

Curso 2009/10
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/37
I.S.B.N.: 978-84-7756-983-1

ROBERT JUNCOSA SERRANO

**Detección y caracterización de cúmulos
de galaxias con alto desplazamiento al rojo**

Director
CARLOS M. GUTIÉRREZ DE LA CRUZ



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

A mi

Agradecimientos

Agradezco al IAC la oportunidad que me dio para poder realizar este trabajo, y a Carlos el haberme ayudado y orientado para poder llevarlo a cabo.

Resumen

Los cúmulos de galaxias son las estructuras gravitatoriamente ligadas más grandes que existen en el Universo; es por ello que son las más adecuadas para estudiar la formación y la evolución de las galaxias, así como la estructura a gran escala del mismo.

Existen estudios relativamente detallados de estos cúmulos a corrimientos al rojo (*redshifts*) $z < 0.5$; sin embargo, a $z > 0.5$ estos estudios se encuentran aún en sus primeras etapas, debido a la dificultad de llevarlos a cabo en telescopios de 4 m y a la falta de muestras adecuadas de estos objetos. En esta Tesis se han desarrollado e implementado los métodos y herramientas necesarios para disponer de una buena muestra de cúmulos de galaxias a $z > 0.5$, que permita estudios detallados de los mismos en un futuro próximo con telescopios de 10 m, como por ejemplo el GTC.

Tradicionalmente, se han usado distintas técnicas para la detección de estos cúmulos, desde las clásicas búsquedas de sobredensidades de galaxias en el óptico y en el infrarrojo cercano, hasta su identificación en rayos X, a través del efecto Sunyaev-Zel'dovich o por medio de su acción como lente gravitatoria de objetos más lejanos. En este trabajo se ha planteado la detección de estos cúmulos de galaxias a partir de su *redshift* fotométrico, usando los datos de cartografiados (*surveys*) profundos y de gran campo en el óptico y en el infrarrojo cercano. Para ello, se han usado los mejores *surveys* existentes actualmente¹, el Deep Lens Survey (DLS) y el NOAO Deep Wide-Field Survey (NDWFS), que constan de imágenes en las bandas B, R, I y K , y B, V, R, I y z' respectivamente, con profundidades típicas en el óptico del orden de $R \sim 26$ mag.

Se han analizado ~ 4 grados cuadrados (deg^2) en el DLS y ~ 9.3 deg^2 en el NDWFS. Se ha realizado la fotometría de los objetos en estas zonas, así como determinado su corrimiento al rojo usando diferentes códigos de *redshifts* fotométricos. Con todo ello, se han elaborado los catálogos de estos objetos. Finalmente, se han implementado algoritmos de detección de sobredensidades en el plano (α, δ, z) , con los que se han detectado ~ 100 posibles cúmulos a $z > 0.5$.

Consideramos este estudio como un primer paso para la construcción de una muestra representativa de cúmulos a $z > 0.5$ para estudios detallados con GTC y el instrumento OSIRIS, con los que se dispondría de un número suficiente de ellos para determinar parámetros estructurales, dinámicos, químicos y evolutivos de los mismos y de sus galaxias e, igualmente, restringir diversos parámetros cosmológicos, como la ecuación de estado de la energía oscura o la curvatura del Universo.

¹Al empezar este trabajo: finales de 2004 - principios de 2005.

Índice

1. Introducción	1
1.1. Introducción general	1
1.2. Formación de estructuras	4
1.3. Cúmulos de galaxias	6
1.3.1. Propiedades generales	6
1.3.2. Implicaciones cosmológicas e interés	11
1.4. Búsquedas de cúmulos de galaxias	13
1.4.1. Sobredensidades en el óptico: Abell y Zwicky	14
1.4.2. Primeras búsquedas automatizadas en el óptico	15
1.4.3. <i>The matched filter algorithm</i>	16
1.4.4. Selecciones en color	17
1.4.5. Teselaciones de Voronoi	17
1.4.6. Búsquedas no-ópticas	18
1.4.7. Otros métodos	23
1.5. Estado actual del campo, motivación y objetivos de esta Tesis	23
2. Objetivos, herramientas y organización de este trabajo	27
2.1. Objetivos	27
2.2. Metodología	27
2.3. Organización del trabajo	28
3. Herramientas: observaciones y <i>redshifts</i> fotométricos	31
3.1. <i>Surveys</i>	31
3.1.1. <i>Deep Lens Survey</i> (DLS)	32
3.1.2. <i>NOAO Deep Wide-Field Survey</i> (NDWFS)	35
3.1.3. <i>Flamingos Extragalactic Survey</i> (FLAMEX)	36
3.2. <i>Redshifts</i> fotométricos	36
3.2.1. Idea general: <i>The sed-fitting procedure</i>	36
3.2.2. Otros enfoques al problema	40
3.2.3. Código de Fernández-Soto et al. 1999	41
3.2.4. Hyper-Z	42

4. Creación y análisis de los catálogos de objetos	45
4.1. Catálogos iniciales	45
4.1.1. Introducción	45
4.1.2. Comparación entre los catálogos ofrecidos por los <i>surveys</i> y los obtenidos a partir de este análisis	47
4.1.3. DLS	48
4.1.4. NDWFS	49
4.1.5. FLAMEX	49
4.2. Catálogos fotométricos finales	49
4.3. <i>Redshifts</i> fotométricos	50
4.3.1. Cálculo para los objetos a analizar	50
4.3.2. Comparación de los <i>redshifts</i> fotométricos con los espectroscópicos	53
4.3.3. Comparación de los dos códigos: Fernández-Soto et al. (1999) & Hyper-Z	56
4.4. Análisis de los <i>redshifts</i> fotométricos en los datos: simulaciones	58
4.4.1. Objetos aleatorios	59
4.4.2. En función del <i>redshift</i>	61
4.4.3. En función de la magnitud	62
4.4.4. Conclusión	63
4.4.5. <i>Redshifts</i> catastróficos	64
4.5. Limitaciones de los datos	65
4.5.1. Uso de las galaxias elípticas	65
4.5.2. Falsas detecciones en zonas "conflictivas"; los <i>flags</i>	66
4.5.3. <i>Stellarity</i>	67
4.5.4. Máscaras, y reconstrucción del <i>background</i>	68
4.5.5. Campos separados	69
4.5.6. Completitud	69
4.5.7. Conclusión	70
5. Código	73
5.1. Análisis previos	73
5.1.1. Conteo de galaxias <i>à la</i> Abell	73
5.1.2. Secciones en color	76
5.2. Código	78
5.2.1. Esquema	78
5.2.2. Secciones	79
5.3. Comparación con otros códigos	84
5.3.1. Comparación con las telesaciones Voronoi	85
5.3.2. Resultados en el sub-campo del DLS F1p22	85
5.4. Detalles sobre el código	87
5.4.1. Limitaciones	87
5.4.2. Estabilidad	87

6. Simulaciones y tests	91
6.1. Completitud	91
6.1.1. <i>Background</i> real	92
6.1.2. <i>Background</i> simulado	92
6.1.3. Cúmulos "reales"	93
6.1.4. Cúmulos "simulados"	95
6.1.5. Catalogos finales simulados	95
6.1.6. Resultados	96
6.2. Contaminación	99
6.3. Recuperación de los cúmulos conocidos	103
6.3.1. DLS	104
6.3.2. NDWFS	105
6.3.3. Análisis de los <i>redshifts</i> determinados	105
6.4. El cúmulo J105511.6-050416 ($z \sim 0.68$)	105
6.4.1. Wittman et al. 2003	106
6.4.2. Resultados en este trabajo	107
6.5. Cúmulos cercanos	110
7. Resultados	115
7.1. Probabilidad para cada cúmulo	115
7.2. DLS	116
7.3. NDWFS	118
7.4. Análisis de los resultados	120
7.4.1. Análisis fotométrico de uno de los candidatos	123
7.4.2. Comparación entre cúmulos cercanos y cúmulos lejanos	125
7.4.3. Contextualización	127
8. Conclusiones	129
8.1. Conclusiones	129
8.2. Trabajo futuro	130
8.3. Estudios con GTC	131
A. Sobre el uso de dos <i>templates</i> para determinar los <i>redshifts</i> fotométricos en el NDWFS y no seis	133
A.1. Simulaciones	133
B. Sobre la determinación del criterio de 1.2" para el emparejamiento de objetos	137
B.1. Simulación	137
C. Sobre la apertura de 3" como la óptima para la fotometría	139
C.1. Análisis del comportamiento de las magnitudes de apertura	139

D. Sobre la determinación del <i>redshift</i> fotométrico, en función del <i>redshift</i> del objeto	141
D.1. Resultados	141
E. Sobre la determinación del <i>redshift</i> fotométrico, en función de la magnitud del objeto	151
E.1. Resultados	151
F. Sobre la robustez del código respecto a sus parámetros libres	157
F.1. Pruebas realizadas	157
F.1.1. Convolución espacial	158
F.1.2. Detección de sobredensidades	158
F.1.3. Bandas fotométricas disponibles	160
F.1.4. Límites en completitud I	161
F.1.5. Límites en completitud II	162
F.1.6. Utilización de la máscara	165
G. Algunos ejemplos de los cúmulos detectados	167
G.1. Algunos cúmulos	167
H. Bibliografía	171

1

Introducción

En esta introducción se explican las principales características de los cúmulos de galaxias, y su papel en la formación de estructuras y la evolución del Universo. También se exponen las principales técnicas para la detección de los mismos usados hasta la fecha. Con todo ello, se plantean los objetivos de esta Tesis: elaborar un catálogo de estos cúmulos de galaxias a alto *redshift*¹.

1.1. Introducción general

De las medidas de la radiación cósmica de fondo de microondas (Smoot et al. 1992; Hancock et al. 1994; de Bernardis et al. 2000; Halverson et al. 2002; Grainge et al. 2003; Sievers et al. 2003; Scott et al. 2003; Bennett et al. 2003 a,b ; Rebolo et al. 2004; más recientemente, Spergel et al. 2003, 2006 y demás resultados de WMAP) se sabe que el Universo era altamente homogéneo e isótropo en sus primeras épocas ($z \sim 1100$). Sin embargo, actualmente se observa una gran inhomogeneidad en la distribución de materia, con estructuras ligadas gravitatoriamente que se extienden hasta masas del orden de $\sim 10^{15} M_{\odot}$, correspondientes a los cúmulos de galaxias (véase la figura 1.1).

De acuerdo con el modelo cosmológico *standard*², es la gravedad la que ha amplificado las pequeñas inhomogeneidades iniciales, hasta formar estas grandes estructuras observadas hoy en día. Las simulaciones de la formación de estas estructuras a gran escala (por ejemplo, *The Virgo Consortium*³; una de sus últimas publicaciones, Springel et al. 2005; véase la figura 1.2 como ejemplo del resultado de una de estas simulaciones) indican que estas estructuras se formarían siguiendo el llamado modelo jerárquico (Press & Schechter 1974; White & Rees 1978; White & Frenk 1991; Cole

¹En español, *corrimiento al rojo*, aunque se usará la terminología en inglés; se indica con la letra z .

²También aquí se usará la palabra inglesa.

³<http://www.virgo.dur.ac.uk/>

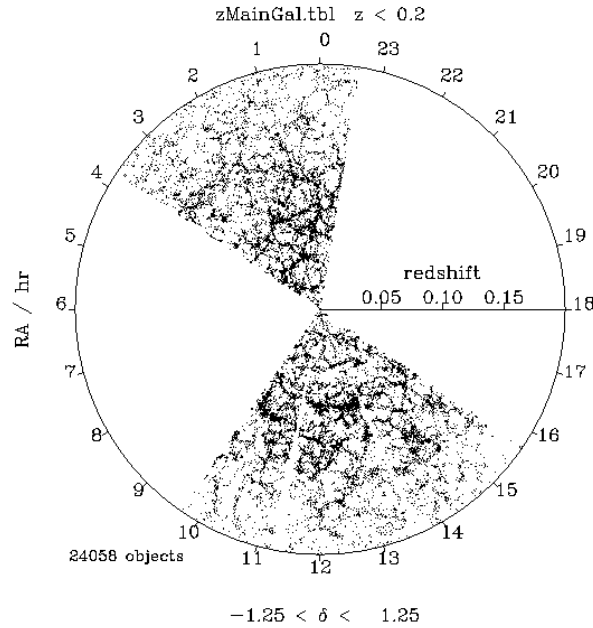


Figura 1.1: Distribución espacial de las galaxias cercanas ($z < 0,2$) observadas, según los primeros resultados del SDSS (Stoughton et al. 2002); puede observarse la distribución inhomogénea de las mismas.

et al. 1994), según el cual primero se forman las estructuras pequeñas y después, por diversos procesos de acreción, fusión, etc. las más grandes (sobre estos procesos, véanse, por ejemplo, Mihos 1995 y Bekki 1998). No obstante, observaciones de cúmulos de galaxias lejanos ($z \sim 0.8$, Demarco et al. 2005) parecen indicar que las galaxias elípticas más antiguas se habrían formado siguiendo un colapso monolítico (Eggen et al. 1962, Larson 1974). Una explicación más detallada de estos procesos de formación de estructuras se presentan en la sección 1.2.

En cualquier caso, los cúmulos de galaxias son las estructuras más grandes virializadas (o cerca de la virialización) existentes en el Universo; es por este motivo que son claves para comprender los procesos que rigen la formación y la evolución de las estructuras a escala cosmológica. Además, la abundancia, distribución y riqueza de los mismos proporciona información acerca de los parámetros cosmológicos que definen el Universo, tales como la densidad de energía oscura (Λ), la densidad de materia (Ω_M), etc.; en la figura 1.3 se muestra un ejemplo de la capacidad de los cúmulos de galaxias para poner a prueba los modelos cosmológicos.

Además, los cúmulos de galaxias son, por la gran densidad de objetos que contienen, laboratorios ideales para estudiar la evolución de las galaxias, y como éstas se ven afectadas por su entorno. Las fusiones entre galaxias (Mihos 1995, Bekki 1998), procesos como el *harassment* (Moore et al. 1996, 1999), el *ram-pressure stripping* (Gunn & Gott 1972, Quilis et al. 2000) o la *starvation* (Cowie & Songaila 1977, Nulsen 1982, Bekki et al. 2002) pueden cambiar radicalmente la morfología y demás propiedades

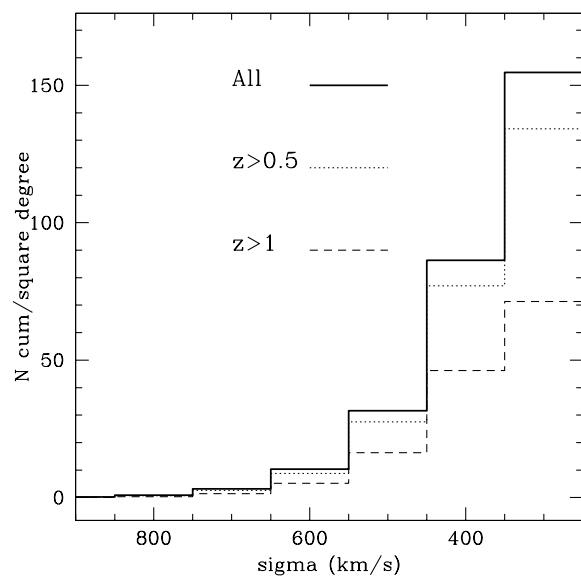


Figura 1.2: Densidad de cúmulos de galaxias esperada en función de la masa de los mismos (por el teorema del Virial, $M \propto \sigma^2$, siendo σ la velocidad de dispersión de las galaxias miembro), según las simulaciones de The Virgo Consortium (véase el texto).

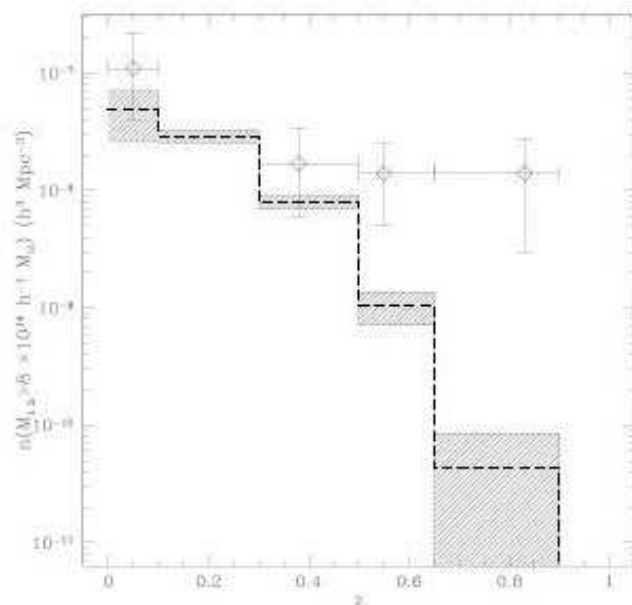


Figura 1.3: Densidad de cúmulos de galaxias observada en función del *redshift*, comparada con la esperada para un modelo cosmológico *standard*, según el trabajo de Younger et al. 2005.

de las galaxias. Una explicación más detallada de las propiedades de los cúmulos y sus

implicaciones cosmológicas, así como de estos procesos relacionados con la evolución de sus galaxias miembro, se da en la sección 1.3.

Los cúmulos de galaxias han sido catalogados desde hace más de medio siglo. El primer catálogo más o menos objetivo y sistemático fue el de Abell (1958). Desde entonces, se han detectado cúmulos de galaxias en el óptico (Postman et al. 1996), en rayos X (Ebeling et al. 2001*b*), a través del efecto Sunyaev-Zel'dovich (Moscardini et al. 2002) y en radio (Best et al. 2003). Igualmente, se han detectado mediante el efecto de lente gravitatoria (Wittman et al. 2001, 2003).

Entre los métodos de detección de estructuras, se han usado desde aquellos que tienen una base puramente geométrica, como las *wavelets*⁴ (Escalera & MacGillivray, 1995, 1996), las teselaciones de Voronoi (Ramella et al. 2001), o el *matched filter algorithm* (Postman et al. 1996), hasta los basados en propiedades fotométricas de las galaxias elípticas, como por ejemplo la *red sequence*⁵ (Gladders & Yee 2000*b*). Se presenta más información sobre las técnicas de detección de cúmulos de galaxias en la sección 1.4.

A pesar de todo este trabajo, hay aún pocos cúmulos conocidos a *redshifts* $z > 0.5$; de éstos, pocos han sido obtenidos por identificación óptica directa; por ejemplo, una búsqueda sistemática de cúmulos en el óptico, como la realizada por el grupo del SDSS (Stoughton et al. 2002), ha conseguido localizarlos sólo hasta $z \sim 0.4$ (Goto et al. 2002).

Actualmente, la existencia de *surveys*⁶ muy profundos en el óptico e infrarrojo cercano, cubriendo una región relativamente grande del cielo (varios grados cuadrados, deg^2), abre la posibilidad de extender estas búsquedas a *redshifts* mayores. En esta Tesis se pretende usar varios de estos *surveys*, y desarrollar las herramientas necesarias para la detección y elaboración de un catálogo de cúmulos de galaxias hasta $z \sim 1.0$, que sirva como referencia para posteriores estudios detallados de los mismos con los nuevos telescopios de clase 10 m, como por ejemplo el español GTC.

1.2. Formación de estructuras

Según la teoría cosmológica *standard*, durante los primeros instantes del Universo tuvo lugar la *inflación*, una expansión brutal del mismo durante sólo unas fracciones de segundo⁷ (Guth 1981, Guth & Jain 1992, Guth & Kaiser 2005). El resultado de este proceso fue una uniformización casi total de la distribución de materia, con unas mínimas fluctuaciones gaussianas⁸. Debido a la atracción gravitatoria, estas pequeñas

⁴Una posible traducción al español sería *ondículas*, aunque se usará la palabra en inglés.

⁵La secuencia roja de las galaxias elípticas en un cúmulo; una explicación detallada de la misma es presentada en la sección 1.3.

⁶En español, *cartografiados*; se usará la palabra en inglés.

⁷El Universo se habría expandido en un factor $\sim e^{60} \sim 10^{26}$, durante una fracción de tiempo inferior a $\sim 10^{-30}$ segundos.

⁸La distribución de $\rho(x) - \langle \rho \rangle$ es gaussiana.

concentraciones de materia formarían estructuras mayores, desde galaxias enanas ($M \sim 10^6 M_\odot$) hasta cúmulos de galaxias ($M \sim 10^{15} M_\odot$) (véase, por ejemplo, Peacock 1997). Este proceso de formación de estructuras, pero, todavía no se comprende en su totalidad y detalle, de manera que sigue siendo un tema candente en la astrofísica actual. Los dos principales modelos son el del colapso monolítico (Eggen et al. 1962; Larson 1974) y el de la agregación jerárquica (Press & Schechter 1974; White & Rees 1978; White & Frenk 1991; Cole et al. 1994).

En el modelo del colapso monolítico, la materia inicial colapsa formando una gran estructura, que se va fragmentando dando lugar a las más pequeñas. En este modelo, las galaxias (y las estrellas existentes en ellas) se forman en un único momento, y a partir de ahí *evolucionan pasivamente* (es decir, no se forman nuevas estrellas), mientras que las que hay van envejeciendo progresivamente. Como todas las galaxias en un cúmulo son, según este modelo, formadas en el mismo momento, todas ellas y todas sus estrellas tienen muy aproximadamente la misma metalicidad y la misma edad, con sólo una pequeña dispersión entre ellas, debida a las pequeñas diferencias en las condiciones iniciales en el momento de la formación.

Según el modelo jerárquico, en cambio, las primeras estructuras en formarse son las galaxias de baja masa, actuando los procesos de fusión entre ellas como desencadenantes de la formación estelar (por ejemplo, Mihos et al. 1995, Bekki et al. 1998; véase la sección 1.3.1). Este modelo también predice unas edades y metalicidades similares para las galaxias elípticas. Sin embargo, en este caso no hay una homogeneidad en la masa de las galaxias y la edad de las estrellas: las primeras generaciones de estrellas tienen la misma edad que las primeras galaxias (las pequeñas), mientras que hay nuevos brotes de formación estelar al formarse las galaxias mayores: así, a diferencia del modelo monolítico, las galaxias mayores no necesariamente tendrán la misma edad que las estrellas que las componen. No obstante, la formación estelar en las galaxias elípticas sería poco importante en tiempos recientes ($z < 2$), por lo que la única evolución que sufrirían sería el envejecimiento de la población estelar, la *evolución pasiva* ya mencionada anteriormente (sobre esta *evolución pasiva* y su relación con el modelo jerárquico, véase Ellis et al. 1997; Stanford, Eisenhardt & Dickinson 1995, 1998; Aragón-Salamanca, Baugh & Kauffmann, 1998). Eso implica que, al igual que con el modelo monolítico, las galaxias elípticas en un cúmulo tengan metalicidades parecidas, lo que les da a todas unos colores muy similares, dando lugar a la llamada *secuencia roja*⁹.

Las observaciones (por ejemplo, véase van Dokkum et al. 1999), así como las simulaciones (*The Virgo Consortium*¹⁰, por ejemplo, Springel et al. 2005) y los modelos semianalíticos de formación de galaxias (Kauffmann et al. 1999*a,b*; Diaferio et al. 1999), parecen inclinarse por el modelo jerárquico. Aún así, este modelo presenta algunos problemas, como por ejemplo que predice un número de galaxias satélite mucho mayor del observado (Moore et al. 1999, Klypin et al. 1999). Así, las simulaciones de

⁹Más información sobre ella en el apartado 1.3.1.

¹⁰<http://www.virgo.dur.ac.uk/>

N-cuerpos realizadas por estos autores indican que en sistemas como el Grupo Local el número de galaxias satélite esperadas en torno a galaxias como la Vía Láctea o Andrómeda debería ser ~ 200 , mientras que se observan sólo ~ 20 en cada una de ellas. Se han propuesto varias explicaciones posibles para esta discrepancia (Bullock et al. 2000), aunque ninguna de ellas del todo concluyente¹¹.

En cualquier caso, las propiedades y la evolución de las estructuras comentadas anteriormente sólo han sido estudiadas de forma parcial, existiendo grandes lagunas, por ejemplo, en el estudio de galaxias elípticas aisladas, de *grupos pobres* a distancias cosmológicas y de cúmulos de galaxias a partir de $z > 0.5$.

Aún y no estar del todo claros los detalles que conciernen a la formación de estructuras, como ya se ha comentado, sí que están bien establecidas las bases de la cosmología. Las medidas precisas del fondo cósmico de microondas (Spergel et al. 2003, 2006 y demás resultados de WMAP), combinadas con diferentes observaciones independientes, como la distribución espacial de cúmulos de galaxias (Younger et al. 2005) o el brillo de las supernovas de tipo Ia a distancias cosmológicas (Perlmutter et al. 1995, 1999, 2005), han permitido determinar con altísima precisión los parámetros cosmológicos que definen el Universo, tales como las densidades de materia bariónica ($\Omega_{bar} \sim 0.04$) y materia oscura fría ($\Omega_{CDM} \sim 0.25$), la constante cosmológica ($\Omega_{\Lambda} \sim 0.71$), o la constante de Hubble $H_0 \sim 73 \text{ km/s Mpc}^{-1}$ (Spergel et al. 2006), parámetros que dan lugar a una formación jerárquica de las estructuras. Éstos valores son los que definen la cosmología asumida en este trabajo.

1.3. Cúmulos de galaxias

En esta sección se exponen de las principales propiedades de estos objetos, y como éstas pueden resultar útiles para conocer los detalles que conciernen a la formación y a la evolución de los mismos, así como de las galaxias que los componen.

1.3.1. Propiedades generales

Los cúmulos de galaxias son las estructuras más grandes existentes en el universo. Se entiende que una estructura está formada cuando está virializada. Debido a la acción de la gravedad, las galaxias se han ido agrupando formando un objeto "aislado", *autogravitante*, ligado por esta fuerza gravitatoria. Como ejemplo de uno de estos cúmulos, véase la figura 1.4.

Según si la formación de las estructuras se produce siguiendo el modelo monolítico o el modelo jerárquico, las propiedades de estos cúmulos son ligeramente diferentes.

¹¹Hay que tener en cuenta que las simulaciones son de materia oscura, mientras que los únicos objetos observables directamente (los luminosos) son de materia bariónica. En principio, la distribución de materia bariónica seguiría a la materia oscura, aunque parece existir un *bias*, ligeras diferencias entre las distribuciones de materia oscura y materia bariónica; véase, por ejemplo, Croton et al. (2007).

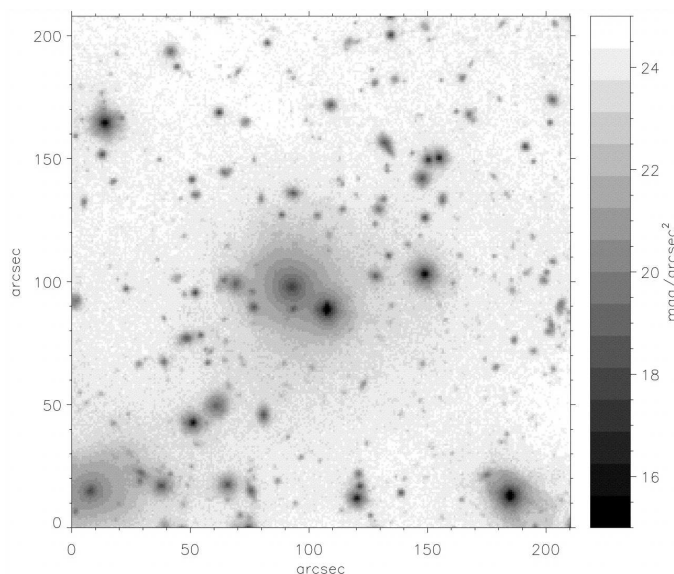


Figura 1.4: Fotografía en el óptico de la zona central del cúmulo Abell 2443, situado aproximadamente a $z \sim 0.1$, donde puede verse la gran concentración de galaxias. Se observan en el centro sus dos galaxias cD.

En cualquier caso, pero, se estima la época de formación de los primeros cúmulos en torno a $z \sim 1.5$ (*The Virgo Consortium*¹², por ejemplo, Springel et al. 2005); los menos masivos colapsarían más tarde y, de hecho, algunos de los cúmulos más cercanos parecen encontrarse aún en proceso de virialización.

Se estima que la fracción de galaxias en cúmulos es $\sim 10\%$; aproximadamente $\sim 40\%$ están en *grupos pobres*¹³, mientras que el $\sim 50\%$ restante está en el campo.

A continuación, se señalan las principales propiedades de estos cúmulos de galaxias.

Galaxias constituyentes

Estos cúmulos pueden tener desde ~ 20 hasta ~ 1000 galaxias (las estructuras con un número menor de objetos son los llamados *grupos pobres*); por tanto, sus masas van desde $\sim 10^{13}M_{\odot}$ hasta $\sim 10^{15}M_{\odot}$; por el Teorema del Virial, $M \propto \sigma^2$, por lo que las velocidades de dispersión de las galaxias en ellos pueden ir desde los ~ 200 km/s hasta los ~ 1000 km/s. Esta dispersión de velocidades se traduce en que, en el espacio de *redshift*, un cúmulo puede extenderse desde un $\Delta z \sim 0.004$ hasta un $\Delta z \sim 0.02$.

¹²<http://www.virgo.dur.ac.uk/>

¹³Grupos de ~ 20 galaxias o menos.

Galaxias cD

En general, los cúmulos de galaxias poseen una (aunque a veces pueden ser más) galaxia significativamente más brillante que el resto, situada cerca de la zona central del mismo: éstas son las llamadas *galaxias cD*, formadas por la acreción de galaxias y satélites que caen hacia el centro del pozo de potencial del cúmulo, aunque el origen detallado de estos objetos es todavía motivo de controversia (un *review*¹⁴ de las diferentes teorías sobre su formación se puede encontrar en Dubinski 1998). Estas galaxias cD son muchas veces fuertes emisoras de ondas de radio. En la figura 1.4 pueden advertirse fácilmente las dos galaxias cD del cúmulo Abell 2443.

Distribución radial

En los cúmulos, la mayoría de las galaxias están concentradas en la zona central de los mismos. Debido a la gran masa del sistema, se crea un pozo de potencial muy importante, en el que van cayendo las galaxias, hasta que se consigue un equilibrio entre la gravedad y la "presión". Según el modelo físico exacto que se suponga, se obtiene una diferente distribución radial para la densidad de galaxias, aunque éstas pequeñas diferencias no serán relevantes de cara a este trabajo. En orden de magnitud, los diferentes perfiles son compatibles, y las diferencias más importantes se dan sólo en las zonas más internas. Además, para este trabajo se tendrán en cuenta las densidades proyectadas, de manera que estas diferencias son aún menos importantes.

Los principales modelos son el de King (empírico, King 1962), el llamado *perfil de NFW* (basado en las simulaciones de materia oscura fría, Navarro, Frenk & White 1997), el perfil de Hubble (basado en la distribución observada de las galaxias, Hubble 1923), modelos basados en la termodinámica de la *esfera isoterma*, etc. En la figura 1.5 se presenta la densidad proyectada según algunos de estos modelos, junto con dos modelos exponenciales, también usados a veces para modelar esta distribución radial. Para un estudio sobre la idoneidad de estos modelos para representar los perfiles radiales de los cúmulos, véase Adami et al. (1998).

Relación morfología-densidad

Como se ha comentado, la densidad de galaxias es mayor en las partes centrales del cúmulo; puede observarse que, en estas zonas centrales, los objetos dominantes son las galaxias elípticas ($\sim 80\%$), mientras que en las zonas más externas y menos densas, en cambio, la población dominante son las galaxias espirales. Ésta es la llamada *relación morfología-densidad*, mostrada inicialmente por Dressler (1980); para un estudio más reciente, véase por ejemplo van der Wel et al. (2007).

Esta relación es debida a los diferentes procesos de interacción entre las galaxias, y entre ellas y el propio cúmulo, procesos que pueden alterar significativamente las propiedades dichas galaxias, tales como la morfología, la tasa de formación estelar,

¹⁴En español, sería una *revisión*; se usará la palabra en inglés.

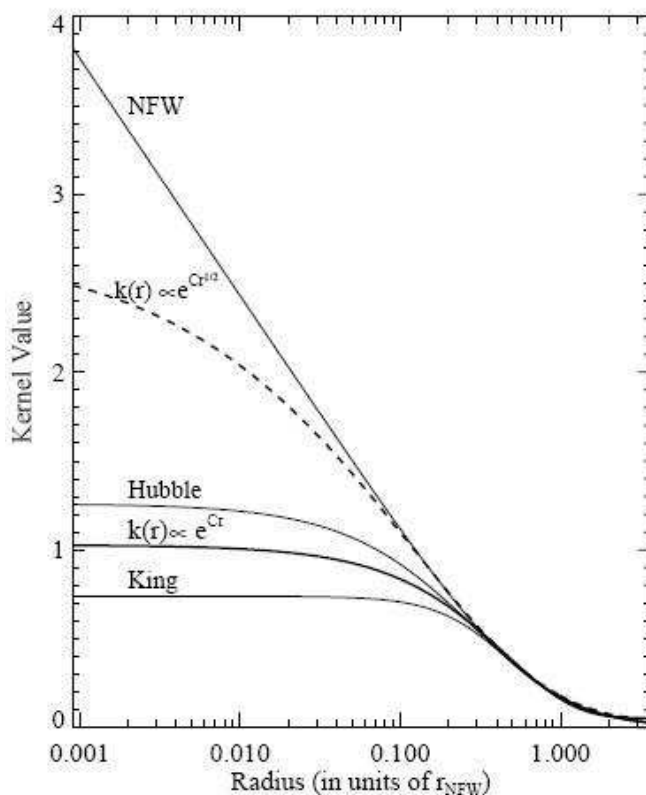


Figura 1.5: Densidad proyectada de galaxias en un cúmulo, según diferentes modelos para la distribución radial. Figura tomada de Gladders & Yee (2000a).

etc. Así, una galaxia "azul", espiral y con formación estelar, podría perder el gas y sus brazos espirales, quedando convertida en una galaxia "roja", elíptica y sin apenas formación estelar.

Los principales procesos de interacción son los siguientes:

- **Fusiones** (Mihos 1995, Bekki 1998). Estos procesos son interacciones galaxia-galaxia; dos galaxias pueden colisionar, fusionándose en un sistema mayor. El sistema resultante acostumbra a ser una galaxia elíptica, aunque en los primeros momentos con una gran formación estelar, debido al choque entre las dos galaxias y la interacción entre el gas de ellas.
- **Harassment** (Moore et al. 1996, 1999). Corresponde a una interacción entre una galaxia a alta velocidad y el potencial gravitatorio global del cúmulo. Las galaxias pierden los brazos espirales y, por tanto, el gas, de manera que no tendrán más brotes de formación estelar. También, al perder los brazos, disminuye el brillo de la galaxia.
- **Ram-pressure stripping** (Gunn & Gott 1972, Quilis et al. 2000). Este proceso es debido a la expulsión del gas del disco de una galaxia, debido a la presión

que ejerce el medio intercumular. Como en el caso del *harassment*, la principal consecuencia es la atenuación de la formación estelar.

- **Starvation** (Cowie & Songaila 1972, Nulsen 1982, Bekki et al. 2002). Con este nombre se engloban diferentes procesos capaces de expulsar el medio interestelar de la galaxia, así como el gas caliente del halo.
- Finalmente, la compresión de nubes gaseosas debido a fuerzas de marea (por el potencial cumular) pueden aumentar temporalmente la formación estelar (Byrd & Valtonen 1990, Fujita 1998).

Efecto Butcher-Oemler

Esta relación morfología-densidad es debida a la evolución de los cúmulos y de sus galaxias: como se ha expuesto, los diferentes procesos de interacción entre ellas provocan que, con el tiempo, haya cada vez más galaxias espirales y menos elípticas. Esta "evolución temporal" fue observada en primer lugar por Butcher & Oemler (1978) que, estudiando sistemas a $z \sim 0.4$ observaron un exceso de galaxias azules (espirales) comparado con los cúmulos locales. Así, la fracción de galaxias espirales se incrementa con el *redshift*.

Función de luminosidad

La función de luminosidad, $\Phi(M)$, representa la distribución de galaxias en función de su magnitud absoluta, ya sea para un cúmulo, en el campo, en número absoluto, por unidad de volumen, etc. Normalmente es representada por una función de Schechter (Schechter 1976) aunque, usada en un cúmulo, tiene dificultades para incluir (ajustar correctamente) la/las galaxias cD, por lo que estas galaxias acostumbran a no tenerse en cuenta a la hora de calcularla. Diferentes estudios (Binggeli et al. 1988) parecen indicar que la función de luminosidad en los cúmulos sería diferente a la del campo, mientras que otros (Valotto et al. 1997) concluyen que no hay diferencias significativas entre ellas. Lumsden et al. (1997) concluyeron que prácticamente todos los cúmulos, cualquiera que sea su riqueza, población de galaxias, etc. tienen una función de luminosidad muy parecida.

Gas intercumular

Además de las galaxias, en los cúmulos y entre ellas hay un gas caliente de electrones, a temperaturas típicas $\sim 10^7 - 10^8$ K, que emite intensamente en rayos X, y que contribuye con el 10-30% de la masa total del cúmulo (para un *review* sobre el tema, véase Schindler 2004).

Este gas de electrones, al interactuar con los fotones del fondo cósmico de microondas, es también el responsable del *scattering* Compton inverso, dando lugar al llamado *efecto Sunyaev-Zel'dovich* (Sunyaev & Zel'dovich 1970; para un *review* sobre

el mismo, véase Birkinshaw 1999). Este efecto es una de las particularidades más importantes de los cúmulos de galaxias, lo que lo ha convertido en una de las formas teóricamente óptimas para la detección de estas estructuras a alto *redshift* (Schäfer et al. 2006*a,b*).

La secuencia roja

Como se comentó en la sección 1.2, los modelos de formación de estructuras existentes, aún y sus diferencias, predicen que las galaxias elípticas en un cúmulo tendrán todos unos colores parecidos, debido por una parte a condiciones similares durante su formación, y por otra a la *evolución pasiva* que sufren estos sistemas, es decir, al hecho de que sólo tienen un brote de formación estelar, después del cual prácticamente no se forman nuevas estrellas.

Esto provoca que, en un diagrama color-magnitud, las galaxias elípticas de un cúmulo se dispongan sobre una línea prácticamente horizontal. Ésta es la llamada *secuencia roja*, una de las propiedades más características de los cúmulos. Esta propiedad se ha usado con éxito como base para la detección de cúmulos de galaxias, como se explica con más detalle en la sección 1.4.4.

En la figura 1.6 se muestra la posición de la *secuencia roja* para diferentes cúmulos, en función del *redshift* al que se encuentran.

Para un estudio reciente sobre esta secuencia roja, en particular para cúmulos a alto *redshift*, véase Lidman et al. (2008).

1.3.2. Implicaciones cosmológicas e interés

Los cúmulos de galaxias son las mayores estructuras existentes en el universo; por ello, según el modelo jerárquico, se han formado "recientemente". Muchos de ellos, de hecho, están todavía en proceso de formación y colapso. Por este motivo, son muy sensibles a las propiedades del Universo (en tanto que ellas influyen en el proceso de formación), de manera que sus propiedades los convierten en herramientas muy útiles para poner a prueba los diversos modelos cosmológicos: son importantes como trazadores de la estructura a gran escala del Universo; su densidad y distribución pondrían restricciones a los diferentes modelos (véanse, por ejemplo, las figuras 1.3 y 1.7), además de permitir la medida de diversos parámetros cosmológicos (tales como Ω_m , el parámetro ω , de la ecuación de estado de la energía oscura, etc.)

Por ejemplo, tan pronto como en 1937, cuando sólo se estaba empezando a comprender lo que eran las galaxias y los cúmulos, Zwicky notó que había una discrepancia importante según como se estimara la masa de los mismos (Zwicky 1937*a*): la masa necesaria para explicar la velocidad de dispersión de las galaxias en un cúmulo era mucho mayor que la masa luminosa observable. Si bien en su momento no se encontró una explicación satisfactoria para este efecto, fue el primer indicio de la *materia oscura*, que ahora se sabe que es uno de los principales componentes del Universo.

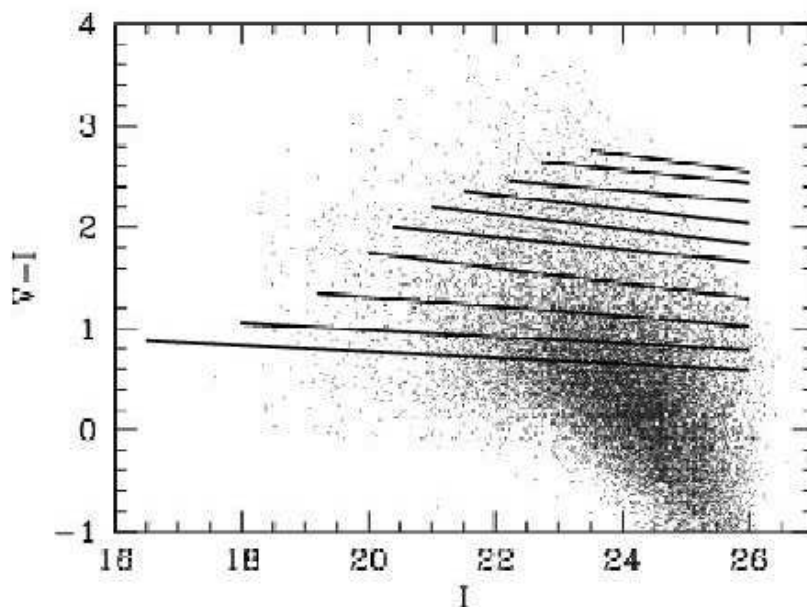


Figura 1.6: Posición esperada para la secuencia roja en un diagrama color-magnitud, en función del *redshift* del cúmulo, desde $z \sim 0.1$ (a $V-I \sim 1.0$) hasta $z \sim 1.0$, en intervalos de 0.1. Superpuestas, las galaxias del campo F1p22 (véase el apartado 3.1.1). Las que tienen un color $V-I < 1.0$ corresponden a galaxias espirales, más azules (la secuencia roja está formada sólo por galaxias elípticas). Estas secuencias rojas son aproximadas, basadas en Gladders & Yee (2000a).

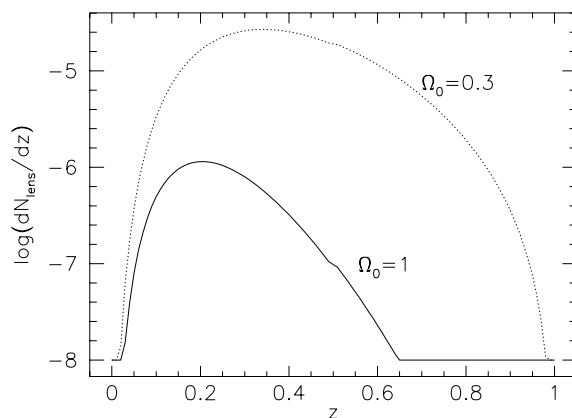


Figura 1.7: Número de cúmulos de galaxias capaces de producir *lensing*, en función del *redshift*, para diferentes valores de Ω_0 , en ambos casos suponiendo $\Omega_\Lambda = 0$. Según la densidad del Universo, se forman más o menos cúmulos con la masa necesaria para producir arcos gravitatorios. Figura tomada de Bartelmann et al. (1998).

En cuanto a los parámetros cosmológicos, actualmente las medidas más precisas que se pueden obtener por un sólo método corresponden a las medidas del fondo cósmico de microondas (por ejemplo, Spergel et al. 2006, y demás publicaciones de WMAP). Los cúmulos de galaxias, si bien por sí mismos no permiten mucha precisión en la estimación de los parámetros, sí que son sensibles a ellos de diferente manera que el fondo de microondas, de manera que imponen unos *constraints*¹⁵ independientes a ellos; así, combinando los diferentes métodos, se pueden obtener los parámetros con mayor precisión.

Como se comentó anteriormente, los procesos de fusión, *harassment*, etc. tienen mucha importancia de cara a la evolución de las galaxias. En las zonas interiores de los cúmulos, con la altísima densidad de galaxias existentes, la frecuencia de estos procesos es muy elevada; así, los cúmulos son un entorno idóneo para estudiar esta evolución de las galaxias.

Por ello, es necesario tener una muestra importante de estos objetos, aunque no sólo numerosa, sino también lo más homogénea y no-sesgada posible, para poder hacer estudios estadísticamente significativos de estos objetos, y todos los procesos mencionados en esta sección.

Desde los años 30 del siglo XX se han venido realizando estudios para localizar cúmulos de galaxias. Se han usado muchas técnicas diferentes, según han ido evolucionando los conocimientos de los cúmulos, la tecnología, etc. Sin embargo, se han conseguido resultados importantes sólo hasta $z < 0.5$. Hasta este *redshift*, pues, se han estudiado los cúmulos y sus galaxias con bastante detalle. En cambio, el número de cúmulos conocidos a $z > 0.5$ es muy reducido, de manera que estos estudios no se han podido llevar a cabo a estos *redshifts*. Por ello, para poder extender los mismos a épocas más tempranas del Universo, el objetivo de esta Tesis es elaborar un catálogo de cúmulos de galaxias a estas altas distancias.

En la siguiente sección se examinan las diferentes técnicas usadas hasta la fecha, para la detección de cúmulos de galaxias

1.4. Búsquedas de cúmulos de galaxias

Tras descubrirse que la Vía Láctea no era más que una galaxia entre muchas otras (por ejemplo, Hubble 1925), se planteó la cuestión de cómo se distribuían estas "nuevas" galaxias en el espacio. Dado que las primeras observaciones y catálogos eran poco profundos, se observaba una distribución prácticamente uniforme de ellas. Una de las primeras detecciones de *agrupamientos* de galaxias fue llevada a cabo por Carpenter (1931).

La siguiente cuestión era averiguar si esas sobredensidades correspondían a agrupaciones reales de galaxias, ligadas gravitatoriamente, o eran debidas simplemente a fluctuaciones y efectos de proyección. El primero en demostrar que esas asociaciones

¹⁵Restricciones.

eran reales fue Zwicky (1937*b*, 1938) que, haciendo estadística de galaxias sobre el campo, notó que el número de sobredensidades, y la magnitud de ellas, hacían muy poco probable que fueran el resultado de fluctuaciones estadísticas de un campo aleatorio uniforme; por lo tanto, algunas de esas agrupaciones de galaxias eran reales, estaban físicamente ligadas. Así fue como Zwicky encontró los primeros cúmulos de galaxias de forma sistemática. Un método tan simple como éste es el que se ha venido usando, con diversas variantes, hasta los años 80 del último siglo.

En los últimos años, se han desarrollado otros métodos para detectar estos cúmulos de galaxias usando imágenes ópticas. También se ha extendido la búsqueda de los mismos a otras longitudes de onda, ya que los cúmulos de galaxias emiten significativamente en prácticamente todo el espectro electromagnético. A continuación se detallan estos métodos.

1.4.1. Sobredensidades en el óptico: Abell y Zwicky

Como se ha comentado en la sección anterior, la búsqueda de sobredensidades de galaxias usando imágenes ópticas es la técnica más sencilla, por lo que fue la primera utilizada para las búsquedas sistemáticas de cúmulos de galaxias. Con ellas se obtuvieron los catálogos más utilizados hasta la fecha, los de Zwicky (Herzog et al. 1957; Zwicky et al. 1961-1968), y los de Abell (Abell 1958; Abell, Corwin & Olowin 1986).

Este método consiste en buscar directamente las sobredensidades en la distribución bidimensional de galaxias; el problema obvio es que, por efectos de proyección, cabe esperar algunas falsas detecciones. También, por la propia naturaleza del método, está claramente sesgado hacia los cúmulos más ricos. A partir de la estadística de la distribución (valores medios y fluctuaciones típicas en la densidad de galaxias en el campo), se puede ver si existen fluctuaciones estadísticamente improbables, que serían los candidatos a cúmulos de galaxias. Con el color de las galaxias de la sobredensidad se podría, en principio, confirmar la existencia del cúmulo e, incluso, estimar su *redshift*, a partir de la secuencia roja.

Tanto Zwicky como Abell hicieron sus trabajos a partir de las imágenes del *survey* del Monte Palomar, llevadas a cabo con el telescopio Schmidt de 1.2 m del Palomar Observatory. Con una resolución espacial $\sim 2''$ y unas magnitudes fotográficas límite ~ 21 en el azul y ~ 20 en el rojo, Abell catalogó en 1958 un total de 2712 cúmulos. El catálogo de Zwicky, publicado entre 1961 y 1968, contiene ~ 10000 cúmulos más, y en Abell, Corwin & Olowin (1986), una extensión al hemisferio sur del primer trabajo de Abell, se citan ~ 4000 cúmulos. Debido a lo poco profundas que eran las imágenes, todos estos cúmulos tienen un *redshift* máximo de $z \sim 0.2$. Los resultados de estas primeras búsquedas se resumen en la tabla 1.1.

Abell dio además un importante paso adelante, al intentar cuantificar de manera objetiva la riqueza de los cúmulos, definiendo un criterio preciso para ello¹⁶. Recien-

¹⁶La riqueza de un cúmulo viene definida, según este criterio, en función del número de galaxias

temente, se han mostrado los posibles sesgos de este criterio (véase, por ejemplo, Yee & López-Cruz 1999).

Más tarde, Gunn, Hoessel & Oke (1986) elaboraron otro catálogo basado en la inspección visual, aunque esta vez a partir de la digitalización de placas fotográficas tomadas en telescopios de 4-5 m; en este caso, el *redshift* máximo es del orden de $z \sim 0.5$.

Si bien éstos son los catálogos que podrían llamarse "clásicos", está claro que este proceso para la detección de los cúmulos es poco eficiente, por el tiempo requerido, y por la poca objetividad y los sesgos propios de la inspección visual. Así, pues, el siguiente paso fue la automatización de las búsquedas de cúmulos de galaxias, para conseguir catálogos más homogéneos y, sobretodo, en menos tiempo.

Autor	Año	Área	Cúmulos	<i>Redshift</i> máx.	Técnica usada
Herzog et al.	1957	$\sim 30000 \text{ deg}^2$	4158	~ 0.2	Inspección visual
Abell	1958	$\sim 30000 \text{ deg}^2$	2712	~ 0.2	Inspección visual
Zwicky et al.	1961-1968	?	9134	~ 0.2	Inspección visual
Shectman	1985	$\sim 30000 \text{ deg}^2$	646	~ 0.2	Conteo automático
Abell, Corwin & Olowin	1986	Todo el cielo	4073	~ 0.2	Inspección visual
Gunn, Hoessel & Oke	1986	$\sim 70 \text{ deg}^2$	418	~ 0.5	Inspección visual
Lumsden et al.	1992	$\sim 1600 \text{ deg}^2$	737	~ 0.2	Conteo automático
Dalton et al.	1994	$\sim 4300 \text{ deg}^2$	228	~ 0.2	Conteo automático
Postman et al.	1996	$\sim 5,1 \text{ deg}^2$	79	~ 0.7	<i>Matched filter algorithm</i>
Lobo et al.	2000	$\sim 17 \text{ deg}^2$	~ 350	~ 1.0	Adaptación <i>matched filter</i>
Olsen et al.	2001	$\sim 8 \text{ deg}^2$	168	~ 0.6	Adaptación <i>matched filter</i>
Goto et al.	2002	$\sim 350 \text{ deg}^2$	4638	~ 0.4	Selección en color
Gladders & Yee	2005	$\sim 100 \text{ deg}^2$	$\sim 4000^{17}$	~ 1.0	Secuencia roja

Tabla 1.1: Principales características de los catálogos mencionados en este capítulo, representantes de las diferentes técnicas de detección de cúmulos de galaxias. Las referencias no incluidas en esta tabla son trabajos donde se presentan las técnicas mediante simulaciones, no analizando zonas reales del cielo, o bien aplicándolas sobre zonas ya estudiadas; típicamente, se han *reanalizado* las zonas correspondientes a Postman et al. (1996).

1.4.2. Primeras búsquedas automatizadas en el óptico

Para hacer un estudio estadístico basado en los cúmulos de galaxias, hace falta una muestra de ellos objetiva, que no esté sesgada por motivos humanos; también es necesario tener un buen conocimiento de la contaminación del catálogo (cuántos cúmulos detectados son en realidad falsas detecciones), así como de la completitud del mismo (qué proporción de cúmulos existentes se está detectando, puesto que por distintos motivos nunca van a detectarse todos). Por todo ello, no se puede usar un

a menos de 1.5 Mpc del centro del mismo, que tienen además una magnitud $m > m_3 + 2$, siendo m_3 la tercera galaxia más brillante del cúmulo. Se usa la tercera galaxia más brillante para evitar las galaxias cD que, siendo usualmente mucho más brillantes que el resto de galaxias, como se explicó en la sección 1.3.1, podrían falsear la estadística.

catálogo creado por inspección visual, de manera que hace falta digitalizar los datos y usar algoritmos computacionales, para hacer un estudio objetivo y sistemático.

Sólo a partir de mediados de los años 80 empezaron a digitalizarse los datos fotográficos, tanto del telescopio Schmidt de 1.2 m del Monte Palomar, como del Schmidt inglés de Siding Spring, lo que permitió usar métodos automáticos y objetivos para la detección de los cúmulos de galaxias. El proceso era el mismo, la búsqueda de sobredensidades estadísticamente significativas de galaxias, aunque con una evaluación cuantitativa y automática de qué era significativo y qué no. Los primeros catálogos obtenidos de esta forma fueron los de Shectman (1985), Lumsden et al. (1992, *The Edinburgh-Durham Cluster Catalogue*) y Dalton et al. (1994, el *APM Cluster Survey*), obtenidos con estos datos digitalizados. Debido a las características de las placas fotográficas y la poca profundidad de las imágenes, el *redshift* máximo de los cúmulos detectados fue $z \sim 0.2$.

1.4.3. *The matched filter algorithm*

Este método fue presentado por Postman et al. (1996), inspirado probablemente en Dalton et al. (1994). Es una mejora de la búsqueda directa de sobredensidades, donde se convoluciona la densidad proyectada de galaxias con el perfil radial esperado para un cúmulo. Así, se consiguen resaltar más las estructuras que siguen este perfil (que, en principio, serán los cúmulos) y atenuar la demás, facilitando la detección de estas estructuras. El problema obvio de este método es que sesga los resultados, favoreciendo los cúmulos con un perfil radial como el supuesto: si hay cúmulos que siguen otro perfil, serán más difíciles de detectar con este método. Como se comentó en la sección 1.3.1, pero, los diferentes modelos para el perfil radial de un cúmulo no difieren mucho entre sí.

Este método supone, además de un perfil radial, una función de luminosidad para los cúmulos (evidentemente, esto introduce otro sesgo, a parte del debido al perfil). A partir de las magnitudes de las galaxias en los datos, se deduce una función de luminosidad para el campo; a continuación se calcula una función de *verosimilitud* en todo el espacio, evaluando que la distribución de galaxias en cada punto sea compatible, por distribución espacial y de magnitudes, con la presencia de un cúmulo. Los parámetros libres de esta función son el tamaño angular, m^* (la magnitud típica de la función de luminosidad) y la riqueza del cúmulo. Los máximos locales de esta función de verosimilitud indican los posibles candidatos a cúmulos de galaxias.

Así, pues, el método proporciona automáticamente los parámetros para el cúmulo, es decir, la riqueza, el tamaño y m^* . Y, puesto que éstos son función del *redshift*, proporcionan una estimación del corrimiento al rojo al que está el supuesto cúmulo. Este método ha demostrado funcionar bien para un amplio rango de *redshifts* (hasta $z \sim 1$ aproximadamente, como se muestra en Postman et al. 1996).

Existen otras variantes de este método como, por ejemplo, si se dispone de información en *redshift* (como en el *filtrado combinado adaptativo*, propuesto por Kepner

et al. 1999); con esta información adicional en *redshift*, las sobredensidades se buscan en "capas" de distinto z ; este método permite, además, tener en cuenta un distinto tamaño angular del cúmulo en función del *redshift*, lo que mejora sustancialmente los resultados (también se pueden usar las galaxias con un cierto rango en color; eso resalta más los cúmulos, teniendo en cuenta que, como se ha mencionado anteriormente, la mayoría de las galaxias elípticas de un cúmulo tienen aproximadamente un color parecido, lo que genera la llamada *secuencia roja*). Como otras variantes del método, véanse por ejemplo Kawasaki et al. (1998), Lobo et al. (2000), Olsen et al. (2001) y Kim et al. (2002).

Con este método, en Postman et al. (1996) se da un nuevo catálogo, a partir del Palomar Distant Cluster Survey, con 79 nuevos cúmulos, con $0.2 < z < 1.2$.

En Kim et al. (2002) se hace una comparación de varios de estos métodos, incluyendo también las teselaciones de Voronoi y las selecciones en color (véanse las próximas secciones).

1.4.4. Selecciones en color

Este método se basa exclusivamente en las propiedades de los diagramas color-magnitud de los cúmulos de galaxias, y en la llamada *secuencia roja*. Buscando sobredensidades en el espacio, considerando sólo las galaxias con un cierto color, puede detectarse un cúmulo como una agrupación de objetos con ése color dado.

Se pueden realizar la búsqueda con un conteo directo de galaxias, o suponiendo una distribución radial de los objetos, por ejemplo, como con el *matched filter algorithm*.

Este método fue usado, por ejemplo, por Gladders & Yee (2000*a,b*) y Goto et al. (2002); en Gladders & Yee (2000*a*) se demuestra la potencia del método recuperando, por ejemplo, los cúmulos de Postman et al. (1996), mientras que en Gladders & Yee (2000*b*) se usa este método para la elaboración de un catálogo de cúmulos, con el llamado *Toronto Red-Sequence Cluster Survey* (Gladders & Yee 2005). De todas formas, hay que mencionar que este procedimiento sufre efectos de selección (tiene dificultades para encontrar cúmulos pobres), aunque tiene la ventaja que evita errores de proyección.

Este método está explicado en detalle en la sección 5.1.2, ya que fue usado como una primera aproximación al código desarrollado en este trabajo.

1.4.5. Teselaciones de Voronoi

El método de las teselaciones de Voronoi (Ramella et al. 2001) consiste básicamente en definir una red de celdas en el espacio, de manera que en cada una de ellas haya una y sólo una galaxia. Los bordes de las celdas vienen dados por los puntos intermedios entre una galaxia y cada una de sus vecinas (véase la figura 1.8). Así, donde se concentran las galaxias, las celdas correspondientes a cada una de ellas serán más pequeñas, de la misma manera que donde haya pocas galaxias las celdas serán más grandes. De este modo, el inverso del tamaño de la celda proporciona una medida

de la concentración de galaxias en ese punto; así, pueden localizarse las sobredensidades. Este método, además, permite deducir la forma de la sobredensidad, a partir del patrón que siguen las teselas.

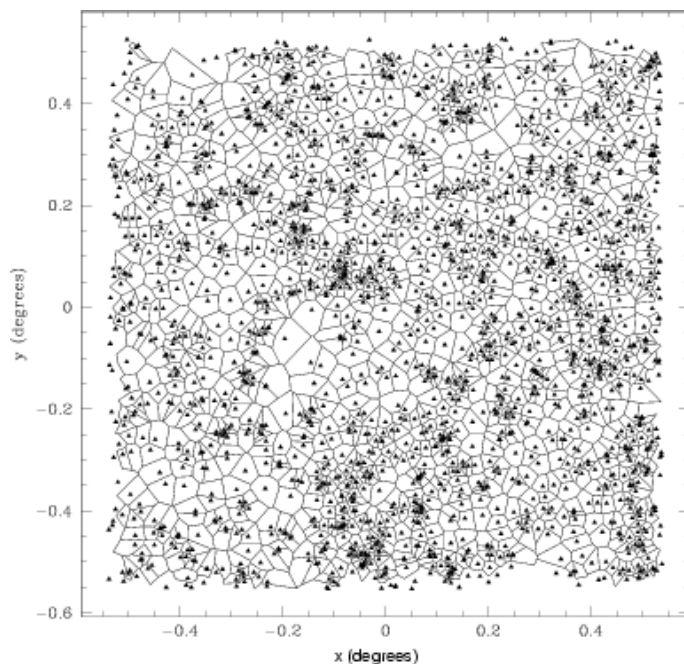


Figura 1.8: Patrón de teselas obtenido para un campo de galaxias. Puede observarse como el tamaño de las celdas en un punto es inversamente proporcional a la densidad de galaxias en ese punto. Figura tomada de Ramella et al. (2001).

El método puede aplicarse directamente a todos los objetos del campo, o a aquellos con un cierto color de manera que, mediante la *secuencia roja*, puedan detectarse más fácilmente estos objetos. Mejor aún si se dispone de información en *redshift*, pudiendo hacer el estudio sobre objetos con (aproximadamente) el mismo corrimiento al rojo.

Si no se aplican estos criterios basados en el color, este método puede sufrir efectos de proyección; la ventaja respecto a los anteriores es que no tiene ningún sesgo de forma, ya que ésta no se presupone, sino que se determina a partir la propia disposición de las teselas.

1.4.6. Búsquedas no-ópticas

En los apartados anteriores se han explicado los principales métodos para la detección de cúmulos de galaxias basados en imágenes ópticas. Pero los cúmulos son visibles en muchas diferentes longitudes de onda, por lo que pueden ser detectados en casi cualquier rango del espectro electromagnético. Además, cada longitud de onda (y las propiedades de un cúmulo en ella) tiene diferentes sesgos observacionales, de manera que las observaciones en unas longitudes de onda complementan las otras (si

bien es verdad que no están aún muy claros los sesgos en cada rango espectral, ni la relación entre las propiedades de los cúmulos en unas longitudes de onda y en otras).

En esta sección se comentan sucintamente los principales métodos para su detección en longitudes de onda no-ópticas.

Rayos X

Como se comentó en el apartado 1.3.1, entre las galaxias de un cúmulo existe un gas caliente de electrones (con temperaturas típicas $T \sim 10^7 - 10^8$ K), ligado gravitatoriamente al cúmulo y más o menos virializado, que emite intensamente en rayos X (véase la figura 1.9).

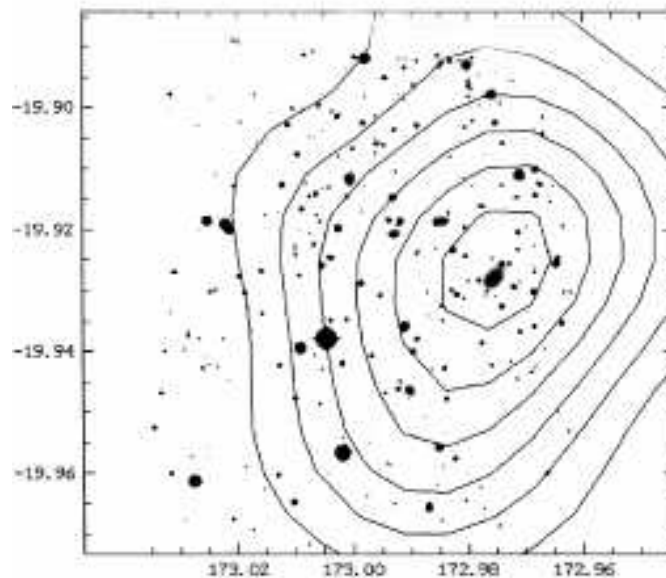


Figura 1.9: Contornos de emisión en rayos X, superpuestos a una imagen óptica del cúmulo Abell 1300. Puede observarse que esta emisión está centrada en la galaxia cD, y que sigue la distribución óptica de galaxias. Los ejes indican la AR y la DEC en grados. Figura tomada de Pierre et al. (1994).

La potencia de emisión es proporcional a la masa en gas y a su temperatura, que a su vez es proporcional a la masa del cúmulo (las dependencias aproximadas son $L_X \propto T^{2.8} \propto M^{2.8}$; véanse, por ejemplo, Xue & Wu 2000 o Reiprich & Böhringer 2002); esto da lugar a que algunas de las fuentes más importantes en rayos X sean cúmulos de galaxias (Pierre et al. 1994).

Las luminosidades típicas están en el rango $\sim 10^{42} - 10^{45}$ erg/s. Hay otros objetos que emiten también en rayos X, como estrellas binarias con un agujero negro, por ejemplo; pero éstas últimas en principio son fuentes puntuales, mientras que un

cúmulo aparecerá como una fuente extensa. Es, pues, buscando fuentes extensas de rayos X, como pueden detectarse los cúmulos de galaxias.

La ventaja de este método es, pues, que todos los cúmulos más o menos ricos emiten en rayos X, por lo que es relativamente fácil encontrarlos; el inconveniente obvio que tiene es que, debido a la dependencia $L_X \propto M^{1.8}$, la búsqueda está muy sesgada hacia los cúmulos más masivos. Otro inconveniente del método es que para observar en rayos X hace falta usar satélites, cuyo campo de visión es relativamente pequeño, por lo que es difícil cubrir grandes zonas del cielo en un tiempo razonable.

En los últimos años, con el uso de los satélites CHANDRA¹⁸, ROSAT¹⁹ y XMM²⁰, que han cartografiado prácticamente todo el cielo en rayos X, se han podido llevar a cabo varias búsquedas de cúmulos de galaxias basados en estos datos; por ejemplo, con el *ROSAT All-sky Survey*, se dispone del primer trabajo de Cruddace et al. 1991 o, más recientemente, Edge et al. 2003.

También se han realizado búsquedas de cúmulos usando WARPS²¹ (Ebeling et al. 2000), o con el proyecto MACS²² (Ebeling et al. 2001a). Con este proyecto, actualmente en curso, se han detectado a partir de su emisión en rayos X, y confirmado espectroscópicamente, ~ 70 nuevos cúmulos, con $0.3 < z < 0.6$ (Ebeling et al. 2004). El mismo autor, con imágenes de ROSAT, ha localizado cúmulos hasta $z \sim 0.9$ (Ebeling et al. 2001b).

Autor	Año	Área	Cúmulos	Redshift máx.	Técnica usada
Escalera & MacGillivray	1996	$\sim 2900 \text{ deg}^2$	~ 250	?	<i>Wavelets</i>
Zaritsky et al.	1997	$\sim 140 \text{ deg}^2$	~ 300	~ 1.1	Fluctuaciones brillo superficial
Ebeling et al. - MACS	2001a	$\sim 22700 \text{ deg}^2$	101	~ 0.6	Rayos X
Wittman et al.	2006	$\sim 8,6 \text{ deg}^2$	8	~ 0.7	<i>Weak lensing</i>

Tabla 1.2: Principales características de los catálogos más representativos obtenidos mediante técnicas no-ópticas. Algunas de las técnicas no aparecen en la tabla puesto que por ahora sólo han sido propuestas y simuladas, o bien se han usado sobre objetos concretos en el cielo, no realizando un *survey*. También hay que notar que algunos de los proyectos mencionados en esta tabla siguen en curso, de manera que el número total de cúmulos detectados se verá incrementado.

El efecto Sunyaev-Zel'dovich

Como se comentó anteriormente, este efecto es debido a que los fotones del fondo cósmico de microondas, al pasar a través del gas difuso del cúmulo, sufren el llamado *scattering* Compton inverso, lo que hace que varíen un poco su energía (véase la figura

¹⁸<http://chandra.harvard.edu/>

¹⁹<http://wave.xray.mpe.mpg.de/rosat>

²⁰<http://xmmssc-www.star.le.ac.uk/>

²¹<http://lheawww.gsfc.nasa.gov/~horner/warps/>

²²<http://www.ifa.hawaii.edu/~ebeling/clusters/MACS.html>

1.10); el efecto resultante es la transferencia de fotones de la parte de Rayleigh-Jeans a la parte de Wien del espectro de la radiación de fondo (aproximadamente un cuerpo negro), de manera que la distribución de energía de los fotones observados en la zona donde hay un cúmulo es distinta a la del resto del cielo. Obviamente, el efecto es más intenso cuanto más masivo es el cúmulo, puesto que hay más gas, y se modifica más la distribución de energía de los fotones de la radiación de fondo.

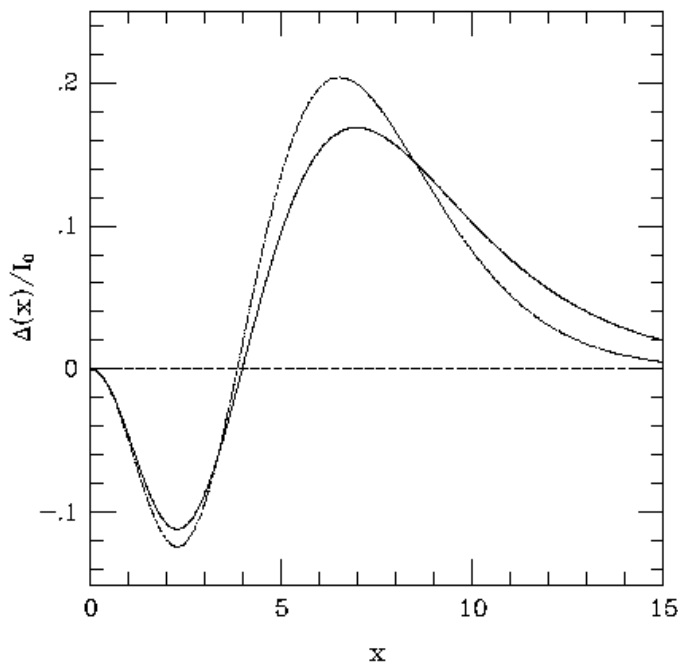


Figura 1.10: Variación que sufre un espectro de Planck al pasar por una población de electrones termalizados (el gas intercúmulo, donde $T = T_e$), por efecto del *scattering* Compton inverso, representado en función de la energía adimensional $x = h\nu/kT$, con $I_0 = 2h/c^2[(kT_{rad}/h)]^3$; en este caso, para electrones con $kT \sim 15.3$ KeV. La amplitud del efecto es proporcional a la temperatura, aunque la forma es invariante. Las dos líneas corresponden a diferentes aproximaciones. Figura tomada de Birkinshaw (1999).

Este método tiene la ventaja que el efecto es independiente de la distancia a la que esté el cúmulo, por lo que es un buen método para detectar los más lejanos. La contrapartida es, como siempre, que es un sistema sesgado hacia los cúmulos más masivos.

Existen diversas mediciones de este efecto (por ejemplo, de Petris et al. 2002), y actualmente hay varios experimentos destinados a la realización de grandes *surveys* en los que detectar los cúmulos mediante él. Con el satélite Planck²³ se espera detectar ~ 10000 cúmulos hasta $z \sim 1.0$ (Geisbüsch et al. 2005).

Para una explicación más detallada del efecto Sunyaev-Zel'dovich, véase por ejemplo el *review* de Birkinshaw (1999).

²³<http://www.rssd.esa.int/index.php?project=PLANCK&page=index>

Radiogalaxias

Como se comentó en la sección 1.3.1, en los centros de los cúmulos suele haber galaxias elípticas gigantes, las llamadas galaxias cD, que en muchos casos son fuertes emisoras de ondas de radio; así, pues, buscando fuentes intensas de radio, pueden localizarse las posibles galaxias centrales de estos cúmulos y, por lo tanto, los cúmulos en sí.

El tiempo de vida de estas galaxias (como emisoras en radio) es aproximadamente de $\sim 10^8$ años²⁴, por lo que puede estimarse que la fracción de galaxias cD con este tipo de emisión es relativamente pequeña ($\sim 1\%$).

Se han realizado varias búsquedas de cúmulos a partir de estas radiogalaxias; véanse por ejemplo los trabajos de Sánchez & González-Serrano (2002), Best et al. (2003) y Venemans et al. (2007).

Lentes gravitatorias

El efecto de lente gravitatoria fue propuesto por Einstein a principios del siglo XX, como una consecuencia de su Teoría General de la Relatividad. Según ésta, al tener los fotones energía, la luz se vería afectada por el campo gravitatorio como cualquier otro cuerpo material. La cantidad de materia necesaria para desviar un rayo de luz tendría que ser enorme, así que Einstein propuso los escenarios astrofísicos como posibles lugares donde podría observarse el fenómeno.

Actualmente se han observado estas lentes gravitatorias en sistemas galaxia-galaxia (una galaxia desvía la luz de otra galaxia de fondo), cúmulo-galaxia (un cúmulo de galaxias desvía la luz de las galaxias de fondo) y también el llamado *microlensing*, donde una estrella de la Vía Láctea desvía la luz de una estrella más lejana.

El segundo de estos fenómenos es el que se puede usar para detectar los cúmulos de galaxias. Al desviar los rayos de luz de las galaxias de fondo, un cúmulo puede producir imágenes distorsionadas de las mismas, imágenes múltiples, arcos y anillos. Un cúmulo que no es obvio a partir de imágenes en óptico, rayos X, efecto Sunyaev-Zel'dovich, etc. podría serlo en *lensing*: buscando zonas con imágenes distorsionadas, anillos, etc. se podría localizar el cúmulo que actúa como lente. Es, pues, un método especialmente adecuado para los cúmulos lejanos, que pueden ser difíciles de detectar por otros métodos.

Además, el efecto de lente gravitatoria permite una estimación de la masa total del cúmulo (tanto bariónica como oscura), ya que el efecto es obviamente proporcional a la masa que crea el campo gravitatorio. Se han hecho grandes *surveys* buscando estos efectos, como el Deep Lens Survey²⁵ (Wittman et al. 2002); un ejemplo del uso de las lentes gravitatorias para la búsqueda de cúmulos puede encontrarse en Wittman

²⁴<http://www.pd.astro.it/E-MOSTRA/NEW/A5022RAD.HTM>

²⁵<http://dls.physics.ucdavis.edu/>

et al (2006); véase también Ellis et al. (2001).

1.4.7. Otros métodos

Finalmente, se comentan otros métodos que, si bien se basan en datos ópticos, no identifican el cúmulo por imagen óptica directa.

Fluctuaciones de brillo superficial

Una de las técnicas más sorprendentes a la hora de buscar cúmulos de galaxias a alto *redshift* es la propuesta por Dalcanton (1996), aplicada con éxito por el mismo grupo (Zaritsky et al. 1997). Consiste en que, con una imagen óptica de un campo, modelando cada galaxia resuelta y restándola de la imagen inicial, el resultado no es perfectamente plano en el caso que haya un cúmulo, sino que la luz difusa del mismo, además de la luz de las galaxias no resueltas, deja una fluctuación en la imagen, en la zona ocupada por dicho cúmulo. Puede usarse esta imagen final para la detección de cúmulos de galaxias. Véase la figura 1.11.

Las ventajas de este método son que no requiere de largos tiempos de exposición, ni tampoco de grandes telescopios, puesto que sólo hace falta resolver las principales galaxias del cúmulo. Todo ello hace que sea fácil hacer grandes *surveys* en tiempos relativamente pequeños. Como contrapartida, requiere un muy buen *flat-field*, así como una selección cuidadosa de los campos, para tener en cuenta las posibles fluctuaciones debidas a la emisión difusa de la Vía Láctea.

Wavelets

Desde un punto de vista más matemático, se han propuesto otros métodos, entre los que destaca la transformada *wavelet*, que actúa como un filtrado que permite resaltar estructuras a diversas escalas, por lo que en particular es una buena herramienta para encontrar cúmulos de galaxias a distintos *redshifts* (por su diferente tamaño angular). El método lo propusieron Escalera & MacGillivray (1995) y fue usado por estos mismos autores (Escalera & MacGillivray 1996) y por Sanz et al. (2001).

1.5. Estado actual del campo, motivación y objetivos de esta Tesis

Como se ha visto en este capítulo, en la actualidad se emplean diferentes métodos para la búsqueda de cúmulos de galaxias, que abarcan todo el espectro electromagnético, desde la búsqueda de fuentes de rayos X (Pierre et al. 1994, Ebeling et al. 2004), búsquedas combinadas en distintos filtros en el óptico y en el infrarrojo (Postman et al. 1996; Gladders & Yee 2000*a,b*; Olsen et al. 2001), a partir de las fluctuaciones en la radiación cósmica de fondo mediante el efecto Sunyaev-Zel'dovich (Geisbüsch

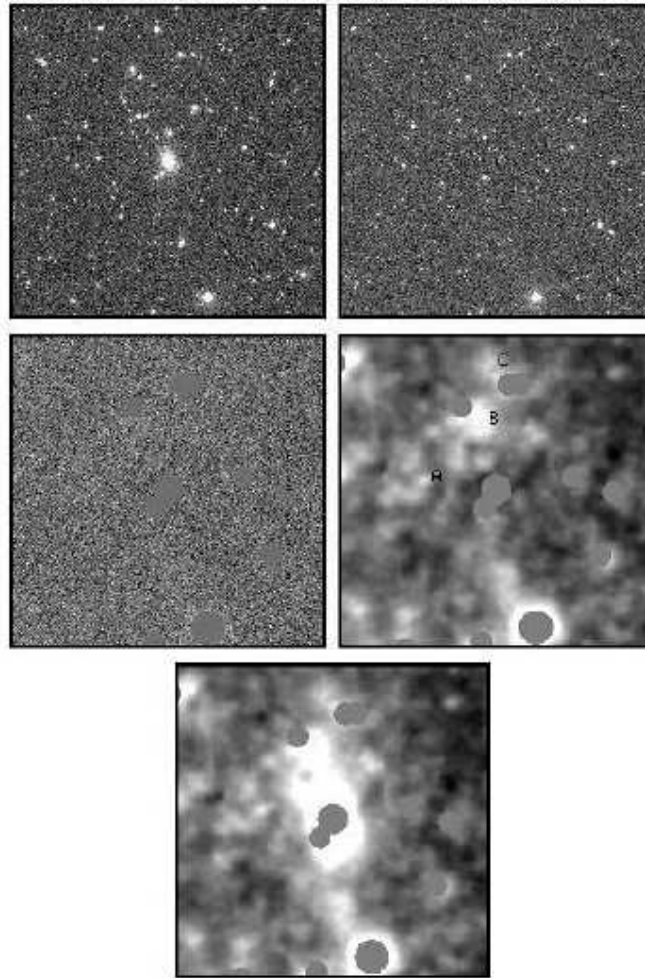


Figura 1.11: Dada una imagen (arriba a la izquierda), se modelan y sustraen las galaxias más grandes (arriba a la derecha) y luego las más brillantes; también se sustituyen por cielo otras zonas brillantes. Un promedio de la imagen resultante permite ver una estructura, debida a la luz difusa y a las galaxias menos brillantes del cúmulo. Figura tomada de Gonzalez et al. (2000).

et al. 2005), o mediante la búsqueda de radiogalaxias (Best et al. 2003); véanse las tablas 1.1 y 1.2 para comparar los resultados de las diferentes técnicas.

A pesar de todo este esfuerzo observacional, el número de cúmulos conocidos a $z > 0.5$ es todavía bastante reducido, no existiendo aún una muestra de los mismos lo suficientemente amplia y homogénea para estudios estadísticamente significativos (por ejemplo: con $\delta > -10^\circ$ y $z > 0.55$, hay sólo ~ 70 cúmulos conocidos con *redshift* espectroscópico medido²⁶). Así, el obtener una muestra representativa de cúmulos de galaxias a $z > 0.5$ sería un gran paso para poder extender los estudios de estos objetos a estas distancias, así como los estudios en cuanto a la evolución de los mismos

²⁶En agosto de 2007; a partir de este punto, y siempre que no se indique lo contrario, *actualmente* se refiere a esta fecha.

y de las galaxias que los forman. También, permitiría una mejor estimación de los parámetros cosmológicos que definen el Universo.

Éste es el principal objetivo y motivación del presente trabajo, elaborar un catálogo de cúmulos de galaxias a *redshift* medio-alto ($z > 0,5$), que sirva de referencia para futuros estudios detallados con telescopios de clase 10 m, como por ejemplo el español GTC. En esta Tesis se ha combinado el análisis de varios *surveys* profundos en el óptico y el infrarrojo cercano (en particular, el Deep Lens Survey (DLS) y el NOAO Deep Wide-Field Survey (NDWFS), que se explican con detalle en la sección 3.1) con el desarrollo y la implementación de diversos métodos para la detección de estas estructuras. Por primera vez²⁷, se han usado los *redshifts* fotométricos para optimizar el proceso de detección. En el próximo capítulo se detallan de forma más concreta los objetivos de este trabajo.

²⁷Al plantear este trabajo, no se había realizado ningún intento al respecto; *actualmente* sí han sido realizados tales intentos, como se comentará brevemente en el próximo capítulo.

2

Objetivos, herramientas y organización de este trabajo

En este capítulo se repasan, ya por última vez, los objetivos de esta Tesis, así como la metodología seguida y la organización del trabajo.

2.1. Objetivos

Como se ha comentado en el capítulo anterior, el número de cúmulos de galaxias conocidos a alto *redshift* ($z > 0.5$) es muy reducido. Sería de vital importancia tener una muestra amplia, objetiva y lo menos sesgada posible de este tipo de objetos, de cara a mejorar el conocimiento en relación a la formación y evolución de los propios cúmulos, de las galaxias que los componen y del Universo como un todo. El papel de los cúmulos en el estudio de estos fenómenos se explicó también en el capítulo anterior.

El principal objetivo de este trabajo es, pues, la elaboración de un catálogo de cúmulos de galaxias a alto *redshift* ($z > 0.5$). En particular, el trabajo está centrado en el hemisferio norte, de manera que los cúmulos encontrados puedan ser objeto de futuros estudios detallados con GTC.

2.2. Metodología

Se plantea hacer una búsqueda a partir de imágenes ópticas, puesto que en la actualidad existen grandes *surveys* públicos, en el óptico y el infrarrojo cercano, cubriendo una zona importante del cielo. Se ha decidido usar estas imágenes ópticas, puesto que no hay muchos datos públicos en otras longitudes de onda, y el tiempo de observación accesible en ellas es muy limitado.

En particular, se han usado el Deep Lens Survey¹ (DLS, Wittman et al. 2002) y el NOAO Deep Wide-Field Survey² (NDWFS, Jannuzi & Dey 1999). Estos *surveys* son públicos, y suficientemente profundos ($R \sim 26$ en el óptico, $K \sim 19.5$ en el infrarrojo, ambas magnitudes en el sistema Vega) para poder detectar cúmulos de galaxias hasta $z \sim 1.0$. También cubren un área del cielo importante, suficientemente grande ($\sim 27 \text{ deg}^2$ y $\sim 18 \text{ deg}^2$ respectivamente, de los que actualmente están liberados $\sim 4 \text{ deg}^2$ y $\sim 9 \text{ deg}^2$) como para detectar, entre los dos, del orden de ~ 100 cúmulos de galaxias con un *redshift* $0.5 < z < 1.2$.

En cuanto a la técnica para la detección de los cúmulos, se ha optado por un enfoque novedoso, basado en los *redshifts* fotométricos. Al inicio del trabajo³ no se había hecho ninguna búsqueda de cúmulos de galaxias (o detección de estructuras) basada en los *redshifts* fotométricos de las galaxias individuales, si bien ahora hay ya algunos trabajos explorando esa posibilidad; véanse, por ejemplo, Botzler et al. (2004), Trevese et al. (2007) y Menanteau et al. (2008).

A partir del *redshift* fotométrico de las galaxias individuales, se estudiará la distribución espacial de las galaxias (α, δ) para los objetos en un cierto intervalo de *redshift* ($\Delta z \sim 0.1$). Las sobredensidades en estas distribuciones permitirán detectar los cúmulos de galaxias.

2.3. Organización del trabajo

En el capítulo 3, se describen las herramientas usadas en esta Tesis. Se explican en detalle las propiedades de los *surveys* utilizados. También se exponen las bases teóricas de los *redshifts* fotométricos, las ventajas que proporcionan y las dificultades que pueden aparecer al trabajar con estos datos.

El cuarto capítulo se describe el análisis preliminar de los datos, la creación de los catálogos y las simulaciones de los *redshifts* fotométricos.

En el capítulo 5, se expone el código desarrollado: sus bases, su funcionamiento y sus limitaciones.

En el siguiente capítulo se describen las simulaciones realizadas para medir la contaminación y la completitud de la muestra que se obtendrá; reproduciendo las características de los *surveys*, los *redshifts* fotométricos y aplicando el mismo algoritmo, se muestra cuántas detecciones falsas se esperan, y qué porcentaje de cúmulos reales serán recuperados.

Los resultados se exponen en el capítulo 7, que contiene la lista final de candidatos, resultado de aplicar el algoritmo sobre los datos analizados.

En el último capítulo se hace una síntesis de los resultados obtenidos; se listan las conclusiones, y se habla del posible trabajo futuro a realizar.

¹<http://dls.physics.ucdavis.edu/>

²<http://www.noao.edu/noao/noaodeep/>

³ Finales de 2004 - principios de 2005.

Finalmente, en los apéndices se presenta información complementaria, ya sea referente al código, al proceso de detección de los cúmulos, a los resultados, etc.

3

Herramientas: observaciones y *redshifts* fotométricos

En este capítulo se describen las herramientas que se usaran en esta Tesis. En primer lugar, se exponen las principales características de los *surveys* en los que se van a buscar los candidatos a cúmulos de galaxias; a continuación, se describe la técnica de los *redshifts* fotométricos, puesto que ésta es la base del método que se ha desarrollado, y que está expuesto detalladamente en el quinto capítulo.

3.1. *Surveys*

En este primer apartado se describen los *surveys* usados en este trabajo. Como se dijo en el capítulo anterior, se ha escogido trabajar con *surveys* públicos en el óptico dada la facilidad al acceso de los datos, y a la relativa facilidad para extender los mismos, ya que el tiempo de observación es mucho más fácil de conseguir en el óptico que en otras longitudes de onda, como por ejemplo en rayos X, por ejemplo, para los cuales las observaciones tienen que hacerse con un satélite.

La elección de un *survey* adecuado requiere un buen compromiso entre el área cubierta y la profundidad alcanzada. *Surveys* como el SDSS (York et al. 2000) cubren una parte muy importante del cielo, pero son relativamente poco profundos ($R \sim 22.5$); por el contrario, observaciones como el Hubble Ultra Deep Field son extremadamente profundas ($R \sim 29$, Bouwens et al. 2004) aunque cubren un área muy pequeña. Un buen compromiso entre área y profundidad lo consiguen actualmente¹ el Deep Lens Survey (DLS², Wittman 2002) y el NOAO Deep Wide Field Survey (NDWFS³, Jannuzi & Dey 1999); en las próximas secciones se detallan las principales características de los mismos. Véase también la figura 3.1, donde se muestra el

¹Al empezar este trabajo: finales de 2004 - principios de 2005.

²<http://dls.physics.ucdavis.edu/>

³<http://www.noao.edu/noao/noaodeep/>

área cubierta y la profundidad de varios *surveys* recientes.

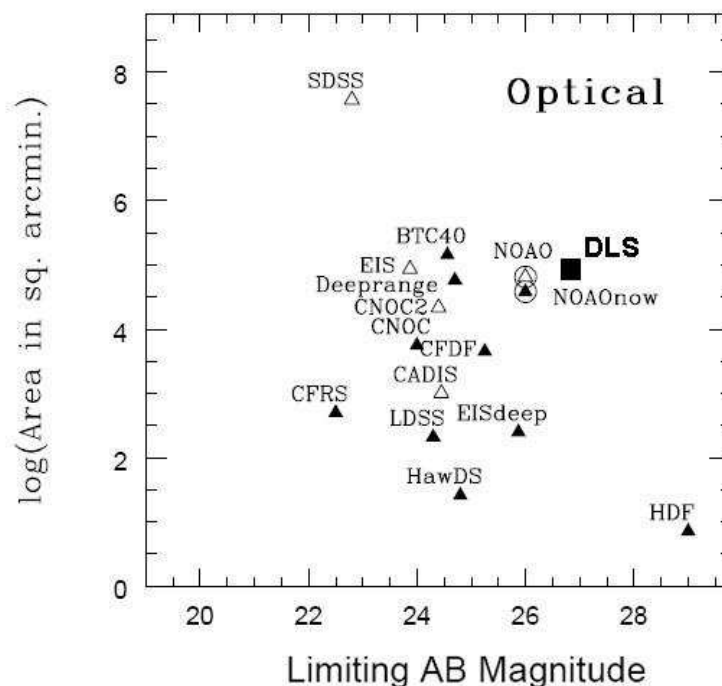


Figura 3.1: Área cubierta y profundidad de diferentes *surveys* recientes. Se puede observar como el DLS y el NDWFS (señalado en el gráfico como NOAO) son los que consiguen un mejor compromiso entre área y profundidad. Figura adaptada de Jannuzi & Dey (1999).

3.1.1. *Deep Lens Survey* (DLS)

Este *survey* (Wittman et al. 2002) ha sido llevado a cabo por los Bell Laboratories, y su principal objetivo es estudiar las propiedades del Universo (densidad de materia, de energía oscura, etc.) a partir del *weak lensing*, o efecto de lente gravitatoria débil (Wittman et al. 2000). Además, este *survey* tiene muchas otras posibilidades, como el estudio de fenómenos transitorios (*bursts*, supernovas, tránsitos de objetos del sistema solar, etc.) y el que corresponde a este trabajo, es decir, la búsqueda de cúmulos de galaxias a alto *redshift*.

El *survey* se está realizando con los telescopios Blanco (CTIO, Cerro Tololo) y Mayall (KPNO, Kitt Peak), de 4 m, y consta de imágenes en las bandas B , V , R y z' . Con varias exposiciones individuales entre 600 y 900 segundos, se obtiene un tiempo total de integración de ~ 12000 segundos en B , V y z' , y ~ 18000 segundos en R , dando lugar a profundidades del orden de ~ 29 mag/arcsec² en B , V y R , y ~ 28 mag/arcsec² en z' , con un *seeing* promedio entre 1" y 1.2" en B , V y R . Las mejores noches (*seeing* < 0,9") fueron usadas siempre para obtener datos en R , de cara a

optimizar este filtro para posteriores estudios que requirieran el máximo de precisión (por ejemplo, de cara a los estudios de *lensing*).

Consta de 27 deg^2 , divididos en 7 campos separados, cada uno de ellos de unos $\sim 2 \times 2 \text{ deg}^2$, de los cuales actualmente son públicos unos $\sim 4 \text{ deg}^2$. Estos campos están distribuidos por el cielo aleatoriamente (en el sentido de que no están centrados en alguna fuente en particular), aunque corresponden a zonas de alta latitud galáctica ($|b| > 30^\circ$) para evitar en lo posible la extinción de la Vía Láctea; se han evitado también regiones con estrellas muy brillantes.

Además se procuró que alguno de los campos (uno de los subcampos del campo F1, el llamado F1p22, de $35 \times 35 \text{ arcmin}^2$, con coordenadas centrales $00^{\text{h}}53^{\text{m}}17,8^{\text{s}}$, $12^\circ32'27''$) estuviera en una zona en la que se conocieran muchos corrimientos al rojo espectroscópicos, para calibrar los *reshifts* fotométricos. Este subcampo tiene además medidas en el filtro I. Finalmente, otro campo se buscó cerca de la eclíptica, para observar los posibles tránsitos de objetos del sistema solar. En la tabla 3.1 se presenta la posición (en AR y DEC, y en coordenadas galácticas) y la extinción de cada uno de estos campos; véase también la figura 3.2.

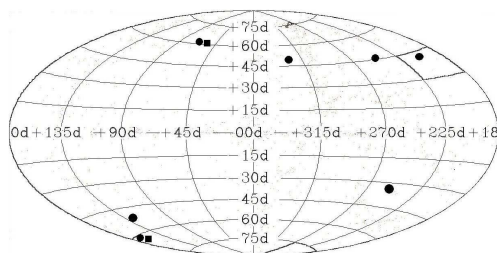


Figura 3.2: Posición aproximada (en coordenadas galácticas) de los campos del DLS (círculos) y del NDWFS (cuadrados). Puede observarse que todos ellos están a alta latitud galáctica.

Campo	AR (hh:mm:ss)	DEC ($^\circ$ ' ")	l,b ($^\circ$ $^\circ$)	E(B-V)
F1	00:53:25.3	+12:33:55	125, -50	0.06
F2	09:18:00.0	+30:00:00	197, +44	0.02
F3	05:20:00.0	-49:00:00	255, -35	0.02
F4	10:52:00.0	-05:00:00	257, +47	0.025
F5	13:55:00.0	-10:00:00	328, +49	0.05
F6 (Cetus)	02:10:00.0	-04:30:00	166, -61	0.04
F7 (Bootes)	14:32:06.0	+34:16:48	57, +63	0.015

Tabla 3.1: Coordenadas ecuatoriales (J2000), coordenadas galácticas aproximadas y enrojecimientos de los campos del DLS. Los dos últimos (F6 y F7) son coincidentes con los campos del NDWFS.

También hay que notar que la mayoría de los campos (todos menos el F3) son observables desde el hemisferio norte; este es otro motivo por el que se decidió usar

este *survey* para este trabajo, pensando en que los cúmulos detectados pudieran ser estudiados en el futuro con GTC, en el Observatorio del Roque de los Muchachos, en la isla de La Palma.

Este *survey* está pensado de manera que pueda complementarse con el NDWFS (del que se habla en la próxima sección); de hecho, los campos F6 y F7 del DLS son coincidentes con los dos campos del NDWFS.

En la figura 3.3 se presenta una zona en color "real" de $\sim 5 \times 5$ arcmin², perteneciente a uno de los campos del DLS analizado. La escala de la imagen es de 0.257" / pixel. El *seeing*, como se comentó anteriormente, es ~ 0.9 " en R y ~ 1.2 " en los demás filtros.

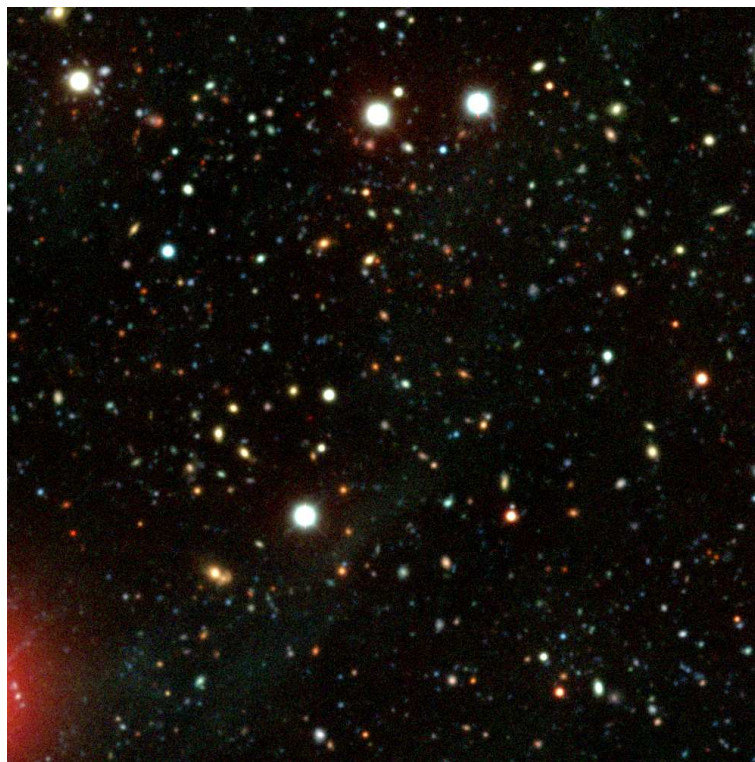


Figura 3.3: Imagen en color "real" de una zona del DLS, obtenida combinando las imágenes en B , V y R .

De este *survey* están disponibles las imágenes (en B , V , R y z') y los catálogos fotométricamente y astrométricamente calibrados para los ~ 4 deg² actualmente liberados. Los catálogos han sido producidos con el código SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). De acuerdo con los análisis efectuados, las profundidades típicas de los mismos son $B \sim 25,8$, $V \sim 25,6$, $R \sim 25,2$ y $z' \sim 24,2$.

3.1.2. *NOAO Deep Wide-Field Survey* (NDWFS)

Éste se trata de un *survey* en el óptico (bandas B^4 , R e I) y el infrarrojo cercano (H , J y K), que consta de dos campos, de 9 deg^2 cada uno, uno en la zona de Bootes (cerca del Polo Norte Galáctico) y el otro en la constelación de Cetus (a unos 30° del Polo Sur Galáctico); hasta la fecha⁵, sólo la zona de Bootes ha sido liberada (en la Tabla 3.1 se muestran las coordenadas de estos campos; véase también la figura 3.2).

Como en el anterior *survey*, se han buscado campos lejos del ecuador galáctico, para evitar al máximo la emisión de los cirros de la Vía Láctea; también se ha tenido en cuenta que fueran zonas donde hubiera datos públicos de otros *surveys* y, finalmente, se ha escogido un campo en el ecuador celeste cercano a la eclíptica, para la potencial búsqueda de objetos del cinturón de Kuiper.

Las imágenes en el óptico han sido obtenidas con los mismos telescopios que el DLS (Blanco y Mayall, en CTIO y KPNO respectivamente), ambos telescopios de 4 m; las imágenes en infrarrojo han sido obtenidas con el telescopio de 2.1 m del KPNO. Los tiempos de exposición son ~ 10000 segundos, y el *seeing* promedio está alrededor de $\sim 1''$, lo que da lugar a unas profundidades típicas en el óptico $R \sim 25.5$ y en el infrarrojo $K \sim 19.5$, dejando las fluctuaciones en el brillo superficial del cielo (en $\text{mag}_{AB}/\text{arcsec}^2$) en 29, 28.4, 28.4, 23.4, 23.4 y 23.8, en los filtros B, R, I, J, H y K , respectivamente.

Con estas magnitudes límite, se espera que en el óptico se puedan detectar galaxias de luminosidad L^* (la luminosidad característica de la función de luminosidad) con formación estelar a $z \sim 3.5$, y en el infrarrojo galaxias elípticas *no-evolucionadas* de luminosidad también L^* hasta $z \sim 1.5$, además de sistemas *evolucionando pasivamente* hasta $z \sim 2$. Otras posibles áreas de estudio de este *survey* son la población estelar del halo galáctico, las enanas blancas más frías a alta latitud galáctica, enanas marrones brillantes de campo, y supernovas y radiofuentes lejanas.

La ventaja de este segundo *survey* respecto al DLS es que cuenta con imagen en el infrarrojo cercano; este rango espectral permite, por un lado, detectar objetos más lejanos y, por otro, conseguir un *redshift* fotométrico más preciso (eso se explica en la sección 3.2).

Además, el hecho que los dos campos de este *survey* tengan zonas en común con dos de los campos del DLS permitirá comparar la fotometría en las distintas bandas, así como calibrar los *redshifts* fotométricos obtenidos habiendo utilizado diferentes conjuntos de filtros.

De este *survey* se ha analizado toda la zona liberada hasta la fecha⁶, los 9 deg^2 del campo de Bootes. Para este campo están disponibles las imágenes y los catálogos, estos últimos elaborados también con SExtractor (Bertin & Arnouts 1996).

⁴De hecho, es el filtro llamado B_W , ligeramente diferente al B clásico.

⁵Agosto de 2007.

⁶También, agosto de 2007.

3.1.3. *Flamingos Extragalactic Survey (FLAMEX)*

Este *survey* (Elston et al. 2006) ha sido realizado con la idea de complementar el NDWFS (comentado en el apartado anterior) en el infrarrojo (bandas J y K_s), si bien se ha hecho de forma totalmente independiente. No cubre todo el área del NDWFS (sólo ~ 7.1 deg², una parte en Bootes y otra parte en Cetus), aunque es un poco más profundo ($K \sim 19.5^7$), y está disponible ya actualmente, mientras que del NDWFS sólo se han hecho públicos los datos en B, R, I y K . Las imágenes han sido obtenidas con el telescopio de 2.1 del KPNO (como para el NDWFS), con una escala de $0.61''/\text{pixel}$.

Para este *survey* están disponibles únicamente los catálogos, obtenidos también con SExtractor (Bertin & Arnouts 1996).

3.2. *Redshifts fotométricos*

3.2.1. *Idea general: The sed-fitting procedure*

Para determinar la distancia a la que está una galaxia, el método más directo y preciso es a partir del espectro de la misma, midiendo el corrimiento al rojo que presenta, y determinando de esta manera el *redshift*. El problema que tiene este método es que requiere mucho tiempo de exposición (por ejemplo, ~ 3 horas en un telescopio de 4 m para obtener un espectro mínimamente aceptable para un objeto de magnitud $R \sim 22$). Pueden hacerse varios espectros a la vez (multi-rendija, fibras, etc.), pero aún y así es imposible obtener el espectro (y, por lo tanto, el *redshift*) de un número grande de objetos en un tiempo razonable.

Por ello, desde hace varios años han venido desarrollándose diferentes técnicas para intentar conseguir, en tiempos razonables, los *redshifts* de un gran número de galaxias. Con la aparición de las cámaras ópticas de gran campo, y los *surveys* que cubren grandes áreas del cielo en tiempos relativamente pequeños, una de las formas más eficientes para ello sería, a partir de los datos fotométricos, tener alguna forma de estimar este corrimiento al rojo.

Los primeros pasos en este sentido los dio Baum (1962), notando la relación entre el color y la distancia de las galaxias elípticas. Los primeros intentos exitosos de un algoritmo sistemático para estimar el *redshift* con razonable precisión, a partir de la fotometría, fueron los de Loh & Spillar (1986) y Connolly et al. (1995).

Con distintas aproximaciones, ambos se basaban en el llamado *sed-fitting procedure*, es decir, tomar un espectro modelo de los distintos tipos espectrales de galaxias (elípticas, espirales y *starbursts*, véase la figura 3.4), y "colocarlos" a distintos *redshifts* (o sea, ver como se distorsionan como consecuencia del corrimiento al rojo). A partir

⁷Aunque la profundidad nominal es la misma que en el NDWFS, los autores las dan a diferente nivel de significancia, por lo que en realidad FLAMEX sería entre 0.5 y 1.0 magnitudes más profundo que el NDWFS.

de los espectros, se determina la fotometría que se mediría de cada una de las galaxias a cada uno de los *redshifts*, de manera que se construye un espacio de parámetros (tipo espectral, z , magnitud $_i$ o flujo $_i$) para las diferentes bandas fotométricas disponibles. Finalmente, se compara cada una de las galaxias de la muestra con esta librería disponible, deduciendo cuáles son el tipo espectral y *redshift* más plausibles para explicar las observaciones, dada la fotometría media.

Los modelos de galaxias supuestos pueden ser bien empíricos (por ejemplo, Coleman, Wu & Weedman 1980; Kinney 1993) o teóricos (Bruzual & Charlot 1993).

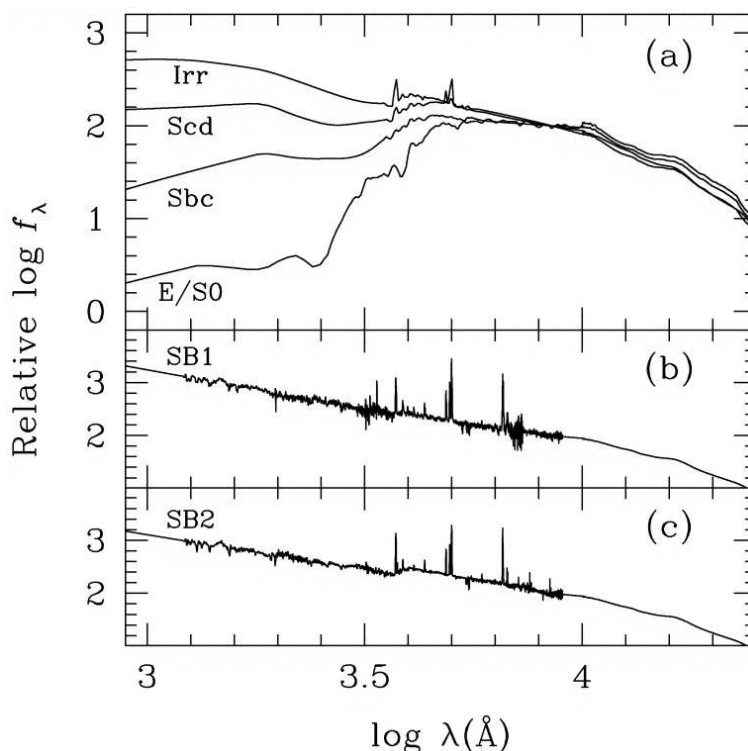


Figura 3.4: Posibles distribuciones espectrales para abordar la determinación de los *redshifts* fotométricos. Los primeros son los típicos de la secuencia de Hubble; también hay dos *starbursts*.

Este método es posible gracias a las características más notables de los espectros, los saltos (*breaks*) de Lyman y Balmer que, según el *redshift* al que esté la galaxia, pueden desplazarse del ultravioleta al óptico (en el caso de Lyman) y del óptico hasta el infrarrojo (en el caso de Balmer); así, a partir de las magnitudes en cada una de las bandas espectrales disponibles, se puede estimar la posición de estos saltos y, en consecuencia, el *redshift* de la galaxia (véase la figura 3.5).

A *redshifts* intermedios ($0.5 < z < 1.0$), comparando las bandas R e I , se puede deducir en dónde cae el *break* de Balmer; pero, para *redshifts* más altos ($z > 1$), sólo puede verse que está *más allá de R, más en I que en R, entre I y J*, pero no puede determinarse su posición de manera precisa: se verá más adelante cómo esto limita

el método (con los datos disponibles) a poder determinar solamente el *redshift* para galaxias hasta $z \sim 1.0$.

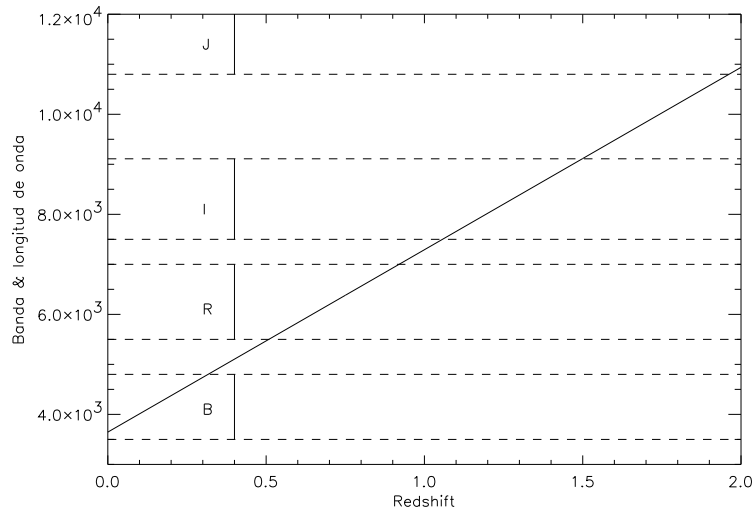


Figura 3.5: Posición del *Balmer break* ($\lambda_0 \sim 3650\text{\AA}$) en función del *redshift* de la galaxia.

Obviamente, pues, es importante una buena cobertura espectral, es decir, tener cuántas más bandas fotométricas sea posible. Un mejor muestreo del espectro permite una mejor localización de los saltos; en caso que haya pocas bandas, incluso pueden confundirse el *break* de Lyman con el de Balmer, lo que daría errores enormes en la estimación del *redshift*. También, si hay más cobertura espectral, puede aspirarse a medir galaxias a mayores distancias. Pero, cuando el *redshift* es tal que los saltos están más allá de la última banda espectral disponible, no se puede determinar su posición ni, por lo tanto, el corrimiento al rojo de la galaxia (figura 3.5).

Por ejemplo, es frecuente tener problemas para estimar correctamente el *redshift* para objetos con $z < 0.4$ donde, si no se dispone de un filtro en el ultravioleta, los demás no son capaces de distinguir ningún *break* importante, por lo que aparece bastante degeneración, y malas estimaciones del *redshift*; en la figura 3.6 puede verse la importancia de tener una buena cobertura en bandas espectrales para una determinación correcta del corrimiento al rojo.

Al principio estos métodos fueron vistos con cierto escepticismo, puesto que se tenían por inciertos y poco fiables. Sin embargo, actualmente su éxito estimando el *redshift* de objetos muy lejanos, aún con una fotometría muy débil, está siendo excelente (véase la figura 3.7).

Con todo esto, y hablando *grosso modo*, la determinación final del *redshift* suele tener con estos métodos una dispersión típica de $\Delta z \sim 0,1(1 + z)$. Esto no es muy importante a la hora de estimar el *redshift* para un objeto muy lejano ($z > 1$), aunque para los objetivos de este trabajo ($0.5 < z < 1.0$) la dispersión puede ser

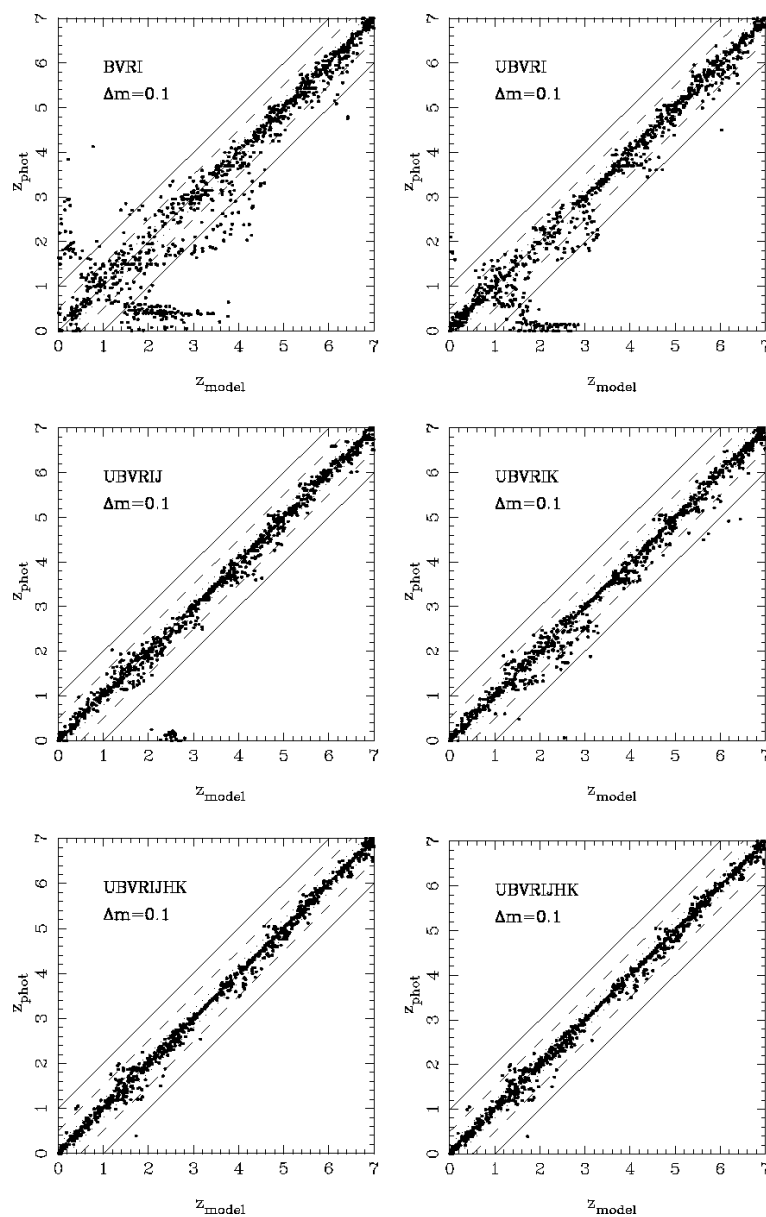


Figura 3.6: Comparación del *redshift* fotométrico estimado con el espectroscópico conocido para ciertas galaxias, en función de la cobertura espectral disponible. Con pocas bandas, es más probable confundir los *breaks*, por lo que hay *redshifts* mal determinados. Con una buena cobertura espectral, en cambio, se consiguen muy buenas estimaciones del corrimiento al rojo. Figura tomada de Bolznela et al. 2000, sobre el código Hyper-Z, comentado con más detalle en la sección 3.2.4.

muy importante (más aún, teniendo en cuenta que la dispersión de velocidades en un cúmulo es $\Delta z \sim 0.02$). En cualquier caso, se verá en el capítulo 6 como se supera este inconveniente de cara a la detección de los cúmulos de galaxias.

En este trabajo, para estimar los *redshifts* fotométricos de las galaxias se ha usado

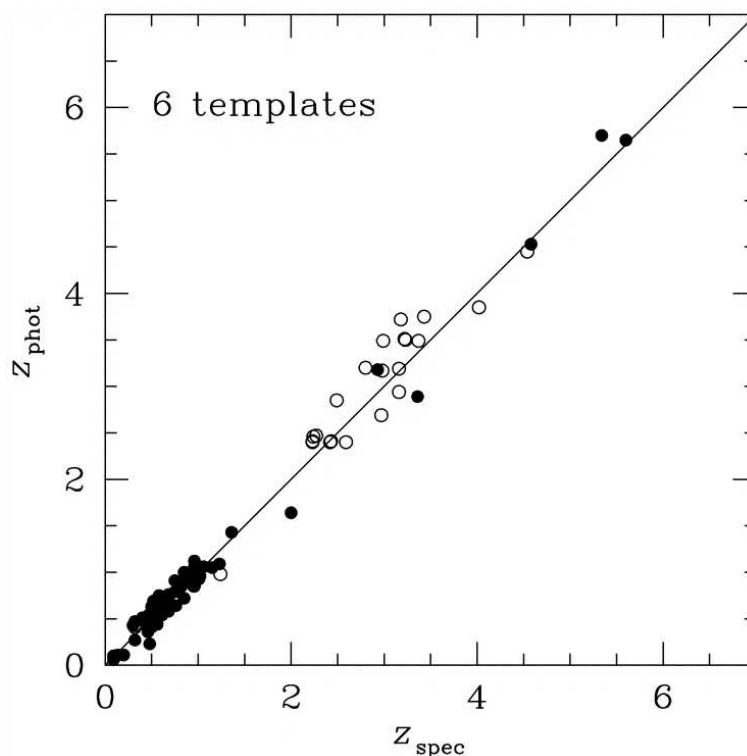


Figura 3.7: Comparación del *redshift* fotométrico estimado con el espectroscópico conocido, según el trabajo de Yahata et al. (2000).

el código desarrollado por Fernández-Soto, Lanzetta & Yahil (1999), basado en este *sed-fitting procedure*. También se ha usado Hyper-Z (Bolzonella, Miralles & Pelló, 2000), para comprobar los resultados con un código independiente (si bien ambos son conceptualmente similares). Estos códigos, y con más detalle este método del *sed-fitting procedure*, están explicados en las secciones 3.2.3 y 3.2.4, respectivamente.

Aparte de los códigos basados en esta técnica, hay otros enfoques al problema, que son presentados en el siguiente apartado.

3.2.2. Otros enfoques al problema

Training set

Este método se puede usar cuando se conocen los *redshifts* espectroscópicos para algunas (un número significativo) de las galaxias de la muestra. A partir de su fotometría, puede buscarse una fórmula polinómica que relacione el *redshift* observado con las diferentes magnitudes y colores $z = z(m_i)$; esta misma relación es la que se usa, con la fotometría de cada uno de los otros objetos, para estimar su *redshift*.

El inconveniente obvio de este método es que es necesario conocer un número elevado de *redshifts* espectroscópicos; además, tienen que ser de objetos que cubran un

amplio rango en magnitud y en z , de manera que la fórmula polinómica determinada sea significativa para todos los objetos para los que se quiere estimar el corrimiento al rojo.

Este método ha sido usado recientemente, por ejemplo, por Ilbert et al. (2006).

Métodos bayesianos

Este método (por ejemplo, Benítez 2000) es básicamente una evolución del *sed-fitting procedure* comentado anteriormente. En este caso, en la función de *likelihood* $L(z, T)$ (véase el apartado 3.2.3) se tienen en cuenta diferentes conocimientos previos acerca de las galaxias estudiadas: función de luminosidad, número relativo de galaxias de cada tipo espectral, etc. Estas nuevas ligaduras añaden nuevos elementos a esta función de verosimilitud, permitiendo una mejor determinación del *redshift* fotométrico. En el ya mencionado Benítez (2000) se expone, además, una comparación entre estos métodos y los *training sets*, comentados anteriormente.

Learning methods

Otro enfoque usado recientemente consiste en la implementación de diferentes herramientas capaces de "aprender": mediante un *training set*, pueden "aprender" a determinar los *redshifts* a partir de la fotometría, pudiendo usar luego estos dispositivos "programados" para determinar los corrimientos al rojo de los objetos en estudio. De alguna manera, se podría decir que el ajuste polinómico comentado con anterioridad es una versión muy básica de este método.

Entre estos enfoques, destacan las redes neuronales, introducido por Collister & Lahav (2004), o el uso de las *support vector machines* (Wadadekar 2005).

En Brodwin et al. (2006) se presenta un sistema "híbrido, donde no se "aprende" literalmente, sino que *redshifts* fotométricos de los objetos del *training set* son usados para redefinir los *templates* modelos, consiguiendo así una mejora importante en los resultados.

3.2.3. Código de Fernández-Soto et al. 1999

Este código se desarrolló con el objetivo de estimar de forma rápida, eficiente y sólo a partir de la fotometría los *redshifts* de la gran cantidad de objetos detectados en el Hubble Deep Field (en Fernández-Soto et al. 1999 se describe el código y la aplicación en este caso).

Basado en la *sed-fitting procedure*, usa seis espectros modelo distintos (los de la figura 3.4), correspondientes a los tipos espectrales de galaxia elíptica, S0, Sbc, Scd y dos galaxias tipo *starburst*). Sus modelos son empíricos (Coleman, Wu & Weedman et al. 1980), extrapolados al ultravioleta según los resultados de Kinney et al. (1993) y al infrarrojo a partir de los modelos de Bruzual & Charlot (1993). Los modelos no contienen evolución, ya que ésta no es aún bien conocida, y además introduciría más

parámetros libres en el problema. Lo que sí se incluye en el código es la absorción debida al hidrógeno neutro intergaláctico.

Con los espectros modelo, la absorción intergaláctica y los perfiles de los filtros observacionales, se determina el flujo esperado en cada banda (F_i) para cada tipo espectral (T), en función del *redshift* (z). A continuación, se evalúa para cada objeto la función de *likelihood*⁸, es decir, la compatibilidad de las magnitudes o flujos observados (f_i) con estos flujos esperados $F_i(z, T)$ (véase la ecuación 3.1), asumiendo unos errores fotométricos gaussianos (σ_i):

$$L(z, T) = \prod_{i=1}^n \exp \left\{ -\frac{1}{2} \left[\frac{f_i - AF_i(z, T)}{\sigma_i} \right]^2 \right\}. \quad (3.1)$$

Maximizando la expresión $L(z, T)$, y dejando libre la constante de normalización A , se estima el tipo espectral y el *redshift* más probable (verosímil) para cada objeto. En primer lugar, se maximiza la función respecto a T y A , para obtener la función de *likelihood* para el *redshift*; una vez determinado el *redshift* más probable, se determinan el tipo espectral y la constante de normalización.

Debido a que se usan sólo seis *templates*, la varianza cósmica impide tener siempre una buena estimación del *redshift*; además, es esta varianza cósmica la que domina (o suele dominar) a la hora de provocar un error en la estimación de z ; así, no es trivial determinar los límites de incertidumbre de la medida, de manera que es difícil dar unos rangos de confianza para el *redshift* fotométrico. En general, pero, la función de *likelihood* tiene, o bien un máximo muy marcado (y puede confiarse en la estimación), o bien varias zonas con valores cercanos al máximo (por lo que el resultado no es fiable), así que sí pueden clasificarse las estimaciones en *buenas* o *malas*, si bien no puede hacerse una clasificación cuantitativa. Un estudio detallado sobre la distribución de la incertidumbre en la estimación de los *redshifts* fotométricos puede verse en Fernández-Soto et al. (2002).

Este es el código que se ha utilizado para estimar los *redshifts* fotométricos en este trabajo.

3.2.4. Hyper-Z

Este código es uno de los más concidos y utilizados, debido a que está públicamente disponible.

Desarrollado por Bolzonella et al. (2000), está basado también en el *sed-fitting procedure*, minimizando una ecuación prácticamente idéntica a la ecuación 3.1. Este código es más flexible que el anterior, ya que puede usar como espectros modelo tanto los sintéticos de Bruzual & Charlot (1993) como los empíricos de Coleman, Wu & Weedman (1980), extendidos al ultravioleta y al infrarrojo con los mismos modelos de

⁸Función de verosimilitud.

Bruzual & Charlot (1993). Estos son los más frecuentes, pero tiene una extensísima librería de ~ 100 diferentes modelos, tanto teóricos como empíricos.

Al usar varios modelos sintéticos, en los que se tienen en cuenta las tasas y épocas de formación estelar, el código permite, además de determinar el *redshift* y el tipo espectral del objeto, estimar también estos parámetros (épocas y tasas de formación estelar) relacionados con la evolución de la galaxia. La contrapartida es obviamente que, al disponer de muchos más modelos, con muchos más parámetros libres, podrían darse casos de *overfitting*.

Este código ha sido usado como test, para comprobar la fiabilidad de los *redshifts* fotométricos determinados con el de Fernández-Soto et al. (1999).

4

Creación y análisis de los catálogos de objetos

En este capítulo se presentan los análisis previos realizados, tanto con los *surveys*, como con los *redshifts* fotométricos. Con los primeros, se estudia la posibilidad de usar los catálogos puestos a disposición por los consorcios que los han llevado a cabo; también se crea una propia versión de los catálogos. En cuanto a los *redshifts* fotométricos, éstos son evaluados para los datos disponibles, y se han realizado distintas simulaciones para estimar el error que se obtendrá al trabajar con estos objetos, y con qué fiabilidad van a recuperarse los corrimientos al rojo reales de las galaxias.

4.1. Catálogos iniciales

4.1.1. Introducción

Para la búsqueda de estructuras, es necesario un catálogo con todas las galaxias y sus propiedades en la zona del cielo que se quiere estudiar. Ya se ha comentado en el capítulo anterior que tanto el DLS, como el NDWFS y el FLAMEX proporcionan las imágenes y los catálogos de los objetos; como la fiabilidad de los catálogos puede depender de cómo se han extraído exactamente las fuentes, se realizó un estudio preliminar para evaluar la posibilidad de usar los catálogos proporcionados, o determinar la necesidad de crearlos a partir de las imágenes.

Por ejemplo¹, primeros análisis de los catálogos del DLS indicaron que los catálogos proporcionados por los Bell Laboratories parecían tener algunas inconsistencias (véase la figura 4.1); además, los catálogos de los diferentes subcampos no parecían ser homogéneos (no sólo cuantitativamente, sino también cualitativamente: cada catálogo tiene diferentes criterios de extracción, y diferentes parámetros de salida) Por todo

¹Estos análisis se detallan más adelante.

ello, pues, fueron necesarios estudios detallados para conocer hasta qué punto podían usarse los catálogos proporcionados.

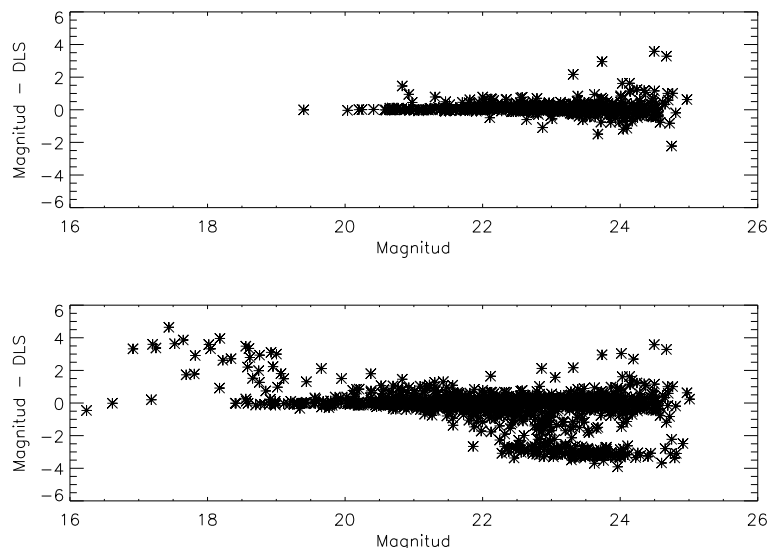


Figura 4.1: Comparación de la magnitud determinada por este trabajo con la proporcionada por el DLS. Las dos magnitudes son compatibles para objetos sin *flag* (primer gráfico), aunque no para los objetos con él (segundo gráfico). Comparando la fotometría en diferentes aperturas, se comprueba que la magnitud calculada en este trabajo es la más coherente. Más detalles en el texto.

En los tres *surveys*, los catálogos proporcionados fueron obtenidos utilizando SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). Este código es público y está optimizado para realizar la fotometría en condiciones "extremas", es decir, es muy robusto para resolver objetos superpuestos (figura 4.2), además de ser muy rápido; también es muy sencillo de usar.

Por otro lado, precisamente por ser tan rápido y "simple", a veces la fotometría puede resultar un poco imprecisa, además de que los resultados en algunos casos pueden variar bastante al cambiar un poco los parámetros de entrada. A pesar de ello, es una muy buena herramienta, y es ampliamente usado en la actualidad.

Dispone también de una red neuronal que permite discriminar las estrellas de galaxias, mediante un parámetro de salida llamado *stellarity*². Si bien a magnitudes débiles no es muy fiable, sólo se espera tener un número significativo de estrellas hasta magnitudes $R \sim 20$ (Lopes et al. 2004), por lo que se puede usar este parámetro para eliminar la mayor parte de las estrellas presentes en los datos.

Otro parámetro relevante que presenta SExtractor son los llamados *flags*, etiquetas que coloca en ciertos objetos para señalar posibles problemas en su fotometría. Así, objetos cerca de una zona mala de la ccd, cerca de los bordes del chip, con píxeles saturados, cerca de un objeto brillante, etc. son marcados con un *flag*, señalando que su fotometría no es totalmente fiable.

²Una posible traducción al español sería *estelalidad*, aunque se usará la palabra en inglés.

Los catálogos creados en este trabajo también serán obtenidos usando este *software*.

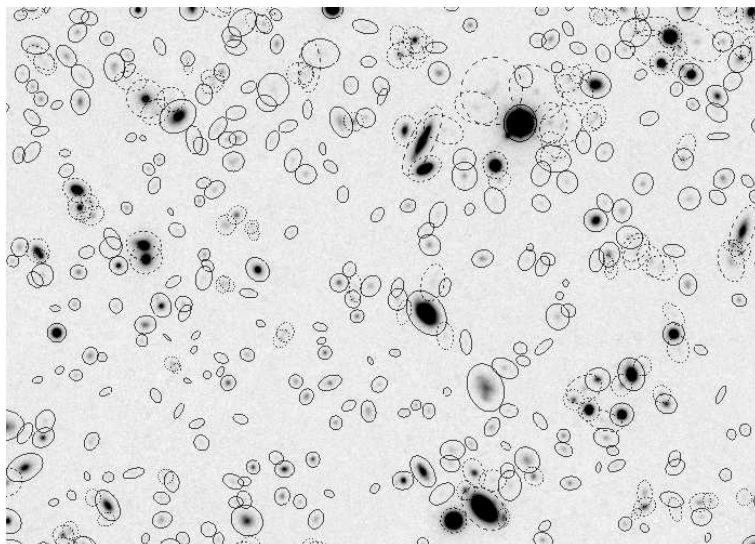


Figura 4.2: Aperturas calculadas por SExtractor en una zona de unos $\sim 5 \times 5$ arcmin², en uno de los campos analizados del DLS. Puede verse como el programa es capaz de separar objetos solapados.

4.1.2. Comparación entre los catálogos ofrecidos por los *surveys* y los obtenidos a partir de este análisis

En esta sección se presenta el estudio realizado para comprobar la idoneidad de los catálogos proporcionados por los consorcios: se han elaborado unos catálogos propios de diferentes zonas de los datos al azar y, comparando los resultados con los catálogos proporcionados, se ha estudiado si éstos eran adecuados para los estudios que este trabajo se propone.

Así, pues, a partir de las imágenes proporcionadas, se han creado los catálogos de objetos correspondientes a varias zonas al azar (en total, ~ 1 deg² para DLS y FLAMEX, y ~ 4 deg² para el NDWFS), y se han comparado estos resultados con los catálogos propuestos por estos consorcios, para estimar la calidad de los mismos.

Si bien cada *survey* tiene sus peculiaridades, la calidad de los datos, las escalas del pixel, etc. son parecidas, de manera que se adoptan unos criterios comunes de cara a la extracción de las fuentes en las imágenes.

En primer lugar, son consideradas sólo las estructuras que tengan como mínimo 5 píxeles interconectados, cada uno con una intensidad mayor que 1.5 veces el ruido del cielo³.

³Suponiendo una distribución poissoniana de este ruido, la probabilidad de que una fluctuación esté 1.5 veces por encima del ruido es ~ 0.067 de manera que, exigiendo estos 5 píxeles interconectados, sólo $\sim 2 \cdot 10^{-5}$ de las detecciones aceptadas según este criterio serán ruido.

Una mala substracción de cielo, o un excesivo *deblending*⁴, podrían dar lugar a falsas detecciones; para evitar esto, se consideraran sólo los objetos detectados en dos filtros como mínimo, por lo que la probabilidad de que una detección sea espuria se reduce aproximadamente a $\sim 10^{-9}$.

Para la estimación de la magnitud, se usa una apertura fija circular de 3" de diámetro para la fotometría; a partir de diferentes tests⁵, se ha podido comprobar que es la más estable frente a ruido, posibles superposiciones con otros objetos, suficiente precisión, etc. Es una apertura suficientemente grande para incluir todo el objeto (a $z > 0,5$) y para tener una señal a ruido adecuada, y lo suficientemente pequeña para evitar en lo posible estas superposiciones con otros objetos.

Un detalle importante, que no tienen en cuenta los catálogos proporcionados por los *surveys*, es la diferente importancia del *seeing* en las diferentes bandas fotométricas. En los catálogos ofrecidos, simplemente se han juntado las magnitudes en todos los filtros, con una apertura fija, la misma en las diferentes bandas. En este estudio, pero, antes de la detección de los objetos, se ha corregido el efecto del *seeing* mediante una convolución de las imágenes con un filtro gaussiano, de manera que cada apertura fija de 3" (en cada filtro) incluya la misma región física de cada galaxia.

4.1.3. DLS

En el caso del DLS, puede verse una importante discrepancia en las magnitudes de algunos objetos (véase la figura 4.1). Analizándolo con detalle, se ve que esta discrepancia es debida a que, mientras que en este trabajo se ha calculado directamente las magnitudes de apertura, el consorcio del DLS las calcula a partir de las magnitudes totales medidas; es una especie de *corrección de apertura* la que provoca esas diferencias, que es un *offset* de unas ~ 3 magnitudes para algunos objetos. Como se comentó anteriormente, comparando las magnitudes en diferentes aperturas y bandas fotométricas, se concluye que las obtenidas en este trabajo son las más razonables⁶.

No hay discrepancia en cuanto a la estadística de los demás parámetros de las detecciones (densidad, distribución espacial, distribución en magnitud, etc.) Lo que sí se advierte es que los catálogos proporcionados por el DLS tienen cada uno diferentes criterios de detección, y diferentes parámetros de salida; si bien los objetos que faltan en un catálogo respecto al otro son los "conflictivos" (con *flags*, por ejemplo), hay que decir que, aunque un objeto esté etiquetado con un *flag*, no necesariamente es "malo". Además, se cree conveniente tener un catálogo homogéneo para toda la zona del *survey*, así que se decide rehacer la fotometría para los $\sim 4 \text{ deg}^2$, y utilizar estos catálogos propios.

⁴Concepto relacionado con la separación de fuentes superpuestas; así, un *excesivo deblending* implicaría una excesiva separación de fuentes, lo que podría dar lugar a considerar como dos fuentes independientes diferentes partes de un mismo objeto.

⁵Véase el Apéndice C.

⁶En la página web del *survey* ya se recalca que los catálogos son preliminares, para realizar ciencia muy "grosera" y que para trabajos "serios" haría falta una revisión cuidadosa de los catálogos.

4.1.4. NDWFS

En este caso, se ve una perfecta concordancia entre catálogos obtenidos y los proporcionados por el consorcio del *survey*. Las diferencias en magnitud están siempre dentro del error fotométrico, incluso para los objetos más débiles; los objetos detectados sólo en alguno de los casos, están siempre más allá del límite de completitud; cualquier mínimo cambio en los parámetros de extracción provoca estas diferencias, eso sí, siempre compatibles con el ruido. De esta manera, se concluye que los catálogos proporcionados son totalmente compatibles con los obtenidos, y perfectamente válidos para trabajar con ellos.

Finalmente, pero, acaban usándose los catálogos propios puesto que, como se ha comentado en el apartado anterior, éstos incluyen la corrección al efecto del *seeing*, mientras que los proporcionados por el *survey* no lo hacen.

4.1.5. FLAMEX

Para este *survey* las imágenes no han sido liberadas, así que sólo se dispone de los catálogos. En cualquier caso, se comprueba que las magnitudes y demás parámetros de cada objeto son compatibles con los existentes en el NDWFS, siendo también las diferencias entre ellos perfectamente compatibles con fluctuaciones aleatorias.

4.2. Catálogos fotométricos finales

A partir de los catálogos individuales en cada campo (un catálogo por cada banda fotométrica), se crea un catálogo global, con una entrada por objeto, combinando la información en todas las bandas: distintas magnitudes, pero también posiciones, tamaños, *flags*, *stellarities*, etc. Se interpretan como una misma fuente los objetos detectados en diferentes bandas y separados por menos de $1.2''^7$; con este criterio, y teniendo en cuenta la densidad de objetos en el campo, se estima en un $\sim 1\%$ el número de falsas asociaciones. Para la creación de este catálogo global, se ha usado un *software* propio basado en IDL.

En un principio, el catálogo incluye todos los objetos, con lo que en un futuro se pueda trabajar con el subconjunto de ellos que más interese, según las necesidades en cada momento (por ejemplo, excluir los objetos puntuales para buscar cúmulos, o excluir los objetos extensos para la detección de *quasars*).

A continuación, una vez hechas las asociaciones, comparando las magnitudes en los distintos filtros, se ve que para algunos objetos puede haber habido algún problema (por ejemplo, una mala asociación, como se comentó antes), puesto que la fotometría en los diferentes filtros no es consistente entre sí (o es muy extraña). Estos objetos no son eliminados del catálogo por ahora, pero sí que son etiquetados con un nuevo

⁷Se ha comprobado con diversos tests y simulaciones que este tamaño es el más óptimo: maximiza los objetos reales emparejados, y minimiza las falsas asociaciones; véase el Apéndice B.

flag para, en caso necesario, tener en cuenta que su fotometría (y de hecho, incluso su *existencia*) no es segura⁸.

Este proceso ha sido seguido para el DLS y para el NDWFS (hay que recordar que para FLAMEX se dispone ya los catálogos). Estos datos de FLAMEX son juntados con los catálogos ya elaborados para el NDWFS. Así, se dispone de un catálogo para el DLS y otro para NDWFS+FLAMEX, al que se hará referencia como simplemente NDWFS. Como FLAMEX cubre sólo parte del campo de Bootes del NDWFS, se obtienen tres zonas diferentes para esta zona del cielo: una primera zona con las bandas *B, R, I, J* y *K* (donde el NDWFS está completo y además coincide con FLAMEX; o bien dónde al NDWFS le falta la banda *K*, pero FLAMEX la aporta juntamente con *J*); una segunda zona cubierta por las bandas *B, R, I* y *K* (donde el NDWFS está completo, pero no se dispone de FLAMEX); y una tercera zona con sólo *B, R* e *I* (correspondiente a la parte no completada del NDWFS (falta la banda *K*), y que no coincide con la zona observada por FLAMEX). Del campo del NDWFS, estas zonas representan respectivamente el 50 %, el 40 % y el 10 %.

Según todo lo anterior, se dispone, tanto para el DLS como para el NDWFS, de los catálogos de todas las zonas, con las posiciones, magnitudes, *flags*, etc. para cada uno de los objetos y en todas las bandas fotométricas. La precisión astrométrica de estos catálogos es $\sim 1''$ de arco (por haber usado esta distancia como referencia para asociar las fuentes en los diferentes filtros, como se comentó anteriormente); la distribución en magnitud de los objetos puede verse en la figura 4.16 (página 70). El error típico para estas magnitudes es < 0.05 , salvo para los objetos más débiles; éstos, pero, serán excluidos del análisis, como se comentará más adelante (debido a sus *flags*, por superar el límite en completitud, etc.)

4.3. *Redshifts* fotométricos

En esta sección se explican los detalles de la determinación del *redshift* fotométrico para los objetos de estos catálogos. También se comparan los mismos con los *redshifts* espectroscópicos para los objetos que es posible, y se hace un estudio de la fiabilidad de esta estimación.

4.3.1. Cálculo para los objetos a analizar

Una vez creado el catálogo fotométrico total (tanto para el DLS como para el NDWFS, éste último incluyendo los datos de FLAMEX), se calculan los *redshifts* fotométricos para cada una de las galaxias. Como se ha comentado, se ha utilizado el código de Fernández-Soto et al. (1999).

⁸Es difícil hacer un estudio de estas características de forma automática; así, se ha planteado un algoritmo de cara a detectar únicamente los casos más extremos: Se han marcado como tales falsas asociaciones los objetos que, en dos bandas contiguas, tuvieran una diferencia mayor que 4 magnitudes.

En este caso, se dispone de las bandas B, V, R y z' para el DLS, y B, R, I, J y K para el NDWFS. El tener tan pocas bandas, y tan cercanas las tres primeras, hace que no se tenga muy buena resolución espectral, de manera que el único *feature*⁹ detectable sea el salto de Balmer (en reposo, $\lambda_0 \sim 3650 \text{ \AA}$).

DLS

Para el DLS hay datos en las bandas B, V, R y z' . A partir de $z \sim 1.0$ el salto de Balmer se ha desplazado hasta $\lambda \sim 7000 \text{ \AA}$ (véase la figura 3.5). Así, a partir de esta distancia sólo se puede determinar que el *break* está *en z' o más allá*, sin poder precisar exactamente dónde. Y las otras bandas, tan juntas y sin *features* importantes en esas longitudes de onda, no permiten diferenciar los distintos *redshifts*. Así, sólo por estos motivos, ya puede deducirse que no se podrán detectar objetos a $z > 1$, independientemente de la profundidad del *survey*: cualquier objeto con un $z_{phot} > 1.0$ no será fiable: podrá estar a cualquier $z > 1.0$.

Por otro lado, la profundidad del *surveys* es $R \sim 26$, lo que limita por su parte la detección de galaxias a $z \sim 1.0$.

Teniendo esto en cuenta, se ha ejecutado el código de Fernández-Soto et al. (1999) para todos los objetos del catálogo. Se han usado los seis tipos espectrales de la figura 3.4. Además, se han corregido las diferentes magnitudes de la extinción galáctica correspondiente a su posición, usando los datos proporcionados por el propio *survey* (tabla 3.1).

Así, se obtiene un *redshift* fotométrico y un tipo espectral para cada galaxia, datos que son incorporados al catálogo¹⁰.

NDWFS

Para este *survey* hay disponibles las bandas B, R, I, J y K . Por el mismo motivo que con el DLS (el filtro I está en $\lambda \sim 8000 \text{ \AA}$), a partir de $z \sim 1.0$ no puede distinguirse con precisión la distancia de la galaxia, ya que el *Balmer break* se desplaza hasta más allá de esta banda I . Si bien en este caso se dispone de las bandas J y K , la banda J no empieza hasta los $\lambda \sim 12000 \text{ \AA}$ (véase la figura 3.5); hace falta un *redshift* $z \sim 2.0$ para que el salto de Balmer llegue hasta ahí. Así, detectando que el *break* está entre I y J sólo se puede saber que la galaxia está *en algún lugar entre $1.0 < z < 2.0$* . Evidentemente, no es una precisión suficiente para estimar el *redshift* fotométrico de una manera razonable.

Aún y así, no es que las bandas J y K sean inútiles. Una galaxia espiral lejana ($z \sim 1.5-2.0$) puede tener colores ópticos parecidos a una elíptica cercana ($z \sim 0.2$)

⁹Rasgo.

¹⁰Se han determinado también estos parámetros para los objetos con *flags*, posibles falsas asociaciones, etc. La idea es tener un catálogo completo, con todos los objetos y sus propiedades, y seleccionar de ellos los interesantes en cada momento, según el objetivo del trabajo.

(véase la figura 4.3); con los datos en el infrarrojo, puede distinguirse, en estos casos ambiguos, de qué tipo de galaxia se trata, y a qué distancia está. Así, pues, estas bandas siguen siendo importantes, si bien no ayudarán directamente a tener estimaciones precisas del *redshift* para $z > 1.0$. Otro parámetro que puede ayudar a discriminar si la galaxia es cercana o lejana puede ser su magnitud absoluta, estimada a partir de la magnitud aparente y el *redshift* determinado; esto se comentará más adelante si bien, debido a la profundidad de los datos, serán pocos los objetos visibles a $z > 1$ que puedan dar lugar a esta confusión.

Para este *survey*, el NDWFS, pero, se advierte que los seis *templates* no dan una buena estimación para el *redshift* fotométrico. Los colores de los tipos tardíos (Sa, Sb, Sc, Irr) són muy parecidos; es decir, son mucho más parecidos entre sí que parecidos a una galaxia elíptica típica (véase la figura 4.3). Como consecuencia de este hecho, pueden "confundirse" los tipos tardíos entre ellos, dando lugar esto a malas determinaciones del *redshift* fotométrico. Después de varias pruebas¹¹, se concluyó que la mejor solución era trabajar con sólo dos *templates*, una galaxia elíptica y una galaxia espiral. Así, a partir de los cinco tipos tardíos (S0, Sa, Sbc, Scd y Irr) se creó un *template* tardío promedio; finalmente, fueron usados éste y la galaxia E original como entrada para el código de Fernández-Soto et al. (1999), para determinar los *redshifts* fotométricos para las galaxias en los datos.

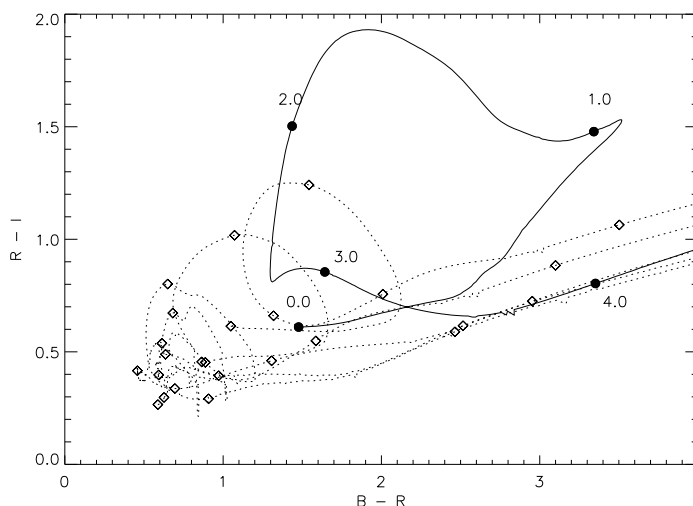


Figura 4.3: Posición de las diferentes galaxias en un diagrama color-magnitud, en función del *redshift*, desde $z = 0$ hasta $z \sim 4.0$. Los colores B-R y R-I para la galaxia elíptica (línea continua) son muy diferentes a los de los demás tipos espectrales (líneas discontinuas), que se superponen unos con otros. Los puntos superpuestos a las trazas indican las posiciones que ocuparían galaxias a *redshifts* 0.0, 1.0, 2.0, 3.0 y 4.0. Estos puntos están muy separados en las galaxias elípticas, mientras que se confunden también unos con otros para los demás tipos espectrales.

¹¹Éstas son detalladas en el Apéndice A.

En estas condiciones, pues, se ejecutó el programa y se determinó un *redshift* fotométrico para cada uno de los objetos del catálogo; como antes, no se excluyeron los objetos "malos" ni los etiquetados con *flags* ya que, como para el DLS, se quería disponer de un catálogo completo, del que luego se analizaría la submuestra correspondiente al estudio a realizar.

4.3.2. Comparación de los *redshifts* fotométricos con los espectroscópicos

En esta sección se muestra una comparación del *redshift* fotométrico determinado con los *redshifts* espectroscópicos conocidos para algunas de las galaxias de la muestra. Estos *redshifts* han sido obtenidos de la base de datos NED¹², y han sido determinados por diferentes autores bajo diferentes condiciones, de manera que no es una muestra homogénea; aun y así, es suficiente para estimar lo correctos (o incorrectos) que son los *redshifts* fotométricos estimados. Dicho esto, también hay que señalar que parte de los *redshifts* espectroscópicos no están ahí por casualidad: en el caso del DLS, se planificó de manera que alguno de los campos tuviera datos espectroscópicos, precisamente para realizar esta comparación. En el caso del NDWFS, no es escogió un campo con *redshifts* espectroscópicos *a priori*, pero si que coincide con una de las zonas del SDSS (Stoughton et al. 2002). También, *a posteriori* se han hecho estudios espectroscópicos de algunas de las zonas (AGES *survey*, véase Brodwin et al. 2006), aunque no todos los datos han sido liberados.

Así, pues, con los objetos del catálogo con *redshift* espectroscópico conocido, se compara éste con su estimación fotométrica, asumiendo que dos objetos de los diferentes catálogos se corresponden al mismo si están separados por menos de 1.2''¹³.

Evidentemente, el resultado que se obtenga no será del todo representativo, ya que los objetos con *redshift* espectroscópico usados para la comparación son una muestra sesgada de la muestra total; por ejemplo, sólo se habrá podido obtener el *redshift* de los objetos más brillantes lo que, hablando *grosso modo*, implica objetos cercanos. En cualquier caso, la idea es obtener una estimación de la fiabilidad del método, y de la precisión que hay en la estimación del *redshift* real de la galaxia.

Por ello, y para evitar errores debidos a detecciones espurias, etc. se han usado sólo los objetos del catálogo detectados en al menos 3 filtros, con un *flag* en como máximo uno de ellos y, evidentemente, con una *stellarity* que haga suponer que se tratan de galaxias. Con estos requisitos se realiza la comparación entre los *redshifts* fotométricos y los espectroscópicos: se quiere conocer la fiabilidad de los *redshifts* fotométricos, cuál es la dispersión alrededor del valor "real" de los *redshifts* determinados, etc.; las determinaciones catastróficas¹⁴ no influyen en la determinación de esta dispersión; es

¹²<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

¹³Como se comentó anteriormente, este es el tamaño que, para estos datos, optimiza los resultados para asociar los objetos entre dos catálogos; véase el Apéndice B.

¹⁴Se llaman determinaciones catastróficas las que, por un error en la asignación del tipo espectral, por ejemplo, el *redshift* determinado es radicalmente distinto al real. Un breve detalle sobre estas detecciones catastróficas es presentado en el apartado 4.4.5.

por ello, pues, que sólo se tienen en cuenta los objetos "buenos".

DLS

Para el DLS, se dispone de un total de 911 objetos en la zona liberada de dicho *survey* con un *redshift* espectroscópico conocido, la mayoría de los cuales (711) aparecen detectados¹⁵ en los catálogos; de estos 711 objetos, 257 han sido catalogados como galaxias tempranas y los restantes 454 como tipos tardíos. Como se comentó anteriormente, se han usado solamente los objetos detectados en tres filtros o más, y que tuvieran como mucho un *flag* en dichas bandas fotométricas: se recuerda que el objetivo es simplemente comprobar que los *redshifts* fotométricos funcionan correctamente como método; más adelante ya se estudiará detalladamente su fiabilidad, en función de la magnitud y del *redshift* del objeto en cuestión.

La comparación de los corrimientos al rojo espectroscópicos y fotométricos puede verse en las figuras 4.4 y 4.5, separados en función del tipo espectral. Se ha hecho esta separación porque, como se explicará más adelante, el tipo espectral es básico de cara a la fiabilidad del *redshift* fotométrico determinado.

En la tabla 4.1 se muestran los datos relativos a cada uno de los tipos espectrales: número de objetos determinados del tipo correspondiente, y el promedio y la desviación típica del error en la determinación del *redshift* fotométrico. Estos parámetros han sido obtenidos a partir de un ajuste gaussiano de la distribución de diferencias, así que no están afectados por los valores extremos (los llamados *redshifts catastróficos*).

Tipo espectral	Núm. de objetos	Error promedio	Desviación standard
E	257	-0.04	+0.06
S0	121	+0.06	+0.08
Sbc	152	+0.06	+0.08
Scd	92	+0.08	+0.13
SB1	15	-1.05	+0.03
SB2	74	-0.05	+0.15

Tabla 4.1: Errores en la determinación del *redshift* fotométrico según el tipo espectral, para los objetos en el campo del DLS.

Se observa una tendencia sistemática del *redshift* fotométrico a sobreestimar el real a *redshifts* bajos ($z < 0,3$), mientras que tiende a subestimarlos a *redshifts* altos ($z > 0,5$), como puede verse en la figura 4.5.

¹⁵De los 911 objetos, sólo algunos de los más débiles y lejanos ($z_{spec} > 3$) no han sido "detectados"; pero en este momento, se entiende "detectados" en el sentido que han sido usados para la comparación, como se explica en el texto, de manera que no se tienen en cuenta los objetos con varios *flags*, superpuestos a otros (relevante para objetos cercanos), detectados sólo en algún filtro, etc. Esto explica la pérdida de estos aproximadamente 200 objetos.

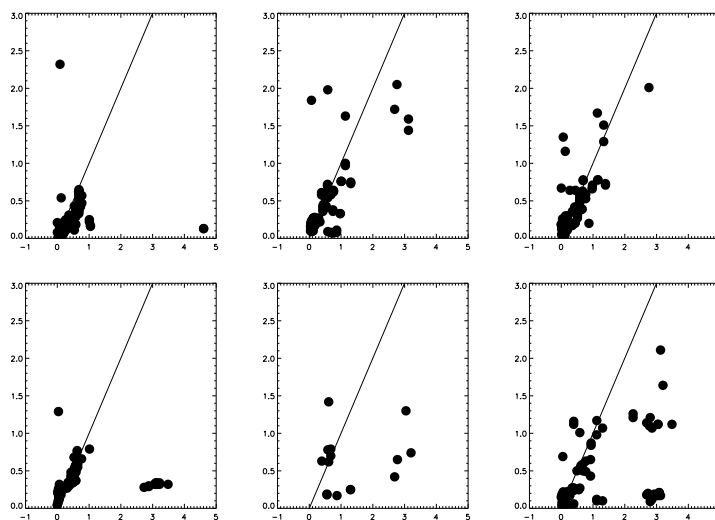


Figura 4.4: Comparación del *redshift* espectroscópico medido con el *redshift* fotométrico determinado por los objetos de la zona del DLS, según el tipo espectral determinado fotométricamente: en orden, E, SO, Sab, Sbc, SB1 y SB2. El *redshift* espectroscópico es representado en el eje X, y el fotométrico en el eje Y.

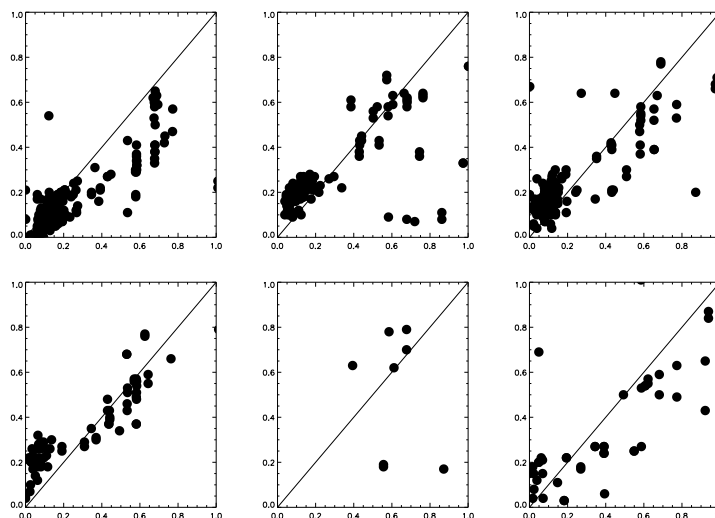


Figura 4.5: *Zoom* de la figura anterior, en la zona de los objetos con *redshift* espectroscópico $z < 1,0$.

NDWFS

Para el NDWFS, se dispone de 589 objetos en esa zona, de los cuales 563 han sido detectados¹⁶ en los datos; en este caso, pero, se ha añadido un nuevo requisito, y es que los objetos tengan $R < 23$. Ello se ha hecho para evitar los objetos con

¹⁶La palabra "detectados" tiene exactamente el mismo sentido que en la sección anterior.

peor fotometría, que distorsionan el resultado y cuya eliminación no perjudica la estadística. Como antes, el objetivo es comprobar con datos experimentales que los datos disponibles y el código son apropiados para el análisis de estos campos; como se comentó anteriormente, más adelante se presentan las simulaciones donde se estudia detalladamente la fiabilidad del *redshift* fotométrico en función de las magnitudes y de los *redshifts* de los objetos analizados.

Los resultados de la comparación, también según el tipo espectral, pueden verse en las figuras 4.6 y 4.7. En este caso sólo se incluyen los objetos hasta *redshift* $z < 1,0$ ya que no había ningún objeto con *redshift* espectroscópico mayor.

En este caso hay sólo dos tipos espectrales; como se comentó anteriormente, se comprobó que usando los seis *templates* propuestos por Fernández-Soto et al. (1999) los resultados eran peores que con estos dos (véase el Apéndice A); así, se calculó un *template* tardío como promedio de los tipos tardíos disponibles (SO, Sab, Sbc, SB1 y SB2), usando éste y el *template* elíptico E para la determinación de los *redshifts* fotométricos.

De los 563 objetos detectados, 366 son catalogados como tipo espectral temprano, mientras que 197 son tardíos. Es obvio a partir de la fig. 4.7 que para los tipos tardíos el *redshift* fotométrico no es válido como estimación del real. Para los objetos catalogados como tempranos, el acuerdo es muy bueno, con un $\Delta z = +0,004 \pm 0,056$. El problema es que sólo se ha podido comprobar el buen acuerdo entre los *redshifts* espectroscópicos y fotométricos hasta $z < 0,6$, ya que más allá no hay objetos con *redshift* espectroscópico medido (independientemente del criterio de selección de los objetos sobre el catálogo: no hay objetos con tal *redshift* espectroscópico medido en esos campos); es un hecho a tener en cuenta, más cuando los cúmulos en los que se está interesado estarán, en principio, a $z > 0,5$. En cualquier caso, la fiabilidad de las estimaciones fotométricas del corrimiento al rojo ha sido comprobadas mediante simulaciones, como se detalla en el apartado 4.4.

4.3.3. Comparación de los dos códigos: Fernández-Soto et al. (1999) & Hyper-Z

Como un test más para los *redshifts* fotométricos, se ha realizado una comparación entre los dos códigos de los que se dispone, Hyper-Z y el de Fernández-Soto et al. (1999). Como puede verse en la figura 4.8, los resultados obtenidos con los dos algoritmos están en buen acuerdo, a excepción de unos pocos objetos, los llamados *redshifts catastróficos*, ya comentados anteriormente e inevitables en cualquier procedimiento de estimación.

La comparación está hecha con objetos que estén en 5 filtros, sin ningún *flag* y con magnitud $R < 24$; es sólo una submuestra, que además es diferente a las submuestras usadas tanto para comparar los *redshifts* fotométricos con los espectroscópicos para el NDWFS como para el DLS. Se ha hecho esto para evitar posibles errores fotométricos, por lo que cualquier desviación de la correlación es debida a los propios códigos. Así,

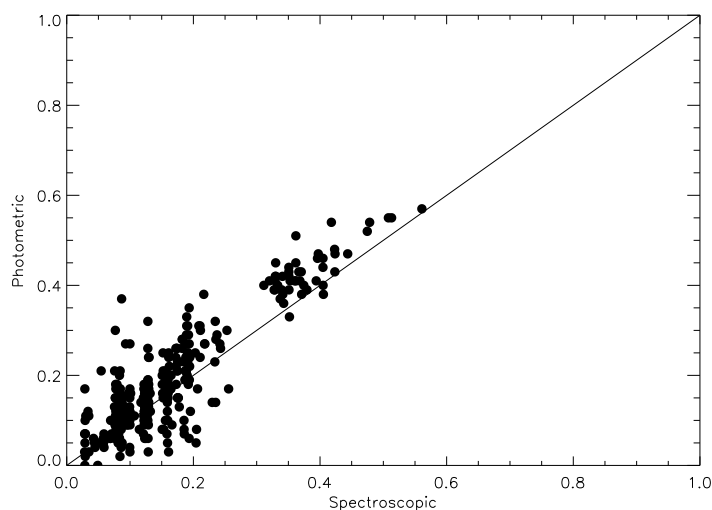


Figura 4.6: Comparación de los *redshifts* espectroscópicos con los fotométricos, para los objetos en la zona del NDWFS asignados a un tipo espectral temprano.

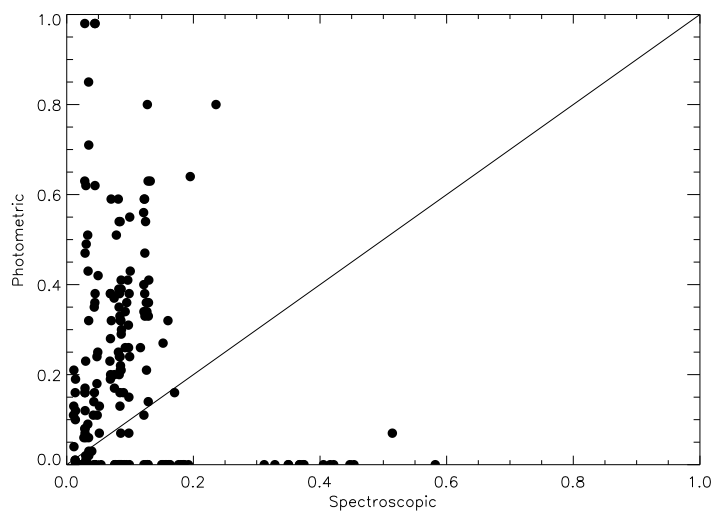


Figura 4.7: Comparación de los *redshifts* espectroscópicos con los fotométricos, para los objetos en la zona del NDWFS asignados a un tipo espectral tardío.

esto permite igualmente comprobar cómo los dos códigos son coherentes entre sí, lo que proporciona más confianza en ellos; esto es lo que se quería comprobar con este test.

Con estos criterios, quedaron para la comparación 4690 objetos (el test ha sido realizado con una zona de 30' del DLS), de los cuales $\sim 87\%$ tienen *redshifts* asociados con una diferencia $\Delta z < 0.1$; el *rms* es ~ 0.14 , del orden del ruido en la determinación del *redshift* fotométrico con un código concreto. Evidentemente, para objetos

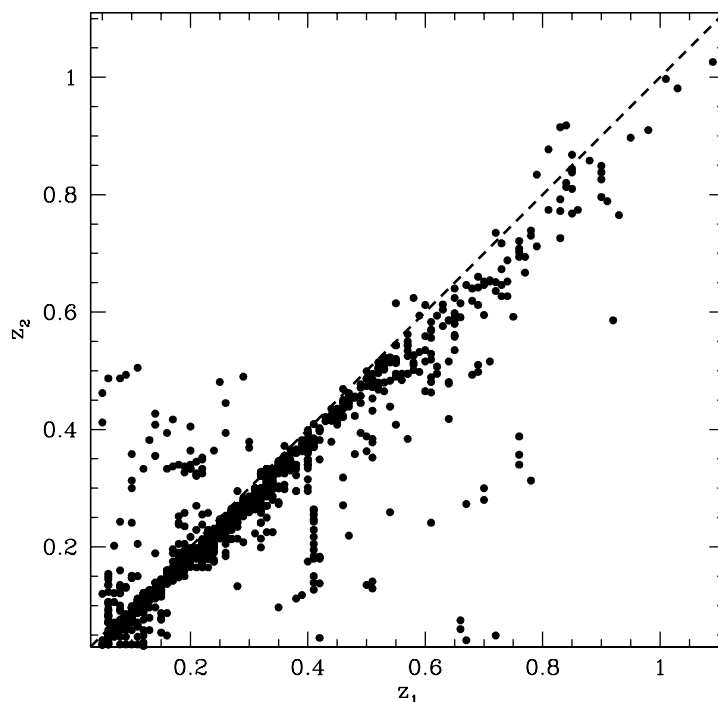


Figura 4.8: Comparación de los *redshifts* fotométricos según el código de Fernández-Soto et al. (1999), en el eje X, con los determinados por el código Hyper-Z, en el eje Y.

más débiles podran empezar a surgir discrepancias entre los dos códigos, pero seran compatibles y debidas al ruido de los datos.

Hay que notar que estos resultados son independientes del tipo espectral: es decir, como se vio con el NDWFS, los objetos asignados a un tipo espectral tardío tienen una importante tendencia a tener una mala estimación del *redshift*, mientras que no la tienen los asignados a un tipo espectral temprano; exactamente la misma tendencia es observada al trabajar con Hyper-Z, de manera que este hecho es debido a la particularidad de los filtros usados en la fotometría, y no a un problema del código; podría decirse que, para los tipos tardíos, los dos códigos son *igual de malos*; por lo tanto, es un problema difícilmente corregible.

4.4. Análisis de los *redshifts* fotométricos en los datos: simulaciones

Como se comentó en las secciones anteriores, la fiabilidad de los *redshifts* fotométricos no puede comprobarse experimentalmente (para los datos disponibles) para $z > 0,6$. Además, los datos existentes a *redshifts* más bajos no son una muestra homogénea, ni tampoco muy numerosa. Por ello, se han realizado diferentes simula-

ciones para comprobar hasta qué punto, con los datos disponibles (magnitudes de los objetos, ruidos típicos, etc.) pueden determinarse correctamente el tipo espectral y el corrimiento al rojo de todos los objetos, con $0 < z < 1$.

4.4.1. Objetos aleatorios

En primer lugar, se estudia directamente la relación entre el *redshift* "real" (simulado) de los objetos y el fotométrico determinado a partir del código. A cada objeto simulado, se le asigna un *redshift* aleatorio y una magnitud absoluta aleatoria, lo que da lugar a una magnitud aparente. También se asigna aleatoriamente a cada objeto un tipo espectral, de los 6 *templates* de Fernández-Soto et al. (1999). A partir de estos parámetros para cada objeto, se calculan sus magnitudes en cada una de las bandas disponibles y sus errores fotométricos asociados, con los que a continuación se determina su *redshift* fotométrico.

Para determinar el error fotométrico asociado a una magnitud aparente, éste se determina en función de la magnitud, a partir de la relación observacional existente entre estas dos variables en los datos disponibles, prácticamente la misma para el NDWFS que para el DLS; véase la figura 4.9.

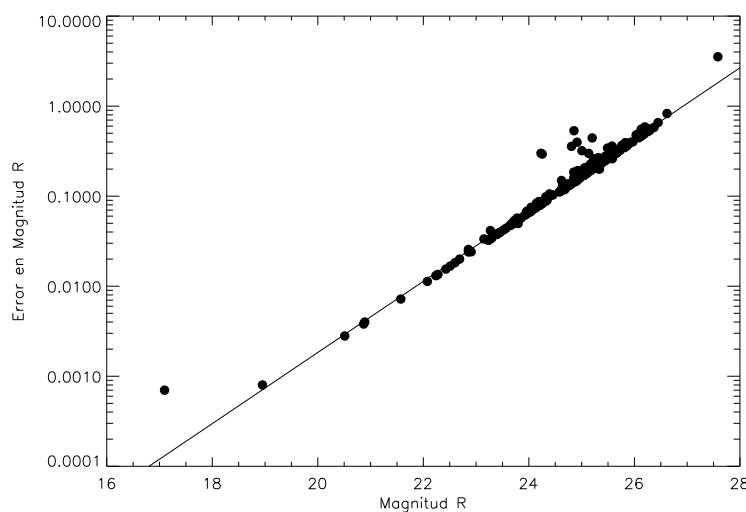


Figura 4.9: Relación observacional entre la magnitud observada y el error fotométrico para una galaxia, en una banda fotométrica. Se observa que la relación es clara; en este caso, viene parametrizada según $error_R \sim \exp(0,91 * R - 24,5)$.

En las figuras 4.10 y 4.11 pueden verse los resultados de estas simulaciones. No se han tenido en cuenta la densidad de objetos en los campos, simplemente se ha simulado un número elevado de objetos, para poder obtener conclusiones estadísticamente significativas.

Como puede observarse a partir de la figura 4.10, sólo se estima correctamente el

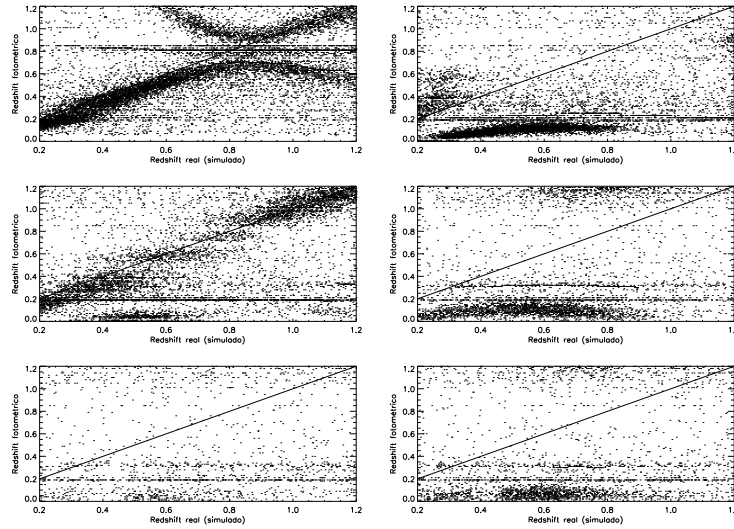


Figura 4.10: Comparación del *redshift* espectroscópico y el *redshift* fotométrico determinado para diferentes galaxias con $0,2 < z < 1,2$, en función del tipo espectral simulado: E, SO, Sab, Sbc, SB1 y SB2.

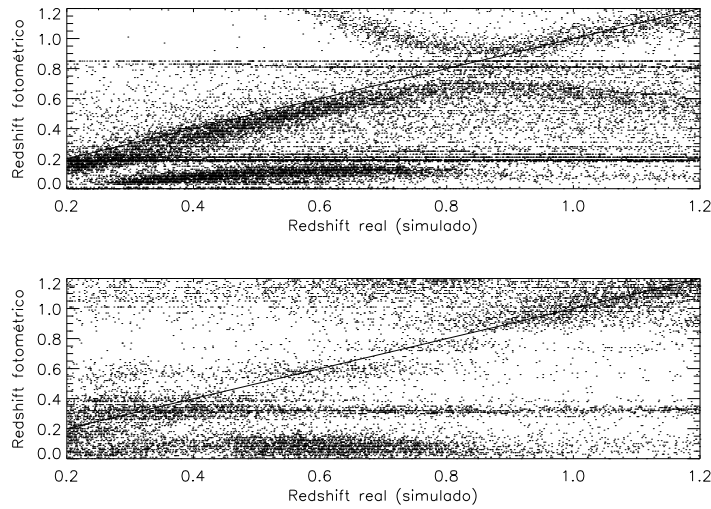


Figura 4.11: Comparación del *redshift* espectroscópico y el *redshift* fotométrico determinado para diferentes galaxias con $0,2 < z < 1,2$, en función del tipo espectral determinado: E y S.

redshift para algunos objetos de tipo espectral elíptico (el 37%), y para algunos Sbc (el 18%). Sin embargo, a partir del tipo espectral detectado (véase la figura 4.11), al no poder distinguir los diferentes tipos espirales, sólo puede considerarse el *redshift* determinado para los objetos catalogados como tempranos (asignando correctamente un $\sim 17\%$ de ellos); para los tardíos, no hay ninguna garantía que la estimación esté dentro de lo razonable (con sólo un $\sim 6\%$ de objetos con una estimación aceptable).

Para cuantificar estos datos, se ha estudiado la distribución de $z_{phot} - z_{real}$ para todos los casos anteriores, modelándola como una gaussiana alrededor de 0; así, se ha estudiado la bondad del resultado para los objetos "buenos", sin considerar las detecciones catastróficas. Estos datos están resumidos en las tablas 4.2 y 4.3:

Tipo espectral	$z_{phot} - z_{real}$	σ	Objetos en $\pm 1\sigma$
E	-0.061	0.086	37 %
Sbc	-0.034	0.118	18 %

Tabla 4.2: Error en la determinación del *redshift* fotométrico según el tipo espectral real; se ha estudiado la distribución de $z_{phot} - z_{real}$ únicamente para los tipos espectrales donde esta comparación tenía sentido; para los demás, la determinación del *redshift* fotométrico es tan mala que dicha comparación es absurda.

Tipo espectral	$z_{phot} - z_{real}$	σ	Objetos en $\pm 1\sigma$
E	-0.066	0.086	17 %
S	-0.010	0.131	6 %

Tabla 4.3: Error en la determinación del *redshift* fotométrico según el tipo espectral determinado.

Antes de continuar, hay que notar que con los datos reales sólo se dispondrá obviamente del tipo espectral determinado para los objetos; así, pues, en las simulaciones que siguen se referirá sólo los datos en función del tipo espectral determinado, y nunca según el tipo espectral real (simulado) de los objetos.

4.4.2. En función del *redshift*

Las simulaciones expuestas en el apartado anterior, pero, son demasiado simples: un número de objetos con un *redshift* aleatorio y una magnitud absoluta aleatoria.

A continuación se estudia el *redshift* fotométrico recuperado para diferentes objetos, en función del tipo espectral **determinado** por el código y de la magnitud aparente del objeto¹⁷, pero todos ellos con el mismo *redshift*: se ha asignado el mismo *redshift* a todos los objetos, y se les ha asignado a continuación una magnitud absoluta aleatoria. En las figuras 4.12 y 4.13 pueden verse los resultados de estas simulaciones para un z concreto, resumidas en la tabla 4.4; en el Apéndice D pueden verse los resultados completos de estas simulaciones, además de una detallada interpretación.

¹⁷Cuando no se especifique, se hablará de magnitud en la banda R; por el mismo motivo que el expuesto en el apartado anterior, referente al tipo espectral determinado, se referirá a la magnitud aparente, puesto que con los datos "reales" no se tendrá obviamente acceso a la magnitud absoluta.

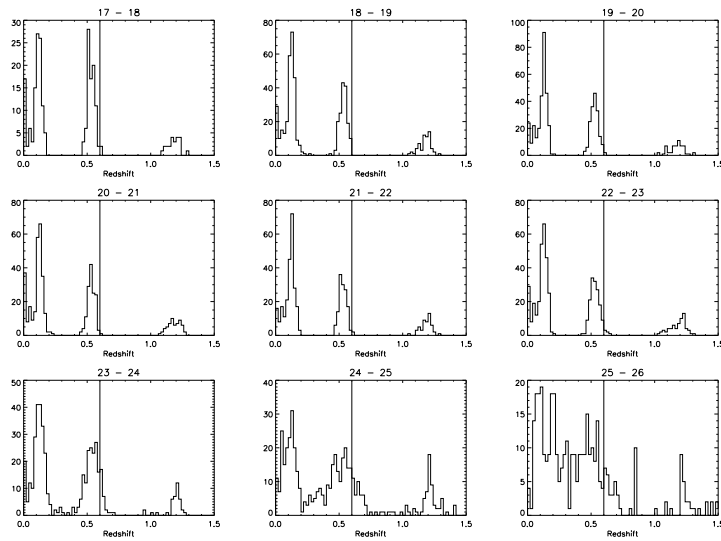


Figura 4.12: Distribución de *redshifts* fotométricos determinados, para objetos con $z_{simul} = 0,6$ y tipo espectral determinado temprano, en función de su magnitud, indicada en la parte superior del gráfico.

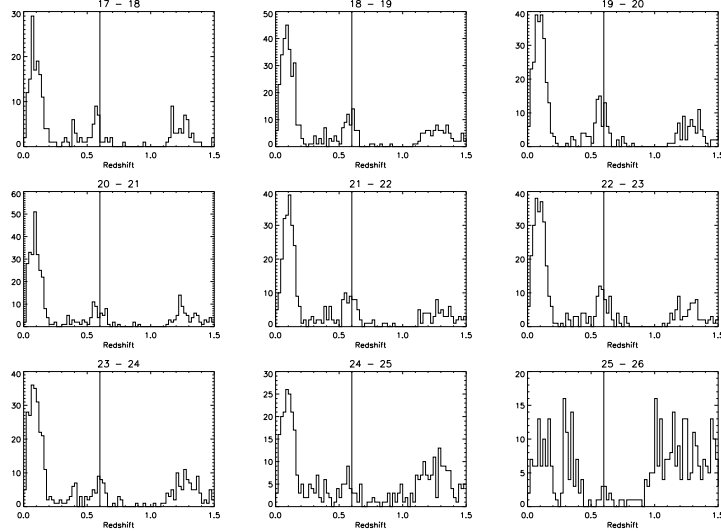


Figura 4.13: Distribución de *redshifts* fotométricos determinados, para objetos con $z_{simul} = 0,6$ y tipo espectral determinado tardío, en función de su magnitud, indicada en la parte superior del gráfico.

4.4.3. En función de la magnitud

A continuación, se estudia cómo es la determinación del *redshift* fotométrico en función de la magnitud de los objetos. Para estos objetos, se ha asignado una magnitud absoluta determinada, y un *redshift* y un tipo espectral aleatorio. En la figura 4.14 pueden verse los resultados de estas simulaciones para un caso concreto ($M = -20$);

Tipo espectral	$z_{phot} - z_{real}$	σ	Objetos en $\pm 1\sigma$
E	-0.067	0.050	14 %
S	-0.019	0.056	3 %

Tabla 4.4: Error en la determinación del *redshift* fotométrico según el tipo espectral determinado, para objetos con $z = 0,6$.

en el Apéndice E pueden verse los resultados completos de las simulaciones, además de una detallada interpretación de las mismas.

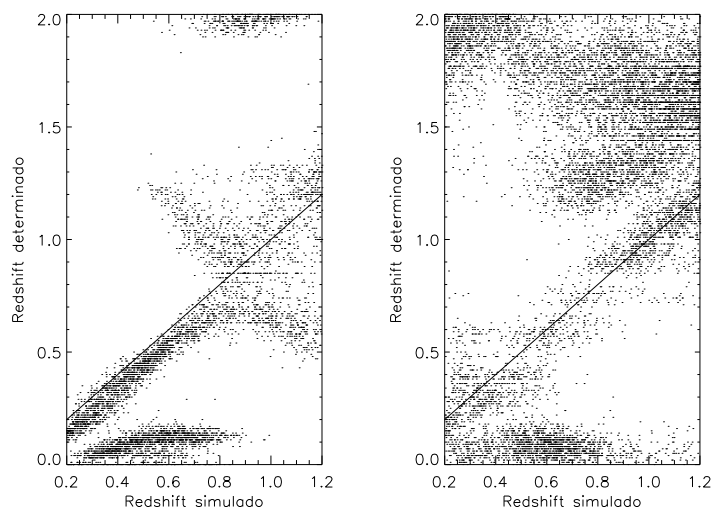


Figura 4.14: Comparación del *redshift* simulado con el determinado fotométricamente, para objetos con magnitud absoluta $M = -20$, para tipos espectrales determinados tempranos y tardíos, respectivamente.

Como puede verse en la figura 4.14, también en este caso los resultados son mucho mejores para las galaxias determinadas como tempranas que para las determinadas como tardías, como se resume numéricamente en la tabla 4.5:

4.4.4. Conclusión

A partir de todos los hechos expuestos en este apartado 4.4, y en particular con los análisis presentados en los Apéndices D y E, puede confirmarse lo que se había apuntado ya al comparar los *redshifts* fotométricos con los espectroscópicos para los objetos ya conocidos y tabulados en los campos de estudio. En dicha comparación (apartado 4.3.2) pudo comprobarse como sólo se habían determinado correctamente las distancias para galaxias catalogadas por el código como de tipo espectral temprano; de la misma forma, se ha visto mediante diferentes simulaciones que dicho

Tipo espectral	$z_{phot} - z_{real}$	σ	Objetos en $\pm 1\sigma$
E	-0.065	0.053	20 %
S	-0.011	0.110	12 %

Tabla 4.5: Error en la determinación del *redshift* fotométrico según el tipo espectral determinado, para objetos con $M = -20$.

efecto es una constante, y no debido a un posible efecto de selección a la hora de obtener *redshifts* espectroscópicos, por ejemplo.

Así, pues, se trabajará sólo con los objetos catalogados como galaxias elípticas, ya que són los únicos que ofrecen garantías en cuanto a la estimación fotométrica de su distancia¹⁸. Si bien es obvio que esto dilapida una parte de los datos disponibles (todas las galaxias espirales no van a servir para nada), tiene dos puntos a favor de cara a la búsqueda de cúmulos de galaxias: por un lado, en estas estructuras el número de galaxias elípticas es mayor que en el campo (véase la sección 1.3.1); además, estas galaxias elípticas, en los cúmulos, se agrupan de manera muy importante en el centro de los mismos (véase la misma sección 1.3.1). Así, al usar sólo galaxias elípticas, se favorecerán más estas estructuras, es decir, las agrupaciones de galaxias elípticas fuertemente concentradas.

4.4.5. *Redshifts* catastróficos

Se han presentado previamente estas determinaciones del corrimiento al rojo llamadas *catastróficas* como esas detecciones donde el error en la estimación no es "razonable", sino que dicho error es de gran magnitud. Como se comentó en la sección 4.3.1, una galaxia espiral lejana ($z \sim 2,0$) puede tener colores parecidos a una galaxia elíptica cercana ($z \sim 0,2$). Así, confundir dos objetos de estas características sería un típico ejemplo de una determinación catastrófica del *redshift*. Para los diferentes estudios en este trabajo (por ejemplo, en los Apéndices D y E) se han considerado como "buenas" las estimaciones para las cuales $z_{real} - z_{phot} \leq 1\sigma$, donde σ se refiere a la anchura de la distribución gaussiana de $z_{real} - z_{phot}$. Así, podrían considerarse también como detecciones catastróficas todas las que cumplieran $z_{real} - z_{phot} > 1\sigma$; evidentemente, en este caso los estimados no son *redshifts muy diferentes* a los reales, aunque en este caso el concepto *catastrófico* vendría a señalar los objetos con una estimación clasificada como "mala". Así, pues, este concepto es relativamente arbitrario, y lo que pretende diferenciar son los objetos con una estimación razonable del corrimiento al rojo de los que no la tienen; o, dicho de otra forma, los objetos con una estimación del *redshift* fiable de los que no la tienen.

¹⁸Mencionar, sin embargo, que trabajos recientes han mostrado algunas posibilidades para solucionar este problema; véase, por ejemplo, Menanteau et al. (2008).

4.5. Limitaciones de los datos

En esta sección se presenta un resumen de las limitaciones que hay en los datos; es importante tenerlas claras antes de elaborar el estudio, así que es por ello que son presentadas en este apartado estas cuestiones "técnicas", antes de pasar a describir el código y a analizar "seriamente" los datos.

4.5.1. Uso de las galaxias elípticas

En primer lugar, y como se concluyó en la sección anterior 4.4.4, sólo pueden usarse las galaxias elípticas para buscar los cúmulos de galaxias. Como se explicó en el capítulo anterior, con las bandas fotométricas de que se dispone (B , V , R y z' para el DLS, y B , R , I , J y K para el NDWFS) no puede estimarse el *redshift* de las galaxias espirales con precisión razonable; de hecho, prácticamente se obtienen *redshifts* aleatorios, sin ninguna relación con el real. En cambio, estas bandas sí que son suficientes para una buena estimación del *redshift* para las galaxias elípticas. Así, pues, todas las galaxias catalogadas como espirales no sirven para la detección de estructuras basándose en el *redshift* fotométrico; usarlas para la detección sólo aumentaría el ruido estadístico, ya que dan lugar a un *background*¹⁹ con más fuentes, sin aumentar las fuentes que proporcionan señal (las galaxias elípticas a un *redshift* concreto), de manera que reducen la significancia estadística de las mismas.

Este hecho no es necesariamente un problema. De hecho, como se comentó en el capítulo 2 y en dicha sección 4.4.4, una de las características principales de los cúmulos es que en ellos la concentración de galaxias elípticas respecto a las espirales es significativamente más alta que en el campo; así, si sólo se usan las galaxias elípticas, se está favoreciendo la detección de los cúmulos, puesto que se está estudiando la concentración de las galaxias que definen los mismos, así que (de alguna manera) se está haciendo una detección más directa; por decirlo de algún modo, se pasa de buscar los cúmulos de galaxias a buscar los centros de los mismos.

Así, pues, tanto con el DLS como con los catálogos del NDWFS, se usaran sólo las galaxias catalogadas como elípticas, independientemente de si se ha usado la clasificación con 2 tipos espectrales (E y S) o con 6 (E, SO, Sbc, Scd, SB1 y SB2).

Esta restricción reduce a sólo un 10% de los objetos iniciales en los campos del DLS, y un 25% en los del NDWFS. Respecto a esto, hay que señalar dos hechos:

- En primer lugar, los números son distintos porque para el NDWFS se dispone de bandas infrarrojas, lo que permite discriminar mejor los tipos espectrales, lo que aumenta significativamente el número de galaxias elípticas: por poner un ejemplo, y comparando dos muestras homogéneas²⁰, con los objetos con *redshift*

¹⁹Galaxias de fondo.

²⁰*A priori*, los motivos que habrán llevado a determinar los *redshifts* espectroscópicos de los objetos en las diferentes zonas del cielo no deberían depender de la zona del mismo, de manera que la población de estos objetos en las dos zonas será aproximadamente la misma.

espectroscópico con los que se comparó el *redshift* fotométrico, de los 711 objetos del DLS 257 fueron determinados como galaxias elípticas (aproximadamente un 36 %), mientras que para el NDWFS, de los 563 objetos comparados, 366 eran tipos espectrales tempranos (aproximadamente el 65 %).

- En segundo lugar, hay que notar que estos porcentajes se refieren sólo a la proporción de objetos que tienen el tipo espectral requerido. En cualquier caso, no representan a la proporción final de objetos seleccionados para la búsqueda de cúmulos, puesto que aún hay que eliminar los objetos con *flags*, o con las demás "irregularidades".

4.5.2. Falsas detecciones en zonas "conflictivas"; los *flags*

Aparte del problema del tipo espectral de las galaxias, en los catálogos hay otros inconvenientes. Estrellas saturadas, desperfectos del detector o las zonas entre los diferentes chips de las cámaras, así como las zonas más externas de ellos (véase la figura 4.15), pueden dar lugar a muchas detecciones espúreas, falsas, que no corresponden a fuentes reales. Estas detecciones espúreas, precisamente por ser aleatorias, son independientes en las distintas bandas fotométricas: así, al comparar las detecciones en los distintos filtros, en principio podrían detectarse estas detecciones falsas, como las que estuvieran en sólo una (o dos) bandas espectrales.

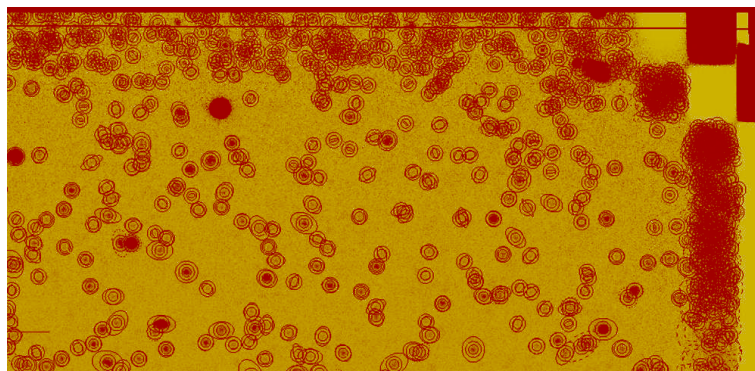


Figura 4.15: Zona límite de una de las imágenes disponibles; debido a diferentes motivos (diferentes exposiciones individuales desplazadas entre ellas, etc.) en estas zonas límite la detección de fuentes no puede realizarse correctamente. Es por ello que estas zonas se excluyen del análisis posterior. Puede verse en esta zona como, en los extremos de la ccd, el número y la distribución de fuentes no es realista.

Como se comentó anteriormente, para elaborar un catálogo completo (que incluyera toda la información para cada objeto, en particular la fotometría en las diferentes bandas en las que había sido detectado), se unieron los diferentes catálogos, considerando como una única fuente las detecciones coincidentes en un radio dado (de 1.2"; véase el Apéndice B).

En primer lugar, hay los *flags* que vienen determinados directamente por SExtractor, en cada una de las bandas fotométricas; además, como se explica en el apartado

4.2, están también los *flags* determinados al juntar dichas bandas para formar el catálogo completo (o, para el caso del NDWFS, al juntar dicho catálogo con el de FLAMEX). Se explicó anteriormente cómo, una vez hecho esto, se comprueba que las magnitudes en las distintas bandas espectrales sean compatibles. Si no lo son, será considerada una falsa asociación, de manera que le se asignará a ese objeto un nuevo *flag*, para tener marcado el objeto y tenerlo en cuenta para siguientes trabajos. También se marcan con un *flag* los objetos detectados en una sola banda, o en dos bandas no-consecutivas, puesto que son los objetos más susceptibles de ser falsas detecciones o asociaciones.

En cuanto a las estrellas saturadas, una inspección visual de las imágenes permite determinar en qué zonas de las imágenes hay estrellas saturadas en la medida tal que afectan las detecciones en una zona importante alrededor de las mismas. Hay estrellas saturadas que sólo han saturado el detector en unos pocos píxeles, mientras que otras pueden dejar sin validez zonas del detector con tamaños de hasta $\sim 5'$. Así, visualmente se determinan las zonas donde podría haber falsas detecciones o fotometría errónea debido a estrellas saturadas, asignando también a estos objetos un nuevo *flag*, y etiquetándolos como tales²¹. Hay que hacer un inciso en cuanto a los *flags* determinados por parte de SExtractor: los *flag* < 8 son "relativamente pequeños", en el sentido que no necesariamente distorsionan (al menos, significativamente) los resultados de la fotometría²².

Para la búsqueda de cúmulos, se tendrán en cuenta estos *flags*: se consideraran sólo los objetos "bien emparejados" (es decir, que no tengan el *flag* de "posible mala asociación"), y que estén detectados en mínimo 2 bandas (para que el *redshift* fotométrico tenga sentido); que no estén en zonas conflictivas (cerca de estrellas saturadas, en los bordes del detector) y que no tengan *flags* de SExtractor *flag* > 8 . Con estas restricciones, se eliminan un 31% de los objetos. Aunque a primera vista puedan parecer muchos, hay que tener en cuenta que buena parte de ellos no serán objetos reales, ya que se concentraran en las zonas correspondientes a los bordes de los chips, alrededor de las estrellas saturadas, etc.

4.5.3. *Stellarity*

Como se comentó al hablar de las propiedades de los catálogos, una de ellas es la llamada *stellarity*, un parámetro que da SExtractor y que da cuenta de si la fuente

²¹Así, resumiendo, hay (por ahora): por una parte, los *flags* determinados por SExtractor al extraer las imágenes individuales; también, otro *flag* asignado a los objetos que pudieran estar en zonas conflictivas (bordes de los chips, etc.); finalmente, un último *flag* para marcar las posibles falsas asociaciones entre objetos en diferentes bandas espectrales. Cada objeto tiene las tres etiquetas; así, pueden seleccionarse los objetos que interesen en cada momento, obviando los que tengan algunos (o todos) los *flags*, según sea conveniente.

²²Puede verse, según el manual de SExtractor, que los principales problemas son para *flags* mayores; además, los objetos problemáticos con *flags* < 8 , pueden ser objetos saturados, etc. que serían eliminados con las máscaras (véase más adelante), por ejemplo.

es puntual o extensa. Si bien a partir de magnitudes débiles (~ 23) el parámetro deja de ser fiable, teniendo en cuenta las magnitudes esperadas para las estrellas y para las galaxias, y sus densidades respectivas a las latitudes galácticas en las que están los campos en cuestión ($l > 30$ en todos los casos; véase Lopes et al. 2004), se ve que exigiendo una *stellarity* $< 0,8$ se están eliminando prácticamente todas las estrellas, manteniendo las galaxias: a magnitudes brillantes, donde el parámetro es fiable, desaparecen las estrellas (*stellarity* ~ 1.0), mientras que a magnitudes más débiles, donde prácticamente no se esperan estrellas, y el parámetro de *stellarity* no es tan fiable (dando lugar a *stellarity* ~ 0.5 ²³) se están manteniendo todas las galaxias.

Para la búsqueda de los cúmulos, pues, se exigirá a los objetos que no sean puntuales; con el criterio anterior, pues, se considerarán sólo los objetos con *stellarity* < 0.8 : con este criterio se eliminarían de los catálogos todas las fuentes puntuales (en principio, estrellas, aunque puede que también algún *quasar*). Con estos criterios, se eliminan aproximadamente un 8% de los objetos.

4.5.4. Máscaras, y reconstrucción del *background*

En estrellas saturadas pequeñas, se elimina a partir del *flag* el objeto saturado en sí, pero eso no afecta a los objetos a su alrededor, que pueden no haber recibido ningún *flag*; en cualquier caso, si la estrella saturada ha afectado una zona pequeña del detector, no es importante. Pero, en estrellas grandes saturadas, o en las zonas como por ejemplo los bordes del detector, donde el número de falsas detecciones es extremadamente alto (véase la figura 4.15), por lo que cualquier detección falsa tiene contrapartida en otros filtros, en esas zonas, al eliminar los objetos con *algún flag*, pueden quedar espacios (que pueden llegar a tamaños típicos del orden de $\sim 1'$) sin casi ninguna fuente. Estas zonas, tan poco densas, alterarían la estadística del campo y, por lo tanto, la significancia de los potenciales cúmulos de galaxias.

Para solucionar ese problema, se hace una "reconstrucción" de estas zonas extremadamente vacías, ya que no representan una propiedad de la distribución real de galaxias, sino de los efectos "cosméticos" del detector, o del hecho que una estrella saturada impide ver las galaxias de fondo.

Para esta reconstrucción, se hace un estudio de los objetos en las otras zonas del campo y, en base a sus propiedades estadísticas (densidad, etc.) se "rellenan" estas zonas "huecas" para convertirlas en una parte más del campo homogéneo. Esto se hace para poder trabajar con el campo como un todo; si no se realizara esta "corrección", como se ha dicho, estas zonas tan bajo-densas o bien alterarían la estadística del campo, o bien habría que hacer un estudio muy complejo (geoméricamente) para no tenerlas en cuenta. Al rellenarlo con zonas del campo promedio, no se altera la estadística, permitiendo luego hacer un estudio del campo en conjunto, sin alterar los

²³Si bien según el manual de SExtractor el valor dado para la *stellarity* debería ser un número aleatorio entre 0 y 1 cuando ésta no es determinable, a la práctica los valores parecen concentrarse alrededor de 0.5.

cúmulos "reales" que pueda haber en otras zonas.

Estas zonas "vacías" han sido determinadas por inspección visual (mencionada anteriormente, de cara a la detección de zonas conflictivas no reflejadas en los *flags* automáticos de SExtractor), y cubren una superficie total de aproximadamente el $\sim 8\%$ del área total de cada campo (más o menos es la misma en cada uno de ellos). A partir de su forma, se han elaborado unas "máscaras", con las cuales se han determinado las zonas del catálogo a reconstruir, según el proceso aquí expuesto.

4.5.5. Campos separados

La detección de cúmulos se hace por separado en los diferentes sub-campos en los que vienen divididos los datos (ya sean imágenes o los catálogos, según el *survey*). A priori puede parecer que eso dificulta la detección de cúmulos en estas zonas, ya que serán "bordes" de los campos, y puede que el estudio estadístico que se haga de la zona (véase más adelante el funcionamiento del código) no sea el adecuado.

Pero, como se comentó anteriormente, en las zonas límite de los chips las falsas detecciones son muy numerosas (figura 4.15), de manera que en esas zonas es imposible llevar a cabo la detección de estructuras; para automatizar el proceso de detección, y teniendo en cuenta que en estas zonas nada se podrá encontrar, éstas son reconstruidas. Es por este motivo que puede permitirse el estudio por separado de cada uno de los campos, puesto que las zonas correspondientes a los bordes quedarían igualmente inutilizables.

La ventaja principal de trabajar con sub-campos es la disminución del tiempo de computación del algoritmo, todo ello sin perder significancia estadística, ya que los subcampos son de unos 35×35 arcmin², suficientes para el tipo de estudio que se realiza (véase el funcionamiento del código en el capítulo siguiente).

4.5.6. Completitud

Un último requisito que se pide a los objetos es que estén por debajo del límite de completitud. A magnitudes mayores, el número de objetos decae enormemente (así que no se están perdiendo muchos de ellos), y además estos objetos tienen la fotometría muy poco fiable (un error fotométrico muy alto), error que se transmite de forma catastrófica al *redshift* fotométrico. Así, se consideraran sólo los objetos que estén dentro de los límites de completitud.

Para estimar este límite podría usarse simplemente el máximo de la distribución de magnitudes, aunque en este caso podrían perderse varios objetos con magnitudes mayores. Ahora bien, ir mucho más lejos, daría lugar a incluir objetos cuya muestra no es completa (es decir, objetos con magnitudes en las cuales no pueden detectarse todos). Otra forma comúnmente usada para estimar este límite consiste en extrapolar

esta distribución de magnitudes y ver donde cae en un cierto porcentaje, etc.

Éste último criterio es el que se ha usado en este trabajo²⁴. En cualquier caso, es poco relevante de cara a los resultados: como el corte se efectuará en la zona donde cae la distribución de objetos, serán pocos los que se vean afectados por un desplazamiento de este límite en completitud; además, al ser éstos los objetos más débiles, muchos de ellos serán descartados posteriormente por no haber sido detectados en suficientes filtros, tener *flags*, etc. Así, se opta arbitrariamente por tomar como límite la magnitud en la cual el número de objetos cae en un 10 % respecto al esperado, extrapolando la distribución de magnitud observada, como se muestra en la figura 4.16. Los límites de completitud así determinados son resumidos en la tabla 4.6. Con este criterio en particular, se pierden aproximadamente una tercera parte de los objetos, entre los que están todas las detecciones malas: con *flags*, en zonas conflictivas, etc.

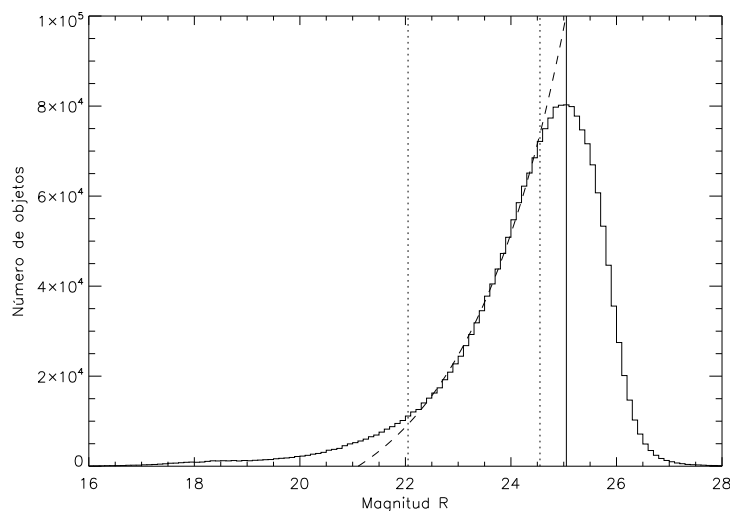


Figura 4.16: Determinación del límite de completitud, en la banda R, para el NDWFS. Se hace un ajuste al número de objetos entre los dos puntos indicados por las líneas discontinuas; extrapolándolo al final de la distribución, se estudia a qué magnitud la cantidad de objetos decrece en un 10 % respecto al número esperado. Como puede verse, en este caso se obtiene una magnitud de completitud (línea vertical) prácticamente igual al máximo de la distribución.

4.5.7. Conclusión

Teniendo en cuenta todo lo anterior, al final se considerarán un 17 % del total de objetos para el NDWFS, y un 12 % para el DLS, ya que la mayor parte de las restricciones anteriores recaen sobre los mismos objetos, de manera que muchas de

²⁴Podrían haberse tomado simplemente las magnitudes de completitud proporcionadas por los consorcios de los diferentes *surveys*; pero, al usar la fotometría obtenida en este trabajo, se ha optado por determinar este límite de completitud en base a ella.

<i>Survey</i>	Banda fotométrica	Complejidad
NDWFS	<i>B</i>	26.4
NDWFS	<i>R</i>	25.1
NDWFS	<i>I</i>	24.8
NDWFS	<i>K</i>	18.3
FLAMEX	<i>J</i>	20.7
FLAMEX	<i>K_s</i>	19.4
DLS	<i>B</i>	25.2
DLS	<i>V</i>	24.6
DLS	<i>R</i>	24.3
DLS	<i>z'</i>	24.0

Tabla 4.6: Límites de complejidad para las diferentes bandas fotométricas, para los distintos *surveys*.

ellas son redundantes (véase la tabla 4.7). Como se comentó, diferentes pruebas con diferentes límites de complejidad, límites en la *stellarity* aceptada, etc. permitieron comprobar que, no sólo en la selección de objetos, sino en la detección de los cúmulos, los resultados finales no diferían significativamente (para un estudio sobre la robustez del código, frente a estas posibles diferencias, véase el Apéndice F).

Por el contrario, si no se anulan los bordes de los detectores, las estrellas saturadas, etc. aparecen nuevas detecciones de cúmulos, influenciados por la mala estadística que aportan estas regiones; si bien las galaxias asociadas a estos cúmulos tienen todas el mismo *redshift* fotométrico (puesto que ésta es la base del sistema de búsqueda), las demás propiedades de las mismas no parecen ser muy coherentes (posición de las mismas en un diagrama color-magnitud, por ejemplo, donde deberían reproducir, ni que fuera someramente, la *red sequence* mencionada en los primeros capítulos, etc.). Así, pues, finalmente se opta por eliminar dichas zonas y reconstruirlas como se comentó anteriormente.

En los próximos capítulos, si no se explicita lo contrario, se estará trabajando con esta muestra de objetos "seleccionados".

Finalmente, comentar que las áreas de los *surveys* son 5.8 deg^2 para el DLS (que quedan reducidos a 5.2 deg^2 al considerar las máscaras de las estrellas saturadas, y los bordes de los chips) y de 9.4 deg^2 para el NDWFS (que quedan en 8.5 deg^2 al quitar esas mismas zonas). Así, estas son las áreas efectivas en las que ha sido posible la búsqueda de cúmulos de galaxias.

Concepto	Número de objetos
Iniciales	$\sim 10^5$
<i>Flags</i>	69 %
<i>Stellarity</i>	92 %
Compleitud	66 %
Tipo espectral	25 %
Zonas conflictivas	92 %
Total	$\sim 15\% \sim 15000$

Tabla 4.7: Cantidad de objetos que *sobreviven* aproximadamente en cada campo (de aproximadamente $35 \times 35 \text{ arcmin}^2$), al aplicar las restricciones mencionadas: objetos con errores en la fotometría, catalogados como estrellas, fuera del límite de completitud, determinados como tipo espectral tardío o pertenecientes en zonas conflictivas (estrellas saturadas, bordes del detector, etc.) Estos últimos objetos son substituidos por objetos *ficicios*, para preservar la uniformidad del campo. Como puede observarse, al recaer la mayoría de las restricciones sobre los mismos objetos, al final se ha usado para la detección de cúmulos de galaxias un 15 % de los objetos inicialmente presentes en los catálogos.

5

Código

En este quinto capítulo se expone el funcionamiento del código desarrollado para la detección de estructuras a alto *redshift*. Éste ha sido el trabajo principal de esta Tesis. La idea en mente era un código que buscara sobredensidades en el espacio tridimensional, obteniendo la tercera dimensión a partir del *redshift*. Si bien algunos pasos se han dado ya en esa dirección (véase, por ejemplo, Botzler et al. 2004, Trevese et al. 2007 y Menanteau et al. 2008), en el momento de plantear esta Tesis no se había abordado el problema desde ese punto de vista, de manera que el proyecto era en sí todo un reto. En esta sección se explican los pasos dados hasta llegar a la configuración final del código, empezando con un simple conteo de galaxias, pasando por la selección en color, y hasta implementar el uso de los *redshifts* fotométricos¹.

5.1. Análisis previos

5.1.1. Conteo de galaxias à la Abell

Como estudio preliminar, se realizó un código simple basado en el conteo de galaxias en el campo. Se usó para ello uno de los sub-campos del DLS (el primer *survey* que se tuvo disponible; el campo en cuestión es el llamado F1p22). En esos momentos, aún no se disponía de los *redshifts* fotométricos, así que se enfocó pensando en buscar sobredensidades de objetos, para luego confirmar la verosimilitud de los posibles cúmulos mediante la distribución de objetos, tanto espacialmente como en un diagrama color-magnitud.

En primer lugar, pues, se dividió el espacio en celdas cuadradas, por tal de buscar las fluctuaciones de densidad que pudieran dar cuenta de los potenciales cúmulos. Se quería conseguir un buen compromiso entre el número de celdas, deseable alto, para

¹El código de detección de estructuras ha sido implementado completamente en IDL; el código de Fernández-Soto et al. (1999), utilizado para la determinación de los *redshifts* fotométricos, está escrito en Fortran 77.

una buena resolución espacial, y la significancia estadística de las posibles sobredensidades (es decir, un número suficientemente elevado de objetos en cada celda). Así, se planteó como tamaño de celda uno tal que una fluctuación de 3 sigmas poissonianas doblara el número medio de objetos en una de ellas lo que, dada la densidad del campo, implica celdas de $\sim 40''$ de lado; con este criterio se satisfacen los requisitos pedidos.

Con estas características, y con los objetos seleccionados (por *flag*, *stellarity*, magnitud de corte, etc.) se escribió un código que comparara las densidades de objetos en cada celda, de manera que consiguiera identificar las más significativas. Una vez hecho esto, se realizó una inspección visual de las mismas, analizando la distribución espacial de los objetos, la distribución de los mismos en un diagrama color-magnitud, etc. y se consideraron los candidatos más plausibles.

En las figuras 5.1 y 5.2 puede verse el resultado de este procedimiento sobre el subcampo del DLS analizado. En la primera de ellas, se muestra la distribución espacial de los candidatos a cúmulos de galaxias encontrados con este primer método. De los posibles candidatos, sólo se han marcado los que tienen un diagrama color-magnitud coherente con la presencia de un cúmulo de galaxias (véase la figura 5.2). Los más destacados de los mismos se recogen en la tabla 5.1:

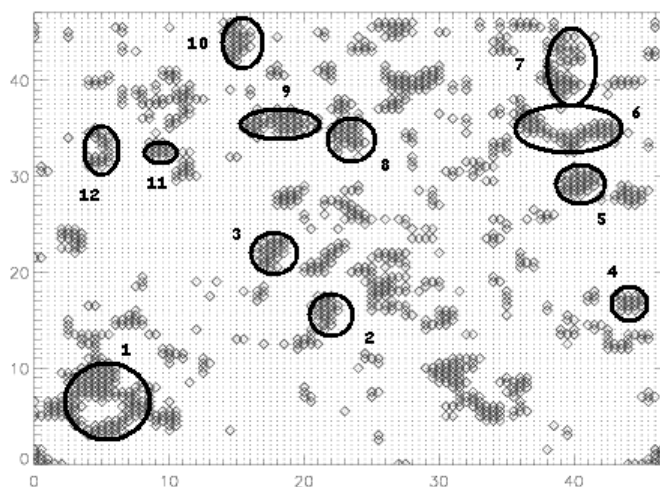


Figura 5.1: Distribución espacial de candidatos a cúmulos de galaxias. Los ejes (X e Y) se corresponden con AR y DEC, aunque con unidades arbitrarias. Los rombos indican celdas (de aproximadamente $40 \times 40 \text{ arcsec}^2$) con una sobredensidad $\geq 1\sigma$ poissoniana. Las zonas marcadas indican los candidatos que parecen tener un diagrama color-magnitud indicativo de la presencia de un cúmulo de galaxias.

En la figura 5.2 se muestra la distribución del color $V - I$ de los objetos para dos zonas con sobredensidad, comparadas con el campo. En el primer caso, hay una sobredensidad de objetos con un color $V - I \sim 1,3$ respecto al campo, mientras que en el segundo las distribuciones son compatibles. En el primer caso, pues, la sobredensidad

Número	z aprox.	σ
1	0.3	2.7
2	0.2	2.0
3	0.5	2.0
5	0.1	2.8
6	0.1	2.8
8	0.1	2.0
9	0.2	2.3

Tabla 5.1: Principales cúmulos detectados en el campo F1p22 del DLS, mediante un conteo de galaxias. Como puede apreciarse, debido a la simplicidad del método (que tiene en cuenta todas las galaxias, sin restricciones de color) la significancia de las detecciones es muy baja.

es debida a gaxias todas con el mismo color: se interpreta que son las correspondientes a la secuencia roja de un cúmulo, de manera que se asocia la sobredensidad con un cúmulo de galaxias. En el segundo caso, en cambio, la sobredensidad es producida por galaxias sin ningun color particular, así que es interpretada como una fluctuación en el campo. Con este método, además de poder detectar los cúmulos de galaxias, puede estimarse su corrimiento al rojo: para la primera sobredensidad, asumiendo como se ha comentado que las galaxias que forman la sobredensidad son las correspondientes a la secuencia roja del cúmulo, puede estimarse para el mismo un *redshift* $z \sim 0,1$ (véase la figura 1.6).

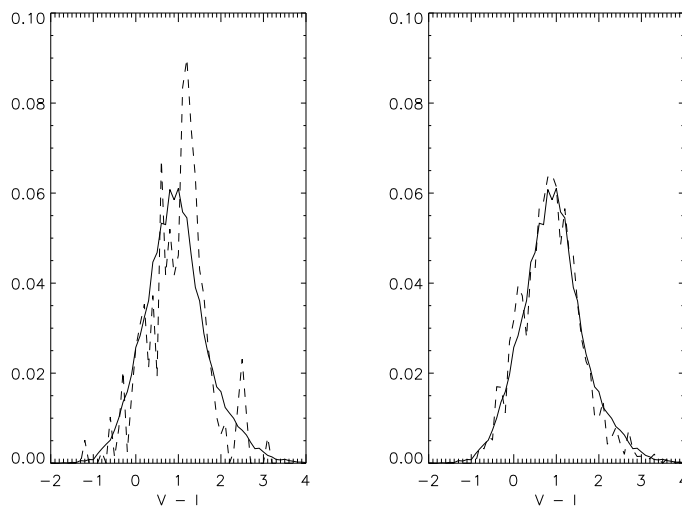


Figura 5.2: Distribución de color $V - I$ para los objetos en diferentes zonas del sub-campo analizado. La línea continua corresponde al campo y la punteada a las galaxias en los pixeles con sobredensidad.

5.1.2. Secciones en color

El primer refinamiento del algoritmo pasó por considerar una primera estimación del *redshift* de las galaxias, de cara a la búsqueda de sobredensidades: buscando las sobredensidades sobre un grupo de objetos con un *redshift* parecido, éstas darían cuenta (con más probabilidad) de una asociación real de objetos a la misma distancia².

Se decidió basarse en el procedimiento propuesto por Gladders & Yee (2000a). Este método se centra en la detección de la *red sequence* de los cúmulos, explicada anteriormente. Así, analizando la distribución espacial de objetos con un cierto rango en color, se maximiza la probabilidad de encontrar los cúmulos de galaxias cuya secuencia roja esté en ese color; este proceso se repite para todos los rangos de colores que cubran los datos.

Más en detalle³, el método tiene en cuenta dos factores: el primero de ellos, que la secuencia roja no es absolutamente plana ni libre de dispersión, de manera que las galaxias de la *red sequence* de un cúmulo pueden estar en el color esperado, más/con una dispersión de hasta $\sim 0,1$ magnitudes (Stanford, Eisenhardt & Dickinson 1998; también, para cúmulos a alto *redshift*, véase Lidman et al. 2008); el segundo, que el color medido de una galaxia tiene un error asociado, debido a los errores fotométricos, de manera que una galaxia no está necesariamente en el *bin* de color que su color real implicaría. Por ello, los rangos de color que se usarán tendrán una anchura de ~ 0.2 magnitudes; además, para cada galaxia, y en función de su error en la determinación del color, se estimará la probabilidad que esté en realidad en cada *bin* de color considerado. Así, una galaxia con $color = 1,33 \pm 0,01$ participará con un peso 1.0 en el *bin* [1.3, 1.5], mientras que una galaxia con $color = 1,28 \pm 0,05$ también participará para la detección en dicho *bin*, pero con un peso 0.35 (es decir, considerando la probabilidad que en realidad pertenezca a él, dada la distribución gaussiana de los errores).

Una vez conocidos los objetos que participan en un *bin* de color (hay que recordar que el proceso se repite para cada uno de ellos), y los pesos con que lo hacen, se pasa al análisis de la distribución espacial de dichos objetos, para detectar las posibles sobredensidades de los mismos. El proceso consiste en una discretización del espacio (como la que se comentó en el apartado anterior), en celdas de un tamaño parecido ($\sim 40''$), y filtrar la distribución de objetos con un *kernel* que permita resaltar las estructuras a detectar. En Gladders & Yee (2000a) se proponen diferentes opciones: un perfil de King, una esfera isoterma, un perfil de NFW, etc. (véase la figura 1.5; esto ha sido expuesto ya en el apartado *Distribución radial* de la sección 1.3.1). Como se comentó, en Adami et al. (1998) se estudia la idoneidad de estos perfiles para representar los perfiles radiales de los cúmulos, concluyendo que ninguno de ellos es

²En estos momentos de la Tesis, aún no se disponía de los *redshifts* fotométricos; tampoco era importante, ya que en estos momentos se estaba desarrollando el código de búsqueda de sobredensidades, el funcionamiento del cual podía comprobarse con estos *redshifts* fotométricos *aproximados*.

³El método será contado en detalle, puesto que tiene bastantes similitudes con el que se desarrollará para la detección con los *redshifts* fotométricos.

significativamente mejor que los otros; lo mismo se ha comprobado en este trabajo, es decir, que los resultados no dependen significativamente del perfil elegido.

En cualquier caso, la convolución del perfil con la distribución de objetos permite destacar las estructuras que se están buscando; como el tamaño de un cúmulo depende del *redshift*, el tamaño típico de estos perfiles se elige en función del *bin* de color en cuestión: como el color vendrá definido por las galaxias elípticas, hay una relación directa entre el mismo y el *redshift* al que están (véanse las figuras 1.6 y 4.3); así, para cada *bin* de color, el *kernel* tiene un tamaño distinto, el esperado para un cúmulo al *redshift* en cuestión.

Una vez realizado esto, un estudio estadístico del campo "filtrado" permite identificar en él las fluctuaciones estadísticas más significativas, que serán asociadas a los candidatos a cúmulos de galaxias. En este caso, no hace falta "comprobar" la coherencia de tales estructuras, ya que una distribución espacial adecuada y una distribución en color adecuada (entendiendo "adecuado" como representativo de un posible cúmulo) han sido ya tenidas en cuenta, en el filtrado y en la selección en color respectivamente.

Se ha implementado y aplicado este algoritmo al mismo sub-campo del DLS analizado en el apartado anterior (F1p22); también, como en el caso anterior, se ha trabajado con la muestra de objetos "seleccionados" (con máximo un *flag*, con una *stellarity* $< 0,8$, etc.). Con todo ello, se ha obtenido un nuevo grupo de candidatos a cúmulos de galaxias (véase la figura 5.3) con sus principales propiedades (*redshift* y significancia) resumidas en la tabla 5.2.

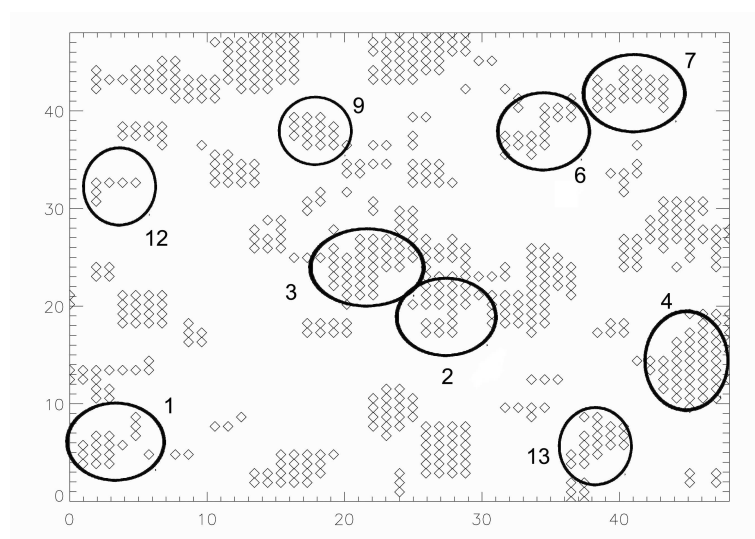


Figura 5.3: Distribución espacial de candidatos a cúmulos de galaxias, en el campo F1p22, obtenidos mediante una técnica de selección en color. Los ejes (X e Y) se corresponden con AR y DEC, aunque con unidades arbitrarias. Los rombos indican celdas (de aproximadamente $40 \times 40 \text{ arcsec}^2$) con una sobredensidad $\geq 1\sigma$ poissoniana. Las zonas marcadas indican los principales candidatos.

Número	z aprox.	σ	Conteo
1	0.1	3.0	Sí
2	0.1	???	Sí
3	0.5	3.0	Sí
4	0.6	3.0	Poco signif.
6	0.3	3.0	Sí
7	0.6	3.0	Poco signif.
9	0.6	3.0	Sí
12	0.5	3.0	Sí
13	0.4	3.0	No

Tabla 5.2: Principales cúmulos detectados en el campo F1p22 del DLS, mediante un proceso de detección basado en la selección en color. Se menciona también si fueron detectados a partir del conteo de galaxias.

Como puede comprobarse, la mayoría de los cúmulos detectados se corresponden con los obtenidos en la sección anterior, mediante un simple conteo de galaxias. Si bien algunos detectados anteriormente ahora se perdieron, esto puede ser debido a la relativa poca fiabilidad del método de conteo, dada su sencillez. En el apartado 5.3.2 se comparan ambos resultados, junto con los que se obtuvieron posteriormente.

5.2. Código

En esta sección se expone en detalle cómo funciona la versión final del código. Como se comentó ya en varias ocasiones, el enfoque que se le ha dado es, a partir del *redshift* fotométrico de las galaxias individuales, tener una estimación de la distancia, lo que permitirá buscar concentraciones de objetos en el espacio tridimensional; así, se estarán buscando objetos en el espacio (α, δ, z) . Este código ha resultado de una adaptación del propuesto por Gladders & Yee (2000a) explicado en el apartado anterior, cambiando la selección en color por una selección basada en el *redshift* fotométrico estimado.

5.2.1. Esquema

El funcionamiento del código es el siguiente⁴ (véase la figura 5.4):

- En primer lugar, se seleccionan los parámetros de cara a la detección de estructuras; desde los objetos que se considerarán: tipos espectrales (en principio sólo las galaxias elípticas), forma de determinar el corte por completitud, tamaño de las celdas iniciales, forma de seleccionar los objetos por *flag*, *stellarity*, etc., funciones de ajuste para la determinación de los parámetros de los cúmulos, tamaño de los *bins* en *redshift*, etc.⁵

⁴En los próximos apartados se detalla cada una de estas partes.

⁵Todos estos detalles serán explicados en la sección siguiente.

- En segundo lugar, empieza un bucle que, desde el *redshift* mínimo explicitado y hasta el máximo, con el paso que se haya indicado, se van seleccionando los objetos pertenecientes a los diferentes *bins* (por ejemplo, desde $z = 0,0$ y hasta $z = 1,0$, con un paso de $dz = 0,1$ y un espesor del *bin* de $\Delta z = 0,1$; este espesor ha sido tomado a partir del error promedio en la estimación de los *redshifts* fotométricos, $\delta z = 0,05$, de manera que al tomar $\pm 1\sigma$ da lugar a un espesor total $\Delta z = 0,1$).
- A continuación, para los objetos seleccionados en un *bin* concreto, se estudia su distribución espacial. En primer lugar, se discretiza el espacio, construyendo celdas del tamaño indicado. En segundo lugar, se convoluciona la distribución de objetos calculada con el *kernel* deseado, dando lugar a una distribución suave de "materia".
- Después, de esta distribución espacial suavizada, se estudian sus propiedades estadísticas, permitiendo detectar en ella las fluctuaciones más estadísticamente significativas, que darán lugar a los candidatos a cúmulos de galaxias.
- A continuación, para cada uno de estos candidatos, se hace una primera estimación del *redshift* y la posición "exacta" del hipotético cúmulo, y se "rehace" la búsqueda del candidato, esta vez en la posición determinada y con un *bin* en *redshift* centrado en el determinado. Es en esta nueva búsqueda donde se calculan los diferentes parámetros del cúmulo; riqueza, tamaño, etc.
- Como se comentó, se repite el proceso para todos los candidatos en un *bin* de *redshift*, y todo ello para todos los *bins* definidos inicialmente. Finalmente, se reúnen todos los candidatos catalogados, con todas sus propiedades, y se crea un catálogo final, en el que hay que tener en cuenta que la mayoría de los cúmulos habrán sido detectados en más de una ocasión.

5.2.2. Secciones

En este apartado, se detallan cada una de las partes del código expuesto en el apartado anterior.

A. Parámetros

La primera parte del código consiste en definir un fichero de parámetros, que regulan las condiciones de la detección de candidatos.

Hay una parte de los mismos que están relacionados con los objetos a usar para la extracción: tipo espectral de los objetos, corte en magnitud deseado, *flags* o *stellarities* tolerados, si se hace la reconstrucción o no de las zonas "vacías", etc. Todos estos parámetros tienen como *default* los comentados anteriormente, los que definían los llamados *objetos seleccionados*.

Otra parte de los parámetros se refieren a la detección de los cúmulos, o a cómo calcular sus parámetros; significancia estadística necesaria para considerar un cúmulo

como detección (3σ es el que se ha considerado), número de objetos mínimos que tiene que tener (se ha utilizado el 5, porque casos con menos objetos podrían deberse a simples fluctuaciones), *binning* y demás parámetros para diferentes ajustes y funciones "internas", etc. También están los parámetros que regulan como se hace el "ajuste fino", la nueva detección "precisa", una vez hecha la primera estimación de la posición y el *redshift* del candidato, que permite determinar sus parámetros "reales".

Los que normalmente son "cambiables" son el *redshift* mínimo al que empieza a analizarse el catálogo, el máximo, el paso (dz) al que se va analizando y el ancho de cada uno de los *bins*⁶ (Δz). En particular, se han usado $z_{min} = 0,20$, $z_{max} = 1,20$, $dz = 0,01$ y $\Delta z = 0,05$. Es decir, el primer *bin* es $[0.15, 0.25]$, el segundo es $[0.16, 0.26]$, el tercero es $[0.17, 0.27]$ y así sucesivamente.

Finalmente, hay los parámetros relacionados con la creación del catálogo final de candidatos, juntando todos los cúmulos detectados y buscando dobles detecciones; este catálogo final se elabora a partir de un algoritmo basado en el clásico *friends of friends* (Huchra & Geller 1982; Botzler et al. 2004), los parámetros del cual también se especifican en este apartado.

Así, pues, en esta primera parte del código, se seleccionan los objetos con los que se va a trabajar y se define como se va a operar con ellos; también se realizan los cálculos necesarios de cara a la ejecución del mismo, derivados de estos parámetros de entrada.

B. Bucle

Como se comentó anteriormente, el código va barriendo todo el espacio de *redshift*, según los parámetros determinados en el fichero correspondiente. Una vez acabado el análisis de una de las "capas" de *redshift*, guarda la información relativa a todos los candidatos (posición, *redshift*, riqueza, etc.), hasta completar el análisis en todo el rango requerido.

Al empezar el bucle, lo primero que realiza es determinar qué objetos están en el *bin* de *redshift* en cuestión. En este caso, a diferencia de lo que se hizo en la aproximación por selección en color, no se asignan pesos a los diferentes objetos según su *redshift* fotométrico y su error; ello es debido, principalmente, a que los errores en los corrimientos al rojo fotométrico no son gaussianamente distribuidos, ni tampoco están necesariamente alrededor del *redshift* determinado. Así, un estudio de estas características sería muy complicado.

En cualquier caso, esto no es un problema; galaxias con un error grande podrían quedar fuera del *bin* al que realmente pertenecen pero, debido al paso tomado entre sucesivos análisis en el espacio de *redshift* ($dz = 0,01$), siendo la anchura de los *bins* de $\Delta z = 0,05$, da lugar a que un mismo cúmulo real caiga en sucesivos *bins* diferentes, de

⁶Como el "ancho" ha sido determinado a partir de la distribución de errores entre los *redshifts* simulados y los fotométricos determinados, se refiere sólo a la dispersión típica de este error, de manera que el ancho en sí es el doble de esta cantidad: 1σ por cada lado.

manera que todas las galaxias del mismo, si tienen un error en el *redshift* fotométrico "razonable", contribuirán en la detección de dicho cúmulo en alguno de ellos.

El tamaño del *bin* de $\Delta z = 0,05$ ha sido escogido en base a la dispersión observada en las simulaciones de los *redshifts* fotométricos, y en las comparaciones de ellos con los espectroscópicos reales: con un error típico del orden de $\sim 0,05$, con bins de este tamaño se esperaría muestrear, cuando el *bin* se centrara en el *redshift* "real", la mayor parte de las galaxias del mismo, posibilitando así su detección. Evidentemente, con un *bin* más grande se incluirían más galaxias para la detección, pero también más galaxias de fondo; una anchura de $\sim 1\sigma$ parece la más razonable para maximizar la probabilidad de encontrar un cúmulo: diferentes pruebas han confirmado que valores alrededor de $\pm 1\sigma$ dan los resultados óptimos, y que ligeras variaciones de este espesor no influyen decisivamente en los resultados⁷.

En cuanto al paso entre diferentes "capas" ($dz = 0,01$), ha sido escogido así por dos motivos; en primer lugar, si las capas no se superponen, un cúmulo podría quedar "partido", dificultándose así su detección. En segundo lugar, de esta forma, se reduce la posibilidad de encontrar "cúmulos falsos"; un cúmulo "normal" será detectado en un grupo consecutivo de *bins*, con una significancia mayor a medida que el centro del *bin* se vaya acercando al *redshift* real del cúmulo, y luego con una significancia menor a *bins* más altos. Así, este tipo de comportamiento se convierte en un nuevo requisito para un candidato para ser considerado como cúmulo.

C. División del espacio en celdas, y convolución espacial

Dada una "capa" de *redshift*, y una vez determinados los objetos que pertenecen a ella, pasa a determinarse la distribución espacial de los mismos. En primer lugar, se procede a una discretización del espacio, de manera que se pueda disponer de una función de densidad espacial. En este caso, se han usado celdas de $\sim 15''$. El tamaño es bastante menor que el planteado en las primeras aproximaciones a este código; sin embargo, en este caso *el tamaño no importa*, de cara a tener una buena estadística en cada una de ellas, ya que posteriormente esta distribución espacial será convolucionada. El tamaño ha sido obtenido para un compromiso entre una buena resolución espacial y un tiempo de computación razonable (que resultó en unos 15 minutos para analizar una zona de 35×35 arcmin²). En cualquier caso, se ha comprobado que diferentes tamaños de discretización (siempre y cuando sean razonables) no varían significativamente los resultados⁸.

Una vez se dispone de esta distribución espacial, quieren destacarse las estructuras que se están buscando: agrupaciones de objetos de tamaños típicos de $\sim 1'$, aunque este tamaño dependerá de la distancia a la que esté el cúmulo. Para ello, se hace una convolución de la distribución espacial obtenida, con un *kernel* que reproduzca

⁷En el Apéndice F se muestra un estudio de la dependencia de los resultados del código en función de las posibles variaciones de los parámetros de entrada.

⁸Véase el ya citado Apéndice F.

el perfil esperado para un cúmulo. Con este proceso, se "difuminan" figuras que no sigan el perfil, mientras que se resaltan las que lo cumplan. Para esta convolución, el código dispone de diferentes tipos de *kernels*: perfil de King, perfil de Hubble, densidad proyectada para un cúmulo, perfil NFW, etc. (véase la figura 1.5; también la sección *Distribución radial*, en la sección 1.3.1). Para este estudio, pero, se ha utilizado una función gaussiana, por su simplicidad. Se ha podido comprobar con diferentes tests que la elección del perfil no varía significativamente los resultados⁹.

Los parámetros de la función gaussiana (o de las demás, si fuera el caso) son tales que tienen el tamaño esperado para un cúmulo al *redshift* del *bin* en cuestión; así, asumiendo un tamaño típico para un cúmulo de unos 0.7 Mpc de radio (este parámetro también puede ser cambiado a voluntad), se estiman para cada *bin* los parámetros de la función con la que se convolucionará. Esta corrección sí es relevante, y sí varía significativamente los resultados el no tenerla en cuenta, ya que el tamaño angular de un cúmulo decrece de forma muy importante con el *redshift*, como puede observarse en la figura 5.5¹⁰.

D. Búsqueda de sobredensidades

Una vez hecha la convolución, se buscan las sobredensidades más significativas. El propio mapa de densidad sirve para estimar un valor medio de la misma, conocer el valor de las fluctuaciones típicas y ver cual de ellas puede considerarse estadísticamente significativa. Así, para cada una de las fluctuaciones más importantes (típicamente, $\geq 3\sigma$), se determinan en una primera aproximación sus posiciones y sus *redshifts* estimados.

La posición es estimada a partir del pico de la distribución espacial convolucionada. El *redshift*, se obtiene a partir de un ajuste gaussiano a la distribución en z de los objetos centrados en esa posición, y en un radio del tamaño esperado para un cúmulo al *redshift* del *bin* que se está analizando. Se tiene en cuenta la distribución de *redshifts* en esa zona de **todos** los objetos (no sólo los del *bin*), y se "descontamina" usando la distribución en *redshift* de **todos** los objetos del campo. Esto se hace porque, si se estudia la misma distribución con los objetos sólo del *bin*, es obvio que la sobredensidad permanecerá inalterada (puesto que es esto lo que se ha hecho al estudiar la distribución espacial del campo, donde se ha localizado el pico estudiando precisamente este *bin*); al analizar todos los objetos, se hace un análisis "imparcial", considerando **todos** los objetos en esa zona, para detectar en ella una sobredensidad en *alguna redshift* (que, presumiblemente, debería ser muy próximo al del *bin* en cuestión).

⁹Como se comentó anteriormente, en Adami et al. (1998) se expone como es difícil decantarse por uno de los perfiles, a partir de los datos observacionales. También, y una vez más, en el Apéndice F se exponen diversas pruebas realizadas de cara a comprobar la robustez del código, es decir, la independencia de los resultados respecto a los modelos particulares escogidos.

¹⁰Como se comentó en la introducción, en todo el trabajo se ha asumido el modelo cosmológico *standard*, con los parámetros cosmológicos descritos en el apartado 1.2.

Eso permite que, si se detecta una sobredensidad debido a que el *bin* es "próximo" al *redshift* real del cúmulo, el estudio antes mencionado proporciona, al buscar la sobredensidad en **todos** los objetos, el *redshift* real; si se asumiera como *redshift* real el dado por el centro del *bin*, un cúmulo tendría estimados *redshifts* diferentes según fuera siendo detectado en las sucesivas capas de *redshift*, lo que no tiene sentido. Al estimar el *redshift* se estima también su "error", dado por la dispersión de la distribución. No es un "error" propiamente dicho, ya que el centro de la distribución puede quedar bien determinado con un error (ahora sí) $\Delta z \sim 0,01$, pero sí que da cuenta de la dispersión en el *redshift* fotométrico estimado para sus galaxias miembros.

E. Determinación de los parámetros del candidato

Una vez asignadas una posición, un *redshift* y su dispersión al cúmulo, se hace un estudio similar (división del espacio en celdas, convolución, etc.) pero centrado en la posición del cúmulo, y considerando los objetos con unos rangos en *redshift* dados por el estimado para el mismo (en general, se tomará un rango que incluya $\pm 1\sigma$). La nueva detección dará lugar a una nueva posición más refinada para el cúmulo, y la distribución de *redshifts* centrados en la nueva posición proporcionará un *redshift* ya "definitivo" para el mismo.

Ya sobre esta nueva posición y corrimiento al rojo, se calcula una estimación de la riqueza del cúmulo (como el número de objetos, habiendo descontaminado el campo, con un *redshift* en $\pm 1\sigma$ del cúmulo); se estima también un tamaño para el mismo, a partir de la distribución radial de estos objetos; también se determinan otras propiedades, como por ejemplo su proporción de galaxias elípticas, la función de luminosidad de sus objetos, etc.

Finalmente, se comprueba que la significancia del cúmulo (en la nueva distribución espacial convolucionada) sea $\geq 3\sigma$, y que el número de objetos sea ≥ 5 , según los criterios comentados anteriormente. Los candidatos que cumplen estos requisitos, son guardados, con sus demás parámetros, en una base de datos.

F. Mezcla de candidatos

Evidentemente, como un cúmulo se "esparce" por una zona de semi-anchura ~ 0.05 , y se varía el *redshift* central de la capa de búsqueda en pasos de 0.01, un mismo cúmulo puede ser (y de hecho, es) detectado en sucesivos planos (α, δ, z_0) ; en algunos casos las posiciones y los corrimientos al rojo serán muy similares en diferentes "capas", pero en otros casos pueden diferir bastante. Así, el último paso, cuando se dispone la lista de candidatos para cada plano, consiste en juntar las diferentes detecciones que correspondan en realidad al mismo cúmulo. Para ello, se implementa un algoritmo basado en el clásico *friends of friends* (Huchra & Geller 1982; Botzler et al. 2004), sobre la lista de cúmulos encontrados.

Para ello, se plantearon dos diferentes posibilidades: la primera de ellas, emparejar los candidatos según un argumento "fino", asumiendo como dos diferentes detecciones

del mismo cúmulo las que estuvieran a una distancia menor que 2 veces su tamaño, y que tuvieran un *redshift* contenido en 2 veces el error en la estimación del *redshift* del cúmulo. La segunda opción planteada fue una opción más "grosera", en la que dos detecciones serían consideradas el mismo cúmulo si la distancia entre sus centros era menor que un cierto tamaño (que al final se escogió como 45", aunque puede también cambiarse a voluntad).

Se ha comprobado (véase el Apéndice F) que las diferencias entre los dos procedimientos son mínimas; eso es debido a que, en general, no han sido detectadas estructuras superpuestas (o muy cercanas). Evidentemente, estas estructuras pueden existir; eso indica que, probablemente, los errores en los *redshifts* fotométricos dificultan distinguirlas. En cualquier caso, de cara a comparar los cúmulos detectados en este trabajo, en general dos detecciones con sus centros en menos de 45" tienen también *redshifts* compatibles según el criterio comentado; y, *vice-versa*, cúmulos asociados según el criterio de sus tamaños, están en general con separaciones del orden o inferiores a 45".

Así, se opta por usar este segundo criterio, dada su simplicidad. De todas formas, eso no impide detectar algunas estructuras "mezcladas", si las hubiera suficientemente separadas (en z) como para que los *redshifts* fotométricos no se interfirieran, como se explica a continuación.

Con los cúmulos detectados más de una vez, se determinan sus propiedades ya de forma "definitiva" a partir de los promedios pesados (con la significancia) de las propiedades de las detecciones individuales. En principio, debido a la "iteración" en la determinación de la posición y el *redshift* de cada cúmulo individual, sus propiedades finales son las mismas o prácticamente las mismas en todas las detecciones del mismo; así, las únicas diferencias siguen (cuando las hay) una distribución gaussiana, y son debidas al ruido entre las diferentes detecciones. En algún caso, pero, algunas detecciones presentan propiedades muy diferentes a otras; en la mayoría de casos, hay dos grupos de detecciones, unas con unas propiedades y otras con otras, que no tienen una distribución gaussiana entre ellas. Estos casos son los que son asociados a cúmulos o estructuras diferentes superpuestas que, *a posteriori* y "manualmente", son separadas en dos cúmulos distintos.

5.3. Comparación con otros códigos

Durante el proceso de implementación del algoritmo, y como se comentó ya, se pasó por diferentes estadios intermedios, como un simple conteo de galaxias (sin tener en cuenta información en *redshift*, ni tan siquiera en color) o un algoritmo basado precisamente en esta selección en color. En esta sección se muestra la comparación del código desarrollado con los anteriormente descritos, usados en su concepción; en este apartado se expone, para uno de los campos (el F1p22 donde se analizaron los primeros códigos), como las detecciones son consistentes entre ellas, y como lo son además con el código final basado en los *redshifts* fotométricos.

El "problema" es que estos códigos están basados todos en el mismo procedimiento: la búsqueda de sobredensidades en el espacio. Si bien cualquier código de búsqueda de estructuras se basa necesariamente en ello, el enfoque (discretización del espacio, por ejemplo) es muy similar en estos tres casos, aunque no necesariamente tendría porque ser así.

Por ello, como otro test previo al algoritmo, fueron comparados los primeros resultados con el método de las teselaciones de Voronoi (Ramella et al. 2001); este método no hace ninguna discretización regular del espacio, sino que plantea dividir el espacio según la distribución de galaxias observada, como se explicó en el apartado 1.4.5; así, a partir de las teselas formadas, se estima la densidad local en cada una de ellas, permitiendo de esta forma determinar las zonas de mayor concentración de galaxias (o, alternativamente, de menor área de las teselas). Así, pues, se dispone un método ligeramente diferente, que permitirá hacer una nueva comparación con el código que se ha usado.

5.3.1. Comparación con las teselaciones Voronoi

Para esta comparación, pero, no se ha implementado ningún código, sino que se ha usado el desarrollado por Ramella et al. (2001), aplicado por primera vez a la detección de cúmulos por Barrena et al. (2005). Se ha usado este código para la misma zona analizada para la comparación entre los otros métodos (campo F1p22 del DLS), comentados en el apartado 5.1. Para aprovechar la información fotométrica disponible, se ha aplicado una pequeña selección en color, dividiendo los objetos en colores más rojos y más azules que $V - I = 1.5$; si bien es una división totalmente arbitraria, y nada óptima de cara a un estudio detallado de la población de cúmulos en el campo, el objetivo es sólo comprobar la consistencia de estos resultados con los preliminares, de manera que se desprecian sin más dichas dificultades.

En la figura 5.6 se muestran los cúmulos detectados mediante las teselaciones de Voronoi. Como puede verse en la tabla 5.3, donde se comparan los cúmulos detectados con esta técnica con los obtenidos hasta ahora, los resultados son consistentes. Se obvia la comparación con el simple conteo de galaxias, ya que éste se presupone menos fiable. Hay que notar que los cúmulos número 4 y 12 fueron detectados por la selección en color, pero no por las teselaciones de Voronoi; teniendo en cuenta que estos cúmulos están en los bordes del campo, esto podría ser debido a efectos de borde (problemas con la convolución) en el código de selección en color. También hay un caso, el cúmulo número 14, que fue detectado sólo mediante la teselación.

5.3.2. Resultados en el sub-campo del DLS F1p22

Los resultados finales en este campo, a partir del código implementado y los métodos descritos en este capítulo, pueden verse en la figura 5.7; las propiedades de los potenciales cúmulos detectados en este campo vienen listadas en la tabla 5.4.

Número	σ	Sel. Color
1	1.8	Sí
2	3.0	Sí
3	1.8	Sí
6	2.2	Sí
7	1.9	Sí
9	2.8	Sí
13	2.3	Sí
14	1.8	No

Tabla 5.3: Principales cúmulos detectados en el campo F1p22 del DLS, mediante las teselaciones de Voronoi. También se menciona si fueron detectados mediante el método de selección en color.

Candidato	AR	DEC	σ	z	Núm. objetos
4	13.592	+12.570	5.35	0.18±0.05	34
	13.363	+12.746	4.25	0.49±0.05	7
2-3	13.351	+12.466	3.87	0.25±0.06	36
1	13.127	+12.338	3.85	0.29±0.05	23
	13.215	+12.422	3.59	0.02±0.02	7
6	13.535	+12.746	3.55	0.32±0.08	10
2-3	13.365	+12.492	3.25	0.24±0.07	32

Tabla 5.4: Principales cúmulos detectados en el campo F1p22 del DLS, obtenidos mediante el código implementado en este trabajo, basado en los *redshifts* fotométricos.

En dicha tabla 5.4 los cúmulos con "nombre" (número de candidato) corresponden a los detectados anteriormente, con los métodos previos; como puede verse, los resultados preliminares han sido en la dirección correcta, y los diferentes pasos intermedios que han llevado al código definitivo han dado lugar (como sería de esperar) a resultados coherentes entre sí. Aún y así, el cúmulo número 4 no fue detectado por las teselaciones de Voronoi, hecho que puede estar relacionado con su posición en un extremo de la imagen; también hay que notar dos cúmulos no detectados anteriormente, aunque ambos tienen muy pocos objetos, lo que explicaría que hubieran pasado desapercibidos.

Comparando las tablas 5.1, 5.2 y 5.4 puede verse que las estimaciones del *redshift* para las primeras versiones del código no eran muy buenas (si se aceptan como correctas las obtenidas con la versión definitiva del mismo). Eso es debido, sobretudo en el conteo de galaxias, a la mezcla de los diferentes tipos espectrales de galaxias usada a la hora de buscar los cúmulos. Una exposición más detallada de los métodos, resultados, etc. sobre estos primeros métodos usados en este trabajo puede encontrarse en Juncosa (2004).

5.4. Detalles sobre el código

5.4.1. Limitaciones

El hecho de hacer una convolución con un tamaño dependiente del *redshift* del cúmulo, y debido a la dependencia del tamaño angular del mismo con la distancia, da lugar a que a *redshifts* pequeños el tamaño (radio) de la convolución ($\sim 10'$) resulte ser del orden del tamaño del campo disponible (campos de unos 35×35 arcmin²). Así, no tiene sentido esta convolución, y no se podrán destacar las estructuras de este tamaño.

De esta forma, el código no será válido para la detección de estructuras a *redshift* $z < 0.2$. Este hecho no es grave de cara a los objetivos de la Tesis, dado que el objetivo del trabajo es la detección de cúmulos de galaxias a *redshift* medio-alto ($z > 0.5$).

Aún y así, para cuantificar este efecto, se ha hecho un estudio de diversos cúmulos cercanos, pertenecientes al LOCOS *survey* (López-Cruz 2000). Estos tests son comentados en el capítulo siguiente, en la sección 6.5.

5.4.2. Estabilidad

Como se explicó ya en varias ocasiones, se ha comprobado la estabilidad del código frente a diferentes parámetros de entrada, funciones de ajuste, etc. Los resultados no varían significativamente con cualquier combinación de parámetros u opciones razonables; en el Apéndice F estas pruebas són expuestas más detalladamente.

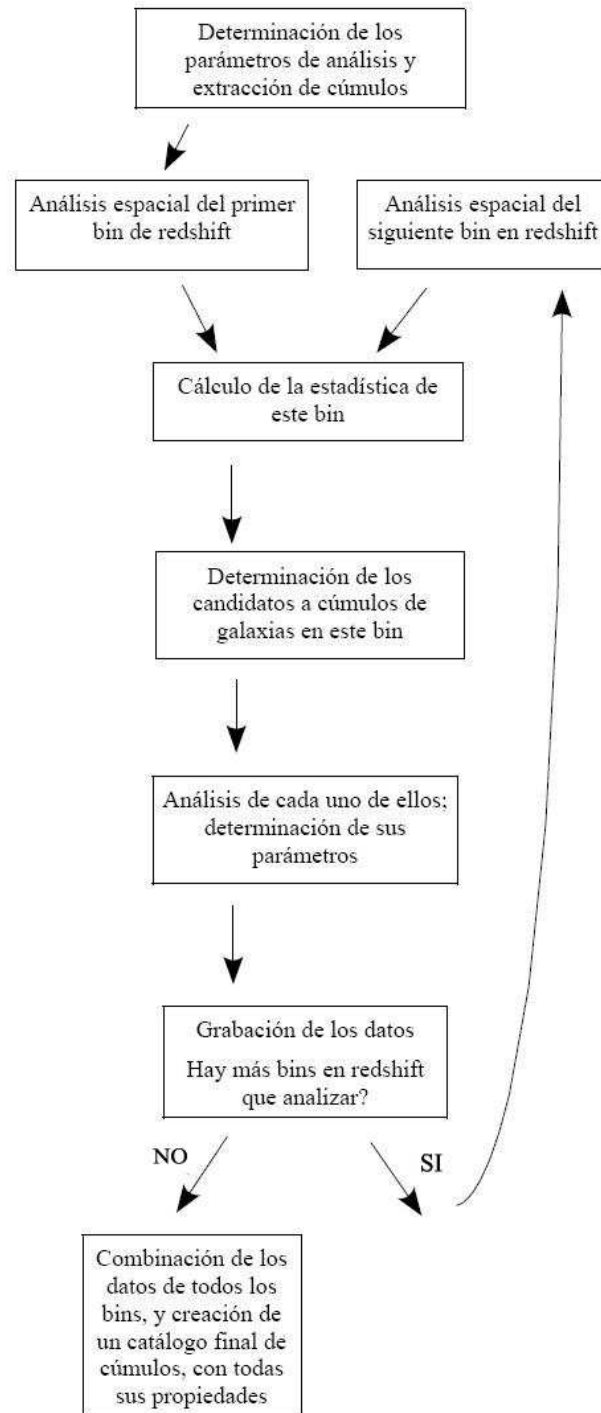


Figura 5.4: Esquema que muestra el funcionamiento del código; los detalles de cada uno de los procesos son explicados en la sección 5.2.2.

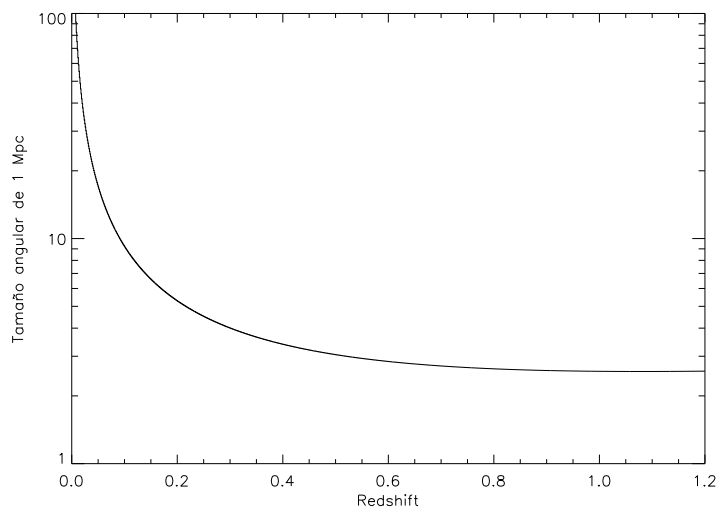


Figura 5.5: Tamaño angular (en arcmin) de 1 Mpc, en función del *redshift*.

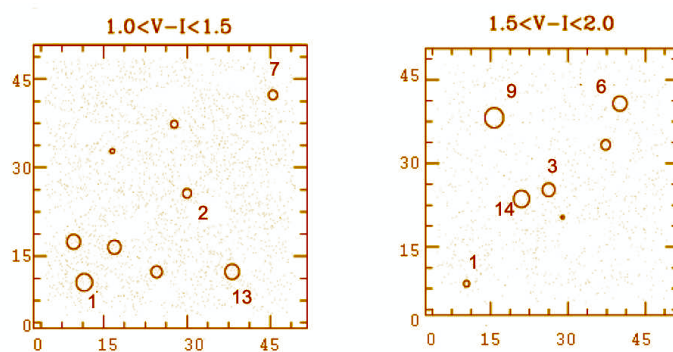


Figura 5.6: Distribución espacial de candidatos a cúmulos de galaxias, en el campo F1p22, obtenidos mediante las teselaciones de Voronoi, aunque no se ha representado dicha teselación. Los ejes (X e Y) se corresponden con AR y DEC, aunque con unidades arbitrarias. Las zonas marcadas indican los candidatos, siendo numerados los más significativos. El número 14 es el único "nuevo", no detectado mediante la selección en color.

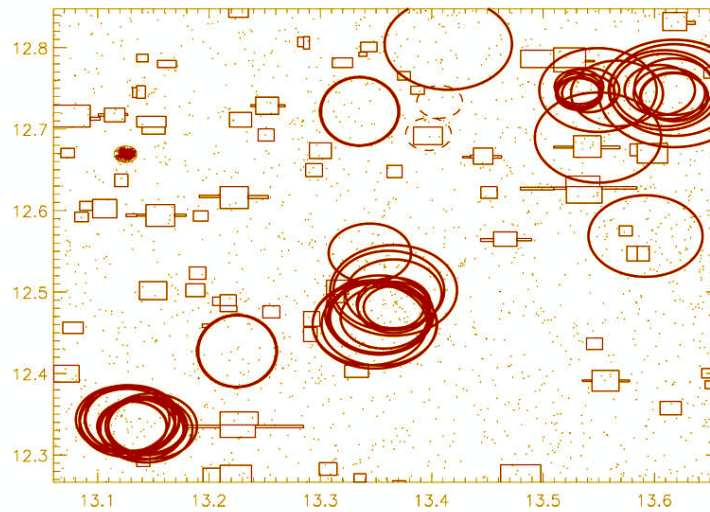


Figura 5.7: Distribución espacial de candidatos a cúmulos de galaxias, en el campo F1p22, obtenidos mediante el código implementado en este trabajo, basado en los *redshifts* fotométricos. Los ejes X e Y indican ahora AR y DEC en grados, aunque se mantiene la misma orientación que en las anteriores figuras referentes a este campo. Las regiones limitadas por cuadrilátero indican las zonas malas campo (estrellas saturadas, principalmente).

6

Simulaciones y tests

Antes de proceder al análisis de los datos, se han hecho varias simulaciones para cuantificar la fiabilidad del método. No se habla aquí de la fiabilidad de la técnica de los *redshifts* fotométricos (como se hizo ya con anterioridad), sino de la del método usado como un todo: la cuantificación de la idoneidad del mismo para detectar cúmulos de galaxias a alto z . Para ello, se han realizado dos tipos de estudios: unos correspondientes a la *completitud* (cuántos cúmulos pueden detectarse de los que en realidad hay) y otros correspondientes a la *contaminación* (cuántos de los cúmulos detectados corresponden a falsas detecciones).

En este capítulo se explican en detalle estas simulaciones. También se comprueba la fiabilidad del método y los datos, viendo como pueden recuperarse los cúmulos (todos relativamente cercanos) ya conocidos en los campos en estudio. También se comenta en detalle la detección de un caso particular, el cúmulo J105511.6-050416 (Wittman et al. 2003), descubierto a partir de *lensing* gravitatorio, y situado a $z \sim 0.68$, que está en uno de los campos del DLS. Finalmente, se estudia la fiabilidad del código en cuanto a la detección de estructuras a bajo *redshift* ($z < 0,2$), mediante el análisis de los campos del LOCOS Survey (López-Cruz, 2000).

6.1. Completitud

En esta primera parte se plantea determinar cuál es la completitud de la muestra extraída, es decir, cuántos cúmulos se detectan de los que en realidad existen en los datos.

El esquema de las simulaciones llevadas a cabo es siempre el mismo: se simula un catálogo de objetos con las mismas propiedades que los que hay para analizar, y sobre él se ejecuta el código implementado, viendo qué cúmulos se detectan y con qué propiedades, y estudiando la relación de éstas con las propiedades dadas *a priori* a dichos cúmulos. Las características de los dos *surveys* (DLS y NDWFS) son bastante parecidas (en cuanto a completitud, densidad de objetos, etc.), aunque el NDWFS

tiene información en el infrarrojo, mientras que el DLS no¹.

El catálogo a crear tiene que contar con galaxias de fondo, y cúmulos de galaxias. Tanto para unas como para los otros, hay dos posibilidades: simularlos, o tomar los datos de observaciones reales. Así, para las simulaciones finales, se han realizado las cuatro opciones:

- Simular un *background*² y añadirle cúmulos también simulados.
- Simular un *background* y añadirle cúmulos "reales" (por ejemplo, "reproducciones" del cúmulo de Coma).
- Usar como *background* los propios datos de disponibles (un campo del NDWFS, por ejemplo) y añadirle cúmulos simulados.
- Usar como *background* los datos disponibles, añadiéndoles "reproducciones" de un cúmulo real (el cúmulo de Coma).

Se han realizado todas estas diferentes opciones. A continuación se precisan los detalles de las mismas.

6.1.1. *Background* real

Para crear un *background* basado directamente en los datos disponibles, se ha tomado uno de los subcampos de los *surveys*, y se han asignado posiciones aleatorias a las galaxias, obteniendo una distribución uniforme de ellas, con unas propiedades intrínsecas estadísticamente equivalentes a las disponibles en los datos (en cuanto a *redshifts* fotométricos, magnitudes, tipos espectrales, etc.), y donde las únicas sobredensidades en la distribución espacial serán debidas a fluctuaciones en la propia distribución aleatoria. De esta manera, se crea un *background* uniforme sobre el que disponer los cúmulos.

6.1.2. *Background* simulado

Para simular un *background*, se ha partido como base de las propiedades conocidas del Universo. Básicamente, se ha simulado el Universo desde $z = 0$ hasta $z = 1.2$; el volumen en función del *redshift* es conocido³:

¹Como se comentó anteriormente, estos filtros en infrarrojo no permiten mejorar directamente la determinación del *redshift* fotométrico, aunque sí son útiles en casos de degeneración, permitiendo resolver la duda de si un objeto dado es una galaxia espiral cercana o una elíptica muy lejana. Los objetos que sufren de esta degeneración son pocos, de manera que para la mayoría de objetos los dos *surveys* pueden considerarse equivalentes; por este motivo se han realizado sólo unas simulaciones, con el grupo de filtros del NDWFS, para estudiar esta completitud, así como también para la contaminación.

²Galaxias de campo.

³Siendo $D_H = c/H_0$ la distancia de Hubble, $D_A = D_C/(1+z)$ la distancia angular, $D_M = D_H \int_0^z \frac{dz}{E(z)}$ la distancia comóvil y $E(z) = \sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}$ un parámetro, relacionado con la derivada temporal del factor de escala del Universo, todo ello asumiendo la cosmología *standard* presentada en el primer capítulo; véase Hogg (1999) y Peebles (1993).

$$dV_C = D_H \frac{(1+z)^2 D_A^2}{E(z)} d\Omega dz \quad (6.1)$$

Asumiendo una densidad de objetos constante, se "rellena" este Universo con un número suficiente de objetos (hasta reproducir la densidad observada), con el número adecuado de ellos en función del corrimiento al rojo (dado por la anterior ecuación), y con posiciones (α, δ) aleatorias.

A partir de una función de luminosidad experimental⁴, se asigna una magnitud absoluta a cada objeto; se asignan también diferentes tipos espectrales a los diferentes objetos⁵, de manera que con los diferentes *templates*, se pueden asignar a cada uno de ellos diferentes magnitudes en los diferentes filtros.

A partir del *redshift* "real" (simulado) de cada objeto y de sus magnitudes absolutas, pueden determinarse sus magnitudes aparentes. Finalmente, puede simularse su proceso de detección: a partir de los catálogos experimentales de SExtractor, se conoce el error fotométrico de un objeto en función de su magnitud medida (véase la figura 4.9, en la sección 4.4.1): con esta relación, se obtienen los diferentes errores fotométricos para los objetos simulados. Con esta fotometría "completa" (magnitudes y errores) se añade el ruido correspondiente a las magnitudes y, con la nueva fotometría, se estima el *redshift* fotométrico que se asignaría a cada objeto.

Con todo ello, se dispone de un nuevo catálogo representativo de los datos; aplicando los criterios de restricción antes comentados (compleitud, tipo espectral, etc.) se crea el *background* sobre el que se van a añadir los cúmulos que se van a simular; los cúmulos anteriormente existentes en los campos usados para crear este *background* habrán sido "diluidos" en él, y no afectarán al resultado de la simulación.

6.1.3. Cúmulos "reales"

Para simular los cúmulos "reales", se han usado los datos del cúmulo de Coma.

Se ha usado un catálogo privado, las galaxias del cual se corresponden con las del catálogo de Godwin, Metcalfe & Peach (1983), todas con magnitud $B < 20$, incluyendo además otras 46 galaxias con magnitud $20 < B < 21$, pero que también disponen de *redshift* espectroscópico. Esta muestra está centrada en AR 12°57'18",

⁴Se usa una función de Schechter, con $M^* = -21,0$ y $\alpha = -0,3$; estos parámetros han sido determinados a partir de las galaxias pertenecientes al cúmulo de Coma, a partir de un catálogo las propiedades del cual son descritas en el apartado siguiente. Como se comentó anteriormente, no existe una determinación universal de estos parámetros, ni tampoco está claro si estos parámetros son diferentes en los cúmulos y en el campo (véase la sección 1.3.1).

⁵Se estima que, en el campo, casi el 80 % de las galaxias son de tipo tardío, mientras que en los cúmulos esta fracción puede reducirse hasta sólo el 20 % (comentada en la sección 1.3.1, es la llamada *relación morfología-densidad*, Dressler et al. 1980; véase también, por ejemplo, van der Wel et al. 2007). Así, para asignar los tipos espectrales a las galaxias de campo, se escogieron tipos espectrales al azar entre los 6 *templates* disponibles en el código de Fernández-Soto et al. (1999), dando lugar a un 17 % de galaxias tempranas y a un 83 % de galaxias tardías.

DEC $28^h14^m24^s$, cubriendo una zona de aproximadamente 2.63 deg^2 , siendo la muestra prácticamente completa para $B < 20$.

Los *redshifts* espectroscópicos han sido obtenidos de multitud de fuentes diversas; la mayoría son de Kent & Gunn (1982), Caldwell et al. (1993), van Haarlem et al. (1993), Biviano et al. (1995) y Colless & Dunn (1996), además de otros obtenidos directamente de NED⁶. Finalmente, hay otro grupo de *redshifts* de otro catálogo privado y aún no publicado.

De los 1183 objetos que contiene el catálogo, 711 son miembros de Coma (es decir, tienen un *redshift* $z_0 - 2\sigma < z < z_0 + 2\sigma$). Se ha obtenido el *redshift* del cúmulo y su dispersión de velocidades a partir de los datos del propio catálogo, obteniendo $z_0 = 0,0234$ y $\sigma = 0,0034$. El catálogo incluye posiciones, *redshifts* y magnitudes en B y en R.

A partir del color B-R, se determinan cuáles son (o serían) elípticas y cuáles espirales, obteniendo que la gran mayoría (un 87%!) son elípticas (o, por lo menos, tienen un color mucho más probable para una elíptica que para una espiral; véase la figura 4.3). Puede que el motivo sea que, de cara a confirmar miembros del cúmulo, las observaciones espectroscópicas se centraran en objetos con colores de la secuencia roja de Coma. En cualquier caso, en base a estos colores, se asigna a cada objeto el tipo espectral correspondiente, y se les calcula y asigna una magnitud en los otros filtros (I , z' , J y K , ya que en principio se crearon todas las magnitudes disponibles en DLS o NDWFS). Finalmente, se añade una pequeña dispersión en la relación entre colores (de 0.1 mag, como se comentó en la sección 5.1.2) para representar la varianza cósmica.

Pero esto no parece ser suficiente: la magnitud I es derivada de los *templates*, una vez asignado el tipo espectral, que viene directamente determinado por B y R ; así, aunque se añada un ruido a la fotometría "real", la relación entre las tres magnitudes y el tipo espectral es "demasiado" directa, de manera que, al calcular el *redshift* fotométrico, rara vez hay un error en la asignación del tipo espectral, cosa que evidentemente tiene poco parecido con la realidad. Así, por ejemplo, a las galaxias de un cúmulo centrado en $z \sim 0.7$, se les asigna un *redshift* fotométrico en el rango $z \sim 0,70 \pm 0,03$, con más del 90% de galaxias en él; es decir, no se cometen errores en el tipo espectral, y se comete un error muy pequeño al estimar el *redshift* fotométrico. Como se verá posteriormente, esto dificulta ligeramente la simulación de la completitud, ya que obteniendo tan buenos *redshifts* fotométricos, se recuperan prácticamente todos los cúmulos simulados (no habrá ese problema, en cambio, con los cúmulos totalmente simulados, no a partir de un cúmulo real).

Para la creación del cúmulo, volviendo a la simulación, en primer lugar se escoge una fracción de las galaxias de Coma, según la riqueza del cúmulo simulado (que se dará en tanto por ciento sobre dicha riqueza de Coma). A continuación, según el *redshift* al que se vaya a situar, se calcula tanto como se atenúan las magnitudes

⁶NASA Extragalactic Database, <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

como la forma en la que varían las distancias en el plano del cielo entre las diferentes galaxias, al desplazarlo a ése *redshift*.

Una vez se dispone de las magnitudes aparentes, se estudian de la misma forma que con el *background* los errores fotométricos, es decir, a partir de la fotometría experimental de los catálogos, obtenida con SExtractor; con todo ello, después de añadir el ruido correspondiente a la fotometría, se estima el *redshift* fotométrico para cada galaxia. Aplicando luego los cortes en tipo espectral, completitud, etc. se dispone ya el conjunto de objetos que van a formar el cúmulo. En cuanto a la distribución de galaxias en el cúmulo, se usa la misma de Coma, aunque cambiando las distancias relativas entre ellas, y respecto al centro del cúmulo (estimado a partir del promedio de las posiciones de las galaxias del catálogo original).

6.1.4. Cúmulos "simulados"

Para simular un cúmulo, en primer lugar se considera la riqueza intrínseca del mismo, así como el *redshift* al que se colocará. Partiendo de una función de luminosidad⁷ y un perfil radial para la densidad de galaxias en el mismo⁸, se asignan posiciones y magnitudes absolutas aleatorias a cada uno de los objetos. A continuación, según el *redshift* asignado, se determinan las magnitudes aparentes y las posiciones "absolutas" de los objetos (en α, δ), suponiendo un radio para el cúmulo de 0.7 Mpc y una distribución gaussiana de objetos. El tipo espectral se asigna según las proporciones de galaxias en cúmulos⁹, y en función del tipo espectral se asignan las demás magnitudes fotométricas. A partir de ellas, se determinan los errores con las que se medirían; con este error, se modifica la magnitud, y a partir de ella se determina el *redshift* fotométrico que se observaría. Con todo ello, cortando en magnitud, tipo espectral, etc. se obtiene el catálogo final de objetos del cúmulo.

6.1.5. Catálogos finales simulados

Combinando todo lo anterior, se crean cuatro tipos de catálogos, con *backgrounds* "reales" y simulados, y con cúmulos "reales" ("reproducciones" de Coma) y simulados. Para todos ellos, se han simulado cúmulos desde *redshift* $z = 0,2$ hasta $z = 1,2$, en pasos de $dz = 0,1$. Las riquezas de los cúmulos simulados han sido de 10, 20, 30,

⁷La misma que para la simulación del campo, es decir, una función de Schechter con $M^* = -21,0$ y $\alpha = -0,3$.

⁸Se ha usado un perfil gaussiano; como se comentó en la sección 1.3.1, los diferentes perfiles comúnmente usados no cambian significativamente los resultados a la hora de detectar los cúmulos de galaxias, debido al filtrado posterior.

⁹Como se comentó anteriormente, la fracción de galaxias tempranas en cúmulos puede llegar hasta al 80% en las partes más internas; en este trabajo, se asigna a cada galaxia un tipo temprano o tardío según esta probabilidad; con ello, se reproduce la fracción total de galaxias tempranas en un cúmulo, aunque no se reproduce dentro de él la relación morfología-densidad.

40, 50, 60, 80, 100 y 120 miembros¹⁰; para los cúmulos "reales" basados en Coma, las riquezas vienen dadas en relación a la de dicho cúmulo, siendo las simuladas del 5 %, 10 %, 20 %, 35 %, 50 %, 75 %, y 100 %. Para cada riqueza y cada *redshift*, se han simulado 10 cúmulos (es decir, 10 campos diferentes compuestos por un *background* (real o simulado, según el caso) más un cúmulo en el centro.

6.1.6. Resultados

Recuperación de los cúmulos

En las figuras 6.1 y 6.2 se muestran los resultados de estas simulaciones. En la primera de ellas, se muestra el caso en que los cúmulos han sido siempre simulados; la línea continua indica que el *background* ha sido a su vez simulado, mientras que la línea discontinua indica que éste ha sido "inspirado" en los datos reales; las riquezas, pues, se refieren al número de galaxias con una magnitud entre M^* y $M^* + 3$. En la segunda figura, los cúmulos han sido generados a partir de "copias" del cúmulo de Coma, indicando las líneas continua y discontinua lo mismo que en el caso anterior. Así, en este caso las riquezas estan dadas en función del porcentaje de riqueza con respecto al cúmulo de Coma.

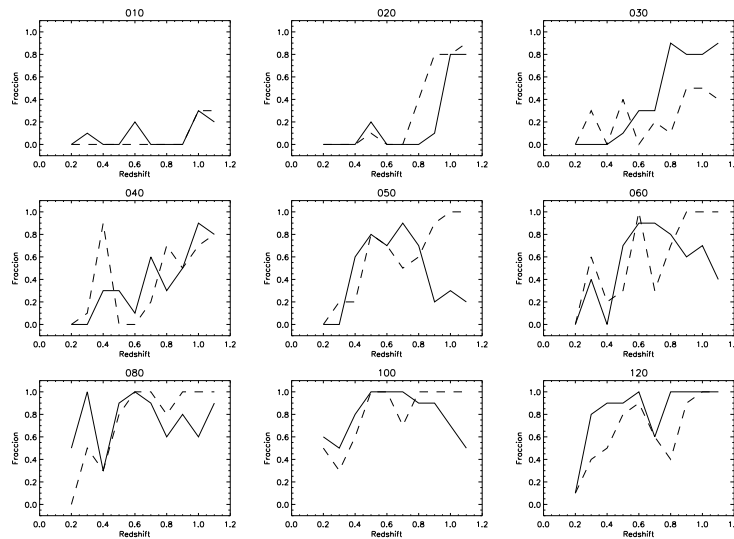


Figura 6.1: Fracción de cúmulos recuperados en función del *redshift*, para cúmulos simulados de diferentes riquezas; éstas vienen indicadas en la parte superior de cada gráfico.

¹⁰La riqueza está definida como el número de galaxias con magnitud entre M^* y $M^* + 3$; por ejemplo, con este criterio, la riqueza de Coma sería de 311 galaxias, mientras que el número total de ellas que hay en el catálogo de dicho cúmulo es de 711; se ha comprobado que, para cualquier función de luminosidad razonable, la riqueza así definida corresponde aproximadamente al $\sim 60\%$ de objetos del cúmulo (se refiere al 60 % de objetos "visibles", ya que esta fracción podría ser mucho menor según como se considerara la parte débil de la función de luminosidad).

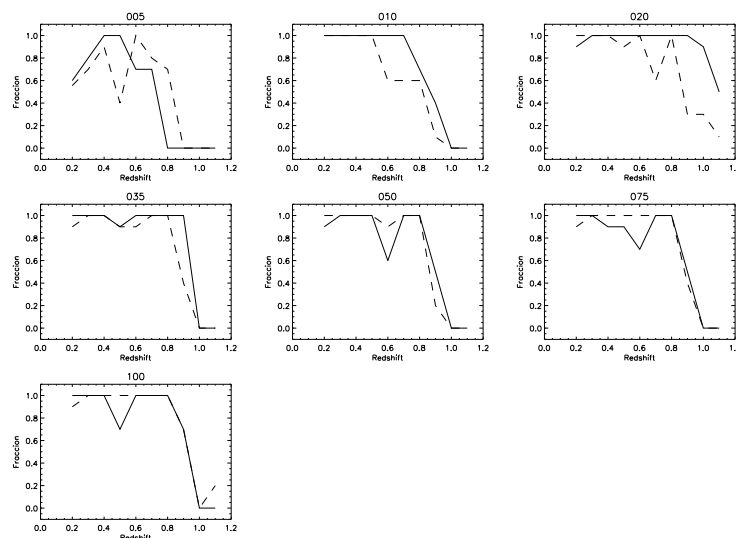


Figura 6.2: Fracción de cúmulos recuperados en función del *redshift*, para cúmulos "copiados" de Coma de diferentes riquezas; éstas vienen indicadas en la parte superior de cada gráfico.

A pesar de la (a primera vista) disparidad de las figuras, hay que notar que la riqueza dada como número de galaxias entre M^* y $M^* + 3$ representa, dada la función de luminosidad tomada, aproximadamente un 60 % de las galaxias del cúmulo; así, la riqueza de Coma en este sistema de medida sería de ~ 350 . O, al revés, los cúmulos planteados con riqueza 100 tendrían una riqueza que sería del $\sim 30\%$ de la de Coma.

En la figura 6.1, tal como se esperaría, los cúmulos són más eficientemente detectados cuanto más ricos son; incluso para riquezas altas, pero, los cúmulos a $z \sim 1,0$ no siempre son detectados, debido a la completitud del *survey*, y a que no pueden determinarse bien los *redshifts* de las galaxias que los componen, como se explicó anteriormente, debido a la limitación impuesta por las bandas fotométricas disponibles. A *redshifts* bajos, se sufre el problema "espacial": el cúmulo es demasiado grande para resultar visible a partir del filtrado que se realiza. En cualquier caso, se observa como la completitud en el rango de interés (el que se propuso como objetivo de este trabajo, $0,3 < z < 1,0$) es alto ($\sim 80\%$) para cúmulos de una riqueza moderada (es decir, con ~ 50 objetos entre M^* y $M^* + 3$ o, lo que es lo mismo, con una riqueza de una sexta parte la del cúmulo de Coma).

En cuanto a la figura 6.2, recalcar en primer lugar que el cúmulo más rico de la figura 6.1 sería aproximadamente como el tercer o el cuarto cúmulo ($\sim 30\%$ de Coma) de la figura 6.2. Así, estos cúmulos son detectados casi en todos los casos, debido a su gran riqueza. Además, como se comentó en el apartado correspondiente a la creación de los cúmulos usando Coma como base, la simulación de unas bandas fotométricas a partir de las otras disponibles da lugar a una ligadura que proporciona unos *redshifts* fotométricos irrealmente precisos, lo que provoca estos altísimas

fracciones de recuperación de dichos cúmulos¹¹.

Así, pues, se considera correcto usar los datos relativos a la figura 6.1 para la estimación de la completitud de la muestra. Con ello, se concluye que un cúmulo de una riqueza y una morfología similar a la de Coma, en el rango en *redshift* de interés ($0,5 < z < 1,0$), será detectado sin ninguna dificultad con estos datos; cúmulos con aproximadamente una sexta parte de los miembros de Coma, serán detectados con aproximadamente un $\sim 80\%$ de eficiencia.

Recuperación de los parámetros de los cúmulos

Las anteriores simulaciones también permiten estudiar hasta qué punto los parámetros que se estiman para el cúmulo reproducen los reales. En particular, se ha analizado la fiabilidad de la posición asignada al cúmulo, del *redshift* determinado y de la riqueza estimada. Para estos últimos se han usado los cúmulos completamente simulados, y no los basados en Coma, por lo comentado en el apartado anterior; para la posición espacial, en cambio, se han tenido en cuenta todos los cúmulos simulados, en todas las variantes comentadas en el apartado anterior, ya que dicho problema no afecta para este estudio.

Se ha observado que el tipo de simulación no afecta a la dispersión en las posiciones obtenidas. Los resultados de este análisis se muestran en la figura 6.3. En ella, puede verse el error en la posición estimada para el cúmulo en función del *redshift*; el error explicitado es 1σ en la dispersión de posiciones para los cúmulos detectados alrededor de la posición simulada. Como puede observarse, la dispersión mínima es de $\sim 0,15'$ para *redshifts* bajos, subiendo hasta casi $\sim 0,4'$ a $z \sim 1,0$.

A priori, podría parecer que el error en la determinación de la posición de un cúmulo debería disminuir con la distancia: al ser angularmente más pequeño, las galaxias estarían más cercanas entre ellas, señalando mejor dicha posición. Pero hay que tener en cuenta otro factor: cuanto más lejano es el cúmulo, menos galaxias del mismo se detectan. Así, para cúmulos cercanos ($z \sim 0,1$) se dispone de muchos objetos (~ 100), lo que permite estimar su centro con mucha precisión; en cambio, para cúmulos lejanos ($z \sim 0,8$) sólo algunos objetos han sido detectados (~ 5 en algunos casos), de manera que la estimación del centro del cúmulo es menos fiable. Como puede verse en la figura 6.3, la "concentración" angular de las galaxias no es suficiente para compensar este efecto, y la estimación de la posición del cúmulo

¹¹ Como se comentó, el problema es debido a que, a partir de dos bandas fotométricas, se simulan las demás. Al simular el *background* o los cúmulos *totalmente simulados* (no inspirados en Coma), pero, también se asignan las magnitudes fotométricas a partir de una que viene dada. Porqué en ese caso no se da este problema? En la simulación *total* se asigna una sólo banda fotométrica y un tipo espectral aleatorios, y a partir de ahí se asignan las demás bandas; en la simulación basada en Coma, no puede asignarse libremente el tipo espectral, al disponer de dos bandas, hecho que impone ya dicho tipo espectral; al no disponer de esa libertad, al tener ya un tipo espectral y dos bandas determinadas, es cuando aparecen las ligaduras que dan lugar a esa extrema precisión en la recuperación del *redshift* fotométrico.

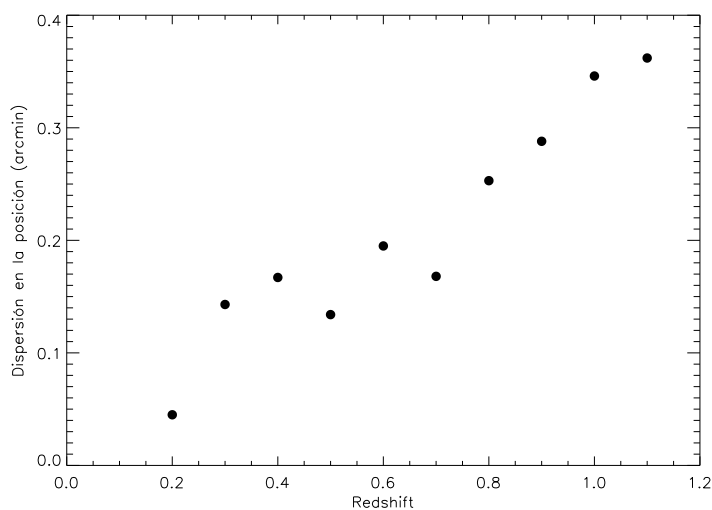


Figura 6.3: Dispersión alrededor de la posición real de los cúmulos detectados en las simulaciones, en función del *redshift*.

empeora ligeramente con la distancia.

En cuanto a la estimación del *redshift*, en la figura 6.4 se muestran el error y su dispersión también en función del *redshift* "real" (simulado) del cúmulo. Puede observarse que hay una ligera tendencia a sobreestimar el *redshift* para los cúmulos cercanos, mientras que se tiende a subestimarlos para los más lejanos; obviamente, esto es consecuencia del efecto idéntico que se produce para la estimación de los *redshifts* fotométricos para las galaxias individuales. Sobre este sesgo, hay una dispersión de aproximadamente $\sim 0,15$ unidades.

Finalmente, se ha realizado un estudio relacionando el número de objetos real del cúmulo con el número de objetos detectados por el algoritmo. Como puede verse en la figura 6.5, la fracción de objetos detectados cae desde el $\sim 40\%$ para los cúmulos más cercanos hasta el $\sim 20\%$ para los más lejanos. Evidentemente, no puede esperarse recuperar muchos más objetos, ya que sólo se está trabajando con las galaxias elípticas; así, una recuperación de un 40% de objetos significa recuperar la mitad de las galaxias elípticas reales (el 20% restante fueron simuladas como galaxias espirales).

6.2. Contaminación

Para estudiar la contaminación (es decir, cuántos cúmulos falsos aparecen entre las detecciones *a priori* correctas), se ha tomado un enfoque mucho más sencillo. Simplemente, con tomar los *backgrounds* anteriores, sin añadir ningún cúmulo, se dispone ya por definición un campo "llano", sin ninguna estructura real. Aplicando sobre esos datos el algoritmo, cualquier detección que se obtenga será fruto únicamente de las fluctuaciones estadísticas del campo; estudiando estas fluctuaciones, se dispondrá de

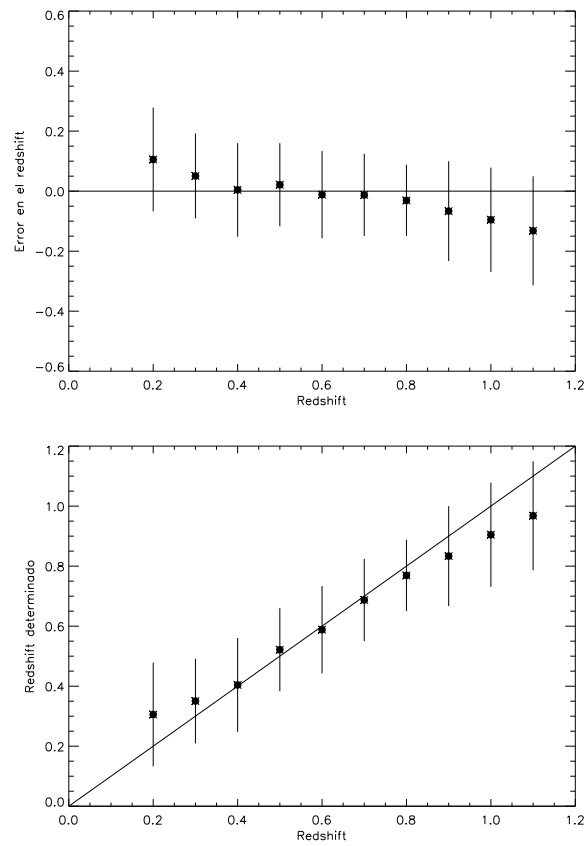


Figura 6.4: Error y dispersión en la determinación del *redshift* del cúmulo, en función del *redshift* al que éste se encuentra. Según ello, en el segundo gráfico puede verse el *redshift* estimado en función del real para cada cúmulo.

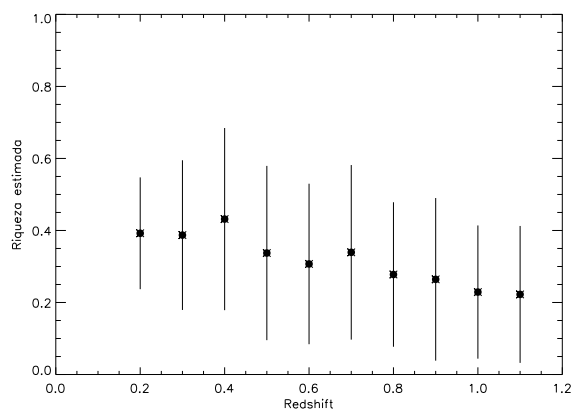


Figura 6.5: Fracción de objetos recuperados para un cúmulo, en función de su *redshift*.

una buena estimación de la contaminación en el catálogo final de cúmulos.

Se ha realizado el estudio con los *backgrounds* comentados en el apartado anterior: los *backgrounds* "reales" (basados en alterar aleatoriamente las posiciones de los objetos de los catálogos disponibles) y los *backgrounds* simulados, a partir de simular un Universo hasta $z \sim 1,2$, y asignar propiedades fotométricas a sus galaxias.

Para cada uno de estos casos, se ha estudiado cuántas falsas detecciones se esperan en cada uno de los sub-campos analizados (de $\sim 35 \times 35$ arcmin² cada uno), aplicando en la selección de objetos y en el algoritmo las mismas condiciones que se han impuesto a los datos reales. Los resultados de estas simulaciones pueden verse en la figura 6.6.

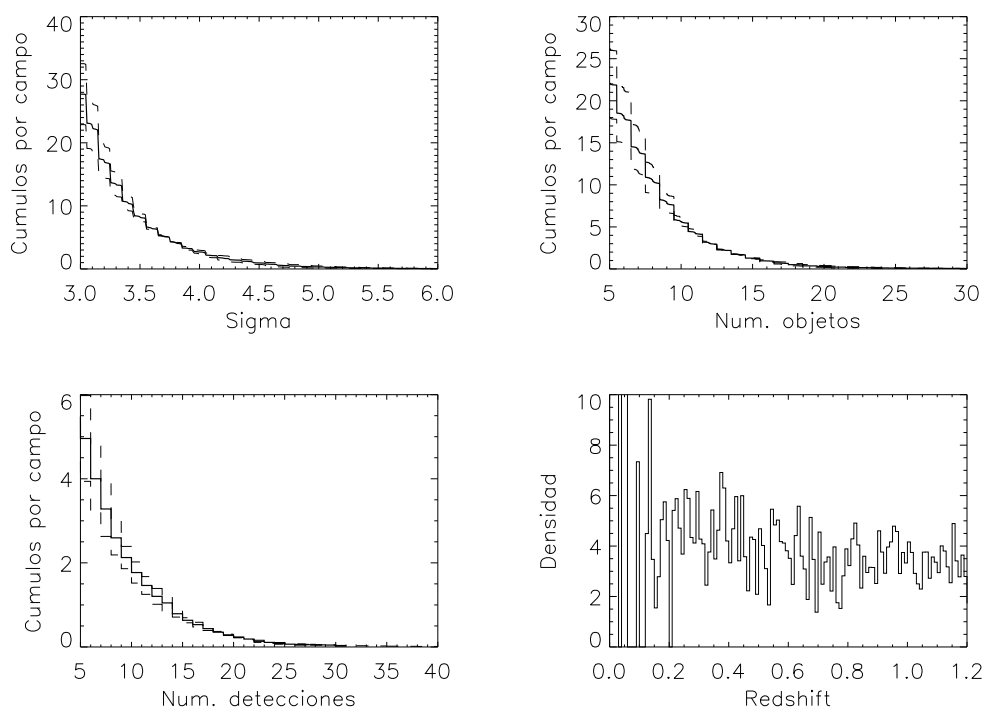


Figura 6.6: Falsas detecciones observadas por campo, en función de su significancia, número de objetos miembro y número de detecciones.

En ella se muestran el número de falsos cúmulos esperados por campo, con una significancia *mayor o igual* que la indicada, con un número de objetos *mayor o igual* que el indicado o con un número de detecciones¹² *mayor o igual* que el indicado¹³. Pero, todos estos parámetros han sido considerados **independientemente**; es decir,

¹²Esto se refiere al número de veces que se detecta el mismo cúmulo a lo largo de todo el proceso; como se comentó, como un cúmulo ocupa un rango de *redshift* fotométrico relativamente grande, será detectado en varios *bins* sucesivos.

¹³Así, el *primer valor* de cada gráfico, el de menor x , daría cuenta del número total de falsas detecciones en un campo.

exigiendo tener una significancia mayor o igual que 3.0σ , un número de objetos mayor o igual que 5 y un número de detecciones mayor o igual que 5, entonces el número de detecciones se reduce de unas ~ 25 por campo a unas ~ 6 (véase la figura 6.7).

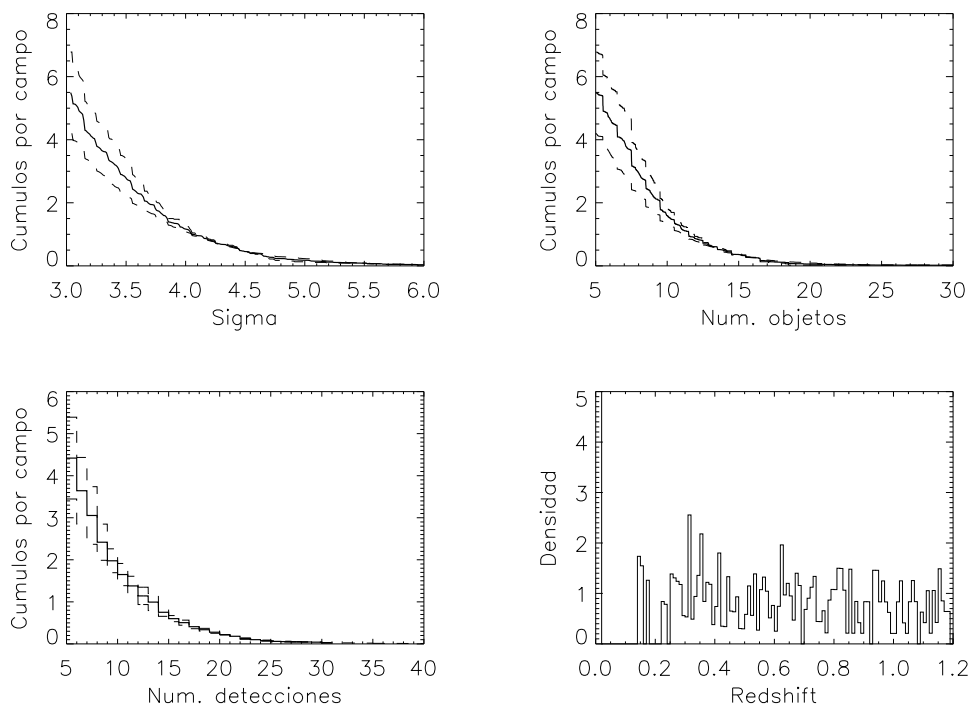


Figura 6.7: Falsas detecciones esperadas por campo, en función de su significancia, número de objetos miembro o número de detecciones, exigiendo una significancia mínima, un número de objetos mínimo y un número de detecciones mínimo.

Si bien esto parece un número bastante elevado, no es grave. Puede verse como el número de cúmulos baja drásticamente tanto al exigir mayor significancia como mayor número de objetos miembro y mayor número de detecciones. Así, aunque todos estos posibles cúmulos falsos entraran a formar parte del catálogo automático generado por el código, *a posteriori* se seleccionan como cúmulos reales los que tengan una significancia mayor o igual que 4.0σ , un número de detecciones mayor o igual que 10 y un número de objetos también mayor o igual que 10. Con estos requisitos, se reduce el número de falsas detecciones a aproximadamente una por cada cinco campos, como puede verse en la figura 6.8. Como se comprobará más adelante, con estos nuevos requisitos, más estrictos, para considerar un cúmulo "real" no se pierden las posibles detecciones más plausibles.

Finalmente, comentar la última gráfica de cada una de las figuras 6.6 y 6.7: en ella se muestra el número de cúmulos falsamente detectados en función del *redshift*, que resulta ser constante. Así, pues, puede verse que las falsas detecciones no están sesgadas hacia ningún corrimiento al rojo en particular.

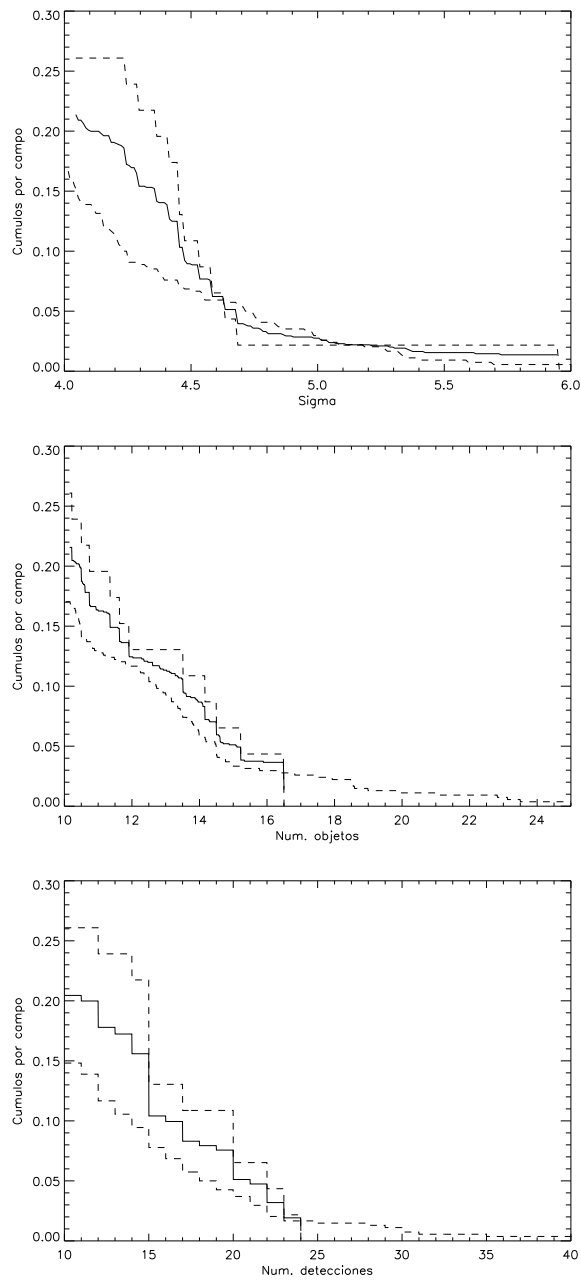


Figura 6.8: Falsas detecciones por campo, según su significancia, el número de objetos que los forman o su número de detecciones, habiendo tomado el *criterio final de selección de cúmulos*: significancia mayor o igual que 4.0, número de objetos miembro mayor o igual que 10 y número de detecciones también mayor o igual que 10.

6.3. Recuperación de los cúmulos conocidos

En esta sección se comparan los resultados obtenidos analizando los campos disponibles con los cúmulos conocido en la literatura. También se comparara el catálogo

final de cúmulos obtenidos con catálogos de rayos X, como por ejemplo el de ROSAT. El catálogo final de cúmulos, así como sus correspondencias con otros cúmulos conocidos, se presenta en el próximo capítulo; aquí, pero, y para mostrar la eficiencia del método, se relacionan ya los cúmulos existentes con los detectados en este trabajo. Para esta comparación, se incluyen sólo los cúmulos de este trabajo que satisfacen el *criterio de selección de cúmulos*, es decir, una significancia $\geq 4\sigma$, un número de detecciones ≥ 10 y un número de galaxias miembro también ≥ 10 ; si se incluye algún otro caso, se indica convenientemente.

6.3.1. DLS

En los campos correspondientes al DLS, aparecen en NED¹⁴ los cúmulos catalogados referidos en la tabla 6.1. Se han considerado detecciones de un cúmulo conocido las que estuvieran a menos de $45''$ de la posición tabulada, siguiendo el mismo criterio que para la asociación de las diferentes detecciones en el código que se ha implementado.

Campo	Cúmulo	Redshift	Detección	Notas
F1p22	NSCS J005230+124009	0.220	No	(1)
F2p11	ZwCl 0920.4+3058	...	Sí	DLS-03
F2p11	NSC J092343+304424	0.086	No	(3)
F2p12	Abell 0781	0.298	Sí	DLS-06
F2p12	CXOU J092053+302800	0.291	No	(1)
F2p12	NSC J092017+303027	0.258	No	Mezclado con DLS-06
F2p12	1RXS J092025.5+303154	0.295	No	Mezclado con DLS-06
F2p21	ZwCl 0919.0+3010	...	No	
F2p21	NSC J092140+294338	0.247	No	(1)
F2p33	CXOU J091551+293637	0.530	No	(1)
F2p33	DLSCl J0916.0+2931	...	No	Tapado por DLS-15
F2p33	NSC J091638+291943	0.235	No	Detección 2.7σ a $z \sim 0.14$
F2p33	CXOU J091554+293316	0.500	No	(2)
F2p33	CXOU J091601+292750	0.531	Sí	DLS-15
F4p13	DLSCl J1049.6-0417	...	No	Detección 3.3σ a $z \sim 0.21$
F4p13	CXOU J104937-041728	0.267	No	Detección 3.3σ a $z \sim 0.21$
F4p13	MZ 04116	0.068	No	(3)
F4p21	CXOU J105510-050414	0.680	Sí	DLS-21
F4p21	[WMT2003] J105511.6-050416	0.680	Sí	DLS-21
F4p21	DLSCl J1055.2-0503	...	Sí	DLS-21
F4p21	CXOU J105535-045930	0.609	No	Tapado por DLS-21
F4p31	DLSCl J1054.1-0549	0.190	No	(3)

Tabla 6.1: Cúmulos conocidos en la zona del DLS: campo en el que debería haber sido detectado, nombre y *redshift* al que está localizado; en la cuarta columna, si ha sido detectado o no en este trabajo; en la última columna, notas referentes a dicha detección: si ha sido detectado, su correspondencia con el catálogo de este trabajo; si no lo ha sido, posibles motivos (si es que los hay): (1) El cúmulo se encuentra en el borde del chip; (2) El cúmulo se encuentra cerca del borde del chip (a menos de $45''$, que se toma como límite para considerar que el cúmulo puede *perderse*); (3) El cúmulo tiene un *redshift* $z < 0.20$. Referencias sobre las fuentes: CXOU/DLSCl - Wittman et al. (2006); WMT2003 - Wittman et al. (2003); NSC - Gal et al. (2003); NSCS - Lopes et al. (2004); 1RXS - Voges et al. (1999); MZ - Merchán & Zandivarez (2002); ZwCl - Zwicky et al. (1961-1968); Abell - Abell (1958).

Como puede verse a partir de esta tabla 6.1, la mayor parte de los cúmulos ya

¹⁴<http://nedwww.ipac.caltech.edu/> a Septiembre de 2007.

conocidos han sido recuperados; para los que no lo han sido, hay en cada caso una explicación razonable; de esta manera, se comprueba una vez más que el método desarrollado en este trabajo funciona correctamente.

6.3.2. NDWFS

A continuación se presenta el mismo análisis, relativo a la detección de los cúmulos ya conocidos en las zonas correspondientes al NDWFS; véase la tabla 6.2.

En este caso, comparado con la zona del DLS, hay bastantes cúmulos sin contrapartida en este trabajo. Para algunos de ellos se ha indicado la posible detección, cuando ésta se ha hallado a más de los 45" prefijados, o a un *redshift* ligeramente distinto al tabulado. También hay que notar que los criterios seguidos en los grandes *surveys* NSC (Gal et al. 2000) y NSCS (Lopes et al. 2004) son ligeramente distintos a los usados en este trabajo, por lo que los cúmulos menos claros pueden perderse de un trabajo a otro. En cualquier caso, la mayoría de ellos sí han sido detectados, lo que prueba una vez más la validez del método desarrollado.

6.3.3. Análisis de los *redshifts* determinados

Para los cúmulos recuperados, tanto para el DLS como para el NDWFS, se ha estudiado la relación entre el *redshift* conocido y el *redshift* determinado para el cúmulo; esta comparación se refleja en la figura 6.9. Al disponer de pocos datos, se han incluido todos los cúmulos encontrados, incluso los que serían considerados dudosos; es decir, se han incluido los detectados con $\geq 3\sigma$, detecciones ≥ 5 (aunque tuvieran < 10) y un número de miembros ≥ 5 (aunque fuera < 10). Evidentemente, esto dará un resultado peor que el esperable para los datos aceptados, ya que los cúmulos que seran aceptados como tales serán siempre más significativos que éstos y, presumiblemente, tendrán *redshifts* mejor determinados y más cercanos a los valores reales. En cualquier caso, esto sirve para tener una estimación *grosso modo* de la precisión con que se recupera el *redshift* de los cúmulos con este método.

Como puede verse en esta figura 6.9 hay una dispersión importante en el *redshift* determinado en función del real, pero que permite ubicar *más o menos* cada cúmulo detectado a su distancia real. Aunque los datos son pocos y no son distribuidos uniformemente, se obtiene una relación $z_{estim} - z_{real} = -0,04 \pm 0,12$, en perfecto acuerdo con las simulaciones comentadas en apartados anteriores.

6.4. El cúmulo J105511.6-050416 ($z \sim 0.68$)

Otro de los tests que se ha realizado ha sido centrado en el cúmulo J105511.6-050416 (Wittman et al. 2003). Este cúmulo está a $z \sim 0.68$, en uno de los campos del DLS (F4p21), y fue precisamente descubierto via *weak lensing* por el consorcio que está llevando a cabo dicho *survey*. En esta sección se muestra como con el método

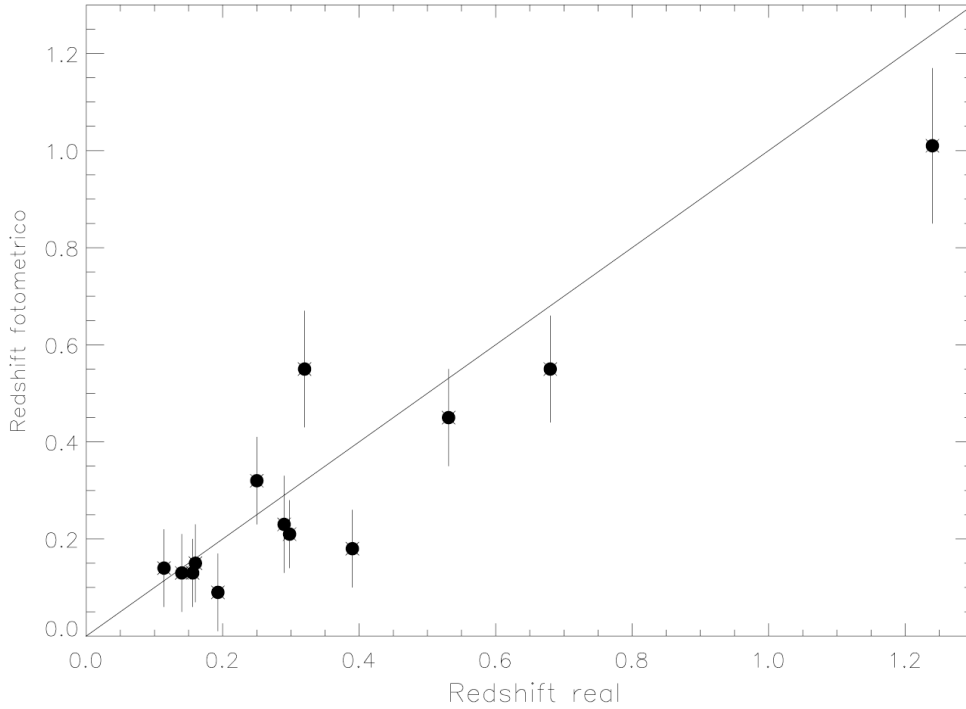


Figura 6.9: *Redshifts* fotométricos comparados con los espectroscópicos, para los cúmulos conocidos en los campos del DLS y del NDWFS. Se incluyen los cúmulos dudosos (para más detalles, véase el texto).

propuesto se recupera este cúmulo conocido, estimando correctamente su *redshift* y sus demás propiedades.

Como puede verse en la figura 6.10, este cúmulo presenta un arco gravitatorio muy importante; así, este cúmulo no es un cúmulo típico de los que se esperan encontrar en este trabajo, sino que es especialmente masivo. En cualquier caso, se va a comprobar como también se recupera este cúmulo como uno extraordinariamente masivo.

6.4.1. Wittman et al. 2003

En el trabajo de Wittman et al. 2003 se estima un *redshift* fotométrico (a partir del código Hyper-Z, de Bolzonella, Miralles & Pelló 2000) $z_{phot} = 0,60$, mientras que espectroscópicamente se deduce para el cúmulo $z_{spec} = 0,68$. A partir del análisis de *lensing*, en cambio, se estima $z_{lens} = 0,55$.

En la figura 6.11 se muestra la detección del cúmulo a partir de los mapas de convergencia de las fuentes medidas en el filtro *R*, según se explica en Wittman et al. (2003). La posición estimada por ese trabajo se corresponde con AR $10^h55^m11,6^s$, DEC $-05^\circ04'16''$.

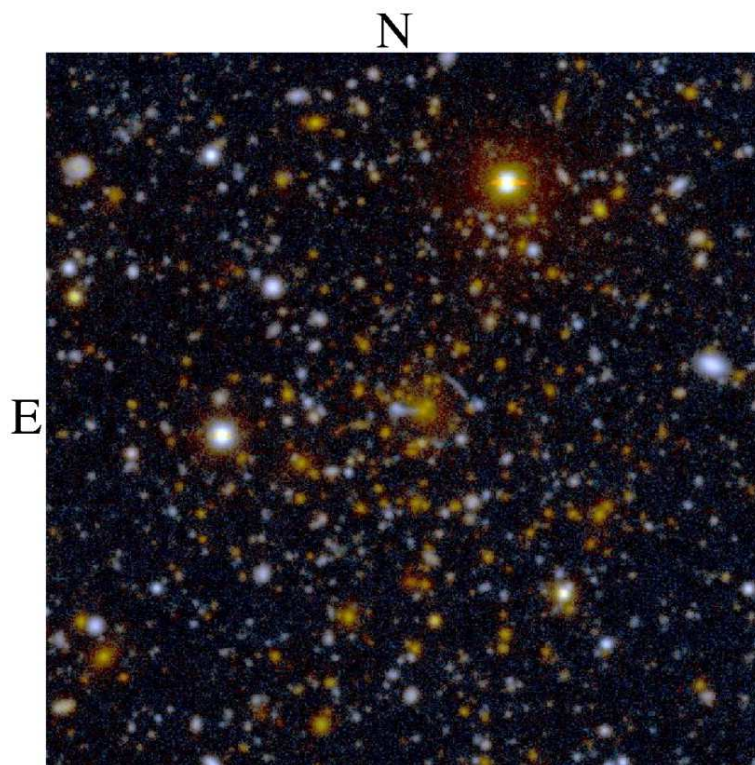


Figura 6.10: Imagen de 3×3 arcmin², centrada en el cúmulo J105511.6-050416. Puede observarse el importante arco gravitatorio (azul) en la parte noroeste del mismo.

6.4.2. Resultados en este trabajo

En este caso, el algoritmo detecta un cúmulo de galaxias estudiando la densidad de objetos con *redshifts* fotométricos alrededor de $z_{phot} \sim 0,55$ (como se comentó anteriormente, el código encuentra este mismo cúmulo estudiando diferentes bins de *redshift* cercanos y consecutivos), concluyendo un $z \sim 0,55$, y estima a partir de aquí sus demás propiedades. En particular, la sobredensidad en el campo se muestra en la figura 6.12 (comparar con la figura 6.11, correspondiente al trabajo de Wittman et al. 2003). Puede verse como se obtiene la misma sobredensidad que via *lensing*, en la misma posición y con aproximadamente la misma forma. Las diferencias en el resto del campo son debidas a que en este trabajo se han seleccionado los objetos en un cierto rango de *redshift*, mientras que en Wittman et al. (2003) se crea el mapa de convergencia para todos los objetos a la vez.

Esta sobredensidad, una vez analizado el mapa, es de 6.78σ ; como se comentó, es un cúmulo especialmente masivo, y fácilmente detectable. En este caso, la posición estimada para el mismo es AR $10^h55^m10,1^s$, DEC $-05^\circ04'14''$, es decir, a pocos segundos de arco de la posición determinada por Wittman et al. (2003).

En la figura 6.13 se muestran diferentes resultados correspondientes al análisis de este cúmulo.

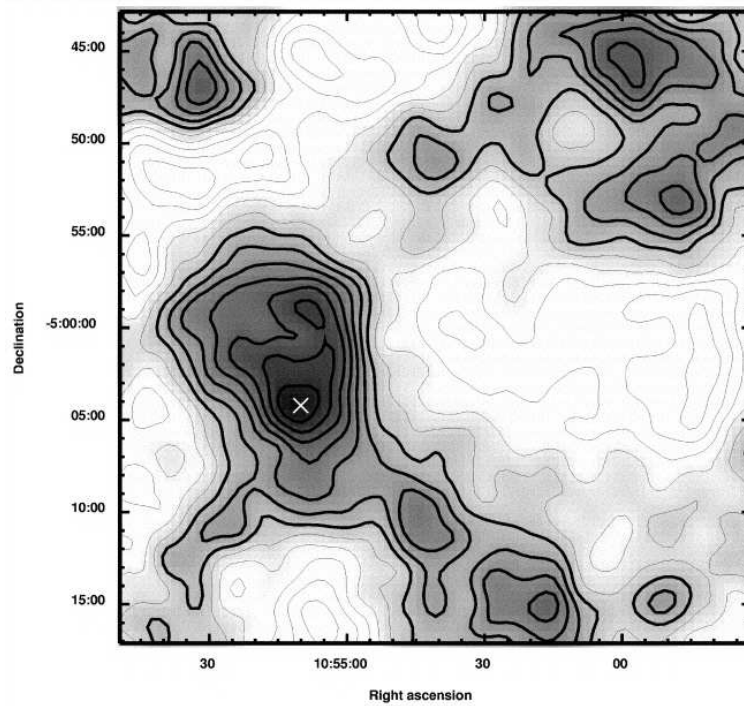


Figura 6.11: Mapa de masa proyectada del subcampo de 35×35 arcmin², a partir del mapa de convergencia, según las fuentes en el filtro R ; más detalles en Wittman et al. (2003).

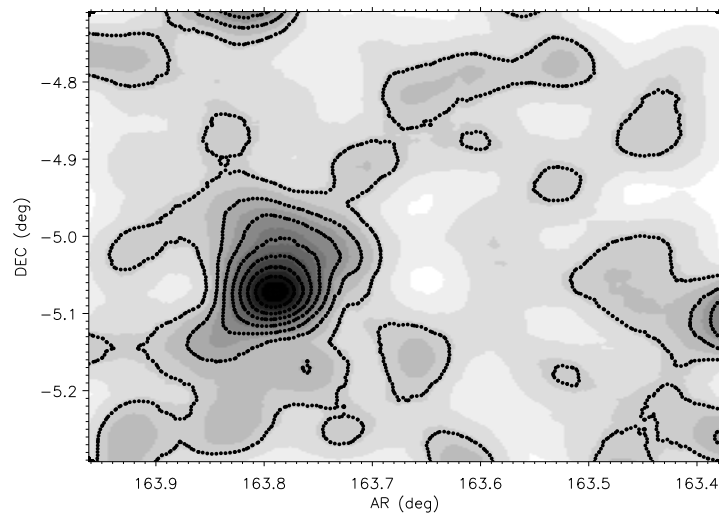


Figura 6.12: Mapa de densidad, correspondiente a objetos con *redshift* fotométrico entre $0,5 < z_{phot} < 0,6$; se observa claramente una sobredensidad, muy parecida a la observada en la figura 6.11.

En el primer panel de esta figura 6.13 se muestra la distribución en *redshift* de los objetos en la zona de la sobredensidad. Puede verse, a su vez, una sobredensidad

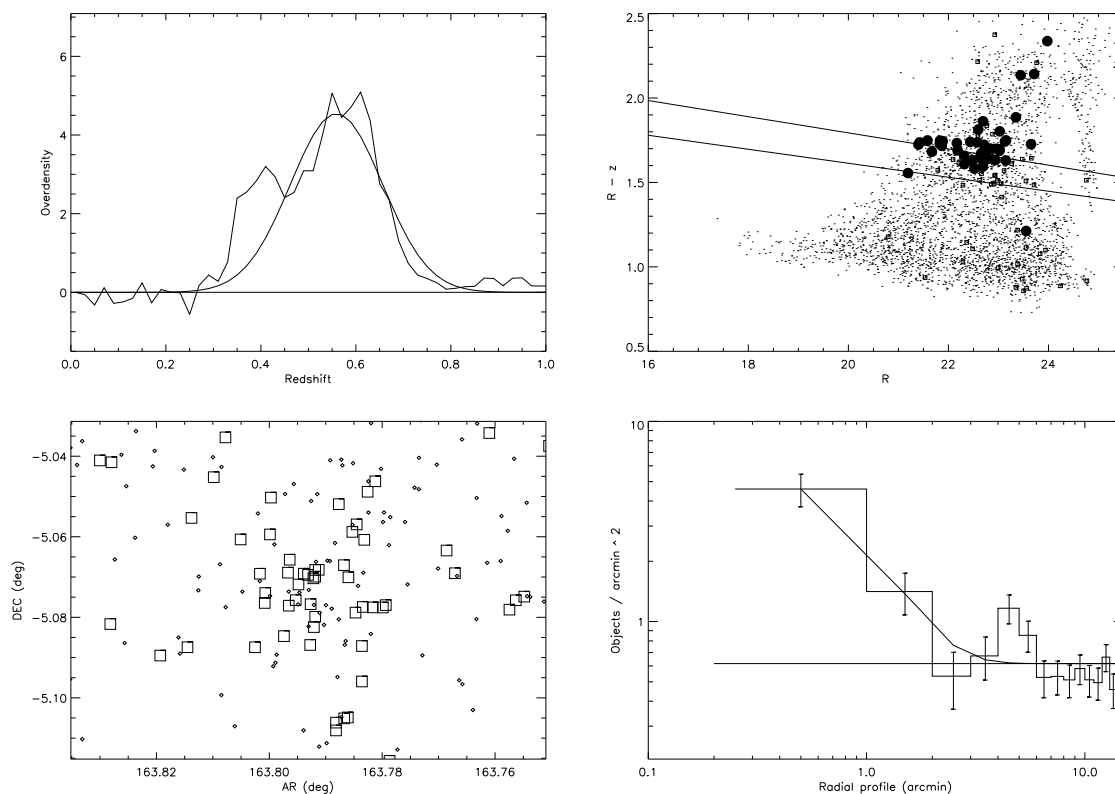


Figura 6.13: Diferentes propiedades del cúmulo J105511.6-050416, según el análisis de este trabajo. Se muestran la distribución en *redshift* de los objetos en la zona de la sobredensidad, la disposición de los mismos en un diagrama color-magnitud, la distribución espacial de ellos y su distribución radial. Para más detalles, véase el texto.

de objetos con un *redshift* fotométrico $0,45 < z_{phot} < 0,65$, lo que permite estimar el *redshift* del cúmulo como $z_{cluster} = 0,55 \pm 0,11$, mediante un ajuste gaussiano. La dispersión para estas galaxias es mucho más alta que la esperada ($\sim 0,04$), suponiendo que todas las galaxias estuvieran al mismo *redshift*. Esto se asocia a la posible presencia de un segundo cúmulo, como también se apunta en Wittman et al. (2003).

A continuación, se presenta la disposición de estos objetos en un diagrama color-magnitud; de entre todos los objetos del campo (de $\sim 35 \times 35$ arcmin²), se destacan como pequeños rombos los puntos pertenecientes a la zona de la sobredensidad, y como puntos gruesos los objetos con $0,44 < z_{phot} < 0,66$, es decir, en el rango por el que se dispersan las galaxias del cúmulo. Puede verse como todos estos objetos quedan en la zona donde se espera la secuencia roja para cúmulos a $z = 0,5$ y $z = 0,6$, representadas también en el gráfico (la inferior y la superior, respectivamente). Esto confirma la estimación del *redshift* del cúmulo (si bien es cierto que una estimación del mismo a partir del diagrama color-magnitud no es totalmente independiente de la obtenida a partir del *redshift* fotométrico).

En el tercer panel se muestra la distribución espacial de objetos en la zona de la sobredensidad; en ella se destacan los objetos con $0,44 < z_{phot} < 0,66$, es decir, los *a priori* pertenecientes al cúmulo. Es obvia la importante concentración espacial de los mismos, respecto a los objetos de campo. Finalmente, se muestra la distribución radial de estos objetos, respecto al centro del cúmulo; siendo la representación en escala logarítmica, puede apreciarse como la densidad en el centro del cúmulo supera en casi un factor 10 a la del campo.

6.5. Cúmulos cercanos

Como otro test para comprobar la eficiencia del método, y ya el último, se estudió también específicamente una muestra de cúmulos cercanos ($z < 0.2$). Ya se comentó que el código es muy poco eficiente para detectar este tipo de estructuras, debido a la imposibilidad de realizar correctamente la convolución espacial para cúmulos de este tamaño. Igualmente, pero, se ha analizado la respuesta del código en estos casos. En particular se ha trabajado con el LOCOS Survey (López-Cruz 2000). Este *survey* consta de imágenes y sus correspondientes catálogos de objetos de diferentes cúmulos de Abell (todos con $z < 0,2$), y con profundidades típicas hasta $R < 21,5$ (como ejemplo de la profundidad de los datos, véase la figura 6.14: los objetos seleccionados raramente tienen un *redshift* fotométrico $z > 0,5$, así que se limita la búsqueda a cúmulos muy cercanos). Son campos de $\sim 23 \times 23$ arcmin², que contienen ~ 2000 objetos cada uno.

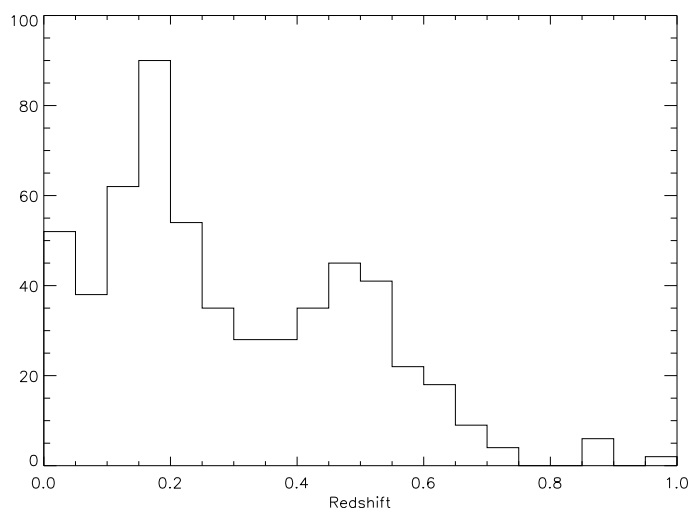


Figura 6.14: Distribución de *redshifts* fotométricos para los objetos del campo de Abell 665; puede advertirse la presencia del cúmulo en $z \sim 0,18$.

Para estos objetos, se ejecuta el código de Fernández-Soto et al. (1999) para la obtención de los *redshifts* fotométricos; si bien se sabe, a partir de las simulaciones y

a partir de las comparaciones con *redshifts* espectroscópicos para los campos del DLS y NDWFS, que para $z < 0,2$ éstos *redshifts* fotométricos no son tampoco muy fiables, precisamente es el objetivo de este test ver hasta qué punto pueden recuperarse los cúmulos conocidos a estos *redshifts* tan cercanos.

Una vez determinados los corrimientos al rojo, se seleccionan únicamente los objetos con un tipo espectral asignado elíptico, y los demás criterios de selección usados para los campos estudiados del DLS y el NDWFS¹⁵. Con todos los criterios de selección, quedan unos 500-600 objetos por campo, con los cuales se ejecuta el código presentado en el capítulo anterior. Los resultados obtenidos para estos campos se presentan en la tabla 6.3.

Como puede observarse en dicha tabla, muchos de los cúmulos no son detectados y, los que lo son, tienen determinados unos *redshifts* siempre mayores que los reales. Esto confirma lo que se apuntó anteriormente, es decir, que el código no es bueno para detectar estructuras a $z < 0,2$. Este hecho, además, no es sólo debido al problema de la convolución mencionado en secciones anteriores, sino que tiene también que ver con el hecho que los *redshifts* fotométricos se sobreestiman a z bajos; así, para todas las estructuras detectadas se ha estimado un *redshift* superior al real. Evidentemente, los detectados lo han sido por ser sobredensidades significativas de objetos, aunque la mayor parte de ellos lo han sido con un corrimiento al rojo bastante mal determinado.

¹⁵Hay que notar que estos resultados no permitirán una comparación directa con los mismos, al ser estos datos mucho menos profundos y de peor calidad que los centrales de este trabajo; por ejemplo, el error promedio en la magnitud R para los objetos de este LOCOS Survey está alrededor de $\sim 0,15$ magnitudes, y sólo un 20 % de los objetos tienen un error $< 0,05$ magnitudes; objetos con las mismas magnitudes, para el DLS o el NDWFS, tienen prácticamente todos errores fotométricos $< 0,02$.

Campo	Cúmulo	Redshift	Detección	Notas
01	[GDO2000] F447-02	0.165	No	(3)
01	NSCS J142645+322419	0.390	No	
01	ZwCl 1422.7+3241	...	No	(2)
01	NSCS J142454+322530	0.140	No	(2)(3)
02	NSC J142917+325122	0.169	No	(1)(3)
02	ZwCl 1425.6+3305	...	No	(1)
02	NSCS J142840+324304	0.100	No	(3)
02	NSC J142841+323859	0.127	No	(3)
02	[GDO2000] F447-21	0.114	No	(3)
02	NSCS J142902+322354	0.320	Sí	NDWFS-56
03	NSCS J143253+325412	0.330	No	(1)
03	NSCS J143108+323326	0.160	Sí	NDWFS-58 (3)
04	NSCS J142711+331342	0.430	No	(2)
04	NSCS J142611+325553	0.250	No	(1)
05	NSCS J142828+330808	0.270	No	Detección 3.0 σ a z 0.40
05	NSCS J142859+325552	0.330	No	(1)
06	NSCS J143022+332110	0.420	No	(1)
06	NSCS J143300+331142	0.360	No	(1)
06	NSCS J143033+325710	...	No	(1)
06	NSCS J143019+325547	0.273	No	(1)
07	NSCS J143412+331530	0.460	No	
07	NSCS J143550+330908	0.490	No	(1)
07	NSCS J143541+325811	...	Sí	NDWFS-8
08	NSC J142516+333306	0.072	No	(1)(3)
08	NSCS J142505+333055	0.300	No	(2)
09	NSC J142948+340132	0.175	No	(2)(3)
09	NSC J142825+335709	0.202	No	NDWFS-94 a 1.8'
10	NSCS J143237+335231	...	Sí	NDWFS-98
10	NSCS J143141+334552	0.160	No	(3)
11	NSCS J143349+332955	0.460	No	(1)
12	NSC J143624+335031	0.376	No	
12	NSCS J143621+334639	0.390	Sí	NDWFS-109
12	NSCS J143702+333353	0.330	No	Detección 3.4 σ a z 0.12
12	NSC J143724+333157	0.255	No	(1)
12	NSCS J143745+333102	0.360	No	(1)
13	NSC J142701+341214	0.193	Sí	NDWFS-118 (3)
13	NSCS J142523+341231	...	No	NDWFS-71 a 1.1'
14	NSC J142840+342240	0.121	No	(3)
15	NSC J143208+342150	0.212	No	
15	NSCS J143208+342541	0.190	No	(3)
15	NSC J143252+340635	0.155	No	(1)(3)
15	NSC J143125+343120	0.209	No	Detección 1.5 σ a z 0.26
15	NSCS J143222+343048	0.250	No	NDWFS-134 a 1.8'
15	NSCS J143155+343838	0.270	No	(1)
16	ISCS J1434.5+3427	1.240	Sí	NDWFS-27
17	NSCS J143703+341044	...	No	Detección 1.5 σ a z 0.42
17	NSC J143709+341851	0.286	No	
17	ISCS J143809+341418	1.410	No	
17	NSCS J143835+343343	0.370	No	(2)
18	NSC J142626+344327	0.114	Sí	NDWFS-147 (3)
18	NSCS J142714+350750	0.450	No	(1)
18	NSCS J142621+351215	0.400	No	(1)
19	NSCS J142828+345412	0.300	No	
19	NSC J142901+350928	0.290	No	NDWFS-150 a 1.3'
20	NSCS J143157+344233	0.220	No	(1)
20	ZwCl J1431.0+3459	...	No	(1)
20	NSC J143301+344723	0.207	No	(1)
20	NSCS J143233+345247	0.380	No	
20	NSCS J143104+345543	...	No	
20	NSC J143230+345713	0.160	No	(3)
20	NSC J143112+350631	0.156	Sí	NDWFS-154 (3)
21	NSCS J143312+344301	0.250	No	(1)
23	NSC J142440+351816	0.198	No	(1)(3)
25	NSCS J143129+353544	...	No	
25	NSCS J143233+354611	0.140	No	NDWFS-40 a 1.2' (3)
25	NSCS J143125+354844	0.270	No	(1)

Tabla 6.2: Cúmulos conocidos en la zona del NDWFS: campo en el que debería ser detectado, nombre y *redshift* al que está localizado; en la cuarta columna, si ha sido detectado o no en este trabajo; en la última columna, notas referentes a dicha detección: (1) El cúmulo se encuentra en el borde del chip; (2) El cúmulo se encuentra cerca del borde del chip (como en la tabla 6.1); (3) El cúmulo tiene un *redshift* $z < 0,20$. Referencias sobre las fuentes: NSC - Gal et al. (2003); NSCS - Lopes et al. (2004); ZwCl - Zwicky et al. (1961-1968); ISCS - Brodwin et al. (2006); GDO2000 - Gal et al. (2000).

Cúmulo	z real	Detección	z detectado	σ
0021	0.095	Sí	0.31 ± 0.07	3.09
0084	0.103	Sí	0.34 ± 0.07	4.45
0085	0.055	No	-	-
0154	0.064	Sí	0.30 ± 0.13	3.79
0168	0.045	Sí	0.38 ± 0.10	3.75
0399	0.072	No	-	-
0401	0.074	Sí	0.40 ± 0.07	4.89
0407	0.046	Sí	0.12 ± 0.06	4.21
0415	0.081	Sí	0.29 ± 0.06	4.45
0514	0.071	Sí	0.26 ± 0.05	3.30
0629	0.146	No	-	-
0646	0.129	Sí	0.36 ± 0.09	3.55
0665	0.182	No	-	-
0671	0.050	Sí	0.26 ± 0.07	3.05
0690	0.079	Sí	0.27 ± 0.13	3.43
0957	0.044	Sí	0.33 ± 0.10	3.97
1213	0.047	No	-	-
1291	0.053	No	-	-
1413	0.143	No	-	-
1569	0.074	Sí	0.40 ± 0.10	3.40
1650	0.084	Sí	0.31 ± 0.09	3.05
1795	0.062	Sí	0.24 ± 0.06	2.81
1913	0.053	No	-	-
1983	0.044	Sí	0.24 ± 0.05	3.38
2029	0.077	Sí	0.20 ± 0.03	4.15
2244	0.097	No	-	-
2255	0.081	Sí	0.01 ± 0.01	3.95
2256	0.058	Sí	0.13 ± 0.09	3.85
2271	0.058	No	-	-
2328	0.147	No	-	-
2356	0.116	No	-	-
2399	0.058	Sí	0.20 ± 0.05	3.73
2410	0.081	No	-	-
2415	0.058	No	-	-
2420	0.085	No	-	-
2440	0.091	Sí	0.30 ± 0.08	3.95
2554	0.111	No	-	-
2556	0.087	No	-	-
2593	0.041	No	-	-
2597	0.085	Sí	0.27 ± 0.06	3.09
2626	0.055	No	-	-
2657	0.040	No	-	-
2670	0.076	No	-	-

Tabla 6.3: Detección de los cúmulos del LOCOS Survey, mediante el código presentado en este trabajo.

7

Resultados

En este capítulo se exponen los resultados obtenidos aplicando el algoritmo presentado, con todos los criterios y parámetros explicados anteriormente, sobre los datos disponibles, tanto del DLS como del NDWFS. Se han detectado ~ 100 cúmulos de galaxias a $z > 0,5$, de los que a continuación se detallan sus principales propiedades. Las imágenes de algunos de estos cúmulos son mostradas a modo de ejemplo en el Apéndice G.

7.1. Probabilidad para cada cúmulo

Antes de exponer los resultados, hay que mencionar un último cálculo que se ha realizado *a posteriori*. Suponiendo una estadística de Poisson para los cúmulos en el espacio, se ha calculado la probabilidad que cada cúmulo detectado sea real. Si bien la detección de los cúmulos, y su separación en *buenos* y *malos* (es decir, con el criterio estricto o el criterio no-seguro de selección) han sido realizadas ya, en base a su significancia, su número de detecciones y su número de miembros, se ha añadido finalmente a estos cúmulos detectados una probabilidad para cada uno de ellos.

La expresión matemática que proporciona la probabilidad para cada cúmulo ha sido obtenida en base a su significancia, y a las características del campo donde ha sido detectado dicho cúmulo. Si bien puede deducirse una fórmula análoga para el número de detecciones o el número de objetos, se ha considerado únicamente la referente a la significancia, puesto que se considera que este es el indicador más directo de la representatividad de una detección. También podría optarse por una probabilidad que fuera una función de los tres parámetros, aunque ello complicaría bastante el cálculo sin aportar por ello mucha más confianza.

El razonamiento seguido para llegar a una expresión para esta probabilidad es el siguiente:

- Supóngase un cúmulo, detectado con una significancia σ_0 .

- Según las figura 6.7 y 6.8, se conoce cuántos cúmulos se esperan por campo con una significancia $\sigma \geq \sigma_0$; supóngase que se esperan n .
- Supóngase que en ese campo se han detectado k cúmulos con $\sigma \geq \sigma_0$.
- Si se han detectado k cúmulos con $\sigma \geq \sigma_0$, puede ser que sean fluctuaciones del campo (es decir, falsos cúmulos) desde ninguno de ellos hasta todos ellos. Así, la probabilidad que **uno de ellos** sea verdadero viene dada por los casos en que sean falsos desde 0 de ellos hasta $k - 1$ de ellos (si los k cúmulos son falsos, entonces ninguno es verdadero):

$$p = p(n, 0)p_0 + p(n, 1)p_1 + \dots + p(n, k - 1)p_{k-1} + p(n, k)p_k \quad (7.1)$$

- Es decir: la probabilidad que un cúmulo sea verdadero, pues, puede "venir" en primer lugar de que sean todos reales ($p(n, 0)$, es decir, la probabilidad que, esperando n cúmulos falsos, no se obtenga ninguno¹), multiplicado por la probabilidad que, en ese caso, ese cúmulo sea real ($p_0 = \frac{k}{k}$; como ninguno es falso, la probabilidad que cada uno sea real es 1). Además, está la opción que sea uno de los cúmulos una falsa detección, opción que se da con una probabilidad $p(n, 1)$, es decir, la probabilidad que, esperando n cúmulos falsos, se obtenga sólo 1; en ese caso, la probabilidad que cada uno de los cúmulos sea real es $p_1 = \frac{k-1}{k}$: es decir, de los k cúmulos, $k - 1$ son verdaderos, puesto que sólo 1 es falso.
- El argumento se repite hasta $p(n, k - 1)$, con $p_{k-1} = \frac{1}{k}$, y $p(n, k)$, con $p_k = 0$.
- Así, la probabilidad que un cúmulo dado sea real viene dada por:

$$p = \sum_{i=1}^{k-1} \frac{e^{-n} n^i}{i!} \frac{k - i}{k} \quad (7.2)$$

Así, para cada cúmulo puede calcularse la probabilidad que sea una detección real, según la estadística de **su** campo, donde ha sido detectado, y según la significancia de él y de los demás objetos detectados en dicho campo.

7.2. DLS

Analizando los campos del DLS, se han catalogado los cúmulos de galaxias citados en la tabla 7.1.

En esta tabla se recogen los cúmulos seleccionados con el criterio estricto, es decir, los que tienen una significancia ≥ 4.0 , un número de detecciones ≥ 10 y un número de objetos ≥ 10 . Así, prácticamente todos estos cúmulos son reales con probabilidades $\sim 95\%$. Los otros cúmulos catalogados, si bien no serán considerados como "seguros y reales", se recogen en la tabla 7.2; sus probabilidades van en general desde el 50%

¹Esta probabilidad viene dada por la estadística de Poisson; así, la probabilidad que, esperando n detecciones falsas, se obtengan en realidad k , viene dada por la fórmula $p(n, k) = e^{-n} n^k / k!$.

Campo	Número	AR	DEC	Significancia	Redshift	Objetos	Probabilidad	Notas
F1p22	52	00:54:22.1	+12:34:11	5.35	0.18±0.05	34	91 %	
F2p11	01	09:21:28.8	+30:28:48	4.15	0.26±0.13	23	69 %	(1)
F2p11	02	09:21:39.1	+30:51:23	4.12	0.38±0.06	30	69 %	
F2p11	03	09:23:18.2	+30:44:15	4.47	0.45±0.10	28	62 %	ZwCl 0920.4+3058 (2)
F2p12	04	09:19:36.0	+30:31:36	4.75	0.35±0.06	27	78 %	
F2p12	05	09:20:38.4	+30:25:41	4.08	0.38±0.10	25	83 %	
F2p12	06	09:20:24.7	+30:29:54	4.33	0.21±0.07	246	78 %	Abell 0781 (2)
F2p13	07	09:16:56.9	+30:36:27	4.21	0.48±0.08	27	63 %	
F2p13	08	09:16:09.6	+30:26:54	4.28	0.47±0.08	34	50 %	
F2p21	09	09:21:29.8	+29:57:27	5.46	0.37±0.06	39	92 %	
F2p21	10	09:21:27.8	+30:13:23	5.21	0.46±0.09	26	94 %	
F2p31	11	09:21:48.0	+29:25:46	11.71	0.25±0.05	11	96 %	
F2p31	12	09:23:37.4	+29:34:19	4.10	0.36±0.05	16	81 %	
F2p31	13	09:23:45.8	+29:05:08	4.75	0.39±0.08	38	94 %	
F2p31	98	09:23:36.0	+29:28:53	4.83	0.26±0.06	20	92 %	
F2p33	14	09:16:22.1	+29:16:15	4.95	0.38±0.06	35	83 %	
F2p33	15	09:16:02.6	+29:27:04	4.61	0.37±0.06	43	87 %	CXOU J091601+292750
F4p11	16	10:53:46.1	-04:33:39	5.40	0.19±0.10	29	91 %	
F4p11	17	10:55:09.1	-04:21:20	4.20	0.18±0.06	41	73 %	
F4p12	18	10:52:48.7	-04:26:13	4.17	0.18±0.07	75	73 %	
F4p12	19	10:50:59.5	-04:29:43	5.18	0.46±0.09	35	88 %	
F4p13	20	10:50:19.7	-04:28:55	6.34	0.45±0.08	39	96 %	
F4p13	68	10:48:25.0	-04:12:36	5.18	0.18±0.07	77	93 %	
F4p21	21	10:55:10.1	-05:04:14	6.78	0.55±0.11	50	96 %	WMT2003 J105511.6-050416 CXOU J105510-050410 DLSCL J1055.2-0503
F4p22	22	10:52:26.2	-05:02:13	5.07	0.28±0.05	29	86 %	
F4p22	23	10:51:37.7	-04:46:16	4.31	0.42±0.08	24	83 %	
F4p22	24	10:51:03.8	-04:48:26	4.63	0.44±0.08	25	87 %	
F4p23	25	10:48:20.2	-05:02:34	5.33	0.36±0.08	47	90 %	
F4p23	26	10:49:28.3	-04:52:02	4.55	0.20±0.07	45	87 %	
F4p31	27	10:54:06.2	-05:34:06	4.26	0.29±0.03	35	49 %	
F4p33	28	10:49:13.2	-05:38:34	4.42	0.47±0.09	30	72 %	

Tabla 7.1: Principales propiedades de los cúmulos detectados en el DLS. Notas: (1) *Redshift* fotométrico determinado a partir de la secuencia de color, debido a la imposibilidad de determinarlo automáticamente mediante el algoritmo; (2) Fuentes más alejadas que 45" de la detección; sin embargo, al tratarse de cúmulos muy cercanos, se considera que esta diferencia hace plausible que se trate del mismo objeto. Referencias sobre las fuentes: CXOU/DLSCL- Wittman et al. 2006; WMT2003 - Wittman et al. 2003; Abell - Abell (1958); ZwCl - Zwicky et al. (1961-1968).

hasta el 90 %; así, pues, en esta segunda tabla se recogen los cúmulos seleccionados en primer lugar, pero que no han superado el corte; es decir, o tienen $3,0 \leq \sigma < 4,0$, o tienen $5 \leq \text{número de detecciones} < 10$ o tienen $5 \leq \text{número de objetos} < 10^2$. Como se comentó anteriormente, los candidatos con menor número de detecciones, menor número de objetos o menor significancia que estos límites inferiores en ningún momento han sido considerados susceptibles de ser reales.

Además, se recogen para estas tablas (y para las siguientes) los objetos conocidos en NED³ que podrían corresponderse con dichas detecciones, bien por ser cúmulos de galaxias ya conocidos o por ser fuentes de rayos X. Se han tenido en cuenta los objetos catalogados en menos de 45" de la detección, salvo en algún caso particular en que se cita la distancia determinada. Para esta tabla 7.2 puede verse que algunos cúmulos detectados son asociados a objetos ya catalogados, que sin embargo no están en la tabla de cúmulos conocidos en esa zona (analizado en el capítulo anterior): en

²En la lista de cúmulos descartados pueden verse algunos con $\sigma \geq 4$ y un número de objetos ≥ 10 ; evidentemente, esos cúmulos han sido descartados, pues, en base al número de detecciones.

³NASA/IPAC Extragalactic Database, <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>), a Septiembre de 2007.

este caso, el objeto catalogado asociado corresponde a una fuente de rayos X.

7.3. NDWFS

Analizando los campos del NDWFS, se han catalogado los cúmulos de galaxias citados en la tabla 7.3.

En esta tabla se recogen, como para el caso del DLS, los cúmulos seleccionados con el criterio más restrictivo, es decir, los que tienen una significancia ≥ 4.0 , un número de detecciones ≥ 10 y un número de objetos ≥ 10 . Así, prácticamente todos estos cúmulos son reales con probabilidades $\sim 90\%$. Los otros cúmulos catalogados, si bien no serán considerados como "seguros y reales", se recojen en la tabla 7.4; sus probabilidades de ser reales van en general desde el 50% hasta el 90%; así, pues, en esta segunda tabla se recogen los cúmulos seleccionados en primer lugar, pero que no han superado el corte; es decir, que tienen $3,0 \leq \sigma < 4,0$, o tienen $5 \leq \text{número de detecciones} < 10$ o tienen $5 \leq \text{número de objetos} < 10$. Como se comentó anteriormente, los candidatos con menor número de detecciones, menor número de objetos o menor significancia que estos límites inferiores en ningún momento han sido considerados susceptibles de ser reales.

Campo	Número	AR	DEC	Significancia	Redshift	Objetos	Probabilidad	Notas
01	45	14:25:00.6	+32:25:02	3.27	0.14±0.08	40	31 %	
01	46	14:26:57.0	+32:47:08	3.36	0.11±0.08	39	9 %	
01	47	14:25:58.1	+32:42:35	3.35	0.71±0.08	18	16 %	
01	48	14:27:04.0	+32:46:24	3.10	0.48±0.08	21	25 %	
01	49	14:25:02.6	+32:42:49	3.30	0.63±0.05	8	23 %	
02	50	14:27:50.4	+32:44:00	3.13	0.13±0.09	60	41 %	
02	51	14:28:14.3	+32:33:53	3.25	0.05±0.06	12	31 %	CXOXB J142815.2+323304
02	52	14:29:21.8	+32:20:22	3.50	0.55±0.07	13	26 %	
02	53	14:27:58.3	+32:42:52	3.25	0.57±0.08	21	38 %	
02	54	14:28:52.9	+32:22:32	3.85	0.64±0.07	14	39 %	
02	55	14:28:16.7	+32:34:23	3.25	0.07±0.06	11	31 %	
02	56	14:29:01.1	+32:23:02	3.25	0.55±0.12	32	45 %	NSCS J142902+322354
02	57	14:29:14.8	+32:36:08	6.35	0.98±0.06	8	96 %	
03	58	14:31:12.7	+32:33:12	3.75	0.15±0.08	105	70 %	1WGA J1431.2+3232 CXOXB J143114.4+323225 1RXS J143109.2+323319 NSCS J143108+323326
03	59	14:32:24.0	+32:44:38	3.75	0.55±0.06	18	65 %	
03	60	14:31:50.5	+32:51:47	3.15	0.59±0.12	32	47 %	
03	61	14:32:08.1	+32:25:05	3.99	0.62±0.07	39	71 %	
03	62	14:31:42.6	+32:33:00	3.45	0.74±0.28	8	59 %	(1)
04	64	14:25:23.0	+33:23:41	3.55	0.99±0.06	7	57 %	
04	65	14:27:11.0	+33:22:24	3.45	0.60±0.05	8	59 %	
04	66	14:27:09.0	+32:59:35	3.48	0.65±0.05	9	59 %	
04	67	14:25:05.4	+33:09:08	3.65	0.68±0.05	6	59 %	
04	68	14:27:01.9	+33:07:41	3.66	0.56±0.07	18	51 %	
05	70	14:29:50.3	+32:58:11	3.25	0.10±0.08	54	57 %	CXOXB J142951.8+325728
05	71	14:28:27.7	+33:09:16	3.79	0.41±0.09	21	72 %	NSCS J142523+341231
05	72	14:29:50.3	+33:16:38	3.96	0.30±0.10	32	69 %	
05	73	14:28:22.5	+33:17:26	4.51	0.52±0.07	18	78 %	
05	74	14:29:27.5	+32:59:16	3.28	0.53±0.07	15	53 %	
05	75	14:29:11.9	+32:56:36	3.45	0.60±0.07	20	58 %	
05	76	14:29:43.1	+33:01:41	3.95	0.65±0.06	8	74 %	
05	77	14:28:46.1	+33:18:00	4.41	0.89±0.10	8	80 %	
05	78	14:28:56.2	+33:21:33	4.75	0.90±0.06	6	78 %	
06	79	14:32:46.7	+32:58:09	3.15	0.02±0.12	14	52 %	
06	80	14:32:03.5	+33:13:10	3.85	0.99±0.25	13	56 %	
06	81	14:32:44.5	+33:21:35	3.50	0.37±0.05	12	54 %	
06	82	14:31:51.2	+33:24:30	3.45	0.49±0.08	25	58 %	
06	83	14:31:13.6	+32:58:32	3.55	0.65±0.04	9	50 %	
06	84	14:32:10.1	+33:14:34	3.75	0.65±0.07	13	56 %	
06	85	14:32:29.0	+33:07:48	3.35	0.12±0.30	12	57 %	

Continúa en la página siguiente

Tabla 7.4: Principales propiedades de los cúmulos descartados en el NDWFS. Notas: (1) Redshift determinado a partir de la secuencia roja. Referencias sobre las fuentes: CXOXB - Kenter et al. 2005; NSC - Gal et al. (2003); NSCS - Lopes et al. 2004; 1WGA - White et al. (1994); 1RXS - Voges et al. (1999).

Tabla 7.4 – Continúa de la página anterior

Campo	Número	AR	DEC	Significancia	Redshift	Objetos	Probabilidad	Notas
07	86	14:34:06.1	+33:25:00	3.85	0.13±0.08	53	70%	CXOXB J143403.9+332427
07	87	14:35:24.0	+32:56:26	3.25	0.59±0.08	18	45%	
07	88	14:35:05.7	+33:22:24	3.62	0.64±0.02	15	62%	
07	89	14:33:16.1	+33:23:37	4.62	1.04±0.09	9	81%	
08	90	14:27:09.7	+33:47:57	3.38	0.57±0.05	9	29%	
08	91	14:26:30.6	+33:45:23	3.15	0.68±0.10	13	33%	CXOXB J142626.8+334516
08	92	14:25:06.7	+33:32:52	3.78	1.01±0.05	7	45%	
08	93	14:27:02.2	+33:55:30	3.35	0.92±0.07	7	35%	
09	94	14:28:25.2	+33:55:20	3.97	0.32±0.06	13	61%	NSC J142825+335709
09	95	14:29:09.1	+33:43:43	3.35	0.60±0.07	13	35%	
09	96	14:28:36.9	+33:56:18	3.83	0.91±0.08	9	62%	
09	97	14:29:17.9	+33:57:07	3.19	0.02±0.30	9	34%	
10	98	14:32:41.3	+33:53:00	3.55	0.33±0.08	9	71%	NSCS J143237+335231
10	99	14:31:42.5	+33:48:44	3.99	0.02±0.36	15	81%	
10	100	14:31:14.8	+33:32:50	3.52	0.52±0.06	21	73%	
10	101	14:31:39.9	+33:43:55	3.99	0.60±0.06	17	83%	
10	102	14:30:58.8	+33:48:34	3.34	0.62±0.07	14	68%	
10	103	14:31:09.0	+33:55:20	3.59	0.68±0.05	13	71%	
10	104	14:32:49.3	+33:33:57	4.95	0.93±0.08	10	94%	CXOXB J143252.0+333315 CXOXB J143244.7+333348
10	105	14:31:14.0	+33:35:23	4.24	0.97±0.08	9	81%	
11	106	14:34:23.5	+33:36:03	3.62	0.32±0.08	13	46%	
11	107	14:35:46.4	+33:34:46	3.95	1.00±0.30	8	59%	
11	108	14:33:16.7	+33:46:52	3.35	0.97±0.06	6	35%	
12	109	14:36:18.8	+33:46:52	3.77	0.18±0.08	102	33%	NSCS J143621+334639 CXOXB J143615.4+334650
12	110	14:38:22.7	+34:01:13	3.26	0.42±0.07	8	53%	
12	111	14:38:36.8	+34:01:20	3.45	0.54±0.07	18	51%	
12	112	14:38:21.8	+33:49:05	3.48	0.54±0.07	31	45%	
12	113	14:38:01.3	+33:52:40	3.60	0.59±0.07	29	46%	
12	114	14:37:58.3	+33:49:50	3.25	0.93±0.08	7	58%	
12	115	14:38:26.3	+33:46:52	3.35	0.94±0.06	7	51%	
12	116	14:36:07.6	+33:31:50	3.71	0.98±0.14	10	42%	
12	117	14:38:34.5	+33:34:41	4.85	1.11±0.08	9	80%	
13	118	14:26:59.7	+34:11:25	3.48	0.09±0.08	73	36%	NSC J142701+341214CXOXB CXOXB J142657.9+341201 1RXS J142700.6+341210
13	119	14:24:53.6	+34:18:31	3.17	0.35±0.08	19	34%	
13	120	14:24:46.3	+34:21:58	3.35	0.41±0.06	12	35%	
13	121	14:25:52.7	+34:07:02	3.55	0.44±0.05	6	32%	
13	122	14:27:12.7	+34:20:05	3.14	0.96±0.08	9	34%	
14	123	14:27:37.6	+34:21:41	3.77	0.38±0.04	6	81%	
14	124	14:29:40.3	+34:10:25	3.15	0.33±0.05	7	64%	CXOXB J142938.7+341040
14	125	14:30:03.0	+34:34:51	3.25	0.44±0.09	13	64%	
14	126	14:28:32.0	+34:06:53	3.11	0.46±0.17	22	62%	
14	127	14:30:05.4	+34:29:32	5.29	0.62±0.07	25	97%	
14	128	14:28:59.5	+34:06:49	3.52	0.57±0.05	13	73%	
14	129	14:27:54.1	+34:12:29	3.06	0.90±0.08	13	63%	
14	130	14:29:33.9	+34:18:38	5.65	0.87±0.05	6	97%	
14	131	14:29:45.9	+34:11:23	3.95	0.96±0.07	14	85%	
14	132	14:29:39.3	+34:13:53	4.25	0.97±0.08	6	87%	
14	133	14:28:06.7	+34:07:38	5.85	1.03±0.06	9	96%	
15	134	14:32:17.3	+34:29:20	3.09	0.32±0.09	14	17%	NSCS J143222+343048 (1)
15	135	14:32:53.8	+34:30:41	3.15	0.39±0.02	25	16%	
15	136	14:32:55.9	+34:18:27	4.25	0.99±0.05	6	75%	
16	138	14:33:23.2	+34:35:53	3.88	0.42±0.06	19	56%	
16	139	14:34:07.4	+34:35:17	3.33	0.26±0.08	23	24%	
16	140	14:34:11.2	+34:32:53	3.15	0.51±0.07	20	40%	
16	141	14:34:34.4	+34:24:00	3.15	0.53±0.07	13	40%	
16	142	14:34:49.1	+34:25:54	3.17	0.57±0.07	13	40%	
17	143	14:37:21.6	+34:15:36	3.88	0.23±0.17	149	57%	
17	144	14:37:11.8	+34:14:33	3.52	0.43±0.10	20	38%	CXOXB J143714.3+341503
17	145	14:36:44.7	+34:32:28	3.25	0.55±0.03	16	29%	
17	146	14:38:02.9	+34:11:01	6.65	0.93±0.05	6	96%	
18	148	14:26:52.8	+34:53:47	3.72	0.36±0.05	16	42%	
18	149	14:25:36.3	+34:55:28	3.28	0.58±0.07	14	32%	
19	150	14:29:08.2	+35:09:43	3.93	0.23±0.10	28	67%	NSC J142901+350928
19	151	14:28:28.8	+34:51:09	3.70	0.43±0.06	14	61%	
19	152	14:27:51.1	+34:51:23	3.55	0.60±0.06	7	57%	
19	153	14:27:54.8	+34:51:24	3.95	0.58±0.07	17	59%	
20	155	14:31:13.9	+34:46:57	3.49	0.26±0.07	18	36%	
20	156	14:31:12.6	+34:42:17	3.68	0.56±0.15	34	40%	
20	157	14:31:51.3	+34:57:42	3.38	0.63±0.06	17	38%	
21	158	14:34:01.1	+34:56:30	3.39	0.43±0.30	23	38%	
21	159	14:33:53.1	+34:50:41	3.78	0.63±0.06	9	58%	
22	161	14:37:40.5	+35:00:34	3.74	0.14±0.10	67	53%	
22	162	14:36:50.4	+34:45:02	3.15	0.39±0.05	7	40%	
22	163	14:36:16.5	+34:42:14	3.21	0.52±0.09	11	35%	
22	164	14:37:58.1	+34:42:16	4.04	0.58±0.06	9	52%	
22	165	14:37:23.3	+34:48:37	3.05	0.59±0.08	24	35%	
22	166	14:37:23.6	+34:50:23	3.49	0.60±0.09	8	46%	
22	167	14:36:15.3	+34:45:17	3.95	0.04±0.04	11	59%	

Continúa en la página siguiente

Tabla 7.4: Principales propiedades de los cúmulos descartados en el NDWFS. Notas: (1) *Redshift* determinado a partir de la secuencia roja. Referencias sobre las fuentes: CXOXB - Kenter et al. 2005; NSC - Gal et al. (2003); NSCS - Lopes et al. 2004; 1WGA - White et al. (1994); 1RXS - Voges et al. (1999).

Tabla 7.4 – Continúa de la página anterior

Campo	Número	AR	DEC	Significancia	Redshift	Objetos	Probabilidad	Notas
23	169	14:26:49.1	+35:25:29	3.15	0.42±0.07	10	16 %	
23	170	14:26:50.4	+35:24:20	3.15	0.49±0.12	21	16 %	
23	171	14:24:46.5	+35:43:40	3.08	0.57±0.07	29	17 %	
23	172	14:25:35.6	+35:16:54	3.85	0.59±0.07	18	22 %	
23	173	14:25:04.8	+35:21:06	3.05	0.65±0.05	13	21 %	
24	174	14:29:02.0	+35:37:17	3.65	0.16±0.11	39	73 %	CXOXB J142900.6+353734 1RXS J142906.8+353726
24	175	14:29:19.5	+35:36:29	3.75	0.68±0.06	11	75 %	
24	176	14:29:37.0	+35:20:15	3.14	0.63±0.06	10	47 %	CXOXB 142939.9+352000
24	177	14:30:05.4	+35:36:50	5.35	0.84±0.06	7	97 %	
24	178	14:28:27.3	+35:39:05	5.15	0.89±0.05	6	97 %	
25	180	14:41:16.0	+35:33:35	3.05	0.55±0.07	25	9 %	
26	181	14:34:48.7	+35:26:54	3.11	0.63±0.06	10	47 %	
26	182	14:34:25.1	+35:24:27	3.20	0.55±0.05	14	26 %	
26	183	14:34:59.5	+35:23:36	3.05	0.73±0.05	5	28 %	
26	184	14:35:46.3	+35:30:49	3.55	0.67±0.05	9	43 %	
26	185	14:34:48.9	+35:28:43	3.75	0.64±0.04	7	45 %	
27	186	14:36:54.5	+35:17:31	3.25	0.28±0.10	11	20 %	
27	187	14:36:40.9	+35:33:50	3.45	0.49±0.05	20	23 %	
27	188	14:36:43.6	+35:32:50	3.65	0.49±0.05	20	11 %	
27	189	14:38:15.8	+35:38:28	3.53	0.53±0.10	24	16 %	
27	168	14:37:58.5	+35:42:22	3.05	0.52±0.10	10	14 %	

Tabla 7.4: Principales propiedades de los cúmulos descartados en el NDWFS. Notas: (1) *Redshift* determinado a partir de la secuencia roja. Referencias sobre las fuentes: CXOXB - Kenter et al. 2005; NSC - Gal et al. (2003); NSCS - Lopes et al. 2004; 1WGA - White et al. (1994); 1RXS - Voges et al. (1999).

7.4. Análisis de los resultados

Se han detectado 296 cúmulos de galaxias, distribuidos como se muestra en la tabla 7.5⁴.

Así, se han detectado 82 cúmulos de galaxias *buenos*, con probabilidades de ser reales $\sim 90\%$; también se han detectado 214 cúmulos *malos*, con probabilidades típicas de ser reales $< 60\%$. Para ambos *surveys*, alrededor del $\sim 30\%$ de los cúmulos han sido catalogados como *buenos*.

Puede observarse también que hay cúmulos descartados con probabilidades altas ($\sim 90\%$), y cúmulos aceptados como *buenos* con probabilidades relativamente bajas ($\sim 50\%$). Como se comentó en la sección 7.1, la clasificación de los cúmulos ha sido realizada en base a su significancia, de manera que cúmulos muy significativos pero con pocos miembros (< 10) no han sido aceptados, mientras que algunos cúmulos con probabilidades moderadas pero que cumplían los requisitos pedidos han sido aceptados. Así, salvo los casos más extremos de cada lista, el criterio de *bondad* de un cúmulo tiene un cierto grado de arbitrariedad.

Como se ha venido exponiendo a lo largo de todo el trabajo, el objetivo era detectar cúmulos de galaxias con *redshifts* $z > 0,5$; la cantidad de cúmulos que cumplen dicho requisito es reflejada en la tabla 7.6.

⁴*Buenos* significa que han superado el criterio estricto de selección (es decir, significancia $\geq 4\sigma$, número de objetos miembro ≥ 10 y número de detecciones también ≥ 10); *malos* significa que no han superado dicho criterio, aunque sí cumplen los mínimos criterios de selección (significancia $\geq 3\sigma$, número de objetos miembro ≥ 5 y número de detecciones también ≥ 5).

Campo	Número	AR	DEC	Significancia	Redshift	Objetos	Probabilidad	Notas
F1p22	29	00:53:24.3	+12:27:56	3.15	0.25±0.06	36	52 %	1WGA J0053.3+1227
F1p22	30	00:52:30.5	+12:20:18	3.65	0.29±0.05	23	37 %	
F1p22	31	00:54:08.5	+12:44:45	3.55	0.32±0.08	10	40 %	
F1p22	32	00:54:27.2	+12:44:46	4.25	0.49±0.05	7	65 %	
F1p22	33	00:53:27.6	+12:29:30	3.25	0.24±0.07	32	29 %	
F1p22	99	00:52:51.7	+12:25:18	3.59	0.02±0.02	7	40 %	
F2p11	34	09:21:26.9	+30:30:03	3.65	0.40±0.14	44	57 %	
F2p11	35	09:22:55.0	+30:46:32	3.55	0.54±0.05	7	57 %	
F2p11	36	09:21:56.9	+30:24:39	4.08	0.61±0.06	8	75 %	
F2p12	37	09:18:26.6	+30:26:37	3.65	0.52±0.05	7	76 %	
F2p12	38	09:18:49.0	+30:51:42	3.15	0.60±0.06	9	73 %	
F2p12	39	09:20:44.2	+30:30:54	3.45	0.67±0.12	9	73 %	
F2p13	40	09:16:19.2	+30:30:42	3.11	0.22±0.06	18	51 %	1RXS J091617.9+303056
F2p13	41	09:15:45.4	+30:41:07	3.55	0.29±0.06	17	40 %	
F2p13	42	09:17:38.9	+30:30:13	3.91	0.56±0.11	12	57 %	
F2p13	100	09:17:06.0	+30:26:20	3.24	0.15±0.06	12	57 %	
F2p21	43	09:22:26.9	+29:51:58	3.13	0.25±0.08	21	52 %	
F2p21	44	09:21:30.0	+30:05:13	4.34	0.57±0.06	9	78 %	
F2p21	45	09:23:17.3	+29:56:15	3.84	0.68±0.07	11	70 %	
F2p21	46	09:22:34.1	+29:51:54	3.29	0.65±0.05	6	54 %	
F2p21	47	09:22:39.4	+29:49:16	3.44	0.59±0.10	20	58 %	
F2p31	48	09:21:58.8	+29:26:02	3.08	0.28±0.05	16	60 %	
F2p31	49	09:23:19.9	+29:21:32	3.05	0.53±0.03	6	64 %	(1)
F2p31	50	09:22:19.4	+29:19:18	4.90	0.60±0.06	9	93 %	
F2p31	51	09:23:34.1	+29:31:59	3.15	0.60±0.09	7	64 %	
F2p31	101	09:20:34.6	+29:11:14	4.19	0.15±0.09	12	82 %	
F2p31	102	09:20:33.4	+29:08:52	3.11	0.14±0.06	14	40 %	
F2p32	53	09:19:04.8	+29:31:34	3.15	0.24±0.05	16	52 %	
F2p32	54	09:18:37.9	+29:27:13	3.93	0.37±0.08	26	44 %	
F2p32	55	09:18:41.8	+29:33:10	3.49	0.56±0.05	6	36 %	
F2p32	103	09:16:35.0	+29:20:28	3.77	0.14±0.06	19	33 %	
F2p33	56	09:16:41.8	+29:13:03	4.75	0.56±0.05	6	88 %	
F4p11	57	10:53:43.0	-04:14:37	3.68	0.31±0.07	15	51 %	1RXS J105338.0-041633
F4p11	58	10:54:02.6	-04:29:30	3.15	0.56±0.08	9	61 %	
F4p11	59	10:53:42.5	-04:22:04	3.25	0.46±0.09	9	45 %	
F4p11	60	10:54:59.3	-04:04:51	4.45	0.60±0.05	7	77 %	
F4p12	61	10:52:52.8	-04:32:19	3.14	0.21±0.08	55	63 %	
F4p12	62	10:52:54.7	-04:28:16	3.35	0.25±0.09	15	61 %	
F4p12	63	10:51:28.6	-04:30:26	3.93	0.45±0.14	13	73 %	
F4p12	64	10:51:24.0	-04:30:32	3.95	0.55±0.06	6	68 %	
F4p12	65	10:51:96.0	-04:09:49	3.39	0.65±0.06	7	60 %	
F4p12	66	10:52:46.6	-04:10:43	4.36	0.66±0.06	9	70 %	
F4p12	67	10:51:04.1	-04:05:09	3.31	0.63±0.10	10	64 %	
F4p13	69	10:50:19.2	-04:34:51	3.87	0.41±0.07	15	56 %	
F4p13	70	10:49:22.3	-04:30:43	3.42	0.67±0.05	7	65 %	
F4p13	71	10:48:26.9	-04:35:12	3.21	0.54±0.06	9	71 %	
F4p21	72	10:55:21.6	-04:56:25	3.20	0.19±0.09	64	34 %	
F4p21	73	10:55:18.5	-04:56:42	3.18	0.18±0.09	73	48 %	
F4p21	74	10:54:07.2	-05:10:41	3.20	0.41±0.06	23	42 %	
F4p21	75	10:55:04.3	-05:00:24	3.45	0.66±1.04	14	33 %	
F4p21	76	10:55:01.2	-05:02:45	4.08	0.43±0.16	70	56 %	
F4p21	104	10:53:43.6	-04:48:14	3.11	0.14±0.06	14	33 %	
F4p22	77	10:51:01.9	-04:58:16	3.45	0.59±0.05	6	58 %	
F4p22	78	10:51:12.2	-04:46:36	4.85	0.51±0.08	7	89 %	
F4p22	79	10:51:11.3	-05:15:22	3.30	0.41±0.41	6	41 %	
F4p22	105	10:51:32.6	-04:55:26	3.15	0.17±0.10	18	40 %	
F4p23	80	10:50:13.7	-05:12:27	3.55	0.44±0.06	12	43 %	
F4p23	81	10:49:31.0	-04:54:32	3.15	0.62±0.05	6	61 %	
F4p23	82	10:49:03.1	-04:47:17	3.25	0.71±0.05	7	51 %	
F4p31	83	10:54:47.0	-05:41:31	3.02	0.32±0.07	19	54 %	
F4p31	84	10:55:21.8	-05:44:30	3.51	0.41±0.09	11	37 %	
F4p31	85	10:55:17.3	-05:44:30	3.15	0.41±0.07	18	52 %	
F4p31	86	10:55:05.0	-05:41:43	3.08	0.46±0.05	15	54 %	
F4p31	87	10:55:29.8	-05:41:35	3.15	0.52±0.07	6	52 %	
F4p31	88	10:54:54.5	-05:51:17	3.15	0.56±0.06	11	52 %	
F4p31	89	10:53:55.7	-05:47:53	3.45	0.57±0.06	11	43 %	
F4p32	106	10:51:41.0	-05:54:08	3.65	0.30±0.06	20	48 %	
F4p32	90	10:52:38.2	-05:34:08	3.61	0.35±0.05	8	71 %	
F4p32	91	10:51:39.6	-05:53:53	3.72	0.30±0.04	20	62 %	
F4p32	92	10:51:11.8	-05:24:51	3.45	0.43±0.08	8	70 %	
F4p32	93	10:51:25.9	-05:36:20	4.74	0.69±0.10	8	87 %	
F4p32	94	10:50:58.3	-05:34:19	5.05	0.70±0.05	6	86 %	
F4p33	95	10:50:13.7	-05:32:29	3.66	0.25±0.06	14	59 %	
F4p33	96	10:50:13.7	-05:27:09	3.15	0.28±0.05	9	52 %	
F4p33	97	10:50:07.0	-05:28:31	6.15	0.75±0.11	9	96 %	
F4p33	107	10:50:13.7	-05:43:04	3.15	0.07±0.06	8	47 %	

Tabla 7.2: Principales propiedades de los cúmulos descartados en el DLS. Notas: (1) *Redshift* determinado a partir de la secuencia de color, por la imposibilidad de hacerlo automáticamente con el algoritmo. Referencias sobre las fuentes: 1WGA - White et al. (1994); 1RXS - Voges et al. (1999).

Campo	Número	AR	DEC	Significancia	Redshift	Objetos	Probabilidad	Notas
01	01	14:27:05.8	+32:41:25	4.46	0.58±0.06	15	62%	
03	02	14:31:26.6	+32:49:13	4.20	0.52±0.06	31	62%	
03	03	14:32:25.8	+32:44:27	4.10	0.55±0.06	20	69%	
03	63	14:31:45.2	+32:39:32	4.40	1.09±0.10	16	71%	
04	04	14:25:28.9	+33:14:33	4.23	0.41±0.10	20	63%	
04	05	14:26:34.3	+33:16:49	4.32	0.45±0.10	17	51%	
04	69	14:26:51.9	+33:07:00	4.56	0.98±0.08	15	67%	
06	06	14:32:03.9	+32:58:27	4.26	0.56±0.08	24	66%	
06	07	14:32:51.1	+33:18:39	5.05	0.56±0.06	15	86%	CXOXB J143253.1+331806
07	08	14:35:39.3	+32:57:59	4.27	0.27±0.10	52	82%	NSCS J143541+325811
07	09	14:34:13.6	+33:03:29	4.67	0.52±0.09	17	74%	
07	10	14:33:55.6	+32:57:50	4.41	0.53±0.08	23	81%	
08	11	14:24:56.6	+33:43:22	5.45	0.17±0.17	142	96%	
08	12	14:27:09.1	+33:38:05	5.84	0.61±0.09	42	96%	
09	13	14:28:17.4	+33:32:06	5.98	1.01±0.05	13	96%	
09	14	14:30:01.2	+33:37:50	4.13	0.82±0.06	12	57%	
10	15	14:30:59.7	+33:49:33	4.04	0.64±0.06	18	79%	
10	16	14:32:56.1	+33:33:36	5.19	0.96±0.13	15	94%	CXOXB J143252.0+333315
10	17	14:32:44.0	+33:33:29	5.42	0.93±0.10	17	91%	CXOXB J143244.7+333348
11	18	14:33:50.8	+33:33:22	4.23	0.19±0.04	39	63%	CXOXB J143355.2+333328
11	19	14:33:58.2	+33:37:25	5.51	0.52±0.08	30	92%	
13	20	14:25:33.2	+34:19:18	4.39	0.57±0.10	18	71%	
13	21	14:24:52.4	+34:14:08	4.44	0.58±0.08	24	58%	
14	22	14:29:38.8	+34:07:53	4.11	0.13±0.10	33	86%	
14	23	14:29:42.1	+34:26:39	4.52	0.46±0.06	14	91%	
14	24	14:30:00.9	+34:28:13	5.55	0.61±0.07	15	98%	
15	25	14:31:07.9	+34:37:02	4.54	0.55±0.09	24	80%	
15	137	14:31:59.6	+34:15:09	5.67	1.04±0.06	12	93%	CXOXB J143159.1+341530 CXOXB J143202.9+341515
16	26	14:33:20.5	+34:37:20	4.62	0.36±0.10	15	81%	
16	27	14:34:31.2	+34:26:56	4.71	1.01±0.16	13	76%	ISCS J1434.5+3427
17	28	14:38:03.6	+34:16:54	4.55	0.52±0.00	10	80%	(3)
18	29	14:25:02.3	+34:45:02	6.35	0.47±0.06	30	96%	
18	30	14:27:08.8	+35:00:05	4.20	0.56±0.07	25	62%	
18	147	14:26:29.3	+34:43:47	5.05	0.14±0.08	52	92%	NSC J142626+344327
19	31	14:30:00.2	+35:12:00	4.23	0.54±0.09	13	63%	
19	32	14:28:30.8	+35:05:13	4.35	0.65±0.05	11	52%	
20	33	14:32:47.2	+35:10:30	5.31	0.52±0.09	38	90%	
20	154	14:31:08.5	+35:06:09	4.15	0.13±0.07	81	58%	NSC J143112+350631 CXOXB J143109.1+350609 1RXS J143111.6+350537
21	34	14:33:51.1	+35:00:26	4.46	0.44±0.09	34	84%	
21	35	14:35:08.2	+35:04:05	4.55	0.63±0.07	16	80%	CXOXB J143508.8+350349
21	160	14:34:55.3	+34:52:58	4.92	1.27±0.08	12	90%	
22	36	14:37:50.5	+35:06:25	4.71	0.46±0.08	30	76%	CXOXB J143748.4+350617
24	37	14:30:07.4	+35:21:15	6.39	0.62±0.05	13	96%	
24	38	14:28:17.0	+35:31:21	5.72	0.48±0.08	39	97%	
24	39	14:29:52.3	+35:18:03	4.25	0.60±0.01	17	88%	
24	179	14:28:38.6	+35:38:02	4.25	1.00±0.11	11	88%	
25	40	14:32:34.3	+35:45:00	4.60	0.13±0.08	60	68%	NSCS J143233+354611
25	41	14:31:00.5	+35:22:36	4.45	0.46±0.10	32	74%	
25	42	14:32:13.5	+35:34:27	4.10	0.61±0.06	12	69%	
26	43	14:34:54.5	+35:42:43	6.33	0.47±0.08	41	96%	
26	44	14:35:41.2	+35:41:42	4.51	0.30±0.30	46	78%	(1)

Tabla 7.3: Principales propiedades de los cúmulos detectados en el NDWFS. Notas: (1) *Redshift* determinado a partir de la secuencia roja. (3) El error dado para la estimación del *redshift* del cúmulo es, evidentemente, fruto de un problema computacional. Referencias sobre las fuentes: CXOXB - Kenter et al. 2005; NSC - Gal et al. (2003); NSCS - Lopes et al. 2004; ISCS - Brodwin et al. 2006; 1RXS - Voges et al. (1999).

<i>Survey</i>	<i>Buenos</i>	<i>Malos</i>
DLS	31	76
NDWFS	51	138

Tabla 7.5: Distribución de los cúmulos detectados en este trabajo.

<i>Survey</i>	<i>Buenos</i>	<i>Malos</i>
DLS	1 (3%)	34 (45%)
NDWFS	33 (65%)	48 (35%)

Tabla 7.6: Fracción de cúmulos con $z > 0,5$.

Se han detectado 34 estructuras *seguras* (es decir, muy probables) a $z > 0,5$, además de otras 82 estructuras *posibles* (es decir, relativamente probables) a esos *redshifts*. Como puede notarse en esta tabla 7.6, la proporción de cúmulos a alto *redshift* es mayor en el NDWFS.

Teniendo en cuenta las áreas de los *surveys* mencionadas en el apartado 4.5.7, puede verse que la densidad observada de cúmulos es prácticamente la misma en los dos, como puede verse en la tabla 7.7 (aunque, como se comentó en referencia a la tabla 7.6, los cúmulos del NDWFS parecen ser ligeramente más lejanos).

<i>Survey</i>	<i>Buenos</i>	<i>Malos</i>
DLS	6.0	14.6
NDWFS	6.0	16.2

Tabla 7.7: Densidad aproximada de cúmulos detectados, en cúmulos / deg².

7.4.1. Análisis fotométrico de uno de los candidatos

Como ejemplo, se ha escogido un cúmulo representativo de los detectados para mostrar las propiedades de los mismos, a partir del estudio llevado a cabo por el algoritmo para estimar las principales propiedades de dichas detecciones. En particular, se ha escogido el cúmulo NDWFS-12 (véase la tabla 7.3), por tener dentro de los *buenos* una significancia media-alta ($\sigma = 5,84$) y un *redshift* suficientemente alto para los propósitos de este trabajo, aunque sin ser muy lejano de manera que se disponga de un número suficiente de objetos del mismo ($z = 0,61 \pm 0,09$, y una riqueza estimada en 42 objetos). Este análisis puede verse en la figura 7.1.

En esta figura 7.1 puede verse, en los diferentes paneles: la sobredensidad en el campo que ha permitido localizar el cúmulo, para un bin en concreto; la distribución

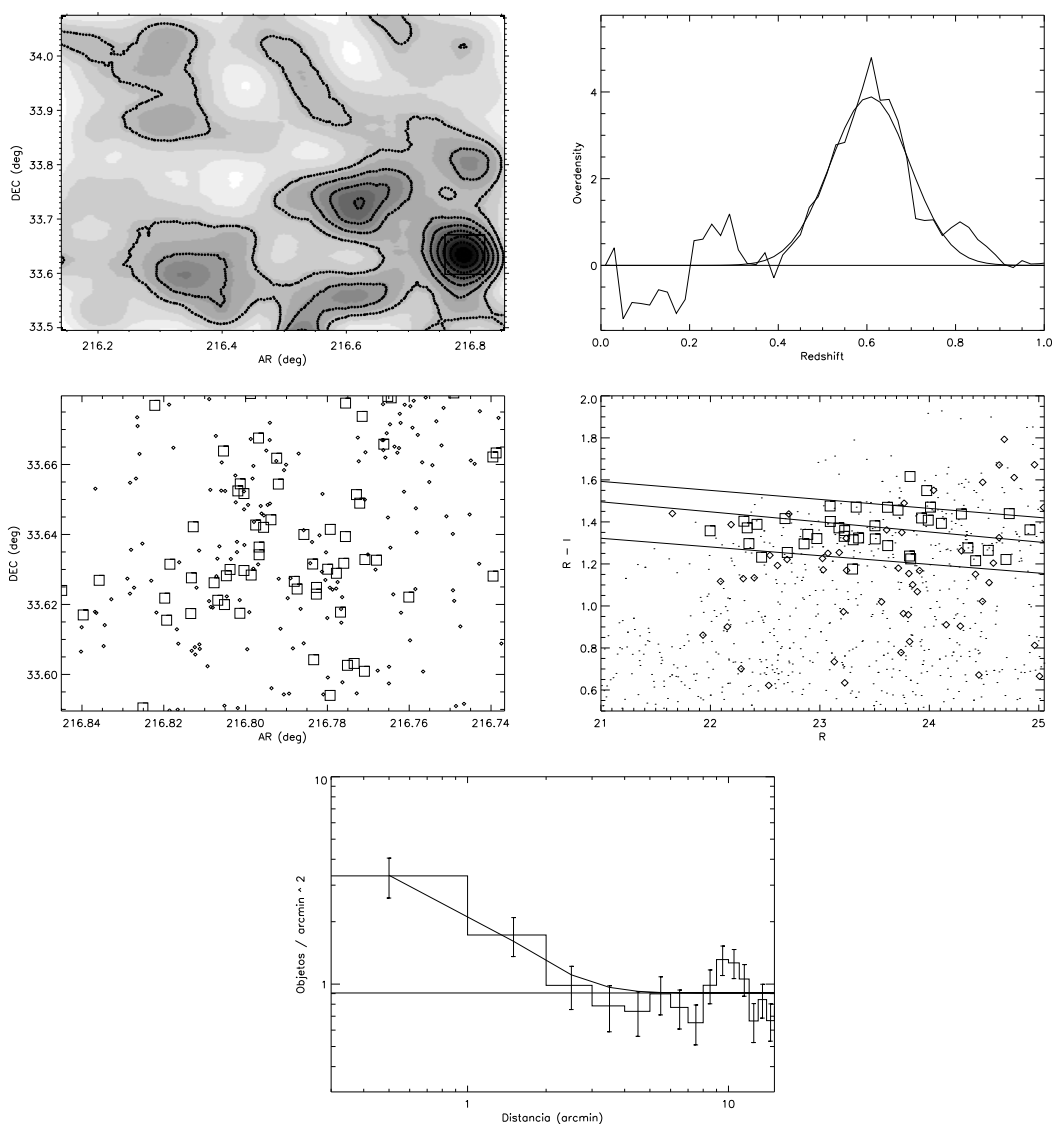


Figura 7.1: Análisis fotométrico del candidato NDWFS-12. Véase el texto para los detalles.

en *redshift* de los objetos de la zona donde está localizada dicha sobredensidad; la distribución espacial de las galaxias consideradas como pertenecientes al cúmulo; la distribución de estas galaxias en un diagrama color-magnitud; y el perfil radial observado para las galaxias pertenecientes al cúmulo.

En primer lugar, se observa claramente la sobredensidad en el campo ($\sigma = 5,84$) en la parte inferior derecha, que en este caso representa la distribución espacial de objetos con *redshifts* $0,55 \leq z \leq 0,65$ (recuérdese el funcionamiento del código, explicado en el apartado 5.2). Un análisis de los *redshifts* de **todos** los objetos de dicha zona da lugar al siguiente gráfico, donde se observa una sobredensidad de objetos con

$z = 0,61 \pm 0,09$, lo que hace postular la existencia de un cúmulo a dicha distancia. La distribución espacial de los objetos con un corrimiento al rojo 1σ alrededor de dicho valor promedio puede verse en el tercer gráfico, donde una concentración de dichos objetos se hace evidente (incluso, podrían llegar a señalarse dos estructuras diferentes, aunque probablemente ligadas). Igualmente, la posición de dichos objetos en un diagrama color-magnitud muestra para ellos un color compatible con el esperado para la secuencia roja de un cúmulo a $z \sim 0,6$ (se han representado las posiciones esperadas para las secuencias rojas a $z = 0,5$, $z = 0,6$ y $z = 0,7$). Finalmente, el último gráfico muestra la distribución radial de los mismos objetos respecto al centro del cúmulo (la posición donde se localizaba el máximo de la sobredensidad), que se ajusta al perfil esperado y que permite, además, hacer una primera estimación del tamaño del mismo ($\theta = 1,69'^5$).

Se pretendía también realizar un estudio espectroscópico de dicho cúmulo con datos del TNG (Observatorio del Roque de los Muchachos, La Palma, España) pero, por condiciones meteorológicas adversas, no fue posible.

7.4.2. Comparación entre cúmulos cercanos y cúmulos lejanos

En este apartado se presenta una pequeña comparación a grandes rasgos entre los cúmulos cercanos y los lejanos; se ha adoptado $z = 0,5$ como límite entre las dos especies. Para esta comparación se han considerado todos los cúmulos (*buenos* y *malos*); en los párrafos siguientes se mencionan las diferencias entre unos y otros en dicha comparación. También, recordar que en la tabla 7.6 se detallan las proporciones de cúmulos *buenos* y *malos* en cada *survey*, especificando las mismas para $z > 0,5$.

La figura 7.2 resume dicha comparación.

En el primer gráfico puede verse la distribución en *redshift* de dichos cúmulos; así, pues, ésta no es una comparación propiamente dicha, sino un reflejo de la división entre los dos tipos de cúmulos. Entre los cercanos, puede verse que su número aumenta con el corrimiento al rojo, debido a dos motivos: la mayor eficiencia del código para detectar dichas estructuras, como ya se mostró, unido a un mayor volumen de Universo a *redshifts* mayores. En cuanto a los cúmulos lejanos, puede verse una caída importante del número de detecciones a partir de $z = 0,7$, debido a la debilidad de las fuentes; aún y así, gracias a los filtros infrarrojos del NDWFS, que permiten discernir mejor los objetos más lejanos, es posible volver a detectar fuentes con $z \sim 1,0$; dichas detecciones no son debidas a errores, como puede observarse con los cúmulos NDWFS-16, NDWFS-17 o NDWFS-137, entre otros, en la tabla 7.3; o, un cúmulo ya concido confirmado, el NDWFS-27, en las tablas 6.2 y 7.3.

En el segundo panel se muestran las distribuciones de significancias de los dos

⁵Este radio está obtenido en base a un ajuste exponencial al perfil; evidentemente, diferentes perfiles dan lugar a diferentes radios pero, como se comentó anteriormente, perfiles razonables dan lugar a tamaños razonables y compatibles. En este caso, y según la cosmología *standard* adoptada (véase la figura 5.5), el tamaño físico estimado para el cúmulo es 0.6 Mpc de radio.

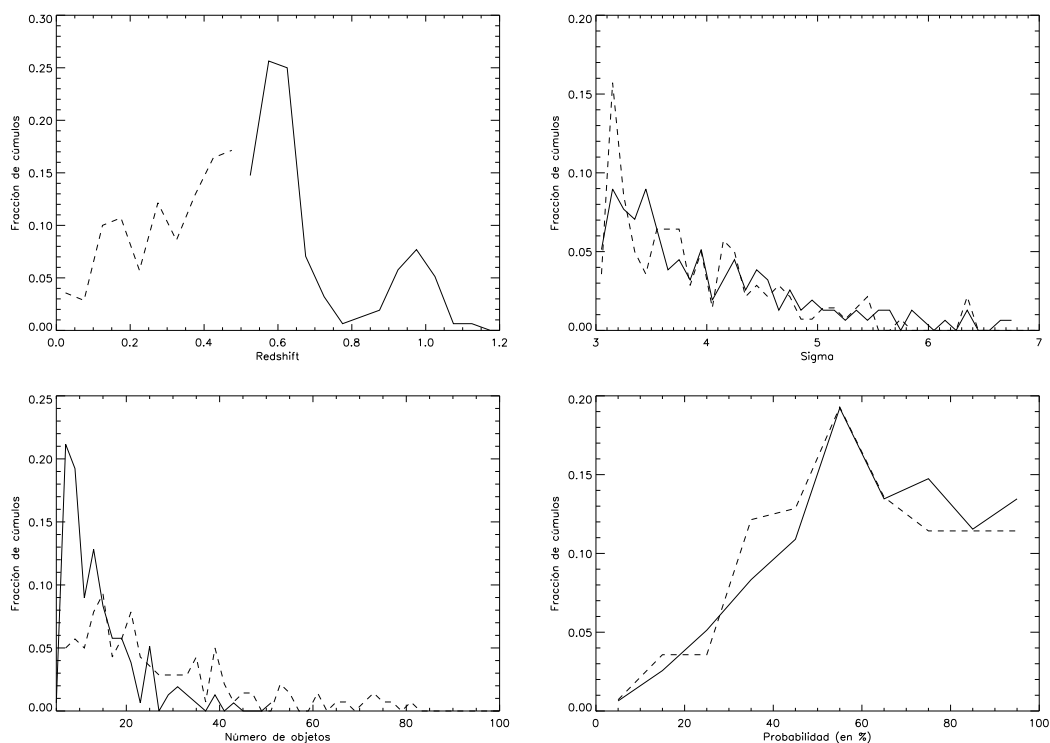


Figura 7.2: Comparación de las propiedades de los cúmulos cercanos y lejanos detectados en este trabajo. La línea discontinua se refiere a los cúmulos cercanos; la continua, a los lejanos.

tipos de cúmulos; aunque son muy similares, puede verse como los cúmulos más significativos corresponden en general a cúmulos lejanos (línea gruesa), mientras que los menos significativos corresponden en general a cúmulos cercanos (línea discontinua). Evidentemente, a *redshifts* mayores, con menos objetos de campo, es más fácil detectar las estructuras, ya que resultan más significativas.

Una diferencia más obvia, aunque previsible, puede observarse en el tercer gráfico, que representa el número de objetos de los diferentes cúmulos; evidentemente, los cúmulos lejanos tienen menos objetos (es decir, se detectan menos objetos de ellos), mientras que los cúmulos con más objetos detectados son cercanos.

En el último panel, en cuanto al grado de realidad de los cúmulos, puede verse que ésta es muy parecida en ambos casos aunque, ligado con el segundo gráfico, los cúmulos lejanos parecen ser ligeramente más verosímiles que los cercanos, debido a su mayor significancia.

Finalmente, y relacionado con la mencionada tabla 7.6, apuntar que los cúmulos lejanos provienen en un 80% del NDWFS y en un 20% del DLS, en parte por tener el primero mayor área, pero principalmente por disponer éste de los filtros infrarrojos. Los cercanos, en cambio, provienen en aproximadamente igual proporción de cada uno de los dos *surveys*. En cuanto a la *bondad* de dichos cúmulos, son buenos apro-

ximadamente un 30 % de los cercanos y un 20 % de los lejanos; si bien estos últimos tienen mayor significancia, muchas veces puede detectarse en ellos sólo un pequeño número de objetos, motivo por el cual pueden haber sido calificados de *malos*.

7.4.3. Contextualización

Como se comentó en la Introducción (en el apartado 1.5), actualmente se conocen pocos cúmulos de galaxias a *redshifts* altos ($z > 0,5$); por ello, la evolución cosmológica de sus propiedades y de las galaxias en ellos tampoco es muy conocida. Además, sus posiciones en el cielo son muy diversas para disponer de una muestra significativa de ellos, por ejemplo, en el hemisferio norte.

Así, un catálogo de cúmulos como el presentado en este trabajo puede ser de gran utilidad para progresar en estos campos del conocimiento, permitiendo efectuar dichos estudios en una muestra amplia y homogéneamente seleccionada de cúmulos de galaxias. En el próximo capítulo se explican los posibles estudios que podrían llevarse a cabo con estos datos.

8

Conclusiones

En este último capítulo se hace un resumen de los resultados obtenidos, se presentan las conclusiones del trabajo y se expone el posible trabajo futuro a realizar, partiendo de dichos resultados.

8.1. Conclusiones

Como se comentó en los apartados 1.5, 7.4.4 y se concretó en el capítulo 2 en los Objetivos, en este trabajo se planteaba la elaboración de un catálogo de cúmulos de galaxias a *redshift* medio-alto ($z > 0,5$), que permitiera disponer de una muestra significativa de dichos objetos para estudios relacionados con su formación y evolución, procesos que actualmente no son comprendidos en su totalidad.

Para tal fin, y disponiendo de los *surveys* más amplios y profundos del momento¹, se implementó un código destinado a la detección de estructuras, a partir de un enfoque entonces innovador basado en los *redshifts* fotométricos, que ha permitido detectar un número importante de estos cúmulos de galaxias a alto *redshift*.

Resumiendo:

- Se ha implementado un código que, a partir de información fotométrica y astrométrica, determinando el *redshift* fotométrico de los distintos objetos, permite detectar estructuras (cúmulos de galaxias) en el espacio (α, δ, z) .
- Se ha comprobado la fiabilidad del código y de la determinación de los *redshifts* fotométricos en particular, mediante simulaciones y mediante el análisis de zonas con estructuras conocidas.
- Se han analizado las zonas liberadas de dos *surveys* (DLS y NDWFS, los más amplios y profundos del momento), cubriendo unas áreas de 5.8 deg^2 y 9.4 deg^2 respectivamente, para buscar dichas estructuras.

¹Agosto de 2004.

- Se han detectado un total de 296 cúmulos, 82 de ellos *buenos* (es decir, con *reliabilidades* $> 90\%$) y 214 *malos* (es decir, con verosimilitudes menores, aunque altas). De ellos, 34 cúmulos *buenos* y 82 *malos* tienen corrimientos al rojo $z > 0,5$.
- Así, se dispone de un catálogo de unos ~ 100 nuevos cúmulos de galaxias a alto *redshift*, que permitirá estudiar estas estructuras a alto corrimiento al rojo.

8.2. Trabajo futuro

Como se comentó en apartados anteriores, hay mucho por esclarecer aún sobre estas estructuras, su formación y su evolución, por lo que posibles estudios que podrían llevarse a cabo pasarían por:

- En primer lugar, lo más elemental: confirmar espectroscópicamente alguno de los cúmulos detectados en este trabajo; esto permitiría: a) confirmar que el método de detección es correcto; b) confirmar, no sólo la detección, sino también la estimación del *redshift*, la determinación de las galaxias miembro, etc. Para dichas galaxias miembro, podría estudiarse:
- Su morfología, y la relación de la misma con el entorno; es decir, la relación morfología-densidad comentada en el apartado 1.3.1.
- Mediante espectroscopía multiobjeto, se podrían estudiar las velocidades de dispersión de dichas galaxias, sus abundancias químicas, etc.
- Con los cúmulos detectados, podrían estudiarse propiedades cosmológicas; su distribución, densidad, etc. está ligada con los parámetros cosmológicos fundamentales, como se explicó en el apartado 1.3.2.

Además del catálogo de cúmulos, podrían usarse los catálogos fotométricos para:

- El estudio de la estructura existente a $z < 0,3$, entre la que cabe destacar los cúmulos de galaxias cercanos y los *grupos pobres*². En particular, son pocos los *grupos pobres* conocidos con $0,1 < z < 0,3$ (Barrena, 2004).
- La detección de *grupos compactos*³, hasta $z < 0,5$. Hasta ahora, estos sistemas han sido catalogados sólo hasta $z \sim 0,2$ (Lee et al. 2004, de Carvalho et al. 2005).

²Como se comentó anteriormente, se podría decir que son cúmulos con pocas galaxias, ~ 20 .

³Tienen menos galaxias que los *grupos pobres*; además, están concentradas en muy poco espacio (separación entre ellas \sim tamaño de las mismas), de manera que son muy frecuentes las interacciones entre ellas (por ejemplo, por fuerzas de marea).

- La búsqueda de *quasars*, a partir de técnicas de selección en color. Estos métodos han demostrado ya su eficacia para seleccionar este tipo de objetos (Chiu et al. 2005) y, con los catálogos elaborados, se estima que podrían detectarse ~ 200 de ellos por deg^2 , con $R < 24$ y *redshifts* $0.4 < z < 2.0$ (Richards et al. 2005).
- La búsqueda de posibles lentes gravitatorias, que permitiría una posterior detección de galaxias lejanas, a través del propio efecto lente.

8.3. Estudios con GTC

Como se comentó también con anterioridad, el proyecto fue concebido, además, como una fuente de cúmulos para estudios con GTC. El instrumento OSIRIS, que próximamente entrará en funcionamiento, con su batería de filtros sintonizables, la posibilidad de espectroscopía multiobjeto, etc. se convierte el instrumento ideal para realizar los estudios listados en el apartado anterior.

A

Sobre el uso de dos *templates* para determinar los *redshifts* fotométricos en el NDWFS y no seis

En este apartado se explican las pruebas realizadas que llevaron a concluir que era mejor utilizar sólo dos *templates* en el código de Fernández-Soto et al. (1999) y no los seis disponibles, como se esperaba, y como de hecho se ha hecho para el DLS.

A.1. Simulaciones

A priori, usar seis *templates* sería lo más óptimo: si los espectros de comparación son más variados, de manera que reproducen mejor los diferentes tipos de galaxias, será más fácil estimar correctamente el *redshift* si se usan más tipos espectrales. Eso es lo que se observa con el DLS.

Para el NDWFS, en cambio, diferentes pruebas han mostrado que es más conveniente usar sólo dos *templates* diferentes, uno correspondiente a las galaxias elípticas (el llamado E, el mismo disponible en el código de Fernández-Soto et al. 1999) y otro para representar las galaxias espirales (el llamado S, y obtenido como un promedio de los demás tipos espectrales disponibles en dicho código, es decir, SO, Sbc, Scd, SB1 y SB2). Dichas pruebas han sido realizadas a partir de comparar los objetos con *redshift* espectroscópico conocido con su estimación fotométrica del mismo, usando estos dos o seis *templates* según el caso. No se han realizado simulaciones puesto que, en este caso, al usar para determinar el *redshift* los mismos *templates* que se usan para crear la fotometría en las distintas bandas, ello introduce una correlación que deja sin sentido cualquier posible resultado.

Así, los resultados de las pruebas realizadas vienen representados en las figuras A.1 y A.2:

En la figura A.1 se muestra la relación entre el *redshift* real del objeto y su deter-

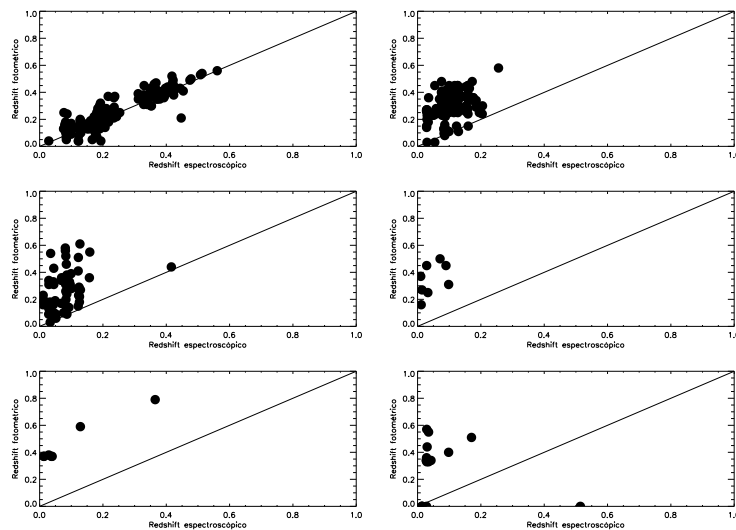


Figura A.1: Comparación de los *redshifts* espectroscópicos con los fotométricos, según el tipo espectral determinado, para los objetos del NDWFS, usando seis *templates*.

minación fotométrica, en caso que se usen los seis *templates*. Como puede observarse, el método sólo funciona para las galaxias catalogadas como elípticas, que són el 42 % de los objetos, de las cuales consigue una buena estimación del *redshift* en un 85 % de los casos; es decir, se consigue una buena estimación del *redshift* fotométrico para un 36 % de los objetos totales. El error en dicha estimación para estos objetos viene dado por $z_{real} - z_{phot} = -0,015 \pm 0,060$.

En la figura A.2 puede verse que el método también funciona solamente para las galaxias catalogadas como elípticas; en este caso, pero, son el 65 % de los objetos con tal catalogación, de los que se consigue una buena estimación del *redshift* fotométrico para el 81 % de los mismos; es decir, se consigue una buena estimación de la distancia para el 53 % de los objetos totales. El error en dicha estimación para estos objetos viene dado por $z_{real} - z_{phot} = +0,004 \pm 0,056$, como también se explica en la sección 4.3.2.

Por ello, se decidió usar sólo dos *templates* para estimar el corrimiento al rojo de los objetos pertenecientes al NDWFS. Como se comentó anteriormente, para el DLS se usaron los seis *templates* disponibles; como puede verse en la figura 4.5 (apartado 4.3.2), estos *templates* dan buen resultado a la hora de distinguir los diferentes tipos espectrales para los objetos de este *survey*; además, se comprobó que dichos resultados empeoran al considerar para el DLS sólo dos *templates* distintos.

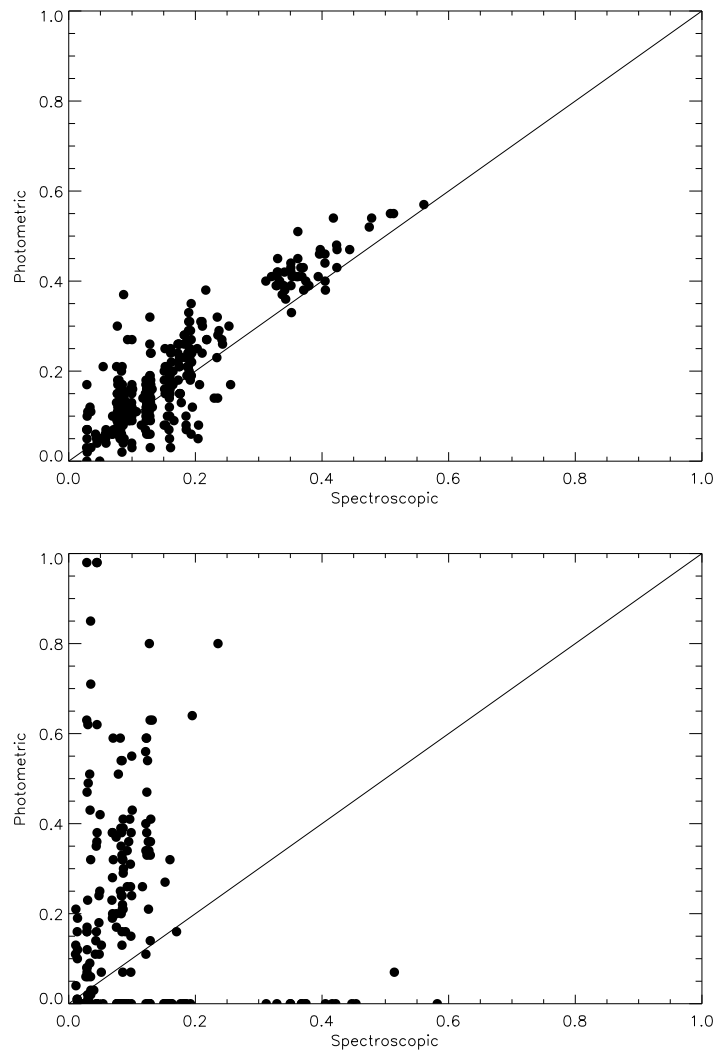


Figura A.2: Comparación de los *redshifts* espectroscópicos con los fotométricos, según el tipo espectral determinado, para los objetos en la zona del NDWFS, usando sólo 2 *templates*.

B

Sobre la determinación del criterio de 1.2'' para el emparejamiento de objetos

En este apéndice se explica brevemente porque se ha escogido una separación de 1.2'' de arco para comparar o combinar la información entre los diferentes catálogos. Si bien se comentó en el texto que este tamaño fue escogido de forma relativamente arbitraria, en esta sección se explica porqué se dispone de esa libertad de elección.

B.1. Simulación

Para comprobar cuál era el tamaño óptimo para emparejar los objetos entre los diferentes catálogos, se realizó una simulación para ver, con la densidad de objetos con los que se estaba trabajando, con qué tamaños se emparejaban correctamente los objetos y con qué tamaños aparecían falsas asociaciones. Hay que comentar que, como los emparejamientos de catálogos se realizan al principio de todo el proceso, se trabajó con las densidades de objetos en los catálogos iniciales; así, pues, evidentemente, están todos los objetos, independientemente de si son galaxias elípticas o espirales, si tienen *flags* o si no los tienen, etc.

Se creó un catálogo de objetos artificial con la misma densidad de objetos que los campos disponibles (unos $\sim 10^5$ objetos por campo de unos 35×35 arcmin²); a continuación, se creó un segundo catálogo (para simular una segunda banda fotométrica) para los mismos objetos, pero con una dispersión en las posiciones dada por una gaussiana de $\sigma = 0.35''$; éste es el error espacial promedio que se ha obtenido al crear los catálogos, tanto por los consorcios de los *surveys* como para este trabajo. Finalmente, se ha comprobado cuántos objetos son emparejados correctamente, incorrectamente o mantenidos sin emparejar, en función de la separación requerida entre dos objetos para considerarlos el mismo. Los resultados de estas simulaciones pueden verse en la figura B.1:

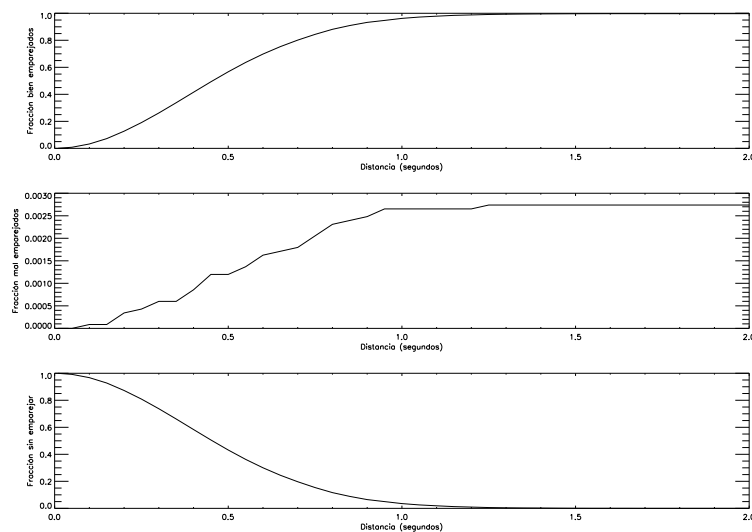


Figura B.1: Fracción de objetos bien emparejados, mal emparejados o dejados sin emparejar, en función de la distancia máxima permitida para asumir que dos detecciones corresponden a un mismo objeto.

Puede verse que, en cualquier caso, la fracción de objetos mal emparejados es mínima: es decir, es más fácil perder un objeto (dejarlo sin emparejar) que emparejarlo de forma incorrecta. Esto indica que los objetos están muy separados entre ellos, hay una muy baja densidad, de manera que, por más lejos que esté la contrapartida de un objeto en otra banda fotométrica, siempre estará más cerca que las contrapartidas de otros objetos. Evitado ya el problema de la mala asociación, puede verse como con un radio de 1.2'' ya están prácticamente todos los objetos emparejados, no dejando casi ninguno sin emparejar. Si bien con un radio mayor podrían conseguirse más parejas reales, son muy pocas, y, además, un tamaño mucho mayor que éste ya pierde el sentido, dado el error en posición que se tiene (de 0.35''). Así, se asume de forma relativamente arbitraria, aunque justificada, este tamaño de 1.2'' para el emparejamiento de objetos entre diferentes bandas fotométricas, o entre diferentes catálogos, como para el caso de la asociación de NDWFS con FLAMEX.

Este resultado podría haber sido obtenido de forma cualitativa, como puede verse a continuación: con una densidad de unos $\sim 10^5$ objetos por campo de 35×35 arcmin², corresponde a cada objeto, en promedio y aproximadamente, una celda de unos ~ 44 arcsec², es decir, de unos 6'' de lado. Así, la distancia media entre partículas será muchísimo mayor que el error típico en la posición, de manera que los objetos nunca llegan a *mezclarse*. Así, podía haberse determinado un radio máximo mediante este argumento, para llegar a los mismos resultados.

C

Sobre la apertura de 3" como la óptima para la fotometría

En este apéndice se explican las pruebas que han llevado a concluir que una fotometría de apertura con una apertura fija de 3" de diámetro es la más óptima de cara a calcular la fotometría de los objetos en las imágenes disponibles en este trabajo.

C.1. Análisis del comportamiento de las magnitudes de apertura

Como se comentó anteriormente, la ventaja de usar una magnitud de apertura radica en que, al hacer la corrección por *seeing* comentada en el apartado 4.1.2, se consigue que bajo una apertura fija haya, en las diferentes bandas fotométricas, la misma zona física del objeto. Esto es importante de cara a los *redshifts* fotométricos, la estimación de los cuales depende del color de las galaxias; si no se hiciera la corrección de *seeing*, o si se usara una magnitud total (que, en diferentes bandas fotométricas, podría incluir diferentes zonas del objeto), se obtendrían unos colores para las galaxias que no reflejarían la realidad; así, para evitar este problema, se optó por usar la magnitud de apertura.

Ahora bien; cuál es la apertura óptima? Es obvio que, cuanto mayor es la apertura, más flujo "real" del objeto se recoge, de manera que podría parecer que lo más óptimo es una apertura grande; sin embargo, si la apertura es muy grande, podría aparecer contaminación fotométrica de los objetos de alrededor. Como se comenta en el Apéndice A, la densidad de objetos es relativamente baja, de manera que en algunos segundos de arco alrededor de cada objeto ($\sim 10''$) no se espera encontrar ningún otro; hay que notar, pero, que esta distancia se refiere a la posición de los centros de los objetos, y que las partes más externas de los mismos pueden estar más cercanos. Finalmente, está el hecho que, con una apertura mayor, llega un momento

en que el flujo del *background* es mayor que el del objeto que se está estudiando, de manera que ir aumentando la apertura conlleva, a la larga, aumentar el error de la medición.

Por todo esto, se realizó un estudio para estudiar cómo las diferentes magnitudes de apertura reproducían la magnitud total del objeto, considerando objetos para los que, en principio, esta magnitud total estaría bien determinada. Estos resultados pueden verse en la figura C.1:

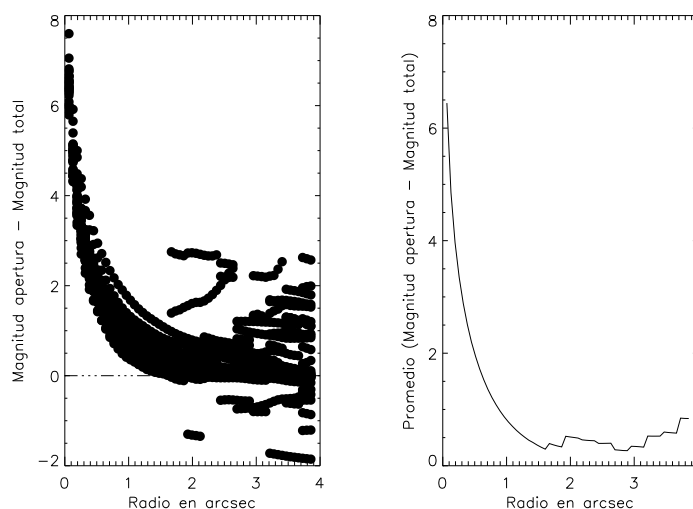


Figura C.1: En el primer panel, para diferentes objetos, diferencia entre la magnitud de apertura y la magnitud total. Como puede apreciarse, para aperturas $> 1,5''$ empiezan a aparecer problemas, como objetos cercanos, etc. En el segundo panel, promedio para estos objetos de la diferencia entre ambas magnitudes.

Como puede verse en la figura, según se va aumentando el tamaño de la apertura mejora la estimación de la magnitud total; sin embargo, a partir de radios $> 1,5''$ aparecen las primeras contaminaciones por objetos cercanos, aumento de la diferencia debido al error experimental, etc. Por estos motivos, se escogió como apertura la de $1.5''$ de radio, o $3''$ de diámetro.

D

Sobre la determinación del *redshift* fotométrico, en función del *redshift* del objeto

En este apartado se comentan las simulaciones completas a las que se hacía referencia en el apartado 4.4.2 y en las figuras 4.12 y 4.13. Se estudia la distribución de los *redshifts* fotométricos determinados para objetos con un *redshift* dado, en función de la magnitud de cada uno de ellos. Con estas simulaciones puede verse que siempre se determina correctamente el *redshift* para los objetos de tipo temprano, mientras que no se hace correctamente para los de tipo tardío. Los detalles de las simulaciones se presentan en las secciones comentadas anteriormente.

D.1. Resultados

Los resultados de las simulaciones pueden verse en las figuras D1, D2, D3, D4, D5 y D6.

Como puede apreciarse en las figuras, en general la determinación del *redshift* es bastante mala para los objetos con tipo espectral determinado tardío, mientras que para los de tipo espectral determinado temprano hay una buena estimación de dicho *redshift*, si bien es cierto que en todos los casos hay un grupo de objetos que no tienen un *redshift* bien determinado. También puede notarse para los objetos tardíos la sobreestimación del *redshift* a bajo z y la subestimación del mismo a alto z , como se comentó en el texto que se observaba experimentalmente.

Estos datos son confirmados cuantitativamente en las tablas D1, D2, D3, D4, D5 y D6.

Como puede verse en las tablas, la eficiencia en la estimación del *redshift* fotométrico va decayendo para objetos más lejanos y más débiles; aún y así, a partir de $z = 0,8$ los resultados empiezan a tener un comportamiento extraño; es debido a que, como se

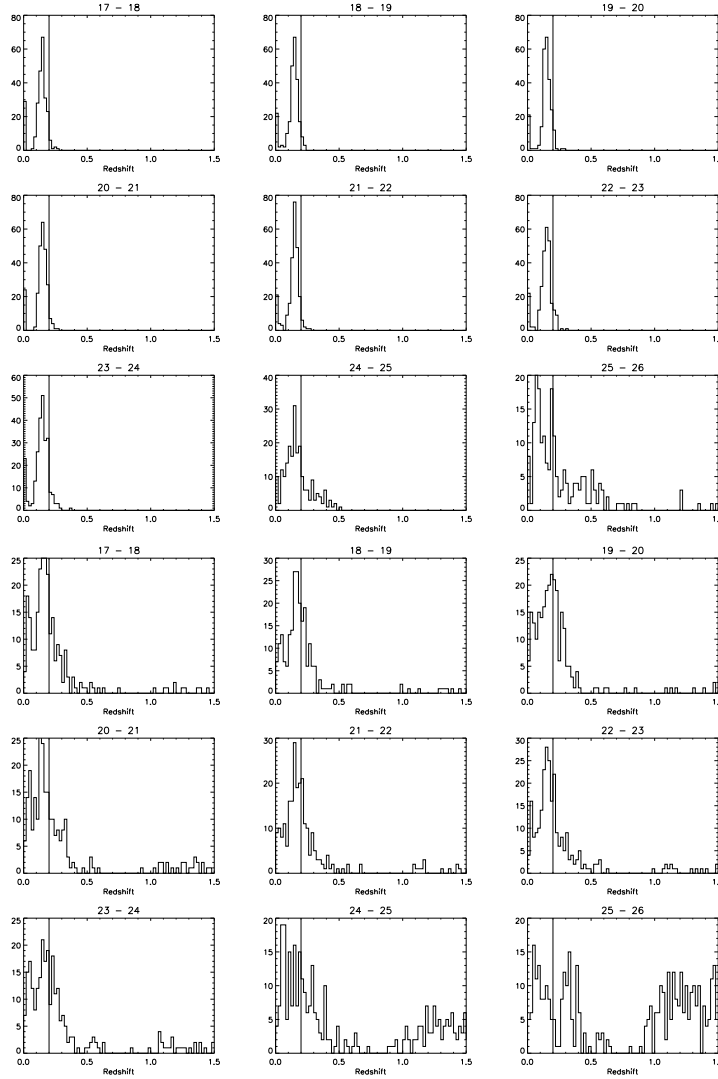


Figura D.1: Objetos con $z = 0,2$ En función de su magnitud observada, distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos; en el primer panel, para objetos con un tipo espectral determinado temprano; en el segundo panel, para objetos con un tipo espectral determinado tardío.

comentó anteriormente, a *redshifts* altos ($z \sim 1,0$) no se puede estimar correctamente la distancia con las bandas fotométricas disponibles, de manera que los resultados se vuelven caóticos, obteniendo distribuciones prácticamente planas. Así, los resultados a estos *redshifts* carecen de sentido, hecho que empieza a notarse en la simulación ya citada de $z = 0,8$. En cualquier caso, se advierte que la eficacia estimando el *redshift* de las diferentes galaxias es muy alta para las galaxias clasificadas como tempranas, y muy baja para las clasificadas como tardías.

Así, y como se expone en el apartado 4.4.4, estas simulaciones justifican desde otro punto de vista porqué se han usado sólo las galaxias con un tipo espectral determinado

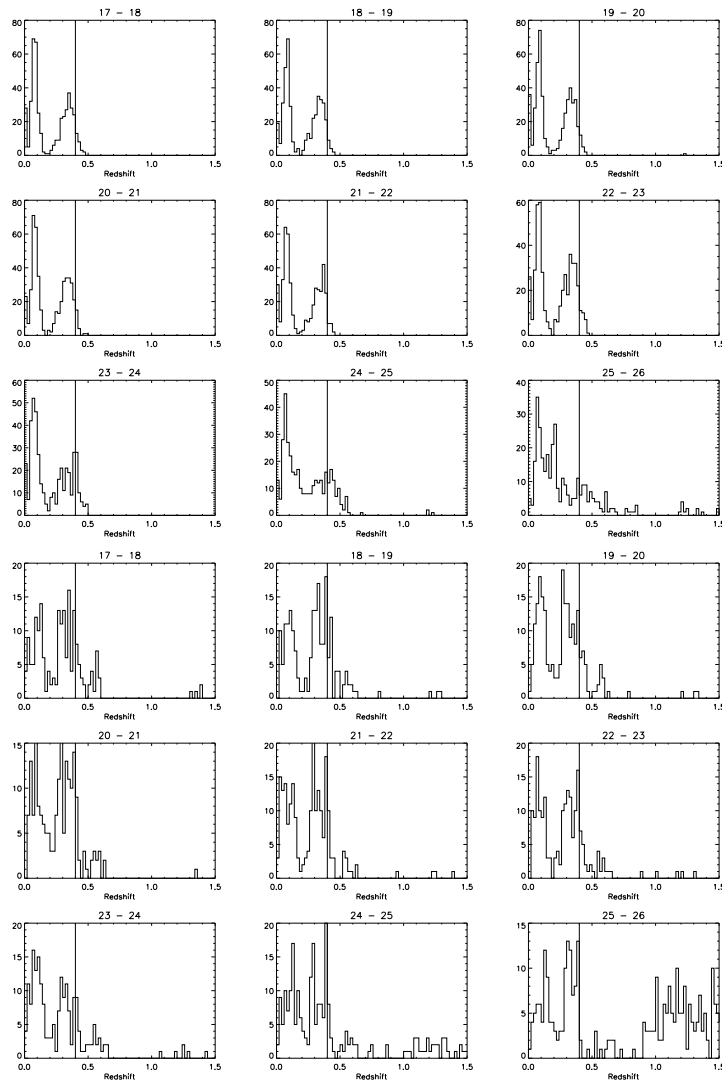


Figura D.2: Objetos con $z = 0,4$ En función de su magnitud observada, distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos; en el primer panel, para objetos con un tipo espectral determinado temprano; en el segundo panel, para objetos con un tipo espectral determinado tardío.

temprano, y se han descartado las determinadas tardías.

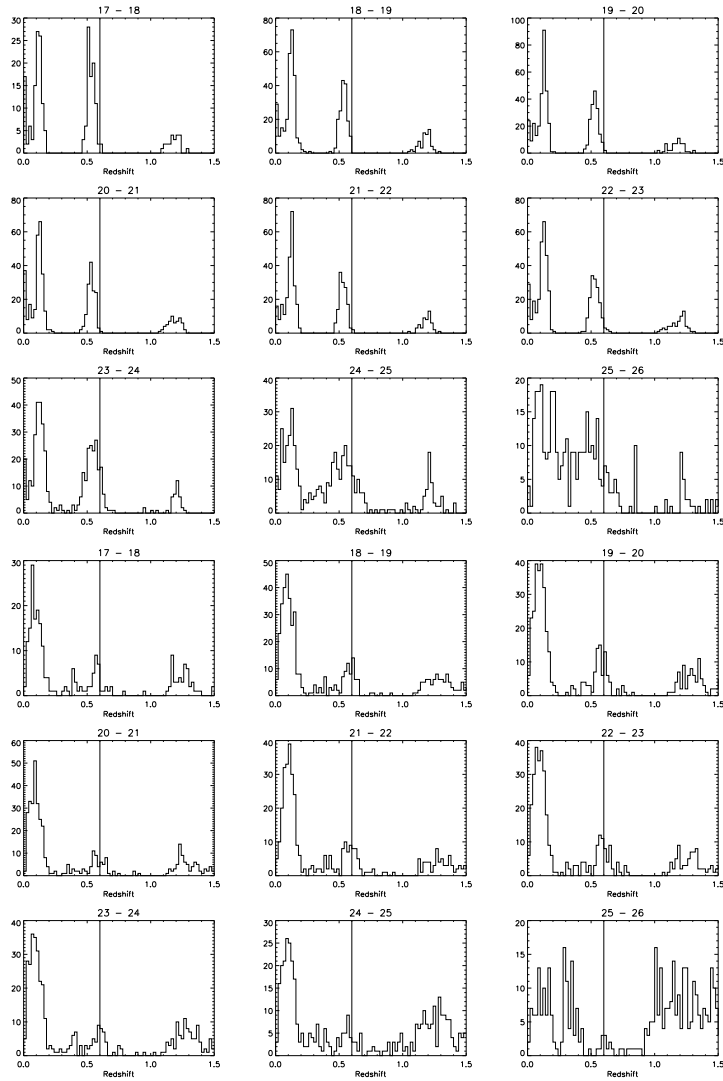


Figura D.3: Objetos con $z = 0,6$ En función de su magnitud observada, distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos; en el primer panel, para objetos con un tipo espectral determinado temprano; en el segundo panel, para objetos con un tipo espectral determinado tardío.

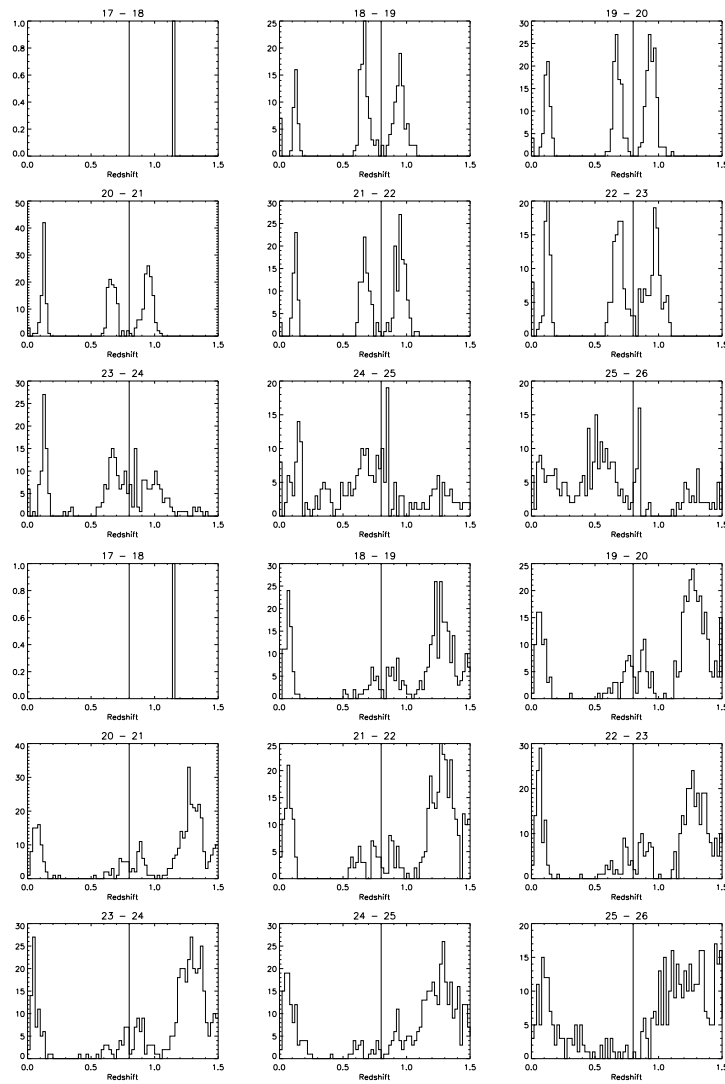


Figura D.4: Objetos con $z = 0,8$ En función de su magnitud observada, distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos; en el primer panel, para objetos con un tipo espectral determinado temprano; en el segundo panel, para objetos con un tipo espectral determinado tardío.

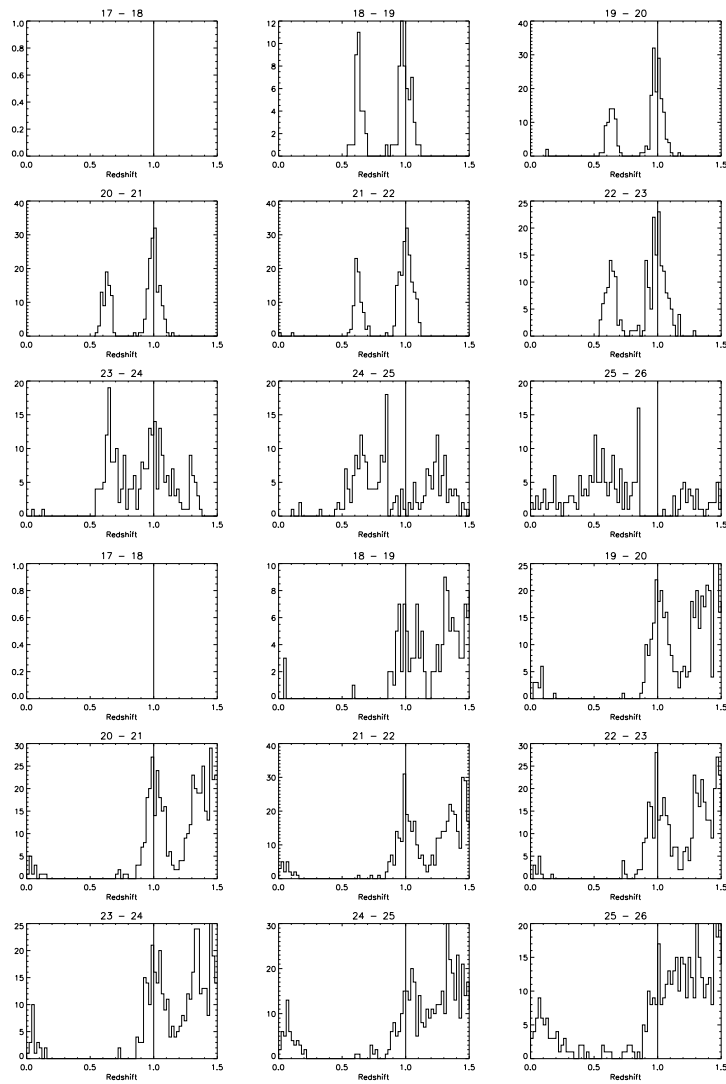


Figura D.5: Objetos con $z = 1,0$ En función de su magnitud observada, distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos; en el primer panel, para objetos con un tipo espectral determinado temprano; en el segundo panel, para objetos con un tipo espectral determinado tardío.

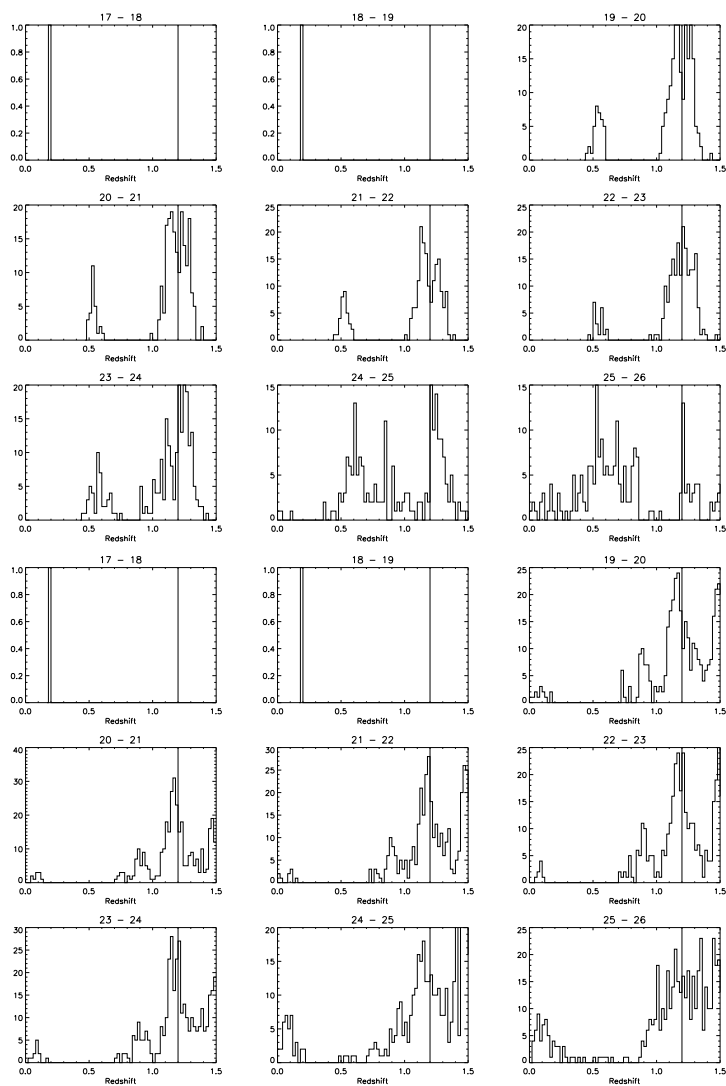


Figura D.6: Objetos con $z = 1,2$ En función de su magnitud observada, distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos; en el primer panel, para objetos con un tipo espectral determinado temprano; en el segundo panel, para objetos con un tipo espectral determinado tardío.

Tipo espectral	Rango magnitud	Objetos
E	17-18	66 %
S	17-18	16 %
E	18-19	66 %
S	18-19	16 %
E	19-20	70 %
S	19-20	16 %
E	20-21	67 %
S	20-21	13 %
E	21-22	66 %
S	21-22	16 %
E	22-23	68 %
S	22-23	15 %
E	23-24	61 %
S	23-24	14 %
E	24-25	45 %
S	24-25	11 %
E	25-26	25 %
S	25-26	7 %

Tabla D.1: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según el tipo espectral y su magnitud aparente, para objetos con $z = 0,2$.

Tipo espectral	Rango magnitud	Objetos
E	17-18	33 %
S	17-18	9 %
E	18-19	33 %
S	18-19	11 %
E	19-20	33 %
S	19-20	8 %
E	20-21	33 %
S	20-21	9 %
E	21-22	33 %
S	21-22	8 %
E	22-23	33 %
S	22-23	10 %
E	23-24	30 %
S	23-24	7 %
E	24-25	26 %
S	24-25	7 %
E	25-26	14 %
S	25-26	6 %

Tabla D.2: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según el tipo espectral y su magnitud aparente, para objetos con $z = 0,4$.

Tipo espectral	Rango magnitud	Objetos
E	17-18	31 %
S	17-18	8 %
E	18-19	23 %
S	18-19	8 %
E	19-20	22 %
S	19-20	9 %
E	20-21	22 %
S	20-21	7 %
E	21-22	22 %
S	21-22	8 %
E	22-23	20 %
S	22-23	8 %
E	23-24	25 %
S	23-24	6 %
E	24-25	18 %
S	24-25	5 %
E	25-26	12 %
S	25-26	2 %

Tabla D.3: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según el tipo espectral y su magnitud aparente, para objetos con $z = 0,6$.

Tipo espectral	Rango magnitud	Objetos
E	17-18	50 %
S	17-18	50 %
E	18-19	7 %
S	18-19	7 %
E	19-20	9 %
S	19-20	8 %
E	20-21	6 %
S	20-21	7 %
E	21-22	7 %
S	21-22	6 %
E	22-23	10 %
S	22-23	7 %
E	23-24	11 %
S	23-24	7 %
E	24-25	13 %
S	24-25	3 %
E	25-26	7 %
S	25-26	2 %

Tabla D.4: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según el tipo espectral y su magnitud aparente, para objetos con $z = 0,8$.

Tipo espectral	Rango magnitud	Objetos
E	17-18	50 %
S	17-18	50 %
E	18-19	27 %
S	18-19	16 %
E	19-20	29 %
S	19-20	17 %
E	20-21	30 %
S	20-21	18 %
E	21-22	34 %
S	21-22	18 %
E	22-23	27 %
S	22-23	17 %
E	23-24	19 %
S	23-24	18 %
E	24-25	4 %
S	24-25	14 %
E	25-26	0 %
S	25-26	12 %

Tabla D.5: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según el tipo espectral y su magnitud aparente, para objetos con $z = 1,0$.

Tipo espectral	Rango magnitud	Objetos
E	17-18	50 %
S	17-18	50 %
E	18-19	50 %
S	18-19	50 %
E	19-20	39 %
S	19-20	19 %
E	20-21	40 %
S	20-21	18 %
E	21-22	38 %
S	21-22	18 %
E	22-23	40 %
S	22-23	18 %
E	23-24	32 %
S	23-24	18 %
E	24-25	18 %
S	24-25	14 %
E	25-26	8 %
S	25-26	15 %

Tabla D.6: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según el tipo espectral y su magnitud aparente, para objetos con $z = 1,2$.

E

Sobre la determinación del *redshift* fotométrico, en función de la magnitud del objeto

En este apartado se comentan las simulaciones completas a las que se hacía referencia en el apartado 4.4.3 y en la figura 4.14. Se estudia la distribución de los *redshifts* fotométricos determinados para objetos a distintos *redshifts*, pero con una magnitud absoluta dada. Los detalles de las simulaciones se han presentado en las secciones comentadas anteriormente.

E.1. Resultados

Los resultados de las simulaciones pueden verse en las figuras E1, E2, E3, E4 y E5, y son resumidos en las tablas E1 y E2.

Como puede verse, la estimación del *redshift* fotométrico es mucho mejor para las galaxias catalogadas como elípticas, siendo bastante malo para las espirales. Evidentemente, se determina mucho mejor el *redshift* para las galaxias brillantes, si bien es verdad que, para la misma magnitud intrínseca, se estima mucho mejor la distancia para las galaxias elípticas que para las espirales. Como se comenta en el apartado 4.4.4, de todo esto se deduce la imposibilidad de usar las galaxias espirales para la detección de cúmulos, siendo lo más óptimo usar únicamente las catalogadas como galaxias elípticas.

Como puede observarse a partir de las tablas, y directamente en las figuras, las estimaciones son correctas para los objetos con magnitudes < -18 , mientras que para los objetos con magnitudes > -16 dichas estimaciones ya no son aceptables. Este límite es debido a que los objetos brillantes tienen un error fotométrico bajo, de manera que puede estimarse correctamente su *redshift*; para los objetos más débiles, el error fotométrico es alto incluso a *redshifts* bajos, de manera que la estimación de

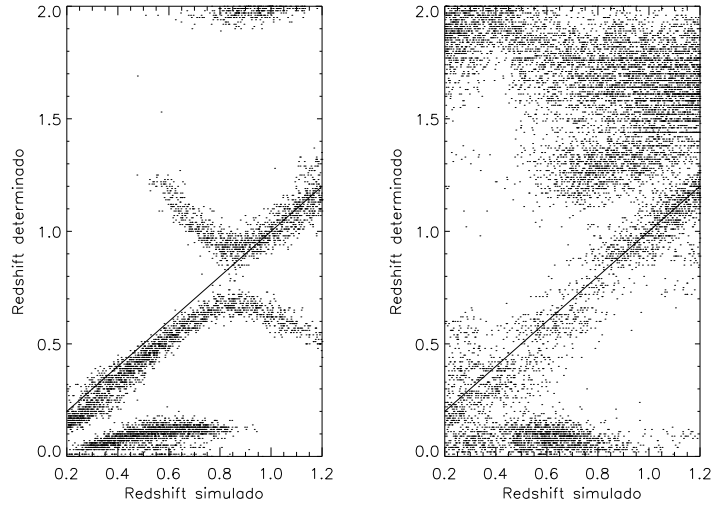


Figura E.1: Objetos con $M = -22$ En función de su *redshift real* (simulado), distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos. En el primer panel, galaxias clasificadas como elípticas; en el segundo, las clasificadas como espirales.

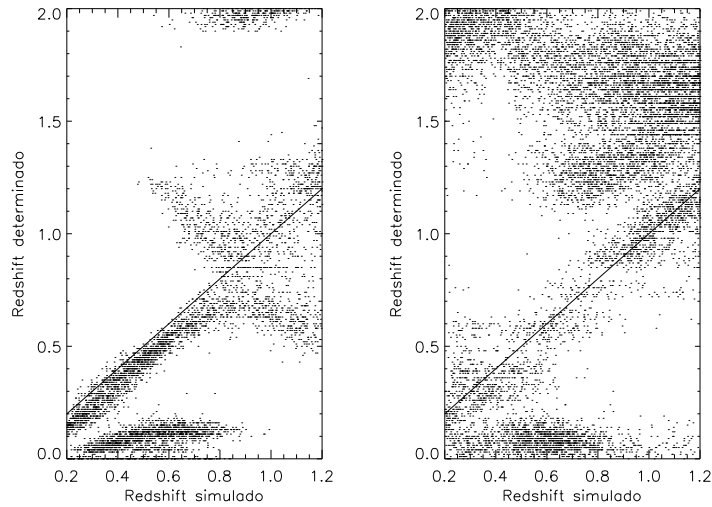


Figura E.2: Objetos con $M = -20$ En función de su *redshift real* (simulado), distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos. En el primer panel, galaxias clasificadas como elípticas; en el segundo, las clasificadas como espirales.

su corrimiento al rojo es más difícil. Como puede observarse en la figura E6, el límite aproximado entre las dos situaciones estaría entre estas dos magnitudes.

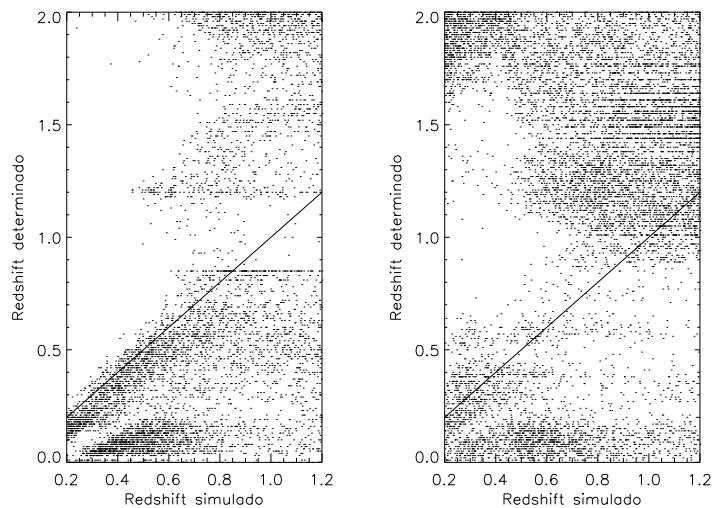


Figura E.3: Objetos con $M = -18$ En función de su *redshift real* (simulado), distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos. En el primer panel, galaxias clasificadas como elípticas; en el segundo, las clasificadas como espirales.

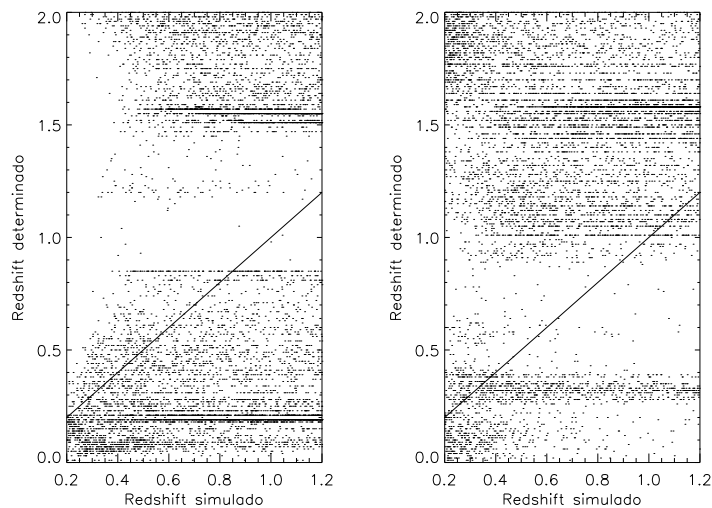


Figura E.4: Objetos con $M = -16$ En función de su *redshift real* (simulado), distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos. En el primer panel, galaxias clasificadas como elípticas; en el segundo, las clasificadas como espirales.

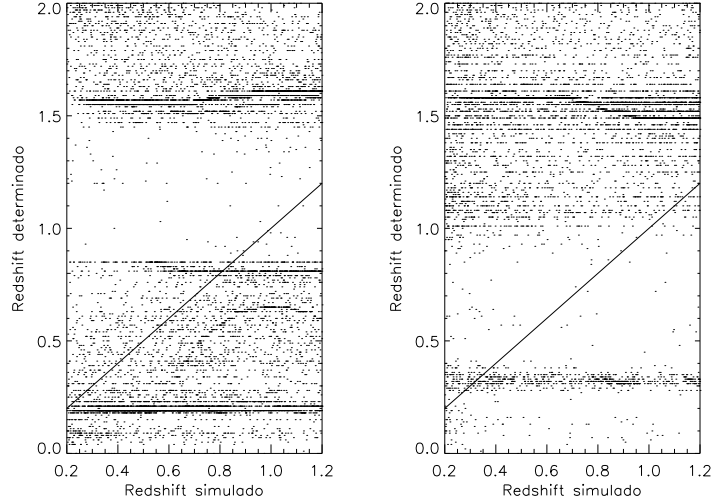


Figura E.5: Objetos con $M = -14$ En función de su *redshift real* (simulado), distribución de *redshifts* fotométricos obtenidos. En el primer panel, galaxias clasificadas como elípticas; en el segundo, las clasificadas como espirales.

Magnitud	$z_{phot} - z_{real}$	σ	Objetos
-22	-0.057	0.060	23 %
-20	-0.065	0.053	20 %
-18	-0.072	0.081	17 %
-16	-	-	-
-14	-	-	-

Tabla E.1: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según la magnitud absoluta, para galaxias determinadas elípticas. Las magnitudes sin datos indican que, debido a la enorme dispersión de los datos, no tiene sentido el estudio.

Magnitud	$z_{phot} - z_{real}$	σ	Objetos
-22	-0.019	0.104	11 %
-20	-0.011	0.110	12 %
-18	-	-	-
-16	-	-	-
-14	-	-	-

Tabla E.2: Objetos con una buena determinación del *redshift* fotométrico, según la magnitud absoluta, para galaxias determinadas espirales. Las magnitudes sin datos indican que, debido a la enorme dispersión de los datos, no tiene sentido el estudio.

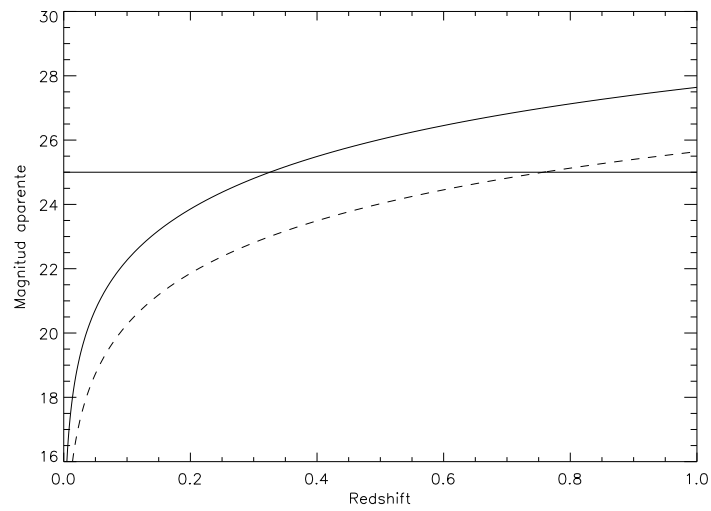


Figura E.6: Magnitud aparente de un objeto en función del *redshift* al que se encuentra (no se incluye la corrección K). La línea continua representa los objetos de magnitud -16 , y la discontinua los objetos con magnitud -18 . La línea horizontal representa el límite aproximado de completitud (~ 25), que da una idea del tipo de objetos con una fotometría con errores razonables.

F

Sobre la robustez del código respecto a sus parámetros libres

En este apéndice se exponen las pruebas realizadas de cara a comprobar como, para diferentes valores de los parámetros libres del código implementado, los resultados finales prácticamente no se ven afectados. Esto permite dar más credibilidad a dichos resultados, al evitar la posibilidad que sean simples accidentes debidos a unos ciertos parámetros iniciales arbitrarios. Si bien se han realizado más pruebas de las aquí mencionadas, el objetivo de esta sección es simplemente mostrar algunas de ellas, para ilustrar los resultados.

Otros tests que se muestran en este apéndice no estan relacionados con la robustez del código, sino que estan para comparar diferentes formas de extraer los cúmulos de galaxias, que han permitido ver cuál era la forma óptima de realizar dicha operación.

F.1. Pruebas realizadas

Para todas las secciones, la estructura es la misma; en las figuras, se muestra la comparación para los diferentes cúmulos de sus parámetros detectados con una y otra versión del código, según la prueba que se esté realizando en cada una de ellas. A continuación, una tabla refleja la proporción de cúmulos detectados en un caso que lo han sido también en el otro, mencionando también si dichos cúmulos son de los considerados *buenos* (número de detecciones ≥ 10 , número de objetos ≥ 10 y significancia $\geq 4\sigma$) o si no lo son. Para todos los casos, se ha asociado los cúmulos en un radio de $45''$, para seguir el mismo criterio que en el código, independientemente del *redshift* al que estuvieran las dos detecciones; así, dos cúmulos diferentes pero en la misma posición espacial se reflejarían como un cúmulo detectado en los dos casos, pero a diferente *redshift*.

F.1.1. Convolución espacial

En primer lugar, se comprobó si variaban los resultados al proceder de distinta forma a la hora de realizar la convolución espacial comentada en el apartado 5.2.2.C. En particular, se ha estudiado la dependencia de los resultados según la función usada para la convolución, usando una gaussiana completa o una gaussiana truncada a 2σ . En la figura F.1 y en la tabla F.1 se muestran estos resultados.

Caso	Fracción objetos
Buenos con pareja buena	62 %
Buenos con pareja mala	32 %
Buenos sin pareja	6 %

Tabla F.1: Conservación de los candidatos *buenos* entre unos y otros parámetros iniciales para el código.

Así, la mayor parte de los cúmulos *buenos* son emparejados con otros cúmulos *buenos*. Los *buenos* en un caso que son emparejados con *malos* en el otro son cúmulos que se encuentran cerca del límite de 4σ que marca su *bondad*; como puede verse en la figura F.1, sus parámetros son prácticamente idénticos. Así, los objetos problemáticos en esta comparación son el 6 % de cúmulos *buenos* en un caso que no son detectados en el otro, lo que se ha considerado tolerable.

F.1.2. Detección de sobredensidades

A continuación, se comprobó si variaban los resultados al proceder de distinta forma a la hora de realizar la detección de las sobredensidades comentada en el apartado 5.2.2.D. En particular, se ha estudiado la dependencia de los resultados finales según se exigiera una significancia de 3σ o 2σ en estas detecciones intermedias. En la figura F.2 y en la tabla F.2 se muestran estos resultados.

Caso	Fracción objetos
Buenos con pareja buena	65 %
Buenos con pareja mala	31 %
Buenos sin pareja	4 %

Tabla F.2: Conservación de los candidatos *buenos* entre unos y otros parámetros iniciales para el código.

Así, la mayor parte de los cúmulos *buenos* son emparejados con otros cúmulos *buenos*. Los *buenos* en un caso que son emparejados con *malos* en el otro son cúmulos que se encuentran cerca del límite de 4σ que marca su *bondad*; como puede verse en la figura F.2, sus parámetros son prácticamente idénticos. Así, los objetos problemáticos

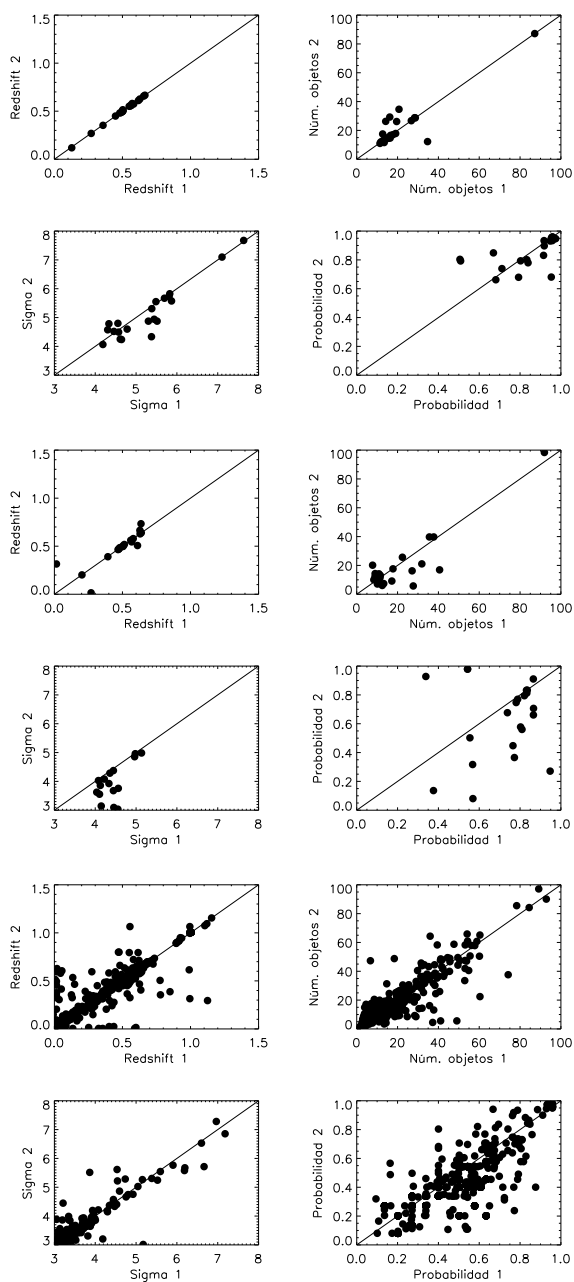


Figura F.1: Comparación de los parámetros obtenidos para los diferentes cúmulos, para cúmulos "buenos" con pareja "buena", cúmulos "buenos" con pareja "mala" y cúmulos "malos" con pareja "mala".

en esta comparación son el 4% de cúmulos *buenos* en un caso que no son detectados en el otro, lo que se ha considerado tolerable.

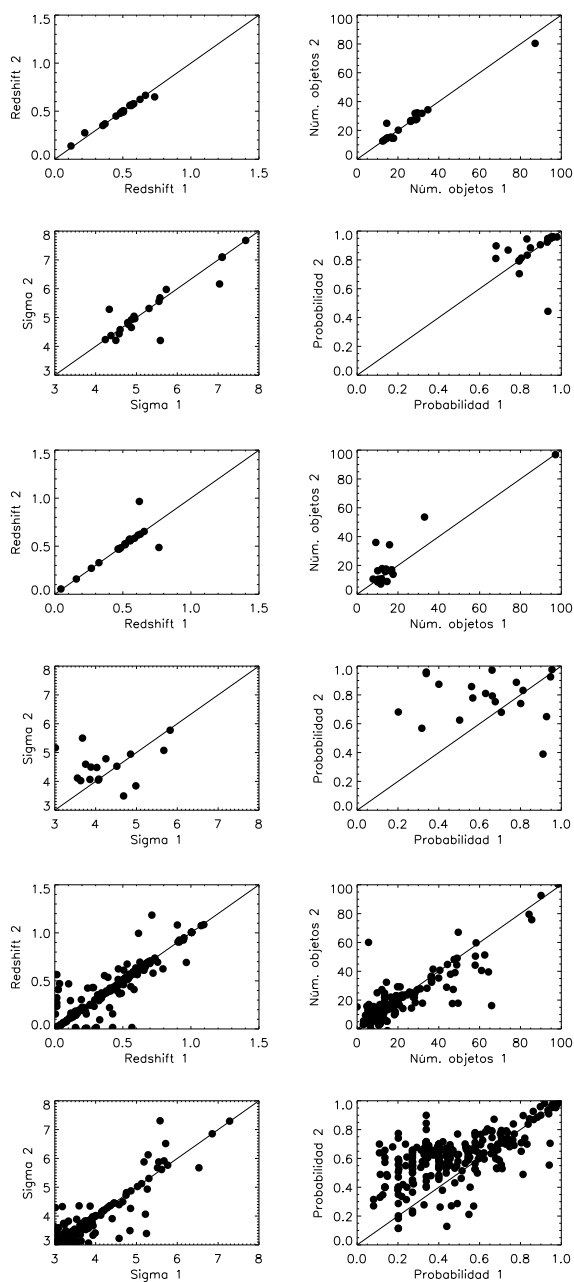


Figura F.2: Comparación de los parámetros obtenidos para los diferentes cúmulos, para cúmulos "buenos" con pareja "buena", cúmulos "buenos" con pareja "mala" y cúmulos "malos" con pareja "mala".

F.1.3. Bandas fotométricas disponibles

En este caso se estudió la variación de los resultados al usar toda la información fotométrica disponible (óptico e infrarrojo) o usar sólo la óptica. Como se comentó,

en el DLS se dispone de las bandas B , V , R y z' , mientras que en el NDWFS se hallan disponibles las bandas B , R , I , J y K , si bien estas últimas no cubren todo el campo de las tres primeras. Así, se estudió para estas zonas con infrarrojo la dependencia de los resultados al tener o no tener en cuenta dichas bandas fotométricas, para poder comparar dichos resultados con las zonas donde estas bandas no estaban disponibles. En la figura F.3 y en la tabla F.3 se muestran estos resultados.

Caso	Fracción objetos
Buenos con pareja buena	30 %
Buenos con pareja mala	51 %
Buenos sin pareja	19 %

Tabla F.3: Conservación de los candidatos *buenos* entre unos y otros parámetros iniciales para el código.

Como puede verse, en este caso los resultados son muy diferentes; muchos cúmulos *buenos* en un caso (con infrarrojo) se vuelven *malos* al no tener en cuenta dichas bandas; es decir, pierden significancia; evidentemente, pues, se confirma que, al tener más información fotométrica, es más fácil la detección del cúmulo. No sólo eso, sino que también es muy alta la proporción de cúmulos *buenos* que no son detectados ni *buenamente* ni *malamente* al usar sólo las bandas ópticas; así, las bandas infrarrojas no sólo facilitan la detección de los cúmulos, sino que permiten dicha detección para hasta un 20 % de los mismos, que sin dichas bandas pasarían totalmente desapercibidos.

F.1.4. Límites en completitud I

En primer lugar, se comprobó si los resultados variaban al aplicar o no aplicar un corte por completitud, como se explica en el apartado 4.5.6. Dichos resultados pueden verse en la figura F.4 y en la tabla F.4.

Caso	Fracción objetos
Buenos con pareja buena	37 %
Buenos con pareja mala	32 %
Buenos sin pareja	31 %

Tabla F.4: Conservación de los candidatos *buenos* entre unos y otros parámetros iniciales para el código.

Como puede verse, aplicar el corte en magnitud es muy relevante: al eliminar los objetos más débiles, y con peor fotometría, consiguen detectarse mejor los cúmulos *claros*; los cúmulos que se pierden, en cambio, dada la mala fotometría de las galaxias usados para detectarlos, no tienen tampoco ninguna garantía de ser reales.

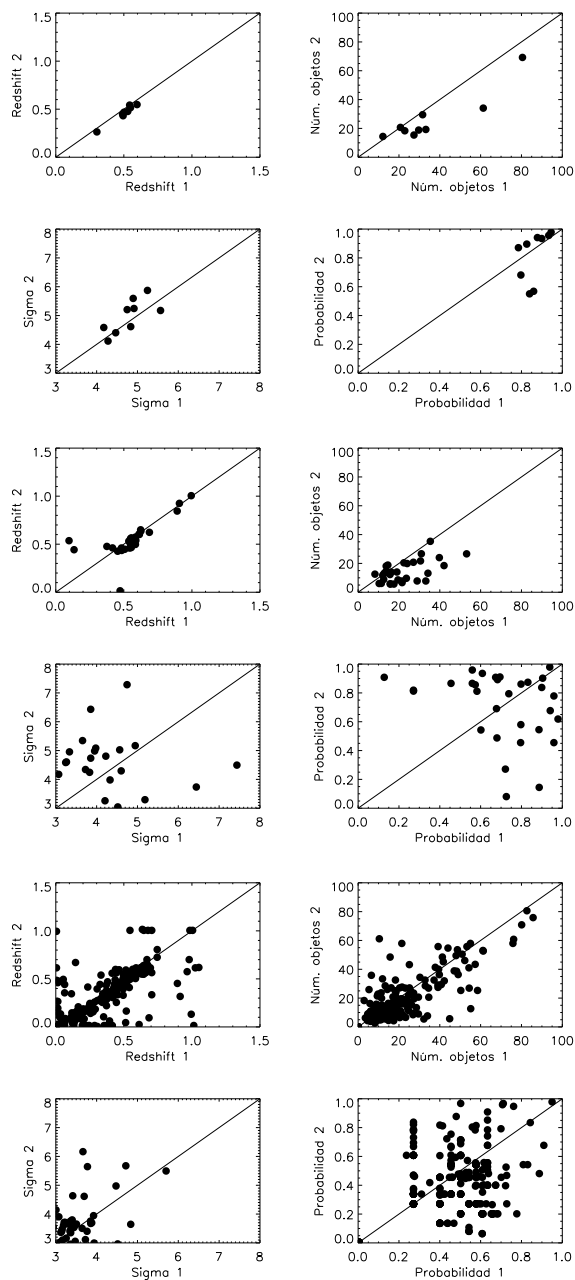


Figura F.3: Comparación de los parámetros obtenidos para los diferentes cúmulos, para cúmulos "buenos" con pareja "buena", cúmulos "buenos" con pareja "mala" y cúmulos "malos" con pareja "mala".

F.1.5. Límites en completitud II

En este caso se estudió la dependencia de los resultados finales según tomara el límite en completitud para todas las bandas fotométricas, o se realizara sólo para

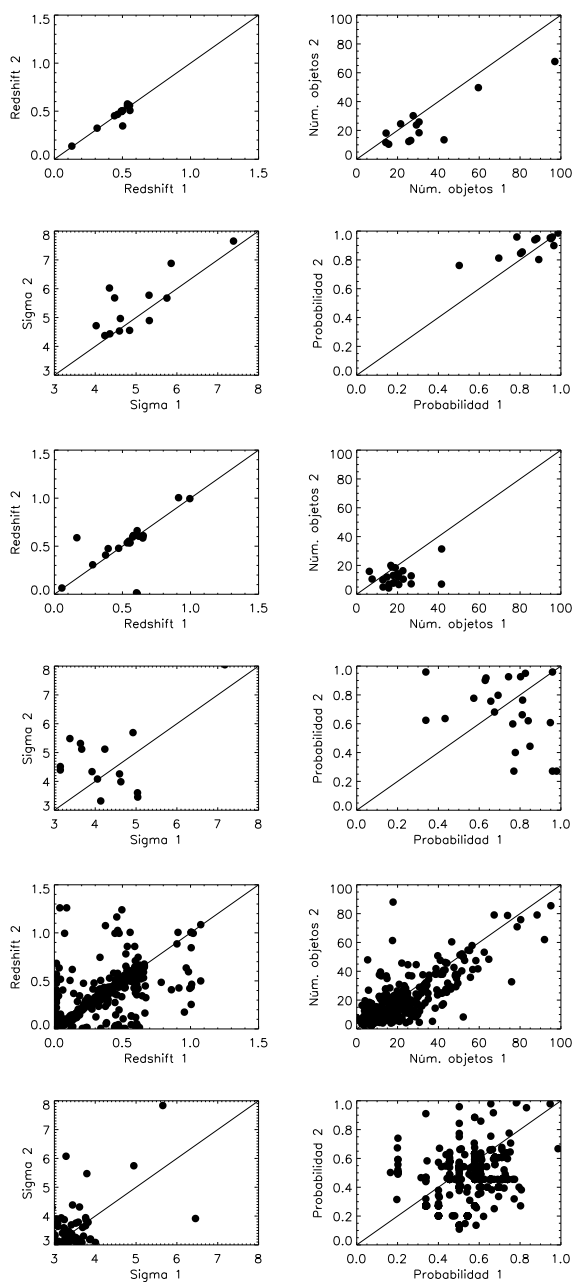


Figura F.4: Comparación de los parámetros obtenidos para los diferentes cúmulos, para cúmulos "buenos" con pareja "buena", cúmulos "buenos" con pareja "mala" y cúmulos "malos" con pareja "mala".

algun filtro de referencia (en este caso, el filtro R). Esto es debido a que, si se aplican cortes en magnitud independientes en cada banda fotométrica, los objetos que estén por encima de estos límites en **alguno** de estas bandas son eliminados, lo que da lugar a una pérdida muy importante de objetos. Así, optar por eliminar los objetos

según la completitud en una banda de referencia podría considerarse también una buena opción. Estos resultados pueden verse en la figura F.5 y en la tabla F.5.

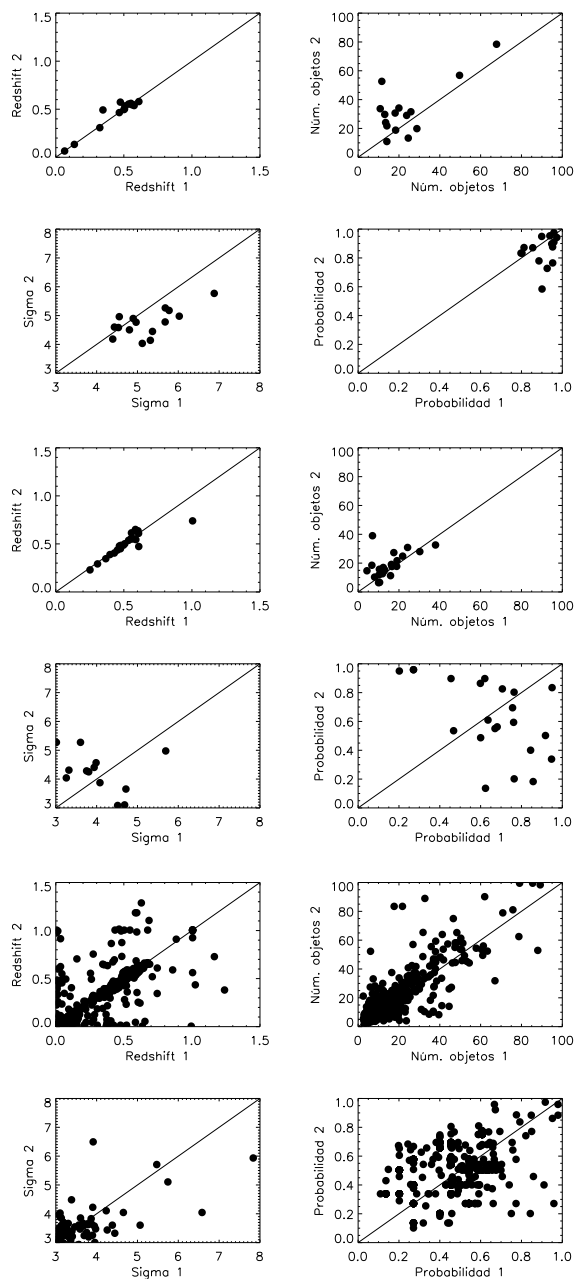


Figura F.5: Comparación de los parámetros obtenidos para los diferentes cúmulos, para cúmulos "buenos" con pareja "buena", cúmulos "buenos" con pareja "mala" y cúmulos "malos" con pareja "mala".

Como puede observarse, aplicar la completitud en todas las bandas fotométricas disponibles o sólo en una de referencia es muy relevante; la significancia de las detec-

Caso	Fracción objetos
Buenos con pareja buena	45 %
Buenos con pareja mala	32 %
Buenos sin pareja	23 %

Tabla F.5: Conservación de los candidatos *buenos* entre unos y otros parámetros iniciales para el código.

ciones comunes es menor al eliminar los objetos sólo según una banda fotométrica; así, se ha optado por aplicar la completitud independientemente para los diferentes filtros.

F.1.6. Utilización de la máscara

En esta sección se presentan los resultados correspondientes al estudio sobre el uso o no de la máscara, en la que se excluían ciertas zonas conflictivas del detector, que eran substituidas por un *background artificial*, como se comentó en el apartado 4.5.4. Estos resultados pueden verse en la figura F.6 y en la tabla F.6.

Caso	Fracción objetos
Buenos con pareja buena	41 %
Buenos con pareja mala	56 %
Buenos sin pareja	3 %

Tabla F.6: Conservación de los candidatos *buenos* entre unos y otros parámetros iniciales para el código.

Aunque vista la tabla F.6 y los argumentos expuestos en las secciones anteriores pudiera parecer que no hay diferencia entre usar una máscara y la otra, puede observarse que las significancias siempre son mejores con los cúmulos detectados al usar la máscara; por este motivo se ha considerado su uso en este trabajo.

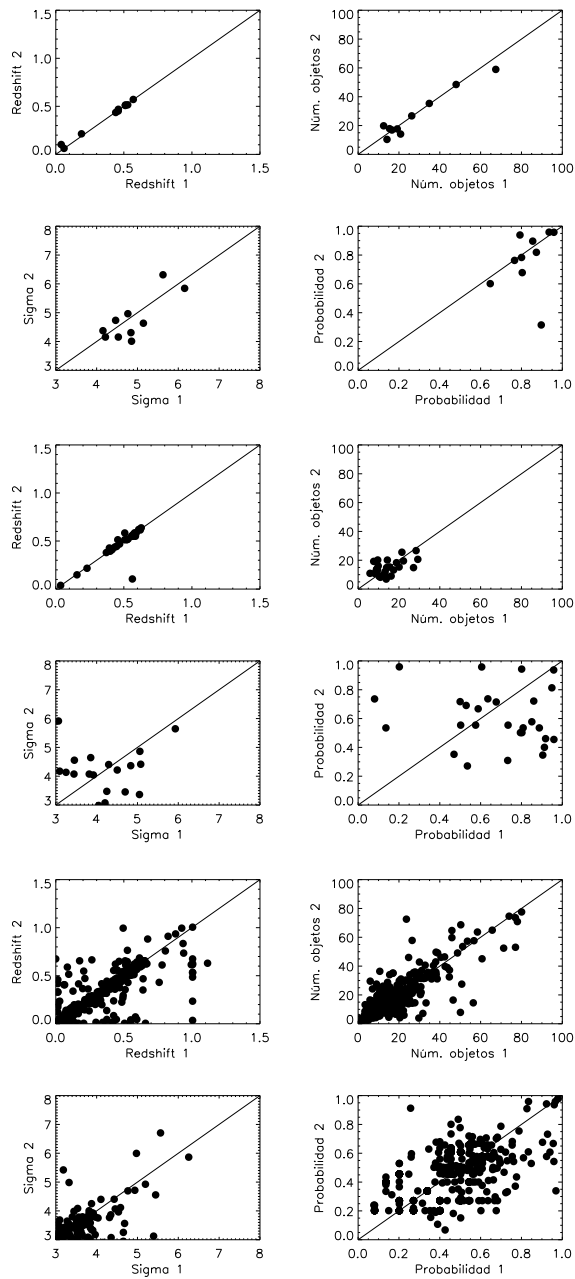


Figura F.6: Comparación de los parámetros obtenidos para los diferentes cúmulos, para cúmulos "buenos" con pareja "buena", cúmulos "buenos" con pareja "mala" y cúmulos "malos" con pareja "mala".

G

Algunos ejemplos de los cúmulos detectados

En este último apartado se muestran las imágenes de algunos de los cúmulos detectados. El objetivo es ilustrar el tipo de objetos encontrados, ya que una imagen de cada una de las detecciones es imposible, por motivos de espacio. Los cúmulos escogidos corresponden a la Tabla 7.3, detectados en el NDWFS.

G.1. Algunos cúmulos

Se han escogido dos cúmulos cercanos y dos cúmulos lejanos; en cada uno de los casos, uno de los cúmulos era ya conocido (y se ha detectado también en este trabajo) y otro no estaba catalogado anteriormente. Las imágenes tienen $\sim 2.5'$ de lado. Aunque el cúmulo debería estar en el centro de la imagen, en algunos casos puede estar ligeramente desplazado.

Los cúmulos cercanos pueden verse en las figuras G.1 y G.2; los lejanos, en las G.3 y G.4.

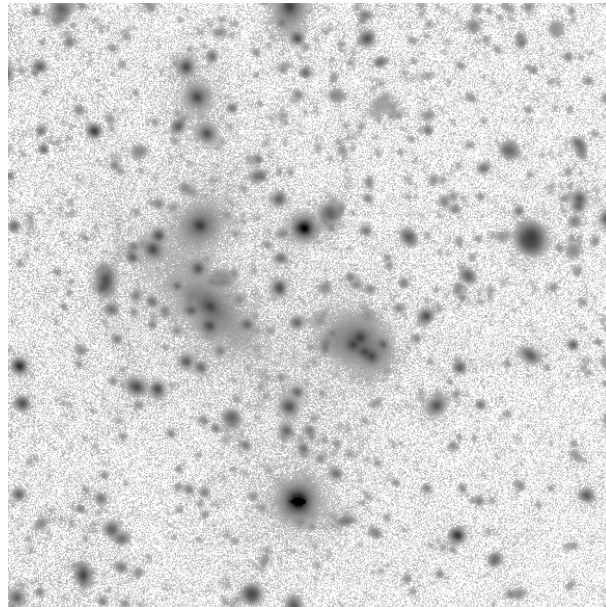


Figura G.1: Cúmulo número 08, en el campo 07 del NDWFS ($z = 0,27 \pm 0,10$, $\sigma = 4,27$). Corresponde al cúmulo NSCS J143541+325811 (Lopes et al. 2004).

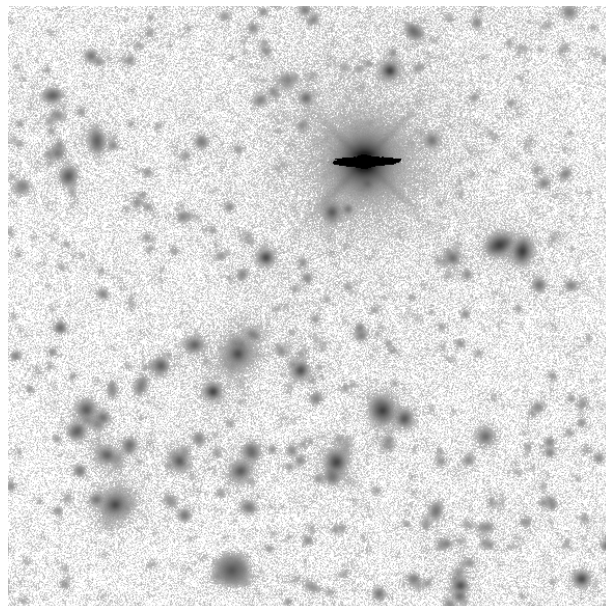


Figura G.2: Cúmulo número 04, en el campo 04 del NDWFS ($z = 0,41 \pm 0,10$, $\sigma = 4,23$).

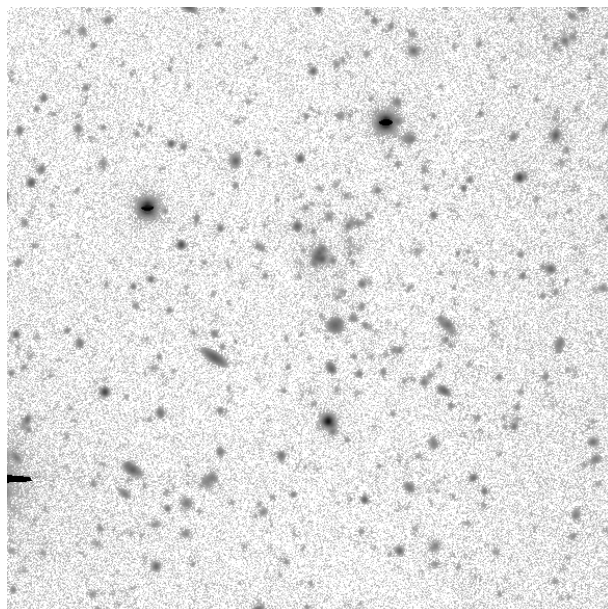


Figura G.3: Cúmulo número 27, en el campo 16 del NDWFS ($z = 1,01 \pm 0,16$, $\sigma = 4,71$). Corresponde al cúmulo ISCS J1434.5+3427 (Brodwin et al. 2006).

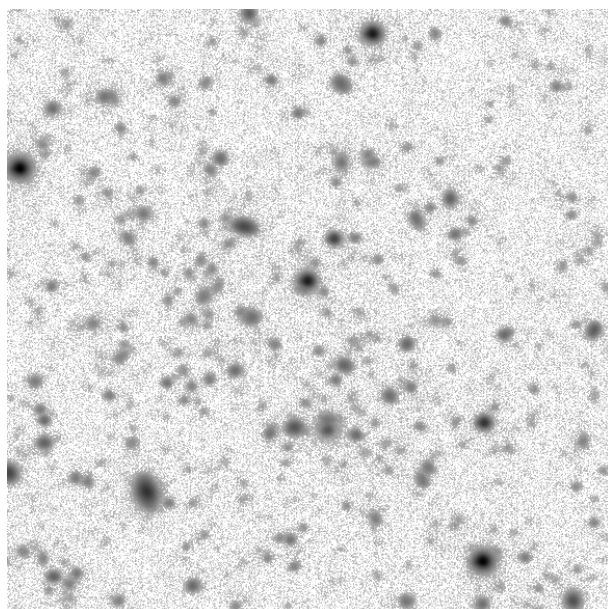


Figura G.4: Cúmulo número 160, en el campo 21 del NDWFS ($z = 1,27 \pm 0,08$, $\sigma = 4,92$).

H

Bibliografía

- Abell, G.O. 1958, ApJS, 3, 211
- Abell, G.O., Corwin, H.G. & Olowin, R.P. 1989, ApJS, 70, 1
- Adami, C. et al. 1998, A&A, 336, 63
- Aragón-Salamanca, A., Baugh, C.M. & Kauffmann, G. 1998, MNRAS, 297, 427
- Barrena, R. 2004, Tesis Doctoral, Universidad de la Laguna
- Barrena, R. et al. 2005, A&A, 444, 685
- Bartelmann, M. et al. 1998, A&A, 330, 1
- Baum, W.A. 1962, Problems of Extragalactic Research, IAU Symposium No. 15, 390
- Bekki, K. 1998, ApJ, 502, L133
- Bekki, K., Couch, W.J. & Shioya, Y. 2002, ApJ, 577, 651
- Benítez, N. 2000, ApJ, 536, 571
- Bennett, C.L. et al. 2003a, ApJS, 148, 1
- Bennett, C.L. et al. 2003b, ApJS, 148, 97
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- Best, P.N. et al. 2003, MNRAS, 343, 1
- Binggeli, B., Sandage, A. & Tammann, G.A. 1988, ARA&A, 26, 509
- Birkinshaw, M. 1999, PhR, 310, 97
- Biviano, A. et al. 1995, A&A, 111, 265
- Bolzonella, M., Miralles, J.M. & Pelló, R. 2000, A&A, 363, 476
- Botzler, C.S. et al. 2004, MNRAS, 349, 425
- Bouwens, R.J. 2004, ApJ, 616, 79
- Brodwin, M. et al. 2006, ApJ, 651, 791
- Bruzual, G. & Charlot, S. 1993, ApJ, 405, 538
- Bullock, J.S., Kravtsov, A.V. & Weinberg, D.H. 2000, ApJ, 539, 517
- Butcher, H. & Oemler, A. 1978, ApJ, 219, 18
- Byrd, G. & Valtonen, M. 1990, ApJ, 350, 89
- Caldwell, N. et al. 1993, AJ, 106, 473

- Carpenter, E.F. 1931, PASP, 43, 247
- Chiu, K. et al. 2005, AJ, 130, 13
- Cole, S., Aragon-Salamanca, A., Frenk, C.S., Navarro, J.F., Zepf, S.E. 1994, MNRAS, 271, 781
- Coleman D.G., Wu C.C., & Weedman D.W., 1980, ApJS 43, 393
- Collister, A.A. & Lahav, O. 2004, PASP, 116, 345
- Colless, M. & Dunn, A.M. 1996, ApJ, 458, 435
- Connolly, A.J. et al. 1995, AJ, 110, 2655
- Cowie, L.L. & Songaila, A. 1977, Nat, 266, 501
- Croton, D.J., Gao, L. & White, S.D.M. 2007, MNRAS, 374, 1303
- Cruddace et al. 1991, BAAS, 23, 1337
- Dalcanton, J.J. 1996, ApJ, 466, 92
- Dalton et al., 1994, MNRAS, 269, 151
- de Bernardis, P. et al. 2000, Nat, 404, 955
- de Carvalho, R.R. et al. 2005, AJ, 130, 425
- de Petris, M. et al. 2002, ApJ, 574, 119
- Demarco, R. et al. 2005, A&A, 432, 381
- Diaferio, A. et al. 1999, MNRAS, 307, 537
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351
- Dubinski, J. 1998, ApJ, 502, 141
- Ebeling, H. et al. 2000, ApJ, 534, 133
- Ebeling, H., Edge, A.C. & Henry, J.P. 2001a, ApJ, 553, 668
- Ebeling, H. et al. 2001b, ApJ, 548, 23
- Ebeling, H., Barrett, E. & Donovan, D. 2004, ApJ, 609, 49
- Edge, A.C. et al. 2003, MNRAS, 339, 913
- Eggen, O.J., Lynden-Bell, D. & Sandage, A.R. 1962, ApJ, 136, 748
- Ellis, R. et al. 1997, ApJ, 483, 582
- Ellis, R. et al. 2001, ApJ, 560, L119
- Elston, R.J. et al. 2006, 639, 816
- Escalera, E. & MacGillivray, H.T. 1995, A&A, 298, 1
- Escalera, E. & MacGillivray, H.T. 1996, A&AS, 117, 519
- Fernández-Soto, A., Lanzetta, K.M. & Yahil, A. 1999, ApJ, 513, 34
- Fernández-Soto, A. et al. 2002, MNRAS, 330, 889
- Fujita, Y. 1998, ApJ, 509, 587
- Gal, R.R. et al. 2000, AJ, 119, 12
- Gal, R.R. et al. 2003, AJ, 125, 2084
- Geisbüsch, J., Kneissl, R. & Hobson, M. 2005, MNRAS, 360, 41
- Gladders, M.D. & Yee, H.K.C. 2000a, AJ, 120, 2148
- Gladders, M.D. & Yee, H.K.C. 2000b, ASPC, 215, 233
- Gladders, M.D. & Yee, H.K.C. 2005, ApJS, 157, 1
- Godwin, J.G., Metcalfe, N. & Peach, J.V. 1983, MNRAS, 202, 113
- Gonzalez, A.H. et al. 2000, ApJ, 536, 561

- Goto, T. et al. 2002, AJ, 123, 1807
- Grainge, K. et al. 2003, MNRAS, 341, L23
- Gunn, J.E. & Gott, J.R.I. 1972, ApJ, 176, 1
- Gunn, J.E., Hoessel, J.G. & Oke, J.B. 1986, ApJ, 306, 30
- Guth, A.H. 1981, PhRvD, 23, 347
- Guth, A.H. & Jain, B. 1992, PhRvD, 45, 426
- Guth, A.H. & Kaiser, D.I. 2005, Sci, 307, 884
- Halverson, N.W. et al. 2002, ApJ, 568, 38
- Hancock, S. et al. 1994, Nat, 367, 333
- Herzog, E., Wild, P., & Zwicky, F. 1957, PASP, 69, 409
- Hogg, D. 1999, astro-ph/9905116
- Hubble, E.P. 1923, PA, 31, 644
- Hubble, E.P. 1925, Obs, 48, 139
- Huchra, J.P. & Geller, M.J. 1982, ApJ, 257, 423
- Ilbert, O. et al. 2006, A&A, 457, 841
- Jannuzi, B.T. & Dey, A. 1999, ASPC, 191, 111
- Juncosa, R. 2004, *Búsqueda de cúmulos de galaxias con alto corrimiento al rojo*, DEA, Instituto de Astrofísica de Canarias
- Kauffmann, G. et al. 1999a, MNRAS, 303, 188
- Kauffmann, G. et al. 1999b, MNRAS, 307, 529
- Kawasaki et al. 1998, A&AS, 130, 567
- Kent, S.M. & Gunn, J.E. 1982, AJ, 87, 945
- Kenter, A. et al. 2005, ApJSS, 161, 9
- Kepner, J. et al. 1999, ApJ, 617, 178
- Kim, R.S.J. et al. 2002, AJ, 123, 20
- King, I.R. 1962, AJ, 67, 471
- Kinney, A.A. et al. 1993, ApJS, 86, 5
- Klypin, A., Kravtsov, A.V., Valenzuela, O., Prada F. 1999, ApJ, 522, 82
- Larson, R.B. 1974, MNRAS, 166, 585
- Lee, B.C. et al. 2004, AJ, 127, 1811
- Lidman, C. et al. 2008, astro-ph/0808.2824
- Lobo, C. et al. 2000, A&A, 360, 896
- Loh, E.D. & Spillar, E.J. 1986, ApJ, 303, 154
- Lopes, P.A.A. et al. 2004, AJ, 128, 1017
- López-Cruz, O. 2000, astro-ph/0009029
- Lumsden, S.L. et al. 1992, MNRAS, 258, 1
- Lumsden, S.L. et al. 1997, MNRAS, 290, 119
- Menanteau, F. et al. 2008, astro-ph/0808.0214
- Merchán, M. & Zandivarez, A. 2002, MNRAS, 335, 216
- Mihos, J.C. 1995, ApJ, 438, L75
- Moore, B. et al. 1996, Nat, 379, 613
- Moore, B. et al. 1999, MNRAS, 304, 465

- Moore, B., Ghigna, S., Governato, F., Lake, G., Quinn, T., Stadel, J., Tozzi, P. 1999, ApJ, 524, L19
- Moscardini, L. et al. 2002, MNRAS, 335, 984
- Navarro, J.F., Frenk, C.S. & White, S.D.M. 1997, ApJ, 490, 493
- Nulsen, P.E.J. 1982, MNRAS, 198, 1007
- Olsen, L.F. et al. 2001, A&A, 380, 460
- Peacock, J.A. 1997, MNRAS, 284, 885
- Peebles, P.J.E. 1993, *Principles of Physical Cosmology*, Princeton University Press, Princeton
- Perlmutter, S. et al. 1995, ApJ, 440L, 41
- Perlmutter, S. et al. 1999, ApJ, 517, 565
- Perlmutter, S. et al. 2005, PhST, 117, 17
- Pierre, M. et al. 1994, A&A, 290, 725
- Postman et al. 1996, ApJ, 111, 615
- Press, W.H. & Schechter, P. 1974, 187, 425
- Quilis, V., Moore, B. & Bower, R. 2000, Sci, 288, 1617
- Ramella, M. et al. 2001, A&A, 368, 776
- Rebolo, R. et al. 2004, MNRAS, enviado (astro-ph/0402466)
- Reiprich, T. & Böhringer, H. 2002, ApJ, 567, 716
- Richards, G.T. et al. 2005, MNRAS, 360, 839
- Sánchez, S.F. & González-Serrano, J.I. 2002, A&A, 396, 773
- Sanz, J.K., Herranz, D., Martínez-González, E. 2001, ApJ, 552, 484
- Schäfer, B. et al. 2006a, MNRAS, 370, 1309
- Schäfer, B. et al. 2006b, MNRAS, 370, 1713
- Schechter, P. 1976, ApJ, 203, 297
- Schindler, S. 2004, Ap&SS, 289, 419
- Scott, P.F. et al. 2003, MNRAS, 341, 1076
- Shectman, S.A. 1985, ApJS, 57, 77
- Sievers, J.L. et al. 2003, ApJ, 591, 599
- Smoot, G.F. et al. 1992, ApJ, 396, L1
- Spergel, D.N. et al. 2003, ApJS, 148, 175
- Spergel, D.N. et al. 2006, astro-ph/0603449
- Springel, V. et al. 2005, Nat, 435, 629
- Stanford, S.A., Eisenhardt, P.R.M. & Dickinson, M.E. 1995, ApJ, 450, 512
- Stanford, S.A., Eisenhardt, P.R.M. & Dickinson, M.E. 1998, ApJ, 492, 461
- Stoughton et al. 2002, AJ, 123, 485
- Sunyaev, R.A. & Zel'dovich, Ya.B. 1970, Ap&SS, 7, 3
- Trevese, D. et al. 2007, A&A, 463, 853
- Valotto, C.A. et al. 1997, ApJ, 479, 90
- van der Wel, A. et al. 2007, ApJ, 670, 206
- van Dokkum, P. et al. 1999, ApJ, 520, L95
- van Haarlem, M.P. et al. 1993, MNRAS, 264, 71

-
- Venemans, B.P. et al. 2007, MNRAS, 376, 76
 - Voges, W. et al. 1999, A&A, 349, 389
 - Wadadekar, Y. 2005, PASP, 117, 79
 - White, N.E., Giommi, P. & Angelini, L. 1994, AAS, 185, 4111
 - White, S.D.M. & Rees, M.J. 1978, MNRAS, 183, 341
 - White, S.D.M. & Frenk, C.S. 1991, ApJ, 379, 52
 - Wittman, D.M. et al. 2000, Nat, 405, 143
 - Wittman, D. et al. 2001, ApJ, 557, 89
 - Wittman, D. et al. 2002, SPIE, 4836, 73
 - Wittman, D. et al. 2003, ApJ, 597, 218
 - Wittman, D. et al. 2006, ApJ, 643, 128
 - Xue, Y.J. & Wu, X.P. 2000, ApJ, 538, 65
 - Yahata, N. et al. 2000, ApJ, 538, 493
 - Yee, H.K.C. & López-Cruz, O. 1999, AJ, 117, 1985
 - York, D. G. et al. 2000, AJ, 120, 1579
 - Younger, J.D., Bahcall, N.A. & Bode, P. 2005, ApJ, 622, 1
 - Zaritsky, D. et al. 1997, ApJ, 480, L91
 - Zwicky, F. 1937, ApJ, 86, 217
 - Zwicky, F. 1937, PNAS, 23, 251
 - Zwicky, F. 1938, PASP, 50, 218
 - Zwicky, F., Hergoz, E., Wild, T., Karpowicz, M., Kowal, C. 1961-1968, Catalog of Galaxies and Clusters of Galaxies, Vol 1-6 (California Institute of Technology, Caltech, Pasadena)