

Galaxias satélites de baja luminosidad

por Marcelo Lares

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física
como parte de los requerimientos para obtener el título de
Doctor en Astronomía de la

Universidad Nacional de Córdoba

Marzo de 2009

©Famaf - UNC, 2009

Director: Dr. Diego García Lambas

RESUMEN

Se lleva a cabo una caracterización estadística de las poblaciones de galaxias de baja luminosidad asociadas a sistemas que comprenden galaxias brillantes y aisladas, pares de galaxias interactuantes, grupos y cúmulos con emisión en rayos X, todos ellos identificados en el espacio de redshift. Se utiliza una determinación estadística de distribuciones de propiedades de estos objetos asociados mediante un procedimiento de sustracción del fondo promedio de galaxias, aplicado en catálogos fotométricos derivados del *Sloan Digital Sky Survey*. Se obtienen distribuciones de luminosidades, índices de color, y distancias al centro de los halos correspondientes, discutiéndose la dependencia de estas propiedades con características de los sistemas donde habitan. La utilización estadística de grandes masas de datos fotométricos con $m_r \lesssim 22$ asociados a sistemas en el rango de redshift 0.03 a 0.1, permite estudiar satélites con magnitudes $M_r \lesssim -14$. Además de la profundidad fotométrica, la gran cobertura angular del catálogo permite comparar consistentemente los resultados obtenidos para distintos sistemas, ya que se utilizan el mismo método y los mismos datos.

La densidad proyectada de galaxias asociadas presenta un importante incremento respecto del fondo alrededor de los centros de los sistemas. El mismo se extiende hasta un radio máximo que va desde los 300 kpc para las muestras de primarias con $-21,5 < M_r < -20,5$ hasta más de 1 Mpc en los grupos más ricos. Determinamos que el número de satélites en el rango $-18,5 < M_r < -14,5$ alcanza valores de varios cientos de galaxias en los grupos más poblados y cúmulos RASS. En las muestras de primarias, por otro lado, el número alcanza un máximo de ~ 10 satélites en promedio en las submuestras de primarias de mayor luminosidad y con índice de color $g - r > 0,8$. La presencia de un exceso de población de satélites débiles es significativa en los grupos de galaxias, que presentan funciones de luminosidad consistentes con un ajuste de Schechter con $-2,2 \lesssim \alpha \lesssim -1,8$ en el extremo débil. Para los satélites de las primarias, en cambio, la distribución de luminosidades es consistente con una pendiente débil $\alpha \simeq -1$ indicando la ausencia de este exceso de población débil. La distribución de colores de los satélites asociados se ensancha para menores luminosidades. En cúmulos de galaxias, se encuentran objetos sistemáticamente más rojos que aquellos asociados al halo de galaxias primarias.

Nuestros resultados permiten descartar la universalidad de la función de luminosidad de galaxias. Asimismo, los análisis realizados aportan a una mejor comprensión de los mecanismos de supresión de formación estelar y de remoción del gas de galaxias en diferentes ambientes.

ABSTRACT

We analyze statistically low luminosity galaxy populations associated to systems identified in redshift space, comprising bright, isolated galaxies; interacting galaxy pairs, groups and X-ray emitting clusters. Statistical determination of distributions of galaxy properties is accomplished by a background subtraction method implemented on photometric galaxy catalogues derived from the Sloan Digital Sky Survey. We obtain luminosity, color index and projected radial distance distributions, and discuss dependencies of these properties on host systems characteristics. The use of very large databases of accurate photometry down to faint magnitudes ($m_r \lesssim 22$) associated to spectroscopically confirmed galaxy systems in the redshift range 0.03-0.1 allow us to study satellite statistics down to $M_r \lesssim -14$. The wide sky coverage made possible statistically significant comparisons of results consistently obtained with the same procedures from different systems.

Galaxy projected radial density shows an important increase around system centers. This overdensity region spans up to a maximum radius ranging from 300 kpc on primary samples with $M_r > -21.5$ to more than 1 Mpc on the richest clusters. We obtain hundreds of excess galaxies in the range $-18.5 < M_r < -14.5$ in clusters and rich groups. Primary samples, on the other hand, host a maximum average of ~ 10 satellites on more luminous and reddest subsamples. We find a significative excess of the faint satellite population in galaxy groups, consistent with a Schechter fit with a steep faint-end ($-2.2 \lesssim \alpha \lesssim -1.8$). There is not such an excess of the population of faint satellites associated to primaries, which is consistent with a flat faint-end. The color distribution spreads on less luminous satellite samples. Also, cluster satellites are sistematically redder than primary satellites.

According to our results, we can discard the universal nature of galaxy luminosity function on galaxy systems. The obtained results contribute to a better understanding of star formation suppression and gas stripping mechanisms that operate on different environments.

Índice general

I	Introducción	1
1.	Combinación de datos de catálogos	3
1.1.	Estructura del universo y formación de galaxias	4
1.2.	Motivaciones	5
1.3.	Exploración del espacio de parámetros	8
2.	Sistemas de galaxias	11
2.1.	El marco cosmológico	13
2.2.	Subestructura de materia	16
2.3.	Formación de la subestructura: Implicaciones cosmológicas	17
2.4.	Catálogos de grupos: propiedades estadísticas	20
3.	Evolución de galaxias en sistemas	23
3.1.	Propiedades observables de galaxias	24
3.2.	Mecanismos de transformación	25
3.3.	Procesos evolutivos: implicaciones astrofísicas	28
3.4.	Galaxias de baja luminosidad	31
3.5.	El Grupo Local	33
II	Metodología	39
4.	Estimación estadística de la densidad de galaxias en el espacio de parámetros	41
4.1.	Perfil de densidad y recuentos de galaxias en exceso	42
4.2.	Cálculo de la función de luminosidad	44
4.3.	Uso de ensambles	46
5.	Datos y selección de muestras	49
5.1.	Catálogos de galaxias	50
5.2.	Catálogos del relevamiento SDSS	52
5.3.	NYU-VAGC	56
5.4.	Definición de las muestras	58

6. Función de selección angular	69
6.1. Máscaras de catálogos	70
6.2. Construcción empírica de máscaras localizadas	72
6.3. Caracterización detallada de máscaras en SDSS	75
6.4. Zona de exclusión de falsas identificaciones	76
6.5. Galaxias luminosas en cúmulos	80
III Análisis y Resultados	85
7. Perfil de densidad radial de galaxias	87
7.1. Uso de máscaras y ensambles	88
7.2. Sistemas con galaxias centrales	91
7.3. Pares, grupos y cúmulos de galaxias	95
8. Número medio de satélites y sus distribuciones de luminosidades	99
8.1. Número medio de satélites	100
8.2. La elusiva parte débil de la distribución de luminosidades	103
8.3. La no universalidad de la función de luminosidad	108
8.4. Implicaciones de los resultados en los modelos de evolución	115
9. Relaciones color-magnitud	121
9.1. Aplicación simultánea en 2 parámetros	122
9.2. Distribuciones de colores	124
10. Conclusiones	129

PARTE I

INTRODUCCIÓN

Capítulo 1

Combinación de datos de catálogos

En este capítulo se hace una introducción general a los aspectos relacionados con las galaxias de baja luminosidad, las escalas involucradas y las motivaciones para su estudio. Se plantea la necesidad de llevar a cabo determinaciones de las propiedades de estos objetos y compararlas con las propiedades de galaxias normales. En particular, se propone la utilización del método de sustracción de fondo aplicado en sistemas de galaxias para obtener estadísticamente las densidades relativas de satélites en el espacio de parámetros. Este procedimiento es posible gracias a la disponibilidad de grandes relevamientos de galaxias, en donde el límite de flujo permite obtener información fotométrica de objetos de baja luminosidad, y el seguimiento espectroscópico posibilita la determinación segura de las ubicaciones espaciales de los sistemas. Con el avance tecnológico y la aparición de grandes relevamientos de galaxias, la implementación de este método se ha hecho posible con la combinación de una gran cantidad de sistemas, condición necesaria para la obtención de una alta relación señal/ruido.

1.1. Estructura del universo y formación de galaxias

La agregación jerárquica de materia a partir de las fluctuaciones de densidad primordiales, da lugar a la formación de halos de materia oscura en los cuales aparecen las galaxias mediante procesos no disipativos. Este marco teórico confrontado con los resultados observacionales ofrece un punto de partida para interpretar los fenómenos que ocurren en las galaxias, fundamentalmente su formación y evolución. La creciente acumulación sistemática de datos observacionales de galaxias a distintos redshifts y los resultados de las simulaciones numéricas hacen posible la reconstrucción de las historias evolutivas de estos objetos. Uno de los principales objetivos que motivan la construcción de grandes catálogos es desentrañar el origen físico de la secuencia de Hubble, y los complejos mecanismos relacionados con el ambiente, responsables de las transformaciones evolutivas que ocurren en la secuencia morfológica. El análisis de las distribuciones en el espacio de parámetros de cúmulos de galaxias es una herramienta importante para acotar modelos de formación y evolución de las galaxias. En este sentido puede ser fundamental distinguir entre galaxias de distintas luminosidades y tipos morfológicos, ya que éstas se forman y siguen procesos evolutivos distintos.

Las galaxias observadas en el universo cercano (en contraposición al universo lejano, de alto redshift) forman una compleja estructura que guarda información cosmológica y astrofísica. La mayoría de las galaxias forman parte de sistemas dinámicos mayores, que de acuerdo a sus propiedades observacionales se clasifican en grupos o cúmulos, si son masivos, o en asociaciones menores como pares o tripletes, y ocupan los pozos de potencial generados por la materia oscura. En el paradigma actualmente aceptado de formación de estructuras, los halos de materia oscura que contienen sistemas de galaxias son el resultado del ensamble jerárquico de estructuras menores, que por medio de colisiones e interacciones tidales determinan la forma y características finales del halo. Como reliquia de este proceso de acreción de materia, resulta una población de halos más pequeños, autogravitantes, que forman la denominada subestructura de materia. Cómo y de qué manera algunos de estos subhalos son incorporados a las galaxias mayores, o si de hecho un parte de la subestructura no es primordial sino que es generada como subproducto de la formación de galaxias masivas, son actualmente objeto de intenso estudio. En algunos de esos halos, la materia bariónica colapsa para formar galaxias, que son en general de bajo brillo superficial y poco luminosas. Desde el punto de vista dinámico, estas pequeñas galaxias están atraídas por el potencial del halo, y reciben el nombre de satélites.

Resulta de interés, para el desarrollo de modelos de generación de estructura en la escala de las galaxias, precisar con qué eficiencia y bajo qué condiciones un subhalo puede ser la semilla para la formación de una galaxia satélite. Una vez en interacción con los demás componentes del halo, los satélites sufren transformaciones de varios tipos. Para comprender de que manera el ambiente participa de estos cambios es necesario estudiar los resultados finales, es decir, sistemas de satélites y sus propiedades estadísticas, en ambientes de distintas características. En el capítulo §3 se hace un repaso de los distintos procesos que afectan

las características macroscópicas y medibles de una galaxia que forma parte de un sistema de galaxias, y con qué eficiencia estos procesos físicos producen cambios morfológicos en las galaxias y afectan su actividad de formación estelar. Además de ser importantes laboratorios para el estudio de los procesos evolutivos, estos objetos guardan también información de interés cosmológico. La subestructura de los halos más masivos, que alojan sistemas de galaxias, es el resultado de la incorporación de halos menores, cuya abundancia, masas y épocas de acreción se derivan de la forma de las fluctuaciones primordiales de densidad y de los primeros pasos de la formación de la estructura del universo. Algunas de las posibles derivaciones cosmológicas de los estudios de galaxias satélites se mencionan en el capítulo §2. Cuáles son los subhalos en donde se forman satélites, es una de las preguntas más interesantes planteadas en torno a los modelos de formación de estructuras y de galaxias, y una de las motivaciones de este trabajo.

1.2. Motivaciones

Con la aparición de grandes relevamientos que mapean galaxias en el universo local, el uso de herramientas estadísticas se ha vuelto una práctica corriente para describir la estructura de la materia en el Universo. Algunos ejemplos de procedimientos estadísticos que se utilizan para estimar la distribución de galaxias en el espacio de parámetros son la función de luminosidad, la función de correlación, o los recuentos en celdas. La aplicación correcta de estos métodos, requiere la implementación de funciones de selección, que den cuenta de la falta de completitud en los distintos parámetros. En particular, la cobertura angular debe ser descripta mediante el uso de máscaras de completitud angular. En este trabajo se diseñan e implementan máscaras de alta resolución para cada uno de los más de 60000 campos de galaxias utilizados (tabla 5.1), según se detalla en el capítulo §6.

La aproximación tradicional para obtener las distribuciones mencionadas consiste en trabajar en el espacio de redshifts, en el cual se tienen estimas de las distancias físicas y luminosidades de las galaxias. Sin embargo, este procedimiento está limitado en cuanto a las magnitudes máximas que se pueden explorar. A lo largo de este trabajo, se desarrolla una implementación del método de sustracción estadística del fondo medio de galaxias, aplicada en posiciones previamente seleccionadas, donde se corrobora la existencia de un exceso de galaxias asociadas a cada sistema. Con esta herramienta, se ataca desde varios puntos de vista el problema de la evolución de galaxias en sistemas de distintas características. Para ello, se trabaja con un gran volumen de datos observacionales que permiten obtener resultados estadísticamente significativos. Se estudian los efectos que los cambios evolutivos producen en las distribuciones de las propiedades fotométricas de poblaciones de galaxias en el rango de luminosidades que abarca desde galaxias brillantes hasta $M_r \approx -14.$. Los cambios estructurales y en la actividad de formación estelar que ocurren en galaxias como resultado de interacciones en medios de moderada o alta sobredensidad afectan a las velocidades respecto de los centros de los sistemas y a sus observables fotométricos. Estos últimos, guardan

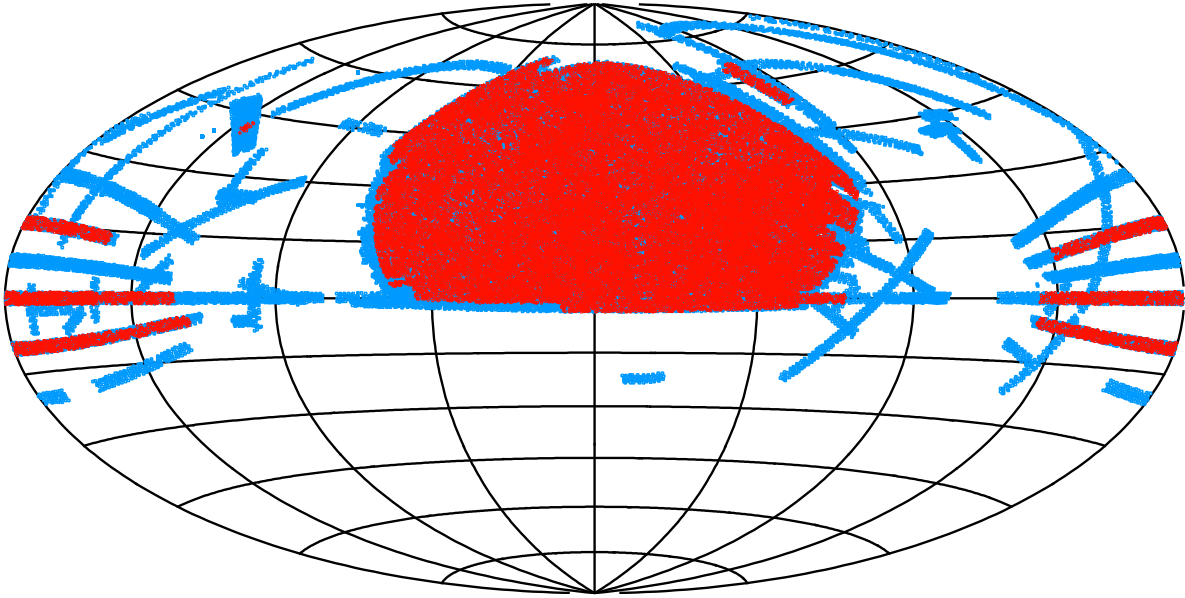


Fig. 1.1: Cobertura del catálogo espectroscópico de galaxias (en color rojo), y del catálogo fotométrico NYU-VAGC (azul). La magnitud aparente del catálogo fotométrico es más de 4 magnitudes más débil que la del relevamiento fotométrico.

información tanto sobre las poblaciones estelares actuales (relacionadas con la luminosidad integrada de la galaxias) como de la historia de formación estelar (relacionada con el índice de color). La utilización de datos de los catálogos fotométricos tiene la ventaja de que permite alcanzar magnitudes más débiles cuando se combinan con datos espectroscópicos, mucho más limitados en flujo. Dadas las dificultades prácticas para obtener mediciones con alta señal/ruido de espectros de galaxias, y el tiempo necesario en el caso de galaxias menos brillantes, el área del catálogo espectroscópico es menor que el área de cobertura del relevamiento fotométrico. En la figura 1.1 se muestra en proyección la región del cielo ocupada por cada conjunto de datos.

La exploración estadística de las propiedades de galaxias y sistemas de galaxias implementada a lo largo de esta Tesis está orientada al estudio de cuestiones de interés teórico. La comprensión de las propiedades poblacionales de galaxias en sistemas surge de la interrelación entre los resultados observacionales y los modelos teóricos de formación de galaxias. Mientras que las galaxias de baja luminosidad se forman en los pozos de potencial de la materia oscura, las galaxias de mayores masas surgen, según el modelo actual, de la acreción de entidades menores. En todos los casos, estudiar las relaciones entre los satélites y los sistemas que los albergan sirve para poner límites observacionales a los modelos de formación.

Los cambios que sufren las galaxias que habitan medios poblados dependen de la densidad del medio. Aunque se esperan correlaciones con indicadores físicos como la masa del halo o la densidad de gas intracúmulo, es importante obtener estimadores de las propiedades integradas de cuyo cambio se derivan consecuencias evolutivas. El hecho de que los distintos

mecanismos afecten con distinta eficiencia a las transformaciones de las galaxias, y de que éstos dependan además de las características del medio, y las motivaciones anteriormente señaladas, confluyen al planteo de las siguientes cuestiones:

- ¿Cómo varía el número de satélites, en un dado rango de luminosidades y colores, en función de las propiedades de los sistemas?
- ¿Cómo cambian las poblaciones de satélites en función de la distancia radial al centro de los halos?
- ¿Cuáles de los cambios encontrados son cambios genuinos, en donde existe una correlación entre alguna propiedad de las galaxias satélites y alguna característica del halo, y cuándo son éstas un reflejo de alguna otra correlación?
- ¿Existen cambios en la LF con las propiedades de los halos?
- ¿Existen cambios de las relaciones en el diagrama color-magnitud y las distribuciones proyectadas con las propiedades de los halos?
- ¿Hay diferencias en el color típico de galaxias satélites que ocupan halos de distintas características?

A lo largo de la presente Tesis, trataremos de responder estas preguntas, y a través de los resultados, inferir:

- Cuáles son los factores que intervienen en los cambios evolutivos que operan en sistemas de galaxias, y fundamentalmente en galaxias de baja luminosidad.
- Cómo es la función de luminosidad de galaxias en sistemas hasta magnitudes débiles.
- ¿Es la función de luminosidad universal?
- Existen secuencias o caminos en el diagrama color-magnitud de galaxias?
- ¿Cuántos satélites tiene una galaxias luminosa?
- ¿Cuál es la fracción de galaxias débiles en cúmulos?
- ¿Cuál es la eficiencia de los mecanismos que producen un aumento de la población de galaxias débiles?
- En presencia de distintos tipos de interacciones, ¿se crean galaxias satélites o desaparecen?

1.3. Exploración del espacio de parámetros

Los modelos de formación y evolución de galaxias intentan explicar el origen de las galaxias, en el marco de un conjunto de condiciones iniciales, y cuáles son sus observables finales. El crecimiento de las fluctuaciones de densidad en etapas avanzadas de la evolución de la estructura de materia, sin embargo, presenta un régimen no lineal que hace prohibitiva la predicción determinista del resultado final. La aproximación más usual, entonces, es aquella que mediante la aplicación de técnicas estadísticas estudia las propiedades de poblaciones de galaxias y las relaciona con las condiciones iniciales y con los cambios producidos por el entorno causal. De esta manera, sin reparar en los detalles individuales que resultan del proceso estocástico de formación y evolución, se modelan los procesos físicos que permiten predecir el comportamiento general de poblaciones de galaxias. Mientras más detallada sea la información, con mayor precisión se podrán establecer los mecanismos actuantes. Se busca, entonces, conocer la probabilidad f de tener una galaxia sujeta a ciertas condiciones representadas por un conjunto de parámetros \vec{P} . Entre dichos parámetros se pueden mencionar por ejemplo, la luminosidad, el índice de color, la densidad del medio, el campo tidal, etc.

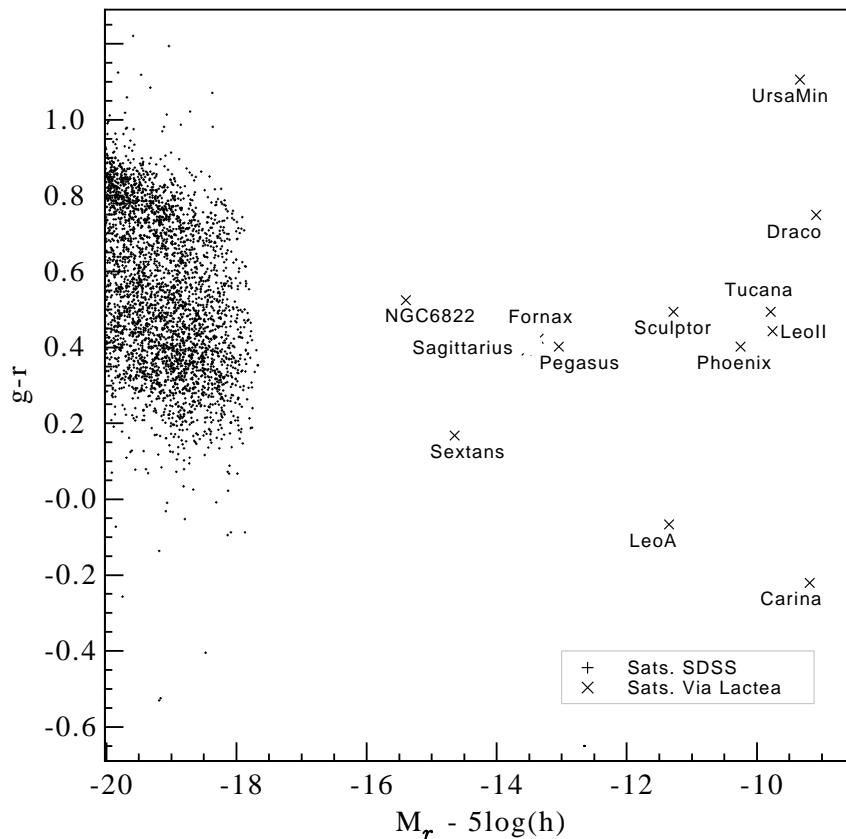


Fig. 1.2: Diagrama color-magnitud de galaxias satélites identificadas en el catálogo espectroscópico y obtenidas de observaciones en el Grupo Local.

En este trabajo se obtienen aproximaciones discretas a $f(\vec{P})$, utilizando un método estadístico (capítulo §4), representadas por el número medio de galaxias en una región del espacio de parámetros $\vec{P} \pm \Delta\vec{P}$, definida como:

$$\langle N|\vec{P} \pm \Delta\vec{P} \rangle$$

A partir de esta distribución multiparamétrica y discretizada se obtienen las siguientes distribuciones marginales:

- Distribución de distancias radiales proyectadas, que representa al perfil de densidad radial de galaxias.
- Distribución de magnitudes aparentes, que sumadas a la distancia del sistema (determinada espectroscópicamente) dan una estimación de la función de luminosidad.
- Distribución de índices de color.
- Distribución de densidad de galaxias en el plano color–magnitud.

Hay que tener especial cuidado con la selección de parámetros para que sea posible establecer comparaciones entre los distintos resultados. Mientras que técnicamente es posible marginalizar sobre uno de los parámetros integrando en todo el espacio, resulta conveniente integrar solamente en regiones donde hay una señal/ruido alta, evitando así que los resultados tengan incertezas mayores.

Para establecer estas regiones es necesario llevar a cabo una exploración sistemática del espacio de parámetros. En los capítulos que siguen se presentan los resultados finales que surgen de ese proceso. En el capítulo §7 se calcula el perfil de densidad limitando colores y magnitudes de los satélites de acuerdo a la discusión de los respectivos capítulos, en donde se obtienen las regiones de la función de luminosidad (capítulo §8) y de las distribuciones de colores (capítulo §9) en donde la presencia de satélites es más fuerte. En el cálculo del perfil de densidad, por lo tanto, se adelantan resultados de las demás distribuciones.

Capítulo 2

Sistemas de galaxias

Las galaxias en grupos o en cúmulos están afectadas de procesos que no ocurren en las galaxias de campo con la misma intensidad. La mayoría de las galaxias observadas, además, forman parte de asociaciones de galaxias, ya sean de bajo número, como los pares de galaxias, de varios cientos como en el caso de los cúmulos, o de multiplicidad intermedia, tales como grupos. La interacción entre una galaxia y el resto de las galaxias y componentes del grupo al que pertenece puede tener varios orígenes que concurren individual o conjuntamente para modificar las propiedades de los miembros y del conjunto según sean las propiedades iniciales de ambos. Los resultados de los estudios estadísticos implementados en distintas poblaciones de galaxias contribuyen en la caracterización teórica de los procesos involucrados en los cambios evolutivos de las galaxias en sistemas, y en especial de la población de baja luminosidad.

Los grupos de galaxias habitan las regiones en donde se encuentra una concentración importante de materia oscura. El potencial gravitatorio genera flujos de materia hacia el cúmulo que a medida que se internan en la región central, más poblada, sufren transformaciones que dan lugar a los efectos de segregación radial observados. El análisis de las poblaciones de galaxias en distintos ambientes permite deducir mecanismos de evolución, que se implementan en modelos, se prueban en experimentos numéricos y plantean nuevos desafíos observacionales. Las variaciones en la función de luminosidad de galaxias que se encuentran en diferentes ambientes, ofrece la oportunidad de estudiar los mecanismos que producen cambios en sus características físicas como respuesta a la acción o como resultado de la interacción con el ambiente. Por ello es importante comparar la función de luminosidad de galaxias en sistemas con la de galaxias de campo, y buscar las diferencias entre galaxias que se encuentran en sistemas de distintas características. Estas diferencias, que se manifiestan en las distribuciones de luminosidades, están relacionadas con las interacciones entre las galaxias y el medio intracúmulo y dependen de las características del medio en el que evolucionan.

La expansión del universo en una época muy temprana dio origen a la producción del elemento químico más simple, el hidrógeno, que al caer en los pozos de potencial de los primeros halos y enfriarse formó los primeros objetos. La radiación emitida por los mismos creó burbujas de hidrógeno ionizado en el medio intergaláctico. Dado que el enfriamiento por hidrógeno molecular es un importante ingrediente en la formación de galaxias, las épocas durante las cuales estos procesos tuvieron lugar determinan críticamente el resultado final observado hoy en día. Alvarez et al. (2008) sugirieron que estudiar la conexión entre el fenómeno de la reionización y los recuentos de satélites en el universo local, puede ser clave para avanzar en el estudio de la eficiencia de formación de galaxias en halos de baja masa, teniendo en cuenta especialmente la historia de acreción de masa y la época de reionización.

Las historias de la evolución del universo y de la formación y evolución de las galaxias están entonces estrechamente relacionadas. Las condiciones iniciales en el universo fijan el espectro de fluctuaciones de la materia, que da lugar a la distribución de materia en halos, los cuales atraen a la materia bariónica para formar galaxias. Es a través de la estructura que forman las galaxias que se infieren las propiedades de la distribución espacial de los demás componentes de materia-energía del universo. Dados los grandes periodos de tiempo involucrados, pequeños cambios en las condiciones iniciales pueden dar lugar a importantes diferencias estadísticas en la población actual de galaxias.

Existe evidencia observacional de la dependencia de la función de luminosidad con el ambiente. Croton et al. (2005) encuentran significativa dependencia de la función de luminosidad con las características del ambiente en muestras de grupos en el 2dFGRS. Similares resultados ya habían sido reportados por Garilli et al. (1999), quienes encuentran una fuerte correlación entre la forma de la función de luminosidad de galaxias en cúmulos y la densidad de dichos cúmulos.

2.1. El marco cosmológico

Un modelo cosmológico queda definido por un conjunto de parámetros que pueden ser acotados mediante observaciones astronómicas. Actualmente, distintas áreas de la cosmología convergen para dar lugar al denominado “modelo de concordancia”, que se nutre de estudios de la estructura en gran escala del universo local, el fondo de radiación cósmica, las líneas de absorción de regiones HII en los espectros de QSOs, lentes gravitacionales, supernovas y cúmulos de galaxias. La teoría establece que las fluctuaciones de temperatura que se observan en el fondo cósmico de radiación alcanzan su máxima amplitud en una escala lineal que está relacionada con la distancia que es capaz de recorrer una onda de sonido en un cierto tiempo, en el fluido denso y caliente del universo temprano, pero la correspondiente escala angular depende directamente de la geometría del universo. Desde el año 2001 se han realizado mediciones de las anisotropías del fondo de radiación de microondas, y el espectro de potencias de las fluctuaciones de temperatura da evidencias cada vez más fuertes en favor de un universo plano. Sin embargo, la materia bariónica observada da cuenta de tan sólo una pequeña parte de la densidad crítica. La mayor parte de la materia es de otro tipo y se denomina materia oscura. La misma ejerce atracción gravitatoria a la materia bariónica y es responsable de mantener ligadas grandes estructuras como galaxias y cúmulos de galaxias. La densidad media de materia oscura en unidades de la densidad crítica (Ω_M) está limitada a un valor de aproximadamente 0,25 mediante diferentes argumentos. White (1993) sostiene que la materia bariónica es aproximadamente 0,15 a 0,20 veces la masa virial calculada. Se obtienen valores similares con mediciones independientes de lentes gravitacionales producidas por galaxias masivas que distorsionan las imágenes de galaxias lejanas. Además, la estructura en gran escala del universo es el resultado del crecimiento de pequeñas fluctuaciones en un universo en expansión. Las propiedades de aglomeración de galaxias dependen del contenido de materia bariónica que se puede acotar mediante modelos teóricos de formación de estructuras.

El 70 % restante de la densidad crítica es algún componente que tiene presión negativa y se conoce con el nombre de energía oscura. La energía oscura se asocia con la constante cosmológica, introducida por Einstein en la solución de las ecuaciones de Friedmann, según las cuales un valor positivo de Λ puede ser interpretado como una energía positiva que llena todo el espacio. Actualmente se exploran distintas posibilidades teóricas para entender la naturaleza de la energía oscura, que cualquiera sea, debe tener presión negativa ya que de otra forma estaría en conflicto con las observaciones. Mientras la densidad de materia disminuye como a^{-3} , la densidad de energía oscura se mantiene constante, por ello la existencia de la energía oscura da lugar a que la expansión del universo deba ser acelerada. Esta predicción también se obtuvo de las mediciones de distancias y velocidades de recesión de supernovas distantes, de manera independiente al fondo de radiación. La dinámica de formación de estructuras de materia oscura determinante de la formación de la subestructura y finalmente de la aparición en los subhalos de galaxias satélites. El estudio de sistemas de galaxias débiles es importante

porque contiene información cosmológica.

Los cálculos de distancias dependen de la geometría del universo para un modelo cosmológico dado. En este trabajo se utiliza un modelo Euclídeo, que es una buena aproximación en el universo local.

Las galaxias son objetos de fundamental importancia para la cosmología, debido a que proporcionan información clave para el estudio estadístico del universo a gran escala (Christlein 2000; Yang et al. 2003). Además, son la principal fuente observable de información referida a la estructura en escalas menores, del orden de las de halos de materia oscura que albergan cúmulos y grupos de galaxias. La llamada subestructura de materia, que adquiere importancia dentro de los halos, es también un campo de intenso estudio, cuyo pilar observacional es casi exclusivamente el de las galaxias satélites. La formación y evolución de galaxias está estrechamente relacionada con las características del medio en el que estos eventos ocurren, y de allí que la vinculación con los procesos de formación de estructuras, en todas las escalas, sea muy importante. Sin embargo, las propiedades físicas y morfológicas de estos objetos varían notablemente, y como consecuencia, dichos estudios están afectados por la elección de la población seleccionada. Es necesario entonces conocer cuáles son las propiedades que caracterizan a una galaxia, idear esquemas de clasificación en base a las mismas, y modelar procesos evolutivos que ayuden a comprender el significado físico de las observaciones.

Estos aspectos de las propiedades de aglomeración de la materia se pueden estudiar también desde el punto de vista de los experimentos numéricos. Las simulaciones cosmológicas de galaxias y sistemas de galaxias han contribuido de manera decisiva a la comprensión de los mecanismos responsables de los cambios estructurales y astrofísicos producidos en las galaxias. Sin embargo, las limitaciones propias de los experimentos numéricos relacionadas con el amplio rango de las escalas involucradas hacen prohibitivo el estudio conjunto de todos los mecanismos propuestos. Es muy difícil, por lo tanto, reproducir simultáneamente comportamientos dinámicos en muy diferentes escalas, como las propias de los objetos que forman parte de un halo de materia y las de los procesos físicos detallados que ocurren en el medio interestelar. Estos aspectos, junto con la reciente disponibilidad de cantidades masivas de datos observacionales, marcan claramente las ventajas de encarar estudios estadísticos de galaxias basados en relevamientos y catálogos.

2.1.1. Perfiles de densidad de halos de materia oscura

En las simulaciones numéricas se conocen las condiciones físicas, geometría e historia de los objetos formados. Esta información ayuda a entender y relacionar los fenómenos observacionales con las propiedades de un modelo teórico específico, y así poder usarlos como trazadores de la estructura y de la distribución de la materia oscura subyacente. Las simulaciones de alta resolución hacen posible estudiar los detalles estructurales de objetos expuestos a ciertos tipos de interacción, y contribuyen así, de manera crucial, al desarrollo del modelo evolutivo.

Desde el punto de vista de la dinámica, tal vez el paso más importante fue encontrar una forma simple para describir la distribución de materia en los halos de materia que aparecen en la simulaciones numéricas (Navarro et al. 1997, 2004) conocida como perfil de densidad NFW:

$$\frac{\rho(r)}{\rho_{crit}} = \frac{\delta_c}{(r/r_s)(1+r/r_s)^2}, \quad (2.1)$$

donde el radio de escala r_s se define en función del radio virial r_v y del parámetro de concentración c como $r_s = \frac{r_v}{c}$. Esta fórmula ajusta satisfactoriamente el perfil de halos de materia oscura con un amplio rango de masas, para diferentes espectros de potencia de las fluctuaciones iniciales de densidad, medidos en simulaciones numéricas de alta resolución, con un único parámetro δ_c , denominado densidad característica. El parámetro de concentración está relacionado con la densidad característica por

$$\delta_c = \frac{\nu c^3 g(c)}{3}, \quad (2.2)$$

$$g(c) = [\ln(1+c) - c/(1+c)]^{-1}. \quad (2.3)$$

Según 2.2, la forma del perfil de densidad se puede describir usando solamente el parámetro de concentración c . Los modelos analíticos de colapso y las simulaciones cosmológicas de N cuerpos indican que c depende de la masa del objeto y de la forma del espectro de potencias primordial. Típicamente, $c = 5$ corresponde a cúmulos de galaxias y va creciendo para masas menores, las galaxias brillantes tienen aproximadamente $c = 10$

Una vez planteada la forma del perfil, es posible calcular, en esta aproximación, ciertas características concernientes a la dinámica de las galaxias inmersas en dichos halos (Lokas & Mamon 2001). Usando las expresiones anteriores, y expresando la distancia al centro del cúmulo s en unidades del radio virial ($s = \frac{r}{r_v}$), la ecuación del perfil de densidad se puede escribir:

$$\frac{\rho(s)}{\rho_0^c} = \frac{v c^2 g(c)}{3s(1+cs)^2}. \quad (2.4)$$

que se puede utilizar para calcular la distribución de masa, teniendo en cuenta que $M_v = \frac{4}{3}\pi r_v^3 v \rho_c^0$,

$$\frac{M(s)}{M_v} = g(c) \left[\ln(1+cs) - \frac{cs}{1+cs} \right]. \quad (2.5)$$

La expresión analítica 2.1 está planteada en términos de distancias en el espacio tridimensional. Para utilizarla en estudios del perfil de densidad proyectado, se utiliza (Nagai & Kravtsov 2005):

$$\Sigma(r) = \frac{2\rho_s r_s}{(r/r_s)^2 - 1} f(r/r_s), \quad (2.6)$$

donde

$$f(x) = \begin{cases} 1 - \frac{2}{\sqrt{x^2-1}} \operatorname{atan} \sqrt{\frac{x-1}{x+1}} & \text{si } x > 1 \\ 1 - \frac{2}{\sqrt{1-x^2}} \operatorname{atan} \sqrt{\frac{1-x}{1+x}} & \text{si } x < 1 \\ 0 & \text{si } x = 1 \end{cases}$$

2.2. Subestructura de materia

El universo actual presenta un rico patrón de estructuras de materia, que se puede aproximar para su estudio teórico por un conjunto de aglomeraciones de forma simple, llamadas halos (Cooray & Sheth 2002). Los halos de materia surgen, de acuerdo al modelo cosmológico estándar, de la acumulación de estructuras menores. Debido a que en la época de formación la densidad ya era suficientemente alta, se espera que muchos de esos halos sobrevivan el proceso de colapso y se encuentren hoy en los halos que albergan galaxias relativamente luminosas (Lucia et al. 2004; Ghigna et al. 2000; Dolag et al. 2008; Zemp et al. 2008). Esto da lugar a lo que se denomina la subestructura de la materia. Esta predicción teórica surge como resultado de varios detalles inherentes a la formación de estructuras, y su confirmación directa resulta muy importante para establecer la exactitud de las predicciones del modelo. La observación directa de la subestructura de materia oscura es hoy, sin embargo, imposible. La materia bariónica, que se encuentra en los pozos de potencial gravitatorio de la materia oscura, traza razonablemente bien la subestructura subyacente de materia oscura, pero la ausencia de materia luminosa no puede ser considerada un indicio de que no hay allí presencia de subhalos de materia oscura. Es precisamente en este punto donde radica una de las preguntas fundamentales de este problema: cuáles son las condiciones de un halo para que en el mismo se forme una galaxia. Mientras que las simulaciones numéricas predicen un número de subhalos que oscila en el orden de cientos, en el grupo local se han llevado a cabo búsquedas de galaxias enanas y se han encontrado apenas del orden de una veintena en cada una de las galaxias dominantes del grupo: la Vía Láctea (Willman et al. 2002, 2005; Belokurov et al. 2006, 2007) y Andromeda (Irwin et al. 2008; Majewski et al. 2007).

Esta discrepancia se ha atribuyó tanto a que las simulaciones predicen subhalos en exceso, como al hecho de que posiblemente hay muchas más galaxias satélites que no pueden ser observadas (Willman et al. 2004; Koposov et al. 2008). Más allá de la incertidumbre sobre el origen de estas diferencias, este aspecto de falta de compatibilidad entre las simulaciones y las observaciones recibió el nombre de “problema de la falta de satélites” (Klypin et al. 1999; Moore et al. 1999; Kravtsov et al. 2004). Aunque el desarrollo de los modelos de formación de galaxias y el avance en las observaciones disminuyó estas discrepancias a menos de un factor 4 (Simon & Geha 2007), este problema motivó el desarrollo de ideas alternativas y el refinamiento de los modelos. Desde el punto de vista de la astrofísica, se propusieron varias soluciones orientadas a paliar las diferencias en el número de subhalos explicando porqué muchos de los subhalos no han sido capaces de formar galaxias. Entre las hipótesis más relevantes, se pueden mencionar las siguientes:

- Reducción en la eficiencia de los halos pequeños para condensar gas, después de la reionización (Bullock et al. 2000; Somerville 2002; Benson et al. 2003).
- Eliminación del gas de los halos por efectos tidales, después de que se han formado las estrellas (Kravtsov et al. 2004).

- Variedades exóticas de partículas de materia oscura (Hogan & Dalcanton 2000; Strigari et al. 2006).
- Modelos alternativos de inflación, que produce un espectro de potencias primordial diferente del estándar (Kamionkowski & Liddle 2000; Zentner & Bullock 2003).
- La fotoionización suprime la acreción de gas en los halos, de manera que solamente los halos que se formaron antes de la reionización son capaces de formar estrellas (Gnedin 2000).
- Modelos de física de partículas (Strigari et al. 2007).
- Completitud en las observaciones: Los satélites son galaxias muy débiles y muchas veces también tienen bajo brillo superficial. Esto puede dar lugar a que los recuentos de galaxias de baja luminosidad en el Grupo Local estén afectados de errores sistemáticos que subestiman el número de satélites.
- Modelos teóricos de la historia de formación de halos (Cole 1991).
- Fórmula de ajuste para las escalas de tiempo de colapso de galaxias: Jiang (2008) muestra que en los mergers masivos, el tiempo de supervivencia de satélites es mayor que el predicho por Lacey & Cole (1993).

Cualquiera de estas modificaciones en los modelos deja prácticamente sin cambios el número de subhalos de materia oscura, pero produce sensibles diferencias en la fracción de esos halos que son capaces de formar estrellas en concentraciones suficientemente altas como para ser observadas. Con alternativas de este tipo, la relación empírica entre la masa y la luminosidad deja de ser confiable.

2.3. Formación de la subestructura: Implicaciones cosmológicas

Las características actuales de la estructura son el resultado del crecimiento no lineal de las perturbaciones iniciales de densidad, que en gran escala depende de la fracción relativa de los componentes del universo y de sus ecuaciones de estado.

- Modelo para la fotoionización de Kravtsov (2004). En el caso de calentamiento por fotones ionizantes, el contenido de gas en los halos formados después de la reionización es suprimida y puede ser descrita simplemente por una masa filtro ("filter mass") que crece con el redshift.
- Puede ser que los satélites observados pueden estar solamente en los sub-halos más masivos, que ocurren más raramente, o bien, puede ser que los satélites se forman solamente en los halos cuyas masas están por encima de cierto umbral de masa en el momento de la reionización.
- Modelos alternativos de materia oscura.

Es conveniente hacer una distinción entre "grupos" y "cúmulos". Los *cúmulos* son sistemas de galaxias en halos virializados con una masa superior a $10^{14}M_{\odot}$, mientras que los *grupos* incluyen aquellos sistemas con $10^{13} < M/M_{\odot} < 10^{14}$. De esta forma, los grupos contienen por lo menos 5 galaxias con luminosidad L^* que aisladas tienen un halo con una masa de aproximadamente $10^{12}M_{\odot}$ (Evans & Wilkinson 2000, Guzik & Seljak 2002, Sakamoto 2003).

Los conjuntos de galaxias no virializados presentan órbitas de tipo radial, mientras que los procesos de fricción dinámica conducen a la equipartición de la energía en las muestras con distribuciones isotrópicas. Por ello, los cúmulos ricos de galaxias o los grupos compactos, típicas regiones de alta densidad, son el marco ideal para estudiar los procesos dinámicos que sufren las galaxias. Existen fundamentalmente dos efectos dinámicos en un entorno denso:

- Las fuerzas de marea. Una galaxia tiene una envergadura tal que es posible que el potencial externo varíe de un punto a otro, en escalas del orden de la galaxia. Esto es debido fundamentalmente a la distribución de materia en el halo, pero también posiblemente a perturbaciones producidas por la presencia de otras galaxias. El resultado es que se producen fuerzas que tienden a deformar la galaxia.
- La fricción dinámica. Produce fuerzas de frenado en un objeto que interacciona con un gran número de otros objetos.

Las diferencias en las distribuciones de velocidades de galaxias elípticas y espirales está asociada seguramente con estos procesos y con la forma de sus familias de órbitas. Las galaxias espirales presentan un comportamiento cinemático diferente de los objetos tempranos. Si se calcula la dispersión de velocidades de las galaxias espirales en cúmulos, se puede ver que es mayor que la dispersión de velocidades calculada usando solamente las galaxias elípticas. Además, las galaxias tardías presentan una distribución espacial más grande que en el caso de las elípticas, que están más concentradas hacia el centro de los cúmulos. Esto está de acuerdo con la relación morfología-densidad (Dressler, 1980), o más bien con la distancia radial al centro del cúmulo (Whitmore 1995).

Una de las primeras cosas que se estudiaron en los cúmulos de galaxias fueron las distribuciones de radios y la incidencia en estas distribuciones que resultan de tomar conjuntos de galaxias con distintas propiedades de formación estelar. Los resultados indicaron que en las regiones más densas las galaxias de tipo elíptico resultan más frecuentes que las galaxias S0 y las espirales. El mismo análisis llevado a cabo en el 2dF GRS (Domínguez et al. 2002) sostiene que las galaxias con alta tasa de formación estelar aparecen con menos frecuencia en las regiones centrales y menos densas de los grupos que aquellas cuya formación estelar ha sido suprimida. Estas ideas se pueden poner en un contexto más general si se piensa que las propiedades estadísticas mencionadas anteriormente son manifestaciones de las distintas propiedades de aglomeración de cada tipo de galaxia. En efecto, en un trabajo reciente, Madgwick et al. (2003) calcularon la función de correlación de dos puntos en el espacio de redshift para galaxias de diferentes tipos espectrales en la muestra final del 2dF GRS, encontrando las diferencias ya esperadas: las galaxias con formación estelar suprimida, en general

elípticas y más luminosas, presentan mayor aglomeración que las formadoras de estrellas. Existe un acuerdo general en el hecho de que la distribución espacial de galaxias depende de muchos factores, pero principalmente de los tipos espectrales, en algunos casos se habla de segregación por luminosidad.

A alto redshift, es difícil relacionar el número de miembros de los grupos con la masa de los mismos, ya que depende del valor de L^* para ese redshift. La clasificación en términos de la masa resulta más conveniente desde un punto de vista teórico, ya que se pueden hacer predicciones concernientes al número de halos de determinada masa y sus propiedades de aglomeración como función del redshift (Press & Schechter 1974; Sheth et al. 2001). Además, los modelos analíticos describen los mecanismos mediante los cuales los halos de menor tamaño se fusionan para formar los halos más grandes de los cúmulos.

Los modelos teóricos de formación de cúmulos ricos de galaxias predicen sistemas virializados con distribuciones de velocidad aproximadamente Maxwellianas, de modo que las distribuciones de los componentes de velocidad a lo largo de la línea de visión, que son los observables, pueden ser descritos por una Gaussiana. Además, si los cúmulos están formados a partir de concentraciones de subestructuras, como indican los experimentos numéricos, las interacciones tidales tienden a isothermalizar el potencial gravitacional total. Los cúmulos insertos en halos de materia oscura isotérmicos, deben tener un único pico en la densidad de galaxias, y simetría esférica o elíptica, sin correlaciones entre la posición y la velocidad de las galaxias que la componen, y por lo tanto la dispersión de velocidades es independiente de la posición radial.

La variedad de tipos de galaxias que se encuentran en el universo cercano, se puede interpretar por lo menos desde dos puntos de vista: En uno, los procesos de formación dan lugar a los distintos tipos de galaxias, y en escenario evolutivo las galaxias se forman mediante procesos similares, pero después sufren transformaciones. Pero las diferencias no se limitan a los tipos morfológicos o a las propiedades físicas globales de las galaxias en grupos, sino que también aparecen en las distribuciones de radios proyectados, y aún, como se verá en los próximos capítulos, en las distribuciones de velocidades. Gran parte de la evidencia observacional se inclina por los modelos que plantean distintas historias evolutivas para las galaxias que se forman en las regiones más densas, en donde se aglomeran para formar grupos y cúmulos. Los experimentos numéricos y los cálculos analíticos, por su parte, refuerzan el mismo modelo y prácticamente descartan las ideas que giran en torno a los otros esquemas. A pesar de que el modelo evolutivo es el aceptado, muchas son las hipótesis que maneja, que tienen que ver fundamentalmente con la dinámica de las galaxias en torno de grupos y cúmulos. Mientras tanto, estas propiedades dinámicas se pueden estudiar en dos contextos: la distribución de materia y el movimiento de las galaxias. La forma de la distribución de materia determina las propiedades del campo gravitatorio, en el cual las galaxias describen órbitas complejas. Las trayectorias de determinados conjuntos de galaxias tratadas estadísticamente pueden aproximarse por familias de órbitas. Éstos son los dos puntos principales de los que se ocupan los modelos teóricos. Uno de ellos ha sido encarado mediante el empleo de

simulaciones numéricas diseñadas para determinar su estructura, y el otro está conectado con el conjunto de resultados observacionales.

2.4. Catálogos de grupos: propiedades estadísticas

Merchán & Zandivarez (2002) construyeron un catálogo de grupos utilizando 102426 galaxias del catálogo 2dF. Para ello hicieron uso del algoritmo de identificación de Huchra & Geller (1982) modificado especialmente para su aplicación al catálogo 2dF, teniendo en cuenta las variaciones de la magnitud límite en las distintas regiones del cielo y las máscaras de completitud de redshift. La muestra contiene 2209 grupos con redshift en el rango $0,003 < z < 0,25$ con más de 4 miembros. Los autores también realizaron catálogos de grupos con las sucesivas liberaciones de datos del SDSS. En esta Tesis se trabaja con los grupos del SDSS-DR6, provistos por los autores. Las características de la muestra utilizada se detallan en el capítulo §5

Cada grupo tiene determinaciones de masa virial, radio virial, dispersión de velocidades y número de miembros. La estima de la masa virial de los grupos usados en el presente trabajo está dada por la ecuación (Limber & Mathews 1960):

$$M_{vir} = \frac{\sigma^2 R_V}{G}, \quad (2.7)$$

donde G es la constante gravitacional, R_V y σ son el radio virial y la dispersión de velocidades de las galaxias del grupo, respectivamente. El radio virial es $\frac{\pi}{2}$ veces el radio virial proyectado R_{VP} , que se calcula contando el número de galaxias N_g del grupo y las distancias proyectadas al centro del grupo R_{ij} :

$$R_{VP} = \frac{N_g (N_g - 1)}{\sum_{i>j} R_{ij}^{-1}}. \quad (2.8)$$

En las simulaciones numéricas, este parámetro está relacionado con el radio al centro de una concentración de materia, donde la densidad media es ν veces la densidad crítica del universo en el tiempo correspondiente a ese redshift. Usualmente se toma $\nu = 200$. La dispersión de velocidades es una estima obtenida del observable σ_p , que es la dispersión de los componentes de las velocidades a lo largo de la línea de visión. Suponiendo una distribución de velocidades tridimensional isotrópica, $\sigma = \sqrt{3} \sigma_p$.

Está bien establecido que las galaxias tempranas tienden a aparecer más frecuentemente en las regiones de mayor densidad que las galaxias tardías. Se han encontrado numerosas relaciones que marcan notables diferencias entre unos tipos y otros. Basta mencionar los trabajos de Madgwick et al. (2003), donde calculan la función de correlación de dos puntos de las dos muestras de galaxias, encontrando claras diferencias. Dominguez et al. (2001) encuentran segregación de distribuciones radiales según tipos espectrales, en el catálogo 2dFGRS, relación ya enunciada por Dressler (1980) sobre una muestra de unas 6000 galaxias en el cúmulo Coma. Del mismo modo, Martínez et al. (2002) establecen la notoria diferencia respecto de la fracción de galaxias formadoras de estrellas como función de la masa de los grupos.

Dos de los efectos más discutidos en la literatura son los de segregación por tipos espectrales y por luminosidad. Resultados similares se obtienen para muestras de distintos índices de color o tipos espectrales, en virtud de las relaciones que existen entre éstos y los tipos morfológicos. Estos efectos son esperables si se piensa que las galaxias trazan la distribución de materia de forma sesgada, donde este sesgo tiene que ver con los procesos acaecidos en la formación y con la historia evolutiva. Como la distribución de materia está relacionada con el campo de velocidades peculiares (Peebles 1980), es de esperar también una diferencia en las funciones de distribución de velocidades.

BIBLIOGRAFÍA

- Alvarez, M. A., Busha, M. T., Abel, T., & Wechsler, R. H. 2008, ArXiv e-prints
- Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2007, ApJ, 654, 897
- Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2006, ApJ, 647, L111
- Benson, A. J., Frenk, C. S., Baugh, C. M., Cole, S., & Lacey, C. G. 2003, MNRAS, 343, 679
- Bullock, J. S., Kravtsov, A. V., & Weinberg, D. H. 2000, ApJ, 539, 517
- Christlein, D. 2000, ApJ, 545, 145
- Cole, S. 1991, ApJ, 367, 45
- Cooray, A. & Sheth, R. 2002, Physics Reports, 372, 1
- Croton, D. J., Farrar, G. R., Norberg, P., et al. 2005, MNRAS, 356, 1155
- Dolag, K., Borgani, S., Murante, G., & Springel, V. 2008, ArXiv e-prints
- Dominguez, M., Muriel, H., & Lambas, D. G. 2001, AJ, 121, 1266
- Domínguez, M. J., Zandivarez, A. A., Martínez, H. J., et al. 2002, MNRAS, 335, 825
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351
- Garilli, B., Maccagni, D., & Andreon, S. 1999, Astronomy and Astrophysics, 342, 408
- Ghigna, S., Moore, B., Governato, F., et al. 2000, ApJ, 544, 616
- Gnedin, N. Y. 2000, ApJ, 542, 535
- Hogan, C. J. & Dalcanton, J. J. 2000, Physical Review D, 62, 63511
- Huchra, J. P. & Geller, M. J. 1982, ApJ, 257, 423
- Irwin, M. J., Ferguson, A. M. N., Huxor, A. P., et al. 2008, ApJ, 676, L17
- Kamionkowski, M. & Liddle, A. R. 2000, Physical Review Letters, 84, 4525

-
- Klypin, A., Kravtsov, A. V., Valenzuela, O., & Prada, F. 1999, *ApJ*, 522, 82
- Koposov, S., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2008, *ApJ*, 686, 279
- Kravtsov, A. V., Gnedin, O. Y., & Klypin, A. A. 2004, *ApJ*, 609, 482
- Lokas, E. L. & Mamon, G. A. 2001, *MNRAS*, 321, 155
- Lucia, G. D., Kauffmann, G., Springel, V., et al. 2004, *MNRAS*, 348, 333
- Madgwick, D. S., Hawkins, E., Lahav, O., et al. 2003, *MNRAS*, 344, 847
- Majewski, S. R., Beaton, R. L., Patterson, R. J., et al. 2007, *ApJ*, 670, L9
- Martínez, H. J., Zandivarez, A., Merchán, M. E., & Domínguez, M. J. L. 2002, *MNRAS*, 337, 1441
- Merchán, M. & Zandivarez, A. 2002, *MNRAS*, 335, 216
- Moore, B., Ghigna, S., Governato, F., et al. 1999, *ApJ*, 524, L19
- Nagai, D. & Kravtsov, A. V. 2005, *ApJ*, 618, 557
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Navarro, J. F., Hayashi, E., Power, C., et al. 2004, *MNRAS*, 349, 1039
- Peebles, P. J. E. 1980, *The large-scale structure of the universe*
- Press, W. H. & Schechter, P. 1974, *ApJ*, 187, 425
- Sheth, R. K., Mo, H. J., & Tormen, G. 2001, *MNRAS*, 323, 1
- Simon, J. D. & Geha, M. 2007, *ApJ*, 670, 313
- Somerville, R. S. 2002, *ApJ*, 572, 23
- Strigari, L. E., Bullock, J. S., Kaplinghat, M., et al. 2006, *ApJ*, 652, 306
- Strigari, L. E., Koushiappas, S. M., Bullock, J. S., & Kaplinghat, M. 2007, *Physical Review D*, 75, 83526
- Willman, B., Blanton, M. R., West, A. A., et al. 2005, *AJ*, 129, 2692
- Willman, B., Dalcanton, J., Ivezić, Z., Schneider, D. P., & York, D. G. 2002, *AJ*, 124, 2600
- Willman, B., Governato, F., Dalcanton, J. J., Reed, D., & Quinn, T. 2004, *MNRAS*, 353, 639
- Yang, X., Mo, H. J., & van den Bosch, F. C. 2003, *MNRAS*, 339, 1057
- Zemp, M., Diemand, J., Kuhlen, M., et al. 2008, *ArXiv e-prints*
- Zentner, A. R. & Bullock, J. S. 2003, *ApJ*, 598, 49

Evolución de galaxias en sistemas

En el estudio de la influencia del ambiente en las propiedades globales de las galaxias, es imprescindible explorar la interacción entre las componentes gaseosas interestelar e intergaláctica, ya que la tasa de formación estelar depende críticamente de la cantidad disponible de gas. Las interacciones de origen tidal de distintos tipos que se producen cuando una galaxia ingresa en un medio de moderada o alta sobredensidad son otro de los aspectos que influyen en las propiedades finales de poblaciones de galaxias en grupos. Estudios estadísticos de grandes relevamientos de galaxias, en las cuales se puedan asignar observacionalmente a cada objeto propiedades que permitan caracterizarlo de la mejor forma posible, pueden ser llevados a cabo gracias a la disponibilidad reciente de grandes catálogos de galaxias. La influencia del ambiente es muy importante y determina cambios significativos en las propiedades de los objetos que habitan en grupos, tales como la morfología y la tasa de formación estelar. La aplicación de distintos estudios estadísticos a poblaciones de galaxias discriminadas de acuerdo a sus propiedades, permite determinar de que manera la historia dinámica de una galaxia se relaciona con su aspecto final. En este capítulo se consideran procesos de transformación de galaxias, cómo éstos afectan a la morfología y a la actividad de formación estelar, y cuál es su dependencia con las características tanto de las galaxias como de los sistemas involucrados. Se discuten las consecuencias que los distintos procesos tienen en las distribuciones estadísticas que describen poblaciones de galaxias en grupos o cúmulos.

3.1. Propiedades observables de galaxias

En un marco cosmológico, la agregación jerárquica de materia a partir de las fluctuaciones de densidad primordiales, da lugar a la formación de halos de materia oscura en los cuales aparecen las galaxias mediante procesos disipativos. Se sabe además que existe un sesgo entre la distribución de las galaxias y de la materia oscura, que aparece incluso entre distintas muestras de galaxias (Peacock 1997), poniendo en evidencia los efectos de la variedad y complejidad de los procesos de su formación. El desarrollo de teorías robustas que reproduzcan satisfactoriamente las características de aglutinamiento de las galaxias, en base a esquemas de formación y evolución de objetos desde un punto de vista cosmológico es uno de los principales objetivos de la astronomía extragaláctica.

Salvo el sesgo entre la luminosidad que proviene de la materia bariónica y la masa, que es mayor en escalas menores, las galaxias trazan la estructura subyacente de materia. Para comprender las interacciones entre galaxias y ambiente, es necesario cuantificar y clasificar los distintos tipos de galaxias. Se definen parámetros que describen las características de las galaxias de tal forma que puedan brindar información lo más detallada posible. En algunos casos, se definen indicadores continuos o discretos para resumir información compleja, como es el caso de las técnicas de PCA (*Principal Component Analysis*) o de las redes neuronales artificiales. En otros casos, las limitaciones provienen del proceso de recolección de datos y catalogación. Las magnitudes integradas y los índices de color son un ejemplo de esto. Ambas cantidades dan información relativa a la historia y la actividad actual de formación estelar, y son relativamente fáciles de obtener. También se utilizan otros parámetros como el ancho de ciertas líneas espectrales. La estructura general de una galaxia se ve reflejada en el espectro por medio de la población estelar y del gas, de modo que no es sorprendente que exista una conexión entre los espectros ópticos disponibles en los catálogos, y la morfología de la galaxia. Las componentes principales correlacionan con procesos físicos tales como la formación de estrellas (cuantificada a través del ancho equivalente de la línea $H\alpha$), el color y la morfología de las galaxias.

En un nivel más detallado de descripción, las galaxias tienen dos constituyentes fundamentales, uno de forma esférica que domina en las regiones centrales, denominado *bulbo*, y otra más aplanada que se extiende con forma de *disco*. La componente de bulbo se destaca por las órbitas radiales de las estrellas que contiene, mayormente de población II, y su luminosidad proviene de la rama de las gigantes. La componente de disco presenta una estructura aplanada, con estrellas de población I en órbitas aproximadamente circulares. Es allí donde la formación de nuevas estrellas se produce con mayor intensidad, medida en masas solares/a no, y denominada tasa de formación estelar. La mayoría de las galaxias encajan en una secuencia morfológica que va desde las galaxias con preponderancia de la componente bulbo, hacia aquellas en donde se hace más notable la estructura de disco, una de las características de la clasificación de Hubble. En un principio se pensó en la naturaleza evolutiva de esta clasificación, y a pesar de que esta idea ha sido descartada se mantiene la

convención de denominar "tempranas" a las galaxias elípticas, y "tardías" a las espirales más azules. Las evidentes diferencias existentes entre las galaxias tempranas y las tardías sugiere que están sujetas a distintos procesos de formación y evolución.

3.2. Mecanismos de transformación

Las simulaciones y las observaciones coinciden en el desarrollo de modelos de formación de estructuras, según los cuales la materia oscura se concentra en halos formados jerárquicamente. Esto es, los objetos de pequeña escala colapsan primero, y se fusionan sucesivamente para dar lugar a objetos mayores (véase por ejemplo, Press & Schechter, 1974). El gas que cae en los pozos de potencial de la materia oscura, emite radiación y se enfría, colapsando para dar lugar a la formación de estrellas en las galaxias. En este proceso, son frecuentes las colisiones entre galaxias, las cuales dan lugar generalmente a galaxias de tipo temprano o lenticular. Los procesos de formación estelar y feedback se hacen muy importantes cuando se producen interacciones y colisiones de galaxias. Los argumentos teóricos a favor de este mecanismo son:

- Formación jerárquica de estructuras. Los objetos son incorporados progresivamente en estructuras más grandes. En el modelo de formación de galaxias "núcleo-halo", la materia oscura se acumula en los pozos de potencial dando lugar a halos que posteriormente alojarán aglomeraciones de bariones, siendo las galaxias el resultado de este proceso.
- Los encuentros tidales generan rasgos de corta duración, de modo que hoy se observan colisiones y fusiones. Se necesitan muchos sistemas dobles de galaxias con órbitas excéntricas para explicar las galaxias peculiares observadas hoy en día.
- Las simulaciones numéricas cosmológicas, hechas en base a modelos de materia oscura fría reproducen objetos con las propiedades de las galaxias. En estos modelos intervienen los colapsos de halos de materia oscura como mecanismos de formación de galaxias, y son de fundamental importancia.

Las observaciones, mientras tanto, proveen evidencias de que la densidad de pares de galaxias crece con el redshift, al igual que las galaxias con formas peculiares. Las colisiones entre galaxias juegan un importante rol en la evolución de las galaxias:

- Las galaxias con núcleos activos y las explosiones de formación estelar son indicios de colisiones a alto redshift (Schweizer 2005; Saitoh et al. 2008). La fuerte presencia de estos objetos en $2 < z < 4$ refleja eventos colisionales frecuentes en las galaxias jóvenes (Hughes et al. 1998).
- La mayor parte del halo de la Vía Láctea colapsó hace más de 10 Gyrs (Wood 1992; Hammer et al. 2007; Morrison et al. 2009).

- Las galaxias elípticas en cúmulos son el resultado de colisiones disipativas en $z \sim 2$, sus progenitores inmediatos eran pocos y moderadamente gaseosos. Las galaxias tempranas en el campo y en grupos pequeños han continuado formándose hasta el presente, en procesos de colisiones disipativas de galaxias disco (?).
- Los cúmulos globulares en las galaxias elípticas en cúmulos y de campo difieren sistemáticamente porque las de las galaxias en cúmulos se formaron primero. Los cúmulos globulares ricos en metales de las elípticas son reliquias de sus colisiones disipativas finales (Forbes et al. 1997; Cote et al. 1998).

El modelo de materia oscura fría (CDM, por las siglas de Cold Dark Matter) es actualmente el más aceptado, en virtud de la gran concordancia que presenta con los fenómenos observados. Este modelo ha dado lugar a un escenario deductivo para la formación y evolución de galaxias (White & Rees 1978). La interpretación de los aspectos fundamentales de la evolución galáctica se puede encarar a partir de estos esquemas teóricos y también a partir de observaciones de la Vía Láctea y de galaxias vecinas.

Una de las características más notorias de la secuencia de Hubble es el amplio rango en población estelar joven y en actividad de formación estelar. Para entender la evolución galáctica en un contexto amplio, es necesario entender la naturaleza física y el origen de las poblaciones estelares. La tasa de formación estelar global puede ser influenciada por el contenido de gas, la masa, estructuras de barra y el medio. En este sentido, la secuencia de Hubble debe ser interpretada no sólo como una secuencia morfológica, sino también como una secuencia en donde las propiedades anteriormente mencionadas varían de manera regular. Las variaciones sistemáticas de la tasa global de formación estelar a lo largo de la secuencia morfológica se pueden interpretar en función de las características evolutivas de las galaxias (Kennicutt 1998). La secuencia es monotónica en la tasa de formación estelar y en la historia de formación estelar.

El desarrollo de diagnósticos precisos de la tasa de formación estelar fue un paso necesario para llegar a determinar la correlación entre las características morfológicas y la astrofísica estelar. Las primeras determinaciones de la SFR (Tasa de formación estelar, del inglés Star Formation Rate) fueron derivados a partir de modelos de síntesis evolutiva de colores galácticos (Tinsley 1968; Searle et al. 1973). Diversos estudios revelaron la importancia de las explosiones de formación estelar (*starbursts*) en la evolución de galaxias poco masivas y de sistemas interactuantes (Donas et al. 1987; Telesco & Harper 1980).

Mediante estudios de los espectros integrados y de los índices de colores de las galaxias, es posible estimar la fracción de estrellas jóvenes y la tasa de formación estelar integrada sobre los últimos 10^8 a 10^{10} años. El rango visible del espectro electromagnético integrado de una galaxia, a pesar de reflejar la contribución de todas las estrellas de la galaxia, con todos los tipos espectrales y todas las luminosidades, está dominado por estrellas de secuencia principal de tipo intermedio, incluyendo aquellas de tipo A hasta las de tipo F temprano, y por estrellas gigantes tipos G y K. Por esta razón, los colores integrados de las galaxias normales

forman una secuencia relativamente angosta, y sus espectros están determinados por las fracciones relativas de estrellas tempranas y tardías, o bien, el cociente entre el número de estrellas jóvenes ($\tau < 1Gyr$) y viejas ($\tau = 3 - 15Gyr$), pesados por luminosidad.

Los modelos de síntesis evolutiva se basan en métodos de diagnóstico de la tasa de formación estelar. Conocidos los caminos evolutivos de una población de estrellas, se pueden derivar temperaturas efectivas y luminosidades bolométricas para varias masas estelares, como función del tiempo. A partir de allí, se pueden obtener las luminosidades en cierta banda, o los espectros de las galaxias, para lo cual se utilizan los resultados de los modelos de atmósferas estelares o librerías de espectros de estrellas. Los patrones espectrales de las estrellas son pesados por la Función Inicial de Masa, y de esta manera se pueden lograr luminosidades sintéticas, así como también colores y espectros integrados de poblaciones definidas de estrellas como función del tiempo. La suma de estas isócronas da como resultado espectros y colores sintéticos para galaxias con historia de formación estelar arbitraria, que usualmente se parametrizan como función exponencial del tiempo. Un modelo empleado para generar espectros sintéticos de galaxias tiene por lo menos cuatro parámetros libres: la historia de formación estelar, la edad de la galaxia, la abundancia de metales y la Función Inicial de Masa.

Imágenes de alta resolución de galaxias cercanas han revelado que los cambios en la SFR a lo largo de la secuencia de Hubble son producidos por un incremento en el número de regiones formadoras de estrellas por unidad de masa o área, además de un aumento en las masas características de las regiones individuales. La SFR absoluta en las galaxias varía en un amplio rango que va desde prácticamente cero en las galaxias elípticas con poco gas, lenticulares y galaxias enanas, hasta unas $20M_{\odot}/yr$ en las espirales ricas en gas. Algunos objetos presentan valores aún más altos, que llegan a unas $100M_{\odot}/a$ no en galaxias con explosiones de formación estelar y aún a $\sim 1000M_{\odot}/a$ no en galaxias IR luminosas. Estas variaciones guardan relación con variaciones en el contenido de gas.

El creciente interés en las agrupaciones de galaxias va de la mano de la construcción de catálogos de galaxias que recopilan datos en cantidades de importancia estadística. Uno de los trabajos pioneros sobre galaxias en cúmulos fue realizado por Dressler en 1980, en base a un conjunto de aproximadamente 6000 galaxias de 55 cúmulos ricos, tomados de placas en los telescopios de Las Campanas, Palomar y Du Pont. Estas observaciones dan cuenta de la existencia de segregación morfológica con respecto a la densidad local de galaxias. Las galaxias tempranas se concentran en las regiones de más alta densidad, mientras que las espirales predominan en las regiones de baja densidad. Otros trabajos discuten si este efecto es de naturaleza local, o sea, si depende de la densidad local de galaxias; o si tiene implicaciones a escala global, dependiendo por ejemplo de la distancia al centro del cúmulo. Adami et al. (1997) usó 2000 galaxias ubicadas en 40 cúmulos regulares, la muestra está construida en base a los catálogos ENACS (Katgert et al. 1998) y ZCAT (Huchra et al. 1995). Obtienen evidencias de segregación por luminosidad para galaxias más brillantes que $M_R < -21,5$; y de segregación morfológica con respecto a la dispersión de velocidades. Ramírez & de Souza

(1998) encuentran que las galaxias espirales tienden a presentar una distribución espacial más ancha, y lo mismo para la distribución de velocidades. Por el otro lado, la distribución de las elípticas es más angosta, tanto para los radios como para las velocidades. Vale decir, las galaxias de tipos tempranos, están más juntas y tienen velocidades menores que las tardías. Con esto, habría una segregación de tipos morfológicos.

A medida que las capacidades observacionales y tecnológicas avanzan, es posible incursionar en el estudio de regiones no tan densas como los cúmulos ricos o grupos compactos de galaxias. Inclusive, es posible separar muestras en las que se pueda estudiar la dependencia con ciertos parámetros de los efectos distintivos sobre determinadas selecciones de galaxias. Finalmente, con la incorporación de datos espectroscópicos, estos estudios estadísticos se pueden llevar a cabo en un amplio rango de luminosidades.

En los grupos más masivos, hay una clara dependencia entre la fracción relativa de galaxias con baja formación estelar, la densidad local de galaxias y la distancia al centro del grupo. Martínez et al. (2002) estudian los efectos del medio en la formación estelar (relacionada con el índice espectral) en una muestra que también utilizan Dominguez et al. (2001), encontrando una fuerte correlación entre la fracción relativa de galaxias con alta formación estelar y la masa virial del grupo al que pertenecen. El resultado fundamental es que aún en grupos con baja masa, la formación estelar en las galaxias es impedida en forma significativa. Queda claro que la masa virial de los grupos es un factor clave en la evolución de las galaxias que los componen.

Los esquemas que describen las transformaciones que sufren las galaxias no son capaces de explicar en detalle, y de una manera cuantitativa, las propiedades de las galaxias y sus distribuciones espaciales y cinemáticas. Son varias las dificultades que se presentan, ya que los modelos deben tener en cuenta muchos aspectos, que van desde cuestiones de evolución estelar hasta los movimientos en gran escala de los halos de materia oscura y de las galaxias en la gran estructura del universo. Además se hace difícil definir con claridad cuál es la mejor forma de seleccionar submuestras de galaxias que tengan propiedades homogéneas, bien diferenciadas de las propiedades de otras muestras. En este sentido, aparece la limitación de las características observacionales de los catálogos, que no siempre tienen acceso a las mismas propiedades, por ejemplo, algunas muestras de cúmulos ricos cuentan con determinaciones de tipos morfológicos, pero otros catálogos de galaxias, como es el caso del 2dF, tienen en cambio información espectral, relacionada de manera estadística con la morfología de las galaxias.

3.3. Procesos evolutivos: implicaciones astrofísicas

Las galaxias satélites son trazadoras de los halos que habitan en la subestructura, por eso su estudio no sólo es importante para comprender los mecanismos de formación de los halos, sino también los mecanismos de formación de las galaxias. La masa contenida en la subestructura es a lo sumo el 10% de la masa total del halo (Ludlow et al. 2008) y los satélites

constituyen apenas una pequeña contribución a la luz que proviene de estos sistemas, lo que hace que su estudio deba sortear varias dificultades observacionales. El hecho de que una dada sobredensidad localizada de materia oscura, o subhalo, sea la semilla para la formación de una concentración de materia bariónica con formación estelar, depende de un conjunto de factores. Estos factores plasman la competencia entre los mecanismos de formación de galaxias y los mecanismos de destrucción y son los que determinan si un subhalo puede o no alojar a una galaxia. Entre los mecanismos de disolución de galaxias satélites se pueden mencionar las colisiones con otros satélites, la acción de las fuerzas de marea y la fricción dinámica. También intervienen elementos de naturaleza astrofísica, como los eventos de inyección de energía en el medio interestelar que evacúan el gas disponible para que continúe el proceso de formación estelar. La reionización del Hidrógeno puede suprimir la formación de estrellas en halos de baja masa y por lo tanto previene la formación de galaxias (Bullock et al. 2000; Somerville 2002; Benson et al. 2002, 2003; Ricotti et al. 2001; Ricotti & Gnedin 2005; Moore et al. 2006). También cabe considerar la posibilidad de que las galaxias que vemos hoy hayan visto su tamaño reducido por interacciones con otras galaxias (Mayer et al. 2001; Kravtsov et al. 2004).

Una galaxia típica está formada principalmente por gas, polvo y estrellas. Las estrellas se forman a partir del gas presente en el medio interestelar, y las características globales de la población estelar son las que identifican a la galaxia que la contiene. Entre estas características, cabe mencionar fundamentalmente las que tienen que ver con la cinemática, por un lado, y las que se relacionan con los tipos de estrellas, por el otro. Pero la población estelar no es algo fijo, las estrellas nacen y mueren, y estos eventos tienen mucha influencia en el sistema galáctico. Algunas de las estrellas, las más masivas, explotan como supernovas en el final de sus días, introduciendo energía al medio que las rodea. Como consecuencia, el gas que hay alrededor de la supernova se calienta y favorece la formación de una nueva generación de estrellas, proceso que además puede ser acelerado gracias a la onda de choque de la explosión. Se tiene así un mecanismo de retroalimentación (feedback), de fundamental importancia para la evolución de la galaxia.

Existe un acuerdo general en el hecho de que la población estelar de las galaxias que pertenecen a la regiones centrales de los cúmulos es vieja, y está formada por estrellas que nacieron probablemente a redshift mayor que 2. Simultáneamente, la mayoría de estos objetos tienen una morfología elíptica. Los estudios de galaxias en cúmulos se ven afectados de varios errores sistemáticos que pueden conducir a conclusiones erróneas. En el caso de los cúmulos a alto redshift, se encuentran algunos conteniendo galaxias viejas, aunque esto no significa que todos los cúmulos actuales hayan tenido esa población, o sea que una importante fracción de galaxias que son viejas y pertenecen a cúmulos locales pueden haber sido galaxias aisladas en $z \sim 1$. Un sesgo más importante puede ocurrir en el caso de cúmulos lejanos, donde las muestras pueden no ser completas, y tienden a favorecer la fracción de galaxias brillantes, de modo que cualquier conclusión que se quiera sacar respecto de las características evolutivas de las galaxias tendrá que ver con los tipos más brillantes y no con la totalidad de la población

galáctica. En las galaxias en grupos a $z < 1,5$; las galaxias presentan una SFR mucho menor que los objetos aislados al mismo redshift. Esta supresión de la SFR respecto de las galaxias aisladas es de hasta un orden de magnitud, incluso en cúmulos pobres. La explicación del origen de las diferencias observadas en la morfología de las galaxias es uno de los objetivos más relevantes en el campo de la cosmología y la dinámica de galaxias. En particular, el origen de los dos principales tipos de galaxias, las elípticas y las espirales, ha sido un tema de debate en los últimos años.

En el modelo cosmológico convencional, el gas primitivo que surgió del Big Bang contenía H y He. En algunas regiones, las perturbaciones en la densidad del gas fueron suficientemente grandes para predominar sobre la expansión y dieron lugar al colapso de materia. La proto-galaxia se forma cuando la masa de la perturbación es mayor que la masa de Jeans, entonces resulta una nube de gas difuso y materia oscura, autocontenida por gravedad, y afectada posiblemente por interacciones con otras nubes, pero poco afectadas por la expansión universal. Debido al momento angular, la nube de gas colapsa adoptando una forma discoidal. Esto ocurre cuando hay disipación de energía en la dirección paralela al momento angular por colisión entre las nubes de gas. La cantidad de disco que posee una galaxia depende de la cantidad de gas que ha colapsado disipativamente, después de que se produzca formación estelar eficiente en el sistema esferoidal. Seguramente la concentración de estrellas metálicas en el núcleo de una galaxia, se debe a que el gas enriquecido de metales disipó energía y se concentró hacia el centro de la misma. Las interacciones con el medio probablemente afectan la evolución de muchas galaxias. Algunos de los efectos son: el barrido del gas de la galaxia por colisiones y del gas intracúmulo, las colisiones y fusiones de galaxias en los centros de los cúmulos y en binarias cercanas, las deformaciones por efectos tidales en pasajes cercanos y las explosiones de formación estelar por interacciones entre galaxias ricas en gas.

Podríamos considerar la formación de galaxias elípticas en diferentes fases: Al principio ($z < 10$) la evolución de las fluctuaciones de densidad de los bariones es aproximadamente igual a la de la materia oscura, pero después el gas comienza a enfriarse y forma aglomeraciones de materia que son más densas que la materia oscura. En las partes de mayor densidad, el gas comienza a formar estrellas. En $z \sim 2,5$ en la región más densa ha colapsado un objeto de forma elipsoidal, rodeado por estrellas distribuidas en forma difusa alrededor. Hay una SFR en esta etapa de aproximadamente $20 M_{\odot}/\text{a no}$. Entre $1,8 < z < 2,5$ se forma el disco por acreción, y la SFR alcanza un pico ($\sim 50 M_{\odot}/\text{a no}$). Después la tasa de formación estelar comienza a decaer y la componente disco se vuelve dominante. Una vez alcanzado el estado estacionario hay un 20% a 30% de gas en el disco y una SFR de $\sim 1 M_{\odot}/\text{a no}$. De acuerdo con esto, las estrellas se pueden dividir según sus edades en poblaciones viejas ($t > 2,5 \cdot 10^6/\text{a no}$) o jóvenes ($t < 0,5 \cdot 10^6/\text{a no}$), y están distribuidas en tres componentes de la estructura de la galaxia: núcleo, disco y halo. El sistema núcleo-halo está formado por estrellas viejas, tiene forma elipsoidal y su brillo superficial sigue una ley de Vaucouleurs. El núcleo tiene estrellas viejas y ricas en metales (2 veces la solar), mientras que las estrellas del halo también son viejas, pero pobres en metales ($Z < 0,3 Z_{\odot}$). La componente halo no muestra gradiente de

metalicidad entre 5 y 20 kpc, y la metalicidad de las estrellas más viejas correlaciona con la densidad de las fluctuaciones primordiales.

3.4. Galaxias de baja luminosidad

De todas las galaxias observables, la mayoría forman parte de sistemas mas complejos, compartiendo con otras galaxias el pozo de potencial de los halos de materia oscura. De éstas, la mayoría son de baja luminosidad, por lo que reciben genéricamente el nombre de galaxias enanas. Su estudio se ve dificultado por su difícil observación, pero constituyen una activa área de investigación ya que el modelado de la evolución de galaxias, comienza por la comprensión de la formación y evolución de las galaxias más pequeñas, que muchas veces son los elementos a partir de los cuales se forman las galaxias normales.

La determinación observacional de las propiedades de una galaxia está limitada por el flujo de radiación que se recibe del objeto. Las galaxias observadas con bajo flujo pueden ser objetos intrínsecamente débiles, o bien galaxias luminosas que por estar a una gran distancia se observan con una alta magnitud aparente. Uno de los desafíos de los estudios estadísticos de poblaciones de galaxias es incorporar en las muestras de estudio galaxias de baja luminosidad. En catálogos limitados en flujo, galaxias de baja luminosidad implican galaxias lejanas, o bien galaxias de luminosidad intrínseca baja. Son estas últimas las que han suscitado mucha atención a partir del establecimiento del paradigma de formación de galaxias. Según este modelo, las galaxias que tienen menores valores de masa y luminosidad son los constituyentes fósiles que luego de varios episodios de fusión galáctica dan como resultado las galaxias centrales de halos observadas en el presente.

El término "galaxia enana" se utiliza para referir galaxias de baja luminosidad, usualmente con magnitudes mayores que -16 , aunque según los autores, algunas galaxias con magnitudes hasta ~ -18 pueden ser catalogadas dentro de este grupo. Según sus características, estas galaxias se pueden dividir a su vez en:

- Enanas de bajo brillo superficial
- Enanas irregulares
- Enanas elípticas
- Enanas esferoidales

Las enanas irregulares toman su nombre de su aspecto en la región del óptico. Son objetos que contienen gas y mantienen formación estelar. Las regiones de formación estelar, sin embargo, no siguen un patrón espacial como en el caso de las espirales, sino que se distribuyen irregularmente. También pueden encontrarse otros términos que se aplican a las galaxias enanas. Cuando la formación estelar proviene de un evento dominante en una región dada del espectro electromagnético, reciben nombres como enanas azules compactas o enanas HII.

Las enanas elípticas son similares a las enanas esferoidales, ambas comparten una morfología que sugiere simetría radial, aunque las últimas son menos luminosas. En general, las enanas esferoidales son satélites de la Vía Láctea, y no pueden ser observadas en otros sistemas más alejados debido a su baja luminosidad, con magnitudes por encima de -14 en la banda V . La actividad de formación estelar tiende a ser un poco más intensa en las enanas irregulares, que tienen mayor cantidad disponible de gas y tienen por lo tanto colores más azules. Las enanas elípticas siguen aproximadamente las mismas relaciones entre luminosidad, tamaño y brillo superficial que las enanas irregulares, diferenciándose de las elípticas de baja luminosidad, que se asemejan en estas relaciones a las galaxias elípticas normales (Binggeli et al. 1993; Kormendy 1985). Esta clasificación no es del todo rigurosa, y habitualmente un objeto puede ser clasificado en distintos tipos. Algunos objetos son incluso considerados en etapa de "transición", conocidos como enanas Esferoidales/Irregulares. Los mismos suelen mostrar indicios de formación estelar reciente y la presencia de hidrógeno neutro, típicos de las enanas irregulares, aunque no parecen estar atravesando al presente una etapa activa de formación estelar. Una dificultad de esta clasificación es que se basa en la luminosidad, que es una cantidad extensiva que cambia con el estado evolutivo de la galaxias. Por lo tanto, al menos que se conozca en que etapa evolutiva está una galaxia enana, diferenciarlas por su luminosidad es un indicador sesgado. Un mejor parámetro sería por ejemplo la masa de la galaxia, que es una cantidad difícil de medir, y es por ello que se invierte mucho esfuerzo en tratar de establecer una clara relación masa-luminosidad para este tipo de objetos.

La mayor parte del volumen de datos observacionales sobre galaxias enanas proviene del grupo local, y fundamentalmente de los satélites de la Vía Láctea. Desde el punto de vista teórico, la importancia de las galaxias enanas radica en que sus propiedades poblacionales están íntimamente relacionadas con la formación de estructuras por un lado, y con la formación de galaxias más masivas por el otro. De acuerdo al modelo jerárquico de formación de estructuras, las galaxias más masivas son el resultado de la aglomeración de muchas entidades más pequeñas, galaxias poco masivas que se forman en los pozos de potencial de la subestructura de los halos de materia oscura. Los detalles de la subestructura no son accesibles mediante observaciones, ya que no todos los subhalos albergan galaxias, por lo que es también importante determinar cuáles son las condiciones para que se formen objetos de este tipo.

En el paradigma actual de formación de estructuras, las estructuras mayores, y en especial las galaxias de mayor masa, se forman a partir de estructuras menores. Los detalles según los cuales las galaxias se forman y evolucionan en medios densos o moderadamente densos, donde las interacciones entre galaxias son frecuentes y la materia se distribuye en una compleja subestructura, dependen de las características del ambiente. El ensamblado de sistemas de galaxias implica un proceso de acreción de masa, gobernado por la gravedad, así como también fenómenos astrofísicos, tales como la eficiencia del gas para enfriarse y colapsar, y el feedback relacionado con los últimos estadios de evolución estelar. Desde cierto punto de vista, las galaxias más grandes, una vez en la etapa virializada, que surgen de

la acreción de masa de otras galaxias menores, son entidades más organizadas. Las galaxias enanas, por otro lado, son entidades con cierta complejidad, de difícil estudio debido al difícil acceso a los datos, y cuya formación y evolución son sumamente sensibles tanto a las condiciones iniciales como a las condiciones del ambiente en el que se encuentran.

Dado que las estructuras más chicas se formaron primero, es posible que algunas de las galaxias enanas que se observan hoy provengan de las primeras épocas de formación de galaxias. Algunas, incluso, pueden ser fósiles de eventos de formación estelar previos a la época de la reionización (Ricotti & Gnedin 2005).

Los modelos de formación de galaxias predicen números relativamente altos de subhalos en casi todos los entornos. El número de satélites observados, dentro de los rangos accesibles a observación, es similar. Para mitigar este problema se proponen modelos que previenen la formación de galaxias enanas bajo ciertas condiciones, pero las observaciones son cruciales para acotar adecuadamente estos modelos.

3.5. El Grupo Local

Los primeros satélites de la Vía Láctea fueron descubiertos por inspección visual de placas fotográficas. Sextans fue descubierta es relevamientos automáticos de placas fotográficas. Sagittarius fue encontrada en un catálogo de velocidades radiales de una zona cercana al bulbo de la Vía Láctea. El estudio de la densidad de estrellas en intervalos de magnitud y en varias bandas resultó un método eficiente para encontrar galaxias enanas en la Vía Láctea. La aplicación de estas técnicas en la capa polar norte del SDSS dio lugar al descubrimiento de Canes Venatici, Bootes y Ursa Mayor II (Zucker et al. 2006a,b; Belokurov et al. 2006). Búsquedas sistemáticas en el "Field of streams" llevaron a encontrar las galaxias satélites Canes Venatici II, Leo IV, Hercules, Coma y Leo T. También se encontró un cúmulo globular grande, Segue 1 (Belokurov et al. 2007a,b; Irwin et al. 2007; Grillmair 2006; Walsh et al. 2007; Whiting et al. 2007). Los catálogos de gran área con profundidad fotométrica, tales como SDSS, permiten llevar a cabo búsquedas sistemáticas de galaxias satélites, mediante el estudio de sus poblaciones estelares resueltas hasta valores de brillo superficial muy bajos. La primera de estas búsquedas sistemáticas fue realizada por (Willman et al. 2002), y dio lugar al descubrimiento de un nuevo satélite, Ursa Major y de un cúmulo globular inusualmente grande, Willman 1 (Willman et al. 2005), aunque su naturaleza aún no ha sido establecida con certeza (puede ser una galaxia enana dominada por múltiples poblaciones estelares). Muchas de las galaxias enanas en las inmediaciones de la Vía Láctea no se pueden distinguir a simple vista en las imágenes, sino que son identificadas como sobredensidades de estrellas en ciertos rangos de magnitudes y colores. Por esta razón se han implementado búsquedas automáticas de sobredensidades de estrellas en catálogos fotométricos como Sloan (Koposov et al. 2007). Al llevar a cabo estas búsquedas, hay que tener presente que los satélites más distantes o los más débiles pueden no ser detectados debido a que los catálogos están limitados por flujo. Más aún, la magnitud límite suele ser una función de la posición en el cielo, razón por la cual

Satélite	Tipo	R_p	M_v
Sculptor	dSph	88	-9.8
Phoenix	dSph/dIrr	405	-9.8
Fornax	dSph	138	-13.1
Carina	dSph	94	-9.4
Leo A		24.2	-11.4
Sextans	dSph	86	-9.5
Leo II	dSph	205	-10.1
Ursa Minor	dSph	69	-8.9
Draco	dSph	79	-9.4
Sagittarius	dSph	19	-15
NGC 6822	Irr	500	-16
LMC	Irr		
SMC	Irr		
NGC 2419			
Ursa Major	dSph	106	-5.6
Ursa Major II	dSph	32	-3.8
Leo T	dSph	417	-7.1
Leo IV	dSph	158	-5.1
Coma Berenices	dSph	44	-3.7
Coma Venatici I	dSph	224	-7.9
Coma Venatici II	dSph	151	-4.8
Hercules	dSph	138	-6
Segue I		23	-3

Tabla 3.1: Principales satélites de la Vía Láctea. Nótese las bajas luminosidades consignadas en magnitud absoluta en la banda M_v y las distancias al centro de la galaxia R_p

se hace evidente la necesidad de aplicar correcciones importantes en la determinación del número de satélites y de la distribución de sus luminosidades. Koposov et al. (2007). llevan a cabo estas correcciones calibradas a partir de simulaciones y usando mapas de completitud publicados para SDSS (DR5). El número de satélites que obtienen ronda los 70 para la Vía Láctea, distribuidos según una función de luminosidad que se puede describir por una ley de potencias de la forma $dN/dL_V \sim L^{-1.25}$ (Irwin & Hatzidimitriou 1995; Mateo 1998; Mateo et al. 1998; McConnachie & Irwin 2006; Metz & Kroupa 2007; Peñarrubia et al. 2008; Zucker et al. 2007). En la tabla 3.4 se listan los principales satélites de la Vía Láctea. Un análisis similar es presentado por Tollerud et al. (2008) usando las simulaciones "Vía Láctea". Aplicando correcciones por completitud, estos autores encuentran que la población de galaxias enanas ligadas a la Vía Láctea es consistente con el número esperado de subhalos. Sostienen además que el número de satélites en la Vía Láctea podría oscilar entre ~ 300 y ~ 600 objetos dentro de los 400 kpc de distancia radial, y que incluso podrían ser más, aunque sin superar los 1000 satélites.

Las galaxias en la región interior al radio virial, que constituyen una población dinámicamente relajada, están más afectadas que las de la región exterior por las interacciones con otras galaxias (Bohringer et al. 1995). Se acepta en general que las galaxias más débiles son más abundantes en las regiones más alejadas del centro del pozo de potencial del halo, allí donde la virialización no es completa. Las galaxias enanas de la parte central, por otro lado, han pasado a formar parte de objetos mayores por acreción, o bien han sido afectadas por interacciones tidales, disminuyendo su brillo o incluso desarmando la galaxia. Estos fenómenos, son mucho más frecuentes hacia el centro de los cúmulos que en las partes menos densas, alejadas del centro. Las búsquedas de satélites en la Vía Láctea sufren de sesgos observacionales muy difíciles de evitar producidos por la extinción en el plano de la galaxia. Posiblemente muchos satélites a bajas latitudes no se pueden observar. A grandes distancias también se dificulta la detección de objetos de bajo brillo superficial. Mediante el uso de simulaciones y argumentos teóricos se estima que el número de satélites de la Vía Láctea puede ser hasta 3 veces el determinado actualmente.

BIBLIOGRAFÍA

- Adami, C., Mazure, A., Biviano, A., Katgert, P., & Rhee, G. 1997, ArXiv Astrophysics e-prints
- Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2007a, ApJ, 654, 897
- Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2007b, ApJ, 654, 897
- Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2006, ApJ, 647, L111
- Benson, A. J., Frenk, C. S., Baugh, C. M., Cole, S., & Lacey, C. G. 2003, MNRAS, 343, 679

-
- Benson, A. J., Lacey, C. G., Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 2002, *MNRAS*, 333, 156
- Binggeli, B., Popescu, C. C., & Tammann, G. A. 1993, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 98, 275
- Bohringer, H., Nulsen, P. E. J., Braun, R., & Fabian, A. C. 1995, *MNRAS*, 274, L67
- Bullock, J. S., Kravtsov, A. V., & Weinberg, D. H. 2000, *ApJ*, 539, 517
- Cote, P., Marzke, R. O., & West, M. J. 1998, *Astrophysical Journal*, 501, 554
- Dominguez, M., Muriel, H., & Lambas, D. G. 2001, *AJ*, 121, 1266
- Donas, J., Deharveng, J. M., Laget, M., Milliard, B., & Huguenin, D. 1987, *Astronomy and Astrophysics*, 180, 12
- Forbes, D. A., Brodie, J. P., & Grillmair, C. J. 1997, *Astronomical Journal*, 113, 1652
- Grillmair, C. J. 2006, *ApJ*, 651, L29
- Hammer, F., Puech, M., Chemin, L., Flores, H., & Lehnert, M. D. 2007, *Astrophysical Journal*, 662, 322
- Huchra, J. P., Geller, M. J., & Corwin, H. G. 1995, *ApJ Supplement Series*, 99, 391
- Hughes, D. H., Serjeant, S., Dunlop, J., et al. 1998, *Nature*, 394, 241
- Irwin, M. & Hatzidimitriou, D. 1995, *MNRAS*, 277, 1354
- Irwin, M. J., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2007, *ApJ*, 656, L13
- Katgert, P., Mazure, A., den Hartog, R., et al. 1998, *VizieR Online Data Catalog*, 412, 90399
- Koposov, S., de Jong, J. T. A., Belokurov, V., et al. 2007, *ApJ*, 669, 337
- Kormendy, J. 1985, *ApJ*, 295, 73
- Kravtsov, A. V., Gnedin, O. Y., & Klypin, A. A. 2004, *ApJ*, 609, 482
- Ludlow, A. D., Navarro, J. F., Springel, V., et al. 2008, *ArXiv e-prints*
- Martínez, H. J., Zandivarez, A., Merchán, M. E., & Domínguez, M. J. L. 2002, *MNRAS*, 337, 1441
- Mateo, M., Olszewski, E. W., & Morrison, H. L. 1998, *ApJ*, 508, L55
- Mateo, M. L. 1998, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 435
- Mayer, L., Governato, F., Colpi, M., et al. 2001, *Astrophysics and Space Science*, 276, 375

-
- McConnachie, A. W. & Irwin, M. J. 2006, MNRAS, 365, 902
- Metz, M. & Kroupa, P. 2007, MNRAS, 376, 387
- Moore, B., Diemand, J., Madau, P., Zemp, M., & Stadel, J. 2006, MNRAS, 368, 563
- Morrison, H. L., Helmi, A., Sun, J., et al. 2009, *Astrophysical Journal*, 694, 130
- Peñarrubia, J., Navarro, J. F., & McConnachie, A. W. 2008, ApJ, 673, 226
- Ricotti, M. & Gnedin, N. Y. 2005, ApJ, 629, 259
- Ricotti, M., Gnedin, N. Y., & Shull, J. M. 2001, ApJ, 560, 580
- Saitoh, T. R., Daisaka, H., Kokubo, E., et al. 2008, ArXiv e-prints
- Schweizer, F. 2005, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 329, *Starbursts: From 30 Doradus to Lyman Break Galaxies*, ed. R. de Grijs & R. M. González Delgado, 143–+
- Searle, L., Sargent, W. L. W., & Bagnuolo, W. G. 1973, ApJ, 179, 427
- Somerville, R. S. 2002, ApJ, 572, 23
- Telesco, C. M. & Harper, D. A. 1980, ApJ, 235, 392
- Tinsley, B. M. 1968, ApJ, 151, 547
- Tollerud, E. J., Bullock, J. S., Strigari, L. E., & Willman, B. 2008, ApJ, 688, 277
- Walsh, S. M., Jerjen, H., & Willman, B. 2007, ApJ, 662, L83
- Whiting, A. B., Hau, G. K. T., Irwin, M., & Verdugo, M. 2007, AJ, 133, 715
- Willman, B., Blanton, M. R., West, A. A., et al. 2005, AJ, 129, 2692
- Willman, B., Dalcanton, J., Ivezić, Z., Schneider, D. P., & York, D. G. 2002, AJ, 124, 2600
- Wood, M. A. 1992, *Astrophysical Journal*, 386, 539
- Zucker, D. B., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2006a, ApJ, 650, L41
- Zucker, D. B., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2006b, ApJ, 643, L103
- Zucker, D. B., Kniazev, A. Y., Martinez-Delgado, D., et al. 2007, ApJ, 659, L21

PARTE II

METODOLOGÍA

Estimación estadística de la densidad de galaxias en el espacio de parámetros

Existen varios métodos para determinar aproximaciones discretizadas de la función de luminosidad. Muchos de ellos requieren la determinación espectroscópica de estimadores de distancia, pero este procedimiento se vuelve muy costoso cuando hay que tomar mediciones espectroscópicas de una gran cantidad de galaxias débiles, muchas de las cuales resultan no pertenecer al sistema en estudio. Una alternativa, utilizada en esta Tesis, consiste en combinar información espectroscópica para localizar los centros de los sistemas, y luego información fotométrica para obtener estadísticamente la función distribución de magnitudes absolutas.

4.1. Perfil de densidad y recuentos de galaxias en exceso

El objetivo principal en el estudio de las propiedades estadísticas de una población de galaxias es obtener la función distribución f de galaxias en un espacio de propiedades \vec{P} :

$$f = f(\vec{P}) \quad (4.1)$$

que puede incluir la luminosidad, colores, ubicación espacial, propiedades astrofísicas tales como la tasa de formación estelar o el índice espectral, edad, etc. La función distribución, o función densidad de probabilidad \vec{P} , permite obtener la probabilidad de encontrar una galaxia con las propiedades $\vec{P} \pm \delta\vec{P}$ en una muestra dada que sea representativa de la población total. Lo que interesa es obtener la distribución de probabilidad de una de las propiedades P_1 en términos de todas las demás, y de esa forma estudiar de que manera los demás parámetros determinan una dada propiedad. Una vez obtenida dicha función, se la puede emplear para deducir modelos de formación y evolución. Desde luego no se pueden describir exhaustivamente todas las propiedades de una galaxia porque eso implicaría conocer microscópicamente todos los elementos que la conforman. Pero si se pueden usar algunas propiedades macroscópicas, tales como la luminosidad, el índice de color, etc. Si se pueden predecir un conjunto de propiedades dado otro conjunto, entonces se puede usar esa información para desarrollar modelos de formación y evolución de galaxias.

Desde el punto de vista de la estadística Bayesiana, esto equivale a seleccionar un conjunto de condiciones para obtener la probabilidad de ciertas otras:

$$P(A|B) = \frac{P(B|A)P(A)}{P(B)}. \quad (4.2)$$

En la práctica no es posible recuperar la función f , pero sí se pueden obtener aproximaciones. Por ejemplo, se puede contar el número de objetos que tienen propiedades $\vec{P}_i \pm \delta\vec{P}_i$ si se restringe que además tenga las propiedades $\vec{P}_j \pm \delta\vec{P}_j$, es decir,

$$N_{ij} = N(\vec{P}_i | N(\vec{P}_j)). \quad (4.3)$$

En el caso de los sistemas de galaxias brillantes con satélites, lo que se busca es obtener la función

$$f(\vec{P}_i^s | \vec{P}_j^p), \quad (4.4)$$

que da la probabilidad de que una galaxia satélite tenga propiedades \vec{P}_i^s dado que la galaxia primaria tiene propiedades \vec{P}_j^p .

La distribución en gran escala de la materia se puede describir mediante un modelo de halos (Cooray & Sheth 2002) donde las galaxias están distribuidas de acuerdo a ciertas reglas que varían según las propiedades de las galaxias y de los halos (Ascasibar & Gottlöber 2008; Berlind & Weinberg 2002; van den Bosch et al. 2006; Graham et al. 2006). En este modelo, se espera que la distribución espacial de galaxias que pertenecen a un sistema ligado

gravitacionalmente, como por ejemplo un cúmulo o un grupo o un sistema primaria-satélite, depende de la distancia radial proyectada al centro del sistema. La densidad media además decrece con la distancia al centro del sistema en una escala característica dada por el radio virial (Merritt et al. 2005; Allgood et al. 2006).

Cuando se observa un campo de galaxias, donde la identificación de objetos está limitada por flujo, el número de objetos que pertenecen al halo es probablemente mucho menor que el número total de objetos observados. Esto se debe a que se incluyen muchas galaxias que están próximas al centro en proyección pero que no están asociadas físicamente con el sistema de galaxias en cuestión. Por lo tanto, la densidad de objetos de fondo aumenta el número de galaxias por unidad de área y disminuye la señal/ruido de la sobredensidad local y su dependencia radial. Aunque una solución para esta contaminación podría ser medir las distancias de todas las galaxias observadas en una región, esto es muy difícil de llevar a cabo en la práctica porque la mayoría de los objetos son muy débiles y se necesitan tiempos de exposición largos para llevar a cabo la espectroscopía. Otra forma de dar cuenta del número de galaxias asociadas a un halo, es a través del método de sustracción de fondo. Este método es estadístico, y aunque no permite determinar si una galaxia dada pertenece o no a un sistema de galaxias, da el valor medio de galaxias con ciertas características en función de las propiedades de los halos. Para ello, descuenta del número de galaxias en proyección obtenido en cierta región, el número medio de galaxias de fondo, y asigna ese valor al número de galaxias en el halo.

La estima del número medio de galaxias de fondo puede implementarse de varias maneras. La forma más simple consiste en dividir el número total de galaxias que se encuentran en cierta región representativa por el área de dicha región. La densidad media que resulta es una aproximación razonable al campo de densidad suavizado de galaxias en todos los puntos del catálogo. Sin embargo, debido a la presencia de grandes estructuras de materia, reflejadas también en la distribución de galaxias, produce variaciones en la densidad proyectada de galaxias que se observa en un punto dado. La densidad media global de galaxias, por lo tanto, puede ser diferente de la densidad local. Para minimizar este problema, resulta conveniente utilizar una densidad calculada localmente. La densidad de galaxias local resulta más adecuada para tener en cuenta las posibles irregularidades locales que afectan el número de galaxias por unidad de área en cada posición en el cielo. El área usada para calcular la densidad de fondo local debe ser elegida de tal forma que sea próxima a la posición del sistema, pero lo suficientemente alejada como para que no incluya objetos de dicho sistema. El tamaño de la región utilizada para calcular la densidad global de galaxias debe ser elegido de tal forma que no incluya fluctuaciones en la densidad punto a punto, pero también suficientemente grande para que el tratamiento estadístico sea válido.

En este trabajo se utilizaron regiones con forma de anillo, centradas en las posiciones de los sistemas de galaxias, para calcular la densidad de galaxias. Las galaxias que pertenecen al sistema, junto con las galaxias que no pertenecen al sistema pero se encuentran a una pequeña distancia angular del centro por efectos de proyección, se encuentran en el anillo

interior. La región central está ocupada por la galaxia principal, por lo que se excluye cierta región central mínima. Además, el radio mayor del anillo interior está limitado a la región en donde se pretende buscar satélites. Por otro lado, las galaxias del fondo se encuentran en el anillo exterior, cuyas dimensiones se determinan en cada caso, y dentro del cual no se esperan variaciones en la densidad, tanto radial como angularmente.

4.2. Cálculo de la función de luminosidad

Una determinación directa de la función de luminosidad requiere la medición directa de la luminosidad de un conjunto de galaxias, es decir, de sus magnitudes y sus distancias. La medición de distancias, sin embargo, es un proceso indirecto y adolece de algunas desventajas. El método más común para determinar distancias consiste en obtener el corrimiento al rojo de líneas reconocibles en los espectros de las galaxias que se observan. Estos valores de los corrimientos al rojo, o redshift, están relacionados con las distancias mediante el uso de modelos cosmológicos. Aunque los modelos difieren poco para las determinaciones de redshifts más cercanas, se diferencian a medida que se trabaja con objetos cada vez más lejanos.

Otro problema del uso de redshifts como indicador de distancia es que se requieren cantidades mínimas de iluminación para poder obtener espectros de calidad, y esto se traduce en largos tiempos de exposición y el consiguiente costo observacional. Por lo tanto, llevar a cabo catálogos homogéneos y completos es posible solamente para muestras limitadas, y además las magnitudes límites de estas muestras no son muy débiles, o al menos varias magnitudes más brillantes que los catálogos fotométricos. Análisis de cúmulos individuales han dado resultados que no son estadísticamente muy significativos. Por otro lado, los métodos estadísticos ofrecen la posibilidad de analizar muestras grandes de galaxias en cúmulos y obtener resultados estadísticamente significativos. Sin embargo, estos métodos suelen ser duramente cuestionados y su aplicación debe realizarse de manera sumamente cuidadosa.

La distribución en gran escala de la materia en el universo puede dar lugar a variaciones espúreas en la densidad del fondo de galaxias cuando se observan en proyección. Se han realizado estudios en simulaciones numéricas de universos jerárquicos para analizar si los resultados de los métodos de sustracción de fondo están de alguna manera viciados por los efectos de fluctuaciones cosmológicas o variancia cósmica. Valotto et al. (2004) sostienen que una pendiente pronunciada del extremo débil de la función de luminosidad puede ser el resultado de una inadecuada sustracción del fondo de galaxias o efectos de proyección. De acuerdo a los autores, los efectos de proyección se minimizan si se utilizan muestras de cúmulos con fuerte emisión de rayos X. Esto se debe a que algunos sistemas pueden no estar realmente ligados gravitacionalmente, sino que aparecen agrupados en proyección y por lo tanto el método de sustracción de fondo no es aplicable, dando como resultado una pendiente pronunciada. En los cúmulos que emiten radiación en rayos X, en cambio, se puede asegurar que son sistemas de galaxias ligadas al mismo pozo de potencial de materia, ya que la emisión

en rayos X es de tipo Bremsstrahlung, la cual se produce sólo en cúmulos masivos.

La función de luminosidad es el número de galaxias por unidad de intervalo de luminosidad y por unidad de volumen. Es una de las cantidades fundamentales en cosmología. Además, es necesario usarla en la asignación de pesos en muchas mediciones cosmológicas que tienen que ver con galaxias. El problema consiste en determinar la función de luminosidad a partir de dos funciones de densidad de probabilidad, una de la señal (contaminada con el fondo o ruido de galaxias), y otra del ruido. Estas funciones deben construirse a partir de muchos eventos individuales, que son las ocurrencias particulares de la magnitud medida de cada galaxia, pero sin tener certeza de si ese evento forma parte de la señal o del ruido. Se elige una zona o región donde se espera que estén las galaxias que se quieren estudiar, y se asume que las distribuciones que de allí se deducen contienen la señal junto con el ruido. Por otro lado, se obtienen distribuciones en los mismos parámetros y de las mismas características, pero en otras regiones, que se denominan campos de control o de referencia. Aquí, se adopta la hipótesis de que en estos campos las distribuciones son representativas del ruido que se encuentra en las regiones seleccionadas para obtener la señal. No hay eventos de la señal en los campos de control, y se pueden elegir varios de ellos ubicados en distintos lugares, y con distintas áreas que luego son debidamente normalizadas. Para calcular la función de luminosidad, los eventos son las magnitudes de las galaxias, que se clasifican en intervalos de magnitud, y que luego se usan para construir el histograma de la distribución de magnitudes. Al histograma de la distribución de magnitudes en el campo que contiene la señal se le resta el correspondiente histograma del campo o de los campos de control para obtener la distribución de las magnitudes. A pesar de que no es posible individualizar cuáles son las galaxias que contribuyen a la señal, sí se pueden obtener las propiedades estadísticas de esa población. Lo que se obtiene entonces es la función distribución de probabilidad convolucionada con la función ventana del ancho del intervalo usado. Una vez obtenido el histograma, se puede analizar la distribución resultante mediante técnicas simples de minimización de χ^2 . El ancho de los intervalos usados en el histograma son a priori arbitrarios. El comportamiento de la distribución depende de ese valor: si es muy pequeño habrá muchos saltos y puede ser que se pierda la tendencia de la función, mientras que si por el contrario son muy grandes, se pueden perder detalles del comportamiento de la distribución. Se han propuesto algunos criterios para elegir el ancho de los intervalos del histograma. Por ejemplo, Takeuchi (2000) sugiere usar el criterio de información de Akaike. La función de luminosidad da cuenta, en su parte débil, de la fracción relativa de galaxias enanas. Éstas a su vez son los marcadores de subhalos, por lo que la determinación de la LF es importante para obtener la fracción relativa de subhalos. Al ser el resultado de procesos de formación, la determinación de la LF sirve para acotar y distinguir modelos de materia oscura, formación de estructuras y reionización.

4.3. Uso de ensambles

El procedimiento descrito anteriormente permite obtener la dependencia radial del número de satélites. El número de galaxias en un sistema, sin embargo, es usualmente muy pequeño comparado con el número total de galaxias observadas en una región del cielo, razón por la cual no se pueden obtener resultados estadísticamente significativos. Por lo tanto, con el propósito de obtener una señal que se pueda separar satisfactoriamente del ruido, se deben sumar las contribuciones de muchos sistemas y tratarlos de manera conjunta. Para ello se emplea el método de superposición, construyendo un ensamble de campos escalados convenientemente. Una submuestra de sistemas define entonces un ensamble donde la señal es mayor respecto del ruido que en el caso de un solo sistema. De hecho, el número de satélites contenidos en un ensamble de sistemas de galaxias crece linealmente con el número de sistemas, mientras que el ruido Poisson está dado por la raíz cuadrada del número total de galaxias en el fondo. Lo que se busca es incluir tantos sistemas como sea posible para mejorar la relación señal/ruido.

El perfil de densidad de galaxias que resulta es un promedio sobre todos los campos de los sistemas incluidos en el ensamble. Una vez que el perfil de densidad radial promediado sobre todos los campos da como resultado una sobredensidad en la parte interior que circunda el centro de los sistemas, la ubicación espacial de los satélites puede ser determinada y acotada a un rango en distancia proyectada al centro, y entonces se pueden establecer los radios más convenientes para aplicar el método. La diferencia numérica entre el número de galaxias en el anillo interior y el número de galaxias en el anillo exterior es un estimador del número medio de galaxias en sistemas promediado sobre los halos incluidos en la muestra. Este procedimiento se puede realizar en submuestras seleccionadas de acuerdo a las magnitudes de las galaxias, y entonces el número de galaxias en exceso en casillas de magnitud aparente puede ser obtenido para cada sistema. Asignando el valor del corrimiento al rojo de cada sistema a las galaxias en exceso correspondientes, y contando el número de sistemas en una muestra que contribuyen en cada casilla de magnitudes absolutas, es posible construir histogramas que representan la función de luminosidad promediada sobre toda la muestra. Los detalles involucrados en este proceso dependen de la distribución radial de cada muestra de grupos.

El método utilizado es de naturaleza estadística y consiste en aprovechar regiones de sobredensidad en el espacio proyectado de parámetros respecto de la densidad media en regiones en donde solamente se observa un fondo uniforme de galaxias. De la diferencia se obtiene el exceso de densidad, por intervalo de magnitud aparente. Se encontró que es posible hallar dichas regiones de sobredensidad en la proximidad de centros de sistemas de galaxias identificados usando información espectroscópica. Utilizamos los grupos de galaxias identificados por Merchán & Zandivarez (2005) en el catálogo espectroscópico de galaxias Sloan. Si se asume que el exceso de densidad se debe a las galaxias que están asociadas a esos sistemas, es posible extraer el número medio de galaxias pertenecientes a grupos, cuya distancia es

conocida, y calcular así la función de luminosidad a partir de las magnitudes aparentes. Este método se aplicó tanto a grupos como a sistemas formados por una galaxia central o primaria y un conjunto de galaxias satélites.

El método se aplicó al Sloan Digital Sky Survey, utilizando los centros de grupos identificados en el catálogo espectroscópico. Fue posible calcular la función de luminosidad incluyendo objetos de bajo brillo (hasta magnitud $r \sim -13$), y se encontró que en la parte débil la función luminosidad presenta un crecimiento notable. Por causa de este crecimiento, se concluye que el número de objetos poco brillantes es mucho mayor que el esperado de acuerdo a los modelos usuales (Schechter 1976). Este comportamiento persiste en sistemas masivos con fuerte emisión en rayos X, lo cual es consistente con estudios previos realizados en una muestra del RASS-SDSS (Popesso et al. 2005). Además, un comportamiento similar se observa si se restringe la muestra a grupos con diferente número de miembros. Se estudiaron por separado grupos con galaxias centrales dominantes, o con distintos índices integrados de color, y aún se observó el mismo comportamiento. Todos estos resultados sugieren un carácter universal de la FL, e indican que los mecanismos responsables de tal distribución de magnitudes, es mayormente ajeno a las masas de los grupos y a las otras propiedades descriptas.

Al parecer, las masas de los grupos no son cruciales para los procesos que determinan la distribución de los brillos de las galaxias. Resulta interesante entonces explorar el comportamiento de sistemas en un amplio rango de masas, para ver hasta donde se manifiesta este fenómeno. Por ello se exploraron sistemas de galaxias poco masivos, tales como aquellos formados por galaxias que dominan el potencial gravitatorio, rodeadas por otras galaxias, o satélites. Se halló que la función de luminosidad también presenta un incremento de galaxias débiles.

BIBLIOGRAFÍA

- Allgood, B., Flores, R. A., Primack, J. R., et al. 2006, MNRAS, 367, 1781
- Ascasibar, Y. & Gottlöber, S. 2008, MNRAS, 386, 2022
- Berlind, A. A. & Weinberg, D. H. 2002, ApJ, 575, 587
- Cooray, A. & Sheth, R. 2002, Physics Reports, 372, 1
- Graham, A. W., Merritt, D., Moore, B., Diemand, J., & Terzic, B. 2006, AJ, 132, 2701
- Merchán, M. E. & Zandivarez, A. 2005, ApJ, 630, 759
- Merritt, D., Navarro, J. F., Ludlow, A., & Jenkins, A. 2005, ApJ, 624, L85
- Popesso, P., Böhringer, H., & Voges, W. 2005, in Multiwavelength Mapping of Galaxy Formation and Evolution, ed. A. Renzini & R. Bender, 444–+
- Schechter, P. 1976, ApJ, 203, 297

Valotto, C. A., Muriel, H., Moore, B., & Lambas, D. G. 2004, ApJ, 603, 67

van den Bosch, F. C., Yang, X., Mo, H. J., et al. 2006, astro-ph/0610686

Datos y selección de muestras

La cantidad y calidad de datos recabados que se pueden utilizar en tratamientos estadísticos ha aumentado considerablemente con el tiempo gracias a la disponibilidad de nuevos recursos tecnológicos. El trabajo presentado en esta tesis ha sido posible gracias a la gran cantidad de datos de los catálogos de galaxias de última generación que permiten obtener resultados estadísticamente significativos utilizando métodos que tradicionalmente tenían una selección muy acotada. Luego de una breve reseña de los catálogos espectroscópicos de galaxias obtenidos en las últimas décadas, se detallan las características del *Sloan Digital Sky Survey*, del cual se utilizan los catálogos de galaxias fotométrico y espectroscópico. Se describen además las muestras utilizadas de sistemas de galaxias, los criterios empleados en su definición y los principales resultados obtenidos a partir de las mismas en la literatura. Las mismas incluyen sistemas en halos de una amplia variedad de masas. Las galaxias brillantes y aisladas se suponen centros de los halos con menor masa que los de los cúmulos ricos. Los pares de galaxias tienen separaciones máximas de 25 kpc y muestran fuertes signos de interacción por lo que se asume forman parte del mismo halo. Los grupos y cúmulos de galaxias están formados por al menos 4 galaxias detectadas en el catálogo espectroscópico. Los cúmulos RASS tienen además emisión en rayos-X detectadas con ROSAT.

5.1. Catálogos de galaxias

Las nuevas técnicas observacionales han permitido recabar grandes volúmenes de información, que en muchos casos han sido puestos a disposición de la comunidad científica para su libre utilización. La realización de relevamientos masivos del cielo fue posible gracias a la automatización de la adquisición de imágenes y a la digitalización de los datos, que permite su posterior procesamiento. Los primeros catálogos de galaxias con espectroscopía utilizaron el corrimiento al rojo medido en las líneas del espectro como estimador de distancias. Para un modelo cosmológico dado, ésta es la determinación más usada y confiable con la que se cuenta hoy en día. Los primeros catálogos realizaron mapeos del universo cercano. Humason (1956) y Sandage (1978) realizaron mediciones espectroscópicas de galaxias brillantes extraídas del catálogo fotométrico Shapley-Ames (Shapley & Ames 1932). Luego, en 1983, Huchra et al. (1983) llevó a cabo el "Center for Astrophysics Survey", al que le siguió el "Southern Sky Redshift Survey" compilado por da Costa et al. (1988). Giovanelli & Haynes (1991) publicaron el "Perseus-Pisces catalog" y Shectman et al. (1996), en 1996, completaron "Las Campanas Redshift Survey".

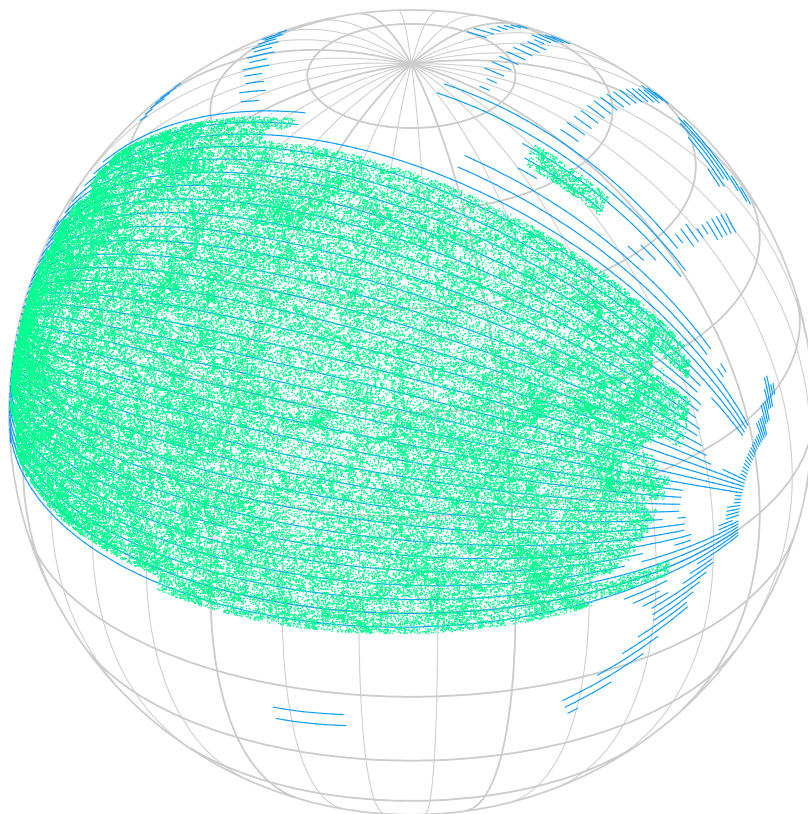


Fig. 5.1: Se muestra en líneas las posiciones de las mediciones fotométricas obtenidas hasta el DR6. Los puntos son una muestra diluída del catálogo espectroscópico DR7.

El volumen de datos y la cobertura angular de los catálogos de galaxias se ha incrementado dramáticamente en los últimos años. Con esto ha sido posible la aplicación de técnicas

estadísticas que dependen de manera crucial del número de galaxias para alcanzar resultados significativos. El catálogo CfA (Geller & Huchra 1983) fue el principal precursor en lo que se refiere a galaxias con redshift, con una colección de aproximadamente 2000 galaxias con velocidades de recesión de hasta 15 000 km/s. El catálogo del Observatorio de Las Campanas lo superaría ampliamente, tanto en el número de galaxias, unas 6 veces superior, como en la velocidad máxima de recesión, que llegó a 60 000 km/s.

Los métodos de multifibra permiten obtener espectros de muchas galaxias con una sola exposición, y dan lugar a una nueva generación de catálogos de galaxias con redshift. Entre los relevamientos que cubren una área importante del cielo en la región del óptico, se destacan el Sloan Digital Sky Survey y el 2dFGRS. Con estos catálogos, se incrementa la cantidad de galaxias con redshift en casi dos órdenes de magnitud. El relevamiento 2dFGRS (Colless et al. 2003) es un catálogo de galaxias con información de redshifts, construido a partir del catálogo APM (Automatic Plate Machine) utilizando el espectrógrafo 2dF del telescopio Angloaustraliano (AAT). Los objetivos observacionales del catálogo son obtener espectros y redshifts de alta calidad para más de 250 000 galaxias, hasta un límite de extinción corregida de $B_j = 19,45$. El catálogo cubre más de 2000 grados cuadrados en dos franjas continuas, más 100 campos de 2 grados ubicados aleatoriamente. Una franja está en el hemisferio galáctico sur y cubre aprox. $75^\circ \times 15^\circ$ centrados cerca del polo galáctico sur ($\alpha = 1^h$, $\delta = -30^\circ$). La otra franja está alrededor del polo galáctico norte y cubre $75^\circ \times 75^\circ$ centrados en ($\alpha = 12,5^h$, $\delta = 0^\circ$). Los campos aleatorios están ubicados en el hemisferio sur, y cubren aproximadamente 7000 grados cuadrados. El catálogo está pensado para proveer una detallada imagen de la estructura en gran escala de la distribución de galaxias, y así avanzar en el entendimiento de la formación y evolución de estructuras. Además, permite estudiar problemas de interés cosmológico, tales como la naturaleza de la Materia Oscura, la densidad media de masa del universo, el rol del sesgo en la formación de las galaxias y la gaussianidad de la distribución inicial de masa. Este catálogo brinda una gran cantidad de información, importante para investigar las propiedades de la población de galaxias a bajo redshift, para lo cual provee magnitudes B_j y R_f , y parámetros de imagen de las placas azul y roja del catálogo del hemisferio sur escaneado con la máquina de medición automática de placas (APM). Además en este catálogo se obtuvieron espectros de moderada calidad, con una relación S/N mayor que 10 por 4.3 pixel (suficiente para la medición de redshifts y la determinación confiable de tipos espectrales) y otras cantidades derivadas de los espectros, como el redshift y el tipo espectral.

El catálogo más grande observado hasta hoy es el realizado por la colaboración Sloan (SDSS, Stoughton et al. 2002), que contiene información fotométrica digital de estrellas y galaxias en 5 bandas hasta magnitudes débiles, $m_r \sim 22$. (Fukugita et al. 1996; Smith et al. 2002). Las observaciones fueron realizadas usando un telescopio dedicado de 2,5 m, ubicado en Apache Point Observatory, Estados Unidos (Tegmark et al. 2006). Un conjunto de las galaxias más brillantes y más concentradas fue seleccionado para su seguimiento espectroscópico (Blanton et al. 2003). Tanto los datos espectroscópicos como los datos fotométricos han sido liberados para su uso público en eventos periódicos (Abazajian et al. 2003; Abazajian et al.

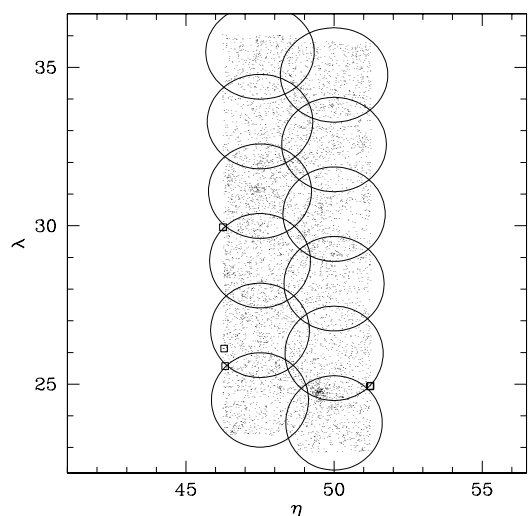


Fig. 5.2: *Detalle del procedimiento de adquisición de datos espectroscópicos usando placas con fibras ópticas. Los objetos observados se seleccionan de las mediciones fotométricas obtenidas previamente. Las bandas de obtención de datos (runs) y las placas circulares le dan al catálogo su geometría característica.*

2004, 2005; Adelman-McCarthy et al. 2006, 2007, 2008).

La información que brindan estos catálogos, puede ser ampliada utilizando otros catálogos con los cuales se solapan. Por ejemplo, el catálogo de galaxias 2MASS contiene fotometría en la banda K, que es un fuerte indicador de la actividad de formación estelar. Estos catálogos son especialmente apropiados para emprender análisis estadísticos en el espacio de parámetros, y gracias a la gran cantidad de galaxias, es posible imponer cotas bastante restrictivas en las propiedades de las mismas y estudiar con significancia estadística los comportamientos de distintas poblaciones. En este trabajo se utilizó el catálogo denominado “New York Value Added Galaxy Catalog”, (NYU-VAGC, Blanton et al. 2005) que está basado en el sexto conjunto de datos del SDSS (DR6). Este catálogo cubre 9583 grados cuadrados del cielo, distribuidos en una capa polar en el hemisferio norte y tres tiras en el hemisferio sur.

5.2. Catálogos del relevamiento SDSS

El catálogo de galaxias SDSS (siglas en inglés de Sloan Digital Sky Survey) es uno de los más ambiciosos emprendimientos observacionales realizados hasta la actualidad. El primer conjunto de datos públicos, conocido como SDSS-DR1 (First Data Release) fue validado y liberado en abril de 2003. Esta muestra consiste de datos fotométricos y espectroscópicos de 186240 galaxias, QSOs y estrellas, que cubren un área de 2099 grados cuadrados en el hemisferio norte (figura 5.1). El SDSS-DR1 contiene datos fotométricos de 53 millones de objetos con imágenes en 5 bandas. Dentro de esta región, hay un área de 1360 grados cuadrados que contiene objetos con datos espectroscópicos, seleccionados de las muestras fotométricas, que incluyen galaxias, QSOs y muestras incompletas de estrellas. Posteriormente, se realizaron liberaciones periódicas de datos, a intervalos de aproximadamente un año, hasta el catálogo final publicado en diciembre de 2008 bajo el nombre de SDSS-DR7 (Data Release 7 Abazajian & Sloan Digital Sky Survey 2008).

Las observaciones fueron realizadas en el Observatorio de Punto Apache, en Nuevo México,

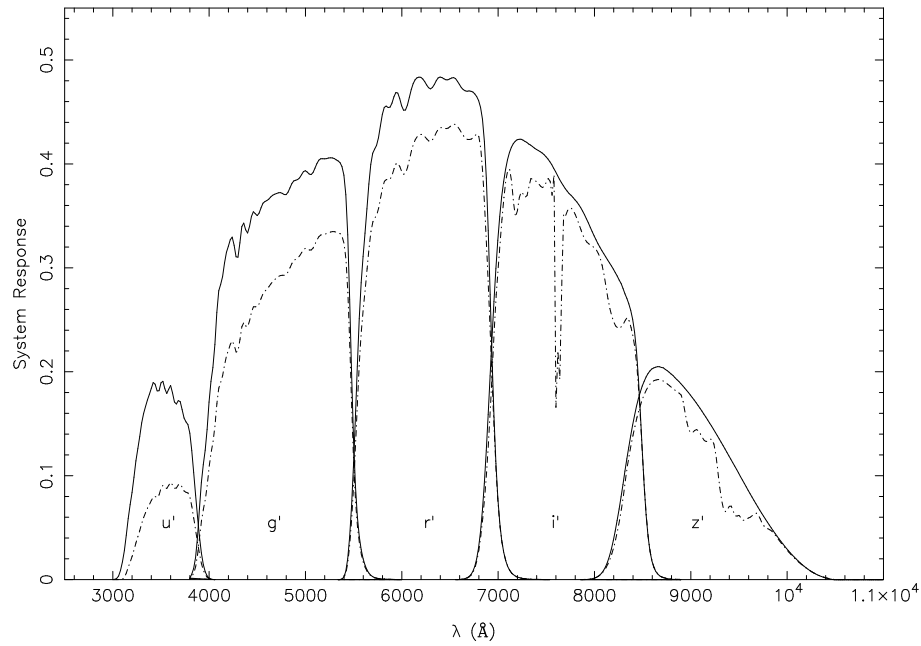


Fig. 5.3: Sistema fotométrico del SDSS. En esta figura (tomada de Smith et al. (2002)) se muestran las curvas de respuesta instrumental de las 5 bandas del proyecto SDSS. En líneas de trazos se muestra la respuesta instrumental afectada por extinción atmosférica.

con un instrumento con dedicación exclusiva para este proyecto, que cubre regiones de alta latitud galáctica en el hemisferio norte. Los datos fueron recolectados en 5 bandas de $2,5^\circ$ de ancho siguiendo círculos máximos. La espectroscopía fue realizada en áreas circulares de 3° de diámetro que se solapan (figura 5.2). En cada región se dispusieron hasta 640 fibras espectroscópicas. El catálogo espectroscópico contiene en promedio unas 90 galaxias por grado cuadrado pertenecientes a la muestra limitada por flujo más algunas galaxias rojas luminosas y candidatos a QSO. En cada región se reservan 32 fibras de cielo destinadas a realizar mediciones necesarias para la reducción de los datos. El catálogo fotométrico fue realizado en noches sin luna con condiciones fotométricas de cielo, mientras que el catálogo espectroscópico fue realizado bajo condiciones observacionales no fotométricas, con algo de luz de luna o con seeing mayor que 1.7 segundos de arco de ancho a la mitad del máximo (FWHM).

Los datos fotométricos están contenidos en 5 bandas: u , g , r , i , z de las regiones de ultravioleta, visible e infrarojo cercano (figura 5.3). Las imágenes alcanzan una profundidad equivalente a 22.2 magnitudes en la banda r , y están fotométricamente calibradas a una dispersión cuadrática media del 2%. Las coordenadas tienen una dispersión cuadrática media de 0.1 segundo de arco. Los espectros tienen un rango dinámico en longitud de onda de 5400\AA , que va de 3800\AA a 9200\AA , y con una resolución entre 1800 y 2100.

Para realizar este trabajo, se utilizó el catálogo final de galaxias compilado por el consorcio SDSS. Los datos provienen de un catálogo espectroscópico, en donde las galaxias tienen mediciones de redshift, y de uno fotométrico, que es mucho más profundo. El catálogo espec-

troscópico forma parte del séptimo y último conjunto de datos liberados para uso público por Abazajian & Sloan Digital Sky Survey (2008). Dado que se utiliza una combinación de ambos, se trabaja sólo en el área de datos del catálogo de menor cobertura, que en este caso es el espectroscópico. El catálogo espectroscópico (DR7) está contenido en cobertura angular en el área del fotométrico (DR6), como puede apreciarse en la figura 5.1. Las líneas en esta figura muestran las etapas de adquisición de datos, denominadas "runs" en los cuales se realizan las mediciones de fotometría. Un esquema que representa el arreglo de *runs* y placas se muestra en la figura 5.2. Los objetos que son candidatos para el seguimiento espectroscópico se eligen a partir de estos datos.

El relevamiento digital Sloan es el más grande que se ha realizado hasta ahora en el rango óptico del espectro electromagnético. En este proyecto se obtuvieron mediciones fotométricas digitalizadas de un gran número de objetos, tanto estrellas como galaxias. Las mediciones tienen una precisión astrométrica del orden de 100 milisegundos de arco, que se logra calibrando el SDSS con otros catálogos astrométricos como Tycho-2 (Hog et al. 2000). El sistema fotométrico desarrollado para este relevamiento consta de 5 bandas anchas como se muestra en la figura 5.3 (Fukugita et al. 1996; Smith et al. 2002).

El relevamiento espectroscópico incluyó unas 930000 galaxias, de estas mediciones surgió el catálogo principal de galaxias denominado "Main Galaxy Sample". Al momento de la finalización de los proyectos SDSS y SDSS-II, se contaba con 11663 grados cuadrados de datos, que representa prácticamente un tercio del cielo. La región del cielo elegida para efectuar las observaciones se centra en el hemisferio norte a altas latitudes, evitando la región ocupada por el plano de la Galaxia en donde las correcciones por extinción por polvo son más importantes. Los datos obtenidos por el telescopio en su calendario regular de observaciones dedicadas son procesados automáticamente por algoritmos desarrollados para tal fin en el marco de la colaboración. Como resultado, se obtiene un conjunto de catálogos contenidos en una base de datos relacional. Los mismos pueden ser accedidos por varios medios, principalmente mediante una interfase de usuario en Internet*.

El colector utilizado para el catálogo es un Telescopio de 2,5 m ubicado en el sitio conocido como "Apache Point Observatory", a una latitud de $32,47^\circ$ (Tegmark et al. 2006). El telescopio tiene dos instrumentos, uno es un detector de gran campo que realiza la fotometría utilizando

*www.sdss.org

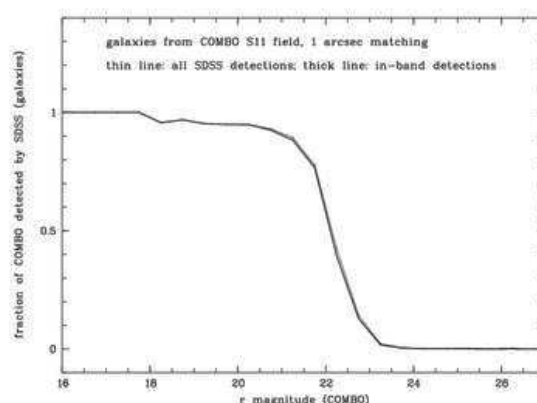


Fig. 5.4: Completitud del catálogo fotométrico SDSS-DR7 en la banda *r*, obtenida por comparación con muestras más profundas. Figura tomada de www.sdss.org.

24 CCDs de 2048x2048 pixels, con una escala de 0.396" por pixel en el plano focal. Las mediciones espectroscópicas se realizan con un espectrógrafo multi-objeto con una resolución $\lambda/\Delta\lambda \sim 2000$ entre 3800Å y 9200Å, que puede ser alimentado con hasta 640 fibras ópticas. Las mediciones fotométricas se realizan siguiendo círculos máximos con la velocidad angular del movimiento de rotación de la Tierra. El tiempo de exposición efectivo es de 54.1 segundos en cada banda, y sólo se realizan observaciones en noches de calidad fotométrica y con buenas condiciones de "seeing". Dado que el catálogo está limitado por flujo, hay una magnitud límite para cada banda. Estas magnitudes están definidas tal que el catálogo posee una completitud mínima del 95% para los objetos menos brillantes (figura 5.4). Sus valores son 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 y 20.5 para las bandas *ugriz* respectivamente.

Existen en el catálogo distintos tipos de magnitudes. La energía recibida por unidad de tiempo, por unidad de área del detector, por unidad de intervalo de frecuencia y por unidad de ángulo sólido del cielo, se denomina intensidad específica, I_ν . Una práctica común usada en objetos extensos es integrar sobre toda la extensión angular del objeto, en cuyo caso se habla de la densidad de flujo, S_ν . En la práctica, no se mide la densidad de flujo, sino la integral de ésta por la respuesta espectral efectiva de algún filtro, que junto con algún punto cero definen en sistema de magnitudes. Las magnitudes, entonces, están directamente relacionadas con la luminosidad del objeto en algún rango espectral.

El SDSS utiliza magnitudes Petrosian, que es una modificación introducida a la definición usual de magnitud por Petrosian en 1976, y está ideada para medir una fracción constante de la luz total de un objeto. Se define el flujo de Petrosian como:

$$F_p = \int_0^{N_p r_p} 2\pi r' I(r') dr', \quad (5.1)$$

donde N_p es el número de radios r_p de Petrosian, definido como aquel para el cual la fracción de brillos superficiales de Petrosian alcanza un valor fijo:

$$R_p(r) = \frac{(\pi r^2) \int_0^r 2\pi r' I(r') dr'}{[(\pi(1,25^2 - 0,8^2))] \int_0^r 2\pi r^2 I(r') dr'}, \quad (5.2)$$

Para el caso de la muestra M7 se elige $R_p(r) = 0,2$. La magnitud se calcula midiendo el flujo dentro de N_p de radios de Petrosian, que en este caso es $N_p = 2$. La magnitud Petrosian m está dada en unidades de *asinh*. Esta definición es prácticamente equivalente a la definición tradicional de Pogson cuando la relación se nal/ruido es alta, y sirve también para S/N bajo o flujo negativo.

$$m = -\frac{2,5}{\ln(10)} \left[\text{asinh} \left(\frac{f/f_0}{2b} \right) + \ln(b) \right], \quad (5.3)$$

donde b es un parámetro de suavizado. Para definir la apertura en la que se mide el flujo de Petrosian, para todas las bandas, se usa el radio obtenido en la banda r .

5.3. NYU-VAGC

Muestra	Descriptor	Nº sistemas	Catálogo	Referencias
Primarias	PRI	49496	SDSS-DR7	sección §5.4.1
Pares de galaxias	PAR	1169	SDSS-DR4	Alonso et al. (2007)
Grupos de galaxias	M7	13002	SDSS-DR7	Merchán & Zandivarez (2005)
Cúmulos de galaxias	RASS	111	RASS-SDSS	Popesso et al. (2005)

Tabla 5.1: Definición de las muestras utilizadas en esta tesis.

5.3. NYU-VAGC

Los catálogos de galaxias del SDSS han sido recalibrado dando origen a la muestra conocida como NYU-VAGC (Blanton et al. 2005). La muestra ocupa un área de 6851 grados cuadrados en el cielo, y comprende casi 60 millones de objetos con fotometría en 5 bandas, con completitud hasta magnitud $r = 22,2$ (Figs 5.3 y 5.4). Gracias a un procesamiento digital de las imágenes, se cuenta también con información acerca de la forma de los objetos (por ejemplo, el radio de Petrosian, el índice de DeVacouleurs, etc.). Las galaxias más brillantes de esta muestra fueron sometidas a observación espectroscópica y forman parte del catálogo espectroscópico, que incluye aproximadamente 400000 objetos clasificados como galaxias. La

Muestra	primarias		Galaxias	Nº sist.
	Luminosidad	Color		
S0-A-a	$M_r < -20.5$	todos	$g - r < 0,8$	36807
S0-A-r	$M_r < -20.5$	todos	$0,4 < g - r < 0,8$	
S0-A-b	$M_r < -20.5$	todos	$g - r < 0,4$	
S0-A-rr	$M_r < -20.5$	todos	$g - r > 0,8$	
S0-R-a	$M_r < -20.5$	$g - r > 0,8$	$g - r < 0,8$	14723
S0-R-r	$M_r < -20.5$	$g - r > 0,8$	$0,4 < g - r < 0,8$	
S0-R-b	$M_r < -20.5$	$g - r > 0,8$	$g - r < 0,4$	
S0-R-rr	$M_r < -20.5$	$g - r > 0,8$	$g - r > 0,8$	
S0-B-a	$M_r < -20.5$	$g - r < 0,8$	$g - r < 0,8$	22084
S0-B-r	$M_r < -20.5$	$g - r < 0,8$	$0,4 < g - r < 0,8$	
S0-B-b	$M_r < -20.5$	$g - r < 0,8$	$g - r < 0,4$	
S0-B-rr	$M_r < -20.5$	$g - r < 0,8$	$g - r > 0,8$	

Tabla 5.2: Definición de las muestras de galaxias luminosas y aisladas, y propiedades exploradas de las galaxias en exceso a su alrededor. En todos los casos las primarias se encuentran en el rango de redshift $0,03 < z < 0,1$ y los satélites se cuentan entre $-19,5 < M < -14,0$.

Muestra	primarias		Galaxias	N° sist.
	Luminosidad	Color		
S1-A-a	$-21.5 < M_r < -20.$	todos	$g - r < 0,8$	29821
S1-A-a	$-21.5 < M_r < -20.$	todos	$0,4 < g - r < 0,8$	
S1-A-r	$-21.5 < M_r < -20.$	todos	$g - r < 0,4$	
S1-A-rr	$-21.5 < M_r < -20.$	todos	$g - r > 0,8$	
S1-R-a	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r > 0,8$	$g - r < 0,8$	11179
S1-R-a	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r > 0,8$	$0,4 < g - r < 0,8$	
S1-R-r	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r > 0,8$	$g - r < 0,4$	
S1-R-rr	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r > 0,8$	$g - r > 0,8$	
S1-B-a	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r < 0,8$	$g - r < 0,8$	18642
S1-B-a	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r < 0,8$	$0,4 < g - r < 0,8$	
S1-B-r	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r < 0,8$	$g - r < 0,4$	
S1-B-rr	$-21.5 < M_r < -20.$	$g - r < 0,8$	$g - r > 0,8$	
S2-A-a	$M_r < -21.5$	todos	$g - r < 0,8$	6986
S2-A-a	$M_r < -21.5$	todos	$0,4 < g - r < 0,8$	
S2-A-r	$M_r < -21.5$	todos	$g - r < 0,4$	
S2-A-rr	$M_r < -21.5$	todos	$g - r > 0,8$	
S2-R-a	$M_r < -21.5$	$g - r > 0,8$	$g - r < 0,8$	3544
S2-R-a	$M_r < -21.5$	$g - r > 0,8$	$0,4 < g - r < 0,8$	
S2-R-r	$M_r < -21.5$	$g - r > 0,8$	$g - r < 0,4$	
S2-R-rr	$M_r < -21.5$	$g - r > 0,8$	$g - r > 0,8$	
S2-B-a	$M_r < -21.5$	$g - r < 0,8$	$g - r < 0,8$	3442
S2-B-a	$M_r < -21.5$	$g - r < 0,8$	$0,4 < g - r < 0,8$	
S2-B-r	$M_r < -21.5$	$g - r < 0,8$	$g - r < 0,4$	
S2-B-rr	$M_r < -21.5$	$g - r < 0,8$	$g - r > 0,8$	

Tabla 5.3: Definición de las muestras de galaxias luminosas y aisladas, y propiedades exploradas de las galaxias en exceso a su alrededor. En todos los casos las primarias se encuentran en el rango de redshift $0,03 < z < 0,1$ y los satélites se cuentan entre $-19,5 < M < -14,0$.

muestra espectroscópica es completa hasta magnitud 17,77 en la banda r . Ha de notarse que existe un salto de aproximadamente 4 magnitudes y media entre las magnitudes límite de las muestras espectroscópica y fotométrica, con lo cual los resultados de extraer información de la combinación de ambas son muy importantes. También se desarrollaron herramientas para la manipulación de máscaras escritas con formato de polígonos disjuntos. El uso de máscaras es importante en los estudios de la estructura en gran escala del Universo utilizando catálogos, pero además es necesaria su aplicación detallada ya que la completitud espacial de los campos fotométricos utilizados es importante para que el método utilizado sea válido.

Los parámetros fotométricos se derivan de las imágenes según algoritmos automáticos (Lupton et al. 1999) que además discriminan entre estrellas y galaxias. Esta separación es confiable para objetos cuyas magnitudes no superan el valor $r = 21,5$, a pesar de que el catálogo es completo hasta $r = 22,2$. En el rango $21,5 < r < 22,2$ la discriminación entre estrellas y galaxias es cada vez menos confiable a medida que su magnitud se aproxima a la magnitud límite. Además, la completitud cae del 99 % en $r = 21,5$ a 95 % en $r = 22,2$ (Stoughton et al. 2002).

5.4. Definición de las muestras

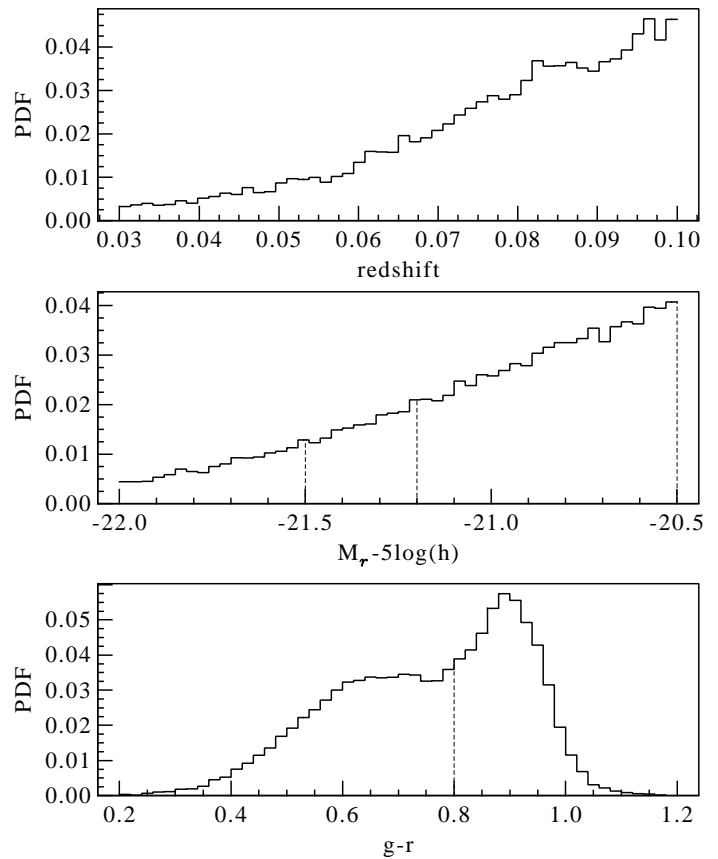
El método de restado de fondo se puede aplicar a sistemas de galaxias de una variedad de escalas. En esta tesis se cubren sistemas en un amplio rango de valores de masa, que van desde sistema primaria-satélite hasta cúmulos masivos emisores en rayos X.

5.4.1. Sistemas primaria-satélite

Las galaxias centrales juegan un rol muy diferente al del resto de las galaxias en un halo, debido a su historia de formación. La formación de una galaxia central está relacionada con su historia de acreción de materia, que es el resultado del colapso y la aglomeración de unidades menores de materia, y también de gas y otras galaxias menores (Cooray & Milosavljevic 2005). Este escenario está respaldado tanto por las simulaciones numéricas junto con los modelos semianalíticos de formación de galaxias (del P Lagos et al. 2009; Moreno et al. 2008; Navarro et al. 2004), como por la evidencia observacional (van den Bosch et al. 2006; Yang et al. 2008).

Las velocidades relativas de las galaxias centrales con respecto a los halos en los cuales se encuentran son muy pequeñas comparadas con la dispersión de velocidades de las galaxias satélites (Christlein 2000), y también es bien conocido el hecho de que las galaxias centrales son más luminosas que las otras galaxias en el mismo halo. Teniendo en cuenta estas consideraciones, las galaxias más brillantes son buenas candidatas a ser objetos centrales de los halos, y se pueden usar estadísticamente para analizar las sobredensidades asociadas con los satélites. Dado que no hay formas simples de detectar galaxias satélites por métodos directos debido a su baja luminosidad, se puede adoptar la hipótesis de trabajo de que todas las galaxias más brillantes que cierto valor son las galaxias centrales de algún halo. Sin em-

Fig. 5.5: Distribuciones de redshift, magnitud (en la banda r) e índice de color $g - r$ de las galaxias de la muestra PRI. Esta muestra contiene galaxias más luminosas que $M_r = -20,5$ en el rango de redshift $0,03 < z < 0,1$, y que satisfacen los criterios de aislamiento detallados en la sección 5.4.1.



bargo, para que esta hipótesis sea más razonable, hay que pedir además que estas galaxias brillantes estén aisladas en cierta medida.

Se definen entonces diferentes muestras de galaxias brillantes y aisladas, que se denominan “primarias”, en regiones donde no hay otras galaxias de brillo comparable, es decir, galaxias brillantes y aisladas. Las distintas submuestras de galaxias elegidas para el estudio de la muestra total de primarias S0 se detallan en la tabla 5.2. A su vez, se dividen las muestras de primarias según su luminosidad y color, según se resume en la tabla 5.2. Al seleccionar galaxias aisladas se están evitando ambientes de alta densidad tales como grupos o cúmulos. En la figura 5.5 se muestran las principales propiedades de la muestra de primarias. El tamaño de las galaxias brillantes, cuantificado mediante el radio de Petrosian que contiene el 90% de la luz, es importante para determinar la distancia mínima hasta la cual se puede calcular el perfil de densidad. La distribución de los radios de Petrosian de las galaxias primarias de distintos rangos de luminosidad se muestran en la figura 5.6.

Criterios de aislamiento

Se seleccionaron solamente galaxias con luminosidades en la banda r mayores que cierta luminosidad límite M_p . El perfil de densidad proyectado de galaxias es apreciable solamente alrededor de las galaxias más brillantes ($M_p < -20,5$), en las muestras de primarias que no son tan luminosas no es posible apreciar un perfil de densidad estadísticamente significativo (capítulo §7). Por lo tanto, el método de sustracción de fondo sólo puede ser aplicado exitosamente en las muestras de galaxias brillantes. El criterio de aislamiento adoptado consiste en

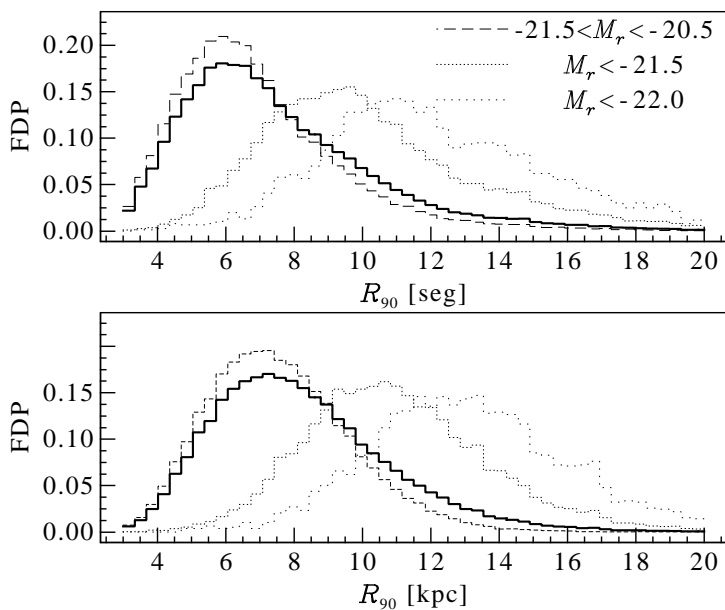
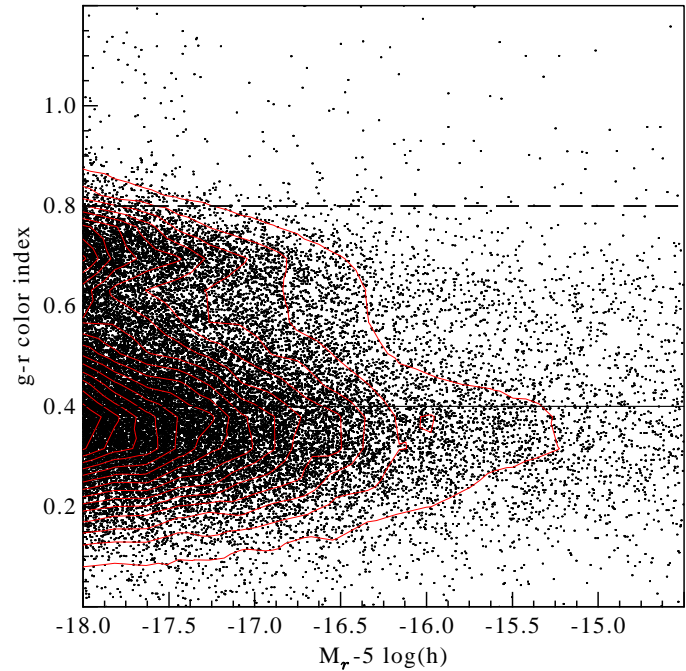


Fig. 5.6: Distribución de los radios de Petrosian que abarcan el 90% del flujo de radiación (R_{90}) de galaxias brillantes y aisladas. Se muestran también las distribuciones de R_{90} para submuestras de primarias en distintos rangos de luminosidad, que corresponden a las muestras S0, S1, S2 y $M_r < -22,0$.

separar las primarias que tienen alguna otra galaxia brillante en una región circundante. Se elige un salto de dos magnitudes, es decir, se eliminan de la muestra aquellas galaxias que tienen otras vecinas con una magnitud menor que $M_p + 2$. En esta etapa sólo se consideran objetos de la muestra espectroscópica. Resulta razonable asumir que la mayoría de las galaxias más brillantes que M_p en el catálogo espectroscópico, que está limitado por flujo a la magnitud $r = 17,77$ (Strauss et al. 2002) están presentes en el catálogo de satélites. Se usó una magnitud límite de $r = 17,5$ para asegurar la completitud de la muestra, y todos los cálculos se hicieron en el marco de un modelo Euclideo y con $H=72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Solamente los objetos que están fuera de la máscara o que no fueron observados por el problema de la colisión de fibras son faltantes de la muestra, y esto no afecta los resultados principales del trabajo.

Dado que la distancia radial está estimada a través del redshift, se adopta como región de exclusión una sección cónica en el espacio de redshift. Las dimensiones de esta sección son 700 kpc de distancia radial proyectada y 700 km s^{-1} de diferencia máxima de velocidad radial entre el satélite y la galaxia central. Este criterio es similar a los criterios que se encuentran en la literatura usados en el estudio de muestras espectroscópicas (Sales & Lambas 2005; Chen et al. 2006; Agustsson & Brainerd 2007). Las galaxias más débiles que $M_p + 2$, y que están en una región comprendida dentro de los 500 km s^{-1} de diferencia de velocidad, se consideran satélites de esas primarias. Esta muestra de satélites es diferente de la muestra que se obtiene del método de sustracción de fondo porque son mucho más brillantes. La muestra total de satélites incluye 31275 objetos más brillantes que $M_p = -20,5$ en el rango de redshift desde 0,03 hasta 0,1, de los cuales 1826 galaxias tienen entre 1 y 13 satélites espectroscópicos. Se evita el uso de primarias con redshift menor que 0,03, debido a que el número de primarias con esa propiedad es relativamente bajo, es decir, no contribuye significativamente en los cálculos estadísticos, y el número de galaxias en el campo alrededor de estas primarias es muy alto (pues el radio proyectado subtende un ángulo mayor) y por lo tanto domina la estadística.

Fig. 5.7: Relación color–magnitud de galaxias en el catálogo espectroscópico. La distribución de color presenta una bimodalidad que se hace más marcada en las galaxias más luminosas. Se puede ver que la fracción de galaxias con $g - r > 0,8$ es despreciable.



Hay evidencia de que la luminosidad y color de las galaxias depende del ambiente (Chen 2008), razón por la cual se definieron muestras de primarias de acuerdo con la luminosidad (magnitud en la banda r) y el índice de color ($g-r$) de las primarias.

Como en todas las muestras consideradas el perfil de densidad es considerablemente plano más allá de 1 Mpc y hasta aproximadamente 2 Mpc, se eligió como muestra de control para la sustracción de fondo a la densidad en el rango 1700 – 1900 kpc, promediado sobre todos los campos. Se usó el redshift de cada primaria para computar la luminosidad de las galaxias en exceso en cada casilla de magnitud.

En la figura 5.5 se muestran las distribuciones en la banda r de las magnitudes, y los índices de color $g - r$ y redshifts de las primarias seleccionadas. La distribución bimodal de índices de color se puede apreciar claramente, y como se ve en la figura 5.7 se usó un corte en $g - r = 0,8$ para separar muestras de primarias. La definición de submuestras fue hecha de acuerdo a intervalos de magnitud elegidos según cortes en $M_p = -21,5$ para seleccionar primarias brillantes, y en $M_p = -20,5$ para incluir más objetos. En todos los casos se usaron primarias más brillantes que $M_p = -21,5$. Las muestras usadas para explorar posibles dependencias del número de satélites como función de las propiedades de las primarias están descritas en la tabla 5.2. Con el objetivo de determinar si las variaciones de las distribuciones estudiadas dependen de la luminosidad y color de las primarias independientemente, se usaron muestras separadas por color y con la misma distribución de magnitudes. El procedimiento, consiste en calcular los percentiles de las distribuciones de índices de color en intervalos de magnitud elegidos de tal forma que contienen la misma cantidad de primarias. En la figura 5.8 se muestran las distribuciones de magnitudes y de índices de color para separaciones de dos submuestras usando los percentiles de 40 % en color.

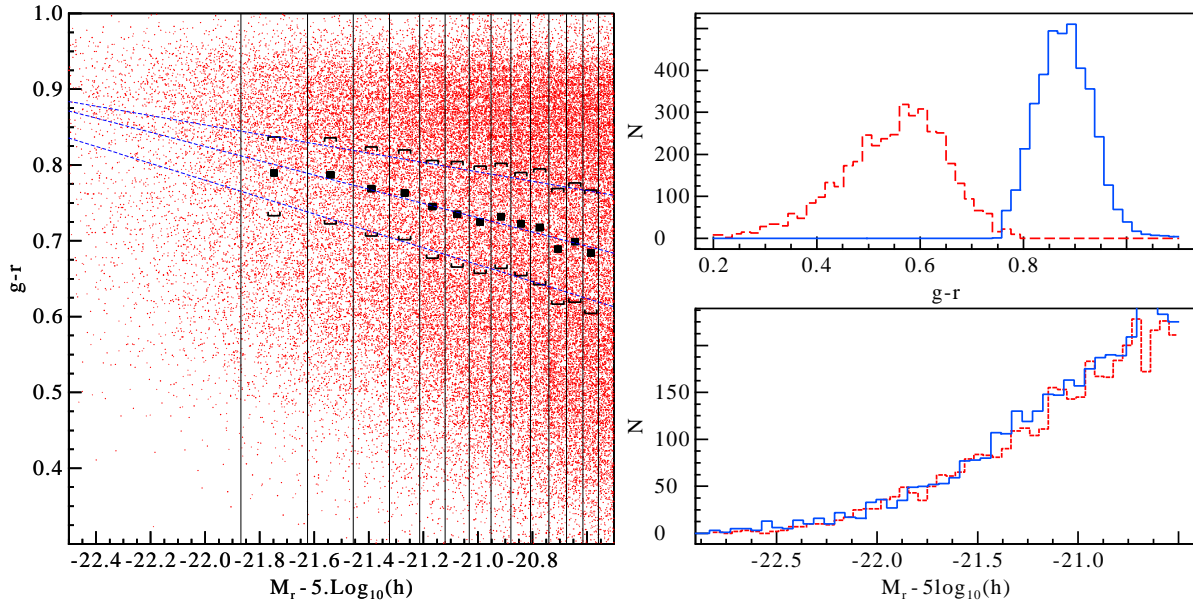
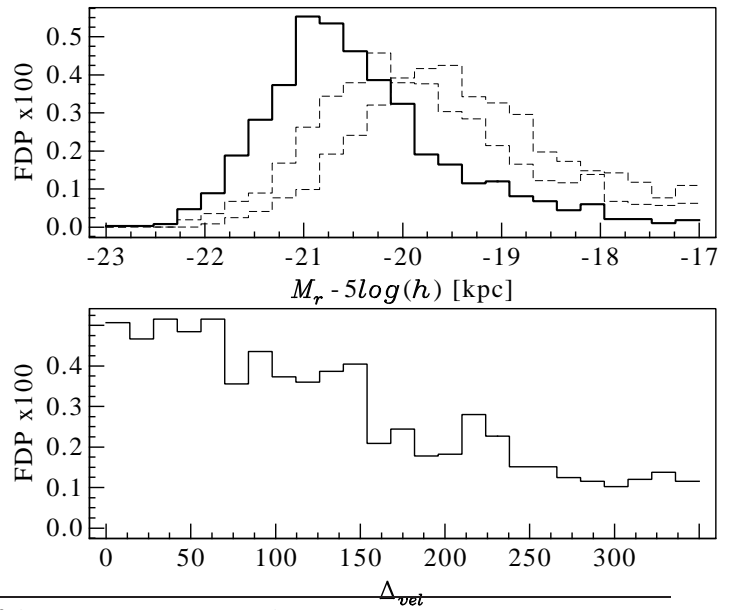


Fig. 5.8: Separación de la muestra de primarias en submuestras que incluyen los percentiles de los índices de color tomados en intervalos de magnitudes de tal forma que las distribuciones de magnitudes son similares. Los puntos indican las medianas de las distribuciones de colores dentro de cada intervalo de magnitudes, y las líneas de puntos son ajustes lineales para los valores de los índices de color que corresponden a los percentiles.

5.4.2. Pares de galaxias

Es bien sabido que las interacciones tidales producen un fuerte impacto en las características de la población estelar de los componentes del par. Las galaxias interactuantes sufren modificaciones en su morfología y además atraviesan una intensa actividad de formación estelar como consecuencia de la acción tidal. Lo que no se ha explorado mucho es el impacto de las interacciones en la subestructura que acompaña a cada una de las galaxias de la interacción. Por ello se tomó una muestra de galaxias interactuantes y se practicó el mismo análisis que en las otras muestras de galaxias aisladas y grupos. La muestra de pares consiste en galaxias tomadas del catálogo espectroscópico del SDSS, que han sido clasificadas visualmente por Alonso et al. (2007). Los autores clasifican la muestra de pares en 4 tipos, que se diferencian en el efecto que la interacción produce sobre las características morfológicas de los objetos del par. En esta Tesis se utilizan solamente los pares interactuantes en donde la separación entre los dos componentes es a lo sumo 25 kpc. El conjunto de los pares que muestran signos fuertes de interacción en las morfologías de los componentes se denomina como “galaxias en colisión”, y se denota con la letra M (merging). Los pares que sugieren perturbaciones morfológicas que resultan de la interacción pertenecen al conjunto “T” de pares con interacción tidal. Los pares cuyos componentes están más alejados se clasifican como “N” cuando las galaxias no muestran signos de interacción. En la tabla 5.4.2 se esquematiza esta clasificación y se detalla el número de miembros en cada subconjunto. Las propiedades más importantes de esta muestra de presentan en la figura 5.9

Fig. 5.9: Propiedades de la muestra "PAR" de pares de galaxias. En el gráfico superior se muestran las distribuciones de magnitudes absolutas de los miembros del par (líneas de trazos) y la magnitud integrada de ambos objetos (línea continua). La diferencia entre las velocidades radiales de los componentes del par es como máximo de 350 km/s.



Muestra	Perturbaciones morfológicas	Nº de pares
P_M	signos de colisión (merger)	294
P_T	signos de interacción tidal	535
P_N	No muestran signos de interacción	340

Tabla 5.4: Definición de las submuestras de pares de galaxias en interacción utilizadas en esta tesis. En todos los casos la separación máxima entre las dos componentes es menor a 25 kpc y el número de pares incluye los objetos en el rango de redshift [0,03-0,1]

5.4.3. Galaxias en grupos

En este trabajo se utiliza una muestra de grupos de galaxias obtenidos del catálogo espectroscópico de galaxias derivado del SDSS-DR7 (en adelante M7). El mismo fue obtenido por Merchán & Zandivarez (2005) utilizando un algoritmo del tipo "amigos de los amigos". En la figura 5.10 se pueden apreciar las distribuciones de redshift de estos grupos, sus dispersiones de velocidad y sus multiplicidades. Los problemas que resultan de proyectar la distribución tridimensional de galaxias en grupos al plano del cielo han sido fuente de los mayores cuestionamientos a la efectividad del método de sustracción de fondo. Se ha puesto de manifiesto que en aquellos grupos que son simples aglomeraciones en proyección pero sin ninguna relación dinámica el método da lugar a resultados equivocados (Valotto et al. 2004). Además de la ubicación espacial de los miembros del sistema, existe otro indicador de la presencia de cúmulos de galaxias, que es la emisión en rayos X. Los rayos X se producen por la aceleración de cargas en el seno de halos masivos con presencia de gas. El satélite ROSAT ha detectado muchas fuentes de rayos X, algunas de las cuales tienen como contraparte en el rango óptico, aglomeraciones de galaxias que pueden considerarse locaciones aseguradas de cúmulos masivos de galaxias. La combinación del RASS (Rosat All Sky Survey) con el SDSS dio lugar a la muestra de cúmulos de galaxias con emisión en rayos X, denominada RASS-

5.4. Definición de las muestras

SDSS (Popesso et al. 2005). En general, los cúmulos que emiten en rayos X son masivos, aunque esta muestra abarca objetos ligados de masas hasta $10^{12,5} M_{\odot}$. El número de cúmulos que resultan de la combinación del catálogo RASS con el Release 4 del SDSS es de 114 en el rango de redshift 0,002 a 0,45. La figura 5.11 muestra las distribuciones de los tamaños de los cúmulos de galaxias, cuantificados mediante el radio virial R y el radio que contiene la mitad de la luz $R_{1/2}$, junto con la correlación entre ambos. Se puede apreciar que la distancia a partir de la cual se calcula la densidad de galaxias de fondo es mayor que los tamaños de los cúmulos más grandes, y es por lo tanto una distancia segura para estimar la densidad media sin que esté afectada por las galaxias de las regiones exteriores del cúmulo. Popesso et al. (2005) también obtuvieron ajustes de Schechter de las funciones de luminosidad de cada uno de los cúmulos RASS-SDSS. Los parámetros de dichos ajustes se presentan en la figura 5.12. Nótese que hay una notable dispersión entre los valores que corresponden a los mejores ajustes de las funciones de Schechter para los distintos cúmulos. Se seleccionaron distintas submuestras de grupos M7 y cúmulos RASS-SDSS, de acuerdo a los criterios que se resumen en la tabla 5.5.

M7			RASS-SDSS		
Submuestra		Nº sistemas	Submuestra		Nº sistemas
M7+total	$N \geq 4$	13002	RASS-total	total ($0,03 < z < 0,1$)	40
M7+10	$N > 10$	2037	RASS+R12	$R_p > 1,2$ Mpc	7
M7+20	$N > 20$	674	RASS-R12	$R_p < 1,2$ Mpc	33
M7+30	$N > 30$	347			
M7.04	$N=4$	4555			
M7+S300	$\sigma > 300$ km/s	767			
M7-S250	$\sigma < 250$ km/s	928			

Tabla 5.5: Definición de las submuestras de grupos utilizadas en esta tesis.

Fig. 5.10: *Propiedades de los cúmulos de la muestra M7. En el panel superior se muestra la distribución de redshifts, acotada al rango 0,03–0,1. En el panel medio se muestra la distribución de las multiplicidades de los grupos, en el catálogo de galaxias en grupos que surge de la muestra espectroscópica. La distribución de dispersión de velocidades se muestra en el panel inferior.*

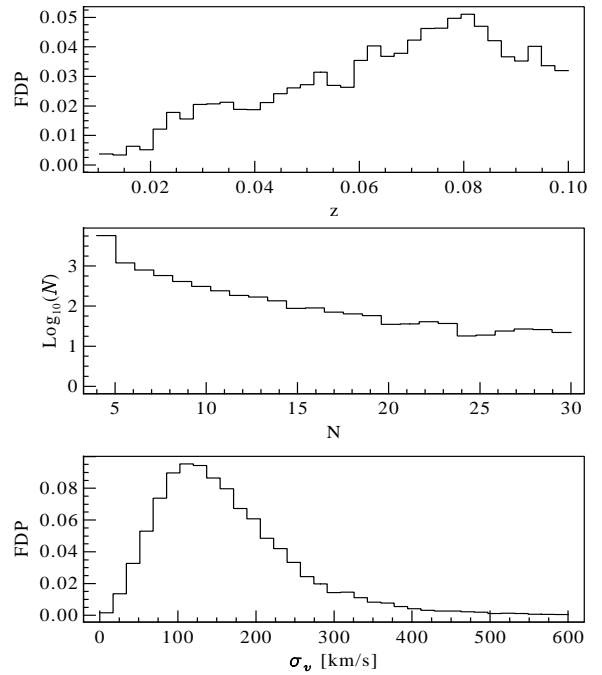
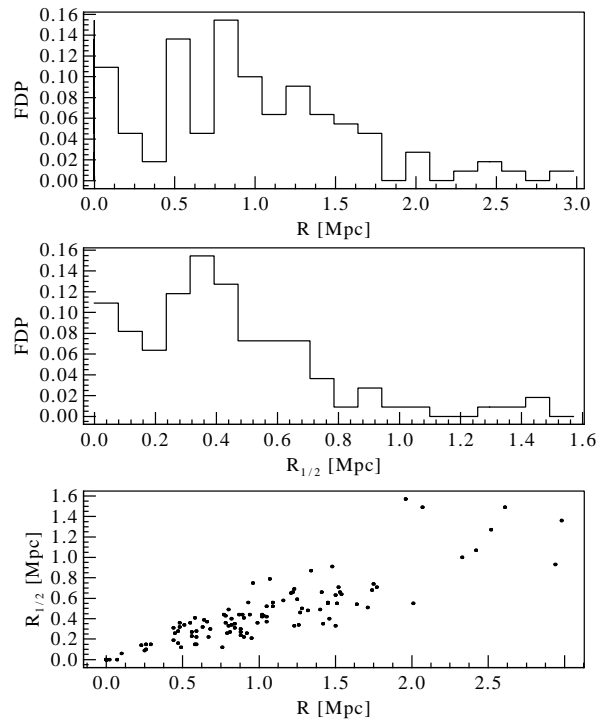


Fig. 5.11: *Distribuciones de los radios viriales de los cúmulos RASS, y de los radios que contienen la mitad de la luz ($R_{1/2}$). Se muestra también la relación entre ambos. Los datos fueron tomados del catálogo (disponible en <http://cdsarc.u-strasbg.fr>).*



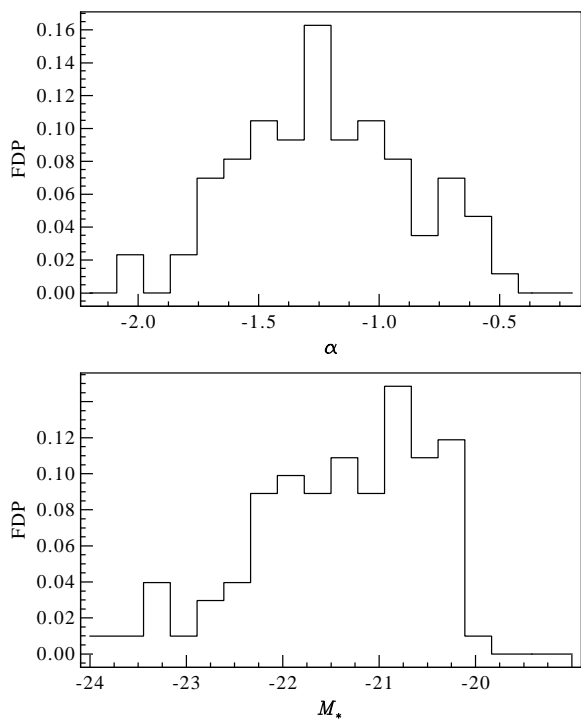


Fig. 5.12: Distribuciones de los parámetros de ajuste individuales de la función de Schechter de los cúmulos RASS, tomados del catálogo original. Los ajustes fueron realizados utilizando métodos de sustracción de fondo por Popesso et al. (2005)

BIBLIOGRAFÍA

- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2004, *AJ*, 128, 502
- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2005, *AJ*, 129, 1755
- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2003, *AJ*, 126, 2081
- Abazajian, K. & Sloan Digital Sky Survey, f. t. 2008, ArXiv e-prints
- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2007, *ApJ Supplement Series*, 172, 634
- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2006, *ApJ Supplement Series*, 162, 38
- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2008, *ApJ Supplement Series*, 175, 297
- Agustsson, I. & Brainerd, T. G. 2007, ArXiv e-prints
- Alonso, M. S., Lambas, D. G., Tissera, P., & Coldwell, G. 2007, *MNRAS*, 375, 1017
- Blanton, M. R., Lin, H., Lupton, R. H., et al. 2003, *AJ*, 125, 2276
- Blanton, M. R., Schlegel, D. J., Strauss, M. A., et al. 2005, *AJ*, 129, 2562
- Chen, J. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 484, 347
- Chen, J., Kravtsov, A. V., Prada, F., et al. 2006, *ApJ*, 647, 86
- Christlein, D. 2000, *ApJ*, 545, 145
- Colless, M., Peterson, B. A., Jackson, C., et al. 2003, ArXiv Astrophysics e-prints
- Cooray, A. & Milosavljevic, M. 2005, *ApJ*, 627, L85
- da Costa, L. N., Pellegrini, P. S., Sargent, W. L. W., et al. 1988, *ApJ*, 327, 544
- del P Lagos, C., Padilla, N. D., & Cora, S. A. 2009, 0901.1879
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., et al. 1996, *AJ*, 111, 1748
- Geller, M. J. & Huchra, J. P. 1983, *ApJ Supplement Series*, 52, 61
- Giovanelli, R. & Haynes, M. P. 1991, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 29, 499
- Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 355, L27
- Huchra, J., Davis, M., Latham, D., & Tonry, J. 1983, *ApJ Supplement Series*, 52, 89

-
- Lupton, R. H., Gunn, J. E., & Szalay, A. S. 1999, *AJ*, 118, 1406
- Merchán, M. E. & Zandivarez, A. 2005, *ApJ*, 630, 759
- Moreno, J., Giocoli, C., & Sheth, R. K. 2008, *MNRAS*, 391, 1729
- Navarro, J. F., Hayashi, E., Power, C., et al. 2004, *MNRAS*, 349, 1039
- Popesso, P., Böhringer, H., & Voges, W. 2005, in *Multiwavelength Mapping of Galaxy Formation and Evolution*, ed. A. Renzini & R. Bender, 444–+
- Sales, L. & Lambas, D. G. 2005, *MNRAS*, 356, 1045
- Shectman, S. A., Landy, S. D., Oemler, A., et al. 1996, *ApJ*, 470, 172
- Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., et al. 2002, *AJ*, 123, 2121
- Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., et al. 2002, *AJ*, 123, 485
- Strauss, M. A., Weinberg, D. H., Lupton, R. H., et al. 2002, *AJ*, 124, 1810
- Tegmark, M., Eisenstein, D. J., Strauss, M. A., et al. 2006, *AJ*, 120, 123507
- Valotto, C. A., Muriel, H., Moore, B., & Lambas, D. G. 2004, *ApJ*, 603, 67
- van den Bosch, F. C., Yang, X., Mo, H. J., et al. 2006, *astro-ph/0610686*
- Yang, X., Mo, H. J., & van den Bosch, F. C. 2008, *ApJ*, 676, 248

Función de selección angular

El procedimiento observacional de obtención de datos implementado en el desarrollo de un catálogo de galaxias conlleva una serie de complicaciones que se traducen en falta de homogeneidad de la cobertura angular de los datos. Esta inhomogeneidad es una consecuencia inevitable del hecho de catalogar un área limitada del cielo donde se encuentran objetos brillantes que afectan las observaciones de los objetos más débiles. Estas regiones, en donde no se pueden obtener datos de calidad fotométrica, son eliminadas o enmascaradas, y junto con los vacíos propios del procedimiento observacional constituyen la función de selección o máscara de completitud angular. La definición de esta función es muy importante en todo procedimiento estadístico detallado que implique la superposición de datos de distintos campos y el cómputo de áreas. En este capítulo se desarrolla un algoritmo para la construcción de máscaras, y se detalla el procedimiento para su implementación automática en los campos de galaxias centrados en cada uno de los sistemas estudiados. Se discuten además otros sesgos observacionales relacionados con la completitud del catálogo fotométrico y falsas identificaciones en los catálogos de galaxias. Se compara el algoritmo descrito con otro *software* disponible, y se se nalan las ventajas y desventajas de unos y otros.

6.1. Máscaras de catálogos

El tratamiento estadístico de datos que ocupan una fracción importante del cielo, requiere una descripción detallada de la región ocupada. Dadas las dificultades del proceso de recolección de datos, la forma geométrica del área observada resulta ser considerablemente compleja. Esto se debe principalmente a que los relevamientos ocupan grandes áreas y las tareas de observación abarcan importantes periodos de tiempo, a lo largo de los cuales la calidad fotométrica de las noches cambian, se actualizan métodos y se presentan imprevistos. El conjunto de datos final, surge de la combinación de una gran cantidad de datos recabados en regiones pequeñas (más pequeñas mientras más profundas sean las mediciones) y de una geometría particular que tiene que ver con los instrumentos de medición. Se puede considerar a la máscara de un catálogo como una función $M(\alpha, \delta, m)$ que asigna a una región del cielo centrada en (α, δ) el valor de la completitud del catálogo para un rango de magnitud aparente $(m, m + \Delta m)$ en una determinada banda. En su versión más simple, no se considera la completitud y la máscara simplemente divide al cielo en dos regiones: dentro y fuera del área A de datos,

$$M(\alpha, \delta) = \begin{cases} 1. & \text{si } (\alpha, \delta) \in A \\ 0. & \text{si } (\alpha, \delta) \notin A \end{cases}$$

En la práctica, una función de selección está dada por un algoritmo que decide si un punto está dentro o fuera del área de datos, usando conjuntos de regiones simples y disconexas que forman el área total del catálogo, o bien conjuntos de puntos que determinan los bordes.

Las coberturas geométricas de catálogos fotométricos está caracterizada por la superposición de placas fotográficas o exposiciones digitales. Los bordes e intersticios que se producen en el proceso de recolección de datos tienen la forma característica de los campos que se superponen, generalmente circulares o rectangulares. Los catálogos espectroscópicos de última generación hacen uso de placas perforadas a las cuales se les adosan fibras ópticas que reciben la radiación de objetos individuales o partes de los mismos. La cobertura angular de estos catálogos está definida por la superposición, generalmente incompleta, de las placas circulares.

En el caso del catálogo fotométrico del SDSS, el procedimiento de medición, descrito en el capítulo 6, genera un borde del catálogo caracterizado por los bordes de las bandas o *runs*, cuya descripción no resulta sencilla. Además, en los lugares donde la superposición de los *runs* no es completa, aparecen vacíos de forma característica, generalmente alargados y acompañados por otros vacíos cercanos. Así, la máscara define los bordes o límites de la región catalogada, que dependen de la estrategia de observación. Pero además, se deben eliminar una serie de huecos de distintas formas y tamaños en las posiciones en donde las observaciones están afectadas por otros problemas. Por ejemplo, alrededor de estrellas brillantes las mediciones fotométricas se ven dificultadas por el perfil de luminosidad de la estrella y su patrón de difracción, y muchas de las galaxias cercanas en proyección no pueden ser individualizadas satisfactoriamente por el algoritmo de identificación de galaxias. Por esta razón, se necesita enmascarar también a las estrellas brillantes, teniendo en cuenta además

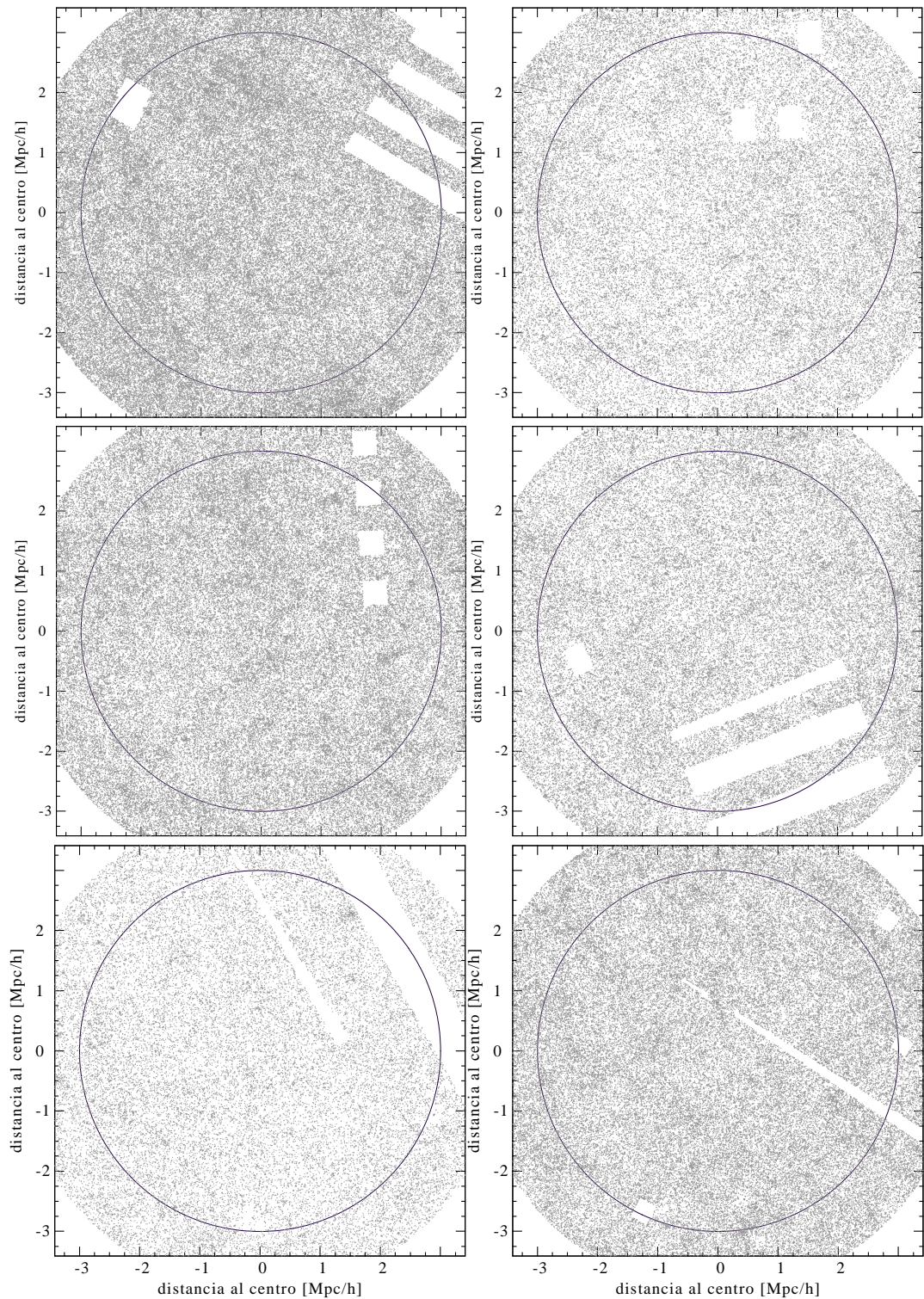


Fig. 6.1: Ejemplos de campos donde se muestran algunas de las situaciones que deben ser resueltas por el algoritmo que genera las máscaras individuales. Cada punto representa una galaxia del catálogo fotométrico. Deben tenerse en cuenta los huecos y regiones faltantes y también los bordes de la región de interés.

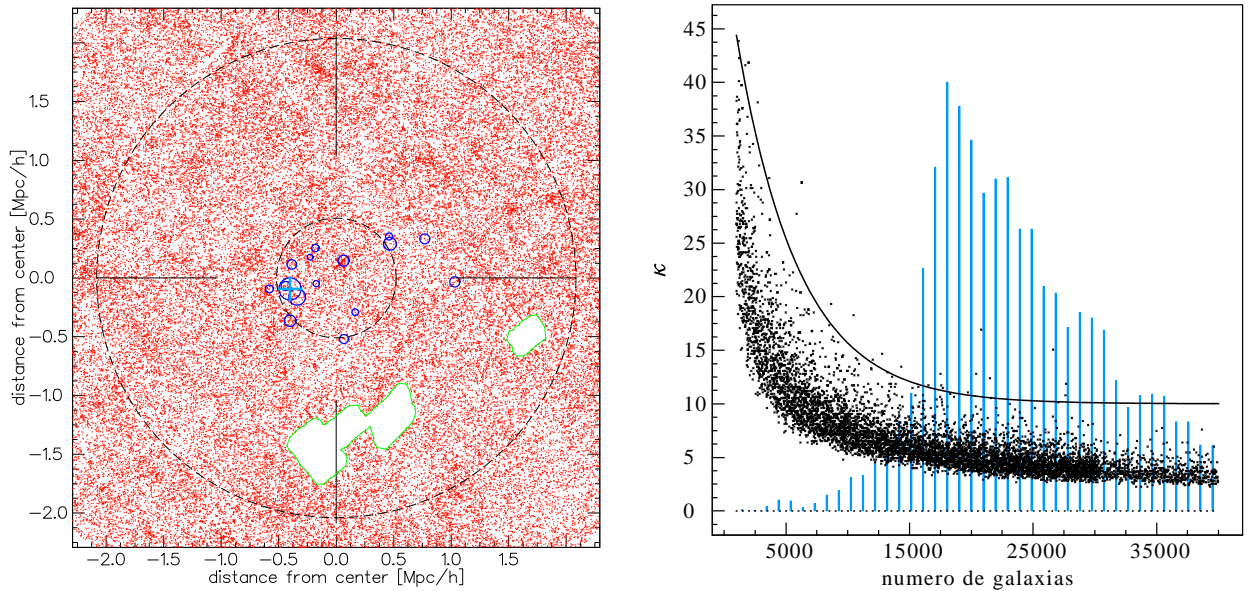
las orientaciones de los patrones de difracción. Similares precauciones deben tenerse con las trazas de objetos luminosos como asteroides, cometas o satélites artificiales. En la figura 6.1 se muestran algunos de los casos más patológicos que se encuentran en campos de galaxias. Se pueden ver en esta figura las marcas generadas por la geometría del catálogo (las bandas paralelas son típicas de los *runs*) y oquedades que resultan de cubrir objetos brillantes (polígonos de tamaños y formas diversas).

El procedimiento más sencillo para generar una función de completitud angular consiste en particionar la esfera celeste en partes o *pixeles*. Se puede determinar si un pixel dado pertenece al área catalogada simplemente contando el número de galaxias que contiene. Si ese número es cero, entonces la función de selección en la región ocupada por ese pixel es igual a cero. Existen algoritmos (Nicastro & Calderone 2008; Gorski et al. 2005; Crittenden 2000, por ejemplo "HEALPIX" o "Igloo") que permiten una partición de la esfera en un esquema jerárquico de pixeles de igual área. El uso de este método, sin embargo, describe a los vacíos mediante la unión de pixeles, y por lo tanto tiene limitaciones en las formas geométricas, ya que las formas de los pixeles pueden no ajustarse a las formas de los vacíos. Este problema se minimiza usando pixeles más pequeños, pero aparecen problemas por el ruido en el recuento de objetos. Otros esquemas hacen uso de polígonos esféricos disconexos (Mangle, Swanson et al. 2008; Hamilton & Tegmark 2004) que ofrecen la ventaja de adaptarse al procedimiento observacional de un catálogo, y en particular de SDSS. Sin embargo, cuando se quiere describir una área de forma complicada se deben usar un gran número de polígonos. Su implementación en vacíos de forma arbitraria, como es el caso de las máscaras de estrellas brillantes que no depende del diseño del catálogo, resulta de difícil aplicación. Por ejemplo, en la figura 6.2 se muestra el campo de un grupo de galaxias en donde hay varias estrellas brillantes que imposibilitan mediciones en las regiones rectangulares vacías. En las implementaciones anteriormente mencionadas, para saber si un punto del cielo está incluido o no dentro del área del catálogo, hay que probar si está en alguno de los polígonos disjuntos que lo forman. Esto implica en general recorrer un gran número de polígonos hasta dar con el adecuado, o incluso recorrerlos a todos si la respuesta final es negativa. Aunque existen formas de mitigar este problema (Swanson et al. 2008), aún resulta muy demandante computacionalmente manejar máscaras de esta forma. Su uso es recomendable cuando se hacen estudios de la distribución en gran escala de las galaxias (e.g. Tegmark et al. 2006; Nishimichi et al. 2007; Tinker et al. 2007; Wang et al. 2007) pero se puede evitar cuando se quiere hacer uso formal de la cobertura angular en una región limitada. Ninguno de los procedimientos anteriores satisface las necesidades de este trabajo, por lo que se diseñó un algoritmo orientado a resolver varios problemas que se presentan en los datos utilizados (Lares 2007).

6.2. Construcción empírica de máscaras localizadas

El método propuesto consiste en elaborar empíricamente máscaras individuales para regiones circulares pequeñas a partir de los datos. En este enfoque no es necesario conocer

la geometría relacionada con los detalles instrumentales del catálogo y se puede aplicar en catálogos fotométricos siempre que el área de los vacíos sea grande comparada con la separación media de las galaxias. Su aplicación a un gran número de regiones de interés distintas evita expresar la máscara en toda la esfera. La construcción de la máscara de un catálogo en una región dada se basa en el hecho de que la densidad de galaxias débiles es aproximadamente constante en las distintas regiones del cielo, por lo que los huecos en el catálogo se encuentran simplemente donde las galaxias no están presentes. Para identificar los huecos se define primero un radio de percolación r_0 , que es una fracción de la separación media $\langle D \rangle$, $r_0 = \kappa \langle D \rangle$, definida como el radio de un círculo que contiene en promedio una galaxia, y donde κ es un factor del orden de 1 calibrado a partir de los datos mediante un procedimiento MonteCarlo. Si un círculo con radio r_0 no contiene galaxias de la muestra, entonces se lo considera parte de un hueco o región faltante. El radio de percolación debe elegirse de tal forma que identifique los huecos adecuadamente, si es demasiado pequeño, da lugar a identificaciones espúreas en lugares donde hay menor densidad de galaxias, y si r_0 es muy grande, los huecos más pequeños no serán encontrados. El valor del radio de percolación r_0 depende de la densidad de objetos, o bien, para un área proyectada fija, del número total N de objetos que contiene, y se supone dado por una expresión empírica de la forma $r_0 = cte + e^{aN}$. Para obtenerla se diluyó progresivamente un ensamble de campos completos de acuerdo a inspección visual, y se calculó para las distintas diluciones el valor mínimo de r_0 para el cual



(a) Aplicación de la máscara en un campo de un grupo de galaxias. Se pueden ver las posiciones del centro del grupo y de los objetos que contiene, además de la máscara poligonal que limita la zona del catálogo limitada por estrellas brillantes

(b) Cálculo del radio de percolación para construir las máscaras

Fig. 6.2: Ejemplo de una máscara y parámetros que participan en su cálculo.

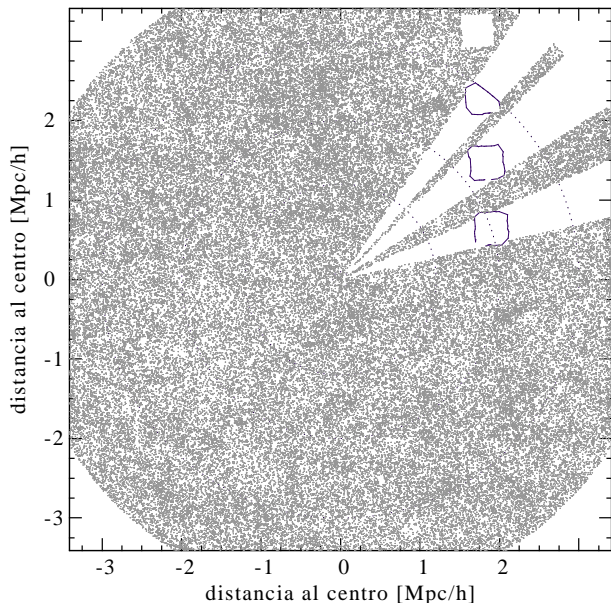


Fig. 6.3: Uso de la máscara en el método de sustracción de fondo. Los puntos representan las posiciones de galaxias del catálogo fotométrico, donde se eliminaron los sectores circulares que contienen huecos. También deben hacerse correcciones cuando los polígonos no están completamente contenidos dentro del área ocupada por los anillos, limitada por líneas de puntos.

no se detectaron huecos. Debido a la dispersión resultante, se eligió una función que utiliza para un campo de la misma área, un valor ligeramente superior a los valores obtenidos del proceso MonteCarlo, donde comienzan a aparecer huecos espúreos. La función elegida (ver figura 6.2) es: $r_0 = \langle D \rangle [0,2 + 0,42 \exp(2 \cdot 10^{-4} N)]$. Aunque el número de galaxias puede estar disminuído por la falta de completitud angular, esta elección da buenos resultados en primera aproximación. Para una aplicación rigurosa se puede realizar el procedimiento varias veces para iterar sobre el valor de r_0 .

Una vez determinado el radio de percolación, se sortean puntos con posiciones aleatorias dentro del área de interés. Luego se marcan las galaxias más cercanas a los puntos que no tienen vecinos dentro de un radio r_0 . La lista de galaxias así obtenida se limpia para evitar repeticiones y se somete a una búsqueda de agrupaciones mediante un algoritmo simple de tipo friends-of-friends (Huchra & Geller 1982), para reconocer geometrías complejas, o múltiples huecos. Los resultados son satisfactorios generando $\mathcal{O}(10^4)$ puntos, pero si el área del campo en estudio es muy grande, se necesitan muchos más, razón por la cual el método no es recomendable. Las galaxias del borde de los huecos se usan para caracterizarlos, formando polígonos que son simplemente la concatenación ordenada de las posiciones de esas galaxias. En la figura 6.3 se puede apreciar cómo funciona la máscara en el cálculo del perfil de densidad. Los huecos son identificados por el algoritmo y se construyen los polígonos que los limitan con las galaxias del borde. El campo se divide en intervalos angulares regulares y aquellos que contienen puntos aleatorios aislados de galaxias no se consideran en el cómputo del perfil de densidad. El resultado del recuento de galaxias se divide por la fracción angular utilizada: $N_i = N_i * k^+ / (k^+ + k^-)$, siendo k^+ y k^- el número de intervalos angulares que contienen y no contienen, respectivamente, puntos aislados. Es posible utilizar los polígonos y algoritmos para aprovechar todas las galaxias del campo, sin embargo su implementación es más compleja. En la figura 6.4 se presenta la distribución de las fracciones de área utilizables

de la muestra total de primarias.

6.3. Caracterización detallada de máscaras en SDSS

El área ocupada por el catálogo del cual se obtienen los datos no tiene una forma simple, y los detalles de la estructura de agujeros y bordes es un problema adicional que debe ser resuelto a la hora de aplicar el método de sustracción de fondo. Mientras que los bordes del catálogo son relativamente simples, el catálogo presenta un gran número de agujeros de una variedad de formas. El origen de estos agujeros debe buscarse en la presencia de varios tipos de objetos brillantes que tapan las galaxias de fondo, principalmente las más débiles. Entre los objetos más notables, se encuentran las estrellas de la galaxia, pero también se cuentan los trazos luminosos de objetos del sistema solar y de satélites artificiales, rayos cósmicos, etc. Además, en ciertos casos, hay patrones regulares de agujeros, a veces asociados con una estructura incompleta de "stripes", lo que resulta común cuando se trabaja con datos librados antes de que el catálogo haya sido realizado en su cobertura completa.

Dado que el número de satélites que se espera es relativamente bajo comparado con las galaxias de fondo, es necesario incluir en las muestras muchos sistemas con el objeto de elevar la señal con relación al ruido. El número de satélites crece linealmente con el número de campos, y como el ruido Poisson crece como la raíz cuadrada del número de galaxias, se necesita un número grande de campos para separar adecuadamente la población de satélites del fondo. En cada uno de estos campos debe usarse una máscara para calcular correctamente las áreas que intervienen en el método. Además el uso de máscaras permite utilizar un mayor número de campos incluidos en los cálculos estadísticos.

Para llevar a cabo el procedimiento de sustracción de fondo correctamente, hay que calcular las áreas de las regiones afectadas por la máscara. La construcción de la máscara está basada en la suposición de que, a una resolución adecuada, las galaxias débiles forman un fondo uniforme, de tal forma que los agujeros se pueden asociar directamente con la ausencia de objetos débiles en una región dada del cielo. Para identificar regiones sin galaxias débiles se usó un método Monte Carlo que consiste en determinar las distancias de las galaxias débiles en un campo a puntos uniformemente distribuidos. Para ello se adopta un radio de percolación r_0 igual al 20% de la separación angular media $\langle D \rangle$ en cada campo. La elección de este umbral es el resultado de estudiar un gran número de casos de huecos de distintas características, con la intención de asegurar la mayor eficiencia posible en el método de identificación de huecos. El conjunto de puntos que no tienen galaxias vecinas dentro de cierto valor permite identificar agujeros en la vecindad de los sistemas eligiendo el conjunto de las galaxias más cercanas. El borde que resulta para cada agujero está definido por las aristas que conectan las galaxias de los bordes.

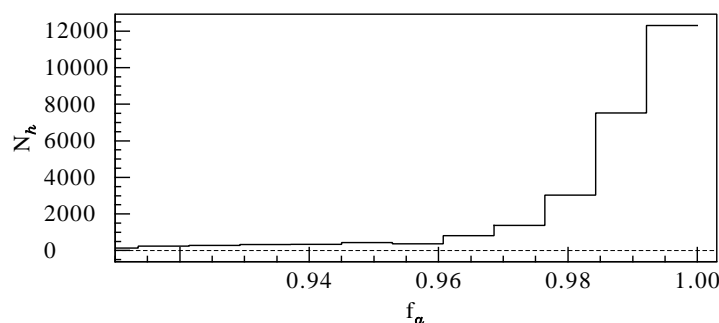


Fig. 6.4: Distribución de las fracciones angulares que no están afectadas por la corrección de la máscara angular entre 0 kpc y 3000 kpc de distancia proyectada en la muestra de primarias.

6.4. Zona de exclusión de falsas identificaciones

El número de galaxias satélites por unidad de área se puede calcular como función de la distancia radial R_p al centro del sistema que se considere. La ubicación del centro del sistema coincide con las coordenadas de la galaxia central en los casos de las muestras PRI, mientras que en los demás casos es el centro geométrico del grupo de galaxias. Para obtener el perfil de densidad, se divide el campo en anillos, y se calcula la densidad de galaxias en cada anillo, teniendo en cuenta la magnitud absoluta límite a la distancia del sistema considerado y las demás restricciones que se impongan a la muestra. A cada objeto se le asigna un índice, de acuerdo al intervalo de distancia radial medida desde el centro del sistema en el que se encuentra, que equivale al número de anillo contando desde el centro. El algoritmo de asignación de índices puede variar según sea la distribución de los anchos de los anillos que se elija. En este caso se utilizaron dos esquemas de partición de distancias radiales proyectadas, que presentan ventajas y desventajas según se detalla a continuación.

Puede resultar conveniente elegir intervalos que no sean de ancho constante sino que se adapten al número de objetos que incluyen. Cuando se busca que el número de galaxias que resultan de los recuentos en los anillos sean comparables, para que las incertezas sean del mismo orden en todo el rango de distancias al centro, entonces son convenientes los anillos de ancho variable. Mientras que los anillos más interiores son anchos, los exteriores son más angostos y cubren un área similar. De esta forma las incertezas en los recuentos, que van como la raíz cuadrada del número de objetos, son del mismo orden en todos los intervalos. Los errores Poisson se utilizan para cuantificar las incertezas en los recuentos de galaxias, y conducen a errores relativos altos cuando el número de objetos incluidos en las muestras es bajo. Dado que los anillos internos tienen menor área, en general contienen menos objetos, por lo que los primeros intervalos son más anchos y los que corresponden a los anillos más exteriores con más angostos. Otra alternativa consiste en elegir intervalos radiales de ancho constante, con lo cual los intervalos más cercanos al centro tendrán mayores incertezas, pero a la vez será posible tener más puntos en la región central y así caracterizar convenientemente el comportamiento en todo el rango de distancias radiales.

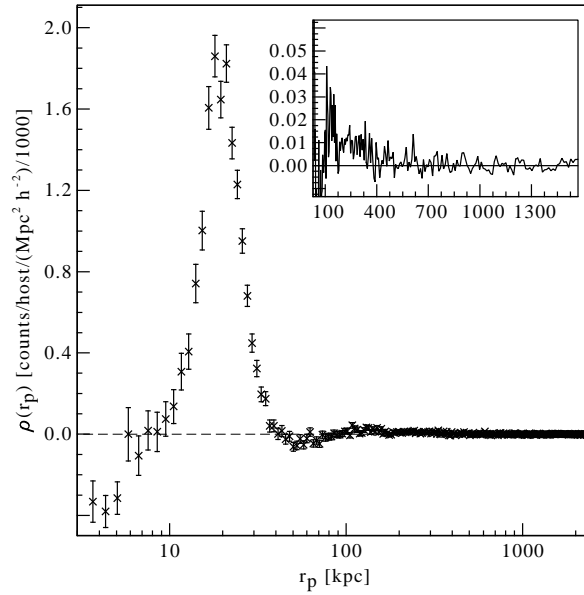


Fig. 6.5: Perfil de densidad de galaxias en exceso (respecto del fondo abarcado desde 2 Mpc hasta 3 Mpc para la muestra S2). En el gráfico inserto se muestra una ampliación de la región en donde la señal se puede atribuir a los satélites.

Se puede definir una muestra de control tomando como centros posiciones aleatorias dentro del área de cobertura del catálogo. En estas posiciones no se esperan encontrar sobredensidades, y se comprueba que el perfil de densidad de una muestra de control que contenga un número de campos comparable al número de sistemas de las muestras utilizadas es consistente con una densidad constante en todo el rango de distancias considerado. Se puede ver que las fluctuaciones a pequeña escala no afectan al perfil y por lo tanto se considera seguro el rango que va más allá de la señal y hasta 4 Mpc para estimar el valor promedio de la densidad de fondo de galaxias. De una comparación entre la muestra de control y el perfil obtenido para un conjunto de grupos de galaxias, se puede apreciar la diferencia entre ambos.

Una vez definidos los intervalos de distancias radiales, simplemente se efectúa un recuento de la cantidad de objetos que hay en cada uno de ellos y a partir de esos valores se construye el correspondiente histograma, que es un estimador de la función distribución radial de satélites $\rho(r)$ alrededor del centro del sistema. Los recuentos en cada campo están corregidos por la máscara angular, lo cual permite incrementar notablemente el número de sistemas en las muestras. Para aplicar la corrección por la máscara de completitud espacial se separa cada campo en intervalos angulares medidos a partir del centro, y se incluyen en los cálculos solamente aquellas secciones circulares que no contienen huecos.

Si se trabaja con un campo a la vez, se observa que en la mayoría de los campos hay rangos de distancia radial con muy poca contribución al perfil, y por lo tanto con grandes fluctuaciones en la densidad. Aún en los campos completos en donde no hay necesidad de utilizar la correspondiente máscara, el número de galaxias en general no es lo suficientemente grande

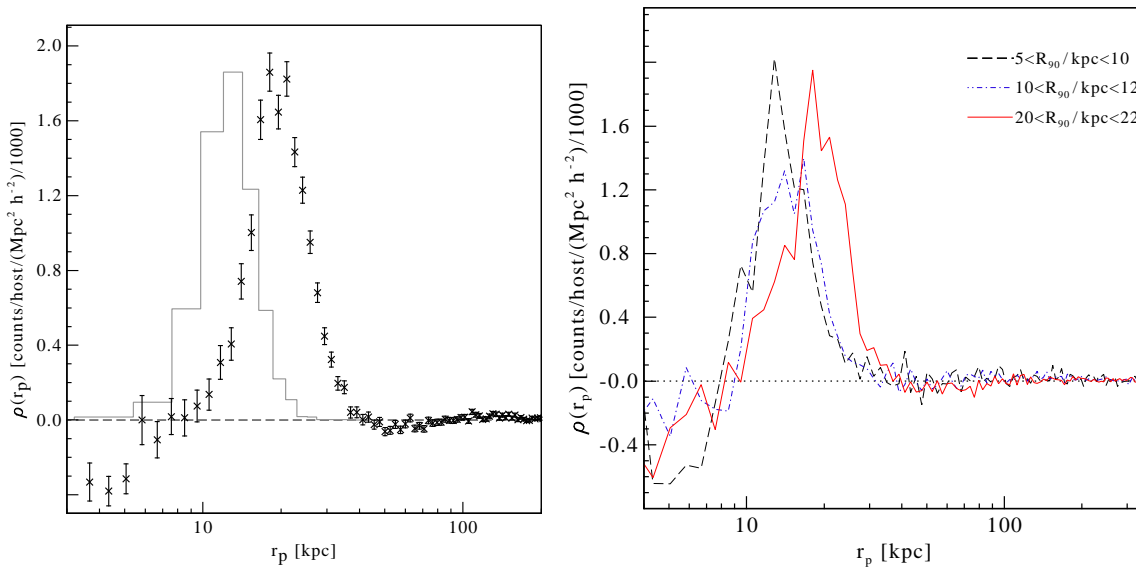
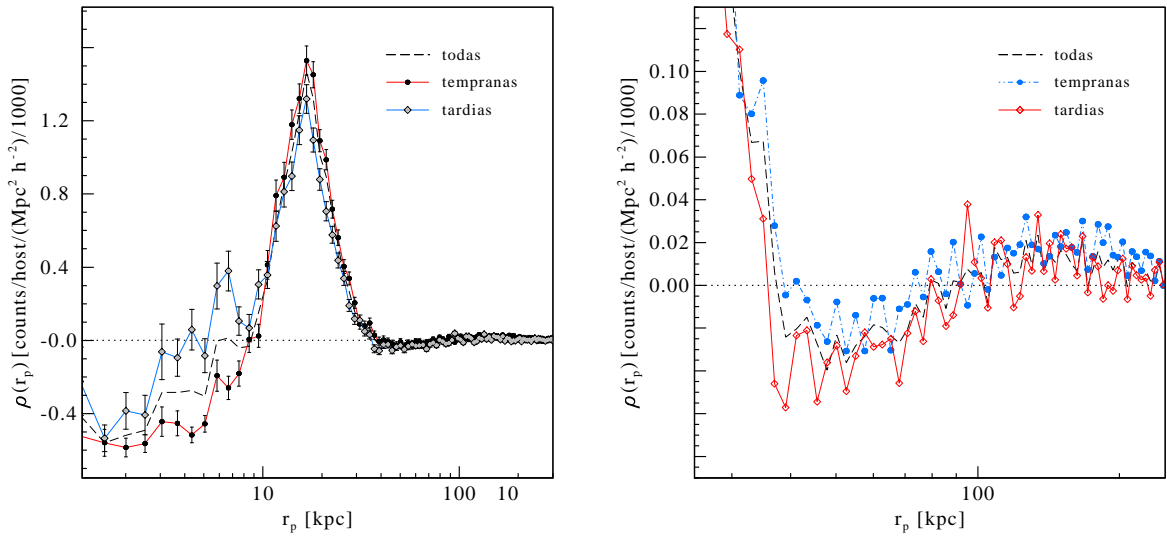


Fig. 6.6: Perfil de densidad de galaxias falsas comparado con la distribución de radios de Petrosian de las Primarias incluidas en la muestra. Se muestra, para comparación, la distribución de los radios de Petrosian R_{90} y los perfiles de galaxias falsas de distintos tamaños.

como para detectar con una señal estadísticamente significativa la variación del número de objetos como función de la distancia radial.

Para obtener perfiles de densidad de galaxias en sistemas, se usaron datos fotométricos obtenidos a partir del algoritmo de procesamiento de datos del SDSS. Este algoritmo da como resultado fotometría y astrometría digitales de muy buena calidad, como así también la individualización y catalogación de galaxias y estrellas (Lupton et al. 2001). El proceso de identificación de objetos individuales se realiza automáticamente para acotar el tiempo de procesamiento de datos. Sin embargo, su implementación adolece de ciertas deficiencias, que tienen que ver con la naturaleza de los datos. El problema más importante en la identificación de objetos individuales es el conocido como “deblending”, que consiste en identificar como galaxias a objetos que no lo son pero tienen un alto contraste de luminosidad. Este problema aparece especialmente en las galaxias de tipo tardío, y fundamentalmente en los discos en donde se encuentran patrones de luminosidad bastante complejos. En estos casos, la variación en el brillo superficial de ciertos objetos hace muy difícil distinguir si una galaxia es un objeto individual o es parte de otro objeto. Como resultado, aparece en el catálogo de galaxias un exceso artificial de objetos cercanos a las galaxias espirales que subtienden ángulos sólidos relativamente grandes. Estos objetos aparecen catalogados como galaxias pero no son tales, y deben ser tenidos en cuenta en la aplicación de técnicas estadísticas. En particular, cuando se calcula el perfil de densidad, aparece un gran exceso de objetos que no son galaxias alrededor de las primarias. El número de satélites que se calcula evitando la región interna, en donde no está asegurada la autenticidad e individualidad de todas las galaxias, resulta bastante menor que aquel que se calcula sin llevar a cabo esta corrección. Para corroborar estas afirmaciones,



(a) Comparación de los efectos de primarias tempranas y tardías en la región cercana al centro. Las primarias de tipo temprano producen una mayor disminución del número de galaxias por unidad de área dentro de 10 kpc.

(b) Detalle del perfil de densidad en la región en donde decae el número de falsas identificaciones pero aun la luminosidad del halo de la galaxia impide detectar galaxias de fondo.

Fig. 6.7: Perfil de densidad radial proyectado de galaxias en la región cercana a los centros de las primarias. La estructura observada se debe al recuento de las galaxias de fondo afectado por el perfil de densidad de la galaxia central.

se llevó a cabo un relevamiento visual de un conjunto de galaxias de tipo espiral, totalizando aproximadamente 100 objetos. Se pudo constatar que un número significativo de objetos que se encuentran dentro del radio de Petrosian que contiene el 90% del flujo (R_{90}) de la galaxia es, de acuerdo a la apreciación visual, el resultado de variaciones en la luminosidad dentro de las galaxias, y no se trata de objetos individuales. Sin embargo, más allá de ese radio, el número de galaxias falsas es despreciable, y por lo tanto se evitará la región interna del R_{90} . En la figura 5.6 se muestran las distribuciones de los radios R_{90} en segundos de arco y en kpc, para la muestra total de galaxias y para las distintas submuestras consideradas. Las primarias más brillantes son en general más extendidas que las galaxias más débiles, pero los radios de Petrosian son siempre menores que 100 kpc. Si se calcula el número de galaxias por unidad de área en función de la distancia radial en una zona muy cercana a las primarias, se puede ver que existe un muy notable exceso de objetos del catálogo de galaxias en una región que va desde aproximadamente 10 kpc hasta unos 50 kpc (figura 6.5). Sin embargo, muchas de estos objetos no son galaxias, sino que son entradas del catálogo que corresponden a identificaciones espúreas de galaxias en la región en donde es importante el perfil de luminosidad de la galaxia central. Más allá de 100 kpc, existe un exceso de galaxias respecto del fondo promedio, que se asocia a galaxias satélites de las respectivas primarias. En la figura 6.9 se muestran ejemplos de imágenes de galaxias de la muestra PRI con estructura en el patrón

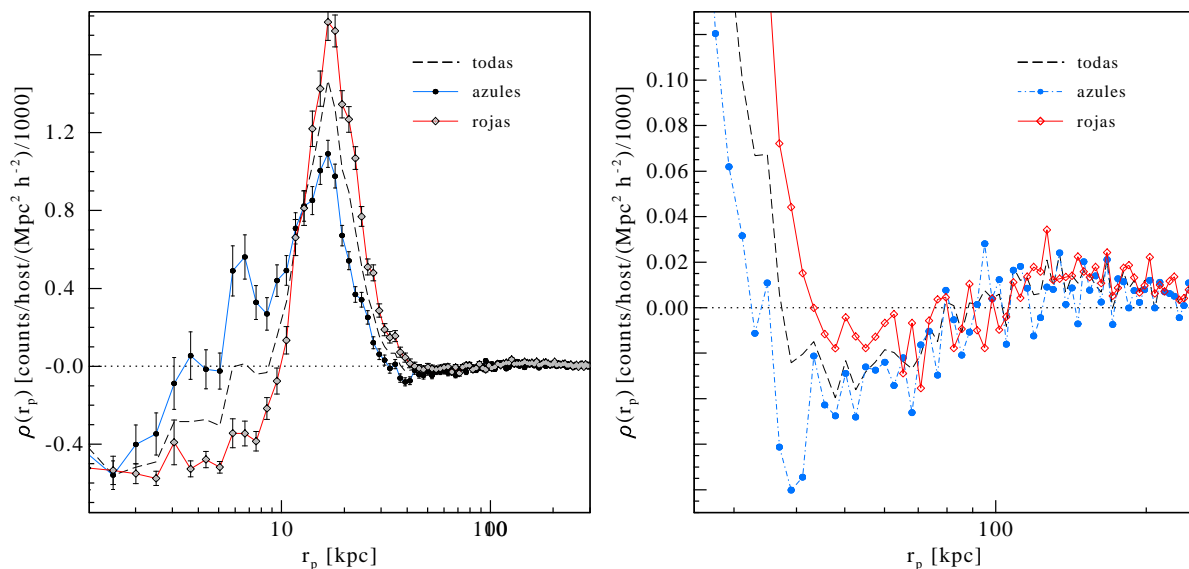


Fig. 6.8: *Idem figura anterior, pero comparando cómo afectan al perfil las galaxias rojas ($g - r > 0,8$) y azules ($g - r < 0,8$).*

de luminosidad de sus discos. Los círculos denotan objetos catalogados como galaxias en el algoritmo de reducción de datos del SDSS. Se puede ver que los objetos en los brazos espirales claramente no son galaxias, ya que siguen el patrón de luminosidad de los brazos espirales. Esta señal, que se muestra en el inserto de la figura 6.5, es la que se estudia en los capítulos de la parte III. La comparación entre la distribución de los radios de Petrosian R_{90} y el perfil obtenido dentro de 100 kpc (figura 6.6) sugiere que hay una fuerte relación entre ambos. La hipótesis de que el exceso se debe a galaxias falsas se confirmó mediante la inspección visual de un gran número de imágenes obtenidos por el SDSS *

El problema de las galaxias falsas se origina en el hecho de que las primarias presentan inhomogeneidades cuando se observan en proyección. Pero además, tienen un perfil de luminosidad extendido que oculta galaxias de fondo, disminuyendo artificialmente el fondo de galaxias. La caída de la densidad de objetos del catálogo que se observa a partir de ≈ 20 kpc hacia el centro, se debe a que muchos de los objetos que están detrás de la galaxia brillante no se pudieron observar. Esta disminución del número de objetos hacia el centro es más importante en galaxias de tipo temprano o en muestras de galaxias rojas, como puede verse en las figuras 6.7 y 6.8. Se atribuye esto al hecho de que las galaxias tempranas tienen un componente de bulbo más importante con poca subestructura de luminosidad.

6.5. Galaxias luminosas en cúmulos

Otro problema que requiere la utilización de máscaras se presenta en los cálculos aplicados en grupos de galaxias que contienen galaxias luminosas. Como se se naló anteriormente,

*<http://cas.sdss.org/astro/en/tools/chart/chart.asp>

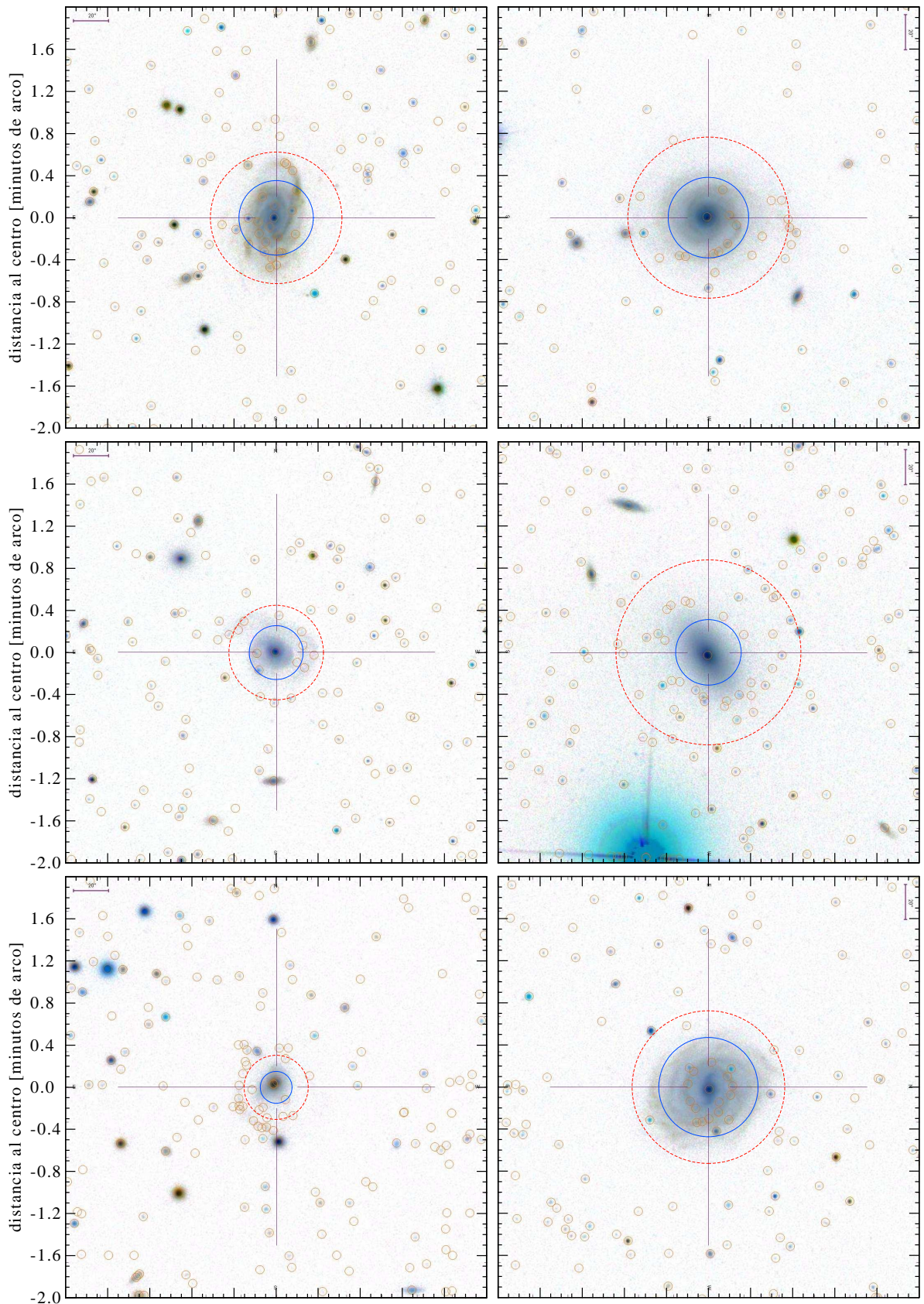


Fig. 6.9: Ejemplos de casos en los que el patrón de luminosidad de la galaxia central genera falsas identificaciones de galaxias. Se muestran circunferencias de radios R_{90} y 25 kpc en líneas continuas y de trazos respectivamente. Las galaxias del catálogo están marcadas con círculos.

el catálogo de galaxias que surge del relevamiento fotométrico se obtiene a partir de un algoritmo automático que individualiza objetos, separa estrellas y galaxias, y calcula parámetros de interés fotométrico, como magnitudes, perfiles de luminosidad, etc (Ivezic et al. 2004). Este algoritmo está calibrado para resolver de la mejor manera posible una amplia variedad de situaciones. Sin embargo, existen errores producidos como consecuencia de la automatización que muchas veces es incapaz realizar un tratamiento correcto de objetos inusuales, principalmente en el límite de baja señal/ruido. Es importante cuantificar la magnitud de los errores de identificación, o bien determinar en qué casos ocurren, para establecer las limitaciones de los datos o las correcciones necesarias. Una de las situaciones que no pueden ser resueltas es la que se presenta a la hora de identificar galaxias en las cercanías de galaxias extendidas y muy luminosas. En estos casos es frecuente la falsa identificación de galaxias débiles, consecuencia de una rica estructura de luminosidad.

Para evitar la inclusión de galaxias falsas en los distintos análisis efectuados en cúmulos de galaxias, donde es frecuente la presencia de galaxias brillantes y extensas, se evitan las regiones alrededor de las mismas. La extensión angular de la región a ser evitada se discute con detalle en el capítulo §7. Las máscaras de galaxias brillantes se implementan en las muestras de grupos M7 y cúmulos RASS. Para estas muestras, además de la máscara de selección radial se usa la máscara de galaxias brillantes, pero en lugar de eliminar los intervalos radiales que ocupan, se efectúan correcciones por las áreas que se eliminan. Mediante el uso de estos procedimientos fue posible aprovechar una mayor cantidad de datos y obtener resultados más significativos estadísticamente.

BIBLIOGRAFÍA

- Crittenden, R. G. 2000, *Astrophysical Letters Communications*, 37, 377
- Gorski, K. M., Hivon, E., Banday, A. J., et al. 2005, *ApJ*, 622, 759
- Hamilton, A. J. S. & Tegmark, M. 2004, *MNRAS*, 349, 115
- Ivezic, Z., Lupton, R. H., Schlegel, D., et al. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 583
- Lares, M. 2007, *BAAA*, 50, 255
- Lupton, R., Gunn, J. E., Ivezić, Z., Knapp, G. R., & Kent, S. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 238, *Astronomical Data Analysis Software and Systems X*, ed. F. R. Harnden, Jr., F. A. Primini, & H. E. Payne, 269–+
- Nicastro, L. & Calderone, G. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 394, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVII*, ed. R. W. Argyle, P. S. Bunclark, & J. R. Lewis, 487–+
- Nishimichi, T., Kayo, I., Hikage, C., et al. 2007, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59, 93

Swanson, M. E. C., Tegmark, M., Hamilton, A. J. S., & Hill, J. C. 2008, MNRAS, 387, 1391

Tegmark, M., Eisenstein, D. J., Strauss, M. A., et al. 2006, Physical Review D, 74, 123507

Tinker, J. L., Conroy, C., Norberg, P., et al. 2007, 0707.3445

Wang, Y., Yang, X., Mo, H. J., & van den Bosch, F. C. 2007, ApJ, 664, 608

PARTE III

ANÁLISIS Y RESULTADOS

Perfil de densidad radial de galaxias

En este capítulo se estudia la proyección en el plano del cielo de la distribución espacial de satélites en halos de distintas características. Aplicando el método descrito en el Capítulo 4, que asocia sobredensidades de galaxias con distribuciones de galaxias en exceso en el espacio de parámetros, se obtienen perfiles de densidad radial para varios casos de estudio. Se analizan sus variaciones como función de las propiedades de las galaxias y de las características de los sistemas que los alojan. Se realizan pruebas de consistencia y comparaciones con muestras de control. Los resultados obtenidos para la muestra de galaxias aisladas y luminosas se contrastan con los resultados que surgen de analizar las sobredensidades alrededor de grupos de galaxias y cúmulos de galaxias. De la comparación surge que los perfiles radiales de las muestras de cúmulos son notablemente más extendidos que los de las muestras de primarias, encontrándose además que entre las primarias, las más luminosas presentan sistemas de satélites detectables hasta radios máximos mayores. Se discuten además las variaciones en el perfil de densidad en la región interior de cúmulos en función de las propiedades de los satélites.

7.1. Uso de máscaras y ensambles

El catálogo de galaxias, que contiene estimas de las distancias a través del redshift, permite localizar sistemas de galaxias con muy baja chance de agrupaciones falsas por efecto de proyección. Las posiciones de los centros de estos sistemas, se usan para buscar sobredensidades en el catálogo fotométrico. Se puede calcular el número de galaxias en este catálogo, por unidad de área en unidades de distancia física, en anillos centrados en las posiciones de los sistemas. Se obtiene así una estimación estadística de la función de distribución de distancias radiales proyectadas de las galaxias a los centros de los respectivos sistemas, o perfil de densidad. Dado que el número de satélites que se espera obtener en un sistema es muy bajo comparado con el número de galaxias de fondo, es necesario sumar las contribuciones de muchos sistemas, formando un ensamble de sistemas de galaxias.

El método de ensamble es una poderosa herramienta que permite obtener resultados estadísticamente significativos si se combinan un gran número de sistemas. El número total de galaxias en el ensamble y en un dado intervalo radial, o anillo, se normaliza según la combinación de todas las máscaras de los campos de galaxias. A pesar de que se desarrollaron herramientas para describir detalladamente las funciones de selección angulares en cada uno de los campos, resulta más sencillo utilizar una versión aproximada de las mismas. Ésta consiste en expresar la máscara como la suma de sectores circulares en la proyección plana de cada campo, en donde contribuyen solamente aquellos sectores que no presentan huecos. Esta versión de las máscaras individuales es de uso mucho más sencillo y aunque no utiliza la totalidad de los datos disponibles, evita correcciones adicionales en el cálculo

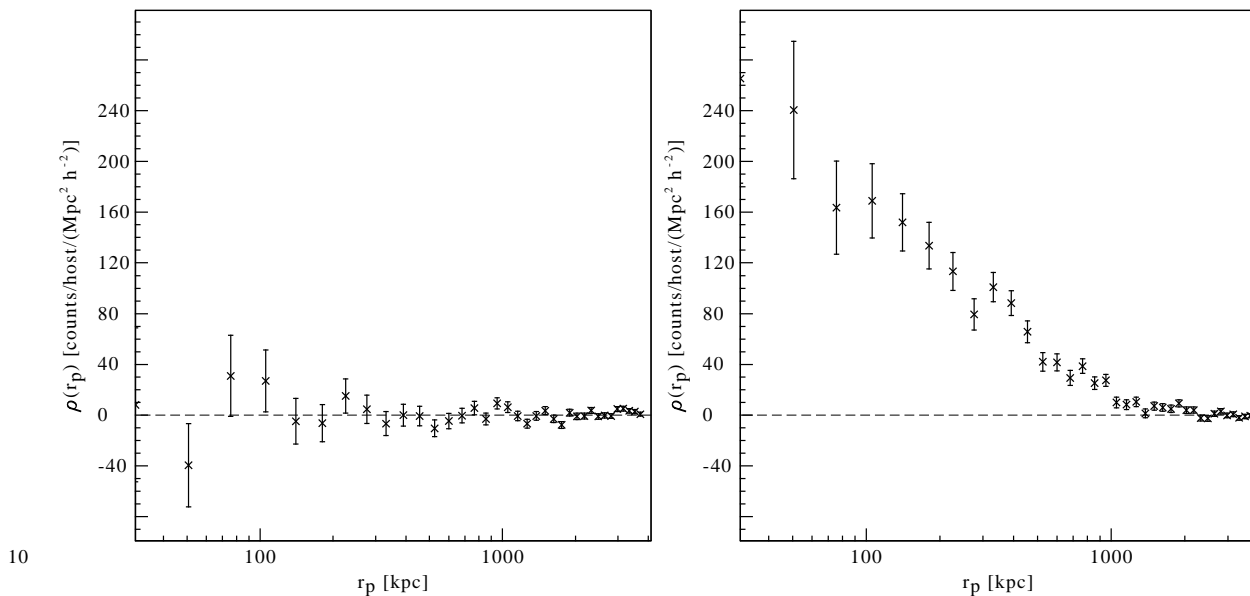


Fig. 7.1: Comparación del perfil de densidad de la muestra RASS-SDSS con el perfil de densidad radial de una muestra de control con el mismo número de campos, cuyos centros son posiciones aleatorias dentro del área del catálogo.

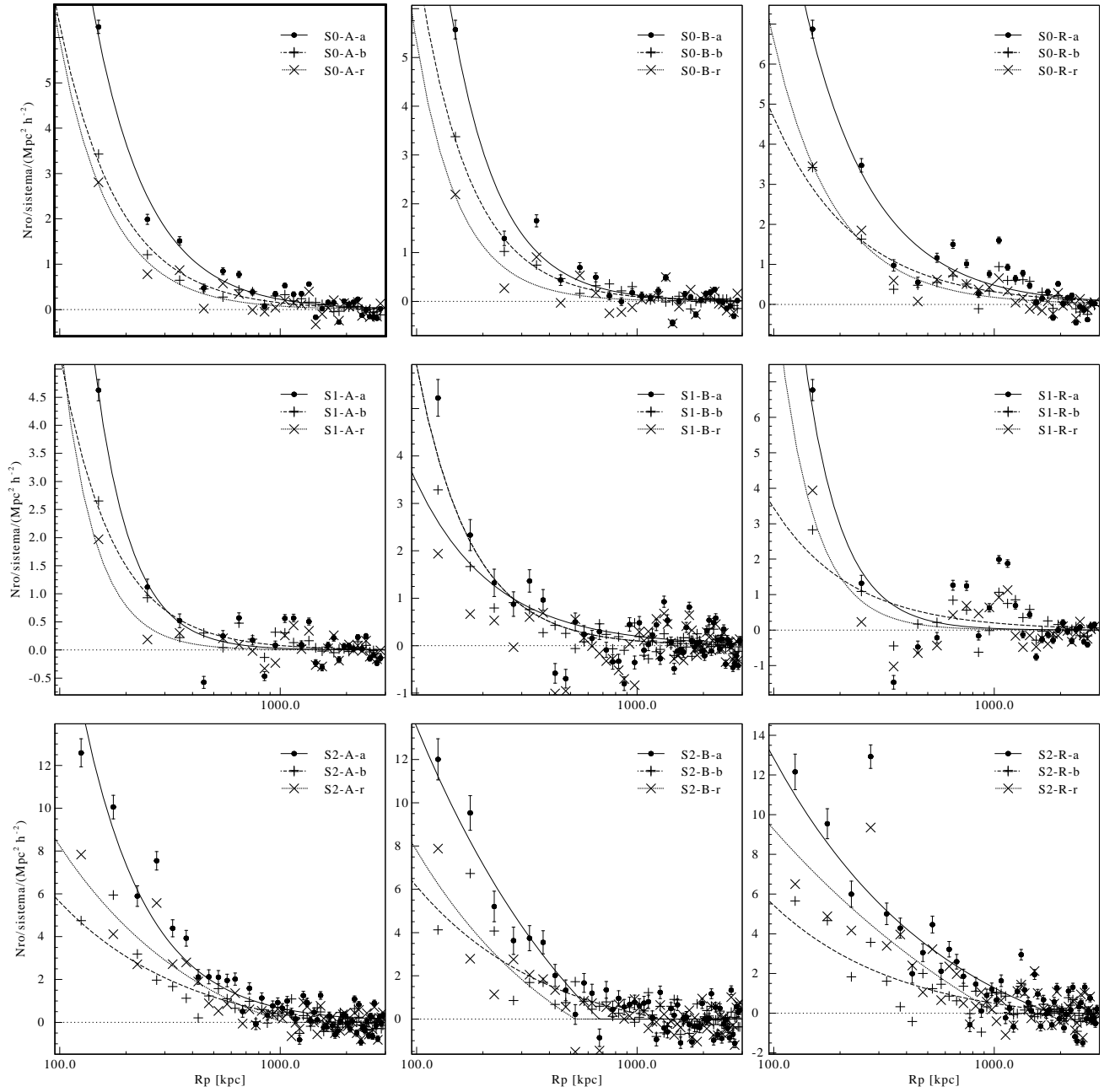


Fig. 7.2: Perfiles de densidad de satélites en la muestra de primarias S0 ($M_r < -20,5$, línea superior), S1 ($-21,5 < M_r < -20,5$, línea media), y S2 ($M_r < -21,5$, línea inferior). Se separan además las primarias según su índice de color. En la primera columna se presentan las muestras completas, y en la segunda y tercera columnas las primarias rojas ($g - r < 0,8$) y azules ($g - r > 0,8$) respectivamente.

de las áreas. En la figura 6.3 (página 74) se muestra el ejemplo de un campo de galaxias en donde se eliminaron los intervalos angulares que contienen faltantes de datos. El ensamble de campos queda entonces dividido en intervalos radiales (que indican la distancia al centro del sistema R_p) e intervalos angulares, que definen los sectores circulares en la proyección plana y se usan para aplicar la corrección por completitud angular. Así, si en el i -ésimo intervalo radial de un campo $[R_p^i, R_p^{i+1}]$ hay N_i objetos, el número con el cual ese sistema contribuye al ensamble es:

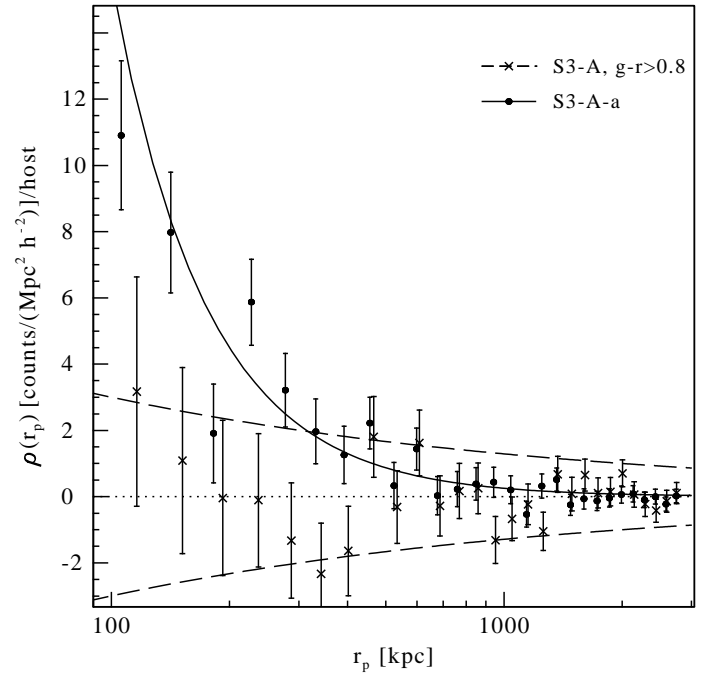
$$N_i^c = N_i \left(\frac{B_{im} - B_{ih}}{B_{im}} \right),$$

donde B_{im} es el número total de divisiones angulares de la función discretizada de completitud angular y B_{ih} es el número de divisiones que están afectadas por un hueco o borde incompleto, con lo cual el valor de N_i está corregido por la fracción de galaxias que efectivamente contribuyen al recuento. Luego, el número medio de objetos en el i -ésimo intervalo radial en un ensamble que contiene M campos, es el promedio de todas las contribuciones corregidas:

$$\langle N_i \rangle = \frac{1}{M} \sum_{j=1}^M N_j^c, \quad (7.1)$$

que permite obtener el histograma de distancias radiales $\{\langle N_i \rangle\}_{i=1}^{N_r}$ contruido con N_r anillos. Se elige una distancia radial proyectada mínima $R_{p.min}$ ya que, como se discutió en el capítulo §6, los objetos centrales tienen cierta extensión y cubren un ángulo sólido mínimo en el cielo, tapando los objetos de fondo. Dentro de dicho radio, además, existen muchos objetos en el catálogo que resultan del algoritmo de identificación y que no son galaxias, sino concentraciones de luminosidad, generalmente relacionadas con la galaxia central. A pesar de que es posible que muchas de estas concentraciones sean galaxias satélites, no se puede determinar su número mediante el método de sustracción de fondo, ya que el fondo de galaxias no está bien determinado. En el capítulo §6 se determinó que 100 kpc es una distancia segura para calcular la densidad de galaxias sin errores sistemáticos. Para cada intervalo de distancia radial se efectúa una normalización que consiste en dividir la suma total de galaxias por el número de sistemas que contribuyen al ensamble, es decir, se obtiene el número promediado de galaxias por cada sistema, teniendo en cuenta la presencia de huecos y eliminando las regiones centrales. Una vez que se calcula el perfil de densidad de galaxias alrededor de los centros de los sistemas, excluyendo la zona interior, se puede ver que hay un notable exceso de galaxias, más importante en algunos sistemas que en otros según sean sus propiedades. Este fenómeno no es el esperado si los centros de los campos están ubicados aleatoriamente, como puede verse en la figura 7.1, en donde se muestra el perfil radial obtenido para la muestra de cúmulos RASS-SDSS y el perfil de una muestra de control formada por centros ubicados aleatoriamente dentro del área del catálogo. Se adopta como hipótesis de trabajo que esta sobredensidad de galaxias está producida por galaxias asociadas al sistema que se identificó en el espacio de redshifts y son satélites de los halos correspondientes. Se descarta

Fig. 7.3: El perfil de densidad de satélites de galaxias muy luminosas ($M_r < -22.$, S3). Las galaxias en exceso tienen índices de color en el rango $0,0-0,8$. Se muestra también el perfil de galaxias en exceso muy rojas, con $g - r > 0,8$ y en líneas de trazos el ajuste de los errores de la muestra de control.



por lo tanto, que las mismas sean consecuencia de una superposición aleatoria de estructuras en la línea de la visual.

Los cúmulos y grupos más masivos son los sistemas que presentan un mayor exceso relativo de galaxias en la zona central con respecto al número de galaxias por unidad de área que se asume como el fondo de galaxias. En todos los casos se ve claramente que a partir de cierta distancia, que varía entre los ~ 400 kpc en galaxias de la muestra PRI con $M_r > -21,5$ (muestra S1) hasta más de 1 Mpc en cúmulos y grupos ricos, la densidad de galaxias es constante, y por lo tanto se puede utilizar como medida de la densidad de las galaxias de fondo. La forma del perfil no resulta muy clara cuando el número de satélites es bajo debido a que las fluctuaciones del fondo de galaxias son comparables al número de objetos que resultan en exceso. En estos casos, resulta inconveniente separar la señal para calcular distribuciones de distancias radiales o magnitudes, pero se puede calcular la marginalización total y obtener el número de satélites con significancia estadística. Los resultados de este valor, dentro de los rangos de los parámetros adecuados, son el foco del capítulo 8.

7.2. Sistemas con galaxias centrales

Excluyendo la zona interior a 100 kpc, se obtuvieron los perfiles de densidad radial alrededor de primarias brillantes y aisladas. En la figura 7.2 se muestran los perfiles de densidad radial de todas las galaxias en exceso hasta magnitud $M_r = -14$. y en el rango de color $0,0 < g - r < 0,8$. Estos rangos se justifican en los capítulos §8 y §9. Se separan además las primarias según $g - r < 0,8$ (B), $g - r > 0,8$ (R). Se observan importantes diferencias dadas por la luminosidad de la muestra total de primarias. Mientras que los perfiles de la muestra

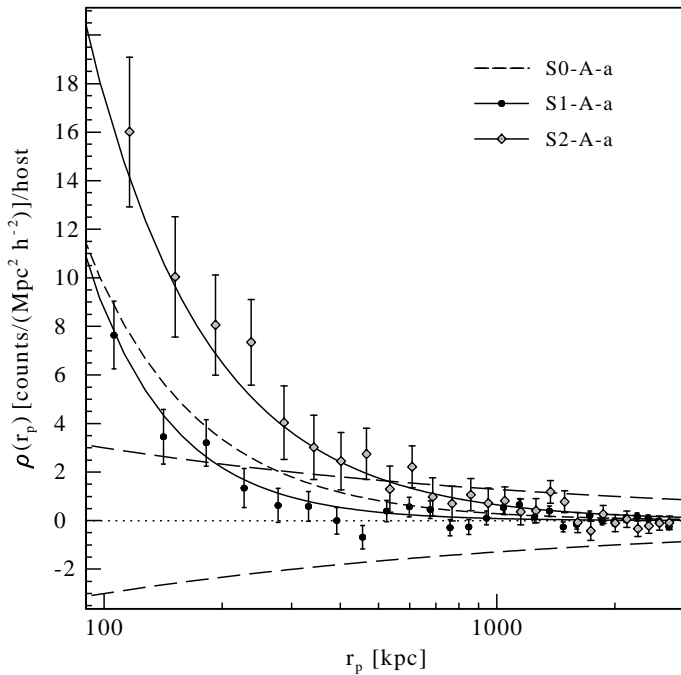


Fig. 7.4: Comparación de los perfiles de densidad de galaxias alrededor de primarias ($R_p > 100$ kpc) para la muestra total de primarias (S0) y para las submuestras S1 y S2, que incluyen objetos en distintos rangos de luminosidad. El número de satélites de las primarias S2 es mayor que el número que se encuentra en las primarias S1, lo cual produce un perfil más alto para los satélites de primarias S2.

S2-A-a se extienden hasta 1 Mpc, en el caso de la muestra S1-A-a se puede ver que no hay excesos apreciables más allá de 500 kpc.

Se encontró que en general, la extensión del perfil de densidad es mayor para las primarias más brillantes y más rojas, así como también para las que tienen más satélites espectroscópicos. Sin embargo, hay que advertir que estos resultados no necesariamente implican que las tres variables mencionadas correlacionen con la extensión del perfil, ya que de haber una correlación entre ellas puede ser que alguno de los efectos sea una manifestación secundaria de otra. Es necesario, por lo tanto, llevar a cabo una exploración rigurosa de las propiedades de los sistemas de primarias-satélites.

Para determinar el número medio de galaxias pertenecientes al sistema se deben contar solamente las galaxias en exceso, sin tener en cuenta las galaxias de fondo. Como se mencionó anteriormente, los excesos de galaxias muy rojas pueden tener un fuerte componente de contaminación por galaxias de fondo, en virtud del efecto de la corrección K que afecta a las galaxias luminosas más lejanas. Se corrobora además, como se muestra en la 7.3, que los recuentos de galaxias en exceso en función de la distancia radial con índices de color $g-r > 0,8$ son consistentes con cero, y por lo tanto sirven para estimar un máximo de las incertezas que resultan de incorporar objetos no pertenecientes a los respectivos sistemas. En tal caso, la densidad disminuye a cero galaxias por unidad de área en promedio, a partir de cierta distancia mínima contada a partir de la galaxia central. Una vez determinada para cada caso esa distancia mínima, se procede al cálculo de las distribuciones de distintos parámetros usando el método de sustracción de fondo. Para ello, se ajustó una ley de potencias de la forma:

$$\rho(r_p) = A * r_p^\alpha. \quad (7.2)$$

Muestra	γ
S0-A-a	1,64
S0-A-r	2,13
S0-A-b	1,76
S1-A-a	2,40
S1-A-r	3,29
S1-A-b	1,80
S2-A-a	1,49
S2-A-r	1,60
S2-A-b	1,64
S2-R-a	1,46
S2-R-r	1,55
S2-R-b	1,63
S2-B-a	1,73
S2-B-r	2,09
S2-B-b	1,65
$-22 < M_r < -21,5$ (a)	1,51
$-22 < M_r < -21,5$ (r)	1,64
$-22 < M_r < -21,5$ (b)	1,64

Tabla 7.1: Resultados obtenidos para las muestras de primarias definidas en el capítulo 5. Se consigna el exponente γ del ajuste de ley de potencias del perfil de densidad radial. Se muestran además los ajustes para submuestras de S2 en las cuales se excluyeron las primarias más luminosas.

Utilizando un método de máxima verosimilitud (maximum likelihood), se ajusta el exponente de la ley de potencias γ . En la figura 7.4 se muestran además los perfiles de densidad de las muestras totales S0, S1 y S2. Se puede ver claramente que existe un exceso de galaxias respecto del fondo más allá de 100 kpc, que decae aproximadamente en 300 kpc. Además hay un pequeño exceso incluso más allá de 300 kpc. El perfil cae finalmente más allá de 1 Mpc, distancia a partir de la cual se considera el fondo estadístico de galaxias. Para el cálculo del número de satélites y de las distribuciones de luminosidades y colores, se emplea solamente la señal hasta los 300 kpc, ya que no se descarta que el exceso de galaxias en el intervalo $1 \text{ Mpc} < R_p < 2 \text{ Mpc}$ sea producto de una elección errónea de la zona de fondo local. Los primeros puntos del histograma caen por debajo de cero, lo que indica que algún efecto relacionado con la galaxia primaria bloquea la observación de galaxias de fondo, ya que se cuentan menos que en el anillo externo.

Estudios en la Vía Láctea (Koposov 2007) plantean que no hay satélites dentro de aproximadamente 30 kpc del centro de la galaxia, y que todo lo que ha sobrevivido en la región más interna de la galaxia son los cúmulos globulares más densos que pertenecen al bulbo de la galaxia y que han sobrevivido a las interacciones de marea. Como puede verse en la tabla, el número de satélites es mayor en general si las primarias son rojas, aún en el mismo intervalo acotado de luminosidades.

Se deduce de estos resultados que alrededor de las galaxias más brillantes se pueden de-

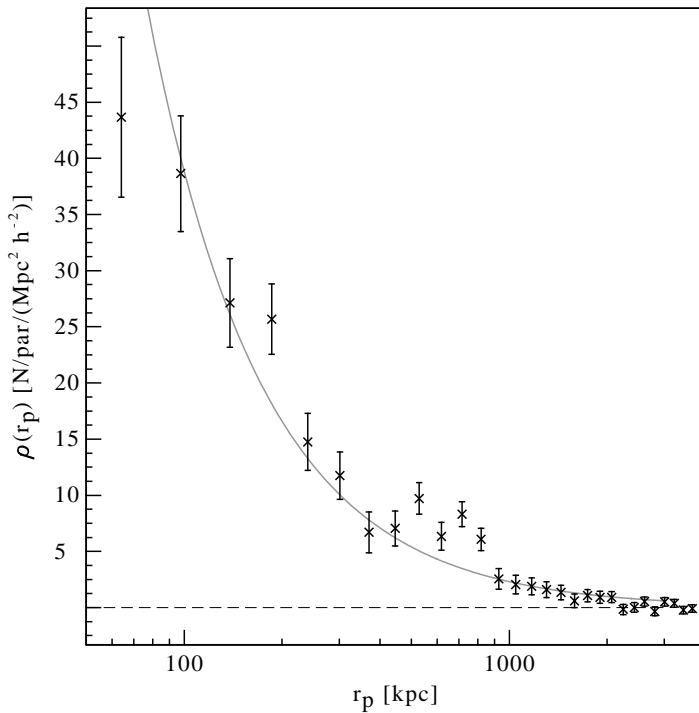


Fig. 7.5: Número de galaxias en exceso alrededor de las posiciones promediadas de pares de galaxias. Se muestra también el ajuste de una ley de potencias desde R_p en adelante.

tectar sistemas de satélites hasta mayores distancias radiales proyectadas. Además, mientras mayor sea el índice de color, también es mayor la extensión espacial de sus satélites. Ambas tendencias son independientes, es decir que las primarias más brillantes tienen satélites más alejados independientemente del índice de color. Análogamente, las primarias más rojas tienen en general sistemas que abarcan una mayor extensión, independientemente de la luminosidad. Como resultado, la muestra de primarias más luminosas y además rojas, es la que muestra el mayor sistema de satélites. La elección de las dimensiones del anillo interior no modifican en mucho los resultados, aunque sí afectan notablemente la incerteza con la cual se obtienen. Como regla general, aumentar el anillo interior incorporando un rango de R_p donde la señal es débil, conlleva una disminución de la señal/ruido. La elección de la forma en que se construye la máscara también afecta a los resultados y las incertezas. Cuando la máscara se construye usando una partición del ángulo de posición de las galaxias con una norma menor, se pueden incorporar más datos y mejorar la señal. En todos los cálculos se eliminan los sistemas que tienen una máscara que cubre más del 40% del área observada hasta una distancia proyectada de $R_p = 2$ Mpc.

7.3. Pares, grupos y cúmulos de galaxias

Las muestras de pares de galaxias analizadas en esta sección están limitadas a objetos con separaciones proyectadas mutuas menores a 25 kpc y velocidades radiales relativas menores a 350 km/s tomadas del catalogo SDSS-DR4. A partir de la clasificación visual de Alonso et al. (2007) para esta muestra es posible contar con conjuntos de pares que presentan signos de interacción correspondientes a los subtipos "M" y "T".

Estos sistemas pertenecen a un mismo halo de materia oscura debido a su pequeña separación ya que excluyen fuertemente la presencia de pares espúreos en proyección. Teniendo en cuenta las consideraciones sobre identificaciones espúreas de objetos próximos a galaxias brillantes del capítulo 6, se analizan aquí también galaxias a más de 100Kpc en proyección del centro del par. El perfil de densidad de galaxias alrededor de pares se muestra en la figura 7.5, junto en el ajuste de una ley de potencias con exponente $\gamma = -1,22$.

De la muestra de grupos de Merchán y Zandivarez (M7) se utilizan los grupos de más de 4 miembros, en el rango de redshift $0,02 < z < 0,1$. Los grupos de tres miembros se eliminan porque no es confiable la determinación de la posición central. Los sistemas de pares de galaxias están representados por la muestra PAR, que sólo incluye pares cercanos para asegurar que las galaxias brillantes compartan el mismo halo, y tiene además signos de interacción. Se calculó el perfil de densidad de estos cúmulos, que en todos los casos de las submuestras seleccionadas tiene una buena relación señal/ruido. En la figura 7.3 se puede ver que el perfil de densidad claramente llega hasta más allá de 1 Mpc de distancia proyectada. El valor de la pendiente varía poco para las muestras de cúmulos con distinta riqueza. La extensión espacial del sistema de satélites de los cúmulos RASS parece ser un poco más extendido (figura 7.3) y se puede apreciar además que los satélites azules son escasos en la parte central, ya que su abundancia decae desde unos 300 kpc hacia el centro.

Entre los principales resultados de este capítulo, se pueden mencionar los siguientes: La pendiente del perfil cambia con las características de la muestra de sistemas que se considere. Los grupos más masivos de galaxias tienen en general una pendiente más pronunciada que los perfiles de los halos dominados por una galaxia central. El color de las galaxias centrales es un factor importante que determina la forma en que se distribuye espacialmente el sistema de satélites. El perfil de densidad de los cúmulos RASS que tienen mayor luminosidad en el óptico es más extendido, y no sigue una ley de potencias, sino que cae bruscamente mucho más allá de 1 Mpc. Los perfiles de las primarias, en cambio, si siguen leyes de potencias en casi todos los casos.

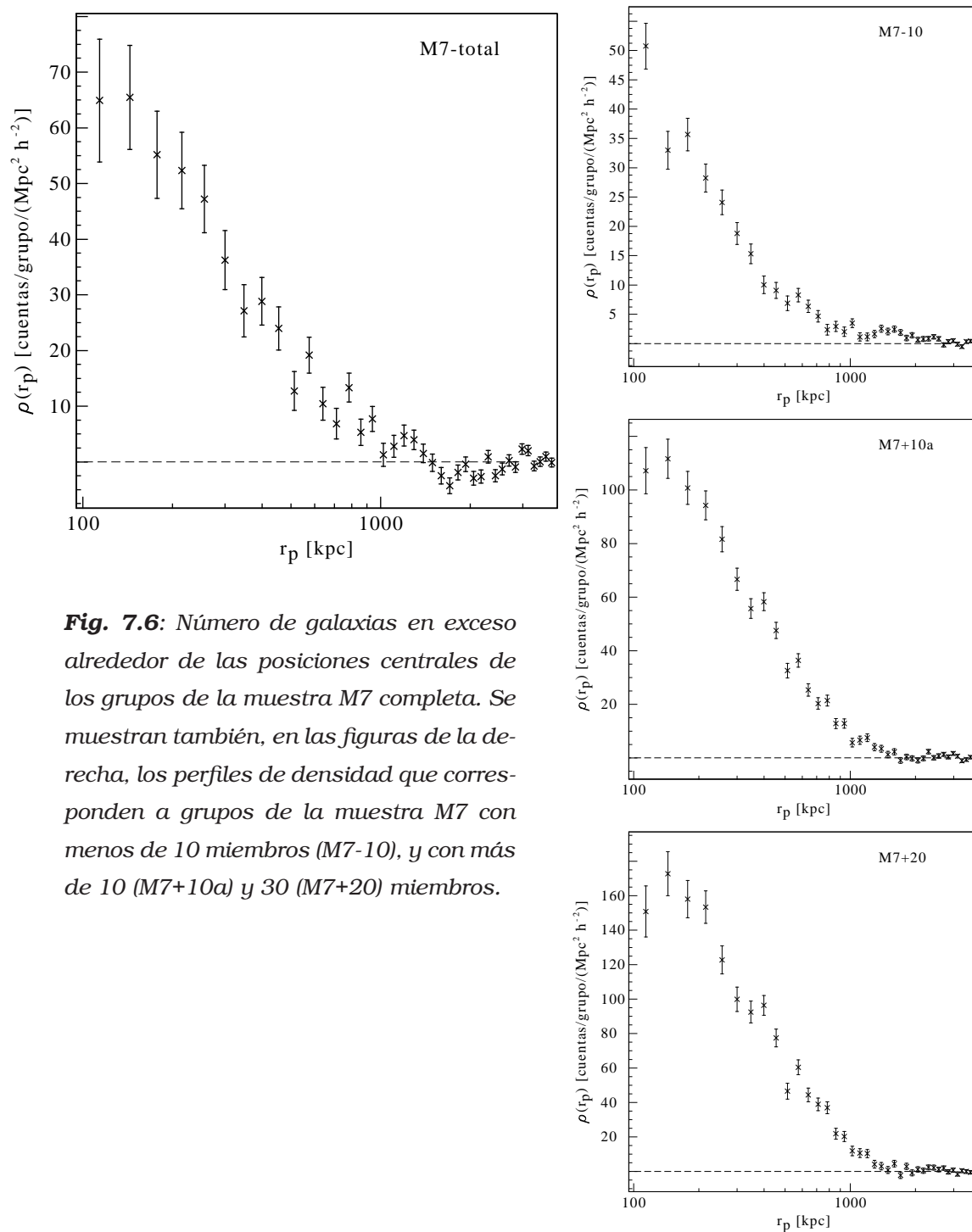


Fig. 7.6: Número de galaxias en exceso alrededor de las posiciones centrales de los grupos de la muestra M7 completa. Se muestran también, en las figuras de la derecha, los perfiles de densidad que corresponden a grupos de la muestra M7 con menos de 10 miembros (M7-10), y con más de 10 (M7+10a) y 30 (M7+20) miembros.

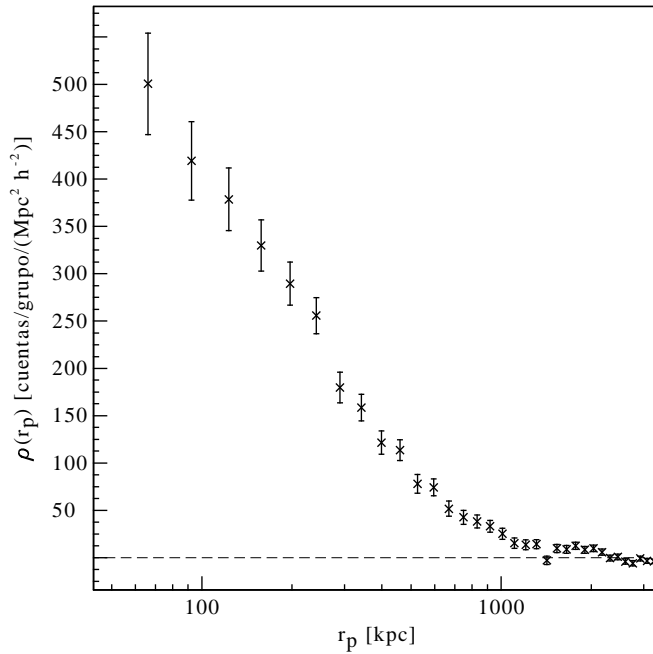
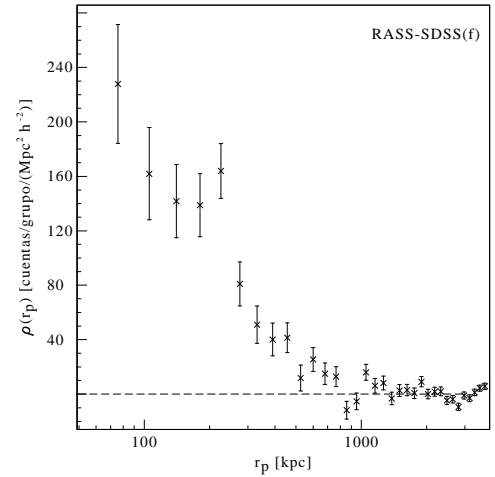
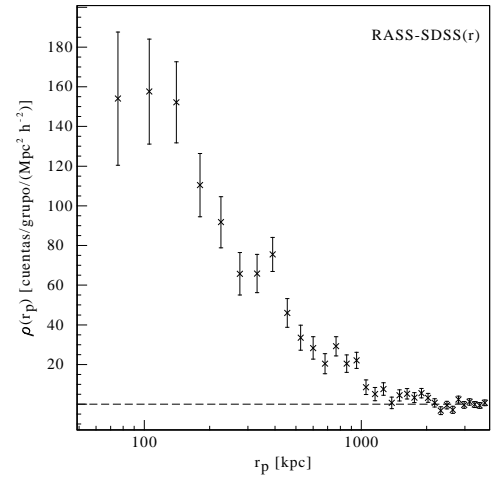
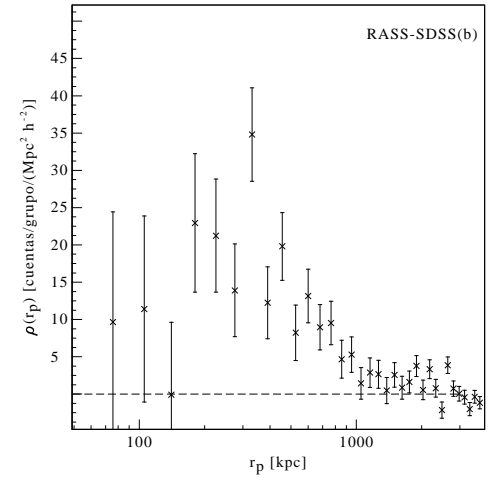


Fig. 7.7: Perfil de densidad de grupos, para la muestra RASS y para los sistemas de satélites en distintos rangos de color. En las figuras de la derecha, los satélites con $g - r < 0,4$ presentan un perfil con la etiqueta RASS-SDSS(b). Se muestran también los perfiles de densidad correspondientes a satélites en los rangos de índices de color $0,4 < g - r < 0,8$ y $0,8 < g - r < 1,0$ respectivamente.



Número medio de satélites y sus distribuciones de luminosidades

En este capítulo se presentan los resultados del recuento de objetos débiles asociados a sistemas de galaxias, en un rango de luminosidades que expande 4 magnitudes en el rango $-18,5 < M_r < -14,5$, para el caso de las muestras de satélites de primarias, y $-20,5 < M_r < -14,0$ para galaxias en grupos y cúmulos. Consideramos un estimador del número de satélites al número total de galaxias en exceso en regiones cercanas a los centros de los sistemas de galaxias. Los recuentos de objetos están limitados a $g - r < 0,8$ en primarias y $g - r < 1,0$ en grupos y cúmulos para minimizar la contaminación de galaxias de fondo con más altos valores de índice de color producidos por efecto de la corrección K. Encontramos promedios entre 1 y 10 satélites por primaria, mayores para primarias rojas y luminosas, y hasta varios cientos de objetos en los grupos más ricos. Se analizan las variaciones de los resultados como función de las propiedades de los sistemas, se comparan con las observaciones en el Grupo Local y se contrastan con predicciones numéricas. Se obtienen además las distribuciones de magnitudes de satélites las que, se corresponden a la función de luminosidad a menos de un factor de normalización. Se estudian en detalle estas distribuciones en una amplia variedad de ambientes, con la ventaja de que tanto los datos como su tratamiento es homogéneo. Esto permite comparaciones directas de los resultados, descartando que variaciones de la forma de las funciones de luminosidad sean una consecuencia de sesgos originados en la diferencia de procedimientos adoptados.

8.1. Número medio de satélites

Las condiciones iniciales de la distribución de materia en el universo dan como resultado, de acuerdo al modelo jerárquico de formación de estructuras, la formación de concentraciones localizadas de materia, o halos. Como los halos comienzan a formarse a alto redshift, al tiempo presente han acrecido materia y han adquirido una densidad relativamente alta. Se espera que un gran número de subhalos sobrevivan al proceso de acreción como entidades autogravitantes. Los más masivos de estos subhalos son atractores de materia bariónica, y en ellos el gas se condensa y enfría para formar estrellas y galaxias. Sin embargo, esta predicción teórica no ha sido confirmada. Las búsquedas sistemáticas de halos en el grupo local han arrojado resultados que están ligeramente por debajo de las predicciones del modelo. Los relevamientos realizados hasta ahora han contabilizado más de una veintena de satélites alrededor de la Vía Láctea o de Andrómeda. Estos valores son del orden de magnitud del número promedio de subhalos con galaxias estimados a partir de experimentos numéricos en halos similares al de la Vía Láctea. Se han propuesto diversos mecanismos que plantean la inhibición de la formación estelar tanto para etapas primitivas del universo como para etapas posteriores, cuando hay una activa formación de galaxias y cúmulos. En general estos mecanismos apuntan a disminuir la capacidad de los halos menos masivos para atraer gas y formar estrellas.

Aunque las predicciones de cada uno de estos escenarios dan lugar a distintas distribuciones de satélites, resulta difícil establecer con seguridad el mejor modelo, ya que varios modelos diferentes son consistentes con los datos actualmente disponibles. Es por ello que la determinación precisa de la distribución de satélites en el espacio de fases es muy importante para avanzar en el desarrollo de los modelos de formación de galaxias en subhalos de materia oscura.

El catálogo digital Sloan, que llevó a cabo un relevamiento de estrellas en una porción importante del cielo, significó un avance revolucionario en la búsqueda de galaxias satélites de la Vía Láctea. Las búsquedas de concentraciones de estrellas en el catálogo permitió casi duplicar el número de satélites conocidos previamente en la Galaxia. La homogeneidad del catálogo permitió además, el desarrollo de algoritmos automáticos que permiten realizar búsquedas sistemáticas de satélites, junto con un conjunto de herramientas estadísticas que posibilitan una mejor comprensión de los problemas y correcciones que deben realizarse sobre los resultados.

8.1.1. *Satélites de primarias*

De acuerdo a lo que muestran los perfiles de densidad, se detecta un exceso significativo de galaxias en la región circundante a las galaxias centrales. Dicha región se extiende a partir de unos 100 kpc hasta una extensión máxima que depende de las características del sistema, pero que va de 300 kpc hasta alrededor de 1 Mpc. Las muestras de las primarias más luminosas muestran un sistema de satélites más extendido, razón por la cual se eligió un

Muestra	N_h	$\langle N_s \rangle$
Primarias		
S0-A-a	36807	1.78 ± 0.11
S0-A-r	36807	0.66 ± 0.09
S0-A-b	36807	1.12 ± 0.05
S1-A-a	29821	0.59 ± 0.04
S1-A-r	29821	0.22 ± 0.04
S1-A-b	29821	0.92 ± 0.07
S2-A-a	6986	6.88 ± 0.38
S2-A-r	6986	3.40 ± 0.27
S2-A-b	6896	3.96 ± 0.24
S2-R-a	3544	10.79 ± 0.64
S2-R-r	3544	4.98 ± 0.37
S2-R-b	3544	4.96 ± 0.32
S2-B-a	3442	3.38 ± 0.32
S2-B-r	3442	1.26 ± 0.28
S2-B-b	3442	2.64 ± 0.23
Pares interactuantes		
P	1073	38 ± 3
P_M	273	22 ± 3
P_T	488	40 ± 3
P_N	312	49 ± 3
Grupos M6		
M7	13002	105 ± 3
M7+10	4599	265 ± 4
M7+20	1564	212 ± 4
M7+30	508	295 ± 6
M7+S300	767	335 ± 4
M7-S250	928	77 ± 6
Cúmulos RASS		
RASS-R12	33	250 ± 5
RASS+R12	7	369 ± 9

Tabla 8.1: Resultados del número medio de satélites en las submuestras de galaxias primarias. Se incluyen en esta tabla las submuestras según los índices de color de las muestras de primarias más luminosas (S2). Se consignan también el número de sistemas que contribuyen al ensamble. Los satélites incluidos en el recuento pertenecen al rango $-18,5 < M_r < -14,5$.

radio externo de 700 kpc. Si se excluyen las primarias más brillantes, el perfil de densidad muestra una contracción de la extensión radial de la señal del exceso, por eso se usaron radios externos menores para restringir el anillo interior de la región donde se detecta la señal. Para la muestra de galaxias más débiles, el anillo interior se extiende hasta 300 kpc, esta es la menor área usada en todas las muestras. La muestra total cubre una región que se extiende hasta 500 kpc, dado que el exceso de galaxias por cada primaria en el rango $500 < R_p/kpc < 700$ asociadas con las primarias más brillantes es despreciable. Finalmente, se define una muestra intermedia de primarias, con la intención de explorar variaciones en la señal como función de la luminosidad de la primaria, pero sin reducir demasiado el número de primarias en la muestra que contribuyen a la señal.

El número medio de satélites N_s en una muestra dada de primarias se estima como el número total de galaxias en exceso en el ensamble dividido por el número total de primarias incluidas en esa muestra:

$$\langle N_s \rangle = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^n \left(N_{in}^j - \frac{1}{A} N_{out}^j \right), \quad (8.1)$$

donde n es el número de primarias en la muestra, N_{in}^j es el número de galaxias dentro del anillo interior del j -ésimo campo, y N_{out}^j es el número de galaxias dentro del anillo exterior elegido. El área del fondo de galaxias es A veces el área encerrada en el anillo interior. Los valores de A oscilan entre 1,5 y 9, dependiendo de la muestra. El error ϵ asignado al número de satélites por primaria está dado por el error Poisson que resulta del recuento de galaxias en la región cercana al centro del sistema más el recuento escalado al área de galaxias en el anillo exterior:

$$\epsilon = \frac{1}{n} \sqrt{\sum_{j=1}^n \left(N_{in}^j + \frac{1}{A} N_{out}^j \right)}. \quad (8.2)$$

Los resultados obtenidos para el número de satélites se presenta en la tabla 8.1. En la muestra total, que está dominada por primarias débiles ($M_p < -20,5$) se detectó un exceso débil de galaxias. Sin embargo, se encontró una señal muy significativa en las muestras de primarias más brillantes, como se puede apreciar en la tabla. A pesar de que los resultados mostrados en la tabla fueron originados usando diferentes anillos interiores, se pueden comparar de manera directa teniendo en cuenta que en cada caso no hay señal más allá del radio exterior elegido para los anillos interiores, por lo que se puede asumir que casi la totalidad de los satélites están contenidos en dichas regiones. La señal/ruido que resulta es mayor si se incluyen más primarias de similares propiedades, de manera que el uso de máscaras individuales que permiten incluir una mayor cantidad de primarias es una clara ventaja. El total de galaxias en exceso corresponde a casi 20 galaxias satélites en un rango de distancias proyectadas entre 100 kpc y 700 kpc, para primarias brillantes y rojas, es decir aquellas que tienen $M_p < -21,5$ y $g - r > 0,8$. Las magnitudes de los satélites están limitadas al rango $-18,5 < M_r < -14,0$, siendo el límite más débil la magnitud límite a redshift 0,03 y con

$H=72$ km/s/Mpc. Se puede notar que el número de satélites en la muestra S1-R, que contiene objetos similares a la Vía Láctea y Andromeda, es comparable al número de satélites encontrados en éstas últimas (Willman et al. 2002).

8.1.2. Fracción de galaxias débiles

En los cúmulos y grupos (muestras M7 y RASS) muestran una población de satélites mucho más abundante que la de las primarias. En los pares de galaxias interactuantes, el número de satélites es más del doble que el de las primarias, dentro de los mismos rangos. Esto sugiere que la interacción produce la formación de nuevos satélites, posiblemente enanas tidales. Éstas aparecen en las colas tidales que se forman como consecuencia de la interacción.

Muchos escenarios sirven para describir los datos observacionales, es decir, hay muchos modelos distintos que no pueden ser descartados dados los datos observacionales actuales. La obtención de un mayor número de observaciones contribuye a disminuir este tipo de degeneraciones en el establecimiento de modelos de formación de galaxias. Para ciertas escalas de masas o tiempos, la eficiencia de formación estelar cae hasta el punto de impedir que se formen galaxias enanas. Conocer la forma exacta de la función de luminosidad en la parte débil y su normalización (i.e., el número total de satélites) es un paso decisivo para entender una serie de cuestiones referidas a las galaxias enanas:

- ¿cuándo se forman?
- ¿son primordiales?
- ¿en halos de que masas?
- ¿cómo cambia la tasa de formación estelar?
- ¿cómo son afectadas luego en distintos ambientes?

8.2. La elusiva parte débil de la distribución de luminosidades

La distribución de luminosidades de galaxias dentro de un halo es una de las herramientas más usadas para estudiar los mecanismos de formación y evolución de galaxias, y una de las descripciones más básicas de poblaciones de galaxias. La parte débil de esta distribución es, sin embargo, uno de los desafíos observacionales que más esfuerzo ha consumido en las últimas décadas. El incremento en la capacidad de recolección de radiación en los telescopios ópticos ha contribuido a alcanzar magnitudes límite cada vez mayores en relevamientos sistemáticos de gran área. Aún así, la forma exacta de esta distribución y su dependencia detallada como función del ambiente sigue siendo materia de intenso debate. Parte de las muchas dudas que giran en torno a este problema tiene que ver con la inhomogeneidad de datos y procedimientos empleados por distintos autores, lo cual dificulta la interpretación de

cualquier posible comparación, y es una fuerte motivación para el estudio sistemático presentado en esta Tesis. Se puede tratar a las distribuciones de luminosidad como función del color (Efstathiou et al. 1988; Lin et al. 1999) o de la morfología. Es esencial para interpretar recuentos de galaxias y para analizar propiedades de aglomeración de galaxias (Strauss & Willick 1995), y es además un test fundamental para la teoría de formación de galaxias (Baugh et al. 1996). La forma exacta de la función de luminosidad está relacionada con la formación de galaxias enanas (Babul & Rees 1992).

La determinación de la LF a partir de catálogos es una tarea básica en cosmología pero su realización requiere resolver una serie de problemas. El principal es que los catálogos en general están limitados en flujo, de manera que hace falta la aplicación de alguna técnica estadística. Las primeras determinaciones de la función de luminosidad fueron llevadas a cabo por Hubble en 1936, quien usó el número de galaxias en un volumen dado para estimar la distribución de luminosidades. El método $1/V_{max}$ fue introducido por Schmidt (1968) en el estudio de poblaciones de quasars. Este método ha sido desde entonces revisado en varias ocasiones, ya sea para resaltar o para solucionar ciertas simplificaciones. La variación de la magnitud límite con la posición en el cielo comenzó a ser tomada en cuenta después del trabajo de Felten (1997). Posteriormente, el trabajo de Avni & Bahcall (1980) sentaron las bases para combinar datos provenientes de diferentes catálogos. El método asume uniformidad en la distribución espacial de las galaxias, lo cual se sabe no es cierto debido a las propiedades de aglomeración de las galaxias. Además, dado que estas propiedades varían con el redshift, la invariancia de la función de luminosidad con el redshift es también una suposición inicial del método. Eales (1993) propuso una modificación al método para permitir calcular la evolución de la función de luminosidad con el redshift.

La hipótesis de la uniformidad en la distribución de galaxias, es tal vez la desventaja más notable del método $1/V_{max}$. Para tener en cuenta este punto, se desarrollaron otros métodos. Uno de ellos es el denominado método C^- , propuesto por Lynden-Bell (1971).

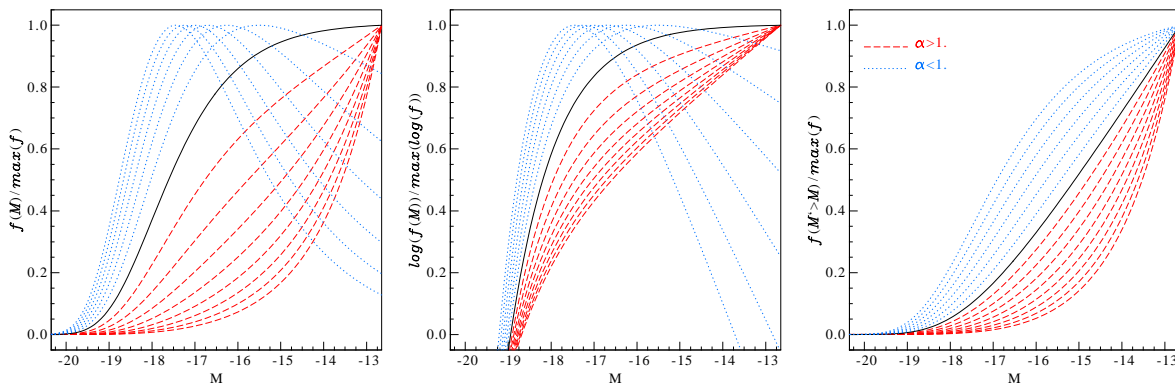


Fig. 8.1: Formas de funciones de Schechter en sus distintas representaciones: distribución diferencial, acumulada y logarítmica. Todas las funciones mostradas tienen $M^* = -19$, y los valores de las pendientes α de la parte débil varían en intervalos regulares de 0,1 entre $-1,8$ y -1 . (líneas de trazos) y entre $-1,0$ y $-0,4$ (líneas de puntos).

Métodos de estimación paramétrica

Uno de los primeros empleados para la determinación de la función de luminosidad fue el método ahora denominado STY, introducido por Sandage, Tammann & Yahil en 1979. Es un método de máxima verosimilitud que no está afectado por las variaciones de densidad de galaxias, y asume una forma de Schechter para la función de luminosidad. Esta forma funcional, propuesta por primera vez por Schechter (1976) a partir de la hipótesis de una relación masa–luminosidad constante y deducida del modelo de colapso esférico, establece la distribución de luminosidades está descrita por:

$$\phi(L)dL = \phi^* \left(\frac{L}{L^*} \right) \exp \left(-\frac{L}{L^*} \right) \left(d \frac{L}{L^*} \right), \quad (8.3)$$

función que depende de 3 parámetros, donde L^* es una luminosidad característica y ϕ^* es un factor de normalización, que permite expresar a la distribución en términos del número de galaxias por unidad de volumen y por intervalo de luminosidad. En la literatura es común encontrar la función de luminosidad tanto en términos de la luminosidad como de las magnitudes absolutas. Además, se presenta en sus formas diferencial o acumulada, y generalmente en escala logarítmica. En la figura 8.1 se muestran, para comparación, las distintas presentaciones de la función de Schechter que se utilizarán en este capítulo. La función de Schechter presenta dos comportamientos distintos en regiones separadas por la luminosidad característica. El intervalo de luminosidades $L < L^*$, denominada parte débil de la función de luminosidad, se acerca a una pendiente logarítmica descrita por el parámetro α . Debido a que se descarta la existencia de galaxias hasta tamaños arbitrariamente pequeños, se espera que este comportamiento ocurra en un intervalo acotado de luminosidades, ya que a partir de cierto valor de luminosidad la distribución real debe decaer. La ubicación de este quiebre del extremo débil, sin embargo, se desconoce ya que no ha podido ser obtenido observacionalmente. Cabe aclarar que para valores $\alpha > -1$; la función de Schechter prevee una disminución ininterrumpida de la cantidad de galaxias hacia luminosidades menores, pero no así en el caso $\alpha < -1$. Para valores de $L \gg L^*$, el comportamiento de la función es exponencial, mientras que si $L \ll L^*$ la función se aproxima a una ley de potencias. Por ello, aunque la transición es suave, la luminosidad característica separa dos comportamientos diferentes. Resulta conveniente expresar esta función en términos de magnitudes absolutas:

$$\phi(M) dM = 0,4 \ln(10) \phi^* 10^{-0,4(M-M^*)(\alpha+1)} \exp \left(-10^{-0,4(M-M^*)} \right), \quad (8.4)$$

donde M^* es la magnitud absoluta que corresponde a la luminosidad característica L^* .

Somerville (2002) usa modelos semianalíticos que incluyen feedback de supernovas y fotoionización. Aunque los resultados varían según la época de reionización que se elija, en general las funciones de luminosidad que obtiene tienen un pico de la distribución en $M_r \sim -9$ o más brillante. Por otro lado, Koposov et al. (2008) calculan la función de luminosidad de satélites de la Vía Láctea y obtienen la misma que aumenta por lo menos hasta un valor de la magnitud en la banda r de ~ -5 . Según esto, las predicciones teóricas de Somerville para la

Vía Láctea dan un exceso de satélites de magnitud $M_r \sim -10$ y una falta de satélites de magnitud $M_r \sim -6$. Es decir, predice un exceso de objetos del tipo Draco y un defecto de objetos tipo Bootes. También Benson et al. (2002) predice una función de luminosidad teórica a partir de modelos que incluyen efectos de disrupción tidal además de los efectos de fotoionización. El quiebre de la función de luminosidad que resulta es aún más débil ($M_r \sim -3$), y además resalta los efectos de densidad de luminosidad superficial en la función de luminosidad resultante.

Sabatini et al. (2005) estudian poblaciones de galaxias de bajo brillo superficial en el cúmulo de Virgo. Aplicando procedimientos automáticos en campos profundos y de gran área del catálogo multicolor digital INT WFC encuentran que la pendiente de la parte débil de la función de luminosidad es aproximadamente $\alpha = -1,6 \pm 0,1$, en el rango $-15 < M_B < -10$. Sin embargo, incorporando datos del catálogo VCC y haciendo el ajuste entre $M_B = -16$ y $M_B = -10,5$, el valor más probable de α puede llegar hasta $-1,8$. Estos autores reportan además que la función de luminosidad cambia con la distancia al centro del cúmulo, siendo menor la cantidad de galaxias débiles en las regiones centrales. Los ajustes de funciones de Schechter dan valores para la pendiente de $-1,4 \pm 0,2$ y $-1,8 \pm 0,2$ para las zonas central y exterior respectivamente. En este caso, el radio virial del cúmulo parece separar dos poblaciones que tienen distinta fracción de galaxias débiles respecto de las más luminosas. Estudios previos habían sido realizados, también con datos del catálogo VCC en este cúmulo para determinar la función de luminosidad. Sandage & Binggeli (1984) obtuvieron una pendiente de $\alpha = -1,35$, aunque más tarde, Binggeli et al. (1988) se dieron cuenta que esa pendiente podía llegar hasta $\alpha = -1,7$ al considerar galaxias enanas que no habían sido incluidas en el trabajo de Sandage.

La distribución de las magnitudes estimadas para las galaxias en exceso que resultan de los recuentos en diferentes regiones alrededor del cúmulo, quedan cuantificadas mediante una descripción estándar que permite su comparación con otros trabajos. La forma funcional más utilizada en la descripción de las distribuciones de magnitudes es la función de Schechter. Al realizar ajustes de esta función a los datos, se obtiene una descripción de la población de galaxias estudiada a partir de los parámetros de ajuste de la función, especialmente de la pendiente de la parte débil.

La parte crucial en la determinación de la pendiente débil de la función de Schechter tiene que ver con la correcta identificación de las galaxias menos luminosas, y en especial las de bajo brillo superficial. Varios autores han encarado la determinación de esta función en el cúmulo de Virgo, el cual es el cúmulo más cercano en el cual se pueden observar más de 1000 galaxias. Las determinaciones de la pendiente débil de las galaxias en este cúmulo, sin embargo, han mostrado valores dispares según las técnicas utilizadas. Binggeli et al. (1988) encontraron una pendiente $\alpha \sim -1,25$ (y $M^* = -21$ en la banda B) en una muestra donde corregían algunos efectos de falta de completitud. Posteriormente, usando el mismo conjunto de datos, Impey et al. (1988) obtuvieron una pendiente mayor ($\alpha \sim -1,7$) al encontrar un número significativo de galaxias adicionales utilizando técnicas para resaltar las galaxias de bajo brillo superficial en las imágenes, y así obtener galaxias enanas que no habían sido

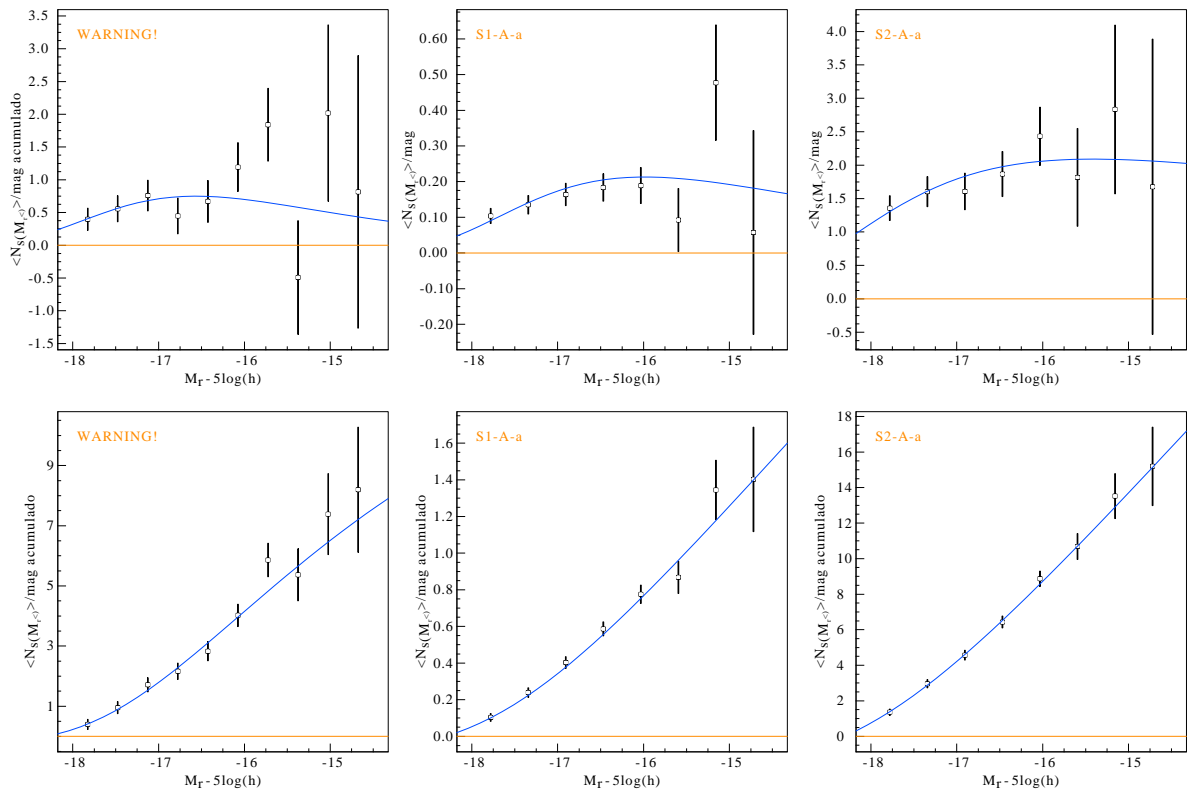


Fig. 8.2: Distribuciones de luminosidad calculadas en intervalos diferenciales para las muestras S0, S1 y S2 (arriba). Se muestran también las correspondientes distribuciones acumuladas.

incluidas en trabajos anteriores. Estudios posteriores llevados a cabo en este cúmulo dieron como resultado una pendiente aún mayor, acercándose a $\alpha \sim -2$ calculada mediante la técnica de sustracción de fondo (Phillips 1998).

El cómputo de la distribución de luminosidad de galaxias de campo se realizó utilizando catálogos con estimaciones espectroscópicas de la distancia a las galaxias, lo cual permite el cálculo de la luminosidad mediante un módulo de distancia confiable. En los catálogos SDSS y 2DFGRS las pendientes de la parte débil de la LF son menores que aquellas encontradas en cúmulos, y rondan valores de $\alpha \sim -1,2$ (Cross et al. 2004; Blanton et al. 2003). En el grupo local, Mateo (1998) obtiene a partir de la catalogación de todos los satélites conocidos de la Vía Láctea y de Andrómeda, una pendiente de la parte débil consistente con $\alpha \sim -1,1$ hasta una magnitud en el visual de prácticamente $M_v \sim -10$. Uno de los cuestionamientos más serios referidos a la comparación de mediciones de la función de luminosidad, tiene que ver con la amplia variedad de datos, técnicas observacionales y métodos utilizados en su obtención. Ha sido señalado que fluctuaciones estadísticas pueden dar lugar a desviaciones sistemáticas en los valores obtenidos de la pendiente de la parte débil de la función de luminosidad.

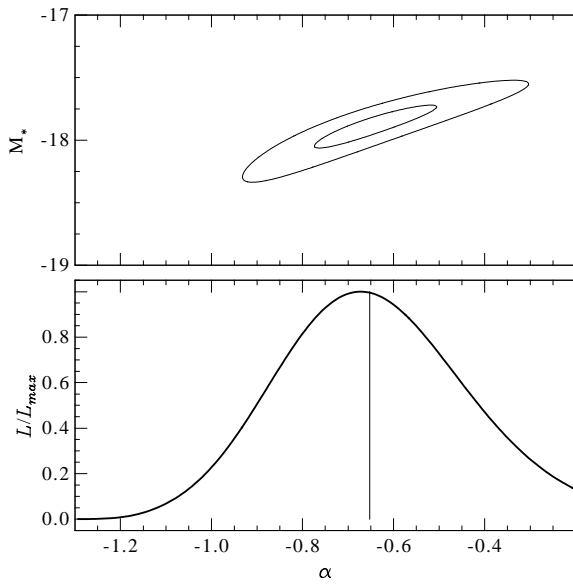


Fig. 8.3: Proyección de la función de Likelihood en el espacio de parámetros α y M_* que resulta del ajuste de la función de Schechter a una distribución de luminosidad.

8.3. La no universalidad de la función de luminosidad

8.3.1. Galaxias luminosas y aisladas

El procedimiento descrito para el cálculo del número de galaxias en exceso en una dada muestra de primarias permite estimar el número de satélites como función de la distancia proyectada a la primaria. Este procedimiento también puede ser llevado a cabo para submuestras de satélites limitados a cierto rango de magnitudes. Si se realiza varias veces, cada vez para un rango diferente de magnitudes y usando estos rangos como casillas de un histograma, se obtiene una representación de la distribución estadística de magnitudes, que son una aproximación a la función de luminosidad. Específicamente, se realizó una sustracción de fondo en casillas que corresponden a distintos intervalos de magnitud, y que cubren en total desde $M_r = -18,5$ hasta $M_r = -14$. Se puede derivar entonces una aproximación de la función de luminosidad de las galaxias en exceso que está dada por el histograma de frecuencias de magnitudes. Promediando sobre una muestra de primarias con ciertas propiedades, se puede computar la distribución de luminosidad compuesta del ensamble de la muestra. Los recuentos de galaxias en exceso por unidad de intervalo de magnitud que resultan de la distribución compuesta de luminosidad estimada, se normaliza de acuerdo a los límites correspondientes a cada primaria para asegurar la completitud, según:

$$N_i = \sum_j N_{ij} F_j C_i \quad (8.5)$$

donde N_i es el número de galaxias dentro del i -ésimo intervalo de magnitudes en el ensamble total, y N_{ij} es el número de galaxias en ese intervalo de magnitud para la j -ésima galaxia primaria. La normalización de cada intervalo de magnitud está dada por la fracción de campos que contribuyen a ese intervalo dentro de los límites de completitud C_j , y por la fracción de

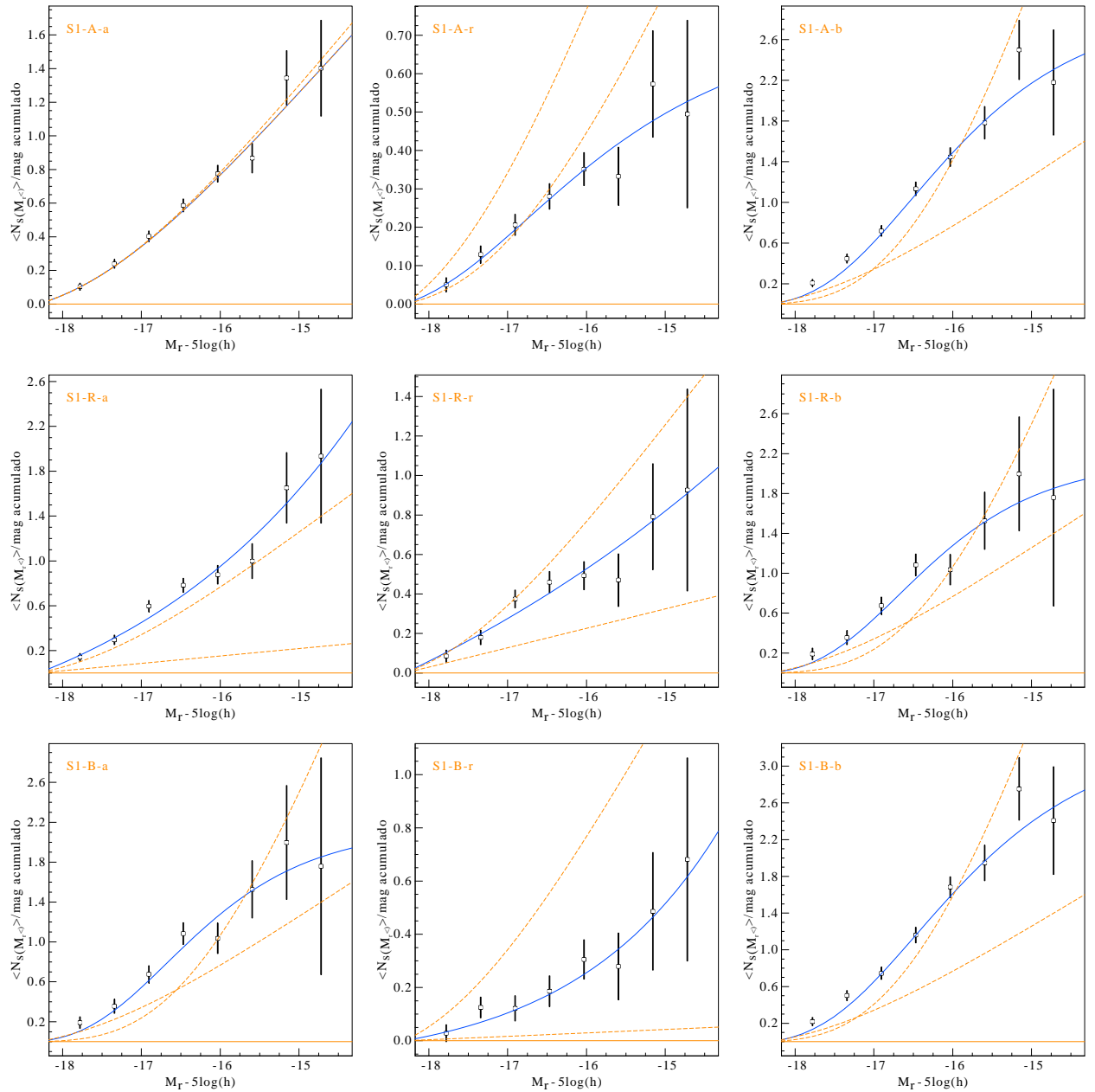


Fig. 8.4: Distribuciones de magnitudes absolutas de satélites alrededor de las primarias de la muestra S1 ($-21,5 < M_r < -20,5$), y de submuestras de primarias y satélites con corte en color. Las submuestras están definidas en el capítulo §5. Las líneas continuas representan los mejores ajustes de funciones de Schechter para cada submuestra. En líneas de trazos se muestran para comparación, las funciones de Schechter con los mismos parámetros M_* y ϕ , pero con pendientes de la parte débil $\alpha = -1,0$ y $\alpha = -1,5$.

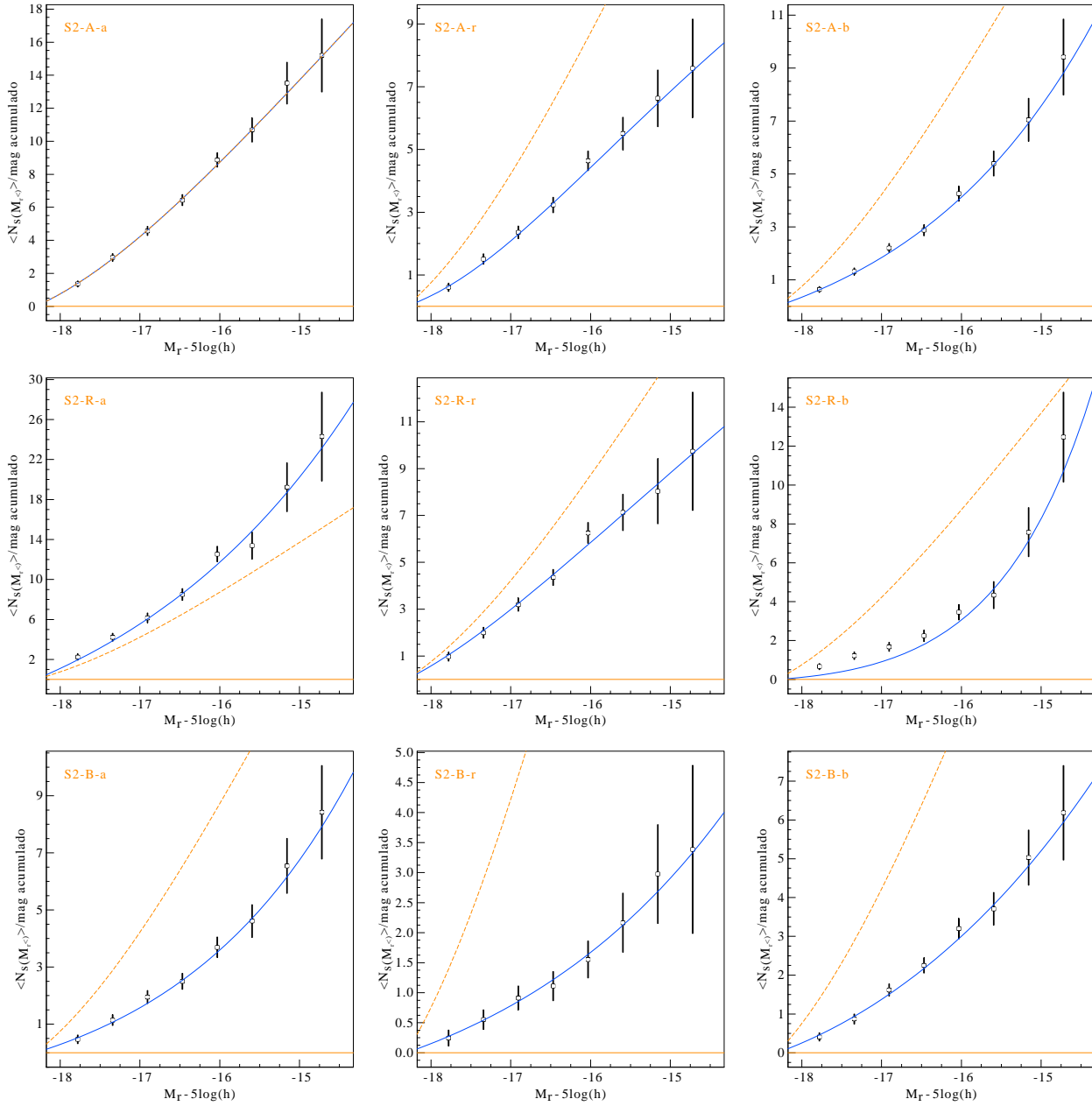


Fig. 8.5: Distribuciones de magnitudes absolutas de satélites alrededor de las primarias de la muestra S2 ($M_r < -21,5$), y de submuestras de primarias y satélites con corte en color. Las muestras están definidas en el capítulo 5. En líneas de trazos se muestran para comparación, las funciones de Schechter con los mismos parámetros M_* y ϕ , pero con pendientes de la parte débil $\alpha = -1,0$ y $\alpha = -1,5$.

área, F_j que está dada por la máscara de cada campo individual. De una comparación entre estos objetos, identificados individualmente y las distribuciones obtenidas estadísticamente, se puede apreciar inmediatamente que usando el método descrito en el capítulo 4 se obtienen estadísticamente las propiedades de satélites mucho más débiles que aquellos que se pueden estudiar a partir de la estimación directa de distancias.

Se usó una magnitud límite de 22.0 en la banda r , lo cual corresponde aproximadamente a una magnitud límite de $m_r = -14$. para la detección estadística de satélites, al redshift menor de la muestra de primarias ($z = 0,03$). También se muestran las posiciones de los satélites espectroscópicos y los satélites conocidos de la Vía Láctea en el diagrama color-magnitud, para resaltar los diferentes límites que se pueden alcanzar con las diferentes técnicas. Las magnitudes y colores de los satélites de la Vía Láctea se obtuvieron de la literatura en las bandas V y B (Irwin & Hatzidimitriou 1995; Mateo 1998; van den Bergh 2006) y se transformaron al sistema fotométrico del SDSS (Jester et al. 2005). Mientras que los sistemas de la Vía Láctea y Andromeda son los mejor conocidos de este tipo, los satélites identificados en grandes catálogos espectroscópicos son varias magnitudes más brillantes. Observar y estudiar de manera directa satélites tan débiles como los del grupo local es muy difícil debido a que con la distancia la magnitud aparente aumenta. Hacer estos estudios en catálogos es imposible al día de hoy, porque los catálogos de galaxias están limitados por flujo. El método que se utiliza aquí es una solución intermedia entre ambos casos, es decir, entre los estudios realizados en el grupo local y en catálogos.

Para minimizar las fluctuaciones en las distribuciones de luminosidades se muestran las distribuciones acumuladas. En la figura 8.2 se comparan las distribuciones diferenciales y acumuladas de las muestras totales S0, S1 y S2. Los ajustes de las funciones de Schechter se realizan en las distribuciones diferenciales. En las figuras 8.4 y 8.5 se pueden ver las distribuciones acumuladas de luminosidades de las muestras S1 y S2, respectivamente. Se muestran en líneas de trazos, para comparación, las funciones de Schechter con pendiente de la parte débil $\alpha = -1$ y $\alpha = -1,5$.

Popesso et al. (2005) provee un ajuste de una función doble de Schechter a la función de luminosidad de galaxias en cúmulos, donde la contribución del componente débil es importante para $M_r > -18$. En la muestra de satélites de este trabajo, se ajustó una función de Schechter de un solo componente, que puede ser comparada con el componente débil de Popesso et al. (2005) dado que en ambos casos el rango de magnitudes es similar y existe poca variación de α con M_* . El ajuste de la función de Schechter se realizó según un parámetro M_* fijo, usando un método de máxima verosimilitud. Los parámetros del mejor ajuste que se derivan de este método se muestran en la tabla 8.3.1 Aunque se adoptó un valor de $M_* = -20,0$; consistente con la determinación de Blanton et al. (2003) se puede notar que las estimaciones que resultan para los parámetros de la pendiente débil no dependen apreciablemente de la elección de M_* . Además, para valores razonables de M_* en el rango de $-19,8$ a $-20,2$ se derivan estimaciones de α que están dentro de los errores calculados. La pendiente de la parte débil de la función de luminosidad, que es relativamente plana, contrasta notablemente con la

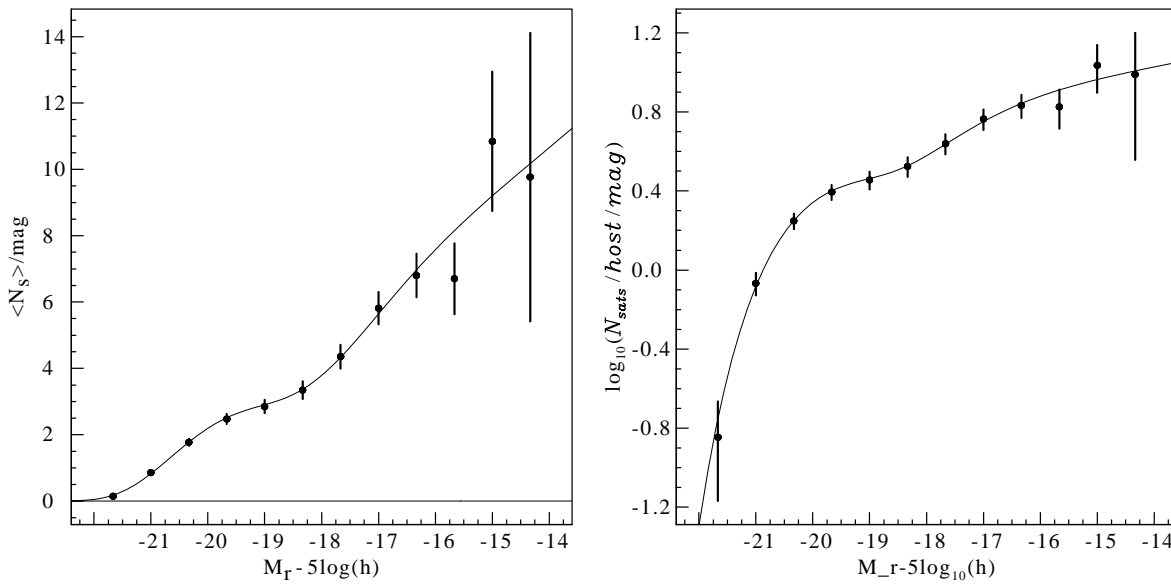


Fig. 8.6: Distribución de luminosidad de satélites alrededor de pares de galaxias luminosas. Estos resultados corresponden a galaxias en exceso entre 100 kpc y 900 kpc.

parte débil de la distribución de luminosidades de galaxias en cúmulos obtenidas con métodos similares. (González et al. 2006; Popesso et al. 2005). Cabe destacar que aunque un ajuste de Schechter proporciona una descripción satisfactoria en el rango $-18,5 < M_r < -14$, sistemáticamente predice un exceso de galaxias alrededor de $M_r \sim -17$.

8.3.2. Pares, grupos y cúmulos de galaxias

Para el cálculo de las distribuciones de luminosidad de satélites asociados a pares, se incluyen todas las galaxias en exceso en el rango de distancias proyectadas $100 < R_p < 900$ con colores más azules que $g - r = 1,0$. Se puede ver en la figura 8.6 que la distribución de luminosidad de galaxias en exceso no está bien descrita por una única función de Schechter, que presenta un notable incremento cerca de $M_r \sim -18$. La figura muestra un ajuste de una función de Schechter doble (suma de dos componentes), en donde las pendientes de las partes brillante y débil son $-0,75$ y $-1,16$ respectivamente. En este cómputo se excluyen los miembros del par central, ya que los mismos tienen una separación máxima de 25 kpc, y se cuentan excesos a partir de 100 kpc. Los resultados que se obtienen incluyendo galaxias en exceso desde 60 kpc son similares.

El cálculo de la distribución de luminosidades en cúmulos requiere la implementación de máscaras de galaxias brillantes, para dar cuenta de las falsas identificaciones de galaxias (capítulo 6). No es necesario, sin embargo, excluir la zona central del cúmulo, salvo que esté ocupada por alguna galaxia brillante. Se procede entonces a calcular el recuento de satélites que se encuentran a una distancia menor a 1200 kpc, según los resultados obtenidos para el perfil de densidad radial en esta muestra. Las funciones de luminosidad que resultan (figura 8.7 para grupos M7, y figuras 8.9 y 8.10 para cúmulos RASS) muestran una pendiente

Muestra	Primarias	N_p	α
S0-A-a	$M_r < -20.5$	36807	-0.87
S0-A-r	$M_r < -20.5$	36807	-0.81
S0-A-b	$M_r < -20.5$	36807	-1.14
S0-R-a	$M_r < -20.5$	14723	-1.30
S0-R-r	$M_r < -20.5$	14723	-1.02
S0-R-b	$M_r < -20.5$	14723	-1.58
S0-B-a	$M_r < -20.5$	22084	-0.6
S0-B-r	$M_r < -20.5$	22084	0.2
S0-B-b	$M_r < -20.5$	22084	-0.95
S1-A-a	$-21.5 < M_r < -20.5$	29821	-0.80
S1-A-r	$-21.5 < M_r < -20.5$	29821	-0.79
S1-A-b	$-21.5 < M_r < -20.5$	29821	-0.81
S1-A-rr	$-21.5 < M_r < -20.5$	29821	-
S1-R-a	$-21.5 < M_r < -20.5$	11179	-0.79
S1-R-r	$-21.5 < M_r < -20.5$	11179	-0.78
S1-R-b	$-21.5 < M_r < -20.5$	11179	-0.81
S1-R-rr	$-21.5 < M_r < -20.5$	11179	-
S1-B-a	$-21.5 < M_r < -20.5$	18642	-0.81
S1-B-r	$-21.5 < M_r < -20.5$	18642	-0.87
S1-B-b	$-21.5 < M_r < -20.5$	18642	-0.87
S1-B-rr	$-21.5 < M_r < -20.5$	18642	-
S2-A-a	$M_r < -21.5$	6986	-1.12
S2-A-r	$M_r < -21.5$	6986	-1.00
S2-A-b	$M_r < -21.5$	6986	-1.18
S2-A-rr	$M_r < -21.5$	6986	-
S2-R-a	$M_r < -21.5$	3544	-1.21
S2-R-r	$M_r < -21.5$	3544	-1.01
S2-R-b	$M_r < -21.5$	3544	-1.24
S2-R-rr	$M_r < -21.5$	3544	-
S2-B-a	$M_r < -21.5$	3442	-1.11
S2-B-r	$M_r < -21.5$	3442	-1.00
S2-B-b	$M_r < -21.5$	3442	-1.15
S2-B-rr	$M_r < -21.5$	3442	-1.00

Tabla 8.2: Resultados obtenidos para las muestras de primarias. Se indican las submuestras según el índice de color de la primaria (A,R,B para las muestras completas, de primarias rojas y azules respectivamente) y el índice de color de los satélites (a,r,b,rr para la muestra total de galaxias, a, y para las muestras con en los rangos de color $g - r < 0,4$, $0,4 < g - r < 0,8$ y $g - r > 0,8$ respectivamente). En todos los casos el número de satélites se calcula entre 100 kpc y 800 kpc de distancia radial proyectada a la primaria.

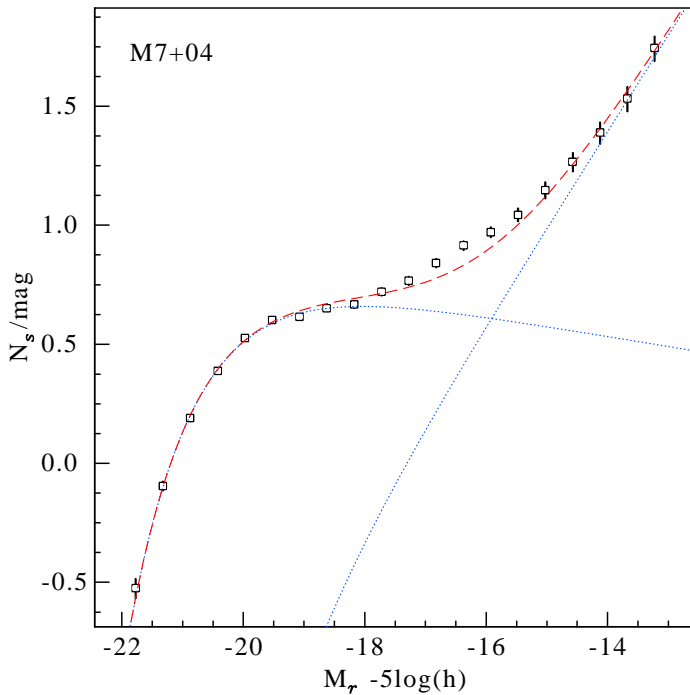


Fig. 8.7: Función de luminosidad de satélites alrededor de grupos de la muestra M7 completa (todos los grupos con al menos 4 miembros).

Muestra	M_b^*	α_b	M_d^*	α_d
M7+tot	-20.3	-0.9	-17.6	-1.6
M7-10	-20.7	-1.0	-17.5	-1.8
M7+05	-19.0	-1.57	-	-
M7+10	-20.3	-0.92	-18.7	-1.9
M7+20	-20.3	-0.89	-18.2	-1.7
M7+S300	-20.3	-0.94	-18.5	-1.9
M7-S250	-20.3	-0.88	-19.0	-1.8

Tabla 8.3: Tabla que resume los resultados para las distribuciones de luminosidad de grupos de la muestra M7. Se listan los parámetros de ajustes de la función de luminosidad en los extremos brillante (b) y débil (d).

de la parte débil mucho más pronunciada que aquellas obtenidas en las muestras de primarias o de pares interactuantes. La muestra total de grupos incluye 13002 grupos en el rango $0,03 < z < 0,1$, que tienen al menos 4 miembros. La exclusión de los grupos menos numerosos se debe a la mayor indeterminación del centro del halo. A diferencia de las muestras de satélites de primarias, los grupos y cúmulos de galaxias no se pueden describir adecuadamente por una única función de Schechter. Una función doble, por otro lado, ofrece una descripción satisfactoria del comportamiento general de la distribución en todo el rango de luminosidades considerado. La función doble que se utiliza en este caso, se refiere a la suma de dos funciones de Schechter, y presenta diferencias con la alternativa que consiste en ajustar por separado las partes brillante y débil de la distribución de luminosidades. Para comparar los resultados, hay que tener en cuenta que la pendiente de la parte débil, que es un parámetro de fundamental importancia para describir la población de galaxias de baja luminosidad, es ligeramente mayor cuando se ajustan dos funciones por separado, siempre que la pendiente de la parte brillante sea menor que -1 . El ajuste que maximiza la función de Likelihood da un valor $\alpha = -1,8$ para la pendiente de la parte débil de la distribución de la muestra completa de grupos (Figura 8.7). Se separaron submuestras de grupos según el número de miembros y también según la dispersión de velocidades, que correlaciona con la masa virial, los resultados obtenidos para grupos M7 se detallan en la tabla 8.3 y para cúmulos RASS en la tabla 8.4.

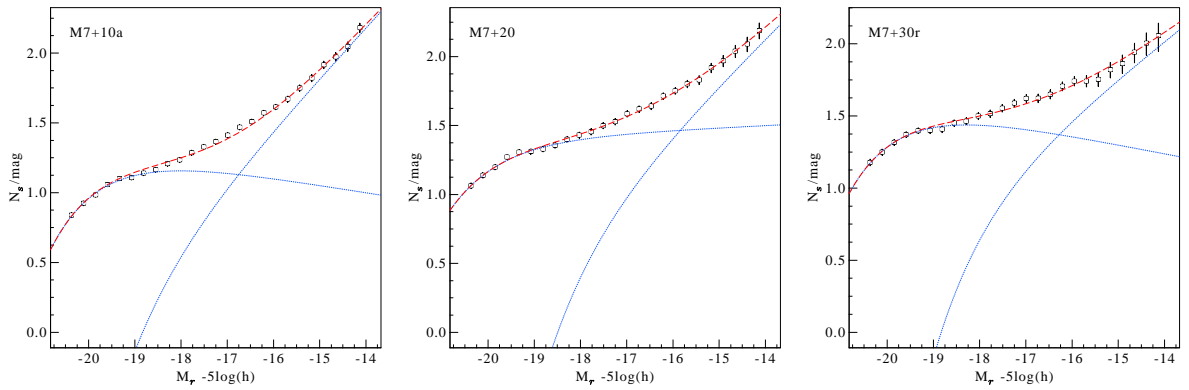


Fig. 8.8: Distribución de luminosidad de satélites alrededor grupos de submuestras de M7 con menos de 10 miembros (M7-10), y con más de 10 (M7+10), 20 (M7+20) y 30 (M7+30) miembros respectivamente.

8.4. Implicaciones de los resultados en los modelos de evolución

La función de luminosidad de satélites, especialmente la parte débil, da indicios de cómo se forman las galaxias enanas y de qué manera se suprime la formación estelar. Factores que intervienen en la formación de satélites:

- "Feedback" por supernovas,
- Formación estelar a partir del enfriamiento del gas,
- Evolución estelar,
- Enfriamiento del gas,
- Fusiones de galaxias,

Dado que las escalas de tiempo de la evolución galáctica son muy grandes, se hace ineludible la introducción de hipótesis teóricas que expliquen las características observadas de toda una población de galaxias. En primer lugar, se pueden observar galaxias en grupos a alto redshift y compararlas con las que se encuentran a bajo redshift, que han tenido más tiempo para evolucionar. Existen evidencias a favor del "canibalismo" galáctico a alto redshift, pero son escasas a bajo redshift. Además la fracción de galaxias S0 en cúmulos aumenta considerablemente hacia bajo redshift. Este panorama favorece la idea de que las galaxias espirales tempranas se han transformado en lenticulares, mientras las elípticas y lenticulares conforman una población más evolucionada.

Los varios mecanismos responsables de que las galaxias cambien actúan de maneras diferentes, pero posiblemente el más decisivo sea el ambiente en el cual se encuentra una galaxia. En esta Tesis, se exploran las poblaciones de galaxias en función del tipo de sistema al cual pertenecen, con el objetivo de determinar la influencia del ambiente. Los cambios se producen en la morfología, en la cantidad de gas, en la población estelar y también en el sistema

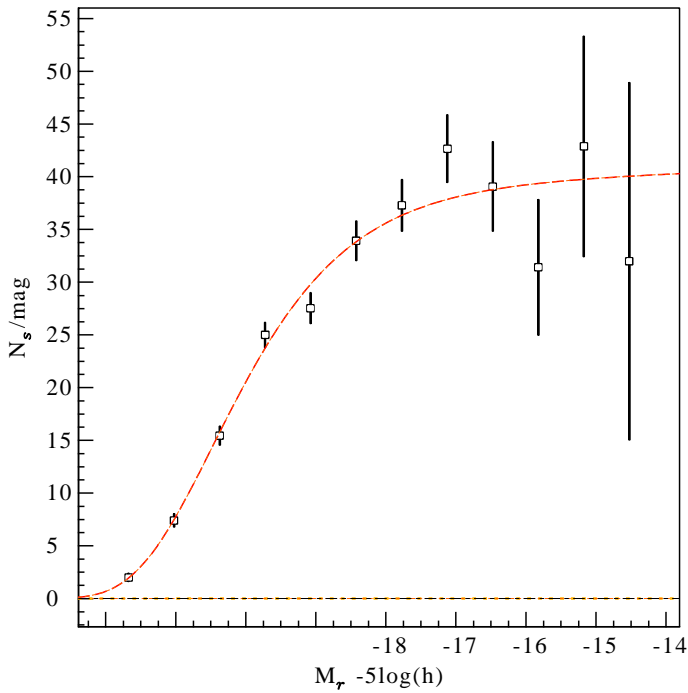


Fig. 8.9: Distribución de luminosidades de satélites en la muestra completa de cúmulos RASS-SDSS.

Muestra	M_b^*	α_b	M_d^*	α_d
RASS+tot	-20.3	-0.9	-18.3	-1.1
RASS+R12	-19.6	-0.4	-19.4	-1.1
RASS-R12	-20.0	-1.0	-20.1	-1.0

Tabla 8.4: Tabla que resume los resultados para las distribuciones de luminosidad de grupos RASS-SDSS.

dinámico del cual participa en galaxia junto con el resto de objetos que coexisten en el pozo de potencial de materia. Algunos mecanismos, se producen por interacción entre pares de galaxias, mientras que otros vinculan a una galaxia con un potencial gravitatorio dominante. Los resultados de los distintos mecanismos son también distintos. La fracción de galaxias brillantes respecto del total, por ejemplo, se ve modificada de varias formas. Las fusiones de galaxias y las interacciones entre galaxias, cuando se producen a velocidades relativamente bajas, producen un incremento en la cantidad de galaxias brillantes con respecto del total, al eliminar dos galaxias de baja masa para formar una nueva galaxias más masiva y luminosa, que resulta de la fusión de las dos menores. La presión de barrido y el efecto conocido como hostigamiento galáctico, por otro lado, disminuyen la luminosidad de galaxias que tienen mucho gas y estrellas al eliminarlos del entorno inmediato del núcleo de la galaxia. La eficiencia de estos efectos no es la misma en todos los ambientes. Las fusiones de galaxias requieren que la velocidad relativa entre el par que se fusiona sean bajas. Esto es difícil en los cúmulos masivos, en donde el sistema dinámico de gran masa en equilibrio virial implica velocidades altas, del orden de ~ 500 km/s. Los grupos de menor multiplicidad, en cambio, están formados por galaxias cuyas velocidades relativas son menores, y por lo tanto la atracción gravitatoria entre ambas es suficiente para que los dos objetos entren en órbita de colisión mutua. La presión de barrido produce la pérdida de gas en una galaxia que se mueve a alta velocidad con respecto al medio intracúmulo, que además tiene una alta densidad de gas intergaláctico. Estas condiciones son satisfechas en los cúmulos masivos, en donde el efecto de presión de

barrido es apreciable. De manera similar, el hostigamiento galáctico se produce luego de un gran número de interacciones, producidas por un cantidad significativa de satélites relativamente masivos. Por esta razón, este proceso ocurre también en los cúmulos pero no en los grupos donde el número de interacciones es limitado. El resultado de estos procesos, que poco a poco van eliminando el gas y disminuyendo consecuentemente la tasa de formación estelar se conoce como estrangulamiento. Los procesos de fusión y de hostigamiento, transforman galaxias en donde predomina el componente de disco en galaxias de tipo esferoidal. La presión de barrido y la estrangulación por otro lado, tienen poco efecto en las características morfológicas y producen cambios apreciables en la actividad de formación estelar, agotando el gas disponible para la generación de nuevas estrellas.

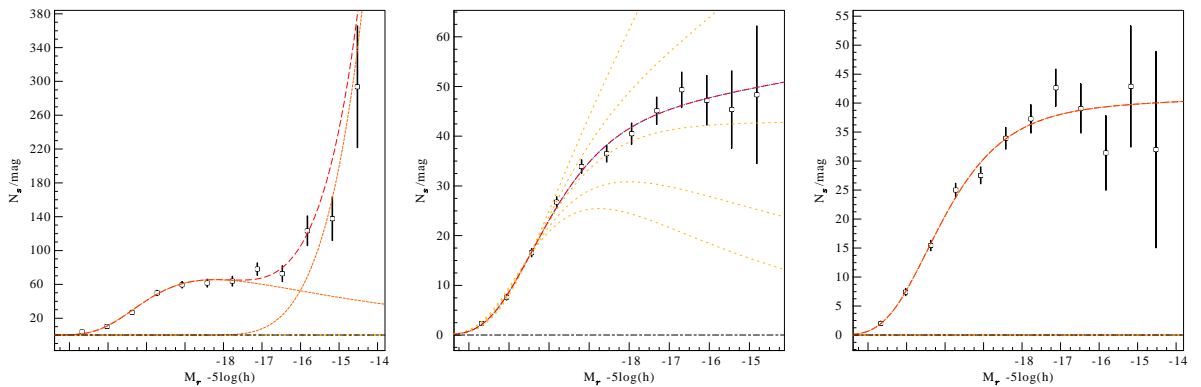


Fig. 8.10: Distribución de luminosidades de satélites en cúmulos RASS-SDSS, para la muestra total (centro) y para submuestras con corte en el radio proyectado. Se muestran los cúmulos con $R_{max} > 1,2\text{Mpc}$ (izq.) y con $R_{max} < 1,2\text{Mpc}$ (der.).

La presión de barrido, por ejemplo, puede inhibir la formación estelar mediante el agotamiento del gas que contienen las galaxias con alta velocidad respecto del medio intracúmulo (Kapferer et al. 2008; Berrier et al. 2009; Bruggen & Lucia 2007; Kang 2008; Putman et al. 1998). Mientras mayor sea la densidad de gas intergaláctico o mayor sea la velocidad de las galaxias en los cúmulos, entonces mayor será la pérdida de gas que una galaxia tiene disponible para formar estrellas. Si fuera éste el único mecanismo evolutivo presente en sistemas de galaxias, se esperaría una mayor fracción de galaxias débiles en los cúmulos más ricos. Sin embargo, existen otros mecanismos responsables de modelar las distribuciones de las propiedades observables de las galaxias. El fenómeno de hostigamiento galáctico, (Moore et al. 1996; van den Bosch et al. 2008; Susa & Umemura 2004) consiste en la eliminación del gas de las galaxias que sufren repetidas interacciones con otras galaxias en sistemas poblados por muchos objetos, y que por tanto tienen alta chance de sufrir frecuentes encuentros o pasajes cercanos. Como resultado, se producen cambios significativos en la tasa de formación estelar, lo que afecta a su magnitud absoluta y a través del tiempo al índice de color integrado. Debido a que la dispersión de velocidades es menor en sistemas menos masivos, se espera que tanto los efectos de presión de barrido como los de hostigamiento galáctico sean mayores en cúmulos ricos. Ambos efectos conducen a un aumento de galaxias enanas a expensas de

otras galaxias que pierden su contenido de gas. En las asociaciones de galaxias en donde la dispersión de velocidades es baja, o donde el contenido de gas es bajo, se espera que otros sean los efectos dominantes en las transformaciones evolutivas. Tales mecanismos pueden ser, por ejemplo, colisiones a baja velocidad, algunas de las cuales pueden terminar en fusiones entre distintos objetos, eventos que pueden disparar explosiones de formación estelar (Cole et al. 1994; Baugh et al. 1996; Berlind et al. 2003; Kang et al. 2006).

BIBLIOGRAFÍA

- Avni, Y. & Bahcall, J. N. 1980, *ApJ*, 235, 694
- Babul, A. & Rees, M. J. 1992, *MNRAS*, 255, 346
- Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 1996, *MNRAS*, 283, 1361
- Benson, A. J., Lacey, C. G., Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 2002, *MNRAS*, 333, 156
- Berlind, A. A., Weinberg, D. H., Benson, A. J., et al. 2003, *ApJ*, 593, 1
- Berrier, J. C., Stewart, K. R., Bullock, J. S., et al. 2009, *ApJ*, 690, 1292
- Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. 1988, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 26, 509
- Blanton, M. R., Hogg, D. W., Bahcall, N. A., et al. 2003, *ApJ*, 592, 819
- Bruggen, M. & Lucia, G. D. 2007, *MNRAS*, 1181
- Cole, S., Aragon-Salamanca, A., Frenk, C. S., Navarro, J. F., & Zepf, S. E. 1994, *MNRAS*, 271, 781
- Cross, N. J. G., Bouwens, R. J., Benitez, N., et al. 2004, *AJ*, 128, 1990
- Eales, S. 1993, *ApJ*, 404, 51
- Efstathiou, G., Ellis, R. S., & Peterson, B. A. 1988, *MNRAS*, 232, 431
- González, R. E., Lares, M., Lambas, D. G., & Valotto, C. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 445, 51
- Impey, C., Bothun, G., & Malin, D. 1988, *ApJ*, 330, 634
- Irwin, M. & Hatzidimitriou, D. 1995, *MNRAS*, 277, 1354
- Jester, S., Schneider, D. P., Richards, G. T., et al. 2005, *AJ*, 130, 873
- Kang, X. 2008, ArXiv e-prints
- Kang, X., Jing, Y. P., & Silk, J. 2006, *ApJ*, 648, 820
- Kapferer, W., Kronberger, T., Ferrari, C., Riser, T., & Schindler, S. 2008, *MNRAS*, 389, 1405
- Koposov, S., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2008, *ApJ*, 686, 279
- Lin, H., Yee, H. K. C., Carlberg, R. G., et al. 1999, *ApJ*, 518, 533
- Lynden-Bell, D. 1971, *MNRAS*, 155, 95

-
- Mateo, M. L. 1998, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 435
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613
- Popesso, P., Böhringer, H., Romaniello, M., & Voges, W. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 433, 415
- Putman, M. E., Gibson, B. K., Staveley-Smith, L., et al. 1998, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Sabatini, S., Davies, J., van Driel, W., et al. 2005, *MNRAS*, 357, 819
- Sandage, A. & Binggeli, B. 1984, *AJ*, 89, 919
- Schechter, P. 1976, *ApJ*, 203, 297
- Somerville, R. S. 2002, *ApJ*, 572, 23
- Strauss, M. A. & Willick, J. A. 1995, *Physics Reports*, 261, 271
- Susa, H. & Umemura, M. 2004, in , 1–16
- van den Bergh, S. 2006, *AJ*, 132, 1571
- van den Bosch, F. C., Aquino, D., Yang, X., et al. 2008, *MNRAS*, 387, 79
- Willman, B., Dalcanton, J., Ivezić, Z., Schneider, D. P., & York, D. G. 2002, *AJ*, 124, 2600

Capítulo 9

Relaciones color-magnitud

El estudio de las distribuciones de luminosidad y de colores resulta ser muy útil en el avance del estudio de las propiedades de los satélites. Su análisis conjunto es también posible gracias a la aplicación de los métodos de sustracción de fondo, y ofrece una nueva perspectiva en la caracterización de estas poblaciones. En este capítulo se construyen diagramas color-magnitud de satélites para todas las muestras consideradas. Además de brindar información útil, estos diagramas constituyen una prueba de consistencia importante y necesaria para establecer la confiabilidad estadística de los resultados.

9.1. Aplicación simultánea en 2 parámetros

El recuento de galaxias en exceso y el descuento de las galaxias de fondo se puede realizar en un subespacio cualquiera del espacio de todos los parámetros, salvo la distancia proyectada. Una de las relaciones más interesantes para estudiar es la que se observa en el diagrama color–magnitud (CM). En virtud de las consideraciones del capítulo 2, la ubicación de una galaxia en este diagrama da idea tanto de su actividad de formación estelar actual como de su historia de formación estelar, y también se relaciona con el tipo morfológico. El análisis de las sobredensidades en este diagrama se realiza con varios objetivos. Uno de ellos es identificar secuencias de galaxias, como por ejemplo la secuencia de galaxias rojas, que se usa como indicador de la presencia de sistemas. El estudio de las variaciones de estas secuencias en función de las propiedades del halo permite una nueva perspectiva en cuestiones relacionadas con la evolución de galaxias en medios masivos. Estos diagramas presentan una información más rica que la que resulta de las distribuciones marginalizadas de colores y magnitudes, aunque menos cuantificable, ya que no se pueden realizar ajustes de funciones simples y las fluctuaciones son mayores. Véase por ejemplo la figura 9.1, donde se muestran los diagramas de color $g-r$ y magnitud (M_r) para galaxias en exceso asociadas a grupos de galaxias (muestra M7 completa) y primarias (muestra S2). Puede verse de la figura 9.2 que se mantiene la tendencia obtenida de los satélites más luminosos que se pueden observar en la muestra de galaxias espectrocópicas. Se presentan también las curvas de nivel de los errores, que dan idea de la distribución en estos diagramas de las galaxias de fondo.

Los resultados obtenidos para el diagrama CM de cúmulos son mucho más significativos que aquellos que se obtienen en sistemas con menor abundancia de satélites. En la figura 9.3

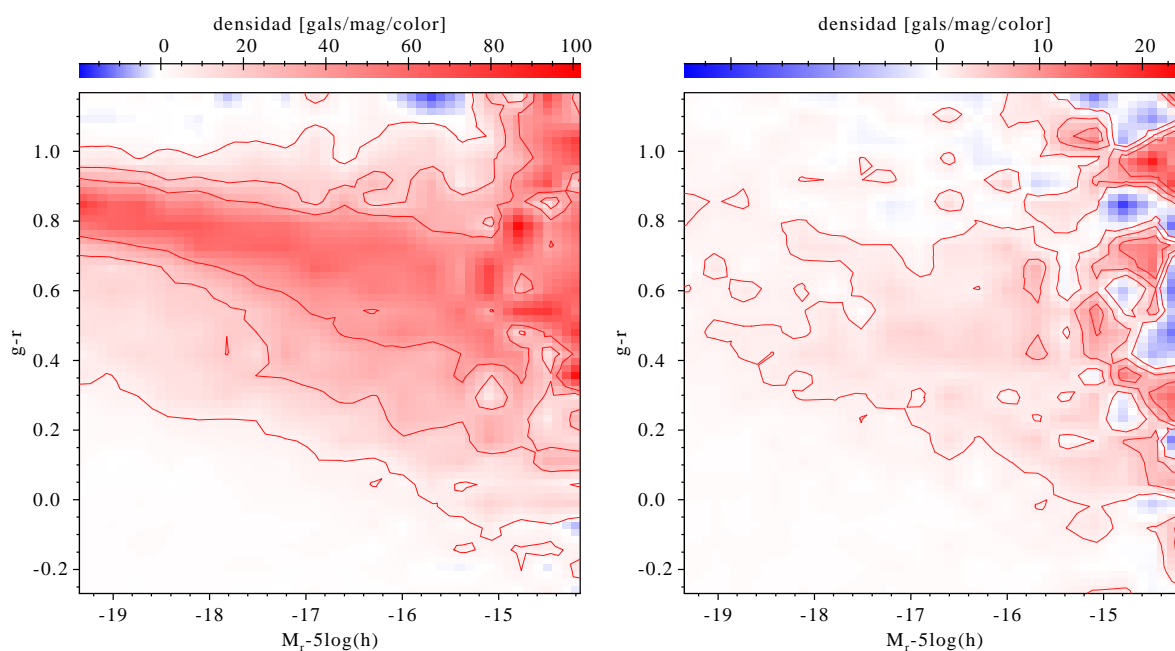
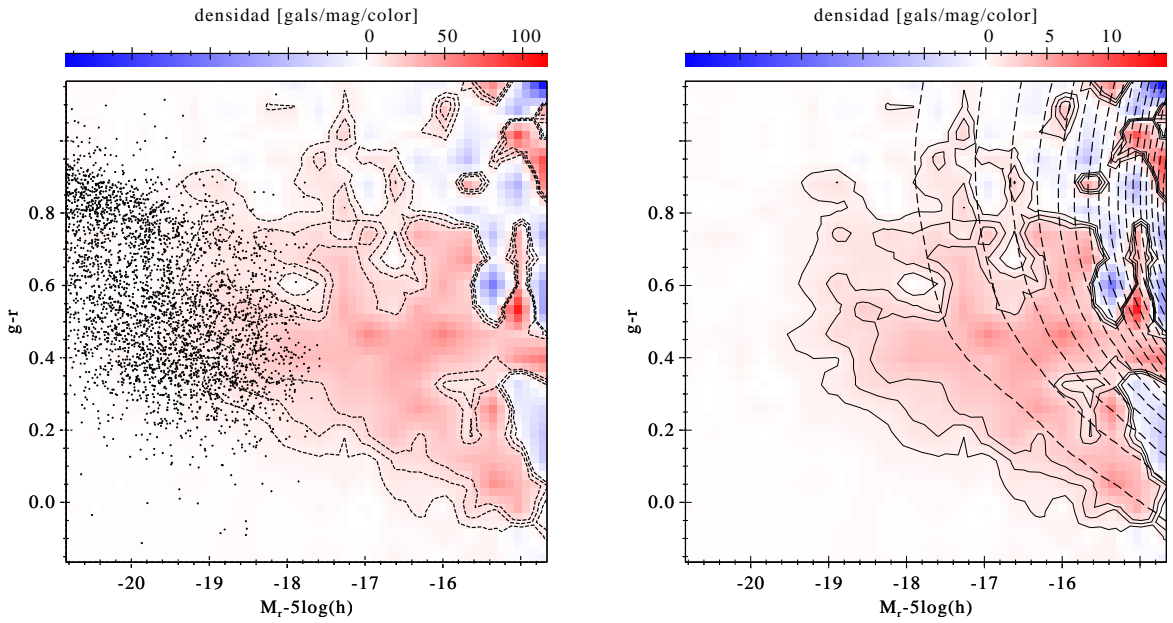


Fig. 9.1: Comparación entre los diagramas color-magnitud de grupos y primarias



(a) Comparación de los diagramas color magnitud con los satélites espectroscópicos.

(b) Matriz de excesos de galaxias en la muestra S2. Se muestran las curvas de nivel de las incertezas.

Fig. 9.2: Comparación de los diagramas color magnitud de satélites obtenidos estadísticamente y de los satélites brillantes encontrados en la muestra espectroscópica.

se muestran los diagramas para galaxias en exceso en las muestras M7 y RASS. En la figura para grupos se separaron intervalos de luminosidad variables utilizando métodos MonteCarlo a partir de la densidad de galaxias en el plano color-magnitud. Luego se ajustaron las medianas y los cortes de color que separan los percentiles de 30% en cada intervalo de magnitud. Puede apreciarse la clara tendencia en este diagrama, que indica que las distribuciones de colores se ensanchan a mayores magnitudes. El mismo fenómeno se observa en el caso de los cúmulos RASS-SDSS. En el diagrama correspondiente a estos sistemas, no se llevó a cabo el suavizado de las casillas de recuento. Las curvas son ajustes de las medianas y límites de percentiles. Hay que considerar que, de acuerdo a los resultados presentados en el capítulo 8, el número de galaxias en exceso no excede de 10 en las submuestras con mayor se_{gal} . Sin embargo fue posible obtener una estima de la distribución de estos objetos en el diagrama color-magnitud, como puede verse por ejemplo en la figura 9.1. Esta figura se compara con la que surge de los grupos de galaxias (M7), en donde la se_{gal} es mucho más notable. También surge del análisis de ambas figuras, que los colores de galaxias en medio densos son más altos que los colores de satélites de galaxias brillantes y aisladas. La tendencia observada de satélites de las muestras PRI según la cual las galaxias en cúmulos son sistemáticamente más rojas, se aprecia también en las submuestras de cúmulos.

Los resultados presentados en los capítulos anteriores, daban cuenta de la importancia de los mecanismos de transformación de galaxias. Las variaciones de la función de luminosidad sugieren un escenario donde las interacciones entre satélites son cruciales para producir

un aumento en la fracción de galaxias débiles respecto de las galaxias más luminosas. Al inspeccionar el diagrama CM, surge la necesidad de explicar también los cambios en los índices de color de estos objetos. La presión de barrido, por ejemplo, despoja a las galaxias débiles de sus envolturas de gas, fuente de generación de nuevas estrellas, y deja objetos con predominancia de la componente de bulbo. Esta componente está formada por una población más vieja de estrellas, y el color integrado que resulta es también mayor. Los efectos de las interacciones tidales en los colores de la población de galaxias son difíciles de cuantificar. Mientras que los mecanismos de acoso galáctico que operan en el seno de cúmulos muy poblados puede dar lugar también a la pérdida de gas y estrellas de las galaxias más pequeñas, otras interacciones menos frecuentes pueden generar explosiones de formación estelar. Con la formación de nuevas estrellas, el color tiende a disminuir, en un sentido opuesto al de los mecanismos de desprendimiento de gas. Las fusiones mayores, por otro lado, ocurren en los encuentros entre pares de galaxias más masivas. El resultado final de la fusión de galaxias con predominancia de la componente de disco es en general un objeto más masivo, de tipo temprano. Este fenómeno produce una disminución de satélites relativamente luminosos y azules y genera nuevos satélites en la parte brillante de la función de luminosidad.

Otra observación importante tiene que ver con la dispersión de colores en función de la magnitud. Esta relación no se puede deducir de las distribuciones monoparamétricas de colores o magnitudes ya que surgen de la marginalización del diagrama CM y combina distintas poblaciones de satélites. Es muy importante, sin embargo, distinguir satélites luminosos y poco luminosos, cuyas distribuciones de colores son bien diferentes. El hecho de que la amplitud de colores sea mucho más estrecha en los satélites brillantes, es un fuerte indicador de que los mecanismos de formación de satélites (como por ejemplo fusiones) determinan con considerable precisión el color del producto final. En los mecanismos de reducción (downsizing), en cambio, predomina el carácter estocástico de las interacciones (entre galaxias o entre galaxias y el medio intergaláctico).

9.2. Distribuciones de colores

En general, las galaxias que están en ambientes más densos son más masivas, con mayor concentración en su distribución radial y con mayores índices de color. Además, las galaxias en medios más densos tienen menos concentración de gas y tienen una población estelar más vieja. Según el paradigma actual de formación de galaxias, la mayoría de las galaxias se forman a partir del colapso de gas que se enfría y cae en los pozos de potencial de la materia oscura. Un pequeño componente de momento angular inicial produce una estructura con forma de disco una vez que la materia alcanza la virialización. La posterior exposición de estas galaxias a interacciones con otras galaxias, con el medio intergaláctico y con los campos tidales, produce transformaciones que en general tienden a la producción de galaxias de tipo temprano en donde la formación estelar, ante la ausencia de gas, disminuye notablemente. El resultado final de las propiedades de la población de galaxias depende de la eficiencia de los

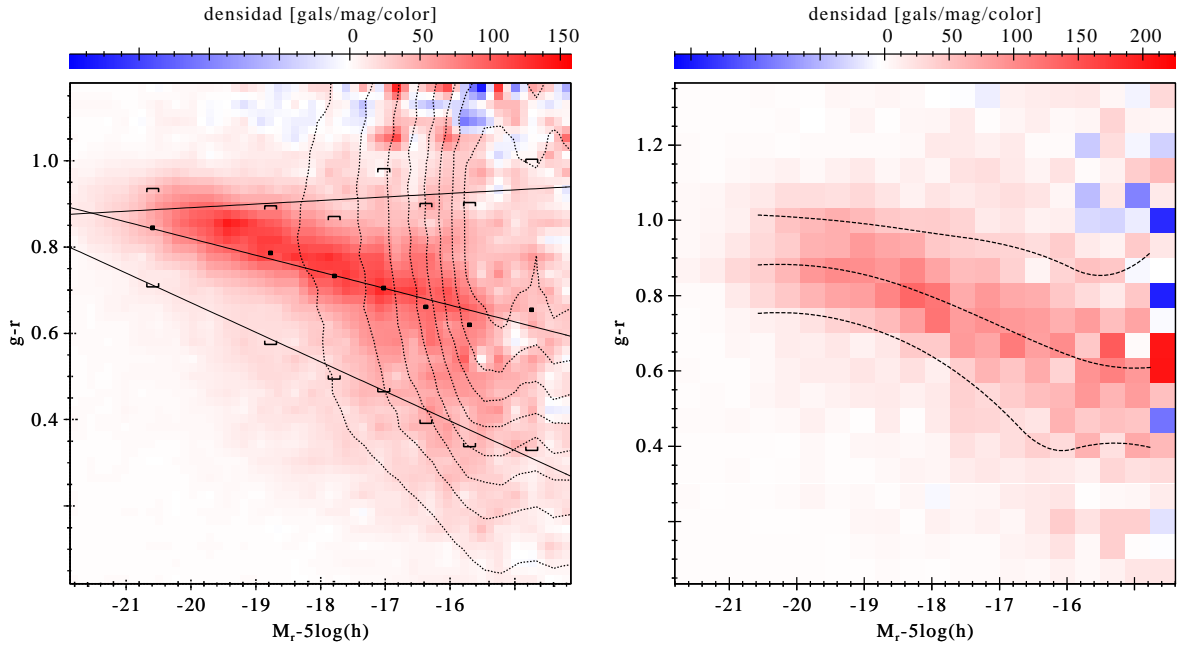


Fig. 9.3: Relación color-magnitud de satélites en grupos M7 (izq.) y RASS (der.). Las líneas son ajustes de las medianas y de los valores índices de color que separan percentiles de 30%.

distintos mecanismos que participan en el proceso de transformación. Se espera, sin embargo, que el mismo sea una función del ambiente. Esto es así ya que los distintos mecanismos de transformación tienen distintas eficiencias según el ambiente en el que se encuentran las galaxias afectadas.

El color de las galaxias, cuantificado mediante el índice de color en un sistema fotométrico dado, es un indicador de la historia de formación estelar. Si la población estelar es predominantemente vieja, se debe a que no hay episodios recientes de formación estelar, seguramente por la falta de gas para formar estrellas. En tal caso, el color integrado de la galaxia será predominantemente rojo, característico de objetos de tipo temprano. En este caso, como en muchos otros en astronomía, la nomenclatura resulta poco conveniente pero aún así usada por costumbre: Los tipos tempranos y tardíos de galaxias no indican una secuencia evolutiva, sino una secuencia morfológica.

En el estudio de las propiedades poblacionales debe prestarse especial cuidado en aislar los efectos que verdaderamente son una consecuencia del ambiente de aquellos que surgen como reflejo o consecuencia de los primeros. Esto no ocurre raramente, ya que son varias las propiedades de las galaxias que correlacionan entre sí. Esto se puede estudiar mediante análisis estadísticos multivariados. Algunos autores (e.g. Kauffmann et al. 2004; Blanton et al. 2005) sostienen que la correlación entre las propiedades relacionadas con la actividad de formación estelar, como por ejemplo el color integrado o el flujo de líneas de emisión, tiene una relación más estrecha con el ambiente que otras propiedades, como por ejemplo la morfología. De hecho, algunos estudios sugieren que la relación entre la actividad de formación estelar y el ambiente es independiente de la morfología (Balogh et al. 1998; Koopmann & Kenney 1998;

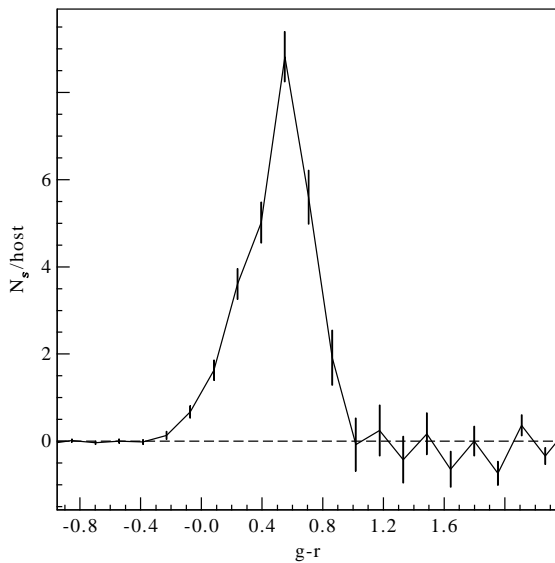


Fig. 9.4: Distribución de colores de satélites de la muestra completa de primarias. Se incluyen solamente las galaxias en exceso en el rango de magnitudes $-18,5 < M_r < -16,5$.

Christlein & Zabludoff 2005). Uno de los impedimentos que aparecen a la hora de aislar los mecanismos que producen transformaciones en las galaxias tiene que ver con que los mismos son muy diferentes para las galaxias centrales de los halos y para los satélites. Dado que los satélites son los más afectados por estos procesos evolutivos.

La figura 9.4 muestra la distribución de los satélites más luminosos ($M_r < -16$) de la muestra PRI-S2. Las incertezas crecen para magnitudes mayores, debido a las fluctuaciones en el diagrama color-magnitud. Además, nótese que las incertezas en el extremo rojo de la distribución de colores es mayor, posiblemente por las contribuciones de galaxias de fondo. Mientras que en los grupos gran parte de los satélites más luminosos que $M_r \sim -17$ tienen un índice de color superior a 0,8, en la muestra de primarias prácticamente no hay galaxias en exceso con colores $g - r > 0,8$. Aunque se observan regiones de sobredensidad con $g - r \sim 0,9$ en los satélites más débiles, la región $M_r > -15,0$ presenta muchas fluctuaciones, ya que el número de primarias que contribuyen en ese rango disminuye con el redshift, lo cual justifica excluir esta región del espacio de parámetros de algunos análisis.

BIBLIOGRAFÍA

- Balogh, M. L., Schade, D., Morris, S. L., et al. 1998, ApJ, 504, L75
- Blanton, M. R., Eisenstein, D., Hogg, D. W., Schlegel, D. J., & Brinkmann, J. 2005, ApJ, 629, 143
- Christlein, D. & Zabludoff, A. I. 2005, ApJ, 621, 201
- Kauffmann, G., White, S. D. M., Heckman, T. M., et al. 2004, MNRAS, 353, 713
- Koopmann, R. A. & Kenney, J. D. P. 1998, ApJ, 497, L75

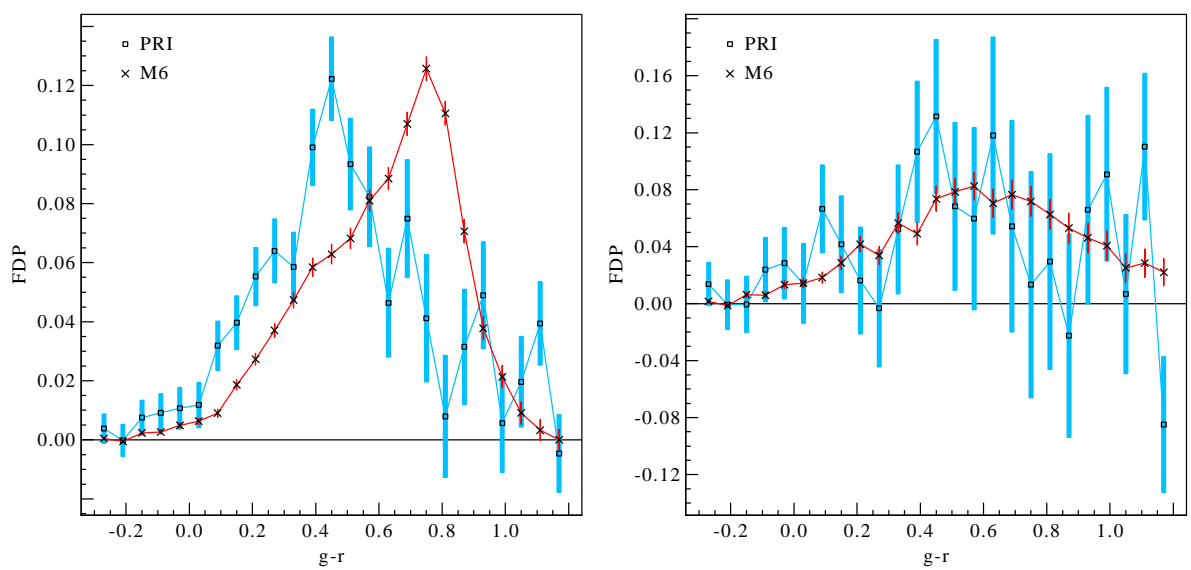


Fig. 9.5: Comparación entre las distribuciones de colores de satélites en las muestras PRI y M7. El rango de luminosidades incluido (figura de la izquierda) es $-19,0 < M_r < -16,0$. A partir de $M_r \sim -16$ las fluctuaciones en el diagrama color-magnitud de galaxias en exceso no muestra una clara diferencia entre ambas poblaciones (derecha).

Conclusiones

El estudio de galaxias satélites es una importante herramienta que permite derivar información sobre la formación y evolución de galaxias, sus halos, y la estructura en gran escala de la distribución de materia. Los procesos de transformación de galaxias satélites no sólo afectan a las poblaciones de baja luminosidad, sino que también se relacionan directamente con las galaxias centrales de los halos, las cuales acretan satélites en distintas etapas de su evolución. Aunque se han realizado numerosos esfuerzos para llevar adelante relevamientos observacionales de galaxias de baja luminosidad en sistemas, éstos se han centrado en cúmulos individuales, haciendo difícil la comparación de los distintos trabajos y la cuantificación de errores sistemáticos y de la incidencia de la variancia cósmica. Por otro lado, las técnicas estadísticas que hacen uso de catálogos espectroscópicos han dado resultados limitados al extremo brillante de la distribución de luminosidades, o se han enfocado en las propiedades de galaxias en general, sin distinguir entre galaxias de campos, centrales y satélites.

En este trabajo se analizaron, desde un punto de vista estadístico, las propiedades globales de poblaciones de satélites y sus dependencias con el ambiente. Para ello se identificaron sistemas en catálogos espectroscópicos, a partir de los cuales se pueden derivar estimas confiables de las distancias y evitar la aplicación errónea del método en los casos en que aparecen sobredensidades por superposición de estructuras de fondo o alineamientos casuales. Dado que la magnitud límite de la muestra fotométrica es más de 4 magnitudes más débil que la submuestra con seguimiento espectroscópico, se pueden alcanzar magnitudes débiles ($M_r \lesssim -14$). En este trabajo se analizan las luminosidades en el rango no cubierto por mediciones espectroscópicas de satélites ni por observaciones en el Grupo Local.

Encontramos que existe una sobredensidad de galaxias alrededor de los centros de sistemas de galaxias brillantes identificados en catálogos espectroscópicos. Bajo la hipótesis de que esta sobredensidad se debe a la presencia de galaxias débiles asociadas al potencial gravitatorio de dichos sistemas, es posible aplicar métodos de sustracción estadístico del fondo de galaxias para obtener una estima de la densidad de galaxias satélites en el espacio de parámetros. Las proyecciones de esta distribución discreta resultan en distribuciones monoparamétricas que se utilizan en la caracterización de satélites. Se derivan la distribución de luminosidad, la distribución de colores, el perfil de densidad radial proyectado, y las re-

laciones entre éstas. Clasificando los sistemas, es posible además estudiar de que manera cambian las poblaciones de satélites con las propiedades del ambiente.

Se contruyeron máscaras individuales para dar cuenta de las irregularidades geométricas del catálogo que surgen del proceso de recolección de datos. La implementación de las mismas permitió un mejor uso de los datos y obtener una mejor señal. Se determinó que el algoritmo de identificación automática de galaxias produce galaxias espúreas en las inmediaciones de galaxias brillantes. Éstas se deben a las fluctuaciones de brillo superficial de las galaxias que subtienden un ángulo sólido considerablemente mayor que el tamaño que corresponde a un pixel. El efecto se encuentra tanto en galaxias de tipo tardío como en galaxias de tipo temprano. Las galaxias azules presentan estructura incluso a unos pocos kiloparsecs del núcleo, mientras que en las rojas, en donde se puede ajustar mejor el perfil de luminosidad, el algoritmo no produce estructura por dentro de 10 kpc. Aunque la separación espacial de las falsas identificaciones es un poco mayor en las galaxias rojas, en todos los casos desaparecen más allá de 50 kpc. Entre 50 kpc y aproximadamente 100 kpc se observa un nivel en la densidad de galaxias ligeramente por debajo del fondo de galaxias, atribuido a la presencia del halo de la primaria. Por estas razones, es posible llevar a cabo el procedimiento de sustracción a partir de 100 kpc para obtener resultados que no se ven afectados por el perfil extendido e irregular de la galaxia central.

El perfil de densidad radial proyectado sigue la forma de una ley de potencias para las muestras de satélites de primarias. En las primarias menos luminosas ($-21,5 < M_r < -20,5$), el exponente es mayor y el exceso de galaxias es comparable al ruido de fondo a partir de los 300 kpc. En las primarias más luminosas, por otro lado, los sistemas de satélites, relacionados con las galaxias en exceso respecto del fondo, son detectables hasta más allá de 1 Mpc, principalmente cuando $g - r > 0,8$.

Se calculó el número medio de galaxias en exceso alrededor de los centros de los sistemas de galaxias brillantes. El rango de distancias radiales en proyección $[R_p^{min}, R_p^{max}]$ se eligió para cada caso en función de los resultados obtenidos para el perfil de densidad. Para grupos y cúmulos de galaxias, es posible contar el número de satélites desde el centro del sistema, pero en el caso de las muestras de primarias se debe excluir la región dentro de un radio de 100 kpc debido a problemas en el algoritmo de identificación. El radio máximo R_p^{max} depende del sistema y en general, debido a que la forma del perfil presenta poco cambio, el número de satélites crece proporcionalmente a la extensión espacial del sistema de satélites. Los cúmulos y grupos ricos tienen un número de galaxias en exceso del orden de cientos, mientras que las primarias tienen en general menos de 10 objetos. Los pares de galaxias presentan una situación intermedia, encontrándose más de 10 y hasta 50 satélites en los mismos rangos de color y magnitud. Se deriva que el número de satélites alrededor de pares interactuantes es en general mayor que el doble del número de satélites de las galaxias luminosas de las muestras PRI. Se espera, por lo tanto, que la interacción entre galaxias luminosas genere la formación de galaxias de baja luminosidad. Estos mismos procesos, luego de las muchas interacciones que se producen en los cúmulos de galaxias, dan como resultado una gran cantidad de galaxias

de baja luminosidad. Sin embargo, en aquellas interacciones que terminan en fusiones, parte de los satélites (del orden de la mitad de los existentes) también son acretados. Este esquema es consistente con el modelo de formación de “enanas tidales”.

Se presenta evidencia observacional de la falta de universalidad de la función de luminosidad de galaxias satélites en el rango $-18,5 < M_r < -14$. como función del número de miembros del sistema identificado en el catálogo de galaxias brillantes. Los satélites de las muestras de primarias presentan una distribución de luminosidades consistente con una pendiente plana en el rango $-16. < M_r < -14,5$. Debido a las fluctuaciones de densidad en el plano color–magnitud en la región de menor luminosidad que $M_r \sim -14,5$, no es posible obtener una estima confiable del número de satélites más allá de ese valor en las muestras de primarias. Los cúmulos de galaxias presentan un quiebre en la función de luminosidad de satélites alrededor de $M_r \sim -18$. La distribución de luminosidades se puede en general describir satisfactoriamente por una función de Schechter doble, en la cual la parte brillante tiene una pendiente plana ($\alpha \sim -1$) y la parte débil tiene una pendiente significativamente más pronunciada ($\alpha \sim -1,4$) indicando un aumento notable en el número de galaxias de baja luminosidad en estos sistemas. Los pares de galaxias interactuantes presentan una parte débil de la distribución de luminosidad que varía en función del grado de interacción del par, ya que cuando la interacción muestra signos de cambios morfológicos, aumenta la fracción de galaxias de baja luminosidad ($-17 \lesssim M_r \lesssim -14$).

El plano color–magnitud sugiere que las poblaciones de satélites son distintas en los halos con una sola galaxia luminosa de las poblaciones de satélites de los grupos. En los grupos masivos y en los cúmulos RASS se distingue una secuencia de satélites que presenta una dispersión de colores mayor a mayores magnitudes. En el rango de luminosidades $-19 < M_r < -17$, los colores de satélites de grupos oscilan alrededor de 0,8, pero no superan este valor si están asociados a primarias. En los cúmulos M7 más ricos y cúmulos RASS, la secuencia de satélites muestra una clara tendencia hasta $M_r \sim -17$ que consiste en el enrojecimiento de satélites más luminosos. Los objetos más débiles presentan en todos los casos una mayor dispersión en los colores.

Agradecimientos

Durante la realización de esta Tesis usufructué una beca de doctorado tipo I del CONICET. Los trabajos de investigación fueron llevados a cabo con recursos del grupo IATE (CONICET-UNC) y del Observatorio Astronómico de Córdoba (UNC). Agradecemos al Dr. Manuel Merchán por proveer las muestras de grupos de galaxias de los distintos catálogos (DR4,DR6,DR7) y a la Dra. María Sol Alonso por facilitar la muestra de pares de galaxias interactuantes usadas en este trabajo.

Funding for the SDSS and SDSS-II has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the U.S. Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. The SDSS Web Site is <http://www.sdss.org/>.

The SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. The of the Royal Astronomical Society Participating Institutions are the American Museum of Natural History, Astrophysical Institute Potsdam, University of Basel, University of Cambridge, Case Western Reserve University, University of Chicago, Drexel University, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, Johns Hopkins University, the Joint Institute for Nuclear Astrophysics, the Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, the Korean Scientist Group, the Chinese Academy of Sciences (LAMOST), Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Ohio State University, University of Pittsburgh, University of Portsmouth, Princeton University, the United States Naval Observatory, and the University of Washington.

Índice de figuras

1.1. Cobertura del catálogo espectroscópico de galaxias, y del catálogo fotométrico NYU-VAGC.	6
1.2. Diagrama color-magnitud de satélites obtenidos de catálogos espectroscópicos y de observaciones en el Grupo Local.	8
5.1. Área cubierta por catálogos utilizados	50
5.2. Detalle del procedimiento de obtención de datos del catálogo	52
5.3. Sistema fotométrico del SDSS	53
5.4. Completitud del catálogo fotométrico	54
5.5. Propiedades de las galaxias brillantes	59
5.6. Distribución de los radios de Petrosian que abarcan el 90 % del flujo de radiación (R_{90}) de galaxias brillantes y aisladas. Se muestran también las distribuciones de R_{90} para submuestras de primarias en distintos rangos de luminosidad, que corresponden a las muestras S0, S1, S2 y $M_r < -22,0$	60
5.7. Relación color-magnitud de galaxias en el catálogo espectroscópico.	61
5.8. Separación de la muestra de primarias en submuestras con similar distribución de magnitudes pero distintas distribuciones de colores.	62
5.9. Propiedades de la muestra de pares de galaxias.	63
5.10 Propiedades de los cúmulos de la muestra M7	65
5.11 Distribuciones de los tamaños de los cúmulos RASS.	65
5.12 Distribuciones de los parámetros de ajuste de las funciones de Schechter de cúmulos RASS.	66
6.1. Campo donde se muestra la máscara	71
6.2. Ejemplo de una máscara y parámetros que participan en su cálculo	73
6.3. Uso de la máscara en el método de sustracción de fondo.	74
6.4. Distribución de las fracciones angulares de los campos que no necesitan corrección de la máscara angular	76
6.5. Perfil de densidad de galaxias falsas	77
6.6. Perfil de densidad de galaxias falsas comparado con la distribución de radios de Petrosian de las Primarias incluidas en la muestra.	78

6.7. Perfil de densidad radial proyectado de galaxias en la región cercana a los centros de las primarias. La estructura observada se debe al recuento de las galaxias de fondo afectado por el perfil de densidad de la galaxia central.	79
6.8. Densidad de galaxias en función del radio proyectado, para primarias con radios de Petrosian en distintos rangos.	80
6.9. Ejemplos de casos en los que el patrón de luminosidad de la galaxia central genera falsas identificaciones de galaxias.	81
7.1. Comparación del perfil de densidad de cúmulos y de la muestra de control	88
7.2. Perfiles de densidad de satélites en la muestra de primarias luminosas	89
7.3. El perfil de densidad de satélites de galaxias muy luminosas ($M_r < -22.$, S3). Las galaxias en exceso tienen índices de color en el rango 0,0–0,8. Se muestra también el perfil de galaxias en exceso muy rojas, con $g - r > 0,8$ y en líneas de trazos el ajuste de los errores de la muestra de control.	91
7.4. Comparación de los perfiles de densidad de galaxias alrededor de primarias ($R_p > 100$ kpc) para la muestra total de primarias (S0) y para las submuestras S1 y S2, que incluyen objetos en distintos rangos de luminosidad. El número de satélites de las primarias S2 es mayor que el número que se encuentra en las primarias S1, lo cual produce un perfil más alto para los satélites de primarias S2.	92
7.5. Perfil de densidad alrededor de pares de galaxias.	94
7.6. Número de galaxias en exceso alrededor de las posiciones centrales de los grupos de la muestra M7 completa. Se muestran también, en las figuras de la derecha, los perfiles de densidad que corresponden a grupos de la muestra M7 con menos de 10 miembros (M7-10), y con más de 10 (M7+10a) y 30 (M7+20) miembros. . . .	96
7.7. Perfil de densidad de grupos, para la muestra RASS y para los sistemas de satélites en distintos rangos de color. En las figuras de la derecha, los satélites con $g - r < 0,4$ presentan un perfil con la etiqueta RASS-SDSS(b). Se muestran también los perfiles de densidad correspondientes a satélites en los rangos de índices de color $0,4 < g - r < 0,8$ y $0,8 < g - r < 1,0$ respectivamente.	97
8.1. Forma de la Función de Schechter en sus distintas representaciones	104
8.2. Distribuciones de luminosidad calculadas en intervalos diferenciales para las muestras S0, S1 y S2 (arriba). Se muestran también las correspondientes distribuciones acumuladas.	107
8.3. Proyección de la función de Likelihood en el espacio de parámetros α y M_x	108
8.4. Distribuciones de magnitudes absolutas de satélites alrededor de las primarias de la muestra S1 ($-21,5 < M_r < -20,5$) y submuestras	109
8.5. Distribuciones de magnitudes absolutas de satélites alrededor de las primarias de la muestra S2 ($M_r < -21,5$) y submuestras	110
8.6. Distribución de luminosidades de satélites alrededor de pares de galaxias luminosas	112

8.7. Función de luminosidad de satélites alrededor de grupos de la muestra M7 completa (todos los grupos con al menos 4 miembros).	114
8.8. Distribución de luminosidad de satélites alrededor grupos más numerosos de la muestra M7	115
8.9. Distribución de luminosidades de satélites en la muestra completa de cúmulos RASS-SDSS.	116
8.10 Distribución de luminosidades de satélites en cúmulos RASS	117
9.1. Comparación entre los diagramas color-magnitud de grupos y primarias	122
9.2. Comparación de los diagramas color magnitud de satélites obtenidos estadísticamente y de los satélites brillantes encontrados en la muestra espectroscópica.	123
9.3. Relación color-magnitud de satélites en grupos M7 y RASS	125
9.4. Distribución de colores de satélites en la muestra de primarias.	126
9.5. Comparación entre las distribuciones de colores de satélites en las muestras PRI y M7.	127

Índice de tablas

3.1. Principales satélites de la Vía Láctea. Nótese las bajas luminosidades consignadas en magnitud absoluta en la banda M_v y las distancias al centro de la galaxia R_p	34
5.1. Definición de las muestras utilizadas en esta tesis.	56
5.2. Definición de las muestras de galaxias luminosas y aisladas, y propiedades exploradas de las galaxias en exceso a su alrededor. En todos los casos las primarias se encuentran en el rango de redshift $0,03 < z < 0,1$ y los satélites se cuentan entre $-19,5 < M < -14,0$	56
5.3. Definición de las muestras de galaxias luminosas y aisladas, y propiedades exploradas de las galaxias en exceso a su alrededor. En todos los casos las primarias se encuentran en el rango de redshift $0,03 < z < 0,1$ y los satélites se cuentan entre $-19,5 < M < -14,0$	57
5.4. Definición de las submuestras de pares de galaxias utilizadas en esta Tesis.	63
5.5. Definición de las submuestras de grupos utilizadas en esta tesis.	64
7.1. Resultados obtenidos para las muestras de primarias definidas en el capítulo 5. Se consigna el exponente γ del ajuste de ley de potencias del perfil de densidad radial. Se muestran además los ajustes para submuestras de S2 en las cuales se excluyeron las primarias más luminosas.	93
8.1. Resultados del número medio de satélites en las submuestras de galaxias primarias. Se incluyen en esta tabla las submuestras según los índices de color de las muestras de primarias más luminosas (S2). Se consignan también el número de sistemas que contribuyen al ensamble. Los satélites incluidos en el recuento pertenecen al rango $-18,5 < M_r < -14,5$	101
8.2. Resultados obtenidos para las muestras de primarias del número de satélites y la distribución de luminosidad	113
8.3. Tabla que resume los resultados para las distribuciones de luminosidad de grupos de la muestra M7. Se listan los parámetros de ajustes de la función de luminosidad en los extremos brillante (b) y débil (d).	114

8.4. Tabla que resume los resultados para las distribuciones de luminosidad de grupos RASS-SDSS. 116