

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

FACULTAD DE CIENCIAS ATRONOMICAS Y
GEOFISICAS



TESIS DOCTORAL

**Estudio de enanas ultra-compactas
y cúmulos globulares en el cúmulo
de Antlia**

Juan Pablo CASO

Tesis presentada para optar por el título de Doctor en Astronomía

3 de diciembre de 2015

Directora:

Dra. Lilia Bassino (Universidad Nacional de La Plata)

Co-Director:

Dr. Thomas Richtler (Universidad de Concepción, Chile)

Agradecimientos

A mi familia, quienes siempre me apoyaron desde que decidí estudiar esta carrera, y en especial a mis padres, que han sido el motor de todos mis logros.

A mis amigos, que han hecho el camino más ameno, compartiendo infinitos momentos.

A Lilia y Tom, por enseñarme, y guiarme en mi Doctorado. Su ejemplo y dedicación fueron fundamentales para que haya podido llegar hasta aquí.

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Resumen

Estudio de enanas ultra-compactas y cúmulos globulares en el cúmulo de Antlia

por Juan Pablo CASO

En la presente Tesis se intenta aportar evidencias que ayuden a dilucidar el origen de las enanas ultra-compactas (UCDs). Las mismas fueron descubiertas hace poco más de una década, y presentan propiedades que podrían relacionarlas tanto con los cúmulos globulares (CGs), como con galaxias de baja masa. Esto ha resultado en un abanico de hipótesis sobre su origen, que incluyen ser los miembros más brillantes de los sistemas de CGs, los resultantes de la fusión de varios cúmulos estelares masivos durante eventos de formación estelar particularmente intensos, o los remanentes de galaxias enanas nucleadas, desmembradas por las fuerzas tidales de galaxias vecinas masivas.

Teniendo en cuenta lo mencionado anteriormente, es que hemos ampliado este análisis a objetos estelares que guarden similitudes con las UCDs, en un intento por determinar si sus orígenes y/o historias evolutivas podrían estar relacionados.

En particular, nos centramos en la búsqueda y posterior análisis de UCDs en el cúmulo de Antlia, tercer cúmulo de galaxias más cercano, luego de Virgo y Fornax.

Índice general

Agradecimientos	v
Resumen	vii
Contenido	vii
Lista de Figuras	xi
Lista de Tablas	xv
1. Introducción	1
1.1. Cúmulos globulares	1
1.2. Enanas ultracompactas	8
1.3. Cúmulo de Antlia	12
1.4. Motivación y objetivos de esta Tesis	15
2. Observaciones y Reducción	17
2.1. Observaciones fotométricas del cúmulo de Antlia en CTIO . . .	17
2.1.1. Observaciones	17
2.1.2. Reducción	19
2.1.3. Ecuaciones de calibración	21
2.1.4. Fotometría	22
2.1.5. Estimación de la completitud	28
2.2. Observaciones fotométricas del cúmulo de Antlia en VLT . . .	30
2.2.1. Observaciones	30
2.2.2. Medición de perfiles de brillo superficial	31
2.2.3. Fotometría de objetos puntuales	35
2.2.4. Estimación de la completitud	36
2.3. Observaciones fotométricas del cúmulo de Antlia con HST . . .	36
2.3.1. Observaciones	36
2.3.2. Fotometría y medición de radios efectivos	37

2.4.	Observaciones espectroscópicas del cúmulo de Antlia con GE-MINI	41
2.4.1.	Observaciones	41
2.4.2.	Reducción	42
2.5.	Observaciones fotométricas de NGC 7507 en CTIO	46
2.5.1.	Observaciones y Reducción	46
2.5.2.	Fotometría	48
3.	CGs en el cúmulo de Antlia	51
3.1.	Nuevo estudio del SCGs de NGC 3268 mediante imágenes MOSAIC	51
3.1.1.	Distribuciones espacial proyectada y radial	54
3.1.2.	Distribuciones de color y <i>blue tilt</i>	59
3.1.3.	Ajuste de la FLCG a partir de la fotometría de VLT-FORS1	64
3.1.4.	Número total de GCs	67
3.2.	Cúmulos globulares en enanas elípticas de Antlia	69
4.	UCDs en el cúmulo de Antlia	77
4.1.	Radios efectivos	78
4.2.	Núcleos de galaxias elípticas enanas	86
4.3.	Diagrama color-magnitud	93
4.4.	Extrapolación del <i>blue tilt</i>	96
4.5.	Número esperado de CGs brillantes	98
4.6.	Síntesis de poblaciones estelares	100
5.	Comparación con otros sistemas de CGs	105
5.1.	El sistema de CGs de NGC 7507	105
5.1.1.	Diagrama color-magnitud	106
5.1.2.	Distribución de color	107
5.1.3.	Distribuciones espacial y radial proyectada	111
5.1.4.	El polvo en NGC 7507	117
5.1.5.	Número total de CGs y frecuencia específica	118
5.2.	Comparación con la literatura	120
6.	Conclusiones	141
	Bibliografía	145

Índice de figuras

1.1. Distribución de metalicidades de los cúmulos globulares Galácticos.	4
1.2. Imagen del The Palomar Observatory Sky Survey (POSS) en el filtro R de la región central del cúmulo de Antlia.	14
2.1. Posición de los campos MOSAIC II del cúmulo de Antlia	18
2.2. Comparación del campo CC de Antlia, antes y después de aplicar el filtrado	23
2.3. Función de completitud de los campos de Antlia observados con MOSAIC	29
2.4. Diferencia entre las magnitudes generada y medida para las estrellas ficticias.	30
2.5. Posición de los campos observados mediante FORS1–VLT	31
2.6. Sustracción de la emisión extendida en campo de FORS1–VLT que contiene a NGC 3268 (C68)	32
2.7. Distribución espacial de las dEs ubicadas en los campos de FORS1–VLT	33
2.8. Curvas de completitud para los cuatro campos de FORS1–VLT	37
2.9. Residuos generados por ISHAPE para objetos en torno a NGC 3258	40
2.10. Residuos generados por ISHAPE para objetos en torno a NGC 3268	40
2.11. Campos observados mediante GMOS-S	42
2.12. Comparación entre el espectro de dos objetos puntuales y un modelo de SSP	45
2.13. Posición del campo MOSAIC II de NGC 7507	47
3.1. Diagrama color-magnitud para los cuatro campos de MOSAIC	52
3.2. Diagrama color-color de candidatos a CGs alrededor de NGC 3258 y NGC 3268	53
3.3. Distribución espacial proyectada suavizada de los candidatos a CGs en las imágenes MOSAIC	55

3.4.	Distribución acimutal de los candidatos a CGs en torno a ambas gEs	57
3.5.	Perfil de densidad radial de candidatos a CGs alrededor de NGC 3258 y NGC 3268	59
3.6.	Distribuciones de color de CGs en torno a NGC 3258 y a NGC 3268, diferenciados en tres intervalos radiales	62
3.7.	Colores promedio de CGs azules en función de la magnitud y presencia de <i>blue tilt</i>	64
3.8.	FLCG a partir de la fotometría (V, I) para NGC 3258 y NGC 3268	66
3.9.	FLCG a partir de la fotometría (V, I) para NGC 3258 y NGC 3268 discriminados en poblaciones	67
3.10.	Distribución espacial proyectada de los candidatos a CGs en torno a siete galaxias dEs	70
3.11.	Diagramas color-magnitud de CGs en dEs de Antlia.	71
3.12.	Distribución de color de los candidatos a CGs en torno a dEs	73
3.13.	FLCGs en torno a las siete galaxias dEs de Antlia	74
4.1.	Logaritmo del R_{ef} en función de T_1 para CGs brillantes/UCDs de Antlia	79
4.2.	Panel izquierdo: Logaritmo del R_{ef} en función de M_V para CGs/UCDs de varios sistemas	81
4.3.	R_{ef} en función de M_V para los candidatos a CGs y UCDs en torno a NGC 3258 y NGC 3268	83
4.4.	Comparación entre los R_{ef} determinados mediante un perfil de Sérsic y un perfil de King	85
4.5.	Parámetros derivados con SExtractor para fuentes del campo ACS que contiene a NGC 3258, en el filtro $F814W$	86
4.6.	Perfiles de brillo superficial V de ocho galaxias enanas de Antlia	87
4.7.	Perfil de brillo superficial V de FS90-177	88
4.8.	M_V de los núcleos de las dE,N, en función de la M_V de sus correspondientes galaxias	92
4.9.	Diagramas color-magnitud de ACOs en sistemas fotométricos de Washington y (V, I)	95
4.10.	Diagramas color-magnitud de los ACOs y los candidatos a UCDs, comparado con la extrapolación del <i>blue tilt</i>	97
4.11.	Resultado de la síntesis de poblaciones estelares mediante pPXF sobre el espectro combinado de varios ACOs	103
4.12.	Resultado de la síntesis de poblaciones estelares mediante pPXF sobre el espectro combinado de varios ACOs	104
5.1.	Diagrama color-magnitud de objetos puntuales en torno a NGC 7507	108

5.2. Distribución de color para los candidatos a CGs alrededor de NGC 7507	111
5.3. Distribuciones de color para los candidatos a CGs alrededor de NGC 7507	112
5.4. Comparación con modelos teóricos de poblaciones estelares simples	114
5.5. Distribución espacial proyectada de candidatos a CGs de NGC 7507	114
5.6. Distribución radial de candidatos a CGs en NGC 7507	116
5.7. Mapa de color de NGC 7507 obtenido a partir de las observaciones en los filtros C y T_1	118
5.8. Función de luminosidad de CGs en torno a NGC 7507	119
5.9. Función de luminosidad de CGs en torno a NGC 7507 separados en tres intervalos de color	120
5.10. S_N en función de la M_V para una muestra de galaxias de tipo temprano	123
5.11. Masa estelar en función de la M_V para una muestra de galaxias del cúmulo de Virgo	125
5.12. T_N en función de M_V para una muestra de galaxias de tipo temprano	131
5.13. T_N en función de la masa estelar para una muestra de galaxias de tipo temprano	132

Índice de cuadros

2.1. Número de observaciones, tiempo de exposición y seeing final para los campos MOSAIC II de Antlia.	19
2.2. Correcciones aplicadas a cada campo MOSAIC II de Antlia	26
2.3. Correcciones de abertura aplicadas en los campos FORS1-VLT del cúmulo de Antlia.	35
2.4. Datos básicos de los turnos de observación de GMOS-S	43
3.1. Resultado de la aplicación del algoritmo GMM sobre la muestra de candidatos a CGs de NGC 3258 y NGC 3268	61
3.2. Propiedades de las galaxias dEs de Antlia, y sus respectivos SCGs.	73
4.1. Propiedades básicas de los ACOs confirmados en el cúmulo de Antlia	89
4.2. Propiedades fotométricas de los candidatos a cúmulos extendidos alrededor de ambas gEs	90
4.3. Parámetros estructurales de nueve galaxias elípticas enanas de Antlia, en los filtros (V, I)	91
5.1. Resultado de la aplicación del algoritmo GMM sobre la muestra de candidatos a CGs de NGC 7507	113
5.2. Catálogo de galaxias elípticas obtenidas de la literatura.	133
5.2. Continuación	134
5.2. Continuación	135
5.2. Continuación	136
5.2. Continuación	137
5.2. Continuación	138
5.3. Catálogo de galaxias lenticulares obtenidas de la literatura.	138
5.3. Continuación	139
5.3. Continuación	140

Capítulo 1

Introducción

1.1. Cúmulos globulares

Los cúmulos globulares (CGs) se encuentran entre los objetos más antiguos del universo (Brodie & Strader 2006). En general, sus edades son comparables con las de las primeras poblaciones estelares de la galaxia a la que están asociados (e.g. Dotter et al. 2010; Tonini 2013). Se cree que tuvieron su origen en regiones de formación estelar masiva, favorecidos por las altas densidades del gas y la elevada presión existente (Kruijssen 2014).

Los CGs suelen presentar radios efectivos (R_{ef}) de unos pocos pársec, como puede comprobarse a partir de los CGs Galácticos (Harris 1996, Edición 2010), o en estudios extragalácticos (Harris 2009; Nantais et al. 2011; Puzia et al. 2014). No obstante, existen CGs con R_{ef} mayores (Madrid 2011; Brodie et al. 2011; Forbes et al. 2013; Jennings et al. 2014), usualmente denominados en la literatura como cúmulos extendidos (e.g. Brüns & Kroupa 2012), que pueden presentar R_{ef} de algunas decenas de pársec.

Una de las características más distintivas de las poblaciones de CGs es la bimodalidad de sus distribuciones de color. Si bien los sistemas de cúmulos globulares (SCGs) extragalácticos han sido objeto de estudio desde hace varias décadas (e.g. Sandage 1961; Racine 1968; Hanes & Racine 1971), no fue

hasta principios de la década de 1990 que la presencia de dicha bimodalidad comenzó a ser tenida en cuenta (Zepf & Ashman 1993; Ostrov et al. 1993).

Kundu & Whitmore (2001) estudiaron los SCGs de 28 galaxias elípticas a partir de imágenes de archivo, hallando que más de un 50 % de ellas presentaban signos de bimodalidad. Trabajos posteriores, valiéndose de fotometrías más profundas, evidenciaron la presencia de bimodalidad, o al menos asimetrías en la distribución de color, en varios SCGs donde Kundu & Whitmore (2001) no la habían encontrado (Whitmore et al. 2002; Peng et al. 2006b). El creciente número de SCGs estudiados hasta la fecha avala la afirmación de que la presencia de una distribución de color bimodal es un fenómeno común en SCGs, principalmente en galaxias brillantes de tipo temprano, como puede comprenderse a partir de trabajos de revisión y compendio de estudios publicados hasta la fecha (Brodie & Strader 2006; Harris et al. 2013; Forte et al. 2014).

En los SCGs que presentan evidencias de bimodalidad, es usual separar los CGs en subpoblaciones “azules” (*bona fide* pobres en metales) y “rojas” (*bona fide* ricas en metales), según sus colores en el sistema fotométrico correspondiente. Debemos, no obstante, reconocer que la elección del sistema fotométrico utilizado puede influir en la claridad con que se detecte la bimodalidad. Colores ($V - I$), o equivalentes, suelen ser poco sensibles a la metalicidad y pueden dificultar la detección de la bimodalidad, aunque no siempre es así (e.g. Bassino et al. 2008). En cambio, el sistema fotométrico de Washington, y en particular el color ($C - T_1$), es un mejor indicador de abundancias (Paltoglou & Bell 1994), y ha sido utilizado en numerosos estudios de SCGs (e.g. Geisler 1996; Dirsch et al. 2003b,a, 2005; Bassino et al. 2006a,b; Richtler et al. 2012). Uno de los factores que generan mayor controversia es si la existencia de bimodalidad en la distribución de color implica similar bimodalidad en la metalicidad para SCGs. Algunos trabajos indican que una distribución unimodal de metalicidades puede dar lugar a una distribución bimodal en color, si se considera que la relación color-metalicidad no es lineal y, presenta considerable dispersión (Richtler 2013, y referencias allí citadas). En este sentido, podemos mencionar que estudios de SCGs en IR no encuentran evidencia concluyente de bimodalidad (Blakeslee

et al. 2012; Chies-Santos et al. 2011, 2012). Sin embargo, la distribución de metalicidades de los CGs Galácticos es claramente bimodal, como puede verse en la Figura 1.1 (Harris 1996, Edición 2010). Mismos resultados han sido obtenidos en otras galaxias (e.g. Woodley et al. 2010; Usher et al. 2012). Cantiello et al. (2014) utilizaron fotometría en longitudes de onda del óptico e IR, junto con determinaciones de metalicidad a partir del triplete del CaII, para estudiar una muestra de CGs de NGC 3115. Estos autores encuentran evidencias de bimodalidad tanto en sus datos fotométricos como espectroscópicos, al igual que cierta falta de linealidad en las relaciones color-color. A partir de esto, proponen que en los estudios en que se hallan resultados contradictorios entre colores ópticos y ópticos-IR, los mismo podrían deberse a la falta de linealidad en las relaciones color-metalicidad. Forte et al. (2013) usaron datos fotométricos propios y de la literatura para estudiar la región interna del SCGs de NGC 4486. Concluyen que una bimodalidad en la abundancia química es el escenario que mejor ajusta el modelado simultáneo de los colores definidos por las bandas fotométricas disponibles.

La bimodalidad en la distribución de colores no es la única evidencia que apunta a la existencia de dos subpoblaciones de CGs. Entre otras, se han detectado diferencias en los R_{ef} medios de CGs azules y rojos (Larsen et al. 2001b; Puzia et al. 2014; Jennings et al. 2014), aunque otros trabajos están en contraposición con esto (e.g. Nantais et al. 2011). Larsen & Brodie (2003) y Gómez & Woodley (2007) propusieron que efectos de proyección podrían ser responsables de estas mediciones. Variaciones en la función de luminosidad de las poblaciones también han sido propuestas como responsables de esto, aunque la evidencia no es concluyente (Downing 2012; Sippel et al. 2012). Un caso particular representan los denominados cúmulos extendidos (presentan luminosidades similares a los cúmulos globulares, y $R_{\text{ef}} > 10$ pc), que suelen presentar colores en el rango de CGs pobres en metales (e.g. Brodie et al. 2011), aunque recientes descubrimientos de cúmulos globulares difusos (*faint fuzzies*, por su nombre en inglés) indica que podrían presentar colores rojos (Forbes et al. 2013, 2014).

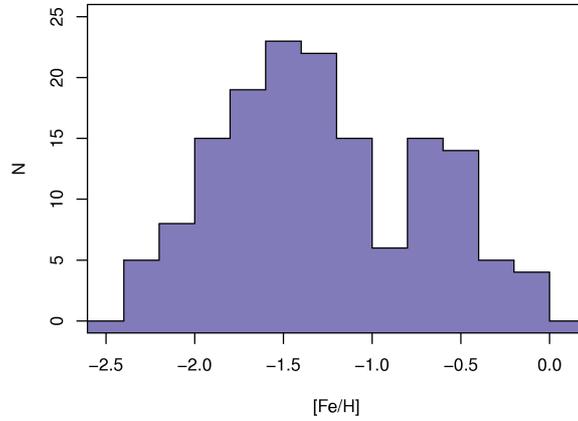


FIGURA 1.1: Distribución de metalicidades de los cúmulos globulares Galácticos. Metalicidades obtenidas de [Harris \(1996, Edición 2010\)](#).

También han sido reportadas diferencias en la cinemática de CGs azules y rojos, que podrían indicar diferentes orígenes para ambos grupos ([Schuberth et al. 2010](#); [Pota et al. 2013](#); [Coccatto et al. 2013](#)). La diferencia entre CGs azules y rojos mejor estudiada en la literatura es sin duda su distribución espacial proyectada. La distribución de los CGs rojos suele estar más concentrada hacia la galaxia huésped, en tanto que los CGs azules presentan una distribución proyectada más dispersa, y en muchas ocasiones más extendida que los primeros (e.g. [Bassino et al. 2006a](#); [Usher et al. 2013](#); [Durrell et al. 2014](#)). En este sentido, [Karthi et al. \(2014\)](#) indican que tanto la masa estelar de las galaxias como su radio efectivo podrían correlacionar con la extensión del SCG. Parecería existir una correlación entre el radio efectivo medio de los CGs y su distancia galactocéntrica (e.g. [Blom et al. 2012](#); [Madrid et al. 2012](#); [Webb et al. 2013](#)). Por último, la edad de los eventos de formación estelar de los CGs Galácticos azules y rojos podría diferir en unos pocos 10^9 años ([Leaman et al. 2013](#); [Hansen et al. 2013](#)).

Se ha hallado en algunas galaxias elípticas gigantes que la bimodalidad se torna menos evidente en el extremo brillante de la población de CGs (e.g. [Dirsch et al. 2003b](#); [Bassino et al. 2008](#); [Faifer et al. 2011](#)). Según [Harris et al. \(2006\)](#) y [Harris \(2009\)](#) existe una correlación entre el color y el brillo, en el sentido que CGs azules tienden a presentar colores más rojos conforme uno se desplaza a luminosidades mayores, que denominan *blue-tilt*. Esto

se debe a que los CGs azules se desplazan progresivamente hacia el rojo cuanto mayor es su luminosidad, y por ende se superponen con la secuencia de CGs rojos. Dichos autores indican que esto se debería a un proceso de auto-enriquecimiento ocurrido en las nubes moleculares masivas que dieron origen a los mencionados CGs.

Se ha encontrado una correlación entre el color de los CGs y el brillo de la galaxia huésped. En este sentido, las galaxias brillantes suelen presentar CGs ocupando un rango de colores más extenso, producto tanto de una mayor proporción de CGs rojos, como de un incremento del color medio de estos últimos conforme nos desplazamos hacia galaxias más masivas (e.g. [Beasley et al. 2006](#); [Peng et al. 2006b](#); [Georgiev et al. 2009](#); [Faifer et al. 2011](#); [Forte et al. 2014](#)). [Strader et al. \(2004a\)](#) encontraron que la metalicidad de los CGs azules presentes en galaxias enanas suele ser menor que la de aquellos CGs azules detectados en galaxias masivas.

La distribución de CGs en función de su brillo, llamada función de luminosidad (FLCGs), suele ser ajustada por una función gaussiana (e.g., [Dirsch et al. 2003a](#); [Bassino et al. 2008](#)), o una función de Student con 5 grados de libertad (t_5 , e.g., [Harris 2001](#); [Richtler 2003](#)), aunque también se han propuesto otras expresiones que pretenden incluir los efectos de la evolución de CGs de baja masa, como la función de Schechter evolucionada ([Jordán et al. 2007](#)). En general, estas funciones proveen un buen ajuste a la FLCGs, principalmente en galaxias de tipo temprano, donde su población de CGs no posee miembros de edad intermedia. Los procesos de destrucción dinámica acaecidos durante la evolución de los SCGs, afectaron principalmente a los CGs de baja masa. Algunos autores sostienen que debido a esto el límite de bajo brillo de la FLCGs podría presentar sustanciales diferencias respecto de la distribución primigenia. En este sentido, varios autores han tratado de cuantificar la pérdida de CGs en galaxias elípticas masivas, debido a la fricción dinámica en la región más interna del sistema de CGs ([McLaughlin 1995](#); [Capuzzo-Dolcetta & Vignola 1997](#); [Capuzzo-Dolcetta & Donnarumma 2001](#); [Capuzzo-Dolcetta & Mastrobuono-Battisti 2009](#); [Mieske et al. 2014](#); [Brockamp et al. 2014](#)).

La característica sobresaliente de las FLCGs es la aparente universalidad de la magnitud de su máximo en $M_V = -7,4$ (Brodie & Strader 2006; Jordán et al. 2007), que se corresponde a una masa de $\approx 2 \times 10^5 M_\odot$. Esto permite utilizar el estudio de la FLCGs como método de determinación de distancias. No obstante, es necesario conocer las limitaciones de este método (Rejkuba 2012, y referencias allí citadas). Algunos estudios indican que tanto la magnitud de su máximo, como su dispersión, tendrían una leve dependencia con la luminosidad de la galaxia (e.g. Villegas et al. 2010; Harris et al. 2013, 2014). Esto sería particularmente notorio en los SCGs de galaxias enanas elípticas (dEs), en las que los máximos de la distribución estarían desplazados hacia magnitudes más débiles que sus contrapartes brillantes (Miller & Lotz 2007; Villegas et al. 2010). Además, esta supuesta universalidad no es aplicable a CGs de edad intermedia, que presentarían luminosidades intrínsecas superiores debido a efectos de edad y metalicidad.

El número de miembros de un SCGs varía significativamente entre las pocas decenas que suelen presentar galaxias dEs (e.g. Peng et al. 2008; Georgiev et al. 2010) y los varios miles de miembros como en el caso de galaxias elípticas masivas (gEs) en ambientes de alta densidad (Dirsch et al. 2003b; Bassino et al. 2008; Wehner et al. 2008; Peng et al. 2008). Comparar crudamente el número de CGs que presentan las galaxias en ambos extremos no representa un aporte significativo, dadas las diferencias existentes entre las propiedades de dEs y gEs. En cambio, estimar la eficiencia con que estas galaxias formaron y/o capturaron CGs resulta mucho más útil. El más popular de estos estimadores es la frecuencia específica (S_N), propuesta por Harris & van den Bergh (1981) como una forma de normalizar el número de CGs de un sistema por el brillo de la galaxia huésped. Sin embargo, dicho estimador limita la comparación a galaxias de similar tipo espectral, puesto que las poblaciones estelares en galaxias tempranas y tardías difieren, y por ende su brillo por unidad de masa. A partir de este razonamiento se definieron otros estimadores, como el número de CGs normalizado por la masa estelar de la galaxia T_N (Zepf & Ashman 1993) y por la masa del halo de materia oscura V_N (Spitler et al. 2008). Estos últimos estimadores permiten una comparación más directa de la riqueza de los SCGs de galaxias tan disímiles

como una galaxia dominante de cúmulo (cD) y una galaxia irregular. Otros estimadores usualmente utilizados en la literatura son la masa específica, S_M , definida como el porcentaje de masa contenida en CGs, respecto de la masa estelar de la galaxia (Peng et al. 2008; Harris et al. 2013), la suma de la masa estelar y la masa contenida en forma gaseosa (Georgiev et al. 2010), o la masa del halo (Harris et al. 2013). Los estudios estadísticos realizados sobre compilaciones de estudios individuales sugieren que la masa englobada en CGs es proporcional a la masa del halo de la galaxia, y que el estimador T_N correlaciona con la masa estelar de la galaxia (Spitler et al. 2008; Harris et al. 2013; Hudson et al. 2014; Forte et al. 2014). Sin embargo, debemos considerar que la medición de la masa del halo suele involucrar incertezas considerables. Originalmente se consideró que el factor ambiental podía ser relevante a la hora de determinar la eficiencia de formación de CGs de una galaxia (e.g. West 1993), lo cual tiende a ser desmentido en trabajos recientes (Harris et al. 2013). Pese a ésto, en estudios de galaxias elípticas de campo se encuentran valores de S_N menores que para elípticas de similar brillo en ambientes de mayor densidad (Spitler et al. 2008; Lane et al. 2013; Salinas et al. 2015).

En galaxias que han sufrido procesos de fusión pueden encontrarse poblaciones de CGs de edad intermedia, generados a partir del violento aumento en la tasa de formación estelar ocurrida tras la fusión. En casos extremos, en que estos brotes han ocurrido recientemente, pueden encontrarse cúmulos estelares jóvenes, cuyo estudio podría aportar evidencia sobre los procesos de formación de los CGs (e.g. Longmore et al. 2014). Richtler et al. (2012, 2014) realizaron un estudio del SCGs de la galaxia NGC 1316, un claro ejemplo de remanente de una fusión, y encuentran evidencia de que habrían ocurrido dos brotes de formación estelar masivos luego del proceso de fusión, el más reciente de ellos hace $\approx 0,8$ Gyr. Maybhate et al. (2009) estudiaron cuatro galaxias de tipo temprano con signos de haber sufrido brotes de formación estelar. En tres de ellas encuentran una población de CGs antigua, pobre en metales, junto con una población de edad intermedia (≈ 1 Gyr). Interpretan que la ausencia de CGs antiguos ricos en metales, se debe a que las

galaxias progenitoras eran espirales tardías, carentes de un bulbo significativo. Estudios espectroscópicos de CGs en galaxias remanentes de fusiones han confirmado la presencia de CGs jóvenes, ricos en metales (Strader et al. 2004b; Peng et al. 2004; Woodley et al. 2010).

1.2. Enanas ultracompactas

Las primeras enanas ultracompactas (UCDs, de acuerdo a sus siglas en inglés), fueron descubiertas en el cercano cúmulo de Fornax (Minniti et al. 1998; Hilker et al. 1999). Drinkwater et al. (2000) describió cinco objetos cercanos a NGC 1399 que presentaban magnitudes en el rango $-13 < M_B < -11$ y espectros típicos de sistemas estelares antiguos. Para el objeto más brillante de su muestra, estimaron un radio a altura mitad (es decir, el radio de la isofota en la que se alcanza la mitad del nivel de cuentas que en el centro del objeto) de ≈ 80 pc. El término UCDs fue acuñado por Drinkwater et al. (2002), aunque se han propuesto otras nomenclaturas, como DGTOs (objetos de transición enanas-globulares, de acuerdo a sus siglas en inglés, Hasegan et al. 2005).

Históricamente, la comunidad dedicada al estudio de CGs centraba su análisis en aquellos objetos (si se acepta la licencia de llamar objeto a un sistema estelar como lo son los CGs) más débiles que $M_V \approx -11$. Se debe considerar que a las distancias involucradas en la astronomía extragaláctica (por ejemplo M87, la galaxia masiva del cúmulo de Virgo, se encuentra a ≈ 17 Mpc, de acuerdo con Blakeslee et al. 2009; Villegas et al. 2010), objetos cuya escala de tamaño fuese similar a la de los CGs Galácticos (Harris 1996, Edición 2010) serían vistos como fuentes puntuales, o marginalmente resueltas en el mejor de los casos. Por este motivo, y considerando el bajo número de UCDs que suelen hallarse, incluso en las galaxias más masivas (e.g. Mieske et al. 2012), la contaminación debido a estrellas de campo y galaxias de fondo no resueltas es importante para magnitudes más brillantes que el mencionado límite. Sin embargo, el descubrimiento de objetos con luminosidades, escalas de tamaños e incluso cocientes masa-luminosidad (M/L) que destacaban por

sobre aquellos esperables en CGs “clásicos” plantearon interrogantes sobre el origen de los SCGs, en particular de sus miembros más brillantes, y las posibles interacciones entre galaxias dominantes de halos y sus respectivas galaxias satélites (Hilker 2009b,a, detalla las conclusiones de los primeros trabajos en el tema)

La muestra de UCDs descubiertas inicialmente en el cúmulo de Fornax se ha ampliado en trabajos posteriores (e.g. Mieske et al. 2004; Richtler et al. 2005; Mieske et al. 2008; Gregg et al. 2009), al tiempo que estos estudios se extendían a otros cúmulos de galaxias cercanos como Virgo (Hasegan et al. 2005; Evstigneeva et al. 2007, 2008; Brodie et al. 2011), Hidra (Wehner et al. 2008; Misgeld et al. 2008, 2011), Centauro (Mieske et al. 2007, 2009) o Perseo (Penny et al. 2012). Sin embargo, este tipo de ambientes no son excluyentes para la formación de UCDs, las cuales han sido halladas también en ambientes de baja densidad (e.g. Maraston et al. 2004; Rejkuba et al. 2007; Hau et al. 2009; Madrid & Donzelli 2013). Un ejemplo paradigmático de UCD se encuentra en nuestra propia galaxia. Se trata de ω Cen, el objeto tipo-CG más brillante de la Vía Láctea ($M_V = -10,26$, Harris 1996, 2010 Edition). Este objeto ha sido considerado por varios trabajos como un posible remanente de la disrupción de una galaxia satélite (Hilker & Richtler 2000; Bekki & Freeman 2003; Böker 2008). La evidencia de múltiples poblaciones estelares formadas a lo largo de escalas del orden de 10^9 años apoya este último escenario (e.g. Lee et al. 1999; Bedin et al. 2004; Hilker et al. 2004; Marino et al. 2011), así como la existencia de restos de brazos de marea (“tidales”) que podrían estar asociados con ω Cen (Majewski et al. 2012). Este no sería el único caso de un CG Galáctico que estaría asociado a un brazo de marea de acuerdo al estudio de 23 CGs Galácticos realizado por Carballo-Bello et al. (2014). Otro ejemplo menos extremo de posible remanente podría ser NGC 1851, un débil CG Galáctico rodeado de un halo estelar difuso, que también ha sido señalado como posible remanente de la disrupción de una galaxia enana (Bekki & Yong 2012).

No existe una definición de UCD que alcance consenso, e incluso diferentes autores proponen distintas propiedades para distinguir UCDs de otros sistemas estelares. Por ejemplo, Hilker (2009a) sugirió el rango de magnitudes

$-13,5 < M_V < -11$. Brodie et al. (2011) extendió este rango hacia magnitudes más débiles ($M_V < -9$), planteando una cota inferior en el radio efectivo de $R_{\text{ef}} \approx 10$ pc. El mismo límite en R_{ef} fue propuesto por Brüns & Kroupa (2012), quienes distinguen como UCDs a aquellos objetos con luminosidades en el rango de galaxias enanas, mientras que aquellos más débiles serían cúmulos extendidos (CEs). Mieske et al. (2012) propusieron que UCDs serían aquellos objetos que presentaran $M_V < -10,25$. Mieske et al. (2008) y Dabringhausen et al. (2008) sugirieron que la masa total de UCDs presentaría una cota inferior de $2 \times 10^6 M_{\odot}$.

Hasegan et al. (2005) encontraron cocientes M/L llamativamente altos en una muestra de UCDs presentes en el cúmulo de Virgo. Resultados similares fueron encontrados por Mieske et al. (2008) en el cúmulo de Fornax. Esto llevó a considerar la posibilidad de una componente de materia oscura, que relacionaría a las UCDs con galaxias. Sin embargo, en mediciones posteriores se obtuvieron M/L menores, que podrían ser descriptos mediante poblaciones estelares (e.g. Frank et al. 2011; Willman & Strader 2012). No obstante, debemos remarcar que la ausencia de materia oscura podría no ser un argumento en sí mismo. Actualmente se considera que la cinemática de las galaxias enanas estaría dominada por la componente de materia oscura, cuya distribución presentaría una densidad central aproximadamente constante (e.g. de Blok 2010; Governato et al. 2010; Amorisco & Evans 2012). Las simulaciones realizadas por Smith et al. (2013) indican que, para que las galaxias enanas que se encuentran en ambientes de alta densidad comiencen a perder su componente bariónica por interacciones gravitatorias con sus vecinos, deben haber sido privadas de casi la totalidad de su halo de materia oscura con anterioridad. Pfeffer & Baumgardt (2013) realizaron simulaciones de desmembramiento de galaxias dE,N y consideraron que, por ser más extendido que la componente estelar de la galaxia, una dE,N con una órbita adecuada podría perder su halo en tan solo uno o dos pasos por las cercanías del potencia central. La densidad de materia oscura en las regiones centrales de una galaxia dE,N sería claramente inferior a la densidad de materia bariónica, y por lo tanto su efecto en el M/L no sería destacable

(Tollerud et al. 2011; Strader et al. 2013). A partir de trabajos observacionales, la posibilidad de que las UCDs más brillantes presenten valores de M/L elevados continua siendo fuente de debate (e.g. Norris et al. 2014; Janz et al. 2015), señalándose como posibles causas funciones iniciales de masas peculiares (Dabringhausen et al. 2009; Murray 2009; Dabringhausen et al. 2012), y agujeros negros centrales (Mieske et al. 2013; Seth et al. 2014). Forbes et al. (2014) plantean que los valores elevados de M/L podrían ser un efecto temporal del proceso de desmembramiento, ya que la rapidez de este proceso llevaría a que el sistema no esté en equilibrio virial.

Recientemente, Pfeffer et al. (2014) estudió mediante simulaciones la frecuencia con que galaxias dE,N podrían ser desmembradas, resultando en objetos con características similares a las UCDs. A partir de sus resultados, consideran que la Vía Láctea podría presentar hasta tres objetos de este tipo, con masas superiores a $10^5 M_\odot$, en tanto un cúmulo con la masa de Fornax contendría ≈ 19 UCDs más masivas que $2 \times 10^6 M_\odot$ y ≈ 9 UCDs por arriba de $10^7 M_\odot$.

Si bien algunas UCDs fueron encontradas en remanentes de fusiones de edad intermedia, como W3 en NGC 7252 (Maraston et al. 2004; Penny et al. 2014), la mayoría presenta poblaciones estelares viejas (t en el orden de varios 10^9 años, Mieske et al. 2006; Evstigneeva et al. 2007; Strader et al. 2013) y colores en el mismo rango que CGs. Aunque existen UCDs con $R_{\text{ef}} \approx 100$ pc (e.g. Mieske et al. 2008; Penny et al. 2014; Evstigneeva et al. 2007), usualmente se encuentran en el rango $7 < R_{\text{ef}} < 30$ pc. En los casos más extremos, las UCDs presentan masas del orden de $10^8 M_\odot$ (Mieske et al. 2008; Chilingarian et al. 2011; Strader et al. 2013; Seth et al. 2014). Respecto a este punto, diversos trabajos consideran que la masa límite de un cúmulo globular “clásico” sería $M_V \approx -13$, o $\approx 5 \times 10^8 M_\odot$ (Mieske et al. 2013; Norris et al. 2014).

Así mismo, Norris et al. (2014) establecen diversos criterios que indicarían que el origen de una UCDs sería el desmembramiento de un sistema estelar mayor. Uno de ellos, es el ya indicado límite de masas para los CGs. La existencia de una componente estelar difusa también sería evidencia de esto, en

base a las simulaciones presentes en la literatura (e.g. Bekki & Yong 2012; Pfeffer & Baumgardt 2013). Sería esperable que las UCDs resultantes del desmembramiento de galaxias presenten agujeros negros de masa intermedia en su centro, y de este modo deberían apartarse de la relación entre la masa del agujero negro central, y tanto la masa estelar, como la dispersión de velocidades (e.g. Gültekin et al. 2009). En este sentido, similares relaciones han sido encontradas entre CGs y agujeros negros de masa intermedia que presentarían en su centro, aunque no es claro que estas impliquen una extrapolación de las halladas para galaxias (Kruijssen & Lützgendorf 2013; Lützgendorf et al. 2013, 2015).

1.3. Cúmulo de Antlia

El cúmulo de galaxias de Antlia, localizado en el cielo Austral a una latitud Galáctica de 19° , se encuentra a una distancia de ≈ 35 Mpc (Dirsch et al. 2003a), siendo el tercer cúmulo de galaxias más cercano a nosotros, luego de Virgo y Fornax.

La población de galaxias del cúmulo fue estudiada por Hopp & Materne (1985), y posteriormente por Ferguson & Sandage (1990, 1991). Estos últimos determinaron a partir de características morfológicas una escala de membresía para las galaxias que por su posición proyectada y apariencia visual podrían pertenecer al cúmulo de Antlia. En función de esto, identificaron un total de 375 galaxias. Luego de aplicar correcciones por completitud a la muestra y tener en cuenta la diferencia de distancias, estimaron que el número de galaxias ubicadas en el cúmulo de Antlia a una distancia radial menor a cinco veces el radio del núcleo (*core radius*) es superior a las halladas en Fornax (420 galaxias, contra 330). Ferguson & Sandage (1990, 1991) estudiaron siete grupos/cúmulos cercanos, y determinaron que entre ellos Antlia presentaba la mayor densidad central de galaxias. Como es de esperar ante tan elevada densidad, su población está dominada por galaxias de tipo temprano, siendo las enanas elípticas (dEs) el tipo de galaxias más abundante.

Posteriormente, se ha realizado un estudio fotométrico de la región central del cúmulo de Antlia ([Smith Castelli et al. 2008a, 2012](#)), en el sistema de Washington, acompañado por un incremento en la cantidad de galaxias de bajo brillo superficial confirmadas espectroscópicamente. Como resultado de esto, se confirmaron como miembros del cúmulo dos galaxias compactas elípticas, en cercanías de las gEs del cúmulo ([Smith Castelli et al. 2008b](#)).

La región central del cúmulo de Antlia parecería consistir de dos subgrupos, cada uno dominado por una galaxia elíptica gigante. El grupo boreal contiene la galaxia elíptica NGC 3268 y tres galaxias brillantes de disco (NGC 3267, NGC 3269 y NGC 3271). La galaxia dominante del grupo austral es NGC 3258, que está acompañada por otras dos galaxias elípticas menos brillantes (NGC 3257 y NGC 3260). En la Figura 1.2 se muestra una imagen del The Palomar Observatory Sky Survey (POSS) en el filtro R de la región central del cúmulo de Antlia (campo de $40' \times 40'$). Las galaxias más brillantes se encuentran señalizadas. Ambas gigantes elípticas presentan luminosidades similares ([Smith Castelli et al. 2008a](#)). Mientras que la elevada proporción de galaxias de tipo temprano indicaría que estamos ante un sistema evolucionado, la existencia de dos claros subgrupos podría implicar que el sistema en su conjunto no ha completado aún su evolución. [Hawley et al. \(2011\)](#) plantea que el cúmulo de Antlia sería el ejemplo más cercano de un cúmulo de galaxias en una etapa intermedia de fusión.

Las características en rayos X del cúmulo de Antlia también son peculiares. [Pedersen et al. \(1997\)](#) estudiaron observaciones de ASCA centradas en NGC 3258, donde encontraron claras evidencias de una emisión extendida en rayos X. El pico de emisión se encuentra desplazado respecto a NGC 3258 en $1,1'$ (≈ 11 kpc a la distancia del cúmulo de Antlia), y no aparenta estar asociado a ninguna galaxia en particular. Estimaron la temperatura del gas en 1.7 keV, y la masa total hasta 240 kpc de NGC 3258 sería $0,9 - 2,4 \times 10^{13} M_{\odot}$. [Nakazawa et al. \(2000\)](#) estudiaron el grupo dominado por NGC 3268 a partir de observaciones de ASCA y ROSAT. Concluyeron que el grupo está embebido en un halo de gas caliente cuasi isoterma, con una temperatura de 2 keV, y que la masa total hasta 250 kpc de NGC 3268 es $\approx 1,9 \times 10^{13} M_{\odot}$.

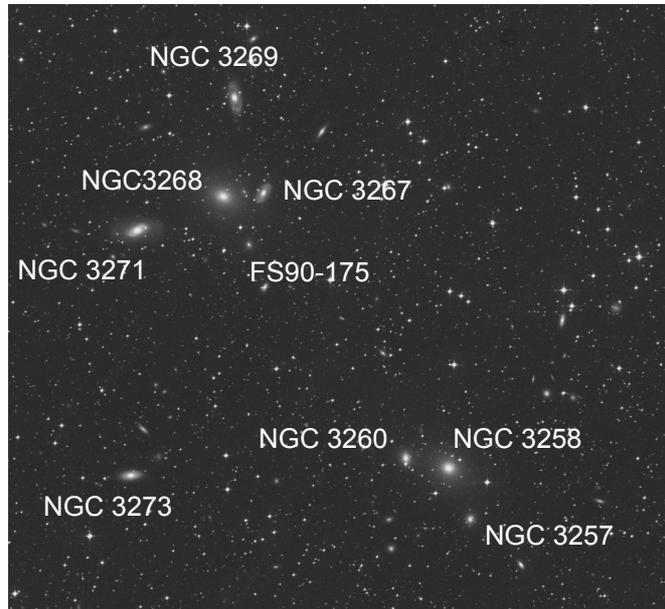


FIGURA 1.2: Imagen del The Palomar Observatory Sky Survey (POSS) en el filtro R de la región central del cúmulo de Antlia. Las galaxias más brillantes están señalizadas. El campo abarca $40' \times 40'$, el Norte apunta hacia arriba y el Este a la izquierda.

Esto implica que ambos grupos presentarían masas similares, del mismo orden que la masa derivada en rayos X para el cúmulo de Fornax hasta un radio similar (Jones et al. 1997). Nakazawa et al. (2000) no encontraron un exceso de brillo superficial asociado a la galaxia central, en este caso NGC 3268. Esto diferencia al cúmulo de Antlia de otros cúmulos cercanos como Fornax (Ikebe et al. 1996) o Hidra (Ikebe et al. 1997). Tanto Pedersen et al. (1997) al estudiar el grupo de NGC 3258 como Nakazawa et al. (2000) al estudiar el grupo de NGC 3268 encontraron emisión extendida en la dirección del otro grupo.

Smith Castelli et al. (2008a, 2012) estudiaron la población de galaxias ubicada en la región central del cúmulo, confirmando espectroscópicamente numerosas galaxias débiles como miembros del cúmulo. También estudiaron los perfiles de brillo de las galaxias, tanto miembros confirmadas como candidatas, hallando una relación color-magnitud análoga a la observada en otros cúmulos de galaxias, e incluso pendientes similares a las publicadas en estudios de Fornax, Virgo y Perseo.

El sistema de CGs en torno a las dos galaxias dominantes del cúmulo, NGC 3258 y NGC 3268, fue estudiado en primer lugar por [Dirsch et al. \(2003a\)](#). Ambos SCGs contienen varios miles de miembros, lo cual se traduce en una S_N local (dentro de un radio de 40 kpc) típica de galaxias gE en el caso de NGC 3268 y algo superior, similar a galaxias cD, para NGC 3258. Ambos SCGs parecerían ser elongados, en la dirección proyectada que une ambas galaxias. Similares resultados fueron hallados por [Bassino et al. \(2008\)](#). [Capuzzo-Dolcetta & Mastrobuono-Battisti \(2009\)](#), basándose en los resultados de [Dirsch et al. \(2003a\)](#), plantean la posibilidad de que en ambos sistemas, una fracción de los CGs poco masivos hayan sido destruidos por fricción dinámica.

A partir de imágenes del telescopio espacial Hubble tomadas mediante ACS/WFC, [Harris et al. \(2006\)](#) estudiaron la región más interna de ambos SCGs. Indican la presencia de “blue tilt” en ambas galaxias, y que la bimodalidad en la distribución de colores se vuelve menos evidente a luminosidades altas. [Harris \(2009\)](#) reanalizaron la muestra, indicando que podría existir una correlación entre el tamaño medio de los candidatos y la distancia proyectada a la galaxia.

1.4. Motivación y objetivos de esta Tesis

El estudio de los SCGs ha demostrado ser de utilidad para comprender la formación y posterior evolución de las galaxias a las que están asociados. En el caso de galaxias elípticas masivas en cúmulos de galaxias, su estudio brinda información de utilidad sobre la evolución del cúmulo en su conjunto.

La presencia de UCDs en galaxias elípticas masivas, y en particular en ambientes de elevada densidad, ha sido motivo de estudio desde comienzos de la década pasada. Su existencia, junto con las galaxias elípticas compactas (cEs), permite analizar las interacciones que se producen entre los miembros de un cúmulo de galaxias, y como éstas modifican la evolución del sistema.

En función de lo planteado en los párrafos anteriores, el cúmulo de galaxias de Antlia presenta varias características que lo convierten en un óptimo candidato para realizar la búsqueda y posterior estudio de UCDs.

- Su cercanía, que favorece la obtención de observaciones profundas, manteniendo los tiempos de exposición en límites razonables.
- La existencia de dos galaxias elípticas masivas, con SCGs del orden de miles de miembros. Sistemas poblados como éstos, facilitan realizar análisis estadísticos, que en otros casos serían inviables. Así también, SCG muy poblados podrían implicar una larga historia de fusiones para la galaxia en cuestión, cuyo resultado es la conformación de tal sistema.
- La densidad de galaxias del cúmulo es elevada, lo cual *a priori* podría suponer una mayor factibilidad de procesos de desmembramiento de miembros pocos masivos.
- La ausencia de trabajos previos sobre esta temática.

El objetivo de esta Tesis fue realizar una búsqueda y posterior estudio de UCDs y CGs en el cúmulo de Antlia, y en particular en torno a las dos galaxias elípticas masivas del mismo, que permitiera aportar evidencia sobre el origen de estos sistemas, y la influencia que podría tener el ambiente en su existencia.

Capítulo 2

Observaciones y Reducción

2.1. Observaciones fotométricas del cúmulo de Antlia en CTIO

2.1.1. Observaciones

El cúmulo de Antlia fue observado durante tres turnos pertenecientes al primer semestre de años no correlativos (2002, observador Boris Dirsch; 2004, observadores Lilia Bassino y Matías Gómez; 2010 observadores Lilia Bassino, Analía Smith Castelli y Juan Pablo Caso). En todos ellos se utilizó la cámara MOSAIC II del telescopio 4-m Victor Blanco, obteniéndose ocho campos observados en los filtros R de Kron-Cousins y C de Washington. Dicha cámara consta de ocho CCDs y dieciséis amplificadores. Cada CCD posee 2048×4096 píxeles, con una escala de $0,27''$ píxel⁻¹, resultando en un campo de $36' \times 36'$. En consecuencia, las observaciones cubren un área aproximada de $2,5$ grado², que abarca casi la totalidad del cúmulo de Antlia. En la Figura 2.1 se observa la disposición de los campos sobre una imagen del POSS en el filtro R , abarcando un campo de $1,6^\circ \times 1,9^\circ$. Los distintos colores distinguen los campos observados en los tres turnos. En todos los casos, los campos se encuentran solapados con el Campo Central (de aquí en más CC), a fin de poder verificar posibles diferencias en puntos de cero, y

corregirlas. Los campos aledaños al CC han sido designados, de acuerdo a su posición respecto de éste, como Campo Norte, Noreste, Este, Sudeste, Sur, Sudoeste y Oeste (CN, CNE, CE, CSE, CS, CSO, CO, respectivamente, de aquí en más).

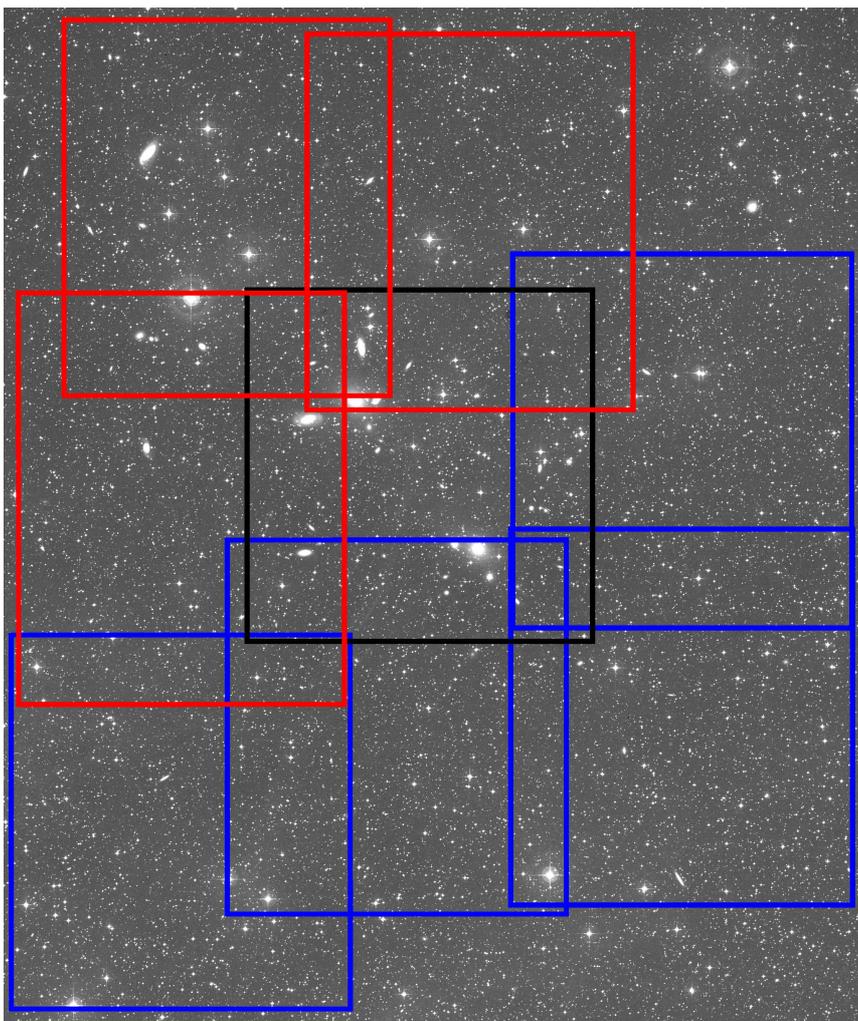


FIGURA 2.1: Posición de los campos MOSAICII indicada sobre una imagen en el filtro R del POSS, **abarcando un campo de $1,6^\circ \times 1,9^\circ$** . El Norte está en dirección hacia arriba, y el Este hacia la izquierda. Los colores distinguen los campos observados en distintos turnos. En negro se indica el CC, observado durante el año 2002, en rojo los campos observados en el año 2004, y azul se utiliza para los campos obtenidos durante 2010.

Campo	Filtro R			Filtro C		
	N_{obs}	T_{exp} [seg]	Seeing	N_{obs}	T_{exp} [seg]	Seeing
CC	4	600	0.95	7	600	1.05
CN	5	600	0.00	7	1000	0.00
CNE	5	600	0.00	7	900	0.00
CE	5	600	0.00	7	900	0.00
CSE	5	600	0.00	6	900	0.00
CS	5	600	0.00	7	900	0.00
CSO	5	600	0.00	6	900	0.00
CO	5	600	0.00	6	900	0.00

CUADRO 2.1: Número de observaciones, tiempo de exposición en cada una de ellas y seeing final, para los campos MOSAIC II del cúmulo de Antlia.

En los tres turnos, las noches de observación fueron fotométricas. La observación de cada campo se dividió en varias exposiciones, a fin de facilitar la corrección por rayos cósmicos y evitar posibles desfases que podrían existir en el sistema de guiado. El número de exposiciones de cada campo y sus tiempos de exposición se listan en la Tabla 2.1, siendo típicamente de cinco exposiciones en el filtro R , y de siete en el filtro C . Las exposiciones fueron tomadas con ligeros desplazamientos entre sí, a fin de que las imágenes combinadas no presenten zonas ciegas debido a la separación entre CCDs. La cámara MOSAIC II presentaba un CCD fuera de funcionamiento durante el turno de 2004 (CN, CNE, CE), por lo que los desplazamientos entre exposiciones fueron mayores que lo usual, buscando cubrir esa región del arreglo. Durante el turno de 2010, uno de los amplificadores de la cámara se encontraba fuera de servicio, con lo cual se perdía la información de medio CCD. Nuevamente, se optó por aplicar desplazamientos mayores entre imágenes, a fin de superar este inconveniente (CSE, CS, CSO, CO).

2.1.2. Reducción

Se utilizó el paquete MSCRED, dentro de IRAF. Primero se procedió a cortar las observaciones obtenidas, eliminando la región de *overscan*. Se procesaron bias y flats, con el fin de utilizarlos en la corrección de las imágenes de

ciencia por variaciones en el nivel de pedestal (a partir del Bias Maestro), y en la respuesta de los píxeles (a partir del Flat Maestro) Se generaron las calibraciones astrométricas de las imágenes, corrigiendo el sistema de referencia de las imágenes. Luego, se construyeron máscaras de píxeles malos para cada imagen. Finalmente, se procedió a combinar las imágenes de ciencia.

El proceso de reducción de las imágenes explicado hasta aquí es común a las observaciones realizadas en los tres turnos. Aquellas correspondientes al turno observado durante febrero de 2010 fueron reducidas conjuntamente con el Lic. Juan Pablo Calderón y la Dra. Lilia Bassino. Las imágenes observadas durante los turnos correspondientes a los años 2002 y 2004 fueron reducidas por los Dres. Boris Dirsch y Lilia Bassino, y los Dres. Lilia Bassino y Matías Gómez, respectivamente.

El último paso en el proceso de reducción de las imágenes es el registrado de las mismas. Esto consiste en corregir pequeñas variaciones espaciales que suelen producirse en imágenes de gran campo de visión, como las obtenidas a través de la cámara MOSAIC II. Debido a los desplazamientos en el guiado del telescopio entre una adquisición y otra, las imágenes combinadas en los filtros R y C presenten campos de visión de dimensiones ligeramente distintas. El registrado de las imágenes también permite corregir estas diferencias, facilitando la posterior comparación entre las fuentes detectadas en ambos filtros. El resultado de este procedimiento serán dos imágenes en que tanto el campo de visión como el sistema de referencia (en unidades de píxeles), coinciden.

Para comparar las posiciones de los objetos en las imágenes combinadas de ambos filtros, y calcular una ecuación de transformación que permita llevarlas a un mismo sistema de coordenadas, se utiliza la tarea GEOMAP, dentro del paquete IMMATCH de IRAF. Los archivos que listan las coordenadas de estos objetos en ambas imágenes (la de referencia y la que va a ser corregida) constituyen los datos de entrada para esta tarea. Seleccionamos entre veinte y treinta objetos puntuales, brillantes y no saturados, distribuidos en

forma homogénea en todo el campo. En todos los casos se escogió como imagen de referencia a aquella observada en el filtro R , y que la transformación no solo incluya una componente lineal (es decir, que se consideren posibles traslaciones y rotaciones), sino que también tenga en cuenta distorsiones en las imágenes.

Luego, la tarea GEOTRAN, ubicada en el mismo paquete de IRAF, es utilizada para aplicar la transformación obtenida mediante GEOMAP. Debido a la selección de los parámetros ya descripta, para cada campo convierte la imagen en el filtro C al sistema de coordenadas de la imagen R de referencia, al mismo tiempo que recorta ambas imágenes, logrando que los campos de visión coincidan. En la Tabla 2.1 se listan los valores de seeing medios para las imágenes registradas.

El proceso de registro de todas las imágenes fue realizado íntegramente por el Lic. Caso

2.1.3. Ecuaciones de calibración

Las ecuaciones de calibración aplicadas al CC fueron aquellas derivadas por [Dirsch et al. \(2003a\)](#). Para los otros dos turnos fueron calculadas en colaboración con el Lic. Juan Pablo Calderón.

Para obtener las ecuaciones de calibración, que permitan transformar nuestras magnitudes instrumentales en magnitudes calibradas del sistema fotométrico de Washington, se realizó la fotometría de abertura de una serie de campos observados a lo largo de las noches que comprendieron cada turno. Dichos campos se escogieron de forma tal que contuvieran una muestra de las estrellas estándares publicadas por [Geisler \(1996\)](#). Se buscó abarcar un amplio rango de masas de aire, a fin de obtener ecuaciones de calibración confiables. Se escogieron aberturas que contuvieran la totalidad del brillo de las estrellas medidas. Puesto que los turnos se componían de dos noches de observación, se calcularon ecuaciones de calibración para cada una de ellas. Para ambos turnos, se constató que los coeficientes ajustados para las dos noches eran idénticos, dentro de las incertezas, y se procedió entonces a

calcular un único juego de ecuaciones de calibración para cada turno. Para esto se utilizaron las tareas MKNOBSFILE, MKCONFIG y FITPARAMS, del paquete PHOTCAL de IRAF.

Geisler (1996) comprobó que las magnitudes estimadas a partir de los filtros R de Kron-Cousins y T_1 de Washington se encuentran estrechamente relacionadas, presentando entre ellas apenas una pequeña diferencia de punto de cero, con $R - T_1 = -0,02$. Esto nos habilita a convertir nuestras magnitudes R a T_1 , incorporando esta diferencia en las ecuaciones de calibración. Definiendo las magnitudes calibradas como C_{cal} y $T_{1,\text{cal}}$, y las instrumentales como C_{inst} y R_{inst} , las ecuaciones resultaron:

Turno 2004

$$(C - T_1)_{\text{cal}} = \frac{1}{0,91 \pm 0,005} [(C - R)_{\text{inst}} - 0,69 \pm 0,009 - (0,42 \pm 0,003 X_C + -0,14 \pm 0,004 X_R)] \quad (2.1)$$

$$T_{1,\text{cal}} = R_{\text{inst}} + 0,63 \pm 0,005 - 0,14 \pm 0,004 X_R + 0,02 \pm 0,002 (C - T_1)_{\text{cal}} \quad (2.2)$$

Turno 2010

$$(C - T_1)_{\text{cal}} = \frac{1}{0,92 \pm 0,007} [(C - R)_{\text{inst}} - 0,64 \pm 0,011 - (0,35 \pm 0,005 X_C + -0,14 \pm 0,004 X_R)] \quad (2.3)$$

$$T_{1,\text{cal}} = R_{\text{inst}} + 0,60 \pm 0,005 - 0,14 \pm 0,004 X_R + 0,02 \pm 0,004 (C - T_1)_{\text{cal}} \quad (2.4)$$

Donde X_C y X_R representan las masas de aire efectivas de las imágenes observadas en los filtros C y R , respectivamente.

2.1.4. Fotometría

El brillo de las galaxias, particularmente en sus regiones internas, puede ser un serio inconveniente en la detección de objetos puntuales débiles. Debido a esto, es necesario sustraerlo de las imágenes antes de iniciar la fotometría. Para ello se aplicó sobre cada imagen un filtro de mediana anular, con radios interno y externo de $9''$ y $11''$, respectivamente. Las dimensiones de

este filtro permiten realizar un mapa de la emisión extendida en la imagen, sin que los objetos puntuales contribuyan al mismo. Se utilizó la tarea FR-MEDIAN, del paquete IMAGES.IMFILTER de IRAF. El resultado es una imagen filtrada de la emisión extendida. Al realizar la sustracción entre las imágenes original y filtrada, se obtiene una nueva imagen, en que los objetos puntuales permanecen inalterados, mientras que la emisión de las galaxias ha quedado reducida a algunos residuos en su región más interna. Puesto que el número de cuentas del cielo en este caso es cercano a cero, se estima el nivel del mismo a partir de la imagen original, y se lo adiciona a esta imagen restada. Las imágenes obtenidas luego de este procedimiento fueron las utilizadas, durante el resto de la fotometría.

Procedimientos similares han sido aplicados en publicaciones previas sobre imágenes de MOSAIC II (por ej. [Dirsch et al. 2003b,a, 2005](#); [Bassino et al. 2006a,b](#)), y han demostrado no afectar la fotometría de los objetos puntuales (ver Fig. 2.3 en Sección 2.1.5). La Figura 2.2 muestra el campo central (CC) en el filtro R , con los mismos niveles de corte, en la imagen original (panel izquierdo) y después de aplicar el filtrado (panel derecho).

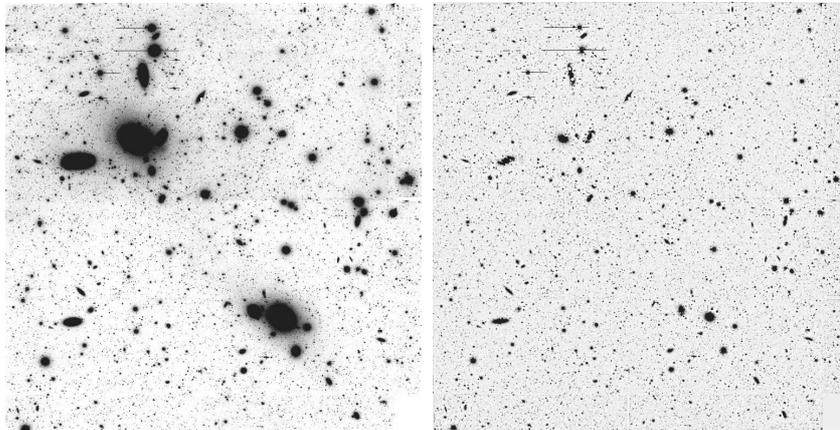


FIGURA 2.2: En el panel izquierdo se observa el campo CC en el filtro R . En el panel de la derecha se muestra, utilizando los mismos niveles de corte que en el panel anterior, el campo Central una vez aplicado el proceso de modelado y sustracción de la componente difusa. El Norte apunta hacia arriba, y el Este hacia la derecha.

El catálogo inicial de fuentes se generó mediante el *software* SExtractor ([Bertin & Arnouts 1996](#)). Diseñado para manejar gran cantidad de datos en

forma eficiente, SExtractor es una eficaz herramienta de detección y clasificación de fuentes. El *software* en un primer paso, realiza una estimación del nivel de cielo de la imagen (i.e., el brillo de fondo). En particular, en las imágenes de gran campo del MOSAIC II, resulta imprescindible realizar una determinación local, a fin de tomar en cuenta posibles variaciones a lo largo del campo. A continuación procede a la detección de las fuentes, consideradas como todo conjunto de al menos k píxeles cuyas cuentas exceden un cierto valor umbral (definido según el número de cuentas del cielo en esa región y su dispersión). Un análisis de la distribución de intensidades dentro de la fuente le permite decidir si la misma está compuesta por más de un objeto. SExtractor también clasifica las fuentes en objetos puntuales o extendidos. Esta clasificación se basa en el análisis que una red neuronal realiza de la evolución del área isofotal del objeto a distintos valores, junto con el *seeing* de la imagen. El resultado es el índice de estelaridad, que varía entre cero y uno, siendo este último el valor alcanzado por un objeto puntual ideal.

En este trabajo se decidió aplicar SExtractor sobre el conjunto de imágenes observadas en el filtro R , por presentar mejor relación señal-ruido (S/N) que aquellas observadas en el filtro C . Luego de varias pruebas, se optó por considerar como detección a todo conjunto de al menos cinco píxeles adyacentes, cuyas cuentas superaran el nivel local del cielo en 1,5 veces la dispersión del mismo. Otro factor de importancia reside en la selección del filtro que se aplica sobre la imagen, previamente a la detección de las fuentes. Se realizaron pruebas con filtros gaussianos y mexhat (este último recomendado en algunos manuales de SExtractor para campos estelares densamente poblados), que presentaran anchos a altura mitad (FWHM, según sus siglas en inglés) similares al *seeing* de cada imagen, típicamente $\approx 1''$ (≈ 4 píxeles). El uso de los filtros mexhat resultó en un mayor número de fuentes detectadas, principalmente en las proximidades del centro de las galaxias, e índices de estelaridad superiores. Sin embargo, un número considerable de este exceso de fuentes correspondió a detecciones espúreas. El filtro gaussiano parecería haber detectado un número de fuentes débiles ligeramente superior. Para el CC se decidió realizar la fotometría, simultáneamente, a

partir de los catálogos de fuentes obtenidos con ambos filtros. Con esto se buscaba comparar los catálogos de objetos puntuales resultantes, para determinar cuán influyente era la selección del filtro. Se encontró que el número de objetos al concluir la fotometría no presenta variaciones significativas. Más aún, los catálogos construidos mediante filtros gaussianos, por carecer de estas detecciones espúreas, permiten una mejor selección de los objetos en las instancias finales de la fotometría.

Los radios efectivos de CGs típicos no suelen superar unos pocos parsecs (Harris 2009). Si consideramos que la distancia al cúmulo de Antlia es $\approx 35,2$ Mpc (Dirsch et al. 2003a), el tamaño angular de estos objetos es un orden de magnitud menor que el *seeing* de las imágenes MOSAIC ($\approx 1''$). A partir de esto, era razonable restringir el estudio a fuentes puntuales, con lo cual se desecharon todas aquellas que presentaran un índice de estelaridad menor a 0,75. A la distancia que se encuentra el cúmulo de Antlia, $\approx 1''$ equivale a ≈ 170 pc, un valor superior que incluso los radios efectivos (R_{ef}) de las UCDs más extendidas.

La fotometría se llevó a cabo mediante el paquete Daophot/IRAF (Stetson 1987). La fotometría de apertura se realizó mediante la tarea PHOT, utilizando aberturas similares al FWHM de los objetos puntuales en cada imagen. Luego, se ajustó una *point spread function* (PSF, según sus siglas en inglés) variable espacialmente, a partir de la tarea PSF. Para esto, en cada filtro se seleccionaron $\approx 80 - 120$ estrellas brillantes, relativamente aisladas, respetando una distribución espacial homogénea de las mismas. La PSF obtenida de esta forma se utilizó para determinar las magnitudes de todas las fuentes detectadas mediante la tarea ALLSTAR.

Los parámetros χ^2 y SHARPNESS, calculados por dicha tarea, fueron utilizados para realizar la selección final de objetos puntuales. El primero de ellos es un estimador de la bondad del ajuste de la PSF sobre el perfil de brillo de la fuente. Se estima ponderando la dispersión pixel a pixel de los residuos del ajuste, con la dispersión esperada para un objeto puntual. Objetos puntuales deberían presentar valores de χ^2 cercanos a la unidad, a excepción de aquellos que presenten efectos de saturación. El parámetro SHARPNESS se

Campo	Abertura		A_{T_1}	$E(C - T_1)$
	R	C		
CC	-0.22	-0.31	0.22	0.18
CN	-0.17	-0.24	0.23	0.19
CNE	-0.21	-0.29	0.23	0.19
CE	-0.15	-0.16	0.22	0.19
CSE	-0.37	-0.31	0.22	0.18
CS	-0.26	-0.21	0.19	0.16
CSO	-0.24	-0.25	0.17	0.14
CO	-0.43	-0.26	0.19	0.16

CUADRO 2.2: Correcciones de abertura, absorción interestelar y enjorecimiento, aplicadas en cada campo MOSAIC II de Antlia.

calcula como la diferencia entre los cuadrados del FWHM del objeto y la PSF. Esto implica que debería presentar valores cercanos a cero para objetos puntuales, en tanto que resultaría mayor a cero para objetos extendidos, y negativo para rayos cósmicos que no hubiesen sido eliminados durante la reducción de las imágenes.

Puesto que la abertura utilizada para realizar la fotometría de los objetos difiere de aquella usada para medir las estrellas estándares (ver Sección 2.1.3), se estimaron las correcciones de abertura. Para ésto, se realizó la fotometría de abertura de las estrellas utilizadas para ajustar la PSF, que se encuentran relativamente aisladas, usando múltiples aberturas. El resultado fue un juego de magnitudes a distintas aberturas para cada una de estas estrellas, que fueron usadas para calcular la corrección mediante la tarea MKAPFILE. Puesto que la fotometría PSF consiste en ajustar un perfil analítico al perfil de luminosidad de las estrellas, podrían existir pequeñas variaciones respecto de la magnitud real, que se obtendría a partir de fotometría de abertura. Para considerar esto, se compararon las fotometrías de abertura y PSF de las estrellas usadas para modelar esta última. Si bien dichas correcciones fueron aplicadas, solo alcanzaron unas pocas centésimas, es decir, del orden de los errores de medición. En la Tabla 2.2 se lista la corrección aplicada para cada uno de los campos.

Se calculó la diferencia entre las magnitudes de ambos filtros, lo cual define el color de cada objeto, en este caso $(C - R)$. El paso siguiente consistió en transformar nuestras magnitudes instrumentales a magnitudes calibradas, a partir de las ecuaciones ya descritas en la Sección 2.1.3. Nótese que, tal como se explicó en dicha Sección, las magnitudes calibradas se encuentran expresadas en el sistema de Washington, habiendo convertido las magnitudes instrumentales R a magnitudes calibradas T_1 .

Luego se corrigieron las magnitudes calibradas por los efectos de absorción interestelar y enrojecimiento. Para esto se calculó el exceso $E(B - V)$ de cada campo, como un promedio del valor medido a partir de los mapas de Schlegel et al. (1998) en varios puntos del mismo. Luego de promediar estos valores, se utilizaron las relaciones $E(C - T_1) = 1,97 \times E(B - V)$ (Harris & Canterna 1977) y $A_R = 0,75 \times A_V$ (Rieke & Lebofsky 1985). Se consideró que las absorciones A_R y A_{T_1} son equivalentes puesto que, como fue indicado en la Sección 2.1.3, entre las magnitudes en ambos filtros solo existe una pequeña diferencia en el punto de cero. El exceso $E(B - V)$ en todos los campos ronda valores cercanos a dos décimas (Tabla 2.2).

Debido a la extensión del campo de la cámara MOSAIC II, es común que existan pequeñas variaciones en los puntos de cero entre campos observados en distintos turnos. Debido a esto, y valiéndonos del solapamiento existente entre campos contiguos, se procedió a detectar los objetos puntuales que tenían en común las fotorimetrías PSF de cada par de campos contiguos. Se calculó iterativamente el promedio de la diferencia de magnitudes en cada filtro, eliminando objetos discordantes (*outliers*) mediante un criterio de 3σ . Una vez hecho esto, se utilizó dicho valor como corrección de los puntos de cero, a fin de que estos sean coincidentes en todos los campos. Se escogió como referencia al campo CC, y se usaron las diferencias promedio entre cada par de campos adyacentes como elemento de control. Las correcciones aplicadas fueron del orden de 0.1 para el filtro R y 0,05 para el filtro C en el caso de los campos observados durante el año 2004. Los campos observados durante el año 2010 presentan similar corrección en el filtro R , pero valores significativamente superiores en el filtro C , cercanos a 1 mag. Desconocemos el motivo por el cuál ha sucedido esto, pero interpretamos que podría ser el

motivo de la mala performance de la función de completitud respecto a los turnos previos (ver Sección 2.1.5).

Tanto la fotometría de estos campos, como el cálculo de sus funciones de completitud fueron realizadas íntegramente por el Lic. Juan Pablo Caso.

2.1.5. Estimación de la completitud

Se buscó estudiar la dependencia de la completitud de la fotometría con la magnitud en el filtro R . Para esto se generaron aleatoriamente posiciones, magnitudes y colores de unas 1 000 estrellas ficticias, cubriendo homogéneamente todo el campo de la cámara, así como el rango de colores y magnitudes propios de los CGs. Se debe prestar particular atención a posibles variaciones espaciales, debido al gran campo cubierto por la cámara MOSAIC II. Se utilizó la tarea ADDSTAR para añadir las estrellas ficticias a las imágenes originales en ambos filtros, utilizando como modelo en cada caso, la PSF determinada previamente durante la fotometría. Entonces se repitió la sustracción de la emisión extendida de las galaxias, y la posterior detección y fotometría de las fuentes puntuales, respetando las condiciones originales. Este proceso fue repetido diez veces, contando con una muestra total de 10 000 estrellas ficticias.

El panel superior de la Fig. 2.3 muestra las funciones de completitud para el CC, observado en el turno del año 2002, y los tres campos observados durante el año 2004. Se observa un comportamiento similar de la completitud en los cuatro campos, por lo que podemos considerar que las fotometrías son comparables. En el caso de los campos observados en el turno del año 2010, la función de completitud tiene un comportamiento marcadamente distinto, cayendo rápidamente por debajo de los valores obtenidos en los casos anteriores (panel inferior de la Fig. 2.3). Por este motivo, no se pudieron fusionar los catálogos generados a partir de la fotometría de estos, con los obtenidos de las observaciones realizadas en 2002 y 2004.

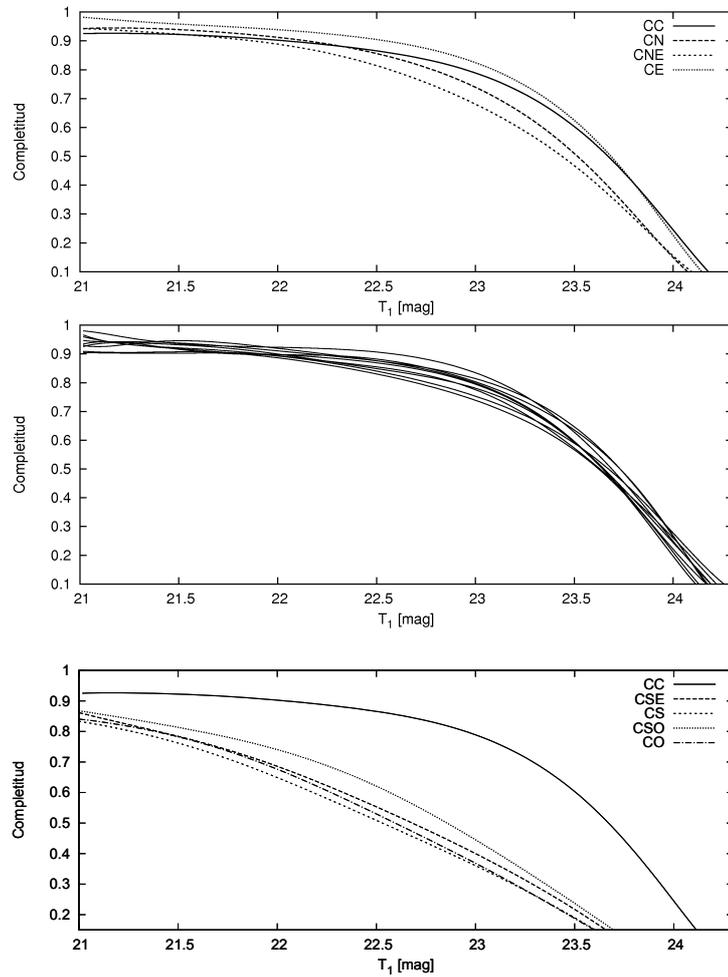


FIGURA 2.3: **Panel superior:** funciones de completitud de los cuatro campos de Antlia observados con MOSAIC en los años 2002 y 2004. **Panel medio:** funciones de completitud obtenidas para las nueve regiones en que se subdividió el CC de Antlia. **Panel inferior:** funciones de completitud obtenidas para los cuatro campos de Antlia observados con MOSAIC en el año 2010, comparadas con la función del CC.

Las magnitudes iniciales de las estrellas artificiales fueron comparadas con aquellas resultantes de la fotometría. El valor medio de la diferencia entre éstas es cero, aumentando su dispersión conforme uno se desplaza hacia objetos más débiles (Fig 2.4). Esto confirma que la fotometría de los objetos puntuales no se ha visto afectada por el proceso de filtrado aplicado previamente. No se observaron diferencias apreciables en la completitud a

lo largo de los campos, con excepción del centro de las galaxias brillantes ($R_{gal} \lesssim 0,5'$), donde se detectan pocas fuentes. En el panel medio de la Fig. 2.3 se muestran las funciones de completitud individuales de nueve regiones en que dividimos el CC.

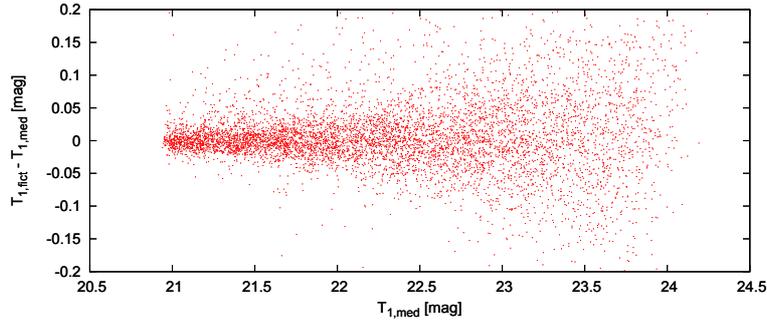


FIGURA 2.4: Diferencia entre las magnitudes generada ($T_{1,fict}$) y medida ($T_{1,med}$) para las estrellas ficticias introducidas en el CC.

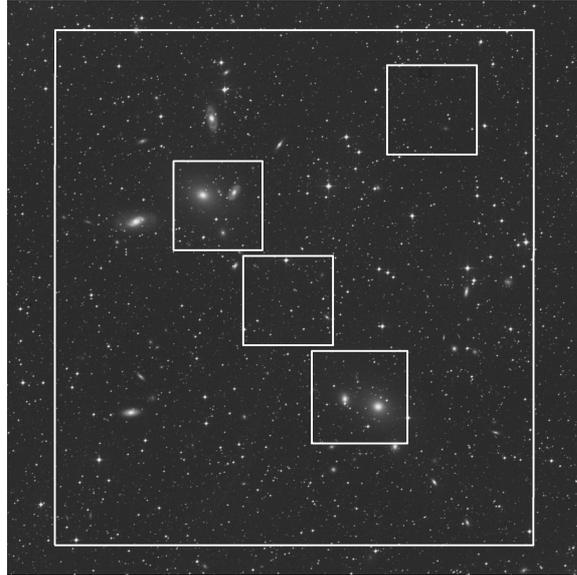
2.2. Observaciones fotométricas del cúmulo de Antlia en VLT

2.2.1. Observaciones

Se obtuvieron imágenes de la región central del cúmulo de Antlia en los filtros (V, I) de Bessel, observadas con la cámara FORS1 en el Telescopio UT1 del observatorio VLT (Cerro Paranal, Chile). Las mismas fueron observadas durante el programa 71.B-0122A (PI B. Dirsch), y consisten en dos campos centrados en cada una de las galaxias elípticas dominantes del cúmulo (NGC 3258 y NGC 3268), un tercer campo ubicado en la región entre ellas, y el último de ellos situado al Noroeste de los anteriores (ver Fig. 2.5). A partir de aquí, los identificaremos como C58, C68, CIn y CBg, respectivamente. La cámara FORS1 tiene un campo de visión de $6,8 \times 6,8$ arcmin², y una escala de $0,2''$ por pixel.

La reducción de las imágenes fue realizada previo al desarrollo de esta tesis, por los Dres. Lilia Bassino y Boris Dirsch.

FIGURA 2.5: La posición de los campos observados mediante FOSR1–VLT se indica sobre una imagen del cúmulo de Antlia en el filtro R del Digital Sky Survey. El Norte apunta hacia arriba, y el Este hacia la izquierda. El recuadro exterior indica la extensión proyectada del CC de MOSAIC II.



2.2.2. Medición de perfiles de brillo superficial

Dado que las imágenes de FORS1–VLT son considerablemente más profundas que aquellas de CTIO, y presentan mejor *seeing* ($\approx 0,6''$ según consta en Tabla 1 de Bassino et al. 2008), se buscó ajustar perfiles de brillo superficial de las galaxias enanas presentes en estos campos, y en particular de aquellas que se encontrasen confirmadas como miembros del cúmulo (Smith Castelli et al. 2008a, 2012), o candidatas que presentasen membresía tipo 1 de acuerdo a la clasificación morfológica realizada por Ferguson & Sandage (1990). Estas últimas son las galaxias con mayor probabilidad de pertenecer al cúmulo de Antlia según dichos autores, y los relevamientos espectroscópicos realizados posteriormente confirmaron la membresía de un gran porcentaje de ellas.

Considerando esto, utilizar un filtrado de mediana en los campos que contienen galaxias brillantes resulta inadecuado. El procedimiento seguido fue, en primer lugar, estimar el nivel cielo de las imágenes y sustraerlo de las mismas. Luego el perfil de brillo de las galaxias gEs fue ajustado usando la tarea ELLIPSE, del paquete STSDAS.ANALYSIS.ISOPHOTE dentro IRAF. Para esto se enmascararon todas las fuentes que pudieran distorsionar la medición, en particular estrellas brillantes y otras galaxias. Se realizaron varias

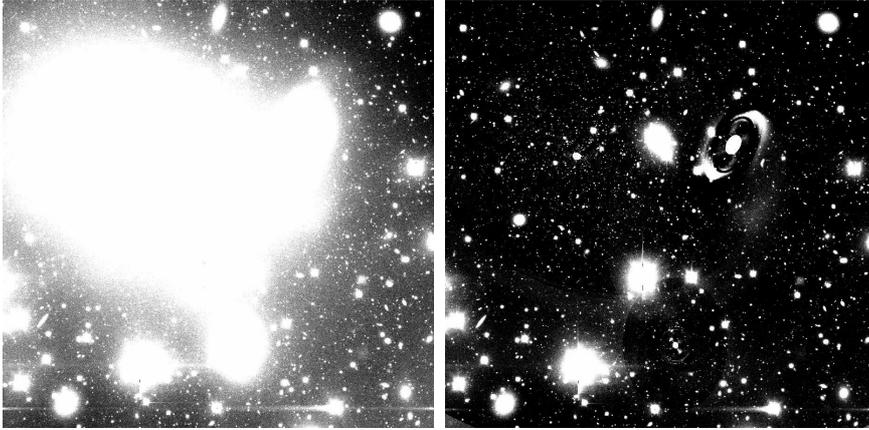


FIGURA 2.6: Panel izquierdo: campo de FORS1 en el filtro V , conteniendo las galaxias NGC 3267, NGC 3268 y FS90-175. El Norte apunta hacia arriba, y el Este a la izquierda. Panel derecho: mismo campo, con idénticos niveles de corte, una vez que se ha aplicado el procedo de sustracción de las galaxias.

pruebas, modificando los pasos aplicados y las cotas superiores de distancia galactocéntrica proyectada. Se encontró que más allá de $\approx 2,5' - 2,7'$ los resultados de ELLIPSE comenzaban a mostrar cierta inestabilidad. Esto se debía al bajo brillo superficial del perfil en ese rango de distancias, así como a la posición relativa de las galaxias en el campo. Por este motivo, en las regiones externas se fijaron los parámetros elipticidad y ángulo de posición. Luego de unir las tablas de datos obtenidas a partir de ambos los ajustes, se generó un modelo de la galaxia mediante la tarea BMODEL, ubicada en el mismo paquete. El modelo fue restado a la anterior imagen, y entonces se procedió a ajustar las restantes galaxias brillantes (NGC 3260 en C58, y NGC 3267 y FS90-175 en C68) en forma análoga. Estos modelos, fueron restados a las imágenes originales, y el proceso se repitió iterativamente.

Luego de la segunda iteración, se sustrajeron los modelos de todas las galaxias brillantes en la imagen original. En el panel izquierdo de la Figura 2.6 se observa el campo C68 en el filtro V . En el panel derecho, se observa el mismo campo, con idénticos niveles de corte, una vez aplicado el procedimiento descrito anteriormente. En el caso de los campos que no contenían galaxias brillantes, solamente se sustrajo en cada filtro el nivel de cielo correspondiente.

Un total de diez galaxias de bajo brillo superficial, ubicadas en los campos de FORS1–VLT habían sido confirmadas como miembros del cúmulo de Antlia en la literatura. Ninguna otra galaxia localizada en estos campos presenta membresía de tipo 1 según el catálogo de [Ferguson & Sandage \(1990\)](#). Se ajustaron perfiles de brillo en ambos filtros sobre nueve galaxias de esta muestra, en tanto que la restante (FS90-109) se encuentra muy cercana en proyección a una estrella saturada, lo cual impidió obtener resultados satisfactorios. En la Figura 2.7 se indica la posición de las galaxias dEs ubicadas en los campos de FORS1–VLT, con perfiles de brillo medidos, sobre una imagen del POSS en el filtro R .

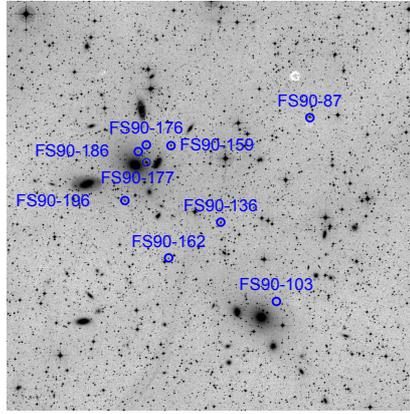


FIGURA 2.7: Distribución espacial de las dEs ubicadas en los campos de FORS1–VLT, con perfiles de brillo medidos en el presente trabajo sobre una imagen de POSS en el filtro R . La escala de la imagen es $45' \times 45'$, el Norte apunta hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

Los perfiles de brillo fueron calibrados y corregidos por absorción interestelar (ecuaciones de calibración y correcciones obtenidas de [Bassino et al. 2008](#)). Los perfiles calibrados fueron ajustados mediante la ley de Sérsic ([Sérsic 1968](#)), usada frecuentemente en la literatura para caracterizar los perfiles de dEs (e.g. [Geha et al. 2002](#); [Buzzoni et al. 2012](#)).

La forma original de la ley de Sérsic es:

$$I(r) = I_e \exp \left\{ b_n \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{\frac{1}{n}} - 1 \right] \right\} \quad (2.5)$$

donde r_e es el radio efectivo, I_e es el brillo superficial dentro de la isofota de radio r_e , n es el índice de Sérsic y b_n es un parámetro dependiente de n .

Considerando unidades de mag arcsec^{-2} , la expresión resulta:

$$\mu(r) = \mu_0 + 1,0857 \left(\frac{r}{r_0} \right)^N, \quad (2.6)$$

donde μ_0 es el brillo superficial central, y r_0 un parámetro de escala. Comparando con la expresión anterior, resulta:

$$N = \frac{1}{n} \quad (2.7)$$

$$\mu_0 = \mu_e - 1,0857 b_n \quad (2.8)$$

$$r_0 = b_n^{-n} r_e \quad (2.9)$$

En todos los casos se obtuvieron los residuos del ajuste. Solo una galaxia fue correctamente ajustada por un único perfil de Sérsic (FS90-136). Las ocho dEs restantes presentaron residuos en la región central, indicando la presencia de un núcleo. En estos casos, se ajustó primero una ley de Sérsic a las regiones externas del perfil. Luego, este ajuste fue restado del perfil de intensidad de la galaxia. El resultado es un perfil dominado por la componente nuclear. Puesto que los núcleos de galaxias enanas elípticas nucleadas (dE,N) suelen presentar radios efectivos de unos pocos parsecs (e.g. [Côté et al. 2006](#)), a la distancia del cúmulo de Antlia tendrían la apariencia de objetos no resueltos en las imágenes de FORS1-VLT. Entonces, se calculó el flujo del núcleo a partir de este perfil residual, y luego se lo convirtió a magnitud integrada.

El trabajo descrito en esta Sección fue íntegramente realizado por el Lic. Juan Pablo Caso.

Campo	Filtro	
	<i>I</i>	<i>V</i>
C68	-0.33	-0.27
C58	-0.30	-0.41
CIn	-0.46	-0.58
CBg	-0.31	-0.37

CUADRO 2.3: Correcciones de abertura aplicadas en los campos FORS1–VLT del cúmulo de Antlia.

2.2.3. Fotometría de objetos puntuales

El procedimiento aplicado en este caso fue similar a aquel detallado en la Sección 2.1.4. En primer lugar, se sustrajeron los ajustes hechos mediante ELLIPSE a las galaxias dE y dE,N en los cuatro campos. Luego se aplicó un filtrado de mediana anular, de radio interno $5''$ y externo $9''$, a fin de eliminar el brillo de estrellas saturadas y el residuo del brillo extendido de las galaxias.

Se corrió SExtractor sobre las imágenes en el filtro *V* de cada campo, para generar un catálogo preliminar de fuentes puntuales. La fotometría fue realizada mediante Daophot/IRAF. En cada campo, primero se obtuvo una fotometría de abertura. Luego se generó la PSF utilizando 40 – 55 estrellas brillantes y relativamente aisladas en cada filtro. Tras realizar la fotometría PSF mediante la tarea ALLSTAR, se usaron los parámetros χ^2 y SHARPNESS para seleccionar el catálogo final de objetos puntuales.

Las correcciones de abertura fueron calculadas a partir del catálogo de estrellas seleccionadas para ajustar la PSF en cada filtro. Las ecuaciones de calibración fueron obtenidas del trabajo previo realizado por Bassino et al. (2008), al igual que las correcciones por absorción interestelar y enrojecimiento.

A diferencia de la fotometría realizada por Bassino et al. (2008), en este caso se enfocó el trabajo en la determinación de posibles candidatos a CGs en las proximidades de las dE y dE,N. Por este motivo se sustrajo el perfil de brillo de estas galaxias como paso previo. La fotometría de objetos puntuales en las

imágenes de VLT–FORS1, al igual que la determinación de su completitud, fueron íntegramente realizadas por el Lic. Juan Pablo Caso.

2.2.4. Estimación de la completitud

Se generaron aleatoriamente posiciones, magnitudes y colores de unas 1 000 estrellas ficticias, de modo que estuviesen distribuidas uniformemente en todo el campo, y abarcaran el rango de colores y magnitudes propios de los CGs. Se añadieron a las imágenes originales (previas al proceso de sustracción de las galaxias) mediante la tarea ADDSTAR, y se realizó nuevamente la fotometría en las mismas condiciones que la original. Este proceso fue repetido diez veces, contando con una muestra total de 10 000 estrellas ficticias.

En ninguno de los campos se observaron diferencias apreciables en la completitud dependiendo de la posición en los mismos, con excepción del centro de las galaxias brillantes ($R_{gal} \lesssim 0,5'$). Las funciones de completitud en los cuatro campos son comparables. La completitud cae por debajo de 90 % en $V \approx 24,1$ y por debajo de 50 % en $V \approx 26$ (Fig. 2.8). Las magnitudes iniciales de las estrellas artificiales fueron comparadas con aquellas resultantes de la fotometría. El valor medio de la diferencia entre ellas es cero, aumentando su dispersión conforme uno se desplaza hacia objetos más débiles. En base a ésto, concluimos que el proceso de reducción no ha afectado las magnitudes y colores obtenidos para los objetos puntuales.

2.3. Observaciones fotométricas del cúmulo de Antlia con HST

2.3.1. Observaciones

Se utilizaron dos imágenes de archivo del Telescopio Espacial Hubble, centradas en cada una de las dos galaxias dominantes del cúmulo. Las mismas habían sido observadas con la cámara *Advanced Camera for Surveys* (ACS)

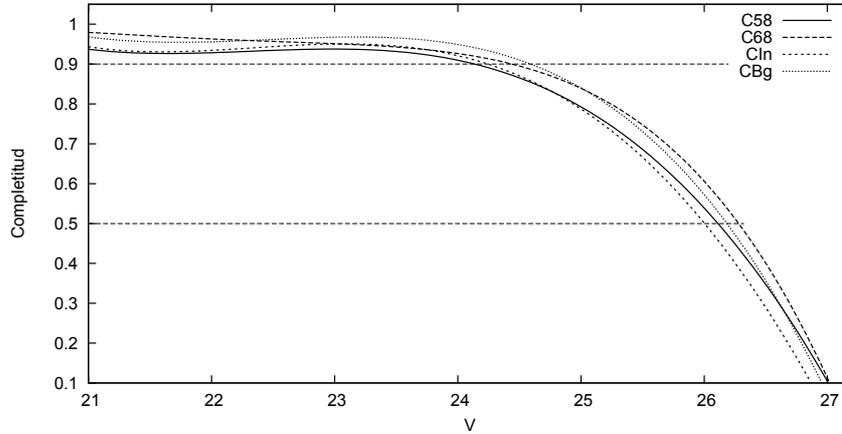


FIGURA 2.8: Ajustes a la curva de completitud de los cuatro campos de FORS1 en el filtro V . La función propuesta para el ajuste es un polinomio de orden 4. Las rectas horizontales de trazos indican completitud del 90% y 50%, respectivamente.

en el modo *Wide Field Camera* (WFC) en el filtro $F814$. El campo de visión del instrumento en este modo es de 202×202 arcsec² y su resolución espacial $\approx 0,055''$ pixel⁻¹. Estas imágenes forman parte del programa 9427 (PI: W. E. Harris), y habían sido usadas para estudiar la región interna del sistema de CGs en estas galaxias (Harris et al. 2006; Harris 2009). Cada imagen es la composición de cuatro exposiciones individuales de 570 segundos, y la reducción de las mismas estuvo a cargo del Instituto Científico del Telescopio Espacial (STScI, de acuerdo a sus siglas en inglés). El objetivo perseguido al trabajar con estos datos fue determinar R_{ef} para los objetos de nuestra muestra de UCDs y CGs brillantes. Debido a los diámetros angulares que presentan los mismos, resultaba inviable medirlos con observaciones de telescopios ubicados sobre la superficie terrestre. Estos objetos, no catalogados previamente y confirmados espectroscópicamente como miembros de Antlia, han sido identificados con la nomenclatura “Objeto Compacto de Antlia” (ACO, de acuerdo a sus siglas en inglés).

2.3.2. Fotometría y medición de radios efectivos

La medición de los radios efectivos fue realizada mediante el programa ISHAPE (Larsen 1999), diseñado para estimar los parámetros estructurales de

objetos marginalmente resueltos. Como parte del proceso, se modela cada fuente como la convolución entre un perfil analítico y la PSF de los objetos puntuales en la imagen. Teniendo en cuenta esto, realizamos la fotometría de abertura de ambos campos, y ajustamos la PSF sobre una muestra de estrellas.

Como primer paso, determinamos el perfil de brillo superficial de las galaxias mediante la tarea ELLIPSE. Se utilizó BMODEL para generar galaxias sintéticas y se las sustrajo de las imágenes originales. Luego se corrió SExtractor sobre las imágenes resultantes, considerando como detección positiva a cada conjunto de al menos tres píxeles conectados con número de cuentas $1,5\sigma$ superior al nivel del cielo. Al igual que en casos anteriores, la fotometría de abertura fue realizada con la tarea PHOT del paquete Daophot/IRAF. Se obtuvo la PSF mediante la tarea homónima, que también pertenece al paquete Daophot/IRAF, utilizando una veintena de estrellas brillantes, distribuidas homogéneamente en el campo.

La PSF que utiliza ISHAPE debe estar submuestreada en un factor 10 respecto a la resolución de la imagen de ciencia. En nuestro caso, utilizamos la tarea SEEPSF de Daophot/IRAF para realizar la conversión. El procedimiento de reducción aplicado a las imágenes de ACS implica la determinación del nivel de cuentas del cielo y su sustracción (Pavlovsky & et. al 2002). Dado que tal proceso puede llevar a una incorrecta estimación de los errores en los parámetros estructurales determinados por ISHAPE (Larsen 2010), se procedió a sumar a las imágenes el nivel de cielo indicado en el encabezado (*header*) de las mismas.

Dentro de la lista de funciones analíticas que dispone ISHAPE, escogimos el perfil de King (King 1962, 1966), utilizado usualmente para ajustar el perfil de brillo superficial de CGs, cuya expresión es:

$$f(z) = \begin{cases} \left(\frac{1}{\sqrt{1+z^2}} - \frac{1}{\sqrt{1+c^2}} \right)^2 & \text{para } z < c \\ 0 & \text{para } z \geq c \end{cases} \quad (2.10)$$

donde $z = \frac{r}{r_c}$ y c es el parámetro de concentración, definido como el cociente entre el radio de marea (*tidal*) y el radio de *core*, que es un parámetro de escala.

Se realizaron varios ensayos variando el valor del parámetro c , y finalmente se decidió utilizar $c = 30$ en los ajustes, debido a que producía mejores estimadores χ^2 . Otros autores han obtenido resultados similares al estudiar objetos marginalmente resueltos (e.g. [Harris 2009](#); [Madrid et al. 2010](#); [Brodie et al. 2011](#))

A partir de las fuentes presentes en la fotometría de FORS1, se construyó un catálogo de objetos con colores en el rango usual de CGs y $-13,5 < M_V < -9$, que a la distancia de Antlia equivale a $19,2 < V < 23,7$. El límite débil $M_V = -9$ se corresponde con una relación señal-ruido de $S/N \approx 70$. [Larsen \(1999\)](#) realizó diversos experimentos con objetos artificiales, y en base a ellos recomienda $S/N > 50$ a fin de obtener parámetros confiables con ISHAPE. Esta restricción en brillo redujo la muestra de candidatos a CGs medidos a ≈ 200 para NGC 3258 y ≈ 170 para NGC 3268.

Se confirmaron espectroscópicamente ocho ACOs en torno a NGC 3258 y doce alrededor de NGC 3268 como miembros del cúmulo de Antlia (ver Sección 2.4.1). En las Figuras 2.9 y 2.10, respectivamente, se muestran los residuos del ajuste realizado con ISHAPE. A modo de prueba, en los campos del ACS se midieron dos estrellas de campo cercanas en proyección a NGC 3258 (también confirmadas espectroscópicamente como tales) y siete en torno a NGC 3268. Para ellas se obtuvieron con ISHAPE valores de FWHM en el rango $\approx 0,01 - 0,03$ píxeles, lo que equivale a una décima del menor FWHM medido para los objetos confirmados como miembros del cúmulo de Antlia. Esto nos indica que los resultados obtenidos hasta el momento son confiables. Por otra parte, puesto que el FWHM de los objetos detectados en estos campos suele ser inferior a un píxel, se supondrán excentricidades iguales a cero. En este sentido, las UCDs y los CGs no presentan elipticidades altas (e.g. [Harris 2009](#); [Chiboucas et al. 2011](#)), por lo que esta última consideración no afectará la validez de los resultados. En el Capítulo 4 se exponen los resultados obtenidos del procedimiento aquí detallado.

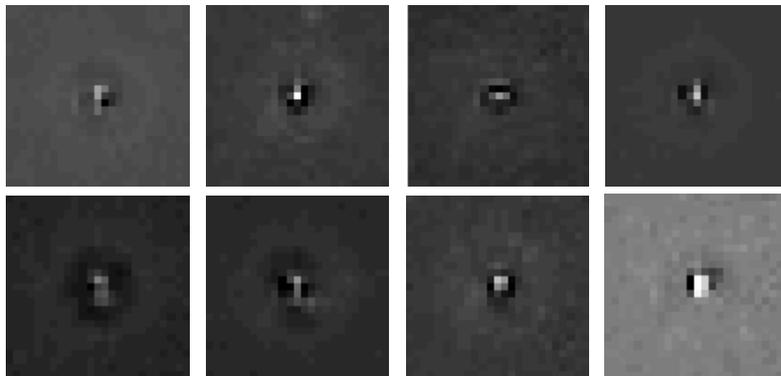


FIGURA 2.9: Mapas de residuos generado por ISHAPE para los ocho ACOs en torno a NGC 3258. Fila superior, de izquierda a derecha, ACO 2 a ACO 5. Fila inferior, ACO 6 a ACO 9.

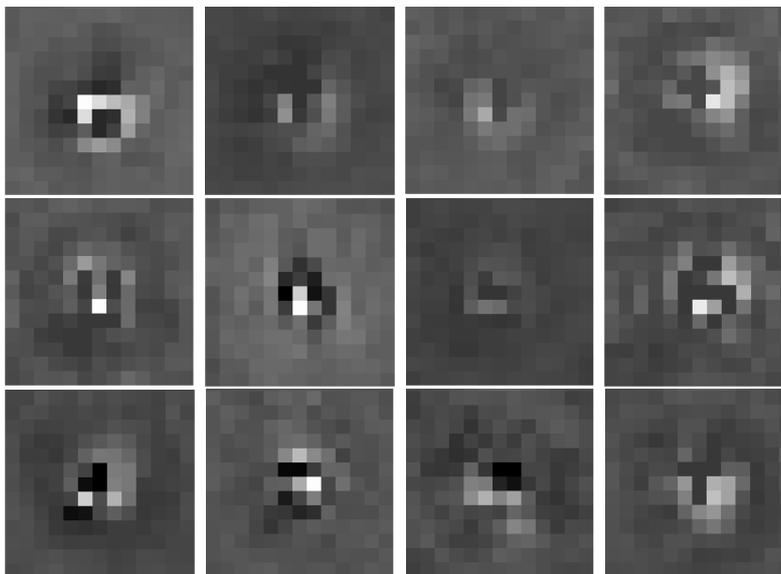


FIGURA 2.10: Mapas de residuos generado por ISHAPE para los doce ACOs alrededor de NGC 3268. Fila superior, de izquierda a derecha, ACO 15 a ACO 17, ACO 19. Fila intermedia, ACO 21, ACO 22, ACO 24 y ACO 25. Fila inferior, ACO 27 to ACO 30.

La reducción decripta en la Sección 2.3 fue realizada íntegramente por el Lic. Juan Pablo Caso.

2.4. Observaciones espectroscópicas del cúmulo de Antlia con GEMINI

2.4.1. Observaciones

Hemos obtenido espectros multi-objeto mediante la cámara GMOS perteneciente al observatorio Gemini Sur. En total, se trabajó con 12 campos, observados a lo largo de cinco programas (GS-2008A-Q-56, PI T. Richtler; GS-2009A-Q-25, PI L. P. Bassino; GS-2010A-Q-21, PI L. P. Bassino; GS-2011A-Q-35, PI A. V. Smith Castelli; GS-2013A-Q-37, PI J. P. Calderón). Las máscaras abarcan distintas áreas de la región central del cúmulo de Antlia, como puede verse en la Figura 2.11 (cada color identifica los distintos programas de observación). En todos los casos, las máscaras fueron diseñadas para estudiar la población estelar general del cúmulo, no solo los CGs/UCDs.

El campo de visión de GMOS es de $5,5' \times 5,5'$ y su escala $\approx 0,07'' \text{ pixel}^{-1}$. Fue utilizada la red de difracción B600_G5303 (600 líneas/mm) centrada en 5000 \AA , con un *binneado* de 2×2 píxeles. El ancho de las ranuras en todos los campos es de $1''$. La cobertura espectral para esta configuración es aproximadamente $3300 - 7200 \text{ \AA}$ (dependiendo de la posición de la ranura en el campo) y la resolución espectral $\sim 4,5 \text{ \AA}$.

Los tiempos de exposición totales varían entre 1.7 y 3.5 horas, según el programa. En todos los casos, éstos fueron divididos en varias exposiciones, facilitando la remoción de los rayos cósmicos. Para cada una de estas exposiciones se escogieron longitudes de onda centrales ligeramente distintas, a fin de recuperar los espacios ciegos entre los tres CCDs que componen la cámara (*gaps*). En la Tabla 2.4 se indican el número de exposiciones individuales, los tiempos de integración de las mismas, y las longitudes de onda centrales para los campos observados en cada programa. Junto con cada observación de ciencia, se han obtenido exposiciones de campo plano de cúpula (*flats* de lámpara) y de lámparas de calibración (CuAr), con el fin

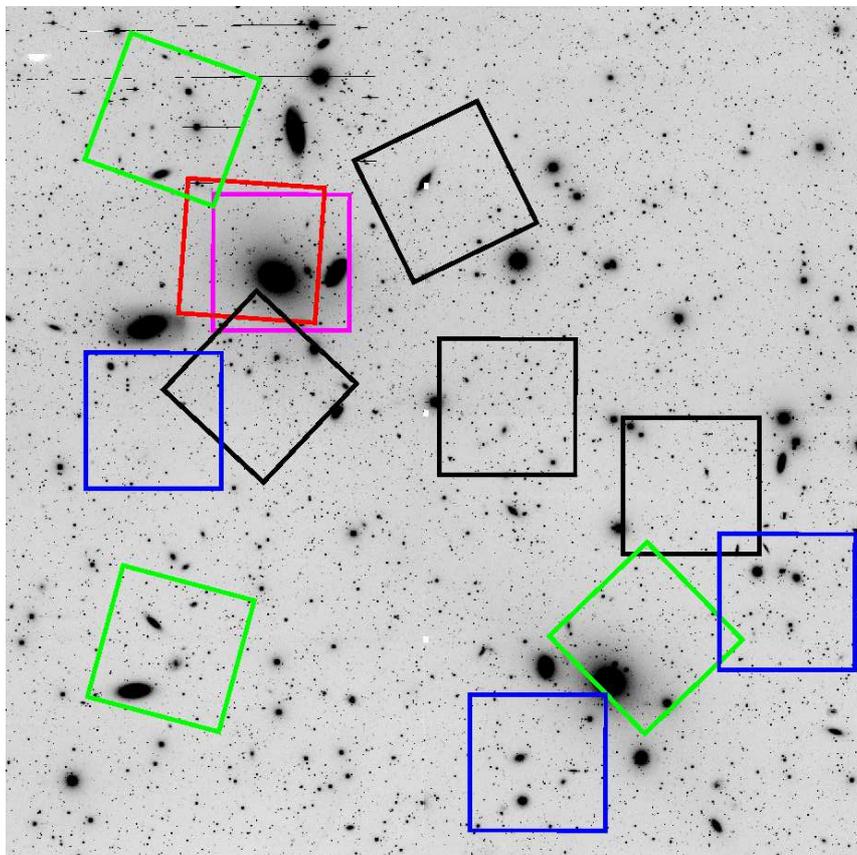


FIGURA 2.11: Ubicación de los campos multi-objeto de GMOS-S. Los colores identifican los distintos programas que componen la muestra (azul, GS-2008A-Q-56; verde, GS-2009A-Q-25; negro, GS-2010A-Q-21; magenta, GS-2011A-Q-35; rojo, GS-2013A-Q-37). El Norte apunta hacia arriba, y el Este hacia la derecha.

de tener en cuenta las pequeñas variaciones que pueden inducir las flexiones del telescopio.

2.4.2. Reducción

El proceso de reducción de las observaciones fue similar para todos los turnos. Se utilizaron las tareas ubicadas en el paquete GEMINI.GMOS de IRAF. En primer lugar, se creó un *bias* maestro, combinando aproximadamente veinte exposiciones individuales mediante la tarea GBIAS. Las mismas fueron obtenidas del Archivo Científico de Gemini (GSA, de acuerdo a

Programa	N_{campos}	N_{exp}	T_{exp} seg	λ_{central} Å
GS-2008A-Q-56	3	3	2700	5000, 5050, 5100
GS-2009A-Q-25	3	5	2400	4900, 4950, 5000, 5050, 5100
GS-2010A-Q-21	4	4	1500	4900, 4950, 5000, 5050
GS-2011A-Q-35	1	4	3160	4900, 4950, 5000, 5050
GS-2013A-Q-37	1	5	2500	4900, 4950, 5000, 5050, 5100

CUADRO 2.4: Número de campos observados, cantidad de exposiciones individuales, tiempos de integración en cada una de ellas, y longitudes de onda centrales, para los distintos programas.

sus siglas en inglés, <http://www3.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/gsa/>), seleccionando aquellas exposiciones tomadas en fechas tan próximas como fuera posible a las fechas de observación de las imágenes de ciencia. Luego se procedió a sustraer dicho *bias* maestro de las imágenes de los *flat* (tarea GSREDUCE). En el mismo paso se sustrajo de las imágenes el nivel de *overscan*.

A través de la página de GSA el observatorio Gemini provee una tabla en formato FITS, conteniendo la posición y dimensión de las ranuras de la máscara. Puesto que las tareas de IRAF recurren a esta tabla para determinar la posición de las máscaras, debe controlarse que no existan diferencias entre dichas posiciones teóricas y las reales (imagen). Para llevar a cabo esto, se seleccionó un *flat*, el cual fue procesado mediante las tareas GSFLAT, GSA-MOSAIC, y GSCUT (más adelante comentaremos la función de cada una de ellas). El resultado es un archivo que contiene las ranuras, cortadas en función de las posiciones indicadas en la tabla. Cuando las posiciones teóricas y reales de las ranuras difieren, puede ser fácilmente detectado al desplegar los espectros. En esos casos, se editó la tabla, corrigiendo las posiciones indicadas en ella.

En este punto, todas las observaciones están compuestas por tres imágenes individuales, almacenadas en diferentes capas de un mismo archivo. Estas capas se corresponden con cada uno de los tres CCDs que componen GMOS. Para cada una de las exposiciones de la lámpara de calibración, utilizamos

la tarea GSMOSAIC para fusionar las tres capas en una sola imagen. Posteriormente, se aplicó sobre las imágenes resultantes la tarea GSCUT. Dicha tarea utiliza la tabla de posiciones antes mencionada para cortar cada espectro de la imagen, y lo almacena en un nuevo archivo, compuesto de tantas capas de información como ranuras destinadas a ciencia tenga la máscara (la tarea ignora las ranuras utilizadas para controlar la alineación de la máscara). Luego se procedió a determinar la calibración en longitud de onda de cada exposición. Se utilizó la tarea GSWAVELENGTH para determinar la ecuación de calibración de cada ranura, en función de la longitud de onda de unas treinta líneas presentes en el espectro de la lámpara de calibración, que cubren el rango de longitudes de onda de los espectros de ciencia. Estas líneas fueron seleccionadas de la lista de líneas proveídas por el paquete GMOS, descartando aquellas que fuese débiles, se encontraran demasiado próximas a otra línea, o presentaran un perfil inusual.

Mediante la tarea GSFLAT se normalizaron los *flats* espectroscópicos. Los *flats* normalizados permiten corregir la variación pixel a pixel de la sensibilidad del instrumento y el *fringing*. Mediante la inspección visual de las imágenes determinamos la posición de los píxeles malos para cada CCD, y generamos una máscara para identificarlos. Entonces la utilizamos para corregir por píxeles malos tanto las imágenes de ciencia, como las de campo plano normalizadas, con la tarea FIXPIX.

La tarea GSREDUCE fue utilizada para aplicar la corrección de campo plano a las imágenes de ciencia. Luego las capas correspondientes a cada CCD se fusionaron en una única capa mediante GSMOSAIC. Mediante la tarea GSCUT se obtuvieron los espectros individuales. Luego, se aplicó la calibración en longitud de onda sobre cada una de las exposiciones de los espectros individuales.

En los turnos correspondientes a los años 2010 en adelante, se utilizó el algoritmo L.A. Cosmic ([van Dokkum 2001](#)) para eliminar los rayos cósmicos de las exposiciones individuales. En los turnos previos al 2010 se aplicó otro procedimiento: a partir de las líneas de emisión de la lámpara de calibración

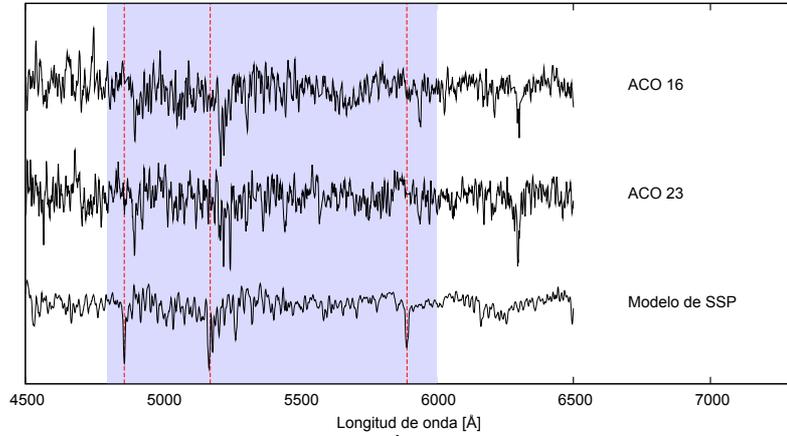


FIGURA 2.12: Espectros de dos objetos confirmados por velocidades radiales, junto con el correspondiente a un modelo de poblaciones estelares simples de edad 10 Gyr y metalicidad $[M/H] = -0.71$ (Sánchez-Blázquez et al. 2006). La región sombreada indica el rango de longitud de onda utilizado para realizar la correlación cruzada mediante FXCOR, y las líneas a trazos señalan las longitudes de onda de laboratorio H_{β} , Mgb y NaD (4861, 5175 y 5893 Å, respectivamente)

se determinó la resolución espectral de las observaciones. Entonces, se utilizó este valor como límite de rechazo al correr la tarea GSREDUCE (que a su vez llama a la tarea GSCRREJ para llevar a cabo la remoción de rayos cósmicos).

Los espectros correspondientes a los turnos 2008 y 2009 fueron reducidos previamente a la realización de esta Tesis, por la Dra. Analía Smith Castelli y el Dr. Favio Faifer.

Las velocidades radiales heliocéntricas ($V_{R, \text{hel}}$) fueron medidas mediante la tarea FXCOR, del paquete NOAO.RV de IRAF. Esto fue logrado mediante la comparación con espectros sintéticos, obtenidos de modelos de poblaciones estelares simples (SSP, de acuerdo a sus siglas en inglés), de la página del proyecto MILES (Sánchez-Blázquez et al. 2006, <http://www.iac.es/proyecto/miles>). Se consideraron SSP con metalicidad $[M/H] = -0.71$, función de masa inicial unimodal, pendiente de 1.30, y edades de 8 y 10 Gyr. La cobertura espectral de los modelos es 4200–7300 Å y su resolución espectral $\sim 2,5$ Å. Para determinar las velocidades radiales se consideró el rango espectral 4800 – 6000 Å,

en el cual poblaciones estelares antiguas presentan varias líneas de absorción como H_β , Mgb y NaD (4861, 5175 y 5893 Å, respectivamente). [Smith Castelli et al. \(2008a\)](#) consideraron que, en base a la dispersión de velocidades que presentan las galaxias del cúmulo de Antlia en trabajos anteriores, un rango razonable de velocidades radiales heliocéntricas para determinar la membresía de las galaxias es $1200 - 4200 \text{ km s}^{-1}$. Se escogieron los mismos límites para los CGs/UCDs. En la [Figura 2.12](#) se muestra el espectro de todos los ACOs, listados en la [Tabla 4.1](#), junto con el correspondiente al modelo de SSP de edad 10 Gyr. La región sombreada indica el rango de longitudes de onda utilizado para realizar la correlación cruzada mediante FXCOR, y las líneas a trazos señalan las líneas más intensas que se hallan en dicho rango.

2.5. Observaciones fotométricas de NGC 7507 en CTIO

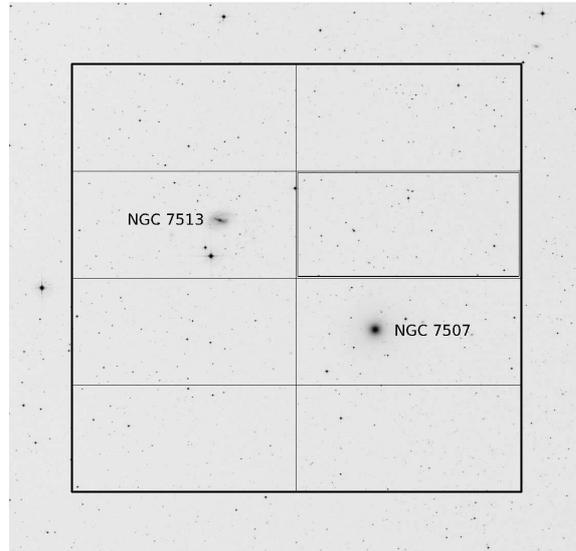
NGC 7507 es un objeto interesante para contrastar con las galaxias en el cúmulo de Antlia. Se trata de una galaxia elíptica (E0) brillante ($M_R = -22,64$, [Salinas et al. 2012](#)), ubicada en un ambiente de muy baja densidad. Su única compañera es una galaxia espiral, NGC 7513, ubicada a $\approx 18'$, aunque los cálculos de distancia listados en NED parecerían ubicarlas a una distancia relativa de $2 - 3 \text{ Mpc}$. [Salinas et al. \(2012\)](#) demostraron que no es necesario recurrir a la presencia de materia oscura para explicar la cinemática de esta galaxia y que, en caso de presentar una componente de materia oscura, esta es notoriamente menos masiva de lo esperado para una galaxia elíptica de su luminosidad ([Niemi et al. 2010](#)).

2.5.1. Observaciones y Reducción

Las observaciones fueron realizadas durante las noches del 5-6 de agosto de 2005, mediante la cámara MOSAIC II, montada en el telescopio 4-m Victor Blanco (CTIO). Adoptamos para la galaxia una distancia de 23.2 Mpc , que

corresponde a un módulo de distancia de $m - M = 31,83$ (Salinas et al. 2012). En función de esto, el campo de MOSAIC II (36×36 arcmin²) corresponde a $\approx 230 \times 230$ kpc² (Fig 2.13).

FIGURA 2.13:
Campo MOSAIC II de NGC 7507 superpuesto sobre una imagen de POSS en el filtro *R*. El Norte apunta hacia arriba, y el Este a la izquierda. Los ocho CCDs individuales de la cámara MOSAIC II están indicados, con el CCD nro 3 resaltado.



Las observaciones se componen de cuatro imágenes de 720 seg en el filtro *R* de Kron-Cousins, y siete imágenes de 1800 seg en el filtro *C* de Washington. Solo una de las noches de observación fue fotométrica, razón por la cual se debieron descartar durante el proceso de reducción dos exposiciones en el filtro *C*, a fin de mantener la calidad de la fotometría. La reducción fue realizada en el modo usual, utilizando las tareas contenidas en el paquete MSCRED de IRAF. El CCD nro 3 (resaltado en Fig 2.13) causó inconvenientes durante la combinación final de las imágenes individuales. Las regiones donde el mencionado CCD se superponía con otros CCDs de diferentes exposiciones resultaban en imágenes múltiples de los objetos. Se decidió enmascarar esa región del CCD nro 3. Esto solucionó el inconveniente, con la desventaja de añadir cierta inhomogeneidad en la imagen.

Para obtener las ecuaciones de calibración, se observaron durante ambas noches tres regiones seleccionadas de la lista de campos estándar de Geisler (1996). El procedimiento para obtener las ecuaciones fue análogo al explicado previamente, siendo las ecuaciones de calibración resultantes:

$$C_{\text{cal}} = C_{\text{inst}} + 1,54 - 0,66 X_C + 0,103 (C - T_1)_{\text{cal}} \quad (2.11)$$

$$T_{1,\text{cal}} = R_{\text{inst}} + 0,89 - 0,23 X_R + 0,016 (C - T_1)_{\text{cal}} \quad (2.12)$$

Tanto la reducción de las observaciones, como el cálculo de las ecuaciones de calibración, fueron realizados por la Dra. Lilia Bassino.

2.5.2. Fotometría

La fotometría de estas imágenes fue realizada en forma similar a lo descrito en la Sección 2.1.4. En primer lugar, se utilizó un filtro de mediana anular, de radio interno $8''$ y radio externo $9,3''$, para modelar, y posteriormente sustraer, la emisión extendida en cada filtro.

El paso siguiente fue construir un catálogo de fuentes puntuales. Se utilizó SExtractor sobre la imagen del filtro R , con un filtro Gaussiano con $1''$ de ancho a mitad de altura. El criterio de detección fue que al menos cinco pixeles contiguos se encontraran por encima del nivel de cielo en más de $1,5\sigma$. Puesto que a la distancia a que se encuentra NGC 7507 un CG se vería como un objeto puntual, descartamos todas aquellas fuentes cuyo índice de estelaridad fuese menor a 0,7. La fotometría fue realizada en el modo usual, mediante el paquete Daophot/IRAF. En cada filtro se construyó una PSF variable espacialmente, considerando ≈ 100 estrellas brillantes, distribuidas uniformemente en todo el campo. La selección final de objetos puntuales fue realizada mediante los parámetros χ^2 y SHARPNESS, obtenidos al realizar la fotometría mediante la tarea ALLSTAR. Entonces se aplicaron las ecuaciones de calibración descriptas anteriormente.

Las correcciones de abertura aplicadas fueron $-0,33 \pm 0,02$ y $-0,32 \pm 0,02$, para los filtros C y R , respectivamente. La corrección por extinción intergaláctica y enrojecimiento se calculó a partir de los mapas de Schlegel et al. (1998), usando las transformaciones $E(C - T_1) = 1,97 \times E(B - V)$ (Harris & Canterna 1977) y $A_R/A_V = 0,75$ (Rieke & Lebofsky 1985). Las correcciones resultaron ser $E_{C-T_1} = 0,09$ y $A_{T_1} = 0,12$.

Se consideraron como candidatos a CGs a las fuentes puntuales con colores dentro del rango usual de CGs viejos en este sistema fotométrico, $1 < (C - T_1) < 2,3$ (Geisler et al. 1996; Dirsch et al. 2003a; Bassino et al. 2006a; Richtler et al. 2012) y $20 < T_1 < 24$ ($\approx -12 < M_{T_1} < -8$). El límite débil del rango de magnitudes corresponde al 40 % de completitud de la fotometría, estimado a partir de la inclusión en las imágenes de ambos filtros de 10 000 estrellas artificiales, divididas en 10 experimentos, de las cuales $\approx 7\,700$ fueron posteriormente recuperadas.

Capítulo 3

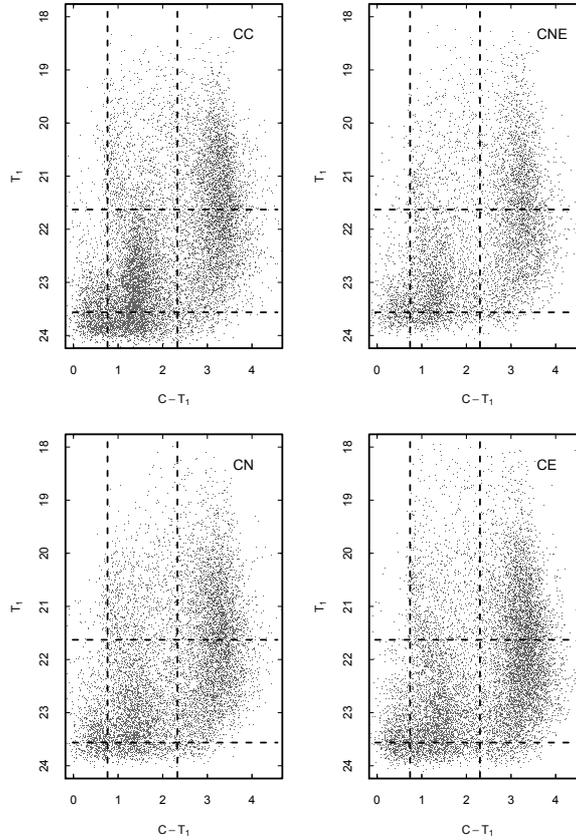
CGs en el cúmulo de Antlia

3.1. Nuevo estudio del SCGs de NGC 3268 mediante imágenes MOSAIC

Se analizó la fotometría de objetos puntuales descrita en la Sección 2.1.2, con el fin de estudiar el SCGs de NGC 3268 en su totalidad. Con respecto a la fotometría publicada por [Dirsch et al. \(2003a\)](#), la presente tiene la ventaja de trabajar con una mejor determinación del nivel de contaminación, por obtenerlo de una región de 489 arcmin^2 de superficie, ubicada en el CE (ver Sección 2.1.1), a una distancia de $\approx 27'$ de NGC 3268.

En primer lugar, se creó un catálogo único de candidatos a CGs a partir de las fotometrías de los cuatro campos MOSAIC (debemos recordar que los cuatro campos observados durante 2010 no pudieron ser utilizados). En las zonas en que ambos campos se solapaban, se priorizó la fotometría del CC por sobre las otras, y a su vez las del CN y CE, por sobre las del CNE. Este orden refleja las pequeñas variaciones en las funciones de completitud de los cuatro campos. En la Figura 3.1 se muestra el diagrama color-magnitud (DCM) de las fuentes puntuales de cada campo introducidas en el catálogo final de fuentes.

FIGURA 3.1: Diagrama color-magnitud de las fuentes puntuales de cada campo introducidas en el catálogo final de fuentes. Las líneas punteadas señalan los límites en color y magnitud para seleccionar candidatos a CGs indicados en el texto.



Se escogieron como candidatos a CGs a aquellos objetos que presentaran $0,8 < (C - T_1)_0 < 2,3$ y $21,7 < T_{1,0} < 23,6$. El rango de color es similar a los propuestos en otros trabajos realizados a partir del mismo sistema fotométrico (por ejemplo, Geisler et al. 1996; Dirsch et al. 2003b,a). El límite débil en magnitud corresponde al 50% de completitud.

El límite brillante en magnitud se eligió para discriminar aquellos objetos con $M_V < -10,5$, cuya naturaleza es aún incierta (ver próximo Capítulo). A la distancia de Antlia, esto corresponde a $V \approx 22,2$. Resta convertir este límite a nuestro sistema fotométrico de Washington. Para ello, buscamos aquellos candidatos a CGs presentes tanto en esta fotometría, como en las realizadas sobre las imágenes de VLT-FORS1 que contienen a NGC 3258 y NGC 3268. Una vez seleccionados, calculamos el estimador de la media de $(V - T_1)_0$, eliminando objetos discordantes (*outliers*) iterativamente. El resultado fue $(V - T_1)_0 = 0,51 \pm 0,01$, con una dispersión $\sigma_{(V-T_1)_0} = 0,09$.

Este resultado es similar al obtenido por (Mieske et al. 2004) para CGs de Fornax, $V - R = 0,5$ (considerando $R - T_1 = 0,02$, de Dirsch et al. 2003a). Utilizando este valor para convertir la magnitud límite entre filtros, obtuvimos el rango de magnitudes indicado anteriormente.

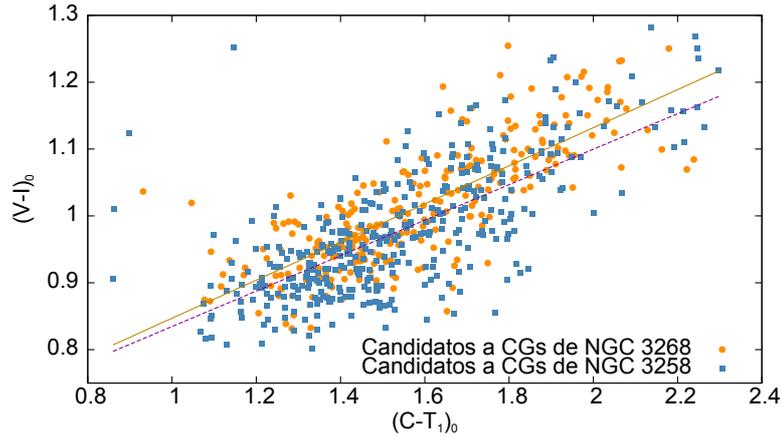


FIGURA 3.2: Diagrama color-color de candidatos a CGs alrededor de NGC 3258 (cuadrados) y NGC 3268 (círculos). Las líneas a trazos y continuas representan el ajuste de mínimos cuadrados para cada muestra.

El área cubierta por nuestros campos MOSAIC es considerablemente mayor que para los campos VLT-FORS1. Aún más, el color $(C-T_1)$ es considerablemente más sensible a la metalicidad que $(V-I)$, permitiendo una mejor discriminación entre las poblaciones de CGs usualmente detectadas en galaxias de tipo temprano. No obstante, el sistema fotométrico de Washington presenta la dificultad de ser poco utilizado, lo cual puede dificultar la comparación de nuestros resultados con aquellos presentes en la literatura. En función de esto, buscamos la relación entre los colores de ambos sistemas, para los candidatos a CGs alrededor de ambas galaxias gE presentes en las dos fotometrías. En la Figura 3.2 se observa el diagrama color-color de estos objetos. Candidatos a CGs alrededor de NGC 3258 se indican con cuadrados, mientras que círculos representan aquellos en torno a NGC 3268. Las rectas a trazos y sólida representan, respectivamente, el ajuste por mínimos cuadrados de las muestras de candidatos de cada galaxia. En el caso de NGC 3268 la recta resultante es $(V-I)_0 = (0,29 \pm 0,01) \times (C-T_1)_0 + 0,56 \pm 0,02$, mientras que en el caso de NGC 3258 se obtuvo $(V-I)_0 = (0,27 \pm 0,01) \times (C-T_1)_0 + 0,57 \pm 0,02$.

Debemos notar la elevada dispersión que se observa en el diagrama, particularmente en el rango azul de la fotometría (V, I) , donde objetos con $0,8 < (V - I)_0 < 0,9$ cubren un rango de colores en el sistema de Washington que abarca $1,1 < (C - T_1)_0 < 1,8$. La pendiente de la transformación entre ambos filtros es ligeramente menor que la detectada en trabajos previos para CGs Galácticos (Forbes & Forte 2001), de M60 (Lee et al. 2008) o M49 (Lee & Kim 2000). Sin embargo, las diferencias entre estos mismos podrían implicar que las historias evolutivas de los SCGs repercuten en las relaciones ajustadas.

3.1.1. Distribuciones espacial proyectada y radial

Como hemos indicado en la Sección 1.1, es ampliamente aceptado por la comunidad que los SCGs de galaxias de tipo temprano suelen presentar dos poblaciones de CGs, usualmente diferenciadas por sus colores como CGs azules y rojos, que presentan distintas características (por ejemplo, Bassino et al. 2006a; Schubert et al. 2010; Forte et al. 2013), y posiblemente, distintos orígenes (por ejemplo, Hilker et al. 1999). Para diferenciar entre ambos grupos en el SCGs de NGC 3268, optamos por $(C - T_1)_0 = 1,6$ como el valor límite. Dicha selección, no exenta de cierta arbitrariedad, es similar a los valores propuestos en otros trabajos realizados con el mismo sistema fotométrico (Dirsch et al. 2003b, 2005; Bassino et al. 2006a,b, por ejemplo.). En la Sección 3.1.2 se muestra que el valor escogido es razonable, en función de las distribuciones de color de los SCGs de las dos galaxias masivas de Antlia.

La Figura 3.3 muestra, en su panel izquierdo, la distribución espacial proyectada de candidatos a CGs de la fotometría (C, T_1) , que presentan $0,8 < (C - T_1)_0 < 1,6$. La distribución se encuentra suavizada, para facilitar su visualización. El panel derecho es análogo al anterior, reflejando la distribución de los candidatos con $1,6 < (C - T_1)_0 < 2,3$. El Norte apunta hacia arriba, y el Este hacia la izquierda. En ambos paneles se distinguen claramente los SCGs de NGC 3258 (abajo, derecha) y NGC 3268 (centro de la imagen). La extensión de las poblaciones de CGs rojos aparentan ser similares en ambos

casos. Trabajos previos (Dirsch et al. 2003a; Bassino et al. 2008) indican que el SCGs de NGC 3258 es considerablemente más rico que el de NGC 3268, y presenta una mayor proporción de CGs azules.

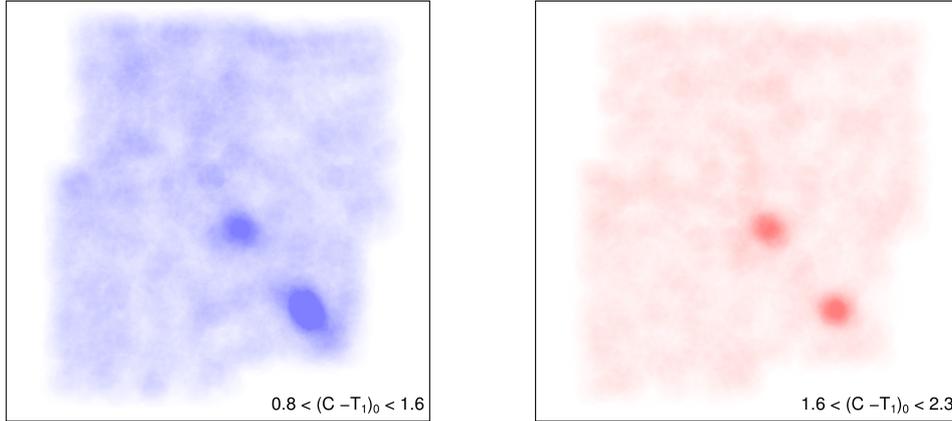


FIGURA 3.3: **Panel izquierdo:** Distribución espacial proyectada de candidatos a CGs de la fotometría de las imágenes MOSAIC, con $0,8 < (C - T_1)_0 < 1,6$. **Panel derecho:** análogo al anterior, para aquellos candidatos con $1,6 < (C - T_1)_0 < 2,3$. El Norte apunta hacia arriba, el Este a la izquierda.

Tanto Bassino et al. (2008) como Dirsch et al. (2003a) indicaron que los SCGs de ambas gEs estarían elongados en la dirección proyectada que une ambas galaxias. A partir de la Fig. 3.3, creemos que vale la pena analizar la distribución acimutal de CGs azules y rojos por separado. En el panel superior de la Fig. 3.4 se observa la distribución acimutal de los candidatos a CGs cuya distancia proyectada a NGC 3268 es $R < 4'$. Seleccionamos este límite debido a la presencia de NGC 3267, NGC 3269 y NGC 3271, que dificultarían realizar este análisis a radios mayores. El ancho de los intervalos es de 30° grados para la distribución de CGs azules y 40° para los CGs rojos. y las líneas sólidas indican la distribución suavizada mediante un “kernel” Gaussiano. El ángulo de posición de los candidatos se midió en la dirección usual (desde el Norte, hacia el Este). La distribución de los CGs rojos alrededor de NGC 3268 no muestra claras evidencias de elongación. La distribución acimutal de los CGs azules tampoco corresponde a lo esperado para una distribución espacial elongada, aunque es llamativo el elevado número de

CGs en la dirección $\approx 230^\circ$, la cual se asemeja al ángulo de posición de NGC 3258.

El panel inferior es análogo para los candidatos a CGs cuya distancia proyectada a NGC 3258 sea menor a $R < 4'$ (debido a la presencia de NGC 3257 y NGC 3260). En este caso, los CGs rojos tampoco parecen presentar una distribución elongada, pese a un mayor número de objetos a $\approx 60^\circ$. Por el contrario, la distribución de CGs azules presenta una clara distribución senusoidal. La línea punteada representa el ajuste por mínimos cuadrados de un senoide de periodo π , cuya amplitud y ángulo de posición resultaron ser $2,6 \pm 1,2$ y $41 \pm 1^\circ$, respectivamente.

Una de las principales ventajas de los estudios de gran campo es poder determinar la extensión total del SCG. Existe evidencia que los SCGs de NGC 3258 y NGC 3268 estarían superpuestos en proyección (Bassino et al. 2008). Para evitar que la muestra de CGs de NGC 3268 se vea contaminada por el SCGs de la galaxia vecina, la limitamos a aquellos candidatos a CGs con ángulo de posición (AP, medido respecto al centro de NGC 3268, desde el Norte, hacia el Este) entre $-51^\circ < AP < 129^\circ$ (es decir, en la dirección opuesta a NGC 3258). También se excluyeron del análisis las regiones cercanas a los centros de las galaxias brillantes ($1'$ alrededor de NGC 3267, $1'$ alrededor de NGC 3268 $1'$ alrededor de NGC 3269 y $3'$ alrededor de NGC 3271). Dados los resultados expuestos en la Fig. 3.4, se utilizaron anillos circulares concéntricos para obtener la distribución radial. Se consideró que la extensión del SCGs está indicada por la distancia radial proyectada donde la densidad de CGs, una vez corregida por contaminación, es igual al 30% del nivel de contaminación (Bassino et al. 2006a). Dicho límite se alcanza a $\approx 11'$ (≈ 110 kpc a la distancia de Antlia).

Luego se buscó determinar el perfil radial para el SCGs de NGC 3258 (panel superior de la Fig. 3.5). La distribución radial de los CGs azules se obtuvo usando elipses concéntricas. Se utilizó como ángulo de posición aquel ajustado a la distribución acimutal (AP= 41°), mientras que la elipticidad utilizada fue $\epsilon = 0,32$. Esta se calculó a partir de la expresión $\epsilon = 1 - (N_b/N_a)^{1/\alpha}$, donde N_a y N_b representan el número de CGs en las direcciones de los ejes

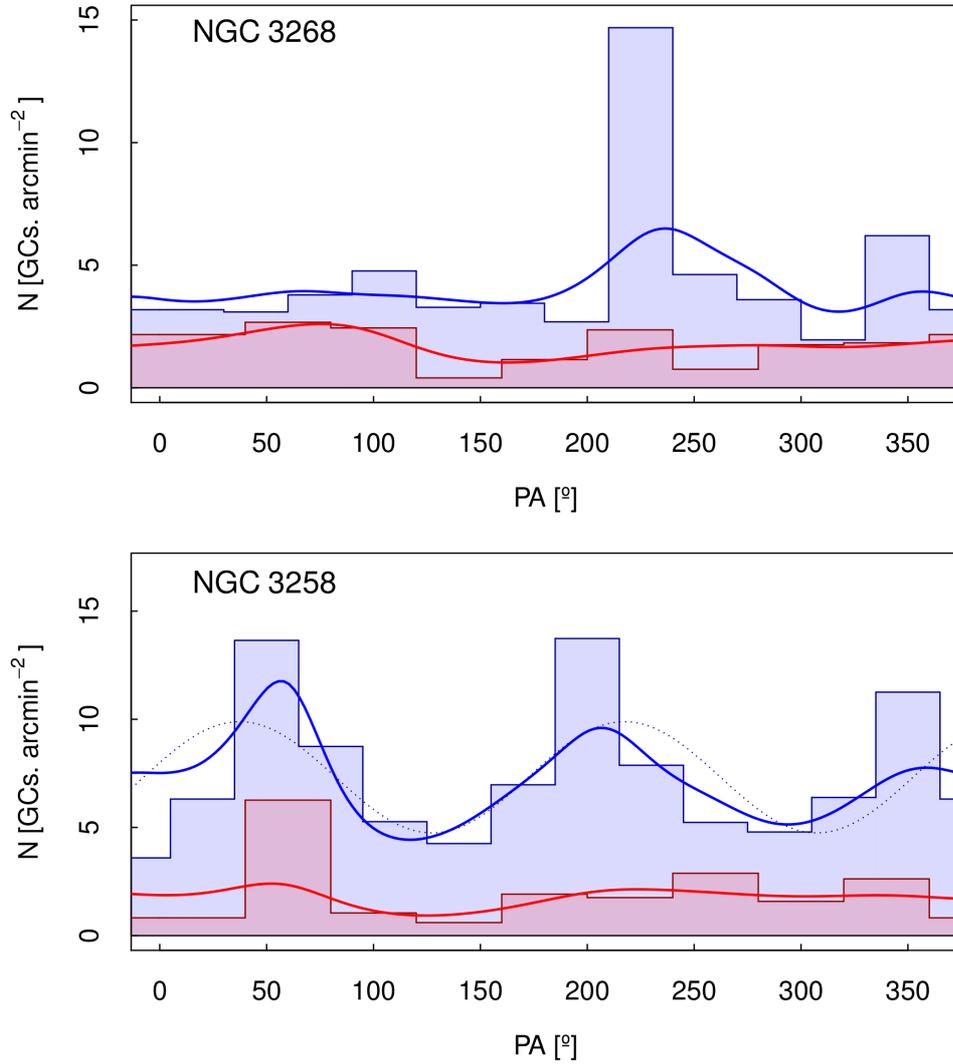


FIGURA 3.4: **Panel superior:** Distribución acimutal de los candidatos a CGs a menos de $R < 4'$ de NGC 3268, diferenciados entre CGs azules y rojos. Las líneas continuas representan la distribución suavizada mediante un “kernel” Gaussiano. **Panel inferior:** análogo al anterior, para los candidatos a CGs a menos de $R < 4'$ de NGC 3258. La línea punteada representa el ajuste por mínimos cuadrados de una curva senusoidal de periodo π .

mayor y menor, y α es el valor absoluto del exponente de la ley de potencias que ajusta al perfil radial, cuando se consideran anillos circulares concéntricos (Dirsch et al. 2003a). Se excluyeron del análisis aquellos candidatos a una distancia proyectada de NGC 3257 y NGC 3260 menor a $1'$, así como

todos aquellos candidatos a menos de $11'$ de NGC 3268. Cuadrados negros representan el perfil radial de todos los candidatos a CGs, en tanto círculos azules y triángulos rojos representan a los candidatos a CGs azules y rojos, respectivamente. Los símbolos llenos distinguen los intervalos radiales que no se vieron afectados por el solapamiento en proyección de los dos SCGs. La línea punteada representa el 30% del nivel contaminación para la muestra total de CGs, en tanto las líneas de puntos y trazos representan el 30% del nivel de contaminación de CGs azules y rojos (siendo este último el menor). A partir de los perfiles se observa que CGs rojos están más concentrados hacia la galaxia, llegando hasta $\approx 9'$, en tanto que los CGs azules parecen tener una distribución más dispersa alcanzando una extensión de $\approx 13'$. Tras ajustar leyes de potencia a los perfiles de CGs azules y rojos, se obtuvieron pendientes de $-1,8 \pm 0,1$ y $-3 \pm 0,2$, respectivamente.

Luego de determinar la extensión del sistema de CGs de NGC 3258, recalculamos los perfiles radiales de los CGs en torno a NGC 3268, sin restringir los candidatos a CGs por ángulo de posición. Al igual que en primer ajuste, se excluyeron regiones alrededor de las galaxias brillantes próximas a NGC 3268, así como también aquellos candidatos cuya posición proyectada podría ubicarlos dentro del SCGs de NGC 3258. Los resultados se muestran en el panel inferior de la Fig. 3.5. En este caso, la extensión que alcanzan las muestras de CGs azules y rojas son similares ($\approx 10'$, unos 100 kpc), al igual que sus pendientes ($-1,7 \pm 0,2$ y $2,1 \pm 0,2$, respectivamente). Las pendientes de las leyes de potencia aquí obtenidas no difieren de las calculadas, a partir de los mismos datos fotométricos, por [Dirsch et al. \(2003b\)](#).

A modo de comparación, podemos indicar que en un estudio a gran escala del SCGs de NGC 1399, [Bassino et al. \(2006a\)](#) determinaron una extensión de $220 - 275$ kpc.

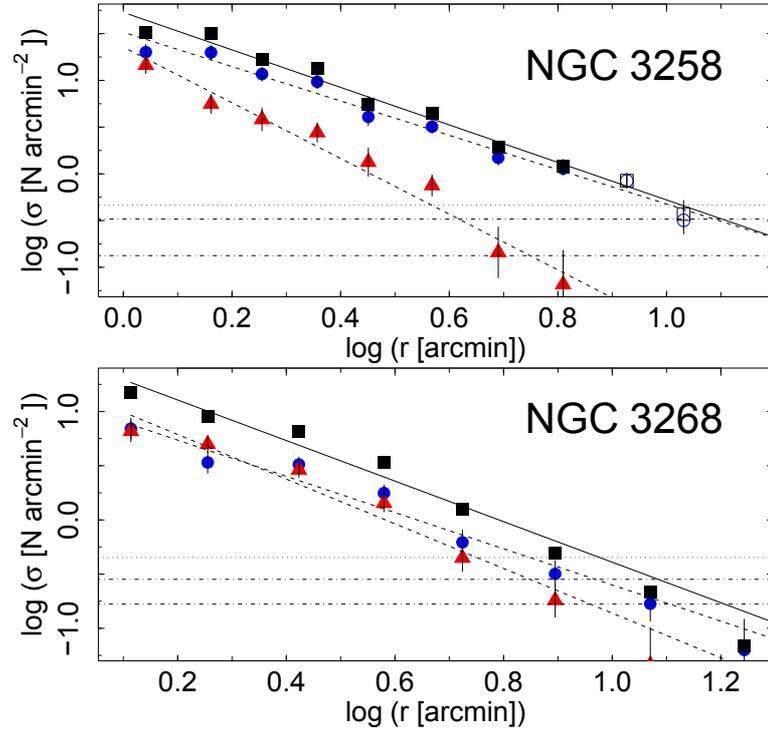


FIGURA 3.5: Perfil de densidad radial de candidatos a CGs alrededor de NGC 3258 (panel superior) y NGC 3268 (panel inferior). Los cuadrados negros representan el perfil de la muestra completa de CGs, en tanto que los círculos azules y los triángulos rojos indican el perfil de CGs azules y rojos, respectivamente. La línea punteada indica el 30% del nivel de contaminación de la muestra total, en tanto que las líneas a puntos y trazos representan el 30% del nivel de contaminación de los CGs azules y rojos (siendo este último el menor).

3.1.2. Distribuciones de color y *blue tilt*

En el panel izquierdo de la Figura 3.6 se observa la distribución de color de los candidatos a CGs en torno a NGC 3258, una vez sustraída la contaminación, para tres intervalos de distancia radial proyectada. En el intervalo más próximo al centro de la galaxia ($1' < R_{3258} < 4'$), la distribución de colores aparenta ser bimodal. Para corroborarlo, se buscó corregir la muestra de candidatos a CGs en este rango radial por contaminación. En primer lugar, se estimó el número de fuentes puntuales que corresponderían a la contaminación de campo en el área considerada. Entonces se procedió a

seleccionar aleatoriamente este número de objetos en la muestra del campo de comparación, y se los utilizó para extraer fuentes de similar color $(C - T_1)_0$ en la muestra de ciencia. Dicho proceso se repitió diez veces, tras lo cual se corrió el algoritmo *Gaussian Mixture Model* (GMM, Muratov & Gnedin 2010) sobre cada una de estas muestras. Los autores indican que el principal parámetro para determinar la existencia de bimodalidad en GMM es la separación entre las medias estimadas, relativa a las dispersiones de las poblaciones (D). Dicho parámetro indicaría la presencia de bimodalidad cuando $D > 2$. En la Tabla 3.1 indicamos los resultados de las diez corridas de GMM, los cuales se encuentran en torno a $D = 2$, con una elevada dispersión. Al considerar las medias y dispersiones calculadas por el algoritmo (también se listan en la tabla) notamos que la variación de estos, y en particular de las dispersiones, podrían ser los responsables de las diferencias en el parámetro D entre corridas. Aún así, debemos destacar que en todos los casos un test de χ^2 arrojó probabilidades menores al 5%, siendo la hipótesis cero que la distribución de color es correctamente representada por una única Gaussiana.

En la Figura 3.6, la población de CGs azules parecería dominar la distribución, presentando un máximo en torno a $(C - T_1)_0 \approx 1,4$, que está en acuerdo con los resultados de GMM (ver Tabla 3.1). Dicho algoritmo asigna $\approx 65\%$ de los candidatos a CGs a la subpoblación azul. En los otros intervalos radiales, prácticamente no se detectaron CGs con colores mayores a $(C - T_1)_0 \approx 1,6$. Como ya hemos indicado previamente, los SCGs de NGC 3258 y NGC 3268 muestran evidencias de estar superpuestos en proyección, por lo que se buscó minimizar la contaminación que podía llegar a producir el SCGs de cada galaxia sobre el análisis de su vecina. Para esto, en el intervalo radial $7,5' < R_{3258} < 10'$ sólo se consideraron los candidatos a CGs con ángulo de posición entre $129^\circ < AP < 309^\circ$. El máximo de la distribución de CGs azules parecería presentar un gradiente radial, desplazándose hacia valores menores conforme la distancia galactocéntrica aumenta. Este resultado también ha sido hallado en otros sistemas (e.g. Blom et al. 2012; Harris et al. 2014). Se utilizó GMM para determinar el

valor medio de las poblaciones de CGs azules en los tres intervalos radiales, obteniendo $1,41 \pm 0,01$, $1,34 \pm 0,01$ and $1,25 \pm 0,02$, respectivamente.

μ_{az}	μ_{roj}	σ_{az}	σ_{roj}	D
NGC 3258				
$1,389 \pm 0,032$	$1,703 \pm 0,093$	$0,124 \pm 0,033$	$0,219 \pm 0,030$	1,76
$1,407 \pm 0,035$	$1,766 \pm 0,089$	$0,156 \pm 0,034$	$0,162 \pm 0,042$	2,25
$1,397 \pm 0,026$	$1,711 \pm 0,061$	$0,127 \pm 0,019$	$0,221 \pm 0,019$	1,74
$1,431 \pm 0,040$	$1,852 \pm 0,162$	$0,189 \pm 0,048$	$0,196 \pm 0,063$	2,19
$1,387 \pm 0,042$	$1,733 \pm 0,081$	$0,140 \pm 0,021$	$0,174 \pm 0,031$	2,19
$1,435 \pm 0,033$	$1,822 \pm 0,108$	$0,177 \pm 0,035$	$0,152 \pm 0,039$	2,35
$1,390 \pm 0,041$	$1,704 \pm 0,106$	$0,142 \pm 0,030$	$0,197 \pm 0,037$	1,82
$1,459 \pm 0,039$	$1,900 \pm 0,159$	$0,193 \pm 0,044$	$0,143 \pm 0,060$	2,59
$1,447 \pm 0,075$	$1,811 \pm 0,149$	$0,178 \pm 0,047$	$0,169 \pm 0,056$	2,10
$1,383 \pm 0,029$	$1,687 \pm 0,063$	$0,113 \pm 0,019$	$0,217 \pm 0,020$	1,75
NGC 3268				
$1,440 \pm 0,119$	$1,759 \pm 0,141$	$0,178 \pm 0,046$	$0,197 \pm 0,049$	1,70
$1,525 \pm 0,265$	$1,843 \pm 0,150$	$0,250 \pm 0,080$	$0,135 \pm 0,064$	1,59
$1,509 \pm 0,198$	$1,882 \pm 0,136$	$0,247 \pm 0,061$	$0,134 \pm 0,057$	1,88
$1,523 \pm 0,188$	$1,866 \pm 0,189$	$0,234 \pm 0,074$	$0,171 \pm 0,065$	1,67
$1,509 \pm 0,262$	$1,878 \pm 0,140$	$0,231 \pm 0,069$	$0,108 \pm 0,060$	2,04
$1,539 \pm 0,271$	$1,900 \pm 0,177$	$0,246 \pm 0,078$	$0,153 \pm 0,065$	1,76
$1,464 \pm 0,165$	$1,817 \pm 0,147$	$0,211 \pm 0,068$	$0,188 \pm 0,052$	1,77
$1,505 \pm 0,202$	$1,840 \pm 0,128$	$0,238 \pm 0,065$	$0,158 \pm 0,054$	1,66
$1,529 \pm 0,227$	$1,885 \pm 0,171$	$0,232 \pm 0,079$	$0,163 \pm 0,059$	1,77
$1,468 \pm 0,093$	$1,803 \pm 0,172$	$0,175 \pm 0,044$	$0,199 \pm 0,066$	1,79

CUADRO 3.1: Resultado de la aplicación del algoritmo GMM (Muratov & Gnedin 2010) sobre la muestra de candidatos a CGs de NGC 3258 ($1' < r < 4'$) y NGC 3268 ($1' < r < 3'$).

El panel derecho de la Figura 3.6 muestra gráficos análogos para el SCG de NGC 3268. El intervalo radial más interno presenta nuevamente una distribución que podría ser bimodal, aunque en este caso los valores del parámetro D derivados por GMM son menores (Tabla 3.1). El porcentaje de CGs rojos parecería ser superior que en la galaxia vecina ($\approx 55 - 60\%$), tal como se ha indicado previamente en los trabajos de Bassino et al. (2008) y Dirsch et al. (2003a). Los CGs azules parecerían estar restringidos al rango $1,1 < (C - T_1)_0 < 1,6$. Nuevamente, a fin de minimizar la contaminación del SCG de NGC 3258, en el intervalo $6' < R_{3268} < 10'$ se trabajó tan solo con

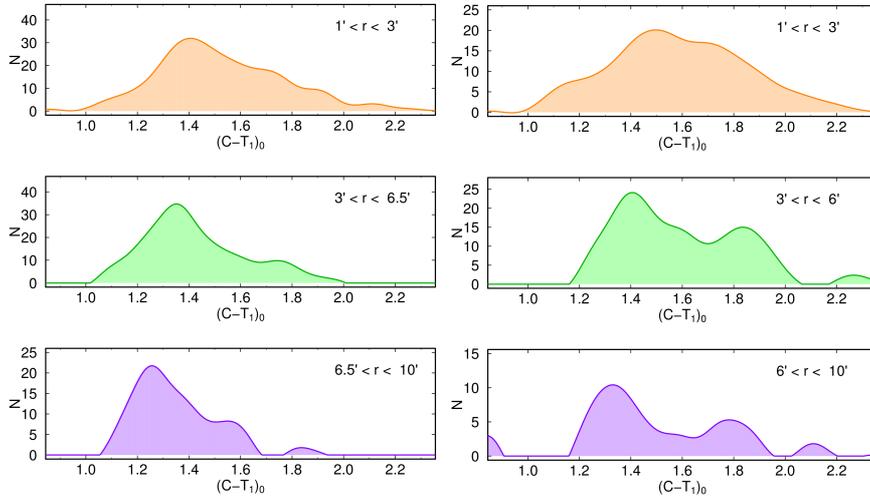


FIGURA 3.6: **Panel izquierdo:** Distribución de color corregida por contaminación, de candidatos a CGs en torno a NGC 3258, para tres intervalos de distancia radial proyectada. **Panel derecho:** gráfico análogo para candidatos a CGs alrededor de NGC 3268.

aqueellos candidatos a CGs que presentaran $-51^\circ < AP < 129^\circ$. El máximo de los CGs azules también podría presentar un gradiente radial, aunque en este caso no es tan evidente, resultando en $1,50 \pm 0,01$, $1,41 \pm 0,01$ and $1,37 \pm 0,02$, respectivamente. La existencia de dicho gradiente podría indicar que CGs a grandes distancias galactocéntricas han sido capturados de galaxias de baja masa, en tanto CGs azules de la región más interna se habrían formado *in situ*, en los eventos de formación estelar masivos que ocurrieron al comenzar a fusionarse las primeras protogalaxias (Muratov & Gnedin 2010; Tonini 2013; Li & Gnedin 2014). El gradiente de colores y metalicidades que se observa en SCGs al desplazarse hacia galaxias más masivas estaría en acuerdo con esta hipótesis (e.g. Peng et al. 2006b; Strader et al. 2004a).

En algunas galaxias, los CGs azules siguen una correlación tal que se tornan más rojos cuanto más brillantes son, a la cual se denomina *blue tilt* (e.g. Brodie & Strader 2006; Harris et al. 2006; Strader et al. 2006; Fensch et al. 2014). Dicho fenómeno es interpretado como una relación masa-metalicidad para estos objetos, y fue detectada en ambas galaxias masivas de Antlia por Harris et al. (2006). Esta relación masa-metalicidad suele ser atribuida a

procesos de auto-enriquecimiento ocurridos en los CGs más masivos (Mieske et al. 2010; Forbes et al. 2010). También ha sido propuesta la existencia de procesos de enriquecimientos previos a la formación del CG, y una combinación de ambos procesos ha sido planteada a partir de los modelos de Bailin & Harris (2009).

En la Figura 3.7 se muestra, en los dos paneles superiores, el DCM de los SCGs de NGC 3258 y NGC 3268 en el sistema de Washington, hasta $10'$ de distancia proyectada respecto a las galaxias. Los rombos indican los colores medios de los candidatos a CGs azules, considerando como tales a los candidatos a CGs en el rango $1 < (C - T_1)_0 < 1,6$ para ambas galaxias. En primer lugar, se procedió a generar una muestra “limpia”, eliminando la contaminación. Para esto, los DCM generados a partir de los candidatos alrededor de NGC 3258 y NGC 3268, y de las fuentes puntuales en la región de contaminación se dividieron en cuadrículas. Luego se sustrajeron aleatoriamente, para cada celda de los DCM de ciencia, tantos candidatos a CGs como fuentes puntuales hubiesen sido contabilizadas en la correspondiente celda del DCM de la región de contaminación. En este paso se tuvo en cuenta la proporción de áreas entre las regiones de ciencia y de comparación. Por último se dividió cada muestra, en función del brillo de los candidatos, en intervalos con similar número de miembros (≈ 75 candidatos).

Un procedimiento similar se aplicó sobre la fotometría (V, I) (paneles inferiores de Fig. 3.7), generando intervalos con 80–90 candidatos, que presentaran $22,3 < V_0 < 25$ y $0,7 < (V - I)_0 < 1,05$. La distinción entre CGs azules y rojos en este sistema fotométrico suele ser menos precisa, debido a la menor sensibilidad con respecto a la metalicidad de los filtros (V, I) en comparación con aquellos del sistema de Washington. En todos los casos, la línea continua representa el ajuste de una recta por mínimos cuadrados, en tanto los segmentos a trazos corresponden a la extrapolación de dicha relación a mayores y menores luminosidades.

En ambos sistemas fotométricos se encontró que los CGs azules de NGC 3258 presentan *blue tilt*, siendo la pendiente de tales relaciones $d(V - I)_0/dV_0 \approx$

$-0,03 \pm 0,01$ y $d(C - T_1)_0/T_1 \approx -0,08 \pm 0,03$. Para NGC 3268 se determinó una pendiente marginal en la fotometría (V, I) , y no se aprecia tendencia alguna en la fotometría (C, T_1) .

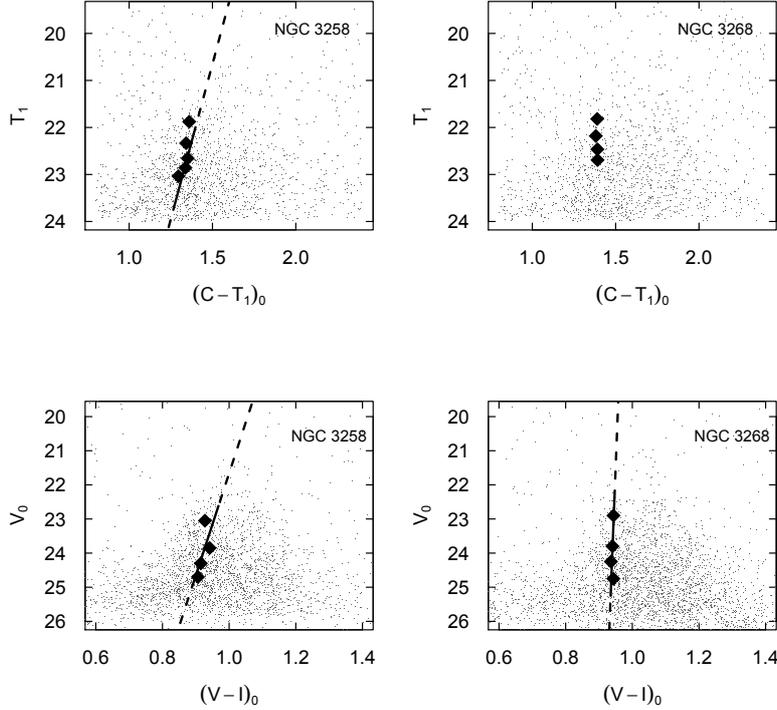


FIGURA 3.7: **Paneles superiores:** DCM de objetos puntuales en torno a NGC 3258 y NGC 3268, en fotometría (C, T_1) . Rombos representan colores medios de candidatos a CGs azules, y líneas continuas el ajuste de una recta por mínimos cuadrados. Las líneas a trazos representan la extrapolación de dicho ajuste. **Paneles inferiores:** DCM análogos, a partir de la fotometría (V, I) .

3.1.3. Ajuste de la FLCG a partir de la fotometría de VLT-FORS1

Como hemos mencionado anteriormente, Bassino et al. (2008) usaron funciones Gaussianas para ajustar la FLCG de NGC 3258 y NGC 3268. En otros trabajos, la función t_5 también ha demostrado ser apta para este análisis (por ejemplo, Harris 2001; Richtler 2003). Ambas son funciones simétricas, pero difieren en el comportamiento de sus alas. En este sentido, es interesante reanalizar la fotometría obtenida mediante VLT-FORS1, para comprobar

qué diferencias existen cuando se utiliza una u otra distribución. En función de esto, obtuvimos la FLCG de NGC 3258 y NGC 3268, teniendo en cuenta candidatos a CGs con colores $0,7 < (V - I)_0 < 1,3$ en el caso de NGC 3258, y $0,7 < (V - I)_0 < 1,4$ para NGC 3268, rangos similares al propuesto por Bassino et al. (2008), y en el rango radial proyectado $0,33' < R < 2'$. En cada caso, se sustrajo la estimación de la contaminación de la FLCG y se corrigió por completitud. Para realizar el ajuste, se escogió como límite de magnitud $V = 25,75$, que corresponde a un nivel de completitud del $\approx 60\%$. El tamaño de los intervalos considerados es de 0.2 mag.

El resultado del ajuste por mínimos cuadrados de la distribución Gaussiana a la FLCG de NGC 3258 resultó en una media de $\mu_V = 25,1 \pm 0,12$ y una dispersión de $\sigma_V = 1,2 \pm 0,1$. A partir del ajuste de la distribución t_5 se obtuvo $\mu_V = 24,97 \pm 0,05$. Para la FLCG de NGC 3268 se obtuvo $\mu_V = 25,2 \pm 0,08$ y $\sigma_V = 1,15 \pm 0,07$ para el ajuste Gaussiano, y $\mu_V = 25,1 \pm 0,04$ para el ajuste t_5 . Bassino et al. (2008) ajustaron Gaussianas a las FLCGs generadas en el intervalo radial $0,8' < R < 2,3'$, obteniendo $\mu_V = 24,98 \pm 0,08$ y $\sigma_V = 1,1 \pm 0,07$ para NGC 3258, y $\mu_V = 25,36 \pm 0,09$ y $\sigma_V = 1,21 \pm 0,08$ para NGC 3268. Los ajustes derivados en la presente Tesis presentan un acuerdo aceptable, dentro de las incertezas, con estos resultados. Para comprobar la bondad de los ajustes realizados, se realizaron test de χ^2 entre cada función ajustada y la correspondiente muestra de CGs. En todos los casos, se obtuvo un valor del estadístico muy inferior al valor que indica el 90% de nivel de confianza, con lo cual estos no pueden ser rechazados.

Los histogramas de la Figura 3.8 muestran la FLCG en el intervalo radial $0,33' < R < 2'$ para NGC 3258 (panel izquierdo) y NGC 3268 (panel derecho), corregidos por contaminación y completitud. En ambos casos, el perfil Gaussiano que mejor ajusta las observaciones se indica con la curva a trazos, mientras que la curva punteada representa el perfil t_5 . La región resaltada por líneas verticales grises no fue considerada en los ajustes, por presentar un nivel de completitud inferior al límite indicado en párrafos anteriores.

Teniendo en cuenta que uno de los objetivos de estos ajustes es determinar estimaciones de la población total de CGs y UCDs, resulta necesario analizar

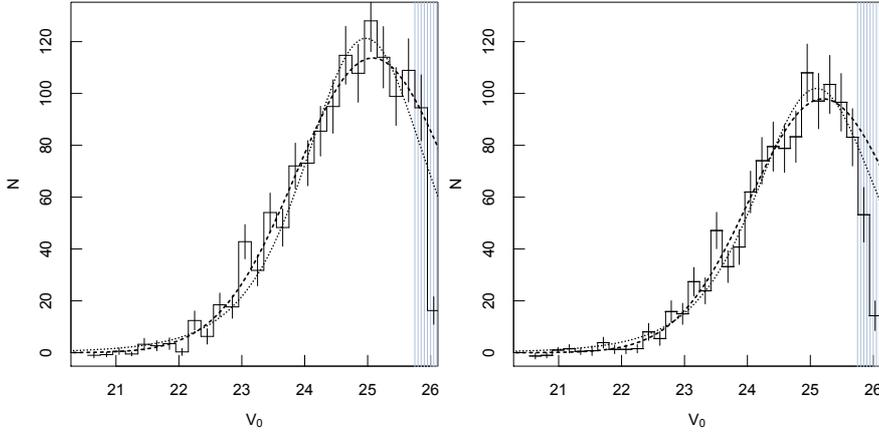


FIGURA 3.8: **Panel izquierdo:** FLCG para NGC 3258 a partir de la fotometría (V, I) , en el intervalo radial $0,33' < R < 2'$. El histograma se encuentra corregido por contaminación y completitud. La curva a trazos indica la función Gaussiana que mejor ajusta las observaciones, en tanto la curva punteada hace lo propio con la función t_5 . **Panel derecho:** en forma análoga, FLCG para NGC 3268.

el comportamiento de las dos poblaciones de CGs (i.e., azules y rojos) por separado, considerando la distribución espacial elongada que presentan los CGs azules en torno a NGC 3258 (Sección 3.1.1). Por esto, se obtuvieron las FLCGs en el mismo intervalo radial, para los rangos de color $0,7 < (V - I)_0 < 1,05$ y $1,05 < (V - I)_0 < 1,3$. En el primero de los casos, se utilizaron anillos elípticos con ángulo de posición aquel $AP=41^\circ$ y elipticidad $\epsilon = 0,32$, mientras que para los CGs rojos se usaron anillos circulares. En esta oportunidad se utilizaron intervalos de 0.25 mag de ancho. Las FLCGs resultantes se muestran en los paneles superiores de la Fig. 3.9. Con líneas a trazos se indican las funciones Gaussianas ajustadas, cuyos parámetros fueron $\mu_V = 24,95 \pm 0,12$ y $\sigma_V = 1,25 \pm 0,12$ para los CGs azules y $\mu_V = 25,1 \pm 0,16$ y $\sigma_V = 1,1 \pm 0,12$ para los CGs rojos. Las líneas punteadas representan el ajuste de funciones t_5 , con medias $\mu_V = 24,85 \pm 0,1$ y $\mu_V = 25 \pm 0,1$, respectivamente.

También se repitió el análisis de la FLCGs en torno a NGC 3268, utilizando anillos circulares para ambas poblaciones. Los resultados se muestran en los paneles inferiores de la Fig. 3.9. Los ajustes Gaussianos para los CGs azules y rojos arrojaron $\mu_V = 25,3 \pm 0,16$ y $\sigma_V = 1,25 \pm 0,12$ y $\mu_V = 25,35 \pm 0,14$ y

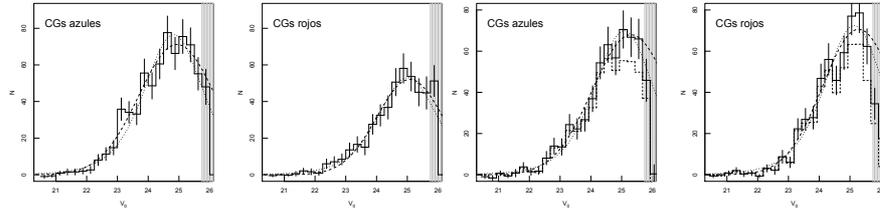


FIGURA 3.9: **Paneles superiores:** FLCG para CGs azules ($0,7 < (V - I)_0 < 1,05$, panel izquierdo) y rojos ($1,05 < (V - I)_0 < 1,3$, panel derecho) de NGC 3258 en el intervalo radial $0,33' < R < 2'$. Los histogramas se encuentran corregido por contaminación y completitud. Las curvas a trazos indican ajustes de funciones Gaussianas y las curvas punteadas representan funciones t_5 . **Paneles inferiores:** en forma análoga, FLCG para CGs azules ($0,7 < (V - I)_0 < 1,05$, panel izquierdo) y rojos ($1,05 < (V - I)_0 < 1,4$, panel derecho) en torno a NGC 3268.

$\sigma_V = 1,27 \pm 0,11$, respectivamente. A partir del ajuste de funciones t_5 se obtuvieron $\mu_V = 25,1 \pm 0,1$ y $\mu_V = 25,15 \pm 0,1$. Al discriminar entre poblaciones de CGs, Bassino et al. (2008) obtuvieron parámetros similares a los aquí derivados para los CGs azules, pero magnitudes medias considerablemente más débiles para los CGs rojos.

3.1.4. Número total de GCs

Con el objetivo de estimar el número total de CGs en torno a ambas galaxias gEs, se integraron numéricamente las funciones ajustadas a las FLCGs en la Sección 3.1.3.

Para NGC 3258, la integración numérica de las funciones Gaussianas y t_5 , en el rango radial indicado previamente, resulta en 1740 ± 150 y 1640 ± 50 CGs, respectivamente. Si se consideran los ajustes a las FLCGs de cada población, en el caso de los CGs azules se obtienen 890 ± 80 y 810 ± 35 miembros para las funciones Gaussianas y t_5 , mientras que para los CGs rojos resulta en 565 ± 70 y 560 ± 20 CGs, respectivamente. Para ambas funciones, la suma de las poblaciones es inferior que el primer caso (en el que no se distinguía entre CGs azules y rojos), 1450 ± 110 para la función Gaussianas y 1370 ± 40 para la función t_5 .

En el caso de NGC 3268, la integración numérica de las funciones Gaussianas y t_5 resulta en 1570 ± 100 y 1500 ± 40 CGs, respectivamente. Cuando se discrimina entre poblaciones, el número de CGs azules en el rango radial considerado es 860 ± 90 de acuerdo a la función Gaussianas y 740 ± 40 a partir de la función t_5 . En el caso de los CGs rojos, obtenemos 830 ± 125 y 765 ± 35 , respectivamente. Entonces la población total resultaría en 1700 ± 100 CGs para la función Gaussianas, y 1500 ± 55 miembros para la función t_5 .

Puesto que las FLCGs se obtuvieron tan solo para aquellos candidatos a CGs en el rango radial $0,33' < R < 2'$, se debió extrapolar el número de miembros a fin de obtener una estimación de la población total de los SCGs. Para esto se utilizaron las distribuciones radiales obtenidas en la Sección 3.1.1. Se supuso que la densidad numérica de CGs alcanza su máximo en $R = 0,33'$, y que a partir de allí la misma se mantiene constante. Esta consideración, que permite evitar la divergencia de la ley de potencia en las cercanías del centro de la galaxia, es comúnmente usada en el estudio de CGs (e.g. Bassino et al. 2006b), y está sustentada en el hecho de que las distribuciones radiales de CGs se aplanan en las zonas centrales de las galaxias (e.g. Elson et al. 1998).

A partir de esto, el número de CGs azules de NGC 3258 presentes en el intervalo radial $0,33' < R < 2'$ representarían $\approx 0,35$ del total, en tanto que para los CGs rojos, esta fracción es $\approx 0,45$. Entonces, a partir de los ajustes Gaussianos, el SCGs de NGC 3258 posee 2550 ± 230 CGs azules y 1250 ± 160 CGs rojos, alcanzando un total de 3800 ± 280 . A partir de los ajustes t_5 estas cantidades resultaron 2300 ± 100 , 1250 ± 50 y 3550 ± 110 . Estos valores son significativamente menores que los 6000 ± 150 miembros calculados por Bassino et al. (2008) a partir de la extrapolación de su perfil radial.

En el caso de NGC 3268 obtuvimos que los CGs azules en $0,33' < R < 2'$ representan $\approx 0,35$ del total, mientras que los CGs rojos en el mencionado intervalo representan $\approx 0,5$ del total. Entonces, de las funciones Gaussianas se puede obtener que el número de total CGs azules y rojos es 2450 ± 260 y 1700 ± 250 , respectivamente. En el caso de las funciones t_5 , las poblaciones presentan 2100 ± 110 y 1500 ± 70 miembros, respectivamente. Teniendo en

cuenta los ajustes Gaussianos, la población total resulta ser de 4150 ± 360 miembros, mientras que a partir de los ajustes t_5 se obtienen 3700 ± 130 CGs.

La cantidad de miembros que poseen los sistemas de CGs de estas galaxias es similar al de otras galaxias gEs (Peng et al. 2008; Faifer et al. 2011; Dirsch et al. 2003b). Profundizaremos sobre este punto en el Capítulo 5, en el que utilizaremos las estimaciones derivadas a partir de los perfiles Gaussianos para referirnos a NGC 3258 y NGC 3268.

3.2. Cúmulos globulares en enanas elípticas de Antlia

En esta Sección se analiza la población de CGs presentes en las galaxias enanas del cúmulo de Antlia. Debido a la profundidad requerida en las observaciones, sólo se llevó adelante este análisis con la fotometría resultante de los datos de VLT-FORS1. El rango de colores propuesto fue $0,6 < (V - I)_0 < 1,4$, similar a los planteados en las Secciones previas. Considerando que el color de los CGs azules podría correlacionar con la masa de las galaxias (e.g. Peng et al. 2006b; Strader et al. 2004a), se escogió un límite inferior 0.1 mag menor.

Se tuvieron en cuenta candidatos que cumplieran $V_0 < 25,9$ para evitar la elevada incompletitud de los más débiles. El objetivo de volver a realizar la fotometría con estas observaciones es analizar la existencia de sobredensidades de candidatos a CGs en las cercanías de galaxias dEs, y estudiar las muestras de candidatos a CGs que a partir de allí se obtengan. Estas sobredensidades fueron detectadas visualmente, y en ninguno de los casos se observó que las mismas se extendieran más allá de unos pocos segundos de arco del centro de las dEs. Teniendo en cuenta esto, sólo fueron considerados los candidatos a CGs que se encontraran a menos de $20''$ del centro de una galaxia dE. A la distancia de Antlia, esto corresponde a $\approx 3,5$ kpc, que es similar a la extensión de los SCGs estudiados en dEs por otros autores (por ejemplo, Georgiev et al. 2009).

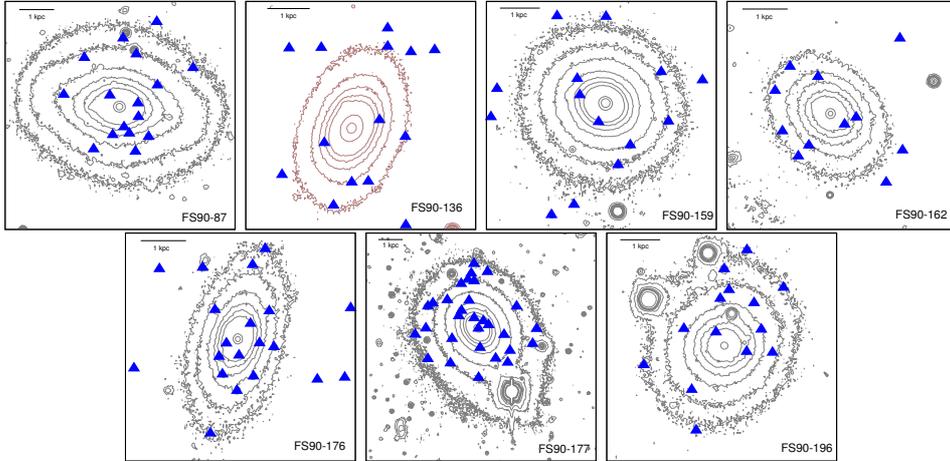


FIGURA 3.10: Distribución espacial proyectada de los candidatos a CGs en torno a siete galaxias dEs de Antlia, localizadas en los campos de VLT-FORS1 (las dos galaxias restantes no presentan evidencia de poseer un SCGs). Los contornos isofotales de las galaxias se encuentran superpuestos en color gris. En todos los paneles el Norte apunta hacia arriba, y el Este hacia la izquierda.

Los SCGs en torno a galaxias dE analizados en la literatura suelen presentar unas pocas decenas de miembros (e.g. Peng et al. 2008; Georgiev et al. 2010), como se observa en los diagramas de distribución espacial proyectada expuestos en la Figura 3.10. En consecuencia, resulta de vital importancia lograr una adecuada determinación del nivel de contaminación. Puesto que las galaxias enanas no suelen hallarse en forma aislada, el estudio de los SCGs en este tipo de objetos presenta el inconveniente añadido de la contaminación que puedan generar SCGs de galaxias masivas cercanas.

Con el propósito de “limpiar” el DCM para las galaxias dEs presentes en los campos FORS1, se siguió el siguiente procedimiento: identificar una región de control, lo más próxima posible a cada galaxia dE, a fin de escoger una muestra representativa de la contaminación que sufre el SCG de la misma. Típicamente, la región utilizada fue un anillo en torno a la dE, cuya área era entre dos y tres veces aquella ocupada por los candidatos a CGs de las dEs (i.e., $\approx 1300 \text{ arcsec}^2$). Si bien un área mayor llevaría a una muestra de contaminación más confiable, en este caso introduciría mayores incertezas. Esto se debe a que gran parte de las galaxias dEs se encuentran dentro de

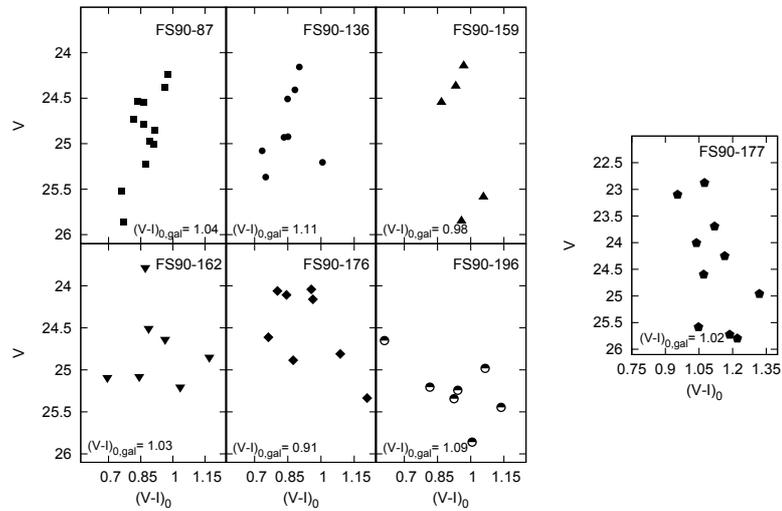


FIGURA 3.11: Diagramas color-magnitud “limpios” de CGs en siete dEs presentes en los campos FORS1 de Antlia. **En cada panel se indica el color $(V - I)_0$ medio de las respectivas galaxias.**

los límites de los SCGs de las gEs, y la dependencia de la densidad numérica de estos con la distancia radial dificultaría la comparación con los SCGs de las dEs.

El primer paso fue determinar el cociente entre las áreas de ciencia y contaminación, en cada caso. Este valor fue utilizado para eliminar aleatoriamente objetos de la muestra de contaminación, llevándola al tamaño que tendría una muestra obtenida sobre un área similar a la de la muestra de ciencia. Entonces, se procedió a comparar los objetos presentes en la muestra de contaminación con aquellos de ciencia, identificando en cada caso cuál era el candidato a CG más cercano en el espacio del DCM. Dicho objeto fue eliminado de la muestra de ciencia, de modo que al concluir el proceso se tuvo una muestra de candidatos a CGs corregida por contaminación.

Dos galaxias de la muestra, FS90-103 y FS90-186, no presentaron evidencias de que posean un SCGs. La primera es una galaxia dE no nucleada, cercana a NGC 3258, mientras que la segunda es una galaxia débil, próxima a NGC 3268. Los DCM “limpios” de las otras siete dEs se observan en la Figura 3.11. El DCM de FS90-177 se encuentra separado del resto debido a que sus CGs abarcan rangos de magnitudes y colores distintos. En la parte

inferior de cada DCM se indica el color $(V - I)_0$ medio de las respectivas galaxias, calculados a partir de las magnitudes indicadas en la Tabla 4.3.

Adoptando que el límite entre CGs azules y rojos es $(V - I)_0 \approx 1,05$ (Bassino et al. 2008), en seis de las dEs los CGs son principalmente azules. Esto coincide con los trabajos presentes en la literatura sobre SCGs en galaxias enanas (e.g. Beasley et al. 2006; Peng et al. 2006b; Georgiev et al. 2009). La excepción es FS90-177, la galaxia más brillante dentro de la muestra. Prácticamente todos los CGs alrededor de esta galaxia son más rojos que $(V - I)_0 = 1$, marcando una clara diferencia con el resto. Puesto que la distancia proyectada de FS90-177 a NGC 3268 es de $\approx 1,3'$, el color de sus CGs podría deberse a que la contaminación por parte del SCG de la galaxia masiva sea mayor a lo estimado.

Excepto alrededor de FS90-177, en las muestras “limpias” no se observan candidatos a CGs más brillantes que $V_0 = 23,5$ (es decir, $M_V \approx -9$), lo cual es razonable dado el tamaño de estos sistemas. Podemos considerar, en principio, que la función de luminosidad de estos SCGs (FLCGs) se encuentra descrita mediante una Gaussiana, con valor medio igual a la magnitud del *turn over* universal (ver Brodie & Strader 2006; Jordán et al. 2007), aunque existe evidencia que en galaxias elípticas enanas ésta podría ser más débil (e.g. Miller & Lotz 2007). En este escenario, es improbable encontrar en dEs CGs con magnitudes típicas del extremo brillante de la función de luminosidad.

En la Tabla 3.2 se indican los colores medios $(V - I)_0$ para los candidatos a CGs de cada dE, junto con el correspondiente $(V - I)_0$ de cada galaxia, obtenido a partir de las magnitudes calculadas en la Sección 2.2.2. En la mayoría de los casos, el color medio de los CGs es más azul que el de la galaxia correspondiente.

Debido al reducido tamaño de las muestras de candidatos a CGs, no fue posible obtener una distribución de color para cada galaxia individual. En lugar de esto, conjugamos todos los candidatos a CGs en una única muestra. Excluimos de la misma a los candidatos en torno a FS90-177, debido a que sus magnitudes y colores presentan diferencias respecto a los otros sistemas.

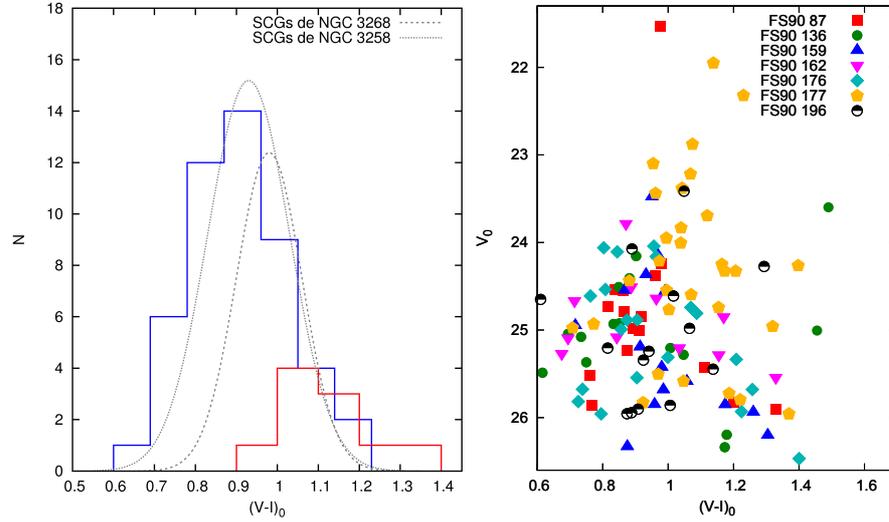


FIGURA 3.12: **Panel izquierdo:** Distribución de color de los candidatos a CGs en torno a FS90-177 (rojo), y alrededor de las otras seis dEs (azul). Mediante curvas grises se grafica el ajuste realizado por Bassino et al. (2008) a los CGs azules asociados a las dos galaxias gEs de Antlia. **Panel derecho:** Se superponen las muestras “crudas” de candidatos a CGs de todas las galaxias dEs.

Propiedades de las dEs			Propiedades de los SCGs			
ID	V	$(V - I)_0$	$(V - I)_{0,med}$	N_{obs}	N_{est}	S_N
$FS90 - 87$	15,37	1,04	$0,87 \pm 0,02$	12	15 ± 10	$1,8 \pm 1,2$
$FS90 - 136$	15,68	1,11	$0,85 \pm 0,03$	8	10 ± 7	$1,6 \pm 1,1$
$FS90 - 159$	16,30	0,98	$0,96 \pm 0,03$	5	6 ± 3	$1,7 \pm 0,8$
$FS90 - 162$	16,87	1,03	$0,92 \pm 0,06$	7	9 ± 6	$4,2 \pm 2,8$
$FS90 - 176$	16,71	0,91	$0,94 \pm 0,03$	8	10 ± 7	$4 \pm 2,8$
$FS90 - 177$	15,16	1,03	$1,12 \pm 0,03$	10	13 ± 8	$1,3 \pm 0,8$
$FS90 - 196$	16,46	1,09	$0,93 \pm 0,06$	7	9 ± 6	$2,9 \pm 1,9$

CUADRO 3.2: Propiedades de las galaxias dE estudiadas, y sus respectivos SCGs.

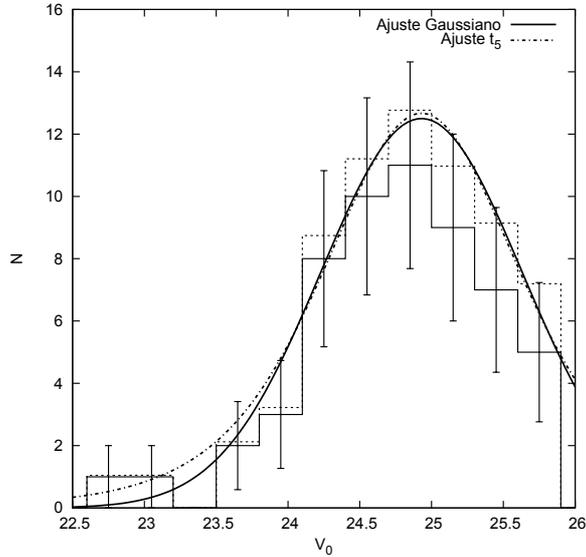


FIGURA 3.13: FLCG en torno a las siete galaxias dEs de Antlia. El histograma de línea continua indica la FLCG cruda, en tanto aquella obtenida luego de corregir por completitud se muestra con línea a trazos.

En el panel izquierdo de la Figura 3.12 se muestra el histograma de la distribución de color para los candidatos a CGs cercanos a FS90-177 (rojo), y para aquellos alrededor de las otras seis dEs (azul). Se superponen con líneas grises los ajustes de distribuciones Gaussianas realizados por Bassino et al. (2008) a los CGs azules de NGC 3258 y NGC 3268, escalados arbitrariamente. El intervalo que alcanza el máximo del histograma corresponde al rango $(V - I)_0 = 0,87 - 0,96$, similar a los valores medios de las Gaussianas ajustadas por Bassino et al. (2008) a las gEs de Antlia. En el panel derecho se superponen las muestras “crudas” de candidatos a CGs de todas las galaxias dEs. Se observan varios candidatos a CGs en el rango de color $(V - I)_0 = 1,2 - 1,5$, que en su mayoría fueron eliminados de las muestras “limpias” al sustraer la contaminación (ver Fig. 3.11).

La distribución de color obtenida presenta similitudes con los resultados de Peng et al. (2006b), quienes estudiando una muestra de galaxias en el cúmulo de Virgo establecen que los colores medios de CGs azules y rojos tienden a enrojecerse, cuanto más brillante es la galaxia a la que el sistema está asociado. Se realizó un test usando KMM sobre la muestra total de CGs, mediante el algoritmo descrito en Ashman et al. (1994). Este test permite

determinar cuán probable es que una muestra dada sea mejor descripta por la suma de dos Gaussianas homocedásticas, en lugar de una sola. El resultado muestra que la distribución de color queda mejor representada por la suma de dos Gaussianas homocedásticas. Sin embargo, cuando se excluye de la muestra a los candidatos a CGs de FS90-177, el resultado indica que la suma de dos Gaussianas no representa una mejora considerable con respecto al ajuste de solo una. Concluimos entonces que la utilización de una función Gaussiana resulta un buen ajuste de la distribución de color de CGs en galaxias dEs.

Al igual que sucedió al analizar la distribución de color de los CGs, los tamaños de las muestras imponen limitaciones al análisis individual de las FLCGs de estos sistemas. Por esto, trabajamos nuevamente con una muestra conjunta, compuesta por los candidatos a CGs presentes en las siete galaxias. La Figura 3.13 muestra la FLCG cruda (histograma continuo), y corregida por completitud (histograma a trazos). Se ajustó la FLCG corregida por completitud mediante funciones Gaussianas y t_5 , utilizadas comúnmente en la literatura. En ambos casos obtuvimos una magnitud de *turn-over* de $V = 24,93 \pm 0,04$, similar a las magnitudes obtenidas para las gEs en la Sección 3.1.3. Esto implica que el máximo de la FLCGs en galaxias dEs de Antlia no presenta variaciones apreciables respecto a aquellas de SCGs asociados a galaxias brillantes del cúmulo. Este resultado difiere del encontrado por Miller & Lotz (2007), quienes hallaron que la magnitud del *turn-over* en galaxias enanas es más débil que en galaxias de mayor brillo.

Puesto que ambas distribuciones proveen un buen ajuste de las FLCGs, trabajaremos con el ajuste Gaussiano. Integrándolo numéricamente, podemos obtener una estimación del número total de CGs que conformarían los SCGs de las siete galaxias enanas. Luego, para obtener el número de miembros del SCGs de una galaxia en particular, multiplicamos este resultado por la razón entre el número de candidatos a CGs en torno a esa galaxia, y el número total de candidatos. Estas estimaciones se encuentran indicadas en la Tabla 3.2. Los errores son grandes, debido a la presencia del numeroso SCGs de NGC 3268, que genera un ruido considerable en varias de las muestras. A partir de N_{est} se calcularon las S_N , que también se indican en dicha tabla.

Capítulo 4

UCDs en el cúmulo de Antlia

Como fue mencionado en la Sección 2.4.2, se consideran miembros del cúmulo a aquellos CGs brillantes/UCDs cuyas velocidades radiales heliocéntricas ($V_{R,\text{hel}}$) se encuentran en el rango $1200 - 4200 \text{ km s}^{-1}$. En la Tabla 4.1 se listan, bajo la nomenclatura ACOs y ordenados por su ascensión recta, los 35 CGs brillantes/UCDs con membresía confirmada. Siguiendo criterios similares a los presentes en la literatura, se designaron como UCDs a aquellos objetos con $M_V < -10,5$, en tanto objetos más débiles que este límite son considerados CGs. Se optó por este criterio basado en la luminosidad del objeto, y no por otros basados en los R_{ef} , puesto que la evidencia en la literatura apunta a que estos podrían introducir sesgos. En este sentido, las simulaciones de Pfeffer & Baumgardt (2013) indican que los remanentes de dE,N desmembradas podrían presentar R_{ef} de unos pocos pársec. Objetos Galácticos que han sido considerados posibles remanentes de galaxias dE,N, como ω Cen (Hilker & Richtler 2000; Bekki & Freeman 2003; Böker 2008; Majewski et al. 2012) o NGC 1851 (Olszewski et al. 2009; Bekki & Yong 2012) presentan $R_{\text{ef}} < 10 \text{ pc}$ (Edición 2010 Harris 1996). Once de los objetos confirmados espectroscópicamente se encuentran en las cercanías de NGC 3258, veintitrés alrededor de NGC 3268, y el restante objeto pertenecería al sistema de NGC 3273.

4.1. Radios efectivos

La excelente resolución espacial que presentan las observaciones del Telescopio Espacial Hubble permite, en el caso de galaxias cercanas determinar los radios efectivos (R_{ef}) de objetos de hasta unos pocos pársecs, como es el caso de CGs y UCDs (e.g. [Mieske et al. 2007, 2008](#); [Evstigneeva et al. 2008](#); [Madrid et al. 2010](#)). Como se ha dicho en la Sección 2.3.2, ocho ACOs se encuentran dentro del campo de ACS centrado en NGC 3258, y doce en aquel centrado en NGC 3268. A todos ellos se les ha medido el radio efectivo (R_{ef}).

En la Figura 4.1 se observa el logaritmo del R_{ef} en función de T_1 para todos los ACOs cuyos tamaños han podido ser determinados. Aquellos cercanos a NGC 3258 se indican con cuadrados, en tanto ACOs alrededor de NGC 3268 son representados por círculos. Los rombos muestran un conjunto de UCDs del cúmulo de Fornax ([Mieske et al. 2008](#)), con fotometría disponible en el sistema de Washington ([Dirsch et al. 2003b](#); [Bassino et al. 2006a](#)). Sus magnitudes fueron corregidas por la diferencia en el módulo de distancia entre ambos cúmulos. El color $(C - T_1)_0$ de los objetos graficados se muestra a través de la paleta de colores. Los R_{ef} de los ACOs alrededor de ambas gEs de Antlia son similares, presentando un límite superior de ≈ 10 pc, valores inferiores a los tamaños de las UCDs más brillantes de Virgo o Fornax ([Brodie et al. 2011](#); [Gregg et al. 2009](#)). Parece existir cierta correlación entre R_{ef} y T_1 en los objetos de la muestra de Antlia.

[Brodie et al. \(2011\)](#) estudian objetos compactos confirmados como miembros del sistema de M 87 en Virgo, incluyendo como UCDs a aquellos con $R_{\text{ef}} > 10$ pc, y luminosidades tan bajas como $M_V = -9$, i.e. más débiles que las usualmente consideradas para UCDs. A partir de esta muestra, ellos indican que no es evidente una relación tamaño–luminosidad.

En el panel izquierdo de la Figura 4.2 se muestra el logaritmo del R_{ef} en función de M_V para CGs y UCDs confirmados en este trabajo (triángulos invertidos, enmarcados en negro), junto con similares muestras de Virgo

(cuadrados, Brodie et al. 2011), Fornax (triángulos, Mieske et al. 2008), Coma (diamantes, Chiboucas et al. 2011) e Hidra (círculos Misgeld et al. 2011). El rango de color en la figura corresponde a los colores $(V - I)_0$ usuales en este tipo de objetos. En el caso de los objetos de Virgo fue necesario transformar los colores $(g - i)_0$ en $(V - I)_0$ aplicando las transformaciones de Faifer et al. (2011). Coincidiendo con el análisis de Brodie et al. (2011), no se detecta una correlación tamaño–luminosidad para estas muestras de CGs y UCDs. Sin embargo, sí parecería existir una correlación para objetos más brillantes que $M_V = -10$, en el sentido que los R_{ef} mínimos aumentan, al desplazarnos hacia luminosidades mayores. Esto también fue señalado por Misgeld & Hilker (2011) y Norris et al. (2014), quienes destacan una “zona de exclusión” en el plano luminosidad–radio efectivo. En el plano masa estelar–radio efectivo (Norris et al. 2014), esta “zona de exclusión” también es respetada por el camino evolutivo que recorren galaxias dE,N desmembradas, de acuerdo a los modelos de Pfeffer & Baumgardt (2013). Dicha “zona de exclusión” también se observa, con menos claridad, en el trabajo de Brüns & Kroupa (2012).

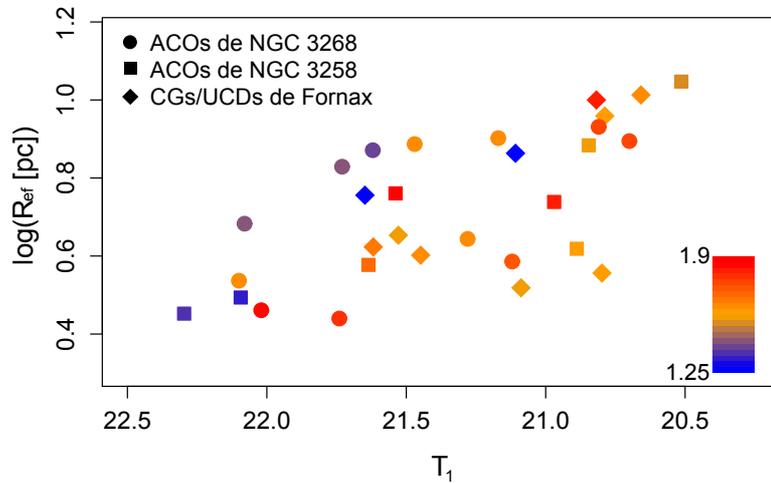


FIGURA 4.1: Logaritmo del R_{ef} en función de T_1 para todos los ACOs cuyos tamaños han sido medidos. Se superpuso una muestra de CGs brillantes/UCDs del cúmulo de Fornax, para los que se hallan disponibles radios efectivos (Mieske et al. 2008), colores y magnitudes (Dirsch et al. 2003b; Bassino et al. 2006a), habiendo corregido estas últimas por la diferencia entre los módulos de distancia de ambos cúmulos. La escala de colores refleja el color $(C - T_1)_0$ de cada objeto.

En la Figura 4.1 se puede apreciar también que, a R_{ef} constante, objetos más brillantes tienden a ser más rojos. Esto se observa tanto en la muestra de ACOs, como en la de objetos de Fornax.

En el panel izquierdo de la Fig. 4.2 se observa que, con la excepción de los objetos pertenecientes a Hidra, parecería existir un gradiente de color, en el sentido de que UCDs más brillantes tienden a ser más rojas. [Evstigneeva et al. \(2008\)](#) indican que los perfiles de luminosidad de las UCDs más extendidas de Virgo y Fornax son mejor modelados mediante perfiles de dos componentes. Debido a esto, también se muestra en la figura la ubicación de las componentes nucleares de las mismas, señaladas con un triángulo y un cuadrado enmarcados. Para ambas supusimos que su color no difiere del color integrado total de la UCD, lo cual podría ser una sobreestimación considerando que [Lotz et al. \(2004\)](#) estudiaron una muestra de dE,N de Virgo y Fornax e indican que las estrellas de campo de las galaxias son $0,1 - 0,2$ mag más rojas en $(V - I)$ que el correspondiente núcleo. Sin embargo, los modelos de desmembramiento señalan que las dE,N pierden casi todas sus estrellas de campo (e.g. [Pfeffer & Baumgardt 2013](#)), por lo cual la contribución al color de la UCD de estas no debería ser tan relevante.

En el panel de la derecha se presenta un gráfico análogo para los núcleos de dE,N en Fornax (diamantes [Turner et al. 2012](#)) y Virgo (triángulos, [Côté et al. 2006](#)). En ambos casos los colores $(g - z)_0$ fueron transformados a $(V - I)_0$ mediante las transformaciones de [Peng et al. \(2006a\)](#). El comportamiento de los núcleos difiere respecto a aquel de la muestra de UCDs. Los núcleos más débiles que $M_V = -11$ son más azules que las UCDs, y presentan menores R_{ef} . Debido a esto, es improbable que UCDs rojas más débiles que $M_V = -11$ tengan su origen en dE,N desmembradas. Por otro lado, las UCDs débiles y azules podrían estar relacionados con estos. Incluso los cúmulos extendidos (CEs, objetos con luminosidades típicas de CGs, pero $R_{\text{ef}} > 10$ pc, e.g. [Madrid 2011](#); [Brüns & Kroupa 2012](#)), que presentan mayoritariamente colores azules, podrían ser remanentes de dE,N desmembradas, que presentan un halo residual. Por otro lado, los núcleos de UCD brillantes de Fornax y Virgo presentan R_{ef} y colores que podrían relacionarlas con núcleos de enanas brillantes.

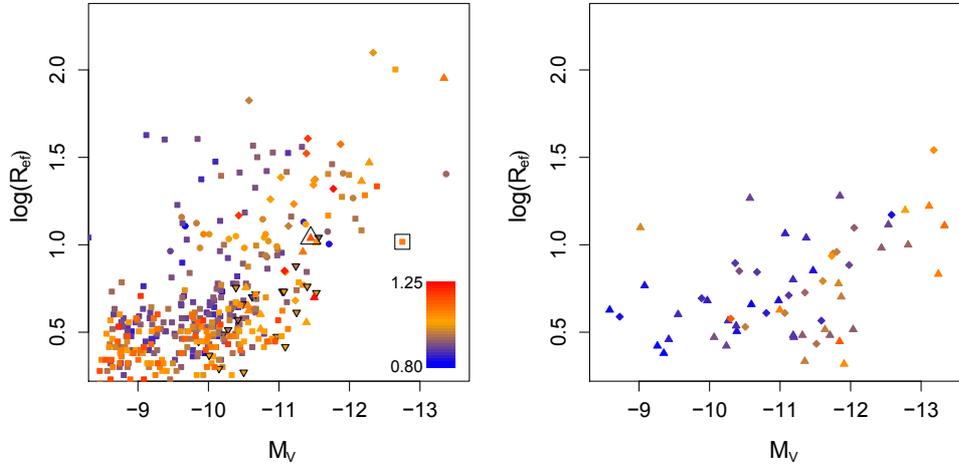


FIGURA 4.2: Logaritmo del R_{ef} en función de M_V para CGs/UCDs confirmados en este trabajo (triángulos invertidos, enmarcados en negro), junto con objetos similares de los cúmulos de (cuadrados, Brodie et al. 2011), Fornax (triángulos, Mieske et al. 2008), Coma (diamantes, Chiboucas et al. 2011) e Hidra (círculos Misgeld et al. 2011). La escala de colores refleja el color $(V - I)_0$ de cada objeto. **Panel derecho:** gráfico análogo para núcleos de dE,N pertenecientes a Fornax (diamantes Turner et al. 2012) y Virgo (triángulos, Côté et al. 2006).

El panel superior de la Figura 4.3 muestra el R_{ef} contra M_V para los candidatos a CGs y UCDs más brillantes que $M_V = -9$ alrededor de NGC 3268, con colores en el rango usual de CGs. El valor $(V - I)_0 = 1,05$ fue adoptado para separar los candidatos a CGs pobres y ricos en metales, que son indicados con triángulos azules y triángulos invertidos rojos, respectivamente. Los ACOs confirmados espectroscópicamente están graficados con cuadrados verdes. La línea a trazos representa el R_{ef} promedio para una muestra de 84 CGs Galácticos con brillos entre $-10 < M_V < -7$ (Harris 1996, Edición 2010), que resultó ser $3,7 \pm 0,3$ pc. Calculamos también el R_{ef} promedio de los candidatos a CGs azules y rojos más débiles que $M_V = -10,5$, y con $1 < R_{\text{ef}} [\text{pc}] < 10$. La cota inferior fue escogida ya que, a la distancia de Antlia, los R_{ef} menores son muy inciertos, debido a las limitaciones en el ajuste de ISHAPE (Harris 2009). El límite superior deja fuera de la muestra a los CEs (Brüns & Kroupa 2012), que podrían presentar un origen distinto al de los CGs clásicos. Los R_{ef} medios para los candidatos a CGs azules y rojos son $3,4 \pm 0,25$ y $3,3 \pm 0,2$ pc, respectivamente.

El panel inferior de la Figura 4.3 es análogo, pero tiene en cuenta los candidatos a CGs y los UCDs alrededor de NGC 3258, siendo los promedios en este caso $3,4 \pm 0,25$ y $3,1 \pm 0,25$ pc, respectivamente. En ambos casos, las diferencias en R_{ef} medios entre candidatos a CGs azules y rojos están dentro de las incertezas. Este resultado coincide con el de Nantais et al. (2011), quienes indican que los CGs azules y rojos de M 81 presentan radios casi idénticos. Sin embargo, aunque nuestros valores coinciden dentro de las incertezas, se observa que en ambos casos los azules podrían presentar R_{ef} mayores, lo cual estaría de acuerdo con los resultados de Larsen et al. (2001b), Jennings et al. (2014) y referencias allí citadas. Los R_{ef} medios de los CGs azules y rojos en torno a ambas gEs están en acuerdo, dentro de los errores, con el valor obtenido para los CGs Galácticos.

Puesto que se escogió el valor límite de $M_V = -10,5$ para discernir entre CGs “normales” y UCDs, se consideraron a los objetos sin confirmación de membresía (triángulos abiertos) más brillantes que este límite, y cuyos R_{ef} demuestran que están marginalmente resueltos, como candidatos a UCDs. En las proximidades de ambas gEs se detectaron algunos CGs más débiles que $M_V = -10,5$, con $R_{\text{ef}} \gtrsim 10$ pc, que podrían ser clasificados como CEs de acuerdo a la definición dada por otros autores (e.g. Madrid 2011; Brüns & Kroupa 2012). En total nos referimos a siete objetos, dos de ellos alrededor de NGC 3268, y cinco en las cercanías de NGC 3258, cuyas coordenadas, magnitudes, colores y R_{ef} se listan en la Tabla 4.2. Junto con ellos, se indican otros dos CGs cercanos a NGC 3258 con $R_{\text{ef}} \approx 9 - 10$ pc, similar al límite propuesto en la literatura, y que por lo tanto también fueron considerados como CEs en este trabajo. Se dispone de fotometría (V, I) de todos ellos, en tanto que para ocho de ellos se tiene fotometría en el sistema de Washington. Seis de los nueve CEs presentan colores en el rango de los CGs azules en ambos sistemas fotométricos, y solo uno de los CEs en el rango de los CGs rojos según sus colores (V, I) y Washington. Este predominio de colores azules entre los CEs también se observa en la muestra de Brodie et al. (2011), tal como puede apreciarse claramente en la Fig. 4.2. Los dos objetos más extendidos, con $R_{\text{ef}} \approx 17$ pc, están ubicados alrededor de NGC 3258. Ambos presentan colores $(V - I)_0$ en el rango de los CGs azules, $M_V \approx -10$

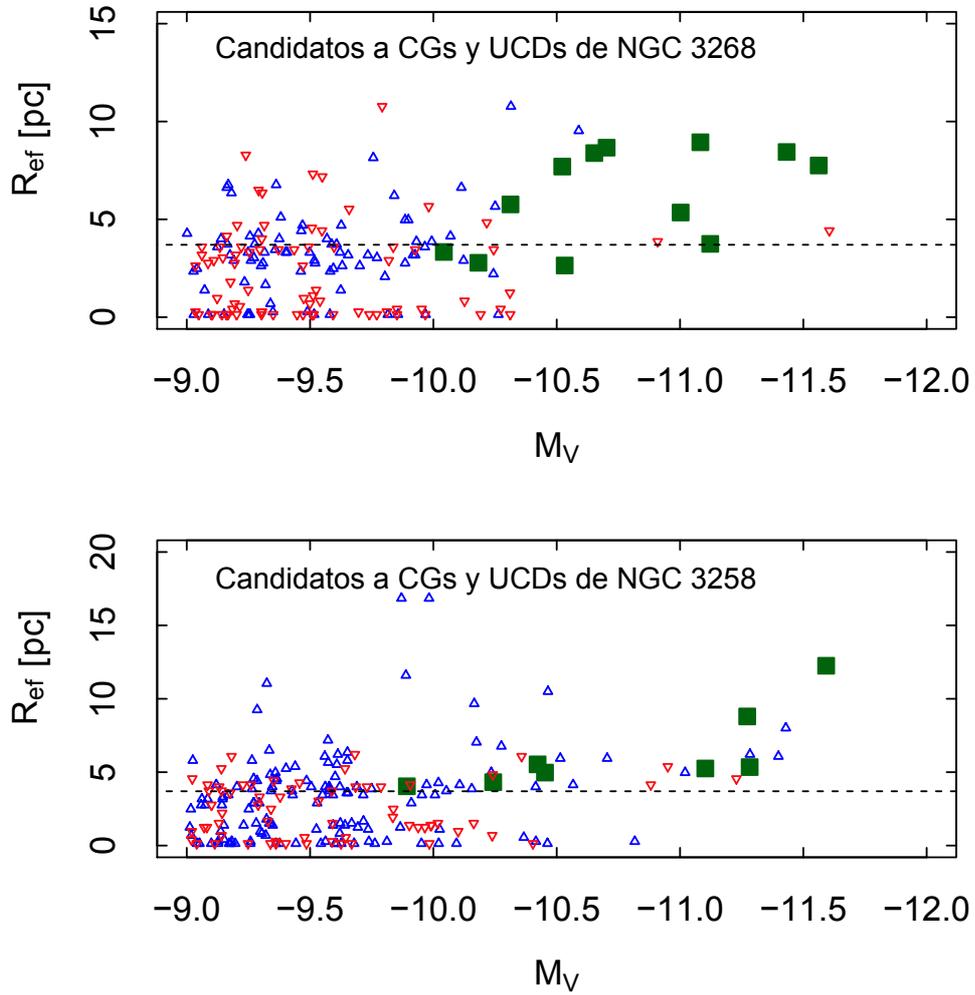


FIGURA 4.3: R_{ef} en función de M_V para los candidatos a CGs y UCDs en torno a NGC 3268 (panel superior) y NGC 3258 (panel inferior). Los triángulos azules indican objetos con colores menores que $(V - I)_0 = 1,05$, en tanto los triángulos invertidos rojos representan candidatos con colores mayores que dicho límite. ACOs están referenciados con cuadrados verdes. La línea a trazos representa el R_{ef} promedio para una muestra de 84 CGs Galácticos con brillos entre $-10 < M_V < -7$ (Harris 1996, Edición 2010)

y están localizados a una distancia proyectada de NGC 3258 de $\approx 30''$. Los CEs podrían seguir una secuencia paralela a la de los CGs en el plano R_{ef} contra luminosidad, en el mismo rango de brillo pero con tamaños mayores. De todos modos, se trata en este caso de candidatos sin confirmación de membresía, por lo que no se puede descartar contaminación por galaxias de

fondo. En otros sistemas se ha confirmado espectroscópicamente la membresía de CEs (e.g. [Jennings et al. 2014](#)). Su origen, al igual que el de las UCDs (ya sea único o múltiple), aún no está establecido pero se especula que involucren un mecanismo de formación diferente al de los CGs clásicos ([Brodie et al. 2014](#)).

[Chiboucas et al. \(2011\)](#) han confirmado una muestra de 27 UCDs como miembros del cúmulo de Coma. Derivaron sus parámetros estructurales mediante GALFIT ([Peng et al. 2002](#)) e ISHAPE, utilizando perfiles de Sérsic y King, respectivamente. Encontraron un buen acuerdo entre los R_{ef} medidos mediante ambos métodos, excepto para los objetos más extendidos ($R_{\text{ef}} \approx 50$ pc). Estos autores atribuyeron dichas diferencias a la presencia de una componente de halo, que estaría mejor representada por un perfil de Sérsic que por uno de King. Considerando que también han sido detectados halos en sistemas menos extendidos que los estudiados por [Chiboucas et al. \(2011\)](#), como en NGC 1851 ([Olszewski et al. 2009](#)), se determinaron nuevamente los parámetros estructurales de los ACOs mediante ISHAPE, pero utilizando en esta ocasión un modelo de Sérsic ($n=2$). El panel izquierdo de la [Figura 4.4](#) muestra los resultados para los ACOs y candidatos a UCDs, ubicados en el campo de ACS de NGC 3258. El panel derecho hace lo propio con aquellos objetos en las cercanías de NGC 3268. Los resultados del ajuste de ambos perfiles muestran un acuerdo aceptable, dentro de los errores. En el panel derecho, dos de los ACOs más compactos de NGC 3268 resultaron ajustados por perfiles de Sérsic con R_{ef} inusualmente pequeños; pero los errores de tales ajustes son elevados, por lo que los resultados no son confiables. En ninguno de los casos el ajuste del perfil de Sérsic resultó en R_{ef} considerablemente mayores, por lo que no encontramos evidencias de que alguno de estos ACOs o candidatos presente un halo extendido.

En el panel izquierdo de la [Figura 4.5](#) se muestra el parámetro de SExtractor Índice de Estelalidad (introducido en la [Sección 2.1.3](#)) en función de la magnitud de abertura instrumental determinada por SExtractor, para todos los objetos detectados en el campo de ACS que contiene a NGC 3258. El filtro utilizado al ejecutar SExtractor fue un *mexhat*. El gráfico presenta

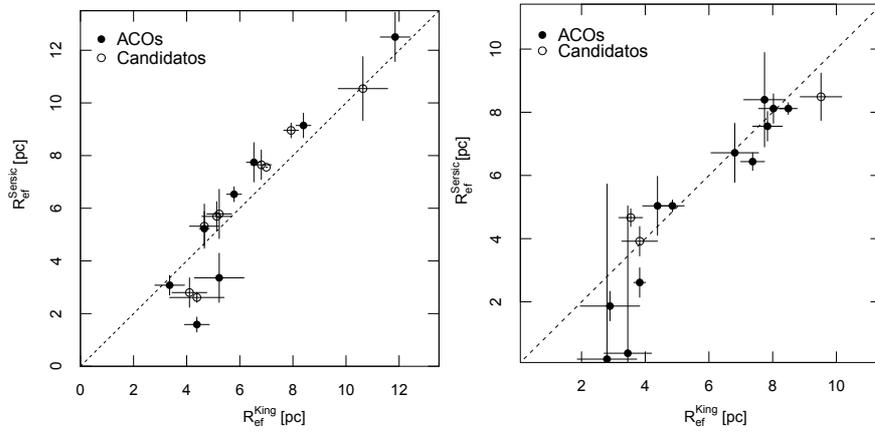


FIGURA 4.4: Compaciación entre los R_{ef} determinados mediante un perfil de Sérsic ($n=2$) y un perfil de King, utilizando ISHAPE. Los símbolos llenos representan los ACOs, en tanto que los símbolos vacíos los candidatos a UCDs, sin confirmación de membresía. Los ACOs y candidatos alrededor de NGC 3258 y NGC 3268 se muestran por separado en los paneles izquierdo y derecho, respectivamente.

la estructura usual, con objetos de Índice de Estelalidad cercano a 1 cubriendo todo el rango de magnitudes, en tanto los objetos de naturaleza dudosa ($0,4 < \text{Estelalidad} < 0,7$) son principalmente débiles. Los círculos llenos representan a los ACOs ubicados dentro del campo de ACS, en tanto los círculos enmarcados identifican aquellos ACOs para los que ISHAPE arrojó $R_{\text{ef}} > 5$ pc. Los cuadrados representan los candidatos a UCDs, sin determinación de velocidades radiales, marginalmente resueltos a partir de los resultados de ISHAPE. En este caso, los cuadrados enmarcados indican aquellos candidatos con $R_{\text{ef}} > 5$ pc (calculados mediante ISHAPE). En el panel derecho se observa un gráfico análogo pero del parámetro FWHM de SExtractor. En este gráfico se indican además las posiciones correspondientes a dos estrellas de campo confirmadas por velocidades radiales (asteriscos). Con excepción de uno, todos los ACOs presentan FWHM mayores que estas estrellas. Se aprecia una clara distinción de los FWHM de las dos estrellas, respecto de aquellos de ACOs y candidatos a UCDs con $R_{\text{ef}} > 5$ pc (calculados mediante ISHAPE), e incluso entre estos últimos y sus contrapartes que presentan R_{ef} menores. Se repitió el análisis sobre el campo ACS centrado en NGC 3268, obteniendo similares resultados. Esto apunta a que los parámetros de SExtractor, cuando se trabaja con imágenes de ACS, son

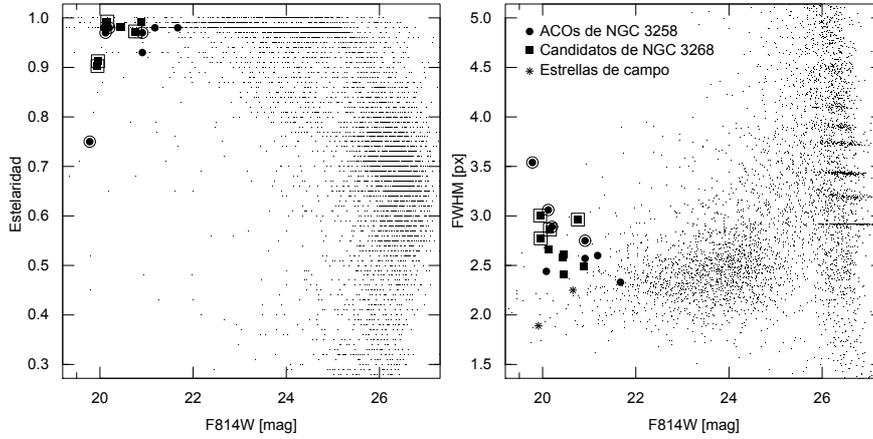


FIGURA 4.5: Índice de Estelalidad (panel izquierdo) y FWHM (panel derecho) en función de la magnitud instrumental para las fuentes ubicadas en el campo ACS que contiene a NGC 3258, en el filtro $F814W$. Todos los parámetros fueron determinados mediante SExtractor. Los símbolos que representan ACOs, candidatos a UCDs, y estrellas de campo son comunes a ambas figuras. Los símbolos enmarcados identifican aquellos objetos con $R_{\text{ef}} > 5$ pc.

herramientas útiles para la selección de objetos marginalmente resueltos. También se abordó este análisis sobre las imágenes fotométricas obtenidas de telescopios situados en tierra pero, como era esperable, en estos casos no se detectan diferencias entre estrellas y miembros del cúmulo de Antlia.

4.2. Núcleos de galaxias elípticas enanas

Como fue indicado en la Sección 1.2, una de las hipótesis que intenta explicar la existencia de UCDs es que serían remanentes de galaxias dE,N desmembradas por las fuerzas de marea de galaxias masivas. Por ésto, resulta interesante comparar características de los núcleos de galaxias dE,N con las UCDs halladas hasta el momento.

En la Sección 2.2.2 se detalla el procedimiento aplicado para obtener los perfiles de brillo superficial de nueve galaxias dE. En todos los casos se consideró un brillo superficial límite en el filtro V de $\mu_V \approx 26,5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ y en el filtro I de $\mu_I \approx 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Para radios mayores que los correspondientes a tales brillos superficiales, el perfil se torna ruidoso. En la

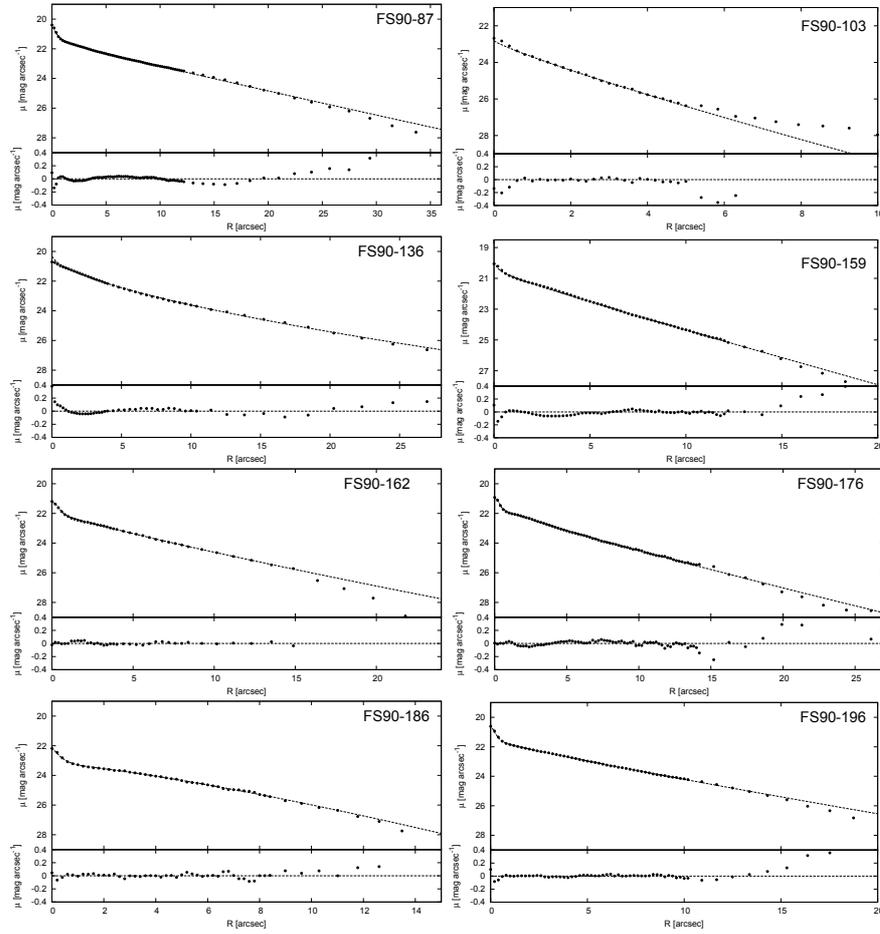


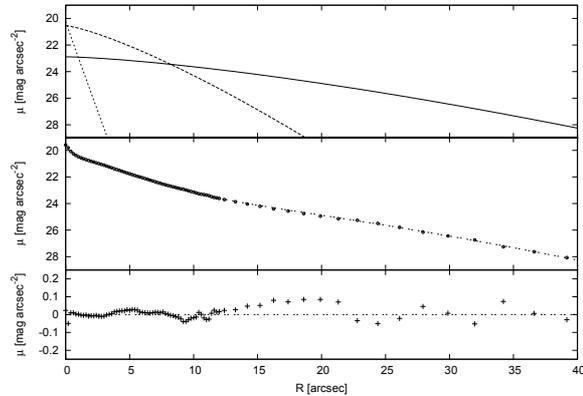
FIGURA 4.6: Perfiles de brillo superficial V de ocho galaxias enanas de Antlia. En cada caso, la curva a trazos del panel superior representa el mejor ajuste, y el panel inferior muestra los residuos obtenidos a partir del ajuste.

Figura 4.6 se muestran los perfiles de brillo superficial V de ocho galaxias y sus ajustes. Sólo una de ellas, FS90-103, no presenta evidencia de poseer un núcleo. Las otras siete galaxias fueron ajustadas mediante un modelo de Sérsic y una componente nuclear. El seeing de las imágenes impide observar las componentes nucleares de las dE,Ns como objetos extendidos, por lo que su magnitud fue obtenida sumando la intensidad de los residuos de los ajustes.

La novena galaxia ajustada fue FS90-177. Descrita por [Ferguson & Sandage \(1990\)](#) como d:E,N (los dos puntos se refieren a reservas en su clasificación

como enana), su magnitud aparente total es $B_T \approx 17$, situándola en el límite entre galaxias enanas y normales. En este caso, además de la componente nuclear, fue necesario considerar dos modelos de Sérsic para ajustar el perfil de su componente extendida. El proceso fue similar que en los casos anteriores. Primero se ajustó la componente representada por el modelo de Sérsic de mayor r_e , luego se sustrajo la contribución de ésta al perfil, y se procedió a ajustar la segunda componente. Finalmente, la magnitud del núcleo fue calculada a partir del flujo de la componente central. Debe establecerse cuidadosamente el número de componentes que se ajustan a un perfil, a fin de no incorporar contribuciones que no tengan un correlato físico y sean simplemente artificios del ajuste. Sin embargo, en este caso el ajuste de una única ley de Sérsic no resultó suficiente para obtener residuos aceptables. El panel superior de la Figura 4.7 muestra los perfiles individuales que mejor ajustan a cada componente de la galaxia. A efectos de visualización, se ajustó la componente central mediante un tercer perfil de Sérsic. Sin embargo, éste no fue utilizado con posterioridad.

FIGURA 4.7: Perfil de brillo superficial V de FS90-177. El panel superior muestra los tres modelos de Sérsic utilizados para ajustar el perfil de brillo de la galaxia. En el panel intermedio se grafica el perfil observado, superpuesto a la suma de los tres perfiles analíticos (línea de trazos). En el panel inferior se muestran los residuos obtenidos.



En la Tabla 4.3 se listan los parámetros estructurales de las nueve galaxias dE estudiadas en este trabajo. Las magnitudes indicadas en las columnas octava y novena, corresponden a la integración hasta “infinito” de los perfiles ajustados a las componentes extendidas en los filtros V e I , respectivamente. En las últimas dos columnas se indica el brillo de la componente nuclear, expresado en magnitudes, para ambos filtros.

ID [ACO]	AR(J2000) hh mm ss	DEC(J2000) gg mm ss	V_0 mag	$(V-I)_0$ mag	$(T_1)_0$ mag	$(C-T_1)_0$ mag	$V_{R, \text{hel}}$ km s ⁻¹
1	10 28 08,1	-35 33 57	—	—	22,12	1,48	3037±148
2	10 28 49,2	-35 37 18	21,66	1,13	20,98	1,83	2811±67
3	10 28 56,6	-35 35 39	22,31	0,99	21,65	1,69	2577±66
4	10 28 57,6	-35 37 23	22,52	0,99	22,10	1,35	2800±174
5	10 28 57,8	-35 34 45	21,48	1,05	20,90	1,57	2401±46
6	10 28 58,6	-35 35 37	21,17	0,98	20,52	1,52	2725±85
7	10 28 58,8	-35 34 23	21,49	1,01	20,86	1,56	3038±80
8	10 28 58,9	-35 34 45	22,34	1,06	21,55	1,88	2253±73
9	10 28 59,3	-35 37 03	22,87	0,90	22,31	1,37	1668±108 ¹
10	10 28 59,8	-35 38 11	22,83	0,93	22,25	1,54	2616±166
11	10 29 04,6	-35 37 44	22,21	1,02	21,54	1,63	1997±131
12	10 29 49,3	-35 17 40	21,19	1,03	20,68	1,79	2279±45
13	10 29 52,6	-35 19 20	22,68	0,93	22,19	1,35	2668±44
14	10 29 54,4	-35 17 47	22,48	1,13	21,91	1,90	2304±37
15	10 29 54,9	-35 18 45	22,23	1,06	21,74	1,77	2470±24
16	10 29 57,2	-35 19 28	21,33	1,07	20,81	1,60	2437±45
17	10 29 58,7	-35 21 05	21,73	0,95	21,22	1,41	2860±18
18	10 29 58,9	-35 24 08	—	—	20,67	1,60	2747±20
19	10 29 59,3	-35 18 52	22,45	1,01	22,08	1,43	2865±32
20	10 30 00,8	-35 20 20	21,87	0,99	21,41	1,53	3013±30
21	10 30 01,7	-35 20 16	21,20	1,06	20,70	1,58	2628±16 ²
22	10 30 01,8	-35 21 22	22,58	1,10	22,02	1,85	2734±31
23	10 30 01,9	-35 20 59	22,06	0,99	21,47	1,48	2277±36
24	10 30 02,9	-35 19 10	21,76	1,04	21,28	1,64	2930±29
25	10 30 03,1	-35 20 11	21,64	1,08	21,12	1,56	2796±32 ²
26	10 30 04,2	-35 16 18	—	—	21,55	1,93	2629±38
27	10 30 04,4	-35 20 28	22,24	0,95	21,73	1,44	2712±19
28	10 30 04,7	-35 20 03	22,72	1,09	22,10	1,64	2972±76
29	10 30 05,4	-35 21 16	22,11	0,90	21,62	1,39	2611±40
30	10 30 07,6	-35 20 51	21,68	1,03	21,17	1,62	2776±35
31	10 30 07,9	-35 16 48	—	—	22,19	1,86	2890±34
32	10 30 08,1	-35 22 41	21,58	0,92	21,11	1,69	2125±75
33	10 30 09,8	-35 17 58	22,05	1,10	21,51	1,80	3200±22
34	10 30 30,5	-35 13 03	—	—	20,51	1,60	2544±18
35	10 30 30,5	-35 36 46	—	—	20,56	1,80	2660±43

¹ La relación señal-ruido de este espectro es baja, y por lo tanto la medición de su $V_{R, \text{hel}}$ podría presentar mayores incertezas.

² Los ACOs se observaron en dos turnos diferentes. Las velocidades radiales que se listan son un promedio pesado de las medidas individuales.

CUADRO 4.1: Propiedades básicas de los ACOs confirmados en el cúmulo de Antlia.

RA(J2000) hh mm ss	DEC(J2000) dd mm ss	V_0 mag	$(V-I)_0$ mag	$(T_1)_0$ mag	$(C-T_1)_0$ mag	R_{ef} pc
10 30 10,22	-35 19 42,66	22,42	0,93	21,94	1,33	10,74
10 29 58,87	-35 19 02,54	22,94	1,11	22,26	1,88	10,60
10 28 55,40	-35 36 23,43	22,86	0,93	—	—	16,80
10 28 55,94	-35 36 31,71	22,84	0,89	22,10	1,47	11,56
10 28 52,49	-35 35 56,54	23,4	0,92	23,13	1,80	9,22
10 28 47,24	-35 35 37,27	23,4	0,91	22,88	1,49	11,01
10 28 49,06	-35 35 26,44	22,56	0,97	21,94	1,42	9,63
10 28 51,94	-35 34 58,02	22,27	0,98	21,62	1,50	10,46
10 28 56,64	-35 36 08,81	22,75	0,97	22,10	1,52	16,79

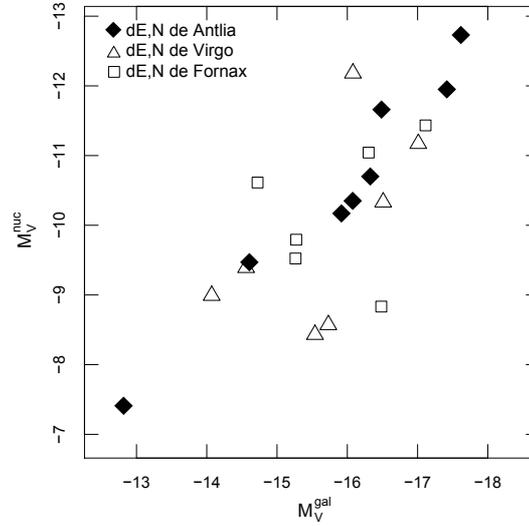
CUADRO 4.2: Propiedades fotométricas de los candidatos a cúmulos extendidos (definidos como objetos con colores en el rango de CGs, $M_V \gtrsim -10,5$ y $R_{\text{ef}} \gtrsim 10$ pc) alrededor de ambas gEs.

ID	Parámetros del perfil de Sérsic						$m_{V,e}$	$m_{I,e}$	$m_{V,n}$	$m_{I,n}$
	$\mu_{0,V}$ [mag arcsec ⁻²]	$r_{0,V}$ [arcsec]	N_V	$\mu_{0,I}$ [mag arcsec ⁻²]	$r_{0,I}$ [arcsec]	N_I				
FS90-87	21,30±0,04	5,40±0,17	0,89±0,03	20,35±0,03	5,64±0,16	0,89±0,02	15,38	14,34	20,78	19,82
FS90-103	22,82±0,09	1,28±0,09	0,87±0,03	21,84±0,12	1,09±0,13	0,82±0,05	19,98	19,16	25,32	24,46
FS90-136	20,33±0,04	1,75±0,09	0,63±0,02	19,34±0,05	1,79±0,12	0,62±0,02	15,68	14,57	—	—
FS90-159	20,54±0,04	2,66±0,09	0,95±0,02	19,62±0,03	2,71±0,03	0,95±0,03	16,31	15,33	21,07	19,98
FS90-162	21,84±0,04	3,39±0,12	0,87±0,02	20,89±0,06	3,20±0,02	0,81±0,03	16,88	15,85	22,56	21,71
FS90-176	21,56±0,06	3,29±0,18	0,89±0,02	20,64±0,06	3,15±0,16	0,86±0,02	16,72	15,81	22,38	21,54
FS90-177									20,00	18,86
Comp. interna	20,53±0,06	3,80±0,03	1,29±0,05	19,67±0,06	3,83±0,03	1,31±0,06	16,04	15,18		
Comp. externa	20,88±0,51	12,96±2,95	1,42±0,21	21,59±0,30	12,26±2,11	1,44±0,22	15,83	14,68		
FS90-186	23,20±0,05	4,83±0,19	1,29±0,06	22,32±0,06	5,11±0,24	1,31±0,07	18,19	17,21	23,26	22,31
FS90-196	21,53±0,03	3,68±0,12	0,90±0,03	20,57±0,03	3,87±0,11	0,89±0,02	16,47	15,38	22,03	21,0

NOTA: Las columnas $m_{V,e}$ and $m_{I,e}$ indican la magnitud total integrada de la componente externa en los filtros V e I , respectivamente. En el caso de FS90-177, la magnitud integrada de cada una de las componentes extendidas se indica en forma separada. Las columnas $m_{V,n}$ and $m_{I,n}$ indican la magnitud aparente del núcleo en los filtros V e I , respectivamente.

CUADRO 4.3: Parámetros estructurales de las nueve galaxias elípticas enanas de Antlia estudiadas en este trabajo, en los filtros (V, I).

FIGURA 4.8: M_V de los núcleos de las dE,N, en función de la M_V total de sus correspondientes galaxias. Los rombos representan nuestra muestra de galaxias. Se incluye una muestra de dE,N de los cúmulos de Virgo y Fornax (Lotz et al. 2004; Stiavelli et al. 2001).



La Figura 4.8 muestra la M_V de los núcleos de ocho galaxias dE,N, en función de la M_V total de las correspondientes galaxias. También se incluyen en el gráfico galaxias dE,N de los cúmulos de Fornax y Virgo estudiadas en el mismo sistema fotométrico por Lotz et al. (2004), cuyas magnitudes totales en el filtro V fueron obtenidas por Stiavelli et al. (2001). Las galaxias en los tres cúmulos siguen una misma correlación entre el brillo de la galaxia y el de su núcleo, en el sentido que galaxias más brillantes tienen núcleos más brillantes (y más rojos, Figura 4.9 panel inferior izquierdo). Una tendencia similar puede apreciarse en el trabajo de Lotz et al. (2004), donde se grafica una mayor muestra de núcleos de Virgo y Fornax en función de las M_B de las galaxias, así como en Côté et al. (2006). Ferrarese et al. (2006a) han encontrado que galaxias de tipo temprano del cúmulo de Virgo presentan una correlación entre la masa del núcleo y tanto la masa virial de la galaxia como su luminosidad. Suponiendo una relación masa-luminosidad constante, la correlación mostrada en la Fig. 4.8 también puede interpretarse como una correlación entre la masa del núcleo y la luminosidad de la galaxia. Por otro lado, Côté et al. (2006) señalan que el cociente entre la luminosidad del núcleo y la de la galaxia a que pertenece no depende de la luminosidad de la galaxia, más allá de una dispersión considerable. A la misma conclusión puede arribarse en nuestra muestra de galaxias, derivando la luminosidad total a partir de las magnitudes aparentes indicadas en la Tabla 4.3.

4.3. Diagrama color-magnitud

Se ha obtenido la fotometría en el sistema de Washington para todos los ACOs presentes en la Tabla 4.1. Sin embargo, solo aquellos localizados en los campos de VLT poseen fotometría (V, I) . A fin de comparar la muestra completa de ACOs con los objetos similares publicados en la literatura, utilizaremos las relaciones presentadas en la Sección 3.1 para transformar los colores entre ambos sistemas fotométricos.

El panel superior izquierdo de la Figura 4.9 muestra la ubicación en el DCM (V, I) de los ACOs localizados en las cercanías de NGC 3258. Aquellos ACOs para los cuales disponemos de fotometría (V, I) se indican con cuadrados azules. El único de ellos cuya magnitud y color debieron obtenerse a partir del sistema fotométrico de Washington, se muestra con un cuadrado rojo. Para comparar, se incluyen CGs brillantes/UCDs con magnitudes (V, I) de los cúmulos de Fornax (Mieske et al. 2004), Virgo (Brodie et al. 2011), Coma (Chiboucas et al. 2011) e Hidra (Misgeld et al. 2011) disponibles en la literatura, así como ω Centauri (Harris 1996, Edición 2010). En el caso de los objetos de Virgo, se transformaron los colores $(g - i)_0$ en $(V - I)_0$ aplicando las transformaciones de Faifer et al. (2011). El panel superior derecho muestra una figura análoga para ACOs alrededor de NGC 3268. Se observa que las UCDs más brillantes observadas en otros sistemas superan en más de una magnitud a las UCDs de nuestra muestra. Estos objetos presentan magnitudes totales R_{ef} del orden de 100 pc, y sus perfiles de brillo se ajustan con dos componentes (ver Sección 4.1). Por lo tanto, no parecen ser similares a los ACOs confirmados. Debemos destacar la heterogeneidad entre los colores de los objetos pertenecientes a distintos sistemas. Las muestras de CGs/UCDs de Virgo, Fornax y Coma se extienden hasta colores más rojos que los ACOs, abarcando el rango completo de colores de CGs, que es aproximadamente $0,8 < (V - I)_0 < 1,4$ (Larsen et al. 2001a; Bassino et al. 2008). Esto no ocurre para los CGs/UCDs de Hidra, que presentan en general colores menores a $(V - I)_0 = 1,1$. Pero aún entre las primeras, notamos que CGs/UCDs de Virgo presentan mayoritariamente colores azules, en tanto que aquellos pertenecientes a Fornax y Centauro parecerían presentar una mayor fracción de

CG/UCDs rojos. En este sentido, [Brodie et al. \(2011\)](#) indican que las UCDs más débiles que $M_V \approx -12$ de su muestra presentan un rango de colores $(g' - i')_0$ acotado, similar al de CGs azules. Como puede verse en ambos gráficos, los CGs/UCDs estudiados por [Misgeld et al. \(2011\)](#) en el cúmulo de Hydra se encuentran en el rango de colores $0,8 < (V - I)_0 < 1,2$ (con la excepción del objeto más débil, que podría ser catalogado como un CE dadas sus características, $M_V \approx -9,3$, $R_{\text{ef}} \approx 11$ pc y $(V - I)_0 \approx 1,4$) presentando la mayoría de ellos $(V - I)_0 \approx 1$. [Penny et al. \(2014\)](#) estudió una muestra de UCDs confirmadas espectroscópicamente en el cúmulo de Perseo y, con la excepción de dos objetos extremadamente azules, que presentaban en su espectro líneas de emisión en H_α , el resto de ellos tenían colores intermedios en los filtros $(B - R)$ o $(V - I)$.

En ambos casos los colores $(g - z)_0$ fueron transformados a $(V - I)_0$ mediante las transformaciones de ([Peng et al. 2006a](#))

En el panel inferior izquierdo de la Figura 4.9 se muestra el DCM de los ACOs en torno a NGC 3258 (cuadrados llenos) y NGC 3268 (círculos llenos). Los colores azules y rojos hacen referencia al origen de las magnitudes y colores, del mismo modo que en los paneles precedentes. Los candidatos a UCDs se indican con cuadrados (aquellos cercanos a NGC 3258) y círculos (aquellos cercanos a NGC 3268) vacíos. Los núcleos de dE,N del cúmulo de Antlia, presentados en la Sección 4.2 están representados con rombos naranjas. También se indican núcleos de dE,N de los cúmulos de Virgo ([Côté et al. 2006](#)) y Fornax ([Turner et al. 2012](#)), cuyos colores $(g - z)_0$ fueron transformados a $(V - I)_0$ utilizando las transformaciones de ([Peng et al. 2006a](#)) y ω Centauri ([Harris 1996](#), Edición 2010). Los núcleos de dE,N pertenecientes a los tres sistemas aparentarían seguir una relación color-magnitud, siendo más rojos a medida que su brillo aumenta. La región que ocupan en el DCM se corresponde con los ACOs más azules, en tanto que ACOs con $(V - I)_0 > 1,05$ (rojos) no parecen superponerse en el DCM con los núcleos de dE,N. Similar resultado encuentran [Brodie et al. \(2011\)](#) al comparar una muestra de núcleos de dE,N con sus UCDs más débiles que $M_V \approx -12$. Esto

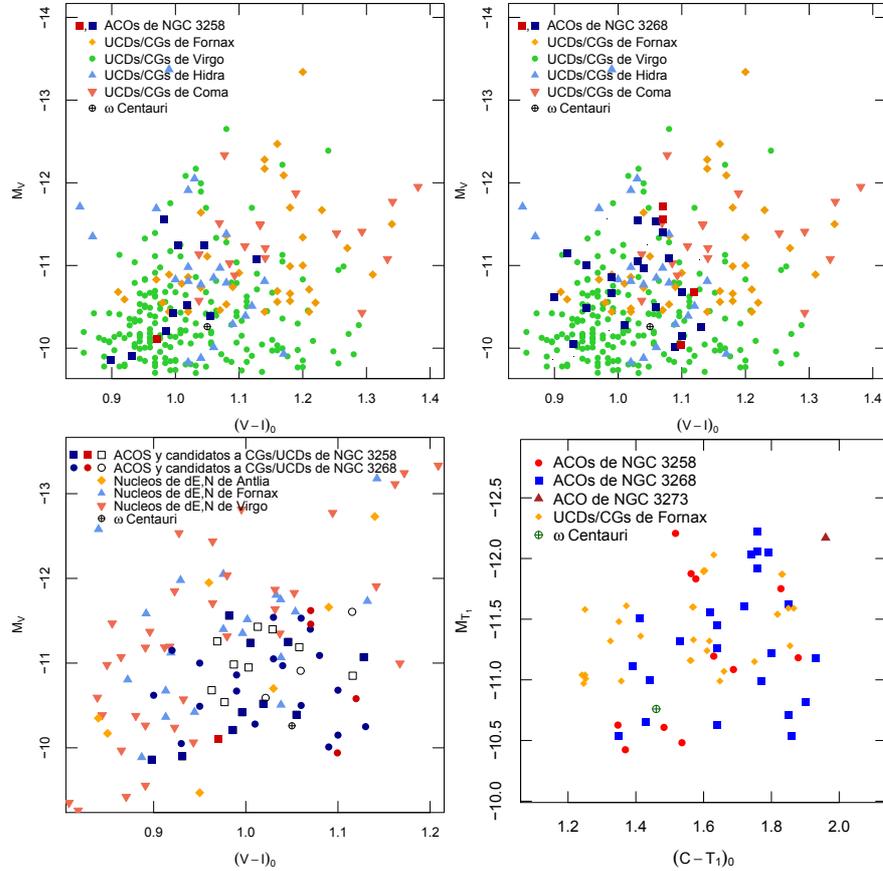


FIGURA 4.9: Diagramas color-magnitud (DCM) en (V, I) de ACOs en los alrededores de NGC 3258 (panel superior izquierdo) y de NGC 3268 (panel superior derecho). En ambos paneles se incluyen CGs brillantes/UCDs de Fornax (Mieske et al. 2004), Virgo (Brodie et al. 2011), Coma (Chiboucas et al. 2011) e Hidra (Misgeld et al. 2011), junto con ω Centauri (Harris 1996, Edición 2010). En el panel inferior izquierdo se grafican juntos los ACOs en torno a ambas gEs (símbolos llenos), los candidatos a UCDs (símbolos vacíos), y los núcleos de dE,N de Antlia, junto con núcleos de dE,N de los cúmulos de Virgo (Côté et al. 2006) y Fornax (Turner et al. 2012), y ω Centauri. En los tres DCM realizados en (V, I) , distinguimos con diferentes colores los ACOS de los cuales disponíamos colores y magnitudes en dicho sistema fotométrico (símbolos azules), de aquellos que debieron ser obtenidos a partir del sistema de Washington (símbolos rojos). El panel inferior derecho muestra el DCM en el sistema fotométrico de Washington de ACOs alrededor de ambas gEs y NGC 3273. Se incluyen UCDs confirmadas del cúmulo de Fornax (Mieske et al. 2004) con fotometría disponible en el sistema de Washington (Dirsch et al. 2003b; Bassino et al. 2006a) y ω Centauri (Harris 1996, Edición 2010).

podría dar crédito a las teorías de algunos autores acerca de distintos orígenes para UCDs azules y rojas (e.g. [Norris & Kannappan 2011](#); [Brodie et al. 2011](#)), siendo las primeras probables remanentes de dE,N desmembradas.

En el panel inferior derecho de la Figura 4.9 se presenta el DCM de la muestra total de ACOs en el sistema de Washington. Vemos que la imagen resulta distinta respecto del DCM en (V, I) , probablemente debido a la mayor sensibilidad de los colores de Washington a la metalicidad. Cinco ACOs más brillantes que $M_{T_1} = -11$ presentan colores más azules que $(C - T_1)_0 = 1,55$, valor usado comúnmente como límite entre CGs con menor y mayor contenido de metales ([Dirsch et al. 2003b,a, 2005](#); [Bassino et al. 2006a,b](#)). Todos los ACOs son más rojos que $(C - T_1) = 1,3$. UCDs confirmadas en el cúmulo de Fornax por [Mieske et al. \(2004\)](#) con similar luminosidad que los ACOs, y fotometría disponible en el sistema de Washington ([Dirsch et al. 2003b](#); [Bassino et al. 2006a](#)) se muestran con rombos naranjas. Vemos que ambas muestras cubren un rango similar de colores.

4.4. Extrapolación del *blue tilt*

En esta Sección nos proponemos comparar la ubicación en el DCM de los ACOs y candidatos a UCDs marginalmente resueltos, con la extrapolación del *blue tilt* calculada en la Sección 3.1.2. Por ser un fenómeno que parecería estar regido por la luminosidad (y por ende, la masa) y la metalicidad de los CGs, es interesante corroborar el grado de acuerdo que alcanza con los ACOs.

El panel izquierdo de la Figura 4.10 muestra el DCM de los ACOs (símbolos llenos), y los candidatos a UCDs (símbolos vacíos) alrededor de NGC 3268, en los filtros (V, I) . Los círculos negros representan aquellos ACOs con fotometría (V, I) , en tanto los cuadrados marrones corresponden a aquellos ACOs con colores y magnitudes derivados a partir del sistema fotométrico de Washington. La línea a trazos representa la extrapolación del *blue tilt*. Las franjas sombreadas están centradas en los colores medios del ajuste Gaussiano realizado a la distribución de color de los CGs azules y rojos por

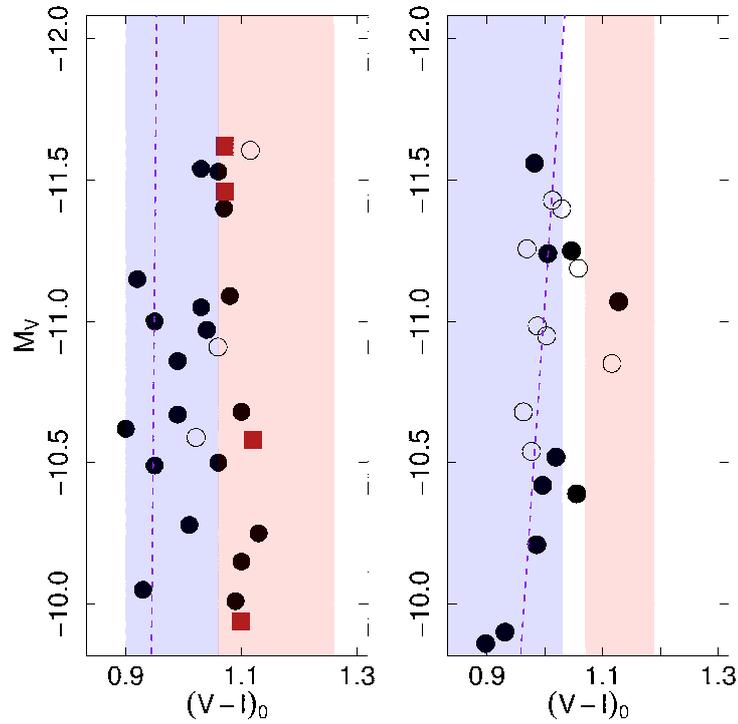


FIGURA 4.10: DCM en (V,I) de los ACOs y los candidatos a UCDs. El panel izquierdo se refiere a aquellos objetos en las proximidades de NGC 3268, en tanto el panel derecho hace lo propio con objetos alrededor de NGC 3258. La línea a trazos muestra la extrapolación del *blue tilt*, para cada caso. Las franjas sombreadas están centradas en los colores medios del ajuste Gaussiano realizado a la distribución de color de los CGs azules y rojos por (Bassino et al. 2008), en tanto que su ancho corresponde al doble de la dispersión de tales ajustes.

Bassino et al. (2008), en tanto que su ancho corresponde a dos veces la dispersión de dichos ajustes. El panel derecho es análogo a éste, para los ACOs y los candidatos a UCDs en torno a NGC 3258.

A partir de la Figura se observa que los ACOs alrededor de NGC 3258 siguen la extrapolación del *blue tilt* de los CGs azules, salvo solo uno que tiene colores similares a los CGs rojos. Esto no parecería ocurrir en torno a NGC 3268, donde de hecho la existencia del *blue tilt* no es clara. En esta última galaxia, los ACOs más brillantes ($M_V \approx -11,5$) presentan colores cercanos al límite entre los CGs azules y rojos, mientras que objetos con menores luminosidades ocupan un rango de colores más amplio. Los CGs muy brillantes y de colores intermedios suelen ser comunes en galaxias gEs,

y algunos autores consideran que su origen podría ser similar al de ω Cen (e.g., [Strader et al. 2006](#)).

4.5. Número esperado de CGs brillantes

Dada la posible relación entre algunas UCDs y los CGs masivos, es de interés comparar el número de CGs brillantes que uno esperaría encontrar a partir de la función de luminosidad de los CGs (FLCG), con el número de ACOs y candidatos a UCDs encontrados en el campo de ACS. En este sentido, se pueden utilizar los resultados obtenidos en la Sección 3.1.3, para calcular el número esperado de CGs en el rango de brillo de las UCDs (es decir, $M_V < -10,5$).

Se tuvo en cuenta el extremo brillante de la FLCG de NGC 3258, en particular los CGs en el rango $-14 < M_V < -10,5$; el límite de $M_V = -14$ se escogió puesto que prácticamente no se han detectado UCDs más brillantes que este límite (e.g. [Brüns & Kroupa 2012](#); [Norris et al. 2014](#)). Dentro del intervalo $0,33 < R < 2'$ la integración numérica resultó en 15 ± 5 y 29 ± 2 CGs para los ajustes Gaussiano y t_5 , respectivamente. Al extrapolar estos resultados a partir del perfil radial de los CGs de NGC 3258, tal como se hizo en la Sección 3.1.3, se obtuvieron 40 ± 14 y 76 ± 5 CGs, respectivamente. La notoria diferencia entre ambas estimaciones se debe a la forma de la distribución t_5 , más extendida en las alas que la Gaussiana.

Repitiendo el análisis para NGC 3268, dentro del mismo intervalo $0,33 < R < 2'$, se obtuvo 9 ± 3 y 25 ± 2 CGs para los ajustes Gaussiano y t_5 , respectivamente, en tanto que al extrapolar estos valores a partir de los perfiles radiales resultó en 22 ± 8 y 60 ± 4 CGs, respectivamente. En ambos casos el número de CGs brillantes predicho por la función t_5 es superior al que predijo la Gaussiana. Esto es así, debido a que las funciones t_5 se caracterizan por tener alas más ensanchadas que la distribución Gaussiana.

Debido a que el área abarcada en el rango radial considerado $0,33' < R < 2'$ es similar al campo de visión del ACS, pueden compararse directamente los

resultados. Los análisis previos indican que el campo de ACS centrado en NGC 3258 contiene cuatro UCDs, más ocho candidatos a UCDs, en tanto el campo centrado en NGC 3268 contiene nueve UCDs más tres candidatos, todos ellos más brillantes que $M_V = -10,5$. Este número de objetos se encuentra en el rango del número de CGs brillantes esperados a partir de las distribuciones ajustadas a las FLCGs. Similar resultado hallaron [Mieske et al. \(2012\)](#), quienes estudiaron la frecuencia específica de UCDs en los cúmulos de Fornax, Hidra y Centauro, y en el Grupo Local.

Puesto que la cobertura areal de nuestro relevamiento espectroscópico no es homogénea, se intentó un enfoque distinto. Suponiendo que la población de CGs alrededor de NGC 3258 es de ≈ 3800 miembros hasta $13'$, tal como indica el ajuste Gaussiano realizado a la FLCG en la Sección 3.1.3, y que la misma está regida por una distribución normal, con media y dispersión iguales a las calculadas para la muestra completa de CGs. Entonces se generaron cien muestras sintéticas de 3800 CGs mediante el método Monte-Carlo. En cada corrida, se variaron levemente los parámetros de la función de distribución, bajo la presunción de que sus errores son representados por una distribución normal, con dispersión igual a la incerteza en el valor del parámetro.

A partir de este procedimiento, encontramos que la magnitud media del CG más brillante es $V_0 = 20,75$ mag, es decir $M_V \approx -12$ mag, con una dispersión $\sigma = 0,45$ mag. En menos del 5 % de los casos el objeto más brillante alcanza $M_V = -13$ mag. Luego, buscamos la magnitud de los cinco objetos más brillantes en cada corrida. La magnitud media del quinto objeto más brillante es $V_0 = 21,4$ mag, con una dispersión $\sigma = 0,3$ mag. Si suponemos como límite superior en el brillo de las UCDs $M_V = -14$ mag, tal como fue establecido al inicio de esta Sección, entonces las magnitudes promedio de los tres objetos más brillantes que se obtienen a partir de la distribución t_5 serían descartadas. La magnitud promedio del cuarto objeto resulta ser $V_0 = 17,1$ mag ($M_V = -13,6$ mag), y su dispersión $\sigma = 0,9$ mag.

Para la población de CGs en torno a NGC 3268, consideramos 4100 miembros (ver Sección 3.1.3), e idénticas suposiciones respecto al comportamiento

de su FLCG. Al cabo de 100 simulaciones, se encontró que la magnitud media del CG más brillante es $V_0 = 21$ mag, es decir $M_V = -11,7$ mag, con una dispersión $\sigma = 0,45$ mag. Nuevamente, en menos del 5 % de los casos el objeto más brillante alcanza $M_V = -13$. La magnitud media del quinto objeto más brillante es $V_0 = 21,7$, con una dispersión $\sigma = 0,25$ mag. En el caso de la distribución t_5 , nuevamente la magnitud media del objeto más brillante se encuentra por fuera del rango establecido previamente. El tercer objeto más brillante, con una magnitud media de $V_0 = 18,7$ mag, y una dispersión $\sigma = 0,75$ mag, es el primero en encontrarse dentro del rango $-14 < M_V < -10,5$. El quinto objeto más brillante presenta una magnitud media de $V_0 = 19,4$ mag y una dispersión de $\sigma = 0,5$ mag.

Este resultado sugiere que las magnitudes de los ACOs en torno a ambas galaxias están dentro de los valores esperados para el extremo brillante de la FLCG, y que por tanto, desde un punto de vista estadístico, no hace falta invocar canales de formación adicionales para explicar su existencia.

4.6. Síntesis de poblaciones estelares

En los últimos años se han publicado diversos códigos que permiten realizar síntesis de poblaciones estelares de un objeto, mediante el ajuste de todo su espectro. Con el objetivo de determinar edades y metalicidades de los ACOs más brillantes de la muestra, se utilizó el algoritmo pPXF (Capellari & Emsellem 2004). Dicho algoritmo fue diseñado para determinar en forma simultánea el conjunto de poblaciones estelares que mimizan los residuos del ajuste (definidos a partir del parámetro χ^2) y la cinemática de las mismas. Este código implementa un ajuste penalizado de la componente cinemática, en que la distribución de velocidades de la población estelar es representada por series de Gauss-Hermitte, pero que tiende a una función Gaussiana cuando la relación S/N no permite ajustar todos los parámetros libres. Según los autores, sus estudios de muestras simuladas muestran que gracias a esto el algoritmo resulta más estable. El algoritmo requiere de una librería de espectros de comparación, que debe ser definida por el usuario.

En este caso se escogió utilizar una librería de espectros sintéticos. Debido a que la síntesis de poblaciones estelares requiere espectros de elevada relación S/N, combinamos espectros de varios ACOs, un procedimiento similar al aplicado por [Usher et al. \(2015\)](#) para estudiar CGs y por [Chiboucas et al. \(2011\)](#) para estudiar UCDs del cúmulo de Coma.

Se seleccionaron cinco ACOs en los alrededores de NGC 3268 (ID 12, 16, 18, 21, y 34), que presentan similares colores y magnitudes, $M_{T_1} \approx -12$ y $(C - T_1)_0 \approx 1,75$. Uno de ellos, el ACO 21, fue observado en dos turnos diferentes. Los seis espectros disponibles corresponden a cuatro turnos en los que se utilizó el instrumento Gemini/GMOS-S con idéntica configuración, durante los semestres 2009A, 2010A, 2011A, 2013A (ver Sección 2.4.1). El espectro combinado alcanza una relación S/N de ≈ 80 . En las cercanías de NGC 3258 se escogieron tres ACOs (ID 5, 6 y 7), que presentan $M_{T_1} \approx -12$ y $(C - T_1)_0 \approx 1,55$, todos observados durante el semestre 2009A. La relación S/N del espectro combinado fue ≈ 30 .

Cada espectro fue calibrado en flujo, a partir de estrellas observadas a tal fin durante el turno correspondiente. Luego, se aplicaron correcciones por enrojecimiento diferencial, y se desplazaron todos los espectros al marco de referencia terrestre. Se constató que las longitudes de onda de las principales líneas de absorción coincidieran en todos los espectros. En los casos en que existían pequeñas diferencias, atribuibles a la incerteza en las $V_{R,h}$, éstas fueron corregidas. Llamaremos de aquí en adelante, a los espectros combinados de los ACOs en los alrededores de NGC 3258 y NGC 3268, como ACO3258 y ACO3268, respectivamente. Las longitudes de onda que no habían sido muestreadas en alguno de los espectros individuales fueron descartadas, restringiéndose el rango a $4400 - 6600 \text{ \AA}$ en el caso de ACO3258, y $3900 - 6350 \text{ \AA}$ en el caso de ACO3268. Se utilizó una base de espectros sintéticos del proyecto MILES ([Vazdekis et al. 2010](#)) que abarca 23 edades (entre 1 y 13 Gyr) y 5 metalicidades ($[M/H] = -1,7, -1,3, -0,7, -0,4, \text{ y } 0,0$). Se corrió el código pPXF.

En el caso de ACO3268, se obtuvieron poblaciones estelares viejas, con metalicidades relativamente elevadas. El mejor ajuste resultó de la combinación de dos poblaciones estelares con metalicidad $[M/H] = -0,4$, y edades ≈ 5 Gyr (peso $\approx 0,5$) y ≈ 12 Gyr (peso $\approx 0,4$), mas contribuciones marginales de poblaciones de $[M/H] = -0,4$ y ≈ 3 Gyr y $[M/H] = 0$ y $\approx 1,6$ Gyr (Figura 4.12). El espectro obtenido de ACO3258 es bastante más ruidoso, y por lo tanto sus resultados menos confiables. Sin embargo, la síntesis de población es coherente con el escenario de una población estelar vieja y pobre en metales, como indicaría el color de los ACOs combinados en este caso. El espectro estaría compuesto principalmente por dos poblaciones con $[M/H] = -1,7$ y ≈ 9 Gyr de edad, y $[M/H] = -0,7$ y ≈ 6 Gyr de edad, ambas con un peso de $\approx 0,45$. Por último, el ajuste también indicó una contribución menor de una población con $[M/H] = 0$ y ≈ 3 Gyr de edad (Figura 4.11).

A modo de comparación, Penny et al. (2014) estudiaron una muestra de UCDs en el cúmulo de Perseo, y encontraron que el objeto más brillante presentaba $[Z/H] \approx -0,52$. Chiboucas et al. (2011) encontraron que las UCDs con colores $(V - I) > 1,05$ en su muestra presentaban poblaciones viejas, y metalicidades similares que las dE,N del cúmulo, aunque las edades de estas últimas son menores. Evstigneeva et al. (2007) estudiaron una muestra de UCDs brillantes ($M_V < -12$) del cúmulo de Virgo. Encontraron que los objetos en su muestra presentaban edades superiores a 8 Gyr, y $-1,35 < [Z/H] < 0,35$. Similares resultados fueron hallados posteriormente por Brodie et al. (2011). Más recientemente, Francis et al. (2012) analizaron las edades y metalicidades de UCDs en los cúmulos de Virgo y Fornax, que presentaran $-12 < M_B < -10$. Ajustaron a cada objeto una única población estelar simple, obteniendo que, en promedio, las UCDs estudiadas presentaban poblaciones viejas (≈ 11 Gyr), y eran ricas en metales, con una metalicidad media de $[Fe/H] = -0,8 \pm 0,1$ y que, en su mayoría, eran consistentes con cocientes $[\alpha/Fe] = 0,3$. No obstante, indican que las mismas abarcan un gran rango de metalicidades, $-1,7 < [Fe/H] < 0$. Si consideramos la relación publicada por Salaris & Cassisi (2006),

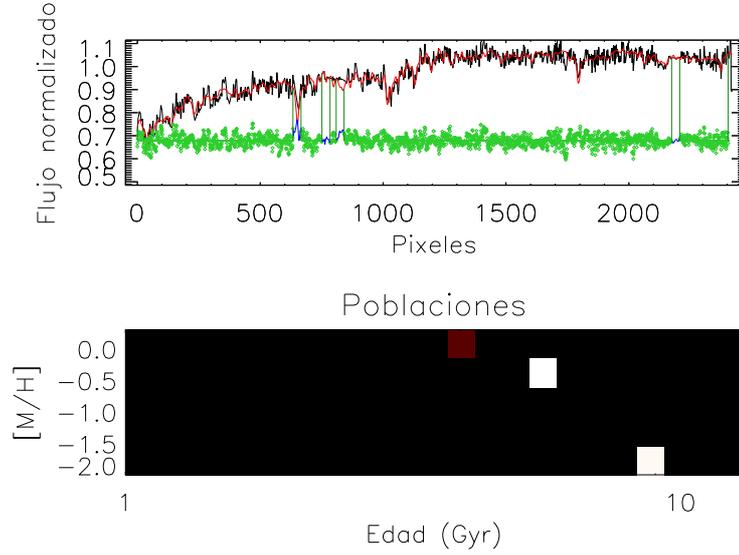


FIGURA 4.11: Resultado de la síntesis de poblaciones estelares mediante pPXF sobre el espectro combinado de tres ACOs alrededor de NGC 3258. En el panel superior se muestra el mejor ajuste de poblaciones estelares simples sobre el espectro, y los residuos del mismo. El panel inferior indica las edades (en escala logarítmica) y las metalicidades de las poblaciones estelares que intervienen en el ajuste. Cuadrados más claros representan poblaciones estelares con mayor peso en el ajuste, correspondiendo el color blanco a la población de mayor peso.

$$[Z/H] = [Fe/H] + \log_{10}(0,694 \times f_{\alpha} + 0,306) \quad (4.1)$$

donde $f_{\alpha} = 10^{[\alpha/Fe]}$, la metalicidad promedio de las UCDs estudiadas por [Francis et al. \(2012\)](#) resulta ser $[Z/H] = -0,6 \pm 0,1$, y el rango de metalicidades $-1,5 < [Z/H] < 0,2$.

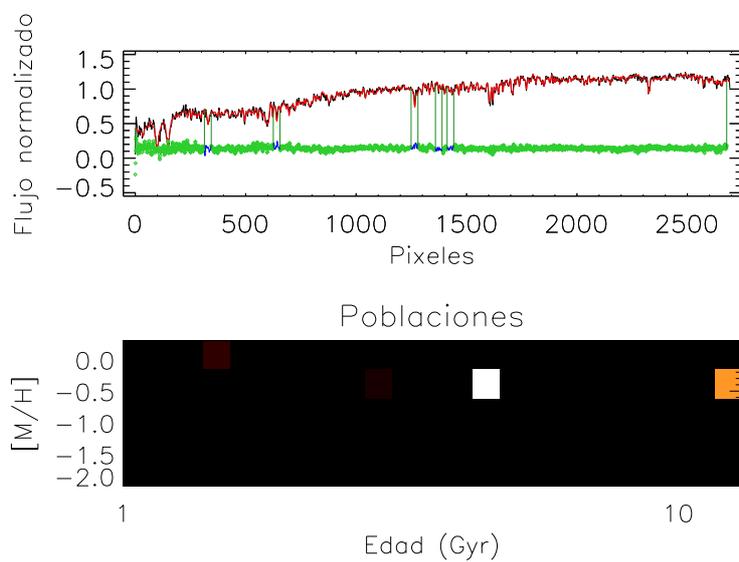


FIGURA 4.12: Resultado de la síntesis de poblaciones estelares mediante pPXF sobre el espectro combinado de cinco ACOs alrededor de NGC 3268. Los paneles son análogos a aquellos de la Fig. 4.11.

Capítulo 5

Comparación con otros sistemas de CGs

El estudio de los SCGs en galaxias tempranas de diferentes ambientes puede aportar evidencia relevante para comprender los procesos de formación de las mismas. Trabajos estadísticos realizados sobre un gran número de galaxias muestran que tanto la masa estelar como la masa total del halo correlacionan, en líneas generales, con el tamaño de los sistemas (por ejemplo, [Spitler et al. 2008](#); [Harris et al. 2013](#); [Hudson et al. 2014](#)). Sin embargo, existen evidencias de que galaxias brillantes de campo presentan SGC pobres (por ejemplo [Kissler-Patig et al. 1996](#); [Spitler et al. 2008](#); [Cho et al. 2012](#); [Lane et al. 2013](#)), con lo cual la existencia de una relación con el medio no puede ser descartada. Por esto es interesante comparar los resultados de las dos galaxias masivas de Antlia, las cuales parecerían haberse formado en ambientes de densidad intermedia como lo son los grupos, con aquellos obtenidos en otros ambientes.

5.1. El sistema de CGs de NGC 7507

Como se explicó en la Sección [2.5](#), NGC 7507 es una galaxia elíptica (E0) de campo. Tiene una compañera espiral (NGC 7513) a una distancia proyectada

de $18'$, aunque la distancia media indicada por NED la sitúa a ≈ 3 Mpc de distancia relativa, con lo cual podríamos considerarla una galaxia elíptica aislada. Puesto que galaxias elípticas se forman mayoritariamente en grupos y cúmulos de galaxias, las elípticas aisladas son escasas. [Tal et al. \(2009\)](#) indicaron que la mayoría de estas galaxias presentan distorsiones tidales, que podrían indicar eventos de fusión previos, algo que no se observa en NGC 7507

Mientras que las galaxias elípticas en cúmulos han acreetado gran parte de su masa desde $z = 2$ ([van Dokkum et al. 2010](#); [Jiménez et al. 2011](#)), este escenario sería presumiblemente más difícil en galaxias aisladas. En concordancia con ésto, una de las características más distintivas de NGC 7507 es la escasa cantidad de materia oscura que se requiere para explicar su cinemática ([Salinas et al. 2012](#); [Lane et al. 2014](#)). Por esto, es interesante determinar si la aparente ausencia de materia oscura se manifiesta del algún modo en las características del SCGs de la galaxia, teniendo en cuenta los resultados de la literatura que relacionan ambas propiedades ([Spitler et al. 2008](#); [Hudson et al. 2014](#)).

[Salinas et al. \(2012\)](#) derivaron para NGC 7507 una relación $M/L_R \approx 3$, la cual interpretan como evidencia de una población estelar de edad intermedia, $\approx 7 - 8$ Gyr. A partir de dicho trabajo, en el presente análisis se adoptó para la galaxia una distancia de $\approx 23,2$ Mpc, que implica $m - M \approx 31,8$, y una magnitud integrada dentro $R_g = 50$ kpc de $M_R = -22,64$.

5.1.1. Diagrama color-magnitud

Para la selección de los candidatos a CGs se consideraron intervalos de color y luminosidad similares a aquellos escogidos en el estudio de los sistemas de CGs pertenecientes a las galaxias gEs de Antlia, que resultan en $1 < (C - T_1)_0 < 2,3$ y $T_{1,0} > 21$. En el panel izquierdo de la Figura 5.1 vemos el DCM para las fuentes puntuales ubicadas en todo el campo. A la distancia adoptada previamente, el *turn-over* de los CGs se ubicaría en $m_R \approx 24,4$. Las líneas a trazos rojas indican el rango de $(C - T_1)_0$ que ocuparían los CGs. Se

observa una secuencia de objetos más azules que $(C - T_1)_0 = 1$ extendiéndose hasta magnitudes de $T_{1,0} \approx 20$. La distribución espacial proyectada de los objetos en esta secuencia es uniforme en todo el campo.

En el panel central de la Figura 5.1 se muestra el DCM de las fuentes puntuales cuya distancia proyectada a NGC 7507 es menor a $7'$. Se observan numerosos objetos en la región del diagrama ocupada usualmente por CGs, mientras que la secuencia de objetos azules se ha atenuado considerablemente. En el panel derecho de la Figura 5.1 se observa el DCM “limpio” de los candidatos a CGs a una distancia proyectada de NGC 7507 menor a $7'$. Para sustraer la contaminación se optó por dividir el DCM en regiones de $0,125 \times 0,125 \text{ mag}^2$, para las cuales se determinó el número de candidatos a CGs y de fuentes puntuales en un campo de comparación ubicado en la misma imagen MOSAIC II. La distancia del campo de comparación a NGC 7507 es $\approx 12'$, y su área es $\approx 700 \text{ arcmin}^2$. Entonces se restaron el número de candidatos a CGs, y las fuentes detectadas en el campo de comparación para cada celda, teniendo en cuenta la diferencia de áreas entre las regiones consideradas. La intensidad del color de cada celda se corresponde con la cantidad de objetos contenidos en ella. La secuencia de objetos azules prácticamente ha desaparecido del DCM a partir de la sustracción de la contaminación, lo cual indicaría que los objetos puntuales en esta región del DCM no serían CGs de NGC 7507.

5.1.2. Distribución de color

El panel superior de la Figura 5.2 muestra la distribución de color para los candidatos a CGs más brillantes que $T_1 = 24$, luego de restarle la distribución de los objetos detectados en el campo de comparación. El régimen radial adoptado fue $0,5' < R < 7'$, donde el límite superior está basado en los resultados de la Sección 5.1.3, mientras que el inferior busca evitar la falta de completitud que ocurre en las regiones centrales debido al brillo de la galaxia. El ancho de los intervalos es de $(C - T_1) = 0,05$.

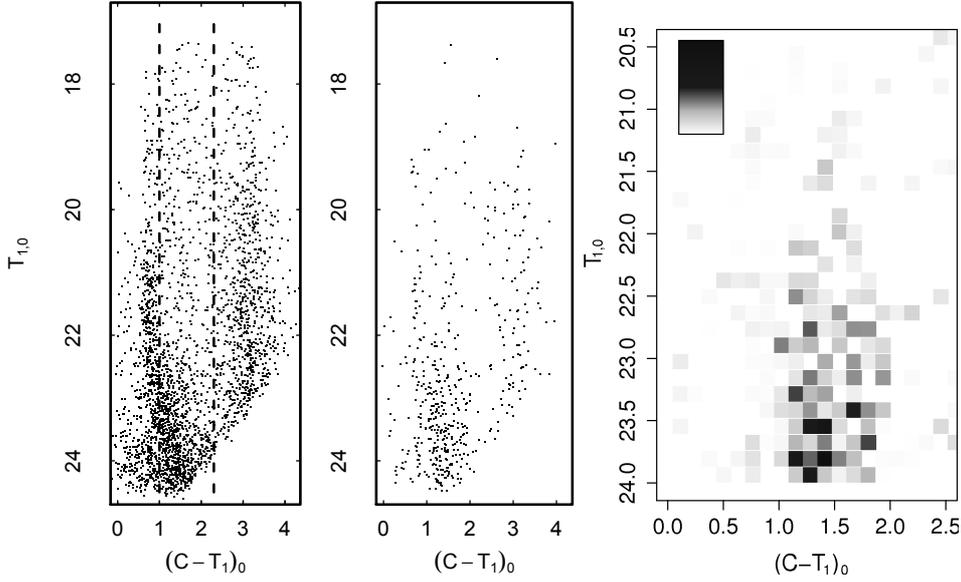


FIGURA 5.1: Diagrama color-magnitud de objetos puntuales en todo el campo MOSAIC (panel izquierdo), a menos de $7'$ de NGC 7507 (panel central), y resultado de sustraer la contaminación a partir de un tratamiento estadístico (panel derecho). En los dos primeros paneles, las líneas a trazos indican el rango de colores adoptado para seleccionar a los candidatos a CGs.

Se observa que la distribución de color de los CGs alrededor de NGC 7507 difiere significativamente del panorama usual en galaxias elípticas gigantes. Es sorprendente la presencia en la distribución de un pico muy definido de objetos con colores similares, en el rango $(C-T_1)_0 \approx 1,40-1,45$. La aparente “trimodalidad” de la distribución también se observa en la distribución de color suavizada, obtenida mediante un *kernel* Gaussiano (panel inferior de la Fig. 5.2).

En primer lugar se ajustaron dos funciones Gaussianas a la distribución de color mediante mínimos cuadrados, obteniendo $(C-T_1)_0 = 1,31 \pm 0,04$ y $(C-T_1)_0 = 1,82 \pm 0,06$ como colores medios. También se ajustaron tres Gaussianas a la distribución, siendo sus colores medios $(C-T_1)_0 = 1,21 \pm 0,02$, $(C-T_1)_0 = 1,42 \pm 0,02$, y $(C-T_1)_0 = 1,72 \pm 0,04$. Se calcularon sendos estadísticos χ^2 a partir de los ajustes, resultando $\chi^2_{2G} = 16,4$ ($gdl = 18$) y $\chi^2_{3G} = 5,9$ ($gdl = 15$), respectivamente. Luego se corrió el algoritmo *Gaussian Mixture Model* (GMM, Muratov & Gnedin 2010) sobre la muestra

de candidatos a CGs, buscando discernir si la consideración de una tercer Gaussiana es consistente con los datos. Para esto, en primer lugar se corrigió por contaminación la muestra de candidatos a CGs situados en el régimen $0,5' < R < 7'$, sustrayendo aleatoriamente de ella el número esperado de objetos que serían contaminación de campo, en función de los objetos presentes en el campo de comparación. Luego, se procedió a aplicar GMM sobre aquellos candidatos que presentaran $(C - T_1)_0 < 1,5$. De esta manera, excluimos a los objetos con colores típicos de CGs rojos. Este procedimiento se repitió 25 veces, mostrándose en la Figura 5.3 la distribución de color en cada caso.

Como mencionamos anteriormente, Muratov & Gnedin (2010) indican que en particular dos parámetros son útiles para determinar la existencia de bimodalidad; uno de ellos es la curtosis de la muestra, que en caso de que esté compuesta por dos poblaciones presentará valores negativos. El otro parámetro (D) es la separación entre las medias estimadas, relativa a las dispersiones de las poblaciones. Los valores $D > 2$, son indicativos de bimodalidad. En la Tabla 5.1 se muestran los valores medios y dispersiones obtenidos en cada una de las corridas de GMM, junto con los parámetros D y curtosis. Se observa que en todos los casos, estos parámetros serían indicativos de bimodalidad entre los CGs con $(C - T_1)_0 < 1,5$, lo cual justifica nuestra hipótesis sobre la existencia de tres poblaciones de CGs en NGC 7507.

En función de esto, consideramos como válida la representación de la distribución de color mediante tres Gaussianas. Comparando los valores medios previamente obtenidos, con aquellos disponibles en la literatura (e.g., Dirsch et al. 2003a; Bassino et al. 2006a,b), el color del grupo de CGs más rojo es típico de poblaciones de CGs ricos en metales. Las poblaciones de CGs pobres en metales suelen presentar picos de color en el rango $1,25 < (C - T_1)_0 < 1,36$, apenas superiores que el grupo de CGs con colores más azules de NGC 7507. Estos últimos están confinados a $(C - T_1)_0 > 1$, lo que es esperable para CGs viejos, y su dispersión es significativamente menor que la del grupo de CGs más rojo ($\sigma_{AZ} = 0,08 \pm 0,01$ y $\sigma_{ROJ} = 0,20 \pm 0,06$, respectivamente). Ambas dispersiones son similares a las que se detecta en

los CGs de otras galaxias en este mismo sistema fotométrico. La dispersión de la muestra de colores intermedios es extremadamente baja, comparable con el ancho de los intervalos (0.025 mag), que es del orden de los errores fotométricos, por lo que la dispersión intrínseca probablemente sea incluso menor.

NGC 1316 es un claro ejemplo de un SCGs en que la presencia de un brote de formación estelar de edad intermedia resulta evidente a partir de su distribución de color (Richtler et al. 2012). Richtler (2013) muestran que los CGs de edad intermedia confirmados espectroscópicamente ocupan un rango muy acotado de colores, con $(C - T_1)_0 \approx 1,4$ para la población de 2 Gyr de edad, y $(C - T_1)_0 \approx 1,2$ para el brote de formación más joven, con una edad de 0,5 – 0,8 Gyr (ver su Fig. 2).

En conclusión, fueron identificados tres grupos de candidatos a CGs que abarcan $1 < (C - T_1)_0 < 1,37$, $1,37 < (C - T_1)_0 < 1,47$, y $1,47 < (C - T_1)_0 < 2,2$, los cuales son identificados de aquí en más como muestras azul, intermedia y roja, respectivamente. Una vez que se restó la contaminación, cada grupo representa el 41, 20 y 39 % del total de candidatos a CGs, respectivamente. Estas fueron las fracciones de poblaciones consideradas tanto en la Tabla 5.2, como en los gráficos que se reproducen a partir de ella.

La Figura 5.4 compara los colores medios de los tres grupos con modelos teóricos de SSP de Bressan et al. (2012) usando su base de datos de acceso en red (<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>). Se grafican los modelos para cinco valores de metalicidad distintos (puntos llenos), cubriendo un amplio rango. Las rectas en trazo continuo representan las muestras azul, intermedia y roja. Las líneas punteadas indican las dispersiones en cada caso. Si adoptamos la edad estimada para la galaxia NGC 7507 por Salinas et al. (2012), que es 8-10 Gyr, las metalicidades de las muestras azul y roja son consistentes con las usuales para CGs pobres y ricos en metales, respectivamente (e.g., Brodie & Strader 2006).

Por otro lado, los CGs pertenecientes a la muestra intermedia podrían presentar un amplio rango de edades y metalicidades. Si se supone que estos presentan metalicidad solar (tal como supuso Salinas et al. 2012, para

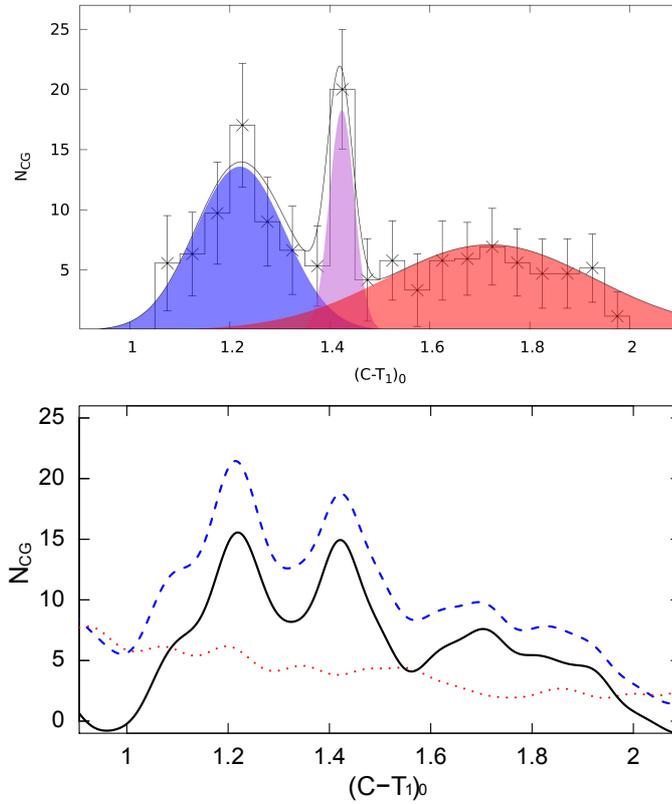


FIGURA 5.2: **Panel superior:** Distribución de color para los candidatos a CGs en el régimen radial $0,5' < R < 7'$. La curva continua grafica la suma de tres Gaussianas ajustadas al histograma, en tanto cada Gaussiana individual está indicada con Gaussianas sombreadas. **Panel inferior:** Distribución de color suavizada, mediante un *kernel* Gaussiano. La curva de línea a trazos representa la distribución cruda, mientras que la curva punteada indica la distribución del campo de comparación. La curva continua es la distribución de color, una vez corregida la contaminación.

NGC 7507), su color coincidiría con el de una población de edad 2-3 Gyr. Sin embargo, como discutiremos más adelante, una población de campo significativa de esta edad no parece existir en NGC 7507.

5.1.3. Distribuciones espacial y radial proyectada

La Figura 5.5 muestra la distribución espacial proyectada de los candidatos a CGs en el régimen radial $0,5' < R < 7'$, diferenciados en las tres muestras descriptas previamente. Los círculos en cada panel representan los límites del

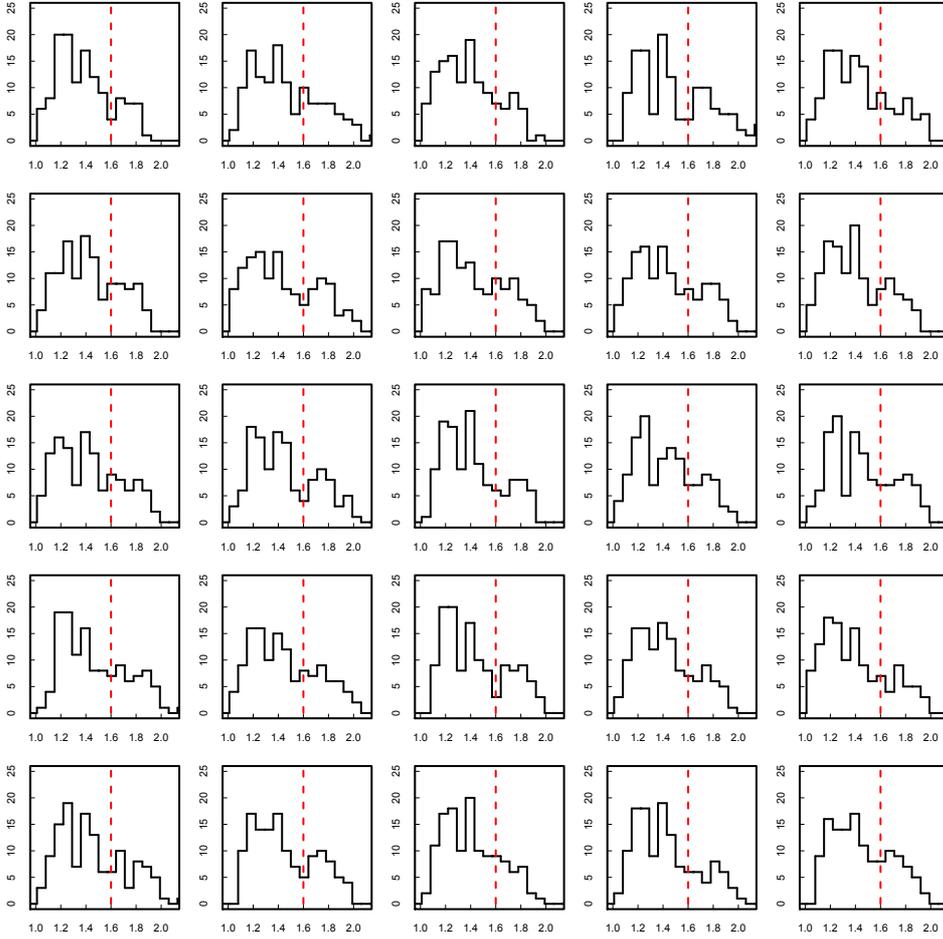


FIGURA 5.3: Distribuciones de color para los candidatos a CGs alrededor de NGC 7507, donde la contaminación fue seleccionada aleatoriamente en el campo de comparación. La línea a trazos representa el límite en color considerado en las corridas de GMM (Muratov & Gnedin 2010).

régimen radial escogido. Comparando las distribuciones de la muestra azul (panel izquierdo) y la muestra roja (panel derecho), esta última parece estar más concentrada hacia la galaxia. Esto es consistente con el comportamiento usual de CGs pobres y ricos en metales en galaxias elípticas. La distribución espacial de la muestra intermedia (panel central) parece ubicarse en radios menores que la muestra azul, y una posible preferencia por la dirección Este-Oeste, aunque esto último está poco definido.

La figura 5.6 muestra la distribución radial proyectada de los candidatos a

μ_{az}	μ_{int}	σ_{az}	σ_{int}	D	Curtosis
1,218 ± 0,013	1,429 ± 0,006	0,091 ± 0,010	0,024 ± 0,004	3,18	-1,025
1,196 ± 0,012	1,430 ± 0,006	0,083 ± 0,008	0,031 ± 0,005	3,75	-1,299
1,230 ± 0,016	1,431 ± 0,013	0,083 ± 0,012	0,032 ± 0,009	3,18	-1,180
1,219 ± 0,014	1,420 ± 0,010	0,079 ± 0,011	0,031 ± 0,008	3,32	-1,193
1,209 ± 0,011	1,440 ± 0,005	0,078 ± 0,007	0,027 ± 0,003	3,97	-1,173
1,207 ± 0,011	1,425 ± 0,007	0,072 ± 0,010	0,033 ± 0,006	3,88	-1,222
1,235 ± 0,013	1,420 ± 0,015	0,066 ± 0,013	0,021 ± 0,012	3,79	-1,244
1,216 ± 0,014	1,433 ± 0,007	0,087 ± 0,009	0,025 ± 0,004	3,40	-1,222
1,219 ± 0,009	1,422 ± 0,006	0,065 ± 0,007	0,027 ± 0,006	4,07	-1,237
1,212 ± 0,024	1,415 ± 0,016	0,080 ± 0,012	0,045 ± 0,010	3,13	-1,158
1,190 ± 0,021	1,415 ± 0,020	0,086 ± 0,012	0,045 ± 0,012	3,28	-1,153
1,218 ± 0,020	1,425 ± 0,015	0,083 ± 0,013	0,026 ± 0,012	3,37	-1,329
1,211 ± 0,013	1,432 ± 0,007	0,077 ± 0,009	0,031 ± 0,004	3,77	-1,229
1,233 ± 0,023	1,422 ± 0,020	0,081 ± 0,015	0,031 ± 0,014	3,08	-1,255
1,225 ± 0,014	1,422 ± 0,009	0,083 ± 0,009	0,021 ± 0,007	3,25	-1,275
1,217 ± 0,011	1,426 ± 0,006	0,078 ± 0,009	0,030 ± 0,006	3,52	-1,225
1,246 ± 0,020	1,427 ± 0,014	0,089 ± 0,011	0,022 ± 0,011	2,80	-1,205
1,208 ± 0,018	1,426 ± 0,013	0,098 ± 0,011	0,027 ± 0,008	3,04	-1,199
1,208 ± 0,010	1,423 ± 0,006	0,062 ± 0,007	0,032 ± 0,005	4,33	-1,375
1,219 ± 0,013	1,434 ± 0,005	0,087 ± 0,009	0,028 ± 0,004	3,32	-1,156
1,224 ± 0,016	1,430 ± 0,008	0,094 ± 0,008	0,025 ± 0,005	3,01	-1,213
1,203 ± 0,018	1,422 ± 0,011	0,101 ± 0,009	0,025 ± 0,008	2,98	-1,248
1,214 ± 0,024	1,425 ± 0,019	0,095 ± 0,013	0,024 ± 0,010	3,03	-1,066
1,213 ± 0,014	1,427 ± 0,005	0,092 ± 0,009	0,023 ± 0,003	3,20	-1,143
1,219 ± 0,020	1,423 ± 0,014	0,094 ± 0,012	0,024 ± 0,009	2,96	-1,254

CUADRO 5.1: Resultado de la aplicación del algoritmo GMM (Muratov & Gnedin 2010) sobre la muestra de candidatos a CGs de NGC 7507 con $(C - T_1)_0 < 1,5$.

CGs. El panel superior muestra la distribución para todos los candidatos a CGs (círculos con cruz), y aquella corregida por contaminación (círculos llenos) para el rango completo de color. También se grafican las distribuciones corregidas por contaminación de las muestras azul (cuadrados azules) y roja (triángulos rojos). La línea a trazos horizontal indica el nivel de contaminación, en tanto que la línea punteada indica el límite utilizado para definir la extensión del SCGs, correspondiente al 30% del nivel de contaminación. La línea a trazos y puntos indica el 30% del nivel de contaminación en los rangos de color de las muestras azul y roja, que son coincidentes.

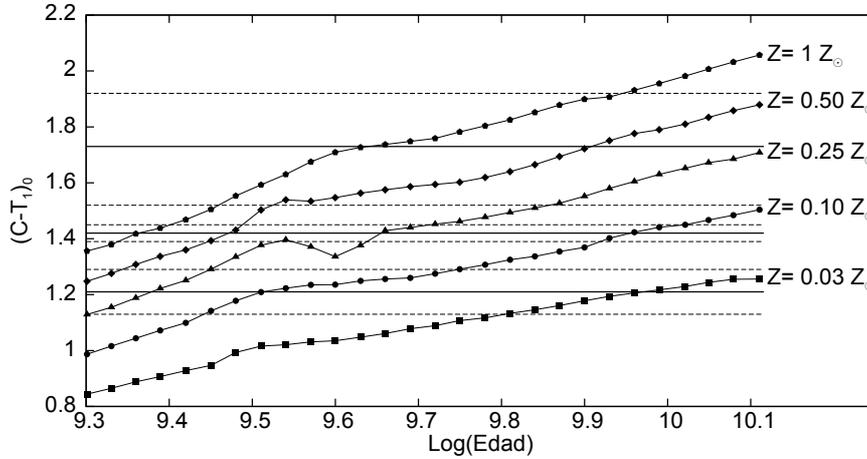


FIGURA 5.4: Comparación con modelos teóricos de poblaciones estelares simples (SSP) (Bressan et al. 2012), para cinco metalicidades diferentes (puntos llenos). Las líneas continuas indican el color medio de las tres muestras de CGs, en tanto que las líneas a trazos indican la dispersión de las mismas. La edad se expresa en años.

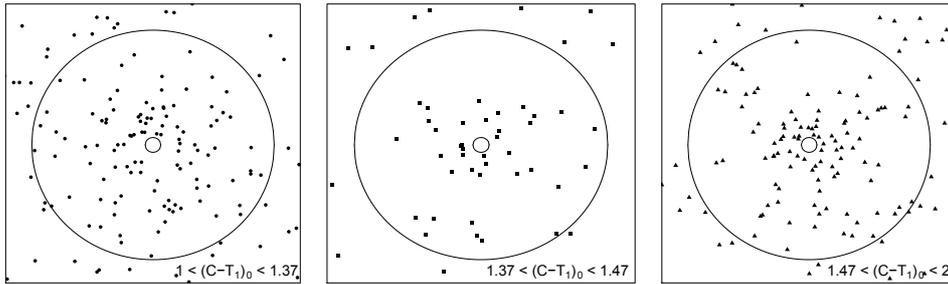


FIGURA 5.5: Distribución espacial proyectada de candidatos a CGs, separada en los tres rangos de colores diferentes. Los círculos graficados en cada panel indican el rango radial en el que se está trabajando (es decir, $0,5' < R < 7'$). El Norte apunta hacia arriba, y el Este a la izquierda.

En base a este criterio, la extensión del SCGs de NGC 7507 sería de $\approx 7'$ (equivalente a 47.25 kpc). No es posible ajustar una ley de potencia a la distribución completa de CGs azules, debido a que los dos puntos más internos se desvían claramente de la extrapolación de los puntos más externos. Estas cuentas no pueden ser menores de lo esperado debido a efectos de completitud, puesto que en ese caso los CGs rojos deberían haber sido igualmente afectados. En el régimen radial $1,5-5'$ las pendientes de los perfiles logarítmicos de las muestras azul y roja son $-2,4 \pm 0,15$ y $-2,5 \pm 0,2$, indistinguibles dentro de los errores. Como ya se ha mencionado, existe una deficiencia de

CGs azules a distancias radiales menores a $1,5'$, lo cual se traduce en una aparente mayor concentración hacia la galaxia de los CGs rojos (Fig. 5.5).

En el panel inferior se compara la distribución radial de las muestras azul y roja con el perfil de brillo de NGC 7507 publicado por [Salinas et al. \(2012\)](#). A fin de comparar los perfiles, se aplicó un factor de escala arbitrario a este último. Las pendientes son similares, destacándose nuevamente la falta de CGs azules en la región más interna. Este resultado es interesante en el marco de un estudio general de esta galaxia. Numerosas fuentes de la literatura apuntan que, en galaxias elípticas, el perfil radial de los CGs rojos seguiría una pendiente similar al perfil de brillo superficial de la población estelar de campo, mientras que el perfil radial de los CGs azules podría estar relacionado con la distribución de masa total (e.g. [Bassino et al. 2008](#); [Strader et al. 2011](#); [Forbes et al. 2011, 2012](#); [Pota et al. 2013](#)). [Salinas et al. \(2012\)](#) llevaron a cabo un estudio dinámico de la población estelar de campo de NGC 7507, que luego fue complementado por resultados de [Lane et al. \(2014\)](#). Estos trabajos señalan que no se requiere de una componente considerable de materia oscura para explicar la dinámica de la galaxia. Si NGC 7507 presentara una clara deficiencia de materia oscura, sería esperable que tanto CGs azules como rojos presentasen un perfil radial similar al perfil de brillo superficial de la galaxia.

coincidente con otros estudios de SCGs en galaxias elípticas, donde encuentran que la distribución radial de los CGs rojos tiene una pendiente similar que el perfil de brillo superficial de la galaxia (e.g. [Bassino et al. 2008](#))

El reducido tamaño de la muestra intermedia impide obtener su perfil de densidad radial. En cambio, se realizó el siguiente procedimiento. Primero, sustrajimos la contribución de la contaminación de las tres muestras. Esto se realizó separando los candidatos en siete anillos de $1'$ de ancho, a fin de cubrir todo el rango radial. En cada uno de ellos eliminamos en forma aleatoria tantos objetos como nos indicara la densidad numérica del área de contaminación. Entonces, se obtuvo la distancias galactocéntrica media para cada muestra. Este procedimiento fue repetido cien veces. Finalmente, se calcularon los promedios de las distancias medias y sus respectivos errores,

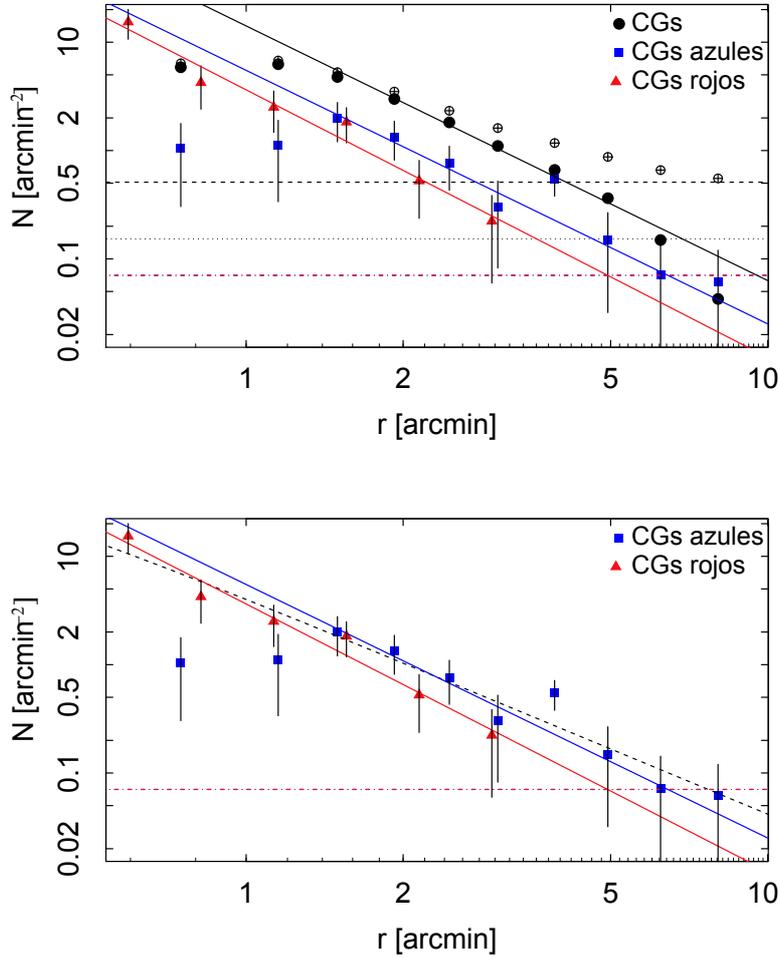


FIGURA 5.6: **Panel superior:** distribución radial cruda de los candidatos a CGs cruda (círculos con cruz), y corregida por contaminación (círculos llenos). Los cuadrados azules indican la distribución corregida por contaminación de los CGs azules, en tanto los triángulos rojos representan la distribución equivalente de los CGs rojos. Las líneas continuas representan en cada caso, el ajuste de una ley de potencias. La línea a trazos horizontal indica el nivel del campo de contaminación, y la línea punteada el 30% de éste. La línea a trazos y puntos indica el 30% del nivel de contaminación en los rangos de color de los CGs azules y rojos, que son coincidentes. **Panel inferior:** se respeta el significado de los símbolos del panel anterior. La línea a trazos representa el perfil de brillo de NGC 7507 (Salinas et al. 2012), arbitrariamente escalado.

obteniéndose $3,3 \pm 0,2'$, $2,8 \pm 0,3'$ y $2,6 \pm 0,2'$ para las muestras azul, intermedia y roja. Además, se utilizó un test de Kolmogorov-Smirnov (Kolmogorov

1933; Smirnov 1948) para comparar la distribución radial de la muestra intermedia con las otras dos, en cada una de las cien repeticiones. En todos los casos, la probabilidad de que las muestras azul e intermedia sean descritas por la misma distribución es casi nula. Por control, comparamos las distribuciones azul y roja entre sí, obteniendo una baja probabilidad de que ambas muestras puedan ser descritas por la misma distribución. Dado que el perfil radial de ambas muestras presentan pendientes similares, este resultado está probablemente influenciado por el comportamiento de ambas muestras para distancias galactocéntricas menores a $1,5'$. La comparación entre las muestras intermedia y roja arrojó una probabilidad del 50 %.

5.1.4. El polvo en NGC 7507

Morfológicamente, NGC 7507 tiene una apariencia suave, sin presencia clara de estructuras tidales o de marea, ni otro tipo de rasgos particulares (aquel reportado por Tal et al. 2009 no ha sido confirmado posteriormente por Salinas et al. 2012), con la excepción de cierta cantidad de polvo en la región central (Sparks et al. 1985). Salinas et al. (2012) mostraron la presencia de una estructura central de polvo en el mapa de color obtenido de sus imágenes de corta exposición. Los colores son demasiado rojos para representar una población estelar, y son probablemente causados por enrojecimiento.

La Figura 5.7 muestra un mapa de color centrado en NGC 7507, obtenido a partir de nuestras imágenes de larga exposición en los filtros de Washington. El campo de visión de la figura es $4' \times 4'$, y el rango de colores abarca $1,89 < (C - T_1)_0 < 2,13$. Es claro que la distribución de color no presenta simetría acimutal. Las regiones más rojas, que probablemente son causadas por enrojecimiento debido a la presencia de polvo, se extienden alrededor de $1'$ (es decir, 6.7 kpc) hacia el Suroeste. La existencia de polvo en una galaxia elíptica de este tipo, que no presenta otras evidencias morfológicas de haber sufrido fuertes perturbaciones, podría ser consecuencia de la existencia de un evento de fusión en el pasado, el cual podría estar relacionado con la existencia de la población intermedia de CGs.

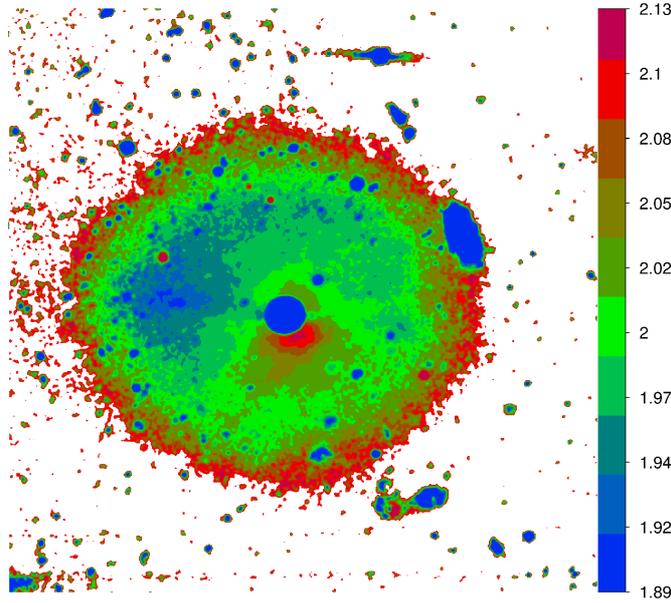


FIGURA 5.7: Mapa de color de NGC 7507, obtenido a partir de nuestras observaciones de larga exposición en los filtros C y T_1 . La paleta de color $(C - T_1)_0$ de azul a rojo se muestra a la derecha. Se interpreta la zona más roja debido al polvo, que ya había sido detectado por [Temi et al. \(2004\)](#). El campo de visión es $4' \times 4'$. El Norte apunta hacia arriba, y el Este a la izquierda.

5.1.5. Número total de CGs y frecuencia específica

Previamente a obtener el número total de CGs del sistema y la frecuencia específica, es necesario estimar la completitud. Considerando el gran tamaño del campo de visión de MOSAIC II, y la limitada extensión del SCGs de NGC 7507, hemos explorado la posibilidad de que las funciones de completitud de la región de ciencia y la región de comparación puedan presentar variaciones. La región de ciencia abarca $0,5' < R < 7'$ en torno a NGC 7507. Para ambas regiones calculamos el porcentaje de completitud de nuestra fotometría, en el rango $19,5 < T_1 < 24,25$, con paso $\delta(T_1) = 0,25$. En el panel derecho de la Fig. 5.8 se grafican las curvas de completitud de la región de ciencia (círculos) y de la región de comparación (cuadrados). El comportamiento de ambas curvas es similar.

En el panel izquierdo de Fig. 5.8 se muestra la distribución de CGs en función de la magnitud T_1 , corregido por contaminación e incompletitud. El paso

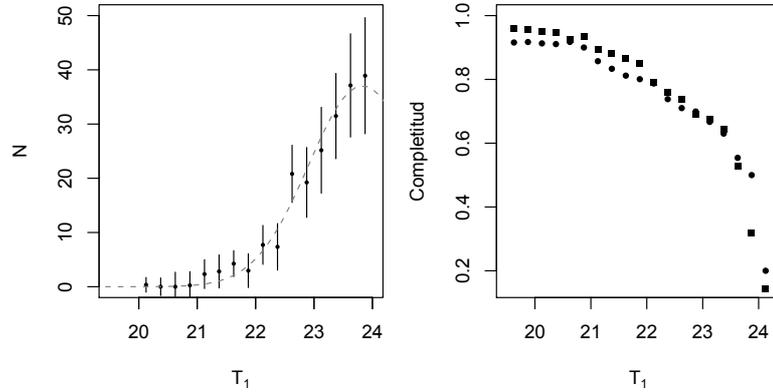


FIGURA 5.8: En el panel izquierdo se muestra la FL de los CGs, corregida por contaminación y completitud. En el panel derecho se grafica la función de completitud en torno a NGC 7507 (círculos) y en la región de comparación (cuadrados).

utilizado es $\delta(T_1) = 0,25$, y los errores se consideran Poissonianos. A fin de calcular los parámetros de la función de luminosidad (FLCG), tenemos en cuenta que poblaciones de CGs viejas presentan una FLCG gaussiana, donde su máximo en el filtro V es $\approx -7,4$ (e.g. [Jordán et al. 2007](#)). Adoptando para NGC 7507 el módulo de distancia $m-M = 31,83 \pm 0,17$ ([Salinas et al. 2012](#)) y las transformaciones entre filtros $(V - R) = 0,6$ ([Prugniel & Heraudeau 1998](#)) y $R - T_1 = 0,02$ ([Geisler 1996](#)), el máximo de la FL sería $T_1 = 23,85$. Fijando este valor, ajustamos los parámetros restantes de la distribución Gaussiana, e integramos la FLCG resultante.

Para considerar la falta de objetos en la región central ($R < 0,5'$), se adoptó para ésta la misma densidad superficial que se obtiene para el intervalo contiguo del perfil radial. Una vez corregida por completitud, la cantidad de objetos en esta región es de ≈ 15 CGs. Este criterio ha sido aplicado por otros autores en estudios de sistemas de CGs (e.g., [Bassino et al. 2006b](#)), considerando que el perfil radial de CGs se aplanaría en las regiones internas de una galaxia ([Elson et al. 1998](#)). Finalmente, el SCGs posee $365 \pm 52 \pm 50$ miembros, donde los errores son debidos a la incerteza en la distancia, y a la propagación de los errores de los parámetros de mínimos cuadrados. Si consideramos $M_V = -22,16$ ([Salinas et al. 2012](#)), resulta $S_N = 0,50 \pm 0,2$.

En la Fig. 5.1 se observa que los candidatos a CGs más brillantes presentarían

mayoritariamente colores intermedios. Para verificar esta apreciación en la Figura 5.9 se graficaron FLCGs corregidas por contaminación y completitud para tres intervalos de colores $(C - T_1)_0$. El panel superior muestra la FLCG en el rango de colores propio de los CGs azules, el panel intermedio muestra un intervalo de colores que abarca la muestra intermedia y parte de los CGs rojos, en tanto el intervalo inferior corresponde a los candidatos a CGs más rojos. Se observa que prácticamente todos los candidatos a CGs más brillantes que $T_{1,0} = 22$ mag pertenecen al rango de colores intermedios. Esto apoya la interpretación de que los CGs más jóvenes y brillantes se encuentran entre aquellos de colores intermedios.

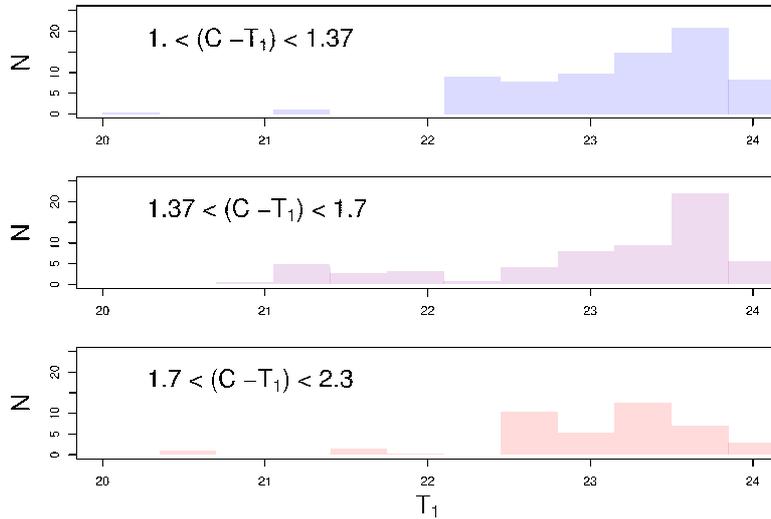


FIGURA 5.9: FLCGs corregidas por contaminación y completitud para los intervalos de color $1 < (C - T_1)_0 < 1,37$ (panel superior), $1,37 < (C - T_1)_0 < 1,7$ (panel intermedio) y $1,7 < (C - T_1)_0 < 2,3$ (panel inferior).

5.2. Comparación con la literatura

En años recientes otros parámetros destinados a estimar la riqueza del SCGs de una galaxia han sido publicados en la literatura. Entre ellos podemos mencionar T_N (Zepf & Ashman 1993) y V_N (Spitler et al. 2008), definidos como la razón entre el número de CGs y la masa estelar en unidades de $10^9 M_\odot$, o la masa del halo en unidades de $10^{11} M_\odot$, respectivamente.

A partir de trabajos publicados en la literatura, hemos realizado un compendio de SCGs estudiados en galaxias de tipo temprano. A fin de contar estimaciones confiables del tamaño de los SCGs, descartamos aquellos casos en que sólo se disponía información de la región más interna del SCGs, o aquellos en que el límite fotométrico distaba mucho del *turn-over*. En las Tablas 5.2 y 5.3 se listan las galaxias elípticas y lenticulares, respectivamente, cuyos sistemas fueron considerados. En las mismas se incluye: el número total de CGs del sistema, su frecuencia específica (S_N), tal como fue definida por Harris & van den Bergh (1981), la fracción de CGs rojos, la magnitud absoluta en el filtro V , y el tipo de ambiente en que se encuentra la galaxia, es decir, si pertenece a un cúmulo (C), grupo (G), o es una galaxia de campo (Ca). Miller & Lotz (2007) publicaron el estudio de los SCGs para una muestra de galaxias enanas elípticas. En el trabajo no indican la fracción de CGs rojos que presenta cada galaxia. Sin embargo, a partir de sus distribuciones de color se observa que el número de CGs rojos en sus galaxias es marginal, con lo cual consideramos para estas galaxias que la fracción de CGs rojos es cero.

En la Figura 5.10 se grafica la S_N en función de M_V para las galaxias listadas en las Tablas 5.2 y 5.3. A partir de los gráficos es evidente que en nuestro catálogo prevalecen las galaxias en ambientes de alta densidad, motivado en que la mayoría de los estudios se han focalizado en cúmulos de galaxias.

En el panel superior se grafica la S_N global, en el panel medio la S_N de CGs azules, y en el panel inferior la correspondiente a CGs rojos. No aparenta existir una dependencia entre S_N y luminosidad para galaxias de brillos intermedios ($-18 < M_V < -21$), así como tampoco se distinguen diferencias en función del tipo morfológico o el ambiente en que se encuentra la galaxia. No obstante, se observa una elevada dispersión en los valores de S_N . En general, las galaxias más brillantes que $M_V = -22$ presentan S_N mayores, producto de SCGs con gran número de miembros. Las galaxias más débiles también presentan S_N altas, producto de sistemas con pocos CGs, pero ricos al considerar la baja luminosidad de éstas. Las galaxias situadas en ambos extremos del rango de luminosidades son propias de ambientes densos, tales como grupos y cúmulos de galaxias.

La galaxia más brillante de la muestra de elípticas aisladas es NGC 7507, que se destaca en el gráfico por su S_N inusualmente baja. Similar escasez de CGs presentan las galaxias elípticas de campo estudiadas por [Lane et al. \(2013\)](#). Probablemente, el único caso de una galaxia elíptica aislada con un SCGs de algunos miles de miembros sea NGC 7796 ([Richtler et al. 2014](#)). [Cho et al. \(2012\)](#) estudiaron una muestra de galaxias elípticas en ambientes de baja densidad. Su trabajo se centra en la región más interna de los SCGs, encontrando en la mayoría de los casos $S_N < 2$. La única galaxia de su muestra con una elevada S_N es NGC 1172, la cual fue catalogada como miembro del grupo de NGC 1209 por [Sandage \(1978\)](#), y no se encuentra en los catálogos de galaxias elípticas aisladas (como por ej. [Reda et al. 2004](#); [Smith et al. 2004](#); [Stocke et al. 2004](#); [Collobert et al. 2006](#)).

En el panel inferior se destaca la casi total ausencia de galaxias con $M_V > -16$, debido a que las mismas presentan un escaso número de CGs rojos. Sin embargo, estas mismas galaxias son las que alcanzan S_N más altas entre los CGs azules, tal como ha sido indicado en otros trabajos (por ej. [Harris et al. 2013](#)). Las S_N de las galaxias enanas de Antlia son similares a las de galaxias de similar luminosidad en otros sistemas, alcanzando valores de $S_N \approx 4$ para FS90-162 y FS90-176 ($M_V \approx -16$). La riqueza de los SCGs de galaxias enanas es de particular interés, en el contexto de algunos escenarios de conformación de los SCGs de galaxias elípticas masivas (por ejemplo [Cote et al. 1998](#); [Hilker et al. 1999](#); [Peng et al. 2008](#); [Schuberth et al. 2010](#); [Tonini 2013](#)).

Otro parámetro ampliamente utilizado para cuantificar la riqueza de los SCGs de galaxias con distintas morfologías, mencionado previamente, es T_N ([Zepf & Ashman 1993](#)) (razón entre el número de CGs y la masa estelar de la galaxia correspondiente, en unidades de $10^9 M_\odot$). La estimación de este parámetro, sin embargo, está afectada por la incerteza en las masas estimadas, conjugado al hecho de que distintos trabajos aplican diferentes relaciones para estimar la masa estelar, a partir de la luminosidad de las galaxias. Con el fin de sortear estas diferencias en el cálculo de este valor, hemos optado por utilizar como patrón la muestra de galaxias de tipo temprano del cúmulo de Virgo, publicadas por [Peng et al. \(2008\)](#). Esta muestra

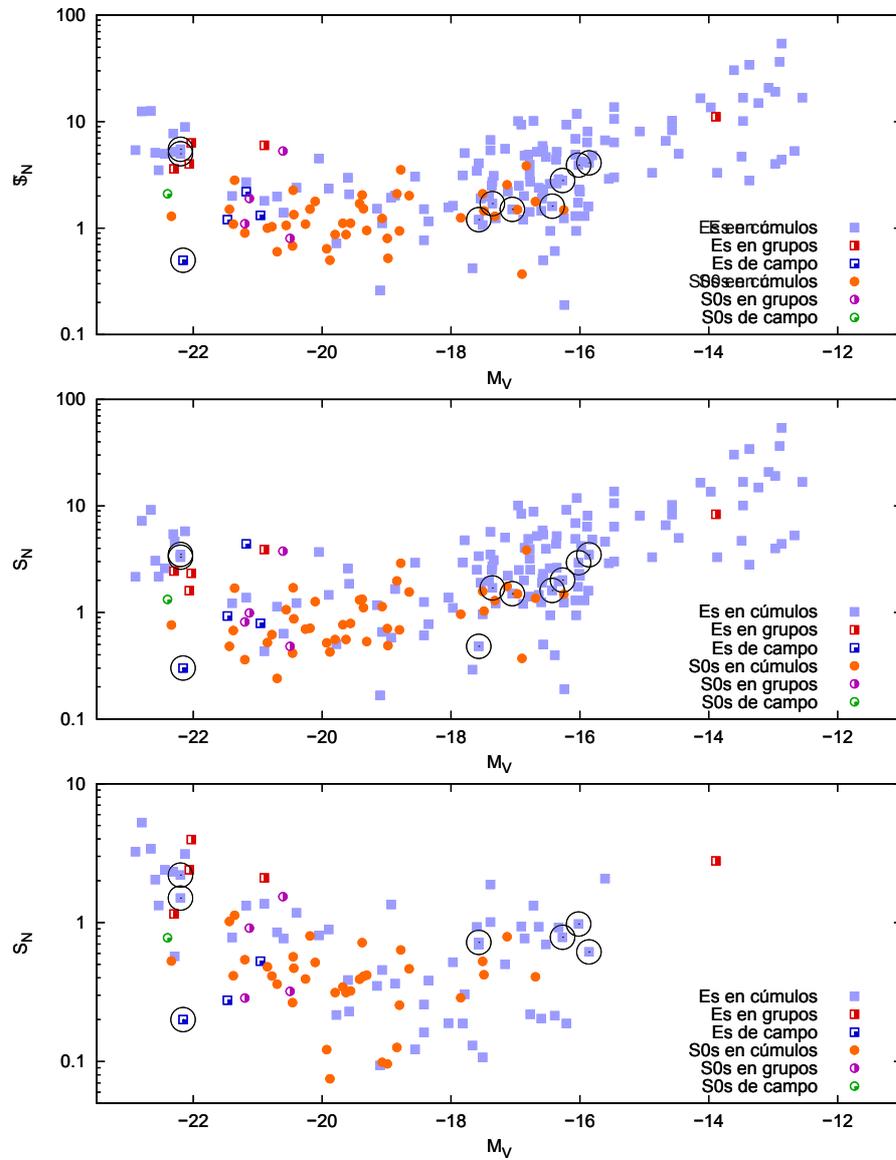


FIGURA 5.10: S_N en función de la M_V para las galaxias estudiadas en el presente trabajo, más una muestra de galaxias de la literatura. En el panel superior se grafica la S_N global, en el panel medio la S_N de CGs azules, y en el panel inferior la correspondiente a CGs rojos (nótese la diferencia de escalas de este último respecto a los anteriores). Los círculos negros indican las galaxias estudiadas en esta Tesis.

cubre un amplio rango de luminosidades, presenta tanto galaxias Es como S0s, y sus masas estelares fueron obtenidas a partir de un mismo método, utilizando magnitudes J y K_s , colores $(g - z)$, y modelos de poblaciones

estelares simples. En la Figura 5.11 se observa la masa estelar (M_{est}) de las galaxias de esa muestra, en escala logarítmica, contra la M_V . No se observan diferencias en la masa estelar de galaxias Es y S0s de similar luminosidad. Ajustamos a los datos tanto una relación lineal, como una cuadrática, de la forma

$$\log_{10}(M_{est}[10^9 M_{\odot}]) = a \times M_V + b \quad (5.1)$$

$$\log_{10}(M_{est}[10^9 M_{\odot}]) = c \times M_V^2 + d \times M_V + e \quad (5.2)$$

obteniendo $a = -0,444 \pm 0,007$ y $b = -7,45 \pm 0,13$ en el caso lineal, y $c = -0,011 \pm 0,003$, $d = -0,87 \pm 0,13$ y $e = -11,4 \pm 1,2$ en el cuadrático. La suma del cuadrado de los residuos resultó ser 1,21 y 1,08, respectivamente. Entonces, utilizaremos la relación cuadrática para calcular la masa estelar del resto de las galaxias de la muestra presente en las Tablas 5.2 y 5.3. Sin embargo, debemos reconocer que el ajuste obtenido mediante ésta sólo representa una mejora menor respecto a la expresión lineal. Al respecto, [Hudson et al. \(2014\)](#) determinaron masas estelares a partir de las relaciones lineales entre M/L y varios colores en los sistemas fotométricos de Sloan y de Johnson publicadas en el apéndice de [Bell et al. \(2003\)](#). Si adoptáramos estas relaciones, y utilizáramos la relación color-magnitud detectada en galaxias de tipo temprano ([Smith Castelli et al. 2012, 2013](#); [Calderón et al. 2015](#)), obtendríamos una relación lineal entre $\log_{10}(M_{est})$ y la magnitud absoluta en el filtro g' (M_g). Sin embargo, debemos hacer notar que [Hudson et al. \(2014\)](#) utilizaron las relaciones entre M/L_k y M/L_V con colores ópticos para determinar las masas, siendo que la Figura 20 de [Bell et al. \(2003\)](#) no muestra una clara relación lineal entre $(B - R)$ y $\log_{10}(M/L_k)$. [Harris et al. \(2013\)](#) también derivan una relación lineal entre el logaritmo de la masa de su muestra de galaxias y el logaritmo de la luminosidad en el filtro V. Más aún, encuentran una diferencia de punto de cero entre galaxias elípticas y de disco. Sin embargo, debemos tener en cuenta que estos autores calculan para sus galaxias una masa dinámica, a partir del R_{ef} de las galaxias y

su dispersión de velocidades hasta dicho radio, la cual consideran que se aproxima a la masa bariónica del *bulge* de las galaxias. En base a esto, no es claro que dicha masa sea directamente comparable con la estimada en esta Tesis, y no podemos descartar que la forma en que fue definida sea el causal de la diferencia entre galaxias de distintos tipos morfológicos. Aún así, los autores muestran en su Fig. 4 que el $\log_{10}(M_{din})$ en función del $\log_{10}(L_K)$ es pobremente ajustado por una recta, y recurren a una relación bilineal. En su Fig. 3, $\log_{10}(M_{din})$ en función del $\log_{10}(L_V)$ sí puede ser ajustado por una recta. La Figura 5.11 prácticamente no presenta galaxias más débiles que $M_V = -16$. Por esto, deberá considerarse la aplicación de esta expresión a las galaxias más débiles de nuestra muestra como una extrapolación.

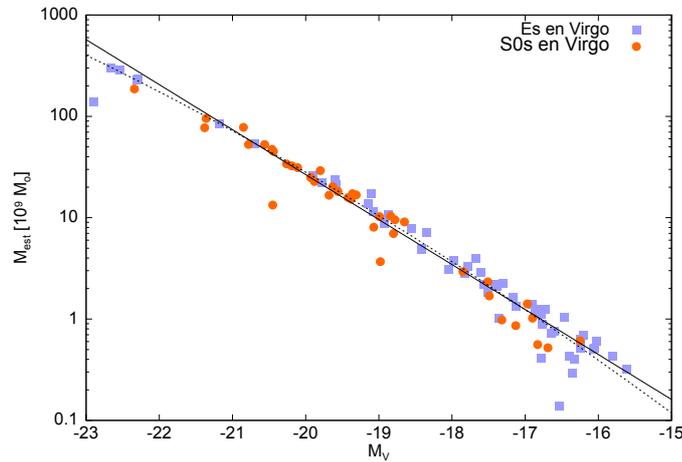


FIGURA 5.11: Masa estelar en función de la M_V para las galaxias del cúmulo de Virgo estudiadas por Peng et al. (2008). La curva continua representa el ajuste de una función cuadrática.

En la Figura 5.12 se grafica el parámetro T_N en función de la M_V para la muestra de galaxias. Al igual que en la Fig. 5.10, el panel superior muestra el parámetro global, el panel del medio, T_N para los CGs azules, y el panel inferior, T_N para los CGs rojos. Nuevamente, galaxias de brillos intermedios presentan rangos de T_N similares, con una gran dispersión en los valores. Como hemos indicado en la Sección 1.1, los CGs requieren de condiciones particulares para su formación, que sólo se producirían en regiones de formación estelar masivas (Kruijssen 2014). Esto ha llevado a algunos

autores a plantear que los CGs podrían encontrarse entre los primeros objetos a constituirse en un brote estelar, mientras que estrellas de campo y cúmulos estelares menos masivos continuarían formándose con posterioridad (Spitler 2010). En este contexto, Harris et al. (2013) plantean el interrogante si aquellas galaxias con elevados índices de S_N (o T_N), son ricas en CGs, o en realidad son deficientes en estrellas de campo. Siguiendo este razonamiento, la formación estelar en galaxias enanas podría ser detenida, tanto por procesos internos que eyectan parte de la componente gaseosa, como explosiones de supernova, vientos estelares o fotoionización, o por procesos externos, como pueden ser las interacciones con otras galaxias de mayor masa, o con el medio intracúmulo (e.g. Brooks et al. 2013; Kazantzidis et al. 2013; Weisz et al. 2014). En las galaxias más masivas, los procesos que afectan a la formación estelar son el *feedback* de los AGNs, y el calentamiento del medio por la caída de gas hacia la galaxia (Bower et al. 2006; Dekel & Birnboim 2006; Popesso et al. 2015; Taylor & Kobayashi 2015). Esto favorecería a galaxias de masa intermedia, lo cual se sostiene por la evidencia de dependencia con la masa bariónica que presenta el cociente entre la masa del halo y la masa bariónica (Leauthaud et al. 2012; Brodie et al. 2014; Velandar et al. 2014; Rodríguez-Puebla et al. 2015). Mieske et al. (2014) plantean que los procesos que conllevan a la destrucción de CGs serían más eficientes en galaxias compactas, de luminosidad intermedia, y atribuyen a ésto los bajos valores de T_N y S_N en galaxias de masa intermedia.

Un comportamiento particular se observa en las pocas galaxias de campo que presenta la muestra. En todas ellas, el parámetro T_N de los CGs azules es similar al de aquellas galaxias en ambientes de mayor densidad. En cambio, el parámetro T_N de los CGs rojos aparentaría ser inferior. Este comportamiento es interesante en el contexto de la evolución de dichas galaxias. El escenario actual de formación de CGs implica que el origen de los CGs pobres en metales serían las primeras fusiones de protogalaxias poco masivas ($z \approx 3 - 4$), o habrían sido capturados de galaxias satélites. Los CGs ricos en metales se habrían formado como el producto de posteriores fusiones ($z \approx 2$), menos numerosas, pero ocurridas entre galaxias presumiblemente más masivas (e.g. Muratov & Gnedin 2010; Schuberth et al. 2010; Tonini

2013; Li & Gnedin 2014). Esto podría implicar que galaxias elípticas aisladas presentan una historia deficiente en fusiones ricas en gas (o húmedas), y por tanto que su estructura actual se debe a fusiones tardías, ocurridas en ausencia de cantidades significativas de gas. En este sentido, Jiménez et al. (2011) indican que las galaxias pueden incorporar una porción considerable de su masa a partir de fusiones secas. Tal et al. (2009) estudiaron galaxias elípticas aisladas, hallando signos de interacciones tidales en gran parte de su muestra. Esta evidencia respaldaría la posibilidad de que las galaxias elípticas aisladas sean el resultado de fusiones de edad intermedia.

En la Figura 5.13 graficamos nuevamente el parámetro T_N , pero esta vez en función de la masa estelar de la galaxia, a fin de que dichos gráficos sean comparables con los de Harris et al. (2013) y Forte et al. (2014). No obstante, Forte et al. (2014) definieron los parámetros t_b y t_r en función de las masas estelares del halo y el *bulge* de la galaxia, respectivamente. Si bien esto dificulta la comparación directa con los parámetros $T_{N,az}$ y $T_{N,roj}$, se observan similitudes. En principio, las galaxias con menores valores tanto de T_N como de t , se encuentran en el rango de masas $10^{10} - 10^{11} M_\odot$. En el mismo rango se encuentran las galaxias que presentan menor fracción de masa bariónica contenida en CGs (Harris et al. 2013; Forte et al. 2014). Tanto en el trabajo de Forte et al. (2014) como en esta Tesis se observa que los parámetros alcanzan sus menores valores en rangos de masas estelares diferentes, según se trate de CGs azules o rojos. En nuestro caso, $T_{N,az}$ alcanza los menores valores para $\approx 5 \times 10^{10} M_\odot$, en tanto que $T_{N,roj}$ lo hace para $\approx 10^{10} M_\odot$. Esto no coincide con los resultados de Forte et al. (2014), quienes encuentran que t_{az} alcanza su mínimo para masas menores que t_{roj} . Esta diferencia probablemente se deba a que se utilizan distintas masas para normalizar en ambos trabajos y, como se observa en la Fig. 18 de su trabajo, la fracción de masa del halo relativa a la masa estelar total varía a partir de $\approx 5 \times 10^{10} M_\odot$.

El tercer parámetro que mencionamos arriba es V_N , propuesto por (Spitler et al. 2008) como la razón entre el número de CGs y la masa total del halo de materia oscura en que está embebida la galaxia, en unidades de $10^{11} M_\odot$. En dicho trabajo encontraron, para una muestra de galaxias de distintas

morfologías, que el parámetro V_N no presenta una clara dependencia con la masa del halo, alcanzando $V_N \approx 10$ en el caso de CGs azules, y $V_N \approx 5$ para los CGs rojos. Esto indicaría que el tamaño de los SCGs es directamente proporcional a la masa del halo de materia oscura en que se encuentra embebida la galaxia. No obstante, debemos indicar que la masa de los halos fue calculada a partir de un método indirecto, y los valores de V_N que encuentran para las galaxias de su muestra presentan una considerable dispersión. Un resultado similar encuentran [Hudson et al. \(2014\)](#), quienes estimaron la masa del halo de una numerosa muestra de galaxias a partir del método de *weak lensing*. Sus resultados indican que la fracción entre la masa contenida en CGs y la masa del halo de la galaxia (η), es independiente de esta última, presentando valores cercanos a $\eta \approx 4 \times 10^{-5}$. [Forte et al. \(2014\)](#) calcularon parámetros análogos a los ya mencionados t , t_{az} y t_{roj} , considerando la masa total del halo. Para llevar esto adelante, consideraron las relaciones entre la masa estelar y la masa del halo de galaxias derivada por [Shankar et al. \(2006\)](#). No obstante, estos autores muestran en su Fig. 22 que una variedad de trabajos obtienen diferentes relaciones entre estos parámetros, cuyo comportamiento varía significativamente en el extremo masivo, lo cual implicaría que la relación es incierta para las galaxias masivas ($M_* > 10^{11} M_\odot$). Estos autores hallaron que el parámetro t , es relativamente independiente de la masa del halo, hasta valores de $\approx 10^{12} M_\odot$, en acuerdo con los resultados de [Hudson et al. \(2014\)](#). Para halos más masivos, el parámetro t experimenta un incremento, aunque el mismo podría estar motivado en una mayor incerteza de la relación entre masa estelar y masa del halo, que ya hemos mencionado.

Para NGC 7507, si consideramos una masa total (estelar más materia oscura) de $4,2 \times 10^{11} M_\odot$ ([Salinas et al. 2012](#)), obtenemos $V_N = 87 \pm 25$. En el caso del cúmulo de Antlia, para determinar la masa total de NGC 3268 hasta $10'$ de distancia radial proyectada, debemos valernos de los resultados en rayos-X de [Nakazawa et al. \(2000\)](#). Ellos indican que la emisión extendida de la galaxia es isotérmica, con $kT_e = 2 \text{ keV}$. Ajustaron el perfil de brillo radial en rayos-X mediante un modelo beta,

$$n(r) = n_0(1 + (r/r_c)^2)^{-3\beta/2} \quad (5.3)$$

con $\beta = 0,38$ y $r_c = 5'$. Si suponemos que la emisión presenta simetría esférica, podemos aplicar la expresión de (Grego et al. 2001)

$$M(r) = \frac{3\beta kT_e}{G\mu m_p} \frac{r^3}{r_c^2 + r^2} \quad (5.4)$$

donde G es la constante de gravitación, μ es el peso molecular y m_p la masa del protón. Adoptamos $\mu = 0,6$, obteniendo para la masa encerrada en el volumen de radio $10'$ un valor de $6,9 \times 10^{12} M_\odot$, y $V_N = 60 \pm 5$.

En el caso de NGC 3258, Pedersen et al. (1997) determinaron que la emisión extendida también es isotérmica, con $kT_e = 1,7$ keV, y el modelo beta que ajusta al perfil de brillo de la misma está definido por $\beta = 0,6$ y $r_c = 8'$, por lo que la masa encerrada en el volumen de radio $13'$ es $1,1 \times 10^{13} M_\odot$, y $V_N = 35 \pm 2,5$. En los tres casos mencionados hasta aquí, las incertezas que se indican para los parámetros V_N son debidas únicamente a la propagación de la incerteza en el número de miembros del SCGs.

Si comparamos con otras galaxias, Dirsch et al. (2003b) determinaron que NGC 1399 posee 6450 ± 700 CGs dentro de $15'$ de distancia proyectada, mientras que Schuberth et al. (2010) calcularon que la masa contenida dentro de $14,5'$ es $9,5 \times 10^{12} M_\odot$, lo cual implica que $V_N \approx 68$. Faifer et al. (2011) determinaron que el SCGs de NGC 4649 posee 4690 ± 980 miembros hasta 100 kpc. A partir del perfil de masa en rayos-X de la galaxia (Figura 6 de Humphrey et al. 2006), la masa contenida hasta ese mismo límite es $\approx 9 \times 10^{12} M_\odot$, resultando entonces $V_N \approx 52$. Para NGC 4472, Peng et al. (2008) encuentran 7813 ± 830 CGs, pero no indican explícitamente la extensión del sistema. Rhode & Zepf (2001) determinaron ≈ 5900 CGs hasta 110 kpc, y Durrell et al. (2014) determinaron $9070 \pm 740 \pm 250$ CGs hasta 280 kpc. Si consideramos estos últimos trabajos, el valor del parámetro que se obtiene a partir de la masa contenida hasta estos radios en Humphrey et al. (2006) es $V_N \approx 59$ ($\approx 10^{13} M_\odot$), y $V_N = 45 \pm 5$ ($\approx 2 \times 10^{13} M_\odot$), respectivamente.

Los cálculos del número total de CGs en torno a NGC 4486 de [Peng et al. \(2008\)](#), 14660 ± 891 , y [Durrell et al. \(2014\)](#), $14520 \pm 1190 \pm 140$ hasta 280 kpc, son comparables. Si consideramos este último, la masa encerrada hasta el límite indicado puede obtenerse a partir del perfil logarítmico ajustado por [Murphy et al. \(2011\)](#), resultando en $\approx 3,7 \times 10^{13} M_{\odot}$. A partir de estos valores, se obtiene $V_N \approx 39$. Teniendo en cuenta estos resultados, observamos que los parámetros V_N calculados para NGC 3258 y NGC 3268 no difieren de los valores obtenidos para otras galaxias elípticas brillantes. El valor de V_N para NGC 7507 es ligeramente superior, siendo esta la única galaxia elíptica aislada considerada. Debemos señalar que la dispersión entre estas mediciones es elevada, y los valores calculados, aproximados. Para aquellas galaxias que se encuentran en la muestra de [Spitler et al. \(2008\)](#), los valores de V_N aquí obtenidos son mayores, debido a que la relación utilizada por [Spitler et al. \(2008\)](#) sobreestima la masa del halo. A raíz de la discrepancia de resultados entre [Hudson et al. \(2014\)](#) y [Forte et al. \(2014\)](#) para las galaxias masivas, sería importante contar con una mayor cantidad de estudios de la masa total de este tipo de galaxias, en función de investigar sus posibles escenarios de evolución, y como esto se relaciona con la riqueza de sus SCGs.

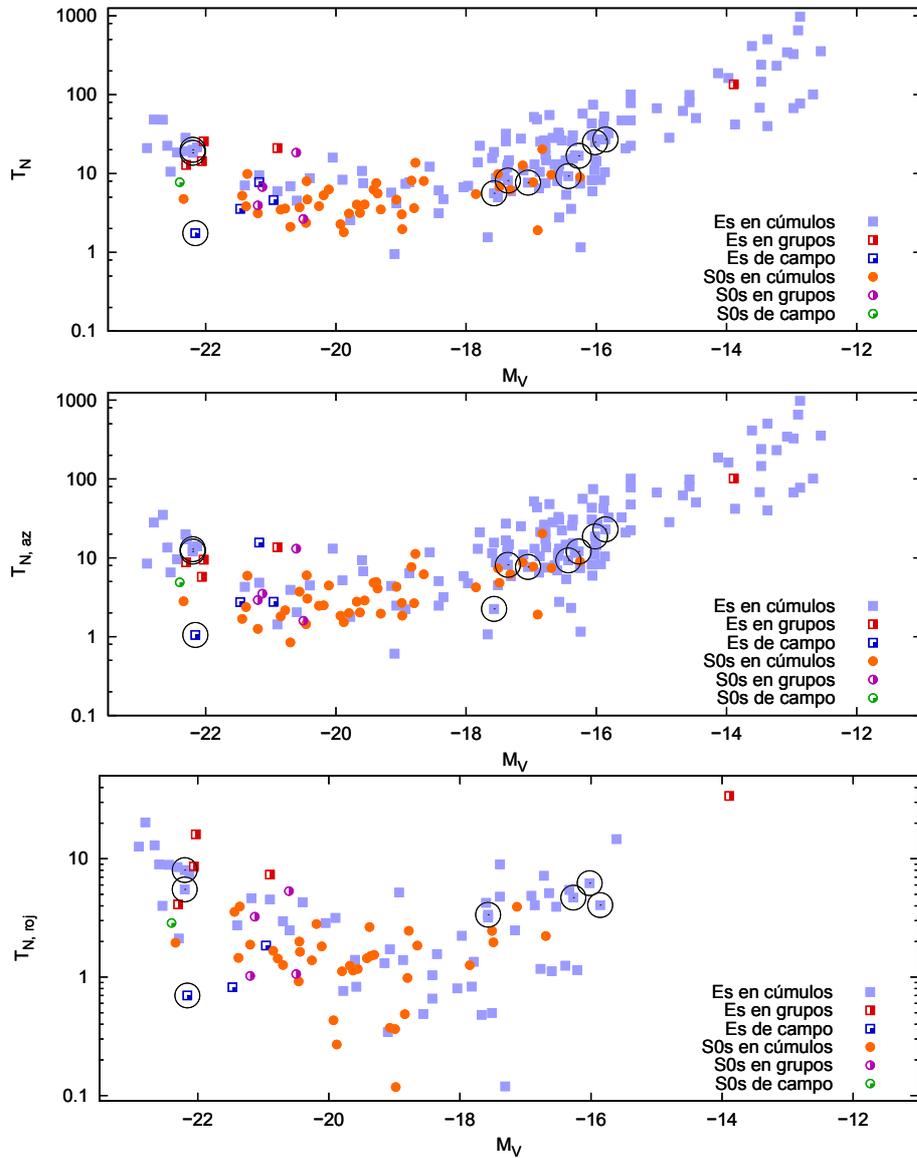


FIGURA 5.12: T_N en función de M_V para las galaxias estudiadas en el presente trabajo, más una muestra de galaxias de la literatura. En el panel superior se grafica el parámetro T_N global, en el panel medio T_N de CGs azules, y en el panel inferior el valor correspondiente a CGs rojos. Los círculos negros indican las galaxias estudiadas en esta Tesis.

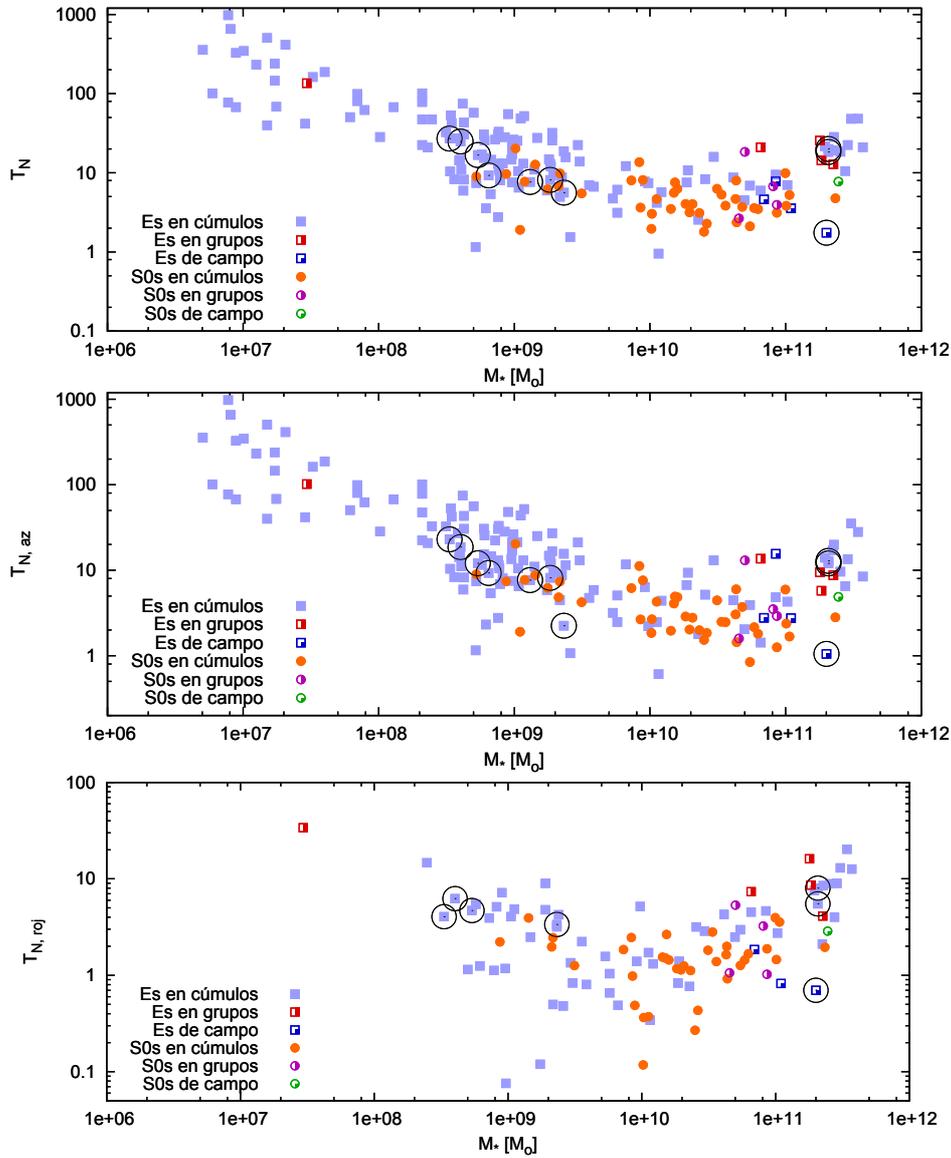


FIGURA 5.13: T_N en función de la masa estelar para las galaxias estudiadas en el presente trabajo, más una muestra de galaxias de la literatura. En el panel superior se grafica el parámetro T_N global, en el panel medio T_N de CGs azules, y en el panel inferior el valor correspondiente a CGs rojos. Los círculos negros indican las galaxias estudiadas en esta Tesis.

[!ht]

CUADRO 5.2: Catálogo de galaxias elípticas obtenidas de la literatura. N_{CGs} es número total de CGs, S_N su frecuencia específica y F_{rojos} la fracción de CGs rojos. En la columna Medio las distintas letras indican si la galaxia es miembro de un cúmulo (C), de un grupo (G), o es una galaxia de campo (Ca).

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
NGC 4472	7813 ± 830^1	$5,4 \pm 0,6^1$	$0,6^1$	$-22,90^1$	C
NGC 3311	16500 ± 2000^2	$12,5 \pm 1,5^2$	$0,42^2$	$-22,80^2$	C
NGC 4486	14660 ± 891^1	$12,6 \pm 0,77^1$	$0,27^1$	$-22,66^1$	C
NGC 1399	6450 ± 700^3	$5,1 \pm 1,2^3$	$0,4^3$	$-22,59^3$	C
NGC 4406	2900^4	$3,5$	$0,38^4$	$-22,54^5$	C
NGC 4649	4690 ± 980^6	$5,0 \pm 1^6$	$0,48^6$	$-22,44^6$	C
NGC 4365	6450 ± 110^7	$7,75 \pm 0,13^7$	$0,3^7$	$-22,3^8$	C
NGC 5813	2900 ± 400^9	$3,6 \pm 0,8^9$	$0,32^9$	$-22,30^5$	G
NGC 4374	4301 ± 1201^1	$5,20 \pm 1,45^1$	$0,11^1$	$-22,29^1$	C
NGC 3258	3800 ± 280	$5 \pm 0,4$	$0,3$	$-22,20^{10}$	C
NGC 3268	4150 ± 360	$5,5 \pm 0,5$	$0,4$	$-22,20^{10}$	C
NGC 7507	365 ± 100	$0,5 \pm 0,2$	$0,4^a$	$-22,16^{11}$	Ca
NGC 4636	4200 ± 120^{12}	$8,9 \pm 1,2^{12}$	$0,35^{12}$	$-22,13^5$	C
NGC 1407	2640 ± 460^{13}	$4 \pm 1,3^{13}$	$0,60^{14}$	$-22,06^{13}$	G
NGC 3923	4580 ± 820^6	$6,3 \pm 1,1^6$	$0,63^6$	$-22,03^6$	G
NGC 4494	392 ± 49^{15}	$1,2 \pm 0,3^{15}$	$0,23^{15}$	$-21,47^{15}$	Ca
NGC 1404	725 ± 145^{16}	$2,0 \pm 0,5^{16}$	$0,39^{17}$	$-21,40^{16}$	C
NGC 720	660 ± 190^{17}	$2,2 \pm 0,9^{17}$	—	$-21,18^{17}$	Ca
VCC1903	803 ± 355^1	$2,70 \pm 1,19^1$	$0,49^1$	$-21,18^1$	C
NGC 821	320 ± 45^{18}	$1,32 \pm 0,15^{18}$	$0,4^{18}$	$-20,96^{18}$	Ca
NGC 4278	1378 ± 200^{19}	$6 \pm 1,3^{19}$	$0,35^{19}$	$-20,90^5$	G
NGC 1387	390 ± 27^{20}	$1,8 \pm 0,7^{20}$	$0,76^{20}$	$-20,90^{20}$	C
VCC1231	376 ± 97^1	$1,98 \pm 0,51^1$	$0,43^1$	$-20,70^1$	C
NGC 1379	225 ± 23^{20}	$1,4 \pm 0,4^{20}$	$0,55^{20}$	$-20,60^{20}$	C
NGC 1374	360 ± 17^{20}	$2,4 \pm 0,5^{20}$	$0,49^{20}$	$-20,40^{20}$	C
NGC 1427	470 ± 40^{21}	$4,5 \pm 0,8^{21}$	$0,18^{21}$	$-20,05^{21}$	C
VCC1664	213 ± 31^1	$2,35 \pm 0,34^1$	$0,38^1$	$-19,90^1$	C

CUADRO 5.2: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
VCC1279	58 ± 11^1	$0,72 \pm 0,15^1$	$0,30^1$	$-19,78^1$	C
VCC2000	205 ± 28^1	$2,97 \pm 0,41^1$	$0,13^1$	$-19,60^1$	C
VCC1025	141 ± 34^1	$2,08 \pm 0,50^1$	$0,11^1$	$-19,58^1$	C
VCC828	$69,5 \pm 9,8^1$	$1,52 \pm 0,21^1$	$0,23^1$	$-19,15^1$	C
VCC1327	11 ± 12^1	$0,26 \pm 0,29^1$	$0,36^1$	$-19,10^1$	C
VCC1630	47 ± 11^1	$1,11 \pm 0,26^1$	$0,41^1$	$-19,07^1$	C
VCC1146	72 ± 12^1	$1,93 \pm 0,32^1$	$0,70^1$	$-18,93^1$	C
VCC1913	71 ± 14^1	$2,02 \pm 0,40^1$	$0,18^1$	$-18,87^1$	C
VCC1475	81 ± 10^1	$3,05 \pm 0,40^1$	$0,04^1$	$-18,56^1$	C
VCC1261	$35,1 \pm 7,6^1$	$1,51 \pm 0,33^1$	$0,17^1$	$-18,42^1$	C
VCC575	$18,0 \pm 6,1^1$	$0,77 \pm 0,26^1$	$0,21^1$	$-18,42^1$	C
VCC1178	$25,3 \pm 9,2^1$	$1,16 \pm 0,42^1$	$0,33^1$	$-18,35^1$	C
VCC9	$25,7 \pm 6,4^1$	$1,57 \pm 0,39^1$	$0,12^1$	$-18,04^1$	C
VCC1422	$24,9 \pm 6,0^1$	$1,62 \pm 0,39^1$	$0,32^1$	$-17,97^1$	C
VCC437	$42,1 \pm 7,9^1$	$3,13 \pm 0,59^1$	$0,06^1$	$-17,82^1$	C
VCC1087	$66,0 \pm 9,5^1$	$5,07 \pm 0,73^1$	$0,06^1$	$-17,79^1$	C
VCC1297	4 ± 11^1	$0,42 \pm 1,00^1$	$0,31^1$	$-17,67^1$	C
VCC1861	$37,6 \pm 7,4^1$	$3,44 \pm 0,68^1$	$0,27^1$	$-17,60^1$	C
VCC856	$43,4 \pm 7,9^1$	$4,07 \pm 0,74^1$	$0,17^1$	$-17,57^1$	C
FS90-177	13 ± 8	$1,2 \pm 0,75$	$0,6$	$-17,57$	C
VCC1355	$10,8 \pm 5,6^1$	$1,07 \pm 0,56^1$	$0,10^1$	$-17,51^1$	C
VCC543	$18,1 \pm 5,5^1$	$1,97 \pm 0,60^1$	$0,00^1$	$-17,41^1$	C
VCC1431	$60,6 \pm 9,3^1$	$6,72 \pm 1,03^1$	$0,15^1$	$-17,39^1$	C
VCC1910	$48,7 \pm 8,4^1$	$5,38 \pm 0,93^1$	$0,35^1$	$-17,39^1$	C
FCC0136	$22,3 \pm 6,6^{22}$	$2,5 \pm 0,7^{22}$	—	$-17,37^{22}$	C
VCC2019	$23,9 \pm 6,1^1$	$2,72 \pm 0,69^1$	$0,00^1$	$-17,36^1$	C
FS90-87	15 ± 10	$1,7 \pm 1$	$0,00$	$-17,36$	C
VCC1871	$10,4 \pm 5,0^1$	$1,24 \pm 0,60^1$	$0,02^1$	$-17,31^1$	C
VCC1528	$40,7 \pm 7,6^1$	$5,57 \pm 1,04^1$	$0,09^1$	$-17,16^1$	C
VCC200	$15,5 \pm 5,8^1$	$2,21 \pm 0,83^1$	$0,00^1$	$-17,12^1$	C

CUADRO 5.2: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
FS90-136	10 ± 7	$1,5 \pm 1,05$	0,0	-17,05	C
VCC940	$61,4 \pm 9,5^{22}$	$10,1 \pm 1,6^{22}$	—	-16,96 ²²	C
VCC543	$15,2 \pm 5,1^{22}$	$2,5 \pm 0,8^{22}$	—	-16,95 ²²	C
VCC1545	$54,2 \pm 8,8^1$	$9,37 \pm 1,52^1$	0,10 ¹	-16,91 ¹	C
VCC917	$7,0 \pm 6,0^{22}$	$1,2 \pm 1,1^{22}$	—	-16,88 ²²	C
FCC0324	$11,2 \pm 5,7^{22}$	$2,0 \pm 1,0^{22}$	—	-16,87 ²²	C
VCC1440	$26,7 \pm 6,8^1$	$4,81 \pm 1,22^1$	0,16 ¹	-16,86 ¹	C
VCC1876	$25,9 \pm 7,4^{22}$	$4,9 \pm 1,4^{22}$	—	-16,8 ²²	C
VCC1828	$20,4 \pm 5,8^1$	$3,94 \pm 1,12^1$	0,00 ¹	-16,78 ¹	C
VCC1488	$7,3 \pm 4,2^1$	$1,42 \pm 0,82^1$	0,01 ¹	-16,78 ¹	C
VCC1075	$16,5 \pm 5,2^1$	$3,19 \pm 1,01^1$	0,00 ¹	-16,78 ¹	C
VCC1185	$14,0 \pm 5,7^1$	$2,73 \pm 1,11^1$	0,08 ¹	-16,77 ¹	C
VCC1407	$49,7 \pm 8,6^1$	$10,18 \pm 1,76^1$	0,13 ¹	-16,72 ¹	C
VCC1254	$24,0 \pm 9,3^{22}$	$5,2 \pm 2,0^{22}$	—	-16,67 ²²	C
VCC1857	$10,8 \pm 5,9^1$	$2,39 \pm 1,31^1$	0,39 ¹	-16,64 ¹	C
VCC1895	$6,3 \pm 4,3^1$	$1,45 \pm 0,99^1$	0,14 ¹	-16,60 ¹	C
VCC1308	$8,2 \pm 5,1^{22}$	$1,9 \pm 1,2^{22}$	—	-16,59 ²²	C
VCC2008	$8,8 \pm 6,0^{22}$	$2,1 \pm 1,4^{22}$	—	-16,58 ²²	C
VCC1107	$25,3 \pm 6,5^{22}$	$5,9 \pm 1,5^{22}$	—	-16,58 ²²	C
VCC949	$23,1 \pm 6,9^{22}$	$5,4 \pm 1,6^{22}$	—	-16,57 ²²	C
VCC1514	$2,1 \pm 2,9^{22}$	$0,5 \pm 0,7^{22}$	—	-16,57 ²²	C
FCC0046	$9,9 \pm 5,3^{22}$	$2,3 \pm 1,2^{22}$	—	-16,57 ²²	C
VCC1499	$19,0 \pm 6,6^1$	$4,65 \pm 1,62^1$	0,15 ¹	-16,53 ¹	C
FCC0150	$9,9 \pm 5,3^{22}$	$2,6 \pm 1,4^{22}$	—	-16,47 ²²	C
VCC1627	$3,6 \pm 3,7^1$	$0,94 \pm 0,97^1$	0,00 ¹	-16,46 ¹	C
FS90-159	6 ± 3	$1,61 \pm 0,8$	0,0	-16,43	C
VCC33	$2,2 \pm 4,2^1$	$0,61 \pm 1,17^1$	0,35 ¹	-16,39 ¹	C
VCC965	$15,4 \pm 5,3^{22}$	$4,4 \pm 1,5^{22}$	—	-16,37 ²²	C
VCC2050	$9,2 \pm 4,3^1$	$2,63 \pm 1,23^1$	0,00 ¹	-16,36 ¹	C
VCC871	$18,2 \pm 5,8^{22}$	$5,2 \pm 1,7^{22}$	—	-16,36 ²²	C

CUADRO 5.2: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
VCC1743	$9,8 \pm 6,4^1$	$2,88 \pm 1,88^1$	$0,32^1$	$-16,33^1$	C
FS90-196	9 ± 6	$2,8 \pm 1,58$	$0,28$	$-16,27$	C
VCC1886	$3,9 \pm 2,6^1$	$1,24 \pm 0,82^1$	$0,00^1$	$-16,25^1$	C
VCC538	$0,6 \pm 3,5^1$	$0,19 \pm 1,11^1$	$0,00^1$	$-16,24^1$	C
VCC230	$28,7 \pm 6,7^1$	$9,39 \pm 2,19^1$	$0,02^1$	$-16,21^1$	C
VCC1311	$18,4 \pm 5,5^{22}$	$6,9 \pm 2,1^{22}$	—	$-16,07^{22}$	C
VCC118	$3,5 \pm 4,2^{22}$	$1,3 \pm 1,6^{22}$	—	$-16,07^{22}$	C
VCC128	$13,0 \pm 5,1^{22}$	$4,9 \pm 1,9^{22}$	—	$-16,07^{22}$	C
VCC1948	$2,5 \pm 3,0^1$	$0,94 \pm 1,13^1$	$0,00^1$	$-16,06^1$	C
VCC1539	$31,0 \pm 7,0^1$	$11,83 \pm 2,67^1$	$0,00^1$	$-16,05^1$	C
VCC1826	$4,5 \pm 3,9^1$	$1,74 \pm 1,51^1$	$0,00^1$	$-16,03^1$	C
FS90-176	10 ± 7	$3,91 \pm 2,7$	$0,25$	$-16,02$	C
VCC1497	$5,8 \pm 5,4^{22}$	$2,3 \pm 2,1^{22}$	—	$-16,01^{22}$	C
VCC546	$5,6 \pm 3,9^{22}$	$2,2 \pm 1,6^{22}$	—	$-16,0^{22}$	C
VCC158	$10,4 \pm 5,4^{22}$	$4,2 \pm 2,2^{22}$	—	$-15,98^{22}$	C
LGC0047	$3,0 \pm 4,5^{22}$	$1,3 \pm 1,9^{22}$	—	$-15,93^{22}$	C
VCC1577	$14,6 \pm 5,9^{22}$	$6,4 \pm 2,6^{22}$	—	$-15,89^{22}$	C
VCC452	$18,1 \pm 6,2^{22}$	$8,1 \pm 2,8^{22}$	—	$-15,88^{22}$	C
VCC992	$3,5 \pm 4,8^{22}$	$1,6 \pm 2,2^{22}$	—	$-15,87^{22}$	C
FS90-162	9 ± 6	$4,1 \pm 2,7$	$0,15$	$-15,86$	C
VCC1661	$10,2 \pm 4,7^1$	$4,83 \pm 2,23^1$	$0,00^1$	$-15,81^1$	C
VCC1489	$11,7 \pm 4,8^1$	$6,69 \pm 2,74^1$	$0,31^1$	$-15,61^1$	C
VCC1105	$4,8 \pm 4,0^{22}$	$2,9 \pm 2,4^{22}$	—	$-15,55^{22}$	C
FCC0316	$21,1 \pm 6,9^{22}$	$13,7 \pm 4,5^{22}$	—	$-15,47^{22}$	C
FCC0174	$9,9 \pm 4,6^{22}$	$6,4 \pm 3,0^{22}$	—	$-15,47^{22}$	C
VCC1762	$4,7 \pm 4,1^{22}$	$3,0 \pm 2,6^{22}$	—	$-15,47^{22}$	C
VCC747	$16,4 \pm 5,7^{22}$	$10,6 \pm 3,7^{22}$	—	$-15,47^{22}$	C
FCC0110	$0,0 \pm 5,2^{22}$	$0,0 \pm 3,7^{22}$	—	$-15,37^{22}$	C
FCC0048	$8,7 \pm 5,4^{22}$	$8,1 \pm 5,1^{22}$	—	$-15,07^{22}$	C
VCC503	$2,9 \pm 4,3^{22}$	$3,3 \pm 4,8^{22}$	—	$-14,88^{22}$	C

CUADRO 5.2: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
VCC1651	$4,9 \pm 6,2^{22}$	$6,6 \pm 8,4^{22}$	—	$-14,67^{22}$	C
FCC0064	$0,0 \pm 3,6^{22}$	$0,0 \pm 4,9^{22}$	—	$-14,67^{22}$	C
FCC0254	$5,6 \pm 5,2^{22}$	$8,3 \pm 7,7^{22}$	—	$-14,57^{22}$	C
FCC0212	$6,9 \pm 6,6^{22}$	$10,2 \pm 9,8^{22}$	—	$-14,57^{22}$	C
FCC0025	$3,1 \pm 4,5^{22}$	$5,0 \pm 7,4^{22}$	—	$-14,47^{22}$	C
FCC0242	$0,0 \pm 3,3^{22}$	$0,0 \pm 5,9^{22}$	—	$-14,37^{22}$	C
LGC0050	$7,5 \pm 4,0^{22}$	$16,6 \pm 8,9^{22}$	—	$-14,13^{22}$	C
VCC896	$5,3 \pm 4,6^{22}$	$13,6 \pm 11,9^{22}$	—	$-13,97^{22}$	C
E269-66	$4,0 \pm 0,0^{22}$	$11,12pm0,0^{22}$	$0,25^{22}$	$-13,89^{22}$	G
VCC1729	$1,2 \pm 3,5^{22}$	$3,3 \pm 9,9^{22}$	—	$-13,87^{22}$	C
FCC0218	$0,0 \pm 3,4^{22}$	$0,0 \pm 11,6^{22}$	—	$-13,67^{22}$	C
VCC240	$8,5 \pm 4,8^{22}$	$30,4 \pm 17,2^{22}$	—	$-13,61^{22}$	C
VCC2029	$1,2 \pm 4,2^{22}$	$4,7 \pm 17,0^{22}$	—	$-13,49^{22}$	C
VCC529	$4,1 \pm 4,1^{22}$	$16,8 \pm 16,9^{22}$	—	$-13,47^{22}$	C
FCC0238	$2,5 \pm 2,5^{22}$	$10,1 \pm 10,1^{22}$	—	$-13,47^{22}$	C
FCC0304	$0,0 \pm 3,8^{22}$	$0,0 \pm 17,1^{22}$	—	$-13,37^{22}$	C
VCC1530	$7,6 \pm 4,9^{22}$	$34,2 \pm 22,0^{22}$	—	$-13,37^{22}$	C
FCC0189	$0,6 \pm 4,2^{22}$	$2,8 \pm 18,9^{22}$	—	$-13,37^{22}$	C
VCC996	$0,0 \pm 4,4^{22}$	$0,0 \pm 20,0^{22}$	—	$-13,36^{22}$	C
VCC1272	$2,9 \pm 4,0^{22}$	$14,9 \pm 20,3^{22}$	—	$-13,23^{22}$	C
VCC1714	$0,0 \pm 4,5^{22}$	$0,0 \pm 23,5^{22}$	—	$-13,2^{22}$	C
VCC1877	$3,5 \pm 3,9^{22}$	$20,8 \pm 23,0^{22}$	—	$-13,07^{22}$	C
FCC0246	$0,0 \pm 3,4^{22}$	$0,0 \pm 20,1^{22}$	—	$-13,07^{22}$	C
VCC1781	$2,9 \pm 4,0^{22}$	$19,1 \pm 25,7^{22}$	—	$-12,97^{22}$	C
FCC0144	$0,6 \pm 4,2^{22}$	$4,0 \pm 27,2^{22}$	—	$-12,97^{22}$	C
VCC646	$5,3 \pm 4,6^{22}$	$36,5 \pm 31,9^{22}$	—	$-12,9^{22}$	C
VCC1252	$7,6 \pm 4,9^{22}$	$54,1 \pm 34,8^{22}$	—	$-12,87^{22}$	C
FCC0027	$0,6 \pm 3,8^{22}$	$4,4 \pm 27,1^{22}$	—	$-12,87^{22}$	C
FCC0059	$0,0 \pm 4,0^{22}$	$0, \pm 31,2^{22}$	—	$-12,77^{22}$	C
VCC1363	$0,0 \pm 3,0^{22}$	$0,0 \pm 25,5^{22}$	—	$-12,67^{22}$	C

CUADRO 5.2: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
FCC0146	$0,6 \pm 3,4^{22}$	$5,3 \pm 29,0^{22}$	–	$-12,67^{22}$	C
VCC1077	$1,8 \pm 5,3^{22}$	$16,8 \pm 50,7^{22}$	–	$-12,55^{22}$	C

¹ Peng et al. (2008), ² Wehner et al. (2008), ³ Dirsch et al. (2003b),
⁴ Rhode & Zepf (2004), ⁵ RC3, ⁶ Faifer et al. (2011), ⁷ Blom et al. (2012),
⁸ Ferrarese et al. (2006b), ⁹ Hargis & Rhode (2012), ¹⁰ Calderón et al., *env*,
¹¹ Salinas et al. (2012), ¹² Dirsch et al. (2005), ¹³ Perrett et al. (1997),
¹⁴ Forbes et al. (2006), ¹⁵ Foster et al. (2011), ¹⁶ Forbes et al. (1998),
¹⁷ Kim et al. (2013), ¹⁸ Spitler et al. (2008), ¹⁹ Usher et al. (2013),
²⁰ Bassino et al. (2006b), ²¹ Forte et al. (2001), ²² Miller & Lotz (2007)

CUADRO 5.3: Catálogo de galaxias lenticulares obtenidas de la literatura. N_{CGs} es número total de CGs, S_N su frecuencia específica y F_{rojos} la fracción de CGs rojos. En la columna Medio las distintas letras indican si la galaxia es miembro de un cúmulo (C), de un grupo (G), o es una galaxia de campo (Ca).

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
NGC 4594	1900 ¹	2,1 ¹	0,37 ¹	$-22,4^1$	Ca
VCC798	1110 ± 181^2	$1,29 \pm 0,21^2$	0,41 ²	$-22,34^2$	C
NGC 1380	560 ± 30^3	$1,5 \pm 0,1^3$	0,68 ³	$-21,44^3$	C
VCC1535	388 ± 117^2	$1,09 \pm 0,33^2$	0,38 ²	$-21,38^2$	C
VCC1632	984 ± 198^2	$2,82 \pm 0,57^2$	0,40 ²	$-21,36^2$	C
NGC 5866	340 ± 80^4	$1,1 \pm 0,3^4$	0,26 ⁴	$-21,2^4$	G
NGC 4762	270 ± 30^4	$0,9 \pm 0,1^4$	0,6 ⁴	$-21,2^4$	C
NGC 3115	546 ± 80^5	$1,9 \pm 0,2^5$	0,48 ⁵	$-21,13^5$	G
VCC1154	218 ± 28^2	$1,00 \pm 0,13^2$	0,48 ²	$-20,85^2$	C
VCC2095	211 ± 34^2	$1,03 \pm 0,17^2$	0,40 ²	$-20,78^2$	C
NGC 4754	115 ± 15^4	$0,6 \pm 0,1^4$	0,6 ⁴	$-20,7^4$	C
NGC 1400	922 ± 280^5	$5,3 \pm 1,6^5$	0,29 ⁶	$-20,61^5$	G
VCC1062	178 ± 30^2	$1,06 \pm 0,18^2$	0,00 ²	$-20,56^2$	C
NGC 3384	120 ± 30^4	$0,8 \pm 0,2^4$	0,40 ⁴	$-20,5^4$	G
VCC2092	103 ± 17^2	$0,68 \pm 0,11^2$	0,39 ²	$-20,46^2$	C

CUADRO 5.3: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
VCC1030	345 ± 80^2	$2,27 \pm 0,53^2$	$0,25^2$	$-20,45^2$	C
VCC759	200 ± 41^2	$1,34 \pm 0,27^2$	$0,35^2$	$-20,44^2$	C
VCC1692	139 ± 23^2	$1,09 \pm 0,18^2$	$0,36^2$	$-20,26^2$	C
VCC369	179 ± 17^2	$1,51 \pm 0,14^2$	$0,53^2$	$-20,19^2$	C
VCC685	196 ± 60^2	$1,78 \pm 0,54^2$	$0,29^2$	$-20,11^2$	C
VCC1938	$59,8 \pm 9,2^2$	$0,64 \pm 0,10^2$	$0,19^2$	$-19,93^2$	C
VCC654	45 ± 16^2	$0,50 \pm 0,18^2$	$0,15^2$	$-19,88^2$	C
VCC944	72 ± 10^2	$0,87 \pm 0,12^2$	$0,36^2$	$-19,80^2$	C
VCC1883	83 ± 25^2	$1,11 \pm 0,34^2$	$0,31^2$	$-19,68^2$	C
VCC1720	62 ± 13^2	$0,87 \pm 0,18^2$	$0,36^2$	$-19,63^2$	C
VCC778	74 ± 32^2	$1,11 \pm 0,48^2$	$0,29^2$	$-19,56^2$	C
VCC355	100 ± 31^2	$1,70 \pm 0,53^2$	$0,23^2$	$-19,42^2$	C
VCC1242	116 ± 24^2	$2,05 \pm 0,42^2$	$0,35^2$	$-19,38^2$	C
VCC1619	84 ± 19^2	$1,52 \pm 0,34^2$	$0,27^2$	$-19,36^2$	C
VCC784	50 ± 14^2	$0,95 \pm 0,27^2$	$0,44^2$	$-19,31^2$	C
VCC1125	$52,3 \pm 8,5^2$	$1,23 \pm 0,20^2$	$0,08^2$	$-19,07^2$	C
VCC1537	$31,4 \pm 7,2^2$	$0,80 \pm 0,18^2$	$0,12^2$	$-18,99^2$	C
VCC1250	$20,1 \pm 7,3^2$	$0,52 \pm 0,19^2$	$0,06^2$	$-18,98^2$	C
VCC1303	72 ± 18^2	$2,10 \pm 0,53^2$	$0,06^2$	$-18,84^2$	C
VCC1321	$31,0 \pm 9,0^2$	$0,94 \pm 0,27^2$	$0,27^2$	$-18,80^2$	C
VCC698	114 ± 12^2	$3,53 \pm 0,38^2$	$0,18^2$	$-18,78^2$	C
VCC1283	$58,6 \pm 9,3^2$	$2,02 \pm 0,32^2$	$0,23^2$	$-18,65^2$	C
VCC2048	$17,2 \pm 5,4^2$	$1,25 \pm 0,39^2$	$0,23^2$	$-17,85^2$	C
VCC1695	$14,4 \pm 5,7^2$	$1,45 \pm 0,58^2$	$0,29^2$	$-17,49^2$	C
VCC571	$10,9 \pm 5,6^2$	$1,29 \pm 0,66^2$	$0,00^2$	$-17,32^2$	C
VCC1833	$18,1 \pm 5,5^2$	$2,55 \pm 0,77^2$	$0,31^2$	$-17,13^2$	C
VCC751	$9,2 \pm 4,3^2$	$1,49 \pm 0,70^2$	$0,00^2$	$-16,97^2$	C
VCC1779	$2,1 \pm 3,7^2$	$0,37 \pm 0,64^2$	$0,00^2$	$-16,90^2$	C
VCC21	$20,7 \pm 6,5^2$	$3,85 \pm 1,21^2$	$0,00^2$	$-16,83^2$	C
VCC1049	$8,4 \pm 4,5^2$	$1,77 \pm 0,95^2$	$0,23^2$	$-16,69^2$	C

CUADRO 5.3: Continuación

ID	N_{CGs}	S_N	F_{rojos}	M_V	Medio
VCC1512	$4,7 \pm 3,8^2$	$1,48 \pm 1,20^2$	$0,00^2$	$-16,25^2$	C

¹ Rhode & Zepf (2004), ² Peng et al. (2008), ³ Kissler-Patig et al. (1997),

⁴ Hargis & Rhode (2012), ⁵ Faifer et al. (2011), ⁵ Perrett et al. (1997),

⁶ Forbes et al. (2006)

Capítulo 6

Conclusiones

En la presente Tesis se han estudiado las enanas ultra-compactas presentes en el cúmulo de galaxias de Antlia, buscando aportar evidencias para determinar su origen (u orígenes). Se compararon sus propiedades fotométricas con las de otros sistemas estelares, como los cúmulos globulares, que se presume podrían estar relacionados con éstas.

Para llevar ésto a cabo, en primer lugar era necesario disponer de un catálogo confiable de enanas ultra-compactas y cúmulos globulares. A fin de construirlo, se realizó la fotometría de ocho campos obtenidos con MOSAIC II, cuatro de los cuales fueron útiles para el análisis de los SCGs de NGC 3258 y NGC 3268. El gran campo que cubren estas imágenes permitió, respecto a trabajos anteriores, una mejor estimación del nivel de contaminación y la determinación de la extensión total de estos sistemas. El número total de miembros fue de 3800 ± 280 para NGC 3258 y de 4150 ± 360 para NGC 3268, presentando esta última una mayor fracción de CGs rojos. Este valor es similar al de galaxias elípticas masivas en ambientes de alta densidad. Esto se condice con su rol como galaxia dominante de uno de los grupos que parecen conformar el cúmulo de Antlia.

A partir del catálogo de candidatos mencionados anteriormente se diseñaron observaciones espectroscópicas multi-objeto, que fueron realizadas mediante el instrumento GMOS del Observatorio Gemini Sur. El resultado de estas

Conclusiones

observaciones, junto con otras existentes en archivo, fue la confirmación de 35 objetos como miembros del cúmulo de Antlia. Los mismos, que por sus colores y magnitudes pueden ser clasificados como CGs brillantes o UCDs, fueron denominados como ACOs (siglas para Objeto Compacto de Antlia, traducido al inglés).

La existencia de dos campos obtenidos con la cámara ACS en la base de datos públicos del Telescopio Espacial Hubble, cada uno centrado en una de las galaxias gEs de Antlia, permitió determinar R_{ef} para una submuestra de nuestros ACOs, sumados a otros candidatos de los que no se dispone de observaciones espectroscópicas. Se encontró que los candidatos a CGs en el rango $-10,5 < M_V < -9$ presentan R_{ef} promedio entre 3,1 – 3,4 pc similares al valor medio obtenido para los CGs Galácticos. Los CGs azules podrían presentar R_{ef} ligeramente superiores, aunque la evidencia no es concluyente. Los objetos más brillantes que $M_V = -10,5$ aparentarían seguir una relación tamaño-luminosidad, en el sentido de que objetos más brillantes tienden a presentar R_{ef} mínimos mayores. El estudio realizado sobre las imágenes de ACS permitió detectar diez candidatos a CEs en Antlia, con $10 < R_{\text{ef}} < 17$ pc, y colores mayoritariamente azules. Tanto en la selección de ACOs presente en esta Tesis, como en objetos de similares características descubiertos en otros sistemas, se observa que objetos de similar R_{ef} , tienden a ser más rojos cuanto más brillantes. Esto no parece observarse en los CGs “clásicos”.

Una de las teorías planteadas en la literatura para explicar la existencia de las UCDs, es que éstas sean el remanente de galaxias dE,N desmembradas por efecto de la fuerza de marea de galaxias masivas vecinas. En función de esto, se compararon los colores y luminosidades de nuestros ACOs con los de ocho núcleos de galaxias elípticas enanas (dE,N) del cúmulo de Antlia. Los núcleos medidos ocupan regiones similares en el DCM que los ACOs azules. Otros autores han señalado con anterioridad la posibilidad de que sean las UCDs azules las que tengan un origen relacionado con las dE,N, en tanto que las rojas se producirían por otros canales.

También se ha propuesto que las UCDs sean CGs masivos, producto de la fusión de varios cúmulos estelares en sus orígenes. Para estudiar la factibilidad de este origen para los ACOs, se compararon estadísticamente el número de CGs brillantes que cabría esperar, con el número de ACOs y candidatos marginalmente resueltos. Los valores obtenidos indican que no sería necesario invocar un origen distinto al de los CGs para explicar el número de ACOs encontrados en Antlia.

Por último, medimos metalicidades y edades medias para un conjunto de ACOs alrededor de ambas gEs, a partir del ajuste de sus espectros combinados. Los valores obtenidos coinciden con poblaciones viejas, y metalicidades bajas, lo cual estaría de acuerdo con cualquiera de los dos orígenes propuestos.

Se estudió el SCGs de NGC 7507, una galaxia gE de campo, con el fin de compararlo con las gEs presentes en el cúmulo de Antlia. La galaxia presenta un sistema muy pobre, en comparación con su luminosidad ($S_N = 0,50 \pm 0,2$). La subpoblación de CGs rojos posee colores en torno a $(C - T_1)_0 = 1,7$, similares que aquellos obtenidos en otros sistemas. El máximo de la población de CGs azules es $(C - T_1)_0 \approx 1,2$, levemente más azul que el valor usual. Si se considera el escenario en que las galaxias elípticas adquieren su población de CGs pobres en metales a partir de la acreción de galaxias satélites de menor masa, en un ambiente de baja densidad existirían pocos donantes de CGs y podría, a partir de la forma de la función de luminosidad de galaxias, existir una tendencia a acretar galaxias de baja luminosidad y, por ende, pobres en metales. La consecuencia de esto, sería una población de CGs pobres en metales más azul, y probablemente con una dispersión en colores menor que los valores usuales.

Existen evidencias que apuntarían a una tercera población de CGs, con un rango de colores extremadamente acotado, que podría indicar una población de edades y metalicidades homogéneas. El origen de esta población sería un brote de formación, originado probablemente a partir de la interacción con NGC 7513, o por la fusión con una galaxia de baja masa. En caso de que estos CGs presentaran metalicidad solar, su edad sería 2 – 3 Gyr. Puesto

Conclusiones

que no existen evidencias claras de interacciones tidales en la galaxia, una hipótesis más plausible, y que concuerda con la edad determinada para la población estelar de NGC 7507 en la literatura, es que esta subpoblación de CGs tenga su origen en la acreción de una galaxia de baja masa, rica en gas, ocurrida hace $\approx 7 - 8$ Gyr. Esto también podría ser responsable por la presencia de polvo en NGC 7507.

Luego, se combinaron los resultados del estudio de los SCGs realizados en este trabajo, con resultados obtenidos a partir de una compilación de la literatura. Se llegó a la conclusión que la masa estelar de una galaxia no puede ser el único factor que rige el tamaño de su SCGs. La dispersión que presenta el tamaño de los sistemas al ser normalizados por la luminosidad de la galaxia, por la masa estelar, y por la masa del halo de materia oscura, indican que la historia evolutiva de la galaxia juega un rol preponderante en la formación de su SCGs. El rango de masa estelar al que se observan las galaxias con menores valores de S_N y T_N varía si se tiene en cuenta toda la población de CGs, o si se diferencian entre CGs azules y rojos. Esto podría ser relevante en el desarrollo de las teorías de formación de CGs.

Bibliografía

- Amorisco, N. C. & Evans, N. W. 2012, MNRAS, 419, 184
- Ashman, K. M., Bird, C. M., & Zepf, S. E. 1994, AJ, 108, 2348
- Bailin, J. & Harris, W. E. 2009, ApJ, 695, 1082
- Bassino, L. P., Faifer, F. R., Forte, J. C., et al. 2006a, A&A, 451, 789
- Bassino, L. P., Richtler, T., & Dirsch, B. 2006b, MNRAS, 367, 156
- Bassino, L. P., Richtler, T., & Dirsch, B. 2008, MNRAS, 386, 1145
- Beasley, M. A., Strader, J., Brodie, J. P., Cenarro, A. J., & Geha, M. 2006, AJ, 131, 814
- Bedin, L. R., Piotto, G., Anderson, J., et al. 2004, ApJ, 605, L125
- Bekki, K. & Freeman, K. C. 2003, MNRAS, 346, L11
- Bekki, K. & Yong, D. 2012, MNRAS, 419, 2063
- Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D. 2003, ApJS, 149, 289
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- Blakeslee, J. P., Cho, H., Peng, E. W., et al. 2012, ApJ, 746, 88
- Blakeslee, J. P., Jordán, A., Mei, S., et al. 2009, ApJ, 694, 556
- Blom, C., Spitler, L. R., & Forbes, D. A. 2012, MNRAS, 420, 37
- Böker, T. 2008, ApJ, 672, L111

- Bower, R. G., Benson, A. J., Malbon, R., et al. 2006, MNRAS, 370, 645
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, MNRAS, 427, 127
- Brockamp, M., Küpper, A. H. W., Thies, I., Baumgardt, H., & Kroupa, P. 2014, MNRAS, 441, 150
- Brodie, J. P., Romanowsky, A. J., Strader, J., & Forbes, D. A. 2011, AJ, 142, 199
- Brodie, J. P., Romanowsky, A. J., Strader, J., et al. 2014, ApJ, 796, 52
- Brodie, J. P. & Strader, J. 2006, ARA&A, 44, 193
- Brooks, A. M., Kuhlen, M., Zolotov, A., & Hooper, D. 2013, ApJ, 765, 22
- Brüns, R. C. & Kroupa, P. 2012, A&A, 547, A65
- Buzzoni, A., Cellone, S. A., Saracco, P., & Zucca, E. 2012, MNRAS, 420, 3427
- Calderón, J. P., Bassino, L. P., Cellone, S. A., et al. 2015, MNRAS, 451, 791
- Cantiello, M., Blakeslee, J. P., Raimondo, G., et al. 2014, A&A, 564, L3
- Cappellari, M. & Emsellem, E. 2004, PASP, 116, 138
- Capuzzo-Dolcetta, R. & Donnarumma, I. 2001, MNRAS, 328, 645
- Capuzzo-Dolcetta, R. & Mastrobuono-Battisti, A. 2009, A&A, 507, 183
- Capuzzo-Dolcetta, R. & Vignola, L. 1997, A&A, 327, 130
- Carballo-Bello, J. A., Sollima, A., Martínez-Delgado, D., et al. 2014, MNRAS, 445, 2971
- Chiboucas, K., Tully, R. B., Marzke, R. O., et al. 2011, ApJ, 737, 86
- Chies-Santos, A. L., Larsen, S. S., Cantiello, M., et al. 2012, A&A, 539, A54
- Chies-Santos, A. L., Larsen, S. S., Kuntschner, H., et al. 2011, A&A, 525, A20

- Chilingarian, I. V., Mieske, S., Hilker, M., & Infante, L. 2011, *MNRAS*, 412, 1627
- Cho, J., Sharples, R. M., Blakeslee, J. P., et al. 2012, *MNRAS*, 422, 3591
- Coccatto, L., Arnaboldi, M., & Gerhard, O. 2013, *MNRAS*, 436, 1322
- Collobert, M., Sarzi, M., Davies, R. L., Kuntschner, H., & Colless, M. 2006, *MNRAS*, 370, 1213
- Cote, P., Marzke, R. O., & West, M. J. 1998, *ApJ*, 501, 554
- Côté, P., Piatek, S., Ferrarese, L., et al. 2006, *ApJs*, 165, 57
- Dabringhausen, J., Hilker, M., & Kroupa, P. 2008, *MNRAS*, 386, 864
- Dabringhausen, J., Kroupa, P., & Baumgardt, H. 2009, *MNRAS*, 394, 1529
- Dabringhausen, J., Kroupa, P., Pflamm-Altenburg, J., & Mieske, S. 2012, *ApJ*, 747, 72
- de Blok, W. J. G. 2010, *Advances in Astronomy*, 2010, 5
- Dekel, A. & Birnboim, Y. 2006, *MNRAS*, 368, 2
- Dirsch, B., Richtler, T., & Bassino, L. P. 2003a, *A&A*, 408, 929
- Dirsch, B., Richtler, T., Geisler, D., et al. 2003b, *AJ*, 125, 1908
- Dirsch, B., Schuberth, Y., & Richtler, T. 2005, *A&A*, 433, 43
- Dotter, A., Sarajedini, A., Anderson, J., et al. 2010, *ApJ*, 708, 698
- Downing, J. M. B. 2012, *MNRAS*, 425, 2234
- Drinkwater, M., Bekki, K., Couch, W., et al. 2002, in *IAU Symposium*, Vol. 207, *Extragalactic Star Clusters*, ed. D. P. Geisler, E. K. Grebel, & D. Minniti, 287
- Drinkwater, M. J., Jones, J. B., Gregg, M. D., & Phillipps, S. 2000, *PASA*, 17, 227
- Durrell, P. R., Côté, P., Peng, E. W., et al. 2014, *ApJ*, 794, 103

Bibliografía

- Elson, R. A. W., Grillmair, C. J., Forbes, D. A., et al. 1998, MNRAS, 295, 240
- Evstigneeva, E. A., Drinkwater, M. J., Peng, C. Y., et al. 2008, AJ, 136, 461
- Evstigneeva, E. A., Gregg, M. D., Drinkwater, M. J., & Hilker, M. 2007, AJ, 133, 1722
- Faifer, F. R., Forte, J. C., Norris, M. A., et al. 2011, MNRAS, 416, 155
- Fensch, J., Mieske, S., Müller-Seidlitz, J., & Hilker, M. 2014, A&A, 567, A105
- Ferguson, H. C. & Sandage, A. 1990, AJ, 100, 1
- Ferguson, H. C. & Sandage, A. 1991, AJ, 101, 765
- Ferrarese, L., Côté, P., Dalla Bontà, E., et al. 2006a, ApJL, 644, L21
- Ferrarese, L., Côté, P., Jordán, A., et al. 2006b, ApJS, 164, 334
- Forbes, D. A., Almeida, A., Spitler, L. R., & Pota, V. 2014, MNRAS, 442, 1049
- Forbes, D. A. & Forte, J. C. 2001, MNRAS, 322, 257
- Forbes, D. A., Grillmair, C. J., Williger, G. M., Elson, R. A. W., & Brodie, J. P. 1998, MNRAS, 293, 325
- Forbes, D. A., Ponman, T., & O'Sullivan, E. 2012, MNRAS, 425, 66
- Forbes, D. A., Pota, V., Usher, C., et al. 2013, MNRAS, 435, L6
- Forbes, D. A., Sánchez-Blázquez, P., Phan, A. T. T., et al. 2006, MNRAS, 366, 1230
- Forbes, D. A., Spitler, L. R., Harris, W. E., et al. 2010, MNRAS, 403, 429
- Forbes, D. A., Spitler, L. R., Strader, J., et al. 2011, MNRAS, 413, 2943
- Forte, J. C., Faifer, F. R., Vega, E. I., et al. 2013, MNRAS, 431, 1405

- Forte, J. C., Geisler, D., Ostrov, P. G., Piatti, A. E., & Gieren, W. 2001, *AJ*, 121, 1992
- Forte, J. C., Vega, E. I., Faifer, F. R., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 1391
- Foster, C., Spitler, L. R., Romanowsky, A. J., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 3393
- Francis, K. J., Drinkwater, M. J., Chilingarian, I. V., Bolt, A. M., & Firth, P. 2012, *MNRAS*, 425, 325
- Frank, M. J., Hilker, M., Mieske, S., et al. 2011, *MNRAS*, 414, L70
- Geha, M., Guhathakurta, P., & van der Marel, R. P. 2002, *AJ*, 124, 3073
- Geisler, D. 1996, *AJ*, 111, 480
- Geisler, D., Lee, M. G., & Kim, E. 1996, *AJ*, 111, 1529
- Georgiev, I. Y., Puzia, T. H., Goudfrooij, P., & Hilker, M. 2010, *MNRAS*, 406, 1967
- Georgiev, I. Y., Puzia, T. H., Hilker, M., & Goudfrooij, P. 2009, *MNRAS*, 392, 879
- Gómez, M. & Woodley, K. A. 2007, *ApJ*, 670, L105
- Governato, F., Brook, C., Mayer, L., et al. 2010, *Nature*, 463, 203
- Gregg, M. D., Drinkwater, M. J., Evstigneeva, E., et al. 2009, *AJ*, 137, 498
- Grego, L., Carlstrom, J. E., Reese, E. D., et al. 2001, *ApJ*, 552, 2
- Gültekin, K., Richstone, D. O., Gebhardt, K., et al. 2009, *ApJ*, 698, 198
- Haşegan, M., Jordán, A., Côté, P., et al. 2005, *ApJ*, 627, 203
- Hanes, D. A. & Racine, R. 1971, *JRASC*, 65, 183
- Hansen, B. M. S., Kalirai, J. S., Anderson, J., et al. 2013, *Nature*, 500, 51
- Hargis, J. R. & Rhode, K. L. 2012, *AJ*, 144, 164

- Harris, H. C. & Canterna, R. 1977, *AJ*, 82, 798
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Harris, W. E. 2001, *Globular Cluster Systems*, 223
- Harris, W. E. 2009, *ApJ*, 699, 254
- Harris, W. E., Harris, G. L. H., & Alessi, M. 2013, *ApJ*, 772, 82
- Harris, W. E., Morningstar, W., Gnedin, O. Y., et al. 2014, *ApJ*, 797, 128
- Harris, W. E. & van den Bergh, S. 1981, *AJ*, 86, 1627
- Harris, W. E., Whitmore, B. C., Karakla, D., et al. 2006, *ApJ*, 636, 90
- Hau, G. K. T., Spitler, L. R., Forbes, D. A., et al. 2009, *MNRAS*, 394, L97
- Hawley, W., Machacek, M., & Kraft, R. P. 2011, in *AAS/High Energy Astrophysics Division*, Vol. 12, *AAS/High Energy Astrophysics Division*, 39.03
- Hilker, M. 2009a, *ArXiv e-prints*
- Hilker, M. 2009b, *UCDs - A Mixed Bag of Objects*, 51
- Hilker, M., Infante, L., & Richtler, T. 1999, *A&AS*, 138, 55
- Hilker, M., Kayser, A., Richtler, T., & Willemsen, P. 2004, *A&A*, 422, L9
- Hilker, M. & Richtler, T. 2000, *A&A*, 362, 895
- Hopp, U. & Materne, J. 1985, *A&AS*, 61, 93
- Hudson, M. J., Harris, G. L., & Harris, W. E. 2014, *ApJL*, 787, L5
- Humphrey, P. J., Buote, D. A., Gastaldello, F., et al. 2006, *ApJ*, 646, 899
- Ikebe, Y., Ezawa, H., Fukazawa, Y., et al. 1996, *Nature*, 379, 427
- Ikebe, Y., Makishima, K., Ezawa, H., et al. 1997, *ApJ*, 481, 660
- Janz, J., Forbes, D. A., Norris, M. A., et al. 2015, *ArXiv e-prints*

- Jennings, Z. G., Strader, J., Romanowsky, A. J., et al. 2014, *AJ*, 148, 32
- Jiménez, N., Cora, S. A., Bassino, L. P., Tecce, T. E., & Smith Castelli, A. V. 2011, *MNRAS*, 417, 785
- Jones, C., Stern, C., Forman, W., et al. 1997, *ApJ*, 482, 143
- Jordán, A., McLaughlin, D. E., Côté, P., et al. 2007, *ApJs*, 171, 101
- Kartha, S. S., Forbes, D. A., Spitler, L. R., et al. 2014, *MNRAS*, 437, 273
- Kazantzidis, S., Lokas, E. L., & Mayer, L. 2013, *ApJL*, 764, L29
- Kim, H.-S., Yoon, S.-J., Sohn, S. T., et al. 2013, *ApJ*, 763, 40
- King, I. 1962, *AJ*, 67, 471
- King, I. R. 1966, *AJ*, 71, 64
- Kissler-Patig, M., Richtler, T., & Hilker, M. 1996, *A&A*, 308, 704
- Kissler-Patig, M., Richtler, T., Storm, J., & della Valle, M. 1997, *A&A*, 327, 503
- Kolmogorov, A. 1933, *Giornale dell'istituto Italiano degli Attuari*, 4, 83
- Kruijssen, J. M. D. 2014, *Classical and Quantum Gravity*, 31, 244006
- Kruijssen, J. M. D. & Lützgendorf, N. 2013, *MNRAS*, 434, L41
- Kundu, A. & Whitmore, B. C. 2001, *AJ*, 121, 2950
- Lane, R. R., Salinas, R., & Richtler, T. 2013, *A&A*, 549, A148
- Lane, R. R., Salinas, R., & Richtler, T. 2014, *ArXiv e-prints*
- Larsen, S. S. 1999, *A&AS*, 139, 393
- Larsen, S. S. 2010
- Larsen, S. S. & Brodie, J. P. 2003, *ApJ*, 593, 340
- Larsen, S. S., Brodie, J. P., Huchra, J. P., Forbes, D. A., & Grillmair, C. J. 2001a, *AJ*, 121, 2974

Bibliografía

- Larsen, S. S., Forbes, D. A., & Brodie, J. P. 2001b, *MNRAS*, 327, 1116
- Leaman, R., VandenBerg, D. A., & Mendel, J. T. 2013, *MNRAS*, 436, 122
- Leauthaud, A., Tinker, J., Bundy, K., et al. 2012, *ApJ*, 744, 159
- Lee, M. G. & Kim, E. 2000, *AJ*, 120, 260
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Sivarani, T., et al. 2008, *AJ*, 136, 2050
- Lee, Y.-W., Joo, J.-M., Sohn, Y.-J., et al. 1999, *Nature*, 402, 55
- Li, H. & Gnedin, O. Y. 2014, *ApJ*, 796, 10
- Longmore, S. N., Kruijssen, J. M. D., Bastian, N., et al. 2014, *Protostars and Planets VI*, 291
- Lotz, J. M., Miller, B. W., & Ferguson, H. C. 2004, *ApJ*, 613, 262
- Lützgendorf, N., Kissler-Patig, M., Gebhardt, K., et al. 2015, *ArXiv e-prints*
- Lützgendorf, N., Kissler-Patig, M., Neumayer, N., et al. 2013, *A&A*, 555, A26
- Madrid, J. P. 2011, *ApJ*, 737, L13
- Madrid, J. P. & Donzelli, C. J. 2013, *ApJ*, 770, 158
- Madrid, J. P., Graham, A. W., Harris, W. E., et al. 2010, *ApJ*, 722, 1707
- Madrid, J. P., Hurley, J. R., & Sippel, A. C. 2012, *ApJ*, 756, 167
- Majewski, S. R., Nidever, D. L., Smith, V. V., et al. 2012, *ApJ*, 747, L37
- Maraston, C., Bastian, N., Saglia, R. P., et al. 2004, *A&A*, 416, 467
- Marino, A. F., Milone, A. P., Piotto, G., et al. 2011, *ApJ*, 731, 64
- Maybhate, A., Goudfrooij, P., Schweizer, F., Puzia, T. H., & Carter, D. 2009, *AJ*, 137, 383
- McLaughlin, D. E. 1995, *AJ*, 109, 2034
- Mieske, S., Frank, M., Baumgardt, H., et al. 2013, *ArXiv e-prints*

- Mieske, S., Hilker, M., & Infante, L. 2004, *A&A*, 418, 445
- Mieske, S., Hilker, M., Infante, L., & Jordán, A. 2006, *AJ*, 131, 2442
- Mieske, S., Hilker, M., Jordán, A., Infante, L., & Kissler-Patig, M. 2007, *A&A*, 472, 111
- Mieske, S., Hilker, M., Jordán, A., et al. 2008, *A&A*, 487, 921
- Mieske, S., Hilker, M., & Misgeld, I. 2012, *A&A*, 537, A3
- Mieske, S., Hilker, M., Misgeld, I., et al. 2009, *A&A*, 498, 705
- Mieske, S., Jordán, A., Côté, P., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1672
- Mieske, S., Küpper, A. H. W., & Brockamp, M. 2014, *A&A*, 565, L6
- Miller, B. W. & Lotz, J. M. 2007, *ApJ*, 670, 1074
- Minniti, D., Kissler-Patig, M., Goudfrooij, P., & Meylan, G. 1998, *AJ*, 115, 121
- Misgeld, I. & Hilker, M. 2011, *MNRAS*, 414, 3699
- Misgeld, I., Mieske, S., & Hilker, M. 2008, *A&A*, 486, 697
- Misgeld, I., Mieske, S., Hilker, M., et al. 2011, *A&A*, 531, A4
- Muratov, A. L. & Gnedin, O. Y. 2010, *ApJ*, 718, 1266
- Murphy, J. D., Gebhardt, K., & Adams, J. J. 2011, *ApJ*, 729, 129
- Murray, N. 2009, *ApJ*, 691, 946
- Nakazawa, K., Makishima, K., Fukazawa, Y., & Tamura, T. 2000, *PASJ*, 52, 623
- Nantais, J. B., Huchra, J. P., Zezas, A., Gazeas, K., & Strader, J. 2011, *AJ*, 142, 183
- Niemi, S.-M., Heinämäki, P., Nurmi, P., & Saar, E. 2010, *MNRAS*, 405, 477
- Norris, M. A. & Kannappan, S. J. 2011, *MNRAS*, 414, 739

Bibliografía

- Norris, M. A., Kannappan, S. J., Forbes, D. A., et al. 2014, MNRAS, 443, 1151
- Olszewski, E. W., Saha, A., Knezek, P., et al. 2009, AJ, 138, 1570
- Ostrov, P., Geisler, D., & Forte, J. C. 1993, AJ, 105, 1762
- Paltoglou, G. & Bell, R. A. 1994, MNRAS, 268, 793
- Pavlovsky, C. & et. al. 2002, Baltimore: STScI
- Pedersen, K., Yoshii, Y., & Sommer-Larsen, J. 1997, ApJ, 485, L17
- Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, AJ, 124, 266
- Peng, E. W., Côté, P., Jordán, A., et al. 2006a, ApJ, 639, 838
- Peng, E. W., Ford, H. C., & Freeman, K. C. 2004, ApJ, 602, 705
- Peng, E. W., Jordán, A., Côté, P., et al. 2006b, ApJ, 639, 95
- Peng, E. W., Jordán, A., Côté, P., et al. 2008, ApJ, 681, 197
- Penny, S. J., Forbes, D. A., & Conselice, C. J. 2012, MNRAS, 422, 885
- Penny, S. J., Forbes, D. A., Strader, J., et al. 2014, MNRAS, 439, 3808
- Perrett, K. M., Hanes, D. A., Butterworth, S. T., et al. 1997, AJ, 113, 895
- Pfeffer, J. & Baumgardt, H. 2013, MNRAS, 433, 1997
- Pfeffer, J., Griffen, B. F., Baumgardt, H., & Hilker, M. 2014, MNRAS, 444, 3670
- Popesso, P., Biviano, A., Finoguenov, A., et al. 2015, A&A, 574, A105
- Pota, V., Forbes, D. A., Romanowsky, A. J., et al. 2013, MNRAS, 428, 389
- Prugniel, P. & Heraudeau, P. 1998, A&AS, 128, 299
- Puzia, T. H., Paolillo, M., Goudfrooij, P., et al. 2014, ArXiv e-prints
- Racine, R. 1968, JRASC, 62, 367

- Reda, F. M., Forbes, D. A., Beasley, M. A., O'Sullivan, E. J., & Goudfrooij, P. 2004, *MNRAS*, 354, 851
- Rejkuba, M. 2012, *APSS*, 341, 195
- Rejkuba, M., Dubath, P., Minniti, D., & Meylan, G. 2007, *A&A*, 469, 147
- Rhode, K. L. & Zepf, S. E. 2001, *AJ*, 121, 210
- Rhode, K. L. & Zepf, S. E. 2004, *AJ*, 127, 302
- Richtler, T. 2003, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 635, *Stellar Candles for the Extragalactic Distance Scale*, ed. D. Alloin & W. Gieren, 281–305
- Richtler, T. 2013, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 470, *370 Years of Astronomy in Utrecht*, ed. G. Pugliese, A. de Koter, & M. Wijburg, 327
- Richtler, T., Bassino, L. P., Dirsch, B., & Kumar, B. 2012, *A&A*, 543, A131
- Richtler, T., Dirsch, B., Larsen, S., Hilker, M., & Infante, L. 2005, *A&A*, 439, 533
- Richtler, T., Hilker, M., Kumar, B., et al. 2014, *A&A*, 569, A41
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rodríguez-Puebla, A., Avila-Reese, V., Yang, X., et al. 2015, *ApJ*, 799, 130
- Salaris, M. & Cassisi, S. 2006, *Evolution of Stars and Stellar Populations*
- Salinas, R., Alabi, A., Richtler, T., & Lane, R. R. 2015, *A&A*, 577, A59
- Salinas, R., Richtler, T., Bassino, L. P., Romanowsky, A. J., & Schuberth, Y. 2012, *A&A*, 538, A87
- Sánchez-Blázquez, P., Peletier, R. F., Jiménez-Vicente, J., et al. 2006, *MNRAS*, 371, 703
- Sandage, A. 1961, *The Hubble atlas of galaxies*

Bibliografía

- Sandage, A. 1978, *AJ*, 83, 904
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schuberth, Y., Richtler, T., Hilker, M., et al. 2010, *A&A*, 513, A52
- Sersic, J. L. 1968, *Atlas de galaxias australes*
- Seth, A. C., van den Bosch, R., Mieske, S., et al. 2014, *Nature*, 513, 398
- Shankar, F., Lapi, A., Salucci, P., De Zotti, G., & Danese, L. 2006, *ApJ*, 643, 14
- Sippel, A. C., Hurley, J. R., Madrid, J. P., & Harris, W. E. 2012, *MNRAS*, 427, 167
- Smirnov, N. 1948, *The Annals of Mathematical Statistics*, 19, 279
- Smith, R., Sánchez-Janssen, R., Fellhauer, M., et al. 2013, *MNRAS*, 429, 1066
- Smith, R. M., Martínez, V. J., & Graham, M. J. 2004, *ApJ*, 617, 1017
- Smith Castelli, A. V., Bassino, L. P., Richtler, T., et al. 2008a, *MNRAS*, 386, 2311
- Smith Castelli, A. V., Cellone, S. A., Faifer, F. R., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 2472
- Smith Castelli, A. V., Faifer, F. R., Richtler, T., & Bassino, L. P. 2008b, *MNRAS*, 391, 685
- Smith Castelli, A. V., González, N. M., Faifer, F. R., & Forte, J. C. 2013, *ApJ*, 772, 68
- Sparks, W. B., Wall, J. V., Thorne, D. J., et al. 1985, *MNRAS*, 217, 87
- Spitler, L. R. 2010, *MNRAS*, 406, 1125
- Spitler, L. R., Forbes, D. A., Strader, J., Brodie, J. P., & Gallagher, J. S. 2008, *MNRAS*, 385, 361

- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- Stiavelli, M., Miller, B. W., Ferguson, H. C., et al. 2001, *AJ*, 121, 1385
- Stocke, J. T., Keeney, B. A., Lewis, A. D., Epps, H. W., & Schild, R. E. 2004, *AJ*, 127, 1336
- Strader, J., Brodie, J. P., & Forbes, D. A. 2004a, *AJ*, 127, 3431
- Strader, J., Brodie, J. P., & Forbes, D. A. 2004b, *AJ*, 127, 295
- Strader, J., Brodie, J. P., Spitler, L., & Beasley, M. A. 2006, *AJ*, 132, 2333
- Strader, J., Romanowsky, A. J., Brodie, J. P., et al. 2011, *ApJs*, 197, 33
- Strader, J., Seth, A., Forbes, D., et al. 2013, *ApJ*, 775, L6
- Tal, T., van Dokkum, P. G., Nelan, J., & Bezanson, R. 2009, *AJ*, 138, 1417
- Taylor, P. & Kobayashi, C. 2015, *MNRAS*, 448, 1835
- Temi, P., Brighenti, F., Mathews, W. G., & Bregman, J. D. 2004, *ApJs*, 151, 237
- Tollerud, E. J., Bullock, J. S., Graves, G. J., & Wolf, J. 2011, *ApJ*, 726, 108
- Tonini, C. 2013, *ApJ*, 762, 39
- Turner, M. L., Côté, P., Ferrarese, L., et al. 2012, *ApJs*, 203, 5
- Usher, C., Forbes, D. A., Brodie, J. P., et al. 2012, *MNRAS*, 426, 1475
- Usher, C., Forbes, D. A., Brodie, J. P., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 369
- Usher, C., Forbes, D. A., Spitler, L. R., et al. 2013, *MNRAS*, 436, 1172
- van Dokkum, P. G. 2001, *PASP*, 113, 1420
- van Dokkum, P. G., Whitaker, K. E., Brammer, G., et al. 2010, *ApJ*, 709, 1018
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 1639

Bibliografía

- Velandar, M., van Uiter, E., Hoekstra, H., et al. 2014, MNRAS, 437, 2111
- Villegas, D., Jordán, A., Peng, E. W., et al. 2010, ApJ, 717, 603
- Webb, J. J., Sills, A., & Harris, W. E. 2013, ApJ, 779, 94
- Wehner, E. M. H., Harris, W. E., Whitmore, B. C., Rothberg, B., & Woodley, K. A. 2008, ApJ, 681, 1233
- Weisz, D. R., Dolphin, A. E., Skillman, E. D., et al. 2014, ApJ, 789, 147
- West, M. J. 1993, MNRAS, 265, 755
- Whitmore, B. C., Schweizer, F., Kundu, A., & Miller, B. W. 2002, AJ, 124, 147
- Willman, B. & Strader, J. 2012, AJ, 144, 76
- Woodley, K. A., Harris, W. E., Puzia, T. H., et al. 2010, ApJ, 708, 1335
- Zepf, S. E. & Ashman, K. M. 1993, MNRAS, 264, 611