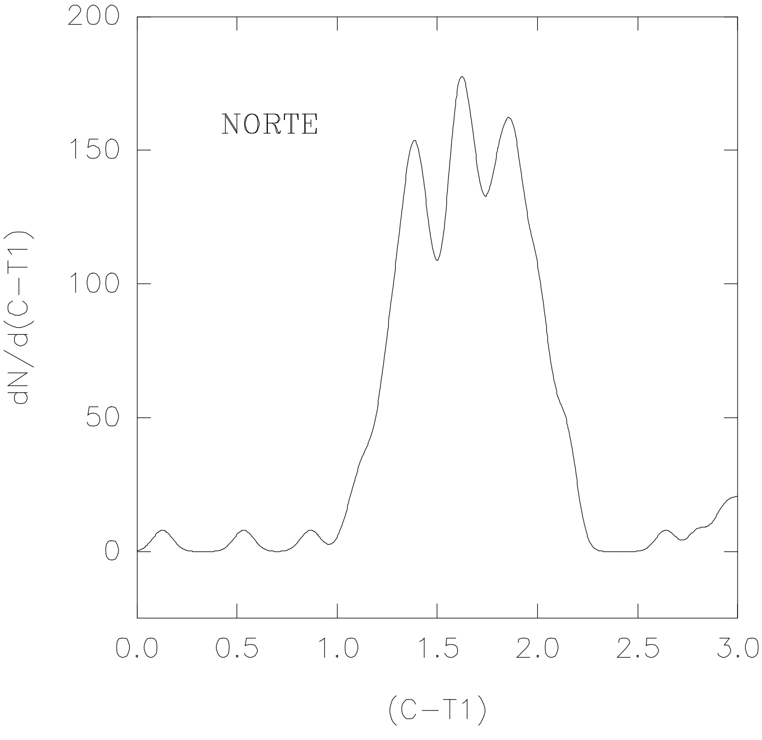


fig. 4.33



Distribución de colores de los candidatos a cúmulos globulares.

fig. 4.34

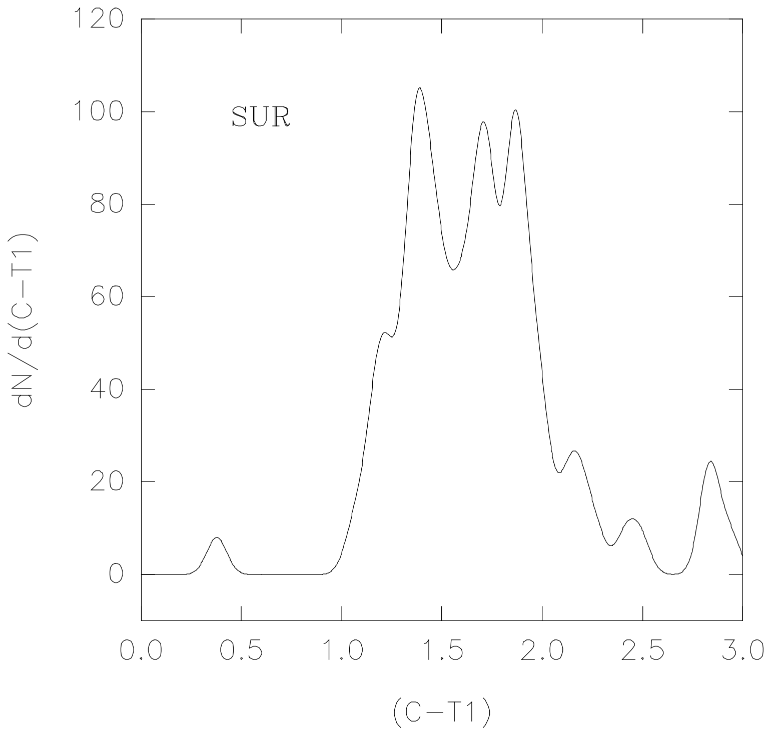
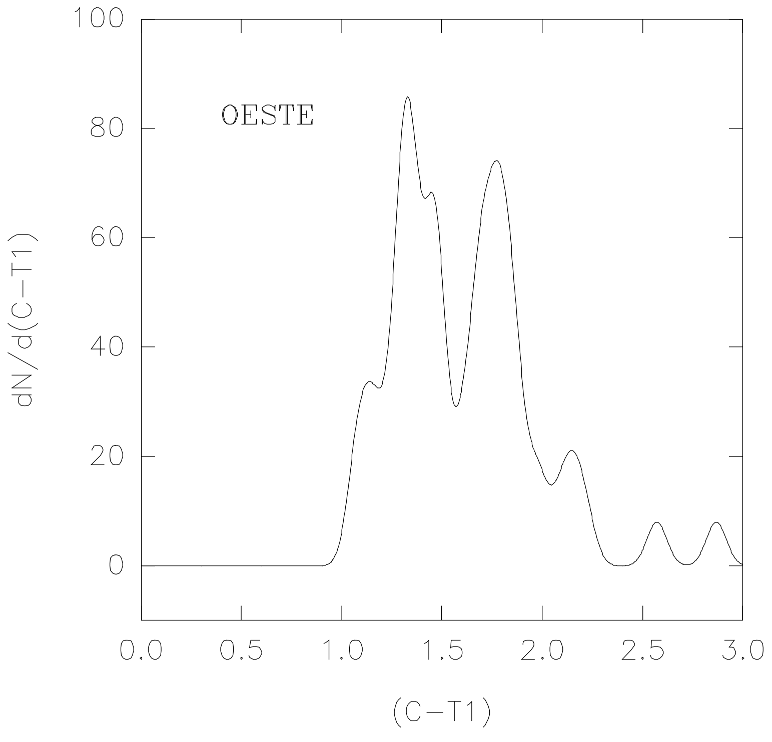
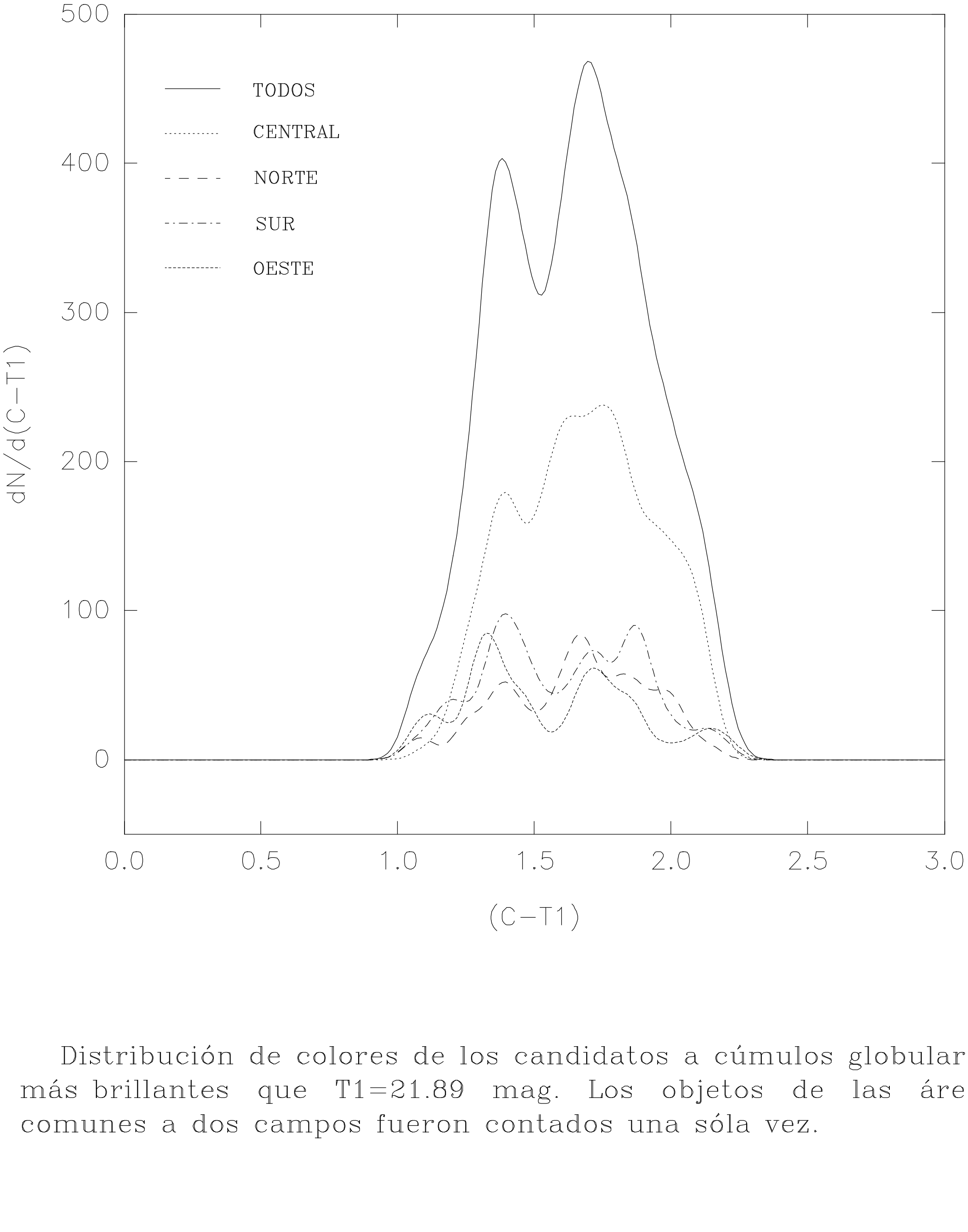


fig. 4.35



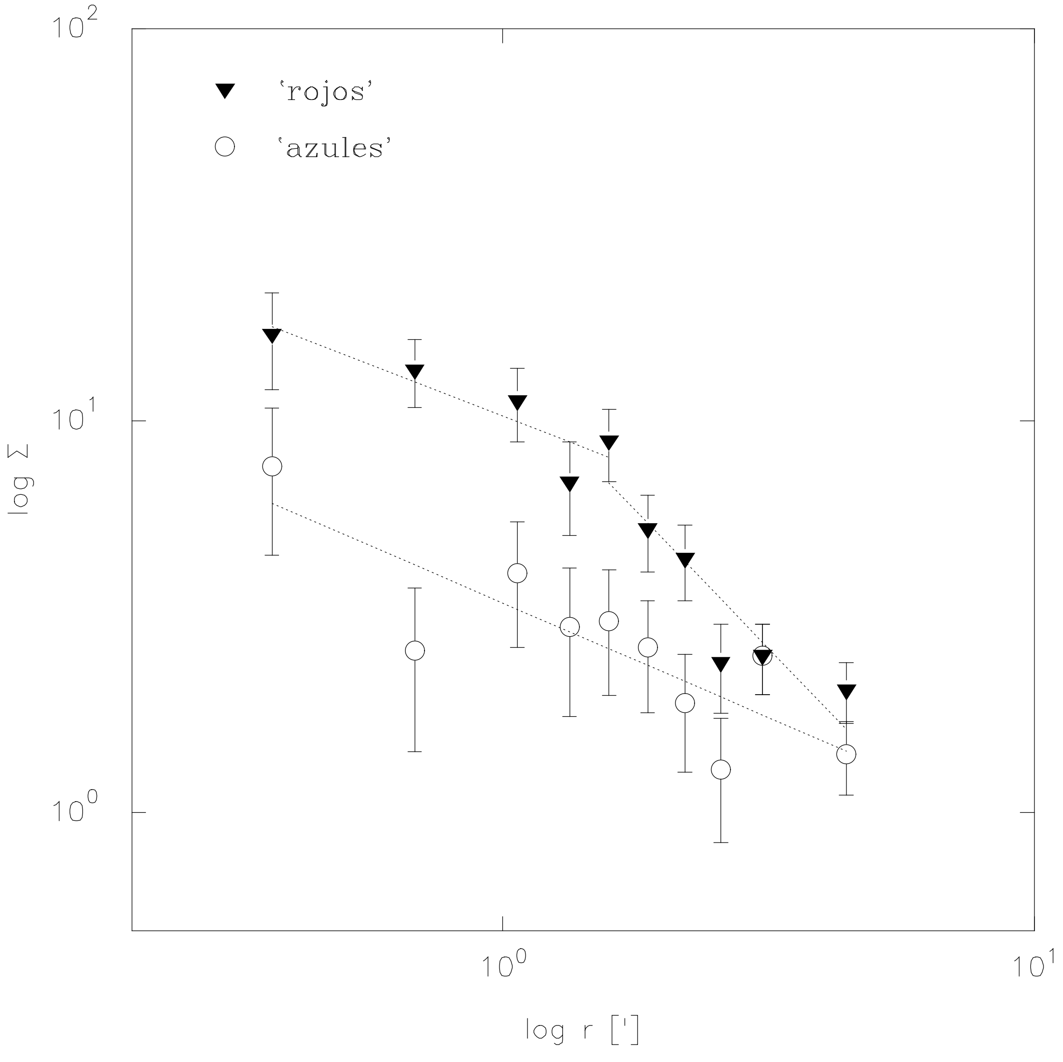
Distribución de colores de los candidatos a cúmulos globulares.

fig. 4.36



Distribución de colores de los candidatos a cúmulos globulares más brillantes que T1=21.89 mag. Los objetos de las áreas comunes a dos campos fueron contados una sóla vez.

fig. 4.37



Perfiles de densidad proyectada para los cúmulos más rojos y más azules que (C−T1) = 1.5 mag. Las líneas de puntos representan ajustes de curvas exponenciales.

fig. 4.38

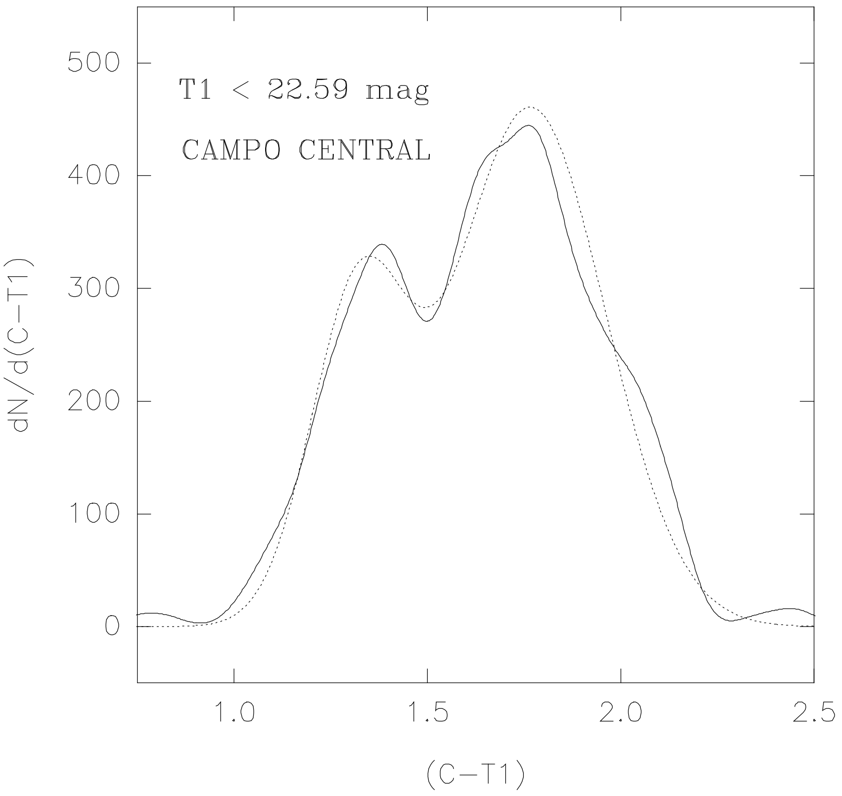
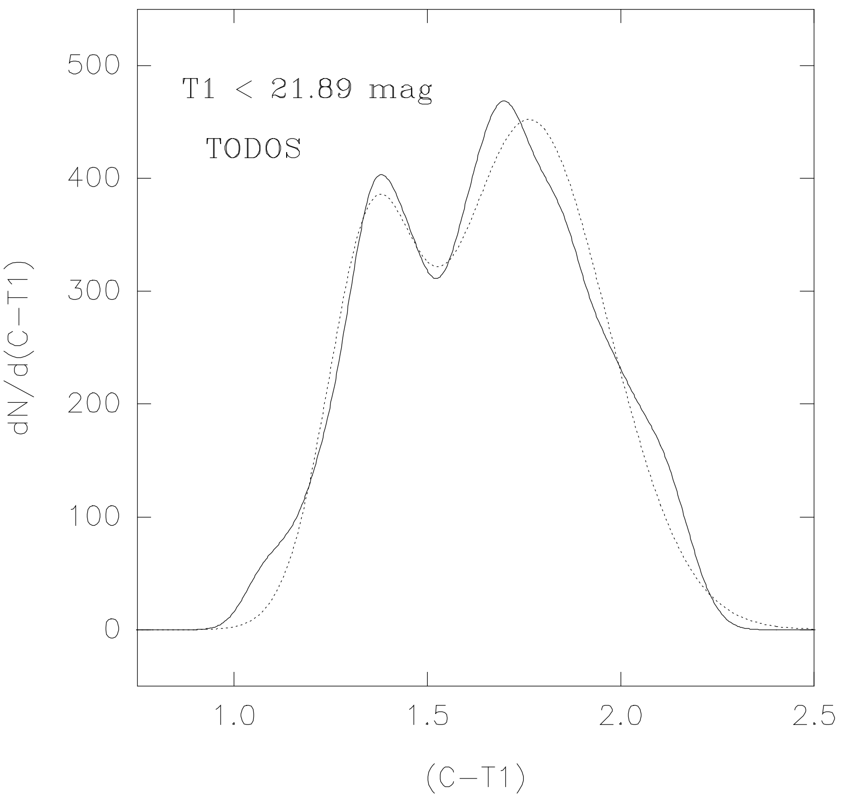


fig. 4.39



Distribución de colores de los cúmulos globulares. Las líneas de puntos representan ajustes de combinaciones de dos gaussianas.

fig. 4.40

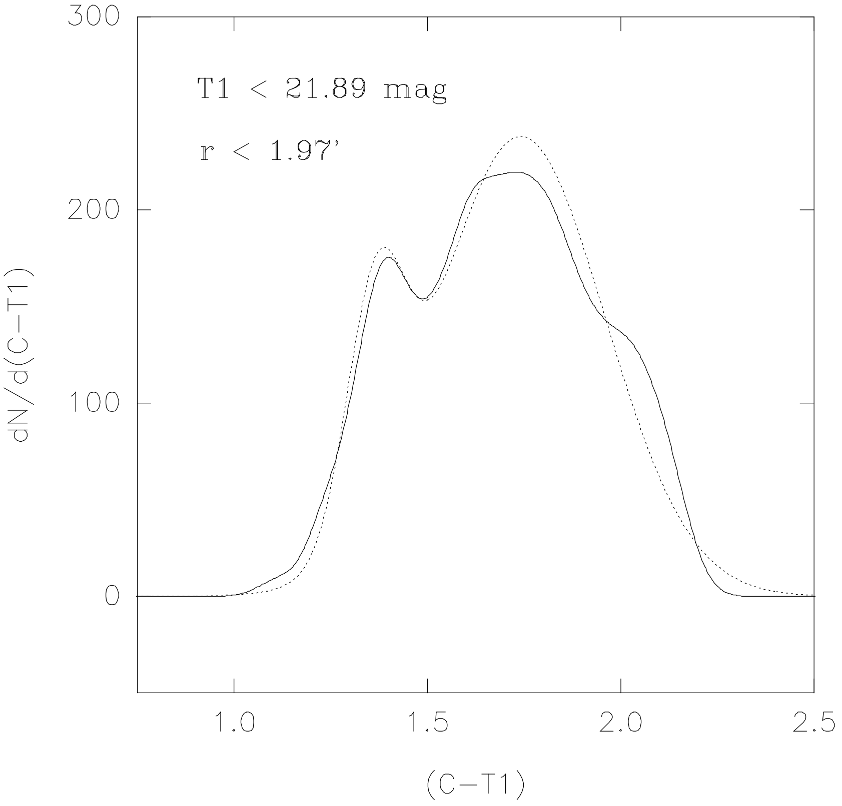
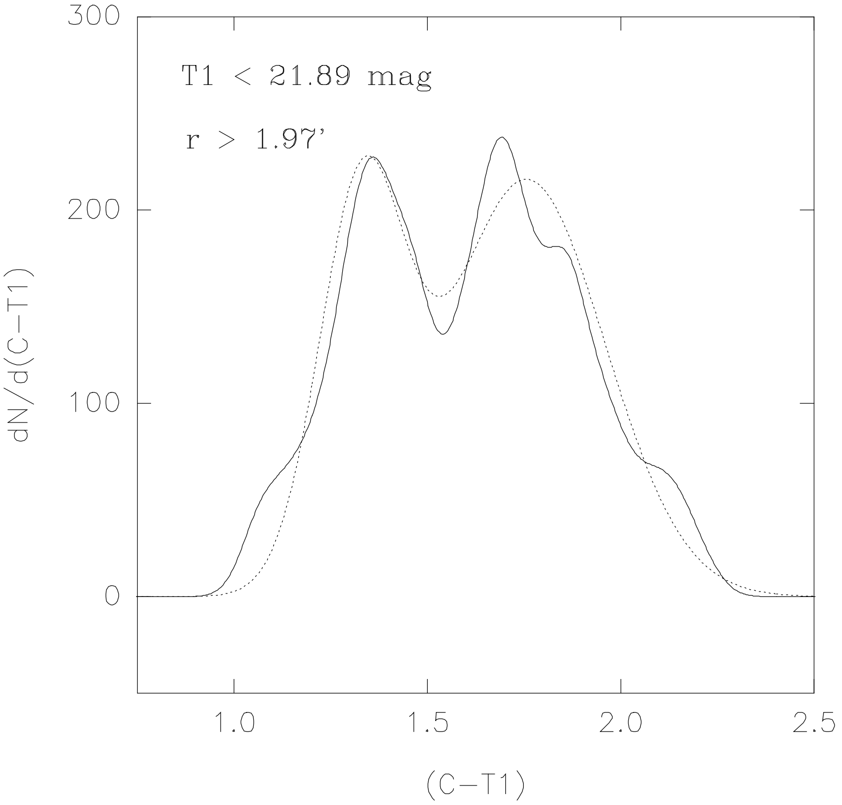
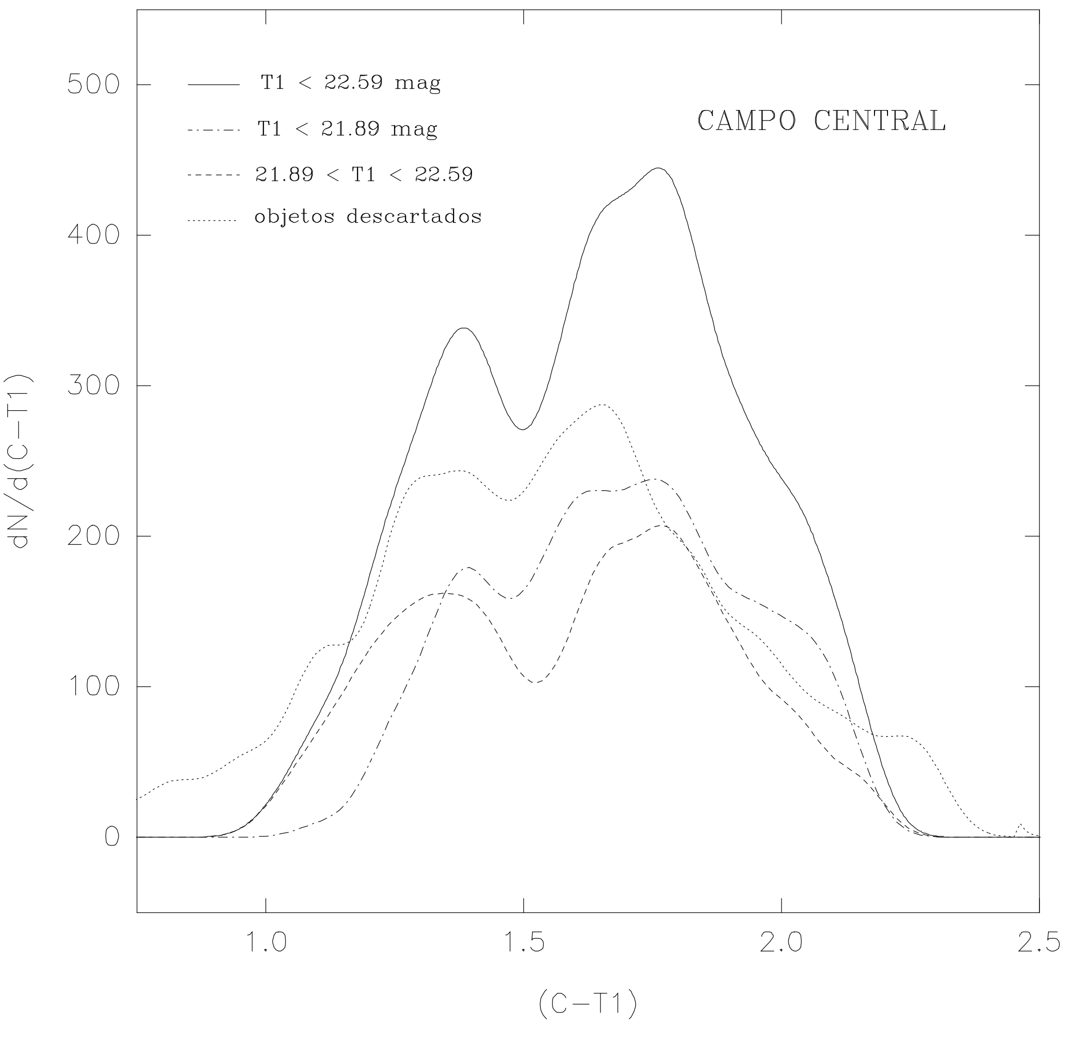


fig. 4.41



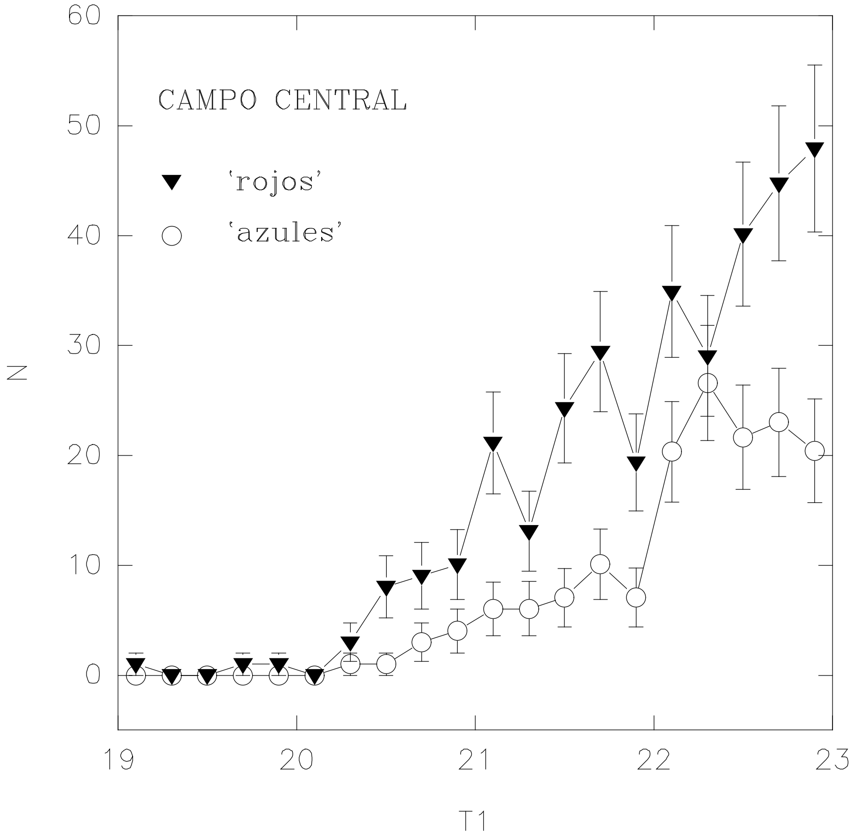
Distribución de colores de los cúmulos globulares para distintos rangos de distancias galactocéntricas proyectadas. Las líneas de puntos representan ajustes de combinaciones de dos gaussianas.

fig. 4.42



Distribuciones de colores para distintas muestras de objetos pertenecientes al campo central.

fig. 4.43



Funciones de luminosidad de los cúmulos globulares más rojos y más azules que (C−T1) = 1.5 mag.

fig. 4.44

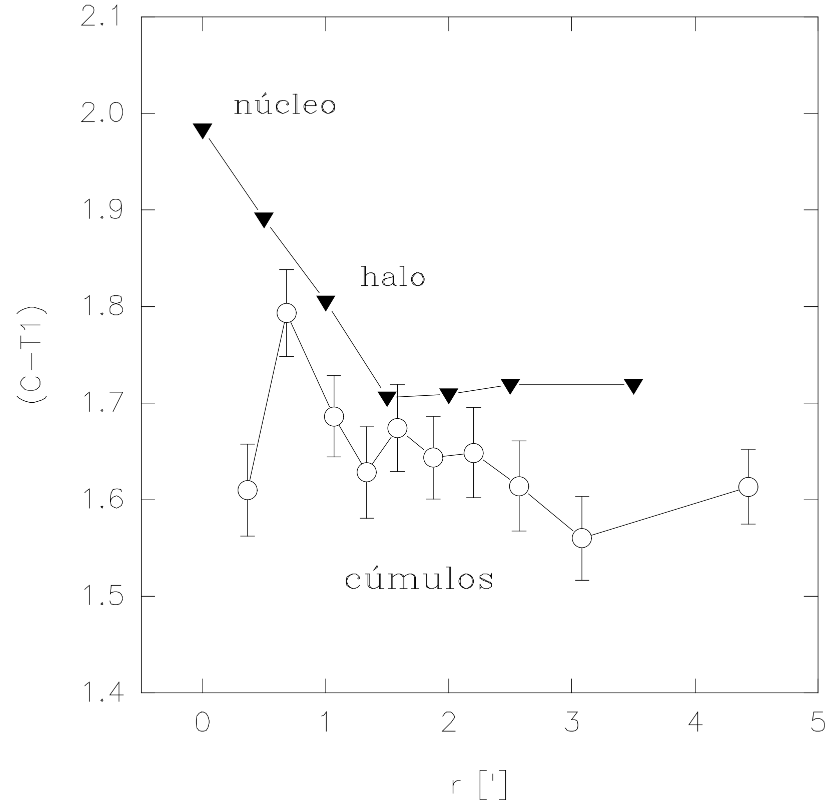
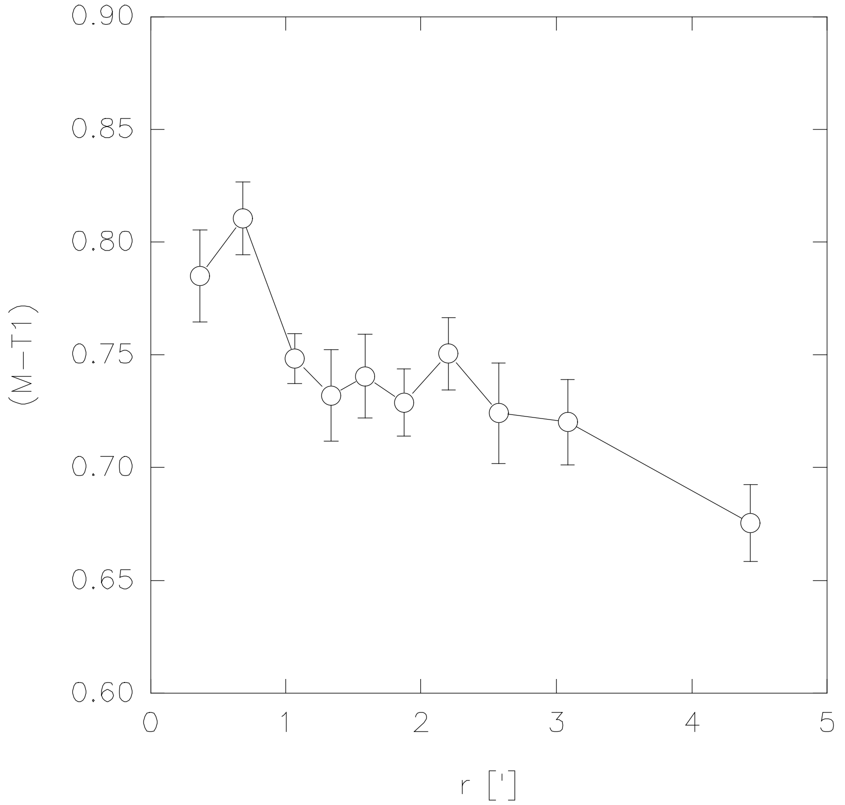
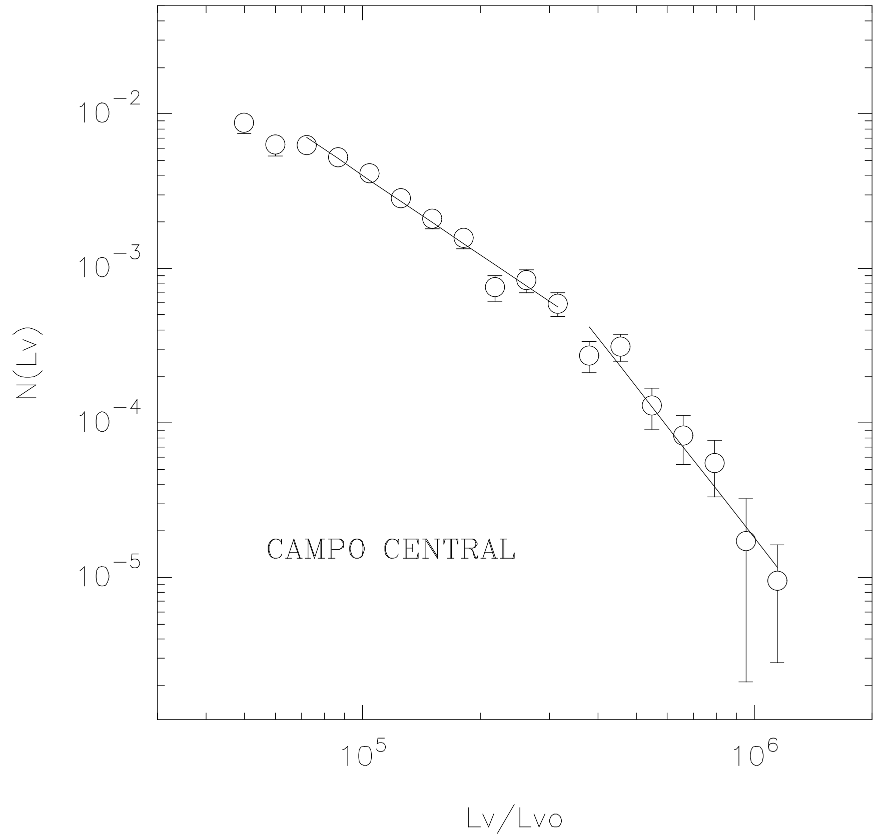


fig. 4.45



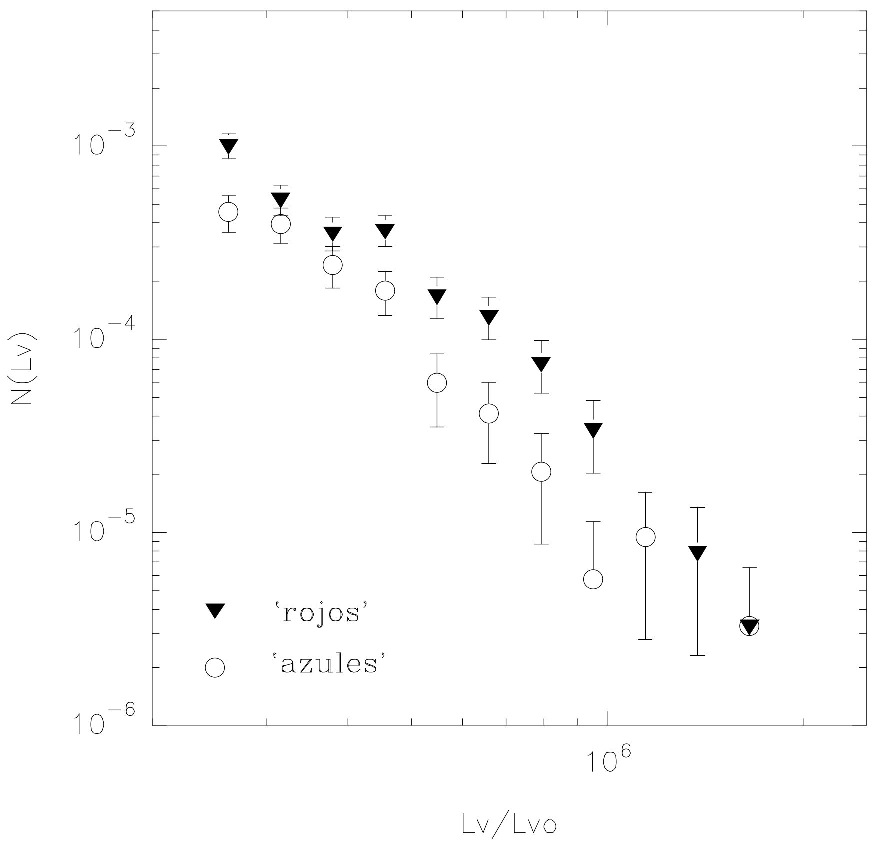
Colores promedio de los cúmulos globulares y de la luz del halo de la galaxia en función del radio galactocéntrico proyectado.

fig. 5.1



Distribución de masas (asumiendo una relación M/L constante) para los cúmulos del campo central.

fig. 5.2



Distribuciones de masas (asumiendo una relación M/L constante) para cúmulos globulares más rojos y más azules que (c−T1) = 1.5 mag.

fig. 5.3

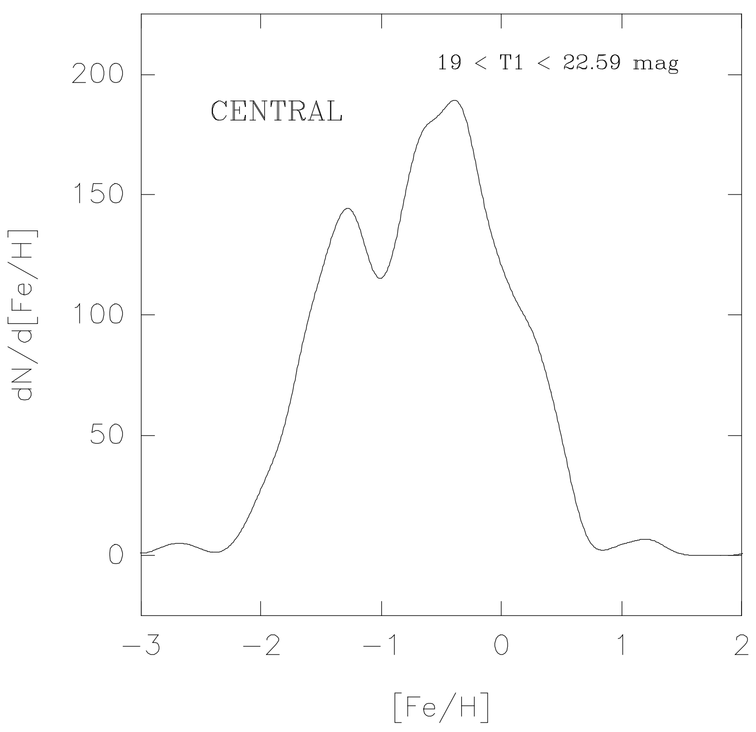
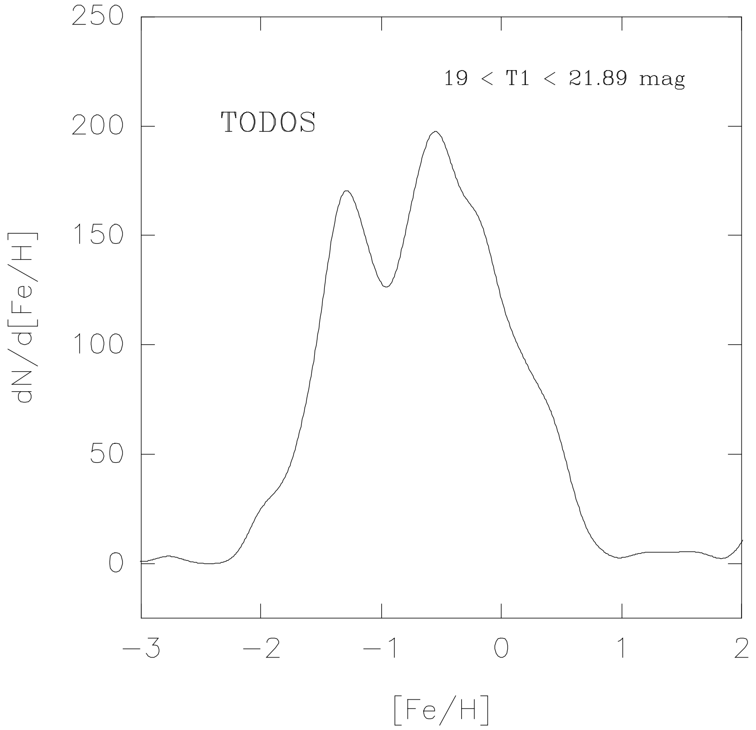


fig. 5.4



Distribución de metalicidades de los cúmulos globulares.

REFERENCIAS

Ajhar, E. A., Blakeslee, J. P. & Tonry, J. L.,1994, AJ 108 (6), 2087

Arnaboldi, M., Freeman, K. C., Hui, X., Capaccioli M. & Ford, H., 1994, The Messenger 76, 40

Ashman, K. M. & Zepf, S. E., 1992, ApJ 384, 50

Bassino, L. P., Muzzio, J. C. & Rabolli, M., 1994, ApJ 431, 634

Baum, W. A., 1955, PASP 67, 328

Bolte, M., 1989, ApJ 341, 168

Bridges, T. J. & Hanes, D. A., 1990, AJ 99 (4), 1100

Bridges, T. J., Hanes, D. A. & Harris, W. E., 1991, AJ 101 (2), 469

Brodie, J. P., 1993, ASP Conf. Ser. Vol 48, 483

Brodie, J. P. & Huchra, J. P., 1991, ApJ 379, 157

Burstein, D. & Heiles, C., 1982, AJ 87, 1165

Canterna, R., 1976, AJ 81 (4), 228

Cellone, S. A., 1994, Tesis Doctoral, Universidad Nacional de La Plata

Cellone, S. A. & Forte, J. C, 1995, ApJ, en prensa

Cohen, J. G., 1988, AJ 95 (3), 682

Couture, J., Harris, W. E. & Allwright, J. W. B, 1990, ApJSS 73, 671

Couture, J., Harris, W. E. & Allwright, J. W. B., 1991, ApJ 372, 97

Dawe, J. A. & Dickens, R. J., 1976, Nature 263, 395

Djorgovsky, S. & Santiago, B. X., 1992, ApJ 391, L85

Elson, R. A. W. & Schade, D. J., 1994, ApJ 437, 625

Fall, S. M. & Rees, M. J., 1985, ApJ 298, 18

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

Freeman, K.C., 1990, en *Dynamics and Interactions of Galaxies*, ed. Wielen, R., p. 36

Freeman, K.C., 1993, ASP Conf. Ser. Vol 48, 608

Geisler, D., 1990, PASP 102, 344

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

Geisler, D., Forte, J. C., Harris, G. L. H., Harris, H. C., Hesser, J. E. & Ostrov, P., 1993, ASP Conf. Ser. Vol 48, 561

Goudfrooij, P., 1995, The Messenger 79, 31

Goudfrooij, P. & de Jong, T., 1994, AA (1995), en prensa.

Grillmair, C. J., 1995, comunicación personal.

Grillmair, C. J., Freeman, K.C., Bicknell, G. V., Carter, D., Couch, W. J., Sommer-Larsen, J. & Taylor, K., 1994, ApJ 422, L9

Hanes, D. A., 1977a, MemRAS 84, 75

Hanes, D. A., 1977b, MNRAS 180, 309

Hanes, D. A. & Brodie, J. P., 1986, ApJ 300, 279

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

Hanes, D. A. & Harris, W. E., 1986b, ApJ 309, 564

Harris, G. L. H., Geisler, D., Harris, H. C. & Hesser, J. E., 1992, AJ 104 (2), 613
Harris, H. C. & Canterna, R., 1979, AJ 84, 1750
Harris, H. C., Hesser, J. E., Bothun, G. D., Hanes, D. A., Harris, W. E., 1985, AJ 90, 2495
Harris, W. E., 1986, AJ 91, 822
Harris, W. E., 1991, ARAA 29, 543
Harris, W. E., 1993, ASP Conf. Ser. Vol 48, 472
Harris, W. E., Allwright, J. W. B., Pritchet, C. J. & van den Bergh, S. , 1991, ApJSS 76, 115
Harris, W. E. & Hanes, D. A., 1985, ApJ 291, 147
Harris, W. E. & Hanes, D. A., 1987, AJ 93, 1368
Harris, W. E., Harris, H. C., Harris, G. L. H., 1984, AJ 89, 216
Harris, W. E., Pritchet, C. J. & McClure, R. D., 1993, ASP Conf. Ser. Vol 48, 572
Harris, W. E., Pritchet, C. J. & McClure, R. D., 1995, ApJ 441, 120
Harris, W. E. & Pudritz, R. E., 1994, ApJ 429, 177
Harris, W. E. & van den Bergh, S., 1981, AJ 86, 1627
Hesser, J. E., Harris, H. C. & Harris, G. L. H., 1986, ApJ 303, L51
Holtzman, J. A., Faber, S. M., Shaya, E. J., Lauer, T. R., Groth, E. J., Hunter, D. A., Baum, W. A., Ewald, S. P., Hester, J. J., Light, R. M., Lynds, C. R., O'Neil, E. J. & Westphal, J. A., 1992, AJ 103 (3), 691
Huchra, J. P., 1976, AJ 81, 952
Huchra, J. P. & Brodie, J. P., 1984, ApJ 280, 547
Huchra, J. P. & Brodie, J. P., 1987, AJ 93 (4), 779
Kormendy, J., 1990, en *Dynamics and Interactions of Galaxies*, ed. Wielen, R., p. 499
Kumai, Y., Basu, B. & Fujimoto, M., 1993a, ApJ 404, 144
Kumai, Y., Hashi, Y. & Fujimoto, M., 1993b, ApJ 416, 576
Lee, M. G. & Geisler, D., 1993, AJ 106 (2), 493
Lutz, D., 1991, AA 245, 31
Madejsky R. & Bender, R., 1990, IAU Symp 139, 377
McLaughlin, D. E., Secker, J., Harris, W. E. & Geisler, D., 1995, AJ 109 (3), 1033
McLaughlin, D. E., Harris, W. E. & Hanes, D. A., 1994, ApJ 422, 486
McMillan, Ciardullo & Jacoby, 1993, ApJ 416, 62
Mould, J. R., Oke, J. B. & Nemec, J. M., 1987, AJ 92 (1), 53
Mould, J. R., Oke, J. B., de Zeeuw, P. T. & Nemec, J. M., 1990, AJ 99 (6), 1823
Ostrov, P. G., Geisler, D. & Forte, J. C., 1993, AJ 105 (5), 1762
Peebles, P. J. E. & Dicke, R. H., 1968, ApJ 154, 891
Racine, R., 1968, PASP 80, 326
Richer, H. B., Crabtree, D. R., Fabian, A. C. & Lin, D. N. C., 1993, AJ 105 (3), 877
Santiago, B. X. & Djorgovski, S., 1993, MNRAS 261, 753
Schombert, J. M., 1986, ApJSS 60, 603
Schweizer, F. & Seitzer, P., 1993, ApJ 417, L29

Secker, J., 1992, AJ 104, 1472
Secker, J., Geisler, D., McLaughlin, D. E. & Harris W. E., 1995, AJ 109 (3), 1019
Secker, J. & Harris, W. E., 1993a, ASP Conf. Ser. Vol 48, 584
Secker, J. & Harris, W. E., 1993b, AJ 105 (4), 1358
Serlemitsos, P. J.,, Lowenstein, M., Mushotzky, R. F., Marshall, F. E. & Petre, R., 1993, ApJ 413, 518
Sharples, R., 1988, IAU Symp 126, 545
Stetson, P. B., 1987, PASP 99, 191
Strom, S.E., Forte, J.C., Harris, W. E., Strom, K.M., Wells, D. C. & Smith, M. G., 1981, ApJ 245, 416
Strom, K. M. & Strom, S. E., 1978, AJ 83, 73
Tonry, J.L., 1991, ApJ 373, L1
Toomre, A., 1977, en *The Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, ed. Tinsley & Larson, p. 401
Toomre, A., 1985, IAU Symp 113, 500
van den Bergh, S., 1975, ARAA 13, 217
van den Bergh, S., 1990, en *Dynamics and Interactions of Galaxies*, ed. Wielen, R., p. 492
van den Bergh, S., 1995a , Nature 374, 215
van den Bergh, S., 1995b , Preprint. Enviado al ApJ.
van den Bergh, S. & Harris, W. E., 1982, AJ 87, 494
Wagner, S., Richtler, T. & Hopp, U., 1991, AA 241, 399
Whitmore, B. C. & Schweizer, F., 1995, AJ 109 (3), 960
Whitmore, B. C., Schweizer, F., Leitherer, C., Borne, K. & Robert, C., 1993, AJ 106 (4), 1354
Zepf, S. E. & Ashman, K. M., 1993, MNRAS 264, 611 (1993)
Zepf, S. E., Ashman, K. M. & Geisler, D., 1995, ApJ 443 (2), 570
Zepf, S. E., Geisler, D. & Ashman, K. M., 1994, ApJ 435, L117
Zinnecker, H., Keable, C. J., Dunlop, J. S., Cannon, R. D. & Griffiths, W. K., 1988, IAU Symp 126, 603

AGRADECIMIENTOS

Deseo agradecer a las siguientes personas por la colaboración brindada durante la realización de este trabajo :
A Daniel D. Carpintero, por su ayuda con el FORTRAN de Salford.
A Lydia S. Cidale, por los mates y por su ayuda con el ChiWriter
A Rubén E. Martínez, quien configuró mi PC.
A Rodolfo H. Barbá, por su ayuda con el Sigma-Plot.
A Juan C. Forte, quien me dirigió durante el trabajo.
A Sergio A. Cellone, por sus sugerencias y ayuda con las imágenes.
A Mariano Méndez, Carlos Feinstein, Sergio A. Paoli, Josué Núñez y Eduardo A. Suárez por su ayuda en temas de computación.A Douglas Geisler, quien junto con Juan C. Forte obtuvo las imágenes en que se basa este trabajo y relizó las primeras etapas de su reducción.
A Carl Grillmair, por sus datos sobre los cúmulos de NGC 1399.
A Peter B. Stetson, autor del DAOPHOT.
A Jeff Secker, por su programa para ajustar la función de luminosidad.
A Alejandro Feinstein, por el lugar de trabajo.
Al personal de Biblioteca, por su aguante.
Y a todos a quienes posiblemente estoy olvidando mencionar.