

Estudios estadísticos en entornos de Galaxias

por Ana Laura O'Mill

Presentado ante la Facultad de Matemática
Astronomía y Física
como parte de los requerimientos para la obtención del
grado de
Doctora en Astronomía de la
Universidad Nacional de Córdoba

Marzo, 2011

©FaMAF - UNC 2011

Director: Dr. Carlos Valotto

A Matias mi amor compañero y amigo

En su grave rincón, los jugadores
rigen las lentas piezas. El tablero
los demora hasta el alba en su severo
ámbito en que se odian dos colores.

Adentro irradian mágicos rigores
las formas: torre homérica, ligero
caballo, armada reina, rey postrero,
oblicuo alfil y peones agresores.

Cuando los jugadores se hayan ido
cuando el tiempo los haya consumido,
ciertamente no habrá cesado el rito.

En el oriente se encendió esta guerra
cuyo anfiteatro es hoy toda la tierra,
como el otro, este juego es infinito.

Tenue rey, sesgo alfil, encarnizada
reina, torre directa y peón ladino
sobre lo negro y blanco del camino
buscan y libran su batalla armada.

No saben que la mano senálada
del jugador gobierna su destino,
no saben que un rigor adamantino
sujeta su albedrío y su jornada.

También el jugador es prisionero
(la sentencia es de Omar) de otro tablero
de negras noches y blancos días.

Dios mueve al jugador, y éste, la pieza.
Qué Dios detrás de Dios la trama empieza
de polvo y tiempo y sueño y agonías?.

Jorge Luis Borges - *Ajedrez (El Hacedor, 1960)*

Resumen

En este trabajo de Tesis se presentan los resultados provenientes de análisis estadísticos de galaxias en diferentes medios. Se estudian los procesos que intervienen en la formación y evolución de las galaxias mediante el análisis de propiedades estadísticas de las galaxias débiles en sistemas de galaxias en el Universo cercano.

Utilizando información de los redshifts fotométricos obtenidas a través de redes neuronales para los datos de SDSS versión 6, se estudian los efectos del medio en entornos de galaxias y los colores a redshift $z < 0.6$. Se analizan las densidades de galaxias proyectadas, obtenidas de la distancia del vecino más cercano. Encontrando que el uso de redshift fotométrico mejora enormemente las estimaciones de las densidades locales proyectadas de galaxias cuando los espectros no están disponibles.

Se presenta un catálogo de redshifts fotométricos para el SDSS versión 7. Este catálogo fue creado utilizando redes neuronales calibradas con las 5 bandas del SDSS, índice de concentración y radio de Petrosian en las bandas g y r . El uso del índice de concentración y el radio de Petrosian mejoran en gran manera la estima de los redshift fotométricos ya que proporcionan información sobre la pendiente del perfil de brillo de la galaxia y brinda información del tamaño angular de la galaxia.

Se analizan las estimas de los redshifts con diferentes conjuntos de entrenamiento, con lo que se concluye que los mejores resultados se obtienen utilizando las muestras de galaxias principales del SDSS, las galaxias rojas luminosas y las galaxias de núcleos activos, cubriendo de esta manera el rango de redshift de $0 < z < 0.3$.

Para la muestra principal, las estimas de nuestros redshifts fotométricos presentan un buen ajuste con los valores espectroscópicos dentro de $rms = 0.0227$. La distribución final para nuestro catálogo de redshift fotométrico comprende el rango de $0 < z_{\text{phot}} < 0.6$, la cual esta en buen acuerdo con los modelos teóricos. Una vez obtenidos los redshift fotométricos para todo el SDSS-DR7, nos proponemos desa-

rollar una técnica para estimar las correcciones k . Para determinar la exactitud y confiabilidad de esta técnica realizamos comparaciones con otras presentadas en la literatura.

Por último, se analizan diferentes aplicaciones con los redshift fotométricos y correcciones k . Se realiza un análisis de la luminosidad y el color para una muestra aleatoria de galaxias. Se realiza un estudio de la función de luminosidad para las galaxias del catálogo fotométrico, en las bandas g y r . Nuestros resultados presentan buen acuerdo con otras determinaciones encontradas en la literatura.

Estudiamos sistemas de galaxias, en particular sistemas con 3 miembros y presentamos un catálogo de tripletes de galaxias que cubre el rango de redshift $0.01 < z < 0.4$. Este catálogo es construido utilizando galaxias con espectroscopía ($z < 0.11$), galaxias con redshift fotométricos y correcciones k ($0.11 < z < 0.4$). Como resultado final contamos con una muestra de tripletes de galaxias brillantes con una alta fracción con detección espectroscópica hasta $z_{\text{spec}} \sim 0.1$ y una mayor detección fotométrica.

Gran parte de los resultados encontrados en esta Tesis, se encuentran publicados en:

- **Evolution of environment-dependent galaxy properties in the Sloan Digital Sky Survey.**

O'Mill, Ana Laura; Padilla, Nelson; García Lambas, Diego.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 389, Issue 4, pp. 1763-1770.

- **Radiogalaxies in the Sloan Digital Sky Survey: spectral index-environment correlations.**

Bornancini, Carlos; O'Mill, Ana Laura; Gurovich, Sebastián; Lambas, García Lambas, Diego.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 406, Issue 1, pp. 197-207.

- **Photometric redshifts and k-corrections for the Sloan Digital Sky**

Survey Data Release 7.

O'Mill, Ana Laura; Duplancic, Fernanda; García Lambas, Diego; Laerte Sodré, Jr.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, en prensa.

- **Triplets galaxy catalogue for the SDSS Data Release 7.**

O'Mill, Ana Laura; Duplancic, Fernanda; García Lambas, Diego; Valotto, Carlos; Laerte Sodré, Jr.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, submitido.

Palabras Claves: Extragaláctica. Estructura en gran escala del Universo. Redshifts fotométricos. Densidad de galaxias. Función de luminosidad. Tripletes de galaxias. Clasificaciones:

97.82.Cp Photometric and spectroscopic detection

98.62.Py Distances, redshifts, radial velocities; spatial distribution of galaxies

98.62.Qz Magnitudes and colors; luminosities **98.65.Bv** Small and compact galaxy groups **98.65.At** Interacting galaxies; galaxy pairs, and triples **95.75.-z** Observation

and data reduction techniques; computer modeling and simulation

02.60.-x Numerical methods (mathematics)

Abstract

In this thesis, we present the results obtained from statistical analysis of galaxies in different environments. We study the processes involved in the formation and evolution of galaxies by analyzing statistical properties of weak galaxies in galaxy systems from the local Universe.

Using photometric redshift information obtained by applying neural networks to the SDSS 6th data release, environment effects are studied in galaxy surroundings, as well as colours for redshift $z < 0.6$. Projected galaxy densities obtained by the distance of the closest neighbour are also analysed, revealing that the application of photometric redshift improves in a notorious way the local projected galaxy distances estimation when the spectra are not available.

A photometric redshift catalogue is presented for the SDSS 7th data release. This catalogue was created using neural networks calibrated within 5 bands of the SDSS, concentration index and Petrosian radius for g and r bands. The use of the concentration index and the Petrosian radius improve significantly the photometric redshift estimation, for they provide angular size information for the galaxy.

Redshift estimations with different training sets are analysed, leading to the conclusion that the best results are obtained by using the SDSS main galaxy samples, red luminous galaxies and active galaxy nucleus, filling the $0 < z < 3$ redshift range.

For the main sample, our photometric redshift estimations show a good fit according to the spectroscopic values within $rms = 0.0227$. The final distribution for our photometric redshift catalogue covers the following range: $0 < z_{\text{phot}} < 0.6$, which is a proper match for the theoretical models. Once we get the photometric redshifts for the entire SDSS-DR7, we start developing a technique for estimating k -corrections. In order to prove the reliability and accuracy of this technique, we perform comparisons with other techniques available from public literature.

Finally, different applications are analysed with the calculated photometric redshifts and k -corrections. A luminosity and colour analysis is performed for a random galaxy sample. We develop a study for the luminosity function of the photometric catalogue galaxies for the g and r bands. Our results show a good match according to other estimations found in the literature.

We study 3 member galaxy systems and present a catalogue of triplets that covers the range: $0.01 < z < 0.4$. This catalogue is constructed using spectroscopic galaxies ($z < 0.11$), photometric redshift galaxies and k corrections ($0.11 < z < 0.4$). As a final result, we have a bright galaxy triplet sample with a high fraction with spectroscopic detection up to $z_{\text{spec}} \sim 0.1$ and a greater photometric detection.

Contenidos

1	Introducción	1
1.1	Generalidades	2
1.2	Mediciones de distancias en cosmología	2
1.2.1	Distancia comóvil	4
1.2.2	Distancia Luminosidad	5
1.2.3	Distancia diámetro angular	5
1.3	Escalas de distancias	6
1.4	Determinación del redshift	8
1.5	Contenido de la tesis	11
2	Redshifts Fotométricos y correcciones k	13
2.1	Redshift Fotométrico	14
2.1.1	Antecedentes	14
2.2	Diferentes técnicas	16
2.2.1	Color, “lyman break” y diagramas color-color	16
2.2.2	Técnica de Connolly	18
2.2.3	Técnica de distribución de energía espectral	18
2.2.4	Técnica de redes neuronales	19
2.3	Correcciones k	23
2.3.1	Antecedentes	25
2.3.2	Métodos	26
3	Muestra de Galaxias	29
3.1	Sloan Digital Sky Survey	30
3.1.1	Generalidades	30
3.1.2	Imágenes fotométricas	30
3.1.3	Espectroscopía	31
3.1.4	Lanzamiento público de datos	32
3.1.5	Magnitudes y Radio de Petrosian	34
3.1.6	Índice de concentración	35

4	Estudio de diferentes técnicas de redshift fotométricos para los datos del SDSS	36
4.1	Métodos para la determinación de redshifts fotométricos	37
4.2	Códigos analizados	38
4.2.1	Hyperz	38
4.2.2	BPZ	39
4.2.3	Le PHARE	40
4.2.4	ANNz	41
4.3	Objetivos del análisis de los códigos	42
4.4	Análisis y resultados	42
4.5	Conclusiones	49
5	Evolución de las propiedades de galaxias dependiente del entorno en el SDSS	50
5.1	Muestra de galaxias	51
5.1.1	Redshifts fotométricos utilizados	51
5.1.2	Catálogo sintético SDSS-DR6	54
5.2	Análisis previos	55
5.3	Caracterización del entorno de galaxias	56
5.4	Evolución de las propiedades de las galaxias dependiente del entorno .	60
5.4.1	Estimas cuantitativas de cambios en colores para la población de galaxias	67
5.5	Conclusiones	68
6	Construcción de un catálogo de galaxias con redshifts fotométricos para el SDSS-DR7	72
6.1	Motivación	73
6.2	Muestra de Galaxias	73
6.3	Método	75
6.3.1	Parámetros utilizados en la estima de los redshifts	76
6.3.2	Resultados	78
6.4	Conclusiones	83
7	Estimas de correcciones k para galaxias del SDSS-DR7	84
7.1	Correcciones k	85
7.2	Muestra de galaxias	85
7.3	Método	87
7.4	Modelo para la determinación de las correcciones k	90
7.5	Estima para las correcciones k	94
7.6	Resultados	98
7.7	Conclusiones	102

8	Aplicaciones	103
8.1	Análisis previos	104
8.1.1	Luminosidad	104
8.1.2	Función de luminosidad	106
8.1.3	Análisis del color de las galaxias	110
8.2	Estudio de sistemas de galaxias	116
8.2.1	Motivación	116
8.2.2	Muestras de galaxias	117
8.2.3	Construcción del catálogo	119
8.2.4	Método utilizado en la identificación	119
8.2.5	Identificación de tripletes de galaxias	121
8.2.6	Análisis de completitud y efectos por colisiones de fibras . . .	122
8.2.7	Resultados	129
8.3	Conclusiones	135
9	Resumen y Conclusiones finales	137
10	Apéndice	143
	Lista de Figuras	147
	Lista de Tablas	153

Capítulo 1

Introducción

En el análisis de estructura en gran escala del Universo, la determinación de distancias es de crucial importancia, puesto que ésta constituye la base de los análisis estadísticos espaciales más utilizados. Los estudios pioneros de distancias de galaxias fueron realizados sobre catálogos de galaxias cercanas, lo que significa un volumen pequeño del Universo y por lo tanto poco representativo. En estos catálogos cercanos el análisis de distancias y volúmenes es bien descripto utilizando geometría euclídea, ésta resulta suficiente y una muy buena aproximación. En la actualidad los catálogos de galaxias cubren grandes volúmenes y poseen mayor profundidad. Las distancias en estos catálogos no puede ser descripta con geometría euclídea. Para un análisis estadístico adecuado es necesario considerar el hecho de que los objetos observados a grandes distancias corresponden a momentos diferentes. En este capítulo se realiza un resumen de las mediciones de distancias en cosmología y de las determinaciones del corrimiento al rojo, las cuales serán utilizadas a lo largo de este trabajo de tesis para el análisis de las propiedades estadísticas de las galaxias con luminosidades intermedias y débiles.

1.1 Generalidades

La cosmología moderna centra su estudio en la estructura y evolución del Universo a grandes escalas. De acuerdo a los modelos cosmológicos actuales, el Universo debe ser homogéneo e isotrópico. Es decir, debe verse de la misma manera para un observador en cualquier lugar en que éste se encuentre. Vivimos en un Universo que se encuentra en expansión, la gran mayoría de las galaxias en el cielo parecen estar alejándose de nosotros. A medida que se alejan, la luz que proviene de ellas muestra un corrimiento al rojo. La longitud de onda para cada fotón se alarga, se desplaza hacia el extremo rojo del espectro. La fracción de este cambio se conoce como corrimiento al rojo (redshift de ahora en adelante) de la galaxia. Este corrimiento al rojo que se observa cuando una fuente de luz se aleja del observador es conocido como desplazamiento Doppler que cambia la frecuencia percibida de las ondas sonoras. Ahora bien, si consideramos la longitud de onda de un fotón emitido por la galaxia como λ_e y la longitud de onda del mismo fotón medida por nosotros, λ_0 , podemos definir al redshift de la galaxia como:

$$z = \frac{\lambda_0 - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (1.1)$$

Es decir, podemos caracterizar al redshift de una galaxia por la diferencia relativa entre las longitudes de onda (o frecuencias) observadas y emitidas de un objeto. Para un Universo en expansión $\lambda_0 > \lambda_e$, es decir se desplaza a longitudes mayores y más enrojecidas, de aquí el término “redshift”.

1.2 Mediciones de distancias en cosmología

El modelo más aceptado sobre la formación del Universo es la teoría del Big-Bang, para la cual el Universo tiene 14 mil millones de años. El Big-Bang describe el origen y evolución de nuestro Universo.

La cosmología moderna dió sus primeros pasos en 1915-1917 con la Relatividad general de Einstein, una teoría geométrica de la gravitación con cuatro dimensiones: tres

coordenadas espaciales y una temporal.

El principio cosmológico de que el Universo es homogéneo e isótropico a gran escala, fue verificado por medio de observaciones del fondo cósmico de microondas. Esto es una forma de radiación electromagnética descubierta en 1965 que cubre el Universo por completo. Tiene una temperatura de $2,725K$ y su frecuencia de $160,2GHz$ pertenece al rango de las microondas.

Se considera que esta radiación es una buena predicción del modelo del Big-Bang, puesto que en este modelo el Universo primigenio era un plasma compuesto principalmente por electrones, fotones y bariones (protones y neutrones).

En cosmología existen diversas maneras para medir distancias en un Universo en expansión. Utilizamos distancias comóviles que permanecen fijas a medida que el Universo se expande o distancias físicas que crecen a medida que el Universo se expande.

Teniendo en cuenta la expansión del Universo, la distancia física entre un par de galaxias cambia con el tiempo:

$$\chi(t) = a(t)\chi_0$$

donde $a(t)$ es la la tasa de expansión del Universo, llamado factor de escala y χ_0 es la distancia comóvil que es constante para cada par de galaxias. De acuerdo con esto, la velocidad con que las galaxias se separan será:

$$v(t) = \dot{\chi}(t) = \dot{a}(t)\chi_0 = \chi(t)\frac{\dot{a}(t)}{a(t)} = \chi(t)H$$

donde se introduce la definición del parámetro de Hubble $H = \frac{\dot{a}(t)}{a(t)}$ y siendo su valor actual H_0 .

Con estas definiciones la ecuación 1.1 puede ser relacionada con el factor de escala, de esta manera:

$$1 + z = \frac{a(t)}{a(t_0)}$$

Donde t_0 es el tiempo al cual la luz del objeto es emitida.

Usando la ley de Hubble, podemos decir que el redshift de una galaxia es proporcional a la distancia d medida en megaparsecs:

$$d = \frac{cz}{H_0}$$

donde c es la velocidad de la luz en km s^{-1} y H_0 es la constante de Hubble, la cual en esta tesis será asumida de $75 \text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$. La ley de Hubble para estimar el redshift de una galaxia es válida para pequeños rangos de redshift. Para distancias mayores, la relación es un tanto más compleja.

La distancia de Hubble se define como la distancia que recorre la luz en el tiempo de Hubble: $D_H = c \times t_H = \frac{c}{H_0}$. Estas cantidades determinan la escala del Universo, permiten parametrizar cualquier distancia o tiempo.

En esta sección describiremos algunas mediciones estándares de distancias que serán utilizadas en la tesis.

1.2.1 Distancia comóvil

La distancia comóvil se define como la distancia entre dos objetos en el Universo que permanece constante con el tiempo si ambos objetos se mueven con el flujo de Hubble. En cosmología estándar se define la función de Hubble, que corresponde a la ecuación de Friedman en términos de densidades:

$$E(z) = \sqrt{\Omega_0(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda},$$

donde $E(z)$ es el parámetro de Hubble normalizado, es decir: $H(z) = H_0 E(z)$. La distancia comóvil total será:

$$D_c = \int_{t_0}^t \frac{cdt'}{a(t')} = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{h(z')} = D_H \int_0^z \frac{dz'}{H(z')}.$$

Esta medida de distancia se puede considerar como la medida fundamental de distancia, ya que permite obtener otras medidas de distancia en términos de esta.

1.2.2 Distancia Luminosidad

La distancia luminosidad D_L se define como una relación entre el flujo bolométrico S y la luminosidad bolométrica L . Es una forma de expresar la cantidad de luz recibida de un objeto distante. Si asumimos que el flujo de un objeto disminuye con la inversa del cuadrado de la distancia, D_L es la distancia que el objeto tendría. Esto es la distancia real. La distancia luminosidad está relacionada con la distancia comóvil de la siguiente manera:

$$D_L = (1 + z)D_c.$$

1.2.3 Distancia diámetro angular

La distancia diámetro angular D_A , se define como la razón del tamaño físico de un objeto y su tamaño angular. Para un Universo plano, la distancia diámetro angular se relaciona con la distancia comóvil y la distancia luminosidad de la siguiente manera:

$$D_A = \frac{D_c}{(1 + z)} = \frac{D_L}{(1 + z)^2}.$$

A lo largo de esta tesis trabajaremos dentro del marco del modelo cosmológico estándar, para el cual asumimos: $\Omega_m = 0.3$ (densidad de energía de materia), $\Omega_\Lambda = 0.7$ (densidad de energía del vacío), $\Omega_k = 0$ (curvatura) y $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Asumiendo $\Omega_k = 0$ estamos afirmando un Universo plano.

1.3 Escalas de distancias

Conocer la distancia a una galaxia es importante ya que permite deducir las propiedades reales de una galaxia (magnitud absoluta, tamaño, etc.), de las propiedades observadas (colores, tamaños angulares, etc.).

Los análisis estadísticos de las propiedades de galaxias y sistemas de galaxias son algunas de las herramientas más poderosas para el estudio de la estructura en gran escala del universo. Desde los trabajos pioneros que miden redshift de galaxias brillantes (Humason et al. 1956 y Shapley 1932), muchos esfuerzos se han invertido en mapear la luminosidad y la materia contenida en el Universo.

En los modelos jerárquicos de formación del Universo, las estructuras tales como galaxias, grupos y cúmulos de galaxias, se originaron a partir de pequeñas perturbaciones en escalas cuánticas. Tanto la función de la luminosidad, los colores y la densidad de luminosidad de las galaxias son características del proceso de formación y evolución de las galaxias. La determinación confiable de estas propiedades en forma de estadísticas espaciales, es necesaria para limitar las teorías actuales. Los efectos del medio ambiente en el proceso global de formación estelar en sistemas de galaxias constituyen una pieza de vital importancia en la construcción de modelos teóricos de formación de galaxias y su posterior evolución. Sin embargo, los numerosos estudios que se han llevado a cabo con redshift de galaxias proporcionan evidencia observacional controversial: existencia de una estructura a gran escala de galaxias en el Universo (Davis et al. 1985). Esto fomentó el desarrollo de nuevas técnicas para obtener mejores imágenes y tecnología de espectrometría, lo cual impulsó la creación de una serie de relevamientos con mediciones de redshift que siguió diferentes enfoques y estrategias. Como por ejemplo catálogos con mediciones en infrarojo (Infrared Astronomical Satellite, IRAS), Las Campanas Redshift Survey (LCRS, Shectman et al. 1996), 2 degree Field Redshift Survey (2dF RS, Coles et al. 2001) y el Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York et al. 2000). Estos grandes relevamientos con información espectroscópica, y por lo tanto de distancias, han sido de mucha importancia en los estudios. El relevamiento espectroscópico y fotométrico más grande es el SDSS, y

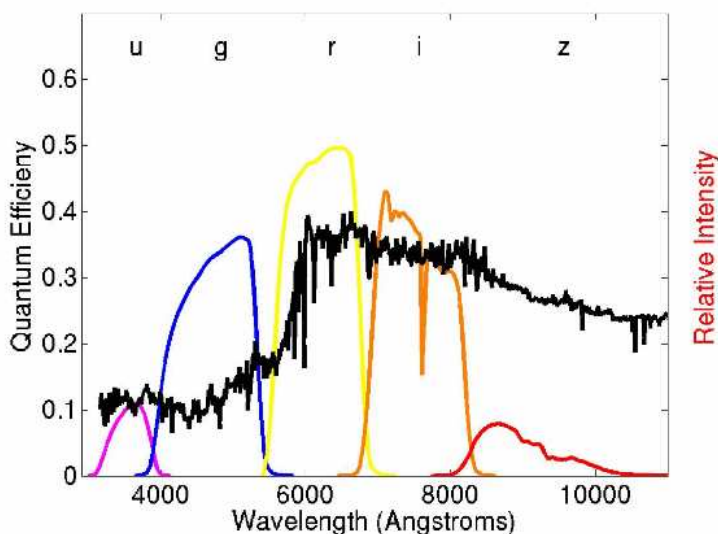


Figura 1.1: 5 filtros del SDSS superpuestos con el espectro de una galaxia, cada filtro centrado en su longitud de onda correspondiente describe una región del espectro.

representa el mapa más preciso del Universo cercano llegando sólo hasta $z \sim 0.3$ para galaxias brillantes, no teniendo información de galaxias débiles.

Estos grandes relevamientos con información de distancias representan un fuerte impacto en la comprensión de los procesos físicos que conducen al nacimiento y vida de las galaxias en el Universo. Sin embargo, los estudios se concentran en el universo cercano, donde los redshift espectroscópicos pueden ser determinados. Para un gran número de galaxias a redshifts altos no hay información espectroscópica, y como consecuencia, la relación entre el medio ambiente y las propiedades de las galaxias no son totalmente comprendidas. Mientras que los redshift espectroscópicos se han medido para más de un millón de galaxias, en los últimos años el SDSS ha obtenido imágenes multibandas para aproximadamente cien millones de galaxias. Y los próximos relevamientos prevén aumentar el número de galaxias con multibandas fotométricas para miles de millones, y sólo una pequeña fracción de estas galaxias tendrá determinaciones de redshift espectroscópicos. Una solución a este problema es el uso de las técnicas de redshift fotométrico.

1.4 Determinación del redshift

Para determinar la distancia de una galaxia lejana podemos utilizar la espectroscopía o la fotometría.

El redshift de una galaxia es típicamente calculado utilizando un espectro integrado de una galaxia e identificando características espectrales fuertes (líneas de absorción). Sin embargo, estos métodos involucran la obtención de un espectro de alta resolución, utilizando para ello un espectrógrafo que insume mucho tiempo de exposición. Esto se vuelve muy complicado para numerosos estudios de galaxias, actuales y futuros, que tienen como objetivo el estudio de cientos de millones e incluso miles de millones de galaxias en nuestro Universo.

Como vimos en la sección anterior, los redshifts espectroscópicos necesitan información detallada del espectro de una galaxia, para la cual, la distancia queda caracterizada por la diferencia relativa entre las longitudes de onda (o frecuencias) observadas y emitidas de una galaxia. Para ello, en un espectro integrado, se identifican desplazamientos de líneas individuales. Se utilizan bandas angostas lo que implica un mayor tiempo de exposición y se utiliza principalmente en galaxias brillantes. La gran ventaja de esta técnica son los errores pequeños, ~ 0.0001 .

En el capítulo 2 se resume el recorrido de numerosos autores para determinar distancia de galaxias utilizando otras técnicas. En el capítulo 6 se presenta un nuevo catálogo con redshift utilizando datos fotométricos.

Los redshift fotométricos se presentan como una estimación aproximada del desplazamiento al rojo de una galaxia sin tener que medir el espectro. Cada filtro del relevamiento mapea una pequeña región del espectro de la galaxia. Utilizando fotometría multibanda, se pueden mapear diferentes regiones del espectro y de esta manera se obtiene información de baja resolución de todo el espectro. Así se identifican rasgos espectrales, como el observado a 4000\AA , y se obtienen los redshift fotométricos. Este

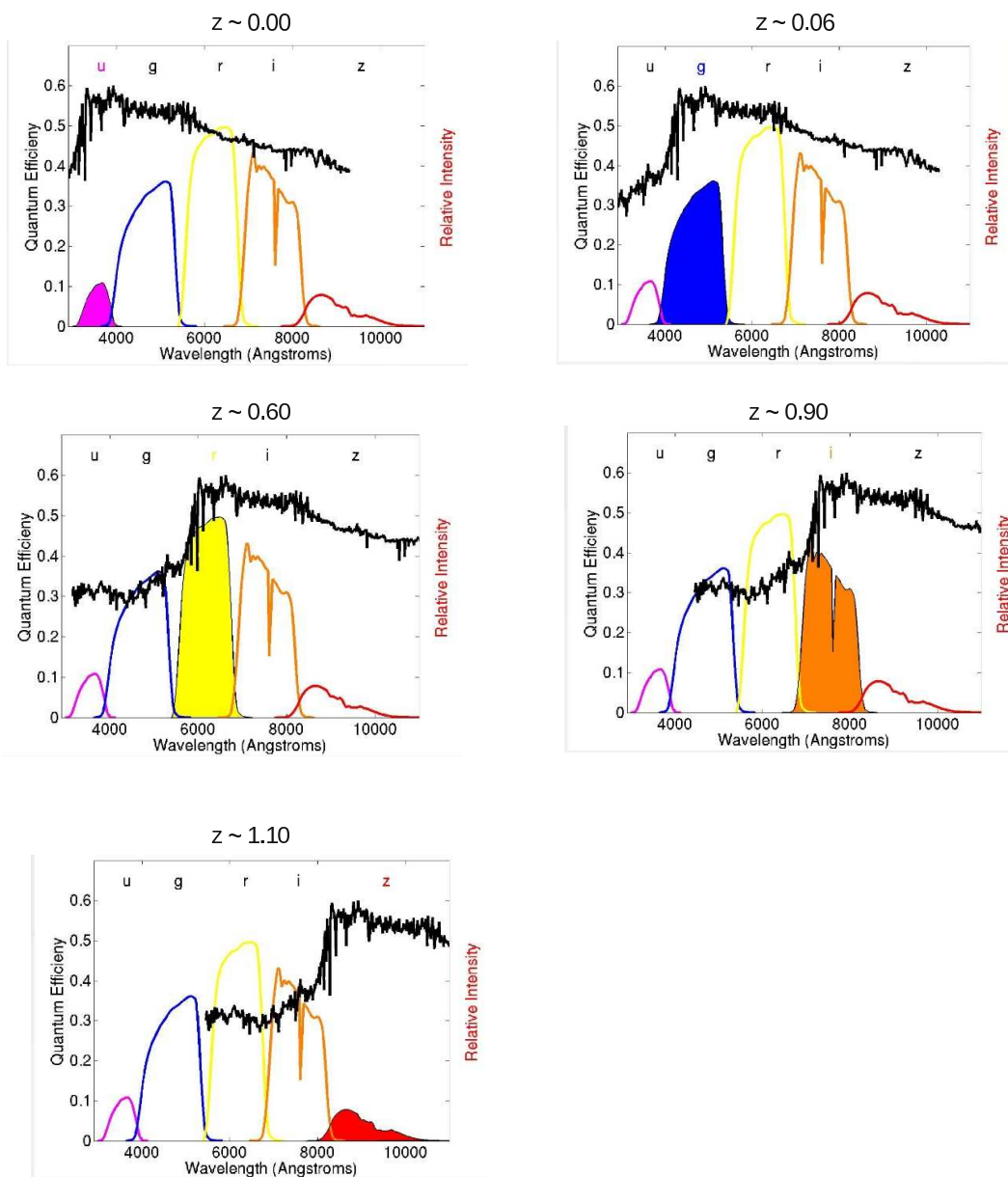


Figura 1.2: Quiebre en 4000\AA para una galaxia espiral en diferentes redshifts mapeado por los 5 filtros del SDSS.

rasgo espectral, también llamado "salto", es producido por acumulación de un gran número de líneas de absorción en un rango pequeño de longitudes de onda al rededor de los 4000\AA . Como resultado de esta acumulación, se produce una discontinuidad o "salto" en el espectro de las galaxias. Este salto es menor para galaxias con poblaciones estelares jóvenes y mayor para galaxias dominadas por poblaciones estelares viejas.

Utilizando fotometría, muchos objetos pueden ser medidos simultáneamente y se llega hasta magnitudes más débiles que con la espectroscopía. Los errores en redshift obtenidos con estas técnicas son > 0.01 .

En la figura 8.1 se muestra un ejemplo para los 5 filtros del SDSS y superpuesto el espectro de una galaxia. En esta figura podemos ver como cada filtro describe una pequeña porción del espectro.

En la figura 8.2 se muestra como cada filtro mapea el quiebre en 4000\AA en diferentes redshift para una galaxia típica espiral. Es decir, lo que muestra la figura es la misma galaxia corrida en diferentes redshift y de esta manera podemos observar como los filtros del SDSS describen las diferentes regiones del espectro, en particular el quiebre en 4000\AA donde se pintó la banda fotométrica en la cual es detectada. Es importante notar en este ejemplo, que para redshift $z \sim 0.4$ el quiebre en 4000\AA caerá entre los filtros g y r dificultando la estima de los redshift fotométricos. Esto se debe principalmente a la forma de los filtros utilizados para el relevamiento del SDSS.

Las técnicas de redshift fotométricos (Koo 1985; Connolly et al. 1995; Gwyn & Hartwick 1996; Hogg et al. 1998; Fernandez-Soto et al. 1999; Benitez 2000; Csabai et al. 2000; Budavári et al. 2000) se utilizan como un medio eficiente y efectivo para el estudio de las propiedades estadísticas de galaxias y su evolución. Esto es esencialmente un mecanismo para transformar un conjunto de parámetros observables (colores) en las estimaciones de propiedades físicas de galaxias (redshift, tipo, luminosidades, etc). Una amplia gama de técnicas se encuentra en la literatura para estimar los redshift fotométricos de galaxias (Pelló, Kneib, Bolzonella & Miralles 1999; Pelló et al. 2000).

1.5 Contenido de la tesis

En esta tesis se estudian las galaxias en el Universo distante, centrando el análisis en la determinación de los redshift para la obtención de un catálogo de galaxias.

- **Capítulo 2:** se realiza una breve introducción a las técnicas de los redshift fotométricos y correcciones k , mencionando la importancia de la utilización de estas técnicas y los diferentes desarrollos.
- **Capítulo 3:** se realiza una breve descripción del relevamiento y la información pública disponible para el catálogo utilizado en este trabajo.
- **Capítulo 4:** se presentan comparaciones de determinaciones de redshift fotométricos utilizando diferentes códigos disponibles en la literatura. En este capítulo se analizan los errores en los diversos códigos y se establece el mejor método para el desarrollo de los análisis subsecuentes.
- **Capítulo 5:** se estudia la evolución de las propiedades de galaxias dependiendo del entorno. En este capítulo utilizamos la información de los redshifts fotométricos obtenidos como resultado del capítulo 4. Se analizan los efectos del medio ambiente en entornos de galaxias y colores a redshift $z < 0.6$ en el SDSS-DR6.
- **Capítulo 6:** presentamos nuevas estimas de redshift fotométricos para el catálogo fotométrico SDSS-DR7 donde no existen determinaciones anteriores.
- **Capítulo 7:** presentamos un nuevo método para la determinación de las correcciones k . La ventaja principal de este nuevo método en comparación con los tradicionales que usan espectros sintéticos, es la simplicidad y la rapidez en su cómputo, además de su exactitud.
- **Capítulo 8:** se detallan las principales conclusiones y aplicaciones de las técnicas del cómputo de redshift fotométrico y correcciones k presentadas en este trabajo de tesis.

- **Capítulo 9:** se presenta un resumen y las conclusiones más importantes obtenidas en este trabajo de tesis.

Capítulo 2

Redshifts Fotométricos y correcciones k

El objetivo principal de las técnicas de redshifts fotométricos es brindar la posibilidad de estudiar estadísticamente las propiedades de poblaciones de galaxias más allá de los límites espectroscópicos. Los redshifts fotométricos son una estimación del redshift de las galaxias usando fotometría multibanda.

Estos redshifts son un instrumento estadístico poderoso para los estudios de las propiedades evolutivas de galaxias, en particular de galaxias con magnitudes aparentes débiles, para las cuales son difíciles de obtener los datos espectroscópicos.

Una vez conocido el redshift de una galaxia, es necesario aplicar una corrección a las magnitudes observadas en una determinada banda, esta corrección se conoce como corrección k . Éstas resultan muy necesarias cuando se trata de galaxias de diferentes tipos morfológicos para poder interpretar la relación magnitud-redshift, la función de luminosidad de las galaxias y para numerosos estudios de objetos distantes.

En esta sección haremos una breve introducción a las técnicas de los redshift fotométricos y correcciones k .

2.1 Redshift Fotométrico

2.1.1 Antecedentes

En espectroscopía, la luz de las galaxias es separada en longitudes de onda a través de bins estrechos. Cada bin, recibe solamente una fracción pequeña de luz total de la galaxia. Por lo tanto, para obtener una relación señal/ruido suficientemente alta en cada bin, se requieren largos tiempos de integración. Para la fotometría, los bins son mucho más grandes. Por lo tanto, se requiere un tiempo de exposición mucho menor, para alcanzar la misma relación señal/ruido. Además, los detectores fotométricos cubren un área mayor del cielo comparado con los espectrógrafos, es decir, que los redshifts de más objetos pueden ser medidos simultáneamente utilizando la fotometría. Otras limitaciones al método de determinación de redshifts usando espectroscopía es impuesto por la presencia del espectro del fondo de cielo contra el cual el espectro superpuesto de una galaxia débil debe ser observado.

El uso de datos fotométricos para computar el redshift de las galaxias se remonta a casi medio siglo atrás, cuando Baum (1957) aplicó los datos fotométricos a las mediciones de redshift de galaxias elípticas en cúmulos.

El renacimiento de las técnicas de redshift fotométricos se debió principalmente a las observaciones del Hubble Deep Field (HDF), cuando se hizo evidente la imposibilidad de tomar espectros para el estudio de la evolución de las galaxias en las imágenes profundas.

Con el Hubble Deep Field Norte (HDF-N), comenzó la época de renacimiento de las técnicas de redshifts fotométricos, debido a la gran cantidad de datos, los cuales poseían las características requeridas por Baum y sus sucesores, para la aplicación de estas técnicas: cobertura adecuada del espectro y fotometría de alta precisión.

Menos del 10% de las galaxias del HDF-N han sido observadas espectroscópicamente debido a los límites conocidos de la espectroscopía clásica. Por lo tanto, es evidente que el cálculo de redshift fotométricos es, no sólo un instrumento, sino también una necesidad.

La necesidad del uso de los redshifts fotométricos es ahora manifestada cuando consideramos grandes relevamientos como el SDSS y otros que serán realizados en un futuro no muy lejano. Estos relevamientos están produciendo bases de datos fotométricos de grandes dimensiones que pueden ser procesadas con códigos de redshift fotométricos y así obtener información de distancia y poder estudiar las propiedades evolutivas de galaxias.

Los primeros trabajos en el uso de estas técnicas fueron:

- **BAUM (1957)**

Baum fue el primero en desarrollar una técnica para medir el redshift fotométrico. Dio énfasis a la importancia de dos temas fundamentales: la elección de una región óptima del espectro, que depende del objetivo a ser alcanzado, y la necesidad de una alta relación señal-ruido para las detecciones.

La técnica de Baum fue aplicada principalmente para estudiar la evolución espectral de la población de cúmulos de galaxias, y para el análisis de las galaxias de campo y su morfología. Utilizó un fotómetro fotoeléctrico y nueve filtros angostos que medían por tramos el espectro de 4373\AA a 9875\AA . Con este sistema, Baum observó la distribución de energía espectral (SED) de seis galaxias elípticas luminosas en el cúmulo de Virgo (con redshifts conocidos), y tres galaxias elípticas en el cúmulo Abell 0801 (Baum, 1962)

- **KOO (1985)**

Koo utilizó placas fotográficas en 4 filtros ($U^+ J^+ F^+ N^+$) que cubren las longitudes de onda 3656\AA , 4627\AA , 6167\AA y 7941\AA haciendo posible mediciones del redshift fotométrico simultáneamente para un gran número de galaxias. La innovación de la técnica de Koo es el uso de un modelo teórico no evolucionado (Bruzual, 1983) para todo los tipos de galaxias.

La diferencia más importante en esta técnica respecto a Baum, fue la forma en que empleó los colores. En lugar de convertir los colores de la fotometría en un tipo de espectro de baja resolución, convirtió los espectros sintéticos (templates) de Bruzual

(1983) en colores, trazó las líneas de redshift constantes (conocidas como las líneas de iso- z), y varió el tipo espectral, en un diagrama color-color.

- **LOH Y SPILLAR (1986)**

Estos autores observaron treinta y cuatro galaxias del cúmulo 0023 + 1654, las cuales tenían redshifts espectroscópicos conocidos. La fotometría fue convertida a una distribución de energía espectral (SED) de baja resolución, la cual era comparada con espectros fiduciales de galaxias E, Sbc e Im compilados de varias fuentes y desplazados en redshift. El redshift que finalmente se le asignaba a cada galaxia era el del espectro fiducial que mejor ajustaba (en términos de χ^2) a la SED observada de dicha galaxia.

2.2 Diferentes técnicas

La técnica de cómputo para los redshift fotométrico no es única. Existe una variedad de métodos que comparten la propiedad de usar solo la fotometría con filtros ancho o medios. En los últimos años se han desarrollados nuevas técnicas como las que utilizan índices espectrales submilimétricos (Blain 1999; Carilli & Yun 1999; Carilli & Yun 2000). En el futuro, ésto podría ser usado como un adicional para los métodos ópticos/NIR.

En las siguientes subsecciones haremos un breve resumen de las diferentes técnicas para la determinación de los redshifts fotométricos.

2.2.1 Color, “lyman break” y diagramas color-color

Una técnica simple para recuperar una estimación de redshift por medio de la fotometría, es comparar el color observado de una galaxia con el esperado. Este método fue utilizado por Partridge (1974) para encontrar galaxias primitivas a alto redshift.

Guhathakurta et al. (1990) imponen un límite superior al redshift de galaxias débiles azules, utilizando los colores $U - B_J$ y $B_J - R$ para seleccionar la población de galaxias con espectro plano en el rango óptico. La fotometría en la banda U , permite

excluir galaxias en $z \gtrsim 3$, ya que estos objetos tendrían un color $U - B_J$ rojo o no tendría flujo en U debido al límite de Lyman y la absorción del hidrógeno neutro. La contaminación por galaxias Lyman break es pequeña, se deduce entonces, que la mayoría de las galaxias débiles azules deben tener un redshift $z < 3$. Una consecuencia de este estudio es que las galaxias de campo han sufrido evolución recientemente.

La técnica de diagrama de dos colores (color-color) es similar a la descrita por Koo (1985). Esta técnica es usada para seleccionar un rango de z y no para estimar el redshift. Straizys & Sviderskiene (1983) fueron los pioneros en esta técnica. Coleman et al. (1980) utilizaron la distribución de energía espectral (SEDs) de Coleman et al. (1980) (CWW). Para evitar degeneraciones entre el redshift y el tipo espectral, estos autores analizaron diferentes combinaciones de filtros y de esta manera lograron una estimación del redshift con una exactitud de ± 0.1 para $z = 1$. Coleman et al. (1980) encontraron que la precisión en la determinación puede ser disminuída por efectos adicionales, como por ejemplo, el enrojecimiento interestelar e intergalácticos, la existencia de galaxias peculiares con colores diferentes a los esperados, calculados para estas galaxias de la secuencia de Hubble, la evolución y la metalicidad.

Steidel & Hamilton (1992) construyeron un relevamiento con imágenes profundas de campos de QSO a alto redshift. El objetivo principal de este relevamiento era conectar los absorvedores responsables del Lyman α forest con los objetos detectados por la fotometría y luego encontrar objetos a alto redshift, $z > 3$. Hasta principios de los 90' dos técnicas fueron aplicadas para encontrar objetos a alto redshift, ambas sin éxito.

En 1996 un grupo de Caltech comenzó un programa en el telescopio Keck con el objetivo de confirmar espectroscópicamente los redshift infrarrojos con la técnica de lyman-break. Los espectros de los objetos seleccionados resultaron similares a los espectros de las galaxias locales formadoras de estrellas. En el mismo año, las observaciones del HDF-N proporcionaron nuevos datos públicos convenientes para el uso de esta técnica.

2.2.2 Técnica de Connolly

Esta técnica es una aproximación bastante diferente, fue propuesta por Connolly et al. (1995). La idea se basa en la observación de que las galaxias se ubican en un plano en el espacio multidimensional de colores, sus posiciones dependen del redshift, luminosidad y tipo espectral.

La técnica de Connolly et al. (1995) es quizás la más simple y ciertamente la más empírica para la determinación de redshift fotométrico. Este método requiere un “conjunto de instrucciones” de un número grande de galaxias con un fotómetro multicolor y redshift espectroscópico. La técnica se basa en suponer para el redshift una función lineal o cuadrática de las magnitudes absolutas, M_i , de las galaxias. Es decir, si N es el número de filtros:

$$z = a_o + \sum_{i=1,\dots,N} a_i M_i, \quad (2.1)$$

$$z = a_o + \sum_{(i=1,\dots,N)} a_i M_i + \sum_{\substack{(i=1,\dots,N) \\ (j=1,\dots,N)}} a_{ij} M_i M_j, \quad (2.2)$$

Las constantes a_i y a_{ij} se encuentran mediante regresión lineal. Connolly et al. utilizaron los filtros *UJFN*, aplicados a un conjunto de datos de 370 galaxias, incluyendo algunas con redshifts de $z \simeq 0.5$. Estos autores encuentran que se puede determinar el redshift con una incerteza de $\sigma = 0.057$ para un ajuste lineal, y de $\sigma = 0.047$ para un ajuste cuadrático.

La ventaja de la regresión lineal es su simpleza. La desventaja es que se necesita una cantidad sustancial de redshifts espectroscópicos y que no es posible la extensión de esta técnica a magnitudes débiles o redshifts profundos.

2.2.3 Técnica de distribución de energía espectral

Conceptualmente es similar a las técnicas de dos colores, pero se permiten más grados de libertad. Su eficiencia se basa en el ajuste global de la forma de los espectros y en la detección de propiedades espectrales fuertes. Para obtener resultados más seguros, se debe escoger un conjunto de filtros que cubran en longitud de onda

algunos de estos rasgos, como por ejemplo la caída en 4000\AA (poblaciones estelares evolucionadas) ó el Lyman break en 912\AA .

La SED fotométrica observada es comparada con las obtenidas utilizando un conjunto de espectros de referencia, en el mismo sistema fotométrico.

$$\chi^2(z) = \sum_{i=1}^{N_{\text{filtros}}} \left(\frac{F_{\text{obs},i} - b \times F_{\text{temp},i}(z)}{\sigma_i} \right)^2 \quad (2.3)$$

La ventaja de esta técnica es su simpleza y el hecho de que no requiere ninguna muestra espectroscópica. La desventaja está relacionada con la opción de los espectros sintéticos y sus características, errores fotométricos, etc. Introduciendo fotometría en IR, se mejoran notablemente los ajustes como se pudo comprobar con HDF más las imágenes en las bandas JHK que fueron obtenidas con Kitt Peak .

2.2.4 Técnica de redes neuronales

Una Red Neuronal Artificial (RNA, o ANN por sus siglas en inglés) es un modelo matemático inspirado en la forma en que funciona el sistema nervioso de los animales. Se trata de un sistema de interconexión de neuronas en una red que colabora para producir un estímulo de salida.

Las redes neuronales consisten en una simulación de las propiedades observadas en los sistemas neuronales biológicos a través de modelos matemáticos.

El cerebro puede considerarse un sistema altamente complejo. Su unidad básica, la neurona, está masivamente distribuida con conexiones entre ellas. En la figura 2.1 se muestra un esquema simplificado de una neurona biológica. Como muestra la figura, ésta está compuesta por:

- un cuerpo central o núcleo, llamado soma
- una prolongación del soma, el axón
- una ramificación terminal, las dendritas
- una zona de conexión entre una neurona y otra, conocida como sinapsis

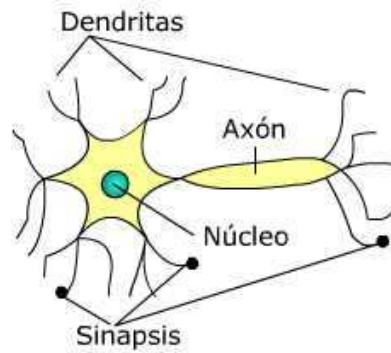


Figura 2.1: Modelo simplificado de una neurona biológica

La función principal de las neuronas es la transmisión de los impulsos nerviosos. Estos viajan por toda la neurona comenzando por las dendritas hasta llegar a las terminaciones del axón, donde pasan a otra neurona por medio de la conexión sináptica. La manera en que respondemos ante los estímulos del mundo exterior y nuestro aprendizaje del mismo está directamente relacionado con las conexiones neuronales del cerebro, y las ANN son un intento de emular este hecho.

Entonces, una red neuronal artificial es un sistema de procesamiento de información que tiene ciertas aptitudes en común con las redes neuronales biológicas:

- (i) El procesamiento de información ocurre en muchos elementos simples, llamados neuronas.
- (ii) Las señales son transferidas entre neuronas a través de enlaces de conexión.
- (iii) Cada conexión tiene un peso asociado, el cual, normalmente, multiplica a la señal transmitida.
- (iv) Cada neurona aplica una función de activación (usualmente no lineal) a su entrada de red (suma de entradas pesadas) para determinar su salida.

Los códigos de redes neuronales artificiales son los más actuales en la determinación de los redshifts fotométricos. El método de ANN para estimar los redshift de las galaxias es una clasificación general y una herramienta de interpolación utilizado

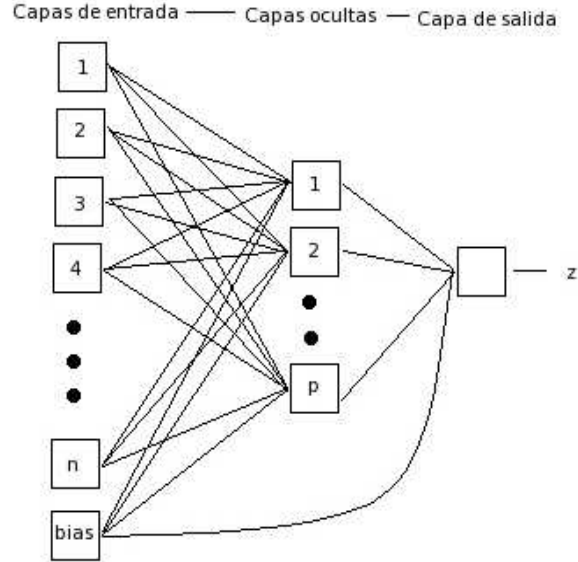


Figura 2.2: Diagrama esquemático del funcionamiento de una red neuronal artificial para el cómputo de los z_{phot} . p_i representa a los parámetros fotométricos de entrada, z_{phot} parámetros de salida.

con éxito en una variedad de campos.

Estas técnicas necesitan un conjunto de galaxias con redshift espectroscópico, el cual es llamado “conjunto de entrenamiento” y es utilizado para entrenar la red. Estas técnicas son utilizadas cuando un conjunto de entrenamiento representativo está disponible, entonces los métodos de entrenamiento se vuelven una opción viable para usar en lugar de los métodos de ajustes de espectros sintéticos (templates).

El principio básico de los métodos de entrenamiento es la derivación de una parametrización del redshift a través de las magnitudes de las galaxias en un conjunto de entrenamiento. Esta parametrización se aplica a las galaxias que no tienen información espectroscópica disponible, dando una estimación del redshift fotométrico. Estas técnicas fueron utilizadas por Collister & Lahav (2004), Collister et al. (2007), Banerji et al. (2008), Oyaizu et al. (2008), Abdalla et al. (2008) y O’Mill et al. (2010).

Las redes neuronales artificiales se componen de varias capas, cada una compuesta por diferentes nodos, figura 2.2. La primera capa recibe las entradas (magnitudes de

galaxias por ejemplo), mientras que la última capa, la salida, arroja las determinaciones de los redshift fotométricos. Las capas en el medio, llamadas capas ocultas, no tienen un número fijo, es decir, pueden consistir en cualquier número de nodos. Los nodos están interconectados de manera que un nodo en una capa dada está conectado a todos los nodos de las capas adyacentes. Cada conexión lleva un peso w_{ij} , donde i y j describen los dos nodos. Cada nodo i se le asigna un valor u_i y una función llamada de activación, usualmente una función sigmoide: $g_i(u_i)$:

$$g_i(u_i) = \frac{1}{1 + \exp(-u_i)}$$

esta función de activación es evaluada.

El valor de un nodo subsecuente j es luego calculado como la suma de los valores pesados valuados en la función activación de todos los nodos i que van a él:

$$u_j = \sum_i w_{ij} g_i(u_i)$$

.

Cuando la red es entrenada, los pesos para todos los nodos conectados son determinados por una minimización de la función costo E evaluada en el conjunto de entrenamiento de las galaxias donde:

$$E = \sum_k (z_{phot}(w, m_k) - z_{spec,k})^2,$$

m_k es la entrada fotométrica para la galaxia k , w los pesos, $z_{spec,k}$ el redshift espectroscópico de la galaxia k y $z_{phot}(w, m_k)$ es la salida para una entrada dada y un dado peso. La suma es sobre todas las galaxias en el conjunto de entrenamiento.

Las ANN tienen la propiedad que con 1 capa oculta se puede ajustar de manera exacta una función continua, y con 2 capas ocultas se puede ajustar cualquier función.

Para evitar un exceso de ajuste, cada red es testeada en un conjunto de validación de galaxias, cuyos redshift espectroscópicos son conocidos. La red con el menor valor de E , calculado en el conjunto de validación, es seleccionada y la muestra fotométrica se corre a través de él para la estimación de los redshifts (Collister & Lahav 2004).

2.3 Correcciones k

Las observaciones astronómicas a través de un solo filtro o un paso de banda, sólo mapean una región del espectro total, movida al rojo en el marco del observador. Es por esto que, si se quiere comparar las mediciones de objetos a diferentes redshifts, a través de un filtro, es necesario aplicar correcciones a estas mediciones. De esta necesidad surgen las correcciones k .

La corrección k es una corrección a la magnitud (flujo) de un objeto, que permite una medición de una cantidad de luz desde un objeto a redshift z , para convertirse en una medida equivalente en el sistema en reposo del objeto. Si se pudiera medir toda la luz de un objeto en todas las longitudes de onda (flujo bolométrico) no sería necesaria la corrección k .

Las correcciones k dependen del tipo de filtro usado para las observaciones y de la forma del espectro del objeto. Si se dispone de mediciones de fotometría multicolor para un objeto, es decir, la distribución espectral de energía (SED), las correcciones k pueden ser computadas ajustando SED contra espectros teóricos o empíricos.

En si, la corrección k es un efecto puramente técnico, producido por el pasaje de una distribución de energía afectada por el redshift por un filtro, cuya función de transmisión es fijada en el sistema fotométrico del observador.

Las correcciones k son compuestas por dos términos: (a) la diferencia del flujo observado con el flujo de la galaxia en reposo $f(\lambda, z)$, y (b) la banda ancha efectiva del sistema en reposo del detector la cual puede diferir entre la galaxia corrida al rojo y la galaxia en reposo por un factor que depende del redshift; es decir, este término consiste en la disminución de la amplitud de banda efectiva de la galaxia afectada por el redshift, $g(z)$.

El efecto (a) es selectivo, es decir, se puede hacer cero, esto se logra suponiendo una función continua de energía plana, el segundo término, (b), no es selectivo y es independiente del flujo.

$$k(z) = f(\lambda, z) + g(z) \tag{2.4}$$

Consideremos una galaxia observada a través de un filtro R , con magnitud aparente m_R , para la cual se quiere la magnitud absoluta M_R . La corrección k estará definida:

$$m_R = M_R + 5 \times \log(D_L) + 25 + k(z) \quad (2.5)$$

donde D_L es la distancia luminosidad en Mpc .

La magnitud aparente de la galaxia está relacionada con la densidad espectral del flujo $f_\nu(\nu)$ (energía por unidad de tiempo por unidad de área por unidad de frecuencia) por:

$$m_R = -2.5 \times \log\left(\frac{\int \frac{d\nu_0}{\nu_0} R(\nu_0)}{\int \frac{d\nu_0}{\nu_0} g_\nu(\nu_0) R(\nu_0)}\right) \quad (2.6)$$

Donde la integral es sobre la frecuencia observada ν_0 , g_ν es la densidad espectral de flujo para el cero de la magnitud o fuente “estandar”. En este trabajo utilizamos magnitudes en el sistema AB y g_ν es constante en todas las frecuencias (Oke & Gunn 1983). $R(\nu)$ describe el filtro utilizado. El valor de $R(\nu)$ en cada frecuencia es la contribución media de un fotón de frecuencia ν a la señal de salida del detector. Es decir, $R(\nu_0)$ es la probabilidad de que el fotón con frecuencia ν_0 sea contado.

La magnitud absoluta es definida como la magnitud aparente que tendría una fuente si estuviera a $1Mpc$. M_R está relacionada con la densidad espectral de luminosidad $L_\nu(\nu)$ (energía por unidad de tiempo por unidad de frecuencia) de una fuente por:

$$M_R = -2.5 \times \log\left(\frac{\int \frac{d\nu_e}{\nu_e} \frac{L_\nu(\nu_e)}{4 \times \pi (1Mpc)^2} R(\nu_e)}{\int \frac{d\nu_e}{\nu_e} g_\nu(\nu_e) R(\nu_e)}\right) \quad (2.7)$$

Donde la integral es sobre la frecuencia emitida ν_e (sistema en reposo). La luminosidad está relacionada con el flujo de la siguiente manera:

$$L_\nu(\nu_e) = \frac{4 \times \pi \times D_L^2}{1+z} \times f_\nu(\nu_0) \quad (2.8)$$

El factor $(1+z)$ es debido al hecho de que el flujo y la luminosidad no son bolométricas sino densidades por unidad de frecuencia. La frecuencia emitida puede expresarse como: $\nu_e = (1+z) \times \nu_0$. Expresando las ecuaciones anteriores en unidades de longitud

de onda, la densidad espectral de flujo $f_\nu(\nu)$ por unidad de frecuencia es remplazada por la densidad espectral de flujo $f_\lambda(\lambda)$ por unidad de longitud de onda usando:

$$\nu \times f_\nu(\nu) = \lambda \times f_\lambda \lambda, \quad (2.9)$$

$$\lambda \times \nu = c \quad (2.10)$$

Donde c es la velocidad de la luz. Por lo tanto la corrección k será:

$$k(z) = -2.5 \times \log \left(\frac{1}{1+z} \frac{\int d\lambda_0 \lambda_0 L(\frac{\lambda_0}{1+z}) R(\lambda)}{\int L_\lambda(\lambda_e) R(\lambda_e) d\lambda_e} \right) - 2.5 \times \log(1+z) \quad (2.11)$$

2.3.1 Antecedentes

Numeros autores han estimado correcciones k para galaxias (Hubble 1936; Humason et al. 1956; Oke & Sandage 1968; Schild & Oke 1971; Whitford 1971; Oke 1971; Pence 1976; Code & Welch 1979; Coleman et al. 1980; Frei & Gunn 1994, Blanton et al. 2003, Blanton & Roweis 2007, Chilingarian et al. 2010, Westra et al. 2010; Roche et al. 2009, Csabai et al. 2003; O’Mill et al. 2010).

El origen del término “corrección k ” es supuestamente de Edwin Hubble, quien escogió de manera arbitraria la letra k para representar una disminución en la magnitud. Sin embargo, puede existir un origen anterior “Carl Wilhelm Wirtz (1918)”, utilizó por primera vez este término refiriéndose a la corrección como una “konstante” (en aleman constante) por lo tanto de aquí el término “corrección k .”

En la mayoría de estos trabajos, las determinaciones de las correcciones k son limitadas por diferentes aspectos, dentro de los cuales, el más importante puede ser el número de bandas fotométricas. Otros aspectos a tener en cuenta para el análisis de las limitaciones son el número de diferentes tipos morfológicos de galaxias y el redshift máximo considerado. Muchos de los trabajos mencionados arriba, sólo contemplan galaxias elípticas, pues tienen un comportamiento más simple cuando se las analiza a altos redshifts.

Para realizar estos estudios, se utilizan métodos empíricos. Estos se realizan con un software, el proceso es básicamente el siguiente: La distribución de energía espectral de un determinado tipo morfológico es desplazado hacia el rojo. Las correcciones k se calculan a partir de las mediciones de estas curvas y utilizando las funciones de transferencia de los filtros. Una ventaja importante de usar modelos en lugar de observaciones de galaxias es el hecho de que se puede cubrir una amplia gama de redshifts. Sin embargo, este último requiere una pequeña conexión de las observaciones en diferentes regiones del espectro.

2.3.2 Métodos

El método de las correcciones k nos brinda una interpretación de los datos en términos de modelos físicos que describen la masa estelar y la historia de formación estelar de una galaxia.

Teniendo en cuenta el hecho de que la distribución de energía espectral observadas de galaxias distantes es desplazada con respecto a una galaxia en un sistema de referencia en reposo, el término de la corrección k es aplicada a las mediciones de la magnitud aparente en una dada banda fotométrica para comparar propiedades fotométricas de galaxias a diferentes redshifts. Por lo tanto, la estimación de las correcciones k es necesaria para muchos estudios de galaxias distantes.

En la literatura podemos encontrar diferentes métodos para determinar las correcciones k , podemos nombrar los siguientes:

- Modelando la distribución de energía espectral de la galaxia como función de la longitud de onda
 - Mannucci et al. (2001)
 - Blanton et al. (2003), Blanton & Roweis (2007)
 - Csabai et al. (2003)
- Utilizando redes neuronales

- Banerji et al. (2010)
- Lahav et al. (1995)
- Aproximaciones con funciones analíticas del redshift, parametrizadas con propiedades características del tipo de galaxia
 - Chilingarian et al. (2010)
 - Westra et al. (2010)
- Obtención directa, mediante la inspección visual de los espectros
 - Roche et al. (2009)

Fukugita et al. (1995) y Mannucci et al. (2001) modelan una corrección k como función del redshift y el tipo morfológico.

Un método más directo para la obtención de las correcciones k es modelando la distribución de energía espectral (SED) de la galaxia como función de la longitud de onda. Blanton et al. (2003) propone la utilización de un método a través del cual se infiere la SED de un conjunto de galaxias, a un redshift determinado. Para esto utiliza espectros sintéticos para así reconstruir el flujo en la banda fotométrica deseada y compararlo con el observado. Blanton et al. (2003) y Blanton & Roweis (2007) proponen un código para determinar las correcciones k para galaxias del Sloan Digital Sky Survey. La confiabilidad y precisión de este método recae fuertemente en la calidad de los modelos.

Utilizando redes neuronales Lahav et al. (1995) y Banerji et al. (2010) obtienen una clasificación morfológica de las galaxias y con ellas derivan las correcciones k .

Chilingarian et al. (2010), y Westra et al. (2010) obtienen aproximaciones de correcciones k con funciones analíticas del redshift, parametrizadas con alguna propiedad que caracteriza el tipo de galaxia. Chilingarian et al. (2010) usa diferentes índices de colores observados para aproximar las correcciones k utilizando 9 filtros. Westra et al. (2010) utiliza espectros para obtener mediciones directas de las correcciones k por medio de una parametrización con el radio del promedio del flujo rojo y azules en el quiebre de 4000\AA . Este tipo de parametrización simplifica el cómputo de las

correcciones k y mejora su precisión.

Para objetos con espectroscopía, las correcciones k pueden ser obtenidas directamente. Roche et al. (2009) usa estas técnicas para calcular las correcciones k para galaxias tempranas del SDSS-DR6. Estos autores proveen estimaciones individuales para cada galaxia. Sin embargo, esta técnica es restringida a un número limitado de galaxias con espectroscopía.

En el capítulo 7 presentamos estimaciones de las correcciones k utilizando un algoritmo de iteración con el color $g - r$ para el SDSS-DR7.

Capítulo 3

Muestra de Galaxias

En este capítulo se realiza una breve descripción del relevamiento y la información pública disponible, para el catálogo utilizado en nuestros análisis. El Sloan Digital Sky Survey (SDSS) tiene como objetivo relevar el Universo local, incorporando por primera vez el uso de CCD, en un área grande del cielo. Además de la fotometría multicolor, el SDSS contempla la medición de redshift, logrando así un mapa tridimensional multicolor, del Universo cercano. El estudio consta de dos partes: la primera es un relevamiento fotométrico de un cuarto del cielo en cinco colores desde el UV cercano al IR cercano. La segunda parte del estudio, es llevada a cabo al mismo tiempo basándose en las imágenes, y consiste en la obtención de espectros para más de un millón de galaxias y cien mil cuasares. De estos espectros se obtienen los redshifts y por lo tanto las distancias. Estas observaciones están siendo usadas para numerosos estudios, muchos de ellos tendientes a restringir los modelos de formación y evolución de galaxias.

El presente trabajo se concentra en las galaxias con luminosidades intermedias y bajas en el Universo cercano utilizando como base de datos el sexto y séptimo lanzamiento público de datos (Data Release 6 y 7, SDSS-DR6 y SDSS-DR7) del relevamiento Sloan Digital Sky Survey.

3.1 Sloan Digital Sky Survey

3.1.1 Generalidades

El objetivo fundamental del SDSS es construir un mapa preciso del Universo local, que puede usarse para restringir los modelos cosmológicos y de formación y evolución de las galaxias. El SDSS (York et al. 2000) consiste en dos estudios coexistentes, uno fotométrico y otro espectroscópico.

El relevamiento posee imágenes en cinco colores sobre un área continua de π estereoradianes (10000 grados cuadrados) en el hemisferio galáctico norte y un área más profunda en el hemisferio galáctico sur, que cubrirá 225 grados cuadrados.

El relevamiento produce también datos importantes para otras áreas astronómicas, desde asteroides hasta estructura galáctica, desde tipos raros de enanas blancas hasta los cuasares más distantes.

El SDSS se basa en un telescopio dedicado de $2.5m$ de diámetro situado en Apache Point, New Mexico, a una altura de $2800m$ sobre el nivel del mar; y consiste en un telescopio de gran campo, una cámara de imágenes y un espectrógrafo multifibras.

La cámara de imágenes tiene como característica principal la capacidad de observar simultáneamente en los cinco filtros.

3.1.2 Imágenes fotométricas

El estudio de las imágenes fotométricas, consiste en una base de datos de aproximadamente 10^8 galaxias y 10^8 objetos estelares, con una precisión astrométrica $\leq 0.10''$, en cinco colores fotométricos. Para cada objeto se suministran, entre otros, los parámetros de clasificación de objetos.

El sistema fotométrico del SDSS cubre entre los 3000 y 10000\AA (figura 3.1). Utilizando los filtros: u , g , r , i , y z , centrados en las siguientes longitudes de onda (Fukugita et al., 1996): 3500\AA , 4800\AA , 6250\AA , 7700\AA , y 9100\AA , respectivamente.

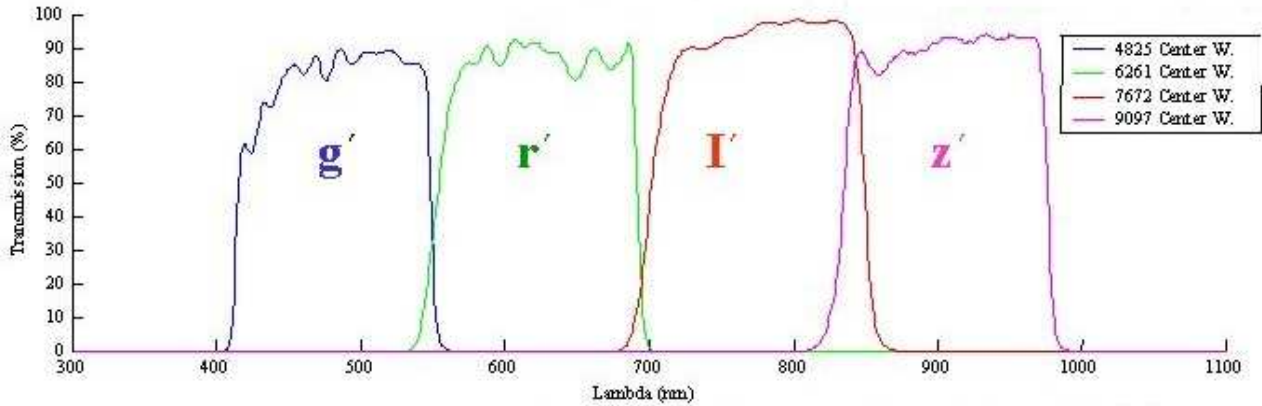


Figura 3.1: Función de trasmisión del sistema de filtros del SDSS

3.1.3 Espectroscopía

Del relevamiento fotométrico se seleccionó una muestra completa en magnitud ($r_{lim} = 17.77$) para la posterior observación espectroscópica. Se esperan obtener espectros de aproximadamente 900.000 galaxias (MGS, galaxias principales). También se prevee la obtención de espectros para 100.000 galaxias rojas luminosas (LRGs, galaxias rojas luminosas; Einsestein et al. 2001) y 100.000 cuasares (Fan 1999; Richards et al. 2002). Este seguimiento espectroscópico utiliza dos espectrógrafos en el mismo telescopio Stoughton et al. 2002.

La muestra de galaxias MSG tiene el máximo de la distribución de redshift en $z \sim 0.1$, mientras que la muestra de galaxias LRGs, tiene su pico en $z \sim 0.35$. Esta última muestra de galaxias del SDSS está fuertemente dominada por las galaxias más luminosas en cada redshift, y éstas se dividen en dos:

- **Galaxy_redI**: es una muestra limitada en volumen, de objetos a $0.2 < z < 0.38$, con magnitudes por debajo de $r_{AB} = 19.2$.
- **Galaxy_redII**: es una muestra limitada en flujo, que se extiende hasta $z \simeq 0.55$, con $r_{AB} \leq 19.5$.

3.1.4 Lanzamiento público de datos

La primera vez que se encendió la cámara de imágenes fue el 9 de mayo de 1998 y los primeros espectros extragalácticos fueron obtenidos en junio de 1999. El primer lanzamiento público de datos fue en Abril del 2002 (Early Data Release EDR).

La reducción espectral automatizada clasifica los espectros y mide el redshift correctamente del 99.7% de las galaxias, 98% de los cuasares y 99.6% de estrellas (Bernardi et al., 2003).

La primera publicación de datos del SDSS fue el 5 de Junio del 2001, (EDR: Stoughton et al., 2002) y consistió en imágenes que cubrían 460 grados cuadrados del cielo, parámetros fotométricos para 10 millones de objetos y espectros para 54000 objetos. Desde el 2002 hasta el momento hay un total 7 relevamientos, de los cuales en este trabajo de tesis se utilizan los últimos 2 (6 y 7), existiendo pocas diferencias entre estos dos lanzamientos. Debido a esto, en la sub-sección siguiente haremos un breve resumen sólo del último lanzamiento.

Data Release 7 (DR7)

En la figura 3.2 se muestra la fracción del cielo cubierta por las imágenes incluidas en el DR7, la cual cubre 11663 grados cuadrados, conteniendo parámetros fotométricos de 357 millones de objetos (tabla 3.1). Los datos espectroscópicos cubren 9380 grados cuadrados. En la tabla 3.2 se resume la información espectroscópica del DR7.

El SDSS toma imágenes del cielo en franjas que siguen círculos máximos. La espectroscopía es llevada a cabo con exposiciones de *placas* superpuestas, cada una de 3° de diámetro. Para cada placa se dispone de 640 fibras espectroscópicas. El DR7 contiene la información de 291 placas cuyos centros yacen dentro de la región definida por la fotometría.

La densidad superficial de objetivos espectroscópicos por grado cuadrado consiste, en promedio, de ~ 90 galaxias para la muestra limitada en flujo, más un adicional de ~ 12 LGRs correspondientes a la muestra limitada en flujo y color y ~ 18 candidatos a cuasares.

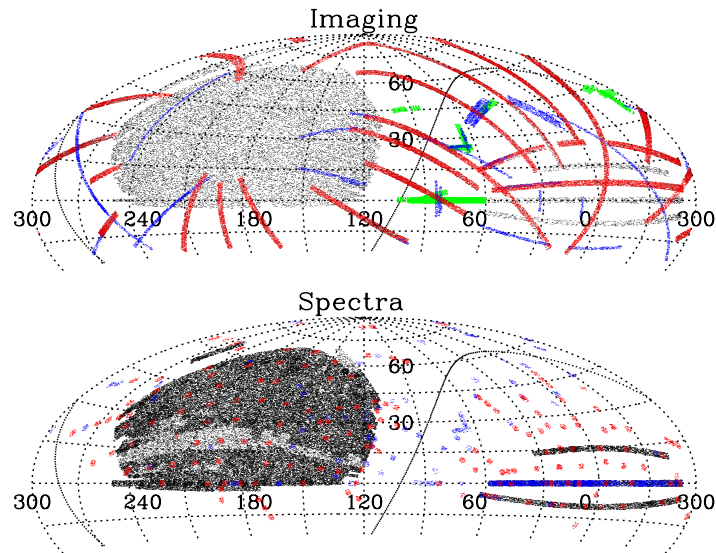


Figura 3.2: Cobertura del DR7. El gráfico superior muestra la zona cubierta por la fotometría y el inferior la zona cubierta por la espectroscopía. Las bandas azules son datos auxiliares de las imágenes. El escaneo de las imágenes SEGUE se indican en rojo y verde.

La información disponible en internet¹ correspondiente al DR7 incluye: *imágenes*, convenientemente corregidas, en cinco bandas; *parámetros fotométricos*: posiciones, flujos, errores, perfiles de luminosidad, etc; *espectros* calibrados por flujo y longitud de onda, con sus respectivos errores; *parámetros espectrales*: redshift, índices espectrales, clasificación espectral, etc.

Para más información ver Abazajian et al.2009.

¹<http://www.sdss.org/dr7/>

Tabla 3.1: Fotometría DR7

Area	11663 grados cuadrados
Catálogo	~ 357 millones de objetos
Volumen de datos	imágenes: 15.7 TB catálogos: 18 TB
Magnitudes límite (95% confiabilidad para fuentes puntuales)	$u \rightarrow 22.0$ $g \rightarrow 22.2$ $r \rightarrow 22.2$ $i \rightarrow 21.3$ $z \rightarrow 20.5$
Ancho medio PSF	1.4" en r
Calibración fotométrica	2% en r 2 – 3% en colores
Astrometría	< 0.1" por coordenada

3.1.5 Magnitudes y Radio de Petrosian

De los diferentes tipos de magnitudes que posee el DR7, se eligieron para este trabajo las magnitudes de Petrosian (1976) calibradas en el sistema AB (Oke & Gunn, 1983).

En este sistema, las magnitudes son medidas en aperturas circulares con un tamaño de apertura determinado por la forma del perfil radial de luminosidad.

Se define el cociente de Petrosian \mathcal{R}_p como la razón entre el brillo superficial local en un anillo a una distancia r del centro del objeto respecto al brillo superficial medio dentro de r :

$$\mathcal{R}_p(r) \equiv \frac{\int_{0.8r}^{1.25r} I(x)dx / [1.25^2 - 0.8^2]}{\int_0^r I(x)dx / r^2} \quad (3.1)$$

El radio de Petrosian r_p se define como el radio donde $\mathcal{R}_p(r_p)$ se iguala a algún valor especificado \mathcal{R}_p^{lim} ; en el caso de SDSS ese valor es 0.2. El flujo de Petrosian se define como el flujo dentro de n_p radios de Petrosian ($n_p = 2$ para SDSS):

$$F_p = \int_0^{n_p r_p} 2\pi x I(x) dx. \quad (3.2)$$

El SDSS usa el radio de Petrosian determinado en la banda r para medir las magnitudes de Petrosian en todas las bandas, de esta manera se miden colores con-

Tabla 3.2: Espectroscopía DR7

Area	9380 grados cuadrados
Resolución	1800-2200
S/N	> 4 por pixel para $g = 20.2$
Precisión en los redshifts	30km s^{-1} rms
Límites de magnitudes	Galaxias: $r \leq 17.77$ (Petrosian) Quasars: $i \leq 19.1$ (PSF)
Catálogo espectroscópico	Galaxias: 929.555 Quasars: 104.740 Estrellas: 84.047 Espectros de cielo: 97.398 Clasificación desconocida: 28.383
Volumen de datos	3.3 TB

sistentes. La apertura $2r_p$ es lo suficientemente grande para incluir casi todo el flujo de una galaxia típica, pero pequeño como para que el ruido del cielo en F_p sea bajo.

3.1.6 Índice de concentración

El índice de concentración está definido como el cociente entre el radio que engloba el 90% del flujo de Petrosian (r_{90}) y el radio que engloba el 50% de este flujo (r_{50}):

$$C = \frac{r_{90}}{r_{50}} \quad (3.3)$$

En numerosos trabajos, en los cuales se analizan la correlación del parámetro de concentración con la clasificación morfológica de las galaxias, se encuentra que las galaxias de tipo temprano presentan valores de $C > 2.55$, mientras que las galaxias tardías están caracterizadas por $C \leq 2.55$ (Strateva et al., 2001, Shimasaku et. al, 2001). En este trabajo se adoptó este criterio para distinguir entre ambos tipos morfológicos a partir del índice de concentración.

Capítulo 4

Estudio de diferentes técnicas de redshift fotométricos para los datos del SDSS

En este capítulo presentamos un análisis detallado de los diversos códigos disponibles para el cómputo de los redshifts fotométricos con el objetivo de seleccionar una técnica o grupo de técnicas adecuada para la determinación de los redshifts en los datos del SDSS, y de esta manera, obtener mediciones confiables para poder analizar diferentes aspectos estadísticos de las galaxias y sus entornos.

Analizamos los errores sistemáticos y estocásticos que introduce el uso de redshift fotométricos y en base a estos resultados determinamos cual es el código más idóneo al momento de calcular los redshift fotométricos.

4.1 Métodos para la determinación de redshifts fotométricos

Como hemos visto en el capítulo 2, existen diferentes técnicas para la determinación de los redshifts fotométricos; en general éstas pueden ser clasificadas en dos grandes grupos:

- El primer grupo hace uso de un pequeño conjunto de espectros de galaxias, derivado de modelos empíricos o distribuciones de energía, basado en modelos espectrales. Estos métodos de reconstrucción de los colores observados en las galaxias encuentran la mejor combinación de espectros a diferentes redshifts (Benitez, 1998; Bolzonella et al., 2000; Csabai et al., 2003). La principal desventaja de estos métodos reside en el hecho de que se basan en un pequeño número de espectros sintéticos (templates) para encontrar la distribución de energía espectral (SED) de la galaxia que mejor produzca los flujos observados. En particular, para las poblaciones a más alto redshift, no es sencillo obtener un representante fiel del conjunto de espectros sintéticos.
- En el segundo grupo, encontramos técnicas que necesitan una gran cantidad de galaxias con información de redshift espectroscópico (conjunto de entrenamiento). Estos métodos se conocen como métodos empíricos (Connolly et al., 1995; Brunner et al., 1999) y tienen por objeto obtener una parametrización para el redshift como una función de los parámetros fotométricos. La forma de esta parametrización se deduce a través del uso de una muestra grande y representativa de las galaxias con información de redshift. Por lo tanto, podemos utilizar la combinación de las galaxias con parámetros fotométricos como magnitudes en diferentes bandas, los colores de galaxias, y los índices de concentración. El conjunto de entrenamiento debe ser un subconjunto representativo utilizando la misma banda fotométrica que la muestra final.

Tabla 4.1: Librería de espectros sintéticos utilizada en el análisis de los códigos Hyperz, BPZ y Le PHARE

SED	Tipo	Tasa de formación estelar (SFR)	Escala de tiempo característico	Función inicial de masa (IMF)
Burst	BC	Instantáneo	-	Miller & Scalo
E	BC	Exponencial	$\tau = 1$ Gyr	Miller & Scalo
SO	BC	Exponencial	$\tau = 2$ Gyr	Miller & Scalo
Sa	BC	Exponencial	$\tau = 3$ Gyr	Miller & Scalo
Sb	BC	Exponencial	$\tau = 5$ Gyr	Miller & Scalo
Sc	BC	Exponencial	$\tau = 15$ Gyr	Miller & Scalo
Sd	BC	Exponencial	$\tau = 30$ Gyr	Miller & Scalo
Im	BC	Constante	-	Miller & Scalo
E_CWW	Empírico	-	-	-
Sbc_CWW	Empírico	-	-	-
Scd_CWW	Empírico	-	-	-
Im_CWW	Empírico	-	-	-

4.2 Códigos analizados

Los códigos utilizados en los análisis de este capítulo son: **Hyperz**, **BPZ** y **Le PHARE**, los cuales pertenecen al primer grupo de determinaciones de z_{phot} , y **ANNz** perteneciente al conjunto de los métodos empíricos. Estos códigos fueron seleccionados por ser los de mayor impacto en los últimos tiempos y los más utilizados con galaxias del SDSS. En la subsecciones siguientes haremos un breve resumen de cada uno.

4.2.1 Hyperz

El código **Hyperz** (Bolzonella et al. 2000) fue el primer código público y por lo tanto es uno de los códigos más utilizados en la literatura de las estimaciones de redshifts fotométricos.

El código comienza con la lectura de las magnitudes observadas con sus correspondientes errores y las magnitudes límites en caso de la no detección de objetos en algunos filtros. Para obtener resultados confiables, la fotometría debe ser realizada en todos los filtros dentro de la misma apertura, es decir, el flujo debe pertenecer a la misma región física. El código permite aplicar efecto por enrojecimiento debido

a la extinción galáctica presente en el catálogo fotométrico. Luego, las magnitudes y los errores son transformados en flujos. Por otro lado, el programa construye un hipercubo, el cual consiste en los flujos derivados de los espectros de referencia. Los espectros utilizados en estos análisis son de la biblioteca de GISSEL, que consisten en un registro con 221 edades diferentes.

En la configuración estándar se consideran cinco tipos espectrales de galaxias: **burst**, **E**, **Sa**, **Sc**, e **Im**; nosotros además de estos, incorporamos: **SO**, **Sb**, **Sd**, **E_CWW**, **Sbc_CWW**, **Scd_CWW**, e **Im_CWW** (tabla 4.1), con lo que se aumenta considerablemente la precisión de los ajustes.

El código realiza un cálculo del χ^2 , considerando todos los parámetros: redshifts, tipos espectrales, edades y valores de la absorción. Minimizando el χ^2 , el programa encuentra la mejor solución para el redshift fotométrico y la SED correspondiente.

4.2.2 BPZ

Las técnicas BPZ (Bayesian Photometric Redshift) son similares a las de máxima probabilidad (χ^2) del Hyperz. Benítez (2000) plantea el problema de la siguiente manera: la probabilidad de que una galaxia con color c y magnitud m tenga un redshift z es:

$$p(z|c, m) = \frac{p(z|m)p(c|z)}{p(c)} \propto p(z|m)p(c|z),$$

donde $p(c|z)$ es la probabilidad de que una galaxia tenga determinado redshift y $p(c)$ es una normalización. Lo importante y novedoso en este código es el uso de $p(z|m)$, que tiene el conocimiento previo de la distribución de magnitud/redshift. Introduciendo previamente información adicional, este enfoque es eficaz para evitar el error catastrófico de colocar una galaxia en un redshift poco realista.

BPZ funciona con el método del módulo Bayesiano y la máxima probabilidad (ML). Produce dos salidas para el redshift fotométrico. El método de máxima probabilidad es como en el código de Hyperz; simplemente, el redshift fotométrico que se le asigna a la galaxia es el que corresponde al máximo de la función de probabilidad,

mientras que el método de Bayesian promedia sobre las probabilidades después de la consideración de su anterior probabilidad.

BPZ también toma como entrada el catálogo fotométrico con las cinco magnitudes en diferentes filtros y sus correspondientes errores.

Los templates de BPZ incluyen **E_CWW**, **Sbc_CWW**, **Scd_CWW**, **Im_CWW** y **burst** (tabla 4.1).

4.2.3 Le PHARE

Le Phare (Photometric Analysis for Redshift Estimations) es muy similar a Hyperz y por lo tanto a BPZ. Comprende un conjunto de templates de SED que junto con un set de filtros se utilizan para determinar un conjunto de magnitudes modelo utilizados en los cálculos de redshifts fotométricos. Éstos se comparan con las magnitudes observadas y por medio de una minimización de χ^2 se calculan los redshifts.

Le Phare es un conjunto de comandos para calcular los redshifts fotométricos y mejorar el ajuste de las SED. La última versión incluye nuevas características, como infrarrojo lejano y un tratamiento más completo de los parámetros físicos y las incertezas de los modelos de síntesis de población.

El código se divide básicamente en tres partes:

1. El usuario selecciona las bibliotecas de SED y los filtros utilizados y calcula las magnitudes teóricas.
2. El programa calcula los redshifts fotométricos, basándose en un método de ajuste χ^2 entre el catálogo fotométrico teórico y el observado.
3. Un programa de simulación también está disponible con el fin de generar catálogos de varios colores teniendo en cuenta los efectos de observación.

Con el objetivo de realizar comparaciones con los códigos arriba descritos, hemos utilizamos las cinco bandas fotométricas del SDSS-DR6 y espectros sintéticos: **E_CWW**, **Sbc_CWW**, **Scd_CWW**, **Im_CWW** y **burst** (tabla 4.1).

4.2.4 ANNz

El SDSS provee un buen conjunto de entrenamiento con información de redshifts espectroscópicos para aplicar las técnicas de redes neuronales. Uno de los métodos de entrenamiento que se utiliza aquí son las Redes Neuronales Artificiales (Collister & Lahav 2004).

El código **ANNz** aprende de la relación entre la fotometría y el redshift de un conjunto de entrenamiento de galaxias con redshift conocido.

Este código utiliza una serie de capas de nodos, (MLP, multilayer perceptron, Bishop (1991), ver figura 4.2 capítulo 4). La primera capa contiene las entradas, que en nuestra aplicación serán los parámetros fotométricos del SDSS, que serán para una determinada galaxia (p_i) (ver Capítulo 2 sección 2.2.4). La última capa contiene las salidas, el redshift fotométrico (z_{phot}). Existen capas llamadas “ocultas”, éstas tienen la propiedad de que el usuario elige el número y tamaño de las estas capas ocultas. Los nodos de una capa están conectados a todos los nodos en las capas adyacentes. Las redes neuronales artificiales usadas en *ANNz* pueden describirse de la siguiente manera: $N_{in}: N_1:N_2:\dots:N_{out}$, donde esto es llamado arquitectura. N_{in} y N_{out} son, respectivamente, el número de parámetros de entrada y salida de la señal, mientras que N_i es el número de nodos en los i^{th} capa intermedia. En este trabajo se utilizan $N_{out} = z_{\text{phot}}$.

Los parámetros libres del ANNz son el “peso” entre los nodos, y son obtenidos por medio de un entrenamiento de las redes neuronales mediante un conjunto, llamado conjunto de entrenamiento de galaxias con información espectroscópica. El conjunto de entrenamiento seleccionado debe ser suficientemente grande como para obtener un muestreo completo y representativo de la población de galaxias a estudiar.

En el caso de la estima de los redshifts fotométricos que analizamos en esta sección, la arquitectura utilizada será de la forma: 5:10:10:1, es decir, las 5 magnitudes del SDSS, con sus respectivos errores, en 2 nodos.

4.3 Objetivos del análisis de los códigos

En esta sección se describe cómo se obtuvieron los redshifts fotométricos para ~ 66.000 galaxias de una muestra aleatoria del catálogo fotométrico SDSS-DR6. También se utilizó una muestra aleatoria de galaxias con información de redshift como muestra de entrenamiento para el uso de códigos con redes neuronales.

Las galaxias utilizadas como conjuntos de entrenamiento son excluidas del conjunto de galaxias utilizadas para la comparación con los redshift espectroscópicos, ya que éstas podrían introducir sesgos en nuestro estudio.

El objetivo principal de los análisis de este capítulo es comparar los productos finales (redshifts fotométricos, z_{phot}) sin descomponer el problema en partes más pequeñas. Esto se hace con el objeto de evaluar las diferencias entre los códigos y dado que los estos pertenecen a los dos grandes grupos para la determinación de los z_{phot} , nos permitirá establecer el mejor camino en la elección de un método para la determinación de los redshift fotométricos.

4.4 Análisis y resultados

Para el análisis de las diferentes técnicas en el cómputo de los redshifts fotométricos, necesitamos estudiar la precisión y exactitud de cada técnica, las cuales están limitadas por un gran número de factores. Tenemos, por ejemplo, las rupturas en la relación magnitud-redshift: esto es, a luminosidades y redshifts bajos, galaxias intrínsecamente rojas pueden presentar magnitudes aparentes similares a galaxias intrínsecamente azules de luminosidades y redshift altos. Esta ruptura natural es amplificada por los errores fotométricos, ya que los errores en las magnitudes se propagan a los errores en los redshifts. Además de estas limitaciones observacionales, que son determinadas por la precisión de la fotometría y el número de bandas en los relevamientos, los estimadores de redshifts fotométricos pueden tener limitaciones inherentes, como por ejemplo, el número de espectros utilizados, el conjunto de entrenamiento, el número de bandas, etc.

Para comprobar la calidad de los diferentes códigos analizamos los errores sistemáticos y los errores estocásticos. Los primeros se originan por las imperfecciones del método de medición utilizado, mientras que los errores estocásticos se producen al azar y son más difíciles de controlar. Por lo tanto para estudiar estos errores utilizamos el redshift bias, z_{bias} , y la dispersión de los redshifts fotométricos σ , ambas métricas promediadas sobre todos los objetos, N , de la forma:

$$z_{bias} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (z_{phot}^i - z_{spec}^i) , \quad (4.1)$$

$$\sigma^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (z_{phot}^i - z_{spec}^i)^2 . \quad (4.2)$$

En la figura 4.1 se muestra la relación entre el redshift espectroscópico, z_{spec} y el redshift fotométrico, z_{phot} . La línea negra muestra la relación uno a uno. Se muestran en diferentes colores las medianas para la determinación de los redshifts con los diferentes códigos utilizados. Las barras de error representan los percentiles 10 y 90. En azul se muestran las estimaciones con ANNz, en verde Hyperz, en magenta BPZ y en rojo Le PHARE. Podemos ver que las estimaciones con template a redshift cero y a redshifts mayores que 0.25 muestran mucha dispersión, particularmente las técnicas de BPZ y Le PHARE. Mientras que Hyperz parece ajustarse muy bien para redshift en el rango $0.08 < z_{spec} < 0.2$. Más allá de 0.25 la dispersión aumenta. Los redshift calculados con redes neuronales, ANNz, tiene un buen ajuste en toda la recta. Esto puede verse más claramente en la figura 4.2, donde se muestran las diferencias sistemáticas entre z_{phot} y z_{spec} , z_{bias} ; el panel inferior muestra la varianza, σ . En esta figura podemos ver claramente la diferencia entre los distintos códigos. Además podemos notar los comportamientos similares de las diferentes técnicas que utilizan templates. Para $z_{spec} < 0.25$ las técnicas con templates tienen en los tres casos un comportamiento similar y homogéneo; a medida que aumenta el redshift, se vuelven caóticas y para $z_{spec} > 0.35$ la dispersión es mucho mayor. En cambio, los valores para los redshifts fotométricos computados con ANNz muestran una dispersión menor y un comportamiento más suave. Para corroborar esto, la figura 4.3 muestra la dispersión

Tabla 4.2: Códigos utilizados para la selección del mejor estimador para redshifts fotométricos

Código	Autores	Método	σ
Hyperz	Bolzonela et al. ^a	Template	0.4
BPZ	Benitez ^b	Templates + probabilidad de Bayesian	0.3
Le PHARE	Arnouts & Ilbert ^c	Template	0.5
ANNz	Collister & Lahav ^d	Redes neuronales	0.034

^a<http://webast.ast.obs-mip.fr/hyperz>

^b<http://acs.pha.jhu.edu/~txitxo/bpzdoc.html>

^c<http://www.oamp.fr/people/arnouts/LE.PHARE.html>

^d<http://zuserver2.star.ucl.ac.uk/~lahav/annz.html>

z_{spec} vs z_{phot} sólo para las mediciones con ANNz. Podemos apreciar claramente la baja dispersión alrededor de la relación uno-a-uno, indicando estimaciones muy precisas para el redshift. La figura 4.4 muestra las diferencias sistemáticas entre z_{phot} y z_{spec} , z_{bias} ; el panel inferior muestra la varianza, σ , notar que $\sigma \sim 0.05$ para $z_{spec} > 0.3$.

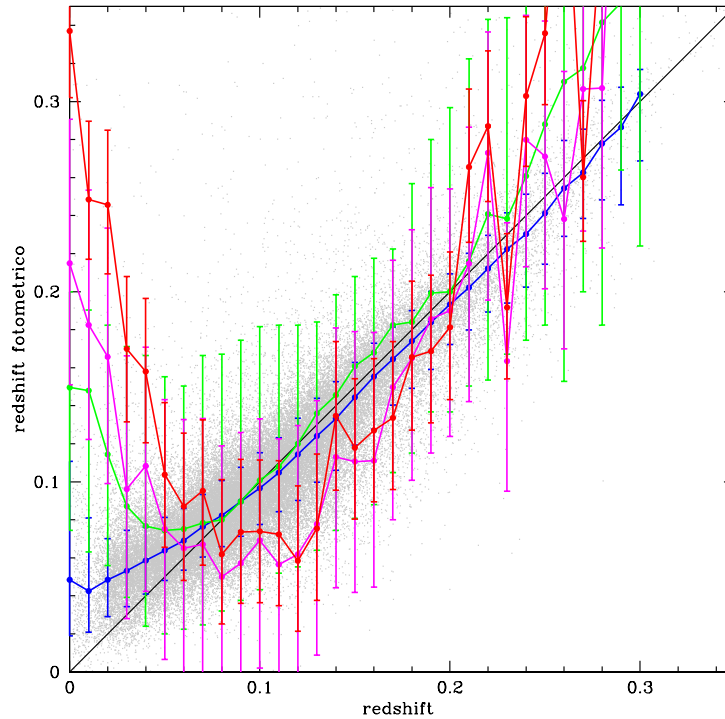


Figura 4.1: Relación z_{spec} (eje-x) vs z_{phot} (eje-y) para el SDSS-DR6; la barra de error corresponde a los percentiles 10% y 90%. Los valores correspondientes a las galaxias individuales son mostrados en puntos grises (20% de la muestra). La línea sólida muestra la relación uno-a-uno. La barra de error corresponde a 2σ de la desviación. En líneas azules se muestran los resultados obtenidos con el código *ANNz*, verde *Hyperz*, magenta *BPZ* y rojo *LePHARE*.

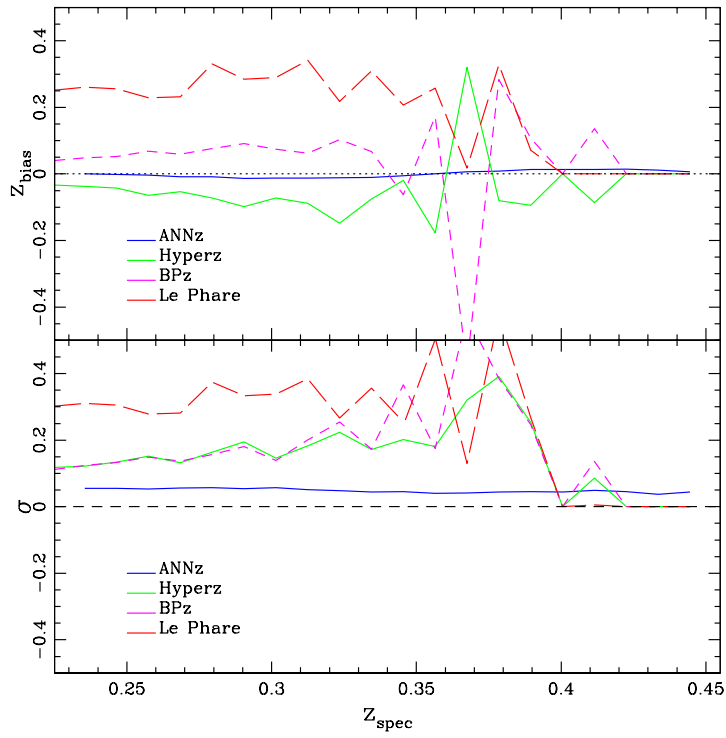


Figura 4.2: Errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) en la estima de los redshift fotométricos, para los diferentes códigos.

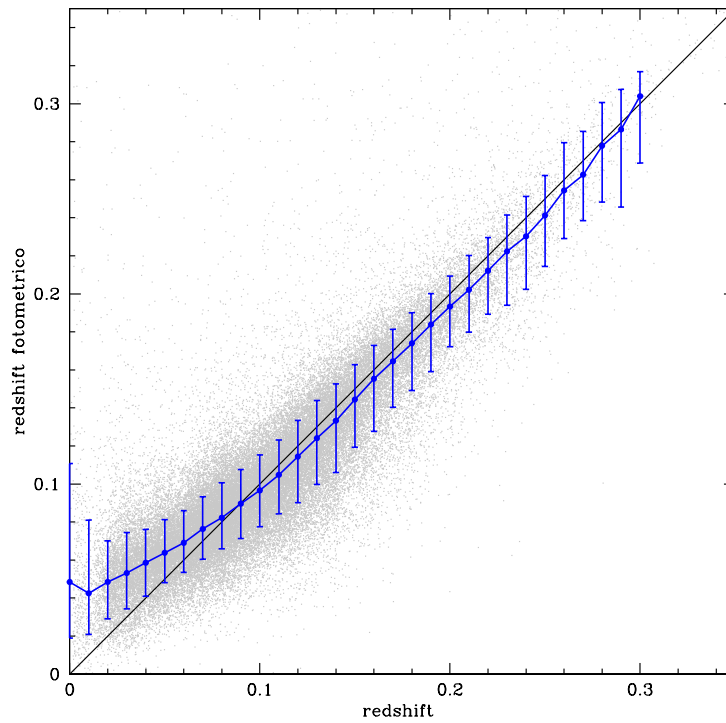


Figura 4.3: Relación z_{spec} vs z_{phot} para el SDSS-DR6 utilizando el código *ANNz*; la barra de error corresponde a los percentiles 10% y 90%. Los valores correspondientes a las galaxias individuales son mostrados en puntos grises (20% de la muestra). La línea sólida muestra la relación uno-a-uno. La barra de error corresponde a 2σ de la desviación.

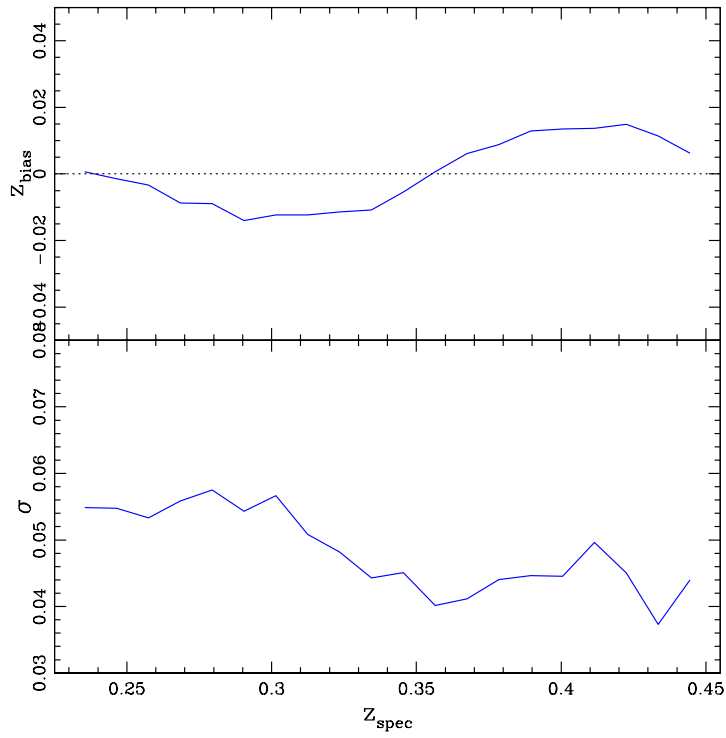


Figura 4.4: Errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) en la estima de los redshifts fotométricos, utilizando el código *ANNz*.

4.5 Conclusiones

En este capítulo realizamos comparaciones de los códigos más utilizados para los datos del SDSS para la determinación de los redshifts fotométricos. Esto nos permite determinar con precisión las diferencias más importantes entre estos códigos y seleccionar un método adecuado para el desarrollo de los estudios de propiedades de galaxias a redshifts intermedios y altos.

Los resultados más destacados son:

- **La** disponibilidad de un completo conjunto de entrenamiento, como lo brinda el SDSS, posibilita que mediante las técnicas de entrenamiento, los códigos que implementan redes neuronales como el *ANNz*, funcionen mejor en los intervalos de redshifts intermedios donde hay mucha información espectroscópica.
- *BPz* parece ajustarse mejor que *Hypéz* y *LePHARE* sobre todo en los redshifts más bajos; esto indicaría que, si bien estas técnicas son similares y en todos los casos utilizamos el mismo conjunto de espectros sintéticos, el método Bayesiano parece tener mayor precisión.
- **En** las técnicas que utilizan espectros sintéticos es importante destacar una vez más la importancia de la elección de los espectros.

En la tabla 4.2 se muestra un resumen de los códigos utilizados y la varianza obtenida en cada caso. Con lo que concluimos que la mejor estimación para los redshifts fotométricos para datos del SDSS es el código que utiliza redes neuronales.

Capítulo 5

Evolución de las propiedades de galaxias dependiente del entorno en el SDSS

En este capítulo analizamos las propiedades de galaxias en entornos, utilizando colores a redshift $z < 0.6$ para los datos del SDSS-DR6. Dado que en el capítulo 5 concluimos que las mejores técnicas para determinar redshifts fotométricos, en el SDSS, son aquellas que utilizan redes neuronales, utilizamos en este capítulo la información de los redshifts fotométricos obtenidos por Oyaizu et al. (2008). Estos redshifts son computados con redes neuronales y se encuentran disponibles sólo para los datos de SDSS versión 6. Para un análisis más detallado y debido a las incertezas en la determinación de los redshifts fotométricos construimos un catálogo simulado de galaxias utilizando un modelo semi-analítico de formación de galaxias. Este catálogo simulado fue utilizado como comprobación del método, y para analizar posibles efectos sistemáticos en estudios estadísticos para la caracterización de entornos y colores. Utilizamos densidad de galaxias proyectadas, obtenidas de la distancia al vecino más cercano, dentro de una velocidad radial conveniente, teniendo en cuenta las incertezas en la estimación de los redshifts fotométricos.

5.1 Muestra de galaxias

Las muestras de galaxias utilizadas en este capítulo proceden de los catálogos de galaxias con redshifts fotométricos (z_{phot}) para el SDSS-DR6 (Oyaizu et al. 2008, disponible en el SkyServer).

La muestra cuenta con ~ 77 millones de objetos clasificados como galaxias en el SDSS-DR6, con magnitud aparente límite en la banda r de $r < 22$. En este capítulo, restringimos nuestro análisis a todas las muestras con $r < 21.5$, ya que con este límite de magnitud asegura una buena calidad fotométrica y una confiable separación de galaxias-estrellas (Stoughton et al., 2002, Scranton et al., 2002).

Con el objeto de estudiar la fiabilidad en las estimas de los z_{phot} y la capacidad para predecir la densidad local proyectada de galaxias, utilizamos la muestra espectroscópica principal de galaxias (MGS; Strauss et al. 2002). Esta muestra comprende todas las galaxias más brillantes del SDSS-DR6 para una magnitud límite de Petrosian $r_{\text{lim}} = 17.77$, con un valor medio del redshift $z_{\text{spec}} \sim 0.1$.

5.1.1 Redshifts fotométricos utilizados

Basándonos en los resultados del capítulo anterior, los redshift fotométricos fueron obtenidos utilizando la técnica de Redes Neuronales Artificiales (ANN). Para el cómputo de los errores en la determinación de los z_{phot} , Oyaizu et al. (2008) utilizan las técnicas del vecino más cercano (NNE). Esta técnica asocia errores a objetos fotométricos, considerando los errores de objetos con magnitudes multibanda similares en la muestra utilizada como conjunto de validación. A través de este método, Oyaizu et al. (2008) calculan la dispersión cuadrática media (σ), definida como el valor de $|z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}|$ tal que el 68% de los objetos posean $|z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}| < \sigma_{68}$ y encuentran que el 68% de las galaxias pertenecientes a la muestra de validación poseen $\sigma_{68} < 0.024$.

El conjunto de entrenamiento utilizado por estos autores consiste en una muestra de galaxias con determinación espectroscópica de 639911 objetos. La característica principal de estos objetos es que poseen información fotométrica en el SDSS y red-

shifts espectroscópicos medidos por otros relevamientos además del SDSS, como el 2dF-SDSS LRG and QSO Survey (2SLAQ), Canada-France Redshift Survey (CFRS), Canadian Network for Observational Cosmology Field Galaxy Survey (CNOC2), Team Keck Redshift Survey (TKRS), Deep Extragalactic Evolutionary Probe (DEEP) y DEEP2.

Oyaizu et al. 2008 utilizan un tipo particular de ANN denominado Feed Forward Multilayer Perceptron (FFMP). Una red neuronal feedforward es una red neuronal artificial donde las conexiones entre las unidades no forman un ciclo dirigido. Esto es diferente de redes neuronales recurrentes. En esta red, la información se mueve en una sola dirección, hacia adelante.

En la búsqueda de un estimador óptimo los autores realizaron diferentes combinaciones de observables fotométricos a ser utilizados como entrada de la red. En esta parte del trabajo se utiliza el catálogo `PhotozCC2` (Oyaizu et al. 2008 sugerido por estos autores). El catálogo `PhotozCC2` fue obtenido utilizando colores e índices de concentración de las galaxias como conjunto de entrenamiento.

El panel izquierdo de la Figura 5.1 muestra los redshifts espectroscópicos (z_{spec}) vs los redshifts fotométricos (z_{phot}) para un 20% de los objetos en la MGS SDSS-DR6. En esta figura se muestra la relación uno-a-uno (línea continua), y la mediana (línea discontinua), para el diagrama de dispersión los percentiles 10 y 90% (barras de error). Dos puntos importantes para destacar en estos gráficos son:

1. la falta de concentraciones de los valores extremos,
2. la baja dispersión alrededor de la relación uno-a-uno,

Esto indica estimaciones precisas para el cómputo de los redshifts. Podemos verlo más claramente en el panel de la derecha de esta figura, donde se muestran las diferencias sistemáticas entre z_{phot} y z_{spec} , z_{bias} ; el panel inferior muestra la varianza, σ ; notar que $\sigma \sim 0.05$ para $z_{\text{spec}} > 0.3$.

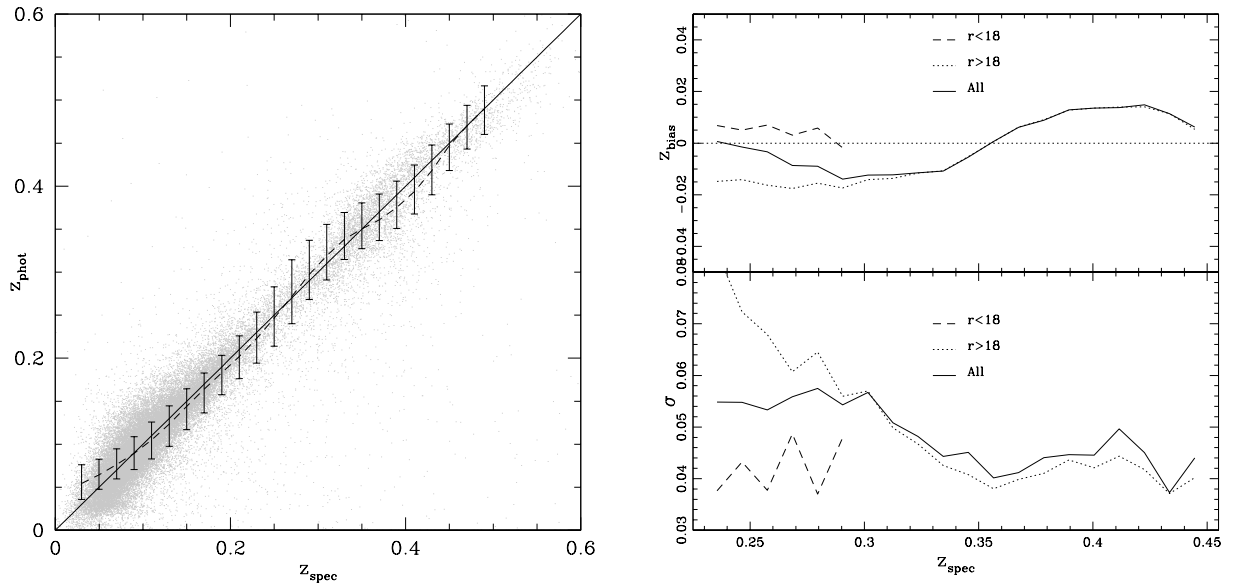


Figura 5.1: Panel izquierdo: relación z_{spec} vs z_{phot} para el SDSS-DR6; la barra de error corresponde a los percentiles 10% y 90%. Los valores correspondientes a las galaxias individuales son mostrados en puntos grises (20% de la muestra). La línea sólida muestra la relación uno-a-uno. La línea discontinua la mediana. Panel derecho: errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) en la estima de los redshift fotométricos, para diferentes rangos de magnitud aparente.

5.1.2 Catálogo sintético SDSS-DR6

Para un análisis más detallado y debido a las incertezas en la determinación de los redshifts fotométricos construimos un catálogo simulado de galaxias del SDSS con un modelo semi-analítico (SAM) de Bower et al. (2006), el cual es aplicado a las salidas de las simulaciones Millennium (Springel et al. 2005), siguiendo diferentes procesos en el tiempo que dan forma a la población de galaxias. Para ello se utiliza una cosmología Λ CDM. Este modelo semi-analítico, incluye feedback de AGN al modelo de formación de galaxias. La simulación de Millennium consiste en 2160^3 partículas en una caja de $500 \text{ h}^{-1}\text{MPC}$ de lado, con una resolución en masa de las partículas de $8.6 \times 10^8 \text{ h}^{-1}M_{\odot}$. Las galaxias resultantes conforman una muestra completa en magnitud hasta $M_r = -17.00$.

En el catálogo simulado se aplica la misma máscara angular que afectan a la fotometría en el SDSS-DR6, y una magnitud límite de corte de $r_{\text{lim}} = 21.5$ (magnitud aparente observada). Se conservan todas las propiedades observadas de las galaxias, como el redshift (que incluye el movimiento peculiar), la posición angular en el cielo, y las magnitudes aparentes en todas las bandas. La ventaja principal del catálogo simulado es que guarda numerosas propiedades intrínsecas, como la luminosidad en diferentes bandas.

Para un estudio más detallado y preciso, construimos dos catálogos simulados de galaxias, ambos con $r_{\text{lim}} < 21.5$:

1. galaxias del SAM sin evolución en $z = 0$, definido por la función de selección real del SDSS-DR6.
2. un catálogo con diferentes salidas del SAM para obtener así evolución de la población de galaxias hasta $z = 0.8$.

El ambos casos, los redshifts fotométricos fueron asignados luego de un procedimiento de Monte-Carlo que reproduce los errores sistemáticos y estocásticos observados en la determinación de los redshifts fotométricos para el SDSS-DR6 con información espectroscópica, utilizando para ello las galaxias principales del SDSS. Si bien este método contiene sólo información de las galaxias en el MGS, incluye un

considerable número de galaxias con redshift $z < 0.3$, de esta manera podemos asignar redshifts fotométricos en todo el rango. No se aplicó el algoritmo z_{phot} debido a la complejidad del SDSS, y en especial por el comportamiento de la distribución de error de redshift fotométrico observado en los datos reales, que se analiza en detalle en la sección siguiente.

5.2 Análisis previos

Como primer paso estudiamos la dependencia del color de la galaxia para submuestras de galaxias con diferentes luminosidades. Estos estudios se realizaron para cinco cortes de luminosidades (L_1, L_2, L_3, L_4 y L_5) y redshift, ver tabla 5.1.

Sabemos que al aumentar las distancias, las galaxias subtienden un ángulo más pequeño en el cielo, y es de esperar que el tamaño de la imagen de la PSF ¹ (debido al seeing) se haga más grande que el tamaño aparente de la galaxia. Este efecto introduciría un sesgo en la muestra para objetos compactos a distancias grandes, afectando nuestras mediciones estadísticas de la evolución de las propiedades intrínsecas de galaxias.

Por lo tanto, tenemos que definir las muestras de luminosidades, teniendo en cuenta:

- la distancia dentro de la cual tenemos la muestra limitada en volumen,
- la distancia dentro de la cual las muestras están libres de efectos de selección, debidos a la PSF.

El primer punto se realiza mediante la medición directa en el diagrama de Hubble (magnitud absoluta vs redshift). Para el segundo punto seleccionamos una muestra de galaxias a bajo redshift constituida por todas las galaxias en el rango $0.04 < z < 0.08$. Luego dividimos esta muestra de acuerdo a los límites de la luminosidad que definimos arriba para nuestras submuestras. Medimos el percentil 10% de la distribución de radio físico, r_{10} , y calculamos el redshift máximo al cual r_{10} subtiende más de 1.5

¹la función de punto extendido (PSF por su sigla en inglés) describe la respuesta de un sistema de imágenes en una fuente puntual u objeto puntual. El grado de difusión (imagen borrosa) del objeto de punto es una medida de la calidad de un sistema de imagen.

Tabla 5.1: Definición de submuestras. La segunda y tercer columna muestran la magnitud absoluta máximas y mínimas en la banda r de la muestra, respectivamente. La cuarta columna muestra r_{10} , los primeros 10% del percentil de la distribución del tamaño de la galaxia a $z < 0.08$. La quinta, columna muestra los redshift límites que corresponden a la muestra limitada en volumen MGS, la sexta muestra la muestra fotométrica con $r < 21.5$, y la séptima columna el máximo redshift al que pueden indentificarse sin riesgo de confusión con la PSF, utilizando r_{10} .

Muestra	Mínimo M_r	Máximo M_r	$r_{10}/h^{-1}\text{kpc}$	V.limitada MGS z	V.limitada fotométrica z	z_{max}
L_1	-18.0	-16.0	1.8	0.02	0.10	0.08
L_2	-19.5	-18.0	3.1	0.05	0.23	0.14
L_3	-21.0	-19.5	4.7	0.09	0.41	0.23
L_4	-21.5	-21.0	8.9	0.17	0.74	0.46
L_5	-23.0	-21.5	11.7	0.21	0.91	0.63

segundos de arco. Este límite fue elegido de acuerdo al trabajo de Stoughton et al. (2002) como el típico que afecta la fotometría SDSS. De esta manera definimos el redshift máximo (z_{max}) que garantiza que las galaxias compactas en nuestras muestras no se confundan con la PSF de la imagen.

La Tabla 5.1 contiene r_{10} , y el redshift máximo para las submuestras seleccionadas en luminosidad. En adelante restringimos nuestros análisis a estos redshift máximos; en la Tabla 5.1 se muestra también el máximo redshift al cual llega la MGS (muestra espectroscópica) y puede ser utilizada para contruir la muestra limitada en volumen. Como puede verse, el redshift más lejano, z_{max} , al que puede usarse el catálogo fotométrico, nos permite aumentar un orden de magnitud el número de objetos de la muestra respecto a la MGS.

5.3 Caracterización del entorno de galaxias

Una vez que conocemos el comportamiento y la exactitud en la utilización de los redshifts fotométricos podemos caracterizar entornos de galaxias. Para hacerlo, utilizamos tanto redshifts espectroscópicos como fotométricos. Para el cómputo de la densidad de galaxias proyectadas se utilizan los vecinos más cercanos en el plano del

cielo. Esto se calcula para ambas muestras, catálogo real y simulado, usando para ello entre 5 y 10 vecinos más próximo, como estimador de la densidad local, Σ_5 .

Debido a que nuestras muestras no son limitadas en volumen, necesitamos tener esto en cuenta para la variación promedio de la densidad de galaxias como función del redshift. Por lo tanto, calculamos la completitud del catálogo al redshift de la galaxia central y lo utilizamos para decidir el número de vecinos cercanos más adecuado (5 – 10) para el cómputo de la densidad. De esta manera el número de vecinos utilizados se corresponde a volúmenes comparables en todo los rangos de redshifts. En nuestro caso, el número de vecinos más próximos, más brillantes que $M_r - 5 \log(h_{75}) < -21$, permite que fluctúe entre el 5 y 10 galaxias cercanas, usando mayor número de vecinos para galaxias con alto redshift, donde la completitud es baja. De esta manera la densidad local de galaxias queda definida como:

$$\Sigma_5 = \frac{N}{4 \times \pi r^2}$$

Donde N es el número de vecinos más próximos, más brillantes que $M_r - 5 \log(h_{75}) < -21$ y r su distancia a la galaxia centro.

Otro aspecto importante para tener en cuenta en el cómputo de la densidad proyectada es la selección de galaxias dentro de un rango de diferencia de velocidad radial (ΔV). En el caso de muestras espectroscópicas, hay que tener en cuenta la dispersión de velocidades dentro de las estructuras virializadas en lugar de la medición del error en el redshift (que es del orden de 100 km s^{-1}). En muestras con redshifts fotométricos, por otra parte, la contribución más importante al borroneo de las estructuras en la dirección de la línea de la visual es el error en el cómputo del z_{phot} , el cual puede ser mayor que la resolución virializada esperada.

Testeamos la correlación en Σ_5 para las muestras con redshift espectroscópico y fotométrico en el SDSS-DR6 ($z < 0.3$). Adoptamos fijo $\Delta V = 1000 \text{ km s}^{-1}$ para los datos z_{spec} y variamos ΔV en el rango $1000\text{-}6000 \text{ km s}^{-1}$ para los datos z_{phot} , teniendo en cuenta la variación la variación del error en los z_{phot} con la magnitud (obtenido de Oyaizu et al. 2008). Los resultados de este estudio muestran que la mayor correlación

ocurre para valores de ΔV correspondientes a $\simeq 30\%$ del error en la estimación del redshift fotométrico. La diferencia de las velocidades máxima permitida en nuestro análisis es de 4000km s^{-1} . Estas mejoras en la estimación de la densidad proyectada nos permite mejorar significativamente la exactitud de las estimaciones de densidades utilizando solamente datos fotométricos de galaxias.

En la figura 5.2 se muestra la relación entre las densidades proyectadas, calculadas usando redshift espectroscópicos (eje-x, Σ_{spec}) y redshift fotométricos (eje-y, Σ_{phot}) en el SDSS-DR6 (izquierda) y el catálogo sintético con evolución (derecha). Este cálculo se realizó para diferentes rangos de redshift con el objeto buscar posibles efectos debido a errores en la estimación. La línea sólida representa las estimas para redshifts bajos y la línea discontinua para redshifts intermedios. Para el catálogo sintético se muestran los resultados para redshifts mayores en líneas de puntos. Las barras de errores encierran 80% de la distribución y sólo se muestra para densidades a altos redshift ya que la dispersión en la relación no muestra importantes cambios con el redshift. En línea continua se muestra la relación uno-a-uno. Como puede verse de la figura 5.2, el catálogo del SDSS y el sintético muestran un buen acuerdo entre las densidades proyectadas espectroscópicas y fotométricas. Sin embargo, podemos ver una ligera tendencia de la densidad fotométrica para el SDSS-DR6 que muestran una cola en alta densidad. Hay que tener en cuenta que los errores en densidades proyectadas que se muestran para el catálogo sintético corresponden a un redshift mucho mayor que el SDSS-DR6; esto es para verificar que las estimaciones en densidad son también precisas para redshifts más altos que aquéllos a los que se puede acceder en el DR6. Otro efecto para tener en cuenta es la mínima separación de las fibras del SDSS-DR6 ($55''$) que podrían afectar los resultados de los datos espectroscópicos. Utilizamos el catálogo simulado para estudiar este efecto en la muestra espectroscópica profunda $z \sim 0.3$ y encontramos que Σ_{spec} puede ser subestimada por sólo un promedio del 1%.

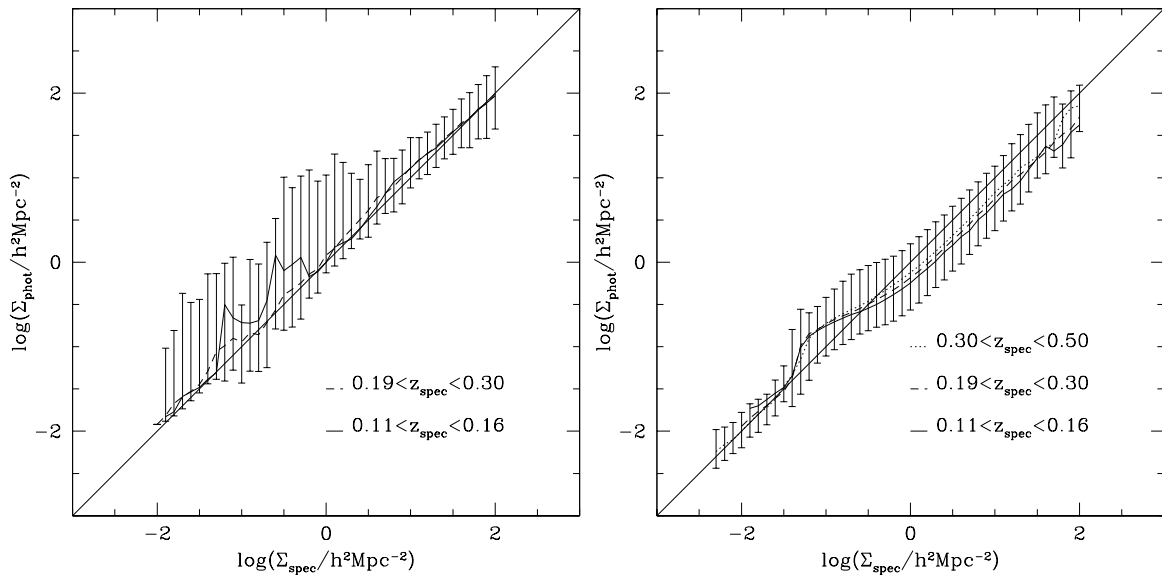


Figura 5.2: Correlación entre densidad local proyectada espectroscópica (Σ_{spec}) y fotométrica (Σ_{phot}), para diferentes rangos de redshift. Los resultados de los catálogos SDSS-DR6 y sintético se muestran en el panel de la izquierda y derecha, respectivamente. Las barras de error encierran el 80% de la distribución, con el valor medio mostrado en líneas gruesas sólidas

5.4 Evolución de las propiedades de las galaxias dependiente del entorno

En esta sección exploramos los efectos de los entornos de densidades de galaxias con colores a diferentes redshifts. Con el objetivo de cuantificar los efectos en los entornos de galaxias realizamos cuatro cortes en densidad:

- $-2.0 < \log(\Sigma_1) < -0.7$,
- $-0.7 < \log(\Sigma_2) < -0.2$,
- $-0.2 < \log(\Sigma_3) < 0.1$,
- $0.1 < \log(\Sigma_4) < 3.0$.

Comenzamos comparando la variación de la distribución de color como función de las densidades espectroscópicas y fotométricas. Esta comparación sólo se realiza para redshifts bajos. En la figura 5.3 se muestra la distribución de colores para el SDSS-DR6, para diferentes intervalos de luminosidades y densidades (ver diferentes sub-paneles).

La línea sólida muestra la distribución obtenida usando densidades proyectadas espectroscópicas. Las barras de errores fueron computadas usando estadística de Poisson y describen las distribuciones medidas usando densidades fotométricas. Las pequeñas diferencias en las determinaciones espectroscópicas y fotométricas para el SDSS-DR6, no afectan la fracción de galaxias rojas inferidas de estos diagramas, como se verá más adelante en esta sección. Esto confirma que las densidades fotométricas pueden ser adecuadas para estudiar la dependencia de los colores de las galaxias con el entorno.

Balogh et al. (2004) y Baldry et al. (2004) estudian el comportamiento de la población de galaxias a bajo redshift, utilizando para ello las galaxias principales del SDSS para las versiones del DR1 y DR2, respectivamente. Estos autores encuentran que las galaxias de baja luminosidad muestran una transición que va desde una distribución unimodal de color azul a una distribución ligeramente bimodal incluyendo

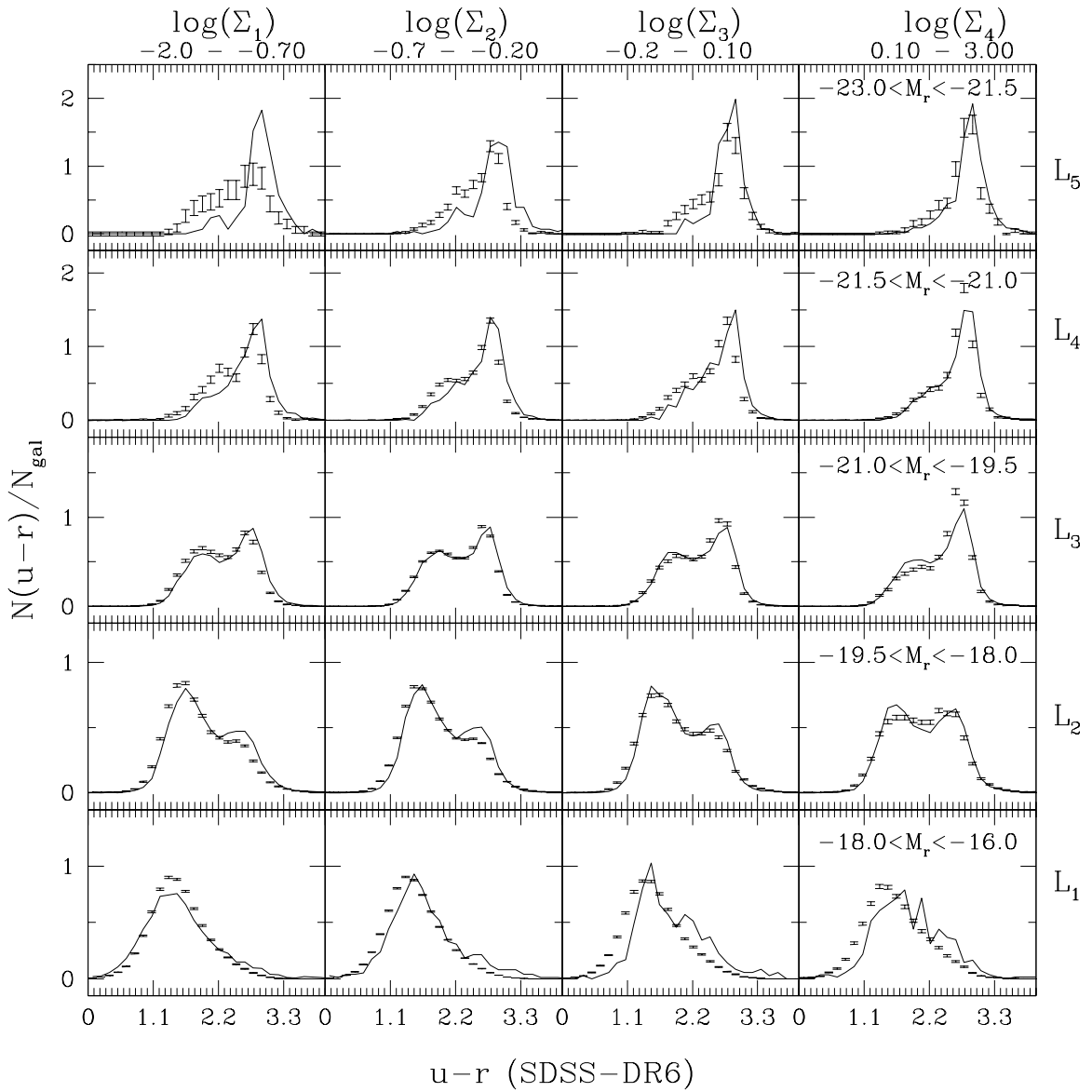


Figura 5.3: Distribuciones de color ($u-r$) para el SDSS-DR6 en diferentes rangos de densidad proyectada (aumenta de izquierda a derecha en cada panel; las unidades no son mostradas para no entorpecer la gráfica, $[\Sigma] = 1/h^2\text{Mpc}^{-2}$). Las luminosidades aumentan de abajo hacia arriba. Las pequeñas barras de error muestran los resultados de los redshifts fotométricos los cuales fueron computados suponiendo estadísticas de Poisson. Las líneas sólidas muestran los resultados obtenidos usando redshifts espectroscópicos. Sólo mostramos galaxias con $z < 0.08$.

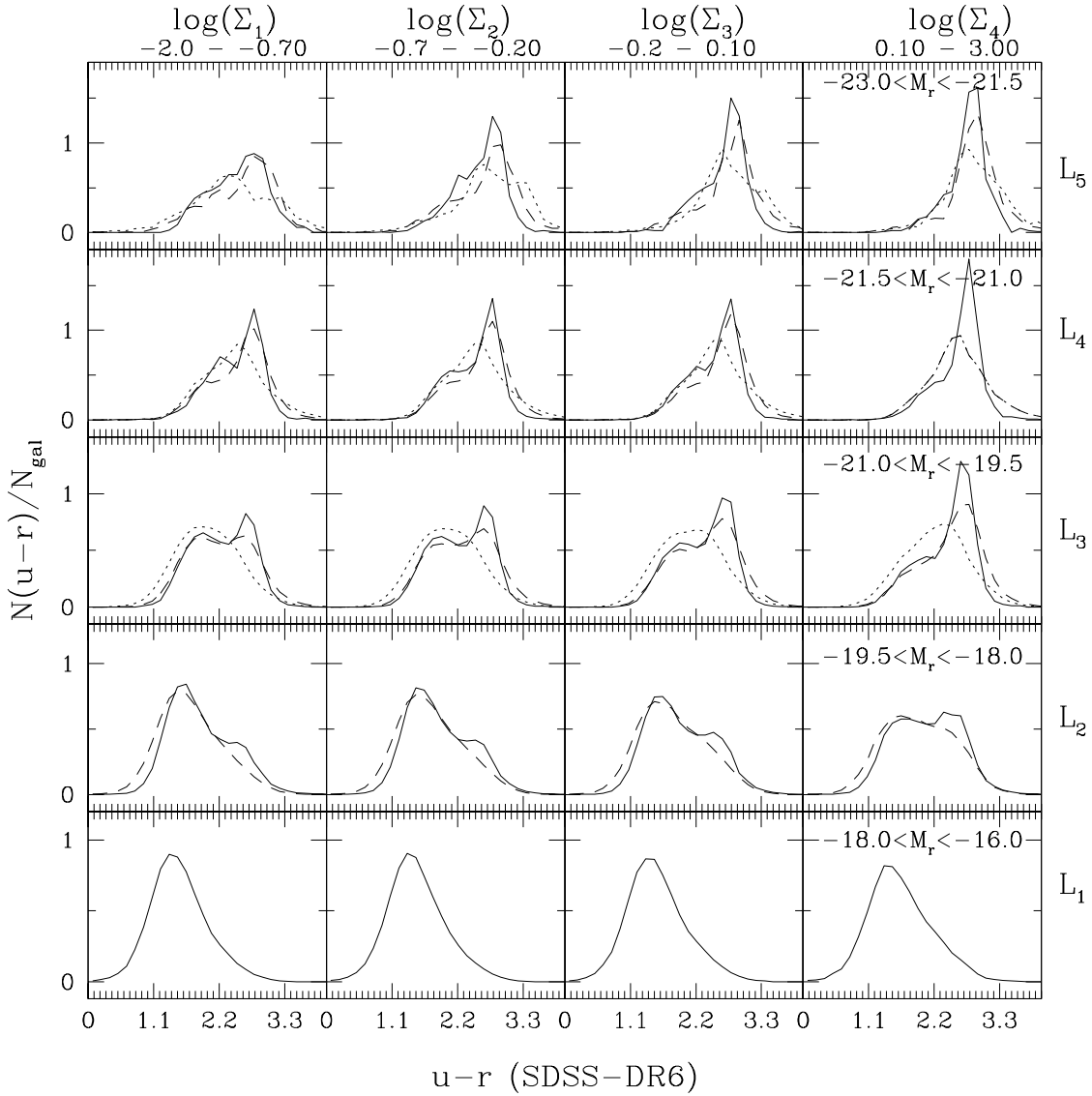


Figura 5.4: Distribución de color ($u - r$) para SDSS-DR6, como función de la luminosidad (aumenta de abajo hacia arriba) y la densidad local (aumenta de izquierda a derecha, unidades igual que en la figura 5.3) para diferentes redshifts fotométricos medios $z = 0.062, 0.124, 0.19$ (líneas: sólida, de trazo y de puntos, respectivamente).

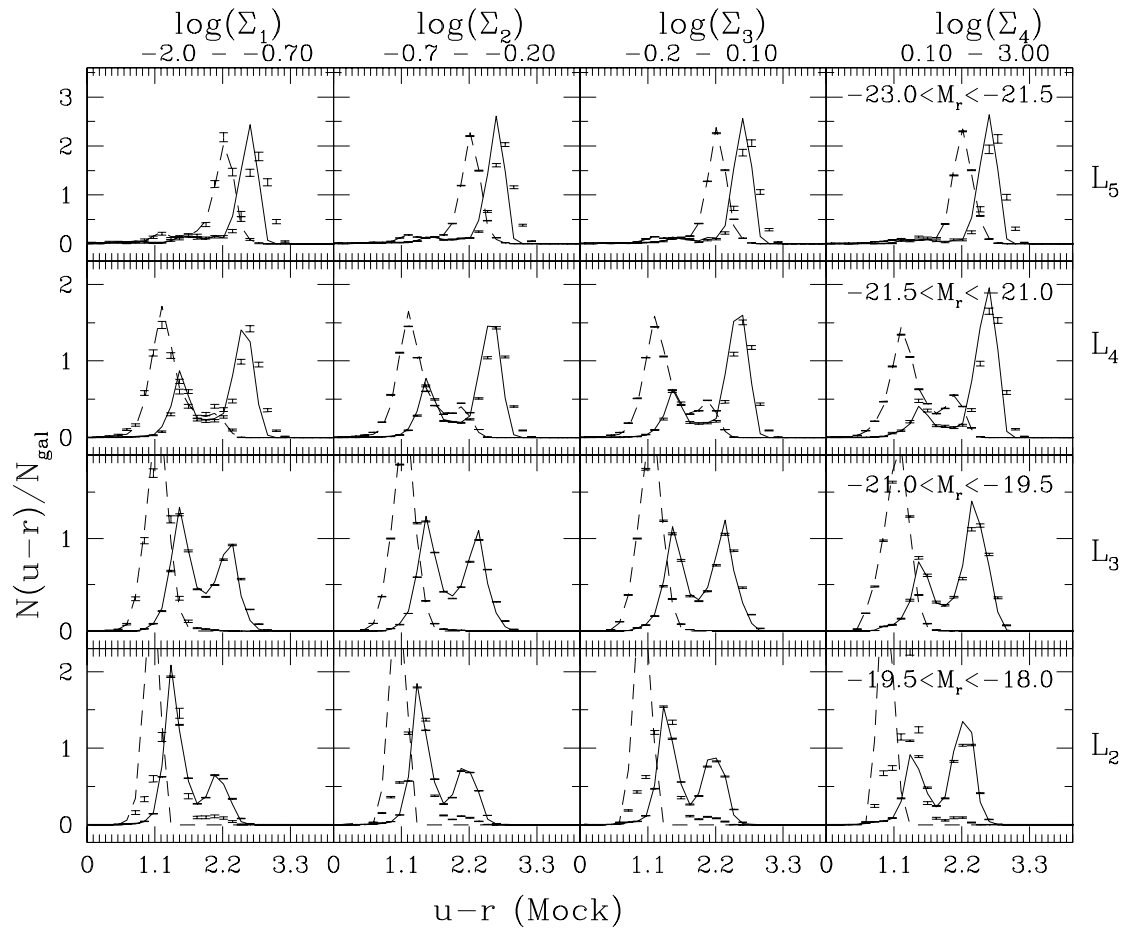


Figura 5.5: Distribución de color ($u - r$) para el catálogo simulado con evolución como función de la luminosidad (aumenta de abajo hacia arriba) y la densidad local (aumenta de izquierda a derecha; unidades igual que en la figura 5.3) para diferentes redshifts medios $z = 0.08$ (determinación espectroscópica, línea sólida) y $z = 0.5$ (determinación fotométrica, línea de trazos). Las pequeñas barras de error muestran los resultados de los redshifts fotométricos para $z = 0.08$, los cuales fueron computados suponiendo estadísticas de Poisson.

una población de galaxias rojas, a medida que se incrementa la densidad local.

En la figura 5.3 podemos ver que a medida que la densidad local aumenta, para galaxias con luminosidades intermedias, podemos ver una clara transición desde una población azul dominante, a una población mayoritariamente de color rojo. Galaxias de luminosidades altas muestran un incremento del déficit de galaxias azules.

A medida que el redshift aumenta, observamos que galaxias del SDSS-DR6 muestran diferentes comportamientos dependiendo de la luminosidad. En la figura 5.4, se muestra con diferentes tipos de líneas, el color de las distribuciones correspondientes a diferentes cortes de redshift hasta un máximo de redshift medio de $z = 0.19$. La densidad local en esta figura es obtenida utilizando solo información fotométrica.

Como puede verse en la figura 5.4, para galaxias de alta luminosidad (L_5), no existe ninguna tendencia estadísticamente significativa con la densidad local. Se observa una clara tendencia para esta muestra (L_5) que va de galaxias azules a alto redshift a galaxias rojas a redshift menores. Se observa que la fracción de galaxias rojas cae por un $(60 \pm 0.05)\%$ entre los redshift medios de $z = 0.052$ y $z = 0.55$.

Galaxias más débiles (L_2) muestran un cambio más notorio hacia colores azules. Estas galaxias, a bajo redshift, muestran una transición desde una población azul dominante a una población principalmente de galaxias rojas, del orden de $(38 \pm 0.07)\%$.

Esto es similar en el caso de luminosidades intermedias (L_3), las cuales muestran una tendencia similar con la densidad local ($(30 \pm 10)\%$), que se vuelve más clara a alto redshift (con un aumento en la fracción de galaxias rojas para altas densidades de $(50 \pm 10)\%$).

Estos resultados son comparables con los presentados por Cucciati et al. (2006), De Lucia et al. (2007) y Ienna & Pelló (2006), quienes encuentran una rápida migración de colores azules a medida que el redshift aumenta.

La figura 5.5 muestra en diferentes tipos de líneas la distribución del color para dos rangos de redshift, $0.04 < z < 0.12$ and $0.45 < z < 0.55$, obtenido del catálogo sintético con evolución usando densidades definidas espectroscópicamente. Las barras de error fueron calculadas mediante estimaciones fotométricas de densidad.

El principal objetivo de esta figura (5.5) es mostrar que las distribuciones de colores de galaxias seleccionadas de acuerdo a las estimas de densidades locales fotométricas,

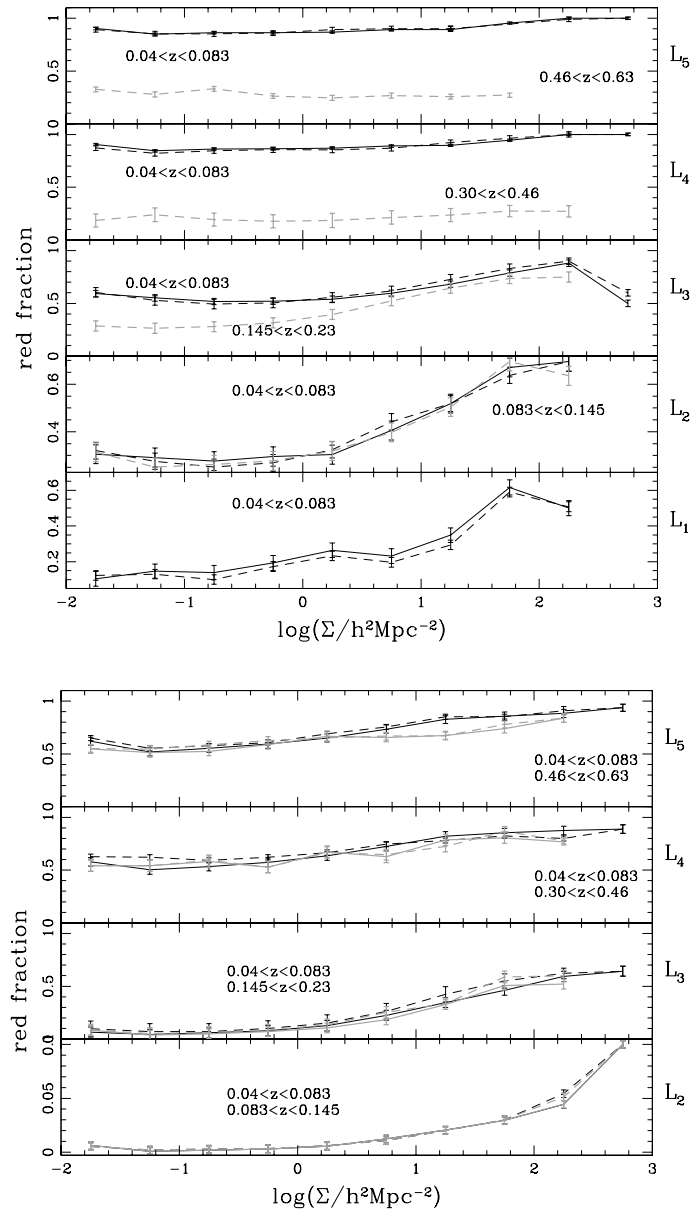


Figura 5.6: Fracción de galaxias rojas para el SDSS-DR6 y el catálogo simulado (panel superior e inferior, respectivamente) para diferentes luminosidades (aumentando de abajo hacia arriba), como función de la densidad proyectada, Σ , y en diferentes intervalos de redshifts. Las líneas de trazos corresponden a la fracción de galaxias rojas en la muestra fotométrica para altos y bajos redshift (líneas grises y negras, respectivamente). Las líneas sólidas corresponden a los resultados para la muestra espectroscópica.

son comparables a aquéllas obtenidas usando densidades espectroscópicas, incluso a alto redshift.

Para el catálogo sintético con evolución (figura 5.5), se computó la distribución de color ($u - r$) como función de la luminosidad y la densidad local para diferentes redshifts medios $z = 0.08$ (determinación espectroscópica, línea sólida) y $z = 0.5$ (determinación fotométrica, línea de trazos). Las pequeñas barras de error muestran los resultados de los redshifts fotométricos para $z = 0.08$, los cuales fueron computados suponiendo estadísticas de Poisson.

En esta figura se observa una angosta distribución de colores cualitativamente similares a los datos observados.

Como fue mostrado en trabajos previos por Weinmann et al. (2006), los colores en los modelos semianalíticos aún no reproducen los valores observados con gran precisión.

Las galaxias con colores de baja luminosidad, no son mostradas en el semi-analítico, debido al límite de completitud de la simulación.

Por otro lado, es destacable que la evolución de los colores en el catálogo sintético sea cualitativamente similar a la del SDSS, en el sentido que a bajas luminosidades, las galaxias a alto redshift muestran una deficiencia en la población de galaxias rojas. Las galaxias más luminosas en el modelo tienden a ser más azules que las observadas en el SDSS-DR6, esto puede deberse a las características del modelo.

En un trabajo de Kimm et al. (2009) encuentran que los modelos en los que se incluye feedback de AGN al modelo de formación de galaxias reproducen razonablemente la dependencia de la fracción roja y azul de la galaxia central en la masa del halo y la masa de las estrellas. Sin embargo, las galaxias satélites sobreproducen la fracción de rojas y no reproducen el comportamiento empírico con la masa estelar o la masa del halo. Este problema en satélite sobre-enfriados es causado por el rápido agotamiento de los halos de gas caliente de los satélites, que conduce a la rápida estrangulación de formación de estrellas.

5.4.1 Estimaciones cuantitativas de cambios en colores para la población de galaxias

En esta subsección realizamos estimaciones cuantitativas de las variaciones en los colores para la población de galaxias en general.

El método más directo para caracterizar la distribución de colores de las galaxias es a través de estimación de la fracción de galaxias rojas. Esto está definido como la relación entre el número de galaxias enrojecidas con color $(u - r) > 2.2$ y el número total de galaxias. La utilización de este corte constante en color para separar las poblaciones de galaxias no afecta significativamente la fracción de galaxias rojas en los análisis para diferentes luminosidades.

En la figura 5.6 se muestra la dependencia de esta fracción con la densidad local para diferentes luminosidades de galaxias (la luminosidad aumenta de abajo hacia arriba) y diferentes rangos de redshift. En todos los subpaneles, mostramos dos rangos de redshifts y densidades espectroscópicas y fotométricas. Tener en cuenta que en el caso del SDSS-DR6, sólo mostramos datos espectroscópicos para bajo redshift. Como puede verse en la figura 5.6, los resultados para el catálogo sintético sin evolución usando estimaciones de densidades fotométricas o espectroscópicas muestran un muy buen acuerdo con la falta de la evolución subyacente, lo que indica que prácticamente no hay diferencias en las fracciones de galaxias rojas usando estos dos estimadores de densidad.

En el caso del SDSS-DR6, hay una significativa disminución en la fracción de galaxias rojas a medida que el redshift aumenta. Para galaxias con mayor luminosidad (L_5), la fracción cae para valores de $\simeq 0.9 - 1$ a $\simeq 0.3$, manteniéndose constante cuando la densidad local aumenta.

En luminosidades intermedias (L_3), puede observarse que en densidades superficiales bajas la fracción cae un 50% entre redshift medios de $z = 0.062$ y $z = 0.19$, $\Sigma/h^2\text{Mpc}^{-2} < 1$; en densidades mayores se observa un cambio poco significativo con el redshift.

5.5 Conclusiones

En este capítulo estudiamos la evolución de la distribución de colores en el SDSS-DR6 en redshift $0.04 < z < 0.63$, y su dependencia con la densidad local proyectada. Esta densidad local, es inferida con la distancia proyectada de los vecinos más cercanos, usando para ello información de redshift fotométrico.

Como primer paso construimos un catálogo simulado con información de redshifts fotométricos, derivado de las diferencias entre z_{phot} y el z_{spec} para los datos de la MGS del SDSS-DR6. Esto fue realizado en dos versiones, una con poblaciones de galaxias evolucionadas y la otra sin considerar la evolución. Este catálogo sintético fue utilizado con dos propósitos:

1. determinar dónde los análisis estadísticos se ven afectados por errores sistemáticos, evaluar errores estocásticos y así poder mejorar la determinación de las densidades proyectadas para el análisis de datos reales;
 2. comparar la evolución predicha por los modelos de formación de galaxias con la evolución observada.
- Nuestra técnica de medición de densidad proyectada a partir de estimas de redshifts fotométricos están en buen acuerdo con resultados obtenidos usando datos espectroscópicos. Confirmamos estos resultados con los catálogos simulados (con evolución y a $z = 0$). Extendimos nuestros análisis a redshift $z = 0.63$, siendo éste el máximo redshift al cual se pueden analizar los datos del catálogo fotométrico del SDSS-DR6, para evitar posibles problemas entre galaxias y PSF.
 - Analizamos donde la distribución de color para galaxias seleccionadas en intervalos de densidad proyectada, son comparables cuando utilizamos distancias para vecinos más cercanos con información espectroscópica y fotométrica. Encontramos que esta distribución es similar utilizando datos reales y con galaxias del catálogo sintético. En este caso, la variación en la distribución de color vista en el modelo es más angosta que para los datos reales, pero sigue una tendencia cualitativamente similar con la densidad y la luminosidad.

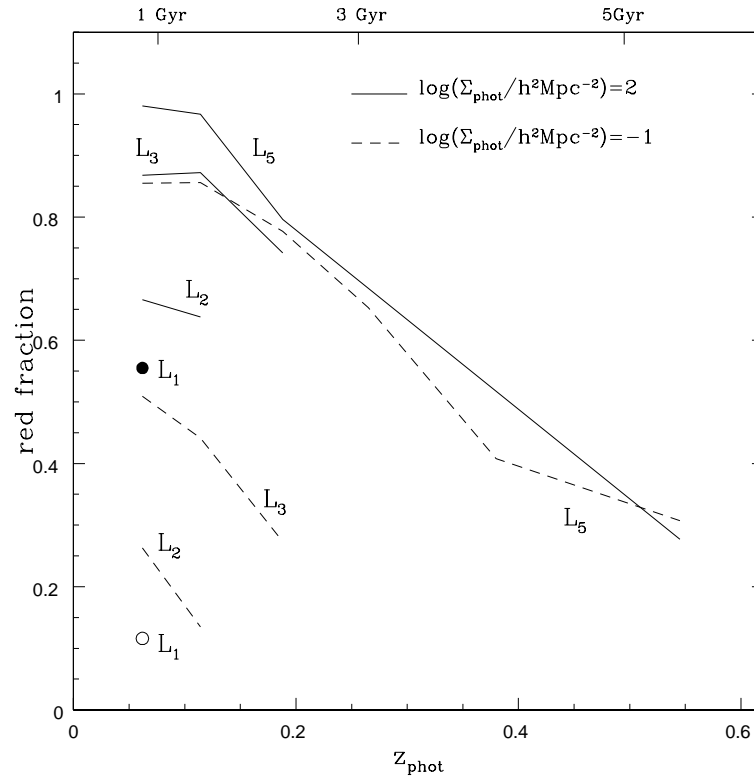


Figura 5.7: Evolución de la fracción de galaxias rojas en el SDSS-DR6, para dos diferentes densidades proyectadas. La línea sólida y los símbolos llenos corresponden a densidades altas. Las líneas de trazos y puntos abiertos corresponden a densidades bajas.

- Galaxias con bajas luminosidades en su mayoría muestran una población azul, mientras que las poblaciones rojas se observan a densidades mayores. Galaxias con luminosidades altas muestran en su mayoría poblaciones rojas, y se observan galaxias con poblaciones azules a bajas densidades. Luminosidades intermedias muestran una suave transición de una distribución de color bimodal a bajas densidades a una distribución unimodal con población casi roja a altas densidades. Estos resultados están en excelente acuerdo con estudios anteriores (Baldry et al. 2004, Balogh et al. 2004, etc).
- La evolución de la distribución de colores con el redshift muestra que las gala-

xias de baja luminosidad tienden a perder la población roja casi en su totalidad a medida que el redshift aumenta, mientras que la población de galaxias se desplaza hacia colores más azules.

Por otro lado, galaxias con luminosidades altas, muestran un constante cambio a colores azules a medida que el redshift aumenta, lo que se observa más claramente con el estudio de la fracción de galaxias rojas en diferentes intervalos de redshift.

- Una característica importante de la evolución es que la dependencia de la fracción de galaxias rojas con la densidad local en luminosidades altas ($M_r - 5 \log(h_{75}) < -20.5$), conserva su forma general y sólo cambia por una constante, la cual para $-23 < M_r - 5 \log(h_{75}) < -21.5$ corresponde a un aumento de $\simeq 60\%$ para un incremento medio de $z = 0.545$ a $z = 0.05$.

Luminosidades intermedias ($-21 < M_r - 5 \log(h_{75}) < -19.5$) muestran un incremento del 50% en la fracción de galaxias rojas para densidades proyectadas bajas en valores medio de $z = 0.19$ a $z = 0.05$. Entornos de galaxias con altas densidades muestran un cambio intermedio en la fracción de galaxias rojas en este rango de redshift.

- La evolución en función del redshift, arriba descrita, puede verse más claramente para valores fijos de la densidad local, como se muestra en la figura 5.7. En esta figura, la línea sólida y los símbolos rellenos corresponden a altas densidades, y las líneas de trazos y puntos abiertos corresponden a densidades bajas. Como puede verse en esta figura, la pendiente en la evolución de la fracción de galaxias rojas es aproximadamente constante, lo que implica que en el Universo local la fracción de galaxias azules disminuye a razón de $15\%/Gyr$. Esto es un indicador de que galaxias débiles y brillantes siguen una tendencia similar, pero debido a la magnitud límite del SDSS, las submuestras débiles alcanzan bajos redshifts, incrementando la incerteza en la estima de la pendiente.

Estos resultados son consistentes con trabajos previos (Cucciati et al., 2006, De Lucia et al., 2007, Martínez et al. 2006, Ienna & Pelló, 2006), donde la

población de galaxias de alta luminosidad se vuelven rojas a altos redshift comparada con su contraparte de baja luminosidad. Este fenómeno es denominado en la literatura como “downsizing” (Marconi et al. 2004, Shankar et al. 2004), en relación con la actividad de formación estelar pasando de objetos de mayor tamaño, hacia galaxias más pequeñas, en aparente contradicción con el modelo jerárquico de formación de galaxias.

Numerosos trabajos muestran que este comportamiento es, de hecho, también natural en un Universo jerárquico (Lagos, Cora & Padilla, 2008, Bower et al., 2006, Croton et al., 2006); sin embargo, sigue siendo un reto para los modelos de formación de las galaxias reproducir la distribución actual y la evolución de los colores de las galaxias, que en la actualidad consigue sus mejores resultados en forma cualitativa; para esto este trabajo provee medidas más concretas de las que se hicieron hasta ahora.

Capítulo 6

Construcción de un catálogo de galaxias con redshifts fotométricos para el SDSS-DR7

En el capítulo 4 analizamos diferentes códigos para el cómputo de los redshifts fotométricos y concluimos que para catálogos como el Sloan Digital Sky Survey (SDSS), los códigos más adecuados son aquéllos que utilizan redes neuronales. Por esto, en el capítulo 5, decidimos utilizar las estimas de redshift fotométricos, ya computadas para el SDSS-DR6 de Oyaizu et al. (2008), para el análisis de las propiedades de galaxias en distintos entornos.

Para el séptimo lanzamiento del SDSS no están computados los redshifts fotométricos, es por esto que en este capítulo presentamos un catálogo de redshifts fotométricos para el SDSS versión 7.

Analizamos las estimas de nuestros redshift con diferentes conjuntos de entrenamiento, utilizamos las muestras de galaxias principales del SDSS (MGS), las galaxias rojas luminosas (LRG) y las galaxias de núcleos activos (AGN). La distribución final para nuestro catálogo de redshift fotométrico comprende el rango de $0 < z_{\text{phot}} < 0.6$.

6.1 Motivación

Existen dos determinaciones de los z_{phot} disponibles para el SDSS: Csabai et al. (2003) que utiliza métodos empíricos basados en espectros sintéticos y técnicas híbridas para aproximar los z_{phot} , y las estimas más utilizadas de Oyaizu et al. (2008), que utilizan redes neuronales. Estos autores realizan 5 estimas diferentes de z_{phot} y sugieren la utilización de dos de las estimas **PhotozD1** y **PhotozCC2**. Estas fueron computadas utilizando diferentes parámetros fotométricos. En el caso de las estimas **PhotozD1**: se utilizaron las 5 magnitudes y los 5 índices de concentración con un error de $\sigma 0.0519$. Para las estimas **PhotozCC2**: se utilizaron 4 índices de colores ($(u - g)$, $(g - r)$, $(r - i)$ e $(i - z)$) y 3 índices de color en las bandas g , r e i , dando para esta estima un error de $\sigma 0.0593$. Existen pequeñas diferencias entre estas estimas recomendadas, sin embargo las más utilizadas son las **PhotozCC2** ya que reproducen mejor la distribución de redshifts espectroscópicos de la muestra de validación. Las determinaciones de los z_{phot} de Oyaizu et al. (2008) no fueron actualizadas para el SDSS-DR7 y dada la importancia y necesidad de mejorar y ampliar las determinaciones de los z_{phot} en el SDSS-DR7 es que realizamos el nuevo catálogo con información de distancias. El cómputo de los z_{phot} fue realizado utilizando el código público ANNz de Collister & Lahav (2004) (ver capítulo 4).

6.2 Muestra de Galaxias

En este capítulo utilizamos dos muestras de galaxias extraídas del SDSS-DR7, una con mediciones de redshift espectroscópico y la otra con datos fotométricos.

La muestra espectroscópica fue obtenida de los archivos **fits** de la página del SDSS¹, la cual consiste en las Galaxias Principales del Sloan (MGS; Strauss et al. 2002), las Galaxias Rojas Luminosas (LRG; Eisenstein et al. 2001) y las Galaxias de Núcleo Activo (AGN; Kauffmann et al. 2003). La muestra espectroscópica fue utilizada para la calibración y cómputo de los redshifts fotométricos.

¹<http://www.sdss.org/dr7/products/spectra/getspectra.html>

La construcción de la primer muestra utilizada para la calibración de las redes neuronales (Sz1) consistió en: 80% de objetos de la MGS, 10% de LGR y 10% de AGN, combinadas en un único conjunto para dar ~ 550.000 galaxias. Para la calibración del código ANNz, la muestra fue dividida de manera aleatoria en dos submuestras con el mismo número de objetos; de esta manera se generó el conjunto de entrenamiento y el conjunto de validación.

Utilizamos, además, un tercer subconjunto de galaxias con información espectroscópica para testear la fidelidad de los z_{phot} . Para ello utilizamos una muestra aleatoria (Sz2) de 70.000 objetos de la MGS, para la cual tuvimos la precaución de no incluir las galaxias utilizadas en el conjunto de entrenamiento, de esta manera evitamos sesgos indeseables.

La muestra fotométrica fue extraída de las tablas `Galaxy` de la base de datos del `CasJobs`². En este capítulo restringimos nuestros análisis a objetos con $r < 21.5$, con esta magnitud límite podemos asegurar una buena calidad fotométrica y una confiable separación de estrellas-galaxias (Stoughton et al. 2002, y Scranton et al. 2002). Con el objeto de comparar nuestras estimas con aquéllas obtenidas con métodos similares, comparamos nuestros resultados con los de Oyaizu et al. (2008). Para ello utilizamos una muestra aleatoria del SDSS-DR6 de 82.000 objetos con redshift fotométricos extraídos de la tabla `Photoz2` del SDSS-DR6 utilizando para ello el `CasJobs` de manera similar que para el catálogo fotométrico del SDSS-DR7. Llamaremos a esta muestra Sz3.

La tabla 6.1 resume las características principales de las diferentes muestras utilizadas en este capítulo.

²<http://cas.sdss.org/dr7/>

Tabla 6.1: Descripción de las muestras utilizadas en este capítulo.

Muestra	numero de objetos	Descripción
Sz1	~ 550000	Seleccionada del SDSS-DR7 con información espectroscópica. Utilizada como conjunto de entrenamiento y conjunto de validación en el cómputo de los z_{phot} .
Sz2	~ 70000	Galaxias principales (MGS) seleccionadas del SDSS-DR7 (excluidas las galaxias utilizadas como conjunto de entrenamiento). Utilizada como test para los z_{phot} .
Sz3	~ 82000	Seleccionadas del catálogo fotométrico del SDSS-DR7. Utilizada para comparar nuestras estimas de z_{phot} con las estimas de Oyaizu et al. (2008).

6.3 Método

Los redshifts fotométricos se obtuvieron con el software *ANNz* (Collister & Lahav 2004), el cual usa redes neuronales artificiales (*ANN*) para parametrizar las relaciones entre el redshift y la fotometría.

Como vimos en el capítulo 2, estas técnicas que utilizan conocimiento previo de información de distancias, tienen como objetivo obtener una parametrización para el redshift como función de parámetros fotométricos. La forma de esta parametrización es obtenida mediante la utilización de un conjunto representativo de las galaxias para las cuales la fotometría y el redshift se conoce con precisión.

El catálogo obtenido en este capítulo usa combinaciones de parámetros fotométricos de las galaxias, como magnitudes en diferentes bandas, colores de galaxia, e índices de concentración.

Utilizamos la muestra Sz1 para el cómputo de los redshifts fotométricos, utilizando el código *ANNz*. La topología utilizada con el código en este capítulo puede ser descrita como: $N_{\text{in}} : N_1 : N_2 : \dots : N_{\text{out}}$, donde N_{in} y N_{out} son, respectivamente, el número de parámetros de entrada y salida respectivamente, donde N_i es el número del nodo en la i -th capa oculta. La primera capa contiene los parámetros de entrada, en nuestro caso parámetros fotométricos. La última capa contiene los pámetros de salida, z_{phot} .

Los parámetros libres del *ANNz* son los “pesos” entre los nodos y se obtienen a

través del entrenamiento de la red neuronal, utilizando para ello el conjunto de entrenamiento.

6.3.1 Parámetros utilizados en la estima de los redshifts

Utilizando la muestra Sz1 y con el fin de mejorar la precisión de redshift fotométrico, analizamos los diferentes conjuntos de parámetros de entrada que fueron utilizados en el entrenamiento:

- I)** magnitud de las cinco bandas del SDSS,
- II)** colores e índice de concentración,
- III)** colores y radios Petrosian
- IV)** magnitudes del SDSS-DR7 en las cinco bandas, el índice de concentración y los radios Petrosian en las bandas g y r .

El conjunto **I)** contiene los parámetros de entrada utilizados habitualmente con estas técnicas, el conjunto **II)** es el utilizado por Oyaizu et al. (2008) para la muestra, PhotozCC2. En este trabajo analizamos dos conjuntos extras, **III)** y **IV)**. Es importante recordar que el conjunto de entrenamiento y el conjunto de las pruebas deben tener la misma calibración fotométrica para el mismo conjunto de filtros.

Utilizamos la muestra Sz2 (~ 60000 objetos MGS) para probar la fiabilidad de las estimaciones de los redshifts fotométricos, y de esta manera decidir qué conjunto de parámetros de entrada serán utilizados en los análisis.

En la figura 6.1 se muestra la correlación para los redshifts espectroscópicos (z_{spec}) vs los redshifts fotométricos (z_{phot}) para un total del 10% de los objetos del SDSS-DR7 MGS. La figura muestra la relación uno a uno en línea continua y la mediana en línea discontinua con diferentes colores para los diferentes conjuntos de parámetros. Las barras de error representan los percentilis 10 y 90 de las estimaciones individuales asociados a la mediana. Podemos decir que los diferentes conjuntos de parámetros fotométricos son similares y ajustan bien a la relación uno-a-uno, dentro de los errores.

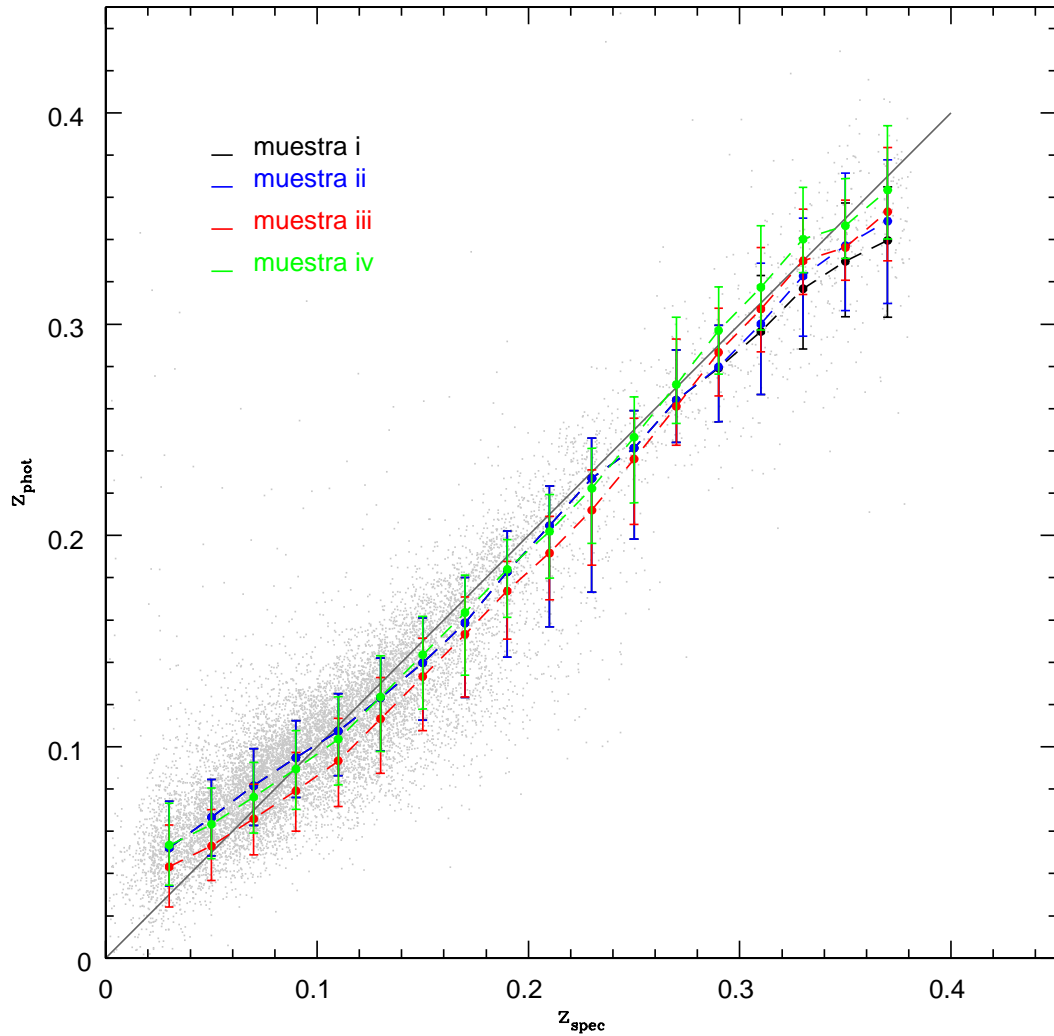


Figura 6.1: Relación z_{spec} vs z_{phot} para las MGS del SDSS-DR7 (puntos grises). Las líneas de diferentes colores corresponden al valor medio de las estimaciones de los redshift fotométricos para un dado intervalo de redshift espectroscópico. Las barras de error corresponden a los percentiles 10 y 90 asociados a la media. Los datos representan un total del 10% de la muestra MGS.

Sin embargo, a redshifts bajos, la muestra **III** parece funcionar mejor, mientras que en todo el resto del rango, la mejor parece ser la muestra **IV**.

Encontramos que el conjunto de entrenamiento de la muestra **IV** es la mejor opción para la estima de los z_{phot} . El uso de índices de concentración nos ayuda a romper los procesos de degeneración en la relación redshift-color. Esto ocurre debido a la buena correlación entre la morfología de la galaxia y el color intrínseco, con el índice de concentration y radios Petrosian.

En el caso de la estimación de redshift fotométrico, para este conjunto de entrada, se utilizó una arquitectura de la forma 9 : 14 : 14 : 14 : 1, es decir, 9 entradas, 14 nodos en 3 capas ocultas y 1 salida. Para la elección de la arquitectura se probaron diferentes esquemas, con seis, dos y cuatro capas ocultas. La topología de 6 capas no es muy utilizada ya que en la teoría de redes neuronales una red de 3 capas es capaz de proporcionar una asignación satisfactoria para la relación entre las entradas y salidas. En la práctica esto no siempre se encuentra así y el código de ANN utiliza una red de 4 capas. Entonces, para formar adecuadamente a una red de 6 capas, es necesario un conjunto de entrenamiento mucho más grande.

6.3.2 Resultados

En la Figura 6.2 se muestran los resultados del entrenamiento del código *ANNz* utilizando las 5 magnitudes en las cinco bandas, el índice de concentración y los radios Petrosian en las bandas g y r . El panel izquierdo de la figura muestra la correlación para los redshift espectroscópicos (z_{spec}) vs los redshift fotométricos (z_{phot}), en la muestra Sz2. Como explicamos en la sección 6.2, las galaxias utilizadas en el conjunto de entrenamiento fueron excluidas de la muestra Sz2, de manera que no tenemos sesgos en esta comparación.

La figura muestra la relación uno-a-uno en línea continua, y el valor de la mediana para los z_{phot} en intervalos de z_{spec} en línea de trazos. Las barras de error representan los percentiles 10 y 90 de las estimaciones individuales. Se puede apreciar que la dispersión es relativamente pequeña alrededor de la relación uno a uno, lo que indicaría estimaciones precisas. La dispersión cuadrática media (σ) es definida como

el valor de $|z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}|$ tal que el 68% de los objetos posean $|z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}| < \sigma$; de esta manera encontramos que el 68% de las galaxias poseen $\sigma < 0.0227$. En estudios anteriores, Collister & Lahav (2004) obtienen para las MGS en el primer lanzamiento de datos del SDSS (SDSS-EDR) $rms \sim 0.03$. Para una muestra de diferentes conjuntos de galaxias: MGS, LRG, CNOC2 (the Canadian Network for Observational Cosmology), CFRS (Canada-France Redshift Survey), DEEP, DEEP2, TKRS (Team Keck treasury Redshift Survey) y 2SLAQ (2degree Field and Sloan Digital Sky Survey LRG and QSO), Oyaizu et al. (2008) obtienen $rms \sim 0.03$. El panel derecho de la figura 6.2 muestra las diferencias sistemáticas entre z_{phot} y z_{spec} , z_{bias} (panel superior), y los errores estocásticos (dispersión) del rms σ (panel inferior) como función del redshift. En ambos subpaneles, los errores sistemáticos y estocásticos muestran poca dependencia con el redshift espectroscópico.

Para LRGs, Abdalla et al. (2008) y Collister et al. (2007) utilizan el código *ANNz* para computar una probabilidad fina de separación estrella/galaxia utilizando un rango de parámetros fotométricos. Estos autores obtienen $rms \sim 0.049$ cuando se promedian todas las galaxias, y $rms \sim 0.040$ para una submuestra de galaxias brillantes con $i < 19.0$ en el rango de redshift $0.4 < z_{\text{phot}} < 0.7$.

A fin de comparar nuestras estimaciones con aquéllas calculadas mediante métodos similares, utilizamos la muestra Sz3 con z_{phot} computados por Oyaizu et al. (2008), y calculamos nuestros redshift fotométricos.

En la figura 6.3 panel superior, se muestra la distribución de los redshifts fotométricos $N(z)$. En líneas de trazos, se muestra $N(z)$ para nuestro cálculo, y en líneas de puntos las estimaciones de Oyaizu et al. (2008). La curva continua corresponde a la distribución teórica de Blanton et al. 2003, asumiendo una función de luminosidad universal con parámetros para el SDSS de: $\alpha \sin -1.05$ y $\Phi^* \sim -20.45$.

Podemos ver que para $z_{\text{phot}} < 0.1$, ambas distribuciones son similares a la predicción teórica. Para redshifts fotométricos entre $z_{\text{phot}} \sim 0.1$ y $z_{\text{phot}} \sim 0.35$ nuestras estimaciones tienen mejor acuerdo con la curva teórica, mientras que Oyaizu et al. (2008) muestra un déficit de las estimaciones de alrededor de un 20%. Tengamos en cuenta que este rango es muy importante porque para $z_{\text{phot}} < 0.35$, los datos del SDSS-DR7 tienen una completitud fiable, ya que más allá de este redshift, la densidad de galaxias

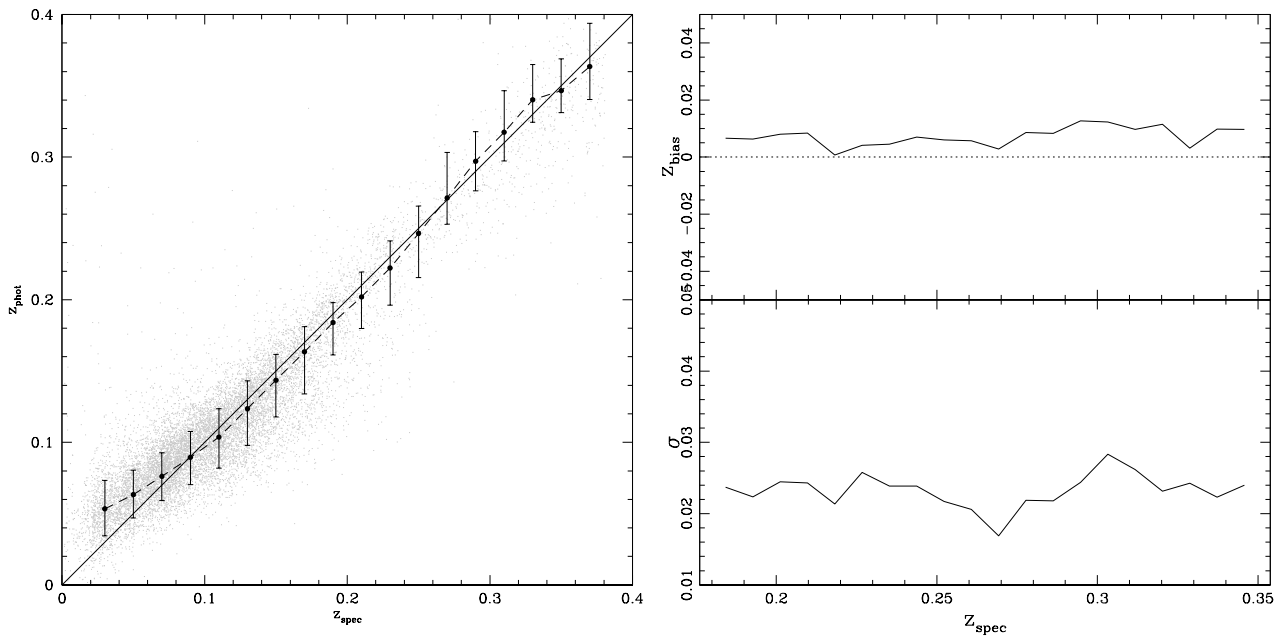


Figura 6.2: Panel izquierdo: Relación z_{spec} vs z_{phot} para las MGS del SDSS-DR7 (puntos grises). Las líneas de diferentes colores corresponden a la mediana de las estimaciones de los redshift fotométricos en intervalos de redshifts espectroscópico. Las barras de error corresponden a los percentiles 10 y 90 asociados a la mediana. Los datos representan la muestra Sz2. Panel derecho: Errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) para las estimaciones de los redshift fotométricos.

se reduce significativamente. En redshift $z_{\text{phot}} \sim 0.4$ podemos ver que los redshift fotométricos sobreestiman la curva teórica; este efecto podría estar asociado al quiebre de Balmer entre los filtros g y r , que podría dificultar la exacta estimación del redshift (Budavári et al. 2001). El panel inferior de la figura 6.3 muestra la comparación entre Oyaizu et al. (2008) y nuestras estimas.

En el capítulo 5, se computó el máximo redshift (z_{max}) a partir del cual una galaxia compacta puede confundirse con la imagen de la PSF. Con esto encontramos que para una galaxia del SDSS con $M_r = -23.0$ se tiene un $z_{\text{max}} \sim 0.63$ (tabla 5.1). Por esta razón, recomendamos usar en este catálogo galaxias con $z_{\text{phot}} \leq 0.6$.

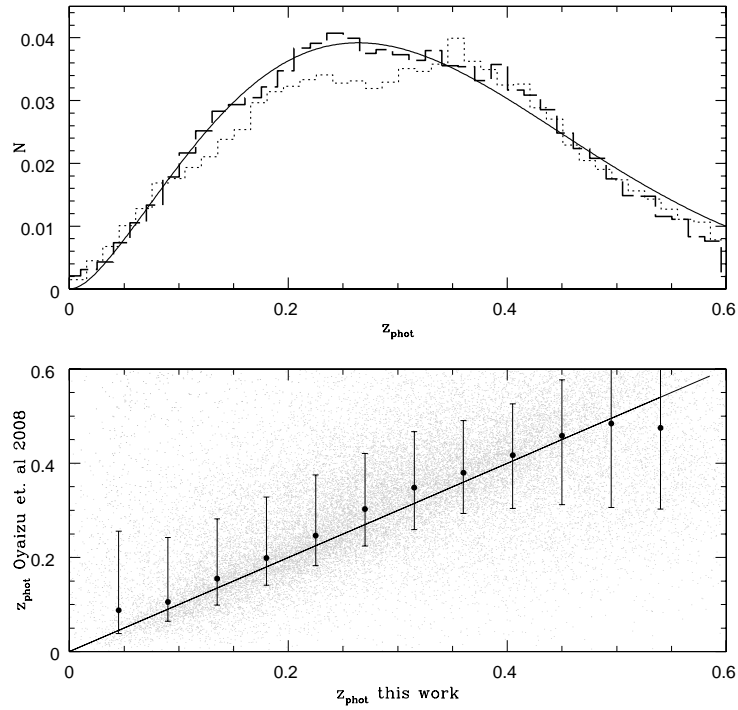


Figura 6.3: Panel superior: distribución de redshift fotométricos $N(z)$ para nuestras estimas (líneas de trazos) y para Oyaizu et al. (2008) (líneas de puntos). La curva sólida corresponde a la distribución esperada dada por el calculo teórico de Blanton et al 2003. Panel inferior: relación de z_{phot} para las estimas de Oyaizu et al. (2008) y nuestras estimas. La línea de trazos corresponde al valor medio y la barra de error a los percentiles 10 y 90 asociados a la mediana.

6.4 Conclusiones

En este capítulo presentamos nuevas estimas para los redshifts fotométrico para el catálogo fotométrico SDSS-DR7 donde no existen determinaciones anteriores.

Con el objetivo de calcular los z_{phot} , utilizamos redes neuronales artificiales (ANN) que se aplicaron mediante el código público *ANNz*.

La mejora en las estimaciones de los redshift fotométricos para el catálogo SDSS-DR7 fue:

- Se agregó el índice de concentración y los radios Petrossian en las bandas g y r a los parámetros fotométricos utilizados habitualmente (cinco magnitudes). Estas entradas adicionales mejoran en gran manera la estima de los z_{phot} , debido a que el índice de concentración proporciona información relativa a la pendiente del perfil de brillo de la galaxia, y esto contribuye a romper las degeneraciones en la relación redshift-color. Los radios Petrossian se muestran como una medida robusta del brillo superficial de la galaxia, y contiene información del tamaño angular, que depende fuertemente con la distancia.
- La elección de diferentes muestras de galaxias para el conjunto de entrenamiento (MGS, LRG y la muestra AGN) nos proporciona una amplia muestra de diferentes tipos de galaxias con diversos redshifts, permitiendo mejorar las estimaciones de los z_{phot} .
- Nuestros resultados para los z_{phot} tienen un valor eficaz de ~ 0.0227 , encontrando un buen acuerdo con la curva teórica esperada para los datos del SDSS.
- El catálogo con redshifts fotométricos se encuentra disponible en la pagina web:
[http : //www.starlight.ufsc.br/](http://www.starlight.ufsc.br/)

Capítulo 7

Estimas de correcciones k para galaxias del SDSS-DR7

Una vez obtenidos los redshifts fotométricos para todo el SDSS-DR7, nos proponemos desarrollar una técnica para estimar las correcciones k . Para determinar la exactitud y confiabilidad de esta técnica, realizamos comparaciones con otras de la literatura. Como vimos en el capítulo 2, las correcciones k permiten transformar las magnitudes observadas a un dado redshift, en luminosidades en un mismo redshift al que llamaremos sistema de referencia. Las correcciones k dependen del filtro que se utilizó para las observaciones, el filtro dependerá del sistema de referencia estándar, de la forma de la distribución de energía espectral (SED) de la galaxia, y del redshift.

Para la determinación de las correcciones k proponemos una relación entre las correcciones k y el color la galaxia $g - r$. Proponemos el uso de colores para describir la población de galaxias en lugar de tipos morfológicos.

7.1 Correcciones k

Desde el desarrollo de diversos códigos públicos para estimar el valor de las correcciones k (ver capítulo 2) muchos autores han utilizado estos códigos en sus estudios. Estos, se basa principalmente en un algoritmo matemático, es decir, una matriz de factorización no-negativa, la cual crea modelos basados en un conjunto de librerías de espectros sintéticos a los que llamaremos *templates*. El conjunto de templates en el SDSS comprende 5 bandas que son utilizadas para interpretar la SED de la galaxia en términos de las poblaciones estelares. Luego, a través de combinaciones lineales de estos templates se ajustan los conjuntos de flujos de banda ancha disponibles para cada galaxia y se obtiene la corrección k en cada banda.

La desventaja de estas técnicas, es el uso de un número limitado de espectros que disminuye con la distancia. El color intrínseco de una galaxia está relacionada con su distribución de energía espectral (SED), por lo que esta propiedad se puede utilizar para calcular correcciones k a redshift altos donde las técnicas con espectros sintéticos presenta más problemas.

7.2 Muestra de galaxias

Al igual que en el capítulo 6, en este capítulo utilizamos dos muestras de galaxias extraídas del SDSS-DR7, una con mediciones de redshift espectroscópico y la otra con datos fotométricos.

La muestra fotométrica fue extraída de las tablas `Galaxy` de la base de datos del `CasJobs`¹ y los redshifts fotométricos utilizados fueron los computados en el capítulo 6.

En este capítulo restringimos nuestros análisis a objetos con $r < 21.5$, con esta magnitud límite podemos asegurar una buena calidad fotométrica y una confiable separación de estrellas-galaxias (Stoughton et al. 2002 y Scranton et al. 2002).

La muestra espectroscópica utilizada para la calibración de las correcciones k fue

¹<http://cas.sdss.org/dr7/>

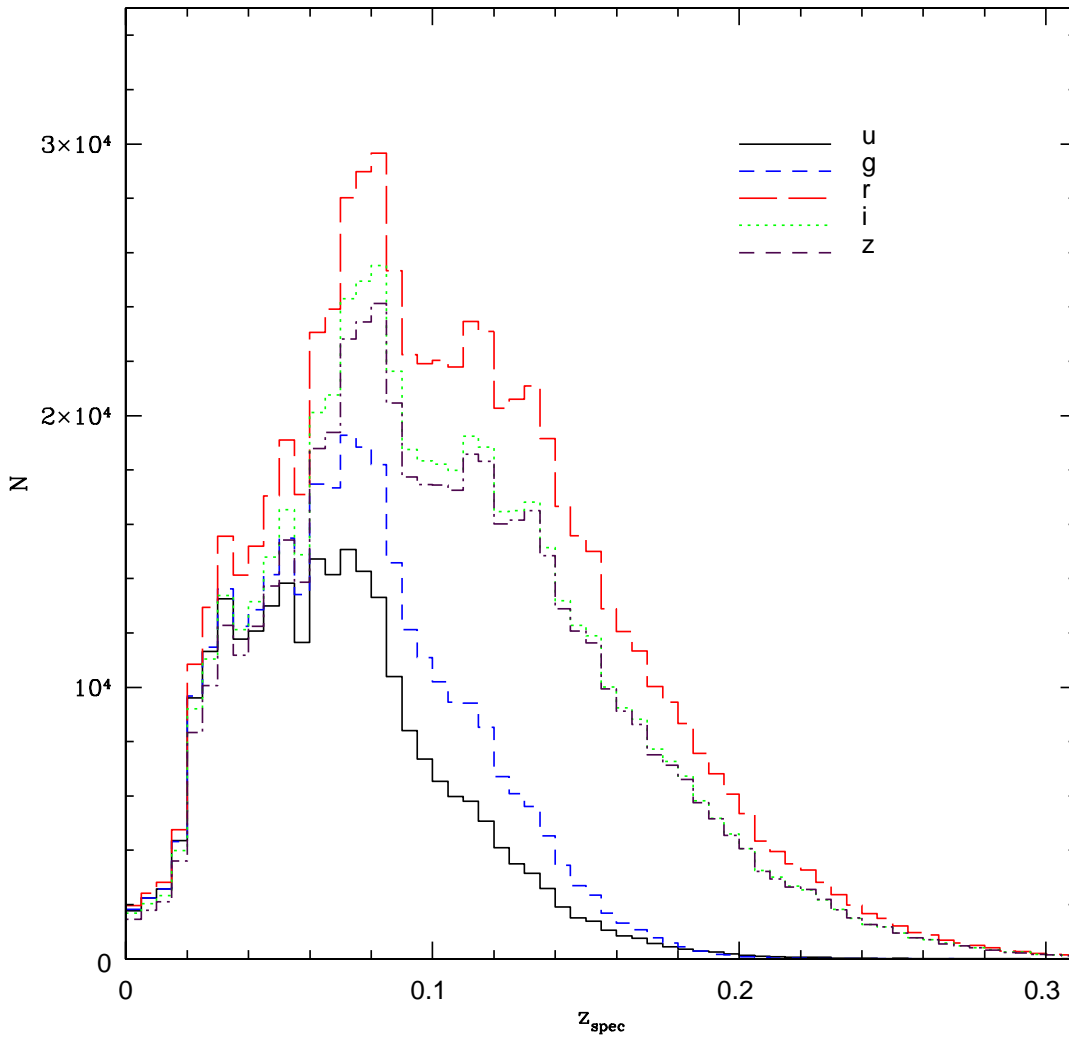


Figura 7.1: Distribución de redshift espectroscópico para todas las bandas del SDSS-DR7.

obtenida de los archivos `fits` de la página del SDSS², la cual comprende las Galaxias Principales del Sloan (MGS; Strauss et al. 2002). Para la utilización de esta muestra, tuvimos en cuenta el rango de magnitud aparente para el cual el número de galaxias por ángulo sólido crece a razón constante como función del redshift, esto se hizo en cada rango de magnitud aparente. Por lo tanto, para disminuir los efectos de incompletitud en nuestra muestra establecimos límites en la magnitud aparente de cada banda siguiendo Montero-Dorta & Prada (2009). De esta manera tenemos: $u < 19.0$, $g < 17.91$, $r < 17.77$, $i < 17.24$, y $z < 16.97$. Dados estos límites, para asegurar completitud en las bandas u y g , consideramos galaxias con redshift espectroscópicos $z_{\text{spec}} < 0.15$, y para las bandas r , i y z $z_{\text{spec}} < 0.18$. En la figura 7.1 se muestra la distribución de redshift para cada banda teniendo en cuenta los límites en magnitud.

Con estas restricciones en redshift y magnitud aparente, la muestra MGS final contiene ~ 122000 galaxias.

7.3 Método

En el capítulo 6 utilizamos redes neuronales artificiales como una herramienta efectiva para ajustes no lineales como la determinación de redshift fotométricos. Un análisis basado en aproximaciones con redes neuronales sería una camino natural para la obtención de las correcciones k . Sin embargo, como hemos visto en el capítulo 2, estas técnicas necesitan una muestra representativa y grande de objetos con información previa de correcciones k , y no existe una muestra con estas características, por lo que no se pueden utilizar las técnicas de redes neuronales en la determinación de las correcciones k .

Existen otras maneras de determinar las correcciones k para galaxias del SDSS-DR7. Analizamos estos diferentes códigos, pero nos encontramos con que el problema principal en cualquiera de estos métodos para estimar las correcciones k es el grado de

²<http://www.sdss.org/dr7/products/spectra/getspectra.html>

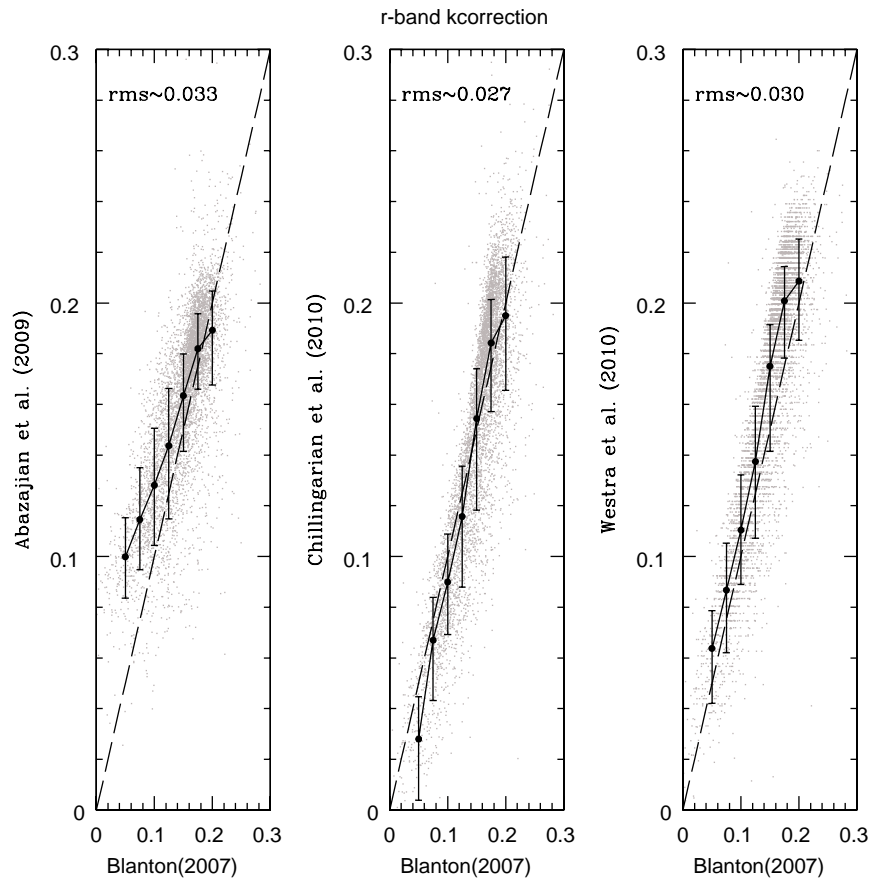


Figura 7.2: Comparaciones de correcciones k estimadas por diferentes autores para las galaxias del SDSS-DR7. La línea sólida corresponde a los valores de la mediana. La línea de trazo muestra la relación uno-a-uno y la barra de error corresponde a los percentiles 10 y 90 asociados a la mediana. Se puede apreciar la gran dispersión en los diferentes métodos.

confianza en las estimas individuales. En la figura 7.2 realizamos comparaciones de las correcciones k en la banda r utilizando diferentes códigos (mencionados en el capítulo 2). Esto se realizó para 6113 galaxias, seleccionadas aleatoriamente de las MGS en el rango de redshift $0.14 < z_{\text{spec}} < 0.16$.

Una vez seleccionada la muestra de galaxia computamos las correcciones k utilizando 6 códigos diferentes: el código público `k-correct_v4.2` (Blanton & Roweis 2007), el código público disponible en la web³ (Chilingarian et al. 2010), una calculadora disponible en la web⁴ (Westra et al. 2010). La gran dispersión que podemos ver en la figura muestra la gran incerteza que existe para determinaciones individuales, sin embargo podemos confiar en los valores medios de estas tendencias.

Desde el desarrollo del código público `k-correct`⁵ (Blanton et al. 2003) muchos autores utilizan este método para el cómputo de las correcciones k . Este código es basado en un algoritmo matemático, una matriz no negativa de factorización, que genera un modelo basado en un conjunto de espectros sintéticos (templates). Este conjunto de espectros sintéticos es reducido a las cinco bandas del SDSS, las cuales son utilizadas para interpretar la distribución de energía espectral de la galaxia en términos de la población estelar. Luego, utilizando una combinación lineal de estos templates se ajusta la mejor distribución de energía espectral a las observaciones fotométricas para cada galaxia y así se obtienen las correcciones k .

La desventaja de este método es la utilización de un número de espectros sintéticos cuya calidad y número disminuye notablemente con la distancia.

Sabemos que el color intrínseco de una galaxia está relacionado con la distribución de energía espectral, de esta manera podemos utilizar esta propiedad para computar las correcciones k a redshifts altos, donde las técnicas con espectros sintéticos poseen muchas incertezas.

En este capítulo utilizamos el código público `k-correct_v4.2` descrito en Blanton

³<http://kcor.sai.msu.ru/getthecode/>

⁴<http://tdc-www.cfa.harvard.edu/instruments/hectospec/progs/EOK/>

⁵<http://howdy.physics.nyu.edu/index.php/Kcorrect>

& Roweis (2007) como herramienta para calibrar las correcciones k .

7.4 Modelo para la determinación de las correcciones k

La utilización del color de las galaxias para describir la población presente tiene la ventaja de que el color es fácilmente cuantificable, mucho más que los tipos morfológicos. En este capítulo analizamos la relación entre las correcciones k y el índice de color en un sistema de referencia fijo ($g - r$).

La motivación principal de este análisis es extrapolar los resultados obtenidos para las correcciones k con las MGS a las muestras con redshifts intermedios y altos. Calculamos en primer lugar las correcciones k para la muestra de galaxias espectroscópica usando el código `k-correct_v4.2` y analizamos la dependencia del índice de color de las galaxias para un sistema de referencia fijo ($g - r$) y extrapolamos los resultados obtenidos a redshift altos.

Siguiendo Blanton & Roweis (2007), las correcciones k fueron calculadas en las cinco bandas fotométricas del SDSS-DR7 al redshift $z_{spec} = 0.1$. De esta manera, este rango de redshift nos permite realizar un ajuste a las muestras MGS de galaxias para un rango mayor de redshift y así extrapolar a redshift intermedios y altos.

Comenzamos dividiendo los datos espectroscópicos en cinco submuestras en diferentes rangos para el color en un sistema de referencia fijo:

$$C_1: (g - r) < 0.5,$$

$$C_2: 0.5 < (g - r) < 0.65,$$

$$C_3: 0.65 < (g - r) < 0.8,$$

$$C_4: 0.8 < (g - r) < 0.95,$$

$$C_5: (g - r) > 0.95.$$

Luego calculamos el valor de la mediana de los valores de las correcciones k por intervalo de redshift para las diferentes submuestras cortadas en color (C_i), esto se

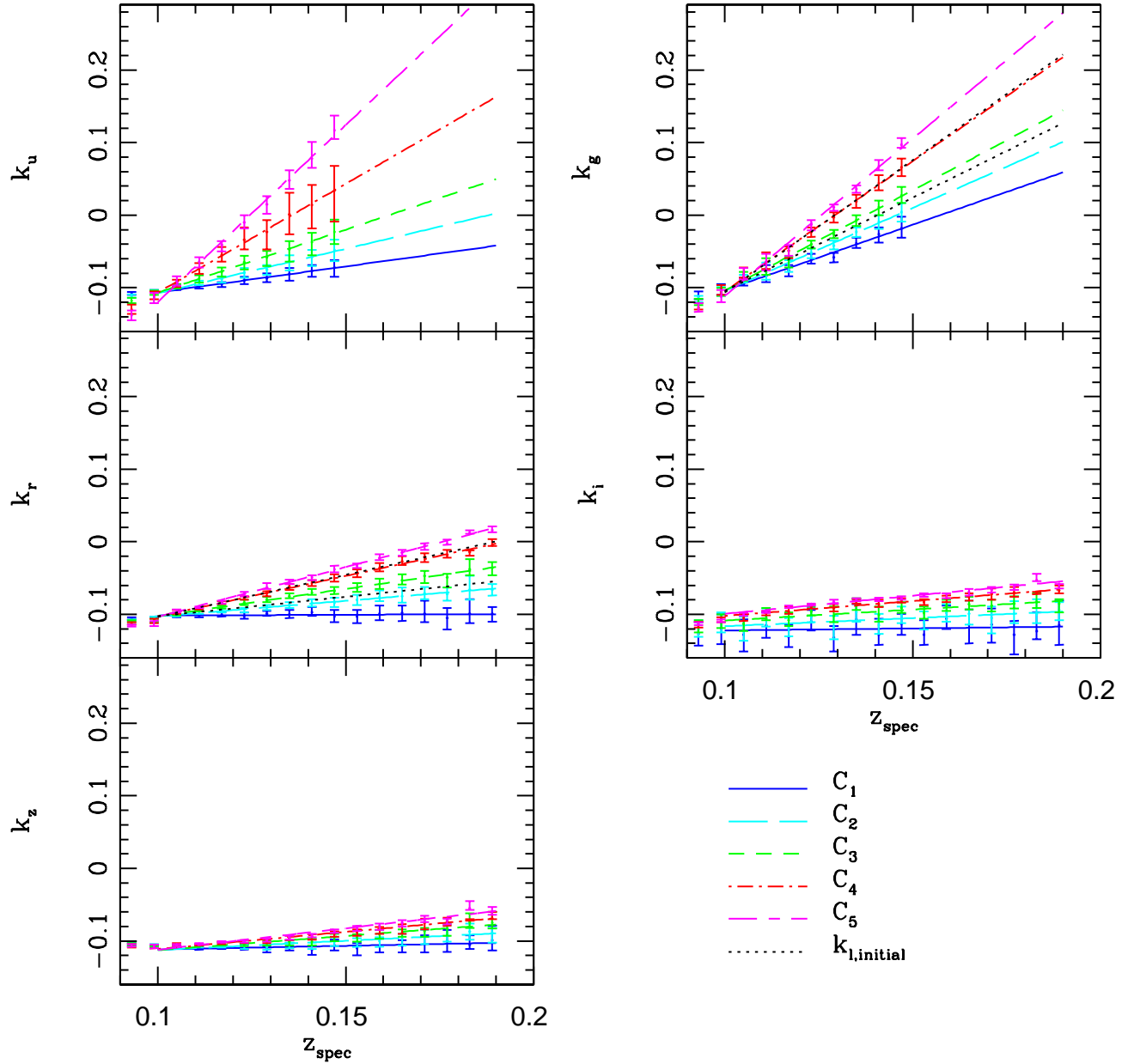


Figura 7.3: Valores de la mediana para las estimas de correcciones k en las cinco bandas del SDSS ($ugriz$). Las líneas representan los valores de las medianas de los ajustes para los 5 cortes de color ($g-r$). La barra de error corresponde a los percentiles 25 y 75 asociados a la mediana. La línea de puntos en k_g y k_r representa los valores iniciales para la iteración.

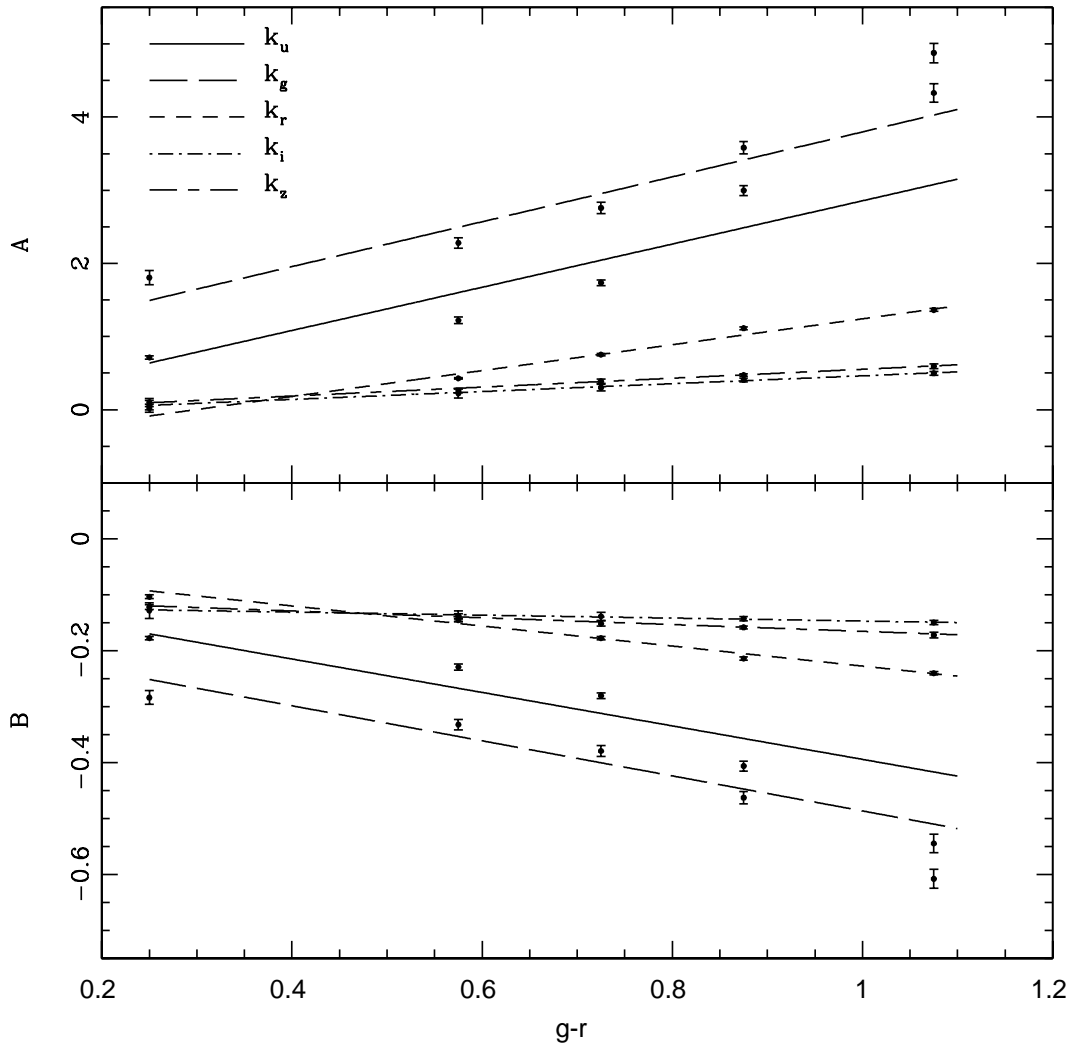


Figura 7.4: Coeficientes A y B para los ajustes de las correcciones k . $k = Az + B$, donde $A = a_A(g - r) + b_A$ y $B = a_B(g - r) + b_B$. Las barras de error corresponden a la raíz cuadrada de la varianza en las estimas de A y B para una minimización de χ^2 .

realizó para las 5 bandas fotométricas del SDSS-DR7. Las correcciones k para cada banda serán: k_u , k_g , k_r , k_i y k_z .

Los resultados se muestran en la figura 7.3, donde se puede apreciar la suave dependencia del valor medio de la corrección k como función del redshift cuando el color ($g - r$) es tenido en cuenta. En este análisis estamos teniendo en cuenta todas las galaxias con $z_{\text{spec}} \geq 0.1$ y de la figura 7.3 proponemos una relación lineal de la forma $k = Az + B$ para cada submuestra C_i . Los resultados de estos ajustes son mostrados en la figura 7.3 donde la barra de error corresponde a los percentiles 25 y 75 asociados a la mediana. De esta figura podemos ver que nuestra suposición de un modelo lineal es una buena representación de la relación entre la corrección k y el redshift.

Ahora necesitamos establecer valores para la pendiente y la ordenada al origen de la ecuación $k = Az + B$. Para ello los valores de los parámetros A y B son obtenidos ajustando una relación lineal a través de una minimización de χ^2 por cada submuestra C_i . Es decir, los valores A y B , se obtienen de la relación con el redshift y el color ($g - r$).

En la figura 7.4 se grafican los valores derivados para la pendiente de la relación $k = Az + B$ (A , panel superior) y la ordenada al origen (B , panel inferior) como función de los valores medios ($g - r$) para cada submuestra C_i . Las barras de error en la figura corresponden a la raíz cuadrada de la varianza en las estimas de A y B por una minimización de χ^2 .

De la figura 7.4 podemos ver que la relación lineal da una muy buena representación de las tendencias observadas. Por lo tanto, adoptamos el siguiente modelo para la pendiente y la ordenada al origen: $A = a_A(g - r) + b_A$ y $B = a_B(g - r) + b_B$.

La calibración final para las correcciones k serán:

$$k_j = [a_{Aj}(g - r) + b_{Aj}] \times z + [a_{Bj}(g - r) + b_{Bj}], \quad (7.1)$$

donde j representa las diferentes bandas fotométricas ($ugriz$).

En la tabla 7.1 se muestran los valores de a_{Aj} , b_{Aj} , a_{Bj} y b_{Bj} con sus respectivos errores obtenidos a través de la minimización de χ^2 .

Tabla 7.1: Parámetros de los ajustes con el color $g - r$ para la relación entre la corrección k y el redshift ($k = Az + B$), donde $A = a_A(g - r) + b_A$ y $B = a_B(g - r) + b_B$

Band	a_A	σ_{a_A}	b_A	σ_{b_A}	a_B	σ_{a_B}	b_B	σ_{b_B}
u	2.956	0.070	-0.100	0.034	-0.299	0.009	-0.095	0.004
g	3.070	0.165	0.727	0.117	-0.313	0.021	-0.173	0.015
r	1.771	0.032	-0.529	0.023	-0.179	0.005	-0.048	0.003
i	0.538	0.085	-0.075	0.079	-0.027	0.013	-0.120	0.012
z	0.610	0.045	-0.064	0.034	-0.061	0.007	-0.106	0.005

7.5 Estima para las correcciones k

Con el objetivo de computar las correcciones k utilizando el modelo descrito en la sección anterior, es necesario obtener los colores de las galaxias en el sistema de referencia estándar utilizado para la calibración, el cual depende de la corrección k . Para afrontar este problema, se decidió adoptar un proceso iterativo de la siguiente manera:

La iteración comienza suponiendo un valor inicial para las correcciones k en la banda g y r (k_g y k_r respectivamente). Este valor inicial va a depender del índice de concentración en la banda r (c_r , capítulo 3). La elección de utilizar el índice de concentración para establecer un valor inicial, son debidas principalmente a que esta cantidad no depende de la corrección k y es un excelente indicador del tipo morfológico. Muchos autores (Strateva et al. 2001, Kauffmann et al. 2003a, Kauffmann et al. 2003a, Mateus et al. 2006) utilizan el índice de concentración como indicador de la bimodalidad de tipos morfológicos de las galaxias: galaxias tempranas poseen c_r mayor que las galaxias de tipo tardías.

Strateva et al. (2001) utiliza valores de $c_r > 2.55$ para identificar galaxias tempranas y $c_r < 2.55$ galaxias tardías. Esta bimodalidad se puede ver en la distribución de colores de las galaxias (figura 7.5). En particular, la distribución de colores ($g - r$) presenta dos picos bien definidos: uno a $(g - r) = 0.6$ y el otro $(g - r) = 0.95$, correspondiendo a galaxias de tipo tempranas y tardías respectivamente. Teniendo en

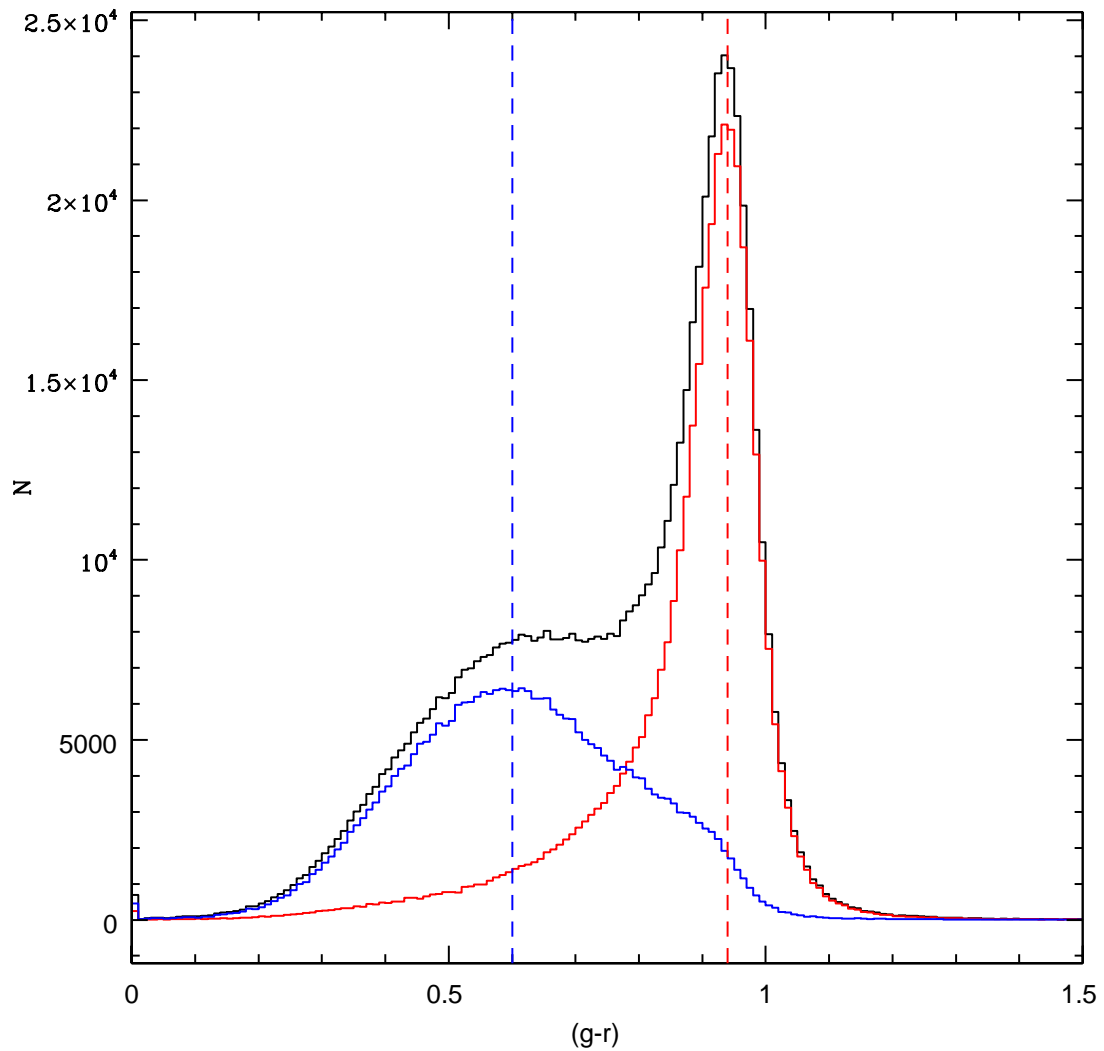


Figura 7.5: Distribución de color $(g-r)$ para las MGS. Las líneas verticales muestran el valor medio de las distribuciones $(g-r) = 0.6$ y $(g-r) = 0.95$ para galaxias tempranas y tardías, respectivamente. En azul, se muestran las distribuciones de color $(g-r)$ para galaxias con $c_r < 2.55$ y en rojo las distribuciones de color $(g-r)$ para galaxias con $c_r > 2.55$.

cuenta estas propiedades, se asigna un valor inicial $(g - r)_{initial} = 0.60$ si $c_r < 2.55$ y $(g - r)_{initial} = 0.95$ si $c_r > 2.55$ de manera que los valores para k_g y k_r serán:

$$k_{l,initial} = [a_{Al}(g - r)_{initial} + b_{Al}]z + [a_{Bl}(g - r)_{initial} + b_{Bl}],$$

donde l corresponde a las bandas g y r (ver línea de puntos en la figura 7.3).

Una vez fijados los valores iniciales, comienza la iteración de la ecuación 7.1 para obtener los valores k_g y k_r para cada galaxia. Luego de cada iteración, el código comprueba que los colores se encuentren dentro de un rango aceptable, $0 < (g - r) < 1.8$ de manera de evitar tanto los colores muy rojos como los azules. En trabajo previos de Lopes (2007) se muestra que para la fotometría del SDSS el rango de colores observados es $(g - r)_{obs} < 3$ y utilizando correcciones k estas no deben diferir mucho de la distribución para las MGS, es por eso que asumimos el rango $0 < (g - r) < 1.8$ como confiable.

Si los colores están fuera de este rango, la iteración comienza de nuevo asignando un nuevo valor $(g - r)_{inicial}$ seleccionado de manera aleatoria dentro de una distribución Gaussiana (a menos de 1σ) que ajuste bien el valor del pico azul o del pico rojo de la distribución de colores $(g - r)$.

La iteración termina cuando la diferencia entre dos valores consecutivos de k_g y k_r es menor que 0.001. Este procedimiento converge en menos de 15 iteraciones.

Una vez obtenidas las correcciones k_g y k_r se obtiene el color en el sistema de referencia fijo $(g - r)$ y con este se computa las correcciones k en el resto de las bandas, siguiendo la ecuación 7.1.

Notamos que para un pequeño porcentaje de galaxias, menos del 4%, el algoritmo no converge. De un análisis de estas galaxias, vimos que las principales fuentes de esta falta de convergencia se debe principalmente a grandes incertezas en las magnitudes y colores observados poco confiables ($(g - r)_{obs} > 3$). Este corte en color observado es útil para la eliminación de estrellas con colores inusuales, sin descartar las galaxias reales (Lopes 2007, Padmanabhan et al. 2005). Collister et al. 2007 señala que la contaminación estelar puede estar aún presente en los catálogos del SDSS-DR7 y eliminar galaxias con colores observados $(g - r)_{obs} > 3$ es un mecanismo seguro para eliminar estos problemas.

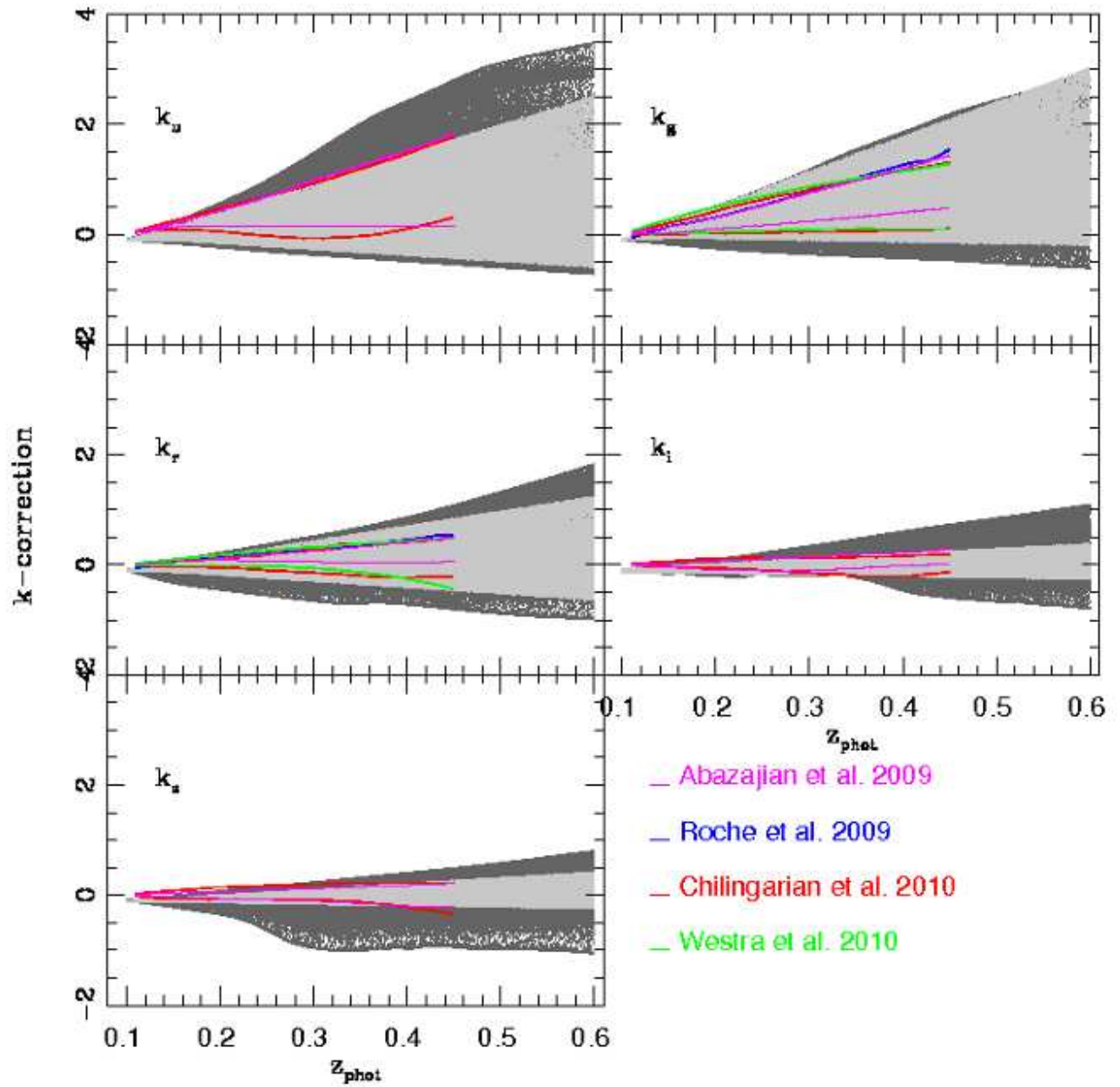


Figura 7.6: Corrección k obtenida para una muestra aleatoria del SDSS-DR7. Nuestras estimaciones se muestran en gris claro y en gris oscuro los resultados obtenidos utilizando el código de Blanton & Roweis (2007).

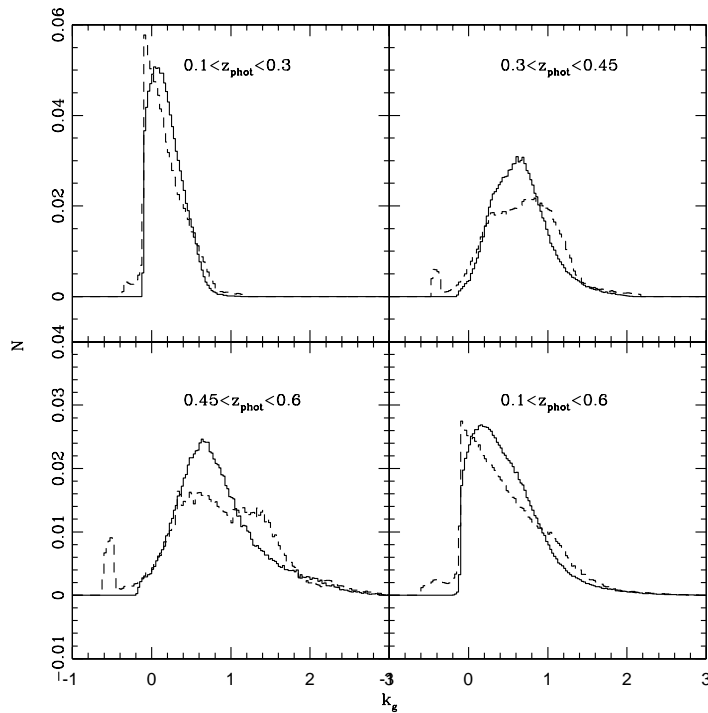


Figura 7.7: Distribución de las correcciones k_g obtenidas para una muestra aleatoria del SDSS-DR7 para 4 cortes diferentes de redshift. Nuestras estimaciones se muestran en líneas sólidas y en líneas de trazos se muestran los resultados obtenidos utilizando el código de Blanton & Roweis (2007).

Por estas razones, estos objetos son eliminados para el resto del análisis.

7.6 Resultados

En esta sección analizamos el comportamiento de las correcciones k obtenidas con nuestro código y las comparamos con aquéllas obtenidas por otros autores. Con este propósito, seleccionamos una muestra aleatoria de galaxias del catálogo fotométrico SDSS-DR7 con 0.001% de objetos. Los z_{phot} son los calculados en el capítulo 6.

En la figura 7.6 se muestran las estimas de las correcciones k con nuestro código en gris claro y con `k-correct_v4.2` (Blanton & Roweis 2007) en gris oscuro. Podemos

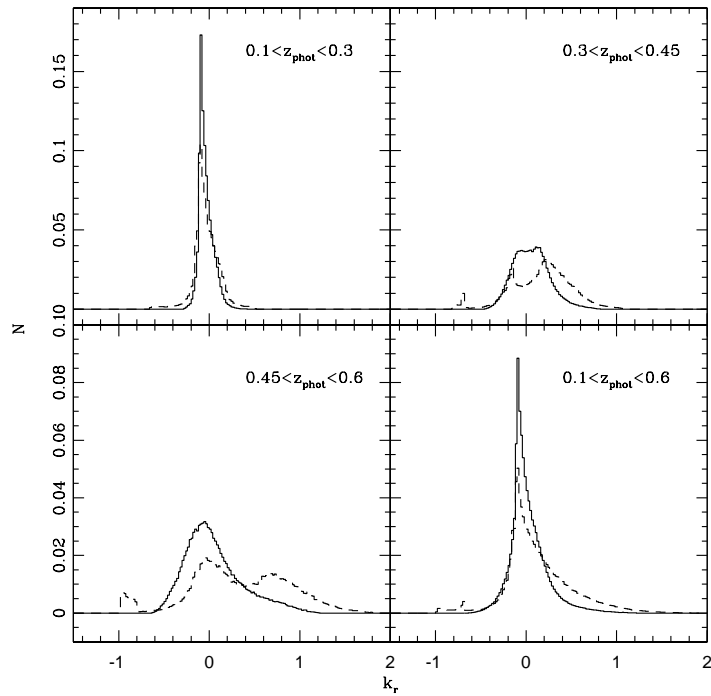


Figura 7.8: Distribución de las correcciones k_r obtenidas para una muestra aleatoria del SDSS-DR7 para 4 cortes diferentes de redshift. Nuestras estimaciones se muestran en líneas sólidas y en líneas de trazos se muestran los resultados obtenidos utilizando el código de Blanton & Roweis (2007).

ver en esta figura, que para el cómputo de las correcciones k utilizando nuestro código parece existir una menor dispersión que para Blanton & Roweis (2007) y en todas las bandas vemos la misma tendencia, siendo más significativo en la banda i y z .

Sin embargo, en esas bandas, nuestras estimas están en buen acuerdo con los valores obtenidos para Chilingarian et al. (2010) (líneas rojas).

En la figura 7.6, líneas azules, comparamos nuestras estimas de correcciones k con las obtenidas para galaxias elípticas y lenticulares ($E/S0$) del trabajo de Roche et al. (2009). Encontramos que el valor medio de la corrección k de las galaxias de tipo temprano se encuentra dentro de nuestras estimaciones para galaxias rojas (submuestra C_5), donde los valores de corrección k son más altos.

De manera similar, comparamos las estimas de nuestro código con el uso del “K-correction calculator”⁶, de (Chilingarian et al. 2010), el código de Westra et al. (2010) (líneas verde) y las correcciones k obtenidas de la tabla `Photoz` (Abazajian et al., 2009) (líneas magentas). Todas estas comparaciones fueron realizadas para colores extremos rojo y azules. Estas estimas se muestran siempre dentro de nuestra gama de valores estimados.

Podemos observar de esta figura una diferencia en las determinaciones para k_u en galaxias azules a redshift mayores con respecto a las determinaciones de Chilingarian et al. (2010). Esta diferencia puede atribuirse al echo de que estos autores calibran k_u con el color $u - r$ y la banda u presenta una disminución natural del rojo. Este efecto se puede propagar a las correcciones k , generando valores más altos, particularmente a altos redshifts.

En las figuras 7.7 y 7.8 trazamos las distribuciones de k_g y k_r para 4 diferentes cortes de redshift. Nuestras estimaciones se muestran en líneas continuas y en líneas de trazos las estimas con `k-correct_v4.2` de Blanton & Roweis (2007). Para las galaxias en el rango de redshift $0.1 < z_{\text{phot}} < 0.3$, ambas distribuciones muestran un comportamiento similar. A medida que aumenta el rango de redshift, podemos ver, que nuestras distribuciones son aproximadamente Gaussianas con un valor medio bien

⁶<http://kcor.sai.msu.ru/>

definido. Por otra parte, las distribuciones para Blanton & Roweis (2007) muestran 3 máximos diferentes, uno aproximadamente centrado en nuestras distribuciones y los otros en ambos extremos. Este comportamiento probablemente se deba a la falta de coincidencia de los espectros sintéticos utilizados. Esto se debe principalmente a las desventajas ya mencionadas de estos métodos, que utilizan espectros sintéticos: el número y la calidad de éstos disminuye considerablemente cuando aumenta el redshift. Para redshift $0.1 < z_{\text{phot}} < 0.6$, ambas distribuciones en la banda r (k_r) muestran un buen acuerdo, mientras que en la banda g (k_g) el pico de la distribución para las estimas con `k-correct_v4.2`, se ven desplazados a valores negativos.

7.7 Conclusiones

En este capítulo utilizamos el código público `k-correct_v4.2` (Blanton & Roweis 2007) para las MGS y realizamos un ajuste lineal entre el color de referencia $g - r$ y el redshift, luego extrapolamos esta relación a redshift grandes ($z_{\text{phot}} \sim 0.6$).

- Nuestra técnica implica algunas iteraciones en el cómputo de las correcciones k sólo para las bandas g y r .
- Utilizando valores iniciales que dependen del índice de concentración y del color, se obtienen las correcciones k para el resto de las bandas del SDSS.
- Los resultados obtenidos muestran que el uso de esta sencilla y lineal relación entre el color de referencia y el redshift es una opción muy precisa para el cómputo de las correcciones k en comparación con trabajos previos. Un extra que debemos tener en cuenta a la hora del uso de nuestra técnica es que ésta requiere un bajo tiempo computacional.
- Nuestras estimaciones de correcciones k no utilizan espectros sintéticos, evitando así los errores estadísticos de la falta de homogeneidad en las características espectrales, y minimizando los errores sistemáticos causados por una supuesta distribución de energía espectral (SED). Esto se observa claramente en el comportamiento de la distribución las correcciones k incluso para redshift intermedios.
- El catálogo con redshifts fotométricos y correcciones k se encuentra disponible en la pagina web: <http://www.starlight.ufsc.br/>

Capítulo 8

Aplicaciones

En este capítulo realizamos diferentes aplicaciones haciendo uso de los redshifts fotométricos y las correcciones k obtenidas en los capítulos 6 y 7. Como primer paso, se realiza un estudio de la luminosidad y el color para una muestra aleatoria de galaxias. Realizamos un análisis de sistemas de galaxias, centramos nuestro estudio en la detección de sistemas con tres miembros en un rango de redshift $0.01 < z < 0.4$. Este catálogo es construido utilizando galaxias con espectroscopía ($z < 0.14$) y galaxias con redshift fotométricos y correcciones k analizados en los capítulos 6 y 7 anteriores.

8.1 Análisis previos

El color de las galaxias es la propiedad más utilizada ya que es una buena forma de predecir las propiedades del medio ambiente. Los colores proporcionan información muy importante sobre la población estelar que compone las galaxias y su evolución. La utilización del color y la luminosidad de las galaxias forman el mejor conjunto para la predicción de diversas propiedades: proceso de formación y evolución, estimadores de la evolución en cúmulos, detección de sobredensidades, etc.

La muestra fotométrica de galaxias utilizada en esta sección comprende una muestra aleatoria del 0.001% de objetos extraída de las tablas `Galaxy` de la base de datos del `CasJobs`¹ y los redshifts fotométricos y correcciones k utilizados fueron los computados en los capítulos 6 y 7.

8.1.1 Luminosidad

Se computó la magnitud absoluta de las galaxias en las bandas fotométricas del SDSS-DR7 g y r con nuestras estimas de z_{phot} y correcciones k .

La magnitud absoluta de una galaxia en una determinada banda se construye a partir su magnitud aparente:

$$M_l = l - 5 \log_{10}(DL(z)) - 25 - k_l$$

donde l corresponde a las bandas g y r , y $DL(z)$ es la distancia de luminosidad que depende de los parámetros cosmológicos.

En la figura 8.1, se muestra la distribución de magnitudes absolutas de la muestra en cuatro intervalos diferentes de redshift para galaxias más brillantes que $M_r - 5 \log(h_{75}) = -21.5$. Es importante remarcar de esta figura que la forma de la distribución para las magnitudes absolutas es muy similar en ambas bandas g y r : una distribución Gaussiana ligeramente sesgada a magnitudes más débiles. Los valores medios se mueven hacia magnitudes brillantes cuando el rango de redshift aumenta,

¹<http://cas.sdss.org/dr7/>

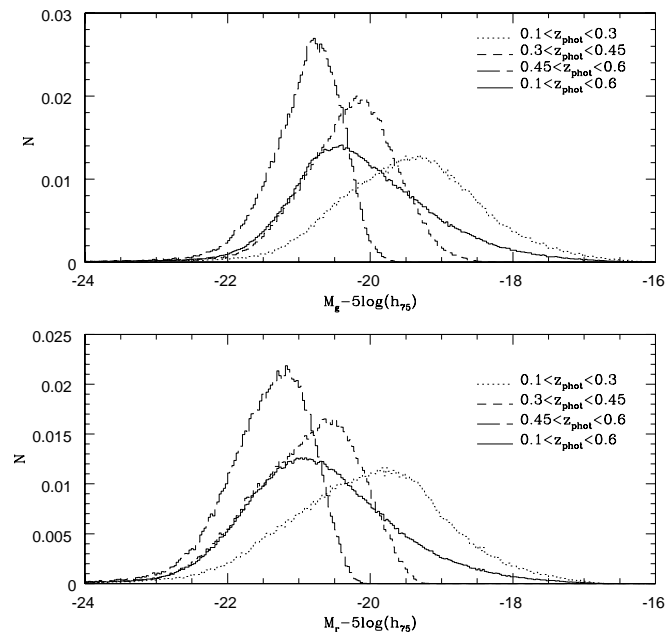


Figura 8.1: Distribución de luminosidad para galaxias más brillantes que $M_r - 5\log(h_{75}) = -21.5$ en cuatro diferentes cortes de redshift.

mientras que los extremos de la distribución permanecen constantes, mostrando a redshift mayores valores de $M_g \sim -22.5$ y $M_r \sim -23$, respectivamente.

8.1.2 Función de luminosidad

La función de luminosidad (LF) es el número de galaxias por unidad de volumen comóvil y por unidad de magnitud absoluta o luminosidad.

El volumen comóvil puede definirse como el flujo de Hubble que encierra una cierta cantidad de objetos que no evolucionan y que permanecen constantes con el redshift. El elemento de volumen comóvil en un ángulo sólido $d\Omega$ y en un intervalo de redshift dz será:

$$dV_c = D_H \frac{(1+z)^2 D_A^2}{E(z)} d\Omega dz.$$

La integral del elemento de volumen comóvil desde el presente hasta un z para un Universo plano, será:

$$V_c = \frac{4\pi}{3} D_c^3,$$

donde D_H es la distancia de Hubble, D_A la distancia diámetro angular, $E(z)$ el parámetro de Hubble normalizado y D_c la distancia comóvil (capítulo 1).

La función de luminosidad nos proporciona la densidad de galaxias en un determinado intervalo de luminosidad. Dado que la LF a $z = 0$ es el resultado final de la evolución de la población de galaxias a lo largo de la vida del Universo, su determinación es muy importante y constituye una de las condiciones de contorno fundamentales para cualquier modelo de evolución de galaxias. Esta LF presenta una fuerte dependencia respecto a muchos parámetros como morfología, color, densidad local, etc.

El formalismo para la representación de la LF viene dado por Schechter (1976). Analíticamente, la función de Schechter es de la forma:

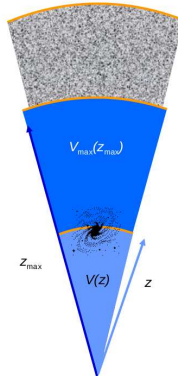


Figura 8.2: Ejemplo del test para determinar la completitud del catálogo, V/V_{max}

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

que transformado en magnitudes resulta:

$$\Phi(M)dM = 0.4 \ln(10) \Phi^* 10^{-0.4(M-M^*)(\alpha+1)} \exp[-10^{-0.4(M-M^*)}] dM,$$

donde $\Phi(L)$ ($\Phi(M)$) es el número de galaxias por unidad de volumen comprendida entre L y $(L + dL)$ (M y $(M + dM)$). L^* (M^*) es la luminosidad (magnitud absoluta) característica, que marca la separación entre la ley exponencial predominante en el extremo brillante de la FL y la ley de potencias, con índice α , dominante en el extremo débil. Todos estos parámetros pueden depender del tipo morfológico de galaxias que se estén considerando, del ambiente, etc.

Existen una serie de métodos o estimadores para calcular numéricamente la FL . Todos ellos arrojan valores que en general difieren muy poco unos de otros. Entre los estimadores más utilizados, tenemos los de máxima probabilidad como por ejemplo: *STY* de Sandage et al. (1979), el *EEP* de Efstathiou et al. (1988) y $1/V_{max}$ de Schmidt (1968).

STY y *EEP* se basan en estimadores de máxima probabilidad, los cuales permiten corregir las inhomogeneidades en la distribución espacial de galaxias.

El método $1/V_{max}$ supone que para una magnitud absoluta dada, la función de

luminosidad integrada en el espacio de volumen se puede escribir como:

$$\Psi(M) = \sum_{j=1}^{N_g} \frac{1}{Vmax(j)},$$

donde $Vmax(j)$ es el volumen comóvil correspondiente a la distancia máxima hasta la cual es posible detectar la galaxia j y todavía ser incluida en el catálogo considerando el límite en magnitud aparente de éste.

La FL diferencial, es decir la FL por unidad de magnitud y de volumen, se puede calcular sumando las galaxias por intervalo de magnitud y de volumen:

$$\Phi(M) = \frac{\sum_{j=1}^{N_g} \left(M - \frac{dM}{2} \leq M_j \leq M + \frac{dM}{2} \right)}{Vmax(M)},$$

N_g es el número total de galaxias. La ventaja del método es la simpleza del cómputo y el hecho de que simultáneamente se obtiene la forma y la normalización para la FL .

Para el cómputo de la función de luminosidad en las bandas g y r utilizamos el método $1/Vmax$, para lo cual consideramos la incompletitud utilizando el test de $V/Vmax$ de Schmidt (1968). Este test tiene en cuenta que para una galaxia con luminosidad fija, el máximo redshift, z_{max} al que la vería, define un volumen comóvil máximo al cual se puede ver el objeto $Vmax(z_{max})$ y comparando $Vmax$ con el volumen comóvil al que se encuentra la galaxia $V(z)$, figura 8.2, se puede determinar la completitud del catálogo para cada banda. De esta manera cuando $\left\langle \frac{V}{Vmax} \right\rangle \sim 0.5$ determina el límite de completitud del catálogo. Para este análisis consideramos que el máximo volumen está definido por la diferencia entre el volumen máximo al que se puede ver la galaxia y el volumen mínimo, ambos definidos por los límites de magnitud del catálogo (ver capítulo 3).

En la figura 8.3 se muestra la función de luminosidad y los resultados para el test $V/Vmax$ para el rango de redshift $0.1 < z_{phot} < 0.6$.

La línea de trazos muestra el ajuste de Schechter para las MGS en el rango $0 < z_{spec} < 0.1$ de Blanton et al. (2003) y Montero-Dorta & Prada (2009) (líneas verdes y azules, respectivamente). La FL computada por Blanton et al. (2003) contiene correcciones

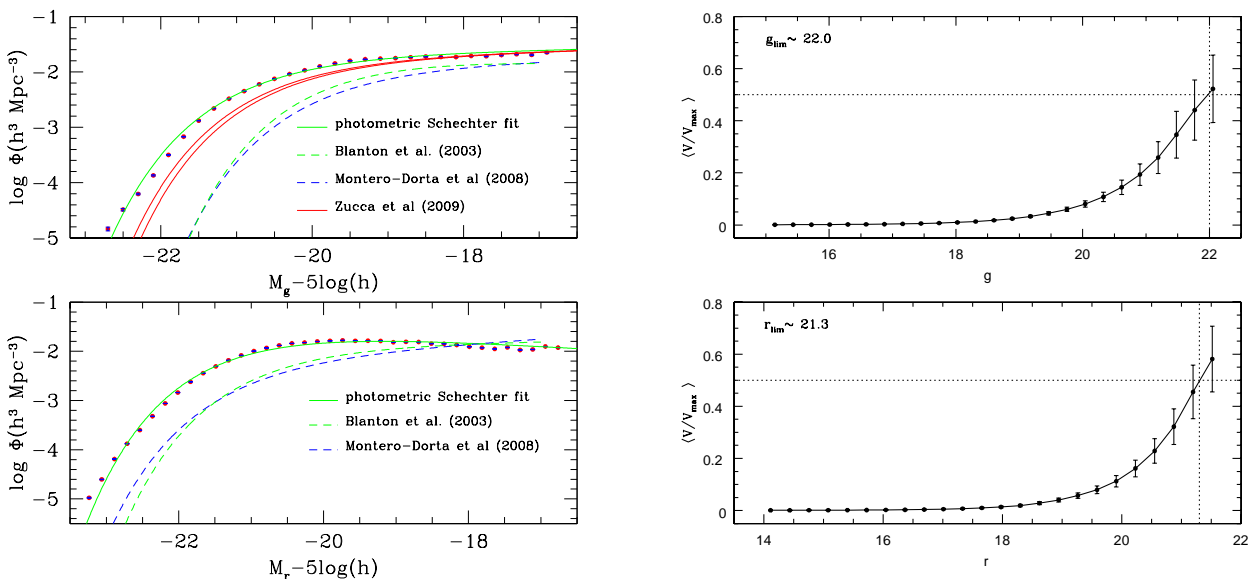


Figura 8.3: Panel izquierdo: Función de luminosidad en las bandas g y r . La línea de trazos muestra el ajuste de Schechter para las MGS, de Blanton et al. (2003) y Montero-Dorta & Prada (2009) (líneas verdes y azules, respectivamente). La línea sólida verde es el resultado de la función de luminosidad con el método $1/V_{max}$ para la submuestra fotométrica. Para la banda g (panel superior izquierdo) las líneas sólidas muestran los resultados de la función de luminosidad con el método STY para dos diferentes intervalos de redshift ($0.1 < z < 0.35$ y $0.35 < z < 0.55$) de Zucca et al. (2009). La barra de error (color azul) representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Panel derecho: test V/V_{max} para las bandas g y r . Las barras de error representan 1σ de la desviación de la media. Las líneas de punto horizontal a $V/V_{max} = 0.5$ corresponden al límite de completitud para cada banda.

por evolución, mientras que Montero-Dorta & Prada (2009) computa la FL sin el efecto de la evolución.

La línea sólida verde es el resultado de la función de luminosidad con el método $1/Vmax$ para la submuestra fotométrica. Para la banda g (4686\AA) comparamos nuestros resultados con dos intervalos de redshift diferentes de $0.1 < z < 0.35$ y $0.35 < z < 0.55$ para Zucca et al. (2009). Estos autores estudian la evolución de la FL en la banda B (4459.7\AA) hasta redshift $z \sim 1$ en el catálogo $zCOSMO$ utilizando el método *STY*.

Los resultados de los ajustes de Schechter para la FL se pueden ver en la tabla 8.1. Los errores fueron determinados utilizando técnicas de bootstrapping. Notar que el valor de M_* para nuestro cómputo de la FL es más brillante que para Blanton et al. (2003) y Montero-Dorta & Prada (2009), debido al rango de redshift utilizados, esto está de acuerdo a la distribución de luminosidad de la figura 8.1.

Fukugita et al. (1995) estudian los colores de las galaxias en diferentes sistemas fotométricos y obtienen leyes para la transformación de los colores. De esta manera se puede encontrar el desplazamiento entre sistemas diferentes. Estos autores sugieren que para una galaxias espiral *Sbc* a $z \sim 0.5$ el desplazamiento de los sistemas fotométricos B y g es $(g - B) \sim 0.5mag$. Teniendo en cuenta este desplazamiento, podemos ver de la figura 8.3 y de los valores de la tabla 8.1 que la función de luminosidad a $z \sim 0.5$ para nuestro trabajo y para Zucca et al. (2009) son consistentes.

8.1.3 Análisis del color de las galaxias

En la figura 8.4 comparamos las distribuciones de color $g - r$ para las galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ en cuatro cortes diferentes de redshift. El histograma de trazos corresponde a las correcciones k estimadas utilizando el código de `k-correct_v4.2` y en líneas continuas nuestras estimaciones. Para las galaxias con $0.1 < z_{\text{phot}} < 0.3$ ambas distribuciones son similares, mostrando un pico rojo correspondiente a las galaxias de tipo temprano. A medida que aumenta el redshift, las distribuciones se desplazan a poblaciones azules, y en el rango de redshift

Este trabajo: $0.1 < z_{\text{phot}} < 0.6$			
Banda	$\Phi^*(h^3 Mpc^{-3})$	$M^* - 5\log_{10}h$	α
<i>g</i>	0.02 ± 0.009	-20.47 ± 0.05	-1.07 ± 0.03
<i>r</i>	0.03 ± 0.003	-20.82 ± 0.09	-0.78 ± 0.02

Montero-Dorta & Prada (2009): $0 < z_{\text{spec}} < 0.22$			
Banda	$\Phi^*(h^3 Mpc^{-3})$	$M^* - 5\log_{10}h$	α
<i>g</i>	0.014 ± 0.006	-19.53 ± 0.04	-1.10 ± 0.02
<i>r</i>	0.009 ± 0.007	-20.73 ± 0.04	-1.23 ± 0.02

Blanton et al. (2003): $0 < z_{\text{spec}} < 0.22$			
Banda	$\Phi^*(h^3 Mpc^{-3})$	$M^* - 5\log_{10}h$	α
<i>g</i>	0.022 ± 0.008	-19.39 ± 0.02	-0.89 ± 0.03
<i>r</i>	0.015 ± 0.004	-20.44 ± 0.01	-1.05 ± 0.01

Zucca et al. (2009): $0.10 < z_{\text{spec}} < 0.35$			
Banda	$\Phi^*(h^3 Mpc^{-3})$	$M^* - 5\log_{10}h$	α
<i>B</i>	0.0562 ± 0.058	-20.85 ± 0.10	-1.09 ± 0.04

Zucca et al. (2009): $0.35 < z_{\text{spec}} < 0.55$			
Banda	$\Phi^*(h^3 Mpc^{-3})$	$M^* - 5\log_{10}h$	α
<i>B</i>	0.064 ± 0.058	-20.67 ± 0.02	-0.89 ± 0.03

Tabla 8.1: Valores para los parámetros de Schechter α , M^* y Φ^* , para este trabajo, Montero-Dorta & Prada (2009), Blanton et al. (2003) y Zucca et al. (2009)

$0.45 < z_{\text{phot}} < 0.6$ podemos observar un exceso relativo de galaxias rojas en los resultados de Blanton & Roweis 2007 en comparación con nuestros resultados. Esta tendencia también puede observarse en todo el rango de redshift $0.1 < z_{\text{phot}} < 0.6$ (figura 8.4 panel derecho inferior), donde se puede apreciar la bimodalidad galaxia.

En las figuras 8.5 y 8.6 se muestran los diagramas color-color $g-r$ vs $r-i$ y $g-r$ vs $i-z$, para galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ en cuatro intervalos diferentes de redshift (ver figuras). Los contornos encierran el 50%, 65%, 85%, y 90% de las galaxias de la muestra fotométrica. En todos los casos la región sombreada representa el diagrama correspondiente color-color para el 90% de las MGS, recordar que esta muestra posee un rango de magnitud límite en la banda r de $r < 17.77$ y un redshift espectroscópico de $z_{\text{spec}} < 0.2$ (ver figura 7.1 del capítulo 7).

En el panel izquierdo superior de las figuras 8.5 y 8.6 ($0.1 < z_{\text{phot}} < 0.2$) podemos ver que los contornos calculados con redshifts fotométricos coincide con la región sombreada. Para rangos de redshift mayores, los contornos en los diagramas color-color se expanden con respecto a la muestra espectroscópica, pero ambos permanecen centrados.

La expansión de los contornos con redshifts fotométricos podría ser debido a las incertidumbre en la determinación de los mismos y las correcciones k . Aunque estas tendencias también podrían reflejar la evolución de las galaxias. La evolución de la distribución de colores con el redshift muestra una disminución de la población de galaxias rojas, y un constante desplazamiento hacia colores azules (O'Mill et al. 2008). En los paneles inferiores se puede apreciar la componente azul, la cual es particularmente importante para el rango de redshift $0.45 < z_{\text{phot}} < 0.6$.

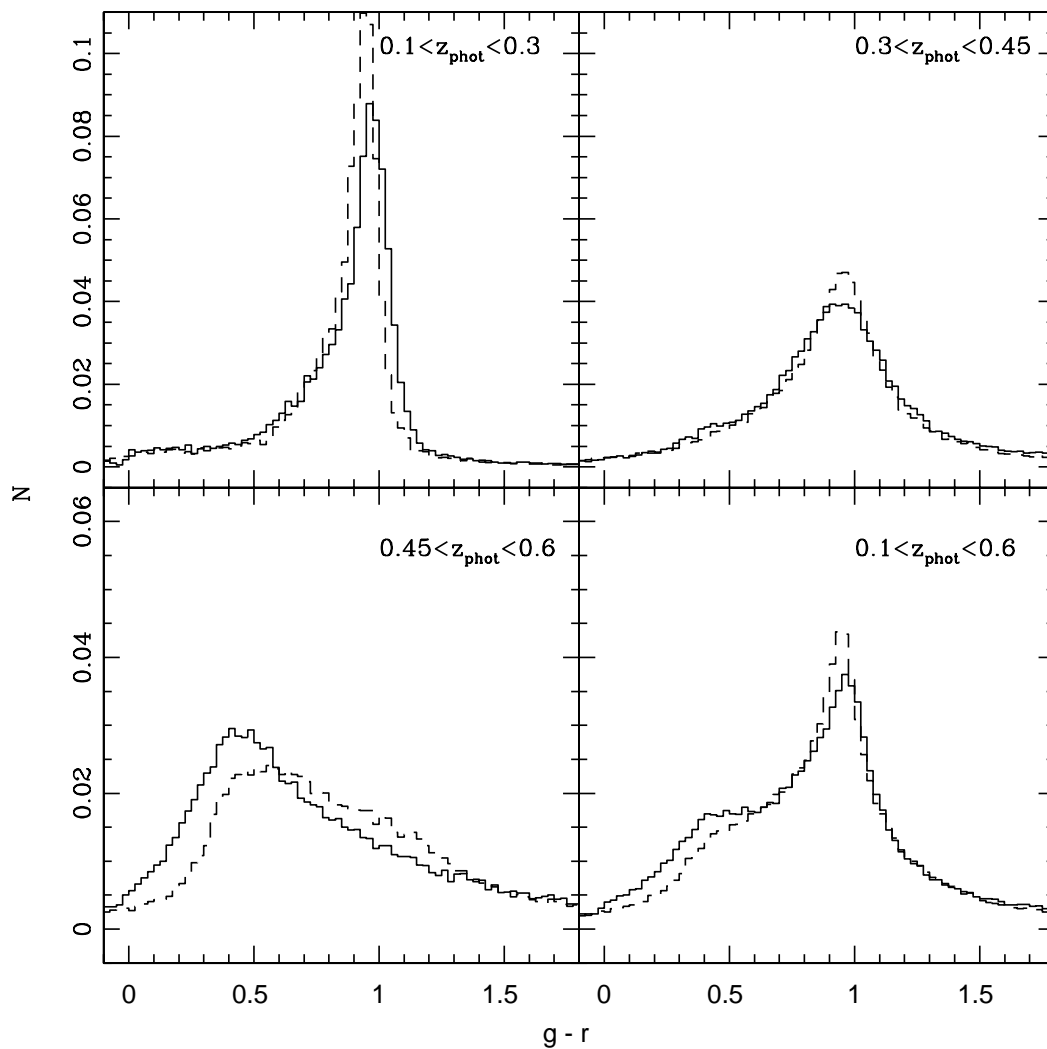


Figura 8.4: Distribución de color restframe $g-r$ para galaxias más brillantes que $M_r - 5\log(h_{75}) = -21.5$ para 4 cortes de redshifts. El histograma de trazos corresponde a los resultados de Blanton's (2003), y las líneas sólidas, nuestras estimas. Se puede apreciar claramente un exceso relativo de galaxias rojas en los resultados de Blanton en comparación con nuestras estimas para el color.

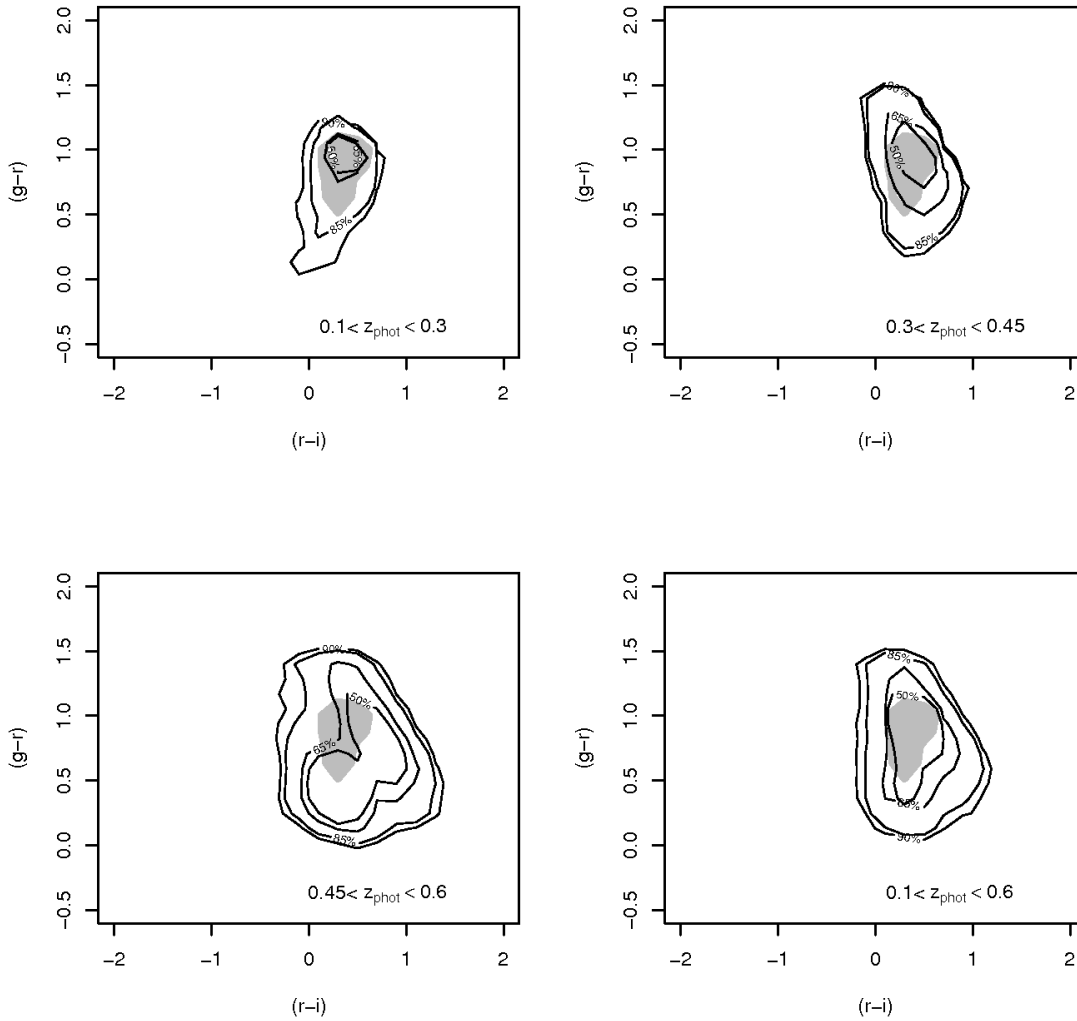


Figura 8.5: Diagramas color-color: $g - r$ vs $r - i$ para galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ en cuatro diferentes intervalos de redshift. Los contornos encierran el 50%, 65% 85%, y 90% de la muestra fotométrica. La región sombreada representa los diagramas color-color para el 90% de las MGS.

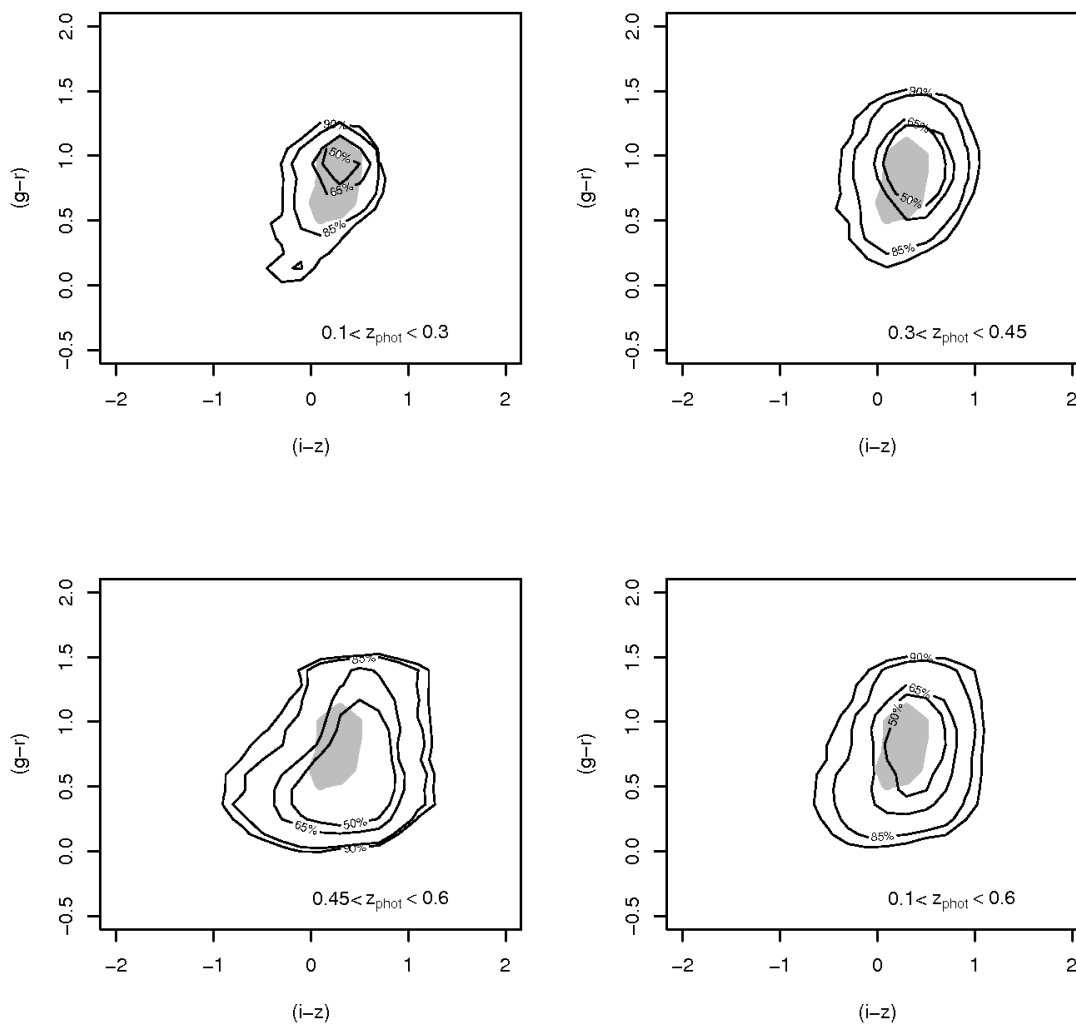


Figura 8.6: Diagramas color-color: $g - r$ vs $i - z$ para galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ en cuatro diferentes intervalos de redshift. Los contornos encierran el 50%, 65% 85%, y 90% de la muestra fotométrica. La región sombreada representa los diagramas color-color para el 90% de las MGS.

8.2 Estudio de sistemas de galaxias

Nuestro conocimiento de la estructura en gran escala del Universo es limitada por nuestra capacidad de reconocer y observar objetos distantes y determinar distancias y propiedades físicas.

Es frecuente encontrar en el universo estructuras aisladas, bien definidas, constituídas por objetos cuya situación de equilibrio y los movimientos que describen son el resultado de una acción gravitacional producida por el conjunto de ellos. A mayor escala, los sistemas de galaxias son el mejor ejemplo de la tendencia de agrupación jerárquica que presentan los objetos celestes.

Los sistemas de galaxias proveen abundante información sobre las galaxias, el gas, la materia oscura y su relación con el medio. Los grupos de galaxias se encuentran en regiones donde existe una concentración importante de materia oscura. En particular los sistemas con tres galaxias representan grupos de galaxias poco poblados. Estos son de especial interés para el estudio cinemático y dinámico en sistemas triples.

8.2.1 Motivación

En un universo jerárquico los cúmulos de galaxias no se forman por acreción de galaxias individuales en el campo, sino a través de la caída de los grupos menos masivos en movimiento a lo largo de filamentos. Por este motivo, los grupos de galaxias son un laboratorio importante ya que constituyen la primera estructura que se forma a partir de galaxias individuales. Debido al rango de masa que cubren, son el nexo natural entre galaxias y cúmulos de galaxias.

Las interacciones entre galaxias afectan propiedades de las mismas tales como la tasa de formación estelar, la actividad nuclear y la morfología (Alonso et al. 2004, Alonso et al. 2007). Diversos trabajos han sido realizados en la identificación de pares de galaxias en interacción en el SDSS. Sin embargo, sistemas de tres miembros en interacción no han sido estudiados exhaustivamente en la literatura. Por este motivo centramos nuestro estudio final en sistemas de tres miembros en interacción.

Presentamos un catálogo de tripletes de galaxias seleccionados de una muestra limi-

tada en volumen del SDSS-DR7 en un rango de redshift $0 < z < 0.4$.

8.2.2 Muestras de galaxias

En esta sección utilizamos dos muestras de galaxias extraídas del SDSS-DR7, una con mediciones de redshift espectroscópico y la otra con datos fotométricos.

La muestra fotométrica fue extraída de las tablas `Galaxy` de la base de datos del `CasJobs`² y los redshifts fotométricos y correcciones k utilizados fueron los computados en el capítulo 6 y 7.

En esta sección restringimos nuestros análisis a objetos con magnitud límite en la banda r de $r < 21.5$, con esta magnitud límite podemos asegurar una buena calidad fotométrica y una confiable separación de estrellas-galaxias (Stoughton et al. (2002), y Scranton et al. (2002)).

La muestra espectroscópica fue obtenida de los archivos `fits` de la página del SDSS³, la cual comprende las Galaxias Principales del Sloan (MGS; Strauss et al. (2002)).

Como primer paso necesitamos establecer la completitud de la muestra. Sabemos que los catálogos de galaxias espectroscópico y fotométrico deberían tener densidades espaciales similares para así lograr una identificación correcta de objetos con características similares. La densidad de galaxias resulta más adecuada para tener en cuenta las posibles irregularidades que afectan el número de galaxias por unidad de volumen en cada posición del cielo.

En el panel izquierdo de la figura 8.7, se muestran las densidades espaciales de las galaxias más brillante que $M_r = -20.5$ para las muestras espectroscópicas y fotométricas en rojo y azul, respectivamente, ambas para una magnitud aparente límite de $r < 17.77$. Las barras de error representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. En esta figura se puede ver que ambas muestras presentan un comportamiento plano hasta $z \sim 0.14$ (línea vertical) y son consistentes entre ellas

²<http://cas.sdss.org/dr7/>

³<http://www.sdss.org/dr7/products/spectra/getspectra.html>

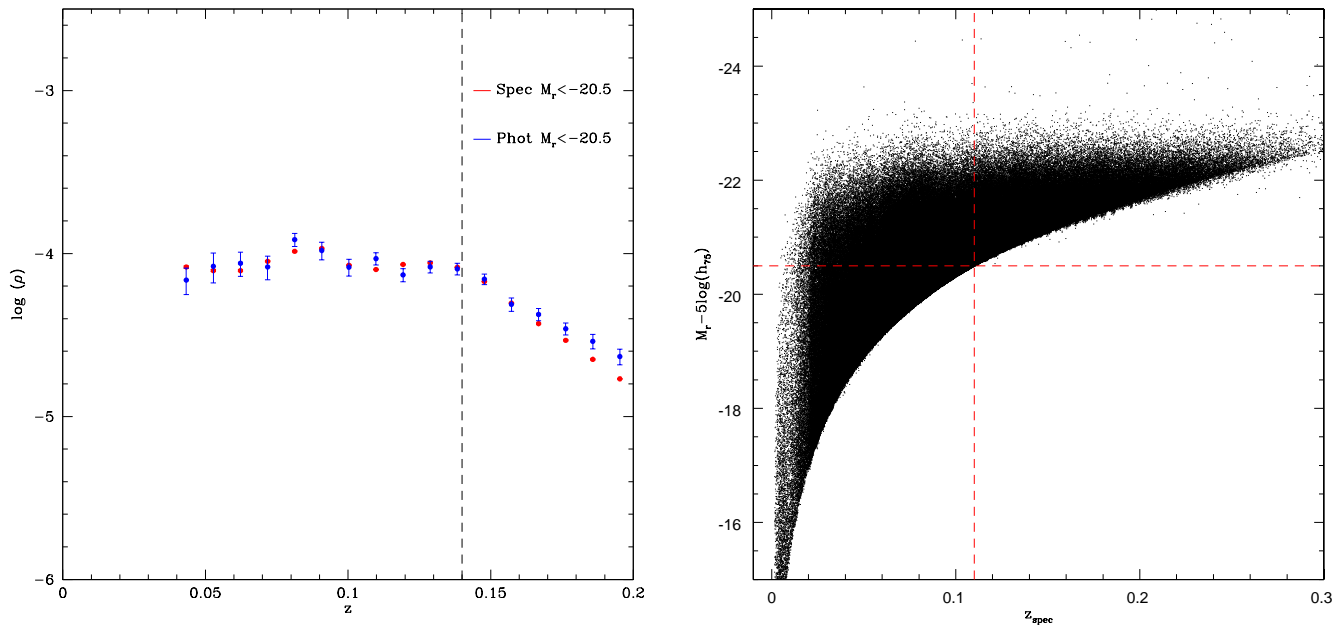


Figura 8.7: Izquierda: densidad espacial de galaxias más brillantes que $M_r = -20.5$ para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul, ambas para un corte en la magnitud aparente de $r < 17.77$. Las barras de errores representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Derecha: Magnitud absoluta en función del redshift, la línea horizontal muestra el rango de magnitudes $M_r = -20.5$.

dentro del rango explorado. En el panel derecho de la figura 8.7 se muestra la magnitud absoluta de las galaxias en función del redshift para las MGS, la línea horizontal muestra el rango $M_r = -20.5$ a partir del cual se realizarán los estudios.

8.2.3 Construcción del catálogo

El método de identificación consiste en la selección de sistemas interactuantes tales como conjuntos de galaxias cercanas en distancia proyectada (r_p) y con diferencia de velocidades radiales (ΔV).

Para la identificación de los sistemas, se realizó un pixelizado del catálogo, con el objeto de disminuir el tiempo de cómputo.

8.2.4 Método utilizado en la identificación

Para la detección de sistemas de galaxias realizamos una pixelización del SDSS-DR7. Para ello se utilizan las rutinas del HEALPIX (Hierarchical Equal Area isoLatitude Pixelization, Górski et al. 2005), las cuales resultan en una versátil estructura para la pixelización de datos en una esfera. HEALPIX fue desarrollado para el procesamiento de datos y análisis necesarios en los experimentos de fondo cósmico de microondas (cosmic microwave background, CMB). Este procedimiento de pixelización se presenta como una partición curvilínea de la esfera en áreas cuadriláteras iguales de formas variadas.

La resolución base comprende 12 pixeles en tres anillos alrededor de los polos y del ecuador. La resolución de los grides es expresada por el parámetro N_{side} , el cual define el número de divisiones junto con el tamaño del pixel para la resolución base que es necesaria para lograr una partición deseada de alta resolución.

Todos los centros de los pixeles se colocan en $4N_{side} - 1$ anillos (N_{ring}) de latitud constante, y equidistantes en acimut (de cada anillo). Todos los anillos de igual latitud localizados entre las esquinas superiores e inferiores de los pixeles de resolución base (zona ecuatorial), son divididas en el mismo número de pixeles $N_{eq} = 4N_{side}$. Los anillos restantes son localizados en las regiones polares y contienen un número de pixeles variables, que se incrementan en un pixel de anillo a anillo cuando aumenta

la distancia desde los polos dentro de cada cuadrante. El número de pixeles finales será $N_{pix} = 12N_{side}^2$.

Parámetros

HEALPIX posee una libreria de algoritmos computacionales y software de visualización que permiten rápidas aplicaciones científicas ejecutables directamente en un mapa discretizado en grandes cantidades de datos como lo son los relevamientos del SDSS.

En este trabajo se utilizaron las rutinas del HEALPIX para encontrar el índice de todos los pixeles dentro de una distancia angular radial desde un centro definido. Las rutinas utilizadas fueron: *ang2pix* que permite generar una lista de enlace para las galaxias en cada pixel, *ang2vec* que convierte coordenadas angulares en coordenadas cartesianas, y por último *query_disc* que identifica el pixel al que pertenece la galaxia central y con el radio de búsqueda (previamente definido) identifica los pixeles contiguos al pixel del la galaxia central. Los parámetros de resolución (N_{side}) utilizados en los catálogos fueron de 512 para el espectroscópico y 2048 para el fotométrico.

La elección de diferentes N_{side} se debe a que los volúmenes, rangos de redshift y número de objetos en ambos catálogos son diferentes. Para el caso del catálogo espectroscópico $N_{side} = 512$ da un total de ~ 715268 pixeles en el area del SDSS, cada pixel tendrá un area de ~ 0.013 sq deg y en cada pixel se tendrá ~ 1 galaxias. Para el caso del catálogo fotométrico $N_{side} = 2048$ da un total de ~ 14229718 pixeles en el area del SDSS, cada pixel tendrá un area de $\sim 8.210^{-4}$ sq deg y en cada pixel se tendrá un total de ~ 12 galaxias.

Para cada centro seleccionado se define un radio de búsqueda que cubra aproximadamente $600Kpc$ al redshift más chico en cada catálogo, garantizando de esta manera la búsqueda en todos los pixeles contiguos al pixel al que pertenece la galaxia central. El radio de búsqueda adoptado fue de $0.88deg$ en la muestra espectroscópica y $0.068deg$ en la fotométrica .

8.2.5 Identificación de tripletes de galaxias

Para la identificación de tripletes, nuestro algoritmo selecciona posibles candidatas a galaxias centrales. En este procedimiento cualquier galaxia es, en principio, candidata a centro. Entonces, se identifica el pixel al que pertenece esta candidata y se buscan las galaxias en los pixeles contiguos.

Los pares de galaxias identificados por Lambas et al. (2003) fueron seleccionados considerando $r_p = 100 h^{-1}$ kpc y $\Delta V = 350 \text{ km s}^{-1}$. Merchán & Zandivarez (2005) identifica grupos de galaxias en el tercer lanzamiento del SDSS con un redshift medio de ~ 0.1 y una velocidad media de dispersión de 230 km s^{-1} . Teniendo en cuenta que sistemas de galaxias con dos o más miembros poseen una dinámica similar a los grupos, consideramos ésto en la elección de los criterios en ΔV y r_p para la selección de los tripletes. De esta manera, los criterios para la muestra espectroscópica fueron: $r_p < 100 h^{-1}$ kpc y $\Delta V < 500 \text{ km s}^{-1}$. En cuanto a los tripletes fotométricos, hay que tener en cuenta que los errores en los z_{phot} impiden utilizar las mismas restricciones en ΔV que las utilizadas en los datos espectroscópicos. Los criterios utilizados fueron: $r_p < 100 h^{-1}$ kpc y $\Delta V < 6810 \text{ km s}^{-1}$, esto corresponde a 1σ de la distribución de errores fotométricos.

Para considerar a un sistema como interactuante se impuso la restricción de que existan 2 galaxias vecinas. El segundo paso consiste en reasignar la posición de los centros a la galaxia más brillante en los sistemas seleccionados. Con este recentrado se generan dos clases de identificación múltiple de sistemas:

- *claseA*: el mismo centro se asigna a más de un sistema identificado independientemente, esto es debido a que la galaxia más brillante es una galaxia vecina en más de un sistema.
- *claseB*: un sistema será identificado más de una vez si diferentes centros cumplen con la condición de vecinos, es decir poseen $r_p < 100 \text{ Kpc}$ y $\Delta V < 500 \text{ km s}^{-1}$ con respecto a otro centro.

Para evitar identificación doble se removieron de la muestra los centros repetidos (*claseA*) y los centros *claseB* fueron considerados como un único sistema tomando a

la galaxia más brillante como galaxia central. Este procedimiento genera una nueva lista de centros a partir de los cuales se repite el algoritmo utilizado para detectar sistemas, ahora con centros definidos. Con este procedimiento puede ocurrir que la nueva galaxia central esté ubicada en un extremo del triplete, y la distancia a la tercer galaxia sea ahora $r_p > 100Kpc$. Para recuperar estos sistemas se relajaron las restricciones sobre diferencia de velocidades y distancia proyectada, considerando ahora para estos centros las siguientes restricciones: para la muestra espectroscópica $r_p < 200 h^{-1} kpc$ y $\Delta V < 700km s^{-1}$, mientras que para la fotométrica $r_p < 200 h^{-1} kpc$ y $\Delta V < 7500km s^{-1}$ el cual corresponde a 1.2σ de la distribución de errores fotométricos.

Teniendo en cuenta la figura 8.7 y los criterios de selección arriba mencionados, identificamos tripletes de galaxias en la muestra espectroscópica en el rango $0.01 < z_{spec} < 0.14$. Todas las galaxias en la muestra son seleccionadas con $M_r < -20.5$, de esta manera tenemos una muestra limitada en volumen.

8.2.6 Análisis de completitud y efectos por colisiones de fibras

Las fibras en el SDSS son conectadas de forma manual en placas insertadas en el plano focal del telescopio, el mapeo de las fibras a las placas se realiza mediante un algoritmo de mosaico (Blanton et al. 2001b) que optimiza la eficiencia en la observación de la estructura a gran escala.

Aproximadamente el 6% de las galaxias del SDSS que satisfacen los criterios de selección para la obtención de los espectros (esto es, en magnitud aparente, color, etc.) no son observadas debido a que tienen un compañero más cerca que $55''$, mínimo de separación de las fibras espectroscópicas. Para dos objetos con la misma prioridad (como por ejemplo dos MGS) y cuyos centros están a menos de $55''$, el SDSS selecciona de manera aleatoria la galaxia a la cual se estimará la espectroscopía. En las regiones donde las placas se superponen (aproximadamente un 30% de las regiones del mosaico), ambos miembros son resueltos.

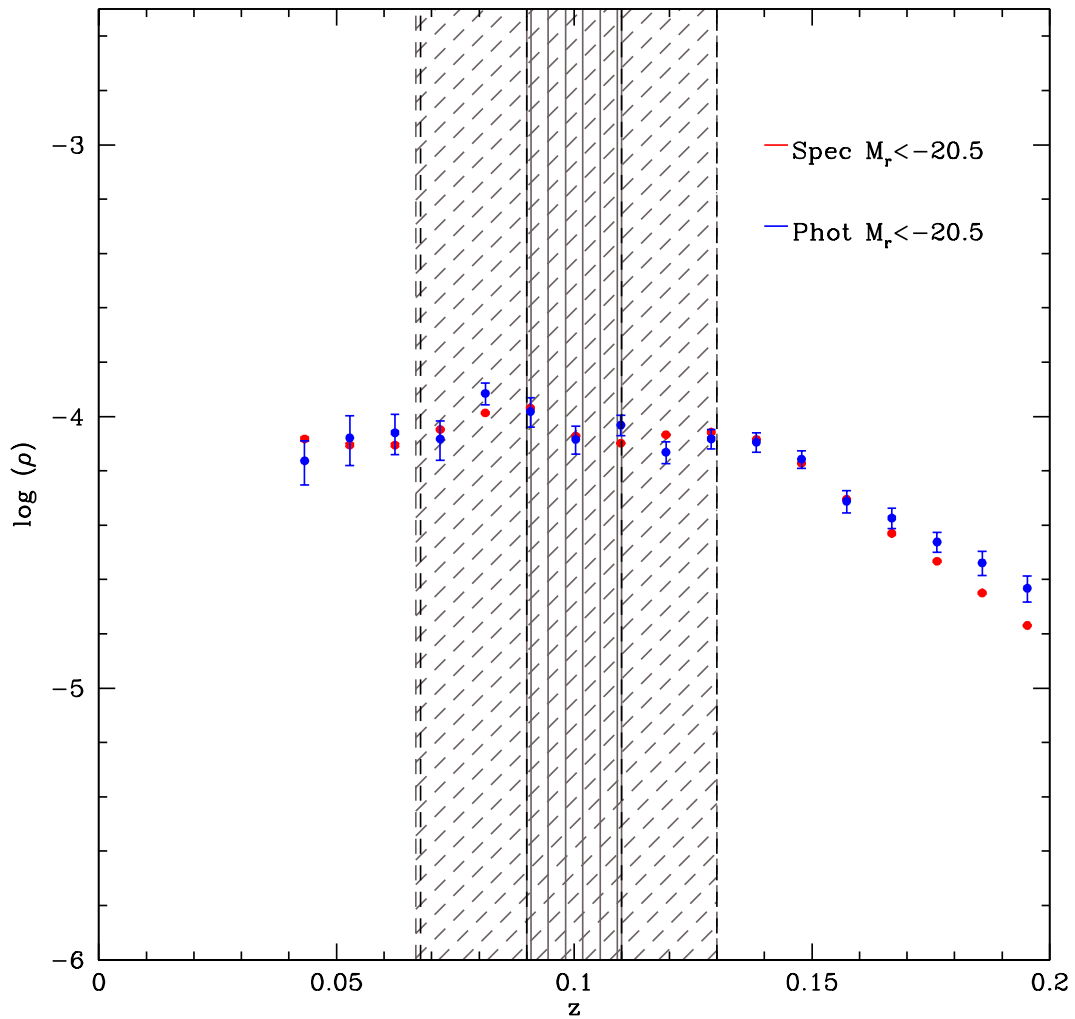


Figura 8.8: Densidad espacial de galaxias más brillante que $M_r = -20.5$ para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul, ambas para un corte en la magnitud aparente de $r < 17.77$. Las barras de errores representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Las líneas verticales muestran el rango de redshift explorado con el catálogo espectroscópico. En líneas oblicuas el rango para el catálogo fotométrico.

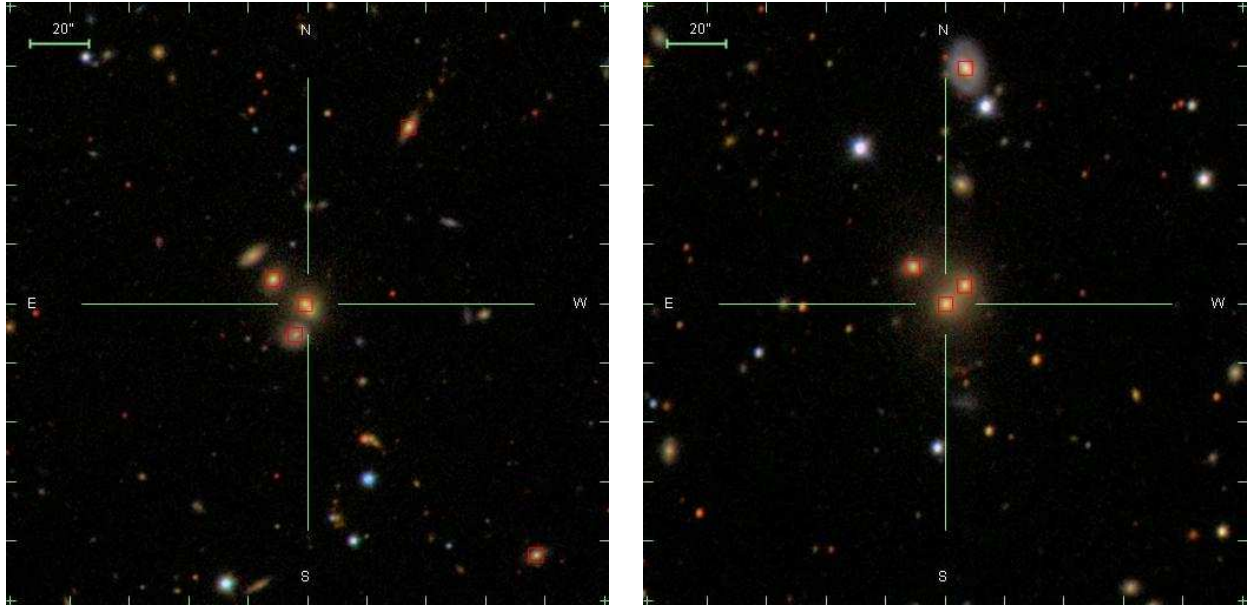


Figura 8.9: Ejemplos de tripletes seleccionados con la muestra espectroscópica en el rango $0.09 < z < 0.11$.

Zehavi et al. (2002) encuentran que para aproximadamente el 6% de los objetos target no se les asigna una fibra debido a la restricción de $55''$. Alonso et al. (2005) seleccionan pares de galaxias identificadas en la muestra principal de galaxias del SDSS versión 2 y analizan la pérdida de pares debido a la colisión de fibras, estos autores encuentran que pierden $\sim 9.5\%$ de pares.

Con el objetivo de explorar la selección de tripletes espectroscópicos y fotométricos se seleccionó un rango de redshift donde el catálogo espectroscópico es completo. El rango elegido corresponde a $0.09 < z < 0.11$. Para analizar la recuperación de estos objetos con redshifts fotométricos y estudiar la confiabilidad de la selección de sistemas, utilizamos el mismo intervalo teniendo en cuenta el error fotométrico $\Delta z \sim 0.0227$. De esta manera, el rango de búsqueda de tripletes fotométricos será de: $0.09 - \Delta z < z < 0.11 + \Delta z$. La figura 8.8 muestra el rango de redshift seleccionado para ambas muestras. En líneas verticales el rango $0.09 < z < 0.11$ y en líneas oblicuas el rango $0.09 - \Delta z < z < 0.11 + \Delta z$. Las barras de errores representan

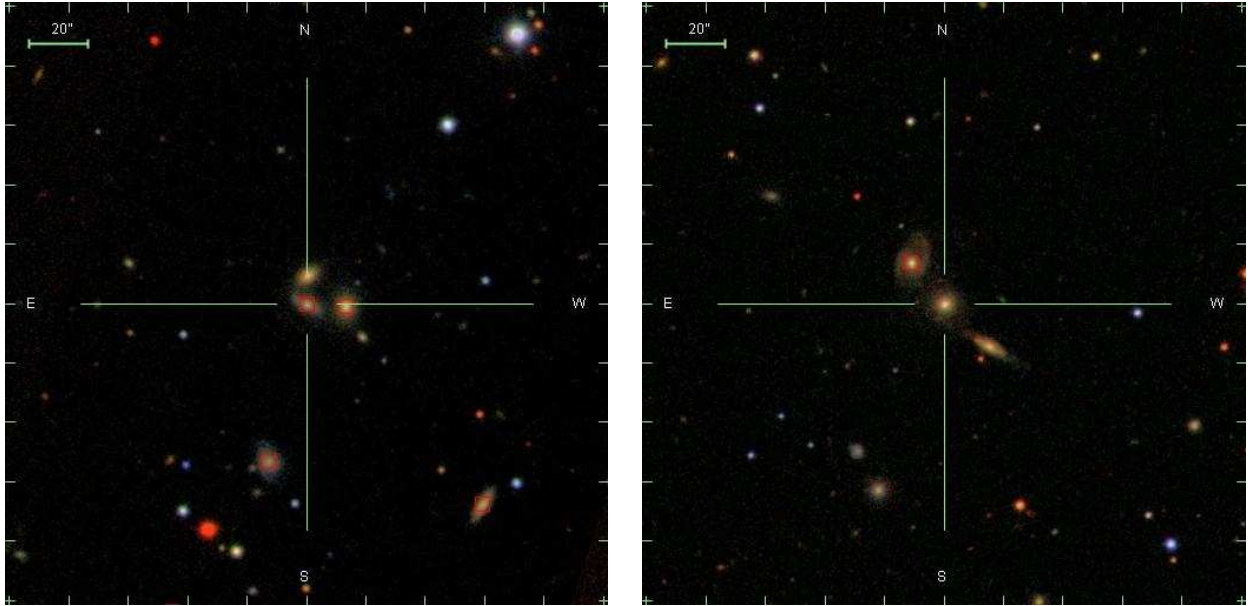


Figura 8.10: Ejemplos de tripletes seleccionados con la muestra fotométrica y que pertenecen al rango $0.09 < z < 0.11$. Las galaxias encerradas en un cuadro rojo son aquellas que poseen determinación de redshift espectroscópico.

incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping.

Una vez identificados los tripletes espectroscópicos en el rango de redshift mencionado, esperamos recuperar en la identificación fotométrica la mayoría de estos tripletes, los cuales fueron dispersados por la incerteza de los z_{phot} . Para la muestra espectroscópica en este rango encontramos 23 tripletes, en la figura 8.9 se muestran dos ejemplos de estos sistemas.

Podemos ver en la figura de la izquierda un cuarto posible miembro; éste es excluido debido a que la magnitud absoluta está fuera del rango de selección. De los 23 tripletes, recuperamos 22 con los redshift fotométricos, lo cual nos da una completitud del 95%. Este 95% de completitud es muy importante porque muestra la buena identificación de sistemas utilizando z_{phot} . No sólo es buena la identificación, sino que además de recuperar los tripletes, encontramos 17 tripletes más, con una o dos galaxias con redshift espectroscópico medido. Es decir, en la muestra espectroscópica estos sistemas son perdidos debido a la colisión de fibra. En la figura 8.10 se mues-

tran dos ejemplos de estos sistemas incorporados. En estas imágenes las galaxias encerradas en cuadros rojos son aquellas con determinación espectroscópica, en el **Apéndice** se presentan más ejemplos de estos sistemas incorporados. Con esto estamos diciendo que los z_{phot} no sólo sirven para el estudio de galaxias a altos redshifts, sino que son una herramienta muy importante a bajo redshift a la hora de completar la muestra debido a la pérdida de galaxias por colisión de fibra.

En la figura 8.11 se muestra la densidad espacial de los tripletes de galaxias para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul, ambas para un corte en la magnitud aparente de $r < 17.77$. La barra de error representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. En esta figura se puede ver como con la información de redshifts fotométricos completamos la muestra de tripletes de galaxias a bajo redshift. Por lo tanto incluimos estos tripletes en la muestra final.

Una vez probada la confiabilidad de la detección de tripletes con la muestra fotométrica queremos extender la detección a redshifts más altos.

En la figura 8.12 se muestra la densidad espacial de galaxias más brillantes que $M_r = -20.5$ para la muestra fotométrica con magnitud aparente límite en la banda r de $r = 21.5$. En esta figura podemos ver que la muestra fotométrica presenta un comportamiento plano hasta $z \sim 0.4$ (línea vertical) por lo que nuestro rango de confiabilidad para la determinación de los tripletes fotométricos será $0.09 < z < 0.4$. La densidad de galaxias en la figura 8.12 cae a la mitad dentro del rango de redshift $0.4 - 0.45$. Es decir, si extendemos nuestro límite a 0.45 perdemos la mitad de las galaxias.

Una vez establecido el rango de redshift fotométrico, procedimos a la identificación en todo el catálogo. El número de galaxias es ~ 173574909 y el área cubre 11663sq deg , por lo que para optimizar la identificación corrimos el algoritmo en 20 bandas cortadas en ascensión recta. Las bandas fueron seleccionadas de manera tal que cada una tenga aproximadamente el mismo número de objetos, por lo que tenemos bandas anchas en zonas menos densas y bandas más angostas en zonas donde el SDSS tiene mayor densidad. El tamaño de cada banda será de $b_i = \alpha_{i+1} - \alpha_i$ con $i = 1 - 20$ (ver figura 8.13). En la primer identificación de los sistemas y para evitar perder objetos

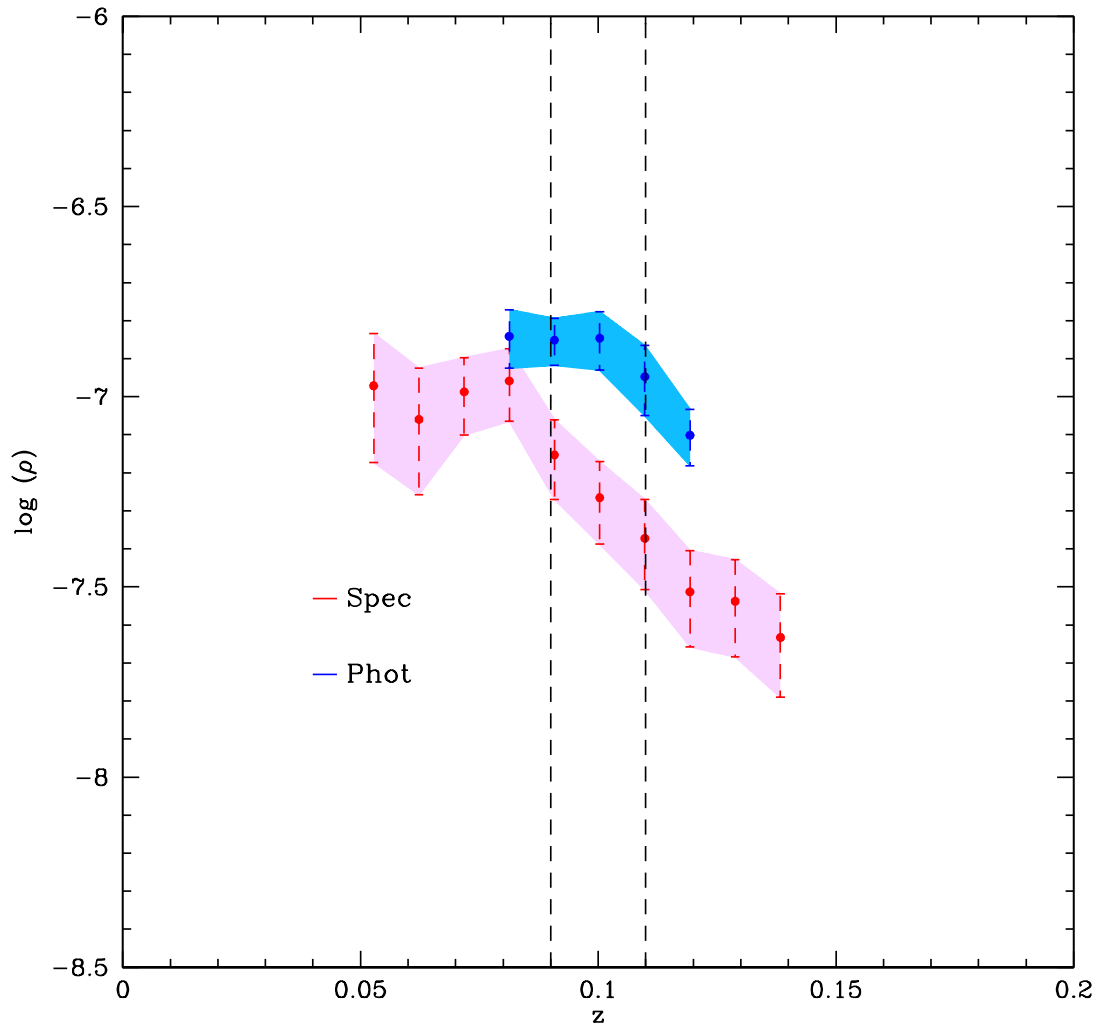


Figura 8.11: Densidad espacial de tripletes de galaxias para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul. Las barras de errores dentro de las regiones sombreadas representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Las líneas verticales muestran el rango de redshift analizado.

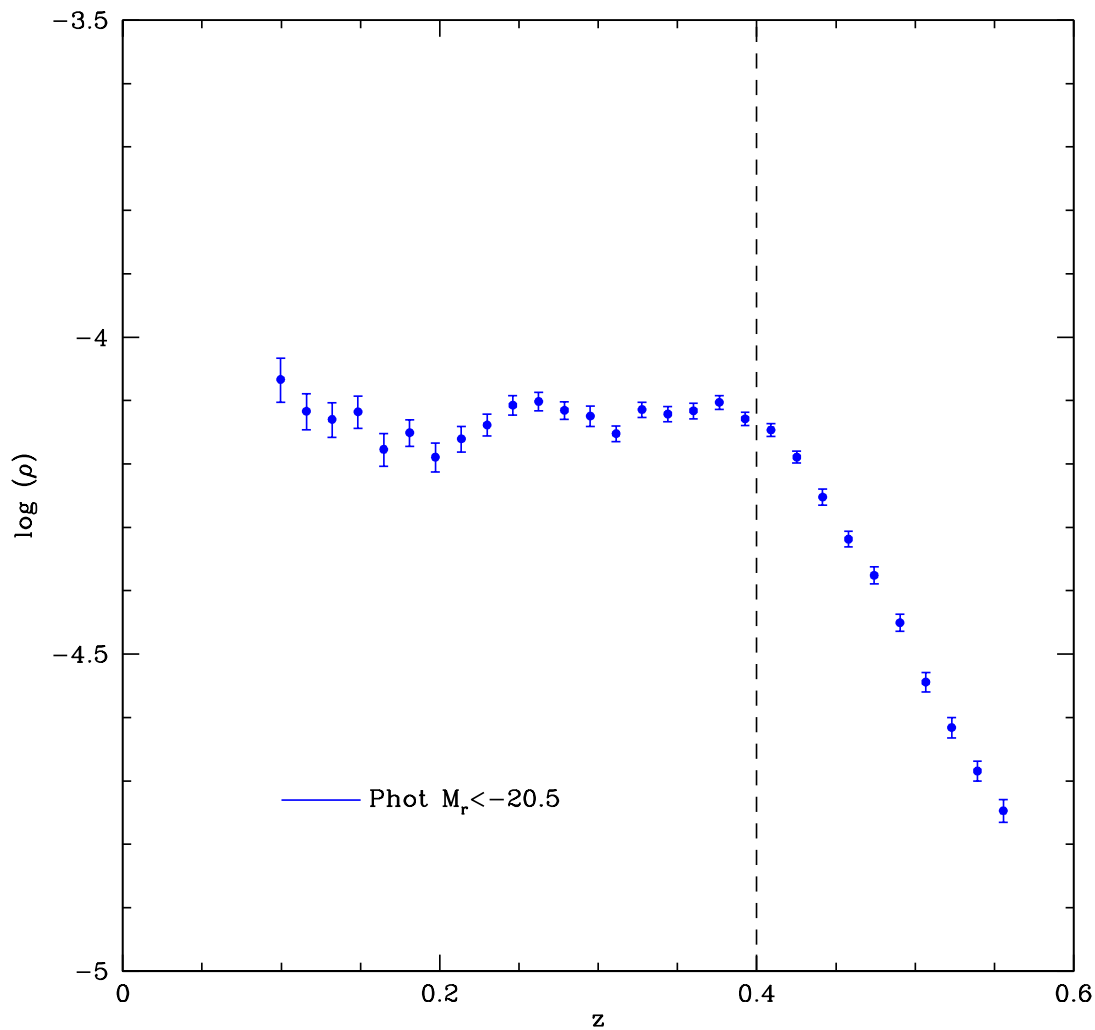


Figura 8.12: Densidad espacial de galaxias más brillante que $M_r = -20.5$ para las muestras fotométricas en azul para un corte en magnitud aparente de $r < 21.5$. Las barras de errores representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. La línea vertical muestra la completitud para la determinación de los tripletes.

debido a los cortes en bandas, los centros fueron seleccionados dentro de las bandas (b_i) y las galaxias vecinas dentro de la banda más un incremento que depende de la declinación para cada objeto ($b_{i,max} + 1deg/sin(\delta)$). Luego, al igual que en la identificación espectroscópica, se realiza el recentrado de los sistemas, es decir, se reasigna la posición de los centros a la galaxia más brillante en los sistemas seleccionados. Nuevamente se generan dos clases de identificaciones (*claseA* y *claseB*), se remueven de la muestra los centros repetidos (*claseA*) y los centros *claseB* se concideran como un único sistema tomando a la galaxia más brillante como galaxia central. Con la nueva lista de centros, calculamos los sistemas finales dentro de $b_i \pm 1deg/sin(\delta)$.

En la figura 8.14 se muestra la densidad de tripletes para esta muestra. Podemos ver que a redshift bajo la densidad es la misma que que para la figura 8.11, ésto se puede ver sobre la figura en una región sombreada más oscura. Como esperábamos la densidad de tripletes cae aproximadamente en $z_{phot} \sim 0.3$ puesto que uno espera que la dispersión de los redshifts fotométricos aumente. En la figura 6.3 (Capítulo 6) podemos ver que la distribución de los z_{phot} hasta este rango sigue la curva teórica, mientras que para $z_{phot} \sim 0.4$ no tenemos una exacta estima de los redshifts debido al quiebre de las líneas de Balmer.

8.2.7 Resultados

Los resultados obtenidos con este algoritmo para la muestra espectroscópica en el rango $0.01 < z < 0.15$ fue:

216 sistemas con tres miembros identificados en la primera selección de centros con $r_p < 100Kpc$ y $\Delta V < 500Kms^{-1}$. Luego del recentrado, se obtienen un total de 133 tripletes. Finalmente obtenemos una muestra de 73 centros dentro de las restricciones $r_p < 100Kpc$ y $\Delta V < 500Kms^{-1}$ y 60 centros con $r_p < 200Kpc$ y $\Delta V < 700Kms^{-1}$. El paso siguiente consiste en un análisis del valor cuadrático medio de la diferencia de velocidades entre todos los miembros de un sistema (ΔV_{rms}). En la figura 8.15 se muestra la distribución del valor de ΔV_{rms} para los centros identificados con $r_p < 100Kpc$ y $\Delta V < 500Kms^{-1}$ (línea rojo) y en azul los centros identificados relajando los parámetros $r_p < 200Kpc$ y $\Delta V < 700Kms^{-1}$.

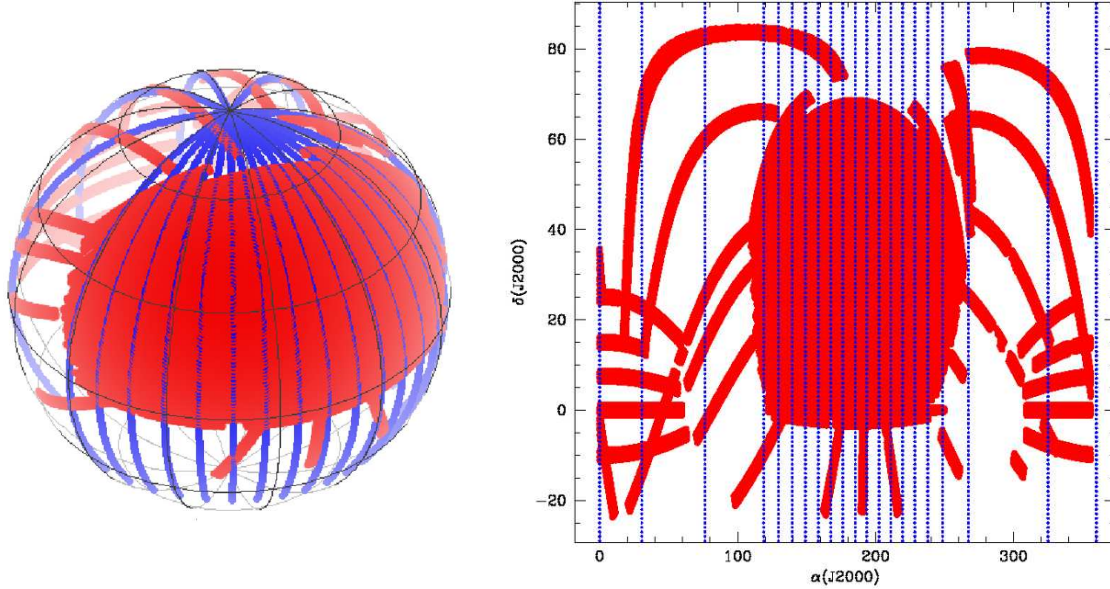


Figura 8.13: Dsistribución de las franjas en el SDSS-DR7 fotométrico para la identificación de los sistemas de galaxias.

Se puede ver en la figura que el valor medio es similar en ambas distribuciones y que éstas no presentan máximos a valores altos de ΔV_{rms} . La base de este trabajo es la búsqueda de sistemas en interacción, por este motivo se impuso la restricción $\Delta V_{rms} < 400 km s^{-1}$; con este corte se recuperan el 93% de los tripletes seleccionados con los criterios más restrictivos y el 90% de los sistemas con restricciones más relajadas.

Para la muestra fotométrica en el rango $0.09 < z < 0.4$ fue: 42500 sistemas con tres miembros identificados en la primera selección de centros con $r_p < 100 Kpc$ y $\Delta V < 6810 Kms^{-1}$. Luego del recentrado, se obtienen un total de 15253 tripletes. Finalmente obtenemos una muestra de 10818 centros dentro de las restricciones $r_p < 100 Kpc$ y $\Delta V < 6810 Kms^{-1}$ y 4435 centros con $r_p < 200 Kpc$ y $\Delta V < 7500 Kms^{-1}$.

En la figura 8.16 se muestra la distribución del valor de ΔV_{rms} para los centros

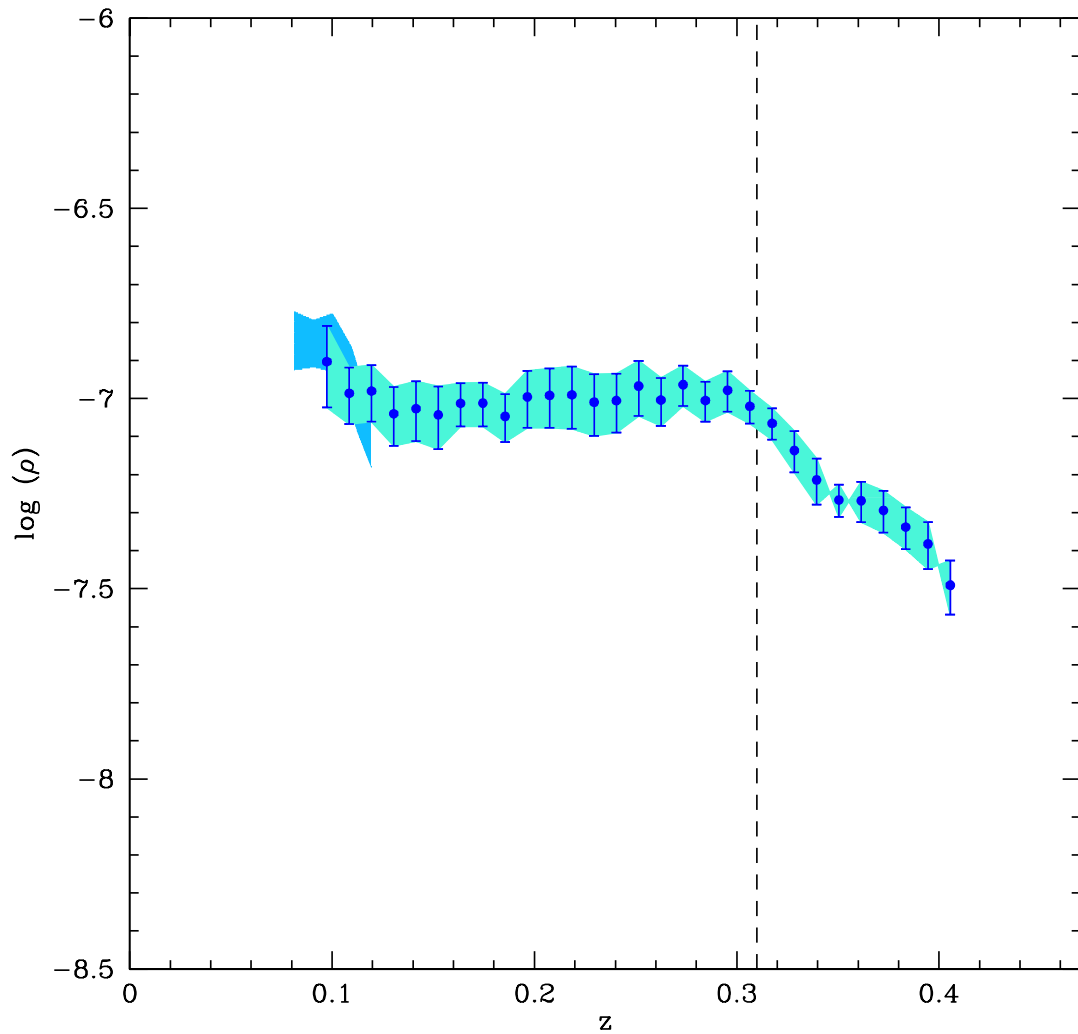


Figura 8.14: Densidad espacial de tripletes de galaxias para la muestra fotométrica. Las barras de errores dentro de la región sombreada representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. La región sombreada más oscura representa la incerteza de 1σ en la determinación de tripletes fotométricos para $r < 17.77$. Las líneas verticales muestran el rango de redshift para el cual tenemos completitud.

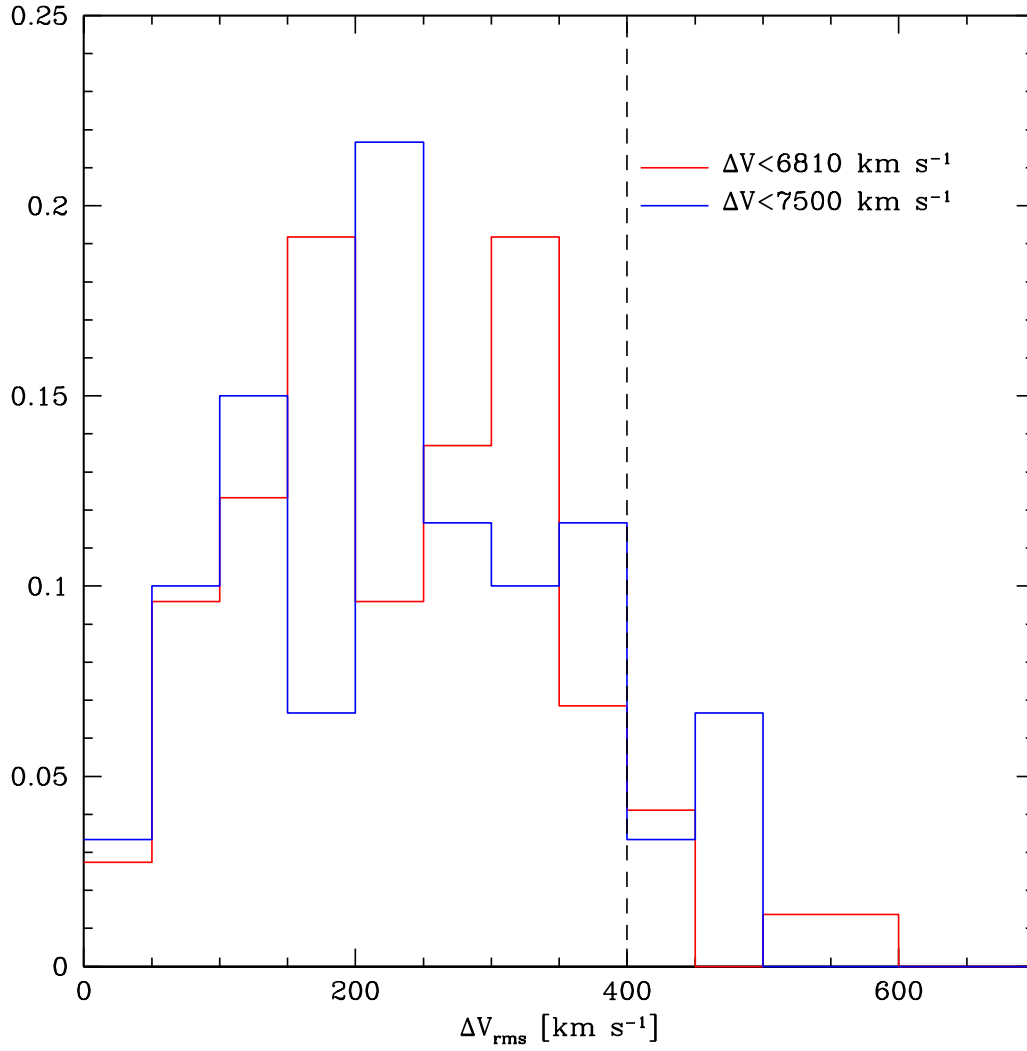


Figura 8.15: Distribución del valor de ΔV_{rms} para los centros identificados con $r_p < 100 Kpc$ y $\Delta V < 500 Kms^{-1}$ (línea roja) y en azul los centros identificados relajando los parámetros $r_p < 200 Kpc$ y $\Delta V < 700 Kms^{-1}$.

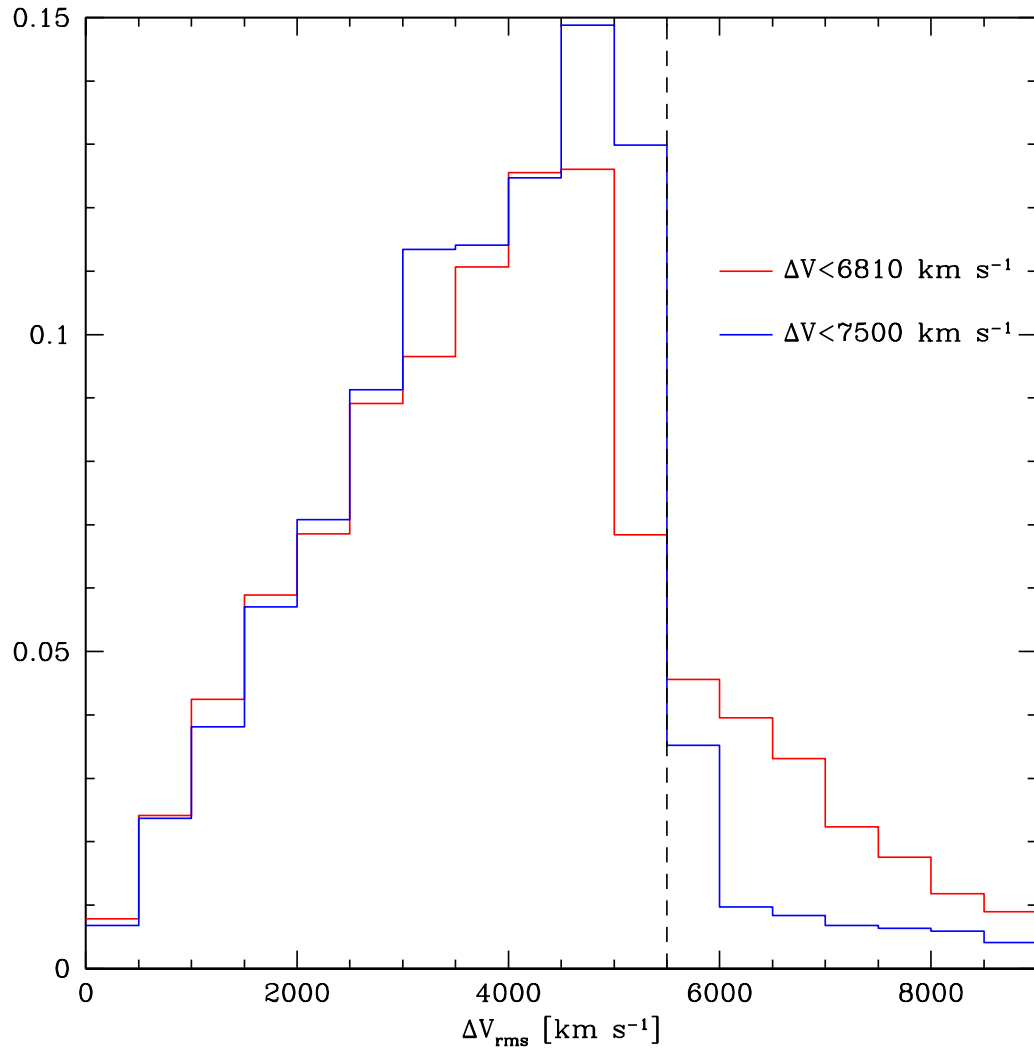


Figura 8.16: Distribución del valor de ΔV_{rms} para los centros identificados con $r_p < 100 Kpc$ y $\Delta V < 6810 Kms^{-1}$ (línea rojo) y en azul los centros identificados relajando los parámetros $r_p < 200 Kpc$ y $\Delta V < 7500 Kms^{-1}$.

identificados con $r_p < 100Kpc$ y $\Delta V < 6810Kms^{-1}$ (línea rojas) y en azul los centros identificados relajando los parámetros $r_p < 200Kpc$ y $\Delta V < 7500Kms^{-1}$. Se puede ver en la figura que el valor medio es similar en ambas distribuciones y que estas no presentan máximos a valores altos de ΔV_{rms} . Al igual que para la muestra de tripletes espectroscópicos, nos quedamos con los sistemas que cumplan con $\Delta V_{rms} < 5500kms^{-1}$; con este corte se recuperan el 85% de los tripletes seleccionados con los criterios más restrictivos y el 90% sistemas con restricciones más relajadas.

De esta manera la muestra final de galaxias en el SDSS-DR7 en el rango de redshift $0.01 < z < 0.4$ es de 13064 tripletes de galaxias.

8.3 Conclusiones

En este capítulo realizamos diversas aplicaciones con la utilización de los redshifts fotométricos y las correcciones k . Los resultados más destacados son:

- Para el análisis de la distribución de las magnitudes absolutas k corregidas se observa que la forma de esta distribución está bien definida, presentando una distribución Gaussiana ligeramente sesgada a magnitudes más débiles. Los valores medios se mueven hacia magnitudes brillantes cuando el rango de redshift aumenta, mientras que los extremos de la distribución permanecen constantes.

La FL tiene una importancia crucial en la descripción de propiedades estadísticas en observaciones cosmológicas. La FL puede considerarse como una medida de la cantidad de materia luminosa en el Universo relacionada con los parámetros cosmológicos. El análisis de sus características y su evolución, proporciona información acerca de los mecanismos de la evolución de las galaxias.

- Se realizó el cómputo de la FL para las bandas g y r utilizando el estimador $1/V_{max}$ teniendo en cuenta para ello la incompletitud en cada banda utilizando el test V/V_{max} de Schmidt (1968). Podemos observar que las curvas derivadas de este trabajo y el de Zucca et al. (2009) son coherentes, teniendo en cuenta los valor $(g - B)$ para una galaxia típica Sbc a $z \sim 0.5$ Fukugita et al. (1995).
- El análisis de la distribución del color $g - r$ para las galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ muestra que las galaxias se desplazan a poblaciones azules medida que aumenta el redshift. Esta tendencia lleva a la aparición de bimodalidad en el rango completo de redshift.

De los diagramas color-color, podemos concluir que el comportamiento de los colores a bajo redshift está en buen acuerdo con las tendencias de la muestra espectroscópica. A medida que aumenta el redshift los contornos se expanden y aumenta la población de galaxias azules. Sin embargo, la distribución de

galaxias en el diagrama color-color permanece centrada con respecto a los datos espectroscópicos.

En la sección 8.2 realizamos un estudio de sistemas de galaxias, en particular tripletes de galaxias. Obtenemos un catálogo de tripletes hasta $z \sim 0.4$ y completitud hasta $z \sim 0.31$.

- Estudiamos la detección de tripletes a bajo redshift con datos espectroscópicos y fotométricos. En una misma área con rango de redshift $0.09 < z < 0.11$ detectamos 23 tripletes, de los cuales recuperamos 22 utilizando fotometría.
- Encontramos 17 tripletes extras en el rango $0.09 < z < 0.11$, los cuales no fueron incluidos en la muestra espectroscópica debido a la colisión de fibras. Estos sistemas tienen una o dos componentes con determinación espectroscópica. Estos resultados se observan en la densidad espacial de tripletes, donde los datos fotométricos tienen mayor densidad.
- La detección de tripletes con fotometría fue realizada en el rango $0.09 < z_{\text{phot}} < 0.4$ encontrando 12925 tripletes. Como esperábamos, la densidad de tripletes cae aproximadamente en $z_{\text{phot}} \sim 0.3$ puesto que se espera que la dispersión de los redshift fotométricos aumente.
- Como resultado final contamos con una muestra de tripletes de galaxias con una alta fracción con detección espectroscópica hasta $z_{\text{spec}} \sim 0.1$ y una mayor detección fotométrica, llegando a un volumen 27 veces mayor, con la cual obtenemos una muestra homogénea hasta redshift 0.3.

Capítulo 9

Resumen y Conclusiones finales

En este trabajo se presentan los resultados provenientes de análisis estadísticos de galaxias en diferentes medios. Se realizan análisis de propiedades estadísticas de las galaxias débiles en sistemas de galaxias en el universo cercano.

En el Capítulo 1 se expone un resumen de las mediciones de distancias en cosmología y de las determinaciones del corrimiento al rojo, las cuales son utilizadas a lo largo de este trabajo de tesis para el análisis de las propiedades estadísticas de las galaxias con luminosidades intermedias y débiles.

En el Capítulo 2 se presentan las principales técnicas para la determinación de redshift fotométricos y correcciones k encontradas en la literatura, empezando con la historia de la utilización de estas técnicas y las desventajas y ventajas de cada una.

En el Capítulo 3 se realiza una breve descripción del relevamiento y la información pública disponible para el catálogo utilizado en este trabajo. El Sloan Digital Sky Survey además de la fotometría multicolor contempla la medición de redshift, logrando así un mapa tridimensional multicolor del Universo cercano.

En el Capítulo 4 realizamos comparaciones de los códigos más utilizado para datos del SDSS en las determinaciones de los redshifts fotométricos. Ésto nos permite de-

terminar con precisión las diferencias más importantes entre los códigos y seleccionar un método adecuado para el desarrollo de los estudios de propiedades de galaxias a redshift intermedios y altos.

Encontramos que la disponibilidad de un completo conjunto de entrenamiento, como lo brinda el SDSS, posibilita el uso de las técnicas que requieren conocimiento previo de distancias. Los códigos que implementan redes neuronales como el ANN_z funcionan de manera más eficiente que aquéllas técnicas que utilizan espectros sintéticos. Concluimos que las técnicas que utilizan espectros sintéticos poseen la desventaja principal de que no es sencillo obtener un representante fiel del conjunto de espectros sintéticos y tanto la calidad como la cantidad disminuyen considerablemente con el redshift.

En el Capítulo 5 analizamos la evolución de la distribución de colores en el SDSS-DR6 en redshift $0.04 < z < 0.63$, y su dependencia con la densidad local proyectada. Esta densidad local es inferida con la distancia proyectada de los vecinos más cercanos, usando para ello información de redshift fotométrico.

Nuestra técnica de medición de densidad proyectada a partir de estimas de redshift fotométricos están en buen acuerdo con resultados usando datos espectroscópicos. Extendimos nuestros test a redshift $z = 0.63$. Confirmamos estos resultados con los catálogos simulados (con y sin evolución).

Galaxias con bajas luminosidades en su mayoría muestran una población azul, mientras que las poblaciones rojas se observan a densidades mayores.

Galaxias con luminosidades altas muestran en su mayoría poblaciones rojas, y se observan galaxias con poblaciones azules a bajas densidades.

Luminosidades intermedias muestran una suave transición de una distribución de color bimodal a bajas densidades a una distribución unimodal con población casi roja a altas densidades.

La evolución de la distribución de colores con el redshift muestra que las galaxias de baja luminosidad tienden a perder la población roja casi en su totalidad, mientras que la población de galaxias se desplaza hacia colores más azules.

Por otro lado, galaxias con luminosidades altas, muestran un constante cambio a co-

lores azules, lo que se observa más claramente con el estudio de la fracción de galaxias rojas en diferentes intervalos de redshift.

Pudimos ver que una característica importante de la evolución es que la dependencia de la fracción de galaxias rojas con la densidad local en luminosidades altas conserva su forma general y sólo cambia por una constante en un factor del $\simeq 60\%$ para un incremento medio de $z = 0.545$ a $z = 0.05$.

Luminosidades intermedias muestran un incremento del 50% en la fracción de galaxias rojas para densidades proyectadas bajas en valores medio de $z = 0.19$ a $z = 0.05$. Entornos de galaxias con altas densidades muestran un cambio intermedio en la fracción de galaxias rojas en este rango de redshift. Del análisis de la fracción de galaxias rojas con el redshift para dos cortes de densidad local, vimos que la pendiente en la evolución de esta fracción es aproximadamente constante, lo que implica que en el Universo local la fracción de galaxias azules disminuye a razón de $15\%/Gyr$. Esto es un indicador de que galaxias débiles y brillantes siguen una tendencia similar, pero debido a la magnitud límite del SDSS las submuestras débiles alcanza bajos redshifts, incrementando la incerteza en la estima de la pendiente.

En el Capítulo 6 presentamos nuevas estimas de redshift fotométricos para el catálogo fotométrico SDSS-DR7 donde no existen determinaciones anteriores. Con el objetivo de calcular los z_{phot} , utilizamos redes neuronales artificiales (ANN) que se aplicaron mediante el código público *ANNz*. Agregamos el índice de concentración y los radios Petrossian en las bandas g y r a los parámetros fotométricos utilizados habitualmente (cinco magnitudes). Estas entradas adicionales mejoran en gran manera la estima de los z_{phot} , debido a que el índice de concentración proporciona información relativa a la pendiente del perfil de brillo de la galaxia, y ésto contribuye a romper las degeneraciones en la relación redshift-color. Los radios Petrossian se muestra como una medida robusta del brillo superficial de la galaxia, y contiene información del tamaño angular, que depende fuertemente con la distancia. Nuestros resultados para los z_{phot} tienen un valor eficaz de ~ 0.0227 , encontrando un buen acuerdo con la curva teórica esperada para los datos del SDSS.

En el Capítulo 7 determinamos correcciones k para el catálogo de galaxias con redshift fotométrico. Para ello utilizamos el código público `k-correct_v4.2` (Blanton & Roweis 2007) para las MGS y realizamos un ajuste lineal entre el color de referencia $g - r$ y el redshift, luego extrapolamos esta relación a redshifts altos ($z_{\text{phot}} \sim 0.6$). Nuestro algoritmo implica iteraciones en el cómputo de las correcciones k sólo para las bandas g y r . Utilizando valores iniciales que dependen del índice de concentración y el color, se obtienen las correcciones k para el resto de las bandas del SDSS. Los resultados obtenidos muestran que el uso de esta sencilla y lineal relación entre el color de referencia y el redshift es una opción muy precisa para el cómputo de las correcciones k en comparación con trabajos previos. Un extra que debemos tener en cuenta a la hora del uso de nuestra técnica es que ésta requiere un bajo tiempo computacional. Nuestras estimaciones de correcciones k no utilizan espectros sintéticos, evitando así los errores estadísticos de la falta de homogeneidad en las características espectrales, y minimizando los errores sistemáticos causados por una supuesta distribución de energía espectral (SED). Ésto se observa claramente en el comportamiento de la distribución de las correcciones k incluso para redshifts intermedios.

El catálogo con redshifts fotométricos y correcciones k se encuentra disponible en la página web: <http://www.starlight.ufsc.br/>

En el Capítulo 8 realizamos diversas aplicaciones con la utilización de los redshift fotométricos y las correcciones k .

Para el análisis de la distribución de las magnitudes absolutas k corregidas se observa que la forma de esta distribución está bien definida, presentando una distribución Gaussiana ligeramente sesgada a magnitudes más débiles. Se realizó el cómputo de la FL para las bandas g y r utilizando el estimador $1/V_{max}$ teniendo en cuenta para ello la incompletitud en cada banda utilizando el test V/V_{max} . Concluimos que las curvas derivadas de este trabajo y la de Zucca et al. (2009) son consistentes, teniendo en cuenta los valor $(g - B)$ para una galaxia típica Sbc a $z \sim 0.5$ (Fukugita et al. 1995).

En el análisis de la distribución del color $g - r$ para las galaxias más brillantes que

$M_r = -21.5$ muestra que las galaxias se desplazan a poblaciones azules a medida que aumenta el redshift. Esta tendencia lleva a la aparición de bimodalidad en el rango completo de redshift. De los diagramas color-color, podemos concluir que el comportamiento de los colores a bajo redshift están en buen acuerdo con las tendencias de la muestra espectroscópica. A medida que aumenta el redshift los contornos se expanden y aumenta la población de galaxias azules. Sin embargo, la distribución de galaxias en el diagrama color-color permanece centrada con respecto a los datos espectroscópicos.

Por último, realizamos un estudio de sistemas de galaxias, en particular tripletes de galaxias brillantes, y obtenemos un catálogo de tripletes hasta $z \sim 0.4$ y completitud hasta $z \sim 0.31$. Estudiamos la detección de tripletes a bajo redshift con datos espectroscópicos y fotométricos. En una misma área con rango de redshift $0.09 < z < 0.11$ y utilizando los catálogos espectroscópicos y fotométricos con magnitud aparente límite $r < 17.77$ detectamos 23 tripletes espectroscópicos, de los cuales recuperamos 22 utilizando fotometría. Se detectan 17 tripletes extras en el rango $0.09 < z < 0.11$, los cuales no fueron incluidos en la muestra espectroscópica debido a la colisión de fibras. Estos sistemas tiene una o dos componentes con determinación espectroscópica. Estos resultados se observan en la densidad espacial de tripletes, donde los datos fotométricos muestran mayor densidad sugiriendo la presencia de más sistemas.

La detección de tripletes con fotometría fue realizada en el rango $0.09 < z_{\text{phot}} < 0.4$ encontrando 12925 tripletes. Como esperábamos, la densidad de tripletes cae aproximadamente en $z_{\text{phot}} \sim 0.3$ puesto que uno espera que la dispersión de los redshift fotométricos aumente.

En este último Capítulo podemos ver que los redshifts fotométricos no sólo pueden ser útiles a redshift intermedios y altos, sino que son de gran utilidad para obtener una muestra completa a bajo redshift y de esta manera analizar propiedades estadísticas de sistemas de galaxias donde la incompletitud, debido a la colisión de fibras, es grande.

Como resultado final contamos con una muestra de tripletes de galaxias con una alta

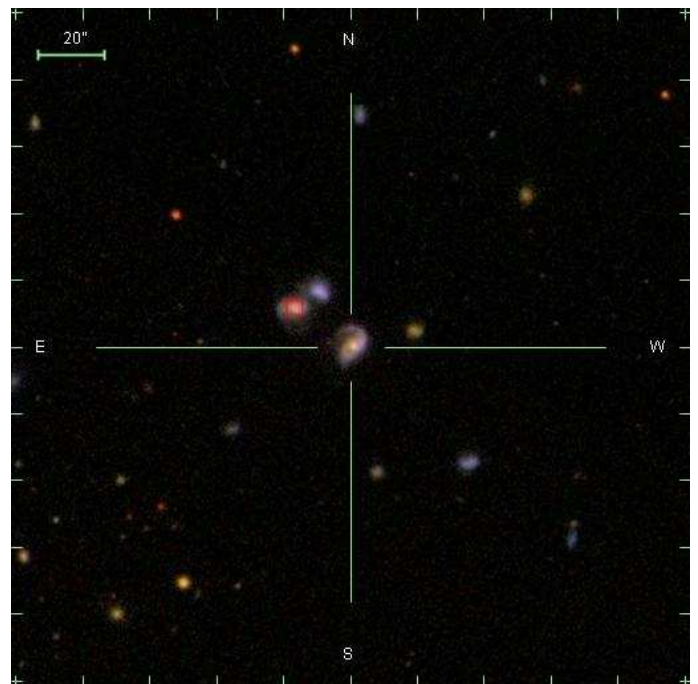
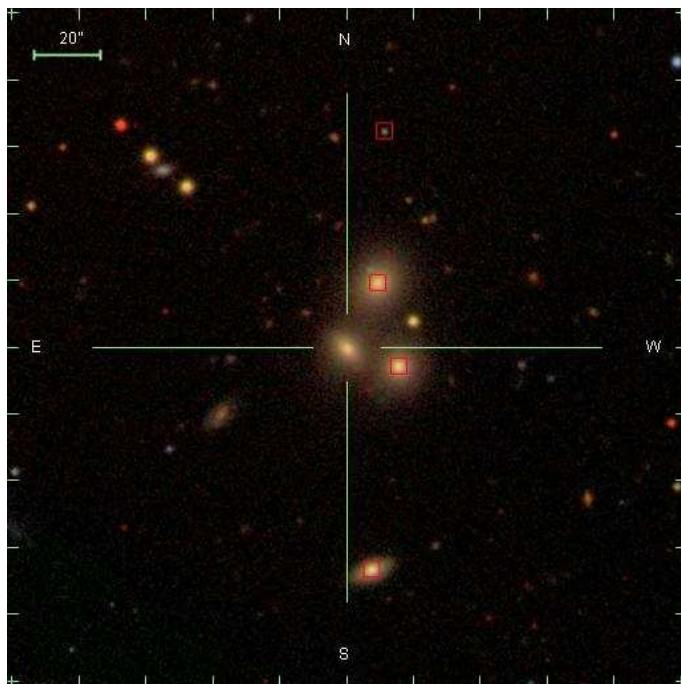
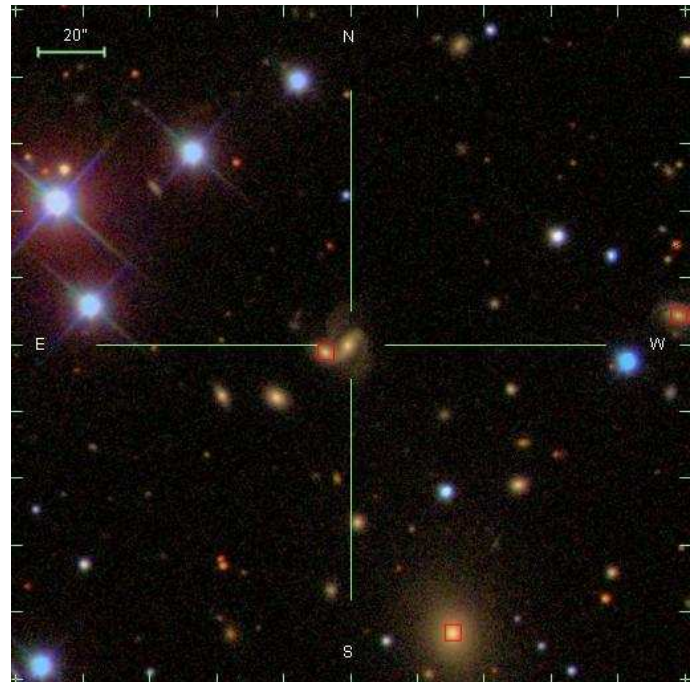
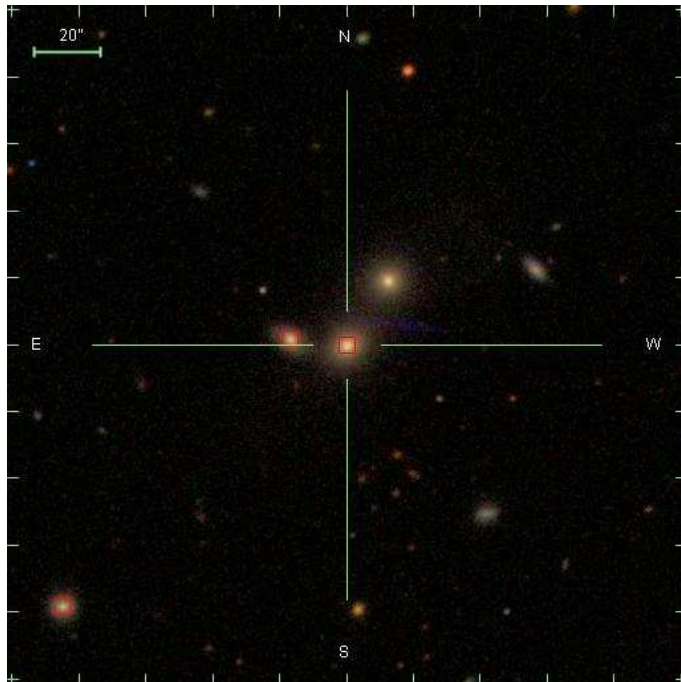
fracción con detección espectroscópica hasta $z_{\text{spec}} \sim 0.1$, y una mayor detección fotométrica con la cual llegamos a un volumen 27 veces mayor, obteniendo una muestra completa hasta redshift 0.3.

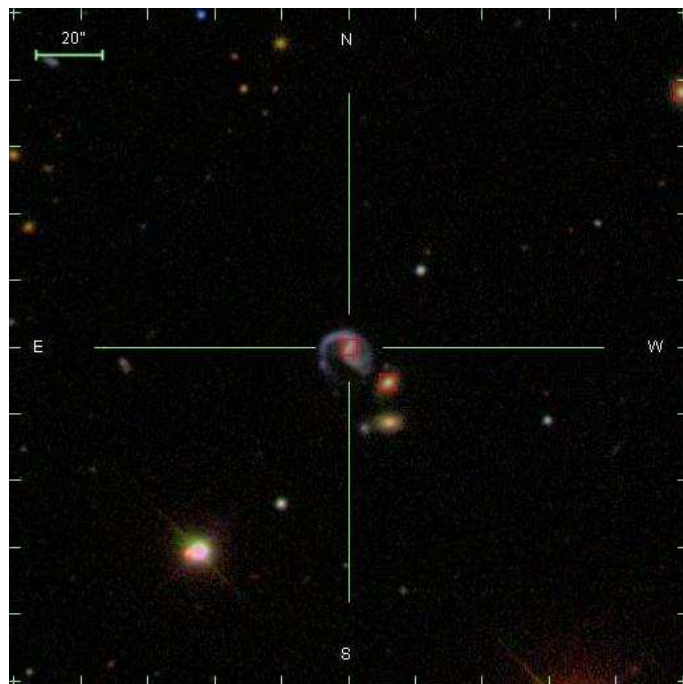
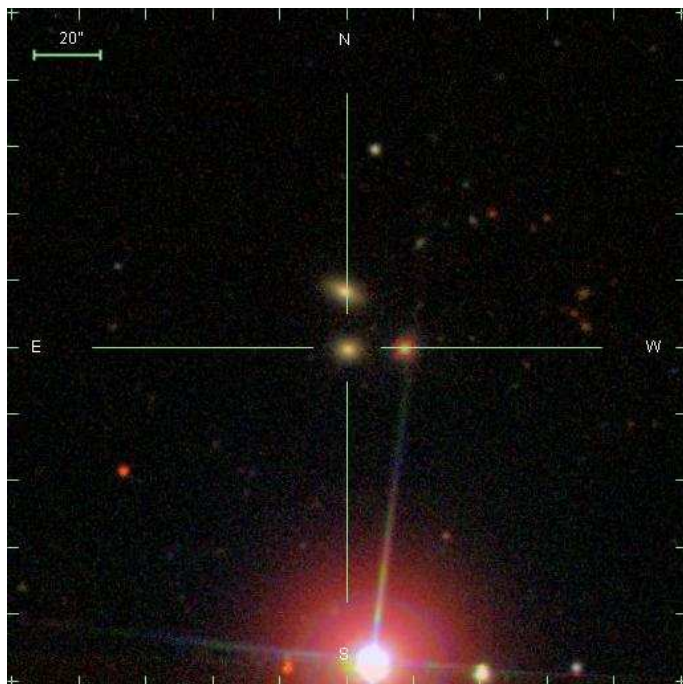
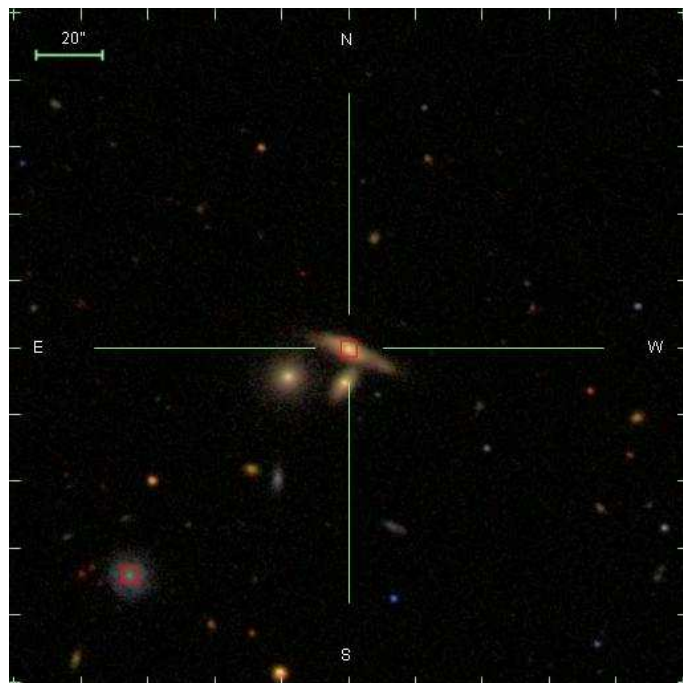
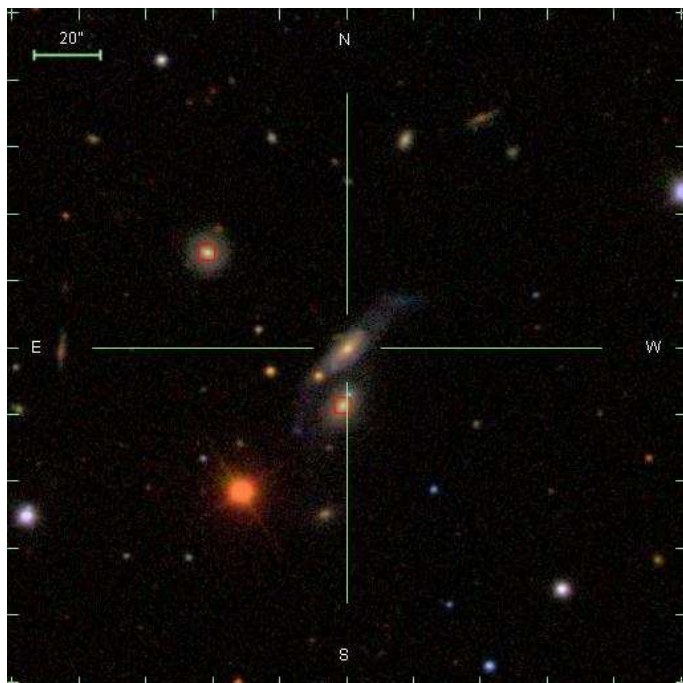
Capítulo 10

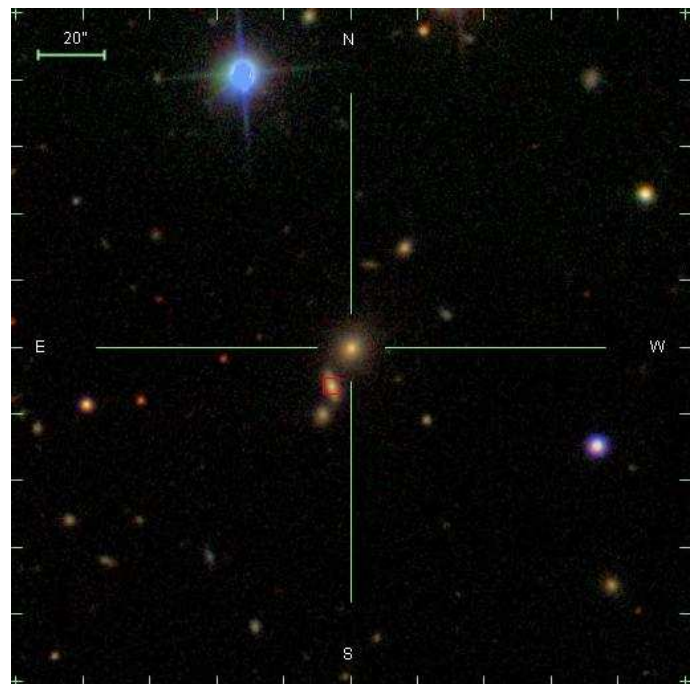
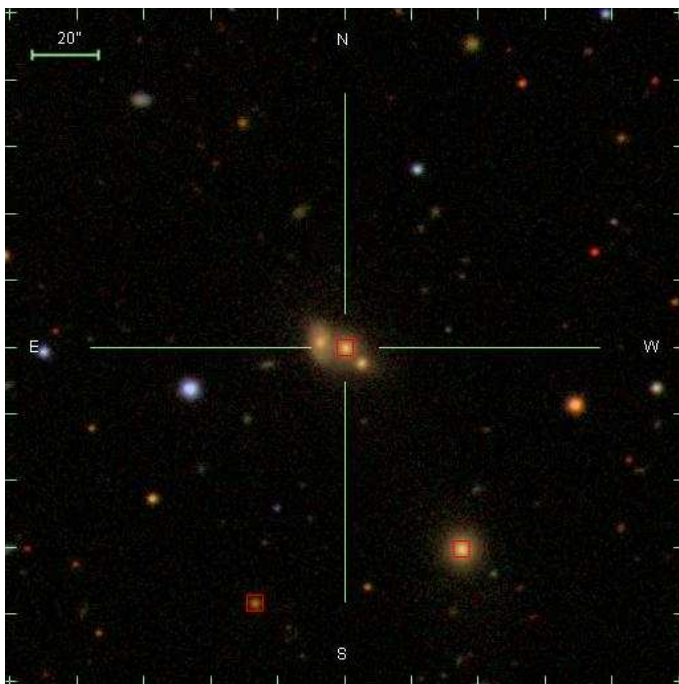
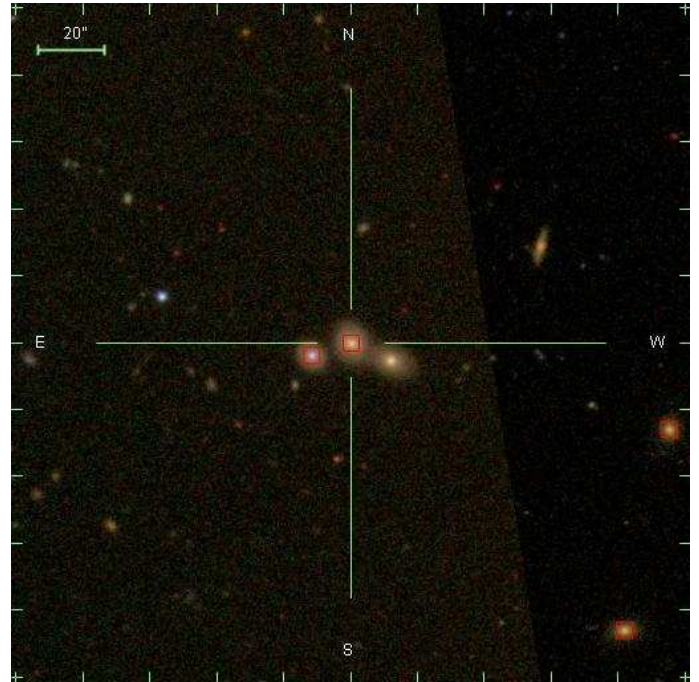
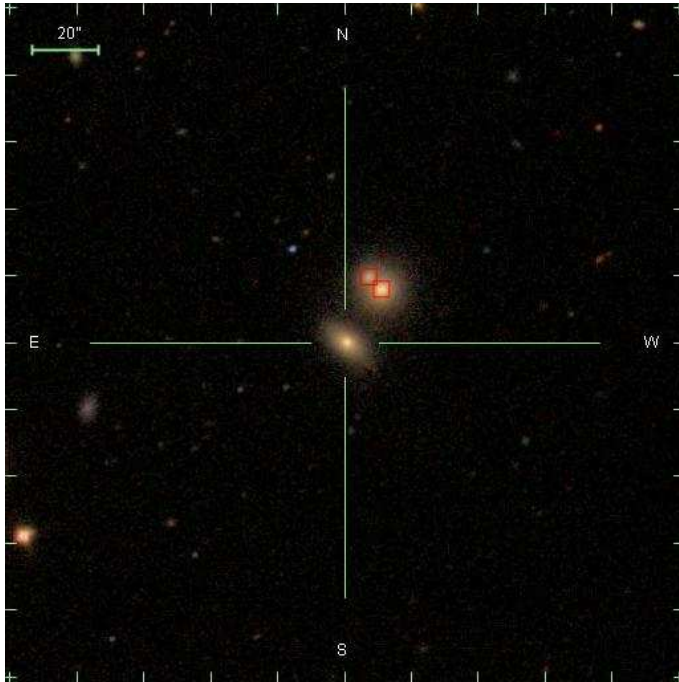
Apéndice

Ejemplos de tripletes seleccionados con la muestra fotométrica y que pertenecen al rango $0.09 < z_{\text{spec}} < 0.11$. Las galaxias encerradas en cuadro rojo son aquellas que poseen determinación de redshift espectroscópico.

En estas imágenes podemos ver que los sistemas tienen una o dos componentes con determinación espectroscópica y la otra fue detectada utilizando sólo información fotométrica. Con esto que es manifiesto la importancia de la inclusión de los redshifts fotométricos no sólo para detección de galaxias a alto redshift sino también para completar sistemas a bajos redshifts donde el efecto por colisiones de fibras es importante.







Lista de Figuras

1.1	5 filtros del SDSS superpuestos con el espectro de una galaxia, cada filtro centrado en su longitud de onda correspondiente describe una región del espectro.	7
1.2	Quiebre en 4000\AA para una galaxia espiral en diferentes redshifts mapeado por los 5 filtros del SDSS.	9
2.1	Modelo simplificado de una neurona biológica	20
2.2	Diagrama esquemático del funcionamiento de una red neuronal artificial para el cómputo de los z_{phot} . p_i representa a los parámetros fotométricos de entrada, z_{phot} parámetros de salida.	21
3.1	Función de transmisión del sistema de filtros del SDSS	31
3.2	Cobertura del DR7. El gráfico superior muestra la zona cubierta por la fotometría y el inferior la zona cubierta por la espectroscopía. Las bandas azules son datos auxiliares de las imágenes. El escaneo de las imágenes SEGUE se indican en rojo y verde.	33
4.1	Relación z_{spec} (eje-x) vs z_{phot} (eje-y) para el SDSS-DR6; la barra de error corresponde a los percentiles 10% y 90%. Los valores correspondientes a las galaxias individuales son mostrados en puntos grises (20% de la muestra). La línea sólida muestra la relación uno-a-uno. La barra de error corresponde a 2σ de la desviación. En líneas azules se muestran los resultados obtenidos con el código <i>ANNz</i> , verde <i>Hyperz</i> , magenta <i>BPZ</i> y rojo <i>LePHARE</i>	45
4.2	Errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) en la estima de los redshift fotométricos, para los diferentes códigos.	46
4.3	Relación z_{spec} vs z_{phot} para el SDSS-DR6 utilizando el código <i>ANNz</i> ; la barra de error corresponde a los percentiles 10% y 90%. Los valores correspondientes a las galaxias individuales son mostrados en puntos grises (20% de la muestra). La línea sólida muestra la relación uno-a-uno. La barra de error corresponde a 2σ de la desviación.	47

4.4	Errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) en la estima de los redshifts fotométricos, utilizando el código <i>ANNz</i>	48
5.1	Panel izquierdo: relación z_{spec} vs z_{phot} para el SDSS-DR6; la barra de error corresponde a los percentiles 10% y 90%. Los valores correspondientes a las galaxias individuales son mostrados en puntos grises (20% de la muestra). La línea sólida muestra la relación uno-a-uno. La línea discontinua la mediana. Panel derecho: errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) en la estima de los redshift fotométricos, para diferentes rangos de magnitud aparente.	53
5.2	Correlación entre densidad local proyectada espectroscópica (Σ_{spec}) y fotométrica (Σ_{phot}), para diferentes rangos de redshift. Los resultados de los catálogos SDSS-DR6 y sintético se muestran en el panel de la izquierda y derecha, respectivamente. Las barras de error encierran el 80% de la distribución, con el valor medio mostrado en líneas gruesas sólidas	59
5.3	Distribuciones de color ($u - r$) para el SDSS-DR6 en diferentes rangos de densidad proyectada (aumenta de izquierda a derecha en cada panel; las unidades no son mostradas para no entorpecer la gráfica, $[\Sigma] = 1/h^2\text{Mpc}^{-2}$). Las luminosidades aumentan de abajo hacia arriba. Las pequeñas barras de error muestran los resultados de los redshifts fotométricos los cuales fueron computados suponiendo estadísticas de Poisson. Las líneas sólidas muestran los resultados obtenidos usando redshifts espectroscópicos. Sólo mostramos galaxias con $z < 0.08$. . .	61
5.4	Distribución de color ($u - r$) para SDSS-DR6, como función de la luminosidad (aumenta de abajo hacia arriba) y la densidad local (aumenta de izquierda a derecha, unidades igual que en la figura 5.3) para diferentes redshifts fotométricos medios $z = 0.062, 0.124, 0.19$ (líneas: sólida, de trazo y de puntos, respectivamente).	62
5.5	Distribución de color ($u - r$) para el catálogo simulado con evolución como función de la luminosidad (aumenta de abajo hacia arriba) y la densidad local (aumenta de izquierda a derecha; unidades igual que en la figura 5.3) para diferentes redshifts medios $z = 0.08$ (determinación espectroscópica, línea sólida) y $z = 0.5$ (determinación fotométrica, línea de trazos). Las pequeñas barras de error muestran los resultados de los redshifts fotométricos para $z = 0.08$, los cuales fueron computados suponiendo estadísticas de Poisson.	63

5.6	Fracción de galaxias rojas para el SDSS-DR6 y el catálogo simulado (panel superior e inferior, respectivamente) para diferentes luminosidades (aumentando de abajo hacia arriba), como función de la densidad proyectada Σ , y en diferentes intervalos de redshifts. Las líneas de trazos corresponden a la fracción de galaxias rojas en la muestra fotométrica para altos y bajos redshift (líneas grises y negras, respectivamente). Las líneas sólidas corresponden a los resultados para la muestra espectroscópica.	65
5.7	Evolución de la fracción de galaxias rojas en el SDSS-DR6, para dos diferentes densidades proyectadas. La línea sólida y los símbolos llenos corresponden a densidades altas. Las líneas de trazos y puntos abiertos corresponden a densidades bajas.	69
6.1	Relación z_{spec} vs z_{phot} para las MGS del SDSS-DR7 (puntos grises). Las líneas de diferentes colores corresponden al valor medio de las estimaciones de los redshift fotométricos para un dado intervalo de redshift espectroscópico. Las barras de error corresponden a los percentiles 10 y 90 asociados a la media. Los datos representan un total del 10% de la muestra MGS.	77
6.2	Panel izquierdo: Relación z_{spec} vs z_{phot} para las MGS del SDSS-DR7 (puntos grises). Las líneas de diferentes colores corresponden a la mediana de las estimaciones de los redshift fotométricos en intervalos de redshifts espectroscópico. Las barras de error corresponden a los percentiles 10 y 90 asociados a la mediana. Los datos representan la muestra Sz2. Panel derecho: Errores sistemáticos (arriba) y estocásticos (abajo) para las estimaciones de los redshift fotométricos.	80
6.3	Panel superior: distribución de redshift fotométricos $N(z)$ para nuestras estimas (líneas de trazos) y para Oyaizu et al. (2008) (líneas de puntos). La curva sólida corresponde a la distribución esperada dada por el calculo teórico de Blanton et al 2003. Panel inferior: relación de z_{phot} para las estimas de Oyaizu et al. (2008) y nuestras estimas. La línea de trazos corresponde al valor medio y la barra de error a los percentiles 10 y 90 asociados a la mediana.	82
7.1	Distribución de redshift espectroscópico para todas las bandas del SDSS-DR7.	86
7.2	Comparaciones de correcciones k estimadas por diferentes autores para las galaxias del SDSS-DR7. La línea sólida corresponde a los valores de la mediana. La línea de trazo muestra la relación uno-a-uno y la barra de error corresponde a los percentiles 10 y 90 asociados a la mediana. Se puede apreciar la gran dispersión en los diferentes métodos.	88

- 7.3 Valores de la mediana para las estimas de correcciones k en las cinco bandas del SDSS (*ugriz*). Las líneas representan los valores de las medianas de los ajustes para los 5 cortes de color ($g - r$). La barra de error corresponde a los percentiles 25 y 75 asociados a la mediana. La línea de puntos en k_g y k_r representa los valores iniciales para la iteración. 91
- 7.4 Coeficientes A y B para los ajustes de las correcciones k . $k = Az + B$, donde $A = a_A(g - r) + b_A$ y $B = a_B(g - r) + b_B$. Las barras de error corresponden a la raíz cuadrada de la varianza en las estimas de A y B para una minimización de χ^2 92
- 7.5 Distribución de color ($g - r$) para las MGS. Las líneas verticales muestran el valor medio de las distribuciones ($g - r$) = 0.6 y ($g - r$) = 0.95 para galaxias tempranas y tardías, respectivamente. En azul, se muestran las distribuciones de color ($g - r$) para galaxias con $c_r < 2.55$ y en rojo las distribuciones de color ($g - r$) para galaxias con $c_r > 2.55$. 95
- 7.6 Corrección k obtenida para una muestra aleatoria del SDSS-DR7. Nuestras estimaciones se muestran en gris claro y en gris oscuro los resultados obtenidos utilizando el código de Blanton & Roweis (2007). . . 97
- 7.7 Distribución de las correcciones k_g obtenidas para una muestra aleatoria del SDSS-DR7 para 4 cortes diferentes de redshift. Nuestras estimaciones se muestran en líneas sólidas y en líneas de trazos se muestran los resultados obtenidos utilizando el código de Blanton & Roweis (2007). 98
- 7.8 Distribución de las correcciones k_r obtenidas para una muestra aleatoria del SDSS-DR7 para 4 cortes diferentes de redshift. Nuestras estimaciones se muestran en líneas sólidas y en líneas de trazos se muestran los resultados obtenidos utilizando el código de Blanton & Roweis (2007). 99
- 8.1 Distribución de luminosidad para galaxias más brillantes que $M_r - 5\log(h_{75}) = -21.5$ en cuatro diferentes cortes de redshift. 105
- 8.2 Ejemplo del test para determinar la completitud del catálogo, V/V_{max} 107

- 8.3 Panel izquierdo: Función de luminosidad en las bandas g y r . La línea de trazos muestra el ajuste de Schechter para las MGS, de Blanton et al. (2003) y Montero-Dorta & Prada (2009) (líneas verdes y azules, respectivamente). La línea sólida verde es el resultado de la función de luminosidad con el método $1/V_{max}$ para la submuestra fotométrica. Para la banda g (panel superior izquierdo) las líneas sólidas muestran los resultados de la función de luminosidad con el método STY para dos diferentes intervalos de redshift ($0.1 < z < 0.35$ y $0.35 < z < 0.55$) de Zucca et al. (2009). La barra de error (color azul) representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Panel derecho: test V/V_{max} para las bandas g y r . Las barras de error representan 1σ de la desviación de la media. Las líneas de punto horizontal a $V/V_{max} = 0.5$ corresponden al límite de completitud para cada banda. 109
- 8.4 Distribución de color restframe $g - r$ para galaxias más brillantes que $M_r - 5\log(h_{75}) = -21.5$ para 4 cortes de redshifts. El histograma de trazos corresponde a los resultados de Blanton's (2003), y las líneas sólidas, nuestras estimas. Se puede apreciar claramente un exceso relativo de galaxias rojas en los resultados de Blanton en comparación con nuestras estimas para el color. 113
- 8.5 Diagramas color-color: $g - r$ vs $r - i$ para galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ en cuatro diferentes intervalos de redshift. Los contornos encierran el 50%, 65% 85%, y 90% de la muestra fotométrica. La región sombreada representa los diagramas color-color para el 90% de las MGS. 114
- 8.6 Diagramas color-color: $g - r$ vs $i - z$ para galaxias más brillantes que $M_r = -21.5$ en cuatro diferentes intervalos de redshift. Los contornos encierran el 50%, 65% 85%, y 90% de la muestra fotométrica. La región sombreada representa los diagramas color-color para el 90% de las MGS. 115
- 8.7 Izquierda: densidad espacial de galaxias más brillantes que $M_r = -20.5$ para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul, ambas para un corte en la magnitud aparente de $r < 17.77$. Las barras de errores representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Derecha: Magnitud absoluta en función del redshift, la línea horizontal muestra el rango de magnitudes $M_r = -20.5$ 118
- 8.8 Densidad espacial de galaxias más brillante que $M_r = -20.5$ para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul, ambas para un corte en la magnitud aparente de $r < 17.77$. Las barras de errores representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Las líneas verticales muestran el rango de redshift explorado con el catálogo espectroscópico. En líneas oblicuas el rango para el catálogo fotométrico. 123

8.9	Ejemplos de tripletes seleccionados con la muestra espectroscópica en el rango $0.09 < z < 0.11$	124
8.10	Ejemplos de tripletes seleccionados con la muestra fotométrica y que pertenecen al rango $0.09 < z < 0.11$. Las galaxias encerradas en un cuadro rojo son aquellas que poseen determinación de redshift espectroscópico.	125
8.11	Densidad espacial de tripletes de galaxias para las muestras espectroscópicas en rojo y fotométricas en azul. Las barras de errores dentro de las regiones sombreadas representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. Las líneas verticales muestran el rango de redshift analizado.	127
8.12	Densidad espacial de galaxias más brillante que $M_r = -20.5$ para las muestras fotométricas en azul para un corte en magnitud aparente de $r < 21.5$. Las barras de errores representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. La línea vertical muestra la completitud para la determinación de los tripletes.	128
8.13	Distribución de las franjas en el SDSS-DR7 fotométrico para la identificación de los sistemas de galaxias.	130
8.14	Densidad espacial de tripletes de galaxias para la muestra fotométrica. Las barras de errores dentro de la región sombreada representan incertezas de 1σ calculadas utilizando técnicas de bootstrapping. La región sombreada más oscura representa la incerteza de 1σ en la determinación de tripletes fotométricos para $r < 17.77$. Las líneas verticales muestran el rango de redshift para el cual tenemos completitud. . . .	131
8.15	Distribución del valor de ΔV_{rms} para los centros identificados con $r_p < 100Kpc$ y $\Delta V < 500Kms^{-1}$ (línea roja) y en azul los centros identificados relajando los parámetros $r_p < 200Kpc$ y $\Delta V < 700Kms^{-1}$.132	
8.16	Distribución del valor de ΔV_{rms} para los centros identificados con $r_p < 100Kpc$ y $\Delta V < 6810Kms^{-1}$ (línea roja) y en azul los centros identificados relajando los parámetros $r_p < 200Kpc$ y $\Delta V < 7500Kms^{-1}$.133	

Lista de Tablas

3.1	Fotometría DR7	34
3.2	Espectroscopía DR7	35
4.1	Librería de espectros sintéticos utilizada en el análisis de los códigos Hyperz, BPZ y Le PHARE	38
4.2	Códigos utilizados para la selección del mejor estimador para redshifts fotométricos	44
5.1	Definición de submuestras. La segunda y tercer columna muestran la magnitud absoluta máximas y mínimas en la banda r de la muestra, respectivamente. La cuarta columna muestra r_{10} , los primeros 10% del percentil de la distribución del tamaño de la galaxia a $z < 0.08$. La quinta, columna muestra los redshift límites que corresponden a la muestra limitada en volumen MGS, la sexta muestra la muestra fotométrica con $r < 21.5$, y la séptima columna el máximo redshift al que pueden indentificarse sin riesgo de confusión con la PSF, utilizando r_{10}	56
6.1	Descripción de las muestras utilizadas en este capítulo.	75
7.1	Parámetros de los ajustes con el color $g - r$ para la relación entre la corrección k y el redshift ($k = Az + B$), donde $A = a_A(g - r) + b_B$ y $B = a_B(g - r) + b_B$	94
8.1	Valores para los parámetros de Schechter α , M^* y Φ^* , para este trabajo, Montero-Dorta & Prada (2009), Blanton et al. (2003) y Zucca et al. (2009)	111

AGRADECIMIENTOS

Cómo agradecer a tantas personas que me acompañaron y supieron compartir mis alegrías, mis sueños, respetar mis tiempos y mis silencios. No tengo espacio en estas páginas y las palabras me resuenan vacías para expresar lo que se me anuda en la garganta...

A mi Mamá por enseñarme a ser fuerte a luchar y siempre ir adelante. Mami me llenas de orgullo!!

A Nano, la persona que más admiro, los silencios más tranquilos la presencia más clara.

Al Abuelo a quién siempre intenté seguir sus pasos.

A la Meivil, que difícil...

A Monica que todo el tiempo me está sorprendiendo gratamente.

A Normita quién además de su amistad me dió a los mejores compañeros de viaje, Gabo y Joel, mis pedacitos de alma, y a quienes les debo muchas alegrías.

A Patty mi hermana, compañera de desventuras con quién aprendí a sobrevivir en esta selva.

A aquellas personas encontradas al borde del camino, a las que elijo y vuelvo a elegir, las que siempre están, las que quiero con toda el alma: los García-Toledo, los Verberck, a Leo y Julie

A Manu, esa pequeña alma escondida detrás de un banco en alguna plaza.

A Andres y Luis con quienes aprendí a navegar y quienes me enseñaron que hasta un Pampero puede adrizarse.

A Cesar y Ale, amigos de agua, amigos de vida, chicos muchas gracias!

A Fernanda mi compañera y amiga, muchas gracias por todo, por estar y por tantas cosas que aprendí trabajando con vos.

Al Guille mi amigo y compañero de tantos obstáculos en esta carrera.

A Vicky gracias por tantos consejos, gracias por acompañarme y escucharme, gracias por todo amiga.

A Vivi y Andrea gracias por los consejos, por acompañarme, gracias por estar.

A Nelson, por tanta ayuda científica en estos últimos años.

A los chicos del Iate Mario, Mariano, Polaco, Gaby, Mario Agustín, Hernán, Ra, Pablo, Victor y Nilo "machete improvisa".

A Carlitos gracias por tantas charlas y tanta ayuda.

A las locas de siempre, mis amigas de toda la vida: Gaby, Silvi, Maldo y Ciampi.

Bibliografía

- Abdalla, F. B., Amara, A., Capak, P., Cypriano, E. S., Lahav, O., & Rhodes, J. 2008, MNRAS, 387, 969
- Alonso, M. S., Lambas, D. G., Tissera, P., & Coldwell, G. 2007, MNRAS, 375, 1017
- Alonso, M. S., Lambas, D. G., Tissera, P., & Coldwell, G. 2005, The Cool Universe: Observing Cosmic Dawn, 344, 107
- Alonso, M. S., Tissera, P. B., Coldwell, G., & Lambas, D. G. 2004, MNRAS, 352, 1081
- Banerji, M., et al. 2010, MNRAS, 406, 342
- Banerji, M., Abdalla, F. B., Lahav, O., & Lin, H. 2008, MNRAS, 386, 1219
- Baum, W. A. 1957, AJ, 62, 6
- Baum, W. A. 1962, Problems of Extra-Galactic Research, 15, 390
- Baum, W. A., & Minkowski, R. 1960, AJ, 65, 483
- Blain, A. W. 1999, Photometric Redshifts and the Detection of High Redshift Galaxies, 191, 302
- Carilli, C. L., & Yun, M. S. 1999, ApJL, 513, L13
- Carilli, C. L., & Yun, M. S. 2000, ApJ, 530, 618
- Code, A. D., & Welch, G. A. 1979, ApJ, 228, 95
- Coleman, G. D., Wu, C.-C., & Weedman, D. W. 1980, ApJS, 43, 393

- Coles, S., et al 2001, MNRAS, 326, 255273
- Collister, A., et al. 2007, MNRAS, 375, 68
- Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1985, ApJ, 292, 371
- Frei, Z., & Gunn, J. E. 1994, AJ, 108, 1476
- Guhathakurta, P., Tyson, J. A., & Majewski, S. R. 1990, ApJL, 357, L9
- Humason, M. L., Mayall, N. U., & Sandage, A. R. 1956, AJ, 61, 97
- Shapley, H. 1932, Annals of Harvard Observatory, Cambridge: Harvard Observatory, 1932
- Shectman, S. A., Landy, S. D., Oemler, A., Tucker, D. L., Lin, H., Kirshner, R. P., & Schechter, P. L. 1996, ApJ, 470, 172
- Adelman-McCarthy J. K., et al. (The SDSS Collaboration) 2005, ApJS, in press (astro-ph/0507711).
- Baldry, I. K., Balogh, M. L., Bower, R., Glazebrook, K., & Nichol, R. C. 2004, AIP Conf. Proc. 743: The New Cosmology: Conference on Strings and Cosmology, 743, 106
- Balogh, M., et al. 2004, MNRAS, 348, 1355
- Benitez, N. 1998, Abstracts of the 19th Texas Symposium on Relativistic Astrophysics and Cosmology, held in Paris, France, Dec. 14-18, 1998. Eds.: J. Paul, T. Montmerle, and E. Aubourg (CEA Saclay), meeting abstract.,
- Benítez, N. 2000, ApJ, 536, 571
- Benítez, N. 1999, Photometric Redshifts and the Detection of High Redshift Galaxies, 191, 31
- Bower, R. G.; Benson, A. J.; Malbon, R.; Helly, J. C.; Frenk, C. S.; Baugh, C. M.; Cole, S.; Lacey, C. G., 2006, MNRAS, 370, 645.
- Bruzual, G. & Charlot, 2003. Djorgovski, S. G., Gal, R. R., & Odewahn, S. C. 1999, Bulletin of the American Astronomical Society, 31, 1492

- Coldwell & Lambas G. 2006, submitted
- Cooper, M. C., et al. 2008, MNRAS, 383, 1058
- Croton, D., et al., 2006, MNRAS, 365, 11.
- Cucciati, O., et al. (The VIMOS VLT Deep Survey Team) 2006, A&A, 458, 39.
- De Lucia, G., et al. 2007, MNRAS, 374, 809.
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351
- Efstathiou, G., Ellis, R. S., & Peterson, B. A. 1988, MNRAS, 232, 431
- Gómez, P. L., et al. 2003, ApJ, 584, 210
- Gonzalez, A.H., Zaritsky D., Dalcanton, J.J., Nelson, A., 2001, ApJS, 137, 117.
- Gwyn, S. D. J., & Hartwick, F. D. A. 1996, ApJL, 468, L77
- Ienna, F., & Pelló, R. 2006, SF2A-2006: Semaine de l'Astrophysique Francaise, 347 & SDSS
Collaboration 2001, Bulletin of the American Astronomical Society, 34, 570
- Koo, D. C. 1985, AJ, 90, 418
- Loh, E. D., & Spillar, E. J. 1986, ApJ, 303, 154
- Lahav, O., et al. 1995, Science, 267, 859
- Lagos, C., Cora, S., & Padilla, N. 2008, MNRAS, submitted.
- Marconi A., Risaliti G., Gilli R., Hunt L., Maiolino R., Salvati M., 2004, MNRAS, 351, 169
- Martínez, H. J., O'Mill, A. L., & Lambas, D. G. 2006, MNRAS, 372, 253
- Mateus, A., Sodré, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M.
2006, MNRAS, 370, 721
- Partridge, R. B. 1974, ApJ, 192, 241
- Park, C., Choi, Y.-Y., Vogele, M. S., Gott, J. R. I., & Blanton, M. R. 2007, ApJ, 658, 898

- Richards, G. T., Hall, P. B., Vanden Berk, D. E., Schneider, D. P., Strauss, M. A., & Fan, X. 2002, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 34, 1309
- Schneider, D. P., et al. 2003, *AJ*, 126, 2579
- Scranton, R., et al. 2002, *ApJ*, 579, 48.
- Shankar F., Salucci P., Granato G., De Zotti G., Danese L., 2004, *MNRAS*, 354, 1020
- Straizys, V., & Sviderskiene, Z. 1983, *Apss*, 94, 23
- Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Frenk C. S., Yoshida N., Gao L., Navarro J., Thacker R., Croton D., Helly J., Peacock J. A., Cole S., Thomas P., Couchman H., Evrard A., Colberg J., Pearce F., 2005, *Nature*, 435, 629
- Stoughton, C., et al. 2002, *AJ*, 123, 485.
- Weinmann, Simone M.; van den Bosch, Frank C.; Yang X.; Mo, H.J.; Croton, D.J. et al, 2006, *MNRAS* 372, 1161
- Abazajian, K. N., et al. 2009, *ApJS*, 182, 543
- Bishop, C. M., 1991 "A fast procedure for retraining the multilayer perceptron", *International Journal of Neural Systems* 2(3), 229236
- Blanton, M. R., et al. 2003, *AJ*, 125, 2348
- Blanton, M., & Roweis, S. 2007, *AJ*, 133, 734.
- Bolzonella, M., Miralles, J.-M., & Pelló, R. 2000, *A&A*, 363, 476
- Brunner, R. J., Djorgovski, S. G., Gal, R. R., & Odewahn, S. C. 1999, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 31, 1492
- Budavári, T., et al. 2001, *AJ*, 122, 1163
- Chilingarian, I. V., Melchior, A.-L., & Zolotukhin, I. Y. 2010, *MNRAS*, 405, 1409
- Collister, A. A., & Lahav, O. 2004, *PASP*, 116, 345

- Connolly, A. J., Csabai, I., Szalay, A. S., Koo, D. C., Kron, R. G., & Munn, J. A. 1995, *AJ*, 110, 2655
- Csabai, I., et al. 2003, *AJ*, 125, 580
- Eisenstein, D. J., et al. 2001, *AJ*, 122, 2267
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K., & Schneider, D. P. 1996, *AJ*, 111, 1748
- Fukugita, M., Shimasaku, K., & Ichikawa, T. 1995, *PASP*, 107, 945
- Górski, K. M., Hivon, E., Banday, A. J., Wandelt, B. D., Hansen, F. K., Reinecke, M., & Bartelmann, M. 2005, *ApJ*, 622, 759
- Gunn, J. E., et al. 1998, *AJ*, 116, 3040
- Hogg, D. W., Blanton, M., & SDSS Collaboration 2001, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 34, 570
- Hubble, E. 1936, *ApJ*, 84, 158
- Humason, M. L., Mayall, N. U., & Sandage, A. R. 1956, *AJ*, 61, 97
- Kauffmann, G., et al. 2003a, *MNRAS*, 341, 33
- Kauffmann, G., et al. 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kimm, T., et al. 2009, *MNRAS*, 394, 1131
- Lambas, D. G., Tissera, P. B., Alonso, M. S., & Coldwell, G. 2003, *MNRAS*, 346, 1189
- Lopes, P. A. A. 2007, *MNRAS*, 380, 1608
- Mannucci, F., Basile, F., Poggianti, B. M., Cimatti, A., Daddi, E., Pozzetti, L., & Vanzi, L. 2001, *MNRAS*, 326, 745
- Montero-Dorta, A. D., & Prada, F. 2009, *MNRAS*, 399, 1106
- Oke, J. B. 1971, *ApJ*, 170, 193

- Oke, J. B., & Gunn, J. E. 1983, *ApJ*, 266, 713
- Oke, J. B., & Sandage, A. 1968, *ApJ*, 154, 21
- O'Mill, A. L., Duplancic, F., García Lambas, D., & Sodr e, L., Jr 2010, arXiv:1012.3752
- O'Mill, A. L., Padilla, N., & Garc a Lambas, D. 2008, *MNRAS*, 389, 1763
- Oyaizu, H., Lima, M., Cunha, C. E., Lin, H., Frieman, J., & Sheldon, E. S. 2008, *ApJ*, 674, 768
- Padmanabhan, N., et al. 2005, *MNRAS*, 359, 237
- Pence, W. 1976, *ApJ*, 203, 39
- Pier, J. R., Munn, J. A., Hindsley, R. B., Hennessy, G. S., Kent, S. M., Lupton, R. H., & Ivezi c,  . 2003, *AJ*, 125, 1559
- Roche, N., Bernardi, M., & Hyde, J. 2009, *MNRAS*, 398, 1549
- Sandage, A., Tammann, G. A., & Yahil, A. 1979, *ApJ*, 232, 352
- Schild, R., & Oke, J. B. 1971, *ApJ*, 169, 209
- Schmidt, M. 1968, *ApJ*, 151, 393
- Smith, J. A., Tucker, D. L., Allam, S. S., & Jorgensen, A. M. 2002, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 34, 1272
- Steidel, C. C., & Hamilton, D. 1992, *AJ*, 104, 941
- Strauss, M. A., et al. 2002, *AJ*, 124, 1810
- Strateva, I., et al. 2001, *AJ*, 122, 1861
- Westra, E., et al. 2010, 2010arXiv1006.2823W
- Whitford, A. E. 1971, *ApJ*, 169, 215
- York, D. G., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Merch an, M. E., & Zandivarez, A. 2005, *ApJ*, 630, 759

Zehavi, I., et al. 2002, ApJ, 571, 172

Zucca, E., et al. 2009, A&A, 508, 1217