Los astrónomos de estas latitudes contamos con la Cruz del Sur
para orientarnos en una noche estrellada.
Pero para no perder el rumbo durante estos años,
la única guía segura
fue el apoyo constante de Fernanda, mi mujer.
Con Francisco también estoy en deuda:
nació cuando yo estaba muy lejos, en Chile,
haciendo las observaciones que aquí describo.
Y a Gabriel, también le debo el tiempo que todavía no le pude dar.
A ellos tres va, pues, dedicada esta tesis.

Índice

1. Introducción 1
- 1.1. Antecedentes 1
- 1.2. Catálogos y clasificación 2
- 1.3. Estructura 4
  - a) Núcleos y achatamientos 4
  - b) Perfiles 5
  - c) Parámetros estructurales 6
- 1.4. Población estelar y medio interestelar 7
  - a) Espectros 7
  - b) Colores 8
  - c) Hidrógeno neutro 9
- 1.5. Resumen y motivos de esta tesis 9

2. Observaciones 12
- 2.1. Selección de la muestra 12
- 2.2. Descripción de las observaciones 13
  - a) Galaxias de programa 13
  - b) Estrellas estándares 15
- 2.3. Correcciones instrumentales 17

3. Obtención de los perfiles de brillo y color 19
- 3.1. Ajuste del nivel de cielo y corrección de pixeles defectuosos 19
- 3.2. Ajuste de isofotas elípticas 21
- 3.3. Obtención de los perfiles 23

4. Propiedades estructurales 25
- 4.1. Ajuste de modelos 25
- 4.2. Parámetros calculados 27

a) Magnitudes . . . 27
b) Brillos superficiales . . . 31
c) Tamaños . . . 32
4.3. Correlaciones y efectos de selección . . . 33
a) Relación brillo superficial–magnitud (BSM) . . . 33
b) Relación tamaño–magnitud . . . 34
c) Relaciones con la forma del perfil . . . 35
4.4. Núcleos . . . 37
5. Colores . . . 40
5.1. Perfiles de color . . . 40
5.2. Los colores de los núcleos y zonas centrales . . . 43
5.3. Correlaciones con los parámetros globales . . . 46
5.4. Colores y distancias proyectadas . . . 51
6. Poblaciones estelares . . . 52
6.1. El diagrama color–color . . . 52
6.2. Colores sintéticos de poblaciones estelares simples . . . 54
a) Modelos teóricos . . . 54
b) Espectros observados . . . 56
c) Calibración al sistema estándar . . . 58
6.3. Interpretación de los colores observados . . . 60
7. Conclusiones . . . 64
7.1. Estructura . . . 65
7.2. Colores . . . 66
7.3. Perspectivas futuras . . . 69
Figuras . . . 71
Referencias . . . 72
Apéndice . . . 76

Agradecimientos

Quiero resaltar aquí lo importante que resulta trabajar en un medio donde la colaboración y el intercambio de ideas son cotidianos. Son así muchas las personas a quienes quiero expresar mi agradecimiento:

En primer lugar, y muy sinceramente, al Dr. Juan Carlos Forte, no sólo por haberme guiado en la realización de esta tesis, sino porque le debo gran parte de mi entusiasmo por las galaxias enanas en particular, y por la Astrofísica en general.

Al Dr. Alejandro Feinstein, por haberme brindado un lugar de trabajo (excelente en todos los aspectos) en el Departamento de Fotometría.

A Mariano Méndez, Carlos Feinstein e Irene Vega, por su ayuda y sugerencias, sobre todo en las etapas iniciales de este trabajo.

A Ruben Martínez (un verdadero "PC wizard") por su asistencia tanto en temas de hardware como de software.

A Rodolfo Barbá, un especialista en casi todo y, además, un gran compañero.

A Roberto "Pachi" Leonardi y Giselle Ginestet, por su asistencia con la HP 1000.

A Doug Geisler (CTIO) por su colaboración en la etapa observacional de este trabajo.

Al Dr. Eduardo Bica (UFRGS, Brasil), quien tuvo la gentileza de enviarme sus espectros.

Al réferi anónimo del "paper" que abarca los primeros cinco capítulos de esta tesis (Cellone, S. A., Forte, J. C., & Geisler, D. 1994, ApJS, en prensa), por algunas importantes sugerencias acerca de sus conclusiones.

A Daniel Golombek (STScI), por enviarme los espectros de BD+33°2642.

A Pablo Ostrov, por facilitarme sus datos sobre los cúmulos de NGC 1399.

A Sebastián Lípari (OAC-STScI), con quien compartí el turno de observación de 1989.

Al personal del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, y en particular a Mauricio Navarrete, por su invalorable ayuda con los "flats".

A Carlos Ischik y Marcela Miralles, quienes midieron las posiciones de las enanas en la placa del cúmulo de Fornax.

A María Cristina Martín (IAR), quien me proporcionó una lista inicial de referencias bibliográficas sobre galaxias enanas.

Al personal de Biblioteca, por su paciencia y buena disposición.

A Darío Canosa, quien me asistió en la penosa transferencia de imágenes desde el CESPI.

Al CONICET, por haberme otorgado una beca que hizo posible la realización de esta tesis, y a las autoridades de la FCAGLP por proporcionarme el lugar de trabajo.

A los miembros del Tribunal Examinador de esta tesis, Dres. Alejandro Feinstein, Esteban Bajaja, y Juan José Clariá, por sus interesantes comentarios y sugerencias, que contribuyeron a mejorarla tanto en lo conceptual como en lo formal.

Al Dr. Juan C. Muzzio, a Guillermo Sierra, María Cristina Fanjul, Daniel Carpintero, y a todos los que seguramente me estoy olvidando de nombrar.

Y, muy especialmente, a mis padres, Aldo Cellone y Nélida Gaido, por su apoyo, su comprensión y su permanente confianza en mí.

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis Doctoral

ESTUDIO DE LAS PROPIEDADES ESTRUCTURALES Y DE LA POBLACIÓN ESTELAR EN GALAXIAS DE BAJO BRILLO SUPERFICIAL

Tesista
Lic. Sergio A. Cellone

Director
Dr. Juan Carlos Forte

1994

1. Introducción

1.1. Antecedentes

El estudio de las galaxias ha permanecido restringido durante muchos años al de aquellos objetos que presentan un diámetro aparente notable en una placa fotográfica de larga exposición. Desde nuestra ubicación dentro de una galaxia relativamente brillante como lo es la Vía Láctea, a lo cual se agregan las contribuciones por luz dispersada en el Sistema Solar y en la atmósfera terrestre, el brillo del cielo nocturno alcanza alrededor de 21.5 $\mathrm{mag}_{(B)}/''^2$ para buenos sitios de observación[†]. La detección de galaxias de bajo brillo superficial, o sea aquellas cuya luminosidad provenga en mayor parte, o totalmente, de zonas de brillo superficial por debajo de este nivel, se verá muy dificultada por el hecho de que sus isofotas quedarán sumergidas en el ruido del cielo. Según Disney (1980), "*... somos como prisioneros en una celda iluminada tratando de discernir nuestros alrededores observando a través de una pequeña ventana hacia la oscuridad exterior. Podemos ver con suficiente facilidad las luces de la calle, y las ventanas iluminadas, pero ¿podemos ver, o inferir correctamente, las casas y los árboles?*".

Tiempo atrás, Arp (1965) ya había llamado la atención sobre los efectos de selección que dificultarían el descubrimiento de galaxias de bajo brillo superficial, así como también, en el otro extremo, de galaxias suficientemente compactas como para no distinguirse de las estrellas. El resultado es que las galaxias llamadas "normales" serían en realidad una muestra no muy representativa de la población total de objetos extragalácticos.

† A lo largo de este trabajo se usará el punto decimal en vez de la coma a fin de evitar confusiones.

1.2. Catálogos y clasificación

El mejoramiento de las emulsiones y de las técnicas fotográficas permitió ir revirtiendo la situación con respecto a las galaxias de "bajo brillo superficial" (BBS en lo que sigue); calificativo que ha sido aplicado tanto a galaxias espirales como a enanas elípticas e irregulares. Ejemplos extremos de las primeras pueden hallarse en Schombert y Bothun (1988).

En cuanto a las enanas, hasta principios de la década pasada no había datos sistemáticos más allá del Grupo Local, donde la relativa cercanía permite resolverlas en estrellas. A partir del trabajo de Reaves (1983), quien cataloga 846 enanas en la región del cúmulo de Virgo, comienza una serie de estudios que han expandido enormemente, y en poco tiempo, nuestro conocimiento acerca de estos objetos. Cabe notar que no existe una definición de galaxia enana basada en argumentos físicos; simplemente se suele adoptar, algo arbitrariamente, un límite fijado en $M_{B_{\rm TOT}} = -16$. Esto excluye a la Nube Menor de Magallanes (-17.0 mag), pero incluye a NGC 205 (-15.7 mag) (Tammann 1980).

Binggeli, Sandage y Tammann (1985) amplían considerablemente el relevamiento de Reaves, catalogando 1 851 galaxias en Virgo, de las cuales unas 1 300 son enanas BBS o candidatas. Otros trabajos importantes son el de Ichikawa (1987) y el de Impey, Bothun y Malin (1988; IBM en lo que sigue). Este último incluye enanas de menor brillo superficial que los anteriores.

Caldwell (1987) es el primero en catalogar 137 enanas BBS en el cúmulo de Fornax; le siguen otros relevamientos más completos: Ferguson (1989; F89 en lo que sigue) con 243 enanas sobre 340 miembros, y los trabajos efectuados con la máquina APM (*Automatic Plate Measuring*): Davies y col. (1988; DPCDK en lo que sigue) e Irwin y col. (1990). Bothun, Impey y Malin (1991; BIM en lo que sigue), con técnicas de procesamiento de placas fotográficas, amplían la muestra a objetos de muy bajo brillo superficial.

Se han relevado también otros cúmulos más lejanos, como los de Centauro (Bothun, Caldwell y Schombert 1989) y Coma (Thompson y Gregory 1993), y grupos más pequeños (Karachentseva, Karachentsev y Börngen 1985; Ferguson y Sandage 1990).

En todos estos estudios, la pertenencia de una determinada enana BBS al cúmulo en cuestión se basa simplemente en un criterio morfológico, ya que los datos de velocidades radiales son sumamente escasos (y difíciles de obtener) para estas galaxias. La concentración espacial de estos objetos hacia el centro del cúmulo demuestra que este criterio es estadísticamente correcto (F89), aunque podría haber excepciones. De hecho, se ha descubierto que una galaxia previamente catalogada como enana BBS en el cúmulo de Virgo, resultó ser una enorme galaxia espiral BBS situada en el fondo, con una velocidad de recesión de 25 000 km s^{-1} (Bothun y col. 1987).

Por otra parte, las enanas elípticas compactas, cuyo prototipo es M32, no pueden distinguirse de galaxias de fondo sin conocer su velocidad radial. No obstante, Sandage, Binggeli y Tammann (1985) muestran que no serían numerosas, sino que constituyen la cola hacia el extremo débil de la gaussiana que representa la función de luminosidad de las elípticas clásicas (es decir, de alto brillo superficial). Para todas las integrantes de esta familia se reserva entonces la clasificación "E", ya sean débiles o brillantes. La clasificación "dE" (por *dwarf elliptical*) se aplica por lo tanto sólo a las enanas elípticas difusas (es decir, BBS). No existen galaxias de este tipo más brillantes que $M_{B_T} \simeq -18$, siendo su función de luminosidad siempre creciente hacia magnitudes más débiles, hasta el límite de completitud. Más por costumbre que por razones físicas, se mantiene la clasificación "dSph" (por *dwarf spheroidal*) para las enanas BBS más débiles, ya sea del Grupo Local u otros grupos cercanos, que se resuelven en estrellas.

Algunas enanas BBS presentan un aspecto "grumoso", es decir, tienen zonas de mayor brillo superficial sobre un fondo por lo demás similar a las dE. Se las clasifica entonces como "dI" (por *dwarf irregular*) o "Im" (por *magellanic irregular*). Tanto en Virgo como en Fornax son menos abundantes, por un factor cercano a 10, que las dE (Ferguson y Sandage 1988).

1.3. Estructura

a) Núcleos y achatamientos

Muchas dE presentan un núcleo marginalmente resuelto, o sea apenas mayor que el círculo de "seeing" (Caldwell 1983, y trabajos posteriores); se las distingue de las no nucleadas con la nomenclatura "dE,N". Estos núcleos pueden ser hasta 100 veces más luminosos que $\omega\, Cen$, pero muy extraordinariamente llegan a un 20% de la luminosidad de la galaxia (Ferguson y Sandage 1989). No se conoce ninguna dI nucleada.

Algunos autores sugirieron la posibilidad de que los núcleos sean cúmulos globulares (Zinnecker y col. 1988), que pasarían a engrosar el sistema de cúmulos de una galaxia E si la enana es acretada. Existen experimentos numéricos (Bassino, Muzzio y Rabolli 1994) que, bajo ciertas condiciones, apoyan este cuadro, el cual parece tentador para explicar los enormes sistemas de cúmulos globulares para galaxias como M87 y NGC 1399 (las galaxias centrales de Virgo y Fornax respectivamente). Si bien algunos cúmulos globulares podrían tener este origen, hay fuertes argumentos en contra de que **todos** ellos lo tengan. van den Bergh (1990) hace notar especialmente que existen diferencias de achatamientos, brillos y metalicidades entre ambos tipos de objetos, además de que el gran número de cúmulos implicaría una enorme población de dE,N acretadas, cuyo origen sería más difícil de explicar que el de los propios cúmulos globulares.

La distribución de achatamientos aparentes de las dE es más parecida a la de las E gigantes o a la de las Sdm+Sm+Im que a la de las Sa–Sd (Caldwell 1983; van den Bergh 1986; DPCDK; Ichikawa 1989). Los valores promedio de las razones de semiejes (ϵ) medidas en el cúmulo de Virgo son:

$$\langle\epsilon\rangle_{dE} = 0.72 \qquad\qquad \langle\epsilon\rangle_{E} = 0.76\ .$$

De la distribución de achatamientos aparentes y de la relación de ϵ con el brillo superficial promedio, Ichikawa (1989) deduce una forma intrínseca de **esferoide oblato** para las dE, con una razón promedio de semiejes verdaderos $\langle b/a\rangle = 0.60 \pm 0.06$. Además, no habría triaxialidad, dado que no se observa giro de isofotas notable.

b) Perfiles

La diferenciación cualitativa entre enanas "compactas" y "difusas" queda expresada cuantitativamente según la forma de sus perfiles de brillo superficial. Wirth y Gallagher (1984) fueron los primeros en poner de manifiesto esta diferencia, situándola en un marco donde ambas familias de galaxias tendrían distintos orígenes.

Como es bien sabido, las elípticas clásicas tienen perfiles tipo $r^{1/4}$ (de Vaucouleurs 1959). Los perfiles de las enanas BBS, por su parte, pueden ajustarse razonablemente bien con modelos exponenciales:

$$I = I_0 \; e^{-(\frac{r}{\alpha})}, \tag{1}$$

donde I es el brillo superficial en unidades de intensidad específica, I_0 es el brillo superficial central, r es la distancia galactocéntrica, y α es el parámetro de escala (Karachentseva, Schmidt y Richter 1984; Binggeli, Sandage y Tarenghi 1984; Wirth y Gallagher 1984). Los valores típicos de α varían entre 250 y 900 pc (Binggeli y col. 1984), aunque con las técnicas fotográficas de Malin (IBM) se detectan galaxias dE con parámetros de escala de hasta 3 kpc (de acuerdo al valor medido de 29" y la distancia a Virgo adoptada por estos autores). El hecho de que las enanas BBS tengan perfiles de tipo exponencial, no significa que su estructura sea semejante a la de las galaxias de disco, sino que, como se dijo, su distribución de achatamientos es coherente con una estructura esferoidal.

La ecuación (1) puede expresarse en magnitudes por segundo de arco al cuadrado:

$$S_{(r)} = S_0 \; + \; 1.086 \; (\frac{r}{\alpha}), \tag{2}$$

resultando entonces la ecuación de una recta. Se obtienen también ajustes aceptables con modelos de King, dado que para $0.5 < \log(\frac{r_t}{r_c}) < 1.0$, siendo r_t y r_c los radios tidal y de *core* respectivamente, dichos modelos son muy semejantes a exponenciales (Binggeli y col. 1984; Ichikawa, Wakamatsu y Okamura 1986).

Caldwell y Bothun (1987; CB87 en lo que sigue) encuentran que en las dE,N más brillantes hay una componente tipo ley de potencias que se extiende hasta unos 10" más allá del núcleo. Por el contrario, las más débiles presentan perfiles que tienden a apartarse de una exponencial, pero en el sentido contrario al $r^{1/4}$, es decir tienen un "core" extendido (Karachentseva y col. 1987; IBM).

c) Parámetros estructurales

Existen básicamente 3 propiedades estructurales que definen a una galaxia elíptica, aunque las mismas no son independientes entre sí: su tamaño, su brillo superficial, y su luminosidad (o masa). Distintos autores han usado distintos parámetros para caracterizar estas propiedades en las galaxias dE. Para el primero suelen utilizarse el parámetro de escala α del modelo exponencial, o bien el radio efectivo (r_e, definido como aquel que encierra la mitad de la luminosidad total), o un radio isofotal. En cuanto al segundo, el brillo superficial central, que se obtiene extrapolando el perfil hasta el centro (S_0), tiene la ventaja de que es fácil de medir, y como sólo se requiere información de las zonas de mejor relación señal/ruido, no se ve afectado por errores en el nivel del cielo (CB87; IBM). Otros autores utilizan el brillo superficial promedio dentro del radio efectivo ($\langle S \rangle_e$).

La mejor forma de medir la luminosidad es la magnitud total ($M_{\rm TOT}$), integrada del perfil, a pesar de que esto implique extrapolar el mismo hasta el infinito. Las magnitudes isofotales, en cambio, pueden conducir a enormes subestimaciones de la luminosidad de una galaxia, si no se elige correctamente la isofota. Como caso extremo, una galaxia cuyo brillo superficial central fuera inferior al de la isofota elegida, no tendría siquiera definida su magnitud isofotal. Alternativamente, la única determinación directa de masas es a través de la dispersión de velocidades (σ_v); pero este dato requiere espectros con buena relación señal/ruido, que son muy escasos.

Varios autores exploraron las correlaciones entre los distintos parámetros estructurales de las dE. Kormendy (1985) encuentra que sus tamaños y brillos superficiales crecen con la luminosidad, diferenciándose así de las E, cuyos brillos superficiales centrales **decrecen** con la luminosidad. Aunque usando otros parámetros, básicamente la misma relación brillo superficial–magnitud (BSM en lo que sigue) ha sido mencionada en otros trabajos (Caldwell 1983; Binggeli y col. 1984; Ichikawa y col. 1986;

Karachentseva y col. 1987; Ferguson y Sandage 1988). Caldwell (1987) y luego IBM y BIM, muestran que la relación BSM desaparece para $S_{0_{(B)}} > 24\,\mathrm{mag}/''^2$, debido a la existencia, a estos bajos niveles de brillo superficial, de enanas con "cores" muy extendidos, resultando en galaxias con distintas magnitudes totales para el mismo S_0.

Por su parte, DPCDK e Irwin y col. (1990), sostienen que no existe la relación BSM (salvo por un límite superior en α), y que las correlaciones observadas por otros autores se deben exclusivamente a efectos de selección. Sin embargo, sus trabajos, efectuados con la máquina automática APM, están afectados por una importante contaminación de objetos de fondo.

IBM y BIM sostienen además que **todas** las correlaciones mencionadas se deben a efectos de selección. Éstos se originan en que, al hacer un relevamiento, se tienden a elegir galaxias que, a una dada magnitud total, presenten un diámetro angular máximo para la isofota límite del material fotográfico. De ser correcta esta aseveración, se plantea nuevamente el hecho de hasta qué punto estamos condicionados por efectos de selección al estudiar objetos de BBS. Un claro ejemplo de esta cuestión lo constituye el ya mencionado descubrimiento casual de la galaxia *Malin 1* (Bothun y col. 1987). Previamente catalogada como dE, resultó ser una galaxia espiral de muy BBS, con un enorme disco extendiéndose a niveles de brillo superficial del orden del 2% del brillo del cielo nocturno. Posteriormente se encontraron otros ejemplos de "gigantes agazapados", tal como los denominó Disney (1980) en un profético trabajo (Davies, Phillipps y Disney 1988; Bothun y col. 1990).

1.4. Población estelar y medio interestelar

a) Espectros

Poco más de una docena de galaxias dE, y sólo nucleadas, han sido observadas espectroscópicamente (Jones y Jones 1980; Bothun y col. 1985; Bothun y Mould 1988). Si bien en la mayoría se detectaron las líneas H y K del CaII, éstas son más prominentes en los núcleos más brillantes. De acuerdo a la comparación de los anchos equivalentes de las líneas de la serie de Balmer con las líneas del calcio, se sugiere para las enanas una población estelar de metalicidad similar a la de los cúmulos globulares más ricos de la Vía Láctea, pero con una secuencia principal extendida (hasta estrellas tipo F). Por lo tanto, las dE tendrían una edad promedio menor que la de los cúmulos globulares o las galaxias E, o, alternativamente, una rama horizontal más azul. Si bien los autores aseguran que la muestra es homogénea, encuentran diferencias entre los espectros, aún para galaxias de igual M_{B_T}.

b) Colores

La fotometría de galaxias enanas BBS, tanto en Virgo como en Fornax, dio como resultado colores comprendidos en los siguientes rangos (Caldwell 1983; CB87; Bothun y col. 1989):

$$-0.2 \leq U-B \leq 0.4 \qquad 0.6 \leq U-V \leq 1.3 \qquad 0.5 \leq B-V \leq 0.9 \ .$$

Como comparación, los colores típicos de las galaxias brillantes se sitúan alrededor de $U-B = 0.55$ y $B-V = 0.90$ para las elípticas, y de $U-B = -0.10$ y $B-V = 0.50$ para las espirales. Las enanas BBS son entonces más azules que las E, pero más rojas que las galaxias con formación estelar conocida. También son más azules en $U-B$ (o más rojas en $B-V$ en un diagrama color–color) que los cúmulos globulares de la Vía Láctea. Todo esto indicaría una población joven sin la secuencia principal superior. Por otra parte, las dE extienden la relación color–magnitud conocida para las E, aunque con una dispersión mucho mayor.

CB87 encuentran que las dE,N de núcleos más brillantes tienden a ser más rojas, aunque no hallan gradientes de color ni diferencias de color entre los núcleos y sus alrededores. Sin embargo, se conocen excepciones, como la enana D5, compañera de M100 en Virgo, que presenta un gradiente de color en el sentido de que es más azul hacia el centro, lo cual se interpreta como evidencia de formación estelar actual (Vigroux, Souviron y Vader 1984).

En los colores infrarrojos, la diferencia con las E no es tan marcada (Thuan 1985), indicando metalicidades menores que las de galaxias E y S0, pero mucho mayores que las de los cúmulos globulares pobres ($Z \simeq \frac{Z_\odot}{100}$) y las dSph del Grupo Local (hasta $\approx \frac{Z_\odot}{250}$).

Las dI son más azules en cualquier índice que las dE (Gallagher y Hunter 1986). La diferencia en $B-H$ es de 1.3 mag, demasiado grande para ser sólo efecto de la metalicidad. Se interpreta entonces que las dI tendrían menor edad promedio que las dE (entre $\approx 10^8$ y $\lesssim 3 \times 10^9$ años; Bothun y col. 1986), además de menor metalicidad ($\frac{Z_\odot}{250} \lesssim Z \lesssim \frac{Z_\odot}{3}$; Zinnecker 1986).

c) Hidrógeno neutro

Las búsquedas de HI en galaxias dE no han dado resultados positivos (Bothun y col. 1986). En todos los casos lo más que se han podido establecer son límites superiores a la masa total de HI, típicamente $\mathcal{M}_{HI} < 2 \times 10^6 \, \mathcal{M}_\odot$. Sí se han detectado un 60% de las dI observadas en la línea de 21 cm, con contenidos de HI en general superiores a $10^7 \, \mathcal{M}_\odot$. Sin embargo, a pesar de su alto contenido fraccional de HI, las dI no muestran evidencia de formación estelar reciente (Bothun y col. 1985).

1.5. Resumen y motivos de esta tesis

En las secciones precedentes se ha detallado el estado actual del conocimiento acerca de las propiedades estructurales y de la población estelar en galaxias enanas BBS. Un hecho que queda claro, es que las dE son el tipo de galaxia más numeroso en el Universo, de modo que su estudio es imprescindible si se quiere tener una visión de la astronomía extragaláctica no limitada sólo a los objetos más brillantes pero poco representativos. IBM dan un claro panorama de la importancia de estos objetos: "*La humilde galaxia enana es uno de los objetos más interesantes en el Universo. La* *mayor parte de estas galaxias tienen baja luminosidad ($M_B > -16$), y un brillo superficial por debajo del nivel del cielo nocturno. A pesar de su aspecto poco llamativo, las galaxias enanas pueden tener la clave de muchas cuestiones sobre la formación, estructura y evolución de las galaxias. Se espera que las enanas tracen la masa en teorías jerárquicas de formación de galaxias (Dekel y Silk 1986), y puedan ser responsables de la copiosa absorción de baja metalicidad observada en los espectros de cuasares con gran corrimiento al rojo (Ikeuchi y Norman 1987). Si las relaciones masa–luminosidad son tan altas como las observadas en las enanas esferoidales del Grupo Local, entonces las galaxias enanas pueden constituir una componente principal de la masa en el Universo.* "

Otro aspecto a destacar, es que las enanas sufrirían más intensamente los efectos del medio ambiente en cúmulos de galaxias, debido a que las estrellas y el gas están menos ligados en estos sistemas (Ferguson y Sandage 1988). Esto, sumado a su relativamente alta densidad espacial, convierte a las enanas en protagonistas importantes de cualquier proceso de interacción entre galaxias en cúmulos. Dentro de esta línea es interesante investigar la posible relación entre galaxias enanas (en particular sus núcleos) y sistemas de cúmulos globulares en galaxias E gigantes, en un marco que contemple los gradientes de metalicidad observados en estos sistemas (Strom y col. 1981; Ostrov, Geisler y Forte 1993, OGF en lo que sigue).

Finalmente, el estudio de la estructura y la población estelar de las galaxias enanas BBS, es en sí mismo importante, debido a que plantea el tema de la formación estelar en sistemas de tan baja densidad (al menos de materia luminosa). El análisis de los diagramas color–magnitud de las dSph del Grupo Local, permitió establecer que las historias de la formación estelar varían de uno a otro de estos sistemas, abarcando en algunos casos largos períodos de tiempo (Hodge 1989). Dado que los datos actuales sobre las dE en Virgo y Fornax apuntan a un panorama similar, queda abierta así la cuestión de cómo lograron estos sistemas retener suficiente gas para formar una nueva generación de estrellas, o si se produjeron procesos de acreción de material intergaláctico (Silk, Wyse y Shields 1987).

Los primeros estudios sobre las propiedades de las enanas BBS se hicieron en Virgo, y, aún hoy, la mayor parte de los datos corresponden a ese cúmulo. Para la presente tesis se decidió entonces encarar el estudio de este tipo de galaxias en el cúmulo de Fornax, en el hemisferio sur.

Como se dijo en la § 1.4.a, los datos espectroscópicos para estas galaxias son muy escasos, y están limitados sólo a las nucleadas. Esto se debe a que obtener un espectro de una dE con una relación señal/ruido adecuada para estudios de población estelar (y aún para velocidades radiales), involucra largos tiempos de integración en telescopios grandes. Por otra parte, la mayoría de los datos fotométricos de las dE provienen de fotometría fotoeléctrica (óptica e infrarroja), fotometría fotográfica o imágenes CCD en una o dos bandas. Por lo tanto se decidió encarar este trabajo mediante fotometría superficial CCD multicolor, que permite estudiar en detalle las propiedades estructurales de estos objetos, y, a la vez, proveer un mejor conocimiento de sus poblaciones estelares. Cabe aclarar que este tipo de datos es sorprendentemente escaso en la literatura (ver por ej. Vigroux y col. 1988).

El sistema fotométrico de Washington (Canterna 1976) fue originalmente diseñado para la determinación de abundancias en estrellas gigantes G y K. Una de sus principales ventajas respecto del sistema de banda ancha más difundido, el UBV, radica en su mayor eficiencia. La obtención del índice de temperatura $T_1 - T_2$ y de los índices de metalicidad $C - M$ y $M - T_1$ para una estrella G9 III, por ejemplo, requiere del orden de la mitad del tiempo de integración necesario para obtener sus colores $U - B$ y $B - V$.

El sistema de Washington ha sido usado también en fotometría integrada, para la determinación de abundancias en sistemas estelares viejos, incluyendo cúmulos globulares galácticos y extragalácticos (Harris y Canterna 1977). En particular, el índice $C - T_1$ es un indicador de metalicidad muy sensible para cúmulos globulares galácticos (Geisler y Forte 1990). Por estas razones, las observaciones se hicieron en las bandas C, M, y T_1 del sistema de Washington. Se obtuvieron los perfiles de brillo superficial y de color, hallándose los parámetros estructurales e investigando las relaciones entre éstos y las magnitudes y colores integrados, con cuidado en explorar los posibles efectos de selección involucrados. A partir de los perfiles de color, se estudió la existencia de gradientes de color o de diferencias entre los núcleos, o zonas centrales, y sus alrededores. Finalmente, se analizó la ubicación de las enanas BBS en un diagrama color–color, obteniéndose información acerca de las poblaciones estelares presentes en estos objetos.

2. Observaciones

2.1. Selección de la muestra

En una primera instancia de este trabajo, se hizo un relevamiento del cúmulo de Fornax, inspeccionando con una lupa la copia en película de la placa #358 del *ESO Quick Blue Survey* (West y Schuster 1982). Se detectaron 212 objetos tentativamente catalogados como enanas BBS, y se midieron las coordenadas de los 112 más seguros, con la colaboración del Departamento de Astrometría de la FCAGLP. Pero durante esta etapa se recibió el catálogo de Ferguson (F89), quien trabajó en base a las placas originales digitalizadas, además de placas con mejor escala para la clasificación. Se comprobó que todos los objetos de nuestra lista, excepto dos, estaban catalogados, y un 91% de nuestros candidatos más probables habían sido clasificados como dE. A partir de esta experiencia se seleccionaron alrededor de 20 galaxias para observar con CCD. Los criterios empleados fueron los siguientes:

a) $B_{\rm TOT} < 18$, evitando galaxias demasiado débiles para ser observadas con telescopios de apertura moderada.

b) Distancias proyectadas al centro del cúmulo abarcando un rango lo más amplio posible.

c) Se evitaron aquellas galaxias que podrían ser afectadas por estrellas cercanas.

d) Se evitaron galaxias muy chicas (diámetro $\lesssim 30"$) como para obtener fotometría superficial.

2.2. Descripción de las observaciones

a) Galaxias de programa

Se observó una muestra de 15 galaxias dE durante dos turnos, en octubre de 1989 y noviembre de 1990, usando los telescopios de 0.9 y 1.5 m del *Observatorio Interamericano de Cerro Tololo* (Chile). Para cada galaxia se obtuvieron de una a cuatro imágenes CCD en cada una de las bandas C, M y T_1 del sistema de Washington. Un resumen de las observaciones se lista en la Tabla 1. La columna 1 indica el número de catálogo en el *Fornax Cluster Catalog* (F89). En la columna 5 se indica el CCD utilizado: los TI#2 y TI#3 son chips de 800 × 800 pixeles, usados en su configuración de 400 × 400 para lograr una escala adecuada de 0.494 ó 0.55 "/pixel, mientras que el Tek es un chip de mejor calidad, con una superficie activa de 512 × 512 pixeles, y una escala de 0.489 "/pixel. Las columnas 6 y 7 indican la cantidad de imágenes obtenidas, y el tiempo de exposición efectivo (en segundos) por filtro, respectivamente. En la columna 8 se listan los valores del ruido del cielo, en adu (unidades analógico–digitales) medidos sobre las imágenes finales (ver § 3.1.).

En el turno de observación de octubre de 1989 sólo se obtuvieron imágenes de las galaxias de programa en las bandas T_1 y C, a fin de lograr al menos una muestra de enanas con colores $C-T_1$. Al contar con otro turno en noviembre del año siguiente, se decidió reobservar las mismas galaxias en el M, además de obtener imágenes de galaxias antes no observadas en las tres bandas. Por otra parte, algunas de las enanas más débiles fueron observadas con el telescopio de 0.90 m en T_1 y M, y con el telescopio de 1.5 m en el C, dado que en esta banda la relación señal/ruido esperada es menor.

En todos los casos se observó con valores de masa de aire pequeños; el promedio para todas las observaciones resultó de $\langle \sec(z) \rangle = 1.09$, con un valor máximo de 1.39.

Tabla 1

FCC #	Filtro	Fecha	Telesc.	CCD	Nro.	t. exp. (seg)	σ_c (adu)
76	T_1	20-21/11/90	1.5	Tek	1	900	23.8
76	C	20-21/11/90	1.5	Tek	1	900	13.3
76	M	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	31.5
82	T_1	20-21/10/89	0.9	TI#3	3	1800	15.4
82	C	20-21/10/89	0.9	TI#3	3	2700	16.0
82	M	14-15/11/90	0.9	TI#2	3	1800	29.2
118	T_1	29-30/10/89	1.5	TI#2	4	2200	26.9
118	C	29-30/10/89	1.5	TI#2	3	2550	19.1
118	M	13-14/11/90	0.9	TI#2	3	1200	29.0
135	T_1	20-21/10/89	0.9	TI#3	3	1800	12.7
135	C	20-21/10/89	0.9	TI#3	3	2700	12.2
135	M	14-15/11/90	0.9	TI#2	3	1800	34.1
156	T_1	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	29.5
156	C	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1800	19.5
156	M	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	31.8
188	T_1	29-30/10/89	1.5	TI#2	3	1200	16.0
188	C	29-30/10/89	1.5	TI#2	3	1700	16.3
195	T_1	28-29/10/89	1.5	TI#2	3	1700	21.1
195	C	28-29/10/89	1.5	TI#2	3	1700	17.8
195	M	13-14/11/90	0.9	TI#2	3	1200	32.2
201	T_1	19-20/11/90	1.5	Tek	3	1800	39.9
201	C	19-20/11/90	1.5	Tek	2	1800	21.5
201	M	19-20/11/90	1.5	Tek	1	600	24.7
203	T_1	29-30/10/89	1.5	TI#2	2	760	14.3
203	C	29-30/10/89	1.5	TI#2	3	1100	14.4
203	M	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	31.0
222	T_1	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	30.5
222	C	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1800	18.9
222	M	14-15/11/90	0.9	TI#2	3	1800	47.0
250	T_1	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	32.6
250	C	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1800	21.6
250	M	20-21/11/90	1.5	Tek	2	1200	33.0
274	T_1	19-20/11/90	1.5	Tek	3	1800	39.5
274	C	19-20/11/90	1.5	Tek	3	1800	20.7
274	M	19-20/11/90	1.5	Tek	2	1200	35.1
296	T_1	23-24/10/89	0.9	TI#3	3	1800	15.3
296	C	23-24/10/89	0.9	TI#3	3	2700	10.7
296	M	14-15/11/90	0.9	TI#2	3	1800	45.9
303	T_1	13-14/11/90	0.9	TI#2	3	900	25.1
303	C	19-20/11/90	1.5	Tek	2	1200	16.6
303	M	13-14/11/90	0.9	TI#2	3	900	42.1
314	T_1	28-29/10/89	1.5	TI#2	2	1200	21.4
314	C	28-29/10/89	1.5	TI#2	4	2300	17.8
314	M	14-15/11/90	0.9	TI#2	3	1800	33.2

b) Estrellas estándares

Cada noche se observaron entre 5 y 11 estrellas estándares del sistema de Washington, tomadas de las listas de Geisler (1990) y de Harris y Canterna (1979), dando preferencia a las áreas seleccionadas (*Selected Areas*) que permiten incluir varias estrellas en una misma imagen.

Tabla 2

Estrellas estándares

Fecha	Campos	N	t. exp. (seg)		
			T_1	C	M
20-21/10/89	SA92	1	10	40	—
	SA92	1	12	30	—
	SA96	2	10	12	—
	SA110	4	12	30	12
	SA114	1	15	30	—
28-29/10/89	SA98	5	4	12	3
	SA114	1	4	8	4
29-30/10/89	SA92	1	5	9	—
	SA96	2	4	4	4
	SA98	5	4	11	3
	SA114	3	4	10	5
13-14/11/90	SA98	5	10	10	10
14-15/11/90	SA96	2	12	12	12
	SA98	5	10	15	10
19-20/11/90	SA96	2	10	20	10
	SA98	5	15	20	12
20-21/11/90	SA96	2	4	15	5
	SA98	6	10	55	10

En la Tabla 2 se listan, para cada fecha (columna 1), los campos de estándares observados (columna 2), el número de estrellas en cada campo (columna 3) y los tiempos de exposición (en segundos) en T_1, C y M (columnas 4 a 6). Las imágenes de las estándares se corrigieron de la misma forma que las de las galaxias de programa (ver § 2.3.).

Se realizó luego fotometría de apertura con un diafragma de 15", eligiendo en forma interactiva un anillo alrededor del mismo para la medición del cielo, evitando la contaminación por estrellas cercanas. Para la transformación al sistema estándar, se adoptaron los coeficientes de extinción medios para CTIO, tomados de Harris y Canterna (1979). Sin embargo, debido a la estrategia de observación descripta en la § 2.2.a, fue necesario en algunos casos obtener las ecuaciones de transformación para el color $C-T_1$ o para las bandas C o M individualmente, lo que implica conocer los coeficientes de extinción κ' (de primer orden) y κ'' (de segundo orden) correspondientes. Para el M esto es inmediato, dado que tanto κ''_{M-T_1} como κ''_{T_1} son nulos, por lo que resulta $\kappa'_{M} = \kappa'_{M-T_1} + \kappa'_{T_1}$ y $\kappa''_{M} = 0$.

Los coeficientes de segundo orden para el $C - T_1$ y para el C, en cambio, no son nulos. A fin de estimarlos se obtuvieron entonces, para todas las estándares, los colores instrumentales fuera de la atmósfera

$$(c-m)_0 = (c-m)_i - [\kappa'_{C-M} + \kappa''_{C-M}\,(c-m)_i]\sec z \qquad (3a)$$

y

$$(m-t_1)_0 = (m-t_1)_i - \kappa'_{M-T_1}\,\sec z \qquad (3b)$$

con los coeficientes tabulados (notar que $\kappa''_{M-T_1} = 0$). Haciendo luego

$$(c-t_1)_0 = (c-m)_0 + (m-t_1)_0 \qquad (4)$$

se ajustaron para cada noche de observación los coeficientes κ'_{C-T_1} y κ''_{C-T_1} a partir de

$$(c-t_1)_0 = (c-t_1)_i - [\kappa'_{C-T_1} + \kappa''_{C-T_1}\,(c-t_1)_i]\sec z\,, \qquad (5)$$

obteniéndose valores similares dentro de un 5% para las distintas noches. Se calcularon entonces promedios pesados por el número de estrellas observadas cada noche, obteniéndose $\kappa'_{C-T_1} = 0.248$ y $\kappa''_{C-T_1} = -0.0232$.

Procediendo en forma análoga para el C, se obtuvo $\kappa'_C = 0.340$ y $\kappa''_C = -0.0519$. Se obtuvieron entonces, para cada noche, las ecuaciones de transformación al sistema estándar necesarias, con errores típicos de 0.01 mag en T_1, 0.02 mag en $M-T_1$ y 0.03 mag en $C-T_1$.

2.3. Correcciones instrumentales

Las observaciones del turno de octubre de 1989 fueron corregidas por efectos instrumentales utilizando el software instalado en la computadora LSI–11 de Cerro Tololo. Dichas correcciones incluyeron los efectos del "bias" y del campo plano. Para este último se tomaron imágenes de una superficie uniformemente iluminada dentro de la cúpula ("dome flats"). Las imágenes del turno de 1990 fueron parcialmente corregidas con rutinas del sistema IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) corriendo en una estación de trabajo Sun; la corrección se completó luego con el software PCVISTA, en una computadora tipo personal. En este caso se usaron como campos planos, imágenes del cielo tomadas al amanecer o al anochecer. Este tipo de "flats" produjo mejores resultados que los de cúpula, en cuanto a la eliminación de variaciones de baja frecuencia espacial.

En todos los casos la contribución por corriente de oscuridad se consideró despreciable, no efectuándose ninguna corrección. Cabe aclarar que si no se está completamente seguro de que la señal de oscuridad varía apreciablemente de un pixel a otro, no es conveniente hacer la corrección por este efecto, ya que ello implica introducir en cada imagen de programa el ruido de lectura de la imagen de oscuridad al efectuar la resta de ambas. Y, si la oscuridad es constante en todo el CCD, se eliminará de todas formas al restar el nivel de cielo (ver § 3.1.).

El procedimiento descripto dio como resultado imágenes muy planas, es decir, con variaciones de baja frecuencia espacial del orden del 0.2% del nivel del cielo. Sin embargo, algunas imágenes aún presentan variaciones pequeñas pero notables, de hasta un 0.5% o más. Dado que una fracción importante de la luminosidad de una galaxia BBS proviene de zonas donde el brillo superficial es un pequeño porcentaje del nivel del cielo, se estima que estas variaciones son las principales responsables de los errores en la fotometría superficial.

3. Obtención de los perfiles de brillo y color

El procesamiento de las imágenes se realizó principalmente con el sistema IHAP (*Image Handling And Processing*, realizado por el *European Southern Observatory*) corriendo en un equipo HP1000, y con el software PCVISTA para computadoras personales. Además se escribieron programas en FORTRAN para realizar tareas específicas no implementadas en estos sistemas.

3.1. Ajuste del nivel de cielo y corrección de pixeles defectuosos

El primer paso para la obtención de perfiles de brillo superficial precisos es la determinación y sustracción del nivel de cielo para cada imagen. Esto es relativamente sencillo, dado que las enanas sólo cubren una fracción chica del área del CCD. Se eligieron entonces por inspección visual varias zonas suficientemente alejadas de la galaxia, y libres de estrellas y objetos de fondo. Cada zona se dividió entonces en cuadrados de 9×9 pixeles, se calculó la media de cada cuadrado rechazando valores muy alejados con un procedimiento iterativo, y cada uno de esos valores medios se usó para ajustar un plano, que, en todos los casos, resultó con una inclinación muy pequeña. En algunas imágenes se notaba aún una variación de baja frecuencia espacial residual; en estos casos se aplicó una corrección sustractiva en base a "flats" de cielo suavizados.

El principal factor que limita los tiempos de exposición con un CCD son los rayos cósmicos. Cada una de estas partículas cargadas, al incidir sobre el detector, deja uno o varios (normalmente 4) pixeles adyacentes con una señal superior a la que corresponde de acuerdo al nivel de iluminación. Típicamente se registraron del orden de 100 eventos cósmicos por cada imagen individual de 600 seg., de modo que si se hicieran exposiciones continuas del orden de los 2 000 seg. se correrían serios riesgos de obtener una imagen muy deteriorada, sobre todo teniendo en cuenta que algunos eventos cósmicos muy intensos pueden producir un "derrame" de carga, arruinando del orden de 50 pixeles contiguos a lo largo de una columna. La solución consiste entonces en tomar varias imágenes con tiempos de exposición no superiores a los 900 seg., eliminar los pixeles afectados, y luego sumarlas.

Hay varias posibilidades para corregir los pixeles afectados por rayos cósmicos. La primera consiste en aplicar a cada imagen individual un filtrado de mediana, es decir, reemplazar el valor de cada pixel por la mediana de una caja de, por ejemplo, 3×3 pixeles centrada en el mismo. Este procedimiento es parcialmente efectivo (funciona mal cuando hay más de 4 pixeles adyacentes afectados) y tiene la desventaja de empeorar la definición de las imágenes. Una alternativa es tomar tres o más imágenes y reemplazar el valor de cada pixel por la mediana de los pixeles correspondientes (o sea con las mismas coordenadas) en todas las imágenes. Este procedimiento es muy eficiente para eliminar los rayos cósmicos, pero produce una imagen resultante cuya relación señal/ruido es comparable a la de una imagen individual, lo cual resulta totalmente contraproducente para el caso de las galaxias BBS.

Por lo tanto, se decidió emplear el siguiente método, que, con algunas variantes, ha sido usado en otros trabajos: se procuró obtener tres o más imágenes, desplazadas entre sí unos pocos segundos de arco, de cada galaxia y por cada filtro. Posteriormente se desplazaron todas las imágenes a un mismo marco de referencia, establecido de acuerdo a los centroides de las estrellas de campo. De esta forma, no sólo los pixeles afectados por eventos cósmicos, sino también por los defectos cosméticos del CCD, quedaron con distintas coordenadas en cada imagen. A continuación, se marcaron las coordenadas de aquellos pixeles cuyo valor en una imagen difiriera, en más de una cota establecida, respecto de los pixeles correspondientes en las otras imágenes. Estos pixeles defectuosos fueron luego corregidos por interpolación lineal en cada imagen individual, con un control interactivo para evitar errores (por ejemplo en zonas de gradientes altos, como ser los centros de estrellas brillantes). Finalmente, las imágenes corregidas fueron sumadas, resultando tiempos de exposición efectivos entre 900 y 2 500 seg., que se listan en la Tabla 1. En la columna 8 de la misma tabla se da el ruido del cielo σ_c en adu (unidades digitales), determinado como el valor medio cuadrático de los pixeles usados en el ajuste del nivel de cielo. Se nota que los valores para el filtro C son los menores; sin embargo, como la señal en esta banda también es menor, los valores de la relación señal/ruido resultan mayores para las bandas T_1 y M en todos los casos, siendo comparables entre sí para estas últimas.

En la Figura 1 (a - o) se muestran reproducciones de zonas cuadradas (de 120" de lado para la Fig. 1a, y 90" de lado para el resto) centradas en cada una de las galaxias. Todas corresponden a las imágenes corregidas y sumadas, en la banda T_1. La Figura 1p muestra la ubicación en ascención recta y declinación de las galaxias enanas observadas. Como referencia se incluyen también las galaxias más brillantes del cúmulo de Fornax, codificadas según sus magnitudes.

3.2. Ajuste de isofotas elípticas

El principal problema a resolver cuando se intenta ajustar elipses a las isofotas de una galaxia dE es la baja relación señal/ruido, ya que resulta difícil determinar las propias isofotas. Por ejemplo, el sistema implementado dentro del IHAP, útil para galaxias "normales" (es decir, de alto brillo superficial), fracasó para las BBS. Luego de probar con varios procedimientos, se obtuvieron muy buenos resultados con un método iterativo adaptado de Bender y Möllenhoff (1987), que permite determinar la isofota para una cierta intensidad y ajustarle simultáneamente una elipse con centro (X_0, Y_0), semieje mayor (a), achatamiento (b/a) y ángulo de posición (φ) como parámetros libres. Se requiere ingresar un juego de valores aproximados de estos parámetros, a partir de los cuales se definen 72 puntos equiespaciados angularmente sobre esta elipse inicial. A partir de estos puntos, y sobre la semirrecta que los une con el centro, se buscan los pixeles cuya intensidad sea más próxima a la del nivel isofotal elegido. Se calculan entonces los parámetros de la elipse que mejor ajusta a estos puntos, y que servirá de base para una nueva iteración. El procedimiento se interrumpe cuando los valores de 5 iteraciones consecutivas son coherentes. Este método resultó muy estable, aún para las galaxias más débiles. Los resultados se controlaron interactivamente, dibujando las elipses calculadas sobre la imagen de cada galaxia (Fig. 2).

Los resultados se muestran en la Figura 3, donde el achatamiento y el ángulo de posición se grafican en función del radio equivalente $r = a\sqrt{(b/a)}$. En todos los casos los parámetros corresponden a la banda T_1, y las barras de error representan la desviación estándar de las últimas cinco iteraciones.

Sólo dos galaxias (FCC #76 y FCC #203, la primera y la tercera en orden de brillo total decreciente) tienen isofotas significativamente más circulares para $r <$ 10", lo que implica la existencia de componentes tipo bulbo ("*bulge*"). Otras enanas muestran variaciones de b/a para las isofotas más internas ($r <$ 5"), pero esto se debe al error introducido al tratar de definir una isofota con muy pocos puntos. En el caso de FCC #201, se nota además la presencia de un objeto cercano al centro, responsable de la deformación isofotal.

Los ángulos de posición no muestran variaciones significativas con r, en acuerdo con lo hallado por Ichikawa (1989) en el sentido de que no habría triaxialidad en las dE. La única excepción es, nuevamente, FCC #203, cuyo semieje mayor parece girar continuamente a medida que las isofotas se hacen más circulares. Este comportamiento es más semejante al de las elípticas brillantes, que muestran usualmente giro de isofotas, tal como se espera para objetos triaxiales. Todo esto apunta en el sentido de que existiría una continuidad de propiedades estructurales entre las dE más brillantes y las E. Conviene destacar que para isofotas cercanas a circunferencias ($b/a \geq 0.9$), φ no está bien definido, de allí las grandes barras de error y variaciones erráticas que se notan en algunas de las figuras.

Finalmente, todas las galaxias muestran isofotas concéntricas, lo que implica que ninguna de ellas está apreciablemente deformada. Sin embargo, se debe aclarar que no se seleccionaron dE que estuvieran proyectadas cerca de galaxias brillantes, a fin de evitar posibles contaminaciones.

3.3. Obtención de los perfiles

Dado que los parámetros elípticos son prácticamente constantes con r, se adoptaron valores medios de X_0, Y_0, b/a y φ para cada galaxia, usando el nivel isofotal como peso. Esto último se hizo para reducir los errores introducidos en las isofotas más externas, donde la relación señal/ruido es menor; pero también se tuvo cuidado de no incluir las más internas, donde las elipses están definidas por muy pocos pixeles. En todos los casos se controlaron interactivamente los resultados, rechazando también las isofotas afectadas por algún objeto estelar. Normalmente, los valores medios resultaron similares dentro de los errores para el C, el M y el T_1, de modo que se adoptaron los valores del T_1 para todas las bandas.

Con estos valores medios de los parámetros, se calcularon la curva de crecimiento (es decir, el flujo integrado en función de r) y el perfil de brillo superficial instrumental (o sea, la intensidad promedio en cada elipse de radio equivalente r en función de r) para cada galaxia, independientemente en C, M y T_1. Para las enanas BBS, pequeños errores en el nivel de cielo adoptado pueden dar como resultado una curva de crecimiento que se aparte fuertemente del comportamiento asintótico esperado (ver por ej. la fig. 2 en Binggeli y col. 1984). En algunas de nuestras imágenes, el nivel de cielo inicialmente adoptado resultó muy alto, de modo que su valor se cambió levemente hasta obtener una curva de crecimiento plana (es decir, el flujo integrado tendiendo a una constante para r siempre creciente). A partir de esta curva de crecimiento corregida, se obtuvo un nuevo perfil de brillo superficial.

Para el análisis de las propiedades estructurales de las enanas, se trabajó con los perfiles T_1, dado que esta es la banda del sistema de Washington que suele reducirse como una magnitud independiente, y, como se dijo, produjo una relación señal/ruido comparable al M y mejor que el C en nuestras observaciones (notar además que para una de las galaxias, FCC #188, no hay imágenes en la banda M). Los perfiles instrumentales se transformaron al sistema estándar de acuerdo a lo dicho en la § 2.2.*b*. El resultado se muestra en la Figura 4, donde el brillo superficial en la banda T_1, en mag/$''^2$, se grafica contra el radio equivalente r en una escala lineal, en segundos de arco.

Los perfiles de color $C-T_1$ y $M-T_1$ se obtuvieron restando los correspondientes perfiles instrumentales y transformando luego al sistema estándar, salvo en los casos en que no se contaba con observaciones en los tres filtros en la misma noche, debiéndose entonces transformar en forma individual alguna de las bandas. En la Figura 4, junto a los perfiles de brillo, se grafican también los de color. Ambos tipos de perfiles se dan en el Apéndice en forma de tablas para cada galaxia. En los siguientes capítulos se discuten las características de unos y otros.

4. Propiedades estructurales

4.1. Ajuste de modelos

Con las escalas usadas en la Figura 4, un perfil exponencial da una línea recta. Lo que se ve inmediatamente es que todas las galaxias en la presente muestra tienen este comportamiento aproximado, tal como se encuentra en la literatura para otras dE (ver Cap. 1). Sin embargo, una inspección cuidadosa de la Figura 4 revela que sólo unos pocos de todos los perfiles pueden considerarse como exponenciales "puras"; la mayoría de ellos se apartan de una línea recta tanto en una dirección como en la otra, con las galaxias más brillantes mostrando componentes tipo "bulbo", y las más débiles, perfiles con menor gradiente ("core" extendido).

Para cuantificar este efecto ya conocido cualitativamente, se ajustaron modelos exponenciales generalizados, de la forma:

$$I(r) = I_0 \, e^{-\left(\frac{r}{\alpha}\right)^N}, \tag{6}$$

donde, a diferencia de la fórmula (1), se introduce un parámetro N que regula la forma del perfil. En particular, $N = 1$ da una exponencial "pura", mientras que $N = 0.25$ corresponde a un perfil tipo de Vaucouleurs (1959).

Si expresamos la fórmula (6) en magnitudes por segundo de arco al cuadrado, se obtiene:

$$S(r) = S_0 + 1.086 \left(\frac{r}{\alpha}\right)^N. \tag{7}$$

Se ajustaron modelos de este tipo a todos los perfiles T_1, con S_0, α y N como parámetros libres, teniendo cuidado de seleccionar en cada caso la zona del perfil donde el mismo estuviera bien definido. Se evitaron las regiones centrales, porque el número de pixeles involucrado es muy chico y en algunos casos hay un núcleo, y también las más externas, donde la relación señal/ruido es baja y los objetos de fondo o las alas de las estrellas de campo contaminan los perfiles.

Tabla 3

Parámetros estructurales

Galaxia FCC #	$S_{0_{(T_1)}}$ (mag/"^{2})	+/−	α (")	+/−	N	+/−	Núcleo
76	20.69	0.34	6.12	1.70	0.72	0.06	—
82	20.74	0.26	2.68	0.80	0.67	0.07	(Nuc)
118	22.75	0.24	7.43	1.21	1.35	0.21	Nuc
135	19.75	0.06	2.58	0.16	0.67	0.01	—
156	22.73	0.11	7.67	0.74	1.10	0.10	—
188	21.46	0.06	7.65	0.34	1.04	0.03	Nuc
195	21.70	0.06	5.49	0.32	0.97	0.03	—
201	21.68	0.15	4.80	0.67	0.84	0.06	—
203	19.90	0.07	2.90	0.22	0.67	0.02	—
222	20.66	0.06	4.94	0.31	0.75	0.02	(Nuc)
250	22.11	0.05	6.56	0.28	1.21	0.05	—
274	21.54	0.13	5.04	0.61	0.85	0.05	Nuc
296	19.91	0.23	1.86	0.51	0.63	0.06	—
303	20.44	0.13	4.48	0.62	0.75	0.04	Nuc
314	22.63	0.06	12.00	0.54	1.31	0.07	Nuc

Los modelos se grafican en la Figura 4 (líneas sólidas), notándose un ajuste satisfactorio. DPCDK también ajustan exponenciales generalizadas a las galaxias de su catálogo en Fornax, encontrando un amplio rango de valores de N, con un promedio $\langle N \rangle = 1.1 \pm 0.4$; sin embargo hay que tomar esto con cuidado dada la innegable contaminación por objetos de fondo que afecta a su muestra (ver por ej. su fig. 5). En el presente trabajo, además de las ventajas de la fotometría CCD, el especial cuidado puesto en la determinación de los niveles de cielo y la relativamente buena relación señal/ruido lograda, permiten confiar en los valores de los parámetros estructurales obtenidos. Los mismos se listan en la Tabla 3, junto a los errores formales del ajuste.

4.2. Parámetros calculados

Dado que una galaxia es un objeto extendido y sin un límite bien definido, al tratar de cuantificar su brillo total se plantea el problema de definir correctamente qué es lo que se va a medir. Como se dijo en la § 1.3.*c*, existen varias alternativas para definir la magnitud, el brillo superficial y el tamaño de una galaxia, explorándose a continuación cuáles son las más adecuadas para las dE y qué información proveen.

a) Magnitudes

Por un lado, puede determinarse la magnitud total integrando el modelo ajustado al perfil. En este caso, si se integra la ecuación (6) entre cero e infinito, se obtiene el flujo total

$$\mathcal{F}_{\mathrm{TOT}} = 2\,\pi\,I_0\,\alpha^2\;\frac{\Gamma(\frac{2}{N})}{N}\;, \tag{8}$$

donde Γ es la función *gamma*, y a partir de éste la magnitud total

$$T_{1_{\mathrm{TOT}}} = S_0 - 2.5\,\log(2\pi\alpha^2) - 2.5\,\log\left(\frac{\Gamma\left(\frac{2}{N}\right)}{N}\right)\;. \tag{9}$$

(Más general sería escribir m_{TOT}, pero se emplea $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$ para no generar confusión, dado que esta magnitud se usará de aquí en más). Si el modelo ajustado reproduce fielmente la distribución de brillo superficial de la galaxia, incluso extrapolando a las regiones externas que se pierden en el ruido del cielo y de las cuales no se tiene información segura, entonces $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$ será una buena medida del brillo total de la galaxia. Tiene sin embargo la desventaja de no considerar cualquier otra componente que se aparte del modelo (por ejemplo un núcleo).

Se calcularon entonces las magnitudes totales $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$ para todas las enanas de la muestra, obteniéndose los valores listados en la Tabla 4. Los errores consignados se obtuvieron variando S_0, α y N dentro de límites realistas y recalculando $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$.

Tabla 4

Parámetros calculados

Galaxia FCC #	r_{26} (")	+/−	$T_{1_{\mathrm{TOT}}}$ (mag)	+/−	$T_{1_{26}}$ (mag)	+/−	$S_{26\,(T_1)}$ (mag/"^{2})	+/−	M_B (mag)
76	56.19	0.74	13.84	0.03	13.95	0.03	23.94	0.004	-16.6
82	28.54	0.74	15.41	0.06	15.55	0.05	24.07	0.003	-15.0
118	16.69	0.73	16.86	0.09	17.03	0.08	24.38	0.012	-13.5
135	34.98	1.03	14.53	0.07	14.61	0.07	23.57	0.001	-15.9
156	20.85	0.96	16.49	0.09	16.71	0.09	24.55	0.015	-13.9
188	30.13	0.33	15.13	0.03	15.21	0.02	23.84	0.001	-15.3
195	22.74	0.43	15.94	0.04	16.07	0.04	24.10	0.001	-14.5
201	24.80	0.49	15.87	0.04	16.07	0.04	24.29	0.001	-14.5
203	38.06	0.69	14.43	0.04	14.53	0.04	23.68	0.001	-16.0
222	40.95	0.43	14.45	0.02	14.61	0.02	23.92	0.001	-15.9
250	18.87	0.41	16.35	0.05	16.48	0.04	24.10	0.005	-14.0
274	26.68	0.45	15.65	0.04	15.75	0.04	24.13	0.001	-14.8
296	29.25	0.71	15.11	0.05	15.22	0.05	23.79	0.003	-15.3
303	39.88	0.66	14.42	0.04	14.53	0.03	23.78	0.002	-16.0
314	28.45	0.76	15.66	0.05	15.74	0.05	24.25	0.011	-14.7

Alternativamente, una magnitud integrada del perfil real dentro de una dada isofota, no presenta las desventajas de $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$, pero su significado dependerá de la elección de la isofota. Si se elige una demasiado brillante, se estará excluyendo la mayor parte de la galaxia, mientras que una muy débil puede estar mal definida. Una inspección de la Figura 4 revela que todos los perfiles están bien definidos hasta $S \simeq 26\,\mathrm{mag}/"^2$, de modo que puede usarse esta isofota para definir la magnitud $T_{1_{26}}$.

Comparando los $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$ de este trabajo con las magnitudes totales B_{TOT} dadas por DPCDK (12 galaxias en común) y las de F89, se encuentra: $(B-T_1) = 1.08 \pm 0.20$

y 0.93 ± 0.16 respectivamente. Esto indica que el límite isofotal de $26\,\mathrm{mag}/''^2$ en T_1 aquí adoptado reproduce aproximadamente el límite de detección isofotal de $S_{(B)} = 27\,\mathrm{mag}/''^2$ en F89. En lo que sigue, se tomará por lo tanto $B - T_1 = 1.00$ para comparaciones con otros trabajos.

El cálculo de $T_{1_{26}}$ requiere conocer primero el radio de la isofota de $26\,\mathrm{mag}/''^2$, que es función de los 3 parámetros estructurales:

$$r_{26} = \alpha \left(\frac{26 - S_0}{1.086} \right)^{\frac{1}{N}} . \tag{10}$$

Luego, $T_{1_{26}}$ puede medirse directamente del perfil real, o calcularse por integración numérica con los parámetros del modelo (no hay expresión analítica). El promedio de las diferencias en valor absoluto entre los $T_{1_{26}}$ hallados de una u otra forma para las 15 enanas resultó 0.025 mag ± 0.016 mag. Para verificar la significación de esta diferencia, se generó una imagen de una galaxia ficticia semejante a las observadas, sumándosele un nivel de cielo con ruido al azar, y se obtuvo el perfil en la forma habitual. Se calculó luego la magnitud $T_{1_{26}}$ con ambos métodos, hallándose una diferencia comparable a las anteriores. De esta forma, se ve que las diferencias halladas son totalmente compatibles con el error introducido por el ruido del cielo, mostrando que la fracción de la luminosidad debida a componentes que se apartan del modelo es despreciable.

En lo que sigue, los $T_{1_{26}}$ están calculados integrando el modelo, o sea:

$$\mathcal{F}_{26} = 2\pi\, I_0 \int_0^{r_{26}} e^{-(\frac{r}{\alpha})^N}\, r\, dr \ , \tag{11a}$$

que con el cambio de variable $r' = \frac{r}{\alpha}$ resulta:

$$\mathcal{F}_{26} = 2\pi\, I_0\, \alpha^2 \int_0^{\frac{r_{26}}{\alpha}} e^{-r'^N}\, r'\, dr' \ , \tag{11b}$$

Puede verse que la integral del 2do. miembro no tiene solución analítica, y depende sólo de S_0 y N. Llamando a esta función $\Psi_{(S_0,N)}$, resulta:

$$T_{1_{26}} = S_0 - 2.5\, \log(2\pi\alpha^2) - 2.5\, \log(\Psi_{(S_0,N)}) \ , \tag{12}$$

de modo que $T_{1_{26}}$ también depende de los 3 parámetros del modelo. Los valores obtenidos para las 15 enanas se listan en la Tabla 4, con errores calculados de la misma forma que para $T_{1_{\rm TOT}}$.

De las expresiones (9) y (12), se obtiene la relación entre $T_{1_{26}}$ y $T_{1_{\rm TOT}}$:

$$T_{1_{26}} = T_{1_{\rm TOT}} - 2.5\,\log\left(\frac{\Psi_{(S_0,N)}\,N}{\Gamma_{(\frac{2}{N})}}\right)\,. \tag{13}$$

Esta relación se grafica en la Figura 5a-c, para 3 valores del parámetro N: 0.75, 1.00 y 1.25 respectivamente. Para un N fijo, las curvas sólidas corresponden a modelos con el mismo α (se graficaron para 3, 6, 9, 15, 30, 100, 500 y 1 500"), mientras que las líneas de trazos (rectas) corresponden al mismo S_0 (se graficaron para 16, 18, 20, 21, 22, 23, 24 y 25.5 mag/"^{2}). Se nota que, salvo para brillos superficiales muy bajos ($S_0 \geq 24\,$mag/"^{2}), las galaxias quedan limitadas a una banda muy estrecha en este plano. Esto es exactamente lo que se observa en la Figura 5d, donde se graficaron las enanas observadas: la excelente correlación significa simplemente que se eligió una isofota que abarca la mayor parte de la luminosidad (típicamente un 90%) para estas galaxias. Es decir, sólo galaxias cuya luminosidad proviniera principalmente de zonas por debajo de la isofota 26, tendrían $T_{1_{26}} \gg T_{1_{\rm TOT}}$ (y por la otra parte, obviamente no puede haber galaxias con $T_{1_{26}} < T_{1_{\rm TOT}}$). A modo de comparación, y como caso extremo, se grafica en la Fig. 5a-c la posición de Malin 1, la extraordinaria galaxia ya mencionada, corregida a la distancia de Fornax.

Por lo tanto, para las galaxias de esta muestra, $T_{1_{26}}$ y $T_{1_{\rm TOT}}$ se pueden usar indistintamente; no obstante, en lo que sigue se usará $T_{1_{\rm TOT}}$ debido a que es una magnitud que no depende de la isofota elegida para medirla, y puede entonces compararse con los resultados de otros trabajos. Adoptando una relación de distancias entre los cúmulos de Fornax y de Virgo $D_F/D_V = 0.93$ (Bothun y col. 1989), y una distancia al cúmulo de Virgo $D_V = 20.3$ Mpc (van den Bergh 1989), se obtiene un módulo de distancia para Fornax de $(m-M)_F = 31.4$. Con los valores de $T_{1_{\rm TOT}}$, y tomando $B - T_1 = 1.0$, se obtuvieron entonces las magnitudes absolutas en el B. Las mismas se listan en la última columna de la Tabla 4.

b) Brillos superficiales

El brillo superficial central, extrapolado del perfil (S_0), ha sido ampliamente usado en el estudio de las dE debido a las ventajas detalladas en la §1.3.c, sin embargo tiene la desventaja de ser muy dependiente del modelo adoptado. Por ejemplo, para dos galaxias en común con CB87, los S_0 que ellos miden son más de $1\,\mathrm{mag}/''^2$ más débiles que los obtenidos en este trabajo; esto se debe a que ellos no tienen en cuenta la curvatura del perfil (ajustan una exponencial con $N = 1$).

Una alternativa es considerar el brillo superficial medio dentro de una dada isofota; en particular, se puede definir el S_{26} para la isofota de $S_{(T_1)} = 26\,\mathrm{mag}/''^2$, con las mismas ventajas y desventajas mencionadas para el $T_{1_{26}}$. También el S_{26} puede determinarse a partir del $T_{1_{26}}$ medido del perfil real o integrado del modelo, y como

$$S_{26} = -2.5\ \log\Big(\frac{\mathcal{F}_{26}}{\pi r_{26}^2}\Big) = T_{1_{26}} + 2.5\ \log(\pi r_{26}^2)\ , \tag{14}$$

las diferencias entre una y otra determinación serán las mismas que para $T_{1_{26}}$. Por lo tanto se usan los S_{26} integrados del modelo.

De acuerdo a las ecuaciones (10) y (12) la anterior se puede escribir:

$$S_{26} = S_0 - 2.5\ \log\big(2\,\Psi_{(S_0,N)}\big) + \frac{5}{N}\ \log\Big(\frac{26 - S_0}{1.086}\Big)\ , \tag{15}$$

donde se ve que S_{26} no depende de α. Para N fijo, S_{26} depende sólo de S_0, obteniéndose las curvas de la Figura 6. Si bien S_{26} varía más lentamente que S_0, lo notable en esta figura es que las enanas abarcan un rango muy angosto en S_{26} ($< 1\,\mathrm{mag}/''^2$ contra $3\,\mathrm{mag}/''^2$ en S_0).

Algo similar sucede en otros trabajos; con los brillos superficiales centrales (en el B) y los parámetros de escala dados en CB87 y BIM, y adoptando $N = 1$, se calcularon los brillos superficiales medios dentro de la isofota $S_{(B)} = 27\,\mathrm{mag}/''^2$ (equivalentes al S_{26}) para las galaxias listadas en esos trabajos, obteniéndose los rangos de variación, valores medios y dispersiones listados en la Tabla 5 (la 2da. columna indica el número de galaxias en cada trabajo).

Tabla 5

Comparación con otros trabajos

	Nro.	$S_{0\,(B)}$ (mag/"^{2})			$S_{27\,(B)}$ (mag/"^{2})		
		rango	media	σ	rango	media	σ
CB87	27	3.80	23.15	0.77	2.10	25.28	0.42
BIM	13	1.49	24.41	0.43	1.01	25.95	0.21

Se nota que aunque los rangos en S_0 son amplios y se superponen parcialmente para las diferentes muestras, los S_{27} abarcan rangos más estrechos, con una separación notable entre sus valores medios. Las enanas BBS "extremas" de BIM conforman entonces una "familia" con un $S_{27\,(B)}$ promedio más débil que el de las dE "normales" de CB87 o este trabajo.

Se concluye que el aspecto de una dada galaxia en una placa fotográfica parece estar principalmente determinado por su brillo superficial medio. Al elegir, como en este caso, galaxias de aspecto similar con la idea de formar una muestra homogénea para observar con CCD, se eligieron entonces galaxias con brillos superficiales medios muy similares. El brillo superficial central, en cambio, permite una mayor diferenciación entre las distintas dE de la muestra.

c) Tamaños

Siguiendo la línea de razonamiento empleada hasta ahora, se pueden considerar dos parámetros para caracterizar el tamaño de una galaxia: el α directamente obtenido del modelo, y el radio isofotal r_{26}. Sin embargo, uno y otro miden cosas distintas, y como se ve en la Figura 7, existe prácticamente una anticorrelación entre ambos para las enanas observadas. De acuerdo a la expresión (10), r_{26} crece con α con una pendiente mayor cuanto más brillante sea S_0 y más chico sea N. Así, una galaxia como FCC #314 con un α grande (el punto ubicado más a la derecha en la Fig. 7), puede tener un r_{26} relativamente chico debido a su bajo brillo superficial central y su perfil "chato" ($N > 1$).

Por lo tanto, el r_{26} es una medida del tamaño de una galaxia (al menos si la muestra es suficientemente homogénea), mientras que el parámetro α, junto con N, define la forma del perfil.

4.3. Correlaciones y efectos de selección

a) Relación brillo superficial–magnitud (BSM)

El tema de si la relación BSM es real o se debe exclusivamente a efectos de selección ha sido ampliamente debatido en la literatura (ver § 1.3.c) y es poco lo que aquí se puede agregar. Es sabido que hacia las magnitudes más débiles, esta relación está principalmente afectada por el diámetro límite de la muestra. F89 estima que su catálogo está completo hasta un diámetro de 17" a $S_{(B)} \simeq 27\,\mathrm{mag}/''^{2}$ (lo que equivale a $S_{(T_1)} \simeq 26\,\mathrm{mag}/''^{2}$), pero dado que aquí no se incluyeron galaxias muy chicas, el diámetro límite en la presente muestra es seguramente mayor. En la Figura 8, se dibujaron las curvas correspondientes a un diámetro límite de 34" a $S_{(T_1)} \simeq 26\,\mathrm{mag}/''^{2}$ para 3 valores de N. Es obvio que parte de la correlación surge porque las dE observadas sólo pueden estar a la derecha de dichas curvas.

Sin embargo, hacia magnitudes más brillantes y brillos superficiales más débiles, esta figura está libre de efectos de selección, pero igual se nota una falta de galaxias en esa zona. Gráficos similares en otros trabajos también muestran esta característica (ver por ej. la fig. 11 en BIM), y DPCDK lo adjudican a la existencia de un límite superior físico en los parámetros de escala α. En la primera línea de la Tabla 6, se dan los parámetros estructurales y calculados de una hipotética galaxia (Modelo 1) situada en la zona vacía del gráfico (se adoptó $N = 1$ y se calculó el α correspondiente).

Tabla 6

Parámetros de los modelos

Nombre	$S_{0\,(T_1)}$ (mag/"^{2})	α (")	N	r_{26} (")	$T_{1_{\rm TOT}}$ (mag)	$S_{26\,(T_1)}$ (mag/"^{2})
Modelo 1	22.00	15.9	1.00	58.51	14.00	24.21
Modelo 2	19.90	6.0	1.35	21.55	14.47	22.39
Modelo 3	22.75	9.0	0.75	38.83	15.23	24.88

La Figura 12a muestra una imagen artificial de este modelo, a la que se sumó el cielo de una imagen real. Si existiera una galaxia como el Modelo 1 en Fornax, seguramente habría sido observada (notar que su r_{26} es suficientemente grande y su S_{26} es similar a los de la presente muestra), de modo que es probable que no existan realmente dE en esa región del diagrama, aunque podrían haber objetos de otro tipo. Durante el turno de noviembre de 1990, se observó la galaxia NGC 1437A, una espiral tardía también perteneciente al cúmulo de Fornax. Su fotometría superficial preliminar muestra que, aunque no posee un disco bien definido, tiene una componente suave con un perfil aproximadamente exponencial, con un brillo superficial central $S_{0\,(T_1)} = 21.4\,\mathrm{mag}/"^2$ y una magnitud integrada $T_{1_{\rm TOT}} = 13.5$ mag. Estos valores colocan a NGC 1437A muy cerca del Modelo 1 en la Figura 8, mostrando que ciertamente hay galaxias poblando esta región del plano $S_0 - T_{1_{\rm TOT}}$, aunque por su morfología no son dE.

b) Relación tamaño–magnitud

Lo dicho para la relación BSM se puede aplicar también a la relación tamaño–magnitud, pero dada la disparidad observada entre los distintos parámetros relacionados con el tamaño (α y r_{26}), conviene aclarar algunos puntos. La Figura 9a muestra la relación entre r_{26} (en escala logarítmica) y $T_{1_{\rm TOT}}$ para modelos exponenciales con $N = 1$, y para los mismos valores de S_0 y α que en la Figura 5a-c; para $N \neq 1$ se obtienen gráficos similares. Se nota claramente que existe un valor de S_0 para el cual, a una dada magnitud total, el r_{26} es máximo. Siguiendo a Allen y Shu (1979), esto puede hallarse analíticamente despejando α de la ecuación (7) y reemplazándolo en la ecuación (10), lo que resulta:

$$r_{26} = 0.367\,(26 - S_0)\;10^{0.2\,(S_0 - T_{1_{\rm TOT}})}\;. \tag{16}$$

Derivando respecto de S_0, para $T_{1_{\rm TOT}}$ constante, e igualando a cero, se obtiene:

$$S_{0_{\rm MAX}} = 26 - \frac{2.17}{N}\;, \tag{17}$$

que da el brillo superficial central que maximiza el r_{26} para una dada magnitud total. Para $N = 0.75$, 1.00 y 1.25, $S_{0_{\rm MAX}}$ vale 23.11, 23.83 y 24.26 mag/"^{2} respectivamente.

Para un N dado, no pueden existir galaxias ajustadas por un modelo exponencial, arriba y a la izquierda de la recta correspondiente a $S_{0_{\rm MAX}}$. Por otra parte, Disney (1976) sostiene que, a una dada magnitud total, se tienden a elegir las galaxias que presentan el radio máximo para la isofota límite del material fotográfico. O sea, las galaxias abajo y a la derecha de la recta mencionada serían o bien compactas y de alto brillo superficial, confundiéndose con objetos de fondo, o extendidas y de muy bajo brillo superficial, no incluyéndose tampoco en esta muestra. Este efecto queda claro en la Figura 9*b*, donde las enanas observadas se alínean contra las rectas de $S_{0_{\rm MAX}}$.

En cuanto al comportamiento del parámetro de escala α con respecto a la magnitud total, en la Figura 10 se nota una falta de enanas débiles con $\alpha \lesssim 5$. Se graficaron las curvas correspondientes a $r_{26} = 17$" para 3 valores de N; el diámetro límite de la muestra impone que no haya galaxias a la izquierda de estas curvas. El comportamiento mencionado se produce entonces porque las enanas más débiles tienden a tener $N > 1$ (ver apartado *c*, a continuación).

c) Relaciones con la forma del perfil

La evidencia cualitativa de que las dE más débiles tienen perfiles planos mientras que las más brillantes tienden a tener componentes tipo "bulbo", queda expresada cuantitativamente por la relación entre el parámetro N y la magnitud total $T_{1_{\rm TOT}}$ (Fig. 11a). No obstante, es necesario preguntarse si existen efectos de selección que estén produciendo artificialmente esta relación.

Reemplazando la expresión (17) en la (15), se ve que, para galaxias con radio máximo para la isofota 26, S_{26} depende sólo de N. Sin embargo, se encuentra que la dependencia con N es débil, de modo que la hipótesis de que se tienden a elegir galaxias con brillos superficiales medios semejantes (ver § 4.2.b), es coherente con lo expresado por Disney (1976).

Cualquiera sea el punto de vista que se adopte, todo parece indicar que **existen efectos de selección** afectando a la relación de la Fig. 11a. Teniendo en cuenta la correlación entre los brillos superficiales centrales y las magnitudes totales (Fig. 8), cabría esperar que N correlacione también con S_0. Lo que resulta sorprendente en la Figura 11b, es que N correlaciona más ajustadamente con S_0 que con $T_{1_{\rm TOT}}$. En esta figura, galaxias con igual S_{26} yacen sobre una misma curva, de modo que se dibujaron las que corresponden a $S_{26} = 23.5$ y $S_{26} = 24.6$, o sea los límites inferior y superior de la presente muestra (líneas de trazos). Lo que se ve inmediatamente, es que la selección de galaxias dentro de la región limitada por estas curvas automáticamente produce la correlación.

Alternativamente, la línea de puntos muestra la posición de galaxias cuyos diámetros son máximos para la isofota de 25 mag/"^{2} (esta isofota es más brillante que la isofota límite en F89 por el hecho de no haberse incluido galaxias muy débiles en esta muestra). Como se ve, las enanas siguen esta curva, mostrando en forma gráfica que es equivalente hablar de galaxias con radios isofotales máximos o con brillos superficiales medios similares.

Si se acepta que la relación entre N y S_0 está producida por efectos de selección, cabe preguntarse qué aspecto tendrían las galaxias que estuvieran fuera de los límites marcados en la Figura 11b. En la segunda y la tercera líneas de la Tabla 6 se listan los parámetros estructurales y calculados para dos posibles galaxias que cumplieran esa condición. En cada caso, el parámetro de escala α fue seleccionado apropiadamente para dar como resultado una "galaxia" lo suficientemente grande ($r_{26} > 17$") como para ser incluida en la muestra, y no demasiado brillante para ser considerada como enana ($T_{1_{\rm TOT}} > 14$). La Figura 12b, c muestra las imágenes de dos galaxias artificiales creadas con estos parámetros y sumadas a una imagen de cielo verdadera. Una galaxia hipotética similar al Modelo 2, en el cúmulo de Fornax, seguramente no habría sido clasificada como BBS, y sería en cambio indistinguible de una elíptica brillante de fondo en una placa fotográfica. Sin embargo, es estadísticamente poco probable que exista una gran población de objetos de este tipo en Fornax, dado que los objetos clasificados como de fondo, no muestran una concentración evidente en el catálogo de Ferguson (1989). Por otra parte, no hay conocimiento de galaxias brillantes con un N tan grande (véase sin embargo el objeto llamado FLSBG 86 en Davies, Phillipps y Disney 1990). El Modelo 3 presenta un problema algo más complejo: aunque una galaxia como esta no habría sido incluida en la presente muestra debido a su muy bajo brillo superficial, no parece haber razones para no encontrar enanas con esta estructura en muestras como la de BIM. Posiblemente a esos niveles de brillo resulte muy difícil establecer la forma correcta del perfil.

Resumiendo, la relación entre la forma del perfil y la magnitud parece estar producida por efectos de selección, aunque no está claro que existan galaxias que no se ajusten a la misma.

Ya sea que se origine en efectos de selección o no, hay evidencias de la relación entre N y S_0 (o $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$) en figuras anteriores. Por ejemplo, en la Figura 6, si las galaxias observadas tuvieran valores de N simétricamente distribuidos alrededor de un valor medio (por ej. $N = 1$), entonces seguirían las líneas llenas; en cambio, hay tanto una falta de enanas con S_0 alto y $N > 1$, como de enanas con S_0 bajo y $N < 1$. También, en la Figura 9b y en la 10 (ya mencionada) se notan efectos similares.

4.4. Núcleos

La presente muestra es demasiado chica para obtener conclusiones estadísticamente significativas acerca de los núcleos, pero sin embargo se pueden marcar algunos hechos interesantes. La comparación de las Figuras 1 y 4 muestra que, aunque una galaxia parezca tener un núcleo brillante y resuelto en una placa fotográfica o aún en una imagen CCD, lo mismo no siempre se confirma cuando se inspecciona su perfil (ver por ejemplo las imágenes de FCC #135 y #195 y sus perfiles correspondientes). Aquí se plantea entonces cuál es la definición correcta de núcleo en una dE. Si se acepta que el núcleo es una componente estructuralmente diferenciada del resto de la galaxia, el mismo quedará definido como el aumento de brillo superficial por sobre la extrapolación hacia el centro del modelo que ajusta al perfil de la galaxia. Algo similar ocurre cuando se identifican las componentes de, por ejemplo, una galaxia espiral: la separación en disco, bulbo y núcleo depende de los modelos empleados en cada caso y no siempre es unívoca.

Tabla 7

Clasificación

F89		Caldwell (1987)		APM		Esta tesis
Nombre	Clasif.	Nombre	Clasif.	Nombre	Clasif.	Clasif.
FCC#76	ImIII/dS0(6)	NG69	...	FLSBG#9	dE5	...
FCC#82	dE1,N	NG64	...	FLSBG#14	dE2	(Nuc)
FCC#118	dE0,N	NG59	N	FLSBG#218	—	Nuc
FCC#135	dS0(5),N	—	—	FLSBG#54	dE6	...
FCC#156	dE1	NG17	...	FLSBG#62	dI	...
FCC#188	dE0,N	NG8	N	FLSBG#76	dE0	Nuc
FCC#195	dE5,N	NG55	...	FLSBG#80	dI	...
FCC#201	dE4	NG33	...	—	—	...
FCC#203	dE6,N	G43	...	FLSBG#93	dE4N	...
FCC#222	dE0,N	G72	N	FLSBG#111	dE1N	(Nuc)
FCC#250	dE1	NG48	...	—	—	...
FCC#274	dE0,N	NG15	N	FLSBG#141	dE0	Nuc
FCC#296	dE1,N	NG75	N	FLSBG#161	dE2	...
FCC#303	dE1,N	NG47	N	FLSBG#173	dE1N	Nuc
FCC#314	dE2,N	NG49	N	—	—	Nuc

Por lo tanto, la única forma de identificar correctamente un núcleo es a partir de perfiles de brillo superficial precisos. La identificación de núcleos en galaxias enanas a partir de placas fotográficas, puede ser en cambio un trabajo difícil y poco confiable. Para demostrar esto, en la Tabla 7 se comparan las clasificaciones de los tres catálogos de enanas BBS en Fornax con las de esta tesis (APM incluye los trabajos de DPCDK e Irwin y col. 1990).

Los puntos suspensivos indican que la galaxia fue clasificada como no nucleada, mientras que los guiones indican que no fue clasificada, y "(Nuc)" implica núcleo dudoso. De las 14 dE en común entre esta tesis y Caldwell (1987), quien obtuvo perfiles CCD para 5 de sus galaxias, hay coincidencia en todas las clasificaciones menos una y un caso dudoso (86%). El grado de coincidencia con los otros investigadores, que se basaron en placas fotográficas, es significativamente menor: 67% con F89 y 64% con APM. Más aún, el porcentaje de galaxias con clasificación coincidente en estos dos últimos estudios es sólo del 45%, aún excluyendo las galaxias clasificadas como de fondo en F89 pero que sí fueron incluidas en el catálogo APM.

Este hecho puede poner en duda cualquier conclusión estadística sobre las propiedades de las dE,N. Por ejemplo, se ha sugerido (Sandage y col. 1985; van den Bergh 1986; IBM) que la mayoría de las dE brillantes son nucleadas, y que la fracción de dE nucleadas decrece con la luminosidad. Sin embargo, como se ha mostrado aquí, el perfil empinado ($N < 1$) de una dE brillante puede ser confundido con un núcleo, y por el otro lado, enanas más débiles y con perfiles más planos ($N > 1$) son más fáciles de identificar como no nucleadas. Por lo tanto es posible que parte de esa tendencia sea resultado de la dificultad en la identificación de núcleos en placas fotográficas. Lo mismo podría ser cierto para otras investigaciones que discuten las propiedades de las dE nucleadas, como por ejemplo su segregación espacial respecto de las no nucleadas (Ferguson y Sandage 1989; Binggeli, Tammann y Sandage 1987). La mejor forma de resolver esta cuestión es obteniendo perfiles CCD precisos de una muestra suficientemente grande de enanas.

5. Colores

5.1. Perfiles de color

Desde hace tiempo se sabe que las propiedades de las poblaciones estelares en galaxias elípticas varían con la distancia al centro de cada galaxia, midiéndose en general colores más azules hacia las zonas externas (ver por ej. el artículo de revisión de Peletier, 1993). En cuanto a las elípticas enanas, la evidencia hasta el momento aparece contradictoria: mientras Vader y col. (1988) y Davies y col. (1990) encuentran gradientes de color en varias de las galaxias dE que ellos observan, CB87 muestran que no existen gradientes de color para 5 galaxias dE observadas con CCD en las bandas B y V.

Intentando clarificar esta situación, se obtuvieron los perfiles de color $M - T_1$ y $C - T_1$, como se indicó en la § 3.3., graficándose los mismos en la Figura 4. Para explorar la existencia de gradientes de color, se debe tener cuidado en excluir las regiones centrales, donde los efectos del "seeing" y la pequeña cantidad de pixeles involucrados pueden dar colores errados. También se deben evitar las zonas externas, donde los perfiles de brillo están mal definidos a causa de la baja relación señal/ruido. No obstante los recaudos que se tomen, es de esperar que se obtengan errores importantes en los perfiles de color de las galaxias BBS. Un análisis detallado de los errores involucrados en este tipo de trabajos, puede hallarse en Vigroux y col. (1988).

Antes de comenzar con el análisis de la Figura 4, se debe hacer notar que dos galaxias de esta muestra presentan problemas: FCC #82, afectada por residuos relativamente grandes en la corrección por campo plano (imágenes C y T_1), y FCC #296, cuyos perfiles están afectados por las alas de una estrella cercana, además de que sus imágenes en C y T_1 fueron obtenidas en una noche no fotométrica. En ambos casos se observan gradientes de color espurios, debidos a los problemas mencionados. Dejando de lado estas dos galaxias, sólo FCC #76 muestra un notable gradiente de color, más pronunciado en $C-T_1$ que en $M-T_1$, en el sentido de que su zona central (hasta $r \simeq 10"$) es más azul que el halo. Para el resto de la muestra, no se detectan gradientes que no puedan ser explicados por pequeños errores residuales en los niveles de cielo adoptados. En algunas de las enanas más débiles (por ej. FCC #201 y #250) se observa un gradiente en uno de los índices de color pero no en el otro, lo cual sugiere fuertemente que dicho gradiente no es real.

Es necesario en este punto intentar una comparación cuantitativa con lo hallado en otros trabajos. Para ello, en la Tabla 8 se listan los valores de las derivadas de los colores $M-T_1$ y $C-T_1$ respecto del logaritmo del radio multiplicadas por -100 (por homogeneidad con Vader y col. 1988). Las mismas se obtuvieron como el promedio de las pendientes de las rectas ajustadas a los perfiles de color, tomando como límites un radio interno de 4" (10" para FCC #76), y radios externos de 80%, 70% y 60% del radio de la isofota de 25 mag/"^{2} en T_1. Los errores listados son la desviación estándar de los tres valores obtenidos.

Vader y col. (1988) obtienen valores de $-100\,\frac{d(B-R)}{d(\log r)}$ comprendidos entre 15.2 y -19.8, aunque con una gran mayoría de valores negativos, para una muestra de 10 galaxias dE en el cúmulo de Virgo. Concluyen entonces que existe una tendencia entre las dE a que sus colores se hagan más **rojos** con la distancia galactocéntrica creciente. Sin embargo, resulta llamativo que aún para una de las galaxias más brillantes de su muestra ($M_B = -17.2$, o sea media magnitud más luminosa que la galaxia más brillante de esta tesis; ver Tabla 4), obtienen gradientes de 7.4 y -2.3 para dos juegos de datos independientes. Esto pone de manifiesto que, para las enanas más débiles, los errores pueden ser tan grandes como para invalidar los resultados.

En consecuencia, los valores de la Tabla 8 deben tomarse con mucho cuidado, ya que es muy difícil estimar los errores sistemáticos que los afectan. Teniendo esto en cuenta, puede verse que, con las excepciones antes mencionadas, las galaxias más brillantes en este trabajo tienen gradientes que no pueden distinguirse de un valor nulo, mientras que en las más débiles (o sea también las de menor brillo superficial) aparecen gradientes tanto positivos como negativos con valores absolutos grandes, pero con errores también muy grandes. Dadas las magnitudes absolutas promedio en ambos trabajos ($\langle M_B \rangle = -16.2\,, \sigma = 0.7$ para Vader y col. 1988, y $\langle M_B \rangle = -15.1\,, \sigma = 0.9$ para esta tesis), resulta difícil de explicar que enanas con luminosidades similares en Virgo (las más débiles en el trabajo citado) y en Fornax (las más brillantes en esta tesis) tengan comportamientos tan distintos con respecto a sus gradientes de color.

Tabla 8

Gradientes de color

Galaxia	$M-T_1$		$C-T_1$	
FCC #	grad	+/−	grad	+/−
76	20.2	1.3	8.0	2.8
82	-75.3	43.5	-21.0	15.3
118	-39.6	10.1	-8.3	17.9
135	0.1	6.2	1.4	10.4
156	22.6	5.5	34.4	6.7
188	...	...	8.9	4.2
195	3.5	23.2	5.9	7.9
201	-3.6	1.9	46.5	6.7
203	19.9	4.9	3.5	1.8
222	27.8	7.0	2.8	6.6
250	20.5	11.5	47.7	20.9
274	10.8	3.8	-18.8	7.0
296	47.4	22.2	23.0	9.1
303	4.3	4.9	10.6	5.3
314	20.3	3.6	6.1	11.1

Por su parte, el hecho de que la zona central de FCC #76 sea, como se dijo, más azul en ambos índices, se explica por la particular morfología de esta galaxia, notablemente distinta a la de las restantes dE observadas, como lo sugiere su clasificación (ImIII/dS0) en F89 (ver Tabla 7). FCC #76 es tanto la galaxia más brillante como la de mayor tamaño de esta muestra (ver Tabla 4), notándose además algunos "grumos" brillantes cerca de su centro (ver Fig. 1*a*), los cuales están posiblemente indicando la existencia de eventos de formación estelar reciente. Esta conclusión se ve apoyada por la presencia de líneas de emisión en su espectro (Jones y Jones 1980). Sin embargo, excluyendo la zona central, y considerando que dada la alta relación señal/ruido en este caso los datos de la Tabla 8 pueden ser confiables, FCC #76 parece hacerse más azul hacia afuera. De esta forma, al margen de la formación estelar reciente en el centro, habría un gradiente de metalicidad cualitativamente comparable con los que se miden en galaxias E. De ser así, la historia de la formación estelar en FCC #76 sería distinta a la de las dE más débiles, comprendiendo sucesivos eventos de formación estelar cada vez más centralizados, y produciendo de esta forma una metalicidad creciente hacia el centro.

Se concluye entonces que, limitando el análisis a aquellas galaxias clasificadas morfológicamente como dE, y considerando el efecto de los errores que surgen inevitablemente al estudiar este tipo de objetos, no existen gradientes de color significativos en las galaxias observadas en este trabajo.

5.2. Los colores de los núcleos y zonas centrales

Como se dijo al principio de la sección anterior, los perfiles de color no son adecuados para investigar posibles diferencias de color entre los núcleos (o la zona central, en caso de no existir un núcleo) y sus alrededores. Para esto, se hizo fotometría de apertura sobre todas las imágenes, midiéndose los colores $M-T_1$ y $C-T_1$ dentro de un diafragma de 4" de radio y dentro de un anillo cuyos radios interno y externo fueron fijados en 4" y 8" respectivamente, ambos centrados en cada galaxia. El diafragma provee información de la zona central (incluyendo al núcleo, si existe uno) y es suficientemente grande como para evitar errores producidos por el "seeing" (el ancho total a mitad del máximo, medido sobre estrellas no saturadas, típicamente osciló entre 1".4 y 1".6) o por un centrado no perfecto; por su parte el anillo permite medir, en forma coherente con lo anterior, los colores de los alrededores.

Además, se obtuvieron los colores integrados, definiéndose como tales a aquellos que dieran el mejor ajuste sobre todo el perfil, excluyendo las regiones central y externa por los motivos antes explicados. Todos los valores obtenidos se listan en la Tabla 9.

Tabla 9

Colores

Galaxia	diafragma $r = 4"$		anillo $4" < r < 8"$		perfil completo	
FCC #	$M-T_1$	$C-T_1$	$M-T_1$	$C-T_1$	$M-T_1$	$C-T_1$
76	0.56	1.15	0.58	1.23	0.61	1.37
82	0.84 :	1.56	0.88 :	1.54	0.83 :	1.54
118	0.74	1.43	0.77	1.45	0.73	1.44
135	0.75	1.47	0.75	1.45	0.74	1.46
156	0.69	1.41	0.64	1.32	0.67	1.33
188	...	1.57	...	1.58	...	1.56
195	0.77 :	1.56	0.69	1.52	0.68	1.50
201	0.71	1.42	0.75	1.39	0.72	1.34
203	0.74	1.57	0.73	1.59	0.70	1.57
222	0.75	1.60	0.74	1.62	0.73	1.61
250	0.71	1.54	0.66	1.43	0.68	1.44
274	0.67	1.39	0.64	1.43	0.64	1.42
296	0.92 :	1.64	0.88 :	1.57	0.86 :	1.59
303	0.69	1.49	0.68	1.49	0.67	1.47
314	0.70	1.46	0.73	1.53	0.68	1.49

Con dos puntos se indican los valores dudosos (ver texto).

Tal como se esperaba, FCC #76 se destaca con un notable gradiente de color: esta galaxia es significativamente más azul dentro del diafragma, y sus colores, tanto el $C-T_1$ como el $M-T_1$, se hacen más rojos hacia afuera. Nótese que el efecto es mucho más marcado en el $C-T_1$. En este caso, y debido a las características ya mencionadas de esta galaxia, los colores más azules hacia el centro se deben muy probablemente a la presencia de una población estelar mucho más joven que en el resto de la galaxia, contribuyendo al flujo en la banda C (ver § 6.3.). Un objeto comparable a FCC #76 en el Grupo Local, sería entonces NGC 205, una dE ($M_B = -15.6$) compañera de M31, en cuya zona central se han resuelto unas 100 estrellas O y B, además de detectarse varias nubes de polvo y algo de hidrógeno neutro, mientras que la distribución general de estrellas corresponde a una población vieja y pobre en metales (Hodge 1989). De acuerdo al módulo de distancia adoptado para Fornax ($m - M = 31.4$, ver § 4.2.a) y considerando además que $(V - T_1) = 0.3$ es un valor adecuado para las dE, se pueden obtener los parámetros estructurales de NGC 205, si se hallara a la distancia de dicho cúmulo de galaxias. De acuerdo a los valores dados por Caldwell y col. (1992), se obtiene:

$$T_{1_{\rm TOT}} = 14.8 \qquad S_{0\,(T_1)} = 19.9 \qquad \alpha = 3''.9$$

Queda claro entonces que, si bien NGC 205 es más débil que FCC #76, la comparación entre ambos objetos es válida.

También en el cúmulo de Virgo se conocería al menos un objeto de estas características: la enana M100-D5 presenta un núcleo más azul que sus alrededores (Vigroux y col. 1984). En este caso se trata de una galaxia algo más débil que las anteriores ($M_B = -15.1$).

Para el resto de las enanas, los colores medidos dentro del anillo no difieren significativamente de aquellos obtenidos a partir de todo el perfil, y sólo las dE no nucleadas más débiles ($T_{1_{\rm TOT}} > 15$ mag) son más rojas en C–T_1 en sus zonas centrales. Este efecto no se evidencia en el $M - T_1$, excepto para FCC #296 (contaminada por una estrella, como se mencionó) y para FCC #195, cuya imagen M se obtuvo con mal foco. Es interesante mencionar que OGF encuentran un gradiente de metalicidad en el sistema de cúmulos globulares que rodea a NGC 1399, la galaxia central de Fornax; dicho gradiente se manifiesta por un azulamiento de los colores $C - T_1$ a medida que aumenta la distancia al centro de la galaxia, mientras que el cambio en $M - T_1$ no es tan notable.

De modo que, si no estamos frente a una extraña combinación de errores (quizás debidos principalmente a residuos en las correcciones por campo plano y en la determinación del nivel de cielo), se concluye que las dE débiles sin núcleo tienen metalicidades más altas hacia el centro, aunque sin llegar a presentar los gradientes notables que se observan en las E de alto brillo superficial. Por su parte, las dE más brillantes y las nucleadas tendrían una población estelar más homogénea, o bien presentan efectos de edad sobre sus colores que cancelan los debidos a la metalicidad.

Alternativamente, la diferencia promedio en $C-T_1$ entre el diafragma y el anillo para las cinco dE no nucleadas débiles (0.07 ± 0.03), podría ser explicada con la presencia de pequeñas cantidades de polvo produciendo un exceso de color $E_{B-V} = 0.03$. En cualquier caso, queda claro que la determinación de diferencias de color en galaxias tan pequeñas y de tan bajo brillo superficial no es sencilla y puede estar severamente afectada por errores instrumentales.

5.3. Correlaciones con los parámetros globales

De acuerdo a lo establecido en la sección precedente, no existen gradientes de color prominentes entre las dE, de modo que sus colores integrados deberían evidenciar las propiedades de sus poblaciones estelares dominantes.

A continuación se comparan entonces los colores integrados con otras propiedades globales. En la Figura 13 se muestran los colores integrados $M-T_1$ y $C-T_1$ contra la magnitud total $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$. Salvo para FCC #82 y #296, cuyas imágenes están afectadas por algunos problemas como ya se dijo, el $M-T_1$ es prácticamente constante, abarcando un rango estrecho, mientras el $C-T_1$ tiende a ser más rojo para galaxias más brillantes (excepto FCC #76, cuya actividad de formación estelar reciente o presente ya fue mencionada y por lo tanto no será incluida en el análisis siguiente). CB87 encuentran una relación color–magnitud cualitativamente similar a la de la Figura 13*b*, aunque sus colores $U-V$ tienen una dispersión considerablemente más grande que los $C-T_1$ en este trabajo.

El $C-T_1$ es más sensible a diferencias de metalicidad que el $M-T_1$, como se ha mostrado a través de los colores integrados de cúmulos globulares tanto galácticos como extragalácticos (Geisler y Forte 1990). Considerando que los datos disponibles en la literatura indican que la población estelar dominante en las enanas BBS tiene una edad comparable a la de los cúmulos globulares galácticos (ver § 1.4.), es lícito, en principio, suponer que las diferencias de color entre las enanas se deban principalmente a diferentes metalicidades (los efectos sobre los colores debidos a poblaciones de menor edad se exploran en el capítulo siguiente). Teniendo esto en cuenta, la Figura 13*b* evidencia entonces la existencia de una relación metalicidad–magnitud absoluta para las dE en Fornax; un ajuste por cuadrados mínimos de $C-T_1$ contra $T_{1_{\mathrm{TOT}}}$ tiene un coeficiente de correlación de 0.63.

Dado que no hay evidencias de variaciones en la extinción en la región del cúmulo de Fornax (Burstein y Heiles 1982), se adoptó un exceso de color uniforme $E_{B-V} = 0.03$, o sea $E_{C-T_1} = 0.06$ usando las relaciones de enrojecimiento dadas por Harris y Canterna (1979). Este valor se tomó por homogeneidad con OGF, aunque generalmente se aceptan valores más pequeños (incluso $E_{B-V} = 0.00$, como se obtiene del trabajo citado de Burstein y Heiles 1982). De todas formas, esto no altera las conclusiones que siguen. Las galaxias estudiadas en esta tesis quedan entonces comprendidas entre $(C-T_1)_0 = 1.27$ y $(C-T_1)_0 = 1.55$; aplicando la calibración dada en Geisler y Forte (1990) a estos valores, se obtienen metalicidades en un rango que va de $[Fe/H] = -1.40$ a $[Fe/H] = -0.75$. Alternativamente, el color promedio $\langle (C-T_1)_0 \rangle = 1.43$ (con una desviación estándar $\sigma = 0.09$) da un valor medio de metalicidad $\langle [Fe/H] \rangle = -1.04$, con $\sigma = 0.20$ (siempre excluyendo a FCC #76).

Estos valores sitúan a las dE observadas en este trabajo sobre el extremo brillante de la relación metalicidad–luminosidad ya conocida para las dSph del Grupo Local (ver Da Costa 1992 para un artículo de revisión reciente). Esta relación se muestra en la Figura 14, en la cual los datos para las galaxias del Grupo Local se tomaron de Caldwell y col. (1992), y las magnitudes absolutas visuales de las dE en Fornax se calcularon suponiendo $V-T_1 = 0.3$ (que se obtiene al tomar $B-T_1 = 1.0$, como se dijo en la § 4.2.*a*, y $B-V = 0.7$, que es el valor medio obtenido por CB87 para su muestra de enanas en Fornax), y un módulo de distancia $m-M = 31.4$. La línea continua es un ajuste por cuadrados mínimos a las enanas del Grupo Local solamente, tomado de la figura 10 de Caldwell y col. (1992). Claramente se observa que la pequeña dispersión respecto de la metalicidad media para las enanas de esta tesis, se ve reducida más aún si se considera la dispersión con respecto a este ajuste lineal. (Dicho sea de paso, si se adopta un exceso de color $E_{B-V} = 0.00$, las metalicidades calculadas aumentan en $\Delta[Fe/H] = 0.14$ mientras que las magnitudes absolutas casi no varían, resultando en una concordancia aún mejor con la recta del Grupo Local).

Este hecho demuestra la validez del $C\!-\!T_1$ como indicador de metalicidad para las dE, y contrasta con lo hallado por Brodie y Huchra (1991), quienes miden abundancias en galaxias enanas en los cúmulos de Virgo y de Fornax a partir de sus espectros integrados, hallando una relación similar con la magnitud absoluta, aunque con una dispersión mucho mayor. Parte de esta dispersión puede deberse a la baja relación señal/ruido de los espectros, pero una parte importante se debe seguramente a la inhomogeneidad de su muestra: sólo 3 de un total de 10 galaxias que observan en Fornax están clasificadas como dE en F89, el resto se reparte entre los tipos dS0, E y S0, o tiene alguna peculiaridad. Por otra parte, tienen 2 galaxias en común con esta tesis, obteniéndose aquí metalicidades mayores para ambas, aunque aún dentro de los márgenes de error citados en dicho trabajo.

Es interesante entonces explorar si la dispersión media cuadrática (que alcanza 0.068 mag) en la relación entre $C - T_1$ y $T_{1_{\rm TOT}}$ puede ser enteramente explicada por errores observacionales. Una estimación conservadora de los mismos, da valores individuales no mayores que 0.035 mag, de modo que dicha dispersión podría tener una causa física. Sin embargo, se debe tener cautela, dado que también puede haber presentes errores sistemáticos. Bower y col. (1992) encuentran una dispersión similar en la relación entre los colores $U - V$ y las magnitudes totales para una muestra de galaxias tempranas (gigantes) en los cúmulos de Virgo y de Coma, pero su dispersión se reduce a un valor suficientemente pequeño como para ser explicado por los errores observacionales cuando restringen la muestra sólo a galaxias E, o sea, excluyendo las S0. Por lo tanto concluyen que no hay evidencia de que las galaxias elípticas brillantes tengan historias distintas una de otra en lo que se refiere a la formación estelar. Si se juzga por los errores estimados en la presente tesis, este podría no ser el caso para las dE. FCC #76 es en sí misma un buen ejemplo de una galaxia demasiado azul para su magnitud debido a su actividad reciente de formación estelar; efectos similares aunque menos notables podrían tener lugar en otras dE. (Este tema se discute en forma más amplia en el Capítulo 6).

Por otra parte, el $(C - T_1)_0$ promedio de las enanas en esta muestra, concuerda muy ajustadamente con el color medio ($\langle (C - T_1)_0 \rangle = 1.43$), dado en OGF, de los cúmulos globulares más externos, y por lo tanto menos metálicos, del sistema de NGC

1399. Los colores de dichos cúmulos globulares tienen una dispersión más grande que los de las dE ($\sigma = 0.26$ y $\sigma = 0.09$ respectivamente), evidenciando que los cúmulos comprenden objetos con un rango mayor en metalicidades. Se concluye entonces que las enanas tienen una abundancia media mayor que la de los cúmulos globulares más pobres de NGC 1399, y cercana a la abundancia media de los cúmulos globulares de disco (y por lo tanto ricos en elementos pesados) de la Vía Láctea. Sin embargo, no se tienen elementos para discernir si el pequeño rango en metalicidades cubierto por las dE en comparación con los cúmulos globulares se debe a que las enanas tienen un origen más homogéneo que los cúmulos, o es en cambio un efecto debido a haber seleccionado galaxias con brillos superficiales similares. (Hay que tener en cuenta también los distintos tamaños de las muestras). Esta cuestión podrá resolverse sólo con la obtención de colores precisos para una muestra de enanas más amplia que la presente, incluyendo galaxias de menor brillo superficial.

Otro aspecto a destacar es que no hay evidencias de segregación entre enanas nucleadas y no nucleadas en la Figura 13. Este hecho va en contra de lo que sostienen CB87, en cuanto a que las dE,N con núcleos más brillantes tienden a ser más rojas, aunque coincide con los resultados de la fotometría fotoeléctrica de una muestra de enanas en el cúmulo de Virgo (Forte, datos inéditos). Nuevamente, es necesario tener cautela con respecto a la identificación de núcleos, dadas las grandes discrepancias encontradas entre distintos trabajos (ver la § 4.4.). Dado que varios autores sostienen que el porcentaje de enanas nucleadas decrece hacia magnitudes más débiles, y dado que las dE más brillantes tienden a ser más rojas, inmediatamente resulta un panorama donde las enanas nucleadas tienden a ser más rojas. Por lo tanto, puede ser que con la correcta identificación de núcleos en este trabajo se esté discriminando entre el efecto de los núcleos y el de las luminosidades, dando sostén a que sea la relación color–magnitud la que tiene un verdadero fundamento astrofísico.

Recordando que las magnitudes totales correlacionan con los brillos superficiales centrales y los radios isofotales (Figs. 8 y 9), es de esperar que el $C-T_1$ correlacione también con S_0 y r_{26} (el hecho de que las mencionadas relaciones se deban a efectos de selección no es relevante en este caso). Esto queda confirmado en las Figuras 15 y 16, donde también se ve que el $M-T_1$ no muestra ninguna dependencia con dichos parámetros.

El panorama general es entonces que las enanas más brillantes, que son a su vez las más grandes y las de mayor brillo superficial central, tienden a ser más metálicas. La pregunta que se plantea ahora, es cuál es el parámetro que gobierna la historia de la formación estelar en una dE. Varias hipótesis han sido propuestas al respecto. Por un lado, se supone que las enanas más débiles pierden la mayor parte de su material interestelar durante la fase dominada por supernovas que sigue inmediatamente a su primer estallido de formación estelar, mientras que las más masivas podrían tener pozos de potencial suficientemente profundos como para retener parte de su gas enriquecido, a partir del cual podría formarse una segunda generación de estrellas de mayor metalicidad (Larson 1974).

Alternativamente, Phillipps, Edmunds y Davies (1990) muestran una relación brillo superficial central con metalicidad extendiéndose desde las dE en Virgo hasta las dSph del Grupo Local, y conectan este hecho con la hipótesis de que existe un umbral en la densidad superficial de hidrógeno neutro (y por lo tanto en la densidad estelar resultante) por encima del cual puede tener lugar la formación de estrellas. Sin embargo, como ellos mismos señalan, el brillo superficial decrece a lo largo del radio de una galaxia, y entonces, bajo ciertas hipótesis, esta relación debería llevar a gradientes de metalicidad, en oposición con las presentes observaciones. Debería buscarse entonces una tendencia de la metalicidad con el brillo superficial promedio; en efecto, los colores $C-T_1$ de este trabajo muestran una buena correlación con el S_{26}, pero como el S_{26} también correlaciona con el S_0 (y por lo tanto con $T_{1_{\rm TOT}}$) este hecho no añade ninguna información nueva. Lo que es interesante notar, es que la dispersión en la relación de $C-T_1$ (y por lo tanto $[Fe/H]$) con S_0 (Fig. 15) es mayor que con $T_{1_{\rm TOT}}$ (Fig. 13), en concordancia con un efecto similar (aunque marginal) encontrado por Caldwell y col. (1992) para enanas esferoidales del Grupo Local.

Finalmente, los modelos de auto propagación estocástica de la formación estelar de Gerola, Seiden y Schulman (1980) predicen una relación color–tamaño para galaxias enanas, con las más chicas tendiendo a ser más rojas, aunque con una gran dispersión en sus colores. Esta predicción es exactamente opuesta a los resultados de esta tesis; sin embargo se debe aclarar que los modelos de Gerola y col. (1980) tratan con galaxias enanas tardías (y por lo tanto ricas en gas), de modo que colores UBV azules indican un estallido de formación estelar reciente. Por el contrario, las enanas de la presente muestra son del tipo elíptico, y por lo tanto pobres en contenido gaseoso (Bothun y col. 1986), de modo que sus colores azules están indicando un bajo contenido de metales. En este contexto, hay entonces un acuerdo cualitativo entre la Figura 16 de esta tesis y la relación metalicidad–tamaño predicha en el trabajo mencionado.

5.4. Colores y distancias proyectadas

El baricentro de la distribución de la densidad numérica de galaxias miembros del cúmulo de Fornax, según F89, tiene coordenadas $\alpha_{1950} = 3^h 35^m$, $\delta_{1950} = -35°43'$, o sea que se encuentra a unos 24' de NGC 1399. Las distancias proyectadas de las galaxias de la presente muestra a dicho punto abarcan desde unos pocos minutos de arco hasta $\sim 150'$, es decir, desde unos 15 kpc a $\sim$ 840 kpc, con el módulo de distancias adoptado aquí. Es interesante entonces investigar si existen efectos "ambientales" (o sea, relacionados con la posición dentro del cúmulo), que estén actuando sobre la estructura y los colores de las enanas, si bien la presente muestra es muy chica para llegar a conclusiones firmes.

Teniendo en cuenta este inconveniente, los datos de esta tesis no muestran ninguna tendencia particular de los parámetros estructurales con las distancias proyectadas. Sin embargo, algo puede decirse acerca de los colores: la Figura 17 muestra que, mientras que con el $M - T_1$ no se nota ningún efecto, se hace evidente una escasez de enanas con colores $C - T_1$ rojos a distancias proyectadas grandes respecto del centro de Fornax. Este es el comportamiento esperado en el caso de que las enanas tuvieran metalicidades decrecientes al hacerse mayores sus distancias al centro del cúmulo (notar que para distancias proyectadas chicas, hay un amplio rango de distancias espaciales permitidas). De todas formas, como se dijo, el escaso número de galaxias observadas hace que esta conclusión deba tomarse con cautela.

6. Poblaciones estelares

El conocimiento de las historias evolutivas de las enanas BBS del Grupo Local se basa principalmente en el estudio de sus diagramas color–magnitud, complementado con espectroscopía de estrellas individuales (Hodge 1989); sin embargo no existe por el momento la posibilidad de hacer este tipo de estudios para galaxias fuera del Grupo Local, de modo que cualquier conclusión acerca de sus poblaciones estelares deberá basarse en el análisis de su luz integrada, ya sea con técnicas espectroscópicas como fotométricas. En uno u otro caso, deberán compararse las propiedades integradas de los objetos en estudio con las de otros objetos cuya población estelar se conozca a través de investigaciones detalladas (diagramas color–magnitud o espectroscopía de estrellas individuales). Los cúmulos globulares galácticos, además de las posibles conexiones mencionadas en capítulos precedentes, reúnen las condiciones necesarias (poblaciones estelares conocidas y fotometría integrada disponible para un buen número de ellos) para su comparación con los colores integrados de las enanas BBS.

6.1. El diagrama color–color

Harris y Canterna (1977) dan un diagrama $C-M$ contra $M-T_1$ para 43 cúmulos globulares de la Vía Láctea, diferenciados según sus metalicidades. El mismo se reproduce en la Figura 18, aunque con metalicidades y excesos de color tomados de Zinn (1985) y de Armandroff y Zinn (1988), e incluyendo a las 14 galaxias enanas con fotometría en C, M y T_1 de la presente muestra; también se indica el vector de enrojecimiento correspondiente a un exceso de color $E_{B-V} = 0.03$. Puede verse que los cúmulos de metalicidad similar no ocupan un único punto en el diagrama, sino que tienden a alinearse según rectas paralelas al vector de enrojecimiento. Las líneas llenas representan ajustes lineales para los rangos de $[Fe/H]$ indicados, excluyendo los cúmulos con $E_{B-V} \geq 0.40$.

Los autores nombrados ya notaron este efecto, sugiriendo que puede deberse a varios factores:

a) errores en los excesos de color (peores para los cúmulos más enrojecidos)

b) variaciones estadísticas del número de gigantes brillantes incluidas en el diafragma

c) diferentes distribuciones espaciales de los distintos tipos de estrellas de un cúmulo a otro.

Por otra parte, muestran que el efecto de cambiar la morfología de la rama horizontal (RH en lo que sigue) de un cúmulo, permaneciendo igual todo lo demás, produce una variación de colores de ~ 0.08 mag en $C-M$ y ~ 0.04 mag en $M-T_1$, o sea casi paralela a la recta de enrojecimiento.

Evidencias de *a)* pueden verse en la Figura 19, donde los cúmulos con mayor exceso tienen colores más rojos (Fig. 19*a*) o, alternativamente, muy diferentes al resto (Fig. 19*b*). El caso de los cúmulos con RH anormalmente roja para su metalicidad, ampliamente conocido como el efecto del "2$^{\rm do}$ parámetro" (ver por ej. Kraft 1980 y referencias allí citadas), se ilustra en la Figura 20. En ella se grafican los cúmulos con $-1.44 \leq [Fe/H] \leq -1.0$ separados según sus índices (B-R)/(B+V+R), que cuantifican la morfología de la RH, tomados de Lee (1990); se indica además el número de NGC correspondiente. Se nota que los cúmulos con (B-R)/(B+V+R) < 0.0 (RH roja) son más rojos tanto en $C-M$ como en $M-T_1$, aunque, al ser también éstos los más metálicos, no queda bien definido cuál es el parámetro dominante (cabe aclarar que, salvo NGC 6402 y NGC 6638, los cúmulos graficados en la Figura 20 tienen $E_{B-V} < 0.1$).

Resumiendo, los cúmulos globulares de la Vía Láctea definen en el diagrama color–color una secuencia determinada principalmente por la metalicidad, y afectada por los errores en el exceso de color adoptado y por el "2$^{\rm do}$ parámetro", para el cual el principal candidato es la edad (Sarajedini y Demarque 1990; VandenBergh y Stetson 1991; Catelan y de Freitas Pacheco 1993), además de posibles errores sistemáticos en la fotometría.

La ubicación de las galaxias enanas en la Figura 18 (exceptuando a FCC #82 y #296, las dos más rojas en $M - T_1$, debido a los errores mencionados en la § 5.1), sugiere abundancias comparables a las de los cúmulos globulares de metalicidades intermedias y altas, aunque se observan galaxias que se apartan notablemente de la secuencia definida por los cúmulos. Por el tipo de técnica observacional empleada, los ítemes *b)* y *c)* no se aplican en este caso. Una extinción variable debida a polvo distribuido dentro del cúmulo de Fornax parece poco probable (Ferguson 1993), y, de todas formas, tanto este escenario como el de extinciones intrínsecas distintas entre las enanas, producirían colores más rojos que los de los cúmulos, contrariamente a lo que se observa.

Resulta tentador entonces investigar si existe un efecto debido a poblaciones estelares de distintas edades entre las galaxias enanas, tal como ya se sugirió en la § 5.3. al discutir la dispersión en la relación color–magnitud. Para ello se calcularon los colores, en el sistema de Washington, de poblaciones estelares simples de edad y metalicidad conocidas, comparándolos luego con los colores observados de las enanas. En las secciones siguientes se detallan los pasos que se siguieron y los resultados obtenidos.

6.2. Colores sintéticos de poblaciones estelares simples

La síntesis espectral es una herramienta ampliamente utilizada para estudiar las poblaciones presentes en distintos sistemas estelares. Se requiere para ello una base de poblaciones estelares simples, cuyos espectros pueden computarse en forma teórica, como es el caso de los modelos de síntesis evolutiva de poblaciones (ver por ej. Bruzual 1992 para una revisión reciente sobre este tema), o bien obtenerse observacionalmente. Ambos enfoques son complementarios, y así se los usó en este trabajo.

a) Modelos teóricos

Tras una revisión de la literatura reciente, se concluyó que la base de espectros teóricos que mejor se adapta a los requerimientos del presente trabajo es la de Buzzoni (1989). Las razones son las siguientes:

a) amplio rango espectral, abarcando las 4 bandas del sistema de Washington

b) metalicidades desde $[Fe/H] = -2.27$ hasta $[Fe/H] = 0.23$ y edades entre 4 y 15×10^9 años

c) consideración de todas las etapas evolutivas que contribuyen al espectro, incluyendo la Rama Horizontal y las estrellas de post–Rama Gigante Asintótica

d) consideración explícita de distintas morfologías de la RH.

Tabla 10

Parámetros y colores de las SSP

SSP	$[Fe/H]$	Y	t (10^9 años)	RH	$M-T_1$	$C-T_1$
1	-2.27	0.23	15	azul	0.585	1.050
2	-2.27	0.23	15	intermedia	0.564	1.019
3	-1.27	0.23	15	intermedia	0.624	1.190
4	-1.27	0.23	15	roja	0.663	1.290
5	-0.25	0.25	5	roja	0.693	1.389
6	-0.25	0.25	15	roja	0.767	1.611
7	-0.02	0.25	5	roja	0.717	1.466
8	-0.02	0.25	15	roja	0.797	1.716
9	0.23	0.25	5	roja	0.734	1.536
10	0.23	0.25	15	roja	0.821	1.811

En el citado trabajo se dan los parámetros de unas 400 poblaciones estelares simples (SSP, por *simple stellar populations*, en lo que sigue), pero sólo se listan las distribuciones espectrales de energía para 10 SSP seleccionadas. Éstas, sin embargo, cubren rangos en metalicidad y edad apropiados para este trabajo, y son por lo tanto las que se usaron. Sus parámetros (tomados de la tabla 7 en Buzzoni 1989) se listan en la Tabla 10, donde la columna 1 es un número identificatorio, la columna 2 es la metalicidad, la columna 3 es la abundancia de helio, la columna 4 es la edad en 10^9

años, y la columna 5 indica la morfología de la RH. (Las columnas 6 y 7 son los colores en el sistema de Washington, que se discutirán más adelante). Para todos los modelos utilizados el exponente de la función inicial de masas es $s = 2.35$ y el coeficiente de pérdida de masa es $\eta = 0.3$. Estos datos se dan por completitud, aunque su efecto sobre los colores integrados es sólo de segundo orden (Covino y col. 1994) y por lo tanto no se tendrán en cuenta en lo que sigue.

Para integrar los flujos correspondientes a cada banda del sistema de Washington, se tomaron las funciones de transmisión de los filtros (incluyendo la respuesta de una fotomultiplicadora y dos reflexiones en espejos aluminizados) del trabajo de Canterna y Harris (1979). Tanto los espectros sintéticos como las funciones de transmisión de los filtros debieron interpolarse en pasos de 1 Å para tener un paso de integración homogéneo y constante.

Buzzoni (1989) advierte que existe un exceso ultravioleta en sus espectros debido a que este problema ya está presente en los modelos de atmósferas estelares que él utilizó. En un trabajo posterior (Buzzoni 1994), da una relación empírica para corregirlo. Dado que este efecto sólo aparece para $\lambda < 4000$ Å, afecta únicamente a la banda C del sistema de Washington. Para estimar una corrección en esta banda, se supuso que a los espectros debía restársele una constante para $\lambda < 4000$ Å. A partir de los colores $U - V$ originales y de los corregidos, y utilizando el flujo integrado en la banda U, se obtuvo el valor de la constante (la curva de transmisión del filtro U se tomó de Buser (1978)). Con esta corrección, los flujos integrados en la banda C resultaron ~ 0.02 mag más débiles.

b) Espectros observados

Un enfoque alternativo y, como se dijo, complementario al de los modelos de síntesis evolutiva de poblaciones, ha sido encarado por Bica y Alloin (1986), quienes establecieron una base de espectros observados de cúmulos estelares, cubriendo un área considerable en el plano edad–metalicidad. El rango espectral de las observaciones fue luego ampliado hasta el infrarrojo cercano (Bica y Alloin 1987), y más recientemente se incluyó el ultravioleta cercano (Bica, Alloin y Schmitt 1994), de modo que los espectros cubren las longitudes de onda abarcadas por las 4 bandas del sistema de Washington. Los objetos observados incluyen cúmulos globulares y abiertos de la Vía Láctea, y cúmulos de distintas edades de las Nubes de Magallanes.

Para sintetizar colores de banda ancha, más conveniente que utilizar los espectros individuales, es trabajar con los espectros patrón de los grupos definidos en Bica (1988). Cada uno de ellos es el promedio de varios cúmulos de edad y metalicidad similares; sus parámetros se listan en la Tabla 11, donde las designaciones G1 – G5 corresponden a cúmulos globulares galácticos, I1 e I2 representan poblaciones intermedias, y los grupos Y1 – Y4 corresponden a poblaciones jóvenes.

Se integraron los flujos dentro de las bandas C, M y T_1 en forma análoga a lo descripto en la § 6.2.b, aunque obviamente no fue necesaria ninguna corrección en el ultravioleta.

Tabla 11

Parámetros y colores de los espectros patrón

Grupo	$[Fe/H]$	t (años)	$M-T_1$	$C-T_1$
Y1	−0.0	10×10^6	0.571	0.415
Y2	−0.0	50×10^6	0.302	0.304
Y3a$^{(\dagger)}$	−0.0	100×10^6	0.317	0.457
Y3b	−0.0	100×10^6	0.209	0.321
Y4	−0.0	500×10^6	0.428	0.838
I1	−0.0	1×10^9	0.694	1.212
I2	−0.0	3×10^9	0.707	1.464
G1	+0.0	$>1\times10^{10}$	0.817	1.819
G2	−0.5	$>1\times10^{10}$	0.704	1.527
G3	−1.0	$>1\times10^{10}$	0.654	1.274
G4	−1.5	$>1\times10^{10}$	0.624	1.164
G5	−2.0	$>1\times10^{10}$	0.588	1.068

Las edades y metalicidades son aproximadas.

(†): Incluye contribución de un grupo de gigantes rojas.

c) Calibración al sistema estándar

De todas las estrellas que son estándares del sistema de Washington, sólo para BD+33°2642 se halló espectrofotometría publicada (Oke 1990 para la región del óptico y el infrarrojo, y Bohlin y col. 1990 para el ultravioleta). Esto no es suficiente para calibrar correctamente los colores integrados, de modo que se seleccionaron las estándares con tipos espectrales, clases de luminosidad y excesos de color bien determinados de Harris y Canterna (1979), y se tomaron las distribuciones medias de energía para estrellas del tipo espectral y clase de luminosidad correspondientes del trabajo de Straižys y Sviderskienė (1972). La Tabla 12 lista las estándares utilizadas.

Tabla 12

Estrellas estándares para la calibración de los colores sintéticos

Nombre	T. E.	C. L.
BD+33°2642 $^{(a)}$	B2	IV
HD 74280	B3	V
HD 4965	A0	V
HD 130109	A0	V
HD 114710	G0	V
HD 157881	K7	V
HD 2665	G5	III
SA 92-263	G8	III
SA 102-466	K0	III
HD 104998	K0	III
HD 168322	K0	III
HD 191046	K0	III
SA 98-320	K0	III
SA 114-670	K0	III
SA 96-405	K2	III
HD 97907	K3	III
HD 143107	K3	III
HD 184406	K3	III

(a): Espectrofotometría de Oke 1990 y de Bohlin y col. 1990. El resto, tomada de Straižys y Sviderskienė 1972.

Se integraron los espectros de BD+33°2642 y de las estrellas tipo de igual forma que antes, y se obtuvieron las siguientes ecuaciones de transformación:

$$(C-M)_s = 0.235 + 0.999\ (C-M)_i \qquad (\sigma = 0.095) \qquad (18a)$$

$$(M-T_1)_s = 1.133 + 0.968\ (M-T_1)_i \qquad (\sigma = 0.035), \qquad (18b)$$

donde los subíndices s e i corresponden a "*standard*" e *integrado* respectivamente, y σ es la dispersión del ajuste (para el $C-M$ se eliminó la estrella HD 2665). Ambas calibraciones se grafican en la Figura 21.

Con esta calibración, se calcularon los colores estándar de los modelos de SSP y de los grupos de cúmulos. Sin embargo, al ubicarlos en un diagrama color–color, se notó una pequeña diferencia sistemática con respecto a los colores observados de los cúmulos globulares. Se promediaron entonces los colores intrínsecos de los cúmulos con metalicidad similar, y se compararon estos promedios con los colores integrados para los grupos G1 a G5. Se concluyó que para tener una buena concordancia con los colores observados, es necesario sumar las siguientes correcciones empíricas a los colores integrados: $\Delta_{(C-M)} = +0.019$, y $\Delta_{(M-T_1)} = -0.019$.

Se tienen así finalmente los colores de las distintas poblaciones estelares en un sistema homogéneo y coherente con las observaciones. Los mismos se listan en las columnas 6 y 7 de la Tabla 10 y en las columnas 4 y 5 de la Tabla 11 para las SSP y los grupos patrón respectivamente. En la Figura 22 se muestra la ubicación de todos los modelos, además de los cúmulos globulares galácticos y las enanas BBS (excluyendo a FCC #82 y #296), en el diagrama $C-T_1$ contra $M-T_1$. En lo que sigue se ha preferido usar estos dos colores, en vez del $C-M$ y el $M-T_1$, por continuidad con el capítulo 5, y para evitar problemas por correlación de errores en la banda M (que suelen ser peores que en el T_1).

Como puede verse en la Figura 22, los modelos SSP de 15×10^9 años definen una secuencia determinada por la metalicidad, pero que se superpone a la secuencia de edad intermedia (5×10^9 años, modelos SSP 5, 7 y 9). El hecho de que las variaciones de edad y metalicidad produzcan cambios semejantes sobre los colores, se muestra en la Tabla 13: variando en forma independiente $[Fe/H]$ y $\log t$ (en los rangos $[Fe/H] > -0.25$ y $5 \times 10^9 \lesssim t \lesssim 15 \times 10^9$ años) se obtienen los cambios listados en los distintos índices de color. Se nota que los colores ópticos son más sensibles a la edad que a la metalicidad, siendo el $C-T_1$ apenas menos sensible que el $U-V$.

Por otra parte, puede verse que, a igual metalicidad, la morfología de la RH afecta apreciablemente a los colores integrados. La diferencia entre los modelos SSP 3 (RH intermedia) y SSP 4 (RH roja) alcanza a 0.10 mag en $C-T_1$ y 0.04 mag en $M-T_1$, en buen acuerdo con la Figura 20.

Tabla 13

Sensiblidad de los distintos colores a metalicidad y edad

	$U-V$	$B-V$	$C-M$	$M-T_1$	T_1-T_2	$C-T_1$
$\partial\ /\partial[Fe/H]$	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

6.3. Interpretación de los colores observados

En la Figura 23 se repite el diagrama color–color de la figura anterior, pero limitado a la zona ocupada por las galaxias enanas y los cúmulos de la Vía Láctea para mayor claridad. Dos rasgos se destacan notablemente:

a) los colores de las enanas se hallan confinados entre los de los grupos G2 y G3

b) algunas de las galaxias siguen la secuencia definida por los cúmulos globulares, pero un grupo de ellas forma una rama divergente hacia colores más azules.

El primer hecho indicaría que no hay enanas BBS en la presente muestra más pobres que el grupo G3 ($[Fe/H] \simeq -1.0$). Esto no significa que no las haya en Fornax, sino que, como lo sugiere la Figura 14, serían demasiado débiles para entrar dentro de los límites de selección de este trabajo. Hacia el otro extremo comienzan a jugar varios factores. Por una parte, si se mantiene la relación luminosidad–metalicidad, habría también un efecto de selección contra las más metálicas por ser más brillantes y, por lo tanto, de mayor brillo superficial promedio, tal como se discutió en la § 4.3. Por otra parte, en esta zona del diagrama se ubicaría un objeto de metalicidad solar pero con una edad menor que la de los cúmulos globulares (comparar los colores de los modelos SSP 9 y SSP 10, ambos de metalicidad solar pero con edades de 15×10^9 y 5×10^9 años respectivamente). Sin embargo, la metalicidad de las enanas no puede ser muy alta ya que la información espectroscópica (si bien de baja relación señal/ruido) de Jones y Jones (1980) para las dE más brillantes en Fornax indica metales moderados (FCC #76 y #203) o metales débiles (FCC #135 y #222). De modo que puede concluirse que la metalicidad de las galaxias enanas observadas es comparable a la de los cúmulos globulares galácticos moderadamente ricos, tal como lo sugería el análisis de la § 5.3.

Por otra parte, un nuevo análisis de los datos publicados en OGF muestra que la distribución de los colores $C - T_1$ de los cúmulos globulares de NGC 1399 es marcadamente bimodal, con picos en $(C - T_1)_0 = 1.34$ y $(C - T_1)_0 = 1.83$ respectivamente, mientras que los $M - T_1$ se distribuyen más uniformemente alrededor de $(M - T_1)_0 = 0.73$ (Ostrov 1994). Por lo tanto, los colores de las enanas ocuparían la zona intermedia entre los cúmulos de alta y de baja metalicidad de NGC 1399. Como comparación, los colores $C - T_1$ del núcleo y del halo de NGC 1399 dados en OGF son, respectivamente, 1.98 y 1.71, ambos más rojos que los colores de las enanas; esto concuerda con lo mencionado en la § 1.4.*b*, respecto de que los colores UBV de las enanas son más azules que los de las galaxias elípticas brillantes, indicando una menor metalicidad y/o edad promedio.

En cuanto a lo señalado en el ítem *b)*, no se trataría de un efecto de enrojecimiento variable (ver § 6.1.). Para cuantificar el efecto sobre los colores integrados de una mezcla de poblaciones de distintas edades, se procuró reproducir los colores observados (con una cierta tolerancia) con distintas combinaciones de una población vieja (grupos G1 – G5), una población intermedia (I1, SSP 5, 7 y 9), y una población joven (Y1 – Y4), cada una de ellas contribuyendo con un cierto porcentaje al flujo monocromático en $\lambda = 5870$ Å. (Este valor corresponde a la normalización de los espectros patrón).

Para las galaxias enanas ubicadas sobre la secuencia de los cúmulos globulares en las Figuras 22 y 23 (FCC #118, #135, #156, #201 y #250), los resultados son ambiguos: se obtienen varios cientos de soluciones posibles, aunque muy pocas involucran un porcentaje de flujo mayor al 20% por parte de una población joven. En todos los casos, existen soluciones con un 100% de población vieja (o a lo sumo 90% vieja y 10% intermedia), por lo que se concluye que para estas galaxias lo más que se puede decir es que no hay motivos para suponer la existencia de poblaciones jóvenes.

En cambio, para las enanas que se disponen a lo largo de la secuencia divergente antes mencionada, se obtiene un menor número de soluciones, con una población vieja comprendida entre los grupos G2 y G1, y con porcentajes crecientes de población joven (Y4 en todos los casos), desde un 0–10% para FCC #222 y #203, hasta un 20–30% para FCC #274 y #76. En particular, los colores dentro del anillo y del diafragma central (ver Tabla 9) de esta última galaxia se pueden sintetizar con no menos de un 50% y de un 40–60% de población joven respectivamente. Estos porcentajes de flujo pueden convertirse a porcentajes de masa, usando las equivalencias que dan Bica, Arimoto y Alloin (1988). Así, contribuciones del 10% y del 50% al flujo en $\lambda = 5870$ Å debidas a una población joven (Y4) corresponden a fracciones de masa del 0.4% y del 3.8% respectivamente. Esto muestra que, en términos de masa, la población dominante es siempre la de $t \simeq 15 \times 10^9$ años.

Como una forma de ilustrar lo anterior, en la Figura 23 se graficaron las curvas que se obtienen agregando porcentajes crecientes de una población joven (Y4) a las poblaciones G1 (trazos) y G2 (puntos) respectivamente. Se observa una alineación aproximada de los colores de las galaxias, incluyendo las zonas centrales de FCC #76 (círculos vacíos), paralelamente a estas curvas. Si bien dicha alineación es cuantitativamente no muy buena, el apartamiento está dentro de los márgenes de error esperados. Cabe aclarar que adoptando $E_{B-V} = 0.00$ para la región del cúmulo de Fornax, los colores de las galaxias se acercan más a la línea punteada, aunque disminuyen los porcentajes de población joven requeridos para reproducirlos.

En todo caso, lo que se quiere resaltar es que los colores integrados de las enanas BBS observadas no dependen sólo de la metalicidad, sino que se establece una secuencia en el diagrama color–color determinada por la contribución de una población joven. El hecho de que la galaxia con evidencia independiente de formación estelar reciente se ubique en el extremo de esta secuencia, es un fuerte apoyo para este argumento. Por otra parte, la presencia de una población joven o intermedia para galaxias dE (mayormente en Virgo), ya ha sido sugerida, tanto mediante fotometría óptico–infrarroja (Thuan 1985) como espectroscopía (Bothun y Mould 1988; Gregg 1992). La ventaja del método empleado en esta tesis radica en que, no sólo se pudo llevar a cabo con telescopios de apertura moderada, sino que se obtuvo información morfológica simultáneamente.

7. Conclusiones

Se obtuvo fotometría superficial CCD multicolor en el sistema de Washington para una muestra de 15 galaxias dE en el cúmulo de Fornax. Si bien otros investigadores han estudiado muestras más grandes (por ej. Ichikawa 1987), o incluyendo galaxias más débiles (por ej. BIM), el presente trabajo reúne algunas características distintivas:

a) La fotometría CCD tiene grandes ventajas frente a la fotográfica, debido principalmente a la linealidad y mejor sensibilidad de este tipo de detectores. En el caso de las enanas, la única ventaja de la fotografía (su mejor cobertura espacial) no es relevante.

b) Los pocos trabajos que presentan fotometría CCD multicolor, están limitados a unas pocas galaxias (CB87), o bien a objetos más brillantes que en esta tesis (Vigroux y col. 1988).

c) La buena relación señal/ruido alcanzada en las observaciones, además del cuidado puesto en su reducción, permitieron obtener parámetros estructurales y colores confiables.

d) Esta es la primera vez que se utiliza el sistema de Washington para la fotometría de enanas BBS. Este sistema, debido a la mayor eficiencia del C frente al U, resultó muy útil para obtener información de la parte ultravioleta del espectro (donde los efectos de edad y metalicidad son más notables) sin tener que recurrir a telescopios grandes. Por este mismo motivo, el sistema de Washington se hace especialmente necesario si se quieren obtener colores ultravioletas de un mayor número de estos objetos.

e) Aún hoy, la información detallada sobre las dE en Fornax es muy escasa comparada con el cúmulo de Virgo, de modo que esta tesis es un aporte para mejorar esa situación.

A continuación se detallan las principales conclusiones de esta tesis.

7.1. *Estructura*

Las isofotas de las dE observadas se ajustan muy bien mediante elipses concéntricas. Las razones de semiejes aparentes de las elipses no varían con la distancia galactocéntrica, excepto para dos de las enanas más brillantes cuyas isofotas internas son más redondas (Fig. 3). Una de estas dos enanas (FCC #203) también presenta un giro de sus isofotas, cosa que no se detecta en el resto de la muestra, pero es una característica común en las galaxias E brillantes (Bender, Döbereiner y Möllenhoff 1988), y se interpreta como una evidencia de triaxialidad. Este comportamiento indica que las propiedades morfológicas de las dE más luminosas tienden a parecerse a las de las galaxias elípticas brillantes. Una conclusión similar surge del análisis de sus perfiles de brillo superficial, que en general se apartan de exponenciales puras: las enanas más brillantes tienden a tener una componente tipo bulbo (asemejándose entonces a un perfil tipo de Vaucouleurs), mientras que las más débiles tienen *cores* extendidos. Este hecho ya conocido se pudo cuantificar mediante la relación entre el parámetro N, que determina la forma del perfil, y la magnitud total.

Se halló también la ya conocida relación entre brillo superficial central y magnitud total. Seguramente parte de esta correlación se debe a efectos de selección, pero otra parte se debe a que hay una falta real de galaxias relativamente brillantes pero de bajo brillo superficial central que aún puedan clasificarse como dE por su morfología (Fig. $12a$). Este hecho puede deberse a que, dado que una galaxia de estas características sería de mayor tamaño (tanto considerando su parámetro de escala como su diámetro isofotal) que las dE, los procesos de formación estelar en unas y otras serían distintos, como lo sugieren por ejemplo los modelos de formación estelar autopropagada (Gerola y col. 1980).

Se exploró entonces qué efectos de selección se producen al tomar galaxias similares con la idea de formar una muestra homogénea, como es el caso de esta tesis (ver § 2.1.). Se determinó que al hacer esto se están eligiendo objetos de brillo superficial promedio dentro de un rango muy estrecho. Esto es equivalente a decir que se seleccionan las galaxias cuyo diámetro es máximo para la isofota límite del material fotográfico usado (Disney 1976). Este efecto conduce a la mencionada relación entre la forma del perfil y el brillo superficial central (o la magnitud total, ya que los dos últimos también están correlacionados). Sin embargo, de acuerdo a estudios estadísticos (F89), resulta poco probable la existencia de galaxias que se aparten de dicha relación. La aclaración de este tema requeriría la obtención de fotometría superficial de buena calidad para una muestra de galaxias seleccionada con criterios adecuados (aunque también sería necesario contar con información espectroscópica para determinar sus distancias, y, por lo tanto, sus magnitudes absolutas, separando a las galaxias de fondo).

En cuanto a los núcleos presentes en muchas dE, se demuestra que la zona central de una galaxia enana con un perfil empinado puede confundirse fácilmente con un núcleo al inspeccionar una placa fotográfica o aún una imagen CCD. Por otra parte, un núcleo resalta inmediatamente si la galaxia subyacente tiene un perfil más chato. Estos efectos pueden viciar cualquier conclusión acerca de los núcleos y su relación con los distintos parámetros de las respectivas galaxias, si no se ha trabajado con perfiles CCD de buena calidad.

7.2. Colores

Se obtuvieron perfiles de color y se midieron los colores dentro de un diafragma central y de un anillo circundante. Sólo una de las galaxias (FCC #76) presenta una zona central más azul que los alrededores, tanto en M–T_1 como en C–T_1, mientras que las zonas externas muestran un gradiente suave también hacia colores más azules. Esto se interpreta como debido a un evento reciente de formación estelar en la zona central superpuesto a un efecto de metalicidad decreciente con la distancia al centro. Entre las demás enanas, las más brillantes no muestran gradientes significativos, mientras que las más débiles muestran gradientes que no son coherentes en ambos colores, indicando que son el resultado de errores en los niveles de cielo adoptados. Sólo las dE no nucleadas más débiles son marginalmente más rojas en $C - T_1$ en sus zonas centrales, sugiriendo un aumento localizado de la metalicidad. Alternativamente, este enrojecimiento podría deberse a polvo presente en las zonas centrales de estas galaxias, algunas de las cuales tienen un aspecto semejante a las dI (ver Fig. 1 y Tabla 7), por lo que podrían no carecer completamente de material interestelar.

Los colores integrados muestran distintos comportamientos en relación con los otros parámetros: mientras que el $M - T_1$ es casi constante para todas las dE (excluyendo a las dos afectadas por errores), el $C - T_1$ tiende a ser más rojo para las galaxias más brillantes. Se obtiene entonces una relación metalicidad–luminosidad que extiende la ya conocida para las dSph del Grupo Local, y con una dispersión mucho menor que las que se muestran en otros trabajos. Esto último se debe en parte a la sensibilidad del $C-T_1$ como indicador de metalicidad, y en parte a la homogeneidad de la presente muestra (cuando se excluye a FCC #76). En este sentido son muy adecuadas las palabras de Wirth y Gallagher (1984): *"Quizás la mejor conclusión para este trabajo sea la siguiente advertencia: al estudiar las propiedades sistemáticas de una familia de galaxias, es importante estar seguro de que la muestra utilizada consiste exclusivamente en miembros de esa familia".*

Por otra parte, y contrariamente a lo sostenido por otros autores, no se encuentran diferencias de color entre enanas nucleadas y no nucleadas de igual luminosidad. Esto tiene que ver muy probablemente con la forma en que se identifica la presencia de un núcleo.

En un intento por buscar posibles influencias ambientales en las propiedades de las dE, se halló que hay una escasez marginal de galaxias rojas en $C-T_1$ a grandes distancias proyectadas del centro del cúmulo de Fornax. Este efecto no se evidencia con las demás propiedades de las enanas (magnitud, brillo superficial, tamaño). De todas formas, se requeriría observar una muestra mucho más grande para, primeramente, determinar si este efecto se mantiene, y, de ser así, para discernir si se trata de un gradiente de metalicidad debido a las condiciones iniciales en la formación de galaxias en el cúmulo de Fornax, o si se debe a la segregación morfológica de las enanas debido a causas ambientales, como sostienen Ferguson y Sandage (1989).

Finalmente, se puso a prueba la capacidad de la fotometría integrada en el sistema de Washington para separar efectos de edad y metalicidad en las galaxias observadas. Tomando como contrapartida los colores integrados de los cúmulos globulares de la Vía Láctea, se concluyó que su ubicación en un diagrama color–color está fundamentalmente determinada por la metalicidad, con un efecto de orden menor debido al 2^{do}

parámetro (prescindiendo de errores instrumentales y en las correcciones por enrojecimiento). Con la ayuda de colores sintéticos de poblaciones estelares simples, se comprobó que las variaciones de edad y de metalicidad producen cambios en el mismo sentido sobre los colores de una población estelar intermedia o vieja (entre $\sim 5 \times 10^9$ y $\sim 15 \times 10^9$ años). El efecto debido a la edad comienza a diferenciarse para objetos que incluyan poblaciones moderadamente jóvenes ($\sim 10^8$ años).

Teniendo en cuenta esto último, se reprodujeron los colores de las enanas con mezclas de poblaciones estelares simples. Para algunas de ellas, lo más que se puede decir es que su metalicidad es comparable a la de los cúmulos globulares medianamente ricos de la Vía Láctea, e intermedia entre los cúmulos más metálicos y los más pobres de NGC 1399, y que no es necesario considerar una población joven para reproducir sus colores. Para otro grupo de enanas que forman una secuencia divergente en el diagrama color–color, se hallaron en cambio contribuciones de hasta un 30% en flujo (o sea un 1.7% en masa) debidas a una población de $\sim 5 \times 10^8$ años. El hecho de que los colores de FCC #76, y en particular los de su zona central, se ubiquen en el extremo azul de esta secuencia, respalda esta conclusión.

Existen varios mecanismos que podrían resultar en eventos de formación estelar posteriores al que dio origen a la mayor parte de las estrellas en una dE. Uno de ellos, ya mencionado, es el propuesto por Larson (1974). Según este modelo, no todo el gas interestelar ganaría suficiente energía cinética debida al calentamiento por supernovas, como para escapar del potencial de la galaxia, si ésta es suficientemente masiva. En una línea similar, Vader (1986) muestra que la velocidad del viento galáctico en una dE es siempre mayor que la velocidad de escape, salvo para las enanas más masivas (dependiendo de la relación masa/luminosidad adoptada). Estas últimas serían entonces capaces de retener una fracción de gas, que permitiría la formación de generaciones posteriores de estrellas.

Un mecanismo alternativo, fue propuesto por Silk y col. (1987): las enanas en la actualidad podrían acretar gas enriquecido del medio intergaláctico, que fuera eyectado por las propias galaxias enanas en épocas tempranas del Universo ($5 \lesssim z \lesssim 10$). En este caso la existencia de un evento de formación estelar reciente no depende tanto de la masa de la enana sino de su velocidad, dado que sólo las más lentas podrían acretar suficiente gas. Si bien FCC #76, la galaxia cuyos colores sugieren una mayor proporción de población joven, es también la más luminosa de la presente muestra, no se nota una correspondencia definida entre presencia de población joven y magnitud para el resto. Los datos de esta tesis no favorecen a uno u otro mecanismo en particular, aunque no existirían razones en contra de que ambos actuasen simultáneamente.

7.3. Perspectivas futuras

La actitud de los astrónomos hacia las galaxias enanas BBS ha variado enormemente en los últimos años, desde una casi total indiferencia, hasta la actual consideración casi de igual a igual con sus "hermanas mayores" las galaxias brillantes que pueblan la secuencia de Hubble. Hoy son tenidas en cuenta tanto en modelos cosmológicos como en estudios de formación e interacciones entre galaxias. Sin embargo, y debido justamente a que las enanas BBS viven "escondidas" en el ruido del cielo, su estudio es aún incompleto. Algunos de los aspectos que podrán investigarse en el futuro próximo, gracias a la disponibilidad de telescopios de mayor diámetro y al mejoramiento de los detectores electrónicos son:

a) La morfología de las enanas más débiles, poniendo a prueba la validez de la relación entre el brillo superficial y la forma del perfil (ver Fig. 11*b*).

b) La medición de colores para muestras suficientemente grandes de enanas como para determinar posibles efectos ambientales o de condiciones iniciales dentro de los cúmulos de galaxias.

c) La obtención de espectros para un mayor número de enanas, tanto como verificación y complemento de lo hallado fotométricamente, como para permitir estudios dinámicos.

d) Obtención de espectros con resolución y relación señal/ruido suficientes como para medir dispersiones de velocidad (esto sólo es posible con grandes telescopios). Las relaciones masa/luminosidad así determinandas pueden responder a la pregunta de qué papel juegan las enanas en la masa total de los cúmulos de galaxias y del Universo en general.

e) La búsqueda y estudio de galaxias enanas originadas en interacciones, como ocurriría en las “antenas” de NGC 4038/39 (Mirabel, Dottori y Lutz 1992), e inversamente, de los posibles remanentes (“núcleos libres”) de enanas destruidas en interacciones (Bassino y col. 1994).

Figuras

Referencias

Allen, R. J., & Shu, F. H. 1979, ApJ 227, 67
Armandroff, T. E., & Zinn, R. 1988, AJ 96, 92
Arp, H. 1965, ApJ 142, 402
Bassino, L. P., Muzzio, J. C., & Rabolli, M. 1994, ApJ, enviado
Bender, R., & Möllenhoff, C. 1987, A&A 177, 71
Bender, R., Döbereiner, S., & Möllenhoff, C. 1988, A&AS 74, 385
Bica, E. 1988, A&A 195, 76
Bica, E., & Alloin, D. 1986, A&A 162, 21
——. 1987, A&A 186, 49
Bica, E., Alloin, D., & Schmitt, H. R. 1994, A&A, en prensa
Bica, E., Arimoto, N., & Alloin, D. 1988, A&A 202, 8
Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. 1985, AJ 90, 1681
Binggeli, B., Sandage, A., & Tarenghi, M. 1984, AJ 89, 64
Binggeli, B., Tammann G. A., & Sandage, A. 1987, AJ 94, 251
Bohlin, R. C., Harris, A. W., Holm, A. V., & Gry, C. 1990, ApJS 73, 413
Bothun, G. D., Caldwell, N., & Schombert, J. M. 1989, AJ 98, 1542
Bothun, G. D., Impey, C. D., & Malin, D. F. 1991, ApJ 376, 404 (BIM)
Bothun, G. D., Impey, C. D., Malin, D. F., & Mould, J. R. 1987, AJ 94, 23
Bothun, G. D., & Mould, J. R. 1988, ApJ 324, 123
Bothun, G. D., Mould, J. R., Caldwell, N., & MacGillivray, H. T. 1986, AJ 92, 1007
Bothun, G. D., Mould, J. R., Wirth, A., & Caldwell, N. 1985, AJ 90, 697
Bothun, G. D., Schombert, J. M., Impey, C. D., Schneider, S. D. 1990, ApJ 360, 427
Bower, R. G., Lucey, J. R., & Ellis, R. S. 1992, MNRAS 254, 589
Brodie, J. P., & Huchra, J. P. 1991, ApJ 379, 157
Bruzual, G. 1992, en The Stellar Populations of Galaxies, IAU Symp. 149, ed. B. Barbuy & A. Renzini (Dordrecht: Kluwer), 311
Burstein, D., & Heiles, C. 1982, AJ 87, 1165

Buser, R. 1978, A&A 62, 411

Buzzoni, A. 1989, ApJS 71, 817

——. 1994, ApJ, enviado

Caldwell, N. 1983, AJ 88, 804

——. 1987, AJ 94, 1116

Caldwell, N., Armandroff, T. E., Seitzer, P., & Da Costa, G. S. 1992, AJ 103, 840

Caldwell, N., & Bothun, G. D. 1987, AJ 94, 1126 (CB87)

Canterna, R. 1976, AJ 81, 228

Canterna, R., & Harris, H. C. 1979, Dudley Obs. Reports 14, 199

Catelan, M., & de Freitas Pacheco, J. A. 1993, AJ 106, 1858

Covino, S., Pasinetti Fracassini, L. E., Malagnini, M. L., & Buzzoni, A. 1994, A&A, enviado

Da Costa, G. S. 1992, en The Stellar Populations of Galaxies, IAU Symp. 149, ed. B. Barbuy & A. Renzini (Dordrecht: Kluwer), 191

Davies, J. I., Phillipps, S., Cawson, M. G. M., Disney, M. J., & Kibblewhite, E. J. 1988, MNRAS 232, 239 (DPCDK)

Davies, J. I., Phillipps, S., & Disney, M. J. 1988, MNRAS 231, 69p

——. 1990, MNRAS 244, 385

Dekel, A., & Silk, J. 1986, ApJ 303, 39

de Vaucouleurs, G. 1959, Handbk. Phys. 53, 120

Disney, M. J. 1976, Nature 263, 573

——. 1980, en ESO/ESA Wokshop on Dwarf Galaxies, ed. M. Tarenghi & K. Kjär (Ginebra: ESO/ESA), 151

Ferguson, H. C. 1989, AJ 98, 367 (F89)

——. 1993, MNRAS 263, 343

Ferguson, H. C., & Sandage, A. 1988, AJ 96, 1520

——. 1989, ApJ 346, L53

——. 1990, AJ 100, 1

Forte, J. C., datos inéditos

Gallagher, J. S., & Hunter, D. A. 1986, AJ 92, 557

Geisler, D. 1990, PASP 102, 344

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

Gerola, H., Seiden, P. E., & Schulman, L. S. 1980, ApJ 242, 517

Gregg, M. D. 1992, en The Stellar Populations of Galaxies, IAU Symp. 149, ed. B. Barbuy & A. Renzini (Dordrecht: Kluwer), 426

Harris, H. C., & Canterna, R. 1977, AJ 82, 798

——. 1979, AJ 84, 1750

Hodge, P. 1989, ARA&A 27, 139

Ichikawa, S.-I. 1987, Ann. Tokyo Astr. Obs., 2d ser., Vol. 21, No. 1

——. 1989, AJ 97, 1600

Ichikawa, S.-I., Wakamatsu, K.-I., & Okamura, S. 1986, ApJS 60, 475

Ikeuchi, S., & Norman, C. A. 1987, ApJ 312, 485

Impey, C. D., Bothun, G. D., & Malin, D. F. 1988, ApJ 330, 634 (IBM)

Irwin, M. J.,Davies, J. I., Disney, M. J., & Phillipps, S. 1990, MNRAS 245, 289

Jones, J. E., & Jones, B. J. T. 1980, MNRAS 191, 685

Karachentseva, V. E., Karachentsev, I. D., & Börngen, F. 1985, A&AS 60, 213

Karachentseva, V. E., Karachentsev, I. D., Richter, G. M., von Berlepsch, R., & Fritze, K. 1987, Astron. Nachr. 308, 247

Karachentseva, V. E., Schmidt, R., & Richter, G. M. 1984, Astron. Nachr. 305, 59

Kormendy, J. 1985, ApJ 295, 73

Kraft, R. P. 1980, en Globular Clusters, ed. D. Hanes & B. Madore (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 87

Larson, R. B. 1974, MNRAS 169, 229

Lee, Y. –W. 1990, ApJ 363, 159

Mirabel, I. F., Dottori, H., & Lutz, D. 1992, A&A 256, L19

Oke, J. B. 1990, AJ 99, 1621

Ostrov, P. 1994, comunicación privada

Ostrov, P., Geisler, D., & Forte, J. C. 1993, AJ 105, 1762

Peletier, R. F. 1993, prepublicación

Phillipps, S., Edmunds, M. G., & Davies, J. I. 1990, MNRAS 244, 168

Reaves, G. 1983, ApJS 53, 375

Sandage, A., Binggeli, B., & Tammann, G. A. 1985, AJ 90, 1759

Sarajedini A., & Demarque, P. 1990, ApJ 365, 219

Schombert, J. M., & Bothun, G. D. 1988, AJ 95, 1389

Silk, J., Wyse, R. F. G., & Shields, G. A. 1987, ApJ 322, L59

Straižys, V., & Sviderskienė, Z. 1972, Vilniaus Astron. Obs. Biuletenis 35, 3

Strom, S. E., Forte, J. C., Harris, W. E., Strom, K. M., Wells, D. C., & Smith, M. G. 1981, ApJ 245, 416

Tammann, G. 1980, en ESO/ESA Wokshop on Dwarf Galaxies, ed. M. Tarenghi & K. Kjär (Ginebra: ESO/ESA), 3

Thompson, L. A., & Gregory, S. A. 1993, AJ 106, 2197

Thuan, T. X. 1985, ApJ 299, 881

Vader, J. P. 1986, ApJ 305, 669

Vader, J. P., Vigroux, L., Lachièze-Rey, M., & Souviron, J. 1988, A&A 203, 217

VandenBergh, D. A., & Stetson, P. B. 1991, AJ 102, 1043

van den Bergh, S. 1986, AJ 91, 271

——. 1989, Astron. Astrophys. Rev. 1, 111

——. 1990, JRASC 84, 60

Vigroux, L., Souviron, J., Lachieze-Rey, M., & Vader, J. P. 1988, A&AS 73, 1

Vigroux, L., Souviron, J., & Vader, J. P. 1984, A&A 139, L9

West, R., & Schuster, H. 1982, A&AS 49, 577

Wirth, A., & Gallagher, J. S. 1984, ApJ 282, 85

Zinn, R. 1985, ApJ 293, 424

Zinnecker, H. 1986, STSCI Prep. Ser. 130, 51

Zinnecker, H., Keable, C. J., Dunlop, J. S., Cannon, R. D., & Griffiths, W. K. 1988, en Globular Cluster Systems in Galaxies, IAU Symp. 126, ed. J. E. Grindlay & A. G. Davis Philip (Dordrecht: Kluwer), 603