

CÚMULOS DE GALAXIAS: PROPIEDADES DE GALAXIAS Y SUBSISTEMAS

Valeria Coenda

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física como parte
de los requerimientos para la obtención del grado de Doctor en Astronomía
de la

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

Marzo, 2008

©FaMAF - UNC

Valeria Coenda: *Cúmulos de Galaxias: Propiedades de Galaxias y Subsistemas*
Marzo 2008

Cúmulos de Galaxias: Propiedades de Galaxias y Subsistemas

Valeria Coenda

Director: Dr. Hernán Muriel

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA
Argentina, Marzo 2008

*La vida no puede dar alegrías tan grandes
como las que quita.*

Lord Byron (1788 - 1824)

... a mi viejo.

Cambiaré de opiniones tantas veces y tan a menudo como adquiriera nuevas conocimientos.

El día que mi cerebro haya dejado de ser apto para estos cambios, dejaré de pensar.

Compadezco de corazón a todos los que después de haber adquirido y expresado una opinión, no pueden abandonarla nunca más.

Ameghino (1854 - 1911)

RESUMEN

En la presente tesis se llevó a cabo un estudio estadístico sobre la dependencia de las propiedades de las galaxias brillantes y sus subsistemas como función de los parámetros globales de los cúmulos masivos de galaxias, con el fin de profundizar en el entendimiento de los procesos físicos que intervienen en la formación y evolución de las galaxias. Para ello hemos utilizado diferentes catálogos reales y sintéticos de cúmulos de galaxias, con muestras homogéneas de galaxias. Una de las conclusiones más importantes halladas en esta tesis, se basa en el hecho de que las propiedades de las galaxias no dependen de la masa virial en cúmulos de alta masa, pero sí muestran dependencia con la distancia normalizada al centro. De acuerdo a esto, estudiamos la segregación de galaxias en función de la distancia al centro de los cúmulos, como también diferentes relaciones de escala de las galaxias. Varias relaciones nos indican que las propiedades de las galaxias dependen de las técnicas de identificación, siendo las galaxias de los cúmulos brillantes en rayos X las más afectadas por el medio, y en particular la población azul. Nuevos estudios deben realizarse en el campo de la subestructura de las galaxias y con muestras mayores de galaxias con estimas de redshifts, con el fin de confirmar los resultados obtenidos en esta tesis.

Palabras Claves: Cúmulos de Galaxias - Subsistemas de galaxias: bulbo, disco y cúmulos globulares - Técnicas de identificación - Segregación

Códigos de Biblioteca: 98.65.-r - 98.65Cw - 98.65.Fz - 98.70.Qy

INTRODUCCIÓN GENERAL

El propósito de este trabajo de tesis es estudiar las propiedades de las galaxias en cúmulos. El objetivo es entender la influencia global de los cúmulos de galaxias sobre las galaxias y sus subsistemas, profundizando en el entendimiento de los procesos físicos que intervienen en la formación y evolución de las galaxias. A tal fin, es importante contar con muestras homogéneas de galaxias que permitan una correcta comparación entre los distintos tipos de galaxias y sus subsistemas.

Muestras

El más grande conjunto de datos fotométricos y espectroscópicos de galaxias es el Sloan Digital Sky Survey (SDSS). A través del mismo, se han abierto nuevos horizontes en el estudio de las propiedades de las galaxias en cúmulos.

Existen varios catálogos de cúmulos basados en el SDSS, los cuales utilizan diferentes técnicas de identificación. En este trabajo de tesis, hemos elegido tres de estos catálogos con el fin de estudiar la dependencia de las propiedades de las galaxias con el medio y con las técnicas de identificación. Éstos son el catálogo de Popesso et al. (2004) cuyos cúmulos son brillantes en rayos X, el catálogo de Bahcall et al. (2003) y el catálogo de Koester et al. (2007), cuyos cúmulos son identificados vía las propiedades de las galaxias. A partir de estos catálogos, hemos construido submuestras de cúmulos de galaxias, identificando los miembros en el SDSS espectroscópico.

Para el estudio de los subsistemas bulbo y disco de galaxias, hemos obtenido los perfiles de luminosidad de las galaxias en 14 cúmulos de la muestra Southern Abell Clusters Redshifts Survey (SARS). Ajustamos una ley de de Vaucouleurs a los sistemas esferoidales, una ley exponencial a los sistemas disco, y la ley de Sérsic a todas las galaxias de la muestra.

Una de las influencias que ejercen los cúmulos sobre las galaxias proviene de las fuerzas tidales que el mismo ejerce sobre las galaxias, como también de las interacciones entre las mismas. Estas interacciones tidales se manifiestan en los subsistemas más extendidos, tal como los discos de las galaxias y la población de cúmulos globulares. Para estudiar efectos tidales sobre estos últimos, hemos utilizado el ACS Virgo Cluster Survey. A partir de las imágenes de 21 galaxias de tipo tempranas, hemos construido un catálogo de cúmulos globulares, basándonos en su magnitud, color y elongación.

Por otro lado, nuestros resultados observacionales se han comparado con los resultados obtenidos vía el modelo semianalítico de formación de galaxias. Consideramos una versión basada en las simulaciones Millennium, las cuales proporcionan las posiciones de las galaxias dentro de un halo mayor de materia oscura, permitiéndonos así estudiar dependencias de las propiedades de las galaxias con parámetros globales de los cúmulos.

Resultados

Para las diferentes muestras de galaxias en cúmulos, estudiamos las relaciones de escala de los distintos tipos de galaxias y sus subsistemas, las cuales permiten acotar los modelos de formación de galaxias. Encontramos que las galaxias más brillantes

de los cúmulos (BCGs) tienen bajo brillo superficial comparada con la población de tipo temprano de galaxias. La población tardía de galaxias es la que tiene mayor tamaño para una dada luminosidad, seguida de la población de BCGs. A través de las relaciones entre los parámetros fotométricos y dinámicos, concluimos que las BCGs se formarían a través de fusiones de galaxias en un proceso no disipativo. En cuanto a los parámetros de la ley de Sérsic, los mismos están fuertemente correlacionados, formando una familia uniparamétrica.

Estudiamos las posibles dependencias de las propiedades de las galaxias con el medio a través de la masa virial y de la distancia normalizada al centro de los cúmulos. Para cúmulos de alta masa, nuestros estudios sugieren que las propiedades de las galaxias brillantes no parecen depender de la masa de los cúmulos. Interpretamos que una vez que un cúmulo ha alcanzado un cierto valor de masa, éste no modificará la dependencia de las propiedades de las galaxias, aún cuando la masa siga aumentando por algún proceso físico. Por otro lado, las propiedades de las galaxias sí dependen de la distancia normalizada al centro de los cúmulos. Encontramos que la propiedad más predictiva con dicha distancia es el color ($g - r$), similar a lo encontrado en galaxias de campo y en grupos de galaxias.

En general, las propiedades de las galaxias no parecen depender fuertemente de las técnicas de identificación, sin embargo, encontramos algunas diferencias entre la muestra de cúmulos seleccionados en rayos X y la muestra de cúmulos seleccionada en base a las propiedades de las galaxias. Hallamos que la fracción de galaxias de tipo temprano es mayor en cúmulos brillantes en rayos X. Una de las diferencias más notables, es que los tamaños de las galaxias de los cúmulos brillantes en X, disminuyen hacia el centro de los cúmulos, tanto para la población de tipo temprano, como tipo tardío. Este fenómeno no está presente en la muestra de cúmulos seleccionados en base a las propiedades de las galaxias. Interpretamos que los procesos físicos, presentes en ambas muestras de cúmulos, son más violentos para los cúmulos brillantes en X, afectando así en mayor medida a las propiedades de las galaxias. Consideramos que tales procesos físicos pueden estar afectando más a la población de galaxias tardías que a las galaxias tempranas, lo cual es también sustentado por los resultados encontrados para la muestra de cúmulos SARS.

Nuestros resultados difieren si se consideran galaxias en proyección o galaxias con estimas de corrimiento al rojo (redshifts), haciendo notar la importancia de contar con muestras de galaxias miembros de cúmulos.

Finalmente, hallamos efectos de segregación en las galaxias del modelo semianalítico, el cual no incluye todos los mecanismos físicos propios de los cúmulos. Es posible así proponer que mecanismos tales como estrangulación y fusión de galaxias son responsables en parte de la segregación morfológica y en luminosidad observadas en las galaxias.

ÍNDICE GENERAL

1	PROPIEDADES GENERALES DE GALAXIAS	1
1.1	Introducción	1
1.2	Clasificación Morfológica	1
1.2.1	Perfiles de Luminosidad	2
1.2.2	Colores de las Galaxias	4
1.3	Clasificación Espectral	4
1.3.1	Tipos Espectrales	5
1.4	Relaciones de Escala	6
1.5	Función de Luminosidad	7
1.6	Modelos de Formación	8
2	CÚMULOS DE GALAXIAS	11
2.1	Introducción	11
2.2	Catálogos de Cúmulos de Galaxias	11
2.3	Características Generales	14
2.3.1	Riqueza	14
2.3.2	Clasificación Morfológica de los Cúmulos	15
2.3.3	Emisión en Rayos X de los Cúmulos de Galaxias	16
2.3.4	Distribución de la Materia	17
2.4	Efectos Ambientales	20
3	CATÁLOGOS REALES Y SINTÉTICOS DE CÚMULOS DE GALAXIAS	23
3.1	Introducción	23
3.2	CGCS: Córdoba Galaxy Cluster Survey from SDSS	24
3.2.1	La Muestra de Cúmulos CGCS	27
3.3	SARS: Southern Abell Clusters Redshifts Survey	34
3.3.1	Reducción de los Datos y Selección de las Galaxias	36
3.3.2	Perfiles de Luminosidad	38
3.3.3	Parámetros Fotométricos y Estructurales	42
3.4	ACS Virgo Cluster Survey	46
3.4.1	Reducción de los Datos	48
3.4.2	Selección de los Cúmulos Globulares	49
3.5	GALFORM: Modelo Semianalítico de Formación de Galaxias	49
3.5.1	La formación de Esferoides y Discos	51
3.5.2	La muestra de galaxias GALFORM	54
4	RELACIONES DE ESCALA	57
4.1	Introducción	57
4.1.1	La Galaxia Más Brillante: BCG	58
4.2	Identificación y Propiedades de la BCG en CGCS	59
4.3	Relaciones de Escala	61
4.3.1	Relación de Kormendy	61
4.3.2	Relación Tamaño - Luminosidad	65
4.3.3	Relación Faber - Jackson	69
4.3.4	Relación Masa Dinámica - Luminosidad	71
4.3.5	Plano Fundamental	74

4.3.6	Relación entre los Parámetros de Sérsic	74
4.4	Discusión	77
5	RELACIÓN ENTRE EL MEDIO Y LAS PROPIEDADES DE LAS GALAXIAS	81
5.1	Introducción	81
5.2	Dependencia de las Propiedades de las Galaxias con el Medio	81
5.2.1	Masa de los Cúmulos	82
5.2.2	Distancia al Centro de los Cúmulos	84
5.3	Discusión	87
6	PROPIEDADES DE LAS GALAXIAS EN EL ENTORNO DE CÚMULOS	91
6.1	Introducción	91
6.2	Submuestras de Galaxias	92
6.2.1	Efectos de Selección	93
6.3	Segregación Morfológica	94
6.4	Segregación en Luminosidad	101
6.5	Tamaños de Galaxias	103
6.5.1	Dependencia Relación Tamaño-Luminosidad con el Medio	109
6.6	Discusión	111
7	EFFECTOS DEL MEDIO INTRACÚMULO SOBRE LAS GALAXIAS	115
7.1	Introducción	115
7.1.1	Cúmulos Globulares	116
7.2	Cúmulos Globulares como trazadores del <i>Tidal Stripping</i>	117
7.2.1	Determinación de la Contaminación de Fondo	117
7.2.2	Perfiles de Densidad	118
7.2.3	Dependencia Radial de la Frecuencia Específica	120
7.3	Discusión	122
8	DISCUSIÓN FINAL	125
A	SDSS: SLOAN DIGITAL SKY SURVEY	135
A.1	Principales características del SDSS	135
A.1.1	Magnitudes	138
A.1.2	NYU-VAGS: Catálogo de Galaxias Basados en <i>Suveys</i> Públicos	138
B	TABLAS	141
B.1	Muestra de Cúmulos de Galaxias basadas en SDSS	141
B.2	Propiedades de las Galaxias de la muestra SARS	147

PROPIEDADES GENERALES DE GALAXIAS

1.1 Introducción

Las galaxias son objetos formados básicamente por millones de estrellas, gas, polvo y materia oscura, ligados gravitacionalmente. Es posible hacer una primera clasificación en dos grandes grupos, las galaxias *normales* y las *peculiares*. Las primeras son aquellas que tienen todos sus subsistemas concéntricos y coplanares y emiten la mayor parte de su energía por procesos térmicos, mientras que las galaxias peculiares son aquellos objetos afectados por fuertes interacciones, o que tienen un núcleo activo emitiendo la mayor parte de la energía por procesos no térmicos. En este capítulo nos dedicaremos a la descripción de las propiedades más importantes de las galaxias normales, ya que estamos interesados en estudiar propiedades de las mismas en el entorno de cúmulos.

1.2 Clasificación Morfológica

Hubble (1926) fue uno de los primeros en clasificar a las galaxias teniendo en cuenta su aspecto. Con el tiempo han ido apareciendo en la literatura otros criterios de clasificación basados en la apariencia óptica de las galaxias, tales como el de Holmberg (1958) y el de de Vaucouleurs (1959). Sin embargo, estos son extensiones del esquema de Hubble el cual sigue siendo ampliamente usado.

Hubble propuso un diagrama como el que se muestra en la figura 1, pensado en principio como una secuencia evolutiva de las galaxias. El esquema de Hubble distingue entre galaxias elípticas, galaxias lenticulares, espirales e irregulares. Las galaxias elípticas serían las galaxias más antiguas, de allí el nombre de galaxias de tipo temprano, mientras que las galaxias espirales serían las galaxias menos evolucionadas, denominadas de tipo tardío. Más tarde se vió que esta secuencia evolutiva estaba errada. A continuación detallamos las principales características de los distintos tipos morfológicos de la secuencia de Hubble:

- *Elípticas*, que como su nombre lo indica tienen forma elíptica (eventualmente esférica), sin ninguna otra estructura notable. Están caracterizadas por su elipticidad $\epsilon = 1 - b/a$ donde b es el semieje menor y a el semieje mayor. Esta elipticidad se relaciona con el tipo elíptico de manera que aquellas con apariencia esférica son E0, mientras que las más achatadas son E7.
- *Espirales*, poseen un bulbo esferoidal más un disco con brazos espirales que nacen de la zona central, la cual algunas veces presenta la forma de una barra, de allí el nombre de espirales barreadas. Las galaxias espirales son designadas como Sa, Sb o Sc cuando no hay una barra presente, en caso contrario se designan como SBa, SBb y SBc.

- *Lenticulares* presentan características comunes a las elípticas y a las espirales: poseen una componente esferoidal y una componente disco, pero carecen de brazos espirales. No presentan rasgos ni detalles y se las denota S0.
- *Irregulares* tal como su nombre lo indica, no tienen una forma definida y son de bajo brillo superficial. Su estructura irregular se debe a un predominio de velocidades de turbulencia relativas a las rotacionales. Tienden a ser más pequeñas que las elípticas y espirales. Se las clasifica en Irr I e Irr II.

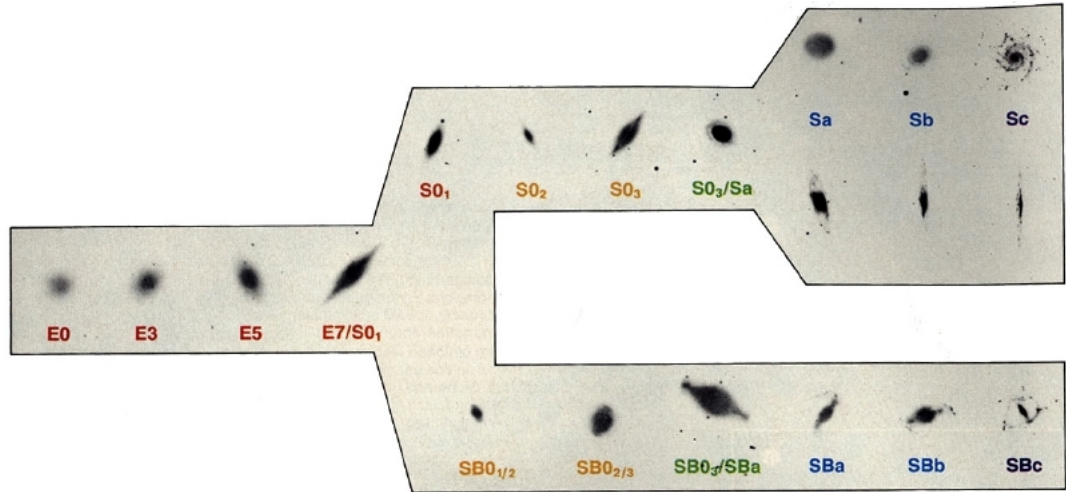


Figura 1. Esquema de Hubble

De lo descrito anteriormente, tenemos que sumando la componente esferoidal o bulbo y el disco en diferentes proporciones, resulta la secuencia de Hubble, que va desde elípticas, sin discos, a las espirales dominadas básicamente por un sistema disco.

1.2.1 Perfiles de Luminosidad

Una de las herramientas más importantes para estudiar a las galaxias es la *fotometría superficial*. Las componentes bulbo y disco pueden ser distinguidas por la dependencia de su brillo superficial.

Los perfiles de luminosidad de las galaxias elípticas y de los bulbos de las galaxias espirales pueden ser representados por la ley $r^{1/4}$ o ley de de Vaucouleurs (1949), dada por:

$$I(r) = I_e \exp \left[-7,67 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \right] \quad (1.1)$$

donde r es la distancia al centro de la galaxia a lo largo de su semieje mayor, r_e es el radio efectivo definido como el radio que encierra la mitad de la luminosidad total de la galaxia e I_e la intensidad que corresponde al radio efectivo. Los valores típicos para el radio efectivo de la componente esferoidal de galaxias espirales normales es $r_e = 0,5 - 4$ kpc, y es mayor en los tipos tempranos.

La distribución de brillo superficial del disco obedece aproximadamente una ley exponencial (Freeman 1970,), cuya forma funcional es la siguiente:

$$I(r) = I_0 \exp\left(-\frac{r}{r_0}\right) \quad (1.2)$$

donde I_0 es la intensidad central y r_0 es la longitud de escala, definida como el radio donde la intensidad ha caído en un factor e^{-1} de la intensidad central. Los valores típicos para la longitud de escala del disco son del orden de $r_0 = 2 - 5$ kpc para galaxias espirales normales.

La descomposición del perfil de luminosidad en una ley $r^{1/4}$ o en una ley exponencial no implica necesariamente un bulbo o disco desde el punto de vista dinámico. Es decir, con dispersión de velocidades para los esferoides y velocidad de rotación para los discos.

En tiempos recientes, se ha popularizado el uso de la ley de Sérsic (1963, 1968), ya que la misma describe satisfactoriamente el comportamiento de los perfiles de luminosidad de un gran porcentaje de galaxias e involucra 3 parámetros a diferencia de los 4 necesarios para caracterizar un bulbo más un disco. Esta ley tiene la siguiente expresión:

$$I(r) = I_s \exp\left(-\left(\frac{r}{r_s}\right)^n\right) \quad (1.3)$$

donde I_s es la intensidad central, r_s es la longitud de escala y n es el parámetro de forma, el cual toma el valor $n = 1$ para galaxias tipo disco y $n = 0,25$ para las galaxias esferoidales.

La luminosidad de cada componente puede calcularse a través de integrar el perfil de luminosidad en una área circular de radio r :

$$L = \int_0^\infty I(r) 2r\pi dr \quad (1.4)$$

Reemplazando las ecuaciones anteriores en 1.4 se obtiene:

$$L_{\text{bulbo}} = 7,21\pi I_e r_e^2 \quad (1.5)$$

$$L_{\text{disco}} = 2\pi I_0 r_0^2 \quad (1.6)$$

Análogamente, la luminosidad obtenida vía el perfil de Sérsic es:

$$L_s = \frac{2\pi I_s r_s^2 \Gamma\left(\frac{2}{n}\right)}{n} \quad (1.7)$$

donde $\Gamma\left(\frac{2}{n}\right)$ es la función gamma.

El cociente entre la luminosidad del bulbo y del disco se denomina relación *bulge-to-disk*, la cual viene dada por el cociente entre las ecuaciones 1.5 y 1.6:

$$\frac{B}{D} = 3,61 \left(\frac{r_e}{r_0} \right)^2 \frac{I_e}{I_0} \quad (1.8)$$

Estudios realizados principalmente en galaxias de campo, encuentran que esta relación correlaciona con el tipo morfológico de Hubble (Kent 1985, Schechter & Dressler 1987, Andredakis, Peletier & Balcells 1995) y con el parámetro de forma n de la ley de Sérsic (Andredakis, Peletier & Balcells 1995, Graham 2001).

1.2.2 Colores de las Galaxias

Holmberg (1958) y posteriormente Roberts & Haynes (1994) estudiaron la dependencia del color de las galaxias con la morfología. Ellos encuentran que las galaxias de tipo esferoidal son generalmente rojas, mientras que las galaxias tipo disco e irregulares, muestran colores azules. Los colores de las galaxias proporcionan información sobre sus historias de formación estelar, reflejando la población estelar dominante. En particular, el color $(B - V)$ mide la actividad de formación estelar actual y pasada de una galaxia (Roberts & Haynes 1994). Las poblaciones estelares jóvenes, tienen emisión en el ultravioleta y colores ópticos muy azules. A medida que la población estelar envejece, sus colores ópticos se enrojecen.

Cuando todos los colores son considerados juntos, la distribución de los colores de las galaxias puede ser aproximada por la suma de dos gaussianas normales, es decir, una función *bimodal* (Strateva et al. 2001, Blanton et al. 2003, Kauffmann et al. 2003). El valor medio y la varianza de estas dos distribuciones es una función fuerte de la luminosidad, o masa estelar (Bernardi et al. 2003, Blanton et al. 2003, Hogg et al. 2004): una tendencia similar se observa hasta $z \sim 1$ (Bell et al. 2004, Tanaka et al. 2005, Martínez et al. 2006).

La explicación más natural para la distribución bimodal de los colores de las galaxias, es que la misma representa dos poblaciones de galaxias diferentes. No obstante, Driver et al. (2006) y Allen et al. (2006) proponen que la bimodalidad refleja las dos componentes de las galaxias (bulbo y disco), más que dos poblaciones diferentes de galaxias.

Baldry et al. (2004) y Balogh et al. (2004) han propuesto un escenario donde la fusión de las galaxias es la responsable de la bimodalidad. La población roja se forma a través de fusiones de galaxias, y la población azul forma estrellas a una tasa determinada por procesos internos. En este escenario, la naturaleza gaussiana de la distribución bimodal de los colores se conserva.

1.3 Clasificación Espectral

La clasificación espectral de las galaxias nos da información en lo que respecta a la población estelar de sus subsistemas. Un espectro integrado de toda una galaxia resulta de la composición individual de sus estrellas y de la absorción y emisión del medio interestelar. Comparada con la clasificación morfológica, se encuentra que ambos sistemas están correlacionados.

La comparación entre los espectros reales y sintéticos permite en principio establecer la composición y evolución de una galaxia, las cuales pueden dividirse en dos grandes

grupos:

- Galaxias dominadas por la líneas de absorción. Las galaxias elípticas y la mayoría de las galaxias lenticulares no presentan indicios de formación estelar reciente y están compuestas básicamente por estrellas de población II: estrellas viejas, de baja metalicidad, cuya luz integrada está dominada por la rama de las gigantes. Dichas líneas de absorción se generan en las atmósferas estelares de estas estrellas frías.
- Galaxias dominadas por las líneas de emisión. Las galaxias espirales y las irregulares han experimentado una significativa formación estelar continua gracias a la presencia del gas en los brazos espirales, lugares de creación de nuevas estrellas tipo O y B, estrellas de población I. La energía emitida por estas estrellas es transmitida por fotoionización al gas, el cual será responsable de la emisión observada en los espectros de estas galaxias.

Los discos y los bulbos se diferencian por su contenido en metales. Los discos contribuyen con supernovas tipo II, las cuales se hallan asociadas a estrellas jóvenes y masivas, las cuales enriquecen al medio intergaláctico. Así es que las estrellas de población de tipo I sean ricas en metales comparadas con las poblaciones estelares de sistemas esferoidales o cúmulos globulares.

Por otro lado, las galaxias elípticas son muy pobres en metales, lo cual es característico de las supernovas tipo I, indicando que las estrellas masivas fueron importantes en las primeras fases de la evolución de las galaxias elípticas.

A través de los espectros se encuentra también que las galaxias esferoidales presentan dispersión de velocidades, mientras que las galaxias espirales presentan velocidad de rotación.

1.3.1 *Tipos Espectrales*

El esquema más popular en clasificar a las galaxias es a través de la morfología, tal como se describió en párrafos anteriores. Sin embargo, la clasificación espectral tiene una serie de ventajas sobre la clasificación de Hubble, ya que la misma obedece a procesos físicos de las galaxias, tal como su formación estelar y no requieren de imágenes de alta resolución.

Una clasificación espectral de sistemas tales como las galaxias provee un mejor entendimiento acerca de los procesos físicos que determinan la formación y evolución de estos sistemas. Los relevamientos espectroscópicos tales como el Anglo-Australian Observatory 2-degree-Field (Colless et al. 2001, 2dFGRS) y el Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York et al. 2000) han proporcionado la oportunidad de clasificar a las galaxias de acuerdo a sus distribuciones espectrales de energía (SEDs). Una técnica que ha ganado popularidad en el estudio de las SEDs es la transformada de Karhunen-Lòve (o componente principal de los espectros). Aplicaciones de esta técnica en galaxias han sido llevadas a cabo por Connelly et al. (1995), Bromley et al. (1998), Folkes et al. (1999), Yip et al. (2004, SDSS), entre otros.

Madgwick et al. (2002) realizaron una clasificación espectral de las galaxias del 2dFGRS. Determinaron el parámetro η que surge del análisis de la componente principal de los espectros de las galaxias. El ancho equivalente de la línea de emisión de H_{α} está estrechamente relacionado con η para las galaxias con líneas de emisión.

La clasificación correlaciona con la morfología y puede ser interpretada como una medida de la tasa de formación estelar actual de una galaxia.

Por otro lado, el SDSS provee una clasificación de los espectros de las galaxias basados en la componente principal de los espectros. La expansión de cada espectro en *eigentemplates* viene dada por las cantidades $eCoeff_k$ ($k = 1, \dots, 5$). También cuenta con un clasificador monoparamétrico llamado *eclass* basado en los dos primeros coeficientes de la expansión:

$$e_{class} \equiv \arctan \left(- \frac{eCoeff2}{eCoeff1} \right)$$

Esta clasificación espectral fue creada en base a 200.000 espectros por Yip et al. (2004). Los valores de *eclass* van de $-0,35$ para galaxias con formación estelar muy baja o nula, hasta $0,5$ para galaxias con alta formación estelar o AGN.

1.4 Relaciones de Escala

Una característica importante de las galaxias elípticas es que su radio efectivo r_e , su dispersión de velocidades σ , y su brillo superficial efectivo μ_e se encuentran correlacionados de modo que forman una familia biparamétrica, la cual se conoce como *plano fundamental* (Djorgovski & Davis 1987):

$$\log(r_e) \propto a \log(\sigma) + b/2,5\mu_e \quad (1.9)$$

o escrita como $R_e \propto \sigma^a I_e^{-b}$. Mientras que hay acuerdo en que $b \sim 0,8$, el parámetro a es dependiente de la banda y puede ser sensible a los efectos de selección. Los valores típicos de a van de $1,2 - 1,6$ (ver por ejemplo Bernardi et al. 2003). Esta relación surge para las galaxias que son sistemas autogravitantes en equilibrio virial con cocientes masa - luminosidad prácticamente constantes.

En ausencia de información dinámica, se obtiene una relación puramente fotométrica, que resulta de la proyección del plano fundamental, la cual se conoce como relación de Kormendy (1977):

$$\log(r_e) \propto \alpha \log(\mu_e) \quad (1.10)$$

Mientras que en ausencia de información del brillo superficial, la luminosidad y la dispersión de velocidades se encuentran correlacionadas mediante la relación de Faber-Jackson (1976):

$$L \propto \sigma^\beta \quad (1.11)$$

con $\beta \sim 3 - 4$. Existe una dispersión de 1 magnitud aproximadamente en torno a esta relación, lo cual contrasta con menos de 0.4 magnitudes para el plano fundamental.

Una relación similar se encuentra para las galaxias discos, la cual vincula a la velocidad de rotación con la luminosidad, relación conocida como la relación de Tully-Fisher (1977):

$$L \propto V^c \quad (1.12)$$

con c que varía de $2,8$ en el azul a $4,0$ en el infrarrojo (Willick et al. 1997, Verheijen 2001, Pizagno et al. 2007).

Entender el origen de las relaciones de escala de las galaxias y su evolución es fundamental para restringir los modelos de formación de galaxias.

1.5 Función de Luminosidad

Una herramienta fundamental para la descripción estadística de la población de galaxias es la *función de luminosidad* (LF). La LF nos da la densidad numérica de galaxias en función de la magnitud, la cual puede ser diferencial, número de galaxias por unidad de magnitud (o luminosidad) o en forma integrada, número de galaxias con magnitud superior a una magnitud dada.

La LF es función de la distribución de luminosidad de una serie de objetos (galaxias de campo, galaxias de cúmulos, cúmulos, grupos, galaxias elípticas, galaxias espirales, etc.). En la práctica, se determina la LF en una banda fotométrica. Sea $\nu(M, x, y, z)$ el número de galaxias que yacen en el volumen dV en (x, y, z) con magnitudes entre M y $M + dM$. Si suponemos que las magnitudes de las galaxias no correlacionan con la posición, resulta:

$$\nu(M, x, y, z) dM dV = \phi(M) D(x, y, z) dM dV \quad (1.13)$$

donde

$$\int_{-\infty}^{\infty} \phi(M) dM = 1 \quad (1.14)$$

donde $\phi(M)$ da la fracción de galaxias por unidad de magnitud con magnitudes absolutas comprendidas entre M y $M + dM$ y recibe el nombre de *función de luminosidad*. $D(x, y, z)$ da el número de galaxias (de todas las magnitudes) por unidad de volumen en (x, y, z) y se llama *función densidad*.

A través de las observaciones se encuentra que la LF puede ser ajustada por la función de Schechter (1976):

$$\phi(M) dM = 0,4 \ln(10) \phi^* 10^{-0,4(M-M^*)(\alpha-1)} \exp[-10^{-0,4(M-M^*)}] dM \quad (1.15)$$

o escrita en función de la luminosidad,

$$\phi(L) dL = \phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^\alpha e^{-L/L^*} \frac{dL}{L} \quad (1.16)$$

Los parámetros en la ecuación 1.15 son la normalización ϕ^* , la pendiente logarítmica α de la parte débil y la magnitud (o luminosidad L^*) característica M^* , la cual marca la transición entre el comportamiento exponencial de la parte brillante y la ley de potencias con exponente α de la parte débil de la LF. Cuando determinamos la LF debemos especificar de qué tipo de objeto se trata y en qué ambiente se encuentra.

Se han realizado muchos trabajos de la LF de las galaxias de campo (Loveday et al. 1992, Marzke, Huchra & Geller 1994, Lin et al. 1996, Zucca et al. 1997, Ratcliffe et al. 1998). Con la llegada de los grandes relevamientos de galaxias, tal como el 2dFGRS o el SDSS, se han obtenido resultados más robustos. Las LF determinadas por Blanton et al. (2001, SDSS) y por Norberg et al. (2002, 2dFGRS) muestran un excelente acuerdo entre sí, encontrándose que la LF es bien descrita por una función de Schechter con $\alpha \sim -1,21$. En particular, el 2dFGRS, permitió una determinación de la LF por tipo espectral (Madgwick et al. 2002), encontrándose un aumento sistemático de la pendiente en el extremo débil, que va desde $\alpha = -0,54$ para galaxias sin formación estelar hasta $\alpha = -1,5$ para las galaxias con alta formación estelar, conjuntamente con una disminución de la luminosidad característica.

Un tema aún en discusión sobre la LF, es el aumento de la población de galaxias enanas en LF de cúmulos de galaxias respecto a la LF de las galaxias de campo, lo cual se traduce en un aumento de la pendiente del extremo débil de la LF (Valotto et al. 1997, López-Cruz et al. 1997), aunque algunos autores sostienen que α no se aparta mucho de -1 (Valotto, Moore & Lambas 2001). Goto et al. (2002, SDSS) computaron la LF de 204 cúmulos de galaxias, encontrándose que α se vuelve más plana hacia colores más rojos y que las magnitudes características son más brillantes que las correspondientes para el campo. Uno de los problemas más importantes en la determinación de la LF de las galaxias en cúmulos es la sustracción de las galaxias de fondo. En los últimos años se han realizado estudios de la LF en grupos de galaxias. Muriel, Valotto & Lambas (1998) encuentran una pendiente plana ($\alpha \sim -1,0$) en grupos indentificados en el espacio de redshifts. Martínez et al. (2002, 2dFGRS) encuentran una disminución de 0,3 magnitudes para la magnitud de las galaxias en grupos comparada con la correspondiente magnitud característica de las galaxias de campo. Mientras que Zandivarez et al. (2006, SDSS) encuentran que en promedio los valores de M^* son $\sim 0,5$ magnitudes más brillantes que los respectivos valores para las galaxias de campo (Blanton et al. 2003).

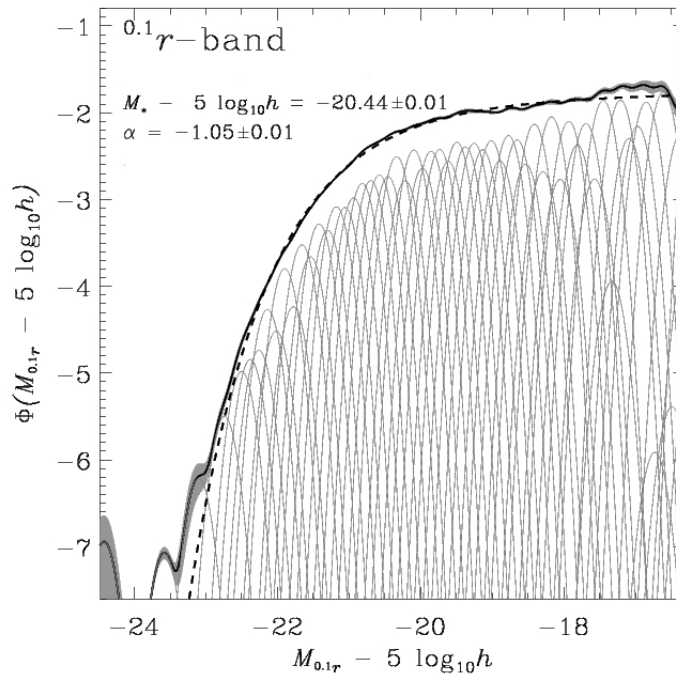


Figura 2. Función de Luminosidad de galaxias en la banda r del SDSS (Blanton et al. 2003). La línea sólida es el mejor ajuste, con $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$; en líneas finas se muestran las gaussianas cuyas sumas dan la LF. La región gris alrededor de la LF muestra la incerteza de 1σ . La línea a trazos es el ajuste de la función de Schechter.

1.6 Modelos de Formación

El modelo más popular para la formación de estructuras es el modelo jerárquico (*Hierarchical Model*). En este modelo, la materia oscura fría (CDM) colapsa no disipati-

vamente, mientras que el gas en el halo también colapsa, produciéndose formación de estrellas. Este gas colapsa más rápidamente en las zonas centrales del halo, pero como el gas es sólo una pequeña fracción de la masa total, la gravedad del halo domina al gas en los estadios iniciales. En esta época, se producirá formación estelar sólo en las zonas de mayor densidad del gas, es decir, en el centro. Si se ha formado una protogalaxia densa antes que se produzca el radio de máximo colapso, entonces se formará un sistema esferoidal central, el cual dará lugar a una galaxia elíptica o al bulbo de una galaxia espiral. Si la formación estelar es ineficiente, entonces se producirá un colapso disipativo de esta nube de gas aumentando la rotación de la nube, y como no hay fuerzas externas, el momento angular se conserva. Por lo que esta rotación rápida provoca que el gas se ubique en un disco perpendicular al vector momento angular. Esto ocurre porque la nube de gas puede colapsar más fácilmente en la dirección paralela al vector momento angular, el cual se halla usualmente escrito en términos del parámetro de spin:

$$\lambda = \frac{\omega}{\omega_{\text{rot}}} = \frac{L|E|^{1/2}}{GM^{5/2}} \quad (1.17)$$

donde L es el momento angular del sistema, $\omega \simeq (L/MR^2)$ su velocidad angular, $\omega_{\text{rot}} \simeq (GM/R^3)^{1/2}$ la velocidad angular que necesitaría el sistema para estar soportado por rotación y $E = -(GM^2/R)$ la energía. Para galaxias tipo disco resulta $\lambda \simeq 0,4 - 0,5$ lo que significa que se encuentran en gran medida equilibradas debido a su rotación.

En cuanto a la formación del bulbo o de una galaxia elíptica hay dos escenarios compitiendo en la literatura, uno basado en la fusión (*merging*) de galaxias y el otro basado en una inestabilidad del disco.

En el escenario de *merging*, se supone que los esferoides se forman a partir de la unión de dos o más galaxias (Toomre & Toomre 1972). La acreción posterior de gas frío podría formar un disco, tal como se describe arriba, dando lugar a un sistema de ambas componentes (Baugh, Cole & Frenk 1996, Norman & Ostriker 2000). En este escenario, los bulbos se forman a través de un proceso de formación estelar violento, previo a la formación del disco.

La población estelar vieja encontrada en las galaxias tipo tempranas cercanas, hace improbable que éstas se han formado por la unión de dos galaxias espirales similares. De hecho, Khochfar & Burkert (2003) han mostrado que mergers no disipativos de galaxias tipo tempranas pueden dominar la formación de los sistemas observados hoy en día. Además, hay evidencias observacionales (van Dokkum 2005, Bell et al. 2006) y teóricas (Naab, Khochfar & Burkert 2006, Boylan-Kolchin 2006) apuntando a mergers de galaxias rojas como formadoras potenciales de los sistemas esferoidales.

En el escenario de inestabilidad del disco, material de bajo momento angular cerca del centro del disco formará una barra debido a la inestabilidad global. Esta barra produce torques sobre el disco de gas, el cual sufre consecuentemente transferencia de momento angular y forma una concentración central masiva donde se producirá formación estelar dando lugar a la formación del bulbo (Kormendy 1989, Mao & Mo 1998, Noguchi 2000).

Las propiedades observadas en los esferoides nos proporcionan información acerca de su momento de formación. Sin embargo, tales evidencias no nos conducen a una única conclusión, por lo cual éste es un tópico en permanente discusión.

CÚMULOS DE GALAXIAS

2.1 Introducción

Los cúmulos de galaxias son sistemas ligados gravitacionalmente conteniendo cientos de galaxias. El primer estudio en detalle fue realizado por Wolf (1906) aunque ya se había notado la tendencia de galaxias a agruparse. La morfología de estos objetos es variada y encontramos objetos irregulares sin una concentración importante de galaxias y compuestos principalmente por galaxias espirales, como así también objetos regulares con una alta concentración de galaxias y formados principalmente por galaxias elípticas y lenticulares. Estos sistemas poseen una masa de $10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ dentro de un radio de $1.5 h^{-1} \text{Mpc}$, una dispersión central de velocidades de alrededor de 800 kms^{-1} y una relación $M/L \approx 250 - 400 h^{-1} M_{\odot}/L_{\odot}$ (Binney & Tremaine 1987, Kaiser 1986, Dressler 1984).

Otra característica importante de los cúmulos de galaxias es que tienen una gran cantidad de gas intergaláctico caliente, que se detecta principalmente en rayos X. De hecho, los cúmulos de galaxias son fuertes emisores en rayos X con luminosidades del orden de $10^{43-45} \text{ erg s}^{-1}$. El mecanismo de emisión es debido a la radiación térmica de frenado o *bremsstrahlung* de un gas caliente de baja densidad. El gran aporte a la masa total del cúmulo lo proporciona la materia oscura, la cual se infiere a partir de calcular la masa del cúmulo vía el teorema del virial, ecuación de equilibrio hidrostático o lentes gravitacionales.

Los cúmulos de galaxias resultan especialmente interesantes desde nuestro punto de vista, porque observacionalmente es bien conocido que la distribución de galaxias dentro de un cúmulo depende del tipo morfológico de las mismas. Así, las galaxias elípticas predominan en las zonas centrales y más densas, mientras que las espirales e irregulares se encuentran fundamentalmente en las zonas externas y con menor densidad numérica de galaxias. Desde del punto de vista observacional, se aprecia una clara correlación entre el tipo morfológico y la densidad local de galaxias (Oemler 1974, Dressler 1980, al igual que una dependencia del tipo morfológico con la distancia al centro del cúmulo (Salvador-Solé 1990, Whitmore et al. 1993, Domínguez et al. 2001, 2002).

Como en el presente trabajo queremos estudiar las distintas propiedades de las galaxias y de sus subsistemas en función de las propiedades globales de los cúmulos, procederemos a describir en este capítulo las principales propiedades y características de los cúmulos de galaxias.

2.2 Catálogos de Cúmulos de Galaxias

Los catálogos de cúmulos más citados son el de Abell (1958) y el de Zwicky (1961-1968). Ambos fueron construidos en base a las galaxias identificadas en las placas fotográficas del Palomar Sky Survey, donde los objetos identificados corresponden al

hemisferio norte galáctico. Posteriormente se realizó el catálogo de cúmulos ricos de Abell identificados en el hemisferio sur (catálogo ACO).

Los criterios utilizados por Abell para su clasificación son:

- El objeto debe contener al menos 50 galaxias dentro de un rango de magnitudes m_3 a $m_3 + 2$ donde m_3 es la magnitud de la tercera galaxia más brillante.
- Estas galaxias deben estar contenidas dentro de un círculo de radio de $R_A = 1,7/z$ minutos de arco o $1.5 h^{-1} \text{Mpc}$, donde z es el corrimiento al rojo (*redshift*) del cúmulo.
- El redshift del cúmulo debe estar en el rango $0,02 \leq z \leq 0,20$.

Este catálogo contiene 2712 cúmulos y proporciona estimaciones de las posiciones centrales, distancias, riquezas, entre otros parámetros.

El estudio de los cúmulos del catálogo de Abell ha demostrado que un porcentaje de dichos cúmulos sufren de efectos de proyección (Sutherland 1988, Collins et al. 1995), mientras que otros son cúmulos falsos (Lucey 1983). Los efectos de proyección se deben a galaxias de *foreground* y *background*. Mientras que los cúmulos falsos no son objetos que estén ligados gravitacionalmente.

Estos problemas se han ido solucionando gracias a nuevas muestras seleccionadas en el óptico usando imágenes digitalizadas y algoritmos automáticos de búsqueda de cúmulos. Tal es el caso del APM Galaxy Survey (Maddox et al. 1990). Uno de los métodos de búsqueda automática de cúmulos es el *adaptative matched filter*, AMF (Kepner et al. 1999), en el cual se basa el APM. La idea detrás del AMF es ajustar los datos con un filtro basado en el modelo de distribución de galaxias. La convolución de los datos con el filtro produce un mapa llamado *mapa de likelihood*, cuyos picos máximos indican la ubicación del cúmulo. El modelo se completa eligiendo la normalización del perfil radial y el perfil de luminosidad del cúmulo, lo cual permite obtener estimas del redshift y de la riqueza Λ . Otro de los métodos automáticos es el **hybrid matched filter** (Kim et al. 2002), basado en el *matched filter* (Postman et al. 1996), y en el *adaptative matched filter*, cuyo procedimiento es similar al descrito más arriba.

Otros métodos de búsqueda automáticas de cúmulos en el óptico se describen en las próximas subsecciones.

Paralelamente a los avances en el óptico, la identificación vía rayos X ha ido en progreso. En la última década han ido apareciendo una variedad de catálogos construidos en base a relevamientos *surveys* en rayos X (Henry et al. 1992, Gioia & Luppino 1994, Ebeling et al. 1996, Rosati et al. 1998 (RDCS), Romer et al. 2000, Böhringer et al. 2000 (NORAS), Mullis et al. 2003, Böhringer et al. 2003 (REFLEX)).

La selección de cúmulos en rayos X es más robusta que la selección tradicional en el óptico ya que los cúmulos ricos son fuertes emisores en rayos X. Más aún, la luminosidad en rayos X es también una manera eficiente de encontrar altas concentraciones de masa debido a la relación bien definida entre la luminosidad total en rayos X y la masa total del cúmulo (Reiprich & Böhringer 2002).

Se han detectado cúmulos como picos en muestras de lente gravitacional débil (Erben et al. 2000, Clowe et al. 2001, Dahle et al. 2003, Wittman et al. 2003, 2005). Este método permite determinar la densidad de masa proyectada de los cúmulos. Sin embargo, se ha demostrado que no es el mejor método en el óptico para la detección de cúmulos (Sheldon et al. 2006).

En el futuro, se van a construir catálogos a través de las observaciones del efecto Sunyaev-Zeldovich (SZ). El mismo causa un cambio en el brillo aparente de la radiación de fondo de microondas cuando ésta atraviesa un cúmulo, por lo que midiendo estos cambios podrían detectarse los cúmulos de galaxias.

BÚSQUEDA DE CÚMULOS: SECUENCIA ROJA

El método de búsqueda de cúmulos llamado *Red Sequence Method*, utiliza la secuencia roja (SR) de las galaxias elípticas como un indicador de un cúmulo. La SR es una propiedad observable de todos los cúmulos ricos, los cuales poseen centros poblados de galaxias elípticas. Dicha SR se basa en una secuencia en el diagrama color-magnitud con una pendiente bien definida. La existencia de la SR es atribuída a un efecto de edad y metalicidad, dada la habilidad de los sistemas esferoidales a retener los metales eyectados por las explosiones de supernovas. Basados en modelos de evolución de galaxias tempranas, la posición de la SR para cúmulos en el diagrama color-magnitud es un indicador del redshift. Con un conjunto de filtros de banda ancha a diferentes redshifts, se pueden separar las galaxias tempranas que dominan los centros de los cúmulos.

Para un dado redshift, las galaxias elípticas forman una secuencia más roja que las galaxias normales a bajos redshifts. Esta propiedad se utiliza para eliminar la contaminación de galaxias tempranas. Una de las limitaciones de este método es que supone una definición particular de un cúmulo, es decir, cúmulos ricos en cuyos centros se encuentran las galaxias elípticas, por lo cual está incapacitado para encontrar otras estructuras que no se ajustan a esta definición.

Dos de los catálogos de cúmulos de galaxias basados en SDSS, construidos en base a la secuencia roja de las galaxias, son el el C4 Cluster Catalogue (Miller et al. 2005) y el maxBCG Cluster Catalog (Koester et al. 2007). Éste último se explicará en la sección 3.2.

BÚSQUEDA DE CÚMULOS: ALGORÍTMO *amigo de los amigos*

En los años 80 se desarrollaron dos métodos basados en el algoritmo *amigo de los amigos* (Hucha & Geller 1982, Nolthenius & White 1987), los cuales modifican la longitud de percolación de manera de tener en cuenta la dependencia del número de objetos con el redshift, debido al corte en magnitud aparente de la muestra. La diferencia entre ambos métodos se basa en la manera en que esta dependencia se introduce en el algoritmo. Ambos métodos han sido ya probados vía simulaciones numéricas de N-cuerpos (Fredderic 1995) y en muestras de galaxias (Merchán 2000, Ramella et al. 2002, Merchan & Zandivarez 2005 (SDSS)).

A continuación detallaremos la técnica desarrollada por Hucha & Geller (1982) ya que ha sido utilizada en el presente trabajo. Dado un par de galaxias con distancia cómovil $D = (D_1 + D_2)/2$ y separación angular θ_{12} , el algoritmo asocia galaxias que satisfacen:

$$D_{12} = 2 \sin\left(\frac{\theta_{12}}{2}\right)D \leq D_L = D_0R \quad (2.1)$$

y

$$V_{12} = |V_1 - V_2| \leq V_L = V_0R \quad (2.2)$$

donde D_{12} es la distancia proyectada y V_{12} es la diferencia de velocidad radial en la línea de la visual. Las distancias cómoviles se estiman vía:

$$D_i(z) = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{\Omega_M(1+z') + \Omega_\Lambda} \quad (2.3)$$

con parámetros de densidad $\Omega_M = 0,3$, $\Omega_\Lambda = 0,7$ y una constante de Hubble $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Las longitudes de percolación transversal (D_L) y radial (V_L) escalan con el factor R para compensar la variación en la densidad numérica con el redshift debido a la magnitud aparente límite del catálogo de galaxias. El factor de escalado R se determina a través de la función de luminosidad de galaxias de la muestra $\Phi(M)$:

$$R = \left[\frac{\int_{-\infty}^{M_{12}} \Phi(M) dM}{\int_{-\infty}^{M_{lim}} \Phi(M) dM} \right] \quad (2.4)$$

donde M_{lim} y M_{12} son las magnitudes absolutas de la galaxia más brillante visible a la distancia fiducial D_f y la distancia media de las galaxias D , respectivamente. Usualmente D_0 se elige de manera tal de obtener la sobredensidad deseada $\delta\rho/\rho$, la cual está dada por

$$\frac{\delta\rho}{\rho} = \frac{3}{4\pi D_0^3} \left[\int_{-\infty}^{M_{lim}} \Phi(M) dM \right]^{-1} - 1 \quad (2.5)$$

y se corresponde con el contorno de sobredensidad fijo que circunscribe el cúmulo.

Este método ha sido utilizado en la identificación de grupos, como en el trabajo de Merchán y Zandivarez (2002, 2005). Este algoritmo tienen a producir sistemas ficticios con múltiples sobredensidades en el caso de grupos, pero este tipo de contaminación disminuye notablemente en el caso de cúmulos con más de 10 miembros. Según un estudio realizado por Díaz et al. (2005) con grupos identificados en el 2dFGRS y SDSS DR1, una buena identificación de grupos ricos en el espacio real se puede lograr utilizando sobredensidades de $\delta\rho/\rho = 315$ y $V_0 = 200 \text{ km s}^{-1}$.

Este método es realmente efectivo para determinar galaxias miembros en sistemas, sin embargo los *surveys* de galaxias a altos redshifts son incompletos, por lo cual este método debe ser utilizado conjuntamente con alguna otra técnica que haga más robusta la identificación de las galaxias en grupos o cúmulos.

2.3 Características Generales

Los cúmulos de galaxias son ampliamente estudiados por sus propiedades intrínsecas como también para investigar el contenido de materia oscura en el Universo, el contenido de materia bariónica, la estructura en gran escala, la evolución y la cosmología. En esta sección procederemos a detallar las propiedades principales de los cúmulos de galaxias como también sus características generales.

2.3.1 Riqueza

La *riqueza* de un cúmulo es una medida del número de galaxias asociadas al mismo. Debido a la presencia de galaxias en el campo, no es posible determinar la riqueza de un cúmulo de manera absoluta. La riqueza es una medición estadística de la población del cúmulo, basada en alguna definición para los miembros del cúmulo.

2.3.2 Clasificación Morfológica de los Cúmulos

Los cúmulos se han clasificado de distintas maneras según sus propiedades. Abell(1976) y Zwicky (1957) se basaron en la morfología y estructura de los mismos, Rood-Sastry (1971) utilizaron la morfología y la distribución de los 10 miembros más brillantes del cúmulo, mientras que Bautz y Morgan (1970) tuvieron en cuenta el contraste del brillo de las galaxias más brillantes respecto a las otras.

Los diferentes sistemas de clasificación están correlacionados, lo que significa que los cúmulos pueden ser descriptos como una secuencia entre cúmulos regulares a irregulares, tal como lo indica la tabla 1.

Propiedad	Regular	Intermedio	Abierto
Zwicky	compacto	medio	abierto
Bautz-Morgan	I,I-II,II	II,II-III	II-III,III
Rood-Sastry	cD,B,L,C	L,C,F	F,I
E:So:S	3:4:2	1:4:2	1:2:3
Morgan	ii	ii-i	i
Oemler	Cd, pobre en S	pobre en S	rico en S
Simetría	esférica	intermedia	irregular
Concentración	alta	moderada	baja
Subestructura	ausente	moderado	significativa
Riqueza	ricos	moderada	pobres

Tabla 1. Clasificaciones morfológicas de cúmulos de galaxias

Como podemos apreciar, los cúmulos regulares son simétricos en forma y presentan un núcleo con alta concentración de galaxias, mientras que los irregulares tienen poca simetría y concentración y presentan subestructuras. Tales características sugieren que los cúmulos regulares son sistemas dinámicamente más evolucionados y relajados que los irregulares.

El contenido de galaxias es diferente en este tipo de sistemas. Los cúmulos regulares son ricos en galaxias de tipo tempranas, mientras que los irregulares poseen una gran cantidad de galaxias espirales.

Galaxias cD

En la descripción morfológica de la tabla 1, notamos que los cúmulos regulares tienen un contenido de galaxias diferente al contenido del campo. Primero, estos cúmulos suelen estar dominados por una galaxia muy luminosa llamada galaxia cD, o por un par de galaxias brillantes. Segundo, las galaxias elípticas y lenticulares predominan sobre las espirales e irregulares, opuesto a lo que sucede en el campo.

Las galaxias cD fueron definidas por Matthews et al. (1964) como galaxias elípticas con un núcleo muy luminoso rodeado de un halo de bajo brillo superficial. Se encuentran usualmente en el centro de los cúmulos regulares, sin embargo se han encontrado algunas cD en cúmulos pobres. Se trata de objetos muy luminosos; Sandage

(1976) y Hoessel (1980a) determinan una magnitud absoluta media de $\langle M_v \rangle \approx -24$ en $r \approx 40$ Kpc con poca dispersión $\sigma_M \approx 0,3$ mag. Son galaxias muy masivas, del orden de $10^{13} M_\odot$. Tienen velocidades semejantes a la media del cúmulo (Quintana & Lawrie 1982), lo que sugiere que la galaxia cD se encuentra en el fondo del potencial del cúmulo.

Ostriker y Tremaine (1975) sugieren que el origen de la galaxia central cD es debido a la unión progresiva de galaxias menos masivas que caen en el pozo de potencial del cúmulo, proceso conocido como canibalismo galáctico. No obstante, esta teoría presenta varios problemas, y la manera en que se formaron las galaxias cD es todavía un tema en debate. La formación del halo extendido podría entenderse a través del desnudamiento tidal (*tidal stripping*) de las capas exteriores de las galaxias que pasan por el centro del cúmulo. Este material despojado de las otras galaxias cae al pozo de potencial gravitatorio, contribuyendo a la formación del halo (Gallagher & Ostriker 1972, Richstone 1976).

2.3.3 Emisión en Rayos X de los Cúmulos de Galaxias

El primer objeto extragaláctico detectado como fuente de rayos X fue M87 en el cúmulo de Virgo. Posteriormente se detectaron fuentes en los cúmulos de Perseo y Coma. El mayor avance en el campo de los cúmulos de galaxias se logra a partir de los *surveys* en rayos X, lo cual permitió establecer una serie de propiedades de las fuentes detectadas en rayos X asociadas a cúmulos, entre las cuales podemos mencionar las siguientes:

- Se trata de objetos muy brillantes en rayos X, con luminosidades del orden de $\sim 10^{43-45} \text{ergs}^{-1}$.
- Las emisiones son extendidas, de 200 a 3000 Kpc.
- Poseen espectros sin evidencia de fotoabsorción de baja energía. La forma del espectro es exponencial: $I_\nu \propto \exp(-h\nu/kT)$.
- La emisión no es variable.

Las observaciones de los espectros de rayos X de los cúmulos de galaxias ha permitido establecer el origen de los mecanismos de emisión, la cual es de origen térmico debido al gas caliente intracúmulo que se encuentra a una temperatura de 10^8K .

El Continuo

Por convención se parametriza la absorción observada en un espectro en rayos X por la columna de densidad de hidrógeno N_H del gas, resultando ser en los cúmulos de $N_H > 10^{22} \text{cm}^{-2}$, consistente con la cantidad de hidrógeno neutro en nuestra galaxia, lo que indica que la emisión de los cúmulos proviene de un plasma ionizado y difuso.

El continuo de la emisión en rayos X se debe a la radiación térmica de frenado o *bremssstrahlung* (Cavaliere & Fusco-Femiano 1976). Este mecanismo ocurre al colisionar una partícula cargada rápida no relativista con un átomo. En particular, la colisión se produce entre iones y electrones y la mayor contribución la dan los iones de H y He. El máximo de radiación es en la dirección perpendicular a la dirección de movimiento

de la partícula que radia. La emisividad (energía por unidad de tiempo, frecuencia y volumen) está dada por:

$$\frac{dE}{dV dt d\nu} \equiv \epsilon_\nu \propto z^2 n_e n_i g_{ff} T_g^{1/2} \exp\left(-h\nu/kT_g\right) \quad (2.6)$$

donde g_{ff} es el factor de Gaunt, el cual corrige por efectos de la mecánica cuántica, z es la carga del ion, n_e y n_i son la densidad electrónica e iónica, respectivamente. Si el gas está aproximadamente a una misma temperatura (isotermo), el espectro resulta ser una exponencial, lo cual implica que la emisión decae para altas frecuencias, consistente con las observaciones.

A partir del continuo de la emisión en rayos X se puede medir la temperatura del gas T_g , y a través de ella, estimar la masa del cúmulo.

Espectro de Líneas

Con el descubrimiento de la línea del hierro altamente ionizado se confirmó el origen térmico de la radiación del gas intracúmulo. La línea del hierro es en realidad un blend de líneas: principalmente Fe^{24+} y Fe^{25+} , y una línea débil del níquel. Estas líneas están en los rangos de 6,5 y 7keV, por lo cual se conoce a este blend como la línea 7keV del hierro. También se han podido detectar líneas de baja energía, lo cual permite verificar la existencia de varias temperaturas en el mismo cúmulo.

A través del ancho equivalente de las líneas espectrales se puede obtener la abundancia de los metales. La línea 7keV del hierro es más ancha que otras líneas, por lo cual se determina la metalicidad definida como $[Fe/H]$, la cual resulta ser menor que la metalicidad solar. Esto sugiere un gas no primordial, contaminado en metales.

2.3.4 *Distribución de la Materia*

Estudios teóricos de la evolución de los cúmulos de galaxias requieren modelar dinámicamente la materia oscura, el gas intracúmulo y la población de galaxias. Estas tres componentes tienen las siguientes características:

- **Materia Oscura**, detectada por efectos dinámicos y lentes gravitacionales. Se estima que acerca del 80 % de la masa total del cúmulo se concentra en materia oscura.
- **Gas Intracúmulo (ICM)**, con una temperatura del orden de $10^7 - 10^8 K$ ($10^7 K = 1,16 keV$), y una densidad central de $\sim 10^{-2} - 10^{-3}$ partículas/cm³. El ICM es detectado principalmente por la emisión en X y por radiación de microondas producida por el efecto Sunyaev-Zel'dovich. Cerca del 15 % de la masa total está en forma del ICM.
- **Galaxias**, detectadas en el óptico, infrarrojo, UV, etc. Corresponden al 5 % de la masa total.

La formación de los cúmulos de galaxias supone simetría esférica y un proceso de acreción hacia una sobredensidad inicial. Cada cáscara se expande hasta un radio máximo y luego se inicia el colapso hacia la perturbación. Las cáscaras de materia oscura pasan a través del centro y quedan oscilando, mientras que el gas experimenta choques produciéndose *shocks* que termalizan la energía cinética. Adentro de estos *shocks* el gas está en equilibrio hidrostático.

Distribución de la Materia Oscura

Navarro, Frenk & White (1995) (NFW) encontraron que los perfiles de densidad del gas y de la materia oscura, promediados en cáscaras esféricas, son similares y pobremente descritos por leyes de potencias. Para este estudio, NFW se basaron en simulaciones de formación y evolución de las galaxias en cúmulos en cosmologías dominadas por materia oscura fría, realizadas con un código combinado de N cuerpos con hidrodinámica suavizada de partículas. Estos autores encuentran que los perfiles de sobredensidad (densidad escalada al valor medio de la densidad del universo $\bar{\rho}$) en función de la variable adimensional r/r_s son descritos por una forma funcional simple. Aquí r_s es el radio de una esfera dentro de la cual la sobredensidad es s . Los perfiles escalados de densidad para diferentes cúmulos son similares entre sí. El ajuste al perfil de sobredensidad propuesto por NFW es el siguiente:

$$\frac{\rho}{\bar{\rho}} = \frac{c}{x(1+x)^2}; \quad x = \frac{r}{r_s} \quad (2.7)$$

En la figura 3 se observa el perfil de sobredensidad de 6 cúmulos para el gas y la materia oscura.

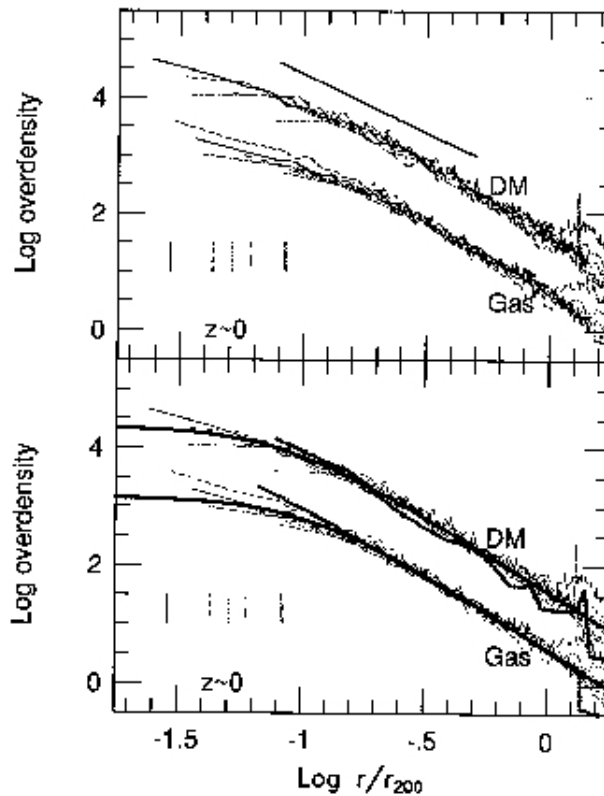


Figura 3. Perfiles de sobredensidad de 6 cúmulos para el gas y la materia oscura. La línea sólida en el panel superior tiene una pendiente $\rho \propto r^{-2}$ que corresponden al modelo de una esfera isotérmica. En el panel inferior se muestra en línea sólida gruesa el ajuste del β -model.

Este concepto de autosimilitud será utilizado en esta tesis para reescalar los cúmulos de galaxias.

Distribución Espacial de Galaxias

Los cúmulos regulares presentan una distribución de galaxias suave con una alta concentración. Un cierto número de modelos se han propuesto para el ajuste de la distribución de galaxias. Entre los más simples, encontramos el modelo isotérmico, el cual supone una distribución de velocidades radial gaussiana. Si asumimos que la distribución de velocidades es isotrópica e independiente de la posición, que la distribución de galaxias es estacionaria, y que las posiciones de las galaxias no están correlacionadas, podemos utilizar las expresiones analíticas de King (1972) para aproximar la distribución espacial de galaxias:

$$n(r) = n_0 \left[1 + (r/r_c)^2 \right]^{-3/2} \quad [3D] \quad (2.8)$$

$$\sigma(b) = 2n_0 r_c \left[1 + (b/r_c)^{-2} \right] \quad [2D] \quad (2.9)$$

Estas expresiones son válidas en la zona central. En los cúmulos ricos, $n_0 \sim 10^3 h^3 \text{Mpc}^{-3}$. El radio de core es del orden de $0,1 - 0,25 h^{-1} \text{Mpc}$. A grandes distancias del centro, $n(r) \approx n_0 (r_c/r)^3$, lo cual provoca que la masa del cúmulo y el número de galaxias diverjan como $\ln(r/r_c)$.

En muchos casos, la distribución de galaxias presenta irregularidades que han sido interpretadas como sub-estructuras (Baier, 1977). Una análisis de la distribución proyectada de las galaxias muestra que por lo menos la mitad de los cúmulos ricos presentan subestructuras. Las mismas son detectadas en el espacio de velocidades, lo que sugiere que se tratan de sistemas ligados. En este trabajo de tesis, prestaremos especial cuidado a la presencia de subestructuras, ya que estamos interesados en el estudio de las propiedades de las galaxias en función de las propiedades globales de los cúmulos de galaxias, relaciones que son sensibles a la presencia de subestructuras.

Distribución Espacial del Gas Intracúmulo

Uno de los modelos que se ha utilizado para modelar la distribución del gas intracúmulo es el *hidrostático isotérmico*. La galaxias y el gas intracúmulo se asumen isotérmicos, ligados al cúmulo. Se asume que las galaxias poseen una distribución isotrópica de velocidades radiales. No se asume que las galaxias y el gas posean la misma dispersión de velocidades. Asumiendo el potencial del modelo isotérmico, la distribución del gas se expresa:

$$\rho_g(r) = \rho_{g0} \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2} \quad (2.10)$$

donde $\beta = \frac{\mu m_p \sigma_i^2}{T}$, ρ_{g0} es la densidad central, r_c el *radio de core* y $\rho_g \propto \rho_{gal}^\beta$. El brillo superficial proyectado que se obtiene es:

$$I(b) \propto \left[1 + \left(\frac{b}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+1/2} \quad (2.11)$$

Los valores obtenidos para r_c van desde $0,07$ a $0,5 h_{50}^{-1} \text{Mpc}$. El valor medio de β obtenido vía el brillo superficial es $\langle \beta_{fit} = 0,65 \rangle$, lo cual significa que el gas está más extendido que las galaxias. Sin embargo, el valor determinado vía la temperatura espectral en rayos X y la dispersión de velocidades es $\beta_{spect} \sim 2 \langle \beta_{fit} \rangle$, resultado que se conoce como el *problema beta*.

2.4 Efectos Ambientales

La diferencia entre la población de galaxias en el campo y en los cúmulos se conoce desde 1930. Oemler (1974) analizó la proporción de elípticas, S0 y espirales para diferentes tipos de cúmulos: ricos en espirales, pobres en espirales y cúmulos con galaxias cD, y demostró que grandes variaciones en el contenido galáctico correlacionan con la estructura del cúmulo, y concluyó que existe una correlación entre el grado de concentración y la dominación por tipos tempranos de la población de galaxias.

El trabajo más sobresaliente es el de Dressler (1980), quien utilizó una muestra de 55 cúmulos ricos para estudiar la segregación morfológica. Este autor concluye que existe una fuerte correlación entre el tipo morfológico y la densidad local proyectada de galaxias. Dressler ha examinado la *relación densidad-morfología* para cúmulos de alta concentración de galaxias, baja concentración y cúmulos con una fuerte emisión en rayos X; en todos los casos, la relación que encuentra es similar. Para las tres muestras, la fracción de galaxias elípticas es la misma, mientras que la fracción de espirales es más baja en los cúmulos con gran emisión en X. Esto sugiere que las propiedades globales de los cúmulos pueden influir en la morfología de las galaxias. Estudios de 10 cúmulos a $z \sim 0,5$ muestran que la relación densidad-morfología se mantiene para cúmulos más concentrados centralmente, pero no para aquellos más irregulares (Dressler 1997), tal como se muestra en la figura 4.

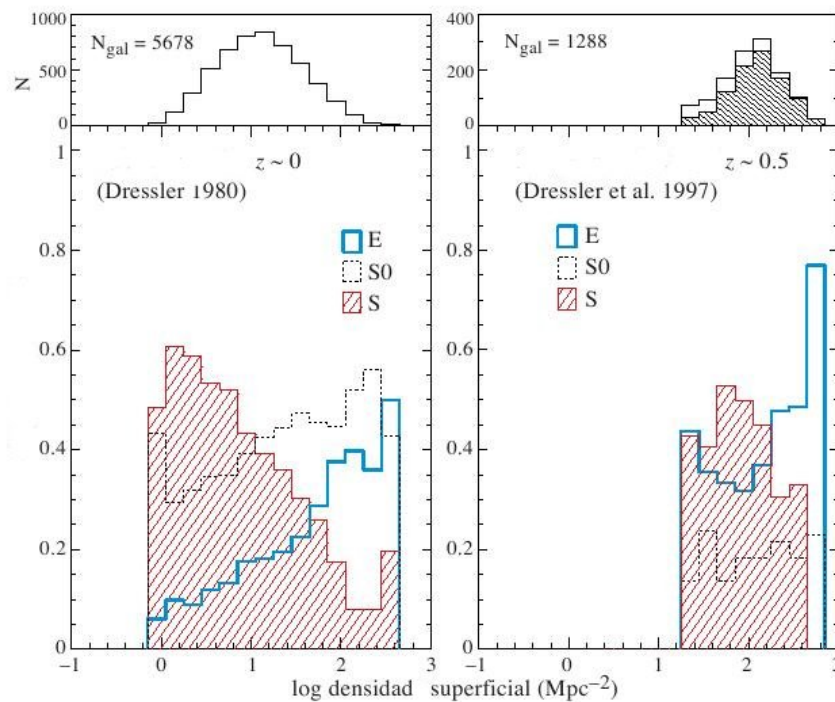


Figura 4. Relación entre la densidad local proyectada de galaxias y el tipo morfológico para 55 cúmulos a $z \sim 0$ en el panel de la izquierda, y para 10 cúmulos a $z \sim 0,5$ en el panel de la derecha.

La distancia proyectada al centro del cúmulo, puede ser escalada de diferentes

maneras. Whitmore et al. (1993) reexaminaron la muestra de Dressler, mostrando que la morfología correlaciona bien con la distancia al centro de los cúmulos, lo cual se conoce como *relación radio-morfología*. Los resultados encontrados por estos autores difieren de los encontrados por Dressler (1980) por varios aspectos: la distribución de galaxias elípticas es constante en todo el cúmulo, excepto en la región más interna del cúmulo donde crece rápidamente. Y la fracción de galaxias lenticulares decrece en la zona central.

En los estudios de segregación es importante distinguir entre propiedades locales y globales. Whitmore et al. (1993) argumentan que la distancia al centro del cúmulo, un parámetro global, es el parámetro fundamental, debido a que encuentran una fuerte correlación entre el radio central y la morfología. Sin embargo, Dressler et al. (1980) argumentan que la relación densidad-morfología, la cual se refiere a procesos locales, es la fundamental ya que la misma se mantiene para cúmulos regulares e irregulares. Para distinguir si un proceso es local o global se adopta el siguiente criterio: si es necesario conocer las condiciones en la vecindad de una galaxia en el cúmulo el proceso será local, en cambio si es necesario conocer las propiedades del cúmulo como un todo, el proceso será entonces global.

Domínguez et al. (2001) analizaron cúmulos en rayos X y encuentran que en las regiones interiores de los cúmulos la segregación puede ser descrita más significativamente por parámetros globales, tales como la distancia al centro o la densidad de masa, mientras que en las regiones externas, la segregación puede ser descrita por parámetros locales como la densidad local proyectada.

Además de segregación en morfología se ha detectado segregación en luminosidad. La idea de que los cúmulos se forman por *clustering* gravitacional de galaxias en el campo llevó a Zwicky a pensar que estos objetos son más masivos que la media, y su atracción gravitacional es muy fuerte. Las galaxias más masivas se formarían primero, constituyendo así el centro del cúmulo, y las otras se formarían posteriormente. Suponiendo proporcionalidad entre masa y luminosidad, Zwicky pensó que debe existir una segregación en luminosidad en los cúmulos.

En los años 60, Reaves (1966) y Rood & Turnrose (1968) mostraron que las galaxias enanas están menos aglomeradas que las gigantes. Más tarde, Rood (1969) y Rood & Abell (1973) notaron que el pico brillante de la función luminosidad de las galaxias de Coma, no está presente en las regiones externas del cúmulo. Esto fue interpretado como un exceso de galaxias brillantes en el centro del cúmulo, es decir, segregación en luminosidad.

La segregación en luminosidad también tiene oponentes, como Noonan (1961), Bahcall (1973) y Sarazin (1980), quienes sugieren que la evidencia para una segregación en luminosidad puede deberse a una pobre sustracción del fondo. Estudios más recientes, basados en miembros de cúmulos solamente, muestran que la segregación en luminosidad es limitada a las galaxias muy brillantes con $M_R < -22,6$.

Biviano et al. (1992), Fusco-Femiano y Menci (1998), Kashikawa et al. (1998), han estudiado la segregación en luminosidad, según la cual las galaxias más brillantes localizadas en el centro de los cúmulos, presentan menores velocidades con respecto a la media del cúmulo que los otros miembros menos masivos.

Muchos trabajos en cúmulos han evidenciado que las galaxias tienen tasas de formación estelar menor, y colores más rojos que las galaxias de campo. Abraham et al. (1996) y Terlevich, Caldwell & Bower (2001), encuentran que las galaxias se vuelven más azules como función de la distancia al centro. Lewis et al. (2002) y Gómez et

al (2003) encuentran que la tasa de formación estelar de las galaxias decrece hacia el centro de los cúmulos a partir aproximadamente del radio virial. Este resultado es usualmente interpretado como galaxias tipo disco cayendo en el potencial de los cúmulos de galaxias. Por esto, es realmente importante determinar a partir de dónde las galaxias empiezan a cambiar.

Otro efecto observacional en los cúmulos de galaxias, es el llamado *efecto Butcher-Oemler*. En 1978, estos autores encontraron un exceso de galaxias azules a altos redshifts en relación a la población típica de cúmulos cercanos. En 1984, los mismos autores, estudiando 33 cúmulos entre $0,003 < z < 0,54$ confirmaron este efecto. Este efecto muestra que hay una evolución de las galaxias en cúmulos en un pasado relativamente próximo. Muchos trabajos se han concentrado en estudiar la naturaleza de estas galaxias azules. Rakos & Schombert (1995) mostraron que la fracción de galaxias azules crece desde un 20 % en $z \sim 0,4$ a un 80 % en $z \sim 0,9$. Posteriormente, Margoninier & Carvalho (2000) encuentran resultados consistentes con Rakos & Shombert (1995).

Se han propuesto diferentes mecanismos para explicar cómo el medio ambiente influye en las galaxias: interacciones entre las galaxias y el medio intracúmulo, interacciones gravitacionales entre las galaxias e interacciones entre las galaxias y el potencial del cúmulo.

La presión del gas intracúmulo es mayor que el gas frío que se encuentra en las galaxias produciéndose la pérdida del mismo, mecanismo conocido como *ram-pressure* (Gunn & Gott 1972, Abadi et al. 1999, Quilis et al. 2000). Este proceso sería efectivo en las regiones de mayor densidad (Haynes & Giovanelli 1986, Vollmer 2003). Por otro lado, la formación estelar puede decaer debido a remoción de los halos de gas tibio, el cual caería hacia los discos constituyendo así una fuente de gas frío para la posterior formación de estrellas, mecanismo conocido como *estrangulación* (Larson et al. 1980, Balogh et al. 2001). Otro mecanismo que puede inhibir la formación estelar es la evaporación térmica del gas frío de los discos por conducción de calor desde el medio intracúmulo (Fujita 2003). Los mecanismos aquí descritos son algunos ejemplos de cómo interactúan las galaxias con el medio que las rodea.

Las galaxias también interactúan con otras galaxias produciéndose la fusión entre ellas, creando así galaxias de tipo elípticas. Por otro lado, la compresión del gas debido a la interacción con el potencial del cúmulo puede incrementar la tasa de formación estelar de una galaxia (Fujita 1998).

Deben considerarse las regiones en las que los diferentes procesos pueden ocurrir. Por ejemplo, las interacciones con el gas intracúmulo son más importantes en las zonas centrales, dada la alta densidad, mientras que las fusiones de galaxias son más difíciles en los centros de los cúmulos dadas las altas velocidades que las galaxias tienen. Por otro lado, si la evaporación o remoción del gas son los procesos dominantes, las galaxias deberían transformarse morfológicamente reduciendo su luminosidad y tamaños progresivamente. Mientras que si las fusiones entre objetos son los mecanismos dominantes, las galaxias deberían volverse más grandes a lo largo de su evolución.

Uno de los objetivos en esta tesis es entender cuál de estos procesos es más relevante, afectando a las propiedades de galaxias en cúmulos.

CATÁLOGOS REALES Y SINTÉTICOS DE CÚMULOS DE GALAXIAS

3.1 Introducción

El objetivo central de este trabajo consiste en el estudio de las distintas propiedades de las galaxias y de sus subsistemas: *bulbo*, *disco* y *cúmulos globulares* en el entorno de cúmulos de galaxias, por lo que es de gran importancia contar con muestras homogéneas de galaxias que permitan una correcta comparación entre los distintos tipos de subsistemas. El catálogo *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, York et al. 2000) satisface los requerimientos adecuados para una correcta identificación de cúmulos de diferentes tipos, y permite obtener información fotométrica y espectroscópica de una amplia variedad de objetos, convirtiéndose en el mayor survey de galaxias hasta la fecha. Dada la cantidad de propiedades que pueden obtenerse para las galaxias, se pueden utilizar diferentes técnicas de identificación de cúmulos de galaxias. Si bien existen en la literatura varios catálogos de cúmulos basados en el SDSS, para el presente trabajo se han seleccionado tres: el "Merged Cluster Catalog" de Bahcall et al. (2003), el "RASS-SDSS Galaxy cluster survey" de Popesso et al. (2004) y el "MaxBCG Catalog of Galaxy Clusters" de Koester et al. (2007). El catálogo de Bahcall identifica cúmulos según dos métodos independientes: el *Hybrid Matched Filter* y el maxBCG. Por otro lado, los cúmulos de Popesso son seleccionados en rayos X, mientras que Koester et al (2007) utiliza un algoritmo basado en maxBCG para la identificación de sus cúmulos. El hecho de contar con muestras de cúmulos de distinto tipo, nos permitirá estudiar posibles dependencias de las propiedades de las galaxias con las técnicas de identificación.

Otro de los catálogos de cúmulos de galaxias utilizado, es el catálogo *Southern Abell Clusters Redshifts Survey* (SARS, Way et al. 2005) construido en base a observaciones del Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE) junto con investigadores de la Universidad Católica de Chile. Este catálogo posee información fotométrica en las bandas V,R e I, con espectroscopía completa en un $\sim 75\%$.

El estudio de la población de los cúmulos globulares, y de cómo el medio intracúmulo puede afectar a los mismos, ha sido posible gracias a la muestra pública de galaxias del cúmulo de Virgo del *ACS Virgo Cluster Survey* (Côté et al. 2004). El mismo se basa en imágenes de 100 galaxias en dos bandas fotométricas, permitiendo el estudio de diferentes propiedades de las galaxias. Dada su cercanía (16,5Mpc), Virgo se convierte en un candidato ideal para el estudio de cúmulos globulares extragalácticos.

Finalmente, se utilizó el modelo semianalítico de formación de galaxias (GALFORM, Cole et al. 2000), de la Universidad de Durham (Inglaterra), para el estudio de las propiedades de las galaxias en cúmulos. Aunque este modelo no incluye todos

los fenómenos físicos que pueden afectar a las galaxias, *ram pressure* por ejemplo, consideramos importante analizar si alguna de las propiedades observadas de las galaxias se manifiestan en el modelo. Esto es posible gracias a la versión de Bower et al. (2006) del GALFORM, ya que el mismo está implementado dentro de las simulaciones numéricas de N-cuerpos Millennium, a través de las cuales puede obtenerse la posición de cada objeto dentro de un cúmulo.

En este capítulo nos dedicaremos a presentar las diferentes muestras de galaxias que hemos utilizado para la presente tesis.

3.2 CGCS: Córdoba Galaxy Cluster Survey from SDSS

Existen en la literatura varios catálogos de cúmulos de galaxias basados en el SDSS, como el *Cut and Enhance Galaxy Cluster Catalogue* de Goto et al. (2002) y el *Merged Cluster Catalogue* de Bahcall et al. (2003). En el presente trabajo seleccionamos en principio tres catálogos de cúmulos basados en el SDSS. El catálogo de Bahcall et al. (2003), el cual fue posteriormente descartado por razones que se explicarán en próximas secciones, el *RASS-SDSS Galaxy cluster survey* de Popesso et al. (2004) y el *MaxBCG Catalog of Galaxy Clusters* de Koester et al. (2007). A continuación describimos las principales características de los mencionados catálogos de cúmulos de galaxias. Por otro lado, las principales propiedades y características del catálogo de galaxias SDSS se encuentran detalladas en el apéndice A.

Merged Cluster Catalogue

El catálogo de Bahcall et al. (2003) consta de 799 cúmulos de galaxias entre 0,05 – 0,3 en redshift seleccionados de aproximadamente 400 grados cuadrados del SDSS. Tales cúmulos son seleccionados vía dos técnicas de identificación independientes: el Hybrid matched filter (H) y el color-magnitud red-sequende maxBCG (B). Incluye cúmulos con riqueza $\Lambda \geq 40$ en H y $N_{\text{gal}} \geq 13$ en B, una dispersión de velocidades $\sigma \geq 400 \text{ km s}^{-1}$, y una masa $M \leq 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$.

La selección del mismo fue motivada en las dos técnicas complementarias utilizadas para identificar a los cúmulos. La técnica Hybrid Matched Filter se basa principalmente en sobredensidades de galaxias mientras que la técnica B depende fuertemente de las propiedades de las galaxias. Dado que el interés central del presente trabajo es precisamente el estudio de las propiedades de las galaxias miembros, nos proponemos prestar particular atención a los posibles efectos sistemáticos introducidos por los criterios de selección de las muestras. Esto puede ser particularmente dramático para aquellas técnicas que hagan un uso prioritario de las propiedades de las galaxias como es el caso de la técnica color-magnitud red-sequende maxBCG.

RASS-SDSS Galaxy Cluster Survey

El catálogo de Popesso et al. (2004) consiste en 114 cúmulos de galaxias previamente seleccionados en rayos X, dentro del rango de masas de $10^{12,5}$ a $10^{15} M_{\odot}$, y en el siguiente rango de redshift: 0,002 – 0,45. Se trata de cúmulos con información en X y en el óptico. Considerar una muestra de cúmulos seleccionados en X es también de gran importancia, por un lado el gas caliente intra-cúmulo garantiza la existencia de un pozo de potencial significativo y por otro da una posibilidad bien concreta de estimar la masa total del cúmulo, fundamental para caracterizar al sistema.

Popesso et al. (2004) utilizan varios criterios para crear el presente catálogo. La idea se basa en construir un catálogo con objetos en un amplio rango de luminosidad (masas) en rayos X. Los cúmulos de masa alta e intermedia se seleccionaron de las muestras de ROSAT: la *ROSAT-ESO flux limited X-ray sample* (REFLEX, Böhringer et al. 2004), la *Northern ROSAT All-Sky cluster sample* (NORAS, Böhringer et al. 2000) y NORAS 2 (Retzlaff 2001). REFLEX es una muestra completa de 448 cúmulos detectados en un área de 13924 grados² en el hemisferio sur, con un flujo límite de $3 \times 10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ en el rango 0,1 – 2,4keV. NORAS contiene 495 cúmulos en el mismo rango de temperaturas y NORAS 2 tiene un flujo límite de $2 \times 10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ lo cual implica una cantidad de 800 cúmulos.

Los cúmulos de baja masa y grupos, se obtuvieron del *ASCA Cluster Catalog (ACC)* de Horner et al. (2001) y del *Group Sample (GS)* de Mulchaey et al. (2003). El ACC contiene luminosidades, temperaturas medias y abundancias de 273 cúmulos y grupos. El GS es una muestra heterogénea de 66 sistemas de ROSAT, con dispersión de velocidades de 600km s^{-1} y una temperatura del medio intracúmulo menor a 2keV.

El catálogo RASS-SDSS contiene todos los cúmulos en rayos X, comprendidos en el área de SDSS hasta Febrero de 2003. Resultan así 114 cúmulos: 14 de REFLEX, 72 de NORAS y NORAS 2, 8 de la muestra de Mulchaey y 20 de ACC. Para cada cúmulo, ellos determinan la luminosidad en rayos X en la banda ROSAT, luminosidad bolométrica y coordenadas del centro. Las propiedades en el óptico consisten en los parámetros de Schechter de la función de luminosidad de los cúmulos, luminosidad, y parámetros de la distribución radial de la densidad proyectada de galaxias en la región de los cúmulos. En la figura 5 se muestran las distribuciones de redshifts para los tres catálogos de cúmulos de galaxias considerados.

MaxBCG Catalog of Galaxy Clusters

El catálogo de Koester et al. (2007) incluye 13823 cúmulos con $\sigma \geq 400 \text{km s}^{-1}$ identificados en base al catálogo de galaxias SDSS. Los cúmulos son seleccionados en un volumen de 0.5Gpc^3 cubriendo una región de 7500 grados cuadrados de SDSS entre los redshift 0.1 y 0.3. Cada uno de estos cúmulos contiene entre 10 y 190 galaxias E/S0 más brillantes que $0,4L^*$ (banda i) dentro de r_{200} . La muestra es completa en un 85 % para cúmulos con masas $M \geq 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$. Aunque los cúmulos son identificados vía la técnica B similar a Bahcall, dicho catálogo es el más reciente publicado en la literatura y es el mayor catálogo de cúmulos de galaxias hasta la fecha.

Inicialmente, Koester et al. (2007) seleccionan galaxias del catálogo fotométrico de SDSS. Este catálogo se genera usando el mismo criterio que Scranton et al. (2002) para crear un catálogo de entrada (*input*) en el cual detectar el *clustering* de galaxias. Aquellas galaxias seleccionadas incluyen un amplio rango de colores, magnitudes y morfologías. Los colores y magnitudes apropiadas para las galaxias E/S0 en el rango $0,1 < z < 0,3$ se extraen según el modelo *color-magnitud-redshift* descrito en Koester et al.(2007). Los parámetros del modelo se convierten en cortes en colores y magnitud de la siguiente manera: en un dado redshift, se incluyen aquellas galaxias cuyos $(g-r)_{\text{candidato}}$ y $(r-i)_{\text{candidato}}$ cumplen:

$$(g-r)(z)_{\text{model}} - \sqrt{\sigma_{\text{err}}^2 + 0,15^2} < (g-r)_{\text{candidato}} < (g-r)(z)_{\text{model}} + \sqrt{\sigma_{\text{err}}^2 + 0,15^2}$$

$$(r-i)(z)_{\text{model}} - \sqrt{\sigma_{\text{err}}^2 + 0,18^2} < (r-i)_{\text{candidato}} < (r-i)(z)_{\text{model}} + \sqrt{\sigma_{\text{err}}^2 + 0,18^2}$$

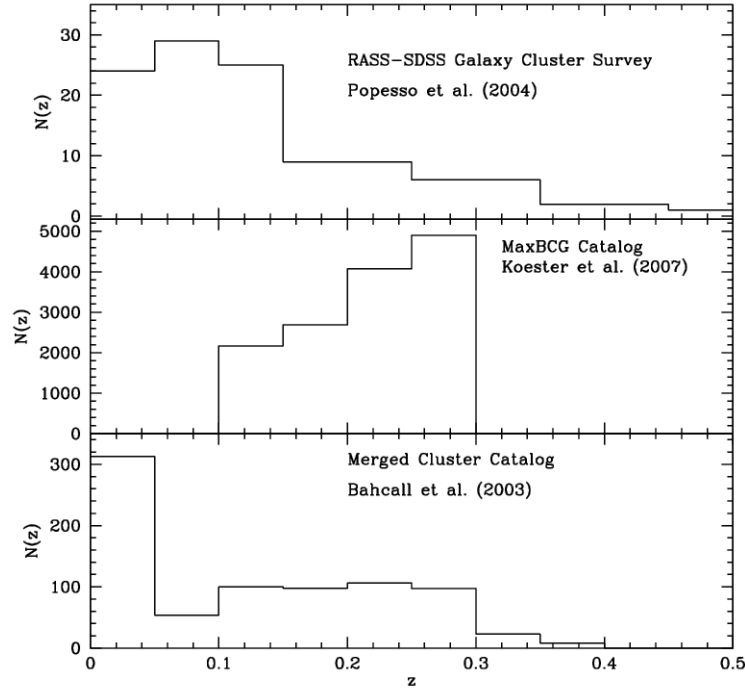


Figura 5. Distribuciones de redshift para los tres catálogos basados en SDSS. La distribución de redshift del MaxBCG Catalog de Koester et al. (2007) es en base a redshifts fotométricos.

$$i_{\text{candidato}} < 0,4L_*(z)^{\text{model}}$$

Aquí, σ_{err} es el error en los colores de los objetos, medidos usando el método descrito en Scranton et al. (2005). Los valores 0,15 y 0,18 corresponden a 3 veces el ancho de la banda de las E/S0 en los colores $g-r$ y $r-i$, respectivamente. El corte en magnitud selecciona los objetos más brillantes que $0,4L_*$ a un dado redshift. Las galaxias así encontradas son luego tratadas como centros potenciales para cúmulos por el algoritmo *maxBCG*.

Posteriormente, se utiliza el catálogo espectroscópico de SDSS, para evaluar la confiabilidad de las estimas de los redshifts fotométricos.

El algoritmo *maxBCG* se encuentra detallado en Koester et al. (2007). Brevemente, el algoritmo tiene en cuenta dos características bien definidas de las galaxias en cúmulos ricos: la secuencia roja de galaxias y la galaxia más brillante (BCG) localizada usualmente cerca del centro de los cúmulos. De la muestra total seleccionada, el 39% tienen BCG con redshifts espectroscópicos.

Con estas características se construye una función de probabilidad *likelihood* la cual depende del redshift. A través de esta función se testea el catálogo de entrada en una matriz *array* de redshifts. A cada objeto se le asigna un redshift el cual resulta de maximizar la función de *likelihood*. Posteriormente, estos objetos se ordenan según este máximo. El mayor de todos se convierte en un primer centro de un cúmulo. Todos los objetos dentro de $z = \pm 0,02$, un radio de escalado r_{200} y valores bajos para el

máximo, se remueven de la lista. El proceso continúa luego de manera análoga con el siguiente objeto en la lista. Los objetos que sobreviven a este proceso son tomados luego como cúmulos de galaxias identificados vía la galaxia BCG.

Como consecuencia del método, se obtienen redshifts fotométricos, el cual es el que maximiza la función de likelihood. Durante este proceso, todas aquellas galaxias dentro de $1h^{-1}\text{Mpc}$, dentro de $\pm 2\sigma$ de la secuencia roja y más brillantes que un valor mínimo de luminosidad, se emplean para estimar la riqueza N_{gal} . Se determina también una riqueza escalada N_{gal}^{200} , dentro de r_{200} de la BCG, donde $r_{200} = 0,156N_{\text{gal}}^{0,6}h^{-1}\text{Mpc}$ (Hansen et al. 2005).

En la figura 6 se muestran las distribuciones de riqueza para los catálogos de Bahcall et al. (2003) y Koester et al. (2007). Las riquezas Λ del método Hybrid Matched Filter son convertidas en N_{gal} según la relación empírica $\Lambda = (11,1 \pm 0,8)N_{\text{gal}}^{0,50 \pm 0,03}$ (Bahcall et al. 2003).

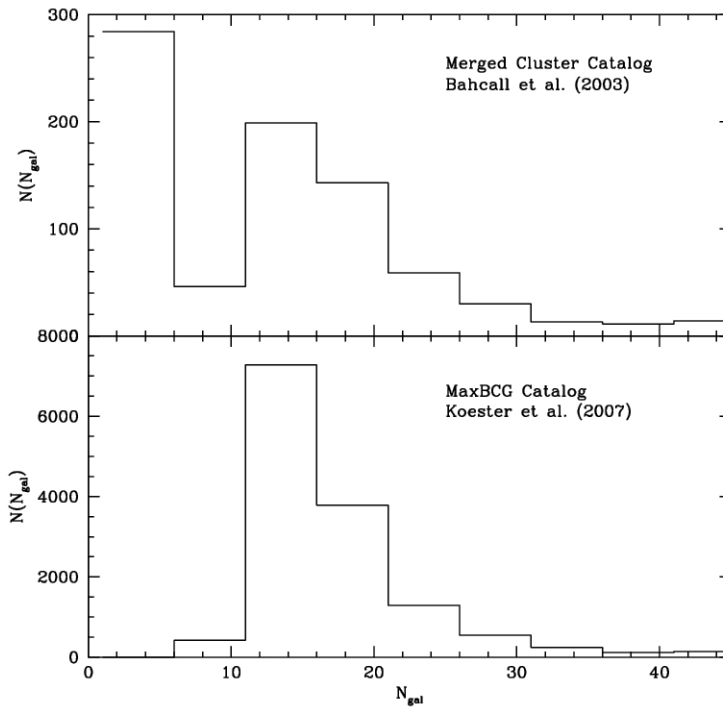


Figura 6. Distribuciones de riqueza.

3.2.1 La Muestra de Cúmulos CGCS

Tal como ha sido expresado en párrafos anteriores, hemos seleccionado tres catálogos de cúmulos de galaxias creados en base a diferentes técnicas con el objeto de estudiar no sólo las propiedades de las galaxias en los cúmulos, sino también algún tipo de dependencia de los resultados con las mismas. En el caso de Bahcall et al. (2003) hemos tenido en cuenta sólo la muestra de cúmulos identificados vía el *hybrid matched filter*. Para el presente trabajo hemos considerado cúmulos de galaxias con riquezas

$N_{gal} \geq 20$, en el rango de redshift $0,05 < z < 0,15$. Este rango se debe a que las galaxias han sido seleccionadas del SDSS espectroscópico, el cual es completo hasta una magnitud límite petrosiana en r de 17,77 ($M_{lim} = -21,5$). Como puede notarse, estamos interesados en trabajar en una muestra completa en magnitud absoluta M_r y en cúmulos de galaxias ricos. De esta manera resultan 54 cúmulos del catálogo de Popesso, 31 del catálogo de Bahcall y 612 del catálogo de Koester, una vez que se han correlacionado los mismos para eliminar repeticiones. Se consideró que se trataba de un mismo objeto cuando la distancia proyectada entre dos pares de cúmulos era menor a 1Mpc. En el caso de Popesso y Bahcall, como poseen información espectroscópica, se tuvo en cuenta además que la diferencia de velocidades entre los mismos sea menor a que 3000km s^{-1} . Cuando un cúmulo estaba repetido en alguna de las muestras, hemos considerado para el mismo, los datos proporcionados por el catálogo en rayos X de Popesso. Resultan así dos coincidencias entre Bahcall-Popesso, las cuales están presentes también en el catálogo de Koester; 10 coincidencias entre Bahcall-Koester y 20 entre Koester-Popesso.

Una vez seleccionados los cúmulos de galaxias procedimos a obtener las galaxias pertenecientes a los mismos. Para ello hemos considerado sólo las galaxias con redshift espectroscópico obtenidas de SDSS DR5, dentro de un radio de 3Mpc con centro en las coordenadas $(\alpha, \delta)_{cúm.}$. La identificación de las galaxias miembros se llevó a cabo siguiendo varios pasos. Primero, se aplicó el algoritmo *amigo de los amigos* (FOF) descrito en el capítulo 2, con las siguientes longitudes de percolación: $\delta\rho/\rho = 315$ y $V_0 = 200\text{km s}^{-1}$, siguiendo los resultados de Díaz et al. (2005). El algoritmo nos permite así identificar las diferentes sobredensidades con un número mayor a 10 objetos. Posteriormente se realizó una inspección visual de cada cúmulo: se graficaron las galaxias dentro de un radio de 1Mpc, tal como se muestra en la figura 7. Consideramos que aquellas galaxias cerca del centro del cúmulo, con velocidades $|cz - cz_{cluster}| < 3000\text{km s}^{-1}$ son candidatas a ser galaxias miembros, lo cual es una herramienta importante para distinguir al cúmulo de galaxias de las demás sobredensidades detectadas por FOF. De la distribución de cz hemos determinado las velocidades mínima y máxima, considerando galaxias miembros a aquellas que se encuentren dentro de este rango de velocidades.

A través de esta inspección visual de los cúmulos, hemos clasificado a los mismos en distintas categorías, según se tratara de un cúmulo doble por ejemplo o si el mismo tenía alguna particularidad especial. En el caso de cúmulos dobles, algunos de ellos mostraban dos subestructuras bien diferenciadas, mientras que para otros no era posible realizar una separación de las subestructuras. Estos últimos no han sido considerados, como tampoco aquellos que presentaban alguna rareza. FOF determina coordenadas (α, δ, z) para las sobredensidades encontradas. En algunos casos se consideraron estas nuevas coordenadas en vez de aquellas proporcionadas por los catálogos originales. Para algunos cúmulos, el nuevo valor del redshift cae fuera del rango considerado ($0,05 < z < 0,15$), por lo cual estos cúmulos tampoco fueron tenidos en cuenta finalmente.

De la nueva determinación de las coordenadas, resulta para el catálogo de Popesso que al $\sim 43\%$ de los cúmulos le hemos asignado el valor de z proporcionado por FOF, mientras que al $\sim 15\%$ el valor de (α, δ) . Para los restantes cúmulos se dejaron los valores originales. En el caso de Bahcall, el $\sim 3\%$ de los cúmulos tiene un nuevo valor de z y el $\sim 19\%$ un nuevo valor de las coordenadas. Finalmente, en el catálogo de Koester, los cambios son del $\sim 37\%$ en z y de $\sim 19\%$ en (α, δ) . En la figura 7, podemos

ver que el valor de z proporcionado por el catálogo difiere de la distribución de velocidades de las galaxias. Este es un ejemplo en el cual se ha asignado un nuevo valor de z al cúmulo de galaxia.

No todos los cúmulos considerados poseen una sobredensidad mayor a 10 galaxias con datos espectroscópicos dentro de un radio fijo igual a R_{200} , tal como se explica en los párrafos siguientes, por lo cual hemos descartado una gran parte de ellos. Resulta así, que la muestra final corresponde a 49 cúmulos del catálogo de Popesso, 19 de catálogo de Bahcall y 209 del catálogo de Koester. En las tablas 17, 18 y 19 del apéndice B se detallan las coordenadas y principales propiedades físicas de los cúmulos consideradas en esta tesis.

Posteriormente, se determinaron los parámetros físicos de los cúmulos. La dispersión de velocidades es calculada usando su contraparte observacional, la dispersión de velocidades en la línea de la visual: $\sigma = \sqrt{3}\sigma_v$. Se utilizaron los métodos desarrollados por Beers et al. (1990) para así obtener estimas robustas de las dispersiones de velocidades.

Se aplicó el estimador de doble peso (*biweight*) para cúmulos con más de 15 miembros:

$$\sigma_v = \sqrt{N_g} \frac{[\sum_{|u_i| < 1} (v_i - \bar{V})^2 (1 - u_i^2)^4]^{1/2}}{|\sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)(1 - 5u_i^2)|^{1/2}} \quad (3.1)$$

donde N_g es el número de galaxias miembro, $u_i = (v_i - \bar{V})/c(\text{Mediana}(|v_i - \bar{V}|))$, c es una constante ajustable con valor 9,0 y \bar{V} es la mediana de las v_i . Para los cúmulos pobres, entre 10 y 15 miembros, se utilizó el estimador llamado de espaciado (*gapper*) definido como:

$$\sigma_v = \frac{\sqrt{\pi}}{N_g(N_g - 1)} \sum_{i=1}^{N_g-1} i(N_g - i)(v_{i+1} - v_i) \quad (3.2)$$

Obtenida la dispersión de velocidades, se determinó el valor de R_{200} . El mismo está definido como el radio donde la densidad es 200 veces la densidad media. Carlberg et al. (1997) derivan una relación entre R_{200} y la dispersión de velocidades dada por:

$$R_{200} = \frac{\sqrt{3}\sigma}{10H(z)} \quad (3.3)$$

Inicialmente, se determinó la dispersión de velocidades y luego R_{200} con el número de miembros determinado para el cúmulo. Posteriormente, se calculó el número de galaxias miembro dentro de este radio, y se determinaron los nuevos valores de σ y R_{200} para así lograr una mejor estima de tales parámetros.

La masa virial M_{vir} se calculó según la fórmula (Merchán & Zandivarez 2005):

$$M_{\text{vir}} = \frac{\sigma^2 R_{\text{vir}}}{G} \quad (3.4)$$

donde R_{vir} es el radio virial del sistema y σ es la dispersión de velocidades de las galaxias miembro. El radio virial se estimó a través de:

$$R_{\text{vir}} = \frac{\pi N_g(N_g - 1)}{2 \sum_{i>j} R_{ij}^{-1}} \quad (3.5)$$

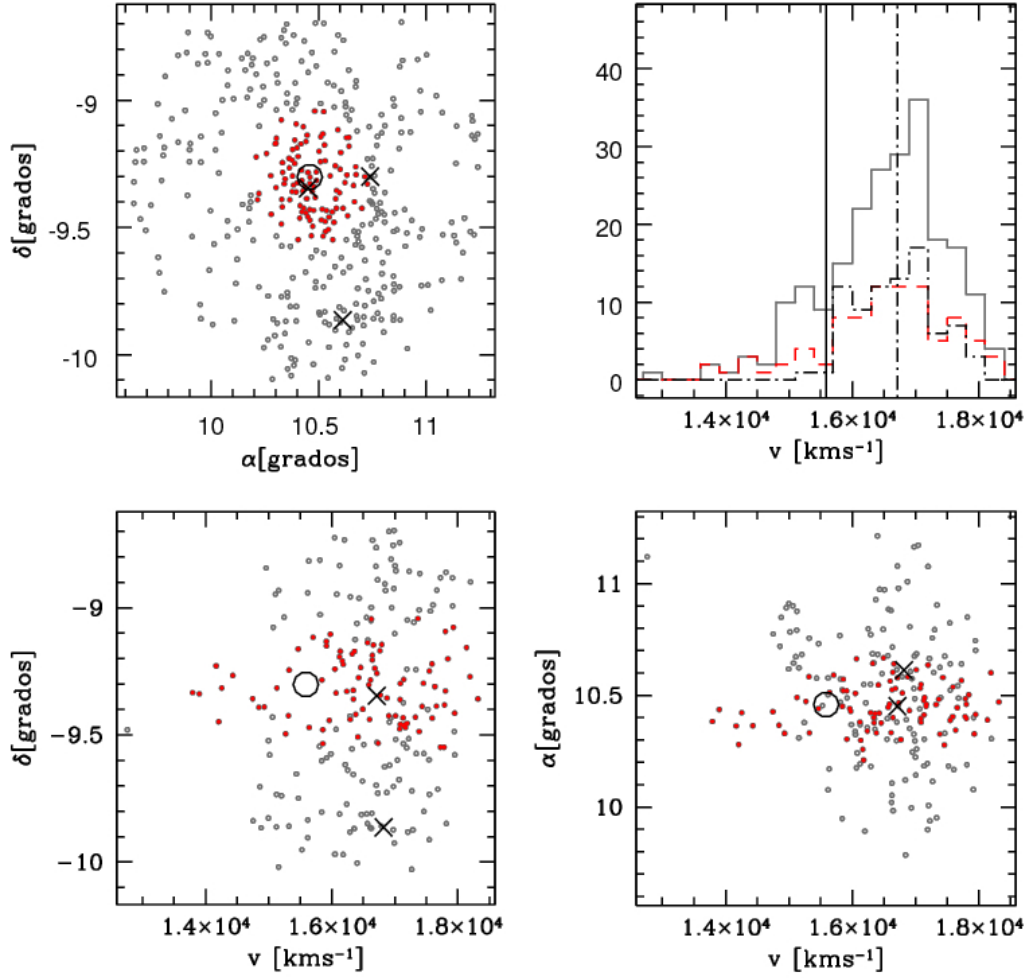


Figura 7. Ejemplo de la identificación visual de las galaxias miembros de un cúmulo del catálogo de Popesso. En rojo se muestran las galaxias que se encuentran a una distancia proyectada menor a 1Mpc del centro. El círculo corresponde a los valores de (α, δ, z) del catálogo original, en cruces se muestran las sobredensidades detectadas por FOF. En el panel superior de la derecha se muestran la distribución de velocidades de las galaxias, con el valor proporcionado por el catálogo original (línea continua) y el valor proporcionado por FOF (línea de puntos y rayas). Este cúmulo corresponde al primer cúmulo de la tabla 18.

donde R_{ij} son las distancias proyectadas de las galaxias al centro del cúmulo. Aquí N_g es el número de galaxias miembro dentro de R_{200} .

En la figura 8 se muestran las propiedades físicas determinadas para la muestra de cúmulos de galaxias a través de las galaxias miembros obtenidas de SDSS DR5 y en la tabla 2 sus valores medios. Como puede observarse de la tabla, no hay grandes diferencias entre las tres muestras de cúmulos. Sin embargo, observamos una leve tendencia indicando que los cúmulos de Popesso, son los más masivos, con dispersión de velocidades y radios mayores. Es probable que esto se deba a que estos cúmulos son emisores en rayos X.

	σ [km s ⁻¹]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]
Popesso	715	1,77	7×10^{14}	1,75
Koester	675	1,67	6×10^{14}	1,59
Bahcall	689	1,70	6×10^{14}	1,68

Tabla 2. Valores medios de las propiedades físicas determinadas para las muestras de cúmulos.

La Muestra de Galaxias

El SDSS provee varios parámetros fotométricos y espectrosópicos para las galaxias. Entre los datos disponibles para el DR5, hemos usado en nuestros análisis parámetros relacionados a diferentes propiedades de las galaxias.

Inicialmente, obtuvimos las magnitudes absolutas de las galaxias en las 5 bandas (u, g, r, i, z), corregidas por enrojecimiento debido a nuestra galaxia, el cual es computado según Schlegel, Finkbeinder & Davis (1998), y está incluido en la base de datos. Las correcciones K fueron calculadas usando el método de $KCORRECT$ version 4.1 de Blanton et al. (2003). Este código ajusta una combinación lineal de cuatro espectros patrones a cada conjunto de 5 magnitudes asignando coeficientes a_0, \dots, a_3 . El coeficiente a_0 correspondiente al primer espectro patrón es una estima del flujo en el rango óptico ($3500\text{\AA} \leq \lambda \leq 7599\text{\AA}$) en $\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}$; las contribuciones fraccionales de los otros coeficientes a_1/a_0 , a_2/a_0 y a_3/a_0 caracterizan la distribución espectral de energía de una galaxia. Tomando la combinación lineal de los espectros patrones e integrado con la respuesta de los filtros, se pueden calcular las correcciones K . Cabe aclarar, que las correcciones K no están determinadas para $z = 0$, sino que hay un corrimiento a $z = 0,1$ (valor típico de SDSS).

Para el cómputo de las magnitudes absolutas hemos adoptado la siguiente cosmología: $\Omega_0 = 0,3$, $\Omega_\Lambda = 0,7$ y $H_0 = 70\text{km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$. Todas las magnitudes están en el sistema AB (Oke & Gunn 1983).

Hemos correlacionado nuestras muestras de galaxias con las galaxias del catálogo de Blanton (Blanton et al. 2005). En la página web <http://sdss.physics.nyu.edu/vagc/> se encuentra disponible dicho catálogo para el DR5. En particular, nos hemos concentrado en los parámetros de la ley de Sérsic obtenidos para las galaxias de SDSS, más detalles en el apéndice A. A fin de encontrar objetos comunes, hemos comparado la distancia proyectada entre dos objetos, considerando que se trata del mismo cuando esa distancia es $\leq 2,5$ arcsec. Encontramos que el 99 % de nuestras galaxias en cada uno de los catálogos posee un valor para los parámetros de la ley de Sérsic.

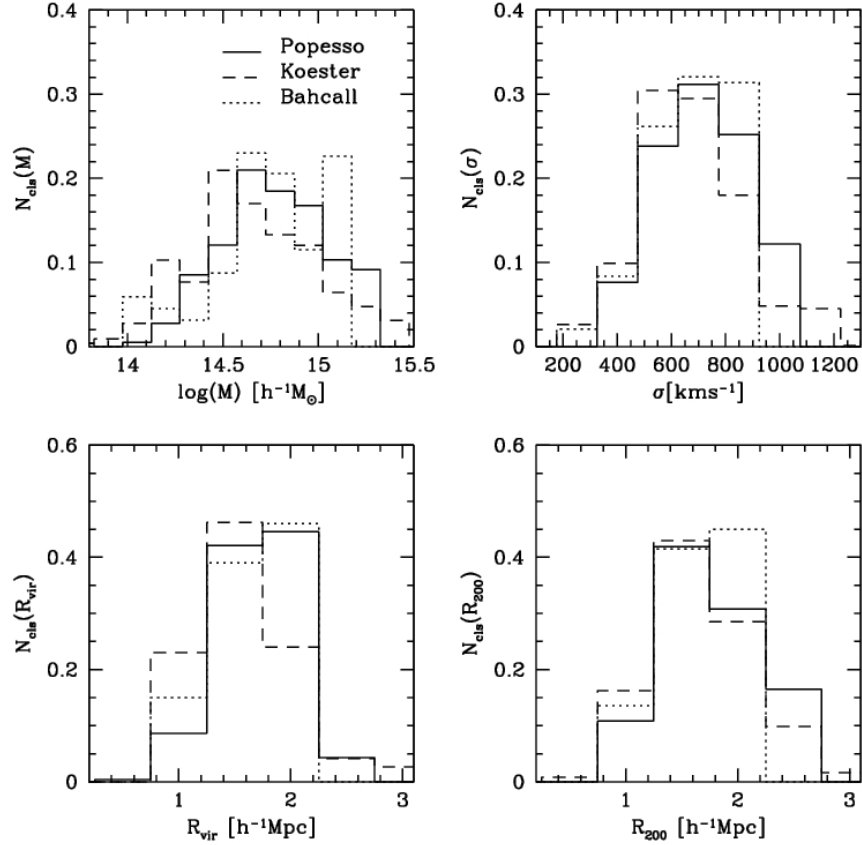


Figura 8. Distribuciones de las propiedades físicas determinadas para las muestras de cúmulos.

Hemos considerado para nuestro trabajo una submuestra limitada en volumen. En una muestra limitada por un flujo límite, la población de galaxias de cúmulos cercanos tiene diferentes propiedades que aquella a distancias mayores. Por lo cual, hemos restringido nuestro análisis a galaxias con magnitud absoluta petrosiana en la banda r de $M_r - 5 \log(h) = -21,33$, lo cual implica un redshift máximo para los cúmulos de $z_{\max} = 0,14$. En la figura 9 podemos observar la distribución de redshifts de la muestra de galaxias seleccionadas de los catálogos de Popesso y Koester. El número final de galaxias para el catálogo de Bahcall es de 287, por lo cual no hemos considerado esta muestra por razones puramente estadísticas.

Finalmente, hemos restringido nuestra muestra según algunos parámetros físicos de las galaxias, detallando algunos de ellos:

- El parámetro espectroscópico e_{class} . El valor de e_{class} es una clasificación del tipo espectral de una galaxia derivado de su espectro. El mismo va desde $-0,35$ para las galaxias elípticas a $0,5$ para las galaxias tipo tardías.
- El brillo superficial en la banda r , computado dentro del radio que encierra el 50% del flujo petrosiano: $\mu_{50,r} = m_r + 2,5 \log(2\pi r_{50}^2)$.
- El parámetro de concentración definido como el cociente entre el radio que

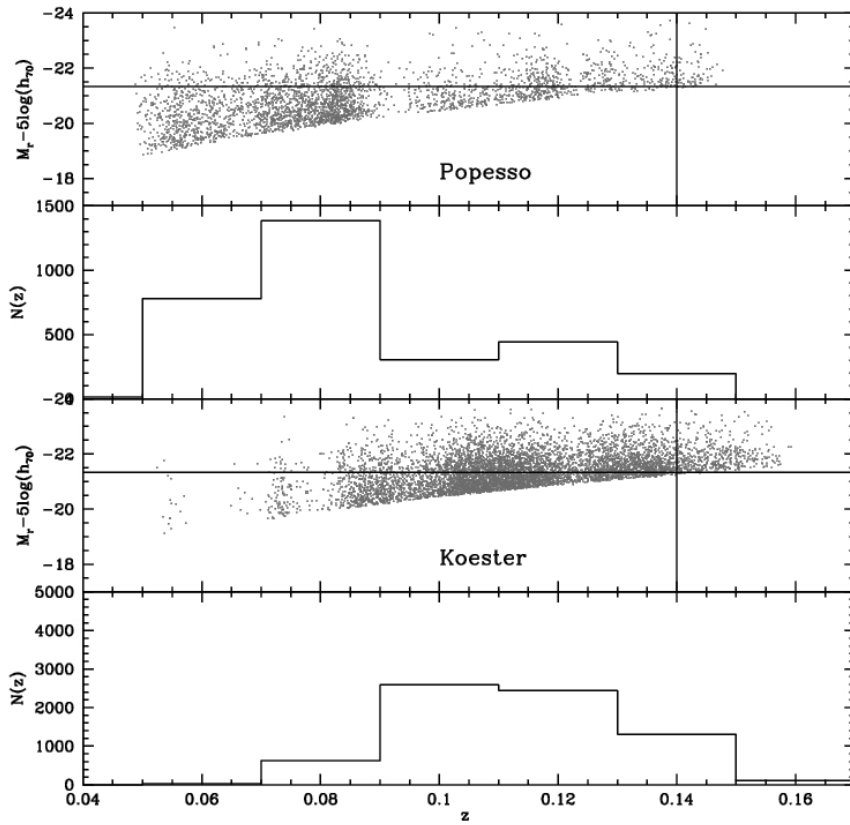


Figura 9. M_r versus z y distribuciones de redshift para las muestras de Popesso y Koester. En línea continua se muestran los límites en z y magnitud absoluta para las galaxias.

encierra el 90 % y el 50 % del flujo petrosiano: $C = r_{90}/r_{50}$.

En la tabla 3 se muestran los cortes que adoptamos para los análisis que hemos realizado en la presente tesis en base a la muestra de galaxias SDSS, y en la figura 10 las correspondientes distribuciones de los parámetros. Hemos incluido el radio petrosiano r_{50} y un parámetro llamado fracDeV_r , el cual es una medida de la contribución del perfil de de Vaucouleurs a la magnitud model en la banda r. Este parámetro será utilizado más adelante como un indicador de morfología.

El estudio de los tamaños de galaxias, como sus posibles correlaciones con otros parámetros, implica que necesitamos definir una muestra que no esté afectada por el seeing. Shen et al. (2003) consideran galaxias con tamaños angulares $r_{50} > D_{\text{min}}$, con $D_{\text{min}} = 1,6$ arcsec. Esta elección, basada en el hecho de que el seeing medio de SDSS es de 1,5 arcsec, es conservadora, ya que se sabe que la PSF es bastante precisa. Teniendo esto en cuenta, notamos que nuestra muestra de galaxias miembros no posee galaxias con $r_{50} < 2$ arcsec. Por consiguiente, podemos considerar que no están afectados por el seeing los valores obtenidos del brillo superficial dentro de r_{50} , y del parámetro de concentración.

Para todas las galaxias, hemos determinado la distancia al centro de cada cúmulo y la hemos normalizado a r_{200} . De estudiar la distribución de r/r_{200} , hacemos la última restricción en $0 < r/r_{200} \leq 2$. Resultan así 786 galaxias en 48 cúmulos de Popesso y 3041 galaxias en 197 cúmulos de Koester.

En la figura 10 se presenta en línea continua la muestra de cúmulos de Popesso y en línea a rayas, la muestra de Koester. Como puede observarse, no encontramos una gran diferencia entre los parámetros de ambas muestras. Si bien, las galaxias de los cúmulos de Popesso tienen un brillo superficial más alto que las de Koester, mayores tamaños y una fracción de galaxias tipo tempranas más alta, estas diferencias no son significativas cuando observamos las distribuciones de las propiedades de las galaxias.

Propiedad	Valor Mínimo	Valor Máximo
$M_{0,1,r} - 5\log(h)$	-23,50	-21,33
$(u - r)_{0,1}$	1,4	3,5
$(g - r)_{0,1}$	0,2	1,2
$\mu_{50,r}$	19	23
eclass	-0,25	0,20
C	1,8	3,6
n	0	6

Tabla 3. Valores adoptados para restringir la muestra de galaxias.

3.3 SARS: Southern Abell Clusters Redshifts Survey

El *Southern Abell Clusters Redshifts Survey* (SARS, Way et al. 2005) Survey contiene 39 cúmulos seleccionados de los catálogos de Abell (Abell 1958) y de Abell-Corwin-

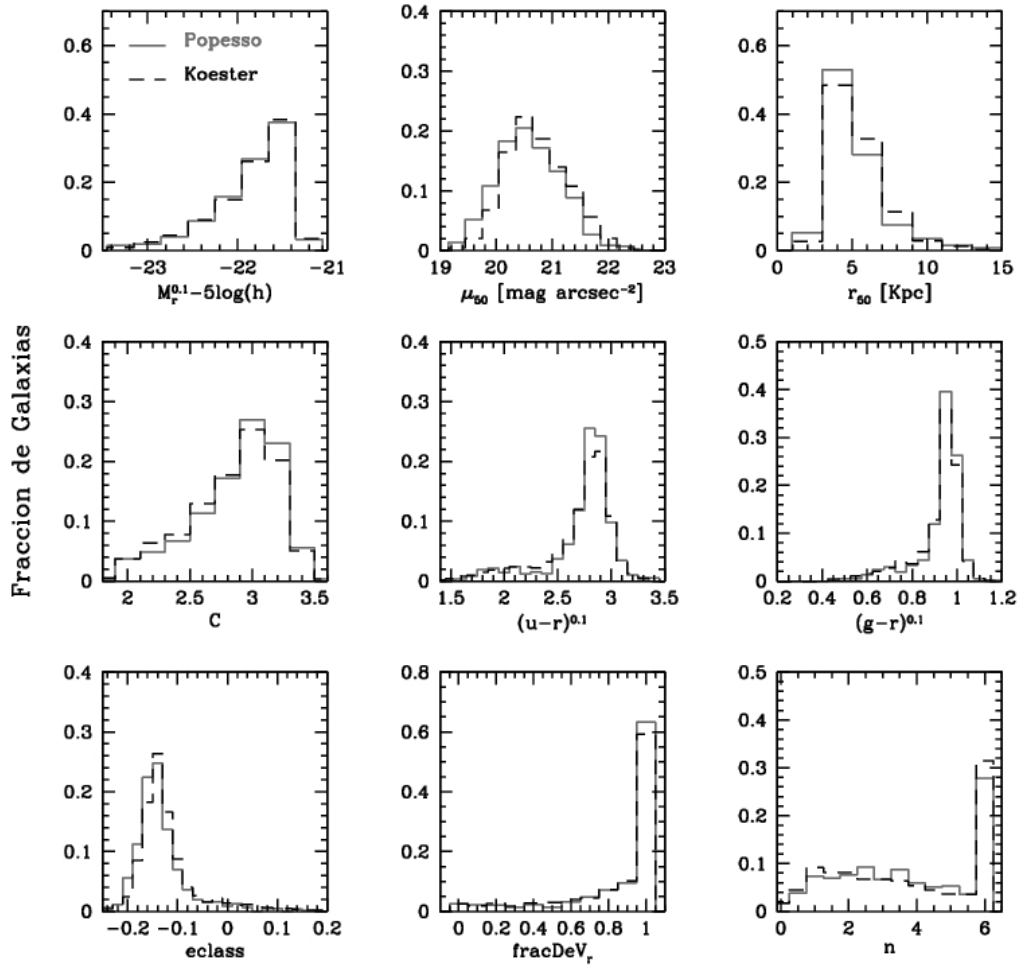


Figura 10. Distribuciones de los distintos parámetros físicos de las galaxias. En línea continua las galaxias del catálogo de Popesso y en línea a rayas, las galaxias del catálogo de Koester.

Olowin (ACO; Abell et al. 1989) con riquezas $R \geq 1$ en la región $-65^\circ \leq \delta \leq 0^\circ$ y $5^h \geq \alpha \leq 21^h$ (evitando la LMC y SMC) con $b \leq -40$. Las posiciones de las galaxias fueron obtenidas del catálogo Automatic Plate Measuring (APM, Maddox et al. 1990), considerándose aquellas más brillantes que $m_j = 19$ y dentro de $1.5 \times 1.5 \text{ deg}^2$ con centro en cada cúmulo pre seleccionado. Las observaciones espectroscópicas se realizaron con el espectrógrafo del telescopio DuPont de 2.5 metros en Las Campanas, Chile. La muestra final es completa en $\sim 75\%$ hasta una magnitud aparente de ~ 18 . Se determinaron los redshift de 3440 galaxias dentro de los campos de los 39 cúmulos. La discusión sobre la determinación de las dispersiones de velocidades y propiedades dinámicas de los cúmulos se pueden encontrar en Muriel et al. (2002). Brevemente, las dispersiones de velocidades se determinaron usando las rutinas ROSTAT (Beers et al. 1990), y se aplicaron varios métodos para estudiar la contaminación por efectos de proyección y sub-clustering.

Las imágenes CCD ($21' \times 21'$) de los cúmulos SARS fueron tomadas en Agosto de 1993 por los Doctores L. Infante y H. Quintana de la Pontificia Universidad Católica de Chile. Para tal fin se utilizó el telescopio Swope de 1.0 metros del Observatorio de Las Campanas. Se utilizó un TEK CCD (2048^2) con una escala de $0'',61$, cubriendo un área de $20',8$ de lado. En la mayoría de los casos se realizaron 3 exposiciones de 900 segundos, permitiendo luego obtener una imagen combinada limpia de rayos cósmicos. Durante las observaciones, el FWHM = $1'',4 - 2'',4$ y todas las noches fueron fotométricas. Parte de los cúmulos fueron observados en el filtro R, otros en el filtro I y otros en el V. En particular, la muestra de galaxias para el presente trabajo consta de 14 cúmulos de la muestra SARS en el filtro R. En la tabla 4 se listan las coordenadas, velocidad, dispersión de velocidades y detalles de las observaciones de la muestra de cúmulos estudiada.

3.3.1 Reducción de los Datos y Selección de las Galaxias

La reducción de los datos se llevó a cabo mediante los procedimientos usuales para la sustracción de bias, corriente de oscuridad (*dark*) y normalización por flat field, a través de las rutinas estándar de IRAF. No trataremos el detalle de estas técnicas de reducción de datos ya que existe abundante bibliografía sobre el tema. Puede verse por ejemplo, Donzelli & Espíndola (1996).

Se prestó especial atención en el restado de fondo de cielo de las imágenes ya que como explicaremos más adelante, este proceso es crucial para la obtención de los parámetros estructurales derivados a partir de los perfiles de luminosidad de las galaxias. Debido a que las imágenes no presentaban gradientes de fondo, para sustraer la señal del fondo de cielo se realizaron promedios de estos valores en diferentes regiones elegidas de tal forma de no estar contaminadas con objetos celestes. El valor promedio obtenido de esta manera fue finalmente restado a la imagen en cuestión. Posteriormente, las imágenes de un mismo cúmulo fueron alineadas utilizando al menos 7 estrellas de referencia y combinadas para formar una única imagen de mejor relación señal-ruido.

Finalmente, la calibración fotométrica se realizó a través del catálogo de estrellas estándar de Landolt UBVRI (Landolt 1992). Se utilizaron campos conteniendo alrededor de 5 estrellas observadas en diferentes masas de aire. El error en el punto cero de la calibración es de 0.06 mag. Sin embargo, las incertezas típicas en la fotometría de las galaxias es de 0.06 - 0.1 mag. Las galaxias débiles ($m \sim 16$) tienen errores mayores y se

Abell	α (J2000) h m s	δ (J2000) ° ' "	Fecha	Exposición [s]	σ [km s ⁻¹]	v_r [km s ⁻¹]
118	00 55 43.9	-26 24 46	17.08.93	3 × 900	669 ± 127	34421 ± 159
2734	00 11 20.1	-28 52 52	18.08.93	3 × 900	784 ± 124	18502 ± 100
2799	00 35 3.00	-39 25 29	16.08.93	3 × 900	563 ± 62	19454 ± 127
2800	00 37 58.7	-25 05 30	17.08.93	3 × 900	335 ± 64	18943 ± 47
2854	01 00 48.7	-50 31 51	21.08.93	1 × 900	308 ± 44	18480 ± 51
2923	01 32 18.0	-31 05 36	21.08.93	1 × 900	670 ± 76	21420 ± 135
2933	01 40 41.2	-54 33 26	21.08.93	3 × 900	759 ± 72	27709 ± 105
3764	21 26 1.00	-34 47 39	15.08.93	3 × 900	795 ± 123	22714 ± 110
3809	21 49 51.7	-43 52 55	17.08.93	3 × 900	560 ± 67	18785 ± 81
3864	22 30 14.4	-52 28 38	19.08.93	3 × 900	847 ± 188	30699 ± 161
3915	22 47 37.0	-52 03 09	20.08.93	3 × 900	815 ± 102	28925 ± 105
3921	22 49 38.6	-64 23 15	18.08.93	3 × 900	788 ± 111	27855 ± 105
4010	23 31 10.3	-36 30 26	15.08.93	3 × 900	743 ± 140	28766 ± 149
4067	23 58 48.3	-60 38 39	17.08.93	3 × 900	738 ± 442	29643 ± 181

Tabla 4. Muestra de cúmulos SARS.

deben principalmente al ruido de fondo de cielo.

Para indentificar las galaxias en las imágenes utilizamos el programa *SExtractor* (Bertin & Arnouts 1996). Este programa construye un catálogo de objetos a partir de imágenes astronómicas. Se orienta particularmente a la reducción de catálogos de galaxias de gran escala y tiene la particularidad de funcionar adecuadamente aún en campos muy poblados de estrellas. El funcionamiento de este algoritmo se basa en lo que se denomina segmentación. En términos del procesamiento de imágenes la segmentación consiste en identificar y separar regiones de la imagen que tienen distintas propiedades tales como brillo, textura, color, etcétera. Estas propiedades pueden ser especificadas para detectar e identificar determinado tipo de objetos, en nuestro caso, galaxias. El resultado de ejecutar este programa es una tabla con datos sobre los objetos identificados como también una imagen que señala los objetos identificados por el programa. En particular, nos interesamos por las coordenadas (x, y) sobre la imagen de las galaxias identificadas y la magnitud integrada de las mismas. Sin embargo, el algoritmo presenta ciertas dificultades a la hora de la identificación cuando en la imagen explorada tenemos objetos difusos y brillantes. De todas formas, este no fue un problema mayor ya que con posterioridad a la identificación de las galaxias por parte del algoritmo, estas fueron reidentificadas mediante una inspección visual de la imagen.

La muestra total de galaxias es de 1384 (SARS1), de las cuales 345 tienen redshift conocido (SARS2). De las 345, 313 (SARS3) son galaxias pertenecientes a los cúmulos estudiados. En particular, estamos interesados en las galaxias con un radio aparente mayor que 6". La razón de esta restricción se debe a que queremos minimizar los efectos del seeing en los ajustes de los perfiles de luminosidad, lo cual se explicará

en mayor detalle en la sección 3.3.2. De la muestra total de 1384 galaxias, 507 tienen perfiles de luminosidad (SARS4), de las cuales 232 (46 %) (SARS5) tienen redshift determinado (Way et al. 2005), y sólo 25 (SARS6) de las mismas no son miembros de los cúmulos estudiados.

3.3.2 *Perfiles de Luminosidad*

Como deseamos obtener información acerca de la estructura de las galaxias en cúmulos y su posible correlación con las propiedades globales de los mismos, procedimos a obtener los perfiles de luminosidad radial de las galaxias con radios aparentes mayores a 6". Para ello, se utilizó la rutina *ellipse* del paquete Space Telescope Science Analysis System (STSDAS) incorporado a IRAF (Jedrzejewski, 1987). Esta rutina explora los contornos de isointensidad de la imagen de una galaxia de acuerdo a valores iniciales de coordenadas del centro, ángulo de posición y elipticidad. Estos valores se modifican en cantidades diferenciales obtenidas a partir de un ajuste de cuadrados mínimos y con los nuevos valores se explora un nuevo contorno para un incremento del semieje mayor. Sin embargo, la tarea de obtener los perfiles de luminosidad no es una tarea sencilla. La complicación más frecuente fue la de la superposición de las galaxias, sobre todo en las regiones centrales de los cúmulos. Nuestra técnica consistió en enmascarar estas galaxias vecinas tratando de cubrir hasta sus extensiones más débiles. La rutina *ellipse* no considera en su exploración las regiones enmascaradas por lo que en principio obtenemos un perfil no contaminado por galaxias vecinas. En el caso en que una galaxia ocupe una región más extensa que sus galaxias vecinas, generamos una imagen modelo de esa galaxia, que luego se sustrajo a la imagen real. Las galaxias modelo se generaron utilizando la rutina *bmodel* (STSDAS) que utiliza el perfil de luminosidad, coordenadas del centro, ángulo de posición y elipticidad calculados por la rutina *ellipse*. Este método resultó ser muy eficaz para resolver el problema de la superposición de galaxias. Un análisis detallado de la técnica se muestra para el cúmulo A4010 en mi trabajo especial de Licenciatura.

Una vez obtenidos los perfiles de luminosidad se procedió a la descomposición de los mismos ajustando las formas funcionales para el bulbo y para el disco descriptas en el la sección 1.2.1, como así también la ley de Sérsic a todas las galaxias de la muestra. Los mencionados ajustes se realizaron utilizando la rutina *nfit* (STSDAS) (Schombert & Bothun, 1987). La rutina *nfit* comienza el ajuste con valores iniciales para los parámetros estructurales a través del algoritmo AMOEBA y obtiene los mejores parámetros en base al coeficiente de chi-square. Los parámetros iniciales para el bulbo se calcularon explorando la región central del perfil, mientras que los parámetros iniciales del disco a través de la porción más externa del perfil en donde domina este subsistema.

Todas las fuentes de error, tales como seeing, ruido de fondo de cielo, ruido fotónico, fueron cuidadosamente estudiadas, siendo los dos primeros las principales fuentes de error en los parámetros determinados. Otra fuente de error fue la superposición de objetos en las imágenes, por ejemplo estrellas sobre galaxias, para lo cual se enmascararon las regiones previamente a la obtención del perfil de luminosidad.

Efectos de la Sustracción del Fondo de Cielo

Un punto crucial en la fotometría superficial de galaxias es la sustracción del fondo de cielo en las imágenes. En la mayoría de los casos fue suficiente ajustar al fondo de cielo un polinomio bidimensional de primer grado. La distribución de los residuos nos permitió estimar las incertezas σ_{sky} del cielo, lo cual tiene una influencia importante en el extremo débil del perfil de luminosidad afectando los parámetros estructurales. Para poder cuantificar este efecto, generamos imágenes de prueba sumando y restando un valor constante igual a σ_{sky} . Obtuvimos entonces nuevamente los perfiles y ajustamos los perfiles de acuerdo a lo descrito anteriormente. Esto se realizó para varias galaxias de distintas luminosidades y tamaños. La figura 11 ilustra el ajuste de los parámetros de la Ley de Sérsic. Las galaxias tienen diferentes parámetros de forma, $n = 0,18$, $n = 0,67$ y $n = 1,1$. En general, los errores en los parámetros no correlacionan con la forma del perfil de luminosidad. En particular, encontramos que el error absoluto en el parámetro n es de 0.08. Por otro lado, los errores para r_e , r_0 y r_s no fueron nunca mayores al 20%, mientras que aquellos determinados para μ_e , μ_0 y μ_s son menores a $0.25 \text{ mag arcsec}^{-2}$.

Efectos del Seeing

Hay muchos artículos en los cuales el efecto del seeing y la deconvolución de los perfiles de luminosidad son estudiados (Franx et al. 1989, Saglia et al. 1993, Trujillo et al. 2001). Sin embargo, decidimos realizar un análisis sencillo que nos permitiera determinar la región adecuada donde ajustar el perfil de luminosidad. En otras palabras, determinamos el radio mínimo del perfil de luminosidad donde podemos obtener los valores "verdaderos" de los parámetros estructurales. Para tal fin generamos imágenes modelos de diferentes galaxias, con luminosidades, tamaños y parámetros fotométricos distintos. Tales imágenes fueron convolucionadas con un filtro gaussiano previamente a la obtención del perfil de luminosidad. Debido a que la ley de Sérsic es una generalización de la ley de de Vaucouleurs y de la ley exponencial y que de hecho generalmente ajusta de manera satisfactoria el perfil de cualquier tipo de galaxia, nos limitamos a estudiar los efectos del seeing sobre los parámetros de esta ley. Dos ejemplos de nuestros resultados se muestran en la figura 12. Consideramos dos galaxias con distintas luminosidades, $m_1 = 13,64$ (Galaxia 1) y $m_2 = 16,50$ (Galaxia 2), con índices $n = 0,50$ y $n = 1,00$, respectivamente. Los valores del FWHM gaussiano fueron elegidos de manera de simular las condiciones reales de las imágenes: $1",0 \leq \text{FWHM} \leq 2",4$.

De tales análisis concluimos que la región adecuada para ajustar una forma funcional al perfil de luminosidad es cuando $r > 1",5 \times \text{FWHM}$. Con esta restricción obtuvimos los parámetros estructurales con los errores asociados tal como se describió en la sección 3.3.2. La tabla 5 muestra los diferentes ajustes para las galaxias modelos. Notemos que para la Galaxia 1 (con un radio aparente de $\sim 12 \times \text{FWHM}$), los parámetros obtenidos están en un acuerdo razonable con los parámetros originales. Sin embargo, esto no es cierto para la Galaxia 2, la cual tienen una radio aparente de $\sim 4,5 \times \text{FWHM}$. En este caso, los parámetros obtenidos dependen fuertemente de los intervalos considerados, y el mejor ajuste es cuando se consideran los datos más allá de $r > 1",5 \times \text{FWHM}$.

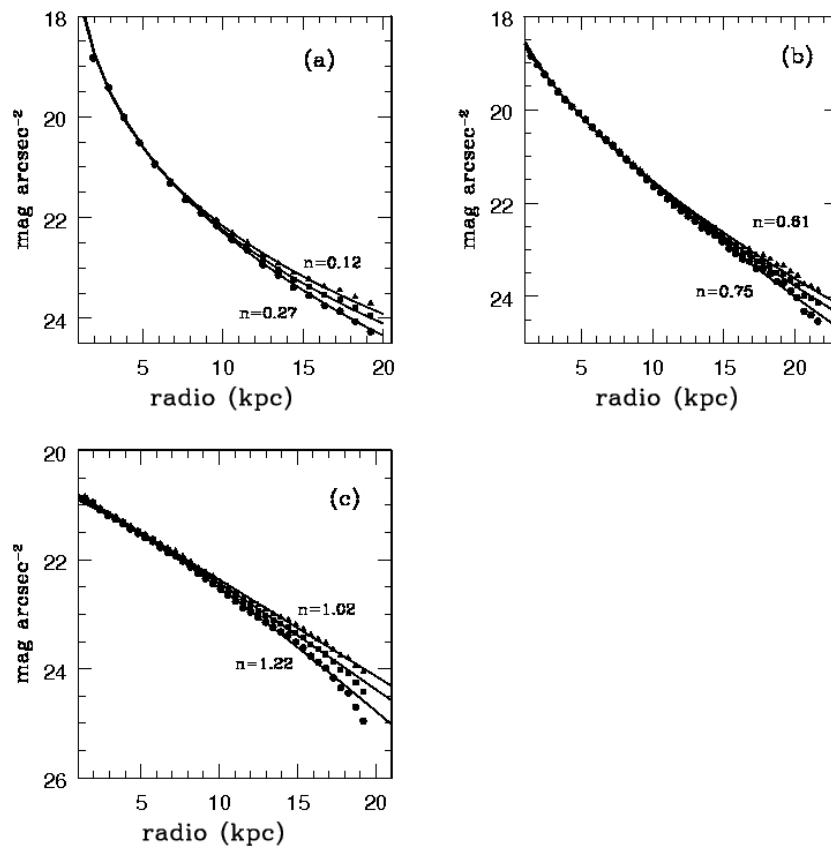


Figura 11. Perfiles de Luminosidad para galaxias con diferentes parámetros de Sérsic. Los cuadrados representan el perfil original, mientras que los triángulos y círculos representan los casos en los cuales sumamos y sustraemos σ_{sky} , respectivamente. (a) $n = 0,18$; (b) $n = 0,67$; (c) $n = 1,1$.

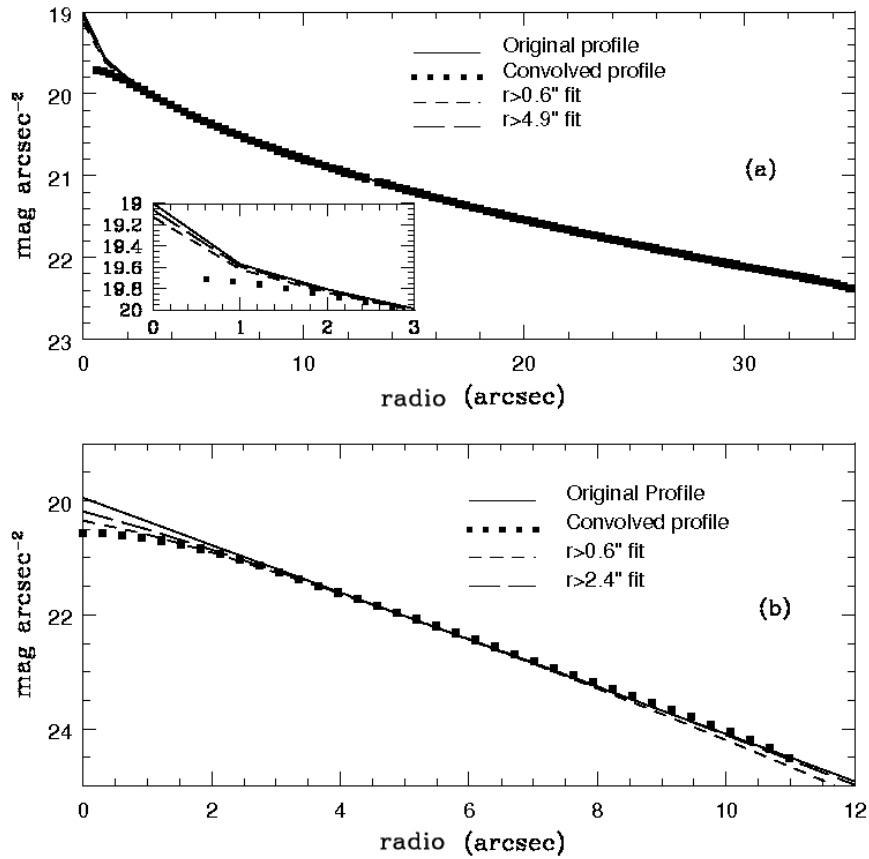


Figura 12. (a) Galaxia 1: Ley de Sérsic para la galaxia modelo con $\mu_s = 19,44 \text{ mag arcsec}^{-2}$, $r_s = 3'',7$ y $n = 0,50$, convolucionada con FWHM gaussiano de $2'',4$ (cuadrados). (b) Galaxia 2: Ley de Sérsic para la galaxia modelo con $\mu_s = 20,39 \text{ mag arcsec}^{-2}$, $r_s = 2'',6$ y $n = 1,00$ convolucionada con FWHM gaussiano de $2'',4$ (cuadrados). La línea sólida muestra el perfil original, las distintas líneas a rayas muestran los ajustes para distintos radios.

Región de Ajuste ["]	μ_s [mag arcsec ⁻²]	r_s ["]	n
Galaxia 1			
Parámetros originales	19.44	3.7	0.5
$r > 0,6$	19.57	4.5	0.53
$r > 1,2$	19.54	4.3	0.53
$r > 2,4$	19.51	4.1	0.52
$r > 4,9$	19.50	4.0	0.51
Galaxia 2			
Parámetros originales	20.39	2.6	1.0
$r > 0,6$	20.78	3.5	1.20
$r > 1,2$	20.74	3.4	1.10
$r > 1,8$	20.69	3.2	1.10
$r > 2,4$	20.63	3.1	1.10

Tabla 5. Parámetros estructurales obtenidos para las galaxias modelos de la figura 12.

3.3.3 *Parámetros Fotométricos y Estructurales*

Sobre un total de 507 galaxias analizadas, encontramos que 162 (32 %) satisfacen la ley $r^{1/4}$, 168 (33 %) tienen perfiles exponenciales y 93 (18 %) poseen una combinación de ambos (B + D). Encontramos también que 84 galaxias (17 %) tiene perfiles que no pueden ser ajustados vía una descomposición bulbo más disco clásica. Tales galaxias presentan un perfil exponencial más un exceso debido a la presencia de un bulbo, cuyo tamaño es menor al disco de seeing, por lo cual no puede ser ajustado, por lo que no nos es posible obtener sus parámetros estructurales. Pero como el seeing afecta a los parámetros pero no a la luminosidad total del bulbo, ajustamos un perfil gaussiano más la ley exponencial según la ecuación 3.6 (panel (d) en la figura 14). De esta manera, no podemos decir nada de los parámetros estructurales del bulbo, pero podemos determinar la magnitud total del mismo.

$$I(r) = I_g \exp\left(-2,71\left(\frac{r}{r_g}\right)^2\right) + I_0 \exp\left(-\frac{r}{r_0}\right) \quad (3.6)$$

Para todas las galaxias de la muestra ajustamos la ley de Sérsic, según la ecuación 1.3. Las figuras 13 y 14 ilustran todos estos casos. En la figura 15 graficamos la distribución del parámetro n para las galaxias con perfil de de Vaucouleurs puros (panel superior izquierdo), perfil exponencial (panel superior derecho) y B + D (panel inferior izquierdo). Incluimos las galaxias a las que no se le pudo ajustar ninguna de estas formas funcionales, solamente la ley de Sérsic. Observamos que las galaxias con perfiles de $r^{1/4}$ tienen valores de $n \leq 0,40$. Por otro lado, las galaxias con perfiles B + D tienen $0,40 < n \leq 0,70$, mientras que las galaxias discos tienen $0,70 < n \leq 1,20$. Las galaxias con $n > 1,20$ resultan ser galaxias elípticas enanas.

Las magnitudes aparentes de las galaxias de los cúmulos estudiados fueron obtenidas a través de los perfiles de luminosidad. La rutina *ellipse* proporciona una tabla

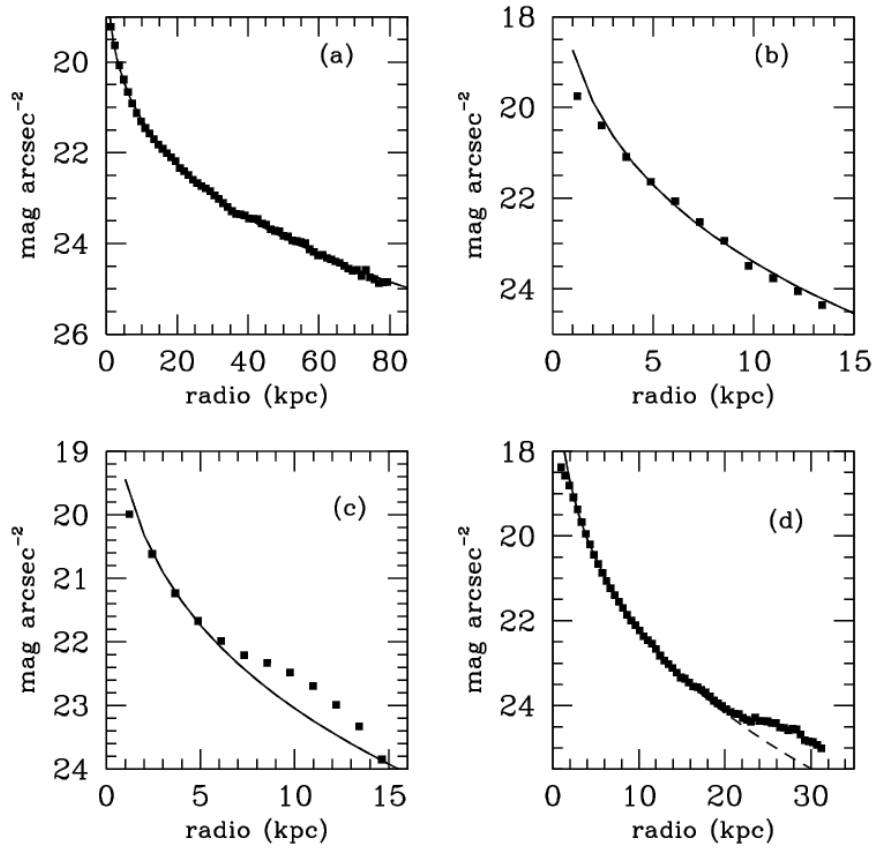


Figura 13. Ejemplos de Galaxias con perfiles de de Vaucouleurs.

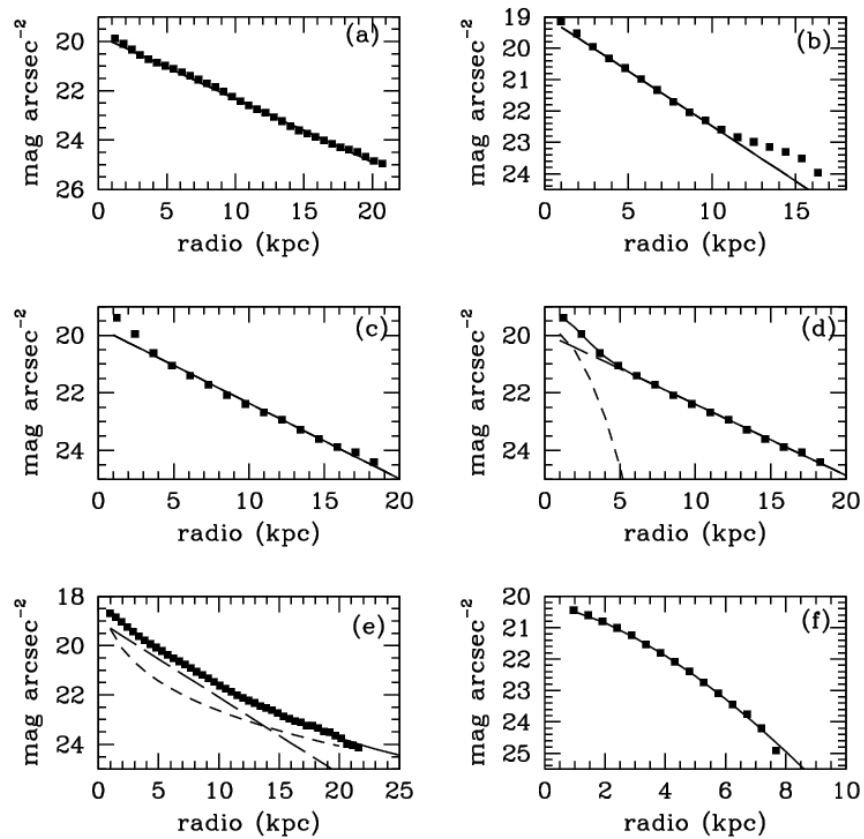


Figura 14. Ejemplos de perfiles de luminosidad de las galaxias: (a) -(c) perfiles exponenciales, (d) perfil exponencial (línea a rayas largas) más ley gaussiana (línea a rayas cortas), (e) perfil con bulbo (línea a rayas cortas) más disco (línea a rayas largas) y (f) perfil de Sérsic para galaxias con $n > 1$.

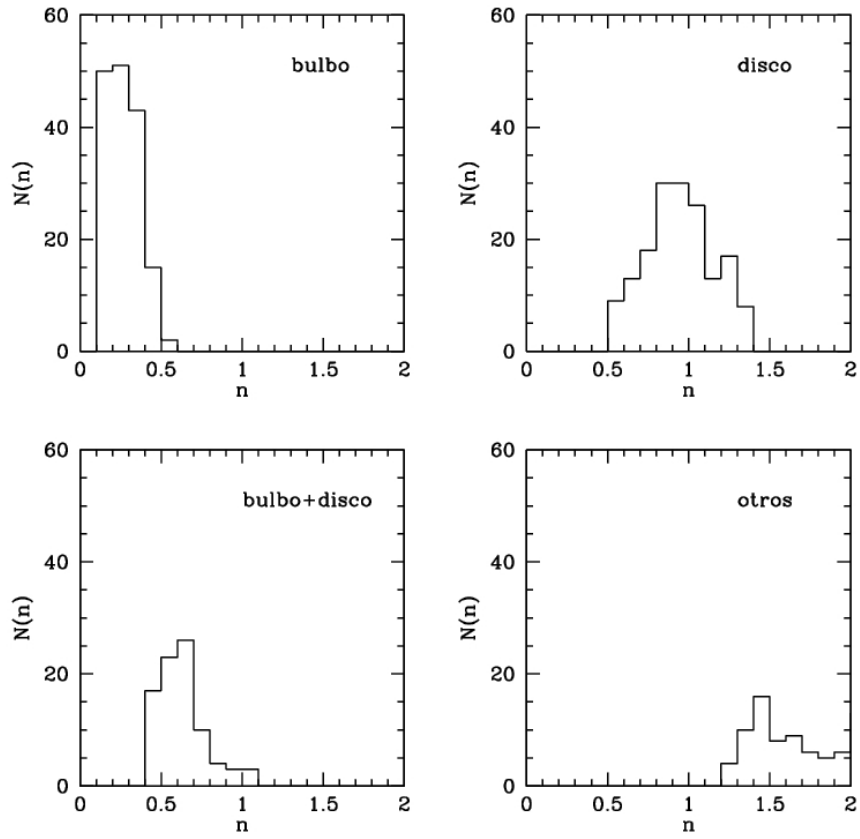


Figura 15. Distribuciones del parámetro n para las galaxias con perfil de de Vaucouleurs (panel superior izquierdo), perfil exponencial (panel superior derecho), B + D (panel inferior izquierdo) y galaxias a las que solo se les ajustó la ley de Sérsic (panel inferior derecho).

con el radio a lo largo del semieje mayor, la intensidad correspondiente a ese radio, la elipticidad de cada isofota, la luminosidad encerrada en la misma, la cual asume que la galaxia es *face-on*, entre otras cantidades. A partir de la ecuación 3.7 obtenemos las magnitudes aparentes totales de cada galaxia.

$$m = -2,5 \log L + P_0 \quad (3.7)$$

donde P_0 es el punto cero que nos permite pasar de luminosidades a magnitudes aparentes totales. Los brillos superficiales aparentes se obtuvieron de:

$$\mu = -2,5 \log I + P_c \quad (3.8)$$

donde P_c es el punto cero que nos permite pasar de intensidad a mag arcsec⁻².

Las magnitudes absolutas se obtuvieron a partir de la ecuación 3.9, donde m es la magnitud aparente, M la magnitud absoluta y r la distancia al cúmulo en Mpc. Esta última fue obtenida a partir de la relación $r = v/H$ donde v es la velocidad radial en km s⁻¹ y H es la constante de Hubble $H = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

$$M = m - 5 \log(r) - 25 \quad (3.9)$$

La luminosidad de cada componente se obtuvo de las ecuaciones 1.5, 1.6 y 1.7. Un aspecto importante a tener en cuenta antes de calcular dichas luminosidades es que las expresiones para las mismas se obtienen de la integral del perfil de luminosidad radial en un área circular de radio r , es decir, como si la galaxia fuese una galaxia *face on*. Por esto, debemos obtener I_e , I_0 e I_s como si la galaxia estuviese de frente. No es necesario una corrección en los parámetros estructurales correspondientes a los radios ya que el perfil radial que se obtiene es a lo largo del semieje mayor. La corrección por los efectos de inclinación es (Kent 1985):

$$\mu_{\text{face on}} = m - 2,5 \log(1 - \epsilon) \quad (3.10)$$

con $1 - \epsilon = b/a$, donde a es el semieje mayor y b el semieje menor. Posteriormente pasamos a intensidades $I_{\text{face on}}$. De esta manera hemos corregido por inclinación de la galaxia, pudiendo calcular las luminosidades y finalmente la magnitud absoluta de cada componente.

Los parámetros fotométricos y estructurales de las galaxias de la muestra se muestran en el apéndice B.

3.4 ACS Virgo Cluster Survey

El cúmulo de Virgo (VC) es la mayor concentración de galaxias de tipo temprano cercana al Grupo Local. Como tal, juega un rol fundamental en el estudio de la formación y evolución de estas galaxias. Se trata de un cúmulo de Abell clase I (Girardi et al. 1993), conteniendo alrededor de 2000 galaxias miembros catalogadas, más brillantes que $B_T = 18$ (Binggeli, Tammann & Sandage 1987). Se encuentra a una distancia de 16.5 Mpc (Tonry et al. 2001, Mei et al. 2007), posee una dispersión de velocidades de $776 \pm 21 \text{ km s}^{-1}$ (Girardi et al. 1993) y una temperatura del gas intracúmulo de 2.4 keV (David et al. 1993), lo que lo hace un candidato excelente para estudiar diferentes propiedades de las galaxias en cúmulos.

El VC ha sido estudiado a lo largo de la historia en distintas bandas fotométricas, siendo el *ACS Virgo Cluster Survey* la última muestra importante de galaxias realizada

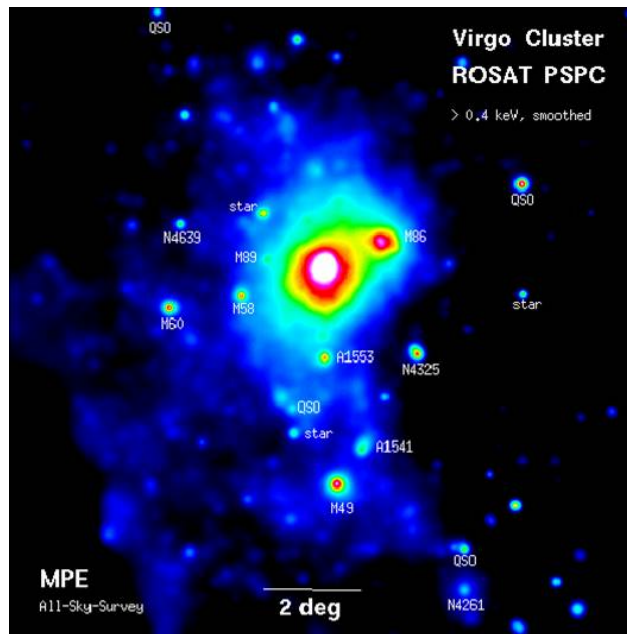


Figura 16. Imágen en rayos X del Cúmulo de Virgo.

(Côté et al. 2004). La misma se basa en imágenes de 100 galaxias de tipo temprano observadas en los filtros F475W (\approx filtro g de SDSS) y F850LP (\approx filtro z de SDSS) como parte del programa GO - 9401 (Jordán et al. 2004). Éste se llevó a cabo usando la Advanced Camera for Surveys (ACS) del Hubble Space Telescope (HST). La misma consiste en dos detectores CCD (2048 x 2048) con una escala e 0,049 arcsec/pixel, resultando un campo de visión (FOV) de 202 x 202 arcsec. Se tomaron dos imágenes de 375s y de 560s para los filtros F475W y F850LP respectivamente. La muestra final de galaxias resulta una muestra completa con $B_T < 12$, mientras que la muestra total incluye miembros hasta $B_T < 16$. En la figura 16 se muestra una imagen en rayos X del VC.

Imágenes de alta resolución espacial, en dos bandas fotométricas, de una gran muestra de galaxias de tipo temprano del VC permiten diferentes aplicaciones científicas, tales como el estudio de la población de cúmulos globulares (GCs), estructura interior de las galaxias, fluctuaciones en brillo superficial, entre otras. Más información sobre el ACS Virgo Cluster Survey puede encontrarse en la página web: <http://www.physics.rutgers.edu/~pcote/acs>.

El VC es un cúmulo de gran masa, relativamente cercano, por lo cual resulta un candidato ideal para el estudio de interacciones tipo tidales del medio intracúmulo sobre las galaxias. Una manera de analizar estos efectos proviene del estudio de la población de GCs, la cual resulta en muchos casos ser una población extendida. Gracias a las imágenes de alta resolución en dos filtros, es posible identificar la población de GCs extragalácticos. Otra de las aplicaciones del estudio de los GCs proviene la distribución de la metalicidad, la cual refleja el enriquecimiento químico de la galaxia a la cual pertenecen (West et al. 2004), mientras que mediciones de la edad permiten reconstruir la historia de las fusiones y formación estelar de la galaxia (Cohen, Blakeslee & Ryzhov 1998, Cohen, Blakeslee & Côté 2003).

VCC	α_{J2000} h m s	δ_{J2000} ° ' "	r_c [Mpc]	B_T	Tipo	Otros
1279	12 30 17.39	12 19 43.9	0.02	12.15	E	N4478
1720	12 37 30.61	09 33 18.8	0.90	12.29	So	N4578
1242	12 29 53.49	14 04 07.0	0.45	12.60	So	N4474
0784	12 25 14.75	15 36 27.2	0.93	12.67	So	N4379
0778	12 25 12.27	14 45 43.8	0.72	12.72	So	N4377
1321	12 30 52.21	16 45 32.6	1.18	12.84	So	N4489
0828	12 25 41.70	12 48 38.0	0.31	12.84	E	N4387
1250	12 29 59.10	12 20 55.0	0.01	12.91	So	N4476
1630	12 35 37.97	12 15 50.5	0.36	12.91	E	N4551
1146	12 28 57.56	13 14 30.8	0.24	12.93	E	N4458
1913	12 42 10.70	07 40 37.0	1.50	13.22	E	N4623
1125	12 28 43.37	11 45 21.0	0.19	13.30	So	N4452
1475	12 33 04.95	16 15 55.9	1.06	13.36	E	N4515
1261	12 30 10.39	10 46 46.1	0.43	13.56	dE	N4482
1422	12 32 14.21	10 15 05.0	0.59	13.64	E	I3468
2048	12 47 15.32	10 12 13.0	1.27	13.81	dSo	I3773
1871	12 41 15.72	11 23 13.5	0.78	13.86	E	I3653
1910	12 42 08.69	11 45 14.9	0.81	14.17	dE	I809
0856	12 25 57.81	10 03 12.8	0.69	14.25	dE	I3328
1087	12 28 14.90	11 47 24.0	0.20	14.31	dE	I3381
1297	12 30 31.85	12 29 26.0	0.04	14.33	E	N4486B

Tabla 6. Muestra de Galaxias tipo tempranas seleccionadas del ACS Virgo Cluster Survey.

Algunas de las propiedades y/o herramientas en el estudio de la población de GCs dependen de la luminosidad y morfología de la galaxia a la que pertenecen, tal como se explica en el capítulo 7. Brevemente, se encuentra que el número de GCs normalizado a la luminosidad de la galaxia varía en función de la luminosidad (Harris 1991), implicando un aumento de este número a medida que la luminosidad de la galaxia aumenta. Por otro lado, se encuentra que este número depende de la morfología de la galaxia a la cual los GCs pertenecen. De acuerdo a estos resultados, seleccionamos una muestra de 21 galaxias tipo tempranas del ACS Virgo Cluster Survey dentro del rango de luminosidades $12,15 < B_T < 14,33$, con el fin de evitar dependencias con la luminosidad y la morfología. Además, estas galaxias poseen un amplio rango de distancias al centro de Virgo, entre $0,02\text{Mpc} < r_c < 1,50\text{Mpc}$. La tabla 6 muestra las galaxias seleccionadas.

3.4.1 Reducción de los Datos

Las imágenes utilizadas para nuestro estudio fueron calibradas por el OTFR (On The Fly Reprocessing) *pipeline*. Sin embargo, estas calibraciones fueron mejoradas removiendo el fondo de cielo. Posteriormente, se obtuvieron los perfiles de luminosidad de las galaxias usando un ajuste acimutal a través de la rutina *ellipse* (Jedrzejewski 1987), tal como se describió en la sección 3.3.2. El ajuste de las isofotas se detuvo cuando el nivel de las mismas era alrededor de σ_{sky} , lo cual corresponde a un brillo superficial de $\mu_{475} \sim 24,1$ y $\mu_{850} \sim 23,1$ mag arcsec⁻². Las magnitudes están en el sistema AB y

los puntos cero empleados fueron obtenidos de Sirianni et al. (2005). Posteriormente se utilizó la rutina *bmodel* (dentro de STSDAS) para crear una imagen modelo, la cual fue sustraída a la imagen original. Este procedimiento permite mejorar el método de identificación de los GCs sobre un fondo plano, el cual simplifica las detecciones de tales fuentes.

Los GCs se detectaron sobre las imágenes sustraídas utilizando SExtractor (Bertin & Arnouts 1996), y siguiendo luego el procedimiento de Jordán et al. (2004). Previamente, se chequeó cuidadosamente la imagen de fondo. En algunos casos, la sustracción de la galaxia a la cual los GCs pertenecen no es suficiente para eliminar algunos residuos. Por lo tanto, es importante tener presente estas variaciones del fondo para determinar las magnitudes de las fuentes detectadas. Se utilizaron diferentes valores para los parámetros de SExtractor: BACK_FILTERSIZE y BACK_SIZE. Encontramos que el valor óptimo para el BACK_FILTERSIZE era de 1 mientras que para el BACK_SIZE era de 40, resultando ser los mismos valores adoptados por Jordán et al. (2004). Todos los objetos detectados con valores por debajo de 3σ no fueron considerados.

Para cada galaxia se creó un catálogo en ambos filtros conteniendo los parámetros de SExtractor: X_IMAGE, Y_IMAGE, MAG_ISO, y ELONGATION. Los dos primeros dan las coordenadas del objeto en pixeles, MAG_ISO da la magnitud total del objeto computada y ELONGATION es el cociente entre el semieje mayor y menor.

3.4.2 Selección de los Cúmulos Globulares

Una vez creado el catálogo de objetos de cada galaxia en cada filtro, procedimos a eliminar todos los objetos espurios y determinar la población de GCs.

Se descartaron todas las fuentes con $g_{475} \leq 19,1$ o $z_{850} \leq 18,0$. Estos valores son 5 veces más brillantes que el *turnover* de la función de luminosidad del VC, la cual tiene un pico en $V \sim 23,8$ (Whitmore et al. 1995, Ferrarese et al. 2003). A continuación se eliminaron las fuentes con elongaciones medias de $\langle \epsilon \rangle \geq 2$. Este límite es también usado por Jordán et al. (2004) e incluye objetos elongados como los que se encuentran en las galaxias del Grupo Local (van den Bergh & Morbey 1984). Finalmente, la contaminación por objetos a distintos redshift se reduce eliminando los objetos con $g_{475} - z_{850} > 2,0$ (Strader et al. 2006). Una vez obtenida nuestra muestra de GCs, la dividimos teniendo en cuenta la metalicidad: los GCs con $g_{475} - z_{850} > 1,15$ son considerados ricos en metales (población roja) mientras que aquellos con $g_{475} - z_{850} < 1,15$ (Peng et al. 2006) son considerados pobres en metales (población azul).

En la tabla 14 del capítulo 7, se muestra el número de GCs de la población total y azul, dentro de un radio de 1,3 arcmin. La elección de este radio se describe en la sección 7.2.1.

3.5 GALFORM: Modelo Semianalítico de Formación de Galaxias

Hemos utilizado el modelo semianalítico de formación de galaxias GALFORM de Durham, Inglaterra, con el objeto de comparar un modelo teórico con las observaciones. GALFORM se encuentra detallado en el trabajo de Cole et al. (2000), e incluye diferentes procesos físicos que dan lugar a la formación y evolución de las galaxias. Ellos son:

1. Colapso y fusiones de halos de materia oscura.

2. Calentamiento por *shocks* y enfriamiento radiativo del gas dentro de los halos.
3. Formación estelar baja en los discos de galaxias.
4. Procesos de retroalimentación que controlan la tasa de enfriamiento del gas, controlando la formación estelar. Estos pueden deberse a explosiones de supernovas (Benson et al. 2003) y por la acreción de material en agujeros negros supermasivos (Bower et al. 2006).
5. Efectos de fotoionización sobre el medio intergaláctico, debidos a la radiación de fondo (Benson et al. 2002).
6. Enriquecimiento químico del gas y de las estrellas.
7. Decaimiento de las órbitas de galaxias satélites debido a la fricción dinámica, lo cual puede conducir a fusiones de galaxias, produciendo un nuevo evento de formación estelar y cambiando así la morfología.

El modelo genera una historia de formación estelar y una historia de las fusiones de las galaxias para una representativa población de galaxias en distintas épocas. Cada galaxia es separada en dos componentes, un disco y un bulbo. Se asume que el gas se establece en un disco soportado por rotación cuando el gas se enfría del halo caliente. Este gas posteriormente dará lugar a la formación de estrellas. Por otro lado, los esferoides se forman vía fusiones de galaxias y por inestabilidad del disco galáctico. Bower et al. (2006) contemplan estos dos mecanismos de formación, mientras que otras versiones del modelo sólo contemplan la fusión de galaxias (Baugh et al. 2005).

Importantes extensiones del modelo son descritas en Benson et al. (2002), Benson et al. (2003), Baugh et al. (2005) y Bower et al. (2006, Bo6). En este trabajo, nos focalizaremos en el modelo de Bo6, quienes incluyen procesos de retroalimentación (*feedback*) de material en agujeros negros super masivos, usando el modelo de crecimiento de Malbon et al. (2006).

El modelo de Bo6 surge con la idea de explicar el quiebre en la función de luminosidad en la magnitudes brillantes. Otras versiones de GALFORM y otros modelos semianalíticos han tratado de explicar este quiebre sin mucho éxito. Teniendo esto en mente, Bo6 supone que la energía eyectada por un AGN es determinante para controlar los procesos de retroalimentación que controlaran la formación estelar. Bo6 utiliza la masa del agujero negro para calcular el límite de Eddington, es decir, la luminosidad máxima a la cual el material acretado por un agujero negro puede radiar energía. Se producirá enfriamiento sólo cuando la luminosidad de la galaxia con el agujero negro central es una fracción de la luminosidad de Eddington. El efecto AGN puede suprimir el enfriamiento del gas solo en los halos en un cuasi-estado, donde el tiempo de enfriamiento excede al tiempo de caída libre.

Este modelo ha sido implementado sobre las simulaciones numéricas Millennium usando técnicas simiales a las descritas en Helly et al. (2003). Las simulaciones Millennium, llevadas a cabo por el consorcio Virgo, son descritas en Springel et al. (2005), y siguen la evolución de 10 billones de partículas de materia oscura en un volumen cúbico de $500h^{-1}\text{Mpc}$ de lado. La masa de la partícula es de $8,6 \times 10^8 h^{-1} M_{\odot}$, alrededor de 20 millones de halos con más de 20 partículas en la simulación. La cosmología usada en las simulaciones es: $\Omega_m = 0,25$, $\Omega_{\Lambda} = 0,75$, $\Omega_b = 0,045$, y $h = 0,73$ y $\sigma_8 = 0,9$. Bo6 reproduce el quiebre observado en la función de luminosidad

en el presente, como también la distribución de la bimodalidad de las galaxias (Baldry et al. 2004, Balogh et al. 2004). Además, Bo6 encuentra un buen acuerdo con las estimas observacionales de la función estelar de masa a $z \sim 5$ (Droy et al. 2005).

Gracias a la implementación de las simulaciones numéricas, es posible obtener información de la posición de cada partícula, lo cual no era posible en otras versiones de GALFORM. Esto nos permitirá el estudio de las propiedades de las galaxias en función de su posición.

3.5.1 La formación de Esferoides y Discos

Se supone que los discos se forman por el enfriamiento del gas inicialmente en el halo. Un esquema de este enfriamiento se muestra en la figura 17. Se asume que el gas tiene inicialmente la misma distribución que la materia oscura (t_1). Cuando las fluctuaciones de la materia oscura se separan de la expansión de Hubble, colapsan mientras que el gas calentado por *shocks* cae al potencial gravitacional junto con el halo de materia oscura, produciendo un halo de gas caliente que soporta el colapso por la presión del gas (t_2). El gas consigue así la temperatura virial del halo, la cual depende de su masa:

$$T_{\text{vir}} = \frac{1}{2} \frac{\mu m_{\text{H}}}{k} V_{\text{H}}^2 \quad (3.11)$$

donde $\mu = 1/1,71$ es la masa molecular media del gas, m_{H} es la masa del átomo de hidrógeno y $V_{\text{H}} = (GM/r_{\text{vir}})^{1/2}$ es la velocidad circular del halo en el radio virial. El halo tiene un momento angular, pero el mismo no debe pensarse como una rotación con velocidad V_{H} . La velocidad de rotación del halo está dada por $V_{\text{rot}} \propto \lambda_{\text{H}} V_{\text{H}}$, con λ_{H} el parámetro de espín del halo. Posteriormente el gas se enfría a través de diferentes procesos. La tasa a la cual el gas se enfría depende de la temperatura del gas, y determina su estado de ionización, la composición química y densidad del gas. A medida que este gas se enfría, pierde presión y cae (t_3). Si el momento angular del gas que se enfría se conserva, el gas formará un disco soportado por rotación. La tasa a la cual el gas se enfría es sumada al disco dependiendo de i) la rapidez con la que el gas se enfría, es decir, el tiempo de enfriamiento, y ii) la rapidez con la que el gas cae. En este modelo, se puede calcular el radio de enfriamiento r_{cool} . El gas dentro de este radio puede propagarse luego (t_4) hasta que todo el gas caliente del halo se enfríe, o bien hasta que se produzca una unión con otro halo formando un nuevo halo.

Una vez que el gas se enfría comienza a formar estrellas. El modelo semianalítico asume que las nubes de gas se enfrían y se fragmentan formando luego estrellas. La tasa de formación estelar \dot{M}_{*} depende de la masa de gas frío disponible M_{cool} y de un tiempo característico τ :

$$\dot{M}_{*} \propto \frac{M_{\text{cool}}}{\tau} \quad (3.12)$$

Además el modelo contempla mecanismos físicos que modulan la eficacia de la formación estelar. En ellos, el gas es calentado y removido del disco galáctico o bien la tasa a la cual se enfría es controlada. Ambos procesos de retroalimentación regulan la tasa de enfriamiento y formación de estrellas.

El proceso más común es la eyección de gas frío por vientos de supernovas. La energía liberada puede ser suficiente como para llevar gas y metales fuera del disco galáctico en forma de vientos calientes. Esto actuará luego como un proceso de

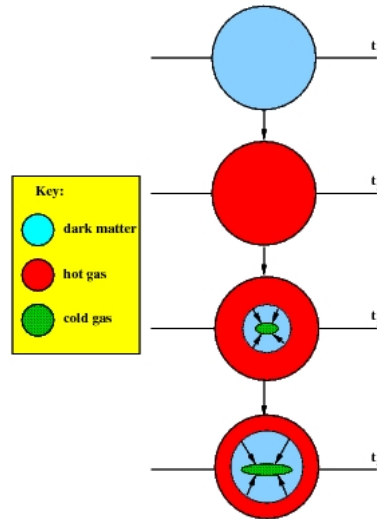


Figura 17. Esquema del modelo de enfriamiento en el modelo semianalítico. Cada línea representa distintas épocas. En t_1 los bariones caen en el potencial del halo de materia oscura. Se asume que el gas es calentado por shocks a la temperatura virial del halo en t_2 . Luego el gas se enfría y forma un disco soportado rotacionalmente en t_3 . En t_4 , el gas se propaga hacia las zonas externas haciendo que el disco aumente de tamaño. En celeste se muestra la materia oscura, en rojo, el gas caliente y el verde el gas frío.

retroalimentación regulando la formación de estrellas. Otros mecanismos de retroalimentación consisten en modificar la tasa a la cual el gas se enfría, alterando el perfil de densidad o entropía del halo caliente, o reduciendo la fracción de bariones que caen del halo de materia oscura, o sofocando el flujo de enfriamiento por inyección de energía, a través de un agujero negro supermasivo por ejemplo, como en el modelo de Bo6.

En cuanto a la formación de esferoides, se asume que el halo de materia oscura crece a través de *mergers* y acreción, borrando la información de sus halos progenitores (Press & Schechter 1974). Este halo carece de cualquier subestructura. Este escenario planteado por White & Rees (1978), conduce a la formación de una galaxia central masiva dentro del halo rodeada de una galaxia satélite. Esta orbita alrededor de la galaxia central en el halo común, perdiendo gradualmente energía por fricción dinámica, dejando una estela de material a lo largo de su trayectoria, tal como se muestra en la figura 18. Se puede calcular el tiempo en que la fricción dinámica puede remover la energía orbital de la galaxia satélite. Si este tiempo es menor al tiempo de vida del halo, entonces la galaxia satélite se fusionará con la galaxia central.

El tipo de merger se determina como función del cociente entre la masa de la galaxia satélite y la galaxia central. En un merger violento, el disco de la galaxia central se destruye totalmente, formándose un sistema esferoidal. Si el merger es menor, las estrellas de la galaxia satélite se suman al bulbo de la galaxia central, mientras que el gas es acregado al disco sin cambiar su momento angular.

El modelo de Bo6 contempla también que los esferoides se pueden formar por inestabilidades del disco galáctico.

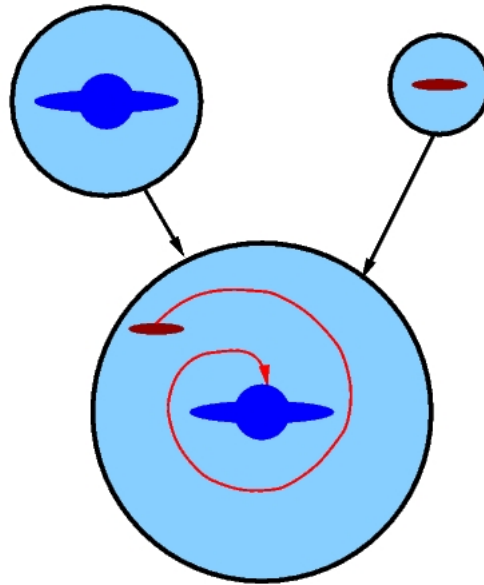


Figura 18. Esquema de dos halos de materia oscura fusionándose. El halo final posee dos galaxias, una central y la otra satélite. El gas a medida que se enfría va cayendo hacia la galaxia central. La galaxia satélite orbita alrededor de la galaxia central de forma espiralada, que pierde energía por fricción dinámica, produciéndose eventualmente la fusión de las dos galaxias.

Tamaños de Galaxias

Se asume que los discos tienen un perfil de masa exponencial, con un radio que encierra la mitad de la masa r_{disk} y que los bulbos tienen un perfil $r^{1/4}$ en proyección, con un radio que encierra la mitad de la masa en 3D r_{bulge} .

El punto de partida para calcular el tamaño de una galaxia es el momento angular del halo de materia oscura. Si el halo es asimétrico y rodeado de grupos de materia, puede adquirir momento angular a través de torques tidales (Hoyle 1949). El espín del halo puede cuantificarse con el parámetro adimensional

$$\lambda = \frac{J|E|^{1/2}}{GM^{5/2}}$$

donde J , E y M son el momento angular, energía y masa del halo de materia oscura. Si se supone que el momento angular se conserva en un colapso disipativo del gas, el factor en el cual el radio del gas se reduce es $\sim 1/2\lambda_H$ (Fall & Efstathiou 1980). Simulaciones de N cuerpos indican $\lambda \sim 0,4$ (Cole & Lacey 1996, Bullock et al. 2001), lo cual significa que el gas colapsa en un disco soportado rotacionalmente con un radio menor al radio virial del halo. El tamaño de los discos se determina asumiendo equilibrio centrífugo y conservación de momento angular. En ningún momento se presta atención a la dirección del momento angular. En simulaciones numéricas, se observa que el vector momento angular cambia de orientación después de un merger, lo cual puede ser una de las razones para explicar algunas de las dificultades de encontrar galaxias con los tamaños observados (Okamoto 2005)

El tamaño de los esferoides se determina por aplicar conservación de la energía y el teorema del virial a los mergers de galaxias.

3.5.2 *La muestra de galaxias GALFORM*

Hemos generado una población de galaxias en $z = 0$ con una masa del halo de los cúmulos $M_{\text{halo}} > 10^{13} M_{\odot} h^{-1}$, una magnitud absoluta $M_r - 5 \log(h) < -14$, en la misma banda r que SDSS, en el sistema de magnitudes AB, incluyendo corrección por extinción del polvo. Para cada galaxia conocemos su posición (x, y, z) dentro del halo, el cociente entre la luminosidad total y del bulbo B/T, magnitudes corregidas por extinción en cada banda fotométrica de SDSS, radio que encierra el 50 % de la masa estelar total, del disco y del bulbo.

Separamos las galaxias de tipo temprano de las tipo tardío según B/T en 0,5. En el esquema de clasificación de Simien & de Vaucouleurs (1986), las galaxias elípticas tienen $B/T > 0,6$, las galaxias lenticulares B/T entre $0,5 - 0,6$ y las espirales $B/T < 0,5$.

Gonzales et al. (2008, en preparación) han desarrollado un software que permite obtener los parámetros de la ley de Sérsic ($r^{1/n}$) para las galaxias del modelo semianalítico. Para ello, se hace uso del cociente B/T y la magnitud absoluta en una banda fotométrica, como también de los radios que encierran el 50 % de la masa estelar. Para encontrar los valores de la intensidad central, longitud de escala e índice de forma n , se minimiza el parámetro χ^2 para el perfil con respecto a un perfil exponencial y un perfil de de Vaucouleurs, con tamaños y luminosidades conocidos por el modelo. Además, este método permite determinar el radio petrosiano r_{50} y el parámetro de concentración C .

En la figura 19 se muestran las distribuciones de los parámetros del modelo. En particular, hemos considerado una submuestra de 20707 galaxias completa en magnitud absoluta $M_r = -18$. Como puede observarse, las galaxias cubren otro rango de magnitudes en la banda r , respecto a las galaxias de la muestra CGCS. Además, el modelo posee una muestra de galaxias tipo tardías mucho mayor que la muestra CGCS. Nuestro interés en el modelo, es estudiar posibles efectos de segregación de galaxias, aún cuando no haya presentes diferentes mecanismos físicos que se observan en los cúmulos de galaxias, tales como ram-pressure (Gunn & Gott 1972), cooling flow (Silk 1976, Fabian 1994), y otros efectos que el medio intracúmulo y el potencial puedan ejercer sobre las galaxias. El único proceso actuando en el modelo de Bo6 es una estrangulación del gas caliente de las galaxias cuando la misma cae en el potencial de un halo mayor (Balogh et al. 2000), por atracción gravitatoria. Posteriormente, esta galaxia se fusionará (o no) con otras galaxias formando nuevos sistemas, tal como se describe en párrafos anteriores.

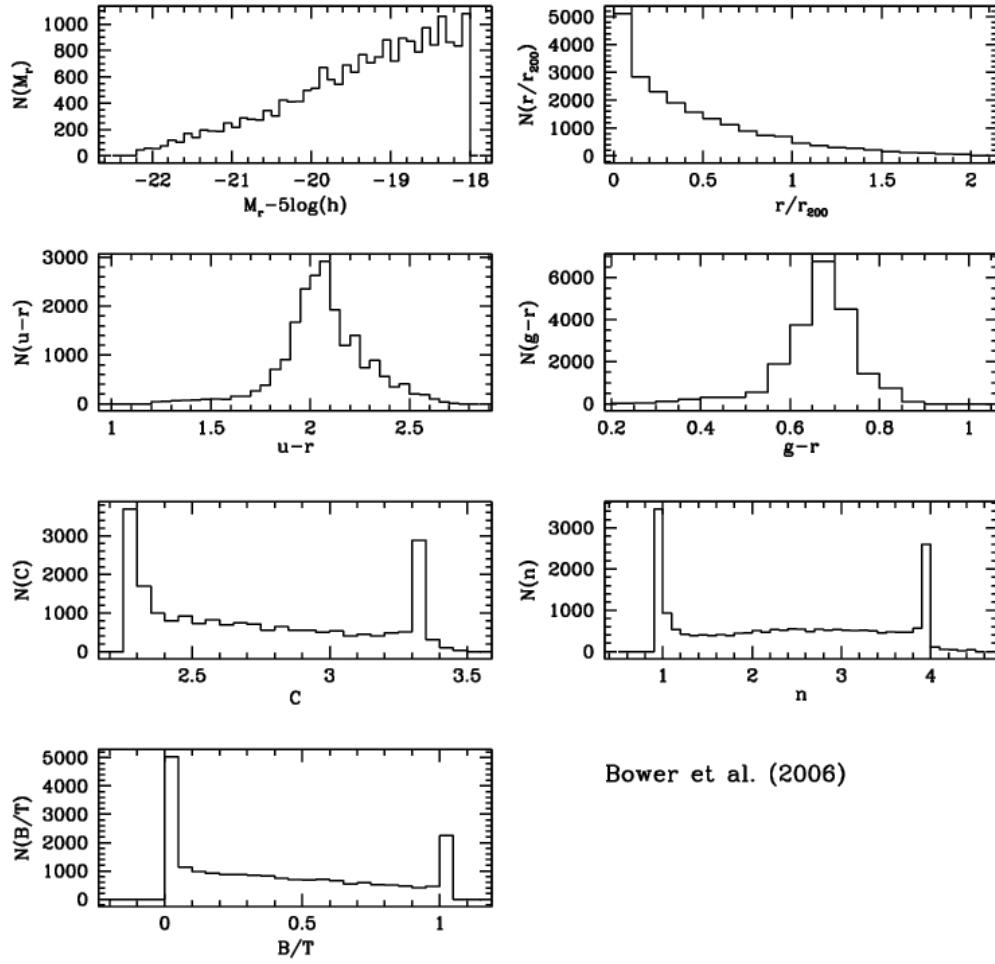


Figura 19. Distribuciones de las propiedades de las galaxias en el modelo semianalítico, Bower et al. (2006).

RELACIONES DE ESCALA

4.1 Introducción

Las galaxias muestran un amplio rango de morfologías, el cual se manifiesta en sus propiedades, tales como color, luminosidad y tamaño aparente, indicando que las galaxias se forman a través de diferentes mecanismos y están en constante evolución. Aunque la clasificación de Hubble es ampliamente aceptada, es difícil a partir de la misma describir la evolución de la morfología de las galaxias. Para lograr un entendimiento satisfactorio de la estructura actual de las galaxias y de su evolución, es importante separar a las mismas en sus componentes.

Existen diferentes relaciones de escala entre los parámetros fotométricos y estructurales de las galaxias. A través de la secuencia de Hubble hay una fuerte dependencia de la luminosidad con la velocidad de rotación de los discos de galaxias (Tully & Fisher 1977) o la dispersión de velocidades de los esferoides (Faber & Jackson 1976), tal como se explicó en el capítulo 1. En el caso de las galaxias disco, la pendiente, la dispersión y el punto cero de la relación entre luminosidad y velocidad, son dominadas por la población estelar, los efectos de extinción del polvo (Willick et al. 1997, Tully & Pierce 2000) y las técnicas usadas para determinar los observables y realizar los ajustes (Bell & de Jong 2001).

Otras relaciones de escala observadas para las galaxias esferoidales se basan en el color y la magnitud (Sandage & Visvanathan 1978a,b), color y dispersión de velocidad (Bernardi et al. 2005), radio y luminosidad (Sandage & Perelmuter 1990), y radio y brillo superficial (Kormendy et al. 1977). Algunas de estas correlaciones pueden ser combinadas en un *plano fundamental*, el cual relaciona la dispersión de velocidad, radio efectivo y luminosidad (Djorgovski & Davis 1987, Dressler et al. 1987, Bernardi et al. 2003).

Estas relaciones de escala empíricas constituyen una herramienta importante para entender los modelos de formación de galaxias y su evolución. Por ejemplo, la existencia de un plano fundamental puede ser entendido al aplicar el teorema del virial a un esferoide estelar ligado gravitacionalmente en equilibrio dinámico, después de suponer que las galaxias elípticas de distintos tamaños tienen la misma estructura y una relación constante entre la masa y la luminosidad. La desviación del plano fundamental observado puede conducir a variaciones en la relación masa-luminosidad, en la estructura de las galaxias, o en ambas. Por otro lado, una dispersión pequeña en el punto cero en las correlaciones observadas favorece el modelo jerárquico de formación de galaxias.

Para un buen estudio de las relaciones de escala es necesario una buena determinación de los parámetros estructurales y fotométricos. Además, es conveniente una aproximación más unificada en las diferentes técnicas fotométricas de las galaxias. En la literatura se puede encontrar una amplia discrepancia entre las magnitudes de galaxias (tamaños) entre los diferentes grupos dada la amplia variedad de métodos

aplicados. Por ejemplo, algunos autores utilizan magnitudes kron, otros magnitudes pretrosianas, algún ajuste extrapolado a grandes radios, o alguna fotometría de abertura. Esto puede implicar diferencias en las relaciones de escala (Driver et al. 2005, Chang 2006). Si las magnitudes son subestimadas, el brillo superficial y los tamaños se verán afectados.

En este capítulo nos dedicaremos al estudio de varias relaciones de escala de galaxias en cúmulos, principalmente nos concentraremos en la población de galaxias tempranas a falta de información dinámica para los sistemas disco. En particular, le prestaremos especial interés a la población de galaxias BCG. Para tal fin, haremos uso de la información fotométrica y estructural de las galaxias de la muestra de cúmulos SARS, y de la muestra CGCS. Las técnicas de obtención de los parámetros son diferentes en cada una de las muestras, lo cual debe ser tenido en cuenta en los resultados obtenidos. Hacemos notar que los resultados con la muestra de cúmulos SARS se ha profundizado en el trabajo de Coenda et al. (2004, 2005).

4.1.1 *La Galaxia Más Brillante: BCG*

Las galaxias centrales en los cúmulos de galaxias parecen ser especiales, en muchos casos las mismas se tratan de galaxias cD, y usualmente resultan ser la galaxia más brillante (y masiva), de allí el término *brightest cluster galaxy* (BCG). En principio, pareciera que la ubicación de la BCG cerca del potencial del cúmulo, debería ser la causa de cualquier propiedad, distinguiéndola de las otras galaxias dentro del cúmulo. Sin embargo, las BCGs son también la población dominante en el extremo brillante de la función de luminosidad, por lo cual sus propiedades están influenciadas por sus grandes masas y por el cúmulo en el que habitan. Es difícil separar estas dos influencias ya que es difícil encontrar galaxias masivas no BCGs para realizar una comparación.

Los mecanismos de formación están sujetos a mucho debate. Inicialmente se creía que estas galaxias se formaban por la unión de varias galaxias cayendo en el potencial del cúmulo, lo cual se conoce como *canibalismo galáctico* (Ostriker & Tremaine 1975), tal como hemos descrito en el capítulo 1 para una galaxia cD. Merritt (1985) argumentó que interacciones tidales y fricción dinámica acretarían galaxias fusionándolas luego. Otro mecanismo que ocurre en los cúmulos es el *cooling flow*, el gas se condensaría en el centro de los cúmulos dando lugar a la BCG y creando un gran número de estrellas (Silk 1976, Fabian 1994). La distinción entre un modelo u otro se debe a la época de formación de la BCG. En el modelo de canibalismo, las galaxias existentes en un cúmulo evolucionado formarían la BCG, mientras que en el modelo de fusiones, la BCG se formaría durante el colapso del cúmulo, como se espera en los modelos jerárquicos. Por otro lado, la tasa de enfriamiento del gas por cooling flow es mucho mayor a $1000M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ (Allen et al. 1996), inferida de las luminosidades en rayos X, mientras que la tasa de formación estelar es de $\sim 100M_{\odot}\text{yr}^{-1}$. Además, si las BCGs se formaran vía este escenario, su población debería ser joven y azul, lo cual es inconsistente con las observaciones.

Estos escenarios fueron propuestos antes de que el modelo jerárquico de formación de estructuras se estableciera como el modelo estándar. Se han propuesto nuevos modelos para explicar la población de estas galaxias masivas usualmente de tipo temprano, cuya formación estelar ha sucedido a altos redshift. Estos modelos combinan dos procesos: fusiones de galaxias no disipativas, lo cual se conoce como un *dry merger*,

y retroalimentación por un AGN (Croton et al. 2006, De Lucia et al. 2006, Bower et al. 2006). En un *dry merger*, estas galaxias masivas se forman por la fusión de galaxias pequeñas con población estelar vieja, sin la generación de nueva formación estelar. Esto sucede debido a que las galaxias que se fusionan son pobres en gas o bien porque un AGN ha evitado que el gas caliente se enfríe, condensándose y formando estrellas después de la fusión. Estos dos procesos juntos, permiten construir galaxias masivas con población estelar vieja.

En el caso de un *wet merger*, el gas de las componentes que se fusionan permite disipar energía, enfriarse, y producir así nuevas generaciones de estrellas. En un *dry merger*, hay menor disipación de energía, por lo cual su población estelar no está distribuida centralmente, esperándose que los tamaños de las galaxias sean más grandes que si las galaxias se formaran por un *wet merger* (Nipoti et al. 2003).

Dubinski (1998) a través de simulaciones de N cuerpos demuestra que las galaxias masivas se forman por fusiones de galaxias que caen a través de los filamentos cuando el cúmulo colapsa. Recientemente, De Lucia & Blaizot (2006) encuentran en el contexto de las simulaciones Millennium (Springel et al. 2005), que las estrellas que dan lugar a las BCGs se formaron en las galaxias a altos redshifts ($z \sim 5$), las cuales se fusionaron luego en un sistema mayor. Estos escenarios están en acuerdo con las observaciones, las cuales sugieren que las BCGs muestran una pequeña dispersión de luminosidad en un amplio rango de redshifts (Postman & Lauer 1995, Aragon-Salamanca et al. 1998), y que la evolución en el color es consistente con una evolución pasiva de la población estelar que se ha formado a altos redshifts ($z_{\text{form}} \sim 2 - 5$).

Como la mayoría de las BCGs son galaxias de tipo temprano, sus propiedades a menudo se comparan con las relaciones de escala de las galaxias elípticas. Oegerle & Hoessel (1991), encuentran que las BCGs yacen sobre el mismo plano fundamental que las galaxias elípticas, sin embargo sus proyecciones (Faber-Jackson 1976 y Kormendy 1977) indican que poseen dispersiones de velocidades bajas comparadas con sus grandes radios. Se ha encontrado que las pendientes de las relaciones Faber-Jackson y Kormendy cambian como función de la luminosidad para todas las galaxias elípticas (Lauer et al 2007, Desroches et al. 2007). Por otro lado, Brough et al. (2005) encuentran que los perfiles de brillo superficial (y así el tamaño) dependen del cúmulo en el cual la BCG habita.

Boylan-Kolchin et al. (2006), a través de simulaciones de N cuerpos de mergers de galaxias, encuentran que los remanentes de mergers no disipativos permanecen en el plano fundamental. Muestran además que la ubicación dentro de este plano, y así en sus proyecciones, dependen de las órbitas de las galaxias que se fusionan. Durante la formación del cúmulo, la caída de material en el potencial ocurre a través de filamentos, sugiriendo que los mergers de galaxias que darán lugar a la BCG ocurren en órbitas radiales. Boylan-Kolchin et al. (2006) predicen que las BCGs tendrían una relación Faber-Jackson y una relación tamaño-luminosidad con una pendiente mayor que la de las galaxias elípticas normales.

4.2 Identificación y Propiedades de la BCG en CGCS

En la muestra de cúmulos CGCS se identificó la galaxia más brillante en la banda r . Hacemos notar que esta galaxia es la más brillante de esta muestra espectroscópica. Los espectros se obtienen usando un espectrógrafo de fibras, siendo la separación entre dos fibras sobre una misma placa de 55" al menos. La ubicación de cada fibra

está dada por un algoritmo que maximiza el número de objetos que pueden ser observados (Blanton et al. 2003). En el caso de colisión de fibras (es decir, dos objetos están más cerca que 55"), no hay ninguna preferencia acerca de cuál objeto observar. Por otro lado, para evitar la saturación del espectrógrafo, la muestra es incompleta para galaxias más brillantes que $r = 14,5$. Debido a estos efectos algunas BCG reales no tendrán información espectroscópica.

Para tener una estima de la fracción de galaxias sin redshift que podrían ser la verdadera BCG, hemos realizado el siguiente test: en un radio de 0,5 en r/r_{200} obtuvimos de la *Main Galaxy Sample* del DR5 (Strauss et al. 2005) las galaxias sin información espectroscópica con magnitud aparente más brillantes que la BCG espectroscópica en la banda r . Para esta muestra de galaxias calculamos la magnitud absoluta corregida por extinción en el sistema AB, pero sin corrección K, suponiendo que se encuentran a la misma distancia del cúmulo. Eliminamos aquellas galaxias más brillantes que $M_r = -24$ (0,5 más brillante que la magnitud de corte, ver tabla 3). Realizamos un conteo de estas galaxias en forma separada según el tipo de BCG espectroscópica. La tabla 7 muestra el número promedio de galaxias que satisfacen esta condición, donde se tuvo en cuenta si la BCG espectroscópica está en proyección a más o menos de $r/r_{200} = 0,5$. Clasificamos a las galaxias en tipo tempranas (rojas) y tardías (azules), tal como se describe en la sección 4.3. Como se aprecia en esta tabla, cuando la BCG espectroscópica es roja, hay una alta probabilidad de que sea la verdadera BCG dado que el número de galaxias fotométricas que podrían ser la BCG es muy bajo. Este resultado es poco dependiente de la ubicación de la BCG espectroscópica. Para las BCGs azules espectroscópicas la contaminación potencial es algo mayor, especialmente para $r/r_{200} > 0,5$, salvo en la zona central de los cúmulos de Popesso con un promedio de cero galaxias que podrían ser la BCG. En resumen, los datos presentados en la tabla 7 muestran que la mayor parte de las BCGs espectroscópicas son la verdadera BCG.

	Tipo	Popesso	Koester
rojas, $r/_{200} < 0,5$		0,07	0,2
rojas, $r/_{200} > 0,5$		0,6	0,55
azules, $r/_{200} < 0,5$		1	1,33
azules, $r/_{200} > 0,5$		0	1,33

Tabla 7. Número promedio de galaxias rojas y azules sin información espectroscópica más brillantes que la BCG espectroscópica. Se tuvo en cuenta si la BCG espectroscópica está en proyección a más o menos de $r/r_{200} = 0,5$

Bildfell et al. (2008) encuentran que un 25 % de las BCGs se vuelven azules hacia el centro de los cúmulos. Interpretan que se trata de galaxias con formación estelar reciente. Estas galaxias habitarían cúmulos relajados con centros fríos. Esto implica que mientras un AGN u otros mecanismos tienden a aumentar la temperatura evitando el enfriamiento, estos podrían compensar completamente la energía que se pierde por radiación.

En la figura 20 mostramos las propiedades físicas de las galaxias BCG respecto a la muestra total de galaxias. Las BCGs tienen menor brillo superficial que el resto

de las galaxias y tamaños más grandes, en acuerdo con von der Linden et al. (2007). Observamos que en general, las BCGs tienen dispersiones de velocidades mayores que las otras galaxias esferoidales, lo cual debe reflejarse en la relación de Faber-Jackson.

Varios de los parámetros que se muestran en la figura 20 pueden utilizarse para clasificar a las galaxias morfológicamente, tal como se describirá en detalle en el capítulo 6. Sin embargo, podemos decir que los colores, índices de concentración y parámetro e_{class} son característicos de las galaxias tipo tempranas.

Podemos notar que no hay diferencias significativas entre las muestras de Popesso y Koester. Dentro de estas diferencias observamos que en Popesso hay una pequeña fracción de BCGs con alto brillo superficial, y con tamaños más grandes que para los cúmulos de Koester.

Finalmente, observamos que un porcentaje ($\sim 25\%$) de las BCGs están más allá de 0,5 en r/r_{200} . Esto es notable ya que usualmente las BCGs se hallan cerca del centro de los cúmulos.

4.3 Relaciones de Escala

A fin de realizar un estudio de las diferentes relaciones de escala, hemos decidido utilizar magnitudes petrosianas en el caso de la muestra de cúmulos CGCS y separar a las galaxias en tres poblaciones: las galaxias azules, las galaxias rojas y las BCGs. Consideramos galaxias rojas en la banda r a aquellas para las cuales el parámetro $fracDeV > 0,5$, lo contrario para las galaxias azules. Esta clasificación correlaciona con el parámetro de concentración de las galaxias, definido en el capítulo 3, tal como se muestra en la figura 21. Las galaxias elípticas son más extendidas y por lo tanto poseen valores mayores de C que los discos cuya luminosidad decae rápidamente con el radio. La correlación entre el parámetro de concentración y la morfología mediante la inspección visual de galaxias, fue realizada por Shimasaku et al. (2001) y Strateva et al. (2001). En estos trabajos se encontró que las galaxias de tipo temprano presentan valores de $C > 2,5$, mientras que las tardías $C \leq 2,5$. Como podemos ver en la figura 21, ambos tipos de galaxias cumplen ambos criterios simultáneamente.

En el caso de las galaxias de los cúmulos SARS, hemos considerado la separación en sus componentes bulbo y disco, tal como se obtiene de los perfiles de luminosidad.

4.3.1 Relación de Kormendy

En ausencia de información dinámica, podemos estudiar la relación de Kormendy (1977), cuyo plano está definido por el radio efectivo r_e y el brillo superficial efectivo μ_e , dada por la ecuación 4.1.

$$\mu_e = a \log(r_e) + b \quad (4.1)$$

Esta relación se muestra en el panel (a) de la figura 22 para la muestra de galaxias de los cúmulos SARS, en la banda R . Cabe aclarar que la muestra de galaxias utilizada es sólo aquella que tiene perfiles de luminosidad determinados. Encontramos una pendiente de $a = 3,62 \pm 0,09$. Todas las pendientes y ordenadas determinadas en este capítulo corresponden al ajuste de la bisectriz de las rectas que resultan del ajuste de cuadrados mínimos de y versus x y viceversa, tal como se describe en Isobe et al. (1990). Nuestros resultados están en buen acuerdo con aquellos encontrados por

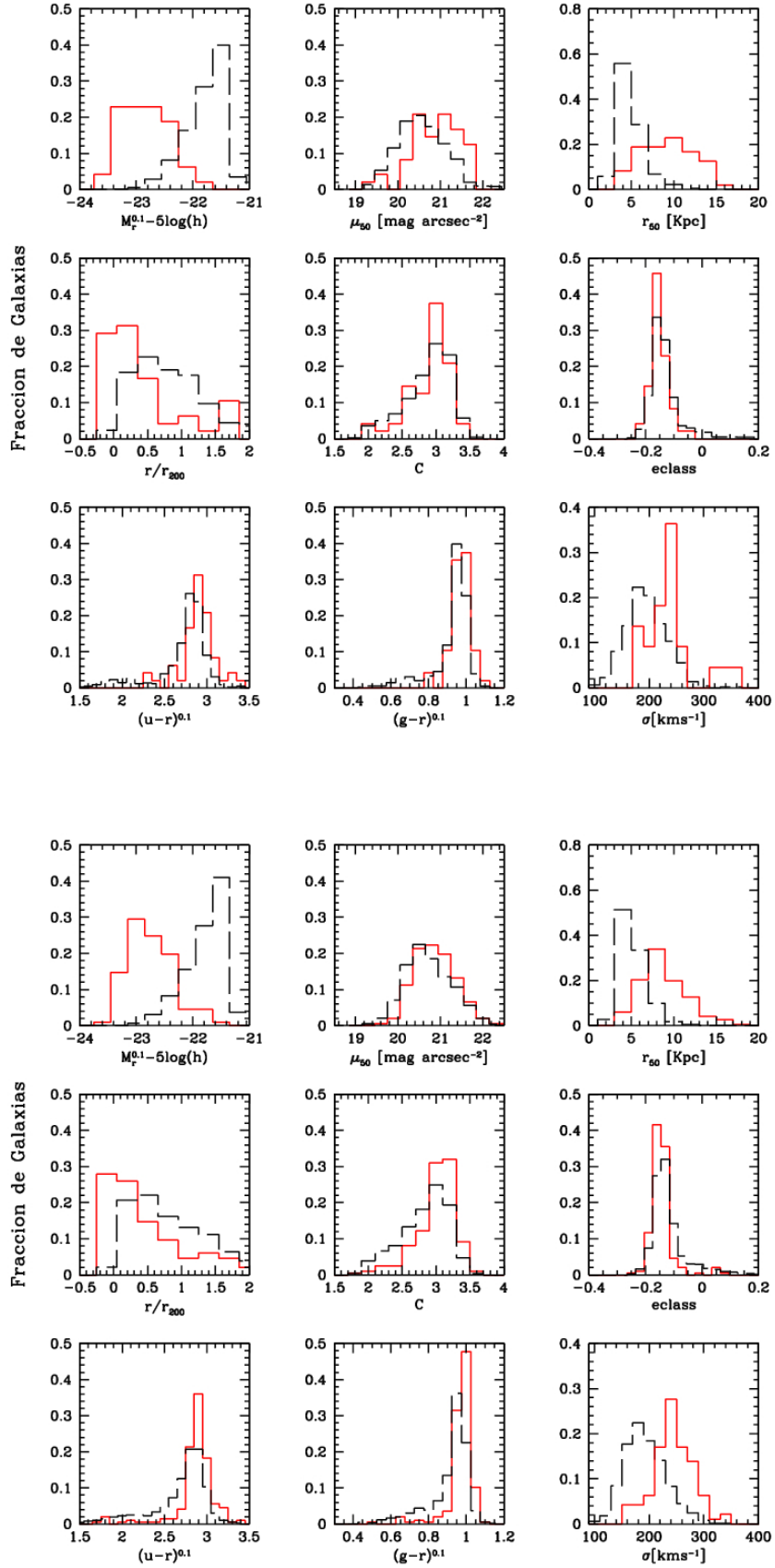


Figura 20. Distribuciones de los parámetros físicos de las galaxias BCG (rojo) respecto a la muestra total sin la BCG (negro). Los paneles superiores corresponde a la muestra de Popesso, mientras que los paneles inferiores a la muestra de Koester.

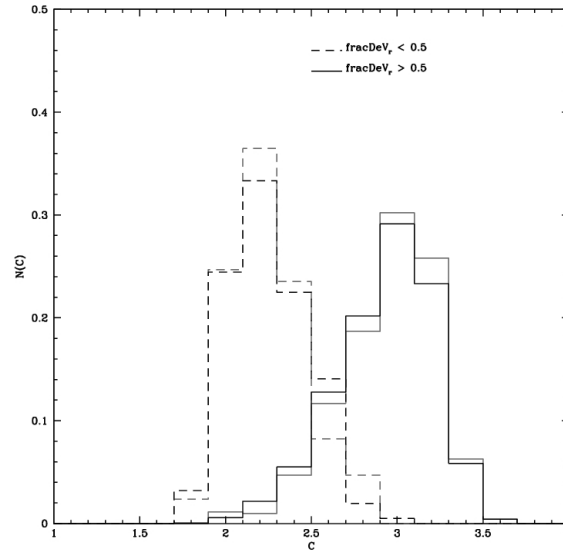


Figura 21. Distribución del parámetro de concentración. En color gris, la muestra de Popesso y en negro, la de Koester. Línea continua: galaxias rojas; línea de trazos: galaxias azules.

La Barbera et al. (2004) para el cúmulo Abell 2163. Aunque existen otros trabajos publicados (Ziegler et al. 1999, Andredakis, Peletier & Balcells 1995 y Möllenhoff & Heidt 2001), ellos corresponden a estudios realizados en otras bandas fotométricas. Análogamente, estudiamos la correlación entre los parámetros estructurales de los discos de las galaxias ($\mu_0 - \log(r_0)$), la cual se muestra en el panel (b) de la figura 22. En este caso, encontramos una pendiente de $\alpha = 3,4 \pm 0,3$.

Para comparar las relaciones entre bulbos y discos de las galaxias, determinamos el brillo superficial y radio efectivo de los discos según Möllenhoff & Heidt (2001), lo cual se muestra en la figura 23, donde podemos observar una misma relación para ambos subsistemas: $\mu_e = (3,5 \pm 0,2)\log(r_e) + (19,4 \pm 0,4)$. Una misma relación fue también obtenida para galaxias de campo por Möllenhoff & Heidt (2001). Este resultado está en acuerdo con la idea de que bulbos y discos de sistemas virializados tienen similar relación masa-luminosidad (Bender et al. 1997).

Procedimos luego a analizar la relación de Kormendy para las galaxias de la muestra CGCS. Para ello debemos tener en cuenta en este, y en los próximos análisis, los defectos de la fotometría de SDSS. Recientemente se ha demostrado que la fotometría de SDSS sistemáticamente subestima las luminosidades de las BCGs (Bernardi et al 2007, Lauer et al. 2007). Este problema se debe a que el nivel de fondo de cielo es subestimado para grandes objetos y en campos llenos de galaxias. Por lo cual, este no es un problema sólo de las BCGs sino de todas las galaxias con radios aparentes grandes. Y es un problema que aumenta en zonas densas, tales como los cúmulos de galaxias.

Por otro lado, muchas de estas galaxias con radios aparentes grandes no tienen un perfil de brillo superficial de de Vaucouleurs (Gonzalez et al.2005, Bernardi et al. 2007), lo cual es asumido por SDSS. Además, a fin de evitar gastos computacionales,

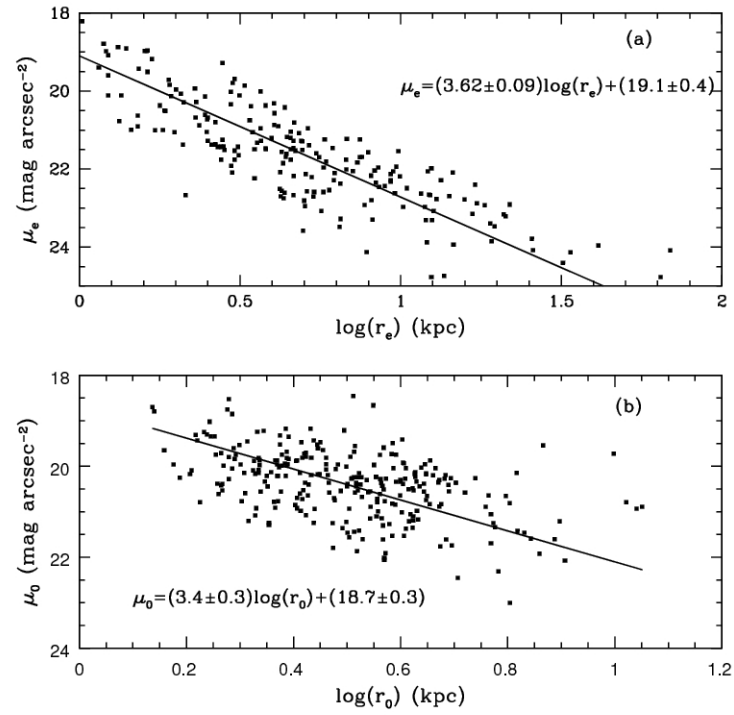


Figura 22. Correlación entre los parámetros estructurales para (a) bulbos y (b) discos de la muestra de cúmulos SARS en la banda R.

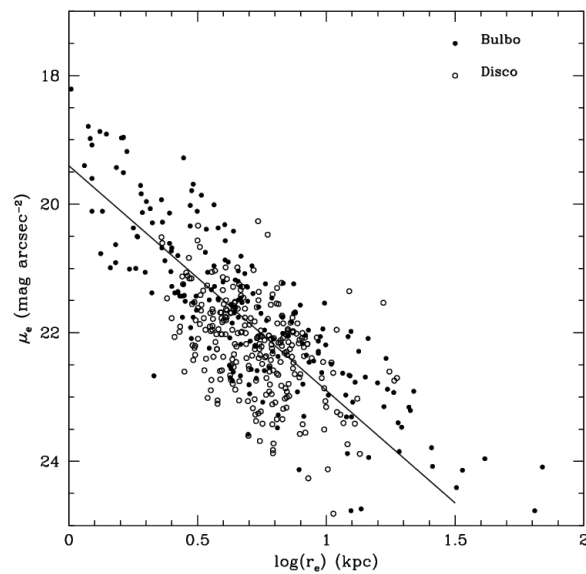


Figura 23. Relación de Kormendy para bulbos (círculos sólidos) y discos (círculos vacíos) para la muestra de cúmulos SARS.

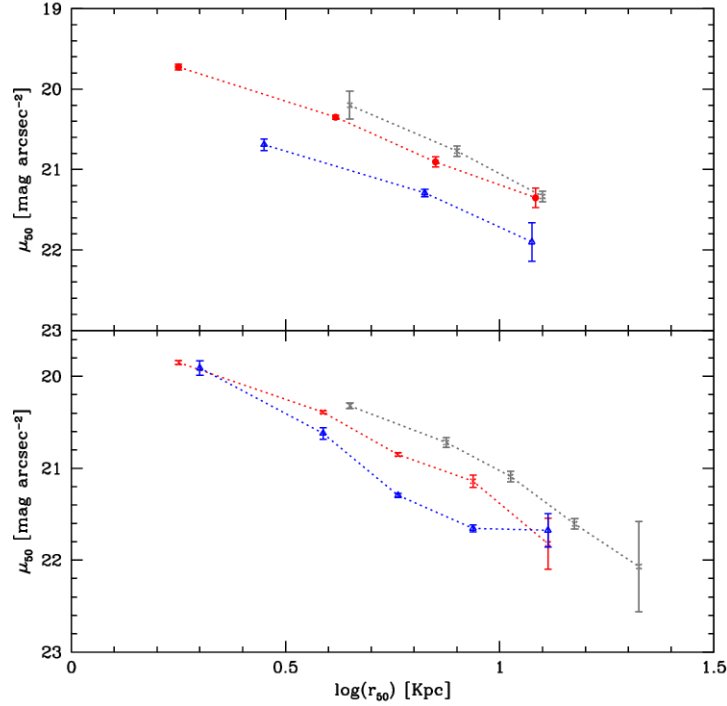


Figura 24. Relación de Kormendy para las galaxias de los cúmulos CGCS: medianas del brillo superficial en la banda r en función de $\log(r_{50})$. El panel superior corresponde a la muestra de Popesso y el panel inferior, a la muestra de Koester. Las galaxias BCGs se muestran en color gris, las galaxias con $C \leq 2,5$ en azul y las galaxias tipo temprano en rojo. Los errores han sido computados según la técnica *bootstrap*.

SDSS ajusta un perfil exponencial o un perfil de de Vaucouleurs a cada galaxia, y no una combinación de ambos, por lo cual no nos es posible obtener parámetros para discos y bulbos separadamente para una misma galaxia.

En la figura 24 se muestra la relación de Kormendy para las galaxias de la muestra CGCS. En particular, graficamos la mediana del brillo superficial versus $\log(r_{50})$ en la banda r . Observamos que cada población de galaxias posee una relación de Kormendy distinta. Para un mismo radio, la población de galaxias tardías posee brillos superficiales menos brillantes que la población roja, y éstas, que la población de las BCGs, en acuerdo con von der Linden et al. (2007) y Bildfell et al. (2008). Estas diferencias pueden deberse a una relación masa-luminosidad (M/L) diferente para cada tipo de galaxia, lo cual implica un incremento de materia oscura y población estelar en las BCGs. O bien a historias distintas de formación.

4.3.2 Relación Tamaño - Luminosidad

La figura 25 muestra la relación $M_B - \log(r_e)$ para los bulbos (la cual está íntimamente relacionada con la relación de Kormendy) y la relación $M_D - \log(r_0)$ para los discos, para la muestra de cúmulos SARS. En particular graficamos las galaxias bulbos con

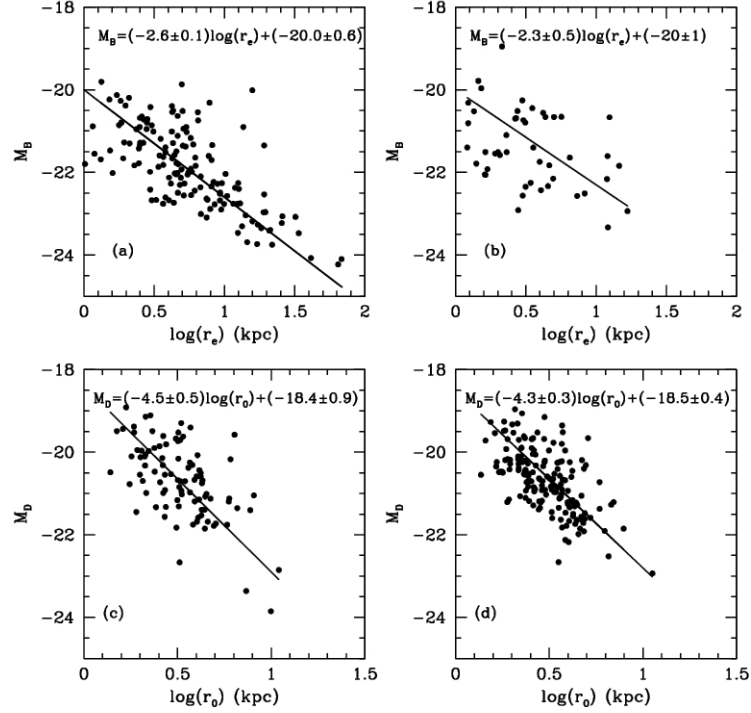


Figura 25. Relación $M_B - \log(r_e)$ para (a) $n \leq 0,40$ y (b) $n > 0,40$. Relación $M_D - \log(r_0)$ para (c) $n \leq 0,70$ y (d) $n > 0,70$; para las galaxias de la muestra SARS.

$n \leq 0,40$ en el panel (a) y con $n > 0,40$ en el panel (b). Esta elección se basa en que las galaxias con $n > 0,40$ son mejor ajustadas por una ley B + D. Análogamente, separamos las galaxias discos con $n \leq 0,70$ en el panel (c) y con $n > 0,70$ en el panel (d), estas últimas sin componente bulbo. Sin embargo, encontramos que estas relaciones son independientes del parámetro de forma n , con: $M_B = (-2,6 \pm 0,1)\log(r_e) + (-19,9 \pm 0,6)$ para los bulbos y $M_D = (-4,4 \pm 0,2)\log(r_0) + (-18,5 \pm 0,4)$ para los discos. Nuestros resultados están en buen acuerdo con los de Thomas (2002), quien utiliza galaxias de ENACS. Este autor encuentra que las pendientes de estas relaciones no cambian significativamente con el tipo morfológico, adoptando una única pendiente (-4.5) para los bulbos y de (-4.3) para los discos. Sin embargo, nuestro valor para los bulbos es menor que el encontrado por Thomas (2002).

En la figura 26 se muestra la relación entre las magnitudes absolutas totales y su dependencia con los parámetros del bulbo y del disco. En (a) se muestra M_t versus $\log(r_e)$ y en (b) M_t versus $\log(r_0)$. Tal como es esperado, las galaxias con bulbos grandes y con discos grandes son más luminosas, aunque la dispersión es apreciable.

Hasta aquí hemos descrito varias relaciones fotométricas para las galaxias de diferentes tipos morfológicos. En particular, encontramos relaciones simples entre los parámetros estructurales r_e , r_0 , μ_e , μ_0 y la luminosidad total de las galaxias y de sus componentes. Las mismas poseen información acerca de los procesos físicos involucrados en su formación y evolución. Lima Neto, Gerbal & Márquez (1999) encontraron que las galaxias elípticas tienen una entropía específica cuasi constante.

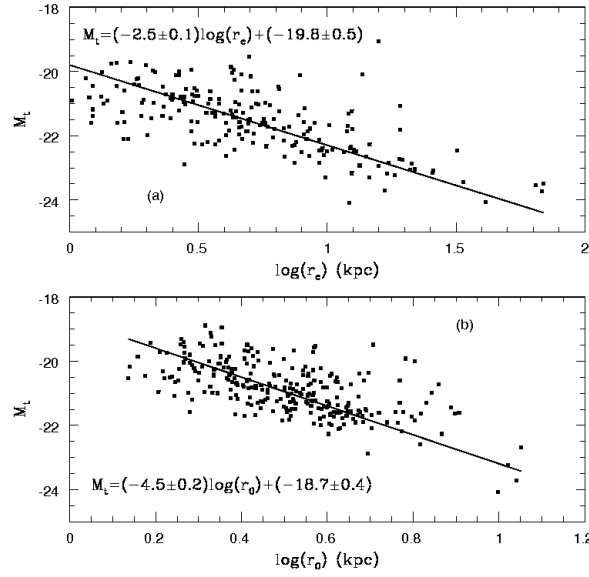


Figura 26. (a) Relación $M_t - \log(r_e)$, (b) Relación $M_t - \log(r_0)$, para las galaxias de la muestra SARS.

Por otro lado, Márquez et al. (2001) han estudiado diferentes relaciones de escala entre la energía potencial y la masa explicando el origen de estas relaciones fotométricas observadas. Ellos encuentran que la pendiente teórica de la relación $L - r_e$ (la cual está vinculada con la relación $\mu_e - \log(r_e)$) depende sólo de la pendiente que resulta de la relación de escala entre la masa y la energía potencial de la galaxia. Aunque estos resultados se aplican sólo a galaxias elípticas, hemos mostrado que la muestra de galaxias discos satisfacen una relación similar.

El análisis con respecto a la muestra CGCS se realizó siguiendo el mismo criterio descrito en la sección anterior. En la figura 27 se muestra la correlación entre la magnitud (luminosidad) y el tamaño. En esta oportunidad, se muestran las medianas de $\log(r_{50})$ en función de la magnitud absoluta en la banda r . Los errores se determinan mediante la técnica *bootstrap*. Podemos observar diferencias entre las tres poblaciones. Las galaxias azules son las galaxias con tamaños mayores, luego las BCGs seguidas de las galaxias rojas, para una dada luminosidad. Sin embargo, la pendiente de las galaxias BCGs sugiere que para las galaxias más brillantes, éstas son las que tienen mayor tamaño. Además, la pendiente de la población azul tiende a ser plana para galaxias más brillantes que ~ -22 . Las diferencias entre los distintos tipos de galaxias son consistentes con la idea de que las galaxias tienen diferentes historias de formación y evolución. En particular, las galaxias BCGs parecen tener historias de formación con menor disipación que la población de galaxias rojas. Como se explicó en la sección 4.1.1, la formación de galaxias masivas vía mergers de galaxias rojas sin estallidos de formación estelar, es un proceso no disipativo, que implica tamaños grandes para la nueva galaxia que se forma.

A modo de comparación, graficamos para las galaxias BCGs las medianas de la relación $M_e - \log(r_e)$. Esto se muestra en los paneles pequeños de la figura 27 en color negro, y en color gris la relación $M_r - \log(r_{50})$. En general, se observan radios mayores

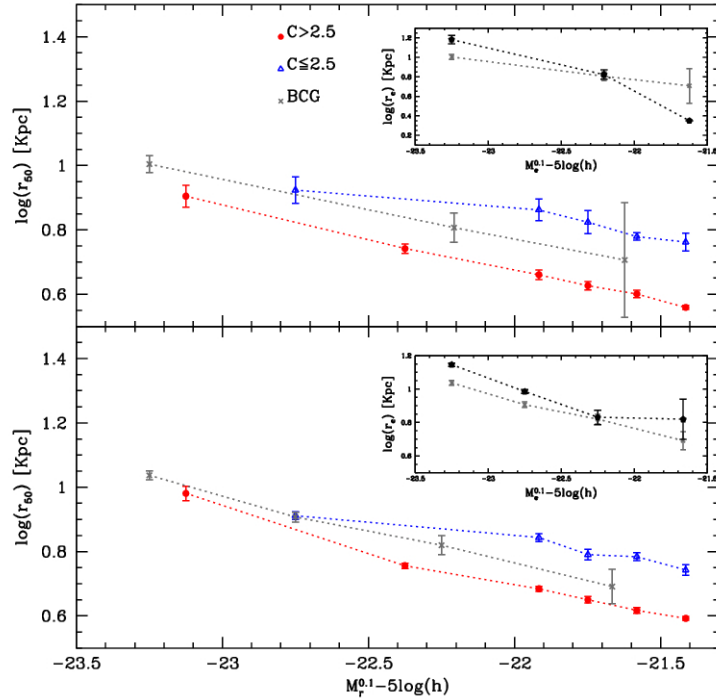


Figura 27. Relación tamaño - luminosidad en la banda r: Medianas de $\log(r_{50})$ versus $M_r - 5\log(h)$, En el panel superior, para los cúmulos de Popesso, y en el inferior, para los cúmulos de Koester. En los paneles pequeños, las medianas de $\log(r_{50})$ versus $M_r - 5\log(h)$ en gris, y en negro las medianas de $\log(r_e)$ versus $M_e - 5\log(h)$ para las BCGs.

para una misma luminosidad cuando se analiza la relación con los parámetros del ajuste de de Vaucouleurs de SDSS.

Nuestros resultados están en buen acuerdo con Bernardi et al. (2007), von der Linden et al. (2007) y Liu et al. (2007), quienes utilizan galaxias tipo tempranas y BCGs del catálogo de cúmulos C₄ de Miller et al. (2005) en la banda r, construido en base a la muestra de galaxias SDSS DR3. Sin embargo, no podemos hacer una comparación directa, ya que estos autores utilizan otro tipo de magnitudes. Por ejemplo, von der Linden et al. (2007) y Liu et al. (2007) emplean *isophotal magnitudes*, mientras que Bernardi et al. (2007) realizan sus propios ajustes fotométricos, según Hyde et al. (2006).

Por otro lado, Shen et al. (2003) han estudiado la relación tamaño luminosidad de las galaxias de SDSS en $z = 0$, con las observaciones hasta Abril de 2002. Ellos encuentran que las galaxias tardías tienen tamaños más grandes que las de tipo temprano, siendo estas relaciones diferentes para cada tipo. Sin embargo, en el extremo brillante, las galaxias de tipo temprano muestran un rápido incremento del aumento del tamaño con la luminosidad, acercándose a los tamaños de las galaxias de tipo tardío. En las galaxias en cúmulos, nosotros también observamos que la pendiente de la población de galaxias rojas es mayor que la del tipo tardío, para magnitudes cada vez más brillantes.

Finalmente, en la figura 28 se muestra la relación entre el tamaño y la luminosidad para las galaxias del modelo semianalítico de Bower et al. (2006). Hemos separado a las galaxias en rojas y azules según el cociente entre la luminosidad total y del bulbo B/T en 0,5, en la banda r. Como podemos notar, modelo y observaciones están en un total desacuerdo. El modelo indica que las galaxias más brillantes, ya sean rojas o azules, tienen tamaños más pequeños. A través de esta figura vemos también que las galaxias rojas son más brillantes que las azules en general.

La versión de GALFORM de Bower et al. (2006) reproduce bien el quiebre en el extremo brillante de la función de luminosidad y la bimodalidad de los colores entre las distintas poblaciones de galaxias, pero no los tamaños de las galaxias cuando a éstos se los compara con las observaciones. Se están analizando las razones de las malas estimas de los tamaños con el fin de mejorar estas estimas en las nuevas versiones de GALFORM, según me ha comunicado J. Gonzalez, (estudiante doctoral en Durham), quien trabaja con el Dr. Cedric Lacey. Ellos son mis colaboradores en el trabajo que aquí se detalla como también en un trabajo paralelo en el que analizamos la evolución de los tamaños de las galaxias hasta $z \sim 6$. No está demás decir, que encontramos que esta relación muestra la misma tendencia entre $z \sim 0$ y $z \sim 6$ (Coenda et al. 2008, en preparación).

Básicamente, uno de los cambios implementados en el modelo de Bo6 respecto a las versiones anteriores de GALFORM, que afecta directamente a los tamaños de las galaxias (principalmente a los discos), es la forma de calcular cómo el gas dentro de un halo se enfría agregando material al disco de la galaxia central. En modelos anteriores, el cálculo de la cantidad de gas que se enfría en un halo, se realiza después de un intervalo de tiempo en el cual el halo duplica su masa, entonces el gas que pueda ser devuelto al halo por algún mecanismo de retroalimentación estelar durante este intervalo no participaba en el proceso de enfriamiento hasta el inicio del próximo intervalo del *merger tree*. En el modelo de Bo6, el cálculo del gas que se enfría se realiza en una escala menor de tiempo, lo que permite al gas recalentado ser incorporado durante todo el intervalo al porcentaje de gas que posteriormente se enfriará, formando los discos de las galaxias. Esta mejora en el tratamiento tiende a establecer un estado en el cual el gas que se va enfriando es balanceado por el gas recalentado por la formación estelar, y éste es responsable en parte por las diferencias observadas en el modelo de Bo6 respecto a otras versiones, sobre los tamaños de los discos de las galaxias.

4.3.3 *Relación Faber - Jackson*

Es bien conocido que las luminosidades y dispersión de velocidades están correlacionadas para las galaxias de tipo temprano ($L \propto \sigma^\beta$, $\beta \sim 4$), tal como se describió en el capítulo 1. En la figura 29 se muestra la relación Faber - Jackson para la muestra de galaxias rojas ($C > 2,5$) y las BCGs y en la tabla 8 los valores del ajuste para cada muestra de cúmulos de CGCS. De la misma y del gráfico no encontramos diferencias entre la población de galaxias rojas y las BCGs. Resulta $\beta \sim 4$ para galaxias tipo tempranas y BCGs, dentro de los errores de los ajustes, mostrando tanto las galaxias de Popesso como las de Koester, la misma tendencia.

Encontrar diferencias o no entre ambas poblaciones es un punto crucial en el entendimiento de la formación de las BCGs. Von der Linden et al. (2007) y Liu et al. (2007) encuentran que las BCGs tienen sistemáticamente velocidades mayores que

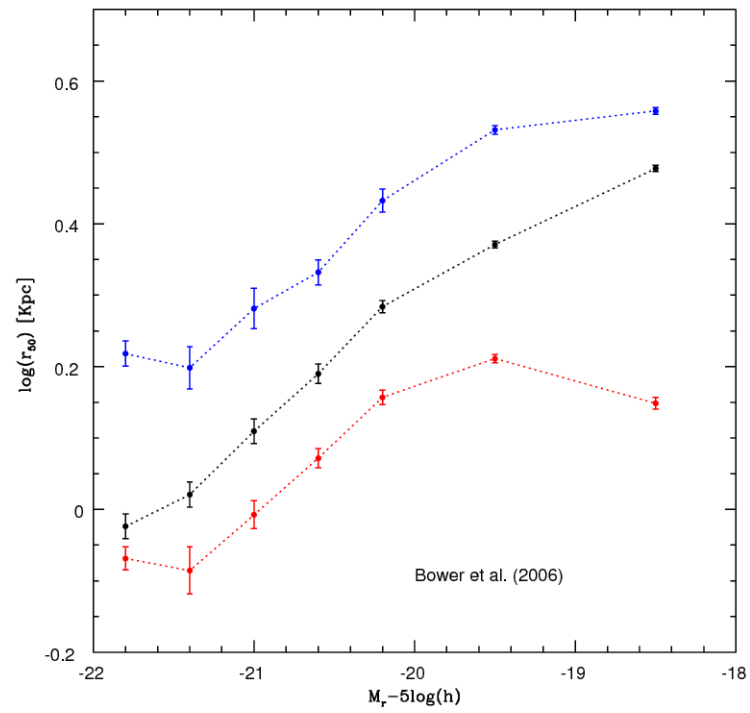


Figura 28. Relación tamaño - luminosidad en la banda r para las galaxias del modelo semianalítico GALFORM (Bower et al. 2006). Hemos separado a las galaxias en rojas y azules según el cociente B/T en 0,5.

Tipo	Popesso		Koester	
	a	b	a	b
$C > 2,5$	$-0,10 \pm 0,01$	$0,1 \pm 0,2$	$-0,110 \pm 0,005$	$-0,1 \pm 0,1$
BCGs	$-0,11 \pm 0,03$	$-0,2 \pm 0,7$	$-0,10 \pm 0,01$	$0,2 \pm 0,3$

Tabla 8. Parámetros de $\log(\sigma) = aM_r + b$, para las galaxias de la muestra CGCS.

el resto de las galaxias, lo cual se traduce en un valor de β mayor. Por otro lado, Bernardi et al. (2007) encuentran que las BCGs tienen un valor de β menor. En el primer caso, implicaría que las BCGs se formarían vía mergers disipativos, mientras que el resultado de Bernardi et al. (2007) implica un merger seco en la formación de las BCGs.

4.3.4 Relación Masa Dinámica - Luminosidad

La masa dinámica dentro de r_{50} puede derivarse vía la proyección del teorema del virial en las siguientes cantidades observables:

$$M_{\text{dyn}} \propto r_{50} \sigma^2$$

Suponiendo que las galaxias BCGs y que las galaxias de tipo temprano están en equilibrio virial, determinamos la masa dinámica. Su correlación con la luminosidad puede observarse en la figura 30. Y en la tabla 9 se detallan los parámetros de los ajustes.

Tipo	Popesso		Koester	
	a	b	a	b
$C > 2,5$	$-0,42 \pm 0,02$	$-4,0 \pm 0,5$	$-0,43 \pm 0,01$	$-4,2 \pm 0,2$
BCGs	$-0,51 \pm 0,05$	-6 ± 1	$-0,47 \pm 0,02$	$5,0 \pm 0,5$

Tabla 9. Parámetros del ajuste de la relación $\log(r_{50} \sigma^2) = aM_r + b$, para las galaxias de la muestra CGCS.

En la figura 30 vemos que las BCGs muestran una relación con mayor pendiente que la de las galaxias tipo temprano. Esto puede deberse a la contribución del gran halo de materia que poseen las BCGs. La dispersión alrededor de esta relación para las BCGs es pequeña. La dispersión de esta relación también es una herramienta en el entendimiento de la formación de las galaxias BCGs. Una dispersión pequeña es consistente con un dry merger, ya que se espera que en un wet merger aumente la formación estelar, incrementando la dispersión en las luminosidades para un valor fijo de masa dinámica.

Nuestros resultados están en acuerdo con Bernardi et al. (2007), a pesar de las diferencias en la fotometría. Ellos encuentran una pendiente de $\sim 0,44$ para la muestra

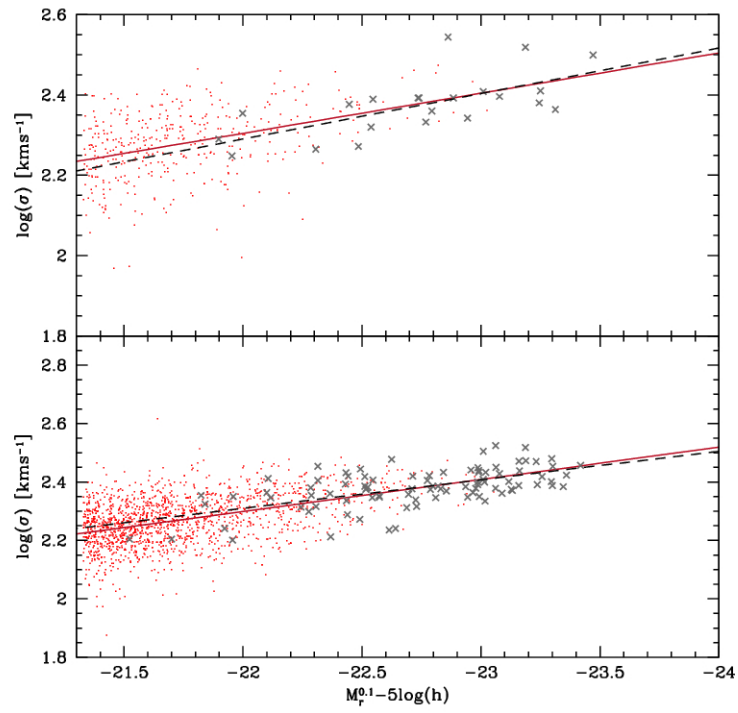


Figura 29. Relación Faber - Jackson. En gris las BCGs y en rojo las galaxias tipo temprano ($C > 2,5$), para los cúmulos de Popesso (panel superior) y para los cúmulos de Koester (panel inferior).

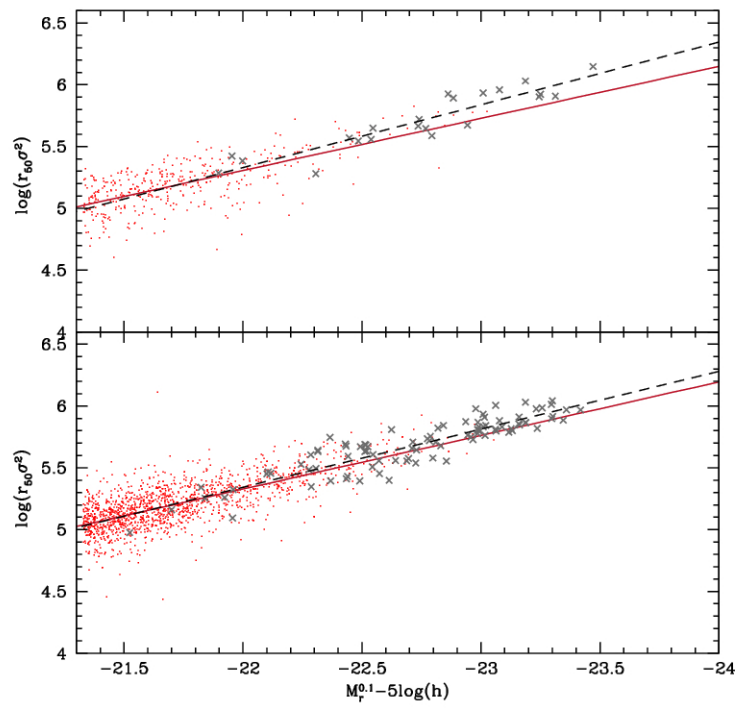


Figura 30. Relación masa dinámica-luminosidad. Idem figura 29.

de galaxias tempranas y un valor de $\sim 0,47$ para las BCGs.

4.3.5 *Plano Fundamental*

Una vez estudiadas las proyecciones del plano fundamental, determinamos este plano a través de las rutinas ODRPACK (Boggs et al. 1992) el cual permite obtener un plano fundamental ortogonal. En la figura 31 se muestran las proyecciones obtenidas para ambas muestras de cúmulo de CGCS. Este plano es normalmente expresado como:

$$\log(r_{50}) = \alpha \log(\sigma) + \beta \mu_r + A \quad (4.2)$$

En la tabla 10 se detallan los valores obtenidos del ajuste. Como podemos observar, ambas muestras de cúmulos tiene resultados similares, mostrando que las BCGs y las galaxias con $C > 2,5$ se encuentran en un mismo plano. Nuevamente nuestros resultados están en buen acuerdo con Bernardi et al. (2007).

Tipo	Popesso			Koester		
	α	β	A	α	β	A
$C > 2,5$	$1,2 \pm 0,6$	$0,3 \pm 0,1$	$-8,48 \pm 0,03$	$1,2 \pm 0,1$	$0,27 \pm 0,2$	$-8,4 \pm 0,5$
BCGs	$1,2 \pm 0,8$	$0,3 \pm 0,1$	-8 ± 4	$1,3 \pm 0,1$	$0,29 \pm 0,03$	-9 ± 2

Tabla 10. Parámetros del plano fundamental: ecuación 4.2, para las galaxias de la muestra CGCS.

Tal como se ha expresado en párrafos anteriores, las simulaciones numéricas sugieren que los remanentes de un merger seco permanecen en el plano fundamental (Boylan-Kolchan et al. 2006) definido por las galaxias de tipo temprano. De acuerdo a esto, Bernardi et al. (2007) concluyen que las BCGs se formarían mediante este mecanismo. Por otro lado, von der Linden et al. (2007) encuentran que las BCGs tienen un valor de α mayor que las galaxias tipo temprano. Sin embargo, ellos suponen un valor constante para el parámetro β . Liu et al. (2007) encuentran resultados similares a los de Bernardi et al. (2007).

4.3.6 *Relación entre los Parámetros de Sérsic*

Una herramienta importante para describir la morfología de las galaxias la proporciona el perfil de luminosidad de la ley de Sérsic (Sérsic 1963,1968), tal como se describe en el capítulo 1. Para estudiar las correlaciones entre los diferentes parámetros, hemos considerado solamente la muestra de cúmulos SARS. La muestra de cúmulos CGCS incluye galaxias brillantes, y los parámetros de Sérsic no están bien determinados en estos casos debido a una mala estima de los niveles de fondo (Blanton et al. 2005). Ya hicimos notar en la sección 3.3.2 la importancia del ruido de fondo de cielo sobre los parámetros estructurales.

Hemos estudiado la relación entre la magnitud total de las galaxias y el parámetro n . A través de una muestra de galaxias elípticas enanas Young & Currie (1994) propusieron esta relación como un indicador de distancia. Ellos utilizaron una pequeña

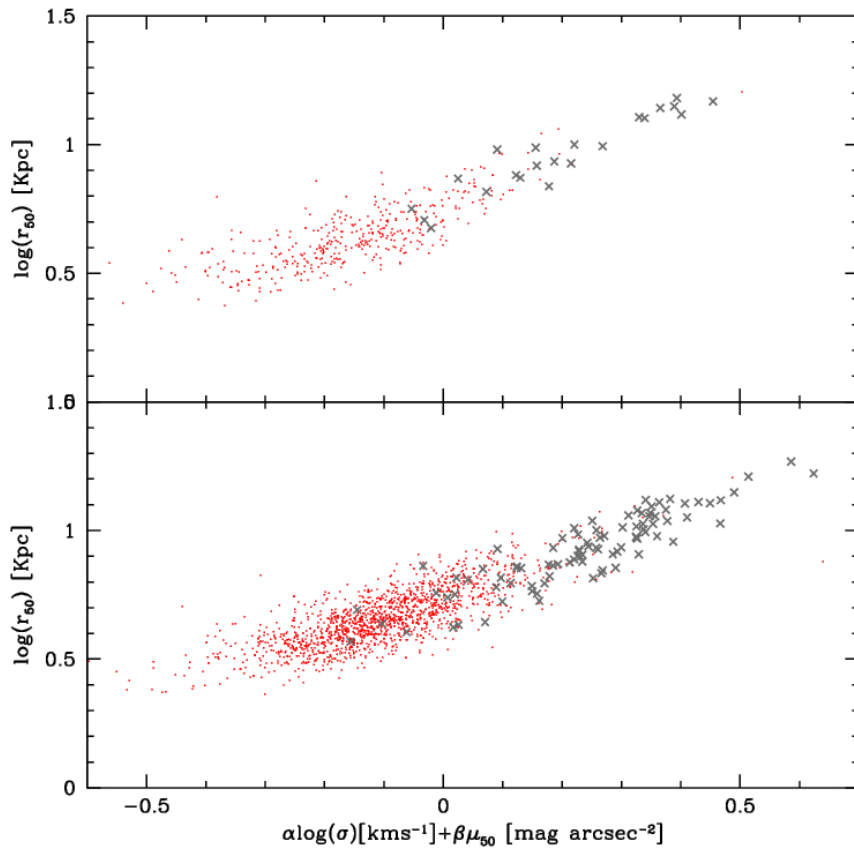


Figura 31. Plano Fundamental. Idem figura 29.

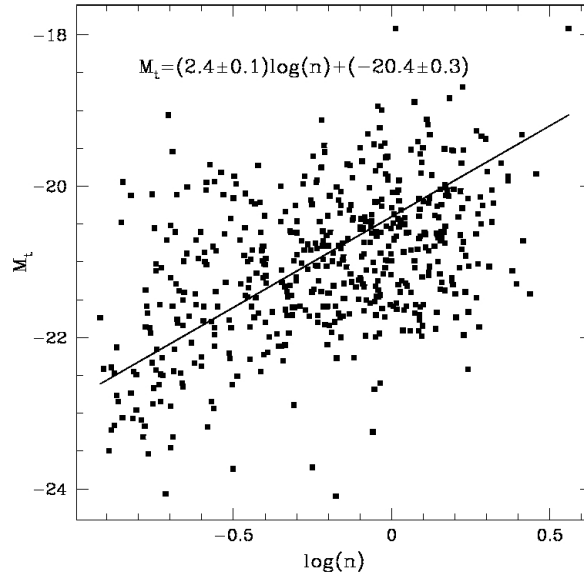


Figura 32. Relación $M_t - \log(n)$, para las galaxias de la muestra SARS.

muestra de galaxias enanas del cúmulo Fornax encontrando una relación angosta entre $n - m_t$. Nuestros resultados se muestran en la figura 32, en la cual podemos apreciar una correlación entre los parámetros pero con una amplia dispersión. Sin embargo, nuestra muestra incluye galaxias gigantes, cuyos orígenes físicos difieren de los de las galaxias enanas, de allí la gran dispersión observada (Binggeli & Jerjen 1998, Cellone 1999, Cellone & Buzzoni 2001). Por otro lado, la gran dispersión puede atribuirse también a que hemos incluido galaxias en proyección.

La figura 33 muestra las correlaciones entre los parámetros de la ley de Sérsic. Como podemos observar, ninguna de estas relaciones muestra un comportamiento lineal. El mejor ajuste empírico para la relación $\mu_s - r_s$ es:

$$-\mu_s = (-5,2 \pm 0,6) + (-13,8 \pm 0,6) \exp\left(\frac{\log(r_s)}{-5,2 \pm 0,3}\right) \quad (4.3)$$

mientras que para la relación $\mu_s - n$ relación (panel b) es:

$$-\mu_s = (-26,8 \pm 0,1) + \frac{(6,63 \pm 0,09)}{n^{0,5}} \quad (4.4)$$

Finalmente, en el panel (c) observamos la relación $\log(r_s) - n$:

$$\log(r_s) = (1,61 \pm 0,03) + \frac{(-1,11 \pm 0,01)}{n} \quad (4.5)$$

Márquez et al. (2001) demostraron que la relación entre la entropía específica y la relación de escala entre la masa y la energía potencial restringe la distribución gravitacional de materia de las galaxias elípticas. Más aún, se pueden definir dos superficies que intersecan en el espacio $(n, \log(r_s), \mu_s)$. De la relación entre la entropía específica y la masa, estos autores definen la *superficie de entropía*, expresada en

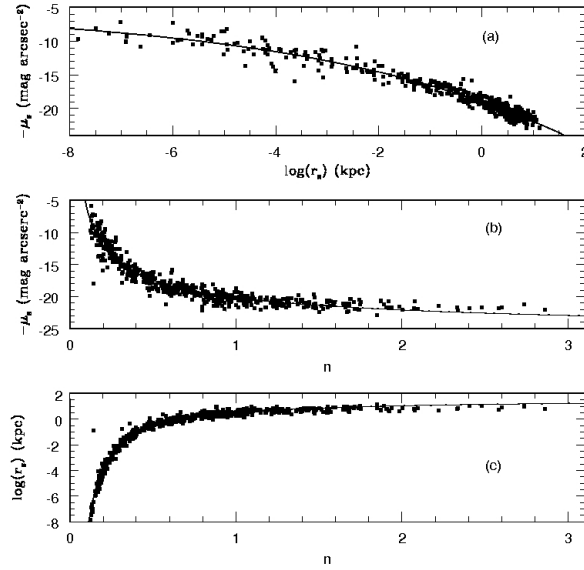


Figura 33. (a) $\mu_s - \log(r_s)$, (b) $\mu_s - n$ y (c) $\log(r_s)_s - n$, para las galaxias de la muestra SARS. La línea sólida muestra el mejor ajuste.

términos de los parámetros de Sérsic. Además, definen la *superficie de energía-masa* a partir de la relación de escala entre la masa y la energía potencial. La línea de intersección entre estas dos superficies en el espacio $(n, \log(r_s), \mu_s)$ se llama *línea entropía-energía*, y es el lugar donde las galaxias elípticas se encuentran. En otras palabras, las galaxias elípticas forman una familia de un único parámetro. Esto se muestra en la figura 34 para todas las galaxias de nuestra muestra, indicando que todas las galaxias, no sólo las galaxias elípticas, se encuentran en la misma línea en el espacio $(n, \log(r_s), \mu_s)$. Podemos ver además que hay un límite superior para $r_s \sim 1\text{Kpc}$, en buen acuerdo a predicciones del modelo de Márquez et al. (2001).

4.4 Discusión

Hemos analizado diferentes relaciones de escala entre los parámetros fotométricos de las galaxias de los cúmulos SARS, las cuales poseen información de sus subsistemas vía la descomposición de sus perfiles de luminosidad. En el caso de la muestra de cúmulos CGCS, hemos clasificado a las galaxias en dos tipos de acuerdo al índice de concentración, que correlaciona con el parámetro fracDeV_r , el cual da una medida de cuanto contribuye el perfil de de Vaucouleurs a la magnitud model en la banda r. Hemos utilizado en este caso, magnitudes petrosianas, ya que las magnitudes de de Vaucouleurs y exponencial están subestimadas para galaxias grandes y brillantes en zonas de alta densidad, tal como es nuestro caso.

Hemos identificado la BCG espectroscópica de cada cúmulo de la muestra CGCS. Y hemos analizado qué fracción de galaxias sin estimas de redshifts podrían ser la BCG verdadera de los cúmulos. Encontramos que cuando la BCG es roja, hay una alta probabilidad de que sea la verdadera BCG. Para las BCGs espectroscópicas azules, la

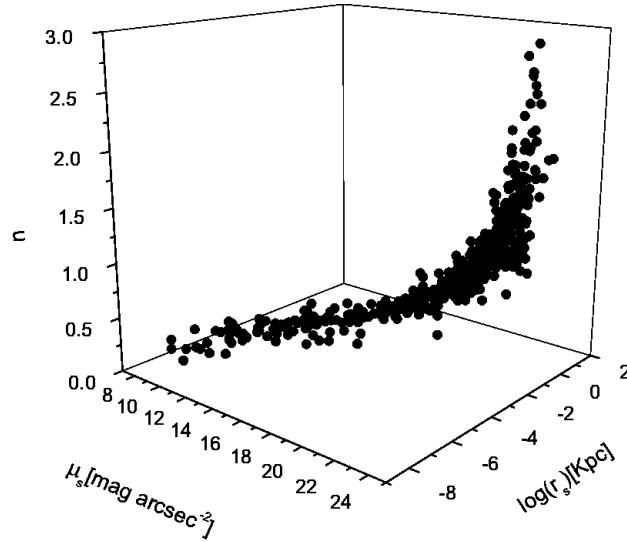


Figura 34. Representación tridimensional de los parámetros de la ley de Sérsic en el espacio $(n, \log(r_s), \mu_s)$, para las galaxias de la muestra de cúmulos SARS.

contaminación potencial es algo mayor, especialmente para $r/r_{200} > 0,5$, sin embargo, nuestros resultados sugieren que la mayor parte de las BCGs espectroscópicas son la verdadera BCG.

La correlación entre los parámetros estructurales y fotométricos de los bulbos y discos indican que los mismos están en un mismo plano $\mu_e - \log(r_e)$, para los diferentes tipos morfológicos. Esto es consistente con que sistemas virializados tienen una misma relación masa-luminosidad. Sin embargo, cuando analizamos cada tipo morfológico como un todo, y no sus subsistemas, encontramos que cada uno de ellos satisface una relación de Kormendy diferente. Esto es consistente con una disparidad de la relación masa-luminosidad o bien a diferentes historias de formación.

Encontramos que bulbos y discos obedecen una misma relación magnitud-tamaño en el sentido que grandes bulbos y discos de galaxias tienen altas luminosidades. Cuando analizamos las diferentes poblaciones, encontramos que para una dada luminosidad, las galaxias azules son las que tienen mayores tamaños, seguidas de las BCGs, siendo las galaxias rojas las más pequeñas. Sin embargo, a partir de $M_r \sim -22$, los tamaños de la población roja continúan aumentando, mientras que la población azul muestra una tendencia plana. En el caso de las BCGs estudiamos la relación magnitud-tamaño obtenida vía las magnitudes de de Vaucouleurs, y encontramos que para una misma luminosidad, esta relación predice un tamaño mayor que el obtenido vía las magnitudes petrosianas. Por otro lado, los resultados obtenidos vía el modelo semianalítico de Durham, están en desacuerdo con las observaciones, indicando que las galaxias más brillantes tienen tamaños más pequeños. Por consiguiente, es necesario mejorar las estimas de los tamaños de las galaxias en el modelo.

Hemos estudiado para las galaxias de la muestra de cúmulos CGCS relaciones entre los parámetros fotométricos y dinámicos. Encontramos que las galaxias rojas o de tipo temprano, al igual que las BCGs, tienen una relación $L \propto \sigma^4$ aproximadamente. Y no encontramos diferencias entre las dos poblaciones. Por otro lado, la relación entre la

masa dinámica y la luminosidad, indica que las galaxias BCGs tienen una pendiente mayor. Además esta relación no muestra una gran dispersión. Finalmente, determinamos el plano fundamental de estas poblaciones, encontrando que ambas, BCGs y galaxias rojas, están sobre un mismo plano. Estos resultados son independientes si se usa la muestra de cúmulos de Popesso o Koester.

Aunque no podemos hacer una comparación directa con otros autores, dado que se utilizan diferentes observables, nuestros resultados están en buen acuerdo con resultados previos. Aunque es necesaria una muestra mayor de galaxias BCGs para concluir con mayor certeza, nuestros resultados sugieren un modelo de formación no disipativo, consistente con lo predicho vía simulaciones numéricas. Esto está sustentado en los resultados obtenidos en conjunto del plano fundamental y sus proyecciones.

Finalmente, estudiamos la correlación entre el parámetro n y la magnitud total de la galaxia, encontrando una tendencia lineal, pero con amplia dispersión. Los parámetros de la ley de Sérsic están fuertemente correlacionados, en acuerdo con los resultados teóricos de Márquez et al. (2001). Estos resultados son consistentes con la idea de que las galaxias forman una familia uniparamétrica.

RELACIÓN ENTRE EL MEDIO Y LAS PROPIEDADES DE LAS GALAXIAS

5.1 Introducción

Muchas propiedades de las galaxias están correlacionadas entre sí y con el medio en el que habitan. Sin embargo, es difícil saber cuáles de estas propiedades correlacionan con el medio independientemente una de la otra. Blanton et al. (2005) exploraron el medio local de galaxias obtenidas de SDSS (York et al. 2000), como función de la luminosidad, brillo superficial, color e índice de Sérsic. Estos autores encuentran que el color de las galaxias es la propiedad más predictiva del medio local de las galaxias de campo. Ellos también analizan pares de propiedades, encontrando que el color y la luminosidad es el par más predictivo.

Martínez & Muriel (2006) estudiaron cómo las propiedades de grupos de galaxias identificados en el SDSS (Zandivarez et al. 2006) correlacionan con el medio local. En particular, estudian la relación entre las propiedades de las galaxias en función de la masa del grupo y de la distancia a su centro, encontrando también que el color ($g - r$) es la propiedad más predictiva. Mientras que dicho color y la magnitud absoluta en la banda r es el par mejor predictivo para la masa, y el color junto con el índice espectral lo es para la distancia al centro. Estos resultados permanecen invariantes cuando se consideran grupos de alta o baja masa, o cuando se excluyen las galaxias más brillantes.

La similitud encontrada por Blanton et al. (2005) y Martínez & Muriel (2006) para galaxias de campo y grupos, respectivamente, sugiere que los procesos físicos que afectan la formación de galaxias y su evolución es similar en ambos medios. Es de esperar que la tasa de fusiones de galaxias varíe del campo a grupos masivos, por lo cual es notable que sea la misma propiedad la que correlacione con el medio. Resulta interesante entonces, extender el mismo análisis a cúmulos de galaxias masivos.

En este capítulo, nos dedicaremos al estudio de cómo las propiedades de las galaxias en cúmulos masivos correlacionan con el medio, con el fin de encontrar la propiedad más predictiva. Para ello, haremos uso de la muestra de cúmulos CGCS. Hemos considerado $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, siguiendo la línea de trabajo de Martínez & Muriel (2006). El trabajo que aquí se detalla, será desarrollado en Martínez et al. (2008), actualmente en preparación.

5.2 Dependencia de las Propiedades de las Galaxias con el Medio

Para determinar cuáles propiedades de las galaxias correlacionan mejor con la masa del cúmulo en el cual están localizadas, seguimos el mismo procedimiento que

Blanton et al (2005) y Martínez & Muriel (2006). Primero consideramos la varianza del logaritmo de la masa M_i del cúmulo al cual la galaxia pertenece:

$$\sigma^2 = \frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n \left(\log(M_i) - \overline{\log(M)} \right)^2 \quad (5.1)$$

donde $\overline{\log(M)}$ es el valor medio de $\log(M)$ para n galaxias en la muestra de cúmulos. Luego, medimos el valor medio $\log(M)$ como función de la propiedad X de la galaxia. Para este fin, dividimos a las galaxias en m intervalos centrados en el valor X_j ($j = 1, m$) y calculamos:

$$\overline{\log(M)} = \frac{1}{N_j} \sum_{|X_i - X_j| \leq \Delta X / 2} \log(M_i) \quad (5.2)$$

donde N_j es el número de galaxias en el intervalo j dentro de ΔX . Finalmente, definimos:

$$\sigma_X^2 = \frac{1}{n-1} \sum_{j=1}^m \sum_{|X_i - X_j| \leq \Delta X / 2} \left(\log(M_i) - \overline{\log(M)}_j \right)^2 \leq \sigma^2 \quad (5.3)$$

Así, σ_X^2 representa la varianza de $\log(M)$ después de sustraer su tendencia global con el parámetro X , por lo que la propiedad mejor relacionada con la masa será aquella que minimice σ_X . Esto puede generalizarse a dos propiedades X e Y si se quiere analizar qué par de propiedades correlacionan mejor con la masa. La cantidad σ_X es independiente de las unidades de la cantidad X , pero es dependiente de la elección del intervalo. Por lo cual, es necesario tener especial cuidado en que cada intervalo sea mayor que los errores medios en el parámetro considerado. De manera similar, se puede extender este procedimiento para estudiar qué propiedad correlaciona mejor con la distancia normalizada al centro de los cúmulos.

5.2.1 Masa de los Cúmulos

Martínez & Muriel (2006) y Weinmann et al. (2006) encuentran que las propiedades de las galaxias en grupos, tal como el color, correlacionan muy bien con la masa de los grupos. Los grupos más masivos en Martínez & Muriel (2006) tienen masas $M \leq 10^{14} h^{-1} M_\odot$, aproximadamente, mientras que las masas de los cúmulos de galaxias de la muestra CGCS van de $\sim 10^{14}$ a $\sim 10^{15.5} h^{-1} M_\odot$, ver figura 8.

En la figura 35 se muestra la masa media de los cúmulos de galaxias en función de distintas propiedades de las galaxias. Tal como es de esperarse, encontramos galaxias más rojas en cúmulos más masivos, sin embargo, esta tendencia no es tan fuerte como se habría pensado a priori. No debemos olvidar que estamos considerando una muestra de galaxias brillantes con el objeto de tener una muestra limitada en volumen, en cúmulos de alta masa. En la tabla 11 se listan las diferencias de los valores de $\sigma_X^2 - \sigma^2$. Hemos considerado en nuestros estudios el parámetro n , a pesar de no ser éste bien estimado. No estudiamos las propiedades en pares de las galaxias ya que consideramos que para ello, es necesaria una muestra mayor de galaxias, con el fin de obtener resultados estadísticos confiables. Los resultados de la tabla 11 no muestran acuerdo entre las muestras de cúmulos de Popesso y Koester, resultando diferentes propiedades como la más predictiva de la masa.

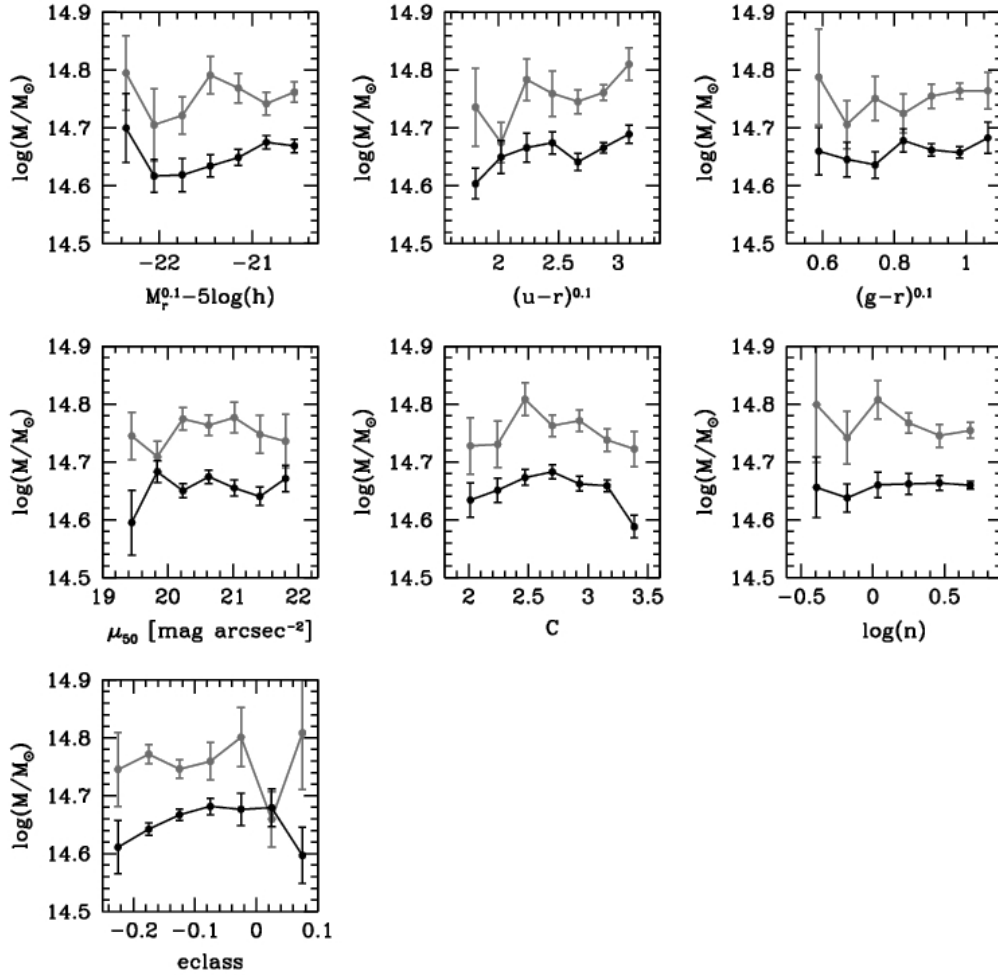


Figura 35. Valor medio de la masa de los cúmulos como función de la propiedad de la galaxia considerada en nuestros análisis. Las barras de error en el valor de la media son obtenidas vía *bootstrap re-sampling technique*. En color gris se muestran las galaxias de los cúmulos de Popesso y en negro, las galaxias de los cúmulos de Koester.

Propiedad X	$\sigma_X^2 - \sigma^2$	$\sigma_X^2 - \sigma^2$
	Cúmulos de Koester	Cúmulos de Popesso
$M_r^{0,1}$	-4	-4
$(u - r)^{0,1}$	-3	-8
$(g - r)^{0,1}$	-1	-3
μ_r	-3	-6
C	-5	-7
$\log(n)$	-1	0
eclass	-3	-6

Tabla 11. Parámetros de las galaxias como indicadores de la masa del cúmulo: σ^2 es la varianza del logaritmo de la masa $\log(M)$ y σ_X^2 es la varianza del valor medio de $\log(M)$ para cada parámetro X. Los valores son expresados en unidades de 10^{-4} .

Con el objeto de analizar si estos resultados son significativos o no, hemos realizado un test, basado en la técnica bootstrap, en el cual le hemos asignado a cada galaxia, una masa al azar tomada de la muestra de cúmulos a la que pertenece. Para cada propiedad X hemos calculado nuevamente los valores de $\sigma_X^2 - \sigma^2$. Repetimos el mismo procedimiento 500 veces y obtuvimos así la distribución de $\sigma_X^2 - \sigma^2$, su valor medio y su desviación estándar. Si los resultados originales fueran significativos, la distancia entre el valor real y el valor medio de ésta distribución debería ser al menos tan grande como la desviación estándar de la misma. Encontramos que ninguno de los resultados son significativos, figura 36.

Nuestros resultados sugieren que las propiedades de las galaxias brillantes en los cúmulos masivos parecen no depender de su masa. Interpretamos que una vez que un cúmulo ha alcanzado un cierto valor de masa ($\sim 10^{14} h^{-1} M_\odot$), este no modificará las propiedades de las galaxias aún cuando siga aumentando su masa por algún proceso físico.

En nuestros análisis hemos tenido también en cuenta la presencia de la galaxia más brillante de los cúmulos, ya que ellas podrían ser los objetos más masivos dentro de los cúmulos. Sin embargo, los resultados no cambian cuando las BCGs son excluidas.

5.2.2 Distancia al Centro de los Cúmulos

Análogamente a la masa, hemos calculado σ_X para las galaxias como función de la distancia normalizada al centro de los cúmulos. En la figura 37 se muestran los valores medios de las distintas propiedades de la galaxias como función de r/r_{200} . A diferencia de lo encontrado en la figura 35, se observa una clara correlación entre los distintos parámetros de las galaxias y r/r_{200} , indicando que las galaxias tipo temprano habitan en la zona central de los cúmulos. Los resultados de σ_X^2 se muestran en la tabla 12. Encontramos que para ambas muestras, el color $(g - r)$ es la propiedad más predictiva de r/r_{200} . El color $(u - r)$ es tan bueno como $(g - r)$ para los cúmulos de Popesso, mientras que en la muestra de Koester, está en segundo lugar, pero con una diferencia pequeña.

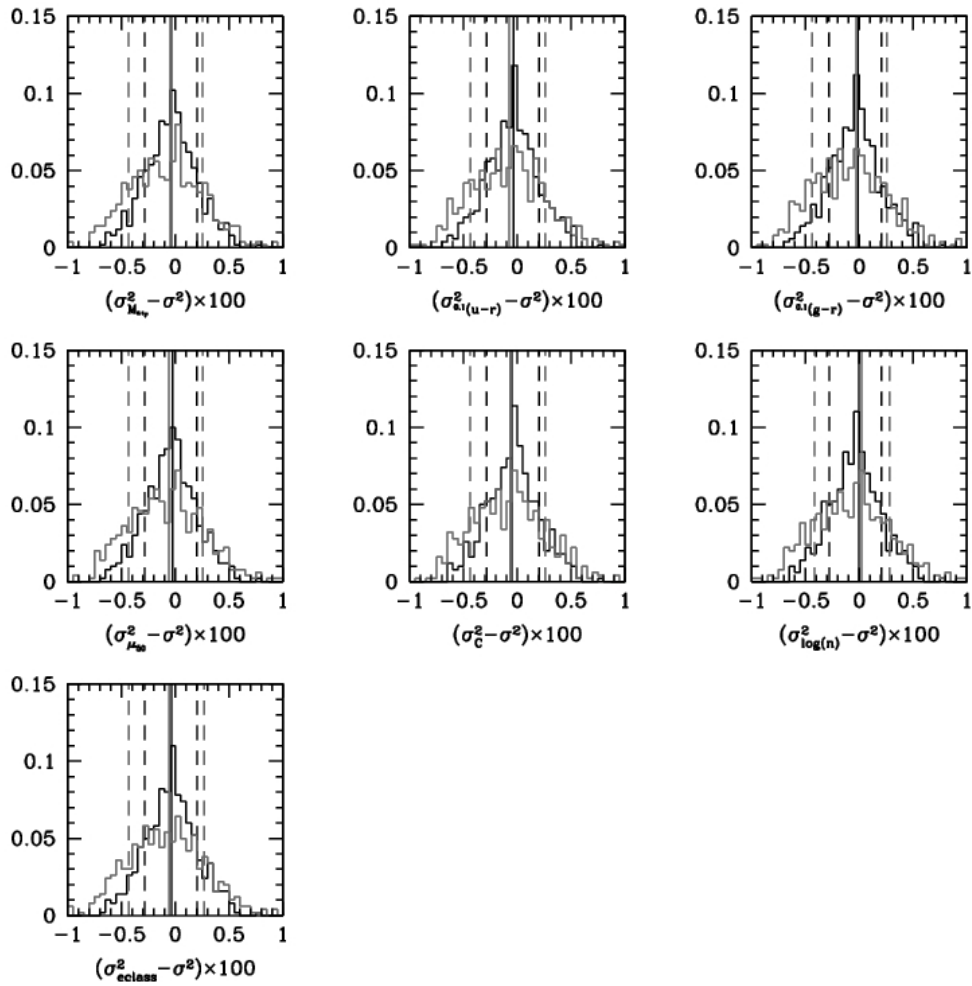


Figura 36. Distribuciones de $\sigma_{\chi}^2 - \sigma^2$ para 500 muestras bootstrap resampling. Las líneas de trazos verticales señalan el valor medio \pm una desviación estándar de esas distribuciones. Las líneas continuas verticales señalan el valor de $\sigma_{\chi}^2 - \sigma^2$ de las muestras reales. En color gris se muestran las galaxias de los cúmulos de Popesso y en negro, las galaxias de los cúmulos de Koester.

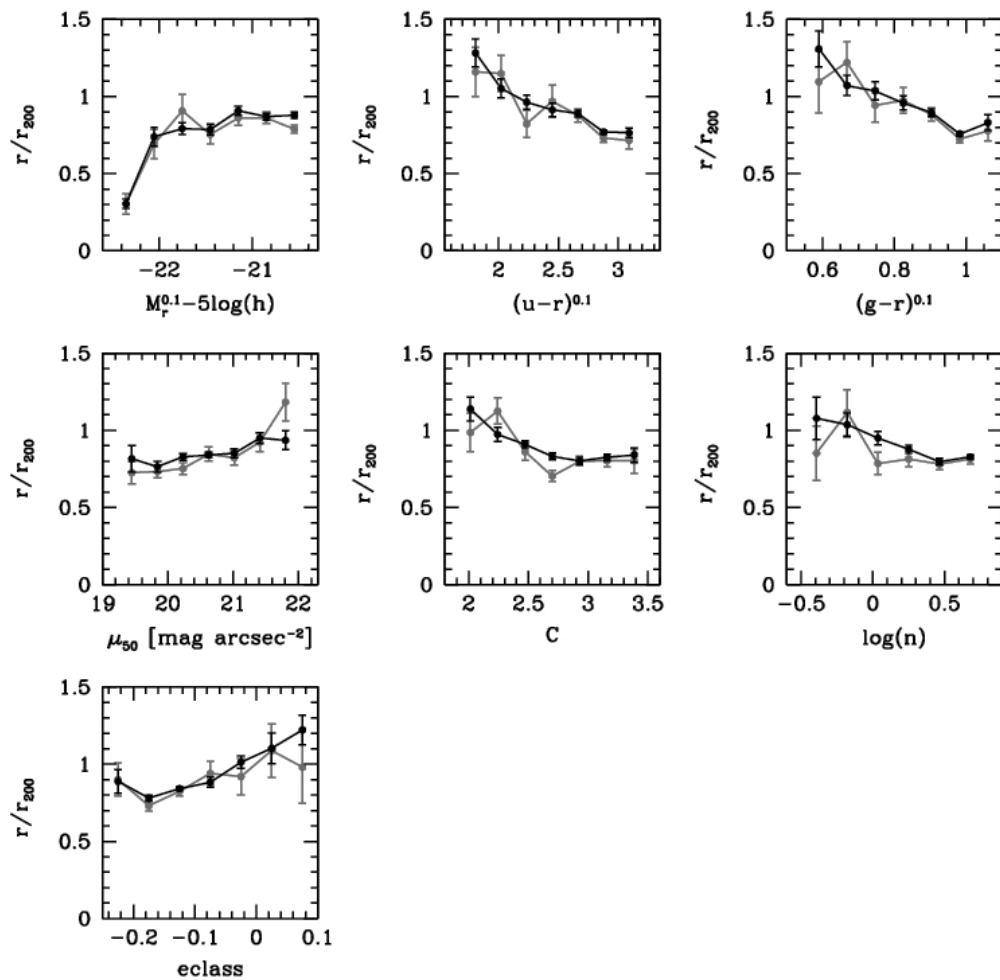


Figura 37. Valor medio de r/r_{200} como función de las propiedades de las galaxias, idem a figura 35.

Propiedad X	$\sigma_X^2 - \sigma^2$	$\sigma_X^2 - \sigma^2$
	Cúmulos de Koester	Cúmulos de Popesso
$M_r^{0,1}$	-7	-7
$(u - r)^{0,1}$	-13	-16
$(g - r)^{0,1}$	-14	-16
μ_r	-2	-8
C	-5	-9
$\log(n)$	-4	-3
eclass	-8	-7

Tabla 12. Parámetros de las galaxias como indicadores de la distancia normalizada al centro de los cúmulos: σ^2 es la varianza r/r_{200} y σ_X^2 es la varianza del valor medio de r/r_{200} . Los valores son expresados en unidades de 10^{-3} .

Tal como analizamos con la masa, hemos realizado el mismo test Monte Carlo, para testear la significancia de nuestros resultados, encontrando que los resultados respecto a los colores son los más significativos, tal como se muestra en la figura 38.

Este resultado es consistente con el obtenido por Martínez & Muriel (2006), quienes encuentran que el color $(g - r)$ es el parámetro que mejor correlaciona con la distancia al centro de los grupos de galaxias.

5.3 Discusión

Hemos analizado cómo las propiedades de las galaxias en cúmulos identificados en SDSS, dependen del medio ambiente. En particular, hemos estudiado las relaciones entre propiedades de las galaxias, tales como color, luminosidad, índice de concentración, entre otras, con la masa de los cúmulos y la distancia al centro.

Encontramos una leve tendencia indicando que las galaxias tipo temprano se encuentran en los cúmulos más masivos. Sin embargo, debemos tener en cuenta que la muestra utilizada incluye galaxias muy brillantes dentro de cúmulos de alta masa. No encontramos buen acuerdo entre los cúmulos de Popesso y Koester respecto a qué propiedad es más predictiva para la masa. Nuestros estudios sugieren que las propiedades de las galaxias brillantes en los cúmulos parecen no depender de la masa del cúmulo al cual pertenecen, dentro del rango de masas considerado en estos análisis. Esto está de acuerdo con la idea de que una vez que un cúmulo ha alcanzado un cierto valor de masa, éste no modificará la dependencia de las propiedades de las galaxias respecto a la masa, aún cuando siga aumentando su masa por algún proceso físico.

Por otro lado, encontramos una clara correlación entre las propiedades de las galaxias y la distancia normalizada al centro de los cúmulos, sugiriendo que las galaxias de tipo temprano habitan las zonas centrales. Análogamente a las galaxias en grupos, la propiedad más predictiva en función de la distancia al centro de los cúmulos, es el color $(g - r)$, seguido del color $(u - r)$. Es importante notar aquí, que para las galaxias de campo (Blanton et al. 2005), galaxias en grupos (Martínez & Muriel

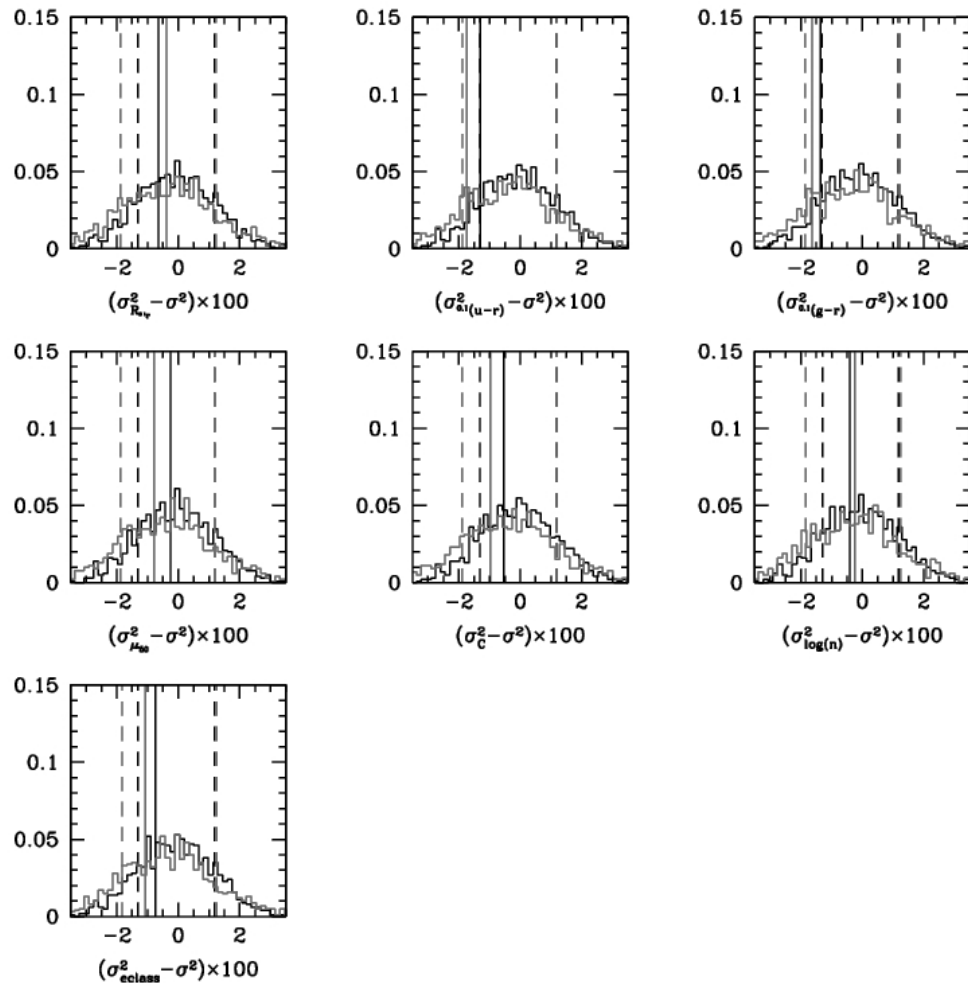


Figura 38. Similar a la figura 36, para el radio normalizado.

2006) y galaxias en cúmulos masivos, el color $g - r$ es el parámetro más predictivo para la distancia al centro de los cúmulos.

PROPIEDADES DE LAS GALAXIAS EN EL ENTORNO DE CÚMULOS

6.1 Introducción

Es conocido que los diferentes tipos de galaxias en los cúmulos muestran diferentes distribuciones espaciales proyectadas. Oemler (1974) mostró que las galaxias menos luminosas tienen perfiles más extendidos que las galaxias elípticas más masivas. Melnick & Sargent (1977) y Dressler (1980) identificaron este efecto, conocido como relación *densidad - morfología*, en el cual la fracción relativa de galaxias elípticas, lenticulares y espirales dependen de la densidad superficial proyectada. Whitmore et al. (1993) argumentan que esta tendencia correlaciona mejor con la distancia al centro de los cúmulos. Por otro lado, Domínguez et al. (2001) encuentran que los parámetros definidos como función de la distancia al centro de los cúmulos son más apropiados para estudiar la segregación morfológica en las zonas internas de los cúmulos, mientras que la densidad local proyectada es mejor para describir dicha segregación en las zonas exteriores de los cúmulos. Durante los últimos años, se han realizado nuevos estudios encontrando una clara segregación entre elípticas, espirales tempranas y espirales tardías a través del estudio de 59 cúmulos cercanos (Biviano et al. 2002). Driver et al. (2003), estudiando el cúmulo Abell 868, concluyen que el centro del cúmulo carece de galaxias de tipo tardío.

Así como se han encontrado evidencias de una segregación en morfología, algunos autores encuentran también segregación en luminosidad. Rood & Turnrose (1968) argumentan que las galaxias enanas son menos concentradas que las gigantes en el cúmulo de Coma. Posteriormente, Capelato et al. (1981) detectaron una relación masa-densidad en el cúmulo Abell 196. Yepes et al. (1991) estudiaron la segregación en luminosidad en un número de cúmulos encontrando que el grado de segregación correlaciona con el estado dinámico de los cúmulos. En el cúmulo de Coma, Lobo et al. (1997) y Kashikawa et al. (1998) hallan evidencias de una fuerte segregación en luminosidad, con las gigantes agrupadas en dos subestructuras, y las enanas en una distribución más difusa y regular. Stein (1997) encuentra que las elípticas gigantes y las lenticulares también muestran segregación cinemática, sugiriendo que estos objetos se originan en los cúmulos, mientras que las galaxias tardías se formarían posteriormente. Recientemente, Andreon (2002) encontró segregación en masa en el cúmulo Abell 2744 a $z = 0,31$.

La segregación en luminosidad también tiene oponentes. Noonan (1961), Bahcall (1973) y Sarazin (1980) sugieren que la evidencia de segregación es espuria y debida a una mala sustracción del fondo. Recientemente, Pracy et al. (2005) no encuentran evidencia de segregación en luminosidad en los cúmulos Abell 119 y 2443, con

excepción de Abell 2218.

Se han propuesto diferentes mecanismos para explicar cómo las propiedades de las galaxias tales como morfología, luminosidad, color, tasa de formación estelar, contenido de gas y estructura de sus subsistemas, pueden ser afectados por el medio. Un gran número de galaxias pueden ser representadas por dos componentes principales, el bulbo y el disco, las cuales pueden ser afectadas de muchas formas a medida que la galaxia se mueve en el medio de un cúmulo rico. Moore et al. (1998) estudian la evolución de las galaxias tipo disco en cúmulos ricos y encuentra que el resultando de encuentros cercanos (*galaxy harassment*) transforma a las galaxias disco en esferoides. Fujita & Nagashima (1999) sugieren que la *ram pressure stripping* (Gunn & Gott 1972, Abadi et al. 1999) incrementa la relación *bulge-to-disk* B/D de las galaxias espirales normales debido a la supresión de la formación estelar, favoreciendo la transformación en tipos de Hubble tempranos.

En este capítulo nos dedicaremos al estudio de diferentes propiedades de las galaxias, como también de sus subsistemas, en función de su posición dentro del cúmulo. Como notamos en el capítulo anterior, las propiedades de una muestra de galaxias brillantes no cambian con la masa de los cúmulos, dado el pequeño rango de masas, pero sí con la distancia a sus centros. Por consiguiente, estudiaremos la dependencia de estas propiedades como función de r/r_{200} , analizando posibles efectos de segregación de galaxias. Parte del trabajo que aquí se detalla se ha profundizado en Coenda et al. (2006).

6.2 Submuestras de Galaxias

Como estamos interesados en estudiar distintas propiedades de los subsistemas y tipos de galaxias, es necesario adoptar algún criterio para clasificarlas. En particular, estudiaremos los subsistemas disco y bulbo a partir de las galaxias de la muestra de cúmulos SARS, mientras que adoptaremos diferentes criterios para separar a las galaxias en tipo temprano y tardío para la muestra de cúmulos CGCS y el modelo semianalítico.

Existen en la literatura clasificaciones morfológicas de las galaxias SDSS basadas en las inspección visual de la imágenes (Shimasaku et al. 2001, Nakamura et al. 2003), mas ésta es una ardua tarea para las más de 4000 galaxias con las que estamos trabajado. En la sección 4.3.1 separamos a la población de galaxias rojas de las galaxias azules según el parámetro de concentración, con $C = 2,5$ como valor límite. Además, vimos que C correlaciona bien con el parámetro fracDeV_r . Por lo que estos dos parámetros serán consideramos como indicadores de morfología.

Por otro lado, Strateva et al. (2002) sugieren utilizar el color $(u - r)^* > 2,22$ ¹ para separar a las galaxias de tipo temprano de las galaxias tardías, mientras que Blanton et al. (2002) utilizan el color $(g - r)_{0,1}$. En particular, hemos separado a las galaxias rojas de las azules según estos colores, con los siguientes valores para los cortes: $(g - r)_{0,1} > 0,8$ y $(u - r)_{0,1} > 2,4$ para las galaxias tipo tempranas, al revés para las tardías.

También podemos separar a las galaxias según su índice espectral *eclass*. El mismo va desde $-0,35$ para galaxias elípticas a $0,5$ para galaxias tipo tardías (Yip et al. 2004). Hemos considerado *eclass* = $-0,1$ para separar a las dos submuestras de galaxias.

¹ El asterísco se refiere a la fotometría SDSS usada en el Early Data Release

Otro indicador de la morfología es el parámetro n de la ley de Sérsic. Pero como ya hicimos notar, no está bien determinado para las galaxias grandes y brillantes. La separación en n es en 2,5 cuando se considera la ley escrita de la forma $r^{1/n}$, (Shen et al. 2003, McIntosh et al. 2005, Trujillo et al. 2006).

Finalmente, separamos a las poblaciones de galaxias según el cociente entre la luminosidad total y la del bulbo B/T . Esto es solamente posible para las galaxias del modelo semianalítico. La separación es en 0,5 (Simien & de Vaucouleurs 1986), sin embargo separamos también en galaxias extremadamente tempranas cuando $B/T > 0,8$ y en extremadamente tardías cuando $B/T < 0,2$. Para las galaxias del modelo también hemos considerado el parámetro n de Sérsic y el índice de concentración C y los colores $(u - r)$ y $(g - r)$.

Recordamos que la muestra de galaxias del modelo semianalítico no es totalmente comparable con las muestras reales de cúmulos ya que cubre otro rango de luminosidades. Sin embargo, nuestro interés se basa en estudiar posibles efectos de segregación de galaxias aún cuando no se han considerado en el modelo todos los procesos físicos que ocurren en los cúmulos, descritos en la sección 3.5.2.

6.2.1 Efectos de Selección

En este trabajo estamos interesados en estudiar la segregación de las propiedades de las galaxias en función de la distancia al centro de los cúmulos. Una de las muestras que utilizamos es la de los cúmulos SARS, para la cual no tenemos conocimiento del redshift de todas las galaxias. Por consiguiente, es necesario analizar la completitud y efectos de proyección de la muestra.

Para estudiar los efectos de segregación en magnitud debemos estar seguros de que la muestra está libre de cualquier tipo de sesgo (*bias*) radial en la selección de las galaxias, ya que la muestra de galaxias SARS con perfiles de luminosidad no es una muestra completa en magnitud (sección 3.3). A tal fin, hemos analizado la distribución radial del cociente entre el número de galaxias con redshift conocido y el número total de galaxias en una muestra completa en magnitud total (SARS1), con magnitud límite $m_t = 18,5$. Esto fue realizado para tres intervalos diferentes de la magnitud aparente total m_t . Como puede observarse en la figura 39(a), la fracción de galaxias con redshift medido se incrementa levemente hacia la zona central de los cúmulos. Para evitar cualquier posible *bias* en nuestros análisis, seleccionamos al azar una muestra de galaxias libre de cualquier dependencia radial. Para ello, procedimos como sigue: seleccionamos galaxias al azar con redshift conocido de manera de obtener una fracción de galaxias con redshift en función de r aproximadamente constante. Este procedimiento fue realizado sobre cada uno de los intervalos de magnitud, tal como se muestra en la figura 39(b).

Una vez que la muestra está libre de cualquier *bias* radial, podemos cuantificar la fracción de galaxias miembros del cúmulo como función de la distancia al centro normalizada a r_{200} y de la magnitud aparente. Esto puede utilizarse para corregir a la muestra de galaxias sin estimas de redshift por efectos de proyección. Con el objeto de cuantificar este efecto, computamos el cociente entre el número de galaxias miembros con redshift estimado y el número total de galaxias con redshift conocido, como función de la distancia al centro normalizada. Para ello, utilizamos la muestra de galaxias sin dependencias de un *bias* radial. Este cociente se determinó para la muestra total y para diferentes intervalos de magnitud total aparente, figura 40(a)

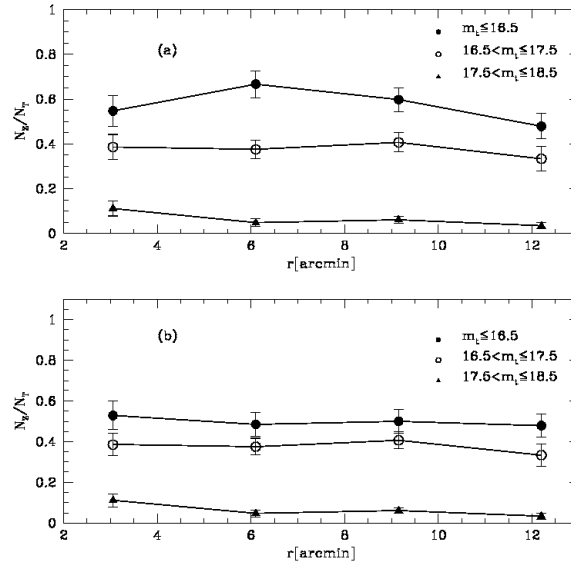


Figura 39. Galaxias de la muestra de cúmulos SARS: (a) Distribución radial del cociente entre el número de galaxias con redshift conocido y el número total de galaxias en una muestra limitada en magnitud aparente $m_t = 18,5$, para tres intervalos de magnitud. (b) Lo mismo que (a) pero corregido por *bias*.

y 40(b), respectivamente. Cada galaxia sin redshift es pesada dependiendo de su distancia al centro normalizada y de su magnitud total aparente.

El análisis previo se llevó a cabo con el fin de estudiar la segregación en luminosidad total. Por otro lado, para el estudio de la segregación en luminosidad del bulbo y del disco se realizó un análisis similar considerando en este caso la muestra de galaxias con perfiles de luminosidad.

Para corregir por efectos de la magnitud límite, determinamos la función de luminosidad de los cúmulos cercanos para todas las galaxias en proyección y para las galaxias miembros con redshift confirmado. Ajustamos una función de Schechter a la función de luminosidad, la cual fue utilizada para corregir los conteos de galaxias acorde a Whitmore et al. (1993). El mismo procedimiento se aplicó al análisis de los bulbos y discos de galaxias.

Ya que estamos interesados en estudiar la segregación morfológica, hemos analizado también la completitud y efectos de proyección para aquellas galaxias con perfil de luminosidad. Este análisis es similar al expuesto anteriormente, pero en este caso hemos considerado distintos intervalos del parámetro de forma n del perfil de Sérsic.

6.3 Segregación Morfológica

Como ya se ha mencionado en la introducción de este capítulo, la segregación morfológica ha sido ampliamente estudiada (Dressler et al. 1980, Whitmore et al. 1993, Domínguez et al 2001). Sin embargo, en este trabajo queremos estudiar la segregación de una manera alternativa usando el parámetro de forma n . El parámetro n tiene dos ventajas importantes respecto a la clásica clasificación morfológica: es un índice

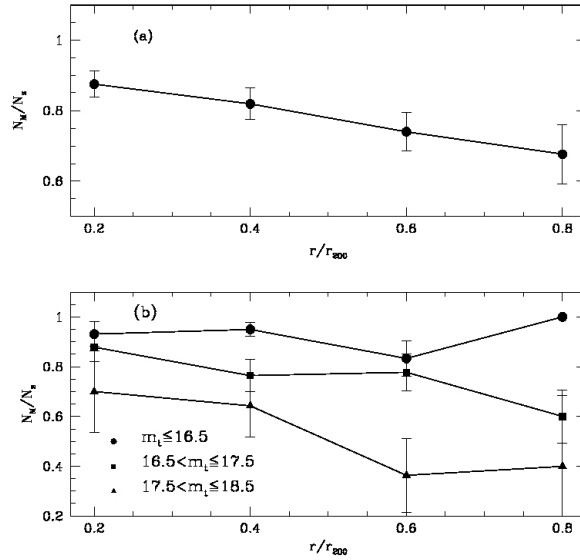


Figura 40. Galaxias de la muestra de cúmulos SARS: Cociente entre el número de galaxias miembros con redshift confirmado y la muestra total de galaxias con redshift conocido como función de r/r_{200} , para la muestra total en (a) y para distintos intervalos de magnitud total aparente en (b).

continuo, y puede obtenerse fácilmente a través de los perfiles de luminosidad. En la figura 15 del capítulo 3, hemos graficado la distribución del parámetro n para aquellas galaxias con un perfil de de Vaucouleurs puro, galaxias con una descomposición B+D y un perfil exponencial puro, para la muestra de cúmulos SARS. El cuarto grupo se compone de galaxias a las que no han podido ajustarse ninguna de estas combinaciones. De acuerdo a lo expresado en el capítulo 3 en mayor detalle, consideramos que las galaxias con perfiles de la forma $r^{1/4}$ puro tienen valores de $n \leq 0,4$. Recordar que el ajuste que hemos realizado es de la forma r^n . Galaxias con perfiles B+D, tienen $0,4 < n \leq 0,7$, mientras que galaxias con $0,7 < n \leq 1,2$ resultan ser galaxias disco. Finalmente, consideramos galaxias enanas a aquellas con $n \geq 1,2$.

En la figura 41 observamos la correlación entre el valor medio del parámetro n y la distancia normalizada r/r_{200} , para la muestra de galaxias corregidas por efectos de proyección en el panel izquierdo y para las galaxias miembros con redshift confirmado en el panel de la derecha. Tal como es esperado, ambos paneles muestran que las galaxias con valores de n bajos, lo cual corresponde a las galaxias tipo temprano, dominan la zona central de los cúmulos. Aunque la señal se observa en ambos paneles, la misma es más fuerte cuando se consideran las galaxias con redshift confirmado. Lo mismo puede notarse en los paneles superiores, donde graficamos la fracción de galaxias con $n \leq 0,4$ como función de r/r_{200} . Las barras de error en este y los demás análisis son estimadas usando la técnica *bootstrap*.

A través de la muestra de cúmulos CGCS podemos extender nuestro estudio sólo a galaxias con redshift determinado. Sin embargo, como ya hemos mencionado, carecemos de una buena estima del parámetro n , así mismo lo hemos considerado en nuestros análisis. Hemos estudiado la fracción de galaxias rojas y azules, seleccionando

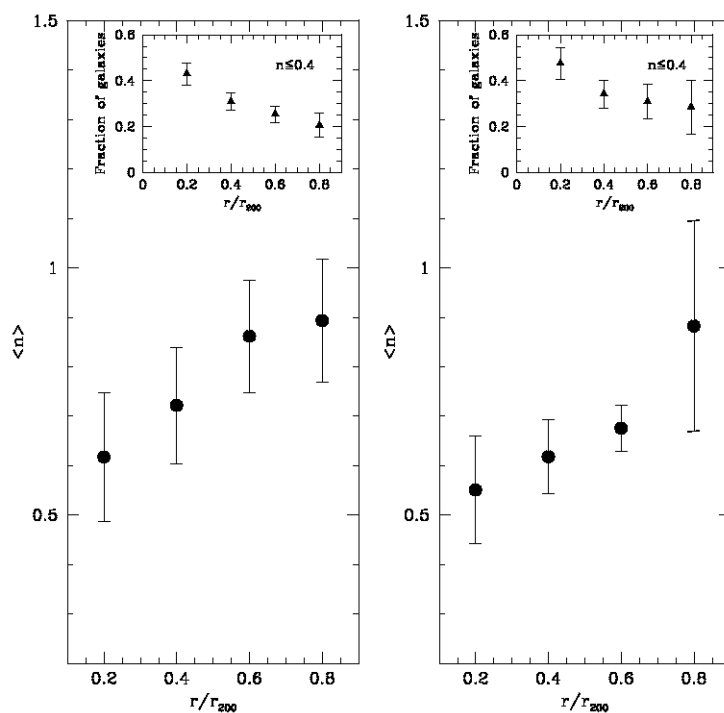


Figura 41. Correlación entre el valor medio del parámetro n y la distancia normalizada r/r_{200} , para la muestra de galaxias de los cúmulos SARS, corregidas por efectos de proyección en el panel izquierdo y para las galaxias miembros con redshift confirmado en el panel de la derecha. Los paneles pequeños superiores muestran la fracción de galaxias con $n \leq 0,4$ como función de r/r_{200} .

según todas las clasificaciones morfológicas posibles descritas en 6.2, como función de r/r_{200} . Además contamos con una muestra importante de galaxias brillantes, por lo cual es interesante analizar posibles segregaciones, tanto morfológicas, como en luminosidad. En el capítulo 5, al estudiar la dependencia de las propiedades de las galaxias con la distancia al centro de los cúmulos, encontramos que el color $(g - r)$ es la cantidad más predictiva. Por consiguiente, mostramos la fracción de galaxias rojas y azules, según este parámetro. A modo de comparación mostramos también los resultados obtenidos con el índice de concentración C y con el índice espectral e_{class} . Es decir, tres propiedades de distinta naturaleza.

En la figura 42 se muestra la fracción de galaxias de tipo temprano respecto a la muestra total de galaxias como función de r/r_{200} . En (a) seleccionamos según el color $(g - r)_{0,1}$, en (b) según C mientras que en (c), según e_{class} . En color rojo se muestra los cúmulos de Popesso y en magenta, los cúmulos de Koester. Ambas muestras presentan dependencia con r/r_{200} , aunque la misma parece ser hasta $r/r_{200} \sim 1$. Más allá de este valor, no se observa ninguna tendencia. El crecimiento del último intervalo se debe a razones estadísticas. En particular, hemos incluido en el panel (d) la fracción de galaxias de tipo temprano según el parámetro n a fin de mostrar su comportamiento. A pesar de no estar bien determinado, muestra una leve tendencia de segregación, la cual se observa mejor en los cúmulos de Koester. En todos los casos, podemos notar que la fracción de galaxias rojas es mayor en los cúmulos de Popesso.

En la figura 43 se muestra el mismo análisis que en la figura 42 para las galaxias de tipo tardío. Como puede observarse, este resultando es complementario del que se observa en la figura 42, evidenciando que en la muestra de cúmulos de Koester es mayor la población de galaxias azules.

En la figura 44 mostramos la fracción de galaxias como función de r/r_{200} , según distintos parámetros de clasificación morfológica, para las galaxias del modelo semianalítico. En los paneles (a) y (b) según el cociente B/T , con la separación estándar en 0,5 y en extremadamente rojas y azules, respectivamente. Incluimos los parámetros n y C , como también los colores $(u - r)$ y $(g - r)$. Los cambios en los valores de corte surgen de observar las distribuciones de estos parámetros en la sección 3.5.2. En todos los casos, observamos un perfil plano a medida que r/r_{200} decrece, hasta $r/r_{200} \sim 0,5$, a partir de donde se incrementa la fracción de galaxias de tipo temprano. Este resultado es interesante, ya que el modelo semianalítico de Bo6 no incluye procesos físicos tales como ram pressure, cooling flows y diferentes tipos de interacciones del gas caliente intracúmulo con las galaxias. El gas de las galaxias en el modelo de Bo6 es removido cuando la galaxia es atraída hacia un halo mayor, sufriendo de estrangulación. Cuando las galaxias que van cayendo a este halo mayor pierden su gas, no forman más estrellas, por lo cual su población estelar es vieja y roja. Además, las galaxias que han caído primero están más cerca del centro del gran halo que las contiene. La diferencia entre el modelo y las observaciones podría atribuirse a los demás procesos físicos existentes en los cúmulos de galaxias y ausentes en el modelo.

A través de mis colaboradores en Durham, me ha llegado el información de que se está trabajando en una nueva versión del modelo de Bo6, con el fin de incluir procesos físicos típicos de los cúmulos de galaxias, que puedan reproducir las principales relaciones de escala de los cúmulos en rayos X.

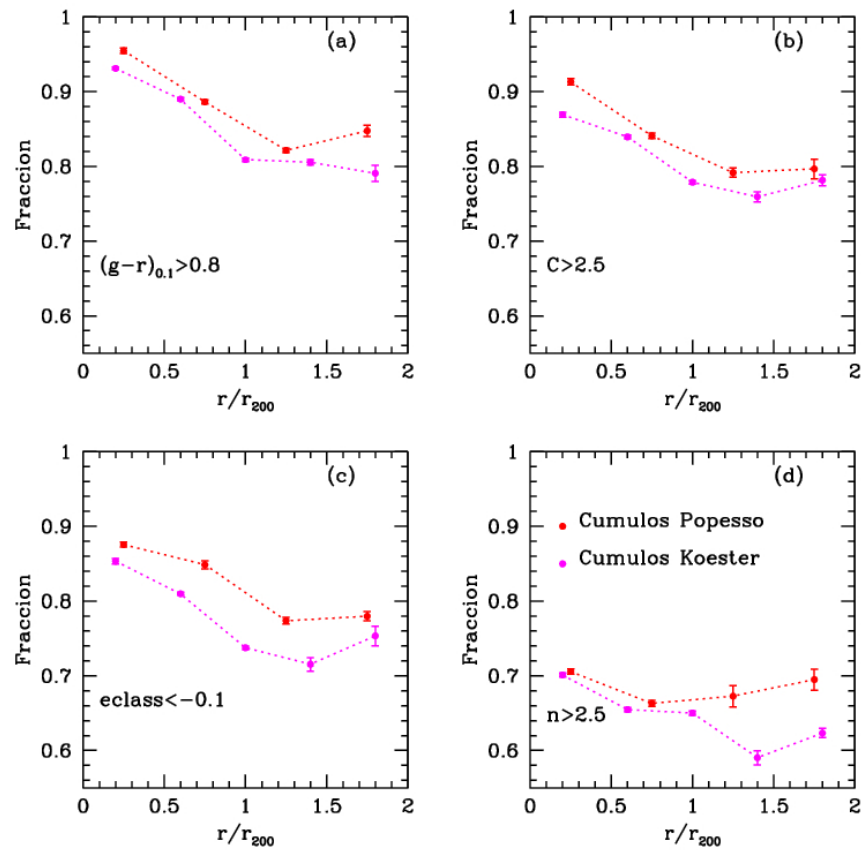


Figura 42. Fracción de galaxias tipo tempranas como función de r/r_{200} . (a) Clasificación morfológica según $(g-r)_{0,1}$, (b) según C , y en (c) según e_{class} y en (d) según n . En color rojo se muestra los cúmulos de Popesso y en magenta, los cúmulos de Koester.

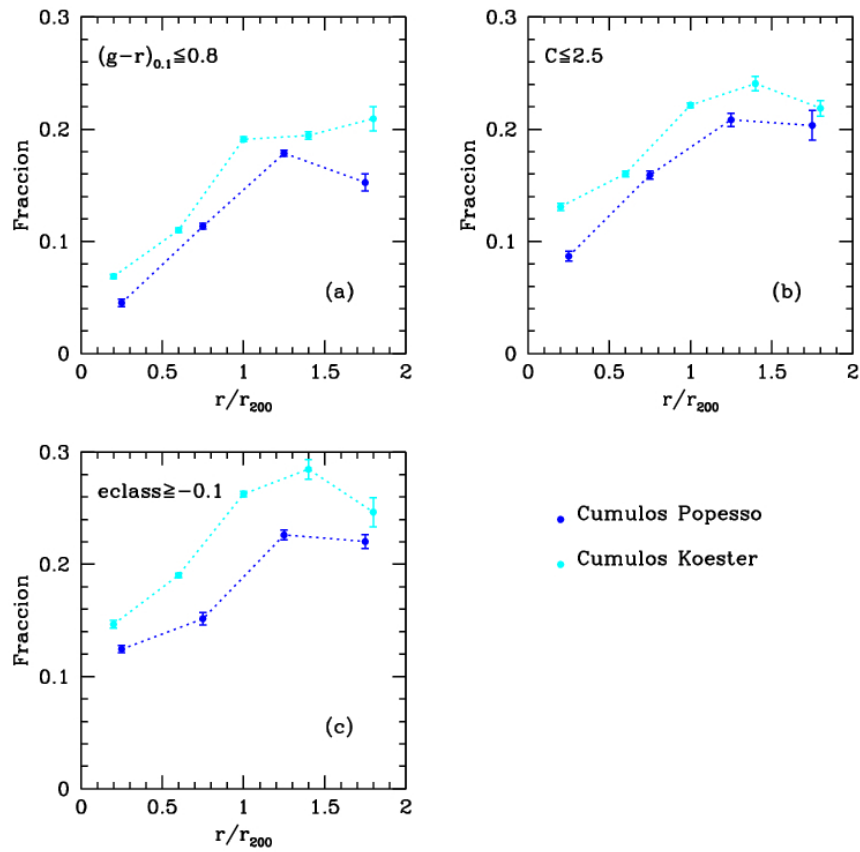


Figura 43. Fracción de galaxias tipo tardías como función de r/r_{200} . (a) Clasificación morfológica según $(g-r)_{0,1}$, (b) según C , y en (c) según e_{class} . En color azul se muestran los cúmulos de Popesso y en celeste, los cúmulos de Koester.

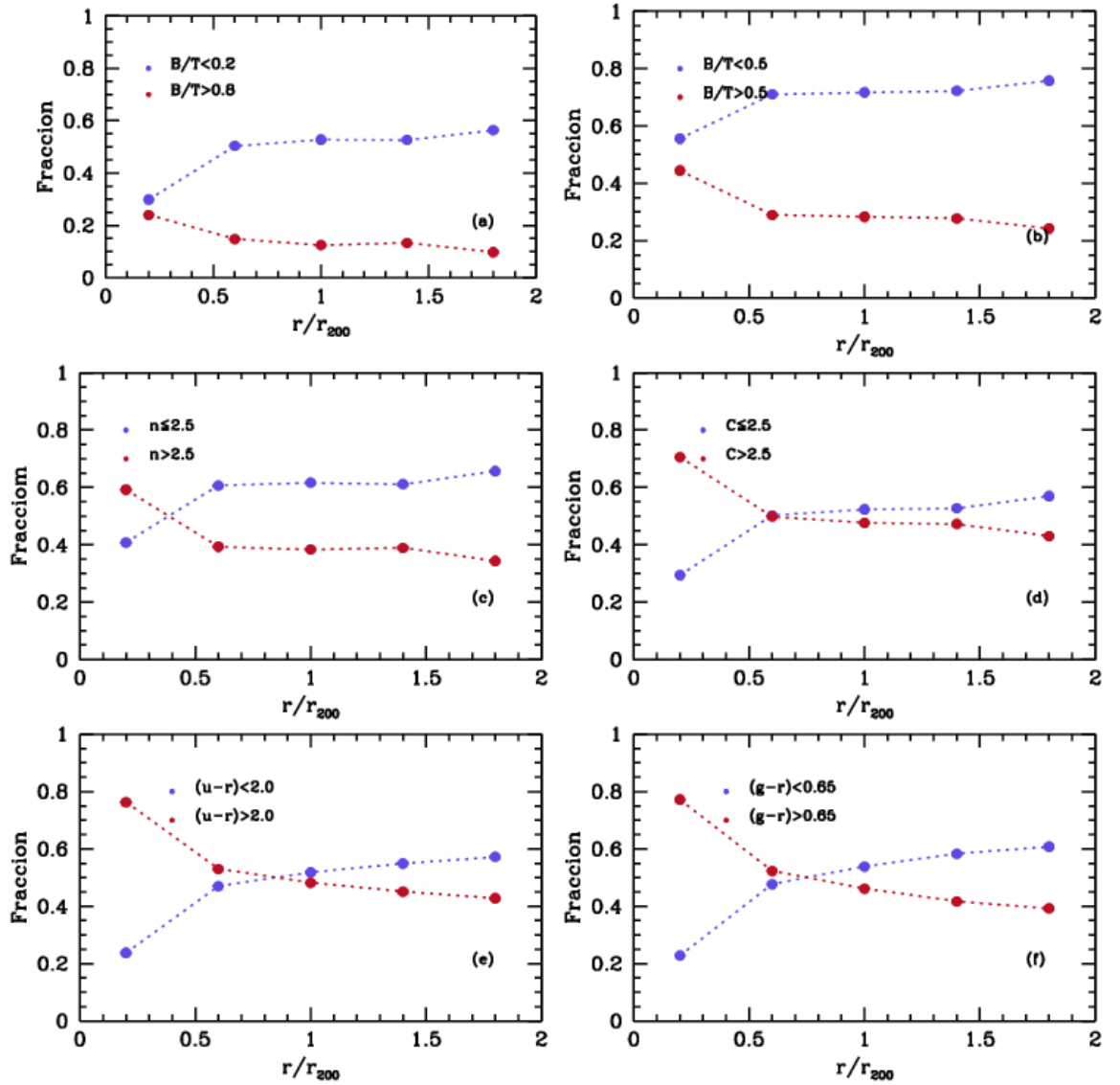


Figura 44. Fracción de galaxias del modelo semianalítico como función de r/r_{200} , según distintos parámetros de clasificación morfológica.

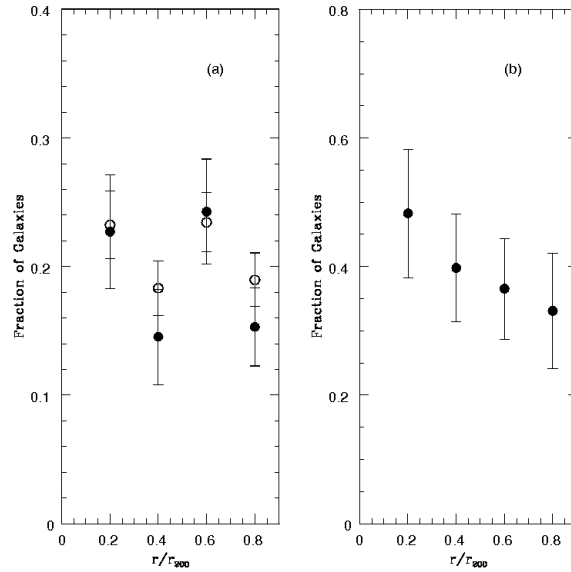


Figura 45. Fracción de galaxias más brillante que $M_t \leq -21$ como función de r/r_{200} , (a) para todas las galaxias de los siete cúmulos SARS más cercanos (círculos llenos) y la muestra total (círculos vacíos) corregida por efectos de proyección, y (b) para las galaxias con redshift confirmado de los 7 cúmulos más cercanos.

6.4 Segregación en Luminosidad

Estamos interesados en estudiar una posible segregación en luminosidad de las galaxias en los cúmulos. Solanes et al. (1989) a través del valor medio de la magnitud testeó una posible dependencia de la magnitud en función de la densidad local de galaxias. Probablemente la mejor opción sería computar la función de luminosidad como función de la densidad local o de la distancia al centro. Pero esta opción requiere una enorme cantidad de galaxias. Una manera alternativa es calcular la fracción de galaxias más brillantes que un cierto valor como función de la distancia al centro del cúmulo.

Para poder evaluar una posible segregación en magnitud (luminosidad), hemos considerado tres posibles parámetros: magnitud absoluta total, magnitud del bulbo y magnitud del disco.

La figura 45 muestra la fracción más brillante que $M_t \leq -21$ como función de r/r_{200} para las muestras SARS1 y SARS3. Esta magnitud de corte se eligió de manera de tener dos submuestras de tamaño similar. Podemos observar que la magnitud total de las galaxias decrece marginalmente (2σ) con r/r_{200} para las galaxias miembros de los siete cúmulos más cercanos, tal como se observa en la figura 45(b). Por otro lado, la figura 45(a) muestra las galaxias de los siete cúmulos más cercanos en círculos llenos y para todas las galaxias en círculos vacíos. Ambas muestras fueron corregidas por efectos de proyección, sin embargo no podemos ver una clara dependencia entre M_t y r/r_{200} .

En la figura 46 se muestra la fracción de galaxias más brillante que $M_r \leq -22,5$ como función de r/r_{200} , para la muestra de cúmulos CGCS. Aunque la misma incluye

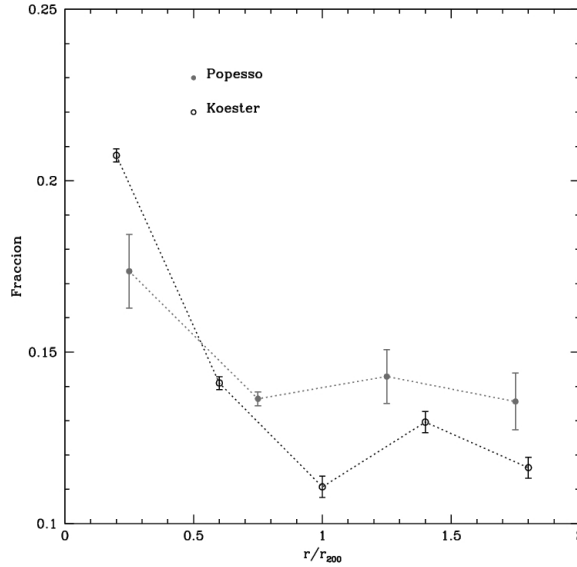


Figura 46. Fracción de galaxias más brillante que $M_r = -22,5$ como función de r/r_{200} , para la muestra de cúmulos CGCS.

galaxias brillantes, resulta interesante analizar la existencia de una segregación en magnitud. Como puede observarse, las galaxias de ambas muestras de cúmulos, Popesso y Koester, indican que las galaxias más brillantes se encuentran hacia el centro de los cúmulos, siendo este efecto más notable en los cúmulos de Koester. Análogamente a lo encontrado para la segregación morfológica, la fracción de galaxias brillantes crece desde $r/r_{200} \sim 1$ hacia el centro de los cúmulos.

En la figura 47 presentamos la fracción de galaxias más brillantes que $M_r = -20,5$ como función de r/r_{200} para el modelo semianalítico. Recordamos que esta muestra de galaxias cubre otro rango de magnitudes. Como podemos observar, la fracción de galaxias crece lentamente hasta $r/r_{200} \sim 0,5$ a medida que r/r_{200} decrece, y a partir de allí el crecimiento aumenta notablemente, indicando que las galaxias más brillantes se concentran en la zona central de los cúmulos. Estas galaxias han tenido tiempo a lo largo de su vida de ir fusionándose con otras galaxias, formando así sistemas cada vez más masivos, y por lo tanto, más luminosos. Además, como se trata de galaxias con población estelar vieja sin presencia de gas, una fusión de galaxias no producirá un estallido de formación estelar, por lo que la población estelar de una nueva galaxia será vieja.

El estudio del subsistema bulbo es particularmente importante ya que es la componente fundamental de una alta fracción de galaxias y parece tener algunas propiedades independientes del tipo morfológico de la galaxia en la que habita. A fin de estudiar este subsistema, haremos uso de la muestra de cúmulos SARS. La figura 48 muestra la fracción de galaxias con $M_B \leq -22$ versus r/r_{200} . Podemos ver que la luminosidad del bulbo decrece cuando r/r_{200} decrece para todos los casos que se muestran en la figura. En los paneles (a) y (b) se presenta el análisis para la misma muestra que la figura 45, es decir, para una muestra completa en magnitud total aparente $m_t = 18,5$, la cual no es necesariamente completa en magnitud del bulbo. Por esta razón, repeti-

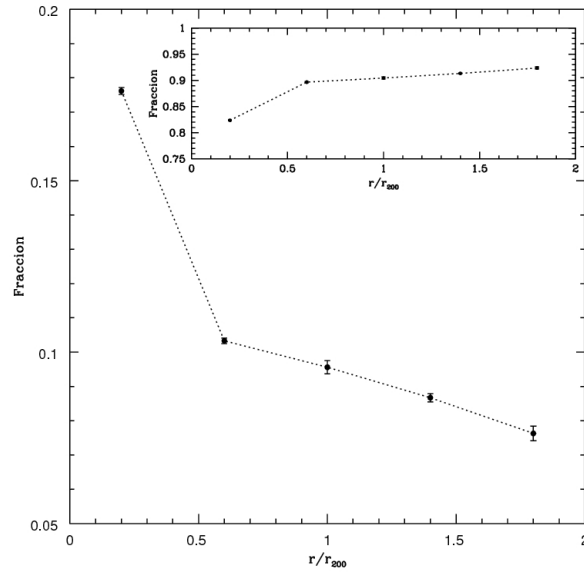


Figura 47. Fracción de galaxias más brillante que $M_r = -20,5$ como función de r/r_{200} , para la muestra de cúmulos del modelo semianalítico. En el panel superior se muestra el complemento.

mos el mismo análisis pero seleccionando una submuestra completa en magnitud del bulbo. Suponiendo una geometría euclídea y una distribución en el espacio uniforme, la función $N_0 10^{0,6m_b}$ provee una buena estima de la completitud. Encontramos que nuestra muestra es aproximadamente completa en $m_b = 16,5$. Los resultados pueden verse en la figura 48(c) y (d). Encontramos una clara correlación entre la magnitud del bulbo y r/r_{200} , indicando bulbos de galaxias más brillantes en los centros de los cúmulos. En los dos últimos casos se muestran dos bins por cuestiones estadísticas.

Los subsistemas discos pueden ser afectados seriamente por varios procesos físicos cuando las galaxias se mueven cerca del centro de cúmulos de galaxias masivos. La figura 49 muestra la fracción de galaxias con $M_D \leq -20,5$ como función de r/r_{200} , para la muestra de galaxias de los cúmulos SARS. Observamos una clara dependencia de M_D con la distancia al centro: los discos son más brillantes mientras r/r_{200} crece. Este efecto no puede apreciarse cuando todos los cúmulos en proyección son considerados (figura 49(a), círculos vacíos).

6.5 Tamaños de Galaxias

El estudio de los tamaños y de su relación con la luminosidad, morfología y masa estelar, permite restringir los modelos de formación y evolución de las galaxias. La dependencia de r_{50} con la luminosidad para los distintos tipos morfológicos ya se ha estudiado en el capítulo 4. En esta sección pretendemos analizar alguna dependencia de r_{50} según r/r_{200} , como también analizar si la relación tamaño luminosidad depende de la distancia al centro de los cúmulos.

En la figura 50 se muestran las medianas de r_{50} según r/r_{200} , para la muestra

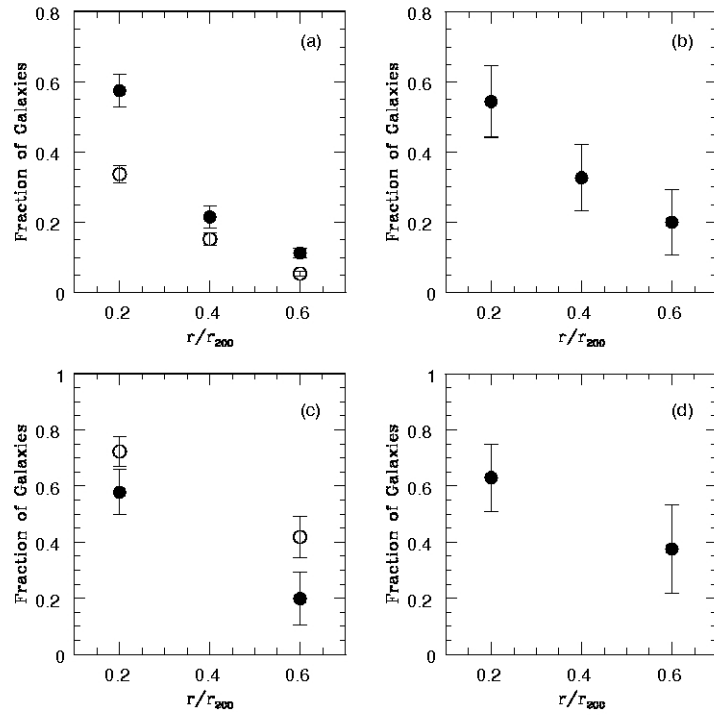


Figura 48. (a,b) Fracción de galaxias con bulbos más brillantes que $M_B = -22$ como función de r/r_{200} para la misma muestra que la figura 45. (c,d) Fracción de galaxias más brillante que $M_B = -22$ como función de r/r_{200} para la muestra limitada en magnitud del bulbo.

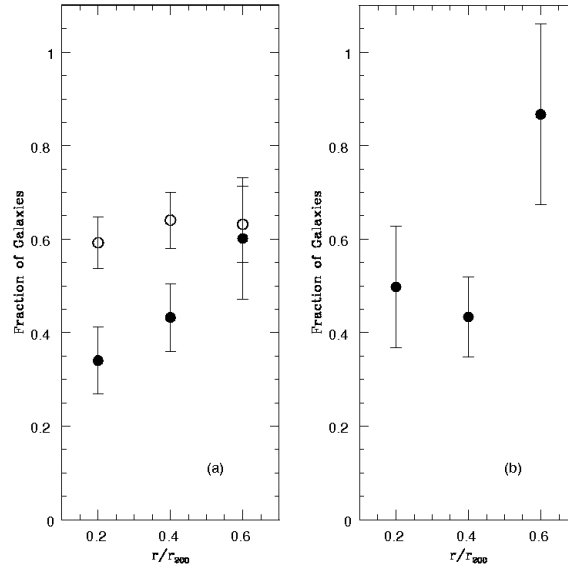


Figura 49. Fracción de galaxias con discos más brillante que $M_D = -20,5$ como función de r/r_{200} , para la misma muestra que la figura 45.

de galaxias de los cúmulos de Popesso (gris) y de Koester (negro). Ambas muestras tienen un comportamiento plano hasta $r/r_{200} \sim 0,8$, siendo las galaxias de la muestra de Popesso, las de mayor tamaño. Luego, los tamaños de las galaxias de esta muestra disminuyen hacia el centro, mientras que los tamaños de las galaxias de los cúmulos de Koester aumentan hacia el centro. Esta última muestra nos indica que las galaxias más centrales son las que tienen mayor tamaño.

Continuamos con el análisis separando ambas muestras en rojas y azules, de acuerdo a la clasificación que se detalla en la sección 6.2. En la figura 51 se muestra la relación entre $r_{50} - r/r_{200}$ para la población de galaxias rojas. Los paneles de la izquierda son las galaxias de la muestra de Popesso, mientras que los paneles de la derecha, las galaxias de Koester. En (a) y (b), separamos según el color $(g - r)_{0,1}$, en (c) y (d), según el índice C y en (d) y (f), según el parámetro eclclass. En todos los casos, repetimos el análisis sin las galaxias BCGs, lo cual se muestra en color naranja. Como ya discutimos en el capítulo 4, la población de galaxias BCGs tiene propiedades similares a las galaxias de tipo temprano, pero también poseen características propias, por lo que resulta interesante analizar las propiedades de las galaxias cuando las BCGs son o no excluidas. Análogamente a la figura 50, las galaxias de la muestra de Koester tienen mayor tamaño a medida que r/r_{200} decrece, sin embargo este efecto desaparece cuando se excluyen las BCGs. Por otro lado, las galaxias de la muestra de Popesso, tienen tamaños menores a medida que nos acercamos al centro de los cúmulos, y el efecto es mayor si se excluyen las BCGs. Por lo tanto, existe una notable diferencia entre los resultados obtenidos vía las dos muestras de cúmulos de galaxias. El catálogo de Popesso posee cúmulos brillantes en rayos X, mientras que el catálogo de Koester fue construido en base a las propiedades de las galaxias de tipo temprano. Recordamos además que los cúmulos de Koester que tienen emisión en X y coinciden con el catálogo de Popesso, fueron tratados dentro de esta muestra

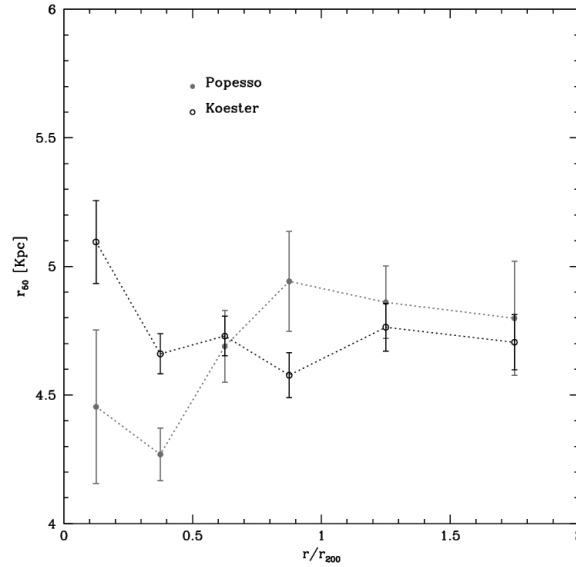


Figura 50. r_{50} versus r/r_{200} , para la muestra de galaxias de los cúmulos de Popesso en color gris y la muestra de Koester en color negro.

solamente. Si suponemos que una fracción de los cúmulos de Koester emite en rayos X, consideramos que en valor medio, deben ser menos brillantes en X que los cúmulos de la muestra de Popesso. Interpretamos además, que en cúmulos ricos emitiendo en rayos X, ocurren procesos más violentos que modifican en particular, los tamaños de las galaxias. Podríamos pensar que en los cúmulos de Popesso, existen mecanismos de remoción o evaporación del gas en la región central, afectando al tamaño de las galaxias. Para confirmar este efecto, sería necesario realizar observaciones de los cúmulos sin confirmación de emisión en X.

En la figura 52 realizamos el mismo análisis que el de la figura 51 para la población de galaxias azules. En color azul se muestran las galaxias de los cúmulos de Popesso, y en color celeste las galaxias de la muestra de Koester. Nuevamente vemos diferencias entre ambas muestras de cúmulos, pero sólo cuando analizamos el índice de concentración y el tipo espectral. Aunque aquí no se muestran, fracDeV y $(u-r)_{0,1}$ muestran comportamientos similares. Las galaxias azules de la muestra de Popesso tienen tamaños menores a medida que r/r_{200} decrece. Por consiguiente, los tamaños de las galaxias tipo tempranas y tardías de cúmulos brillantes en X, tienen tamaños menores en la región central de los cúmulos. Las galaxias de la muestra de Koester no muestran ninguna tendencia, a pesar de que la fracción de galaxias azules es mayor que en la muestra de Popesso. Nuevamente, podemos interpretar que procesos físicos violentos están afectando los tamaños de las galaxias de los cúmulos emitiendo en rayos X.

Si en lugar de r_{50} , analizamos la dependencia de r_{90} , r_e para la población de las galaxias rojas, o r_0 para la población de galaxias azules, obtenemos resultados similares.

Aunque los tamaños de las galaxias del modelo semianalítico no están bien estimados, nos preguntamos de todos modos qué influencia ejerce el medio circundante

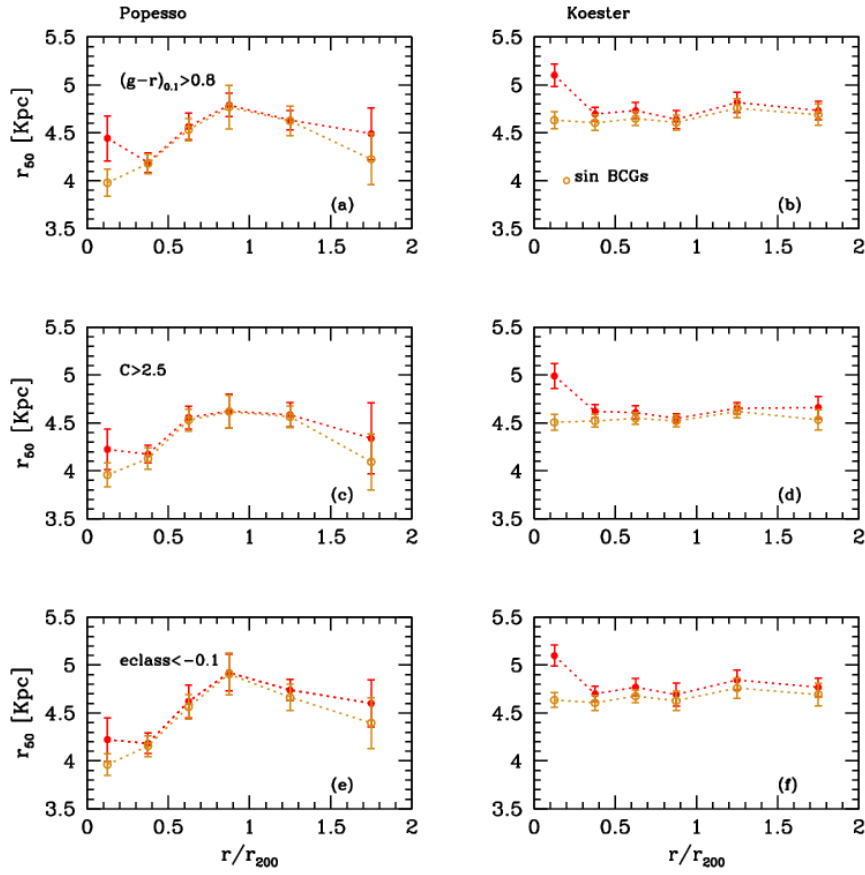


Figura 51. r_{50} versus r/r_{200} para la muestra de galaxias rojas. Los paneles de la izquierda para las galaxias de la muestra de Popesso, mientras que los paneles de la derecha, para las galaxias de Koester. En (a) y (b), separamos según el color $(g-r)_{0,1}$, en (c) y (d), según índice de concentración C y en (e) y (f), según el índice espectral e_{class} . En color naranja, se muestra el mismo análisis excluyendo las BCGs.

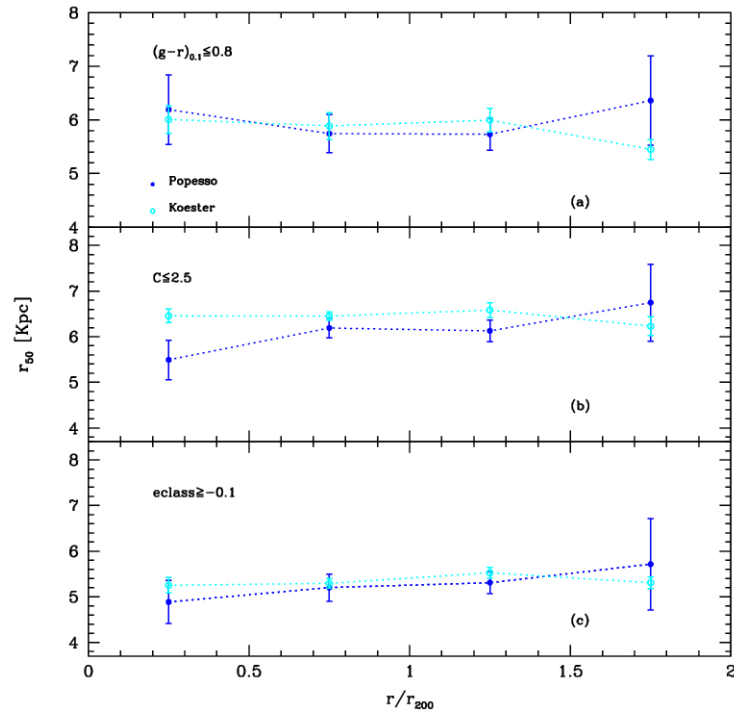


Figura 52. r_{50} versus r/r_{200} para la muestra de galaxias azules. En (a) separamos según el color $(g-r)_{0,1}$, en (b) según el índice C y en (c) según el parámetro e_{class} . En color azul las galaxias de la muestra de Popesso y en color celeste las galaxias de Koester.

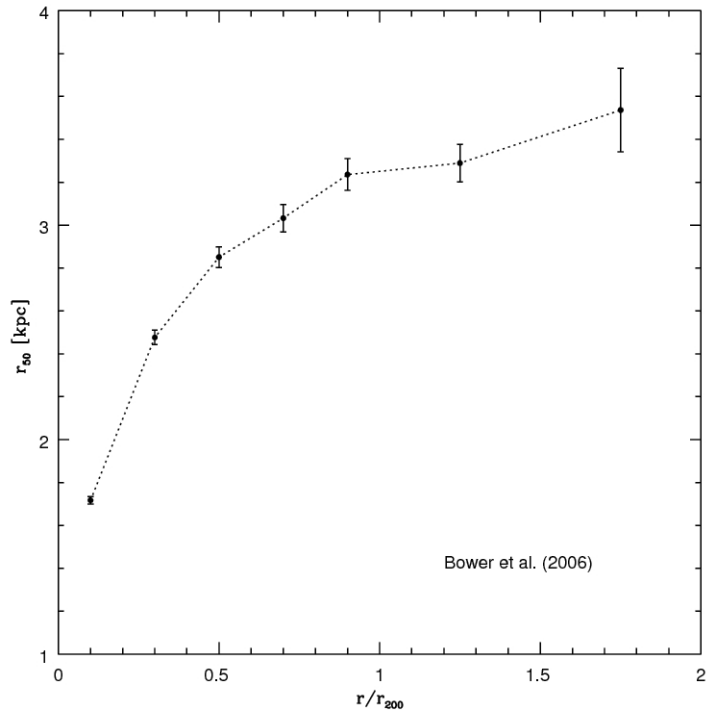


Figura 53. r_{50} versus r/r_{200} para la muestra de galaxias del modelo semianaítico.

sobre los tamaños de las galaxias. Este resultado se muestra en la figura 53, y nos indica que los tamaños de las galaxias disminuyen a medida que r/r_{200} decrece. Este resultado es interesante, ya que observamos una tendencia similar en las galaxias de la muestra de Popesso. En las secciones anteriores hemos encontrado que las galaxias más brillantes y rojas se encuentran hacia el centro de los cúmulos, mientras que en la sección 4.3.2 encontramos que las galaxias más brillantes en el modelo de Bo6 tienen tamaños más pequeños en oposición a lo que muestran las observaciones. Entonces, como las galaxias más brillantes se concentran hacia el centro de los cúmulos y tienen tamaños pequeños de acuerdo a la relación tamaño-luminosidad de las galaxias del modelo, los tamaños deben disminuir hacia el centro de los cúmulos, tal como se observa en la figura 53. Las malas estimas de los tamaños discutida en la sección 4.3.2 se manifiesta en la segregación de los tamaños de las galaxias del modelo. Si existe un efecto opuesto indicando que las galaxias hacia el centro tienen tamaños mayores, el mismo no es tan fuerte como lo son las malas estimas de los tamaños. Por consiguiente, este resultado debe ser estudiado en mayor detalle cuando las estimas de los tamaños de las galaxias del modelo reproduzcan las observaciones.

6.5.1 Dependencia Relación Tamaño-Luminosidad con el Medio

En el capítulo 4 hemos estudiado diferentes relaciones de escala entre los parámetros fotométricos y estructurales de las galaxias. Con el fin de testear algún tipo de correlación entre el medio y estas relaciones, hemos estudiado el comportamiento de

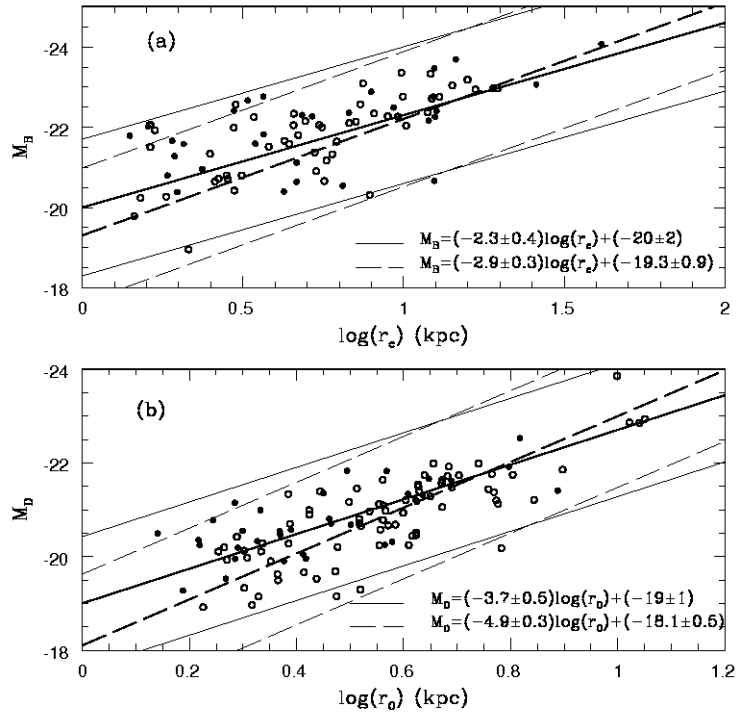


Figura 54. Relaciones (a) $M_e - \log(r_e)$ y (b) $M_0 - \log(r_0)$ para las galaxias de la muestra de cúmulos SARS. En ambos casos, las galaxias con $r/r_{200} < 0,3$ son representadas en círculos llenos, y el ajuste de la bisectriz (\pm una desviación estándar) en línea continua. Las galaxias con $r/r_{200} \geq 0,3$ se muestran en círculos vacíos, y el ajuste de la bisectriz en línea a trazos.

la relación tamaño-luminosidad como función de r/r_{200} .

La figura 54 muestra la relación $M_e - \log(r_e)$ para los sistemas bulbos de la muestra de galaxias SARS en (a), mientras que en (b), la relación $M_0 - \log(r_0)$ para los sistemas disco, siempre teniendo en cuenta las galaxias con redshift determinado. Hemos separado a las muestras en galaxias con $r/r_{200} < 0,3$ (círculos llenos) y $r/r_{200} \geq 0,3$ (círculos vacíos). El mejor ajuste dado por la recta bisectriz se muestra en ambos paneles. No encontramos una diferencia significativa entre los sistemas bulbos interiores y exteriores.

Por otro lado, nuestros resultados indican que los sistemas disco muestran una dependencia marginal (2σ) de la relación $M_0 - \log(r_0)$ con el medio. Podemos observar de la figura 54(b), que para valores bajos de $\log(r_0)$, los discos localizados en las regiones interiores de los cúmulos son más brillantes que aquellos localizados en zonas intermedias. Este resultado sugiere que la intensidad del disco I_0 debería ser mayor para galaxias localizadas en las zonas internas de los cúmulos. Sin embargo, una mejor muestra de galaxias con perfiles de luminosidad es necesaria para confirmar este resultado.

6.6 Discusión

Hemos analizado la correlación entre parámetros estructurales y fotométricos en función de la distancia normalizada al centro de los cúmulos. A tal fin, hemos utilizado diferentes muestras de galaxias en cúmulos:

1. Galaxias de la muestra de cúmulos SARS con información fotométrica y estructural, dentro de las cuales tenemos:
 - a) galaxias en proyección, a las que se han realizado las correcciones estándares usuales,
 - b) galaxias con estimas de redshift, corregidas por completitud.
2. Galaxias de la muestra de cúmulos CGCS, todas con información espectroscópica.
3. Galaxias del modelo semianálítico, según la versión de Bo6.

Basados en el índice n de Sérsic, hemos analizado la relación morfología - r/r_{200} , para la muestra de cúmulos SARS. Encontramos que el parámetro n es una buena alternativa para medir la segregación morfológica. El uso de n tiene la ventaja de ser un parámetro continuo y puede ser fácilmente obtenido de los perfiles de luminosidad.

Hemos analizado la segregación en morfología de las galaxias de la muestra CGCS, a través de distintos parámetros de clasificación, tal como los colores $(g-r)_{0,1}$ y $(u-r)_{0,1}$, el índice de concentración C , tipo espectral e_{class} , el parámetro $fracDeV$ y el parámetro n obtenido por Blanton et al (2005), a pesar de no estar bien determinado. En todos los casos, encontramos un incremento de la fracción de galaxias rojas hacia el centro de los cúmulos, y un aumento en la población de galaxias azules a medida que r/r_{200} crece. La población de galaxias rojas, independientemente del parámetro que se utilice para clasificarlas, es mayor en los cúmulos de Popesso, siendo ésta una de las diferencias que encontramos entre las dos muestras de cúmulos.

A fin de testear una segregación en luminosidad, hemos estudiado la fracción de galaxias más brillantes que un cierto valor de corte, en función de $r/200$. Este valor de corte depende de la muestra de galaxias que estemos considerando. En el caso de las galaxias de los cúmulos SARS, nuestros resultados muestran un decrecimiento marginal (2σ) de la luminosidad total cuando el radio normalizado decrece. Notamos que este efecto es observable sólo cuando se consideran las galaxias con redshift confirmado. Sin embargo, en la muestra de cúmulos CGCS, encontramos un notable aumento de la fracción de galaxias brillantes en la zona central de los cúmulos, efecto que es más notable en los cúmulos de Koester.

Tanto cuando analizamos segregación en morfología o luminosidad de las galaxias de los cúmulos CGCS, los efectos comienzan a ser notables a partir de $r/r_{200} \sim 1$, indicando que las galaxias tipo tempranas y brillantes se concentran hacia el centro de los cúmulos.

Hemos estudiado los efectos de segregación de galaxias en el modelo semianalítico de Bo6, encontrando un incremento de galaxias rojas y brillantes en la zona central del halo al que pertenecen las galaxias. Esto resulta interesante ya que no se han considerado en las simulaciones procesos físicos típicos de los cúmulos de galaxias. El único efecto que actúa es la estrangulación del gas de la galaxia, cuando la misma entra en el potencial de un halo mayor, inhibiendo así su formación estelar. Además, una vez que

la galaxia entra al potencial del halo puede interactuar con otras galaxias fusionándose y formando sistemas más masivos. En ese proceso de fusión experimentará también fricción dinámica.

El mismo análisis de segregación en luminosidad se repitió para los subsistemas bulbo y disco de la muestra de cúmulos SARS. Nuestros resultados indican segregación en la magnitud del bulbo cuando analizamos galaxias miembros (2σ) y galaxias en proyección (3σ). Encontramos que la población más brillante que $M_B \leq -22$ es aproximadamente 3 veces mayor en las zonas interiores que en las zonas exteriores. Este análisis fue realizado para una muestra completa en magnitud total y una submuestra completa en magnitud del bulbo. Ambos casos, son consistentes con una segregación en la luminosidad del bulbo.

Por otro lado, la magnitud absoluta de los discos muestra dependencia de r/r_{200} , en el sentido que los discos tienen en media, luminosidades más bajas en las zonas centrales de los cúmulos. Notamos que este efecto está presente sólo en la muestra de galaxias con miembros confirmados. Si los discos se seleccionan en proyección, este efecto es estadísticamente significativo sólo cuando se consideran los cúmulos más cercanos. La segregación de la luminosidad de los discos favorece la idea de que éstos son afectados por fuerzas tidales debidas al potencial del cúmulo o por encuentros de galaxias. Sin embargo, hay fenómenos que pueden afectar la formación estelar de las galaxias discos, tal como la ram pressure, evaporación del gas, o falta de acreción del gas intracúmulo. Todos estos mecanismos serían los responsables de la segregación en la luminosidad del disco.

Siguiendo con la misma idea, podemos interpretar que la fracción de galaxias de tipo tardío es menor en la muestra de cúmulos de Popesso que en la muestra de Koester, porque al ser los primeros cúmulos brillantes en X, hay procesos más violentos en el medio intracúmulo, afectando principalmente a la población más extendida de las galaxias. Estos procesos podrían controlar la tasa de formación estelar en los discos.

Hemos analizado cómo los tamaños de las galaxias, a través de r_{50} , dependen del r/r_{200} . Para ello consideramos la muestra de cúmulos CGCS. Encontramos aquí la mayor diferencia entre las galaxias de los cúmulos Popesso y los cúmulos Koester. Para estas últimas, los tamaños de la población de galaxias rojas aumentan cuando r/r_{200} decrece, efecto que desaparece si se excluyen las BCGs. En el caso de Popesso, el valor de r_{50} decrece en la zona central de los cúmulos. Cuando observamos la población de galaxias azules, las mismas tienen tamaños mayores en la muestra de Popesso, mientras que en Koester no encontramos ninguna dependencia con r/r_{200} .

La principal diferencia entre una muestra de cúmulos y la otra, es que el catálogo de Popesso posee cúmulos brillantes en rayos X, mientras que el catálogo de Koester fue construido en base a una de las propiedades de las galaxias tipo temprano, la secuencia roja. De ser los cúmulos de Koester emisores en rayos X, deben ser en media, menos brillantes que los cúmulos de Popesso. Por consiguiente, los procesos físicos, presentes en ambas muestras de cúmulos, son más violentos para los cúmulos brillantes en X, afectando así en mayor medida a las propiedades de las galaxias.

A pesar de que los tamaños de las galaxias del modelo semianalítico no están bien estimados, los mismos decrecen cuando r/r_{200} decrece, semejante a lo que pasa en los cúmulos de Popesso. Este resultado debe ser estudiado en mayor detalle una vez que se hayan mejorado las estimas de los tamaños en el modelo.

Finalmente, hemos estudiado la relación $M_B - \log(r_e)$ y $M_D - \log(r_0)$ en función de r/r_{200} . No encontramos diferencias entre la relación de escala de los bulbos como función de la distancia al centro de los cúmulos. Nuestros resultados sugieren que las condiciones físicas responsables de esta relación entre el tamaño y la luminosidad, son lo suficientemente robustas como para soportar las condiciones extremas en los centros de los cúmulos. Por otro lado, la relación $M_D - \log(r_0)$ es consistente con una dependencia marginal (2σ) de esta relación con r/r_{200} . Nuestros resultados indican que los discos de galaxias en la zona central de los cúmulos son más compactos y tienen una intensidad central más brillante. Moore et al. (1999) sugieren que el galaxy harassment es particularmente fuerte para galaxias de bajo brillo superficial, lo que indica que los discos que sobreviven en los centros de los cúmulos deben ser más compactos. Por consiguiente, nuestros resultados están de acuerdo con este escenario.

Los resultados encontrados difieren en algunos casos cuando consideramos galaxias miembros o galaxias en proyección, indicándonos la importancia de utilizar galaxias con redshift confirmado. Mientras que la segregación en morfología y en luminosidad total ha sido estudiada con las galaxias de la muestra CGCS encontrando buen acuerdo con los resultados de las galaxias SARS, carecemos de una muestra confiable con parámetros estructurales del bulbo y del disco para CGCS, la que nos permitiría confirmar por ejemplo, la segregación en la luminosidad del disco.

EFECTOS DEL MEDIO INTRACÚMULO SOBRE LAS GALAXIAS

7.1 Introducción

En los cúmulos de galaxias existen varios mecanismos físicos que actúan sobre la población de galaxias, las cuales pueden sufrir alteraciones en sus propiedades. En el capítulo 6 hemos analizado los efectos de segregación de diferentes propiedades de las galaxias y de sus subsistemas, y hemos discutido los diferentes mecanismos que le podrían dar origen. Estos mecanismos no sólo afectan a los subsistemas bulbo y disco como un todo, sino también a sus componentes, tal como el gas y la población de estrellas. Los discos de galaxias son sistemas más extendidos, por lo cual asumimos que serán afectados notablemente por el medio que los rodea. En particular, estamos interesados en estudiar cómo interacciones debidas al potencial del cúmulo y a interacciones entre galaxias pueden afectar a las propiedades de las mismas. Una de las formas de analizar el efecto de interacciones *tidales* sobre las galaxias, proviene del estudio de su población de **cúmulos globulares** (GCs).

Muzzio et al. (1986, 1987), y más recientemente Bekki et al. (2003), a través de simulaciones dinámicas no colisionales demuestran que a consecuencia de interacciones tidales, conocidas como *tidal stripping*, las galaxias en los cúmulos pueden perder una fracción importante de su población de GCs. Bekki et al. (2003) encuentra que el perfil de densidad de la población de GCs tiene mayor pendiente después de que los GCs han sido afectados por el stripping. Por otro lado, como las interacciones tidales y el efecto gravitacional del potencial del cúmulo se incrementan hacia las regiones internas, es posible encontrar una correlación entre la pendiente de la población de los GCs y la distancia al centro de los cúmulos.

Forbes et al. (1997) encuentran una posible evidencia de tidal stripping en Fornax. Estos autores analizan la frecuencia específica S_N (número de GCs escalado a la luminosidad de la galaxia) de cuatro galaxias localizadas en la región central del cúmulo y encuentran una dependencia marginal de S_N con la distancia al centro. Sin embargo, ésta es relativamente pequeña ($r < 200\text{kpc}$). No obstante, Fornax es un cúmulo de baja masa, por lo que los efectos tidales deberían ser más notables en cúmulos de alta masa. Por lo tanto, estudios en cúmulos de alta masa, seleccionando galaxias en un amplio rango de distancias al centro del cúmulo, son fundamentales para cuantificar la importancia de los efectos del tidal stripping.

En este capítulo, estudiaremos la población de GCs de 21 galaxias tipo tempranas del cúmulo de Virgo. Los datos son obtenidos del ACS Virgo Cluster Survey (Côté et al. 2004), ver sección 3.4. El objetivo de este trabajo es detectar posibles efectos tidales producidos por las interacciones entre galaxias y el potencial del cúmulo. Cabe aclarar,

que parte del trabajo que aquí se detalla ha sido enviado a la revista *Astrophysical Journal*.

Antes de entrar en detalles sobre el trabajo específico, daremos una breve introducción de las principales propiedades de la población de CGs.

7.1.1 *Cúmulos Globulares*

Los CGs son aglomerados de estrellas ligados gravitacionalmente, y se encuentran entre los objetos más viejos del Universo. Tienen masas típicas de $\sim 10^4 - 10^6 M_{\odot}$ (correspondiente a luminosidades de $\sim M_V = -5$ a -10) y tamaños compactos (el radio que encierra la mitad de la luminosidad tiene pocos pc). Con el trabajo de Harris (1991) comenzó el estudio de los GCs en sistemas extragalácticos. Las observaciones de los GCs se utilizan para restringir las historias de formación estelar, la época y homogeneidad de la radiación cósmica, procesos de nucleosíntesis que gobiernan la evolución química, el rol de la materia oscura en los procesos de formación de estructuras en el Universo temprano, entre otras.

Los GCs son buenos trazadores de las historias de formación estelar de los esferoides (galaxias elípticas, bulbos de galaxias espirales y halos), en el sentido de que eventos mayores de formación estelar, son típicamente acompañados de formación de GCs. Niveles de baja formación estelar tienden a producir pocos GCs. Como gran parte de la masa estelar está en forma esferoidal, los GCs son buenos trazadores entonces de la historia de formación del Universo.

Quizás uno de los desarrollos más importantes en la última década en el campo de los GCs extragalácticos, fue el descubrimiento de la distribución bimodal de los colores, indicando dos poblaciones de GCs. En principio, se pensó que esta diferencia podría ser debida a edad, metalicidad, o una combinación de ambas. Sin embargo, estudios espectroscópicos recientes (Strader et al. 2006) mostraron que la bimodalidad se debe principalmente a diferencias en la metalicidad entre las dos poblaciones.

La mayoría de los estudios han sido en las bandas V e I, a pesar de que el color $B - I$ es más sensible a cambios en la metalicidad. Resulta así, la población azul, pobre en metales y la población roja, rica en metales, con los picos de las distribuciones en $V - I = 0,95 \pm 0,02$ y $1,18 \pm 0,04$ (Larsen et al. 2001), respectivamente. Estos colores corresponden a metalicidades de $[Fe/H] \sim -1,5$ y $-0,5$, respectivamente.

El pico de la distribución de la bimodalidad no es exactamente el mismo para todas las galaxias. Antes que la bimodalidad fuera descubierta, van der Bergh (1975) sugirió, y Brody & Huchra (1991) confirmaron, una correlación entre el color/metalicidad y la luminosidad de la galaxia a la cual los GCs pertenecen. Brodie & Huchra (1991) también mostraron que la pendiente de esta relación es similar a la relación que conecta a la luminosidad y color de la galaxia. Estos autores notaron que una similitud en las pendientes sugieren una conexión entre los procesos físicos responsables de la formación de GCs y galaxias. Posteriormente, se encontró una correlación entre el color de los GCs ricos en metales y la luminosidad de la galaxia (Forbes et al. 1997, Larsen et al. 2001, Forbes & Forte 2001), similar a la encontrada para la relación color - magnitud de las galaxias tipo tempranas. Con la excepción de Larsen et al. (2001), se ha encontrado pequeña correlación para los GCs pobres en metales.

Harris & van den Bergh (1981) introdujeron la frecuencia específica S_N como una medida de la riqueza de GCs normalizada a la luminosidad de la galaxia anfitriona

host:

$$S_N = N_{GC} 10^{0,4(M_V+15)} \quad (7.1)$$

Los valores de S_N son de 1 para S y S0 (Barmby 2003), 3 para E y 6 para cD (Ostrov, Forte & Gleisler 1998). Sin embargo, la correlación entre S_N y el tipo morfológico presenta una amplia dispersión.

El número N_{GC} es calculado normalmente como el doble del número de GCs hasta el *turnover* de la función de luminosidad (GCLF), ya que la parte débil de la GCLF está usualmente mal definida (por contaminación e incompletitud). La forma funcional de la GCLG es una gaussiana o una función t_5 .

Las comparaciones entre los valores de S_N para distintos tipos de galaxias tiene sentido cuando las galaxias tienen una misma relación masa - luminosidad. Además, las historias de evolución de las galaxias en los centros de los cúmulos son diferentes al de las otras galaxias elípticas de masa similar. Galaxias con altos valores de S_N tienen más GCs pobres en metales (Forbes et al. 1997). Estos GCs presentan una distribución radial extendida y consecuentemente, tienen mayor probabilidad de ser afectados por efectos tidales.

7.2 Cúmulos Globulares como trazadores del *Tidal Stripping*

En esta sección nos dedicaremos al estudio de la población de GCs de galaxias de tipo temprano, lo cual se detalla en la sección 3.4, con el fin de analizar posibles efectos de tidal stripping. Recordamos que dividimos a la población de GCs de acuerdo a su metalicidad: los GCs con $g - z > 1,15$ son considerados ricos en metales (población roja) mientras que aquellos con $g - z < 1,15$ (Peng et al. 2006) son pobres en metales (población azul).

7.2.1 *Determinación de la Contaminación de Fondo*

La población de GCs está superpuesta a un fondo, el cual crece exponencialmente con la magnitud aparente. Este fondo se debe principalmente a galaxias a altos redshifts que no pueden ser resueltas. Si el tidal stripping es un mecanismo eficiente en los cúmulos de galaxias, entonces una fracción de la contaminación de fondo puede ser causada por los GCs del medio intracúmulo (ICGC), la cual debería ser mayor hacia el centro del cúmulo de galaxias.

Hay dos trabajos recientes que estudian la población de GC en el cúmulo de Virgo. Peng et al. (2006) determina la contaminación del fondo a través 17 campos de alta latitud en ambos filtros con la misma profundidad que las observaciones del ACS. Dependiendo del tiempo de exposición, determinan un fondo medio. Esta técnica es útil para eliminar las galaxias a altos redshifts, pero no para descontaminar por la población de ICGC. Por otro lado, Strader et al. (2006) introducen un corte en la magnitud límite, eliminando candidatos más débiles que $z = 23,5$. Asumen que los GCs caen dentro de $0,7 < g - z < 1,25$ y definen una muestra del fondo para cada galaxia dentro de $1,1 - 1,25$ arcmin ($5,4 - 6,2$ kpc). Finalmente, estiman un fondo medio a partir de la contribución de 37 enanas elípticas (dEs). En este caso, tampoco se tiene en cuenta la población del ICGC.

Con el objeto de evaluar una posible contribución del ICGM, hemos estimado un fondo medio para distintas distancias al centro de Virgo. Suponemos que la población

de GCs ligada a las galaxias llega hasta 1,3 arcmin del centro galáctico. Para todas las galaxias de nuestra muestra, encontramos que el perfil de densidad es plano más allá de este límite. Los GCs a mayores distancias son usados entonces para estimar el fondo medio alrededor de la galaxia a la que pertenecen, a diferentes distancias proyectadas del centro del cúmulo. Las galaxias VCC1279, VCC1297 y VCC1250 están muy cerca de M87 y por lo tanto, el fondo local puede estar contaminado por los GCs de la galaxia cD. Por consiguiente, hemos utilizado los respectivos fondos locales para descontaminar por ICGCs para las tres galaxias cercanas a M87, y el fondo medio para las demás galaxias. Para estas últimas, no encontramos dependencia con la distancia al centro de Virgo.

7.2.2 *Perfiles de Densidad*

La distribución radial de los GCs se ajustada usualmente por una ley de potencias $\rho = ar^b$, sobre un rango de distancias al centro galáctico. Típicamente, la pendiente de la ley de potencias vale $\sim -2 - 2,5$ para elípticas de baja luminosidad y $-1,5$ para elípticas más masivas. Como ya hemos mencionado en la introducción, la distribución de los colores de los GCs es bimodal (Peng et al. 2006), indicando dos poblaciones de GCs. Bassino et al. (2006) encuentran que ambos perfiles, para población roja y azul, pueden ser ajustados por una ley $r^{1/4}$. Consecuentemente, hemos considerado una ley $\log(\rho) = ar^{1/4} + b$ para ajustar los perfiles de densidad de los GCs.

Para cada galaxia de nuestra muestra, hemos utilizado en nuestros análisis la distancia proyectada al centro de Virgo, en lugar de las distancias 3D determinadas vía fluctuaciones de brillo superficial por Mei et al. (2007). Para el presente trabajo se evaluó la posibilidad de utilizar estas estimas y así evitar el deterioro que las distancias proyectadas producen a cualquier estadística de un fenómeno en 3D. No obstante, dado que estas distancias poseen un error considerable ($\sim 0,6\text{Mpc}$), se realizó una simulación Monte Carlo de un cúmulo de galaxias y se analizaron las distribuciones de distancias proyectadas y 3D incluyendo el error antes mencionado. El resultado de este análisis fue que las incertidumbres como las obtenidas por Mei et al. (2007) producen un borrono de la densidad central de galaxias con consecuencias aún mayores que al utilizar distancias proyectadas. Consecuentemente, se decidió descartar el uso de las estimas de distancia provistas por Mei et al. (2007) y considerar las distancias proyectadas de las galaxias al centro de Virgo.

En las figura 55 se muestran los perfiles de densidad para algunas de las galaxias de nuestra muestra. En la tabla 13 se presentan los valores de los ajustes correspondientes. En algunos casos, debido al bajo número de GCs, no se ha podido realizar el ajuste del perfil. Obtenemos un valor medio de $a = -1,34 \pm 0,04$ para la población roja de GCs, $a = -0,91 \pm 0,04$ para la población azul, y $a = -1,00 \pm 0,03$ para la muestra total. Cada perfil fue corregido por la contaminación de fondo. Observamos que la pendiente de la población roja de GCs es en general mayor que la pendiente de la población azul de GC. Esto indica que la población azul es más extendida que la población roja, por lo que será más afectada por interacciones tidales, aunque este resultado es más notable en el análisis detallado en la próxima sección. Varias de nuestras galaxias no presentan bimodalidad (Peng et al. 2006), sin embargo hemos ajustado perfiles de densidad a ambas poblaciones de GCs en casi todos los casos, con valores distintos para las pendientes, indicando así dos poblaciones diferentes de CGs.

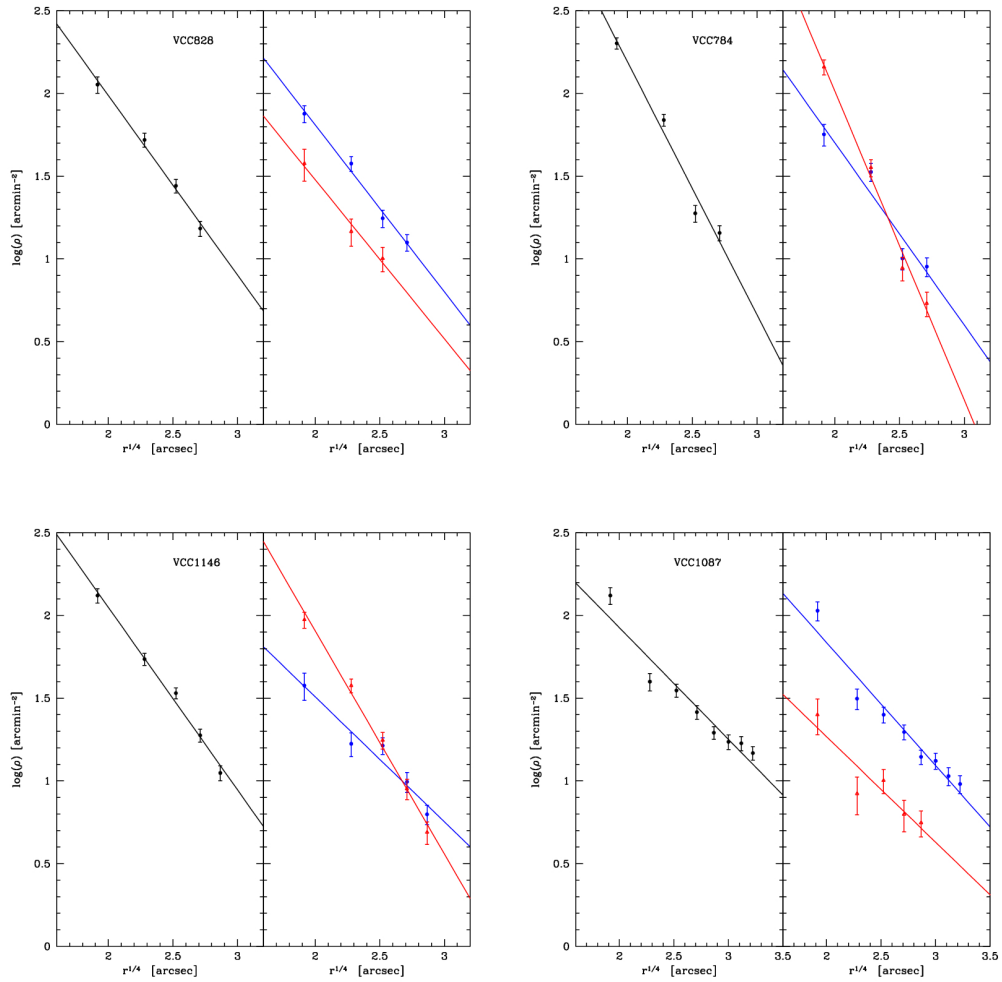


Figura 55. Perfil de densidad de los GCs de algunas galaxias de la muestra, para la población total en los paneles de la izquierda, y para la población roja y azul, en los paneles de la derecha.

VCC	a	b	a _{azul}	b _{azul}	a _{rojo}	b _{rojo}
1279	-1,08 ± 0,08	4,38 ± 0,22	-1,14 ± 0,07	4,29 ± 0,18	-1,21 ± 0,11	4,29 ± 0,28
1720	-0,61 ± 0,07	3,15 ± 0,18	-0,62 ± 0,14	2,93 ± 0,35	-0,61 ± 0,17	2,79 ± 0,43
1242	-0,92 ± 0,08	4,01 ± 0,23	-0,75 ± 0,17	3,31 ± 0,46	-1,33 ± 0,04	4,64 ± 0,10
0784	-1,53 ± 0,18	5,25 ± 0,42	-1,19 ± 0,42	4,09 ± 0,94	-1,87 ± 0,14	5,75 ± 0,34
0778	-1,35 ± 0,10	4,93 ± 0,25	-1,14 ± 0,16	4,20 ± 0,38	-1,61 ± 0,15	5,11 ± 0,37
1321	-0,88 ± 0,12	3,69 ± 0,29	-0,83 ± 0,14	3,37 ± 0,35	-0,98 ± 0,39	3,47 ± 0,93
0828	-1,09 ± 0,07	4,16 ± 0,16	-1,01 ± 0,08	3,83 ± 0,18	-0,96 ± 0,12	3,40 ± 0,28
1250	-1,53 ± 0,23	5,19 ± 0,52	-1,58 ± 0,35	5,16 ± 0,78	-1,39 ± 0,05	4,31 ± 0,12
1630	-1,12 ± 0,15	4,30 ± 0,38	-0,75 ± 0,20	3,15 ± 0,49	-1,89 ± 0,27	5,67 ± 0,65
1146	-1,10 ± 0,06	4,26 ± 0,15	-0,76 ± 0,11	3,02 ± 0,26	-1,35 ± 0,07	4,61 ± 0,18
1913	-1,02 ± 0,13	4,22 ± 0,34	-1,34 ± 0,10	4,67 ± 0,23	-1,32 ± 0,17	4,52 ± 0,43
1125	-0,54 ± 0,14	2,81 ± 0,38	-0,56 ± 0,14	2,86 ± 0,38
1475	-1,38 ± 0,20	5,00 ± 0,48	-1,40 ± 0,28	4,92 ± 0,67	-1,30 ± 0,13	4,21 ± 0,31
1261	-1,01 ± 0,13	3,97 ± 0,31	-0,63 ± 0,06	2,82 ± 0,16	-1,98 ± 0,17	5,73 ± 0,37
1422	-0,87 ± 0,07	3,61 ± 0,18	-1,04 ± 0,12	3,66 ± 0,26	-1,07 ± 0,14	3,74 ± 0,34
2048	-1,24 ± 0,13	4,38 ± 0,31	-1,10 ± 0,11	3,91 ± 0,26	-1,78 ± 0,15	5,03 ± 0,34
1871	-0,93 ± 0,25	3,56 ± 0,60	-0,89 ± 0,15	3,30 ± 0,36
1910	-0,85 ± 0,09	3,56 ± 0,22	-0,53 ± 0,11	2,55 ± 0,25	-1,73 ± 0,08	5,07 ± 0,18
0856	-0,99 ± 0,17	3,93 ± 0,42	-0,84 ± 0,13	3,42 ± 0,32	-2,05 ± 0,27	5,68 ± 0,61
1087	-0,68 ± 0,08	3,28 ± 0,21	-0,74 ± 0,07	3,32 ± 0,20	-0,64 ± 0,15	2,54 ± 0,38
1297	-0,40 ± 0,06	2,55 ± 0,15	-0,31 ± 0,13	2,14 ± 0,30	-0,49 ± 0,06	2,34 ± 0,15

Tabla 13. Valores del ajuste $\log(\rho) = ar^{1/4} + b$ para la muestra total, roja y azul de GCs.

7.2.3 Dependencia Radial de la Frecuencia Específica

Hemos determinado el valor de la frecuencia específica S_N para la población total, roja y azul de GCs, para cada galaxia de la muestra. Las mismas se listan en la tabla 14. Hemos corregido por contaminación de fondo según la sección 7.2.1. Similar a lo realizado por Strader et al. (2006), los valores de S_N fueron determinados a través de la magnitud absoluta M_B .

Varios estudios sugieren que existe una correlación de S_N y la luminosidad de la galaxia a la cual los CGs pertenecen: S_N crece mientras la luminosidad decrece (Miller et al. 1998, Lotz et al. 2001). Strader et al. (2006) encuentran una correlación débil entre S_N y M_B para sus datos. En particular, no encontramos ninguna correlación para nuestros datos, sin embargo, debemos recordar que hemos seleccionado una muestra en un rango pequeño de luminosidades. Los valores medios de la frecuencia específica son $S_N = 4,66 \pm 0,09$, para la muestra total y $S_{N,roja} = 2,04 \pm 0,06$ y $S_{N,azul} = 2,85 \pm 0,07$, para la población roja y azul, respectivamente. Estos valores están dentro del rango esperado para las galaxias de tipo temprano. Además, observamos que el valor medio de S_N es mayor para la población azul, comparada con la población roja de GCs. Este resultado está en acuerdo con Forbes et al. (1997). Un valor alto de S_N implica una población de GCs pobres en metales, la cual es más extendida y por lo tanto, más afectada por interacciones tidales.

Los valores de S_N pueden utilizarse para evaluar una posible presencia de efectos tidales en la población de GCs. En la figura 56 se muestra S_N como función de la distancia al centro de Virgo, para distintos tipos morfológicos. Los errores han sido

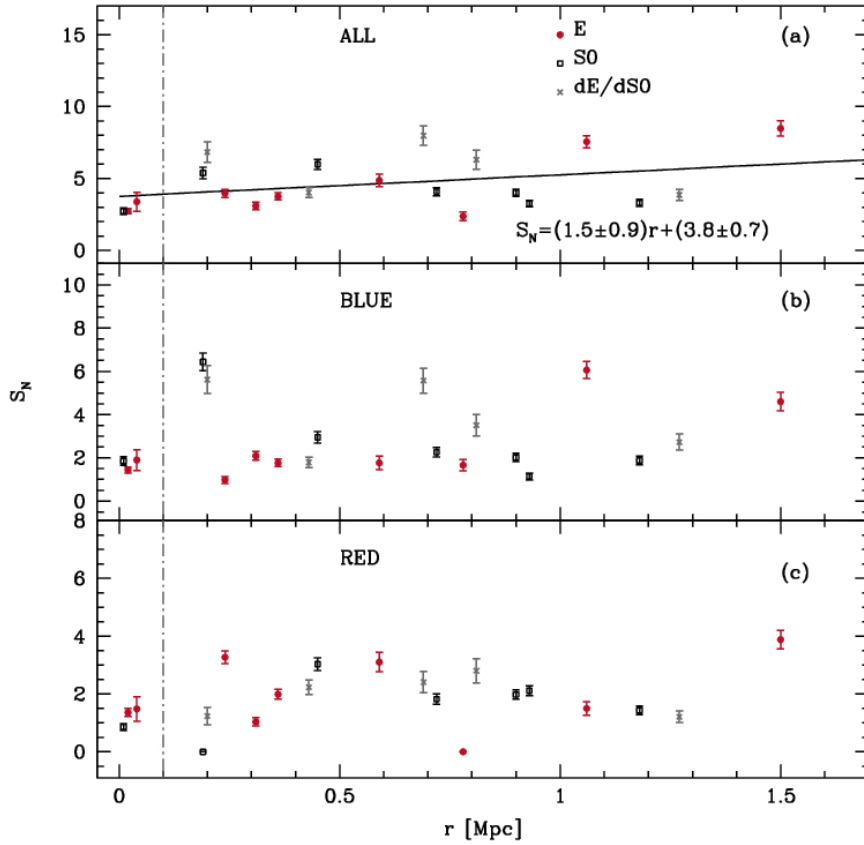


Figura 56. S_N versus la distancia al centro de Virgo. En el panel (a) se considera la muestra total, en (b) la población azul de GCs, y en (c) la población roja de GCs. Los diferentes tipos morfológicos se muestran en distintos símbolos y colores. Los errores en los valores de S_N fueron obtenidos mediante la técnica de propagación de errores. A la izquierda de la línea a trazos gris, se encuentran las galaxias próximas a M87.

determinados vía el método de propagación de errores. En el panel (a) se considera S_N para la muestra total de GCs, en (b), S_N para la población azul y en (c) para la población roja de GCs. A la izquierda de la línea a trazos gris, se encuentran las tres galaxias cercanas a M87. Podemos ver una dependencia marginal entre S_N versus la distancia proyectada, sólo en el caso que consideramos la muestra total de GCs.

Sin embargo, un estudio comparativo de las S_N debe tener en cuenta el tipo morfológico, ya que la población de GCs depende de la luminosidad y de la morfología de la galaxia a la que pertenecen. En la figura 57 se muestra el mismo estudio que en la figura 56 para la muestra de galaxias elípticas solamente. En este caso, podemos ver que hay una correlación entre S_N y la distancia al centro de Virgo, la cual es marginal si se considera la población azul de GCs. En particular, vemos que S_N es prácticamente constante para $r < 1\text{Mpc}$, y mucho mayor a medida que r crece. Las galaxias más cerca del centro del cúmulo han tendido tiempo de orbitar al menos una vez alrededor del potencial del cúmulo, por lo que es más probable que hayan sido

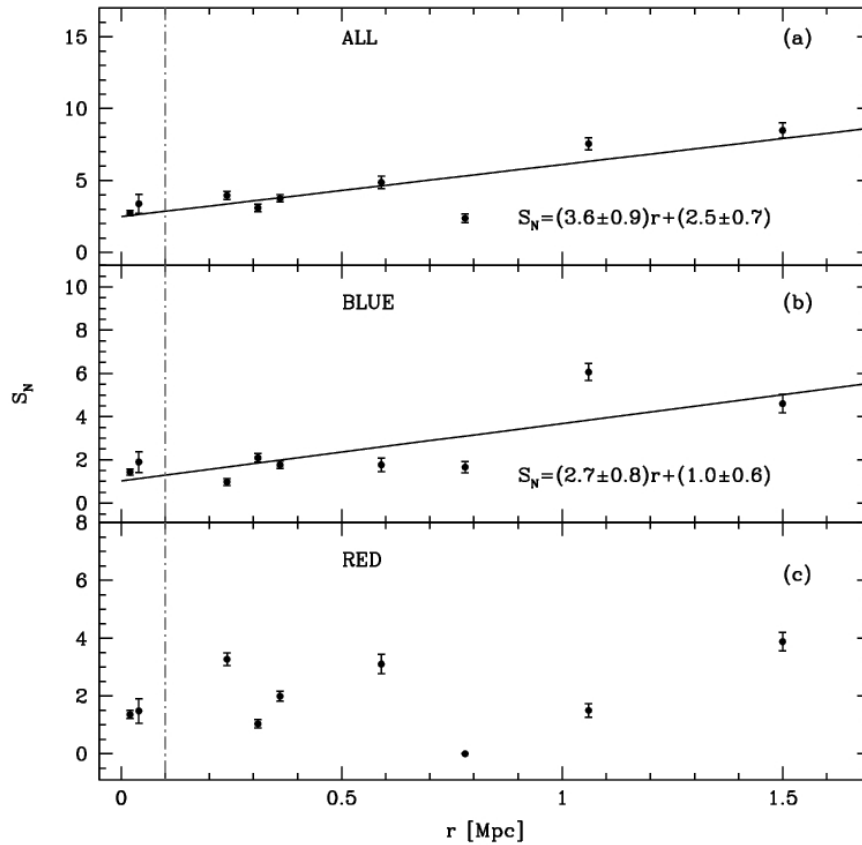


Figura 57. Idem a figura 56, pero considerando solamente la población de galaxias elípticas.

más afectadas por interacciones tidales. Esto puede verse también en la simulación de Bekki et al. (2003), donde con cada pasaje de la galaxia por el centro del cúmulo, ésta pierde una fracción de sus GCs.

No encontramos correlación para las galaxias S0 y las enanas. El mismo análisis se realizó utilizando un fondo local para cada galaxia, encontrando resultados similares.

7.3 Discusión

Hemos analizado una muestra de 21 galaxias de tipo temprano de la muestra ACS VCS con el objeto de analizar posibles efectos de interacciones tidales sobre las galaxias a través de su población de GCs. La misma ha sido seleccionada teniendo en cuenta la magnitud absoluta, la elongación y el color. Este último parámetro también ha sido utilizado para separar a la población de GCs en rojas y azules.

Hemos considerado en nuestros análisis la distancia proyectada al centro de Virgo y no las distancias 3D obtenidas vía fluctuaciones de brillo superficial, ya que el error en su determinación produce un borrono en la densidad central de galaxias.

Hemos analizado la contaminación de fondo como función de la distancia al centro de Virgo. Solamente vemos un aumento de ICGCs en esta relación para las tres

VCC	S_N	$S_{N,azul}$	$S_{N,roja}$	N_{GC}	$N_{GC,azul}$
1279	$2,7 \pm 0,2$	$1,4 \pm 0,1$	$1,4 \pm 0,1$	183	108
1720	$4,0 \pm 0,2$	$2,0 \pm 0,2$	$2,0 \pm 0,2$	183	105
1242	$6,0 \pm 0,3$	$3,0 \pm 0,3$	$3,0 \pm 0,2$	194	110
0784	$3,2 \pm 0,2$	$1,1 \pm 0,2$	$2,1 \pm 0,2$	138	71
0778	$4,1 \pm 0,3$	$2,3 \pm 0,2$	$1,8 \pm 0,2$	159	97
1321	$3,3 \pm 0,2$	$1,9 \pm 0,2$	$1,4 \pm 0,2$	121	76
0828	$3,1 \pm 0,2$	$2,1 \pm 0,2$	$1,0 \pm 0,2$	122	84
1250	$2,7 \pm 0,2$	$1,9 \pm 0,2$	$0,9 \pm 0,1$	137	100
1630	$3,8 \pm 0,2$	$1,8 \pm 0,2$	$2,0 \pm 0,2$	127	75
1146	$4,0 \pm 0,3$	$1,0 \pm 0,2$	$3,3 \pm 0,2$	129	54
1913	$8,5 \pm 0,5$	$4,6 \pm 0,4$	$3,9 \pm 0,3$	171	102
1125	$5,4 \pm 0,4$	$6,4 \pm 0,4$...	131	124
1475	$7,6 \pm 0,4$	$6,1 \pm 0,4$	$1,5 \pm 0,2$	169	123
1261	$4,0 \pm 0,3$	$1,8 \pm 0,2$	$2,2 \pm 0,2$	118	74
1422	$4,9 \pm 0,4$	$1,8 \pm 0,3$	$3,1 \pm 0,3$	114	66
2048	$3,9 \pm 0,4$	$2,7 \pm 0,4$	$1,2 \pm 0,2$	97	68
1871	$2,4 \pm 0,3$	$1,7 \pm 0,3$...	81	53
1910	$6,3 \pm 0,6$	$3,5 \pm 0,5$	$2,8 \pm 0,4$	106	70
0856	$8,0 \pm 0,7$	$5,6 \pm 0,6$	$2,4 \pm 0,4$	119	84
1087	$6,8 \pm 0,7$	$5,6 \pm 0,6$	$1,2 \pm 0,3$	151	114
1297	$3,4 \pm 0,7$	$1,9 \pm 0,5$	$1,5 \pm 0,4$	158	102

Tabla 14. Frecuencia específica de los GCs, con los errores que se obtuvieron vía la técnica de propagación de errores. Se lista además el número de GCs totales y azules dentro de $1,3$ arcmin.

galaxias centrales, próximas a M87. Este exceso de GCs en las galaxias centrales puede atribuirse a una superposición de los GCs del halo extendido de M87, como así también a GCs que han perdido estas galaxias u otras por interacciones tidales. Para las demás galaxias de la muestra, no observamos ninguna tendencia del fondo medio con la distancia al centro. Por consiguiente, hemos considerado el fondo local para las tres galaxias cercanas a M87 y un único fondo medio para las otras galaxias de la muestra.

Hemos obtenido los perfiles de densidad radial para la población total, roja y azul de GCs. En general, la población roja tiene mayor pendiente que la población azul, lo cual implica que ésta última es la más extendida. Además, hemos ajustado a 19 galaxias de la muestra, perfiles de densidad para ambas poblaciones de GCs, aún cuando la población total de GCs no presenta bimodalidad.

Existe una correlación marginal entre S_N y la distancia proyectada al centro de Virgo cuando se consideran todos los tipos morfológicos y la muestra total de GCs. Sin embargo, esta correlación es más marcada cuando se considera sólo las galaxias elípticas. En este caso, también se observa una leve correlación en la población azul de GCs. Para ésta, observamos para que el valor de S_N es aproximadamente constante para $r < 1$ Mpc, mientras que es mayor a medida que la distancia al centro aumenta. Las galaxias a distancias menores han tenido más tiempo de interactuar con el potencial, por lo cual habrán perdido un porcentaje mayor de sus GCs. La falta de correlación en la población roja se debe a que la misma es más concentrada, y por consiguiente,

menos afectada por el tidal stripping.

Aún cuando hay evidencias a favor del tidal stripping, sólo una pequeña fracción de la población de GCs parece ser afectada. Además, dada la dependencia de S_N con el tipo morfológico, sería interesante analizar una muestra mayor de galaxias elípticas. Por otro lado, el procedimiento de estimas de la contaminación de fondo debe tener en cuenta un posible gradiente como función de la distancia al centro del cúmulo. Finalmente, simulaciones más realistas deberían realizarse con el fin de confrontar observaciones con las predicciones del modelo, incluyendo en el mismo, una población roja y una azul de GCs, con sus respectivas distribuciones.

DISCUSIÓN FINAL

En la presente tesis se llevó a cabo un estudio estadístico sobre la dependencia de las propiedades de las galaxias brillantes y sus subsistemas como función de los parámetros globales de los cúmulos masivos de galaxias, con el fin de profundizar en el entendimiento de los procesos físicos que intervienen en la formación y evolución de las galaxias. Para ello hemos utilizado diferentes catálogos reales y sintéticos de cúmulos de galaxias, con muestras homogéneas de galaxias.

Aunque el estudio de los subsistemas de galaxias en cúmulos a través de sus parámetros estructurales han ido aumentando con el tiempo, existen pocos en la literatura, dada la dificultad de obtener información de la estructura de las galaxias en sistemas de alta densidad. Además, no siempre estas muestras cuentan con información espectroscópica para todas las galaxias miembros de los cúmulos, lo cual influye en los resultados obtenidos.

En este trabajo hemos utilizado diferentes catálogos de cúmulos de galaxias basados en distintas técnicas de identificación, con el objeto de contar con muestras óptimas de galaxias en cúmulos y de estudiar también la dependencia de sus propiedades con las técnicas de identificación. Además, con el fin de confrontar las observaciones con predicciones teóricas, hemos considerado una gran muestra de galaxias generada en base al modelo semianalítico de Durham. A continuación describimos los principales resultados de cada muestra de cúmulos de galaxias empleada en esta tesis:

1. **CGCS: Córdoba Galaxy Cluster Survey from SDSS:** Hemos seleccionado cúmulos de galaxias basados en distintas técnicas de identificación con el fin de analizar posibles dependencias de las propiedades de las galaxias con las técnicas: el catálogo de Bahcall et al. (2003), basado en la técnica Hybrid Matched Filter; el catálogo de Popesso et al. (2004) construido en base a cúmulos brillantes en rayos X y el catálogo de Koester et al. (2007), construido a través de un algoritmo basado en la secuencia roja de las galaxias tipo tempranas. En todos los casos, se trata de cúmulos ricos ($N_{gal} \geq 20$) en el rango de redshift de $0,05 < z < 0,15$. Las galaxias han sido obtenidas del catálogo SDSS DR5 espectroscópico, por lo que resulta una muestra completa en magnitud absoluta ($M_r = -21,5$), que permite una comparación directa entre los distintos catálogos de cúmulos.
 - Hemos identificado las galaxias miembros de los cúmulos de galaxias a través del algoritmo amigo de los amigos (FOF), y de la inspección visual de cada cúmulo. Hemos considerado las galaxias miembros a aquellas que satisfacen $|z_c - cz_{cluster}| < 3000 \text{km s}^{-1}$.
 - Hemos determinado nuevas coordenadas (α, δ, z) para los cúmulos de nuestra muestra a partir de FOF. Al $\sim 40\%$ de los cúmulos de Popesso y Koester le hemos asignado un nuevo valor a las coordenadas (α, δ) y al $\sim 17\%$, el valor proporcionado por el algoritmo. Para los cúmulos restantes

se dejaron los valores originales. En el caso de los cúmulos de Bahcall, el 3% tiene un nuevo valor de z y un 19% un nuevo valor en las coordenadas.

- Hemos clasificado a los cúmulos de galaxias en distintas categorías, de acuerdo al grado de subestructura o peculiaridad que presentaban. Cúmulos dobles y peculiares han sido descartados, como también aquellos cúmulos que cayeran fuera del rango de z una vez que han sido re-identificados.
 - Se determinaron los parámetros físicos de los cúmulos: la masa virial M_{vir} , el radio virial R_{vir} , el radio R_{200} y la dispersión de velocidades σ . No hay grandes diferencias entre las tres muestras de cúmulos, sin embargo, existe una leve tendencia indicando que los cúmulos de Popesso son los más masivos, con mayor dispersión de velocidades y mayores radios.
 - Hemos obtenido parámetros fotométricos y espectroscópicos de las galaxias en los cúmulos del SDSS DR5 y el parámetro n de la ley de Sérsic del catálogo público de Blanton et al. (2005). Hemos tenido en cuenta este parámetro en nuestros análisis, a pesar de que no está bien estimado para galaxias con grandes tamaños y brillantes, tal como es nuestro caso. Todas las galaxias de la muestra CGCS cuentan con información espectroscópica, lo cual es fundamental en el estudio de las propiedades de las galaxias en cúmulos. Tal como se detalla en próximos párrafos, en esta tesis hemos estudiado la importancia de contar con muestras de galaxias miembros.
 - Hemos restringido nuestra muestra de galaxias a una sub-muestra limitada en volumen hasta $z = 0,14$, lo cual significa $M_r = -21,33$. Resultan 786 galaxias en 48 cúmulos de Popesso, 3041 en 197 cúmulos de Koester y 287 galaxias en 19 cúmulos de Bahcall. Estos últimos no se han tenido en cuenta por razones estadísticas.
 - En principio, no encontramos una diferencia significativa entre las muestras de cúmulos de Popesso y Koester, lo cual sugiere que las propiedades de las galaxias brillantes en cúmulos no dependen fuertemente de las técnicas de identificación.
 - Hemos identificado la BCG espectroscópica de cada cúmulo de la muestra CGCS, y hemos analizado qué fracción de galaxias sin estimas de redshifts podrían ser las BCGs verdaderas de los cúmulos. Nuestros resultados sugieren que la mayor parte de las BCGs espectroscópicas son las verdaderas. De la comparación entre las BCGs de Popesso y Koester, encontramos que los primeros tienen BCGs con un mayor brillo superficial y tamaños más grandes.
2. **SARS: Southern Abell Cluster Redshift Survey:** Hemos obtenido los parámetros fotométricos de 1384 galaxias en 14 cúmulos en la banda R. 345 galaxias tienen redshift medido resultando 313 galaxias miembros.
- Hemos obtenido los perfiles de luminosidad de 507 galaxias, de las cuales 232 tienen estimas del redshift, y solo 25 no son galaxias miembros. Hemos ajustado la ley de de Vaucouleurs a los sistemas esferoidales, la ley exponencial a los discos y paralelamente se ajustó la ley de Sérsic a todas las galaxias de la muestra. Para ello, identificamos las galaxias en las imágenes y seleccionamos a aquellas galaxias que tuviesen un radio aparente mayor a 3 veces el valor del seeing de la imagen.

- Las galaxias se extienden en un amplio rango de magnitudes absolutas total, desde $M_t = -24,09$ a $M_t = -17,92$. Las magnitudes absolutas del bulbo oscilan entre $-25,18$ y $-18,95$, mientras que la magnitud absoluta del disco varía entre $-23,85$ y $-18,92$. El radio efectivo de los bulbos varía entre $0,77$ y $25,85$ kpc, existiendo algunas galaxias con valores mayores de r_e . La longitud de escala de los discos oscila entre $1,37$ y $11,24$ kpc. Por otro lado, el parámetro n de la ley de Sérsic varía de $n = 0,12$ a $3,62$. Las galaxias con $n \geq 1,5$ aproximadamente, son galaxias que presentan alguna peculiaridad o tienen un perfil de galaxia enana.
 - Observamos que las galaxias con $n \leq 0,4$ tienen perfiles de de Vaucouleurs puros, galaxias con $0,4 < n \leq 0,7$ perfiles bulbo más disco y las galaxias con $0,7 < n \leq 1,2$ perfiles exponenciales puros. Para valores mayores de n , las consideramos galaxias enanas y no le hemos podido ajustar un perfil $r^{1/4}$ o exponencial.
 - Encontramos que las fuentes principales de error en la fotometría se deben al ruido de fondo de cielo, el seeing y la superposición de objetos en las imágenes. El nivel del cielo tiene una influencia importante en la parte débil del perfil de luminosidad y por lo tanto, sobre los parámetros estructurales. Encontramos que el error en el parámetro n es de $0,08$ en media, mientras que los errores para μ_e , μ_0 y μ_s están por debajo de $0,25 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Los errores para r_e , r_0 y r_s son menores al 20% .
 - Analizamos los efectos del seeing sobre los parámetros estructurales y determinamos que el radio óptimo que minimiza los efectos del seeing, es 3 veces el valor del FWHM. En nuestro caso, un radio aparente $> 6 \text{ arcsec}$.
3. **ACS Virgo Cluster Survey:** Hemos seleccionado 21 galaxias tipo tempranas dentro del rango de magnitudes $12,15 < B_T < 14,33$, con distancias proyectadas al centro de Virgo de $0,02 < r < 1,50 \text{ Mpc}$. Se han obtenido los perfiles de luminosidad de cada galaxia en los filtros F475W (\sim al filtro g de SDSS) y F859LP (\sim z de SDSS) y se han identificado los objetos en las imágenes. Hemos seleccionado la población de cúmulos globulares de cada galaxia, teniendo en cuenta su magnitud absoluta, elongación y color. Este último parámetro también ha sido empleado para separar a la población roja de cúmulos globulares, rica en metales, de la población azul, pobres en metales.
4. **GALFORM: Modelo Semianalítico de Formación de Galaxias:** Hemos generado una población de galaxias en $z = 0$ con una masa del halo $M_{\text{halo}} > 10^{13} M_{\odot} h^{-1}$, con magnitud absoluta en la banda r de $M_r > -14$. Hemos considerado una submuestra de 20709 galaxias con magnitud límite $M_r = -18$. Hemos utilizado la versión de GALFORM de Bower et al. (2006) cuya principal característica consiste en que el proceso de retroalimentación de la tasa de enfriamiento del gas está dado por la acreción de material en agujeros negros supermasivos. Este modelo ha sido implementado dentro de las simulaciones Millennium, las cuales siguen la evolución de 10 billones de partículas de materia oscura en un volumen cúbico de $500 h^{-1} \text{ Mpc}$ de lado. Este modelo reproduce el quiebre de la función de luminosidad y la distribución bimodal de los colores

de las galaxias. Para estas galaxias hemos obtenido el parámetro n de la ley de Sérsic, el índice de concentración y el radio pretrosiano que encierra el 50 % del flujo de las galaxias del modelo.

Hemos estudiado diferentes relaciones de escala entre los parámetros fotométricos y estructurales de las galaxias, ya que las mismas restringen los modelos de formación. A tal fin, se clasificó a las galaxias de la muestra de cúmulos CGCS en tipos tempranas y tardías según el parámetro fracDeV_r , el cual es una medida de la contribución del perfil de de Vaucouleurs a la magnitud model. Encontramos que este parámetro correlaciona bien con el índice de concentración de las galaxias. Hemos consideramos en nuestros análisis magnitudes petrosianas ya que las magnitudes de de Vaucouleurs y exponencial están subestimadas para las galaxias grandes y brillantes. En cuanto a la muestra de cúmulos SARS, hemos analizado las relaciones de escala en base a los parámetros estructurales del bulbo y disco, como también la relación entre los parámetros de la ley de Sérsic. Finalmente, hemos clasificado a las galaxias del modelo semianalítico en tipos tempranas y tardías en base al cociente de la luminosidad del bulbo y la luminosidad total. En nuestros análisis, se han comparado ambas poblaciones de galaxias con la población de las BCGs. Los principales resultados se detallan a continuación:

- Encontramos que los subsistemas discos y bulbos satisfacen una misma relación de Kormendy, en acuerdo con la idea de que sistemas virializados tienen una misma relación masa-luminosidad. Por otro lado, las BCGs tienen grandes radios y bajo brillo superficial comparadas con la población de galaxias tipo tempranas, similar a lo encontrado por otros autores. La relación de Kormendy para los distintos tipos de galaxias es distinta. Para un mismo radio, las BCGs tienen un brillo superficial alto comparadas con la población de galaxias tipo tempranas, y éstas, con la población tipo tardía. Esto indica una diferente relación masa-luminosidad de cada tipo de galaxias y/o diferente historia de formación.
- Encontramos que los diferentes tipos de galaxias y subsistemas obedecen una misma relación tamaño-luminosidad, en el sentido que las galaxias y subsistemas más brillantes tienen tamaños más grandes. La población de galaxias tardías son las que tienen los tamaños más grandes para una misma luminosidad, siendo la población BCGs las que le siguen en orden, para magnitudes $M_r > -22$ aproximadamente. Luego, los tamaños de la población tipo temprana aumentan, mientras que la población tipo tardía parece estable. Por el contrario, las galaxias del modelo semianalítico no reproducen las observaciones debido a una mala estima de los tamaños. Esta relación indica galaxias brillantes con tamaños pequeños.
- Hemos estudiado diferentes relaciones de escala entre los parámetros fotométricos y dinámicos de las galaxias tipo temprano, tal como la relación plano fundamental y sus proyecciones. Cuando analizamos los resultados de cada relación en conjunto, los mismos sugieren un modelo de formación basado en mergers no disipativos para las galaxias BCGs, consistente con lo obtenido vía simulaciones numéricas.
- Encontramos que los parámetros de la ley de Sérsic están fuertemente relacionados, siendo esta relación no lineal. Obtenemos que las galaxias forman una línea

en el espacio $(n, \log(r_s), \mu_s)$, con valores límites de $r_s \sim 1$ kpc, en acuerdo con predicciones teóricas. Nuestros resultados son consistentes con la idea de que las galaxias forman una familia uniparamétrica.

Dentro de un cúmulo, las galaxias experimentan diferentes tipos de influencias del potencial de cúmulo, de otras galaxias y del medio intracúmulo. Además, muchas de estas galaxias se han fusionado con otras generando nuevas galaxias, quizás de diferente tipo morfológico. Sin embargo, es notable que las galaxias mantengan sus relaciones de escala.

Estudiamos diferentes propiedades de las galaxias en cúmulos como función del entorno. Aunque es conocido que muchas de las propiedades de las galaxias muestran dependencia con el medio, en el presente trabajo contamos con una muestra importante de galaxias miembros en cúmulos de alta masa, por lo cual resulta interesante extender los análisis a tales sistemas. Además es interesante también saber cuál de estas propiedades correlaciona con el medio independientemente una de la otra, y cuál de ellas es la propiedad más predictiva con el medio. Este análisis ya ha sido realizado en galaxias de campo y grupos de galaxias y en la presente tesis lo extendemos a cúmulos de galaxias. A tal fin, hemos utilizado la muestra de cúmulos CGCS. Por consiguiente, estudiamos la dependencia de distintas propiedades de las galaxias (color, luminosidad, índice de concentración, tipo espectral, entre otras) como función de la masa virial y distancia normalizada al centro de los cúmulos. El estudio estadístico realizado se basa en el estaqueo de los cúmulos de galaxias. Encontramos:

1. Una leve tendencia indicando que las galaxias de tipo temprano se encuentran en cúmulos más masivos, sin embargo hemos considerado un rango angosto de cúmulos de alta masa y una muestra de galaxias brillantes. Cuando analizamos qué propiedad es mejor predictiva en función de la masa de los cúmulos, encontramos diferentes resultados para las muestras de Popesso y Koester. Nuestros estudios sugieren que las propiedades de las galaxias brillantes en los cúmulos no parecen depender de su masa. Interpretamos que una vez que un cúmulo ha alcanzado un cierto valor de masa ($\sim 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$), éste no modificará la dependencia de las propiedades de las galaxias respecto a la masa, aún cuando ésta siga aumentando por algún proceso físico.
2. La relación radio-morfología, la cual indica que las galaxias de tipo temprano habitan las zonas centrales. Encontramos que la propiedad más predictiva en función de la distancia al centro de los cúmulos, es el color $(g - r)$, seguido del color $(u - r)$. Es importante notar que tanto para las galaxias de campo (Blanton et al. 2005), como para las galaxias en grupos (Martínez & Muriel 2006) y para las galaxias en cúmulos de alta masa, el color $(g - r)$ es el parámetro mejor predictivo.

Hemos estudiado la segregación de las propiedades de las galaxias en función de los parámetros globales de los cúmulos tal como r/r_{200} . De acuerdo a lo expresado anteriormente, las propiedades de las galaxias no dependen de la masa de los cúmulos, por lo cual no hemos considerado esta relación. Hemos adoptado diferentes criterios de clasificación para las galaxias de tipo temprano y tardío de acuerdo a los siguientes parámetros: color, índice de concentración, tipo espectral, índice de Sérsic y cociente B/T, dependiendo de la muestra de cúmulos de galaxias que se considere. Además, hemos estudiado los efectos de segregación de los subsistemas disco y bulbo para las

galaxias de la muestra SARS. En este caso, consideramos galaxias en proyección, a las que se han realizado las correcciones estándares usuales, y galaxias con estimas de redshifts, corregidas por completitud. Nuestros resultados más importantes son los siguientes:

- Encontramos que el parámetro n de las galaxias de la muestra SARS, es una buena alternativa para medir la segregación morfológica. El uso de n tiene la ventaja de ser un parámetro continuo y puede ser fácilmente obtenido de los perfiles de luminosidad.
- Encontramos que la población de galaxias rojas, independientemente del parámetro que se utilice para clasificarlas morfológicamente, es mayor en los cúmulos de Popesso, siendo ésta una de las diferencias que encontramos entre las dos muestras.
- Hemos estudiado la fracción de galaxias más brillantes que un cierto valor de corte, en función de r/r_{200} , con el fin de detectar segregación en luminosidad. Este valor de corte depende de la muestra de galaxias que estemos considerando. Nuestros resultados sugieren que las galaxias más brillantes habitan las zonas centrales de los cúmulos. Además, hemos estudiado segregación en magnitud de los subsistemas bulbo y disco:
 - Encontramos evidencias de segregación en luminosidad del bulbo cuando analizamos galaxias miembros (2σ) y galaxias en proyección (3σ). Este análisis fue realizado para una muestra completa en magnitud total y una submuestra completa en magnitud del bulbo.
 - Encontramos que los discos tienen en media luminosidades más bajas en las zonas centrales de los cúmulos. Notamos que este efecto está presente solo en la muestra de galaxias con miembros confirmados. La segregación de la luminosidad de los discos favorece la idea de que éstos son afectados por fuerzas tidales del potencial del cúmulo o por encuentros a altas velocidades de las galaxias. Sin embargo, hay fenómenos que pueden afectar la formación estelar de las galaxias disco, tal como la ram pressure, evaporación del gas, o falta de acreción del gas intracúmulo, siendo estos mecanismos responsable de la segregación en luminosidad del disco.
- La segregación morfológica y en luminosidad de la muestra de cúmulos CGCS se manifiesta a medida que r/r_{200} decrece. En particular, a partir de $r/r_{200} \sim 1$.
- Hemos estudiado los efectos de segregación de galaxias en el modelo semianalítico, encontrando un incremento de galaxias rojas y brillantes en la zona central del halo al que pertenecen las galaxias. Este resultado resulta interesante ya que no se han considerado en las simulaciones procesos físicos típicos de los cúmulos de galaxias. El único efecto que actúa es la estrangulación del gas de las galaxias, cuando las mismas entran en el potencial de un halo mayor, inhibiendo así la formación estelar. Además, una vez que las galaxias entran al potencial del halo pueden interactuar con otras galaxias fusionándose y formando sistemas más masivos. En ese proceso de fusión, una galaxia experimentará también fricción dinámica, la cual puede aumentar las posibilidades de fusión.

Los resultados encontrados difieren en algunos casos cuando consideramos galaxias miembros o galaxias en proyección, indicándonos la importancia de utilizar miembros confirmados. Mientras que la segregación en morfología y en luminosidad total han sido estudiadas con las galaxias de la muestra CGCS, encontrando buen acuerdo con los resultados de las galaxias de SARS, carecemos de una muestra confiable con parámetros estructurales del bulbo y del disco para CGCS, la cual nos permitiría confirmar, por ejemplo, la segregación en la luminosidad del disco.

Hemos analizado la segregación de los tamaños de las galaxias de tipo temprano y tardío a través de r_{50} . Además, como la población de las galaxias BCGs tiene propiedades similares a la población de galaxias de tipo temprano, hemos realizado los análisis considerando y excluyendo las BCGs.

- En general, encontramos que los tamaños de la población de galaxias rojas aumentan hacia el centro para los cúmulos de Koester, efecto que desaparece si se excluyen las BCGs; mientras que para los cúmulos de Popesso disminuyen a medida que r/r_{200} decrece, efecto que se hace más notable si se excluyen las BCGs.
- Los tamaños de la población de galaxias tardías no muestran ninguna tendencia para los cúmulos de Koester y disminuyen a medida que r/r_{200} decrece para los cúmulos de Popesso.
- En el caso del modelo semianalítico los tamaños de las galaxias decrecen cuando r/r_{200} decrece, semejante a lo que pasa en los cúmulos de Popesso. Este resultado debe ser estudiado en mayor detalle una vez que se hayan mejorado las estimas de los tamaños en el modelo.

De los resultados descritos anteriormente, obtenemos que la fracción de galaxias de tipo temprano es mayor en los cúmulos de Popesso, mientras que los cúmulos de Koester presentan una mayor fracción de galaxias formadoras de estrellas. Esto puede apreciarse mejor cuando se analiza la segregación en morfología, que cuando se observan las distribuciones de las propiedades de las galaxias.

Una de las diferencias más notables es la encontrada en los tamaños de las galaxias. La principal diferencia entre una muestra de cúmulos y la otra, es que el catálogo de Popesso posee cúmulos brillantes en rayos X, mientras que el catálogo de Koester fue construido en base a una de las propiedades de las galaxias de tipo temprano, la secuencia roja. De ser los cúmulos de Koester emisores en rayos X, deben ser en media, menos brillantes que los cúmulos de Popesso. Por consiguiente, los procesos físicos, presentes en ambas muestras de cúmulos, son más violentos para los cúmulos brillantes en X, afectando así en mayor medida a las propiedades de las galaxias. Consideramos que tales procesos físicos pueden estar afectando más a la población de galaxias tardías que tempranas, lo cual es también sustentado por los resultados encontrados para la muestra de cúmulos SARS, tal como se detalla en el párrafo siguiente.

Hemos estudiado la relación tamaño-luminosidad en función de r/r_{200} para los subsistemas bulbo y disco de la muestra SARS. No encontramos diferencias entre la relación de escala de los bulbos como función de la distancia al centro de los cúmulos. Por otro lado, la relación $M_D - \log(r_0)$ es consistente con una dependencia marginal (2σ) de esta relación con r/r_{200} . Nuestros resultados indican que los discos de galaxias en la zona central de los cúmulos son más compactos y tienen una intensidad central

más brillante. Esto, sumado al hecho de que los discos de galaxias son más brillantes en la zonas externas de los cúmulos, indica que los discos son en el centro de los cúmulos, menos luminosos y más compactos, con un alto brillo superficial central. Estos resultados están de acuerdo con el escenario de *galaxy harassment*, el cual indica que los discos que sobreviven en los centros de los cúmulos deben ser más compactos.

Finalmente, hemos estudiado cómo fuerzas tidales efectuadas por el potencial del cúmulo o por encuentros a altas velocidades de las galaxias, pueden afectar a los subsistemas de las galaxias. En párrafos anteriores analizamos cómo el disco es afectado por interacciones tidales. Otra manera de estudiar estos efectos proviene del estudio de la población de los cúmulos globulares (GCs). A tal fin, utilizamos la muestra de GCs identificadas en las imágenes del ACS VCS. Inicialmente, analizamos la contaminación de fondo como función de la distancia al centro de Virgo. Solamente vemos un aumento de GCs del medio intracúmulo para las tres galaxias centrales próximas a M87. Este exceso de GCs en las galaxias centrales puede atribuirse a una superposición de los GCs del halo extendido de M87, como también a GCs que han perdido estas galaxias u otras por interacciones tidales. Hemos entonces tenido en cuenta el fondo local para estas tres galaxias. Para las demás galaxias de la muestra, no observamos ninguna tendencia del fondo con la distancia al centro, por lo cual hemos considerado un único fondo medio.

- Verificamos que la población azul de GCs es más extendida que la población roja, lo cual viene dado a través de los perfiles de densidad radial. Esta población azul es potencialmente más afectada por interacciones tidales.
- Encontramos una correlación marginal entre S_N y la distancia proyectada al centro de Virgo, cuando se consideran todos los tipos morfológicos y la muestra total de GCs. Sin embargo, esta correlación es más marcada cuando se consideran sólo las galaxias elípticas. En este caso, también se observa una leve correlación en la población azul de GCs. Además, observamos que el valor de S_N de los GCs azules es aproximadamente constante para $r < 1\text{Mpc}$, mientras que es mayor a medida que la distancia al centro aumenta. Las galaxias a distancias menores han tenido más tiempo de interactuar con el potencial, por lo cual habrán perdido un porcentaje mayor de sus GCs.
- Ausencia de correlación en la población roja debido a que la misma es más concentrada, y por consiguiente, menos afectada por fuerzas tidales.

Aún cuando hay evidencias a favor de fuerzas tidales actuando sobre los GCs, sólo una pequeña fracción de la población de GCs parece ser afectada. Además, dada la dependencia de S_N con el tipo morfológico, sería interesante analizar una muestra mayor de galaxias elípticas. Por otro lado, el procedimiento de estimas de la contaminación de fondo debe tener en cuenta un posible gradiente como función de la distancia al centro del cúmulo. Simulaciones numéricas más realistas deberían realizarse con el fin de confrontar observaciones con las predicciones del modelo, incluyendo una población roja y azul de GCs, con sus respectivas distribuciones.

Los estudios realizados en la presente tesis a través de distintas muestras de cúmulos, confirman la idea de que las propiedades de las galaxias se modifican

debido a interacciones con el medio en el que habitan. Con estos estudios, pretendemos contribuir al conocimiento de los modelos de formación y evolución de galaxias.

Una de las conclusiones más importantes halladas en esta tesis, se basa en el hecho de que las propiedades de las galaxias no dependen de la masa virial en cúmulos de alta masa, pero sí muestran dependencia con la distancia normalizada al centro. De acuerdo a esto, estudiamos la segregación de galaxias en función de la distancia al centro de los cúmulos, como también diferentes relaciones de escala de las galaxias. Varias relaciones nos indican que las propiedades de las galaxias dependen de las técnicas de identificación, siendo las galaxias de los cúmulos emisores fuertes en rayos X las más afectadas por el medio, y en particular la población azul. Nuevos estudios deben realizarse en el campo de la subestructura de las galaxias y con muestras mayores de galaxias con estimas de redshifts, con el fin de confirmar los resultados obtenidos en esta tesis. Por otro lado, las evidencias de efectos tidales en la población de GCs es marginal y dependiente del tipo morfológico, por lo cual es necesario ampliar la muestra de galaxias y comparar con simulaciones más realistas.

Comparaciones futuras con modelos semianalíticos deben realizarse, cuando las estimas de los parámetros de las galaxias sean mejor calculados y cuando se incluyan mecanismos físicos existentes en los cúmulos de galaxias.

Finalmente, pretendemos extender nuestros estudios a redshifts intermedios, construyendo una nueva muestra de cúmulos de galaxias basados en SDSS, y realizar así estudios comparativos entre las propiedades de las galaxias a diferentes redshifts.

SDSS: SLOAN DIGITAL SKY SURVEY

A.1 Principales características del SDSS

El *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, York et al. 2000) es un relevamiento fotométrico y espectroscópico construido con el telescopio de 2.5 m del Observatorio Apache Point en Nuevo México. Este proyecto puso a disposición en el año 2007 el quinto conjunto de datos (Fifth Data Release (DR5), Adelman - McCarthy et al. 2007) y tiene como principal objetivo el estudio de la estructura en gran escala del Universo, produciendo además, datos para otras áreas astronómicas. La información acerca de este relevamiento puede encontrarse en <http://www.sdss.org/dr5>. A finales de 2007, se ha puesto a disposición el sexto conjunto de datos (DR6). Muchas de las propiedades del survey se encuentran detalladas en Stoughton et al. (2002).

Las imágenes son tomadas en 5 bandas fotométricas (u , g , r , i y z ; Fukugita et al. 1996) entre 3000 y 10000 Å usando un mosaico CCD en modo *drift scan*. Las imágenes son procesadas por un software especializado llamado Photo (Lupton et al. 2001, Stoughton et al. 2002), y son calibradas astrométricamente (Pier et al. 2003) y fotométricamente (Hogg et al. 2001, Tucker et al. 2006) a través de observaciones de estrellas estándar (Smith et al. 2002).

En la figura 58 se muestra la cobertura del DR5. En el gráfico superior la zona cubierta muestra la fotometría y en el gráfico inferior, la espectroscopía. Incluye 217 millones de objetos seleccionados en un área de 8000 deg^2 , con 1048960 espectros de galaxias, quasars, y estrellas seleccionados de 5713 deg^2 . Estos números representan un incremento del 20% respecto al DR4. Todos los datos de los relevamientos anteriores están incluidos en el DR5. Además de las observaciones estándar de SDSS, DR5 incluye observaciones fotométricas de la zona ecuatorial sur, M31 y el centro del cúmulo Perseus, y los primeros datos espectroscópicos de SEGUE, un survey destinado a explorar la cinemática y evolución química de nuestra galaxia. En las tablas 15 y 16 se detallan las características fotométricas y espectroscópicas del DR5, respectivamente. El catálogo además incluye redshifts fotométricos de galaxias obtenidos vía dos métodos distintos. Uno utiliza el algoritmo descrito por Csabai et al. (2003) el cual compara colores de las galaxias, mientras que el otro método se basa en redes neuronales, a través del algoritmo de Collister & Lahav (2004).

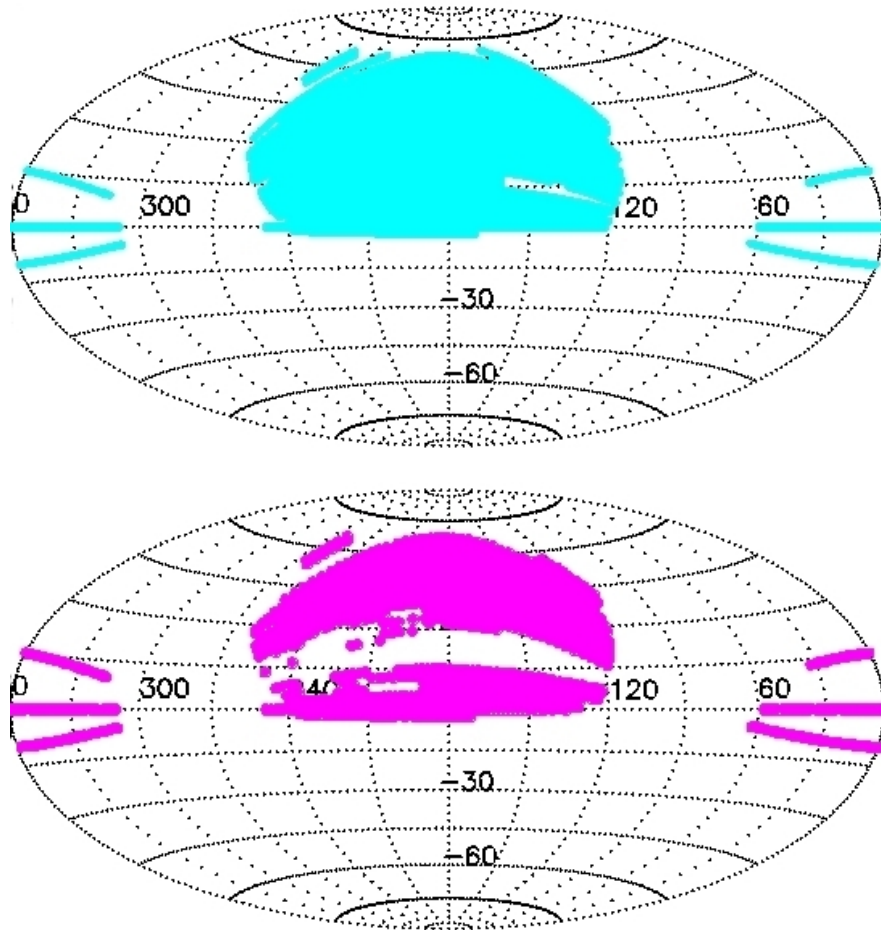


Figura 58. Cobertura del DR5 de SDSS. El gráfico superior muestra la zona cubierta por la fotometría, y el inferior, por la espectroscopía.

Área	8000 deg ² (incremento del 20 % respecto al DR4)
Catálogo	217 millones de objetos
Magnitudes límite (sistema AB) ¹	
u	22.0 mag
g	22.2 mag
r	22.2 mag
i	22.3 mag
z	22.5 mag
Ancho medio de la PSF	1,4" en la banda r
Errores:	
r	2 %
u – r	3 %
g – r	2 %
r – i	2 %
i – z	3 %
Errores en la Astrometría	< 0",1 por coordenada

Tabla 15: Características de la fotometría del DR5.

Área	5713 deg ² (incremento del 19 % respecto al DR4)
Rango de λ	3800-9200 Å
Resolución ($\Delta\lambda/\lambda$)	1800-2100
S/N	> 4 por pixel para g = 20,2
Precisión en Redshift	30km s ⁻¹ rms
Catálogo:	
Galaxias	674741
Quasars	561530
Estrellas	215781
Cielo	55555
Objetos no clasificados	12287

Tabla 16: Características de la espectroscopía del DR5.

¹ 95 % de confiabilidad para las fuentes puntuales.

A.1.1 *Magnitudes*

Cuando se trata de medir magnitudes de objetos extendidos como las galaxias, se pueden emplear diferentes criterios para definir una abertura en la cual medir el flujo. Una de las magnitudes que proporciona SDSS son las magnitudes **model**. A través de un *pipeline* automático se ajustan a las imágenes de las galaxias un perfil de luminosidad en cada banda. En particular, se ajusta una ley de de Vaucouleurs (1948) análoga a la ecuación 1.1 truncada en $7r_e$ (para que llegue a cero suavemente en $8r_e$) y una ley exponencial (Freeman 1970), escrita de la forma:

$$I(r) = I_0 \exp\left(-1,68 \frac{r}{r_e}\right)$$

truncada en $3r_e$ (para que llegue a cero suavemente en $4r_e$). Esto resulta de considerar que $r_e = 1,68r_0$ (Möllenhoff & Heidt 2001).

Cada modelo tiene un elipticidad y ángulo de posición arbitrario. Aunque algunos objetos puede que sean mejor ajustados con una ley de de Vaucouleurs más una exponencial, esto no se ha realizado por el gasto computacional. Los modelos son convolucionados con una doble gaussiana para la PSF.

Por otro lado, el survey proporciona también magnitudes **petrosianas** (Petrosian 1976) a través del *pipeline* Photo. En este sistema las magnitudes son medidas en aberturas circulares con un tamaño determinado por la forma del perfil de luminosidad. Se define el cociente de Petrosian \mathfrak{R}_p en un radio r del centro del objeto como la razón entre el brillo superficial local en un anillo de radio r con respecto al brillo superficial medio dentro de r :

$$\mathfrak{R}_p \equiv \frac{\int_{0,8r}^{1,25r} 2\pi x I(x) dx / [\pi(1,25^2 - 0,8^2)x^2]}{\int_0^r 2\pi x I(x) dx / \pi x^2}$$

El radio r_p se define como el radio donde \mathfrak{R}_p se iguala a algún valor especificado $\mathfrak{R}_p^{\text{lim}}$, en el caso de SDSS, este valor es 0,2. El flujo de Petrosian se define como el flujo dentro de n_p radios de Petrosian ($n_p = 2$):

$$F_p = \int_0^{n_p r_p} 2\pi x I(x) dx$$

Dentro de esta definición, el flujo de Petrosian (magnitud) es cerca del 98 % del flujo total de un perfil exponencial y cerca del 80 % para un perfil de de Vaucouleurs. Otras de las salidas del *pipeline* son los radios r_{50} y r_{90} , radios que encierran el 50 % y 90 % del flujo petrosiano, respectivamente. Estas cantidades no están corregidas por los efectos de la PSF, por lo que las galaxias pequeñas tienen sus radios subestimados.

A.1.2 *NYU-VAGS: Catálogo de Galaxias Basados en Suverys Públicos*

Blanton et al. (2005) presentó el *New York University Value-Added Galaxy Catalog* (NYU-VAGS), el cual es un catálogo de galaxias locales basado en el conjunto de datos públicos (FIRST, Becker et al. 2005; 2MASS, Cutri et al. 2000; 2dfGRS, Colless et al. 2001, entre otros) unidos a SDSS. Asimismo, incluye parámetros de las galaxias determinados por códigos propios, tal como la corrección $K(z)$ y el parámetro n de la ley de Sérsic. Más información se puede encontrar en <http://sdss.physics.nyu.edu/vagc/>.

En particular, estamos interesados en el perfil de Sérsic, ya que el índice n es un parámetro que correlaciona con la morfología de las galaxias.

Para cada galaxia, Blanton et al. (2005) ajustan un perfil de Sérsic radial de la forma:

$$I(r) = I_0 \exp \left[- \left(\frac{r}{r_0} \right)^{1/n} \right] \quad (\text{A.1})$$

al flujo medio en un anillo, el cual es una de las salidas del Photo (Stoughton et al. 2002 lista los radios de estos anillos). Este modelo es convolucionado con una PSF (triple gaussiana), para obtener así el brillo superficial central I_0 , la longitud de escala r_0 y n .

Los tamaños y flujos son subestimados alrededor de 10 % y 15 % respectivamente, mientras que n permanece constante. Para altos valores de n , el mismo es subestimado por $-0,5$ para una galaxia de de Vaucouleurs. Esto se debe principalmente al tratamiento del seeing y a los errores en el nivel del cielo local determinado por el software fotométrico. Esto se traduce en que los tamaños y flujos de las galaxias más brillantes no están bien determinados.

TABLAS

B.1 Muestra de Cúmulos de Galaxias basadas en SDSS

A continuación se detallan los principales parámetros físicos de los cúmulos de galaxias basados en SDSS. Las coordenadas (α, δ, z) son las determinadas en el presente trabajo, tal como se detalla en el capítulo 3.

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [km s ⁻¹]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]
0 29 14,2	-0 10 51,6	0,060	488,58	0,205x10 ¹⁵	1,232	1,209
0 46 20,0	+0 3 28,4	0,114	761,03	0,758x10 ¹⁵	1,876	1,883
9 53 35,8	+0 35 45,6	0,080	324,25	0,124x10 ¹⁵	1,687	0,802
10 1 13,0	-0 8 43,8	0,091	697,36	0,467x10 ¹⁵	1,376	1,726
11 11 7,4	+1 6 25,2	0,097	397,53	0,120x10 ¹⁵	1,088	0,984
11 22 38,9	+0 27 46,8	0,102	607,30	0,408x10 ¹⁵	1,585	1,503
11 22 53,3	+1 6 50,4	0,073	597,33	0,406x10 ¹⁵	1,630	1,478
11 55 5,8	-0 34 48,0	0,132	800,49	0,599x10 ¹⁵	1,341	1,981
12 37 55,0	-0 16 48,0	0,139	678,36	0,291x10 ¹⁵	0,906	1,678
13 12 11,8	-0 59 16,8	0,084	660,05	0,588x10 ¹⁵	1,936	1,633
13 19 15,1	-0 55 55,2	0,082	719,18	0,710x10 ¹⁵	1,968	1,780
13 54 21,8	-1 1 30,0	0,146	861,29	0,605x10 ¹⁵	1,168	2,131
14 14 43,6	-0 23 29,4	0,140	890,53	0,116x10 ¹⁶	2,096	2,204
14 26 21,4	+0 49 43,0	0,126	467,98	0,137x10 ¹⁵	0,900	1,158
14 37 38,5	-0 19 3,0	0,136	693,32	0,653x10 ¹⁵	1,948	1,716
15 8 27,4	-0 15 57,6	0,090	839,40	0,846x10 ¹⁵	1,721	2,077
15 11 20,2	-0 5 33,4	0,091	549,68	0,279x10 ¹⁵	1,324	1,360
15 17 18,2	-0 42 28,8	0,117	847,70	0,112x10 ¹⁶	2,233	2,098
15 33 5,8	-0 45 57,6	0,149	1017,21	0,199x10 ¹⁶	2,763	2,517

Tabla 17: Cúmulos extraídos del catálogo de Bahcall, tal que el número de miembros dentro de R_{200} es mayor a 10. En la tabla se muestran los parámetros físicos determinados. Las unidades de la ascensión recta son horas, minutos y segundos. Las unidades de la declinación son grados, minutos de arco y segundos de arco.

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [km s ⁻¹]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]
0 41 50,1	-9 18 6,8	0,056	698,82	0,558x10 ¹⁵	1,638	1,729
1 19 37,7	+14 53 35,2	0,129	778,90	0,502x10 ¹⁵	1,185	1,927

Tabla 18: Idem a tabla 17. Cúmulos extraídos del catálogo de Popesso

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [km s ⁻¹]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]
7 36 25,0	+39 25 58,4	0,117	605,19	0,482x10 ¹⁵	1,887	1,497
7 53 19,0	+29 22 26,8	0,061	689,22	0,606x10 ¹⁵	1,829	1,705
8 9 40,2	+34 55 34,3	0,082	528,46	0,323x10 ¹⁵	1,656	1,308
8 10 22,6	+42 16 0,8	0,064	548,75	0,292x10 ¹⁵	1,391	1,358
8 22 10,0	+47 5 58,2	0,130	674,55	0,671x10 ¹⁵	2,114	1,669
8 25 27,6	+47 7 10,6	0,126	792,06	0,952x10 ¹⁵	2,175	1,960
8 28 6,7	+44 45 48,2	0,145	577,57	0,187x10 ¹⁵	0,803	1,429
8 45 29,0	+44 34 28,2	0,054	331,69	0,545x10 ¹⁴	0,710	0,821
9 13 9,2	+47 43 26,4	0,052	408,98	0,120x10 ¹⁵	1,032	1,012
9 53 41,5	+1 42 42,5	0,098	403,63	0,165x10 ¹⁵	1,454	0,999
10 23 41,1	+49 8 5,6	0,144	618,10	0,532x10 ¹⁵	1,997	1,529
10 54 5,5	+54 50 50,6	0,072	448,67	0,192x10 ¹⁵	1,368	1,110
10 58 26,3	+56 47 31,9	0,136	597,87	0,332x10 ¹⁵	1,330	1,479
11 13 22,7	+2 32 32,6	0,075	431,97	0,170x10 ¹⁵	1,304	1,069
11 15 32,2	+54 26 5,6	0,070	628,67	0,334x10 ¹⁵	1,213	1,556
11 21 36,2	+48 3 50,0	0,112	728,02	0,541x10 ¹⁵	1,462	1,801
11 33 17,3	+66 22 45,5	0,115	847,57	0,934x10 ¹⁵	1,865	2,097
11 44 8,2	+5 45 22,7	0,103	586,83	0,370x10 ¹⁵	1,541	1,452
11 44 40,8	+67 24 40,0	0,117	453,55	0,221x10 ¹⁵	1,542	1,122
12 0 24,5	+3 19 51,6	0,133	858,09	0,119x10 ¹⁶	2,310	2,123
12 17 40,8	+3 39 41,0	0,077	922,14	0,113x10 ¹⁶	1,903	2,282
12 58 41,1	-1 45 24,8	0,084	740,78	0,769x10 ¹⁵	2,010	1,833
13 2 50,7	-2 30 22,3	0,083	681,06	0,534x10 ¹⁵	1,650	1,685
13 3 56,5	+67 31 3,7	0,106	659,69	0,358x10 ¹⁵	1,179	1,632
13 9 17,0	-1 36 45,4	0,083	519,51	0,238x10 ¹⁵	1,264	1,285
13 26 17,8	+0 13 32,5	0,082	501,04	0,242x10 ¹⁵	1,382	1,240
13 30 49,9	-1 52 22,1	0,087	659,17	0,480x10 ¹⁵	1,585	1,631
13 32 38,9	+54 19 9,5	0,101	811,68	0,927x10 ¹⁵	2,018	2,008
13 36 6,5	+59 12 26,6	0,071	934,40	0,123x10 ¹⁶	2,017	2,312
13 42 28,3	+2 14 45,2	0,077	752,26	0,686x10 ¹⁵	1,738	1,861
13 53 0,8	+5 9 21,2	0,079	755,36	0,579x10 ¹⁵	1,454	1,869
14 14 47,4	-0 23 56,8	0,140	612,45	0,448x10 ¹⁵	1,712	1,515
14 24 40,4	+2 44 46,7	0,055	558,59	0,208x10 ¹⁵	0,954	1,382
14 25 22,9	+63 11 22,6	0,139	1052,31	0,198x10 ¹⁶	2,557	2,604
15 12 51,1	-1 28 47,3	0,122	812,48	0,895x10 ¹⁵	1,943	2,010
15 16 34,0	-0 56 55,7	0,118	539,58	0,385x10 ¹⁵	1,897	1,335
15 29 12,1	+52 50 39,8	0,074	694,40	0,522x10 ¹⁵	1,553	1,718
16 1 22,1	+53 54 19,1	0,106	491,24	0,284x10 ¹⁵	1,686	1,216
16 11 17,7	+36 57 38,2	0,067	529,83	0,275x10 ¹⁵	1,406	1,311
16 56 20,3	+39 16 59,9	0,062	440,23	0,140x10 ¹⁵	1,034	1,089
16 59 45,4	+32 36 58,0	0,101	512,65	0,257x10 ¹⁵	1,403	1,268
17 2 42,6	+34 3 40,7	0,099	1060,16	0,161x10 ¹⁶	2,059	2,623
17 12 47,6	+64 3 47,5	0,080	1037,59	0,167x10 ¹⁶	2,223	2,567
17 18 9,9	+56 39 59,0	0,113	676,01	0,565x10 ¹⁵	1,772	1,673
21 24 56,3	-6 56 47,4	0,118	809,90	0,102x10 ¹⁶	2,224	2,004
21 57 25,8	-7 47 40,6	0,058	649,63	0,498x10 ¹⁵	1,692	1,607
22 16 15,5	-9 20 23,6	0,084	488,35	0,218x10 ¹⁵	1,311	1,208

Tabla 18: Idem a tabla 17. Cúmulos extraídos del catálogo de Popesso

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [kms ⁻¹]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]
15 58 18,4	+27 16 12,0	0,090	1070,73	0,221x10 ¹⁶	2,766	2,649
15 10 1,7	+33 28 24,2	0,110	844,46	0,841x10 ¹⁵	1,691	2,089
13 25 16,7	+57 37 1,2	0,116	747,53	0,772x10 ¹⁵	1,980	1,850
10 19 55,6	+40 59 23,3	0,092	899,02	0,747x10 ¹⁵	1,325	2,224
16 42 38,6	+27 26 24,0	0,104	983,57	0,145x10 ¹⁶	2,151	2,434
14 28 30,8	+56 48 18,7	0,106	776,22	0,875x10 ¹⁵	2,081	1,921
10 27 46,8	+10 32 26,9	0,109	673,64	0,438x10 ¹⁵	1,383	1,667
15 39 50,6	+30 42 36,0	0,097	751,73	0,647x10 ¹⁵	1,642	1,860
14 35 20,0	+55 10 58,1	0,140	910,40	0,121x10 ¹⁶	2,095	2,253
8 54 15,1	+29 3 30,6	0,085	670,67	0,409x10 ¹⁵	1,305	1,659
14 58 44,4	+47 32 24,0	0,085	603,92	0,450x10 ¹⁵	1,767	1,494
8 18 9,8	+54 35 39,1	0,118	438,81	0,216x10 ¹⁵	1,607	1,086
12 33 13,9	+67 7 12,0	0,105	1000,66	0,202x10 ¹⁶	2,888	2,476
9 1 30,1	+55 39 16,6	0,116	979,65	0,547x10 ¹⁵	0,817	2,424
8 54 51,5	+0 50 50,3	0,108	685,18	0,525x10 ¹⁵	1,604	1,695
15 24 11,8	+29 51 22,0	0,114	1219,20	0,215x10 ¹⁶	2,072	3,017
15 24 32,0	+29 43 38,6	0,112	1100,42	0,203x10 ¹⁶	2,404	2,723
15 47 41,5	+33 19 53,0	0,114	518,23	0,285x10 ¹⁵	1,519	1,282
9 23 26,9	+8 39 2,5	0,129	844,89	0,996x10 ¹⁵	2,001	2,091
11 53 51,2	+15 26 35,9	0,113	748,88	0,551x10 ¹⁵	1,409	1,853
16 20 31,1	+29 53 27,6	0,097	853,98	0,103x10 ¹⁶	2,030	2,113
16 3 19,8	+25 27 13,3	0,088	582,84	0,271x10 ¹⁵	1,143	1,442
14 54 37,1	+54 25 23,2	0,100	630,37	0,423x10 ¹⁵	1,525	1,560
21 30 27,0	-0 0 24,5	0,135	555,00	0,317x10 ¹⁵	1,478	1,373
15 19 33,7	+4 20 16,8	0,103	664,20	0,361x10 ¹⁵	1,173	1,643
21 49 4,6	-8 10 49,4	0,133	880,13	0,857x10 ¹⁵	1,586	2,178
8 50 7,1	+29 32 52,1	0,104	730,39	0,707x10 ¹⁵	1,899	1,807
8 54 57,5	+35 24 51,8	0,146	1271,75	0,245x10 ¹⁶	2,170	3,147
14 29 21,1	+23 6 29,9	0,138	716,15	0,493x10 ¹⁵	1,379	1,772
11 40 33,9	+10 21 41,0	0,105	412,45	0,143x10 ¹⁵	1,201	1,021
11 13 48,5	-0 24 30,6	0,100	561,71	0,369x10 ¹⁵	1,677	1,390
16 47 40,6	+29 55 18,1	0,099	1004,14	0,103x10 ¹⁶	1,470	2,485
9 7 56,8	+52 48 2,9	0,099	732,91	0,462x10 ¹⁵	1,232	1,813
10 9 34,3	+44 42 38,5	0,146	1080,56	0,161x10 ¹⁶	1,974	2,674
10 8 0,4	+38 1 5,9	0,112	574,80	0,397x10 ¹⁵	1,725	1,422
10 35 48,9	+36 5 58,6	0,123	462,89	0,169x10 ¹⁵	1,134	1,145
14 7 46,5	+14 0 11,9	0,135	658,33	0,458x10 ¹⁵	1,515	1,629
11 20 24,7	+47 9 26,3	0,112	605,14	0,425x10 ¹⁵	1,664	1,497
10 41 34,6	-0 36 53,6	0,135	793,10	0,753x10 ¹⁵	1,717	1,962
2 25 19,2	-8 44 5,3	0,054	479,32	0,131x10 ¹⁵	0,817	1,186
0 28 22,5	+13 52 23,5	0,141	578,78	0,496x10 ¹⁵	2,125	1,432
12 12 52,5	+6 3 48,2	0,137	580,40	0,353x10 ¹⁵	1,502	1,436
12 47 20,0	+0 8 39,1	0,089	779,99	0,680x10 ¹⁵	1,604	1,930
14 47 33,3	+33 2 38,4	0,087	314,85	0,901x10 ¹⁴	1,303	0,779
15 29 1,3	+30 46 20,6	0,105	647,03	0,413x10 ¹⁵	1,414	1,601
8 29 29,4	+39 9 27,7	0,092	659,36	0,417x10 ¹⁵	1,376	1,632

Tabla 19: Idem a tabla 17. Cúmulos extraídos del catálogo de Koester.

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [km s ⁻¹]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]
1 1 3,3	-9 57 34,6	0,150	776,20	0,765x10 ¹⁵	1,820	1,921
13 21 54,0	+57 32 21,5	0,118	379,97	0,121x10 ¹⁵	1,201	0,940
20 51 42,2	-0 4 8,0	0,108	468,59	0,180x10 ¹⁵	1,177	1,159
21 26 36,9	-6 39 13,0	0,124	513,26	0,291x10 ¹⁵	1,584	1,270
12 4 8,3	+4 19 33,2	0,136	737,57	0,654x10 ¹⁵	1,724	1,825
15 16 46,1	-0 54 2,9	0,118	877,76	0,118x10 ¹⁶	2,204	2,172
10 58 1,5	+41 2 47,8	0,129	919,45	0,867x10 ¹⁵	1,471	2,275
11 21 26,4	+53 44 56,8	0,104	694,49	0,536x10 ¹⁵	1,592	1,718
8 14 52,7	+6 57 42,8	0,110	575,06	0,283x10 ¹⁵	1,225	1,423
12 48 40,0	+62 37 3,0	0,104	640,81	0,294x10 ¹⁵	1,025	1,586
16 45 37,9	+27 18 45,0	0,101	511,66	0,188x10 ¹⁵	1,029	1,266
9 15 57,8	+5 29 0,6	0,142	624,91	0,445x10 ¹⁵	1,633	1,546
10 20 15,3	+39 18 13,3	0,147	445,84	0,169x10 ¹⁵	1,218	1,103
21 47 8,5	-7 53 30,8	0,130	761,77	0,447x10 ¹⁵	1,104	1,885
21 41 16,2	-8 23 9,2	0,129	826,61	0,702x10 ¹⁵	1,474	2,045
15 10 8,9	+2 59 48,8	0,093	571,04	0,320x10 ¹⁵	1,408	1,413
11 46 16,8	+11 11 1,7	0,112	397,07	0,147x10 ¹⁵	1,337	0,983
22 58 2,6	+14 9 48,6	0,094	433,07	0,103x10 ¹⁵	0,785	1,072
15 43 12,4	+5 52 6,2	0,106	835,13	0,932x10 ¹⁵	1,916	2,066
11 42 17,5	+10 17 30,8	0,117	435,71	0,134x10 ¹⁵	1,013	1,078
9 6 37,6	+10 19 5,2	0,134	762,70	0,782x10 ¹⁵	1,928	1,887
11 44 53,8	+51 16 1,2	0,129	804,40	0,881x10 ¹⁵	1,953	1,990
12 55 58,8	+62 8 48,5	0,105	653,23	0,303x10 ¹⁵	1,018	1,616
0 21 7,6	-0 55 31,4	0,111	623,97	0,375x10 ¹⁵	1,382	1,544
12 15 1,9	-2 41 25,8	0,110	347,44	0,823x10 ¹⁴	0,978	0,860
10 29 25,1	+37 37 48,0	0,108	304,95	0,108x10 ¹⁵	1,666	0,755
16 47 44,9	+29 10 55,2	0,134	1077,76	0,179x10 ¹⁶	2,205	2,667
15 23 36,5	+31 1 17,4	0,074	909,39	0,120x10 ¹⁶	2,082	2,250
22 9 56,2	-7 50 50,6	0,116	555,93	0,355x10 ¹⁵	1,647	1,376
11 53 58,9	+9 39 29,9	0,103	766,07	0,557x10 ¹⁵	1,360	1,896
7 59 39,4	+41 50 24,0	0,132	647,49	0,477x10 ¹⁵	1,631	1,602
15 39 56,0	-2 11 47,8	0,150	941,81	0,129x10 ¹⁶	2,088	2,330
11 43 45,5	+46 20 56,4	0,114	496,34	0,290x10 ¹⁵	1,689	1,228
14 29 14,4	+33 59 23,6	0,130	919,26	0,147x10 ¹⁶	2,500	2,275
11 48 59,9	+51 36 54,4	0,131	883,70	0,114x10 ¹⁶	2,095	2,187
15 16 39,5	+2 47 12,8	0,111	466,11	0,173x10 ¹⁵	1,140	1,153
14 14 12,3	+6 52 3,0	0,109	639,74	0,469x10 ¹⁵	1,642	1,583
21 40 1,0	-8 5 53,5	0,132	709,70	0,653x10 ¹⁵	1,860	1,756
10 49 37,8	+3 38 51,4	0,151	759,96	0,816x10 ¹⁵	2,025	1,880
23 49 28,7	+15 14 6,7	0,114	645,35	0,361x10 ¹⁵	1,243	1,597
11 44 1,4	-1 45 27,7	0,106	647,10	0,400x10 ¹⁵	1,370	1,601
13 40 57,8	+3 9 53,3	0,115	483,52	0,270x10 ¹⁵	1,653	1,196
16 7 33,4	+23 13 18,1	0,088	420,68	0,132x10 ¹⁵	1,069	1,041
15 42 34,4	+41 49 13,1	0,141	701,91	0,616x10 ¹⁵	1,793	1,737
14 30 33,6	+24 40 3,4	0,134	873,70	0,123x10 ¹⁶	2,306	2,162
10 30 17,4	+41 8 28,7	0,091	483,52	0,180x10 ¹⁵	1,105	1,196

Tabla 20: Continuación de la tabla 19

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [kms $^{-1}$]	M_{vir} [$h^{-1}M_{\odot}$]	R_{vir} [h^{-1} Mpc]	R_{200} [h^{-1} Mpc]
8 54 10,1	+23 34 33,2	0,112	481,69	$0,222 \times 10^{15}$	1,372	1,192
7 53 25,2	+34 16 32,5	0,139	410,75	$0,151 \times 10^{15}$	1,286	1,016
8 39 16,7	+8 22 50,9	0,132	815,42	$0,996 \times 10^{15}$	2,148	2,018
16 34 4,8	+40 55 59,9	0,136	591,23	$0,323 \times 10^{15}$	1,326	1,463
10 31 35,7	+35 3 15,8	0,122	928,83	$0,130 \times 10^{16}$	2,161	2,298
9 51 14,2	+8 16 51,6	0,142	737,42	$0,729 \times 10^{15}$	1,921	1,825
10 24 37,1	+50 13 28,9	0,156	487,80	$0,378 \times 10^{15}$	2,275	1,207
10 36 52,7	+44 52 35,0	0,124	763,93	$0,593 \times 10^{15}$	1,457	1,890
13 56 44,8	+44 54 11,9	0,126	717,58	$0,711 \times 10^{15}$	1,981	1,776
10 16 22,8	+33 38 17,5	0,129	847,43	$0,110 \times 10^{16}$	2,203	2,097
14 8 6,7	+6 33 34,9	0,112	601,25	$0,385 \times 10^{15}$	1,528	1,488
11 27 30,3	+0 9 19,4	0,131	517,61	$0,194 \times 10^{15}$	1,039	1,281
8 44 47,3	+27 41 20,8	0,085	483,87	$0,160 \times 10^{15}$	0,983	1,197
11 12 6,7	+30 40 41,9	0,074	623,97	$0,326 \times 10^{15}$	1,202	1,544
21 50 36,1	-7 53 28,0	0,122	639,67	$0,351 \times 10^{15}$	1,229	1,583
13 14 24,7	+62 19 45,8	0,135	580,22	$0,341 \times 10^{15}$	1,452	1,436
11 43 4,0	+11 1 36,5	0,153	679,73	$0,363 \times 10^{15}$	1,128	1,682
12 27 32,3	+49 28 44,0	0,119	560,16	$0,261 \times 10^{15}$	1,194	1,386
10 32 9,4	+53 19 12,7	0,135	557,49	$0,330 \times 10^{15}$	1,520	1,379
9 24 30,8	+7 56 56,0	0,105	423,20	$0,137 \times 10^{15}$	1,096	1,047
11 4 24,8	+48 36 42,8	0,111	581,89	$0,337 \times 10^{15}$	1,425	1,440
14 37 50,0	+48 36 30,6	0,122	782,47	$0,769 \times 10^{15}$	1,801	1,936
8 43 33,9	+38 55 56,3	0,121	484,42	$0,218 \times 10^{15}$	1,330	1,199
13 21 18,9	-0 43 43,7	0,108	627,17	$0,271 \times 10^{15}$	0,987	1,552
12 1 39,0	+58 1 38,6	0,104	806,22	$0,897 \times 10^{15}$	1,980	1,995
10 45 58,5	+1 26 56,0	0,105	375,80	$0,143 \times 10^{15}$	1,451	0,930
10 45 1,5	+58 5 6,0	0,116	512,04	$0,226 \times 10^{15}$	1,239	1,267
16 24 56,8	+28 33 41,4	0,145	887,74	$0,724 \times 10^{15}$	1,317	2,197
9 46 8,6	+3 46 40,8	0,119	545,97	$0,317 \times 10^{15}$	1,523	1,351
16 47 46,2	+29 10 9,5	0,134	655,71	$0,600 \times 10^{15}$	2,001	1,622
11 37 18,2	+57 8 2,8	0,117	560,11	$0,201 \times 10^{15}$	0,920	1,386
13 48 13,1	+57 41 38,0	0,127	1090,14	$0,193 \times 10^{16}$	2,323	2,697
0 45 49,8	-0 51 1,4	0,105	567,44	$0,311 \times 10^{15}$	1,386	1,404
12 1 4,5	+15 12 35,6	0,109	529,12	$0,179 \times 10^{15}$	0,915	1,309
14 27 24,5	+55 45 1,1	0,131	713,57	$0,624 \times 10^{15}$	1,757	1,766
10 7 51,3	+62 30 2,2	0,137	560,11	$0,187 \times 10^{15}$	0,853	1,386
16 41 40,6	+22 0 54,4	0,151	850,87	$0,913 \times 10^{15}$	1,807	2,105
13 23 36,1	+4 42 40,3	0,134	794,57	$0,724 \times 10^{15}$	1,643	1,966
8 56 0,8	+48 29 10,3	0,124	668,77	$0,421 \times 10^{15}$	1,351	1,655
15 21 15,7	+32 5 12,1	0,111	827,47	$0,826 \times 10^{15}$	1,729	2,047
13 59 20,8	+49 26 51,4	0,106	553,87	$0,289 \times 10^{15}$	1,353	1,370
9 26 59,7	+54 22 36,1	0,125	673,39	$0,276 \times 10^{15}$	0,872	1,666
15 36 29,8	-1 57 48,2	0,145	716,22	$0,619 \times 10^{15}$	1,730	1,772
11 21 35,4	+35 23 24,7	0,103	591,23	$0,395 \times 10^{15}$	1,619	1,463
11 48 20,4	+10 21 8,3	0,113	999,27	$0,158 \times 10^{16}$	2,269	2,473
10 48 8,8	+31 28 31,1	0,115	623,88	$0,302 \times 10^{15}$	1,112	1,544

Tabla 21: Continuación de la tabla 19

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [km s ⁻¹]	M_{vir} [h ⁻¹ M _⊙]	R_{vir} [h ⁻¹ Mpc]	R_{200} [h ⁻¹ Mpc]
14 23 49,9	+6 14 32,3	0,113	463,77	0,224x10 ¹⁵	1,495	1,148
14 48 18,4	+3 31 44,4	0,124	741,07	0,522x10 ¹⁵	1,362	1,834
8 1 7,0	+17 58 45,1	0,144	454,09	0,109x10 ¹⁵	0,756	1,124
11 13 33,7	+37 22 27,8	0,102	556,72	0,300x10 ¹⁵	1,386	1,378
9 40 30,1	+2 28 35,4	0,151	865,54	0,813x10 ¹⁵	1,556	2,142
9 1 18,4	+58 16 8,0	0,097	839,35	0,547x10 ¹⁵	1,113	2,077
14 42 58,5	+55 10 55,2	0,105	435,71	0,111x10 ¹⁵	0,840	1,078
8 44 36,5	+29 21 12,6	0,099	505,37	0,171x10 ¹⁵	0,960	1,250
10 38 1,8	+41 46 25,7	0,124	567,73	0,289x10 ¹⁵	1,285	1,405
14 52 33,6	+50 55 22,1	0,131	560,11	0,313x10 ¹⁵	1,430	1,386
14 6 25,0	+6 35 3,1	0,113	477,41	0,239x10 ¹⁵	1,501	1,181
12 16 49,1	-3 7 55,2	0,111	435,64	0,134x10 ¹⁵	1,012	1,078
23 6 18,9	+14 9 40,7	0,112	475,07	0,236x10 ¹⁵	1,500	1,175
1 42 25,6	-10 16 11,6	0,112	507,75	0,250x10 ¹⁵	1,391	1,256
14 17 54,2	+43 23 17,2	0,105	430,73	0,168x10 ¹⁵	1,296	1,066
13 23 48,6	+1 6 48,2	0,108	668,18	0,369x10 ¹⁵	1,187	1,653
8 44 21,1	+51 24 21,2	0,097	496,13	0,186x10 ¹⁵	1,081	1,228
11 51 10,7	-3 1 41,2	0,091	212,72	0,268x10 ¹⁴	0,850	0,526
10 19 35,7	+14 2 26,5	0,146	631,06	0,544x10 ¹⁵	1,959	1,561
12 13 58,5	+63 13 16,0	0,133	541,44	0,170x10 ¹⁵	0,831	1,340
16 20 8,2	+42 30 2,9	0,135	658,63	0,524x10 ¹⁵	1,732	1,630
10 17 17,7	+8 40 57,7	0,104	522,25	0,215x10 ¹⁵	1,131	1,292
11 37 36,7	+32 26 40,6	0,103	510,52	0,174x10 ¹⁵	0,959	1,263
8 28 0,9	+28 15 51,8	0,093	418,11	0,136x10 ¹⁵	1,119	1,035
9 16 26,7	+5 55 15,2	0,134	754,05	0,637x10 ¹⁵	1,606	1,866
10 9 35,2	+7 9 50,8	0,099	425,58	0,131x10 ¹⁵	1,038	1,053
11 40 9,3	+32 23 20,4	0,131	818,31	0,852x10 ¹⁵	1,825	2,025
23 47 55,1	+14 54 52,2	0,105	424,17	0,205x10 ¹⁵	1,630	1,050
10 28 28,7	+9 38 58,6	0,106	581,90	0,382x10 ¹⁵	1,619	1,440
0 5 21,1	+15 58 4,8	0,117	541,07	0,430x10 ¹⁵	2,106	1,339
9 6 49,9	+4 46 45,8	0,126	727,16	0,475x10 ¹⁵	1,288	1,799
10 11 58,3	+33 34 15,2	0,127	631,29	0,349x10 ¹⁵	1,255	1,562
9 39 9,5	+37 40 1,6	0,148	835,21	0,588x10 ¹⁵	1,208	2,067
10 43 52,0	+1 3 42,1	0,117	419,59	0,140x10 ¹⁵	1,137	1,038
13 11 22,6	+48 30 45,4	0,140	807,27	0,970x10 ¹⁵	2,134	1,997
3 5 59,3	-0 9 59,4	0,110	623,76	0,256x10 ¹⁵	0,944	1,543
12 10 52,2	+15 55 35,0	0,107	553,89	0,262x10 ¹⁵	1,227	1,371
12 19 9,3	+63 31 42,2	0,107	611,17	0,405x10 ¹⁵	1,554	1,512
10 27 26,5	+37 52 37,6	0,107	403,63	0,163x10 ¹⁵	1,435	0,999
9 50 53,3	+28 48 15,5	0,113	810,78	0,837x10 ¹⁵	1,827	2,006
12 11 9,8	+6 10 49,8	0,138	559,20	0,240x10 ¹⁵	1,101	1,384
10 25 0,7	+49 51 33,5	0,135	1120,42	0,153x10 ¹⁶	1,743	2,772
14 33 39,1	+61 22 3,4	0,113	618,08	0,446x10 ¹⁵	1,675	1,529
11 41 15,1	+10 43 15,6	0,105	636,26	0,436x10 ¹⁵	1,545	1,574
9 53 52,6	+12 15 55,4	0,129	521,13	0,286x10 ¹⁵	1,508	1,289
10 28 45,1	+37 52 38,3	0,107	541,02	0,421x10 ¹⁵	2,062	1,339

Tabla 22: Continuación de la tabla 19

α (J2000.00)	δ (J2000.00)	z	σ [kms $^{-1}$]	M_{vir} [h $^{-1}$ M $_{\odot}$]	R_{vir} [h $^{-1}$ Mpc]	R_{200} [h $^{-1}$ Mpc]
10 10 45,3	+33 43 3,7	0,135	664,31	0,685x10 15	2,224	1,644
10 21 16,9	+12 13 0,1	0,129	537,06	0,341x10 15	1,695	1,329
9 46 38,1	+29 42 2,2	0,112	253,32	0,473x10 14	1,057	0,627
13 2 59,1	+51 18 56,5	0,121	554,46	0,284x10 15	1,323	1,372
1 19 16,5	+14 42 31,0	0,129	525,18	0,339x10 15	1,760	1,299
8 25 48,4	+56 0 48,2	0,138	648,50	0,350x10 15	1,195	1,605
13 48 19,9	+57 45 34,6	0,127	541,44	0,323x10 15	1,582	1,340
22 56 28,3	-0 32 53,9	0,110	430,58	0,123x10 15	0,948	1,065
7 59 41,8	+28 46 55,6	0,139	503,43	0,177x10 15	0,999	1,246
14 32 22,8	+47 6 38,2	0,109	311,13	0,698x10 14	1,034	0,770
11 15 16,5	+53 42 42,5	0,105	903,25	0,106x10 16	1,867	2,235
23 14 58,7	+14 5 24,4	0,083	517,16	0,212x10 15	1,135	1,280
10 11 11,4	+8 41 31,9	0,097	385,05	0,140x10 15	1,357	0,953
15 27 0,2	+29 41 33,0	0,113	689,54	0,512x10 15	1,543	1,706
15 51 37,4	+45 33 16,2	0,124	693,77	0,441x10 15	1,314	1,717
11 19 49,4	+55 15 37,8	0,106	537,54	0,251x10 15	1,245	1,330
8 6 33,0	+29 28 55,6	0,128	458,29	0,204x10 15	1,390	1,134
8 20 55,8	+7 52 12,7	0,110	558,19	0,287x10 15	1,321	1,381
14 14 9,8	-0 8 26,9	0,139	1091,89	0,190x10 16	2,280	2,702
11 21 53,8	+0 41 55,0	0,102	654,86	0,422x10 15	1,410	1,620
11 20 19,8	+47 4 54,5	0,112	572,08	0,359x10 15	1,570	1,416
10 48 58,7	+54 53 22,9	0,145	672,72	0,557x10 15	1,765	1,665
14 59 8,5	+47 19 43,0	0,089	677,50	0,660x10 15	2,062	1,676
10 27 49,7	+3 40 43,7	0,074	819,40	0,960x10 15	2,051	2,027
21 29 58,2	-0 19 47,6	0,135	323,62	0,126x10 15	1,721	0,801

Tabla 23: Continuación de la tabla 19

B.2 Propiedades de las Galaxias de la muestra SARS

La tabla completa puede encontrarse en la versión electrónica del *Astronomical Journal* (Coenda et al. 2005). Se muestra un ejemplo para el cúmulo A0118 en la figura 59.

Cluster (1)	α (J2000.0) (2)	δ (J2000.0) (3)	μ_e (mag arcsec $^{-2}$) (4)	r_e (kpc) (5)	μ_0 (mag arcsec $^{-2}$) (6)	r_0 (kpc) (7)	μ_e (mag arcsec $^{-2}$) (8)	r_x (kpc) (9)	n (10)	M_r (mag) (11)	M_n (mag) (12)	M_D (mag) (13)	M_G (mag) (14)	M_u (mag) (15)
A0118	00 55 40.15	-26 11 27.30	20.64	3.97	20.98	0.5220E+01	1.21	-20.83	...	-20.93	...	-20.93
	00 55 31.06	-26 12 44.80	21.08	0.6337E+01	1.66	-20.83	-20.86
	00 55 42.37	-26 12 41.10	20.23	3.58	20.56	0.4635E+01	1.18	-21.07	...	-21.12	...	-21.12
	00 55 09.11	-26 14 28.00	20.24	3.26	20.74	0.4756E+01	1.31	-20.85	...	-20.91	...	-20.91
	00 54 35.41	-26 15 14.20	...	5.57	14.40	0.5800E-02	0.28	-21.59	-21.99	-21.99
	00 54 59.52	-26 15 55.40	21.61	4.41	16.11	0.4350E-01	0.35	-21.23	-21.58	-21.58
	00 55 15.31	-26 15 56.30	20.39	4.02	19.75	0.2320E+01	0.77	-21.33	...	-21.21	...	-21.21
	00 55 30.17	-26 15 48.10	21.37	0.6177E+01	1.44	-20.60	-20.64
	00 54 52.47	-26 16 08.70	21.74	4.96	21.76	0.5075E+01	1.01	-20.37	...	-20.32	...	-20.32
	00 55 16.32	-26 16 43.10	21.23	0.1053E+02	1.75	-21.66	-21.78
	00 55 13.54	-26 19 16.90	22.06	12.14	19.72	9.96	18.23	0.3596E+01	0.67	-24.09	-23.33	-23.85	...	-24.37
	00 55 06.56	-26 18 54.40	22.97	10.18	17.34	0.1305E+00	0.38	-21.68	-22.04	-22.04
	00 54 43.48	-26 19 12.10	22.17	8.09	14.62	0.7250E...02	0.28	-21.96	-22.34	-22.34
	00 55 09.88	-26 19 33.30	19.87	4.52	20.20	0.5887E+01	1.19	-21.56	...	-21.98	...	-21.98
	00 54 43.09	-26 19 46.00	20.35	0.7830E+01	1.69	-21.97	-22.04
	00 55 45.45	-26 20 05.90	9.72	0.1450E-07	0.12	-22.41	-23.00
	00 55 12.87	-26 19 50.80	20.52	0.9932E+01	1.74	-22.41	-22.37
	00 55 43.91	-26 20 30.20	21.59	6.97	21.53	0.6583E+01	0.96	-20.98	...	-21.21	...	-21.21
	00 55 29.18	-26 20 51.20	20.55	4.90	20.23	0.3654E+01	0.86	-21.54	...	-21.48	...	-21.48
	00 54 49.23	-26 22 16.40	23.15	16.73	20.93	10.98	18.72	0.2218E+01	0.56	-23.71	-22.94	-22.85	...	-23.65
	00 55 00.81	-26 21 44.40	22.69	14.17	11.23	0.2900E-04	0.18	-22.66	-23.04	-23.04
	00 55 22.20	-26 31 10.80	21.72	0.6685E+01	1.41	-20.41	-20.48
	00 54 51.47	-26 31 14.50	20.64	5.81	19.41	0.1943E+01	0.65	-21.93	...	-21.76	...	-21.90
	00 54 24.80	-26 30 05.90	19.96	2.00	20.04	4.07	18.43	0.1493E+01	0.69	-21.99	-21.51	-21.58	...	-22.30
	00 55 09.57	-26 29 42.30	21.05	5.87	21.12	0.6307E+01	1.05	-21.30	...	-21.37	...	-21.37
	00 55 20.26	-26 30 15.40	20.43	3.68	19.16	0.1131E+01	0.62	-21.05	...	-20.97	...	-20.97
	00 55 27.02	-26 22 04.30	21.29	4.94	17.16	0.2755E+00	0.46	-21.65	-22.15	-22.15
	00 54 45.78	-26 28 33.60	21.80	0.1115E+02	2.40	-21.12	-21.19
	00 55 14.34	-26 27 06.10	20.82	0.6641E+01	1.44	-21.27	-21.34
	00 55 09.65	-26 27 08.50	21.75	0.7032E+01	1.46	-20.60	-20.52
	00 55 42.45	-26 26 11.50	20.48	4.19	20.94	0.6032E+01	1.31	-21.14	...	-21.21	...	-21.21
	00 54 58.48	-26 22 30.80	22.78	15.81	9.79	0.1450E-05	0.16	-22.95	-23.18	-23.18
	00 55 28.70	-26 23 25.70	20.82	3.84	20.58	0.3147E+01	0.90	-20.65	...	-20.68	...	-20.68
	00 55 02.72	-26 22 48.20	21.65	3.13	21.34	5.97	19.68	0.1972E+01	0.66	-21.58	-20.80	-21.12	...	-21.72
	00 55 18.04	-26 25 28.20	20.39	3.42	21.25	5.93	16.42	0.1595E+00	0.41	-22.19	-22.25	-21.20	...	-22.60
	00 55 25.10	-26 24 59.80	20.16	4.44	20.58	0.6220E+01	1.26	-21.56	...	-21.66	...	-21.66
	00 55 34.15	-26 24 33.90	19.75	3.64	19.58	0.3175E+01	0.93	-21.62	...	-21.63	...	-21.63
	00 54 36.38	-26 23 56.70	23.08	12.66	7.26	0.1015E-05	0.15	-22.45	-22.40	-22.40
	00 55 29.91	-26 23 46.80	21.21	7.89	21.32	0.8816E+01	1.09	-21.63	...	-21.85	...	-21.85
	00 54 53.62	-26 22 52.70	22.97	11.89	11.26	0.1160E-04	0.17	-21.87	-22.37	-22.37
	00 55 28.36	-26 23 16.10	21.53	4.70	15.32	0.2900E-01	0.33	-21.29	-21.80	-21.80
	00 55 27.35	-26 23 13.00	20.18	4.44	20.20	0.4524E+01	1.01	-21.58	...	-21.63	...	-21.63
	00 54 47.09	-26 30 00.10	23.40	19.00	10.22	0.1015E-05	0.15	-22.73	-22.97	-22.97

Figura 59. Parámetros estructurales y fotométricos para el cúmulo A0118 de la muestra SARS. La versión completa de la tabla se encuentra en la versión electrónica de Coenda et al. (2005).

AGRADECIMIENTOS

He aquí la parte de la tesis que la mayoría suele leer. Para empezar, me quiero agradecer a mí. Porque sino me hubiera puesto las pilas, encima en plena vacaciones. Sino hubiera decidido continuar, hoy no estaría esbozando estas líneas, la última parte de la tesis!!! Gracias Vale!!

Obviamente que quiero agradecer al jefe, a Hernán, por la paciencia, acompañamiento, dedicación. A Charly, por estar allí siempre que necesite alguna ayuda, gracias a mis dos compañeros de equipo.

Y quiero dar las gracias a mi familia, a mis viejos, que siempre me apoyaron y estuvieron allí a su modo. Y sé que mi familia va a estar en lo que decida, así que gracias por ello. A mi osito de peluche!, esa almita inocente que solo despierta buenos sentimientos ... al Teuchi que me acompañó sin separarse dos semanitas en Enero.

Gracias a la Kari!, que este último año me ha re-re-rebancado en todos los sentidos. Gracias x estar siempre allí, ser mi oreja y mi soporte. Ser la amiga! con tooodas las letras.

Quiero agradecer a mucha gente que me ha ayudado y me alumbrado el camino también. Al Z y a la Euge!!! Si me habrán auxiliado! Gracias chicos, de corazón. A Julián, nuevo compañero de trabajo y amigo, gracias por los despejes, el aliento y la confianza que me ayudas a cosechar.

Gracias a mi nueva compañera de oficina, a la Yami. A Leo, por su buena onda. Al Marce, por toda la ayuda! A Mario, a la Sales, que desde lejos está en contacto. A Juan, compañero desde Durham. Y a toda la gente de Durham, que cuando fui se portó muy bien conmigo. Obviamente a Dgl, que está allí haciendo que todo funcione. A Andrea por estar, preguntar y alentarme.

Quiero decir gracias a personas que están de alguna manera recorriendo la misma ruta que yo, y a personas que me acompañaron en algún momento de mi recorrido. Gracias a Gonzalo por el aguante que me tuvo, y la ayuda que me brindó en su momento. Gracias a Ana, Vicky, Manu ... por compartir tantos momentos.

En fin, gracias a mucha gente que seguro me estoy olvidando, a tooodos mis compañeros del iate por haberme hecho un lugar y compartir mucho de los días conmigo. Sin mucho más preámbulos... *gracias*.

BIBLIOGRAFÍA

- [1] Abadi M. G., Moore B., Bower R. G., 1999, *MNRAS*, 308, 947
- [2] Abell G. O., 1958, *ApJS*, 3, 211
- [3] Abell G. O., 1976, *Realm of the universe*. New York: Holt, Rinehart and Winston, 1976
- [4] Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., Allam S. S., Anderson K. S. J., Anderson S. F., Annis J., Bahcall N. A., Bailer-Jones C. A. L., Baldry I. K., Barentine J. C., Beers T. C., Belokurov V., et al. 2007, *ApJS*, 172, 634
- [5] Allen P. D., Driver S. P., Graham A. W., Cameron E., Liske J., de Propris R., 2006, *MNRAS*, 371, 2
- [6] Allen S. W., Fabian A. C., Edge A. C., Bautz M. W., Furuzawa A., Tawara Y., 1996, *MNRAS*, 283, 263
- [7] Andredakis Y. C., Peletier R. F., Balcells M., 1995, *MNRAS*, 275, 874
- [8] Andreon S., 2002, *A&A*, 382, 821
- [9] Aragon-Salamanca A., Baugh C. M., Kauffmann G., 1998, *MNRAS*, 297, 427
- [10] Bahcall N. A., 1973, *ApJ*, 183, 783
- [11] Bahcall N. A., McKay T. A., Annis J., Kim R. S. J., Dong F., Hansen S., Goto T., Gunn J. E., Miller C., Nichol R. C., Postman M., Schneider D., Schroeder J., Voges W., Brinkmann J., Fukugita M., 2003, *ApJS*, 148, 243
- [12] Baldry I. K., Glazebrook K., Brinkmann J., Ivezić Ž., Lupton R. H., Nichol R. C., Szalay A. S., 2004, *ApJ*, 600, 681
- [13] Balogh M. L., Baldry I. K., Nichol R., Miller C., Bower R., Glazebrook K., 2004, *ApJL*, 615, L101
- [14] Barmby P., 2003, in Kissler-Patig M., ed., *Extragalactic Globular Cluster Systems Globular Cluster Systems of Spirals*. pp 143–+
- [15] Bassino L. P., Faifer F. R., Forte J. C., Dirsch B., Richtler T., Geisler D., Schuberth Y., 2006, *A&A*, 451, 789
- [16] Baugh C. M., Cole S., Frenk C. S., 1996, *MNRAS*, 283, 1361
- [17] Baugh C. M., Lacey C. G., Frenk C. S., Granato G. L., Silva L., Bressan A., Benson A. J., Cole S., 2005, *MNRAS*, 356, 1191
- [18] Bautz L. P., Morgan W. W., 1970, *ApJL*, 162, L149+
- [19] Becker R. H., White R. L., Helfand D. J., 1995, *ApJ*, 450, 559

- [20] Beers T. C., Flynn K., Gebhardt K., 1990, *AJ*, 100, 32
- [21] Bekki K., Forbes D. A., Beasley M. A., Couch W. J., 2003, *MNRAS*, 344, 1334
- [22] Bell E. F., de Jong R. S., 2001, *ApJ*, 550, 212
- [23] Bell E. F., Wolf C., Meisenheimer K., Rix H.-W., Borch A., Dye S., Kleinheinrich M., Wisotzki L., McIntosh D. H., 2004, *ApJ*, 608, 752
- [24] Bender R., Burstein D., Faber S. M., 1997, in da Costa L.Ñ., Renzini A., eds, *Galaxy Scaling Relations: Origins, Evolution and Applications The Fundamental-Plane and Tully-Fisher Relations Viewed in kappa-Space*. pp 95–+
- [25] Benson A. J., Bower R. G., Frenk C. S., Lacey C. G., Baugh C. M., Cole S., 2003, *ApJ*, 599, 38
- [26] Benson A. J., Lacey C. G., Baugh C. M., Cole S., Frenk C. S., 2002, *MNRAS*, 333, 156
- [27] Bernardi M., Hyde J. B., Sheth R. K., Miller C. J., Nichol R. C., 2007, *AJ*, 133, 1741
- [28] Bernardi M., Sheth R. K., Annis J., Burles S., Eisenstein D. J., Finkbeiner D. P., Hogg D. W., et al. 2003, *AJ*, 125, 1866
- [29] Bernardi M., Sheth R. K., Nichol R. C., Schneider D. P., Brinkmann J., 2005, *AJ*, 129, 61
- [30] Bertin E., Arnouts S., 1996, *A&AS*, 117, 393
- [31] Binggeli B., Jerjen H., 1998, *A&A*, 333, 17
- [32] Binggeli B., Tammann G. A., Sandage A., 1987, *AJ*, 94, 251
- [33] Binney J., Tremaine S., 1987, *Galactic dynamics*. Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987, 747 p.
- [34] Biviano A., Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1992, *ApJ*, 396, 35
- [35] Biviano A., Katgert P., Thomas T., Adami C., 2002, *A&A*, 387, 8
- [36] Blanton M. R., Brinkmann J., Csabai I., Doi M., Eisenstein D., Fukugita M., Gunn J. E., Hogg D. W., Schlegel D. J., 2003, *AJ*, 125, 2348
- [37] Blanton M. R., Eisenstein D., Hogg D. W., Schlegel D. J., Brinkmann J., 2005, *ApJ*, 629, 143
- [38] Blanton M. R., Hogg D. W., Bahcall N. A., Baldry I. K., Brinkmann J., Csabai I., Eisenstein D., et al. 2003, *ApJ*, 594, 186
- [39] Blanton M. R., Hogg D. W., Bahcall N. A., Brinkmann J., Britton M., Connolly A. J., Csabai I., Fukugita M., Loveday J., Meiksin A., Munn J. A., Nichol R. C., Okamura S., et al. 2003, *ApJ*, 592, 819

- [40] Blanton M. R., Schlegel D. J., Strauss M. A., Brinkmann J., Finkbeiner D., Fukugita M., Gunn J. E., Hogg D. W., Ivezić Ž., Knapp G. R., Lupton R. H., Munn J. A., Schneider D. P., Tegmark M., Zehavi I., 2005, *AJ*, 129, 2562
- [41] Boggs P., Byrd R., Rogers J., Schnabel R., 1992, *Software for Weighted Orthogonal Distance Regression, ODRPACK*. Center for Computing and Applied Mathematics, National Institute of Standards and Technology, Gaithersburg, MD.
- [42] Böhringer H., Schuecker P., Guzzo L., Collins C. A., Voges W., Cruddace R. G., Ortiz-Gil A., Chincarini G., De Grandi S., Edge A. C., MacGillivray H. T., Neumann D. M., Schindler S., Shaver P., 2004, *A&A*, 425, 367
- [43] Böhringer H., Voges W., Huchra J. P., McLean B., Giacconi R., Rosati P., Burg R., Mader J., Schuecker P., Simic D., Komossa S., Reiprich T. H., Retzlaff J., Trumper J., 2000, *VizieR Online Data Catalog*, 212, 90435
- [44] Bower R. G., Benson A. J., Malbon R., Helly J. C., Frenk C. S., Baugh C. M., Cole S., Lacey C. G., 2006, *MNRAS*, 370, 645
- [45] Boylan-Kolchin M., Ma C.-P., Quataert E., 2006, *MNRAS*, 369, 1081
- [46] Brough S., Collins C. A., Burke D. J., Lynam P. D., Mann R. G., 2005, *MNRAS*, 364, 1354
- [47] Bullock J. S., Dekel A., Kolatt T. S., Kravtsov A. V., Klypin A. A., Porciani C., Primack J. R., 2001, *ApJ*, 555, 240
- [48] Capelato H. V., Gerbal D., Mathez G., Mazure A., Roland J., Salvador-Sole E., 1981, *A&A*, 96, 235
- [49] Carlberg R. G., Yee H. K. C., Ellingson E., 1997, *ApJ*, 478, 462
- [50] Cellone S. A., 1999, *A&A*, 345, 403
- [51] Cellone S. A., Buzzoni A., 2001, *A&A*, 369, 742
- [52] Chang R., Gallazzi A., Kauffmann G., Charlot S., Ivezić Ž., Brinchmann J., Heckman T. M., 2006, *MNRAS*, 366, 717
- [53] Coenda V., 2003, *Trabajo Especial de Licenciatura en Astronomía: Propiedades Fotométricas de Galaxias en Cúmulos*. Facultad de Matemática, Astronomía y Física de la Universidad Nacional de Córdoba, Argentina.
- [54] Coenda V., Donzelli C. J., Muriel H., Quintana H., Infante L., Lambas D. G., 2004, *BAAA*, 47, 391
- [55] Coenda V., Donzelli C. J., Muriel H., Quintana H., Infante L., Lambas D. G., 2005, *AJ*, 129, 1237
- [56] Coenda V., Lacey C., Gonzales J. E., 2008, En preparación.
- [57] Coenda V., Muriel H., Donzelli C., 2008, *ApJ*, submitido.
- [58] Coenda V., Muriel H., Donzelli C. J., Quintana H., Infante L., Lambas D. G., 2006, *AJ*, 131, 1989

- [59] Cohen J. G., Blakeslee J. P., Côté P., 2003, *ApJ*, 592, 866
- [60] Cohen J. G., Blakeslee J. P., Ryzhov A., 1998, *ApJ*, 496, 808
- [61] Cole S., Lacey C., 1996, *MNRAS*, 281, 716
- [62] Cole S., Lacey C. G., Baugh C. M., Frenk C. S., 2000, *MNRAS*, 319, 168
- [63] Colless M., Dalton G., Maddox S., Sutherland W., Norberg P., Cole S., Bland-Hawthorn J., Bridges T., et al. 2001, *MNRAS*, 328, 1039
- [64] Collins C. A., Guzzo L., Nichol R. C., Lumsden S. L., 1995, *MNRAS*, 274, 1071
- [65] Collister A. A., Lahav O., 2004, *PASP*, 116, 345
- [66] Côté P., Blakeslee J. P., Ferrarese L., Jordán A., Mei S., Merritt D., Milosavljević M., Peng E. W., Tonry J. L., West M. J., 2004, *ApJS*, 153, 223
- [67] Croton D. J., Springel V., White S. D. M., De Lucia G., Frenk C. S., Gao L., Jenkins A., Kauffmann G., Navarro J. F., Yoshida N., 2006, *MNRAS*, 365, 11
- [68] Csabai I., Budavári T., Connolly A. J., Szalay A. S., Győry Z., Benítez N., Annis J., Brinkmann J., Eisenstein D., Fukugita M., Gunn J., Kent S., Lupton R., Nichol R. C., Stoughton C., 2003, *AJ*, 125, 580
- [69] Cutri R. M., 2000, *The 2MASS Explanatory Supplement*
- [70] David L. P., Slyz A., Jones C., Forman W., Vrtilik S. D., Arnaud K. A., 1993, *ApJ*, 412, 479
- [71] De Lucia G., Blaizot J., 2007, *MNRAS*, 375, 2
- [72] De Lucia G., Springel V., White S. D. M., Croton D., Kauffmann G., 2006, *MNRAS*, 366, 499
- [73] de Vaucouleurs G., 1948, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247
- [74] de Vaucouleurs G., 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- [75] Desroches L.-B., Quataert E., Ma C.-P., West A. A., 2007, *MNRAS*, 377, 402
- [76] Díaz E., Zandivarez A., Merchán M. E., Muriel H., 2005, *ApJ*, 629, 158
- [77] Djorgovski S., Davis M., 1987, *ApJ*, 313, 59
- [78] Domínguez M., Muriel H., Lambas D. G., 2001, *AJ*, 121, 1266
- [79] Domínguez M. J., Zandivarez A. A., Martínez H. J., Merchán M. E., Muriel H., Lambas D. G., 2002, *MNRAS*, 335, 825
- [80] Donzelli C. J., Espindola M., 1996, *AJ*, 111, 1057
- [81] Dressler A., 1980, *ApJS*, 42, 565
- [82] Dressler A., 1984, *ARA&A*, 22, 185

- [83] Dressler A., Lynden-Bell D., Burstein D., Davies R. L., Faber S. M., Terlevich R., Wegner G., 1987, *ApJ*, 313, 42
- [84] Driver S. P., Allen P. D., Graham A. W., Cameron E., Liske J., Ellis S. C., Cross N. J. G., De Propris R., Phillipps S., Couch W. J., 2006, *MNRAS*, 368, 414
- [85] Driver S. P., Odewahn S. C., Echevarria L., Cohen S. H., Windhorst R. A., Phillipps S., Couch W. J., 2003, *AJ*, 126, 2662
- [86] Dubinski J., 1998, *ApJ*, 502, 141
- [87] Faber S. M., Jackson R. E., 1976, *ApJ*, 204, 668
- [88] Fabian A. C., 1994, *ARA&A*, 32, 277
- [89] Fall S. M., Efstathiou G., 1980, *MNRAS*, 193, 189
- [90] Ferrarese L., Côté P., Jordán A., 2003, *ApJ*, 599, 1302
- [91] Forbes D. A., Brodie J. P., Grillmair C. J., 1997, *AJ*, 113, 1652
- [92] Franx M., Illingworth G., Heckman T., 1989, *AJ*, 98, 538
- [93] Freeman K. C., 1970, *ApJ*, 160, 811
- [94] Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., 1996, *AJ*, 111, 1748
- [95] Gallagher III J. S., Ostriker J. P., 1972, *AJ*, 77, 288
- [96] Girardi M., Biviano A., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1993, *ApJ*, 404, 38
- [97] Goto T., Okamura S., McKay T. A., Bahcall N. A., Annis J., Bernard M., Brinkmann J., Gómez P. L., Hansen S., Kim R. S. J., Sekiguchi M., Sheth R. K., 2002, *PASJ*, 54, 515
- [98] Goto T., Sekiguchi M., Nichol R. C., Bahcall N. A., Kim R. S. J., Annis J., Ivezić Ž., Brinkmann J., Hennessy G. S., Szokoly G. P., Tucker D. L., 2002, *AJ*, 123, 1807
- [99] Graham A. W., 2001, *AJ*, 121, 820
- [100] Gunn J. E., Gott J. R. L., 1972, *ApJ*, 176, 1
- [101] Hansen S. M., McKay T. A., Wechsler R. H., Annis J., Sheldon E. S., Kimball A., 2005, *ApJ*, 633, 122
- [102] Harris W. E., van den Bergh S., 1981, *AJ*, 86, 1627
- [103] Helly J. C., Cole S., Frenk C. S., Baugh C. M., Benson A., Lacey C., Pearce F. R., 2003, *MNRAS*, 338, 913
- [104] Hoessel J. G., 1980, *ApJ*, 241, 493
- [105] Hogg D. W., Blanton M. R., Brinchmann J., Eisenstein D. J., Schlegel D. J., Gunn J. E., McKay T. A., Rix H.-W., Bahcall N. A., Brinkmann J., Meiksin A., 2004, *ApJL*, 601, L29

- [106] Hogg D. W., Finkbeiner D. P., Schlegel D. J., Gunn J. E., 2001, *AJ*, 122, 2129
- [107] Holmberg E., 1958, *Meddelanden fran Lunds Astronomiska Observatorium Serie II*, 136, 1
- [108] Horner D., 2001. PhD Thesis, University of Maryland.
- [109] Hubble E. P., 1926, *ApJ*, 64, 321
- [110] Isobe T., Feigelson E. D., Akritas M. G., Babu G. J., 1990, *ApJ*, 364, 104
- [111] Jedrzejewski R. I., 1987, *MNRAS*, 226, 747
- [112] Jordán A., Blakeslee J. P., Peng E. W., Mei S., Côté P., Ferrarese L., Tonry J. L., Merritt D., Milosavljević M., West M. J., 2004, *ApJS*, 154, 509
- [113] Kaiser N., 1986, *MNRAS*, 222, 323
- [114] Kashikawa N., Sekiguchi M., Doi M., Komiyama Y., Okamura S., Shimasaku K., Yagi M., Yasuda N., 1998, *ApJ*, 500, 750
- [115] Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M., Charlot S., Tremonti C., Peng E. W., Seibert M., Brinkmann J., Nichol R. C., SubbaRao M., York D., 2003, *MNRAS*, 341, 54
- [116] Kent S. M., 1985, *ApJS*, 59, 115
- [117] Koester B. P., McKay T. A., Annis J., Wechsler R. H., Evrard A., Bleem L., Becker M., Johnston D., Sheldon E., Nichol R., Miller C., Scranton R., Bahcall N., et al. 2007, *ApJ*, 660, 239
- [118] Koester B. P., McKay T. A., Annis J., Wechsler R. H., Evrard A. E., Rozo E., Bleem L., Sheldon E. S., Johnston D., 2007, *ApJ*, 660, 221
- [119] Kormendy J., 1977, *ApJ*, 218, 333
- [120] Kormendy J., 1989, *ApJL*, 342, L63
- [121] La Barbera F., Merluzzi P., Busarello G., Massarotti M., Mercurio A., 2004, *A&A*, 425, 797
- [122] Landolt A. U., 1992, *AJ*, 104, 372
- [123] Lauer T. R., Faber S. M., Richstone D., Gebhardt K., Tremaine S., Postman M., Dressler A., Aller M. C., Filippenko A. V., Green R., Ho L. C., Kormendy J., Magorrian J., Pinkney J., 2007, *ApJ*, 662, 808
- [124] Lima Neto G. B., Gerbal D., Márquez I., 1999, *MNRAS*, 309, 481
- [125] Liu F. S., Xia X. Y., Mao S., Wu H., Deng Z. G., 2007, *ArXiv e-prints*, 712
- [126] Lobo C., Biviano A., Durret F., Gerbal D., Le Fevre O., Mazure A., Slezak E., 1997, *A&A*, 317, 385
- [127] Lopez-Cruz O., Yee H. K. C., Brown J. P., Jones C., Forman W., 1997, *ApJL*, 475, L97+

- [128] Lucey J. R., 1983, *MNRAS*, 204, 33
- [129] Lupton R., Gunn J. E., Ivezić Z., Knapp G. R., Kent S., 2001, in Harnden Jr. F. R., Primini F. A., Payne H. E., eds, *Astronomical Data Analysis Software and Systems X* Vol. 238 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, The SDSS Imaging Pipelines. pp 269–+
- [130] Maddox S. J., Efstathiou G., Sutherland W. J., Loveday J., 1990, *MNRAS*, 243, 692
- [131] Madgwick D. S., Lahav O., Baldry I. K., Baugh C. M., Bland-Hawthorn J., Bridges T., Cannon R., et al. 2002, *MNRAS*, 333, 133
- [132] Mao S., Mo H. J., 1998, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- [133] Márquez I., Lima Neto G. B., Capelato H., Durret F., Lanzoni B., Gerbal D., 2001, *A&A*, 379, 767
- [134] Martínez H. J., Coenda V., Muriel H., 2008, en preparación.
- [135] Martínez H. J., Muriel H., 2006, *MNRAS*, 370, 1003
- [136] Martínez H. J., O'Mill A. L., Lambas D. G., 2006, *MNRAS*, 372, 253
- [137] Martínez H. J., Zandivarez A., Merchán M. E., Domínguez M. J. L., 2002, *MNRAS*, 337, 1441
- [138] Matthews T. A., Morgan W. W., Schmidt M., 1964, *ApJ*, 140, 35
- [139] McIntosh D. H., Bell E. F., Rix H.-W., Wolf C., Heymans C., Peng C. Y., Somerville R. S., Barden M., Beckwith S. V. W., Borch A., Caldwell J. A. R., Häußler B., Jahnke K., Jogee S., Meisenheimer K., Sánchez S. F., Wisotzki L., 2005, *ApJ*, 632, 191
- [140] Mei S., Blakeslee J. P., Côté P., Tonry J. L., West M. J., Ferrarese L., Jordán A., Peng E. W., Anthony A., Merritt D., 2007, *ApJ*, 655, 144
- [141] Melnick J., Sargent W. L. W., 1977, *ApJ*, 215, 401
- [142] Merchán M. E., Zandivarez A., 2005, *ApJ*, 630, 759
- [143] Merritt D., 1985, *ApJ*, 289, 18
- [144] Miller C. J., Nichol R. C., Reichart D., Wechsler R. H., Evrard A. E., Annis J., McKay T. A., Bahcall N. A., Bernardi M., Boehringer H., Connolly A. J., Goto T., Kniazev A., Lamb D., Postman M., Schneider D. P., Sheth R. K., Voges W., 2005, *AJ*, 130, 968
- [145] Möllenhoff C., Heidt J., 2001, *A&A*, 368, 16
- [146] Mulchaey J. S., Davis D. S., Mushotzky R. F., Burstein D., 2003, *ApJS*, 145, 39
- [147] Muriel H., Quintana H., Infante L., Lambas D. G., Way M. J., 2002, *AJ*, 124, 1934
- [148] Muriel H., Valotto C. A., Lambas D. G., 1998, *ApJ*, 506, 540
- [149] Muzzio J. C., 1986, *ApJ*, 301, 23

- [150] Muzzio J. C., Dessaunet V. H., Vergne M. M., 1987, *ApJ*, 313, 112
- [151] Naab T., Khochfar S., Burkert A., 2006, *ApJL*, 636, L81
- [152] Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1995, *MNRAS*, 275, 720
- [153] Nipoti C., Londrillo P., Ciotti L., 2003, *MNRAS*, 342, 501
- [154] Noguchi M., 2000, *MNRAS*, 312, 194
- [155] Noonan T., 1961, *PASP*, 73, 212
- [156] Oegerle W. R., Hoessel J. G., 1991, *ApJ*, 375, 15
- [157] Oemler A. J., 1974, *ApJ*, 194, 1
- [158] Okamoto T., Eke V. R., Frenk C. S., Jenkins A., 2005, *MNRAS*, 363, 1299
- [159] Oke J. B., Gunn J. E., 1983, *ApJ*, 266, 713
- [160] Ostriker J. P., Tremaine S. D., 1975, *ApJL*, 202, L113
- [161] Ostrov P. G., Forte J. C., Geisler D., 1998, *AJ*, 116, 2854
- [162] Peng E. W., Jordán A., Côté P., Blakeslee J. P., Ferrarese L., Mei S., West M. J., Merritt D., Milosavljević M., Tonry J. L., 2006, *ApJ*, 639, 95
- [163] Petrosian V., 1976, *ApJL*, 209, L1
- [164] Pier J. R., Munn J. A., Hindsley R. B., Hennessy G. S., Kent S. M., Lupton R. H., Ivezić Ž., 2003, *AJ*, 125, 1559
- [165] Pizagno J., Prada F., Weinberg D. H., Rix H.-W., Pogge R. W., Grebel E. K., Harbeck D., Blanton M., Brinkmann J., Gunn J. E., 2007, *AJ*, 134, 945
- [166] Popesso P., Böhringer H., Brinkmann J., Voges W., York D. G., 2004, *A&A*, 423, 449
- [167] Postman M., Lauer T. R., 1995, *ApJ*, 440, 28
- [168] Pracy M. B., Driver S. P., De Propriis R., Couch W. J., Nulsen P. E. J., 2005, *MNRAS*, 364, 1147
- [169] Press W. H., Schechter P., 1974, *ApJ*, 187, 425
- [170] Quintana H., Lawrie D. G., 1982, *AJ*, 87, 1
- [171] Retzlaff J., 2001. XXIst Moriond Astrophysics Meeting, March 10-17, Savoie.
- [172] Richstone D. O., 1976, *ApJ*, 204, 642
- [173] Roberts M. S., Haynes M. P., 1994, *ARA&A*, 32, 115
- [174] Rood H. J., Sastry G.Ñ., 1971, *PASP*, 83, 313
- [175] Rood H. J., Turnrose B. E., 1968, *ApJ*, 152, 1057

- [176] Saglia R. P., Bertschinger E., Baggle G., Burstein D., Colless M., Davies R. L., McMahan Jr. R. K., Wegner G., 1993, *MNRAS*, 264, 961
- [177] Sandage A., 1976, *ApJ*, 205, 6
- [178] Sandage A., Perelmuter J.-M., 1990, *ApJ*, 361, 1
- [179] Sandage A., Visvanathan N., 1978a, *ApJ*, 225, 742
- [180] Sandage A., Visvanathan N., 1978b, *ApJ*, 223, 707
- [181] Sanromá M., Salvador-Solé E., 1990, *ApJ*, 360, 16
- [182] Sarazin C. L., 1980, *ApJ*, 236, 75
- [183] Schechter P., 1976, *ApJ*, 203, 297
- [184] Schechter P. L., Dressler A., 1987, *AJ*, 94, 563
- [185] Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- [186] Schombert J. M., Bothun G. D., 1987, *AJ*, 93, 60
- [187] Scranton R., Connolly A. J., Szalay A. S., Lupton R. H., Johnston D., Budavari T., Brinkman J., Fukugita M., 2005, *ArXiv Astrophysics e-prints*, astro-ph/0508564
- [188] Scranton R., Johnston D., Dodelson S., Frieman J. A., Connolly A., Eisenstein D. J., Gunn J. E., et al. 2002, *ApJ*, 579, 48
- [189] Sérsic J. L., 1963, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía*, 6, 41
- [190] Sérsic J. L., 1968, *Atlas de galaxias australes*. Córdoba, Argentina: Observatorio Astronómico, 1968
- [191] Shen S., Mo H. J., White S. D. M., Blanton M. R., Kauffmann G., Voges W., Brinkmann J., Csabai I., 2003, *MNRAS*, 343, 978
- [192] Shimasaku K., Fukugita M., Doi M., Hamabe M., Ichikawa T., Okamura S., Sekiguchi M., Yasuda N., Brinkmann J., Csabai I., Ichikawa S.-I., Ivezić Z., et al. 2001, *AJ*, 122, 1238
- [193] Silk J., 1976, *ApJ*, 208, 646
- [194] Simien F., de Vaucouleurs G., 1986, *ApJ*, 302, 564
- [195] Sirianni M., Jee M. J., Benítez N., Blakeslee J. P., Martel A. R., Meurer G., Clampin M., De Marchi G., Ford H. C., Gilliland R., Hartig G. F., Illingworth G. D., Mack J., McCann W. J., 2005, *PASP*, 117, 1049
- [196] Solanes J. M., Salvador-Solé E., Sanroma M., 1989, *AJ*, 98, 798
- [197] Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Frenk C. S., Yoshida N., Gao L., Navarro J., Thacker R., Croton D., Helly J., Peacock J. A., Cole S., Thomas P., Couchman H., Evrard A., Colberg J., Pearce F., 2005, *Nature*, 435, 629
- [198] Stein P., 1997, *A&A*, 317, 670

- [199] Stoughton C., Lupton R. H., Bernardi M., Blanton M. R., Burles S., Castander F. J., Connolly A. J., Eisenstein D. J., Frieman J. A., Hennessey G. S., Hindsley R. B., Ivezić Ž., Kent S., et al. 2002, *AJ*, 123, 485
- [200] Strader J., Brodie J. P., Spitler L., Beasley M. A., 2006, *AJ*, 132, 2333
- [201] Strateva I., Ivezić Ž., Knapp G. R., Narayanan V. K., Strauss M. A., Gunn J. E., Lupton R. H., Schlegel D., Bahcall N. A., et al. 2001, *AJ*, 122, 1861
- [202] Strauss M. A., Weinberg D. H., Lupton R. H., Narayanan V. K., Annis J., Bernardi M., Blanton M., Burles S., Connolly A. J., Dalcanton J., Doi M., Eisenstein D., et al. 2002, *AJ*, 124, 1810
- [203] Sutherland W., 1988, *MNRAS*, 234, 159
- [204] Tanaka M., Kodama T., Arimoto N., Okamura S., Umetsu K., Shimasaku K., Tanaka I., Yamada T., 2005, *MNRAS*, 362, 268
- [205] Thomas T., 2002, *The Influence of the Cluster Environment on Galaxies*. PhD Thesis. Leiden University.
- [206] Tonry J. L., Dressler A., Blakeslee J. P., Ajhar E. A., Fletcher A. B., Luppino G. A., Metzger M. R., Moore C. B., 2001, *ApJ*, 546, 681
- [207] Toomre A., Toomre J., 1972, *ApJ*, 178, 623
- [208] Trujillo I., Aguerri J. A. L., Cepa J., Gutiérrez C. M., 2001, *MNRAS*, 321, 269
- [209] Trujillo I., Förster Schreiber N. M., Rudnick G., Barden M., Franx M., Rix H.-W., Caldwell J. A. R., et al. 2006, *ApJ*, 650, 18
- [210] Tucker D. L., Kent S., Richmond M. W., Annis J., Smith J. A., Allam S. S., Rodgers C. T., Stute J. L., Adelman-McCarthy J. K., Brinkmann J., Doi M., Finkbeiner D., Fukugita M., Goldston J., Greenway B., et al. 2006, *Astronomische Nachrichten*, 327, 821
- [211] Tully R. B., Fisher J. R., 1977, *A&A*, 54, 661
- [212] Tully R. B., Pierce M. J., 2000, *ApJ*, 533, 744
- [213] Valotto C. A., Moore B., Lambas D. G., 2001, *ApJ*, 546, 157
- [214] Valotto C. A., Nicotra M. A., Muriel H., Lambas D. G., 1997, *ApJ*, 479, 90
- [215] van den Bergh S., Morbey C. L., 1984, *ApJ*, 283, 598
- [216] Verheijen M. A. W., 2001, *ApJ*, 563, 694
- [217] von der Linden A., Best P.Ñ., Kauffmann G., White S. D. M., 2007, *MNRAS*, 379, 867
- [218] Way M. J., Quintana H., Infante L., Lambas D. G., Muriel H., 2005, *AJ*, 130, 2012
- [219] Weinmann S. M., van den Bosch F. C., Yang X., Mo H. J., 2006, *MNRAS*, 366, 2
- [220] Whitmore B. C., Gilmore D. M., Jones C., 1993, *ApJ*, 407, 489

- [221] Whitmore B. C., Sparks W. B., Lucas R. A., Macchetto F. D., Biretta J. A., 1995, *ApJL*, 454, L73+
- [222] Willick J. A., Strauss M. A., Dekel A., Kolatt T., 1997, *ApJ*, 486, 629
- [223] Wolf M., 1906, *Astronomische Nachrichten*, 170, 211
- [224] Yepes G., Dominguez-Tenreiro R., del Pozo-Sanz R., 1991, *ApJ*, 373, 336
- [225] Yip C. W., Connolly A. J., Szalay A. S., Budavári T., SubbaRao M., Frieman J. A., Nichol R. C., Hopkins A. M., York D. G., Okamura S., Brinkmann J., Csabai I., Thakar A. R., Fukugita M., Ivezić Ž., 2004, *AJ*, 128, 585
- [226] York D. G., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- [227] Young C. K., Currie M. J., 1994, *MNRAS*, 268, L11+
- [228] Zandivarez A., Martínez H. J., Merchán M. E., 2006, *ApJ*, 650, 137
- [229] Ziegler B. L., Saglia R. P., Bender R., Belloni P., Greggio L., Seitz S., 1999, *A&A*, 346, 13
- [230] Zucca E., Zamorani G., Vettolani G., Cappi A., Merighi R., Mignoli M., Stirpe G. M., MacGillivray H., et al. 1997, *A&A*, 326, 477
- [231] Zwicky F., 1957, *Morphological Astronomy*. Berlin: Springer-Verlag