Estudio de las propiedades óptico-infrarrojas de la muestra B3-VLA de radio cuásares y su relación con el entorno

Sebastián Francisco Sánchez Sánchez

Departamento de Física Moderna

UNIVERSIDAD DE CANTABRIA

Memoria presentada al Departamento de Física Moderna

de la Universidad de Cantabria para optar al Título

de Doctor en Ciencias Físicas

Certificado

J.I. González Serrano, Doctor en Ciencias Físicas y
Profesor Titular de la Universidad de Cantabria
CERTIFICA
que la presente memoria "Estudio de las propiedades
óptico-infrarrojas de la muestra B3-VLA
de radio cuásares y su relación con el entorno",
ha sido realizada por D. Sebastián Francisco Sánchez Sánchez
bajo mi dirección.
Considero que esta memoria contiene aportaciones suficientes
para constituir la Tesis Doctoral del interesado

Santander, de Enero de 2001

A mi Familia.

Y a Karen, por su paciencia.

Agradecimientos

En primer lugar me gustaría agraceder a Ignacio la posibilidad que me brindó para introducirme en el mundo de la astronomía en general, y de la vida del "astrónomono observacional" en particular. Su visión crítica sobre la sobreinterpretación de los datos me ha ayudado mucho a la hora de entender qué conocemos realmente sobre los objetos que observamos. Le agradezco también el haber compartido conmigo su amplia experiencia en el tratamiento de datos.

No puedo dejar de destacar un agradecimiento especial a Ruth, Mario y Chris, sin los cuales, al menos dos tercios de esta tesis, sino toda, no hubiesen nunca visto la luz. Pero de entre ellos me gustaría destacar mi agradecimiento sincero a Ruth: Espero llegar algún dia a ser solamente la mitad de sistemático que ella.

Al Ministerio de Educación y su programa FPI que permitió financiar la realización de esta tesis en los tres primeros años de la misma. Al *Istituto di Radioastronomia di Bologna* por la ayuda recibida en mis estancias en dicha institución, y por el buen ambiente que alli encontré. Al *Isaac Newton Group* en general y a Danny Lennon en particular por apoyar la culminación de esta tesis, tanto por los medios y recursos que han puesto a mi alcance, como por el apoyo recibido. Al Director del *ING*, Rene Rutten, por permitir que parte del tiempo discrecionario fuese utilizado como tiempo de observación en esta tesis (observaciones del 1 y 2 de Agosto en el JKT). Al programa de noches de servicio del *ING*, por haber realizado la observación del 29 de Septiembre de 1996, en inmejorables condiciones de seeing.

A I.Ferreras y L.Cayón, por dejarme el código GISSEL y comentarios sobre su uso. A Quique por los comentarios sobre la estadística de galaxias utilizada en el Capítulo 5. Agradezco a los primeros compañeros con los que me encontré al llegar al IFCA: Txitxo, Maite y Fsoto. A Txitxo por la infinidad de cosas que con él (y de él) he aprendido, por su amistad a prueba de bombas (y otras cosas), por su sempiterno optimismo. Muchas gracias Txitxo, por todo. A Maite, por su increible (al menos para mi) capacidad para tener siempre una respuesta sistemática, una referencia, o un manual a mano con el que llenar el pozo de mi ignorancia. A Fsoto por haberme hecho famoso en el mundo, a fuerza de confusiones fonéticas (lo siento Dr. Panceta/Lanzetta...).

A mis colegas, I.Ferreras, Chema y Javier Ramasco. Al primero por dejarme participar de su experiencia, y por haber sido un buen amigo en todo momento, además de echarme más de una mano en temas de informática. A Chema por su visión siempre particular sobre los temas en los que trabajábamos, y por lo buenos ratos. A Javier Ramasco por ayudarme con la burocracia cuando estaba aislado (literalmente hablando), y por mantenerme informado.

Un agradecimiento a mis profesores en mis años de licenciatura, y uno muy especial a Chus Martín, Isabel y Luis Roso, los cuales sembraron en mi una inquietud por conocer cosas nuevas y una visión de la vida que aun tengo presente. A Fernando Atrio por su amistad, y por haberme dado el empujón que me llevó a Santander.

Un agradecimiento general a todas las personas que en algun momento me han ayudado. Si no estais en esta lista no es por falta de memoria, es por falta de espacio...

Índice General

1 Introducción: La muestra B3-VLA **7**
1.1 Introducción . . . 7
1.2 La muestra B3-VLA de radio cuásares . . . 11

2 Observación, reducción y calibración de los datos **13**
2.1 Observaciones realizadas y reducción de los datos . . . 13
2.2 Calibración y características de las imágenes obtenidas . . . 17

3 Fotometría de la muestra **22**
3.1 Introducción . . . 22
3.2 Magnitudes de los cuásares . . . 23
3.3 Variabilidad . . . 25
3.4 Colores de los cuásares . . . 32
3.5 Polvo en los cuásares . . . 34
3.5.1 Índice espectral de los cuásares . . . 35
3.5.2 Cuásares rojos: colores $U-V$ frente a $B-K$ . . . 37
3.6 Resumen y conclusiones . . . 40

4 Las galaxias anfitrionas de los cuásares **42**
4.1 Introducción . . . 42
4.2 Análisis de los datos . . . 46
4.2.1 Procedimiento de deconvolución . . . 47
4.2.2 Procedimiento de convolución . . . 49
4.3 Simulaciones . . . 51
4.4 Resultados del análisis . . . 53
4.4.1 Procedimiento de deconvolución . . . 53
4.4.2 Procedimiento de convolución . . . 60
4.4.3 La relación $K-z$ para las galaxias anfitrionas . . . 69
4.4.4 Dependencia de las magnitudes absolutas de las HGs con la potencia en radio . . . 75
4.4.5 Relación entre el flujo del cuásar y el de la galaxia que lo alberga 82

4.4.6 Propiedades estructurales de las HGs: El plano $\mu_e - r_e$ 83
4.4.7 Magnitudes absolutas de los cuásares y su relación con la potencia en radio 86
4.5 Resumen y conclusiones 89

5 Exceso de galaxias débiles entorno a siete cuásares a 1≤ z ≤1.6: candidatos a cúmulos a alto *redshift* 91
5.1 Introducción 91
5.2 Adquisición de datos 93
5.2.1 Datos ópticos 93
5.2.2 Datos infrarrojos 94
5.2.3 Imágenes tricolores 94
5.3 Análisis de los datos 94
5.3.1 Número de cuentas 103
5.4 Exceso de galaxias proyectado en torno a los cuásares 109
5.5 Distribución bidimensional de los excesos 116
5.6 Distribución de los excesos en rangos de color: candidatos a cúmulos . . . 124
5.6.1 Relación color-magnitud 125
5.6.2 Propiedades de los candidatos a cúmulo 129
5.7 Resumen y conclusiones 139

6 Conclusiones 144

Bibliografía 148

Apéndices 156

A Muestra B3-VLA de radio cuásares 156

B Resumen de las observaciones 160

C Procedimientos de recuperación de las galaxias anfitrionas. Simulaciones 169

Capítulo 1

Introducción: La muestra B3-VLA

1.1 Introducción

Los cuásares son objetos extragalácticos de apariencia estelar en el rango óptico-UV, cuyo espectro óptico se caracteriza por la presencia de líneas de emisión anchas y una alta luminosidad en el continuo. Dicha emisión continua puede aproximarse a una ley de potencias, y suele presentar unas altas tasas de variabilidad. Estos objetos se encuentran entre los más luminosos y exóticos del universo, siendo objetos que pueden observarse en un amplio rango de *redshifts* (corrimientos al rojo), o épocas cosmológicas. Los cuásares pueden tener magnitudes absolutas del rango de M_V=-27, lo que equivaldría a $\sim 10^{12}$ luminosidades solares, mientras que las galaxias más luminosas conocidas tienen $M_V \sim -23$ magnitudes, lo que da idea de la luminosidad de estos objetos. El cuásar más distante conocido hasta la fecha se encuentra a $z \sim$5.8, correspondiendo a épocas en las cuales el universo contaba con solo el 10% de su tiempo de vida. El modelo estándar (Lynden-Bell 1969; leer también Urry & Padovani 1995, para una revisión), considera que un cuásar (QSO, del inglés *Quasi-Stellar Object*) está formado, desde la zona central a la más externa, por un agujero negro, el cual genera el potencial gravitatorio que configura el motor principal del sistema, consistente en un disco de acrecentamiento de materia (la cual emite por fricción, perdiendo momento angular), una región de gas moviéndose a alta velocidad (que produce la emisión de líneas anchas), un toro de polvo en torno a éste, que absorbe la emisión a ciertos ángulos de visión, una región de gas más lento (que produce líneas estrechas), y, en la parte más externa, chorros de partículas energéticas que escapan por los polos produciendo los *jets* (chorros), y la emisión en radio (en aproximadamente un 10-15% de los cuásares). Dicho objeto, conocido como núcleo activo (o AGN), habita el centro de una galaxia, que en el caso de las primeras imágenes ópticas de dichos objetos no fue detectada (de ahí el nombre, QSO, objeto de apariencia estelar), galaxia a la que se denomina anfitriona (o HG, del inglés *Host Galaxy*). Este modelo considera que todos los núcleos activos que emiten en radio, radio cuásares y radio galaxias, son el mismo tipo de objetos, pero observados a ángulos de visión distintos, y por lo tanto, aquellas características que no dependan de éste ángulo deben de ser similares en ambos tipos de objetos. Estos modelos son conocidos por el nombre de esquemas de unificación (Barthel 1989).

Los cuásares son de vital importancia para la astronomía y la cosmología modernas. De hecho, el que se observen en épocas tan tempranas del universo fija restricciones a los modelos de formación de galaxias y de evolución de las estructuras a gran escala. La existencia de cuásares a alto *redshift* implica un rápido colapso de la materia y un enfriamiento extremadamente eficiente de gran candidad de ésta, y por tanto, los halos de materia oscura deberían dar lugar a agujeros negros en escalas de tiempo muy reducidas $\lesssim$1 Gyr (Loeb 1993) [1]. El conocimiento del origen o proceso de encendido de la actividad nuclear podría fijar restricciones aún mayores sobre los modelos cosmológicos.

Los cuásares a alto *redshift* son utilizados como faros de luz, la cual es absorbida por los objetos situados a lo largo del recorrido del haz, dejando su impronta en los espectros de estos QSOs. Estos absorbentes, identificados como galaxias, proto-galaxias, y/o nubes de gas, suelen utilizarse tanto para el estudio de las sus propiedades intrínsecas (Barcons et al. 1999) como para restringir los parámetros cosmológicos (Croft et al. 1999). Estos parámetros también se han podido estimar a partir del retraso observado en la variabilidad de las distintas imágenes de un mismo cuásar, que se observan debido a la lente gravitatoria producida por concentraciones de materia en la línea de visión del mismo. Por tanto, los cuásares resultan una herramienta importante en los estudios cosmológicos.

La mayor parte de las muestras de cuásares se han seleccionado a partir de su conocido exceso ultravioleta (sistema XUV, Schmidt & Green 1983). Sin embargo, esta selección implica un sesgo hacia este tipo de objetos, produciendo una imcompletitud dificil de estimar si todas las muestras fuesen seleccionadas de esta forma. Los estudios ópticos muestran una preferencia hacia objetos con emisión intensa en el continuo, especialmente en el rango azul del visible, lo que introduciría una gran incompletitud en las muestras así seleccionadas, con fuertes consecuencias sobre las conclusiones obtenidas. La selección en otras bandas, tales como las longitudes de onda de radio podría solventar este problema.

Un objeto extragaláctico se considera radio emisor cuando la razón entre su luminosidad ultravioleta (a 2500Å), y su potencia en radio a 6 cm es inferior a $\sim$25. Por encima de este límite se suelen encontrar objetos emisores en radio no asociados con núcleos activos, sino con procesos de formación estelar. Por lo que se sabe hasta la fecha, sólo un $\sim$10% de los cuásares se pueden considerar como radio fuentes, por lo que la emisión en radio no puede servir como una forma general para la selección de *todos* los cuásares. Sin embargo, el estudio de muestras completas de radio cuásares nos permitirían, por extensión, determinar propiedades generales de estos objetos, tales

[1] Gyr, del inglés *Gigayear*=10^9 años

como la forma de su espectro óptico, sin estar introduciendo sesgos en dichos espectro, asociados con la selección.

Por lo que se sabe hasta la fecha el espectro UV-óptico de los cuásares no se ve afectado por la emisión en ondas de radio, de forma que cuando se comparan las características de los cuásares emisores o no emisores en radio en muestras completas de estos objetos, éstas son similares. Sin embargo dichas muestras son escasas, debido a que la obtención del espectro de todos los objetos de un cierto campo requiere mucho tiempo de observación. Los cuásares pueden seleccionarse a partir de la búsqueda de emisores de rayos X (p.ej. Mason et al. 2000), ya que a estas longitudes de onda aparentemente todos los AGNs presentan emisión. Sin embargo, hasta la fecha, la profundidad alcanzada por las imágenes en rayos X y la limitación que supone el que las observaciones solamente sean accesibles desde satélites (por la absorción atmosférica de los rayos X) han impedido alcanzar la profundidad y número de objetos detectados mediante la selección en ondas de radio. Otro tipo de selecciones, como la recientemente propuesta por Warren et al. (2000), basada en la diferencia entre el espectro de estos objetos y el de las estrellas parecen abrir un nuevo campo para este tipo de estudios, si bien aun no han sido aplicadas. Por tanto, el estudio de la emisión UV-óptica-infrarroja de los radio cuásares se hace necesaria para determinar las características generales de este tipo de emisión.

Por otra parte, las condiciones necesarias para que un cuásar emita en longitudes de onda de radio son aún, en gran parte, desconocidas. Se han propuesto distintos escenarios:

- La emisión o no en ondas de radio podría deberse a la naturaleza morfológica de las galaxias anfitrionas de los AGNs. Se sabe que para los AGNs de baja luminosidad los no emisores en radio, tales como las galaxias Seyferts, suelen presentar morfologias típicas de galaxias espirales, mientras qué los emisores en radio, como las RGs, suelen ser galaxias elípticas. Esto llevó a proponer como característica primordial para la emisión en radio o no la morfología de la HG (Smith et al. 1986). De esta forma las galaxias elípticas, con aparente carencia de gas permitirían escapar los *jets*, mientras que las galaxias espirales, con abundancia de gas, los confinarían sin permitir que se observasen.

- Urry & Padovani (1995) sugirieron que la rotación o no del agujero negro central podría dar lugar a la generación del campo magnético necesario, en el entorno cercano del agujero negro, que originase los *jets* de partículas y el chorro de electrones necesario para la emisión en radio (de tipo sincrotrón). De esta forma, el momento angular en el agujero negro sería la característica primordial que diferenciase los radio cuásares de los cuásares no emisores en radio.

- Franceschini et al. (1998) encontraron una relación entre la masa del agujero negro y la potencia en radio, relación que ha sido confirmada para una muestra de radio cuásares, radio galaxias y cuásares no emisores en radio por McLure et al. (1999). Según este último, la diferencia entre los radio cuásares y los no emisores en radio (por debajo del límite anteriormente citado), estaría en la masa del agujero negro. Más concretamente en la fracción de masa de la galaxia anfitriona que conforma el bulbo, al existir una correlación entre la masa del bulbo y la del agujero negro central, propuesta por Magorrian et al. (1998). De esta forma, AGNs que emitiesen con la misma intensidad en ondas de radio podrían considerarse radio emisores o no en función de la fracción de masa de su galaxia anfitriona que conformase el bulbo.

- La emisión en ondas de radio podría estar relacionada con el entorno lejano de los AGNs. Se ha demostrado que los emisores en radio habitan, al menos a bajo *redshift*, cúmulos de galaxias de mayor densidad que los no emisores en radio (por ej. Yee & Green 1987). Los cúmulos más densos podrían ser más eficientes a la hora de confinar la emisión en ondas de radio.

También podría suceder que la verdadera naturaleza de la emisión en radio fuese una combinación de los escenarios propuestos anteriormente.

La muestra de radio cuásares más utilizada, por ser la única que hasta fechas recientes estaba completamente identificada en el rango óptico, era la muestra 3CR (Spinrad et al. 1985). Dicha muestra, seleccionada a 178 MHz, por encima de un flujo de 9Jy, contiene 53 cuásares, los cuales se encuentran en el rango de entre los de mayor potencia en radio conocidos hasta la fecha. Las propiedades derivadas del estudio de esta muestra podrían por tanto estar sesgadas hacia procesos violentos que dieron lugar a esta emisión extrema. Es necesario ampliar nuestro conocimiento de los radio cuásares hacia rangos de potencia en radio más bajos si se quiere conocer la verdadera naturaleza de estos objetos, así como su posible evolución.

Esta tesis está enfocada en el estudio de una muestra de radio cuásares de baja o intermedia luminosidad en radio, la muestra B3-VLA. La siguiente sección nos resumirá las características principales de dicha muestra, extraídas de Vigotti et al. (1997). Hemos estudiado diferentes aspectos de la muestra a lo largo de esta tesis, cuya organización es la siguiente: en el capítulo 2 presentaremos las observaciones realizadas; en el capítulo 3 presentamos la fotometría multibanda de los radio cuásares observados, analizando sus colores ópticos-infrarrojos. En este mismo capítulo discutimos la posibilidad de la existencia de un número apreciable de cuásares enrojecidos, limitando la cantidad de polvo en los objetos de nuestra muestra; el capítulo 4 presenta el estudio de las galaxias en las cuales habitan estos objetos, sus principales características morfológicas y fotométricas, y sus similitudes y/o diferencias con las galaxias anfitrionas de otro tipo de radio fuentes. El capítulo 5 resume los resultados obtenidos tras el estudio de las posibles sobredensidades de galaxias en el entorno de siete de los objetos de la muestra (a $z \gtrsim 1$), y sus posibles implicaciones en la explicación de la actividad nuclear.

Se puede considerar que esta tesis estudia los cuásares de la muestra B3VLA en tres escalas espaciales distintas: la fotometría de la muestra nos informa de la emisión de los propios cuásares, a una escala de entre uno a unos pocos *parsecs*. El estudio de las galaxias anfitrionas nos informa del entorno de los cuásares a escalas de unos pocos *kiloparsecs*, mientras que, el estudio de los cúmulos de galaxias en torno a los cuásares nos indica cuales son las condiciones medioambientales de estos objetos a escalas de entre las centenas de *kiloparsecs* y el *megaparsec*. Se podrá apreciar a lo largo de este estudio que las tres escalas están intimamente relacionadas.

A lo largo de esta tesis hemos asumido el modelo cosmológico estándar con H_O= 50 km s^{-1} Mpc^{-1} y q_O=0.5.

1.2 La muestra B3-VLA de radio cuásares

El catálogo de radio fuentes B3 (Ficarra et al. 1985) contiene 13354 fuentes con un límite en densidad de flujo de 100 mJy a 408 MHz, y cubre 0.78 estereoradianes en una sección del cielo entre 37^o y 47^o grados de altitud, para todos los ángulos horarios. De la muestra B3, Vigotti et al. (1989) seleccionaron cinco submuestras completas, por encima de un límite en flujo de 0.1 Jy, separadas por incrementos iguales en densidad de flujo logarítmico y las cuales contenían el mismo número de fuentes, eligiendo diferentes límites de declinación para cada submuestra. De la misma manera la ascensión recta se restringió de forma que se excluyeran las zonas del cielo con baja latitud galáctica (R.A. de exclusión 03:00-07:00). De los mapas en radio obtenidos posteriormente con el VLA (*Very Large Array*), en la configuración A y C (resolución de ∼1”) a 1465 MHz para 1103 fuentes de la muestra, Vigotti et al. (1989) obtuvieron las posiciones en radio (con una precisión de 0.5 arcsec) lo cual permitió la identificación óptica en los mapas del POSS-I (*Palomar Observatory Sky Survey*), basándose en la coincidencia de posiciones. El análisis de estos mapas permitió la exclusión de 53 fuentes de la muestra ya que se confirmaron como lóbulos o componentes de otras fuentes. El resultado final es una muestra consistente en 1050 radio fuentes, separadas en cinco submuestras en los rangos de densidad de flujo 0.1-0.2 Jy, 0.2-0.4 Jy, 0.4-0.8 Jy, 0.8-1.6 Jy y S_{408} >1.6 Jy. La identificación de candidatos a cuásares (objetos de cualquier color con apariencia estelar) fue realizada en las placas rojas del POSS-I, hasta el límite de dichas placas (R∼20 mag), definiendo una muestra de 172 candidatos. Se obtuvo espectroscopía óptica de todos estos candidatos, de los cuales, 125 fueron confirmados como cuásares, los cuales conforman la muestra B3-VLA de cuásares. Dicha muestra cubre un rango de *redshifts* entre z=0.4-2.8, con un *redshift* medio de 1.16, y una potencia en radio de $P_{408MHz} \sim 10^{25-28}$ W Hz^{-1}.

La muestra final de candidatos a cuásares y la muestra B3-VLA final está descrita en Vigotti et al. (1997). La incompletitud óptica de la muestra de radio cuásares, es decir, la fracción de cuásares más débiles que el límite óptico de R∼20 mag, depende del flujo en radio de los objetos, al existir una correlación conocida entre el flujo en radio y la magnitud óptica (e.g. Serjeant et al. 1998). Por tanto, una forma de estimar la incompletitud de la muestra sería comparar la fracción de objetos detectada a un cierto rango de magnitud con la que se observa en una muestra completa, detectada al mismo límite de flujo en radio. Willot et al. (1998) presentó la fotometría en banda

R de una muestra de radio cuásares completamente identificada en el rango óptico, en la cual la fracción de radio cuásares con R>20 es del 35% para el rango de flujo entre 0.4< S_{408} <1.0 Jy (densidad de flujo media de 0.66 Jy) y del 45% para el rango entre 0.2< S_{408} <0.4 Jy (densidad de flujo media de 0.28 Jy). El color medio B-R de estos cuásares es 0.6, similar al valor que se ha encontrado en la muestra B3-VLA (Carballo et al. 1999). Para rangos de flujo en radio más altos (S_{408} >1 Jy) podemos utilizar la distribución de magnitudes en banda B obtenida por Serjeant et al. (1998) para la muestra *Molonglo-APM Quasar Survey* (la cual presenta una densidad de flujo media de S_{408} ~1.7 Jy). Adoptando como límite B=20.6, equivalente al límite de R=20 mag para los colores típicos de la muestra de cuásares, la fracción de cuásares con S_{408} >1 Jy más débiles que el límite óptico de nuestra muestra debe estar en torno al 15%. Otra muestra con la que podríamos comparar es la muestra PKS, de la cual se ha presentado recientemente la fotometría (Francis et al. 2000). Completa hasta un 98%, dicha muestra consta de 119 radio cuásares (Benn et al. 2000), seleccionados por encima de un límite en flujo en radio de $S_{2.7GHz}$ >0.5Jy, con $\alpha \gtrsim -0.5$ ($S_\nu \propto \nu^\alpha$); este límite corresponde, aproximadamente a S_{408MHz} >1 Jy. El 13% de los objetos de la muestra tienen una magnitud R >20.

Teniendo en cuenta estas fracciones de cuásares por encima del límite de detección (óptica) de nuestra muestra, encontradas en muestras completas de radio cuásares, podemos estimar la incompletitud en la muestra B3-VLA. Esta muestra contiene 64 cuásares con S_{408} >0.8 Jy y una densidad de flujo media de 2.25Jy, 32 con S_{408}=0.4-0.8 Jy y una densidad de flujo media de 0.53 Jy, y 29 cuásares con S_{408}=0.1-0.4 Jy y una densidad de flujo media de 0.22 Jy. Adoptando para los tres grupos una incompletitud óptica del 15%, 25% y 45% respectivamente (al compararla con los porcentajes anteriores), la completitud óptica de la muestra se puede estimar en al menos el 75% para toda la muestra y en más del 80% para los objetos con S_{408} >0.4 Jy.

Recientemente se han podido identificar 5 cuásares más como contrapartidas ópticas de las fuentes en radio (Vigotti, comunicaciones privadas), los cuales, no formando parte de la muestra B3-VLA presentada por Vigotti et al. (1997), han sido incluidos en el presente estudio. La detección de dichos objetos podría reducir la incompletitud de la muestra a menos del ~20% para todos los rangos de flujo en radio. Los datos principales de la muestra se presentan en el Apéndice A.

Capítulo 2

Observación, reducción y calibración de los datos

2.1 Observaciones realizadas y reducción de los datos

Las observaciones comprendieron imágenes ópticas en bandas U,B,V,R e I, e infrarrojas, en la banda K, realizadas a lo largo de 22 noches entre 1996 y 1999 en los telescópios JKT, NOT y WHT (La Palma), 1.52m OAN, 2.2m CAHA y 3.5m CAHA (Almería). En el Apéndice B se muestra un resumen de las observaciones realizadas, así como algunos datos de interés relacionados con ellas. Solamente las noches con datos útiles se han incluido en la tabla, ya que se realizaron más observaciones bajo condiciones fotométricas inadecuadas que no se citan en este trabajo.

Las imágenes astronómicas obtenidas mediante cámaras CCD (*Charged-Couple Devices*) o Arrays en el NIR (Infrarrojo cercano), tal y como se obtienen de los detectores (imágenes crudas), no constan únicamente de la información astronómica que se quiere obtener. Ésta está enmascarada por una serie de componentes que pasaremos a describir una a una.

Bias

Llamaremos *Bias* o pedestal (en una traducción literal) a cualquier señal que aparece en las imágenes crudas que no tiene un origen externo al detector, ésto es, no están producidas por luz que incide en el mismo, sino por efectos electrónicos dentro del detector que pueden ser debidos a distintas causas: electrones generados térmicamente en el substrato cercano al detector (corriente oscura o *dark current*), una corriente estable introducida artificialmente que impida la existencia de valores negativos en la matriz de salida (El *bias* estándar), descargas involuntarias de algún componente del detector (condensadores, etc). Esta definición se aleja de la definición estándar: hemos considerado como *bias* el conjunto de cualquier corriente cuyo origen no es fotónico y que debe de ser substraída de las imágenes.

Efectos como la corriente oscura, incluidos en esta componente, presentan una dependencia con la temperatura, por lo que variaciones de ésta a lo largo de la noche provocan variaciones del *Bias*. Es necesario realizar mediciones regulares de éste a lo largo de la observación. Estas se obtienen mediante exposiciones con tiempo de exposición 0 segundos, y con el diafragma cerrado (con el fin de que no entre luz en el detector).

De forma más estricta, la imágenes de la corriente oscura deberían de obtenerse mediante exposiciones largas con el diafragma cerrado. La media de varias de estas imágenes nos determinaría la respuesta de la corriente oscura del detector. Solamente en el caso de exposiciones muy largas, con filtros estrechos, o poco número de fotones en la fondo del cielo, esta corriente es significativa. En estos casos, una vez determinada la corriente oscura ésta se debe escalar al tiempo de observación. En nuestro caso la corriente oscura solo se estimó para las imágenes infrarrojas.

El *Bias*, tal y como lo hemos definido aquí, puede presentar una estructura espacial significativa, por lo que una buena determinación/sustracción puede ser de crucial importancia en la calidad de las imágenes.

Flat-field

El "Campo Plano", en una tradución literal, es la componente que puede afectar de forma más dramática a la calidad de las imágenes astronómicas. Existen tres componente principales en el *flat-field*: (i) la variación de la sensibilidad del *chip* a gran escala, debida, principalmente a las variaciones de la anchura del substrato del mismo. Esta componente presenta una dependencia con la longitud de onda, siendo muy poco intensa en el azul, e incrementándose en el rojo (hasta un 10% de la señal), al generarse los fotoelectrones rojos a mayor profundidad en el detector; (ii) las variaciones de la ganancia *pixel* a *pixel* en el detector, debidas a pequeñas variaciones de la estructura de los electrodos (rango óptico) o diodos (rango NIR). Produce variaciones entre un $\sim$1% y un $\sim$10% de la señal, según el detector; (iii) anillos circulares debidos a granos de polvo o grasa que se encuentran en la ventana del detector, y que producen un decremento en la respuesta en un $\sim$10%.

Todos estas componentes deben considerarse como variaciones de la ganancia, y deben de ser eliminadas mediante una estimación de la variación de la ganancia *pixel* a *pixel*. Esto se consigue realizando exposiciones de un campo homogeneamente iluminado (*flat-field*), normalizando posteriormente mediante el valor medio. Este campo homogéneo puede ser el cielo en el crepúsculo o la aurora, el cual se considera homogeneamente iluminado a las escalas del detector (*sky-flats*) o una zona homogénea de la cúpula cerrada con baja iluminación artificial (*dome-flats*). Una vez obtenido este campo homogéneo para cada filtro, normalizado a un flujo medio 1, se dividen todas las imágenes por él, corrigiendo la diferencia de ganancia *pixel* a *pixel*.

El *flat-field* óptimo se debería de obtener con el cielo oscuro, en una zona del cielo y a un tiempo cercanos a al zona y tiempo de observación. Sin embargo, además del sacrificio de tiempo de observación que ésto supondría, es dificil encontrar un campo vacío de estrellas en casi ninguna zona del cielo. La combinación de *sky-flats* y/o *dome-flats* es una técnica adecuada, y debe producir la correción de todos los efectos anteriormente descritos hasta un valor por debajo del 0.5%.

Otra estimación del *flat-field*, que puede llevarse a cabo en los rangos de longitudes de onda en los que el cielo nocturno presente un brillo alto, sería la combinación de todas las imágenes a lo largo de la noche, eliminando los valores *pixel* a *pixel* en los que exista señal proveniente de objetos astronómicos (p.ej., por encima de 0.5-1σ). Esta estimación del *flat-field* suele ser válida para el infrarrojo cercano, aunque también se utiliza en ocasiones en el rango óptico.

Fringing

El *fringing* consiste en patrones de interferencia que se producen en los *chips* de anchura reducida, en los cuales la distancia entre la superficie superior del substrato y los electrodos es de unas 10 longitudes de onda. Mientras más alta sea la longitud de onda, más intensos son los patrones de interferencia, de forma que suelen afectar solamente a las bandas R e I.

Este patrón depende de la intensidad de luz, siendo por tanto aditivo. Para su eliminación es necesario disponer de varias imágenes en la misma banda, las cuales deben normalizarse a los mismos tiempos de exposición, realizándose un promedio que nos elimine los objetos astronómicos de las mismas (similar al descrito en la sección precedente). Una vez obtenido el patrón de *fringing* este se reescala por el tiempo de exposición de cada imágen y se sustrate.

En nuestras imágenes solo fue necesario corregir este efecto en las imágenes en banda I obtenidas en el NOT.

Luz del cielo nocturno

La atmósfera emite luz que es recogida por el detector, conjuntamente con la luz proveniente de los objetos astronómicos. La luz del cielo, más o menos homogénea a lo largo de la imagen, es de mayor importancia en los rangos de longitudes de onda más rojas. En concreto, en el infrarrojo cercano o NIR ($\lambda > 1.2\mu m$), el brillo del cielo puede ser muy superior al brillo de los objetos astronómicos (K_{sky} $\sim$11-13 mag/arcsec^2). Esto puede provocar que las variaciones del cielo en estos rangos de longitudes de onda enmascaren los objetos astronómicos, los cuales no se detectarán. En estas bandas es necesario obtener una imagen del cielo, en la misma zona de observación y al mismo tiempo, de muy alta razón señal-ruido, con el fin de substraerla a las imágenes. En el caso de las imágenes ópticas esta substracción no es necesaria para la detección de los objetos (aunque debe de realizarse al medir los flujos).

La necesidad de estimar el cielo en la banda infrarroja modifica la técnica de observación respecto a las bandas ópticas: la técnica aquí utilizada, dentro de las existentes, consistió en tomar una serie de n exposiciones cortas no registradas y guardar la media (o la suma) de dichas exposiciones, con el fin de que no saturasen debido al brillo del cielo. El rango de tiempos de estas exposiciones dependió del detector utilizado, del telescopio y del brillo nocturno en el observatorio, situándose en un rango de entre 2 y 4 segundos. Estas imágenes medias se tomaron en j posiciones distintas del cielo, desplazándolas en torno a la posición central, en una distancia d menor que el tamaño del detector. Esta secuencia se realizó con el fin de poder obtener posteriormente una buena estimación del cielo mediante la media de estas imágenes ligeramente descentradas. Este descrentrado se llevó a cabo para que no coincidiesen las posiciones de los objetos astronómicos en las distintas imágenes. De esta forma, al obtener la imagen media, mediante un procedimiento de eliminación *pixel* a *pixel* del flujo de los objetos astronómicos (ésto es, separados más de $\sim$1-2σ el valor medio), sólo el flujo del cielo subsistirá. Así se obtiene una estimación del flujo o imagen del cielo, la cual se sustraerá a cada conjunto de j imágenes, anteriormente descrito.

La selección del número de exposiciones no registradas, n, del tiempo de exposición de las mismas, así como el número de posiciones distintas en las que éstas se obtienen, j, y la separación entre las imágenes, d, puede determinar en gran media la calidad de las imágenes. Se debe tener en cuenta que todo el procedimiento no debe durar un periodo de tiempo demasiado alto, ésto es, el necesario para que las condiciones del cielo cambien en la posición en la que se está observando, ya que en ese caso la estimación del cielo que se realiza no será válida, ya que no nos describiría correctamente el cielo de la imagen astronómica, empeorando la calidad de la misma. Este tiempo depende del tamaño de la imagen.

Ruido

Además de las componentes anteriormente descritas, presente en todas y cada una de ellas, tendremos yuxtapuesto el ruido. Dentro de éste distinguiremos el ruido asociado a la propia señal. Este ruido poissoniano, que por la ley de los grandes números puede tratarse como un ruido gaussiano, solo puede reducirse aumentando el número de exposiciones sobre un mismo objeto astronómico y promediando entre las mismas. Este es el llamado ruido fotónico.

Pero existen otro tipo de procesos que deben incluirse como ruido al ser procesos aleatorios que reducen la calidad de las imágenes, como pueden ser microvariabilidades de cada una de las componentes anteriormente descritas a lo largo del periodo de observación (las cuales no pueden eliminarse), el ruido de lectura, los rayos cósmicos y las trazas de satélites, asteróides e incluso aviones.

El ruido de lectura es de carácter electrónico. Es el ruido que se añade a las imágenes en el proceso de lectura del detector. El proceso de lectura de los CCDs implica una corriente eléctrica que barre el detector, arrastrando consigo la corriente debida a los fotones. Esta corriente de barrido es el origen del ruido de lectura. Este ruido domina en imágenes de poco tiempo de exposición, al contrario que las imágenes de largo tiempo de exposición, las cuales suelen estar dominadas por el ruido del cielo.

Los rayos cósmicos impactan contra el detector, provocando una cascada de electrones, que deja una traza en la imagen. El número de impactos depende altamente del tiempo de exposición (al ser un proceso aleatorio, con probabilidad homogénea), por lo que una forma de reducirlo consiste en no obtener imágenes de alto tiempo de exposición, sino un conjunto de exposiciones más cortas, y combinarlas posteriormente. Existen programas que eliminan *a posteriori* dichos rayos cósmicos, pero su efectividad depende en gran medida del número de rayos cósmicos y de que dichos rayos no incidan en el detector de forma oblicua, por lo que alguno de estos impactos no pueden eliminarse.

Igualmente las trazas de los satélites, meteoritos o aviones solamente pueden eliminarse hasta cierto punto, y cuando no afectan a la imagen del objeto astronómico a estudiar. En este ultimo caso, se produce un deterioro inevitable de la calidad de las imágenes.

No se ha utilizado ninguna técnica de redución del ruido de entre las existentes en la actualidad en los datos utilizados a lo largo de esta tesis.

2.2 Calibración y características de las imágenes obtenidas

La observación y reducción de los datos se realizó siguiendo los procedimientos anteriormente descritos, incluyendo entre los objetos observados, además de los objetos de interés, estrellas estándar fotométricas a lo largo de las distintas noches con el fin de calibrar los datos obtenidos. La reducción y análisis de los datos se realizó utilizando paquetes estándares implementados en IRAF (*Image Reduction and Analysis Facilities*)[1]. Las magnitudes instrumentales ($-2.5log(N_c)$, donde N_c es el número de cuentas por segundo), se midieron para una apertura fija cada noche, la cual se fijó en un compromiso entre la minimización del ruido introducido, y la maximización de la cantidad de flujo proveniente de la fuente. El número de estrellas de calibración observadas a lo largo de cada noche fue lo suficientemente numeroso (~12-18) como para asegurar una calibración adecuada. Las estrellas utilizadas proceden del catálogo de Landolt (1992). La relación entre las magnitudes aparentes e instrumentales viene fijada por la fórmula:

[1]IRAF es un conjunto de paquetes de reducción y análisis de imágenes astronómicas creado y mantenido por AURA, Asociación de Universidades para la Investigación Astronómica, en EEUU, bajo los auspicios de NOAO, Observatorios Astronómicos Ópticos Nacionales, de dicho pais.

$$mag = C_{mag} - k_{mag}\chi - 2.5log(N_c) - \sum_{col} k_{col}col + O(mag, col, \chi)$$

Donde:

- C_{mag} es el punto cero de la calibración a masa de aire cero, siendo una medida directa de la eficiencia del detector en la banda considerada.
- k_{mag} es el coeficiente de extinción atmosférica en la banda considerada, es una medida de la transparencia de la noche.
- χ es la masa de aire.
- N_c es el número de cuentas por segundo medido en la imagen del objeto.
- k_{col} es el coeficiente de color debido al color col, siendo una correción debida a que tanto las estrellas de calibración como los objetos no suelen tener un espectro plano en la zona cubierta por el filtro considerado. Es necesario calibrar con estrellas de distintos colores para poder corregir por este efecto.

La serie se ha truncado en el primer orden del efecto de color, ya que la introducción de nuevos términos en la misma no producía ninguna reducción significativa en la dispersión (rms). La calibración del flujo se obtuvo, en un primer paso, suponiendo que no existía ningún efecto de color en ninguna de las bandas. En un segundo paso se probó el efecto que producía en la calibración la introdución de un término de color, comprobándose que éste no mejoraba la calibración para las bandas B, V, R e I, pero sí para la banda U en algunas de las noches. La Tabla 2.1 muestra los resultados de este análisis, presentando el telescopio, el coeficiente de extinción, y la corrección por efecto de color, para cada banda, así como el error de la calibración, y el diámetro de la apertura utilizada cada noche. Se ha indicado con una línea horizontal los coeficientes de extinción que resultaron nulos, y con la ausencia de algún valor las noches en las que la banda correspondiente no se observó. Para las imágenes en banda K, las cuales se utilizaron para el estudio de las galaxias anfitrionas (tal y como veremos más adelante), también se han incluido otros datos de interés, como el *seeing* y la magnitud superficial límite a 3σ de las imágenes.

Todas las noches incluidas en la Tabla 2.1 fueron fotométricas, siendo el rango de errores de calibración entre 0.01 y 0.16 magnitudes, para el rango óptico, y entre 0.08 y 0.18 magnitudes, para el rango infrarrojo. La calidad de la fotometría estará limitada, en general, más por la razón señal/ruido de los objetos astronómicos que por el error en la determinación de las constantes de conversión de cuentas a flujo. No se han incluido otras noches de observación realizadas en el periodo de realización de esta tesis, las cuales, por su falta de calidad fotométrica fueron descartadas de este estudio.

Tabla 2.1: (A) Resumen de la calibración y propiedades de las observaciones

Fecha	Tel.	k_U	k_{U-B}	rms	k_B	rms	k_V	rms	k_R	rms	k_I	rms	Ap.
5/2/97	jkt	1.55	0.00	0.02			0.54	0.01					13”
6/2/97	”	0.34	0.00	0.01			0.12	0.03					13”
7/2/97	”	0.54	0.00	0.05	0.24	0.01	0.21	0.02	0.15	0.02			13”
8/2/97	”				0.28	0.02			0.11	0.01			13”
11/3/97	caha2.2	0.48	0.25	0.04	0.19	0.03	0.15	0.01	0.09	0.01			13”
12/3/97	”	0.34	0.16	0.05	0.14	0.04	0.13	0.03	0.06	0.02			13”
13/3/97	”				0.28	0.09			0.23	0.03			13”
16/7/98	oan1.5	0.61	0.05	0.09	0.45	0.07	0.26	0.07	0.12	0.06	0.12	0.05	9”
17/7/98	”	1.20	0.06	0.15	1.06	0.15	0.87	0.12	0.83	0.15	0.73	0.16	12”
18/7/98	”	0.34	0.05	0.10	0.37	0.05	0.29	0.04	0.20	0.03	0.25	0.06	9”
19/7/98	”	0.55	0.04	0.14	0.27	0.17	0.17	0.03	0.14	0.03	0.09	0.06	9”
18/10/98	not								0.00	0.01	0.00	0.02	8”
19/10/98	”								0.28	0.02	0.14	0.03	8”
1/8/99	jkt	0.39	0.14	0.01	0.18	0.01	0.10	0.01	0.05	0.01	0.00	0.04	12”
2/8/99	”	0.67	0.05	0.08	0.37	0.08	0.28	0.03	0.24	0.02	0.23	0.03	12”

Con el fin de comprobar la consistencia de nuestra fotometría hemos comparado los valores obtenidos para las magnitudes en objetos que fueron observados más de una noche. El número de dobles observaciones varía según la banda, desde 15 veces para la banda R hasta sólo una vez para la banda U, para el rango óptico, y 6 veces para la banda K. Las magnitudes ópticas coincidían en un rango de $\sim$0.15 magnitudes, mientras que las magnitudes infrarrojas (K) coincidían en un rango de $\sim$0.29 magnitudes. Las diferencias entre los filtros utilizados son pequeñas, incrementándose en el rango infrarrojo: los diferentes filtros I utilizados presentan unas diferencias máximas de $0.017\mu m$ en su longitud de onda efectiva, y de $0.009\mu m$ en sus anchuras equivalentes. Los filtros K utilizados en el WHT y en el telescopio de 3.5m de Calar Alto, son en realidad los filtros K_s (λ_{ef} $\sim 2.2\mu m$,$\Delta\lambda$ $\sim 0.25\mu m$). La diferencia entre las longitudes de onda efectivas es de $0.04\mu m$, y entre las anchuras equivalentes es de ~ 0.1 μm, entre los filtros K_s de ambos telescopios, lo que puede explicar en parte las diferencias observadas en las magnitudes. Los filtros K_s (o K_{short}), fueron seleccionados por su menor anchura respecto al filtro K estándar, lo que implica una disminución del flujo del cielo en las imágenes, el cual, en estas bandas es crítico. Las magnitudes obtenidas con este filtro no presentan diferencias significativas con respecto a las que se obtendrían con el filtro K cuando se calibra como si se tratase de este filtro.

Las diferencias en las magnitudes infrarrojas fueron bastante más elevadas de las encontradas en el rango óptico. Con el fin de realizar una comprobación externa de la calidad de nuestra fotometría hemos realizado una búsqueda de los objetos estelares (includos los cuásares) en cada campo observado, en el catálogo 2MASS (*2 Micron All Sky Survey*, http://www.ipac.caltech.edu/2mass). El catálogo 2MASS contiene el resultado la observación a unos 19600 grados cuadrados de cielo en las bandas infrarrojas J,H y K. La magnitud límite de completitud de este catálogo se estima en K $\sim$14 mag. El error fotométrico de sus magnitudes es $\lesssim$0.15 magnitudes, para los objetos por encima del límite de completitud, incrementándose para objetos más débiles (p.ej., $\sim$0.18 magnitudes para el rango de magnitudes entre $14.5< K <15$). A pesar de la poca profundidad y del error fotométrico esperado, la comparación con este catálogo nos sirve como comprobación externa de nuestra fotometría.

Se encontraron 23 objetos de los observados en magnitudes K en el catálogo 2MASS observados en nuestras imágenes. La diferencia entre las magnitudes de estos objetos estaba en un rango de $\sim$0.21 magnitudes. Teniendo en cuenta el error fotométrico esperado para el catálogo 2MASS, los errores esperados para la fotometría en banda K de nuestros objetos serán σ_{Feb96} $\sim$0.20, σ_{Sep96} $\sim$0.06 y σ_{Ω} $\sim$0.15 (segregando los objetos de coincidencia en sus distinta noches). Estos valores son similares a los referenciados en la tabla anterior, lo cual refuerza la consistencia de la fotometría aquí presentada.

Tabla 2.1: (B) Resumen de la calibración y propiedades de las observaciones

Fecha	Tel	rms	Apr.	*seeing*	$\mu_{K,lim}$
5/2/96	wht	0.13	12"	1.8"	21.4
6/2/96	wht	0.18	12"	1.5"	21.4
29/9/96	wht	0.08	16"	0.8"	21.8
14/10/97	caha3.5	0.06	12"	1.2"	20.9
15/10/97	caha3.5	0.16	12"	1.1"	20.9
16/10/97	caha3.5	0.12	12"	0.9"	20.9
3/2/99	caha3.5	0.09	11"	1.3"	21.0

Capítulo 3

Fotometría de la muestra

3.1 Introducción

El estudio de la forma del espectro UV-óptico-NIR de los cuásares es necesario a la hora de diferenciar entre los modelos propuestos para explicar la radiación observada en estos objetos. La forma del espectro de los cuásares suele aproximarse a una ley de potencias a lo largo de todo su espectro. Medidas recientes de la forma del espectro de los cuásares muestran un cambio en el índice espectral a $\lambda \sim$3000Å, de forma que existe un incremento de la pendiente en el rango más azul del espectro, de modo que $\alpha(\lambda < 3000\AA) \sim$-0.6 y $\alpha(\lambda > 3000\AA) \sim$0.0 (Francis et al. 1991; Natali et al. 1998). Estos valores están basados en muestras seleccionadas en el óptico, por lo que podrían estar sesgados por el proceso de selección. Es necesario repetir estudios similares sobre muestras de radio cuásares, como el presentado por Carballo et al. (1999).

De igual forma el estudio de los colores ópticos e infrarrojos de los radio cuásares es de vital importancia a la hora de determinar el porcentaje de cuásares que se pierden en las muestras ópticas debido a la selección en colores. Así mismo, estos colores son necesarios para determinar la fracción de los llamados cuásares enrojecidos (p.ej. 3C22, Rawlings et al. 1995) existentes en las muestras de estos objetos, así como la naturaleza de dicho enrojecimiento (Benn et al. 1998; Benn et al. 2000).

En este capítulo describiremos algunas de las principales propiedades de la emisión óptica-infrarroja de los objetos de la muestra a partir de la fotometría en banda ancha obtenida. Utilizaremos los colores $B - K$ de los cuásares para determinar la fracción de objetos enrojecidos, y, mediante la comparación con otras propiedades de los mismos trataremos de determinar la causa más probable de dicho enrojecimiento. Igualmente estimaremos la cantidad máxima de polvo presente en nuestros objetos.

3.2 Magnitudes de los cuásares

Las magnitudes de los cuásares fueron medidas mediante la técnica estándar de fotometría de apertura. La apertura fue fija para cada noche, utilizandose el radio en el cual el número de cuentas alcanza el fondo para el objeto de mayor tamaño del *seeing*. Este tamaño también fue el mismo para las estrellas de calibración, tal y como se describe en el capítulo anterior, donde también se especifica el diámetro de dicha apertura.

La Tabla 3.1 muestra las magnitudes obtenidas en las bandas U,B,V,R,I y K para cada uno de los objetos. No todos los objetos pudieron ser observados en todas las bandas, principalmente por la limitación del tiempo de observación, por lo que la completitud del estudio fotométrico de la muestra aquí presentado depende de la banda, tal y como se muestra en la Tabla 3.2. Sin embargo tanto el número de bandas estudiadas, como el número de objetos observados situan este estudio en el rango de los estudios fotométricos de radio cuásares más completos presentados hasta la fecha.

La Figura 3.1 muestra la distribución de magnitudes de la muestra, para cada una de las bandas observadas, así como el valor medio de las mismas. Las distribuciones de magnitudes ópticas (U,B,V y R), que son las que cuentan con más de 100 objetos cada una ($>$76% de la muestra), muestran una distribución aproximadamente simétrica respecto al valor medio, sin ningún corte agudo a una cierta magnitud. Al ser la muestra B3-VLA una muestra seleccionada por encima del límite de detección de las placas del POSS-I (aproximadamente $R<$20), sería de esperar una distribución asimétrica en torno a $R\sim$20, a pesar de la diferencia entre la banda R de POSS-I y la banda R de Johnson, e incluso la posible variabilidad de los objetos en este largo periodo de tiempo ($\sim$50 años).

Las distribuciones de las magnitudes ópticas anteriormente citadas pueden utilizarse para estimar el grado de incompletitud de la muestra (que en el Capítulo 1 fijamos como menor que el $<$20%). Si la muestra estuviese completamente identificada en el rango óptico la distribución de magnitudes ópticas se esperaría que fuese una distribución gaussiana (como ocurre con este tipo de muestras, p.ej. 3C), por tanto, el número de objetos por debajo y por encima del valor medio de la magnitud en una banda debería de ser aproximadamente igual. En el caso de nuestra muestra, el número de objetos más brillantes que la media es siempre mayor que el número de objetos por debajo de dicha media, para las bandas con mayor número de objetos observados (B, V y R). Este exceso está en torno al $\sim$4%. Si suponemos que todos estos objetos presentan una magnitud por encima de 20 en cada una de las bandas, y que en nuestro estudio hemos observado todos los objetos brillantes de la muestra (lo cual no es del todo cierto), se puede estimar que el grado de incompletitud de la muestra estaría en torno al $\sim$16%, valor compatible con los discutidos en el Capítulo 1. Si alguno de los objetos no observados en ninguna banda (ver Tabla 3.1), perteneciese al rango de objetos más brillantes, este grado de incompletitud se reduciría.

Tabla 3.1: Fotometría de los cuásares B3-VLA

Nombre	z	U	σ_U	B	σ_B	V	σ_V	R	σ_R	I	σ_I	K	σ_K	E(B-V)
0006+397	1.830	18.52	0.44	19.32	0.33	19.19	0.29	18.49	0.23	18.33	0.51	16.72	0.12	0.09
0013+387	1.721	18.55	0.29	18.90	0.27	18.92	0.19	18.55	0.14	18.04	0.14			0.07
0019+431	1.050			18.73	0.05	18.08	0.06	17.81	0.01	17.41	0.03	15.47	0.12	0.08
0022+390	1.932	18.83	0.31	20.27	0.30	19.67	0.29	18.77	0.18	18.92	0.26	16.65	0.13	0.07
0022+399	1.983	19.49	0.55	20.55	0.29	20.44	0.47	20.39	0.05					0.07
0027+380	1.066	18.75	0.30	19.64	0.16	19.11	0.15	19.08	0.16	18.68	0.22			0.05
0027+395	1.388			19.36	0.30	18.92	0.28	18.36	0.26	18.82	0.43			0.05
0032+423	1.588	18.19	0.20	19.00	0.10	18.79	0.14	18.35	0.05	18.05	0.12	16.24	0.08	0.06
0034+393	1.937	17.41	0.43	18.54	0.27	18.45	0.23	18.08	0.28	17.27	0.21			0.05
0106+380	0.583	17.47	0.17	17.69	0.13	17.79	0.10	17.59	0.11	17.33	0.11			0.06
0107+398	0.823			18.48	0.08	19.33	0.22	19.08	0.19	19.10	0.33			0.04
0110+401	1.479							19.30	0.03	19.92	0.04	17.13	0.09	0.05
0130+384	0.889	18.76	0.28	19.54	0.17	19.08	0.17	18.63	0.12	18.65	0.24			0.06
0137+401	1.620	18.77	0.34	19.64	0.14	19.24	0.16	18.58	0.10	18.77	0.42	16.94	0.05	0.07
0139+389A	1.106			19.93	0.20			19.69	0.28	19.04	0.29			0.05
0143+446B	0.813	17.44	0.14	17.26	0.11	16.65	0.09	15.72	0.43	16.88	0.41	13.99	0.16	0.11
0144+430	1.790	18.81	0.24	19.33	0.24	18.81	0.17	18.56	0.14	18.06	0.25	16.17	0.03	0.08
0144+432	1.260			20.63	0.31	20.63	0.32	19.21	0.17	19.72	0.29	17.12	0.18	0.08
0157+442	0.721	18.83	0.24	19.20	0.31	19.71	0.41	19.84	0.50	18.82	0.24	16.32	0.17	0.11
0158+394	0.780	18.85	0.37	19.65	0.17	18.85	0.14	18.99	0.16	18.45	0.18	16.34	0.07	0.05
0207+395	0.818	18.41	0.18	18.52	0.16	18.50	0.14	18.13	0.11	17.24	0.10			0.04
0209+394	0.927	18.43	0.25	19.84	0.18	19.20	0.16	18.97	0.15	19.07	0.29			0.05
0217+417	1.430	18.70	0.40	18.88	0.10	18.50	0.11	17.68	0.27	17.92	0.16	17.18	0.15	0.05
0219+443	0.852	18.42	0.24	18.72	0.18	18.26	0.13	17.76	0.14	17.30	0.04	14.88	0.02	0.11
0224+393	1.571			19.97	0.19	19.63	0.23	19.37	0.30	19.24	0.35			0.04
0225+389	0.336	17.82	0.23	18.41	0.22	17.89	0.15	17.20	0.12	16.68	0.10			0.04
0226+467	1.216			20.50	0.27	19.77	0.24	19.16	0.16	18.64	0.17	16.27	0.08	0.24
0232+411B	0.500			17.03	0.02	16.74	0.04	16.74	0.13	16.34	0.10	14.27	0.02	0.05
0239+397	1.159			21.62	0.47	21.21	0.38	20.35	0.38	19.45	0.31			0.05
0249+383	1.200			19.19	0.14	18.93	0.14	18.52	0.46	18.60	0.20	16.17	0.06	0.07

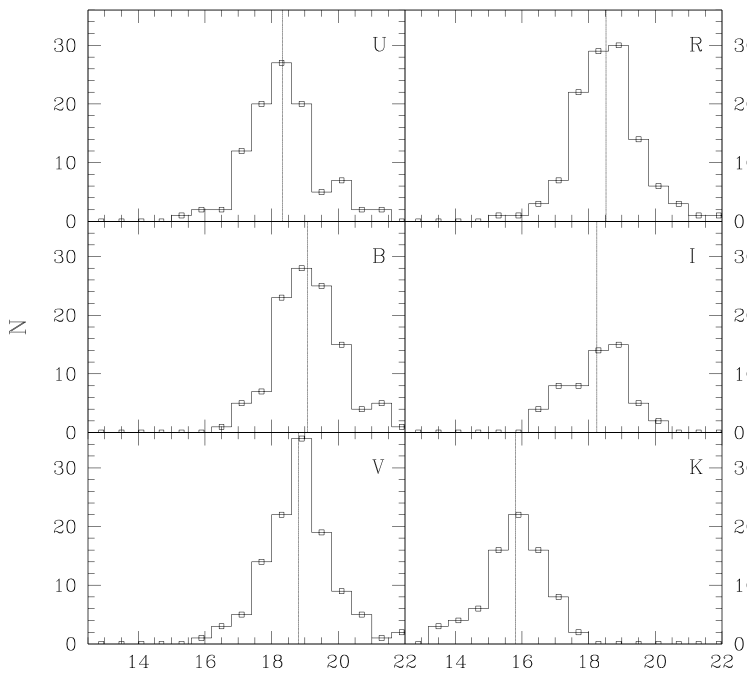

Figura 3.1: Histogramas de las magnitudes de los cuásares para cada banda. El valor medio en cada una de ellas se muestra mediante una línea vertical

3.3 Variabilidad

Con el fin de comprobar si ha existido algún grado de variabilidad a largo plazo en estos objetos hemos obtenido las magnitudes en banda B_{apm} y R_{apm} de los objetos de la muestra B3-VLA a partir de los datos del catálogo del *APM* (*Automated Plate Machine*, http://www.ast.cam.ac.uk/∼apmcat), en el cual se clasifican y miden las magnitudes de los objetos detectados en las placas de POSS-I (para el hemisferio norte) y del UKST (para el hemisferio sur). Las bandas B_{apm} y R_{apm} (o O y E como normalmente se conocen), no coinciden completamente con las bandas B y R utilizadas en el presente estudio, por lo que en la diferencia entre ambas se espera que exista algún tipo de desplazamiento respecto al valor cero.

Esto nos impide realizar una estimación de la variabilidad para cada banda por separado. Sin embargo, calculado la variación de las magnitudes en ambas bandas ($\Delta B = B - B_{apm}$ y $\Delta R = R - R_{apm}$), podremos comprobar cuando los objetos han aumentado su brillo o lo han disminuido. La Figura 3.2 muestra la distribución de la variación de las magnitudes para las dos bandas B y R, en los 89 objetos para los cuales se

Tabla 3.1: Continuación

Nombre	z	U	σ_U	B	σ_B	V	σ_V	R	σ_R	I	σ_I	K	σ_K	E(B-V)
0255+460	1.210			20.50	0.28	20.19	0.36	19.51	0.22	19.17	0.31	17.89	0.20	0.23
0701+392	1.283	18.50	0.14	20.11	0.17	19.69	0.12	18.89	0.13			16.47	0.18	0.10
0704+384	0.579	18.82	0.12	19.08	0.18	18.84	0.14	18.48	0.14			15.14	0.17	0.07
0724+396	2.753	19.15	0.12	19.93	0.15	18.78	0.04	18.75	0.05					0.06
0726+431	1.072	19.52	0.29	20.25	0.20	18.72	0.13					16.70	0.18	0.06
0729+391	0.663							18.10	0.01	17.70	0.02	15.60	0.14	0.06
0739+397B	1.700	17.98	0.14	19.01	0.07	18.87	0.14	18.33	0.05			15.99	0.18	0.05
0739+398	2.186													0.05
0740+380C	1.063	17.59	0.17	18.23	0.05	17.65	0.08	17.51	0.04			15.45	0.24	0.04
0754+394	0.096													0.05
0756+406	2.016	19.08	0.20	19.80	0.09	19.24	0.06	18.64	0.06			16.21	0.18	0.05
0802+398	1.800	19.26	0.12	20.01	0.09	19.97	0.11	19.70	0.15					0.03
0821+394	1.216	17.51	0.18	18.21	0.08	17.39	0.06	17.25	0.04			13.41	0.18	0.03
0821+447	0.893	17.42	0.16	18.28	0.09	17.64	0.08	17.56	0.06			15.55	0.18	0.04
0824+397	0.760													0.03
0827+378	0.914	17.78	0.05	18.37	0.05	17.94	0.06	17.71	0.03			15.39	0.18	0.03
0829+425	1.056	18.69	0.20	19.17	0.08	18.93	0.15	18.47	0.05			15.99	0.18	0.03
0836+426	0.595	20.63	0.30	20.02	0.17	19.70	0.30	19.23	0.13			15.77	0.18	0.03
0849+424	0.978	18.59	0.20	19.72	0.16	18.73	0.19	18.85	0.12			15.91	0.18	0.02
0859+470	1.462	17.93	0.30	18.12	0.04	19.49	0.30	18.07	0.06			15.89	0.18	0.01
0904+386	1.730	17.73	0.11	18.37	0.06	18.11	0.04	17.77	0.03					0.00
0906+430	0.670	19.18	0.30	18.96	0.09	20.00	0.30	18.22	0.07			14.88	0.18	0.01
0907+381	2.160	16.41	0.07	17.58	0.04	17.47	0.03	17.22	0.03					0.01
0910+392	0.638	18.42	0.08	19.22	0.05	18.81	0.06	18.58	0.05					0.00
0912+392	1.978													0.00
0913+391	1.250	18.70	0.19	19.54	0.15	18.80	0.13	18.84	0.12			14.83	0.18	0.00
0918+381	1.108	20.06	0.49	19.81	0.14	19.23	0.19	18.62	0.08			15.79	0.18	0.00
0922+407	1.876	19.52	0.14	20.59	0.09	20.42	0.10	19.76	0.11					0.00
0922+422	1.750	18.33	0.12	18.92	0.08	18.36	0.06	17.96	0.05			15.77	0.18	0.01
0922+425	1.879	19.94	0.29	21.12	0.19	21.01	0.43	18.95	0.07			15.56	0.18	0.01

Tabla 3.1: Continuación

Nombre	z	U	σ_U	B	σ_B	V	σ_V	R	σ_R	I	σ_I	K	σ_K	E(B-V)
0923+392	0.698	15.72	0.09	16.89	0.03	16.62	0.04	16.28	0.02			14.27	0.18	0.01
0926+388	1.630	19.12	0.18	19.53	0.08	19.42	0.09	19.29	0.09	19.31	0.04	17.23	0.19	0.00
0935+397	2.493	21.15	0.34	21.34	0.13	20.89	0.14	20.52	0.21					0.01
0937+391	0.618	17.60	0.16	18.28	0.03	18.23	0.13	18.04	0.05					0.00
0945+408	1.252	17.00	0.14	18.05	0.03	17.70	0.08	17.58	0.04			15.85	0.18	0.00
0951+408	0.783	18.76	0.11	19.56	0.10	18.77	0.08	18.92	0.05			16.40	0.18	0.00
0953+398	1.179	18.59	0.08	19.56	0.06	19.14	0.06	18.73	0.04			16.69	0.18	0.00
0955+387	1.405	20.04	0.33	21.43	0.41	21.66	0.89	21.36	0.34			16.49	0.18	0.01
1007+417	0.613	15.54	0.07	16.35	0.02	16.05	0.03	16.15	0.02			13.77	0.18	0.00
1015+383	0.380	16.99	0.06	17.70	0.03	17.59	0.05	17.39	0.05			14.03	0.18	0.00
1019+397	0.605													0.00
1020+400	1.250	16.83	0.11	18.24	0.08	17.83	0.09	17.66	0.06			15.36	0.18	0.00
1030+415	1.120	18.54	0.11	19.20	0.08	18.85	0.14	18.32	0.05			15.85	0.18	0.00
1105+392	0.781	19.19	0.34	19.91	0.08	19.17	0.20	18.87	0.07			15.25	0.18	0.00
1109+437	1.680	18.15	0.14	18.94	0.06	18.85	0.13	18.42	0.05			16.83	0.18	0.00
1111+408	0.734	16.51	0.08	17.39	0.03	17.26	0.06					15.21	0.18	0.02
1116+392	0.733	18.01	0.12	18.62	0.06	18.27	0.04	18.09	0.04					0.00
1123+395	1.470	17.42	0.09	18.47	0.05	18.33	0.04	17.95	0.03			15.72	0.05	0.00
1128+385	1.735	18.78	0.23	19.13	0.06	18.77	0.06	18.31	0.03			15.78	0.18	0.00
1141+400	0.907	20.04	0.20	20.25	0.07	19.71	0.08	19.52	0.08					0.00
1142+392	2.276	18.32	0.15	19.04	0.06	18.81	0.06	18.68	0.05			16.21	0.18	0.01
1144+402	1.010	17.85	0.19	18.82	0.04	18.24	0.08	17.94	0.04			13.42	0.18	0.00
1148+387	1.303	16.06	0.10	17.33	0.04	17.08	0.05	16.75	0.03			14.95	0.18	0.00
1148+477	0.867	16.82	0.08	17.53	0.03	17.13	0.03	16.95	0.02			15.95	0.18	0.00
1151+408	0.920	20.37	1.03	20.18	0.18	19.16	0.24	19.23	0.46	17.78	0.20			0.00
1203+384	0.838	18.38	0.10			18.24	0.05	18.14	0.04			16.95	0.18	0.00
1204+399	1.530	17.26	0.08	18.23	0.05	18.14	0.04	17.83	0.04					0.01
1206+439B	1.400	17.77	0.09	18.45	0.04	17.97	0.04	17.34	0.02	17.01	0.24	14.99	0.16	0.00
1212+389	2.356													0.00
1228+397	2.217	17.88	0.08	18.54	0.06	18.42	0.06	18.18	0.07			15.53	0.18	0.00
1229+405	0.649	19.04	0.12	19.39	0.10	19.33	0.14	19.04	0.07			15.86	0.18	0.00

Tabla 3.1: Continuación

Nombre	z	U	σ_U	B	σ_B	V	σ_V	R	σ_R	I	σ_I	K	σ_K	E(B-V)
1239+442B	0.610	17.94	0.07	18.63	0.03	18.39	0.04	18.14	0.03			15.04	0.18	0.00
1240+381	1.316	17.86	0.06	19.28	0.05	18.87	0.06	18.43	0.05					0.00
1242+410	0.811	19.71	0.20			20.02	0.15	19.65	0.13			16.20	0.18	0.00
1247+450A	0.799	17.05	0.07	17.93	0.03	17.62	0.05	17.47	0.02			15.29	0.18	0.00
1251+398	2.104													0.00
1256+392	0.978	19.22	0.05	19.62	0.10	19.12	0.13	18.85	0.05					0.00
1258+404	1.656	18.32	0.09	18.63	0.05	18.45	0.06	18.18	0.04			15.99	0.18	0.00
1259+395	0.577													0.00
1300+397	2.436	18.63	0.56	19.30	0.30	18.76	0.24	18.34	0.29	18.19	0.36			0.00
1312+393	1.570	21.41	0.75	22.22	0.30	21.97	0.59	21.76	0.49			16.54	0.18	0.00
1315+396	1.560	17.75	0.15	18.69	0.04	18.61	0.05	18.20	0.04	18.20	0.12	16.13	0.28	0.00
1317+380	0.835	19.26	0.23	19.85	0.40	18.96	0.03	19.21	0.30	18.61	0.58	16.83	0.18	0.00
1338+394	0.580			20.78	0.38	20.66	0.42	20.20	0.29	19.53	0.31			0.00
1339+472	0.502	20.27	0.19	19.92	0.40	19.37	0.19	18.76	0.05	18.52	0.18	15.48	0.18	0.01
1341+392	0.768	20.68	0.29	21.18	0.09	20.80	0.14	20.23	0.14			16.10	0.18	0.00
1342+389A	1.533	17.84	0.11	18.41	0.04	18.32	0.04	17.97	0.03	17.40	0.17	15.09	0.18	0.00
1343+386	1.844	17.55	0.10	18.10	0.04	17.87	0.03	17.50	0.03	16.80	0.11	15.46	0.18	0.00
1348+392	1.580	19.19	0.14	19.99	0.09	19.79	0.08	19.61	0.09					0.00
1349+388	1.888			20.55	0.39	20.23	0.41	19.56	0.38	19.46	0.76			0.00
1355+380	1.561	18.65	0.07	19.48	0.04	19.41	0.07	18.78	0.05	18.48	0.39	16.25	0.18	0.00
1356+397	0.594			19.70	0.29	19.30	0.19	19.32	0.31	18.43	0.19			0.00
1357+394B	0.804	18.08	0.06	18.85	0.05	18.53	0.05	18.31	0.04					0.00
1416+400	0.473	19.89	0.15	20.37	0.05	19.94	0.11	19.40	0.09	18.81	0.60			0.00
1417+385	1.832	18.54	0.07	19.19	0.06	19.03	0.05	18.65	0.06					0.00
1419+399	0.622	18.67	0.12	19.00	0.06	19.01	0.07	18.75	0.03					0.00
1435+383	1.600	17.47	0.09	18.20	0.05	18.04	0.04	17.78	0.04	18.09	0.11	16.32	0.06	0.00
1438+385	1.775			21.88	0.59			20.81	0.24	18.06	0.30			0.01
1444+417A	0.675	18.73	0.39	19.42	0.21	19.39	0.34	19.08	0.12					0.00
2311+469	0.745	18.32	0.19	18.41	0.12	18.09	0.09	17.66	0.25	17.26	0.32	14.79	0.06	0.24
2316+398	1.846	19.57	0.30	19.75	0.12	19.65	0.25	19.30	0.27	18.44	0.29			0.12
2327+407	1.220	18.30	0.18	18.45	0.13	18.41	0.10	18.06	0.11	17.83	0.12			0.13

Tabla 3.1: Continuación

Nombre	z	U	σ_U	B	σ_B	V	σ_V	R	σ_R	I	σ_I	K	σ_K	E(B-V)
2329+398	1.790	19.49	0.31	19.41	0.10	19.35	0.14	19.17	0.20	18.33	0.15			0.11
2332+388	3.200					20.72	0.21	20.71	0.31	20.21	0.07	17.66	0.14	0.13
2335+392	1.059													0.10
2338+390	0.816			19.22	0.08	19.31	0.12	20.24	0.08	19.17	0.19			0.11
2344+429	1.556	18.57	0.31	18.83	0.25	18.41	0.13	18.07	0.03	17.70	0.11	16.30	0.07	0.12
2349+410	2.046	19.49	0.35	19.38	0.27	19.95	0.31	18.88	0.05	18.95	0.68	16.78	0.18	0.11
2351+456	2.000			21.32	0.28	20.46	0.52	20.39	0.25	19.07	0.36	16.03	0.16	0.13
2356+390	1.198			21.68	0.33	20.62	0.37	16.64	0.44	19.38	0.09			0.13

Tabla 3.2: Número de objetos observados en cada banda

Banda	Número	Porcentaje
U	100	77%
B	116	89%
V	117	90%
R	119	92%
I	56	43%
K	77	59%

dispone de las magnitudes en las cuatro bandas (B, B_{apm}, R y R_{apm}). Se puede observar que los valores medios están desplazados respecto del cero en 0.20±0.88 magnitudes para ΔR, y solamente 0.02±0.87 magnitudes en ΔB. Este ligero desplazamiento no puede asociarse directamente a una variación del brillo de todos los objetos en su conjunto, ya que, tal y como dijimos anteriormente, no existe una relación directa entre las bandas roja y azul de ambas épocas.

De la distribución observada, la cual presenta una clara elongación, se infiere que una fracción de los objetos han presentado una variación significativa en su brillo. Si la distribución fuese debida a ruido, tendríamos una nube de puntos, distribuida de forma isótropa en torno a los dos valores medios indicados anteriormente. La elongación nos indica que los objetos más brillantes en la actualidad, lo son en ambas bandas, mientras que los más débiles lo son también en ambas bandas. Existe una correlación entre los dos parámetros aquí presentados, con un coeficiente de correlación de r_{xy} ~0.8 (relación que se ha representado en la figura). La dispersión de esta correlación, rms ~0.5 magnitudes, está en el rango del error esperado para las magnitudes del APM para objetos débiles, pero es significativamente menor que la dispersión en torno a los valores medios anteriormente presentados.

Con los datos actuales no podemos realizar un estudio más detallado de la variabilidad, pero podemos señalar cuales son los cuásares más variables, los cuales presentamos en la Tabla 3.3. Estos objetos fueron seleccionados al alejarse la variación de sus magnitudes en banda B y R de los valores medios anteriormente presentados en más de 2σ (en ambas bandas simultaneamente). Uno de ellos, B3 0935+397, se encuentra en el rango de los objetos más débiles de la muestra. En este objeto la variación aparente puede ser debida a la gran incertidumbre en sus magnitudes. Todos los demás presentan una magnitud B <19.5. Esto nos hace pensar que al menos 9 de los 10 objetos presentan una variabilidad real, lo cual supone que al menos un 10% de los objetos de nuestra muestra han presentado una variación significativa en su brillo. Si nos fijamos en la Figura 3.2 podremos observar que aun eliminando estos objetos de la muestra, la distribución presenta una elongación apreciable, por lo que el número de objetos variables

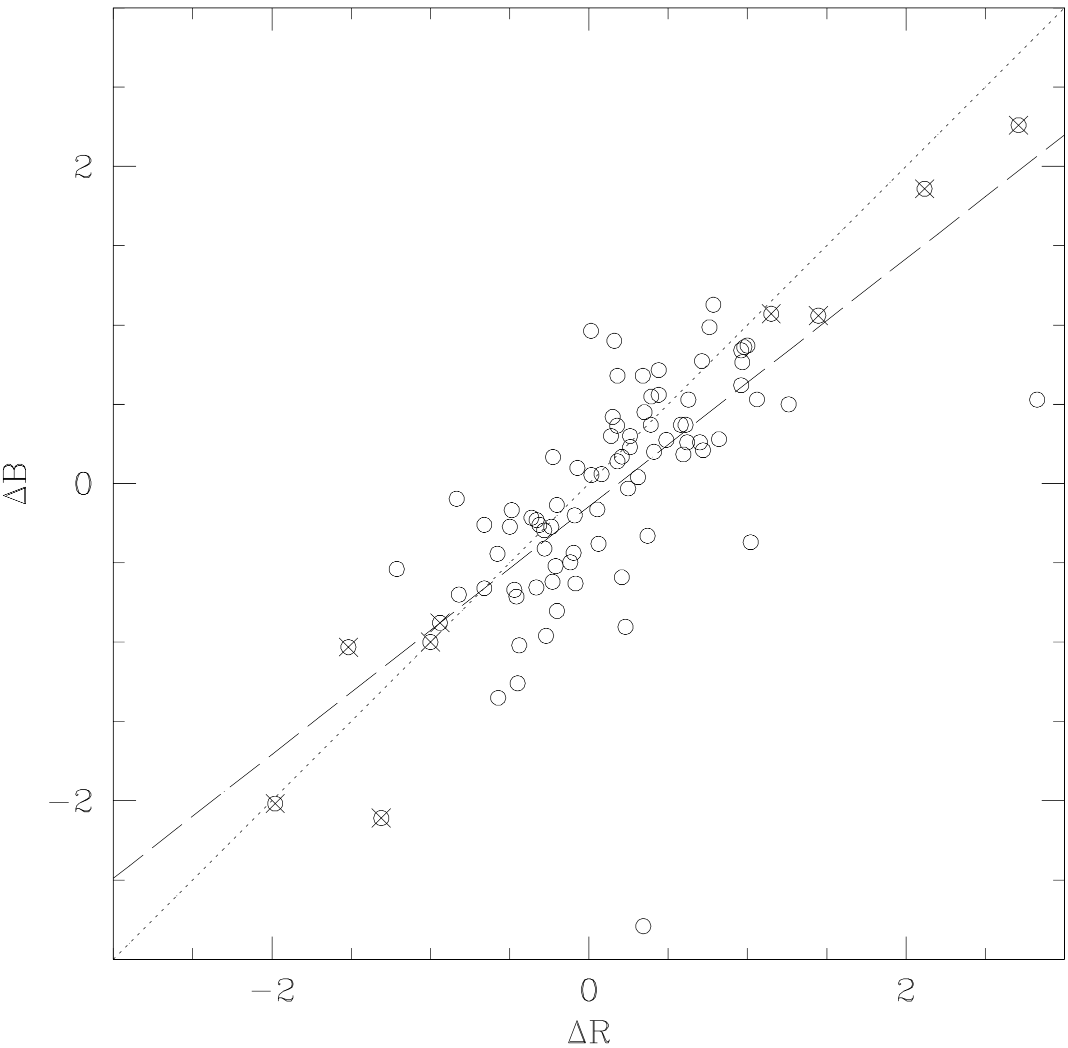

Figura 3.2: Diferencia entre las magnitudes B y R presentadas en este estudio y las obtenidas en el ∼1950. La línea discontinua muestra el mejor ajuste, mientras que la línea punteada muestra la relación uno-a-uno. Las cruces muestran los objetos más variables en ambas bandas simultaneamente.

Tabla 3.3: Lista de los cuásares más variables de la muestra

Nombre B3	ΔB
0144+430	-0.88
0953+398	-1.00
0219+443	-1.03
0019+431	-2.02
1357+394B	-2.11
0935+397	1.06
1419+399	1.07
0923+392	1.86
1342+389A	2.26
0158+394	3.41

podría ser aun mayor (si bien, en menor medida que los anteriores).

3.4 Colores de los cuásares

La Figura 3.3 muestra la distribución de colores $U-V$ (100 puntos), $B-R$ (113 puntos), $V-I$ (52 puntos) de la muestra en función del *redshift*, así como los histogramas de dichos colores. Se observa que no existe ninguna tendencia con el *redshift* para ninguno de los colores presentados, cuyos valores medios son $\langle U-V\rangle$=-0.38, σ_{U-V}=0.51, $\langle B-R\rangle$=0.60, σ_{B-R}=0.42 y $\langle V-I\rangle$=0.62, σ_{V-I}=0.41. Con el fin de comparar con datos recientes en otras muestras de radio cuásares también presentamos la distribución de colores de la muestra PKS (Francis et al. 2000), la cual contiene 119 cuásares seguros (en Benn et al. 2000 se explican algunos posibles errores de clasificación en cierto número de objetos catalogados como cuásares en la muestra PKS). Los datos de Francis et al. (2000) consisten en observaciones en bandas B,V,R,I,J,H y K, pero no U, por lo que no podemos presentar la distribución de los colores $U-V$ de su muestra. En el caso de los colores $B-R$ la distribución de colores es completamente equivalente, tanto en su valor medio ($\langle B-R\rangle_{PKS}$=0.66, σ_{B-R}=0.37) como en su dispersión. En el caso de los colores $V-I$ ($\langle V-I\rangle_{PKS}$=0.80, σ_{V-I}=0.38) la distribución de la muestra PKS parace ligeramente más roja (0.18 mag), si bien la diferencia entre los valores medios de ambas distribuciones es menor que 0.5σ, no siendo significativa (t-test, y de Kolmogorov-Smirnov). El número de datos de nuestra muestra para el color $V-I$ es significativamente menor (aproximadamente la mitad), lo que podría provocar este ligero desplazamiento (no significativo).

Teniendo en cuenta los valores medios y las dispersiones anteriormente citadas se observa que sólo 7 de los 100 objetos de los que se dispone el color $U-V$ son 2σ más rojos que el valor medio, mientras que 3 son 2σ más azules. Para los colores $B-R$ estos

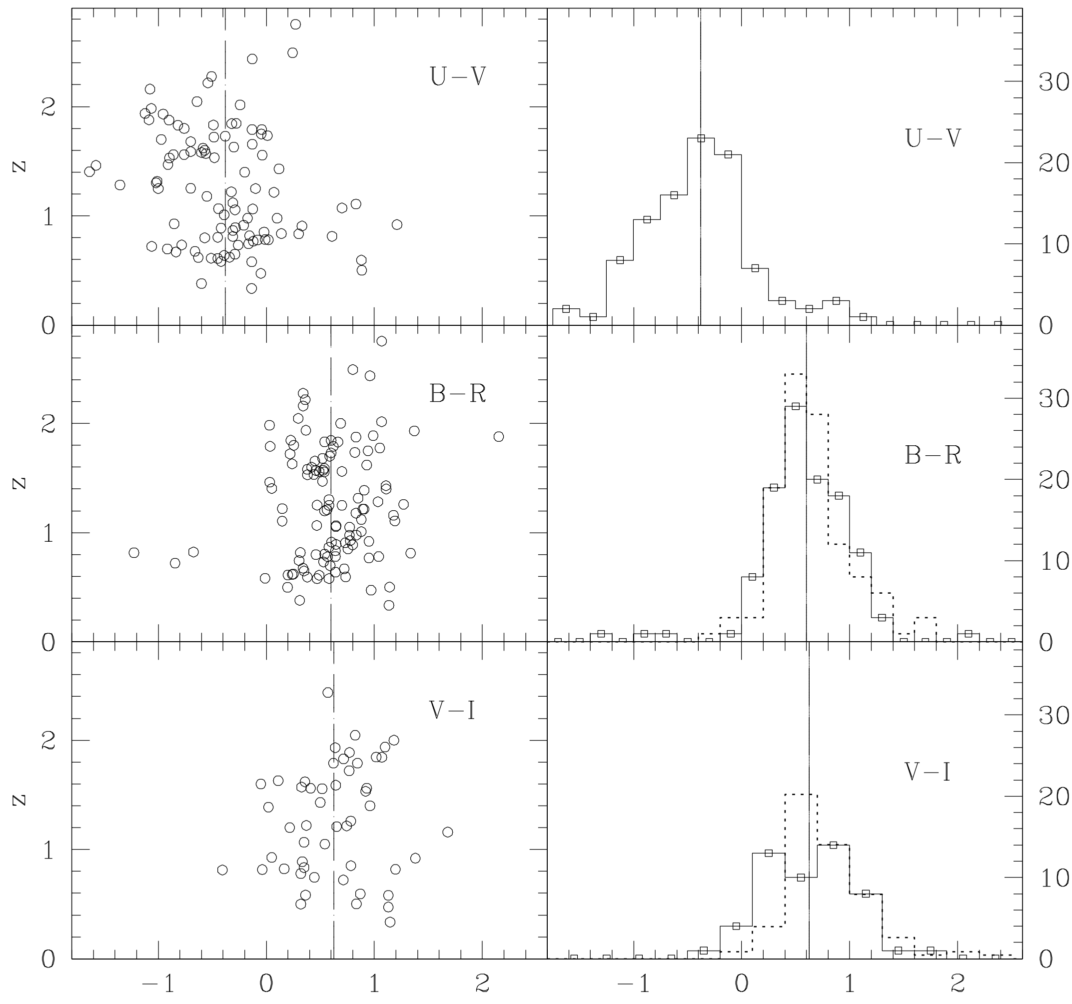

Figura 3.3: Distribución de los colores a lo largo del *redshift*, izquierda, junto con los histogramas de dichos colores, derecha. Las líneas continuas muestran las distribuciones para los cuásares B3-VLA, mientras que las líneas discontinuas muestran estas distribuciones para los cuásares PKS (Francis et al. 2000), reescaladas al numero de datos de la muestra B3-VLA para cada color.

números se reducen a 1 rojo y 3 azules, mientras que para los colores $V - I$ ninguno de los objetos se aleja más de 2σ del valor medio. Más aún, ninguno de los objetos presentan un color extremo, ya que no existe ningún objeto fuera de 3σ para ninguno de los colores estudiados.

Los objetos azules para los colores $U - V$ se concentran en torno a $z \sim 1.4$. Lo cual nos hace sospechar que su color azul extremo debe estar asociado con un proceso que afecte a la fotometría en banda ancha sólo a un determinado *redshift*, como puede ser la contaminación por líneas de emisión anchas en el espectro. A este *redshift* la línea de CIV ($\lambda \sim$1549Å), una de las más potentes en el espectro de los cuásares, entra dentro de la banda U, lo que podría provocar el azulamiento detectado. La contribución de dicha línea de emisión al flujo en la banda U a estos *redshifts* es tan alta que incluso puede apreciarse en un espectro compuesto construido a partir del flujo en banda ancha de 64 de los cuásares presentados en esta tesis (Carballo et al. 1999). De igual forma, los objetos azules para los colores $B - R$ se concentran en torno a $z \sim 0.8$, *redshift* al cual la línea de MgII ($\lambda \sim$2804Å) entra dentro de la banda B, mientras que el único objeto rojo se situa a $z \sim 1.9$, *redshift* al cual esta misma línea entra en la banda R. Sin poder ser completamente concluyentes, los *redshifts* de los objetos con colores azules extremos en la muestra son compatibles con una contaminación por parte de líneas de emisión ancha como explicación a dichos colores.

Los 7 objetos rojos respecto a sus colores $U - V$, se extienden en un rango amplio de *redshifts* ($0.4 < z < 1.2$), por lo que la contaminación por parte de una línea de emisión no parece ser la responsable. Más aun, no existe ninguna línea de entre las más potentes que a este rango de *redshifts* pudiera afectar a la banda V. Una posible explicación podría ser un enrojecimiento debido a polvo. De ser así es interesante recalcar que sólo un ~7% de los objetos detectados en U y V presentan dicho enrojecimiento. En la siguiente sección discutiremos esta posibilidad, tratando de determinar la fracción de cuásares enrojecidos en nuestra muestra y la naturaleza de su enrojecimiento.

3.5 Polvo en los cuásares

En los últimos años se ha producido un interesante debate sobre la existencia y cantidad del polvo en los cuásares. El inicio de dicha discusión podríamos situarlo en la publicación de Webster et al. (1995), en la cual se presentaban resultados basados principalmente en la distribución de colores $B - K$ de la muestra PKS de radio cuásares. Si la alta dispersión encontrada en estos colores era debida unicamente a un enrojecimiento en la banda B, la cantidad de polvo en los radio cuásares de esta muestra debería de ser tan alta ($A_V \sim$2-5 mag), que, de ser una propiedad general de los cuásares (emisores o no en ondas de radio), llevaría a la conclusión de que las muestras seleccionadas en el rango óptico estaban perdiendo el ~80% de sus posibles miembros.

A esta publicación sucedieron otras (Boyle & di Mateo 1995, Serjeant & Rawlings

Tabla 3.4: Valor medio de los índices espectrales de los cuásares

Muestra	α_{U-V}	σ_{U-V}	α_{B-R}	σ_{B-R}	α_{V-I}	σ_{V-I}	α_{R-K}	σ_{R-K}
B3-VLA	-0.75	1.14	-0.31	0.84	-0.18	0.76	-0.76	0.70
PKS			-0.43	0.73	-0.49	0.71	-0.88	0.69

1995, Srianand & Kembhavi 1997, Benn et al. 1998), en las cuales tanto la fracción de cuásares enrojecidos como la cantidad de polvo se reducía sustancialmente (cuásares enrojecidos <20%, extinción A_V <1.5 mag). De igual forma se encontró una discrepancia entre la cantidad de polvo estimada a partir de la razón entre la intensidad de las líneas de emisión, comparando con el modelo de fotoionización estándar (Baker & Hunstead 1995), y la derivada a partir de la pendiente del continuo, en los mismos cuásares (Benn et al. 1998). La cantidad de polvo estimada utilizando las líneas de emisión era mayor que la estimada utilizando el continuo. Esta discrepancia podría deberse a las diferentes leyes de extinción que deberían aplicarse en ambos casos, y a nuestro desconocimiento empírico de las mismas (Benn et al. 2000). Resultados recientes, basados en el análisis comparativo de la fotometría $UBVRK$ de 52 cuásares de la muestra B3-VLA, y de otras muestras de radio cuásares (PKS, 3C, 7C), parecen reducir aun más la fracción de cuásares enrojecidos debido a polvo, y la cantidad del mismo (Benn et al. 2000). En esta sección pretendemos revisar de forma resumida dichos resultados, aumentando la muestra, mediante un análisis paralelo al presentado en dicho artículo.

3.5.1 Índice espectral de los cuásares

Hemos calculado el índice espectral de la emisión óptica-infrarroja de los objetos de la muestra, en distintos rangos de longitud de onda. Para ésto hemos determinado el flujo en cada banda a partir de la magnitud, así como la longitud de onda al *redshift* del cuásar, determinando posteriormente el índice espectral para cada dos bandas. Al ocupar la muestra un amplio rango de $redshifts$, los índices espectrales a distinto *redshift* no hacen referencia exactamente a la misma longitud de onda. Sin embargo, al no presentar los colores variaciones evidentes con el *redshift* (Figura 3.3), podremos asimilar cada índice espectral a una longitud de onda media al *redshift* medio de la muestra: λ_{U-V} ~1906Å, λ_{B-R} ~2375Å, λ_{V-I} ~3021Å y λ_{R-K} ~6041Å.

La Figura 3.4 muestra la distribución de índices espectrales obtenidos a partir de los colores $U-V$, $B-R$, $V-I$ y $R-K$ de la muestra, cubriendo todo el rango de longitudes de onda estudiado. La distribución encontrada para la muestra PKS también se ha presentado en la figura por comparación (para las bandas en las que fue posible). En la Tabla 3.4 se muestra el valor medio y la dispersión de los índices espectrales para las muestras B3-VLA y PKS. Tal y como sucedía en el caso de los colores, tanto el valor medio como las distribuciones son similares para ambas muestras

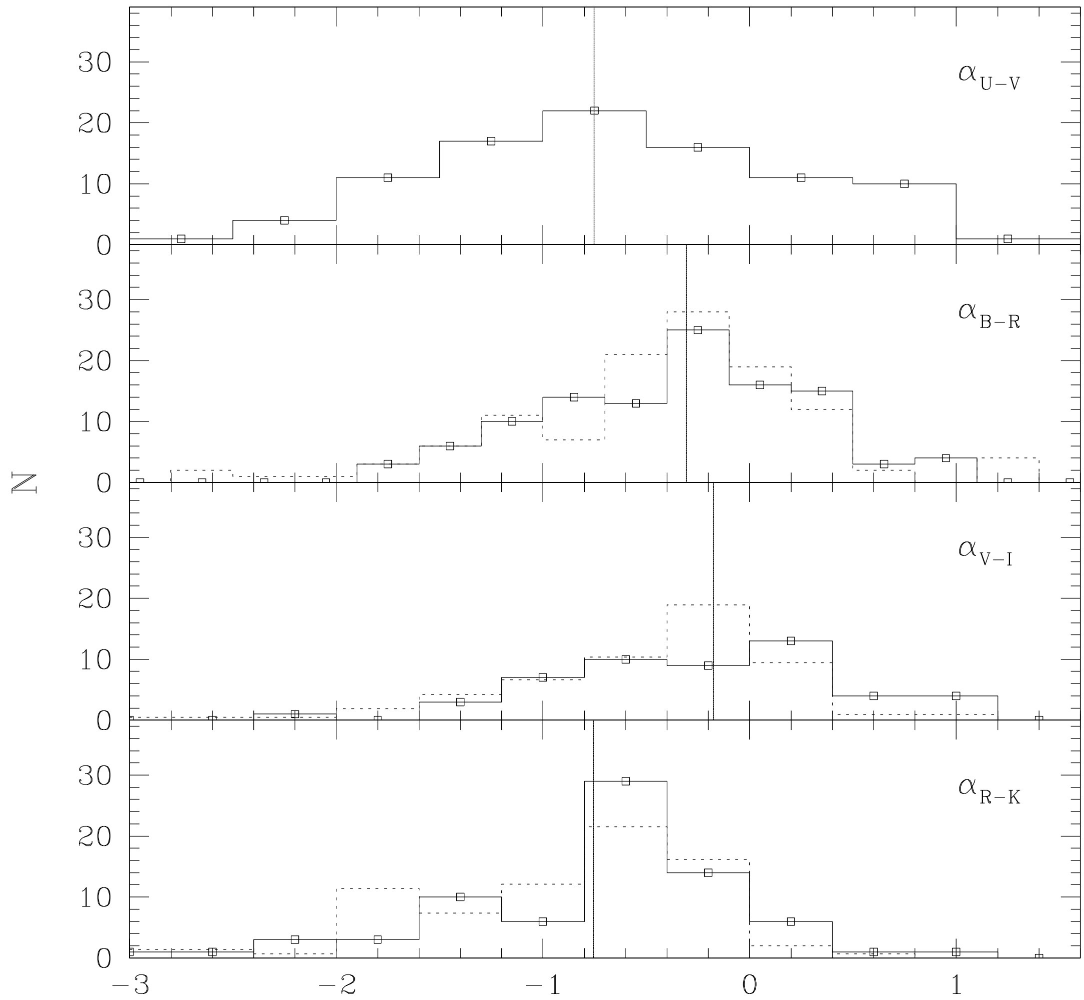

Figura 3.4: Distribución de índices espectrales en el rango de longitudes de onda de los colores $U-V$, $B-R$, $V-I$ y $R-K$, al *redshift* del cuásar, para la muestra B3-VLA (línea continua) y la muestra PKS (línea discontinua).

(salvo quizá el índice espectral α_{V-I}, en el que el déficit de valores en la banda I puede que produzca la diferencia encontrada). La alta dispersión existente en los índices espectrales calculados mediante este método recomienda la realización de otro tipo de análisis, como los presentados en Carballo et al. (1999), a la hora de caracterizar la forma de la distribución de densidades espectrales (SED) de los cuásares. A pesar de ello, es interesante destacar aquí que, para el rango óptico, se observa un índice espectral más pronunciado a longitudes de onda menores que $\lambda \sim$3000Å, tal y como se ha encontrado en otras muestras (Francis et al. 1991; Natali et al. 1998), compatible con los resultados presentados por Carballo et al. (1999), para una submuestra de 64 de los cuásares presentados aquí, mediante un análisis mucho más sofisticado.

Sin entrar en detalle sobre los distintos modelos de leyes de extinción que se conocen, diferentes según las galaxias para las que fueron obtenidos (Via Láctea, la gran nube de Magallanes o la pequeña nube de Magallanes, o M31), o según su diferente composición química (silicatos o grafitos), en todos ellos se encuentra que el polvo de pequeño tamaño ($\sim$1 μm) extingue la luz de longitudes de ondas más cortas de forma más eficiente que la luz de longitudes de ondas más largas, produciendo un enrojecimiento del espectro (Benn et al. 2000). A pesar de la gran dispersión encontrada en los índices espectrales medios, se puede apreciar que no existe tal enrojecimiento en los valores encontrados para todo el espectro. Para los datos ópticos, sin tener en cuenta el índice espectral α_{R-K}, se puede apreciar un enrojecimiento que, utilizando una ley de extinción del tipo λ^{-1} (utilizada por Masci 1997, Webster et al. 1995, sobre los datos PKS), podría ser debido a una cantidad de polvo tal que produjese una extinción en torno a A_V $\sim$0.28 mag. Sin embargo, este valor no explicaría el índice espectral α_{R-K} encontrado: Otros mecanismos deben tenerse en cuenta a la hora de explicar dicho índice espectral, aparte del polvo (Benn et al. 1998, Benn et al. 2000).

3.5.2 Cuásares rojos: colores $U-V$ frente a $B-K$

La Figura 3.5 muestra la distribución de los colores $U-V$ frente a los colores $B-K$ de los 72 objetos de la muestra B3-VLA con fotometría en las cuatro bandas anteriores (panel superior), así como el histograma de dichos colores $B-K$ frente a los de la muestra PKS (panel inferior). Tal y como se explicó anteriormente el amplio rango de colores $B-K$ encontrado en la muestra PKS fue el origen de la reciente discusión sobre la cantidad de polvo en los cuásares (Webster et al. 1995, Benn et al. 1998). Es por ello importante resaltar aquí el hecho de que ambas distribuciones son equivalentes, no encontrándose diferencias significativas (t-test y KS-test). No podemos comparar el panel superior de la Figura 3.5, ya que no se dispone de la fotometría en banda U para la muestra PKS, pero nada parece indicar que debiera existir diferencia alguna, en virtud de la comparación realizada anteriormente para todos los colores, y la aquí presentada. Todo ésto nos lleva a pensar que ambas muestras son equivalentes entre si, y que los resultados aquí obtenidos deberían de ser válidos para ambas muestras. De

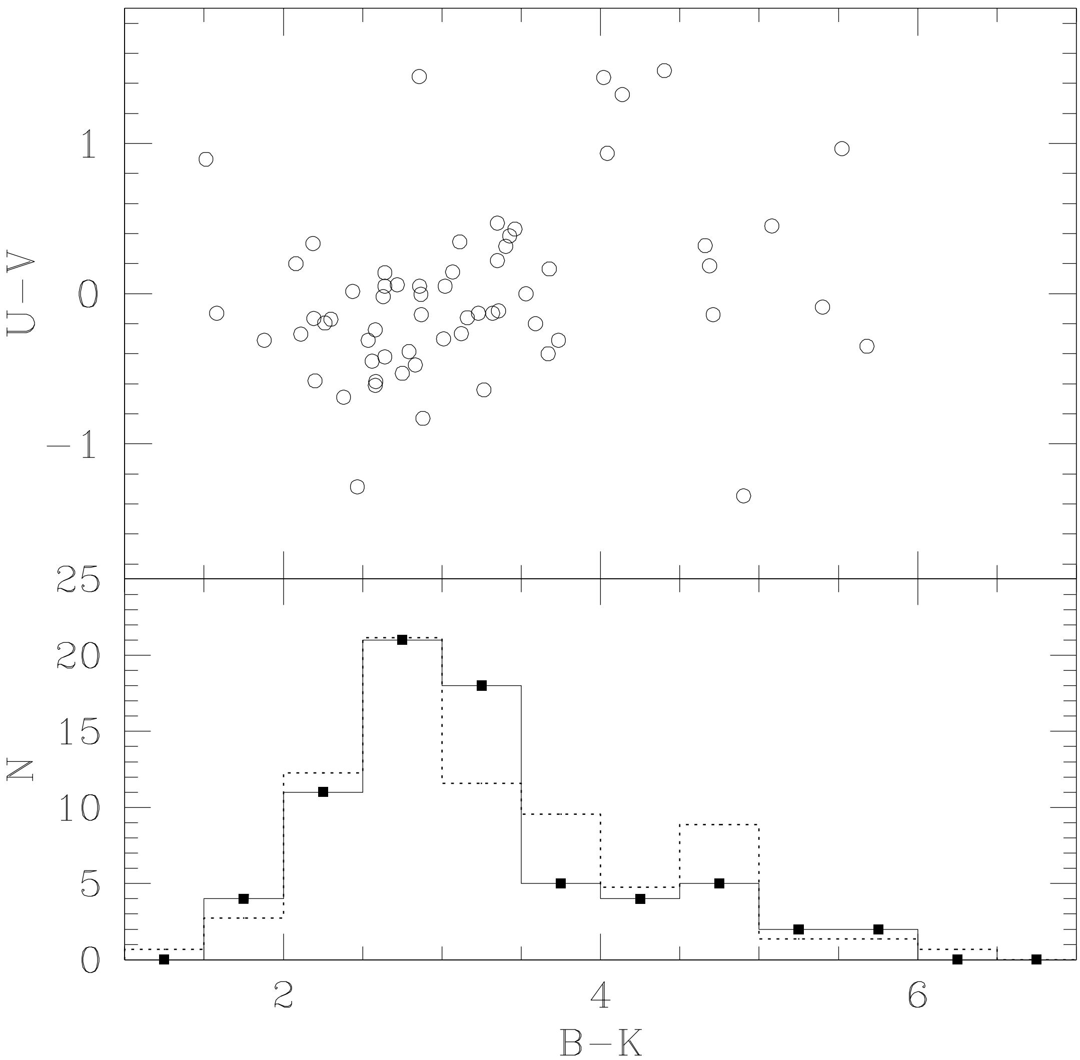

Figura 3.5: Distribución de los colores $U-V$ frente a los colores $B-R$ de los cuásares de la muestra (*panel superior*), junto con la distribución de los colores $B-K$ para muestra B3-VLA (línea continua), y la muestra PKS (línea discontinua) (*panel inferior*). La distribución de la muestra PKS ha sido reescalada al número de datos de la muestra B3-VLA para facilitar la comparación.

la misma manera, en tanto en cuanto no se encuentren diferencias significativas, dichos resultados podrían universalizarse a todas las muestras de cuásares sin selección de color previa (con las precauciones oportunas).

Los colores están directamente relacionados con el índice espectral o pendiente del espectro en el rango de longitudes de onda considerado. El espectro de los cuásares presenta una pendiente prácticamente constante, ésto es, sigue una ley de potencias ($S_\alpha \propto \nu^\alpha$), cuyo índice espectral es aproximadamente α=-1, en todo el rango de longitudes de onda, desde el infrarrojo hasta los rayos-X, con la excepción, en alguno de estos cuásares, de un *bump*, o prominencia, a λ ~3000Å (p.ej. Elvis et al. 1994). Por tanto, para una muestra de cuásares típicos se esperarían unos valores prácticamente constantes en ambos colores, con una nube de puntos en torno al valor medio (debida a los distintos valores de la pendiente cuásar a cuásar). Por otra parte, tal y como hemos indicado anteriormente, el polvo absorbe más eficientemente las longitudes de onda más cortas que las más largas, por lo que produce un incremento de la pendiente. Por tanto, una muestra de cuásares enrojecidos por unas cantidades de polvo que no sean todas las mismas para todos los cuasares (como sería de esperar) produciría un incremento de la pendiente, proporcional a la cantidad de polvo, y por tanto distinto para cada objeto. De esta forma, el resultado que se observaría sería una correlación entre ambos colores. En la figura anterior (panel superior), se observa que no existe ningun tipo de correlación o tendencia entre ambos colores, como se esperaría en caso de ser el polvo el que determinase la distribución de ambos colores, aunque no podemos descartar totalmente su existencia en alguno de ellos.

También se observa (panel inferior), que el histograma de los colores $B-K$ presenta, para ambas muestras, una distribución que puede separarse en dos componente: Una componente gaussiana, simétrica, centrada en el color $B-K$ ~2.7, que comprende el ~80% de los objetos, y una cola de objetos rojos, que se extiende por encima de $B-K$ >4 (incluyendo a menos del ~20%). Estos cuásares rojos fueron los que llevaron a Webster et al. (1995) a la conclusión de que existía una cantidad apreciable de polvo en estos objetos. Sin embargo, si nos fijamos en el panel superior de la citada figura, se puede observar que los cuásares rojos en el rango infrarrojo (13 en total con $B-K$ >4, 12 con fotometría U y V), no son todos rojos en el rango ultravioleta. Solamente cinco de ellos presentan colores $U-V$ 2σ por encima del valor medio de la muestra (aunque no extremos, por debajo de 3σ), seis más presentan colores $U-V$ normales, ésto es, dentro de un rango de 2σ respecto al valor medio, uno presenta un color $U-V$ más azul que 2σ (siendo uno de los discutidos en la Sección 3.4), y del último restante no disponemos del color $U-V$. Otros mecanismos, además del polvo, deben ser tenidos en cuenta a la hora de explicar la cola roja en la distribución de colores $B-K$.

Entre estos mecanismos habría que destacar dos: (i) La contribución de la emisión de la galaxia anfitriona al flujo en el rango infrarrojo, que produciría un aumento de la emisión en la banda K, y un aparente enrojecimiento en los colores $B-K$ (Benn et al. 1998, Carballo et al. 1998, Benn et al. 2000) y (ii) La contaminación por emisión sincrotrón, principalmente en los radio cuásares con espectro plano en la emisión en radio (*flat-spectrum*), la cual también puede ser importante en la banda K, con un efecto similar sobre los colores $B-K$ (Rieke et al. 1979, Serjeant& Rawlings 1995, Srianand& Kembhavi 1997). Aparte de estas dos posibles contaminaciones, no puede excluirse un enrojecimiento intrínseco del espectro, sin tener que invocar soluciones externas (Puchnarewicz & Mason 1998).

De entre los 13 cuásares rojos ($B-K>4$), que comprenden el 18% de la muestra, encontramos 6 que presentan una emisión extensa detectable en la banda K (tal y como veremos en el capítulo siguiente), con una contribución al flujo total mayor que el >15% (>30% en 5 de ellos). Dicha emisión extensa, tal y como veremos en el siguiente capítulo, es debida muy probablemente a la galaxia anfitriona de dichos cuásares, y simula un enrojecimiento de unas ~0.4 magnitudes (Benn et al. 2000). Igualmente, se encuentra que 3 de los 13 cuásares son *flat-spectrum* (dos de ellos además con emisión extensa), por lo que en ellos la contribución de la emisión sincrotrón podría explicar los colores $B-K$, si bien esta última es dificil de cuantificar.

Por tanto, sólo en 6 de los 13 cuásares con $B-K>4$ se puede pensar en la existencia de una cantidad de polvo apreciable que produzca dichos colores rojos inusuales. Esto supondría un ~8% de la muestra, lo cual está muy alejado de los valores presentados por Webster et al. (1995) y artículos subsiguientes (Masci et al. 1998), pero en total acuerdo con los resultados de Benn et al. (2000). Sin embargo, si nos fijamos en los colores $U-V$ de estos 6 cuásares, encontramos que tres de ellos son más azules que el valor medio para de muestra ($U-V$=-0.38 ± 0.51), aunque no se alejan más de 2σ (ésto es, sus colores son normales, quizás con cierta contaminación por líneas de emisión), 3 son más rojos que dicho valor y solo 1 de ellos presenta un color 2σ más rojo que el valor medio. Solamente en este último caso se puede concluir que existe realmente una cantidad apreciable de polvo ($\lesssim$2% de la muestra).

En la sección anterior hemos indicado que existen 7 objetos para los cuales los colores $U-V$ son más rojos que 2σ el valor medio de la muestra (100 objetos con fotometría en ambas bandas), los cuales no pueden explicarse por una contaminación por líneas de emisión. Si asumimos que todos estos objetos están enrojecidos por polvo, la fracción de estos, ~7%, sería compatible con los valores encontrados en la presente sección (~8%, de forma conservadora). Más aún podemos estimar la cantidad de polvo necesaria para que estos colores provengan del enrojecimiento del valor medio de la muestra (utilizando el mismo modelo de extinción que se mencionó anteriormente), encontrándose que la cantidad de polvo no produciría una extinción superior a A_V ~1.5 magnitudes.

3.6 Resumen y conclusiones

Hemos obtenido la fotometría en las bandas U, B, V, R, I y K para una amplia fracción de los cuásares de la muestra, obteniendo los colores medios de la misma. Igualmente hemos podido determinar la posible existencia de variabilidad en alguno de los cuásares de nuestra muestra en el largo periodo de tiempo entre 1950 y las fechas de la fotometría presentada en este estudio. Si bien dicha variabilidad debe ser confirmada con un mayor número de datos.

El estudio de la distribución de colores $U-V$ frente a $B-K$ nos ha permitido concluir que nuestros datos no son compatibles con la existencia de una fracción elevada de cuásares enrojecidos en la muestra B3-VLA. En torno al $\sim$20% de los cuásares presentan un color $B-K$ más rojo que 2σ el valor medio ($B-K>4$). De entre dichos cuásares rojos o enrojecidos, al menos la mitad pueden explicarse debido a una contaminación en la banda K, ya sea ésta emisión sincrotrón o emisión estelar procedente de la galaxia anfitriona, lo cual nos reduce la fracción de objetos enrojecidos hasta menos de un $\sim$10%. La cantidad de polvo en estos últimos resulta ser menor que $A_V \sim$1.5 mag. Estos resultados se han confirmado en estudios más detallados sobre las características de la emisión óptica-infrarroja de los cuásares (Benn et al. 2000).

Capítulo 4

Las galaxias anfitrionas de los cuásares

4.1 Introducción

Los estudios de las galaxias anfitrionas (HGs) de los núcleos galácticos activos (AGN) pueden tener la respuesta a alguna de las incógnitas que encierran dichos AGNs. Entre éstas estarían (i) ¿porqué alguno de estos objetos presentan una emisión continua en radio y otros no?, (ii) ¿cuál es el origen de la propia actividad nuclear? (p.ej. Smith & Heckman 1990; Hutchings & Neff 1992), (iii) ¿qué AGNs pueden unificarse mediante efectos de la orientación (esquemas de unificación estándares, Antonucci 1993 o Urry & Padovani 1995), y cuáles no? (p.ej., Ellingson et al 1991). En los últimos tiempos se está considerando la idea de la existencia de agujeros negros en el centro de un número considerable de galaxias en las cuales no se observa un AGN activo (por ej. Magorrian et al. 1998). Es necesario determinar las propiedades de las galaxias anfitrionas de los AGNs (luminosidad, morfología, tamaño efectivo...) con el fin de poder determinar que fracción de las galaxias aparente normales pueden contener un AGN dormido.

En los últimos años ha sido notable el esfuerzo realizado en este campo. La determinación de las propiedades de las galaxias anfitrionas de los AGNs de baja luminosidad tanto de los no emisores en radio (p. ej., Seyferts) como de las radio galaxias, se ha impulsado de forma notable en los últimos tiempos (p.ej., MacKenty 1990; González-Serrano et al. 1993). En este rango de parámetros se observa que los AGNs emisores en radio habitan galaxias elípticas, en el rango de las más luminosas, mientras que a su vez las galaxias Seyferts suelen ser mayoritariamente galaxias espirales. Sin embargo, el estudio de las galaxias anfitrionas de los cuásares presenta mayores problemas, debido a la combinación de dos parámetros: sus grandes distancias cosmológicas, y la mayor luminosidad del núcleo respecto a la galaxia. Los primeros intentos de obtener imágenes de las galaxias anfitrionas desde telescopios en tierra tuvieron un limitado grado de exito, reforzando aparentemente los puntos de vista sobre el tipo de galaxias que habitaban estos objetos (Por ejemplo Smith et al. 1986; Véron-Cetty & Wolfter 1990). La comparación de los resultados obtenidos en estos estudios, junto con los resultados conocidos para rangos de luminosidad más bajos condujeron a la idea de que los cuásares no emisores en radio habitaban galaxias espirales, mientras que los emisores en radio habitaban galaxias elípticas, infiriendo una relación entre la morfología de la HG y la emisión en radio.

Los estudios basados en observaciones con telescopios en tierra están limitados en gran medida por el *seeing* atmosférico, por lo que los estudios en el rango óptico son extremadamente difíciles, especialmente a alto *redshift*, debido a la combinación de las pequeñas escalas angulares de las HGs con la luminosidad dominante de la fuente central. Una forma de reducir la influencia de la luz nuclear consiste en observar en el rango infrarrojo cercano (NIR), donde la razón entre la luminosidad del núcleo y la de la galaxia anfitriona se minimiza (Dunlop et al. 1993). Las ventajas de dicha solución se han comprobado en los resultados basados en observaciones en el NIR con telescopios en tierra para distintos tipos de AGNs (McLeod & Rieke 1994a,b; Taylor et al. 1996; Hutchings & Neff 1997; Kotilainen et al. 1998; Carballo et al. 1998; Aretxaga et al. 1998). Dentro de estos estudios habría que distinguir entre los estudios basados en muestras a bajo *redshift* (z <0.4), y lo estudios basados en muestras a alto *redshift*. En los primeros fue posible, hasta cierto punto, realizar un estudio de la morfología de las HGs, encontrándose que (i) los radio cuásares habitaban galaxias elípticas de gran tamaño (con un radio efectivo de $r_e \gtrsim$10 kpc), y luminosidad $L_{NIR} \gtrsim 2L^*$ (donde L^* es la luminosidad absoluta típica de una galaxia, determinada a partir de la función de luminosidad), (ii) una fracción considerable de los cuásares no emisores en radio habitaban galaxias elípticas, al contrario de lo que inicialmente se pensaba, pareciendo existir una tendencia según la cual los de mayor luminosidad tuviesen más probabilidad de habitar una galaxia de este tipo. Para las muestras a alto *redshift* no se encuentran estudios morfológicos o los resultados de estos no son concluyentes. Sin embargo los resultados sobre la luminosidad de estos objetos coinciden con los resultados a *redshift* más bajo. En su conjunto, se puede apreciar que para z <0.4 la morfología de las radio galaxias y las galaxias anfitrionas de radio cuásares, y sus luminosidades hasta z <1, son similares, lo cual refuerza los esquemas de unificación de radio fuentes (Taylor et al. 1996; Carballo et al. 1998).

Los estudios (ópticos hasta la fecha) basados en observaciones con el *HST* (*Hubble Space Telescope*) presentan otras características. A pesar de que la luminosidad del núcleo es claramente superior a la de la galaxia anfitriona, la inigualable resolución espacial que ofrece este telescopio (debido a la ausencia de atmósfera), permite que esta contribución se vea reducida a la parte central de la imagen, permitiendo estudios morfológicos con mayor detalle que los realizados con datos de telescopios terrestres (Bahcall et al. 1994; 1995a,b,1996,1997; Hutchings et al. 1994; Disney et al. 1995; Hutchings & Morris 1995; McLure et al. 1999; Lehnert 1999a,b). Estos estudios revelaron la existencia de una significativa fracción de HGs con morfologías irregulares, en pleno proceso de interacción o con vestigios de estas. Sin embargo, la saturación de la fuente puntual central en las imágenes profundas del *Hubble*, implica una dificultad en la substracción adecuada de dicha contribución, influyendo drásticamente en la determinación de los propiedades de la galaxia anfitriona (Hutchings et al. 1995, McLure et al. 1999). Sin embargo, parecen confirmarse los resultados encontrados en los estudios infrarrojos basados en observaciones en telescopios en tierra, anteriormente expuestos.

Una dificultad añadida en el estudio de las HGs con el *Hubble* reside en la elección de la banda, si se quiere estudiar las propiedades de la luz estelar de estas galaxias: (i) la elección de determinadas bandas ha supuesto en muchos estudios una gran contaminación por líneas de emisión (Bahcall et al. 1995, Lehnert et al. 1999b); (ii) la luz estelar de galaxias elípticas viejas (*early-type*) sufre un caída considerable para longitudes de onda λ <4000Å, rango en el cual otras emisiones podrían predominar sobre la emisión de las estrellas (Bahcall et al. 1994). Esto limita, por ejemplo, el uso del filtro V a $z < 0.25$, R a z <0.6 e incluso I a $z < 1.25$, a la hora de demostrar que la extensión detectada corresponde a la galaxia anfitriona. Es por ello que la mayoría de estos estudios está basados en muestras a bajo *redshift* (McLure et al. 1999), o sobre un número reducido de objetos (Bahcall et al. 1994,1995a,b,1996; Lehnert et al. 1999b).

Si la detección y estudio de las HGs mediante imágenes, ópticas o infrarrojas, es compleja, los estudios espectroscópicos lo son aun más. Aparte de los primeros intentos para demostrar espectroscópicamente la naturaleza estelar de la emisión extensa detectada en el entorno de los cuásares (Boroson & Oke 1982,84, y referencias en ellos), los estudios hasta la fecha de este tipo son muy escasos y centrados en un número reducido de objetos. De entre los más recientes se deben destacar, Kukula et al. (1997), Hughes et al. (2000), Nolan et al. (2000) y Canalizo & Stockton (2000), en los cuales se pudo determinar la naturaleza estelar de dicha emisión (los tres primeros basados en los mismos datos, y sobre submuestras de los objetos estudiados por Dunlop et al. 1993, Taylor et al. 1996 y McLure et al. 1999). Canalizo & Stockton (2000) encontraron, así mismo, evidencias de procesos de formación estelar violentos y trazas de colisiones recientes en su análisis espectroscópico de las distintas componentes de la HG del radio cuásar 3C 48. Todos estos estudios se detienen a $z \sim 0.3$.

Los estudios sobre muestras completas de radio cuásares, tanto en el rango óptico como infrarrojo, basados en observaciones en tierra o con el *Hubble* son muy escasos. Lehnert et al. (1999a) han presentado recientemente sus resultados basados en el estudio de las imágenes en modo *snapshot* tomadas con el *HST* sobre una submuestra de la muestra 3CR consistente en 43 radio cuásares (las imágenes en modo *snapshot* son imágenes de corto tiempo de exposición, $t \sim$5-10 minutos, que se obtienen con el *HST* cuando éste cambia de posición). En sus imágenes en la banda R encontraron que 24 de los 43 cuásares (~55%) presentaban una imagen resuelta, atribuida a la galaxia anfitriona, en la cual se podía apreciar una amplia variedad de estructuras. La mayoría de estas galaxias anfitrionas presentaban mapas de contornos asimétricos o/y distorsionados. No se ha presentado ningún estudio sobre el tipo morfológico de estas galaxias hasta la fecha, por lo que desconocemos si son similares o no a las radio galaxias al mismo *redshift*. Aproximadamente un 25% de los cuásares presentaban un compañero a menos de 5" de distancia (proyectada), y en un ∼10% de los objetos existen evidencias de posibles interaciones. Se encontró una alineación entre la emisión extensa y la emisión en ondas de radio para estos objetos. Es interesante destacar aquí que en alguno de los casos la emisión encontrada podría presentar una importante contribución por líneas de emisión, o al menos, para los objetos a z >0.6, la luz podría no estar dominada por la componente estelar. Así mismo, de los 19 cuásares sin extensión, 16 tienen z >1, lo cual nos induce a pensar que las imágenes en el modo *snapshot* no fueron lo suficientemente profundas como para estudiar las HGs de los cuásares a más alto *redshift*. Igualmente es necesario destacar aquí que la muestra 3CR comprende el rango de flujos en radio más alto, por lo que sus propiedades podrían no ser extensibles al resto de los radio cuásares de menor luminosidad. Recientemente, McLure et al (1999), presentaron los resultados basados en el estudio comparativo de las imágenes del *Hubble* en banda R, de cuatro radio galaxias, seis radio cuásares y nueve cuásares no emisores en radio, todos con z <0.4. Las morfologías de las galaxias anfitrionas de las tres familias de AGNs resultaron ser sorprendentemente similares, y, salvo dos de las galaxias anfitrionas de los cuásares no emisores, todas presentan una estructura típica de una galaxia elíptica, sin evidencias significativas de interación o morfologías irregulares. Es interesante destacar aquí que la potencia en radio de las radio fuentes estudiadas por McLure et al. (1999) es significativamente menor que la de los radio cuásares 3CR, estudiados por Lehnert et al. (1999a)

Es necesario extender los estudios de las galaxias anfitrionas a rangos de *redshift* más altos (z >0.5), sobre muestras completas, cubriendo rangos de flujo de la emisión en radio más bajos. Tal y como hemos explicado anteriormente las bandas NIR presentan las propiedades adecuadas para este tipo de estudios. Más aun, se sabe que las radio galaxias presentan una distribución muy bien definida en el diagrama de Hubble en la banda $K(\lambda \sim 2.2\mu m)$, por lo que un estudio de las propiedades de las HGs en ésta banda sería muy util a la hora de comparar con las propiedades de las radio galaxias (tanto morfológicas como fotométricas). Esta serie de motivos nos llevaron a realizar un estudio basado en imágenes profundas en banda K sobre los cuásares de la muestra B3-VLA (S_{408} > 0.1Jy). En este capítulo presentamos los resultados basados en el estudio de una submuestra de 60 objetos, aproximadamente el ∼45% de los objetos de la muestra, de los cuales disponemos de imágenes lo suficientemente profundas como para realizar este tipo de análisis.

4.2 Análisis de los datos

Los datos utilizados en este capítulo ya se han descrito en capítulos anteriores, y corresponden a las observaciones en banda K realizadas sobre los objetos de la muestra.

Existen diferentes problemas que dificultan la detección y fotometría de las galaxias anfitrionas a alto corrimiento al rojo, entre los cuales podríamos destacar tres: (i) el núcleo activo domina la emisión del cuásar en un amplio rango de longitudes de onda, (ii) el ensanchamiento debido a la PSF (del inglés *point-spread-function*, función de ensanchamiento de una fuente puntual) implica que el flujo de la fuente central se extienda sobre regiones correspondientes a la galaxia anfitriona, mezclando ambas contribuciones al flujo total, y (iii) el tamaño angular de las galaxias es más pequeño a $z \gtrsim 1$ que a $z \sim 0.3$, donde la mayor parte de los estudios de galaxias anfitrionas se detienen, situándose en el rango de unos pocos segundos de arco.

Hemos tratado de solventar cada uno de estos problemas desarrollando distintas técnicas para la recuperación de la fotometría y morfología de las galaxias anfitrionas. El primer problema puede minimizarse, tal y como explicamos en la introducción, eligiendo adecuadamente el rango de longitudes de onda en el cual realizar el estudio. A longitudes de onda en torno a $1\mu m$, la SED (del inglés *spectral energy distribution*, distribución espectral de energías) de una galaxia típica tiene un máximo, mientras que la SED de un cuásar tiene un mínimo (Dunlop et al. 1993). Por tanto, el mejor rango para detectar la galaxia anfitriona a alto *redshift* ($z \gtrsim 1$) correspondería al rango de longitudes de onda cubierto por el filtro K ($\lambda_{ef} \sim 2.2\mu m$). Otra ventaja complementaria en el uso del NIR es que la emisión de las galaxias en este rango es debida principalmente a la población estelar vieja, la cual además está, en cierta medida, relacionada con la masa de las galaxias. También se comentó en la introducción que la detección de la emisión extensa alrededor de los cuásares en el rango óptico no garantiza la detección de la galaxia anfitriona, ya que existen otros procesos que producen emisión extensa en este rango de longitudes de onda, como gas que cae hacia el cuásar debido a pérdidas de momento angular por rozamiento, enfriándose y emitiendo luz, o nubes de gas calentado por la fuente central que reemite luz en forma de líneas de emisión (Heckman et al. 1991). Este no es el caso de la emisión extensa en el NIR, principalmente debida a la componente estelar.

El análisis asume que cualquier emisión extensa detectada en el NIR es de carácter estelar, y, por lo tanto, hemos usado modelos galácticos para describir dicha extensión. La contribución de emisión extensa en la banda K debido a una componente alineada similar a la detectada en las radio galaxias, o de una componente de emisión sincrotrón *beamed* (emisión sincrotrón, observable a ángulos de visión pequeños, característica de los radio cuásares *flat-spectrum*, producida por el movimiento en conjunto del plasma emisor en la dirección de observación) se espera que sea menor que un 10% del flujo total (Riegler et al. 1992; Ridgway & Stockton 1997). Además no está aun claro si la componente alineada se trata o no de emisión no estelar (Riegler et al. 1992). Para los objetos de más alto redshift ($z > 2$) tendremos que tener en cuenta una posible contaminación de emisión difusa de la línea α del hidrógeno (H_α). Esta emisión difusa provendría de las nubes de gas en torno a los cuásares, las cuales presentan unas líneas de emisión intensas en el óptico-UV, con anchuras equivalentes que pueden llegar a los $\sim$ 500Å, aunque el valor típico estaría en torno a $\sim$ 100Å (Boronson & Oke 1984; Boronson, Persson & Oke 1985; Stockton & Mackenty 1987). Estas contribuciones, serán, como máximo un 15% de la emisión difusa a z >2 (Lehnert et al. 1999b).

Asumimos por tanto que las imágenes de los cuásares en el rango infrarrojo presentan solamente dos componentes: (1) la fuente central, puntual, cuya forma en las imágenes corresponde a la PSF, reescalada por el flujo, y (2) la galaxia anfitriona, extensa, cuya forma funcional puede ser cualquier modelo de perfil galáctico (en principio). En el caso de cuásares emisores en radio, y suponiendo que los esquemas de unificación sean válidos, las galaxias anfitrionas es de esperar que sean galaxias elípticas. Sin embargo, siendo ésta una de las cuestiones que tratamos de estudiar, no podemos suponer esta forma funcional *a priori*.

Hemos propuesto dos soluciones para la separación de las dos componentes que contribuyen al flujo del los cuásares, a las cuales llamaremos: (1) procedimiento de deconvolución (Carballo et al. 1998), y (2) procedimiento de convolución. Ambos procedimientos se basan en análisis sobre el perfil de brillo superficial de los objetos. El perfil de brillo superficial se obtuvo usando las técnicas discutidas en Jedrzejewski (1987): en resumen, partiendo de un valor inicial para el centroide de los objetos, la distribución de luz se muestrea a lo largo de una isofota elíptica previa. Esto produce una distribución unidimensional de la intensidad, que es función de la anomalía excéntrica. Esta distribución se analiza como una expansión armónica en series de Fourier, y, finalmente, los parámetros de la isofota (ángulo de posición y elipticidad) se estiman por un ajuste de mínimos cuadrados. Este procedimiento se repite incrementando el semieje mayor de las elípses hasta que se alcanza el nivel de flujo del cielo. Esta es la técnica utilizada por el paquete ELLIPSE implementado en IRAF (STSDAS), mediante el cuál hemos analizado las imágenes.

La ventaja del uso del brillo superficial está en el incremento de la razón señal a ruido (*snr*, del inglés *signal-to-noise ratio*), al realizarse un promedio angular del flujo, y en la reducción a una dimensión del problema (simplificando los cálculos). La desventaja está en la pérdida de información debida, precisamente, a dicha reducción dimensional del problema. Sin embargo, para el estudio de las galaxias anfitrionas a z >0.5, este sistema resulta no sólo útil, sino más bien, imprescindible.

4.2.1 Procedimiento de deconvolución

Como ya hemos indicado, el *seeing* atmosférico y la PSF instrumental tienen importantes efectos no sólo en la resolución, sino también en el perfil de brillo superficial observado (Capaccioli & de Vaucouleurs 1983; Bailey & Sparks 1983; Capaccioli et al. 1992), afectando, sobre todo a las regiones centrales de la imagen. El efecto es particularmente importante cuando la galaxia presenta un núcleo puntual brillante. Una de las posibles soluciones a este problema pasaría por la deconvolución de las imágenes por la PSF, lo que permitiría una mejor separación de la componente nuclear y la galaxia anfitriona.

Este procedimiento requiere una buena estimación de la PSF, como ya indicamos previamente. En el caso de imágenes de pequeño tamaño, como las imágenes obtenidas con WHIRCAM (un campo de visión de 1×1 arcmin^2), con la profundidad de las imágenes obtenidas en febrero de 1996, sólo unas pocas imágenes presentan alguna estrella en su campo de visión con la adecuada razón señal/ruido. La solución a este problema pasa por la selección de las estrellas más luminosas observadas a lo largo de la noche, y la estimación con éstas de una imagen media de la PSF. El uso de esta PSF media para toda la noche, en vez de una PSF para cada imagen, implica la introducción de un error, debido a las variaciones de la PSF a lo largo de la noche, que debemos de tener en cuenta.

Una vez obtenida una estimación de la PSF, deconvolucionamos las imáges por ésta. La deconvolución fue realizada utilizando el algoritmo de Lucy-Richardson (Lucy 1974; Richardson 1972), implementado en el paquete STSDAS de IRAF. Tal y como hemos indicado, el uso de una PSF media para toda la noche no es la situación ideal. Con una determinación perfecta de la PSF y en ausencia de ruido, la deconvolución produciría fuentes puntuales muy finas (en torno a 1 pixel), con cierta emisión difusa alrededor de éstas. Sin embargo, existe un límite a la resolución debido al ruido que impide que la PSF deconvolucionada tenga una anchura cercana a cero (Lucy 1992). El límite final de resolución también se verá incrementado por el uso de una PSF media, en vez de una PSF por cada imagen.

Una vez realizada la deconvolución obtenemos un perfil de brillo superficial de dichas imágenes, usando la técnica discutida anteriormente. El perfil de brillo superficial se ajusta a continuación a tres modelos diferentes: (1) una función gaussiana, (2) una función gaussiana más un perfil exponencial, (3) una función gaussiana más un perfil $r^{1/4}$. Estos ajustes se realizan asumiendo que el perfil de brillo superficial de la PSF deconvolucionada corresponde a una función gaussiana. La anchura de la función gaussiana se permite que varíe libremente debido a que al haber realizado la deconvolución por una PSF media, y al existir variaciones del *seeing* imagen a imagen, la anchura de la gaussiana no será fija a lo largo de todas las imágenes, y además no tenemos información de cual puede ser en cada imagen. La deconvolución produce un suavizado de los datos, esto es, los errores del perfil de brillo superficial están infraestimados. Esto nos impide realizar un ajuste por minimización de χ^2, ya que el cálculo de este valor depende de los errores en cada punto. Más aún, los ruidos obtenidos depués de la deconvolución no serán seguramente gaussianos, por lo que el cálculo de la χ^2 no será válido *a priori*. Consideramos que aplicar un ajuste por mínimos cuadrados es más adecuado para nuestro caso, siendo realizado mediante el programa NFIT implementado en IRAF.

Por lo tanto, con cada ajuste obtenemos dos parámetros (para el ajuste a una función gaussiana) o cuatro (para el ajuste a dos componentes: función gaussiana + modelo galáctico): dos para la fuente central (intensidad del máximo del brillo y tamaño de la gaussiana), y otros dos para la componente extensa (intesidad del máximo del brillo y anchura). Debido a la mayor razón señal/ruido de la fuente central, es de esperar que el flujo de ésta se recupere más adecuadamente que el de la componente extensa. De esta forma, el flujo de dicha fuente puntual central se obtiene directamente de los parámetros obtenidos en el ajuste, mientras que el flujo de la posible extensión se obtiene de la sustración del flujo de dicha fuente nuclear al flujo total de la imagen inicial.

Una primera comprobación de la fiabilidad del método estaría en aplicarlo sobre todas las estrellas observadas a lo largo de la noche, tanto en las mismas imágenes que los cuásares, como para las estrellas de calibración. Se comprueba que para las estrellas se recupera una componente extensa artificial siempre menor que el 12% del flujo total de las mismas (Carballo et al. 1998). Se observa así mismo que no es posible clasificar las galaxias en función de un mejor ajuste a uno de los dos modelos galácticos propuestos ya que los perfiles ajustan de forma aceptable a ambos modelos propuestos (Carballo et al. 1998). Este resultado puede ser debido tanto a efectos del procedimiento (p.ej. la deconvolución), como a causas de intrínsecas de las imágenes (la razón señal/ruido de las imágenes o/y la presencia de la fuente central alterando los perfiles) o incluso a causas intrínsecas de las galaxias (que no pertenezca a ninguno de los dos grupos). Se hizo necesaria la aplicación del procedimiento sobre imágenes simuladas para controlar estos resultados.

4.2.2 Procedimiento de convolución

El procedimiento de convolución se basa en el análisis del brillo superficial de los objetos, obtenido directamente sobre las imágenes, sin una deconvolución previa, y en su comparación con el brillo superficial de estrellas de campo. Este método se puede aplicar sólo cuando existe un número suficiente de estrellas en la misma imagen de los cuásares (en torno a ∼5-7). El perfil de brillo superficial de estas estrellas se ajusta a una función de Moffat, con el fin de modelizar el perfil de las fuentes puntuales:

$$I(r; I_o, a, b) = I_o \left(1 + [2^{1/b} - 1] \cdot (\frac{r}{a})^2\right)^{-b}$$

Esta función describe de forma adecuada el perfil de brillo superficial de las estrellas, al tener en cuenta la posible existencia de alas en la distribución, que no tiene en cuenta el perfil gaussiano. Es necesario recordar aquí que en el procedimiento de deconvolución el perfil de las estrellas se modelizó por una función gaussiana, ya que las imágenes se deconvolucionaron por la PSF media. En el presente procedimiento no se realiza deconvolución alguna, por lo que la forma funcional del perfil de las estrellas más adecuada es la función de Moffat. Tal y como se puede apreciar, la función o modelo de Moffat consta de tres parámetros (I_o, a y b): I_o es el flujo en el pico, a es la anchura de la

PSF y b está relacionado con las "alas" de la PSF. Los parámetros a y b deberían de ser estables para cada imagen, si la PSF es estable a lo largo del campo de visión, siendo I_o el parámetro que reescala entre las distintas fuentes puntuales de la imágen. Los valores medios obtenidos para a y b mediante el ajuste a las estrellas de campo determinan un modelo medio para el perfil de brillo superficial de la PSF.

Este modelo medio se usó para determinar si los cuásares son extensos o no, mediante un test χ^2. Una vez determinados que cuásares tienen mayor probabilidad de ser extensos, estos fueron ajustados a un modelo con dos componentes, una que describe la fuente central puntual, usando el modelo medio con I_o libre, y otra que describe la posible galaxia. El perfil de las galaxias fue modelizado con dos funciones diferentes: una función exponencial, típica de una galaxia tipo disco, y una función $r^{1/4}$, típica de una galaxia elíptica. Ambos modelos fueron convolucionados con el modelo medio de PSF con el fin de tener en cuenta los efectos del *seeing* sobre el perfil de brillo. Esta convolución necesaria en cada iteración del proceso de ajuste nos impidió utilizar el programa NFIT (utilizado en el procedimiento de deconvolución), por lo que tuvimos que desarrollar nuestros propios programas de ajuste (programados en FORTRAN, utilizando el método de descenso del gradiente para la búsqueda del mejor ajuste). Al no haberse realizado ningún suavizado de los datos fue posible realizar el ajuste mediante una minimización de χ^2.

Al igual que en el procedimiento anterior asumimos que el flujo de la fuente central puntual se recupera de forma más precisa, usando nuestro método, que el flujo de cualquier contribución extensa. Esta suposición se basa en el hecho de que la fuente central tiene, en general, mayor razón señal/ruido por pixel que la emisión extensa. Con nuestro método obtenemos una medida del flujo de la fuente central para cada modelo de perfil galáctico (disco y elíptica). La media de ambas medidas define el flujo de la fuente central, y la sustracción de dicho flujo sobre el flujo total nos definirá la medida del flujo de la galaxia anfitriona.

Si el perfil de los cuásares ajustase significativamente mejor a uno de ambos modelos (PSF+exponencial ó PSF+$r^{1/4}$), deberíamos utilizar la medida del flujo de la fuente central obtenida con este modelo, pero este no es el caso. Sería de esperar que un perfil galáctico respondiera a uno de los dos modelos propuestos, aunque las observaciones demuestran que ésta parece no ser la situación real. Puede que el perfil de brillo de las galaxias sea intrínsecamente distinto a ambos modelos o que, aun correspondiendo inicialmente a uno de ellos, la existencia de una fuerte contaminación en su región central, donde la diferencia entre ambos modelos se maximiza, nos impida diferenciar entre ambos. Más aun, el valor de χ^2 está dominado por esta contribución de la región central, al ser la zona menos ruidosa, y, por tanto, no existirán, en general, diferencias significativas entre los valores de la χ^2 obtenidos para cada modelo. Debido a esto, está justificado el uso de la media entre los resultados obtenidos mediante el ajuste a ambos modelos. Hemos desarrollado un método para clasificar las galaxias entre elípticas o espirales, explicado con detalle en el Apéndice C, el cuál se basa en el ajuste a un perfil generalizado, el cuál depende de un parámetro (α) más que los modelos galácticos anteriormente mencionados ($I_{gal} \propto exp(r^{\alpha})$), de forma que α=1 sería el modelo de disco exponencial y α=0.25 sería el modelo $r^{1/4}$, y por tanto este modelo engloba a los otros dos como casos particulares. La determinación del parámetro α nos permitirá clasificar morfológicamente los objetos.

El procedimiento de convolución nos permite obtener un parámetro estructural adicional de las galaxias anfitrionas, su radio effectivo (r_e), que no recuperábamos mediante el procedimiento de deconvolución. En este caso, la medida de r_e depende fuertemente del modelo adoptado, y, como en el caso anterior, no tenemos ningún criterio *a priori* para seleccionar uno de ellos. Cuál de los valores obtenidos para el radio efectivo se asimila más al valor real, con que fiabilidad podemos estimar los valores obtenidos para el flujo y r_e, y, más aún, cual es el límite de nuestro método (clasificación extenso/puntual, fotometría de la extensión y naturaleza de la misma) debe ser probado en base a simulaciones.

4.3 Simulaciones

Con el fin de determinar los límites de nuestros procedimientos, hemos realizado una serie de simulaciones, variando los distintos parámetros de los cuales depende la detección: la resolución espacial, la razón señal/ruido, el tamaño de las galaxias, y el porcentaje de contribución de la galaxia al flujo total. Dichas simulaciones se explican de forma extensa en el Apéndice C, aquí presentaremos un resumen de los resultados.

De las simulaciones podemos concluir que tanto el procedimiento de convolución como el de deconvolución son válidos para la detección de las galaxias anfitrionas, así como para la estimación de las magnitudes de las mismas. La Figura 4.1 muestra la distribución de las diferencias entre las magnitudes de entrada y salida de las galaxias anfitrionas para el conjunto de todas las simulaciones realizadas con K_{gal} <19 magnitudes, tal y como se definió en el Apéndice C, $\Delta K_i = K_{in} - K_{out}$, donde i puede ser la fuente central, *qso* o la HG, *gal*. Se aprecia que los valores medios coinciden con el valor ΔK ~0 mientras que la dispersión es de ~0.26 magnitudes para el procedimiento de convolución y ~0.52 magnitudes para el procedimiento de deconvolución. El procedimiento de deconvolución nos determina la magnitud de la galaxia anfitriona con un error mayor que el procedimiento de convolución. La Figura 4.1 también nos muestra que el procedimiento de convolución tiende a infraestimar las magnitudes de las galaxias, en unas 0.25 magnitudes, mientras que el procedimiento de deconvolución puede sobrestimarlas hasta en 0.5 magnitudes, si bien esto sucede en el rango de magnitudes más débiles (K_{gal} >18 y 17.6, para cada método respectivamente).

Las simulaciones también nos permitieron fijar límites a nuestros procedimientos, encontrándose que la detección de las galaxias anfitrionas es fiable cuando el flujo de ésta representaba al menos el 12% del flujo total, para el procedimiento de deconvolución,

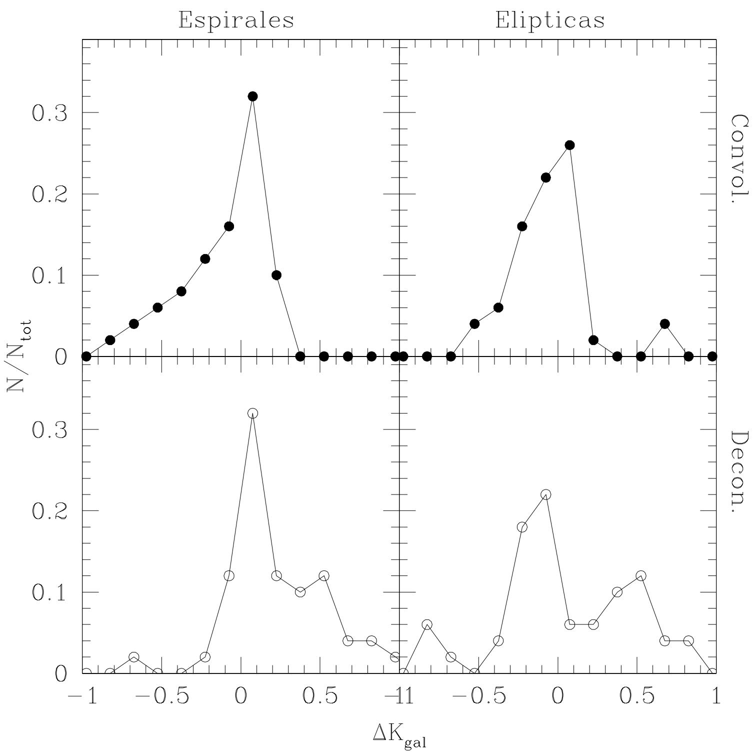

Figura 4.1: Distribución de las diferencias entre las magnitudes de entrada y salida mediante los procedimientos de convolución (arriba) y deconvolución (abajo), para las simulaciones realizadas, tanto para galaxias espirales (izquierda) como elípticas (derecha).

o el 9%, para el procedimiento de convolución. En este último caso, es posible fijar la probabilidad de que que la detección sea real, y no espúrea, a partir de la aplicación del método sobre las simulaciones. Así mismo el procedimiento de convolución nos permite clasificar las galaxias en elípticas o espirales (mediante un ajuste a un perfil generalizado), asociando igualmente una probabilidad a esta clasificación (obtenida a partir de las simulaciones). Por último, mediante el procedimiento de convolución es posible recuperar el radio efectivo de la galaxia anfitriona, lo cual no era posible mediante el procedimiento de deconvolución, con error menor que el $\sim$25%.

Sin embargo, las simulaciones también nos muestran que el procedimiento de convolución exige una mejor calidad de las imágenes a la hora de ser aplicado: Es necesario un número mínimo de estrellas (> 5) en el campo del objeto y la recuperación de la galaxia solo es posible para radios efectivos por encima o del orden del *seeing*, mientras que el procedimiento de deconvolución es aplicable para galaxias de radio efectivo por debajo del *seeing* (hasta $\sim$0.5*seeing*). Teniendo en cuenta que a z $\sim$1, una galaxia de r_e $\sim$8 kpc presenta un radio efectivo angular en las imágenes de $\sim$1", el uso del procedimiento de convolución está limitado a condiciones de buen *seeing* ($<$1.4") y para imágenes con un número suficiente de estrella de campo (o una buena razón señal ruido). Por tanto, a pesar de producir peores estimaciones de la magnitud, el procedimiento de deconvolución se hace necesario para condiciones de mal *seeing* ($>$1.4").

4.4 Resultados del análisis

4.4.1 Procedimiento de deconvolución

Aplicamos el procedimiento de deconvolución sobre los 38 cuásares observados el 5 de Febrero de 1996, al tener un *seeing* medio por encima de 1.5". Así mismo, tal y como indicamos anteriormente, el tamaño reducido del campo de visión con la camara WHIRCAM (1'$\times$1') impide contar con el número necesario de estrellas en cada campo como para aplicar el procedimiento de convolución. Otra restricción a la detección de las galaxias anfitrionas en estas imágenes fue la profundidad de las mismas, con una magnitud límite a 3σ de K $\sim$18 mag para un objeto extenso (r $\sim$ 4"). Tal y como hemos visto en las simulaciones el procedimiento de deconvolución sólo nos permitirá determinar la fotometría de las galaxias anfitrionas con ciertas limitaciones. Los datos del 6 de Febrero, debido a problemas técnicos, presentan un aparente desenfoque, que no afectó a la fotometría, aunque si a un posible estudio morfológico.

La profundidad de las imágenes nos impidió aplicar el procedimiento sobre 10 de los cuásares, los cuales presentaban imágenes demasiado ruidosas como para intentar una deconvolución de las mismas, aunque dos de ellos (B3 0922+425 y B3 1258+404) presentan estructuras que podrían ser reales (lo cual debe ser confirmado). El estudio de las galaxias anfitrionas en los 28 cuásares restantes se realizó antes de estudiar las

Tabla 4.1: Procedimiento de deconvolución : resultados

Nombre B3	z	K_{tot}	Gaus. rms	Disk rms	$r^{1/4}$ rms	Ext.	K_{gal}	K_{qso}	$\%_{gal}$
0701+392	1.238	16.47	0.14	0.13	0.12	No			
0704+384	0.579	15.26	2.25	0.76	0.71	Si	16.7±0.4	15.6±0.3	27
0726+431	1.072	16.70	0.60	0.31	0.27	Si	17.8±0.6	17.2±0.5	37
0739+397B	1.700	15.99	0.38	0.10	0.14	Si	16.6±0.4	16.9±0.4	57
0740+380C	1.063	15.28	1.49	0.46	0.44	Si	17.1±0.4	15.5±0.4	18
0756+406	2.016	16.21	0.46	0.21	0.26	Si	17.1±0.6	16.8±1.1	42
0827+378	0.914	15.39	0.22	0.25	0.27	No			
0836+426	0.595	15.77	1.34	0.45	0.48	Si	16.2±0.3	16.9±0.6	65
0849+424	0.978	15.91	0.28	0.09	0.10	Si	17.2±0.3	16.3±0.1	30
0859+470	1.462	15.89	0.39	0.11	0.12	Si	16.8±0.3	16.5±0.1	43
0906+430	0.670	14.88	1.40	0.36	0.50	Si	16.1±0.5	15.3±0.4	32
0913+391	1.250	14.83	0.57	0.22	....	Si	15.2±0.2	16.1±0.3	69
0918+381	1.108	15.79	0.71	0.35	0.41	Si	16.0±0.4	17.7±0.6	83
0922+422	1.750	15.77	1.19	0.46	0.50	Si	16.1±0.5	17.3±0.5	75
0923+392	0.698	14.27	0.35	0.36	0.36	No			
1105+392	0.781	15.25	0.08	0.06	0.08	No			
1111+408	0.734	15.21	1.15	0.32	0.36	Si	16.3±0.4	15.7±0.3	36
1128+385	1.735	15.78	0.03	0.01	0.02	No			
1142+392	2.276	16.21	1.67	0.58	0.57	Si	16.7±0.6	17.3±0.7	63
1144+402	1.010	13.42	0.03	....	0.02	No			
1148+387	1.303	14.95	0.04	....	0.03	No			
1203+384	0.838	16.95	0.07	0.10	0.09	No			
1206+439B	1.400	14.88	0.01	....	0.01	No			
1312+393	1.570	16.54	0.01	....	0.01	No			
1315+396	1.560	16.32	0.24	0.09	0.23	Si	16.6±0.4	17.8±0.4	74
1339+472	0.502	15.48	0.01	0.01	....	No			
1341+392	0.768	16.10	1.56	0.44	0.49	Si	16.9±0.4	16.8±0.4	47
1343+386	1.844	15.46	0.05	0.04	0.05	No			

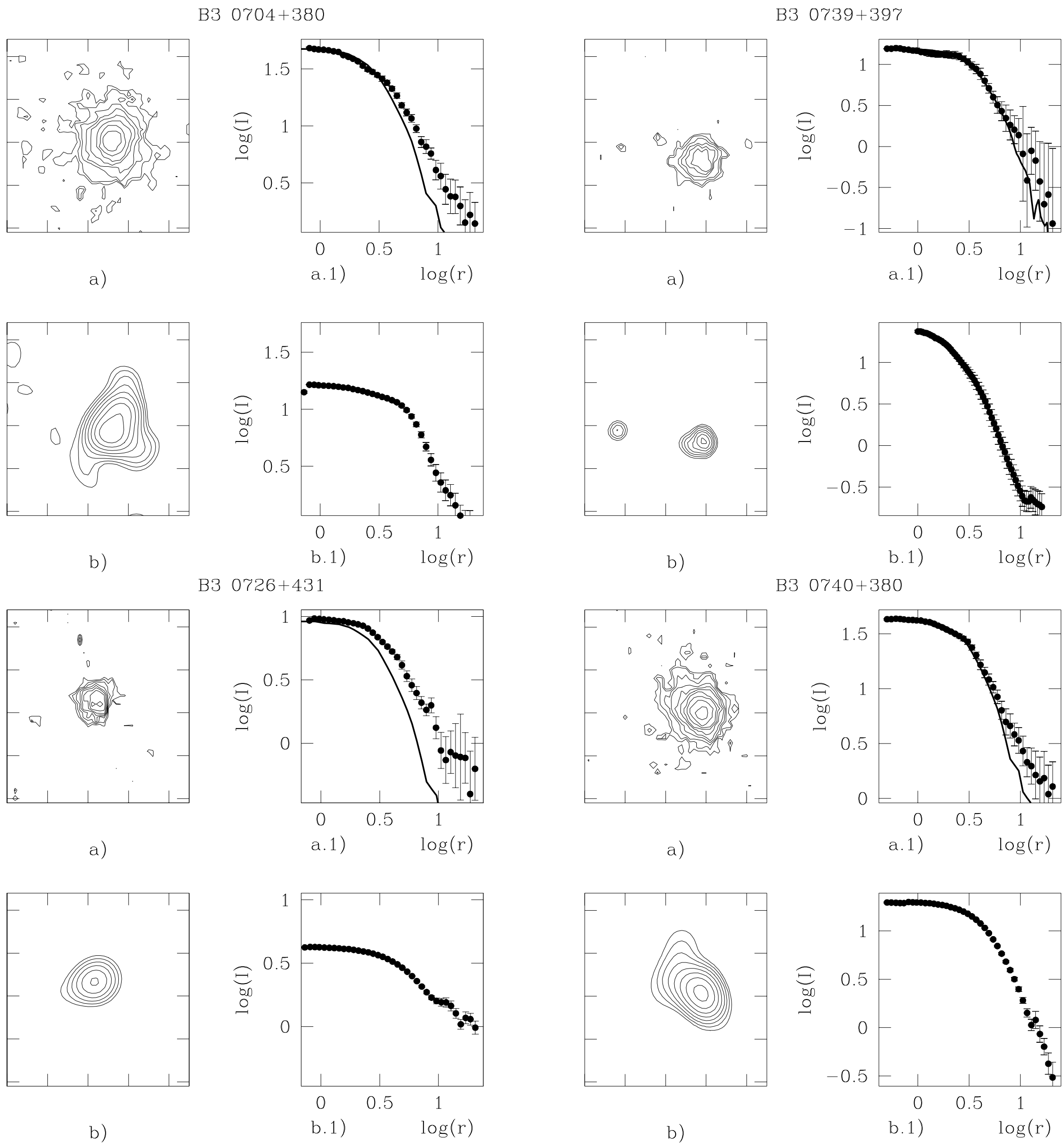

Figura 4.2: Mapa de contornos y perfil de brillo superficial de las fuentes extensas. Para cada cuásar se muestra el mapa de contornos de la imagen original (a), así como el correspondiente perfil de brillo superficial, junto al de la *PSF* (a.1); de la misma manera se muestra el mapa de contornos de la imagen de la galaxia anfritriona restaurada, y el correspondiente perfil de brillo superficial de la misma (b.1). El tamaño de los mapas de contornos es de 12”×12”.

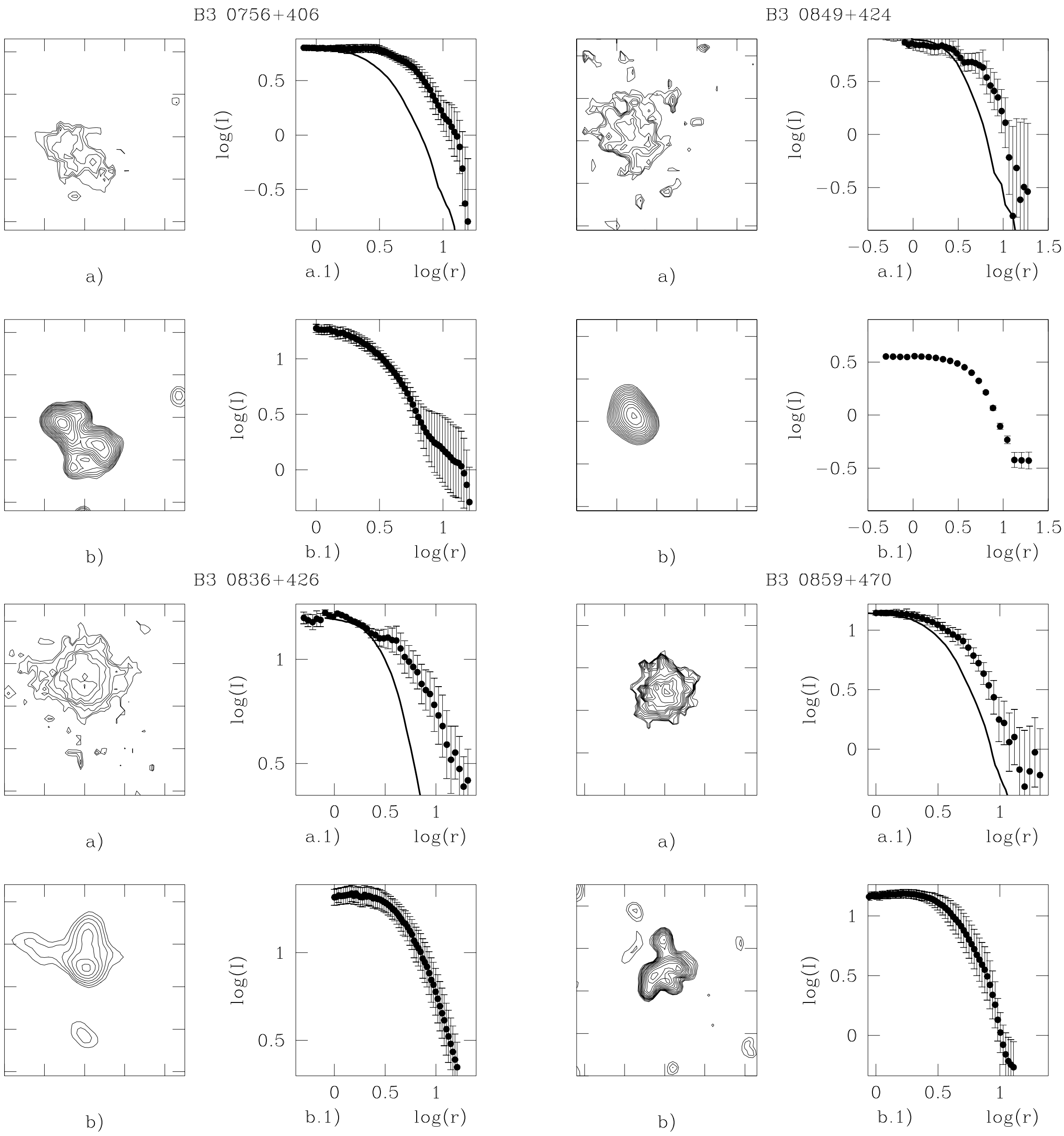

Figura 4.2: continuación

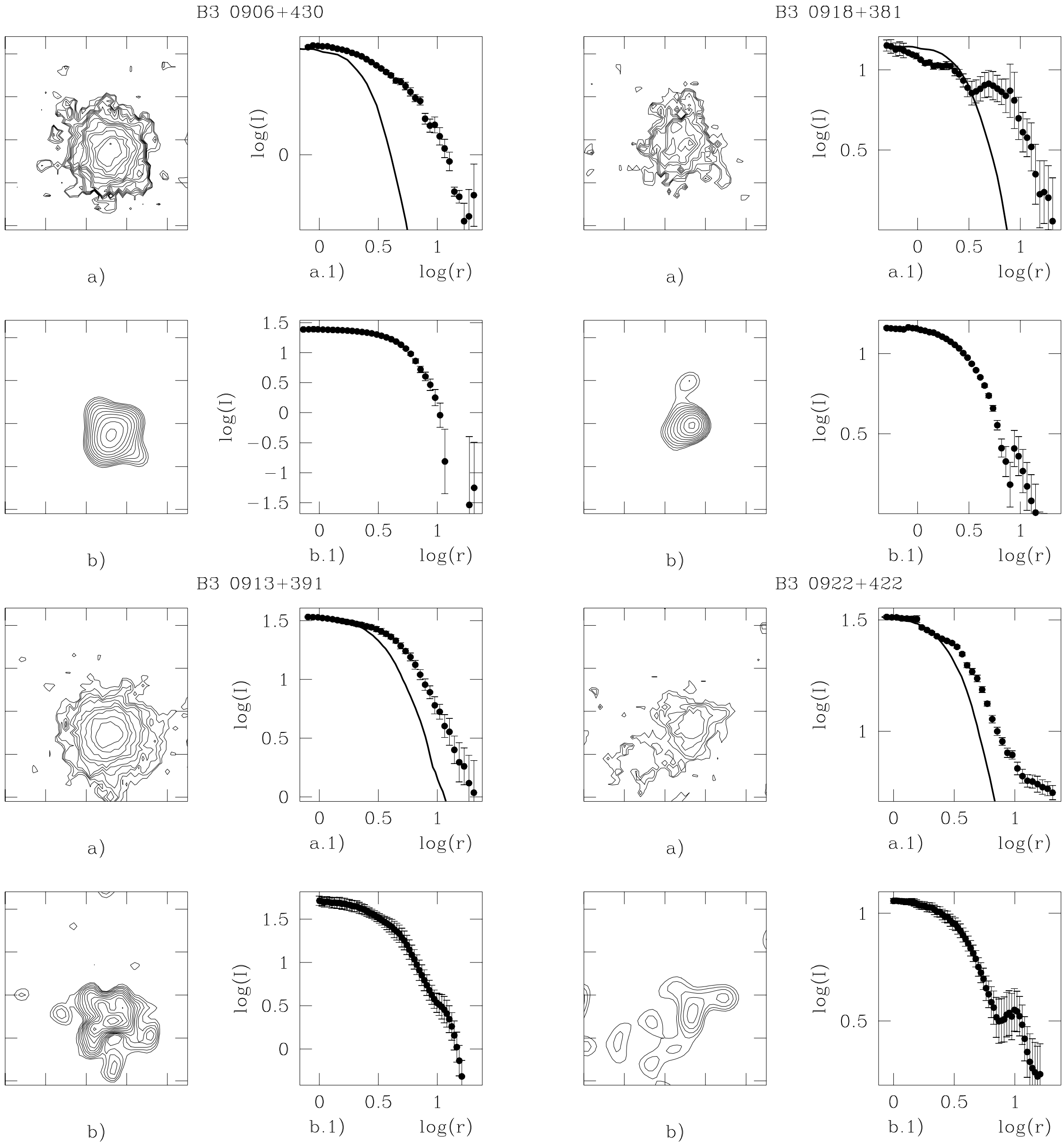

Figura 4.2: continuación

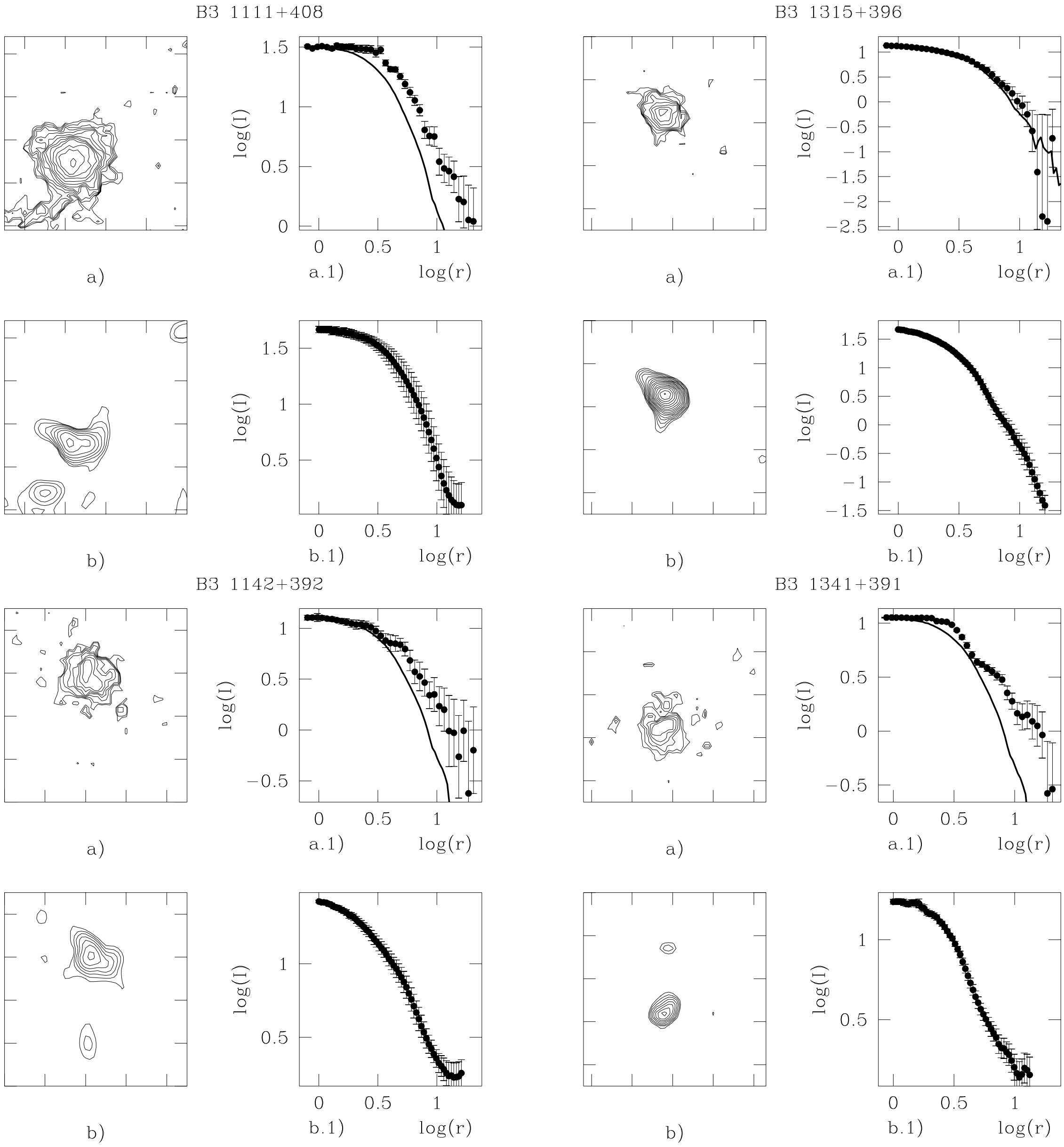

Figura 4.2: continuación

simulaciones presentadas anteriormente, y por tanto los criterios de clasificación de los cuásares se basaron en los resultados de aplicar el análisis sobre las imágenes de las estrellas de campo o/y de calibración observadas junto a los cuásares, considerándose que un objeto presentaba una extensión real, asociable a su galaxia anfitriona si: (1) el flujo de dicha extensión, obtenido mediante el procedimiento de deconvolución explicado anteriormente era superior al 12% del flujo total de la fuente, y (2) la rms del ajuste del perfil de brillo superficial deconvolucionado a un modelo de dos componentes (PSF+galaxia), para cualquiera de los dos modelos (disco y $r^{1/4}$), era significativamente menor que la rms del ajuste a un modelos de perfil gaussiano (PSF pura).

Estos criterios se confirman como válidos dentro del marco de las simulaciones anteriormente expuestas. Si bien, debemos indicar que con el procedimiento de deconvolución, dada la profundidad de las imágenes estudiadas, induce a un sesgo hacia galaxias luminosas (K_{gal} $\leq$18 mag). En función de dichos criterios, 12 de los cuásares estudiados se clasificaron como puntuales, al ajustar sus perfiles de brillo superficial deconvolucionados a un modelo gaussiano puro, sin incluir un segundo modelo que diera cuenta de alguna posible extensión (con una rms menor que 0.1 mag y tipicamente 10^{-3}).

La Tabla 4.1 muestra el resultado final del procedimiento de deconvolución para los 28 cuásares estudiados. En ella incluimos el *redshift*, la magnitud total de los cuásares (K_{tot}), la rms del ajuste del perfil de brillo superficial de los objetos a un perfil gaussiano, gaussiano+disco exponencial, y gaussiano+$r^{1/4}$, la magnitud de las galaxias anfitrionas (K_{gal}), de la fuente central (K_{qso}), así como el porcentaje de flujo total correspondiente a la galaxia anfitriona. La contribución de dicha galaxia se situa entre un 18% y un 83% del flujo total, confirmando la importancia de la sustracción de la misma en el estudio del flujo de los cuásares.

Para cada objeto obtuvimos una imagen de las galaxia anfitriona sustrayendo una imagen de la fuente central puntual, obtenida mediante las rutinas ARTDATA en IRAF, utilizando los datos resultantes del ajuste con menor rms, sobre las imágenes deconvolucionadas. Posteriormente dicha imagen se convolucionó con una gaussiana representativa de la PSF de la imagen original, con el fin de poder comparar dichas imágenes. La imagen final de la galaxia anfitriona se denominó imagen restaurada. La Figura 4.4.1 muestra, para cada objeto, el mapa de contornos de la imagen original del objeto (a), junto con el mapa de contornos de la imagen restaurada de la galaxia anfitriona (b); así mismo se muestra el perfil de brillo superficial del cuásar (a.1), junto con el de la PSF por la que se deconvolucionó (escalada al pico de intensidad del cuásar), y el brillo superficial de la imagen restaurada de la galaxia anfitriona (b.1).

Ocho de los objetos extensos presentan alguna distorsión en su morfología o peculiaridades, tanto en la imagen original como en la imagen restaurada. Entre estas peculiaridades se incluyen elongaciones, colas o distorsiones. Sin embargo, estas anomalías deben de estudiarse con cuidado, ya que la señal ruido de las imágenes no es lo suficientemente alta como para realizar un análisis morfológico fiable.

4.4.2 Procedimiento de convolución

Aplicamos el procedimiento de convolución sobre los cuásares observados el 29 de Septiembre de 1996, el 14, 15 y 16 de Octubre de 1997 y el 3 de Febrero de 1999. Todas estas imágenes tienen las características adecuadas para aplicar este procedimiento, características que consisten en detectar un número suficiente de estrellas con la razón señal/ruido requerida para determinar adecuadamente la PSF. Tal y como hemos explicado anteriormente este número sería entre 5 y 7 estrellas. Con el fin de no introducir extensiones artificialmente, cualquier objeto cercano a los cuásares ha sido eliminado de las imágenes antes de obtener los perfiles de brillo superficial de los mismos.

En la Tabla 4.2 presentamos la lista de 31 cuásares sobre los que se ha aplicado el procedimiento de convolución, en la cual también se ha incluido la fotometría y el *redshift* de los mismos. Junto a estos datos, incluimos los resultados del proceso de detección y clasificación de las galaxias anfitrionas de estos cuásares, presentando para cada cuásar la χ^2/ν (donde ν es el número de grados de libertad) del ajuste al perfil de Moffat medio obtenido para cada imagen, la probabilidad de que dicho cuásar presente una extensión (P_{ext}), indicando cuando ha sido posible detectar la galaxia anfitriona ($Ext.$). Un cuásar se considera extenso cuando el porcentaje de flujo recuperado para la parte extensa supera el 9% del flujo total. Este límite fue obtenido a partir de las simulaciones, al ser el mayor porcentaje recuperado de forma artificial para una fuente puntual. El parámetro P_{ext} nos determina la probabilidad de que dicha extensión sea real. Se observa en la tabla la existencia de cuásares clasificados como no extensos en los cuales la probablidad de serlo es $>$ 95%. En estos casos la extensión detectada no supera el límite anterior, por lo que es dudosa. Para cada una de las 17 galaxias detectadas presentamos la probabilidad de que sea una galaxia elíptica (P_e) o espiral (P_d), así como la razón entre ambas probabilidades. Dichas probabilidades fueron obtenidas a partir del parámetro α, resultante del ajuste a un perfil generalizado, y haciendo uso de la distribución de probabilidad obtenida con las simulaciones.

De entre los 31 objetos sobre los que se aplicó el estudio, en 17 fue posible detectar una extensión en torno al cuásar. De entre ellos, 11 tienen una probabilidad mayor que el 99% de que dicha extensión sea real (el 65%) y 6 tienen una probabilidad entre el 95% y el 99% (el 35%) Es interesante destacar aquí el hecho de que de estas 6 HGs, 4 se encuentran en el rango de las galaxias más débiles detectadas (K_{gal} >18 mag). De entre los 14 cuásares en los que no se detecta extensión, 8 presentan una probabilidad menor que el 95% de tener alguna extensión (el ∼57%), 4 presentan una probabilidad entre el 95% y el 99% (el ∼29%), y sólo 2 presentan una probabilidad superior al 99% (14%). En estos seis últimos casos fue posible detectar una fracción de flujo apreciable para la parte extensa, pero por debajo de nuestro criterio de aceptabilidad (<9%). La fracción de objetos en los cuales se detecta la HG disminuye con el *redshift*, siendo del ∼75% para los cuásares con z <1, y del ∼48% para z >1. Para este último rango de *redshifts* la fracción permanece inalterada para los cuásares con z mayor o menor que

Tabla 4.2: Procedimiento de convolución: Detección y clasificación de las galaxias anfitrionas

Nombre B3	z	K	χ/ν	$P_{ext}(\%)$	Ext.	$P_e(\%)$	$P_d(\%)$	P_e/P_d
0006+397	1.830	16.72±0.12	1.98	95.77	Si	47.89	12.92	3.71
0019+431	1.050	15.47±0.12	0.38	90.35	No	——	——	—-
0022+390	1.932	16.65±0.13	8.70	99.81	Si	84.44	9.29	9.09
0032+423	1.588	16.24±0.08	<0.03	90.00	No	——	——	—-
0110+401	1.479	17.13±0.09	4.48	98.55	Si	84.44	11.03	7.69
0137+401	1.620	16.94±0.05	0.91	91.77	No	——	——	—-
0143+446	0.813	13.99±0.16	21.85	99.99	Si	84.44	11.03	7.66
0144+430	1.790	16.17±0.03	<0.03	90.00	No	——	——	—-
0144+432	1.260	17.12±0.18	8.73	99.82	Si	84.44	11.03	7.66
0157+442	0.721	16.32±0.17	18.74	99.99	Si	84.44	11.03	7.66
0158+394	0.780	16.34±0.07	5.45	99.06	No	——	——	—-
0217+417	1.430	17.18±0.15	2.16	96.19	No	——	——	—-
0219+443	0.852	14.88±0.02	2.55	96.65	Si	61.43	12.92	4.76
0226+467	1.216	16.27±0.08	8.23	99.75	Si	84.44	9.29	9.09
0232+411b	0.500	14.27±0.02	7.63	99.64	Si	84.44	9.29	9.09
0249+383	1.120	16.17±0.06	4.38	98.48	Si	39.46	17.19	2.30
0255+460	1.210	17.89±0.20	0.30	90.22	No	——	——	—-
0704+384	0.579	15.02±0.16	17.62	99.99	Si	84.44	9.29	9.09
0729+391	0.663	15.60±0.14	20.38	99.99	Si	47.89	14.99	3.20
0740+380C	1.063	15.62±0.05	23.02	99.99	Si	39.46	17.19	2.30
0926+388	1.630	17.09±0.08	9.95	99.98	Si	47.89	14.99	3.20
1123+395	1.470	15.72±0.05	5.45	99.06	No	——	——	—-
1148+387	1.303	14.93±0.05	3.85	97.99	No	——	——	—-
1206+439B	1.400	15.10±0.05	4.85	98.80	No	——	——	—-
1315+396	1.560	15.93±0.06	4.85	98.80	Si	61.43	12.92	4.76
1435+383	1.600	16.32±0.06	4.25	98.33	No	——	——	—-
2311+469	0.745	14.79±0.06	1.01	92.24	No	——	——	—-
2332+388	3.200	17.66±0.14	0.68	91.02	No	——	——	—-
2344+429	1.556	16.30±0.07	1.10	92.69	No	——	——	—-
2349+410	2.046	16.78±0.18	3.18	97.54	Si	61.43	12.92	4.76
2351+456	2.000	16.03±0.16	6.39	99.36	Si	84.44	11.03	7.66

1.5.

Es necesario recordar aquí que la detección de las galaxias anfitrionas de cuásares no es solamente un problema de profundidad de las imágenes, sino también de resolución de la mismas (calidad del *seeing* y determinación correcta de la PSF) y de muestreo del objeto (tamaño del pixel), así como del porcentaje del flujo total debido a la galaxia. Un ejemplo de este conjunto de efectos que contribuyen a la no detección de la galaxia anfitriona estaría en las imágenes de los cuásares B3 1123+395, B3 1148+387 y B3 1206+439B, obtenidas ambas el 3 de Febrero de 1999, en las cuales tanto la profundidad de la imagen, como la luminosidad del cuásar las harían candidatas a una posible detección. De hecho, la probabilidad de que sean extensos es, en ambos casos, superior al 95% por cierto (del 99% en uno de ellos). Y sin embargo, no fue posible recuperar ningún porcentaje de flujo apreciable correspondiente a la fuente extensa, o el flujo recuperado fue inferior al límite de fiabilidad. Por todo esto no creemos adecuado el adoptar como magnitud mínima para las galaxias no detectadas algún tipo de límite de detección obtenido a partir de las simulaciones, al no ser el flujo el único factor que influye en la no detección.

Todas las galaxias anfitrionas detectadas tienen una probabilidad mayor de ser galaxias elípticas que de ser galaxias espirales. De hecho, en 15 de los 17 casos esta probabilidad es al menos tres veces mayor (~88%). Este resultado es muy importante para la confirmación de los esquemas de unificación de radiofuentes, ya que es la primera vez que es posible determinar que las galaxias anfitrionas de los cuásares emisores en radio a *redshifts* mayores que $z > 0.4$ son realmente galaxias elípticas, al igual que las radiogalaxias. Estudios similares sólo se han realizado a bajo *redshift* (Taylor et al 1996, McLure 1999), mostrando resultados similares. Por tanto se puede afirmar que las radio fuentes habitan en galaxias elípticas.

Características de las galaxias anfitrionas

En la Tabla 4.3 presentamos las magnitudes y tamaños de las 17 galaxias anfitrionas detectadas en los 31 cuásares sobre los que se aplicó el procedimiento de convolución. La magnitud total de los cuásares, la magnitud de la fuente puntual, así como el porcentaje de flujo debido a la galaxia también se han incluido en la tabla.

Cuatro de estos objetos ya fueron estudiados con el procedimiento de deconvolución, aplicado sobre las imágenes del 5 de Febrero de 1996 con la cámara WHIRCAM (Carballo et al. 1998). En tres de ellos (B3 0704+384, B3 0740+380C y B3 1315+396) fue posible detectar la galaxia anfitriona utilizando ambos métodos. Se debe recordar aquí que la comparación entre las fotometrías en banda K obtenidas con WHIRCAM y Ω (Apéndice B), para lo objetos observados con ambos intrumentos, nos mostró que ambas mediciones eran compatibles entre si, con una dispersión de ~0.29 magnitudes, por tanto, las magnitudes totales de los cuásares pueden presentar estas diferencias. En función de las simulaciones sabemos que la recuperación de las magnitudes mediante

Tabla 4.3: Procedimiento de convolución: Fotometría y tamaño de las galaxias anfitrionas

B3 nombre	K_{tot}	K_{gal}	K_{qso}	$\%_{gal}$	r_e(“)
0006+397	16.72±0.16	18.50±0.21	16.96±0.17	19.5	2.39±0.09
0022+390	16.65±0.16	17.61±0.16	17.23±0.06	41.4	2.00±0.02
0110+401	17.13±0.14	17.85±0.17	17.93±0.18	51.8	3.60±0.02
0143+446	13.99±0.18	16.34±0.11	14.13±0.19	11.5	7.09±0.02
0144+432	17.12±0.21	17.36±0.14	18.88±0.43	80.2	4.45±0.02
0157+442	16.32±0.21	16.51±0.12	18.30±0.38	83.4	4.09±0.02
0219+443	14.81±0.10	15.75±0.10	15.41±0.10	42.3	1.73±0.15
0226+467	16.27±0.13	17.15±0.15	16.91±0.14	44.7	5.25±0.02
0232+411b	14.21±0.10	15.37±0.10	14.66±0.10	34.2	1.44±0.01
0249+383	16.12±0.12	16.78±0.12	16.96±0.13	46.0	2.01±0.13
0704+384	15.02±0.19	16.21±0.12	15.46±0.20	33.5	5.91±0.02
0729+391	15.60±0.13	15.70±0.13	18.31±0.97	91.7	3.77±0.02
0740+380C	15.62±0.05	16.75±0.31	16.10±0.17	35.5	4.08±0.08
0926+388	17.09±0.08	18.65±0.39	17.38±0.12	23.6	4.05±0.14
1315+396	15.93±0.06	17.30±0.31	16.29±0.12	28.3	3.20±0.11
2349+410	16.78±0.21	19.08±0.38	17.09±0.22	13.8	3.35±0.02
2351+456	16.03±0.18	18.01±0.21	16.35±0.19	17.9	2.54±0.08

los procedimientos de convolución y de deconvolución presentaban unos errores de unas $\sim$0.2 y $\sim$0.5 magnitudes respectivamente (errores que no se han incluido en la tabla anterior). Por tanto, teniendo en cuenta todos estos resultados, diferencias de hasta 0.6 magnitudes son de esperar entre las magnitudes de las HGs medidas mediante ambos métodos. Este tipo de incertidumbre aunque elevada, da idea de la dificultad del estudio de las galaxias anfitrionas.

Las diferencias entre las magnitudes de las HGs para los tres cuásares anteriormente citados son -0.5, -0.4 y 0.7 magnitudes, con una variación media de 0.05±0.65 magnitudes, valores que, como puede apreciarse, están situados en el rango de lo esperado en función de las simulaciones. En el cuarto objeto, B3 0926+388, se detectó una extensión al aplicarle el método de convolución, no detectada previamente. El valor estimado para la magnitud de la galaxia anfitriona es de K_{gal} =18.65±0.39, muy por debajo del límite de detección de galaxias anfitrionas estimado en las imágenes de Febrero de 1996, $K_{gal,lim}$ $\sim$17.5-17.9 magnitudes. Este resultado refuerza aún más tanto los resultados de las simulaciones como los obtenidos mediante el procedimiento de deconvolución.

La contribución de las HGs al flujo total del los cuásares se situa en un rango entre el 11% (B3 0143+446) y el 92% (B3 0729+391), siendo la contribución media del $\sim$41%. Estos valores son similares a los encontrados mediante el procedimiento de deconvolu-

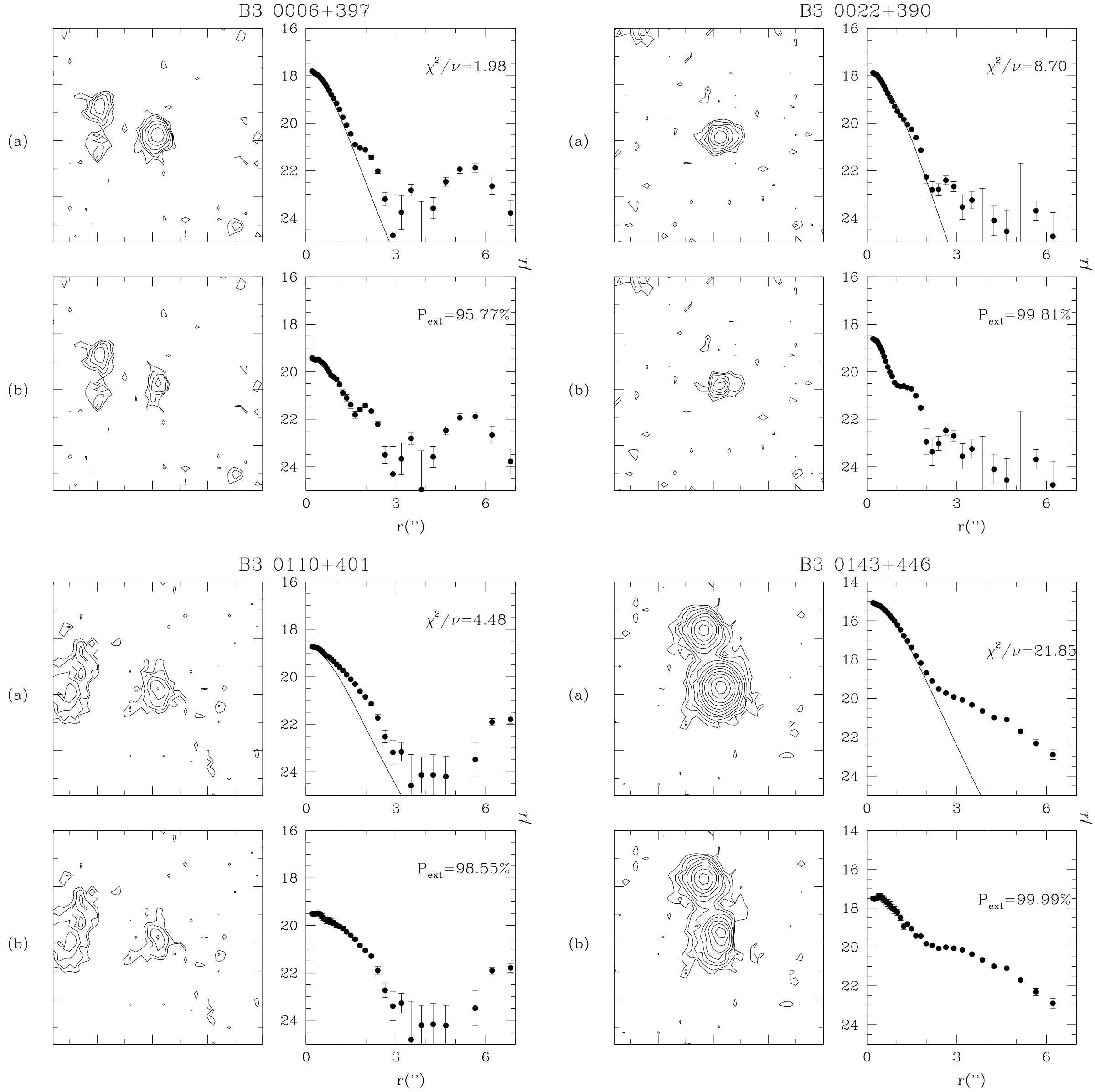

Figura 4.3: Mapa de contornos y perfil de brillo superficial de las fuentes con extensión. Para cada panel (a) es el mapa de contornos (*izquierda*) y el perfil de brillo (*derecha*) de la imagen original, y (b) es el mapa de contornos (*izquierda*) y el perfil de brillo (*derecha*) de la imagen de la galaxia anfitriona. La orientación en las imágenes es norte (arriba) y este (izquierda). La separación entre marcas pequeñas en las imágenes es 2", en los objetos observados con Ω, y 1.2", en los observados con WHIRCAM, de forma que el tamaño de todos los mapas de contornos es 16"×16". El primer contorno está a 2σ por pixel, con una separación de 0.5 magnitudes entre sucesivos contornos. La línea continua en el perfil de brillo de (a) muestra la PSF media escalada al pico de intensidad del cuásar.

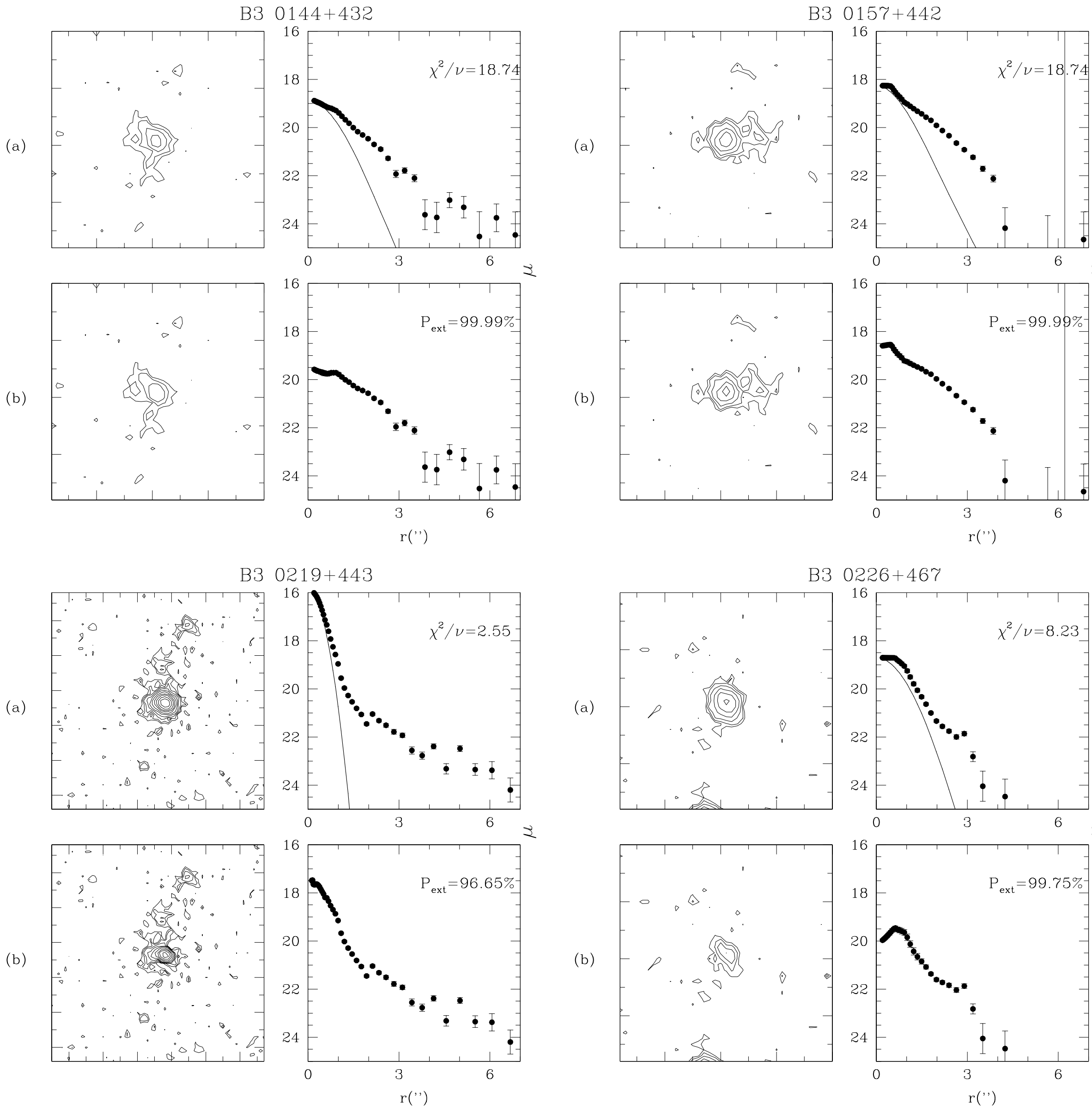

Figura 4.3: continuación

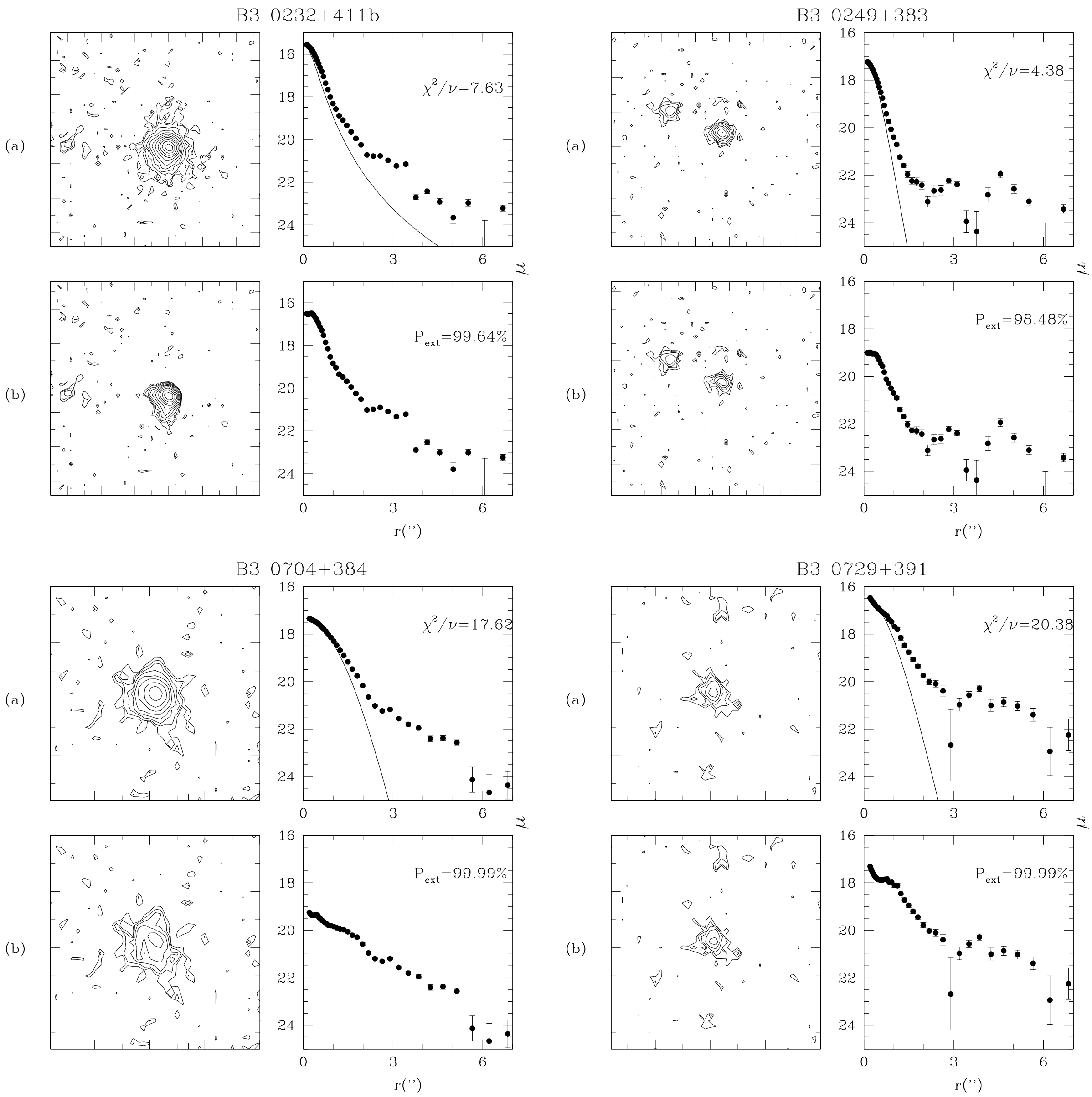

Figura 4.3: continuación

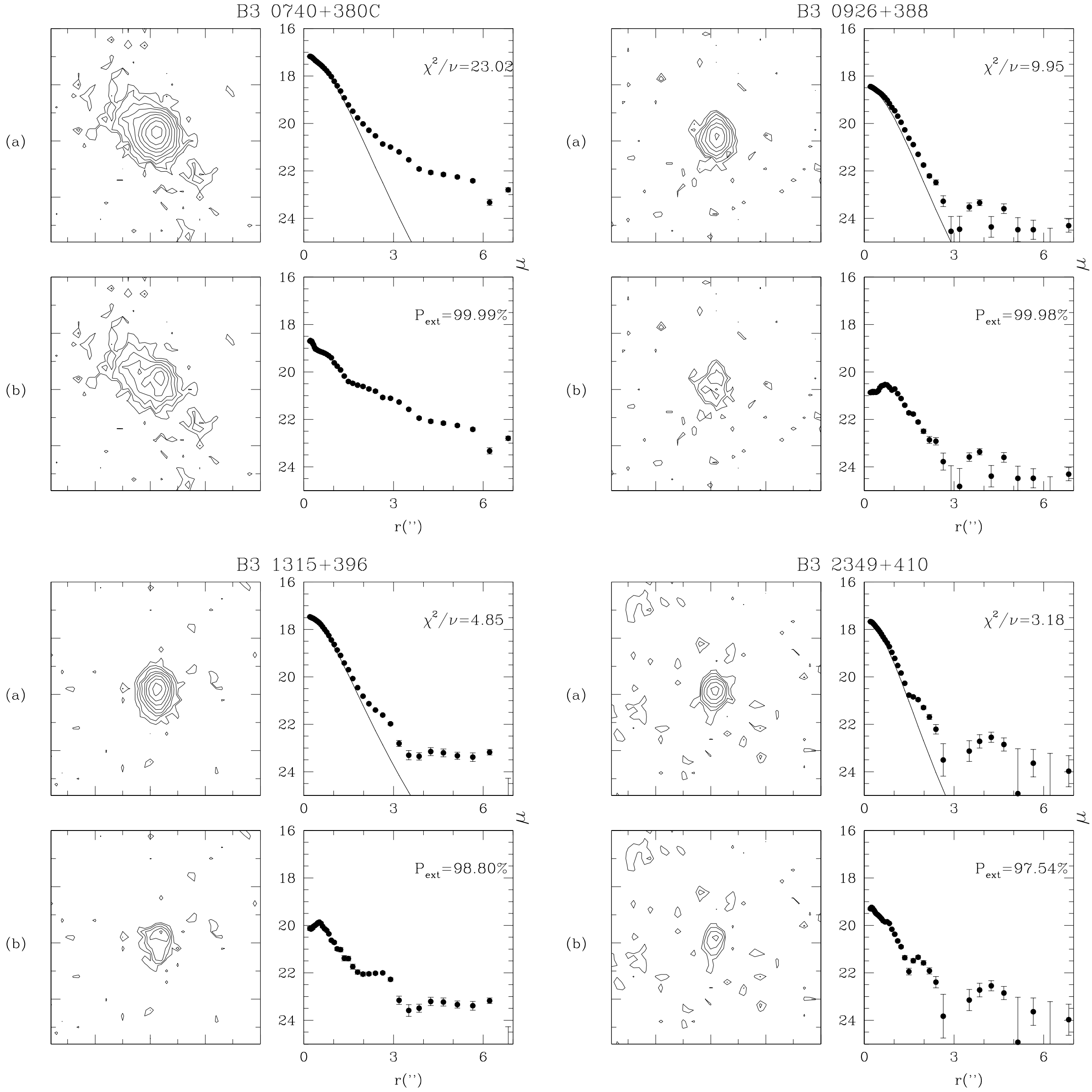

Figura 4.3: continuación

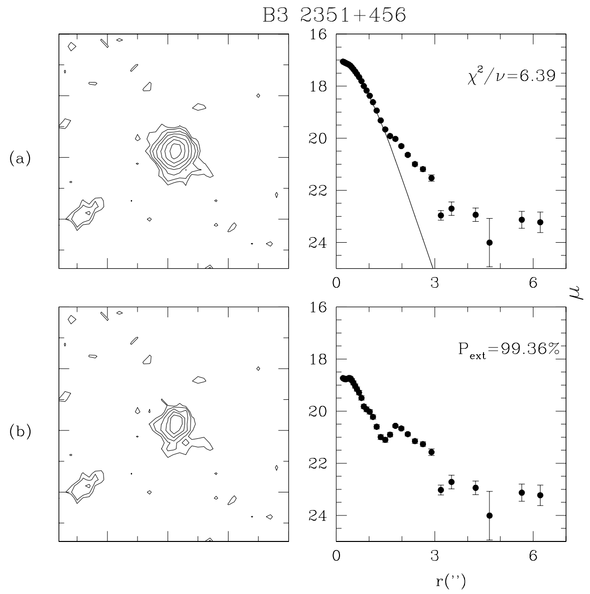

Figura 4.3: continuación

ción, descrito anteriormente (un rango entre el 18% y el 83%, y un valor medio del 50%), así como resultados basados en muestras a más bajo *redshift* (Taylor et al. 1996), contrastando con los encontrados por Lehnert et al. (1999a) y McLure et al. (1999), en la banda R (con un valor medio del ∼20%). Como era de esperar, la contribución de la galaxia anfitriona al flujo total se reduce en rangos de longitudes de onda más bajos, tal y como se indica en la introducción a este capítulo.

Para cada objeto se ha obtenido una imagen de la fuente puntual central mediante el uso del paquete ARTDATA, implementado en IRAF, utilizando los parámetros obtenidos mediante el procedimiento de convolución: flujo de la fuente central y parámetros $\hat{a}$ y $\hat{b}$ del perfil de Moffat. Esta imagen se ha sustraido a la imagen del cuásar, con el fin de obtener una imagen de la galaxia anfitriona. En la Figura 4.3 mostramos los mapas de contornos y el perfil de brillo superficial de las fuentes con extensión.

Para 7 de los 17 objetos extensos existe algún tipo de distorsión o posible puente con un objeto cercano, ya sea en la imagen original y/o en la imagen de la galaxia anfitriona (∼40%). En algunos casos las trazas de interacción son visibles tanto en la imagen original como en la de la HG, como los cuásares B3 0219+443 y B3 0740+380C. Teniendo en cuenta los resultados ya descritos, obtenidos mediante el procedimiento de deconvolución, tendremos nuestra colección de 30 HGs (de 60 cuásares estudiados), en 15 de las cuales es posible detectar algún indicio de una posible interacción (∼50% de la muestra). Nuestra "muestra" de HGs es la más amplia presentada hasta la fecha.

4.4.3 La relación $K - z$ para las galaxias anfitrionas

La Figura 4.4 (paneles A y B) muestra las magnitudes aparentes de las galaxias anfitrionas en función del *redshift*, tanto para las galaxias detectadas mediante el procedimiento de convolución (círculos sólidos) como las detectadas mediante el procedimiento de deconvolución (círculos vacíos). Por comparación hemos incluido las magnitudes K de las galaxias anfitrionas detectadas por Lehnert et al. (1992), cuadrados girados, por Taylor et al. (1996), cuadrados vacíos, y por Kotilainen et al. (1998), estrellas. Las magnitudes de Lehnert et al. (1992) fueron corregidas con el fin de tener en cuenta la pérdida de flujo debida a la sustracción total de la zona central de las imágenes. Siguiendo las indicaciones de los autores se aplicó una corrección de 0.4 magnitudes en cada uno de los objetos. De la misma forma, las magnitudes de Kotilainen et al. fueron transformadas de la magnitud H a K siguiendo las indicaciones de los autores ($H - K$ ~0.2 mag). Todos los datos correpondientes a galaxias anfitrionas de cuásares se han representado en color azul.

En el panel A hemos incluido además los valores de las magnitudes en banda K de las radiogalaxias de distintas muestras, en color rojo. Los datos para las muestras 3C y B2 (clase 1Jy) obtenidos por Lilly et al. (1985) y Lilly (1989), se han representado mediante aspas y pentágonos, respectivamente. Los datos para la muestra 6C se han representado mediante aspas cuadradas, mientras que los datos para la muestra *HzRG* (*High-z radio galaxies*) mediante triángulos (Van Breugel et al. 1999). Los datos para las radio galaxias fueron extraídos de la Figura 1 de Van Breugel et al. (1999). Los errores de las magnitudes no se han incluido en la figura para no incrementar la confusión, mostrándose los errores típicos en el recuadro de la parte superior izquierda de la figura. Se puede apreciar que los errores de las magnitudes de las HGs son en todos los casos superiores a los errores de las radio galaxias.

En el panel B el espacio medio ocupado por las radiogalaxias en el plano $K - z$ se ha representado mediante una zona sombreada en amarillo. Dicho espacio se estimó utilizando un filtro de media sobre los valores en rojo del panel A, con una anchura de 3σ ($\pm 1.5\sigma$ respecto al valor medio). La línea roja muestra el valor medio de las magnitudes K de las radio galaxias en función de z. Las líneas sólidas negras muestran la magnitud aparente de una galaxia elíptica con evolución pasiva, de luminosidad absoluta M_{*}=-25.1 (Mobasher et al. 1993), con distintos *redshifts* de formación en un rango entre z =2 hasta z >30. Este último, designado como no-evolución (n.e.), nos traza la magnitud esperada de una galaxia formada a *redshift* muy alto, en la cual todas las estrellas han evolucionado en etapas tempranas del universo, no presentando evolución en el rango de *redshifts* estudiado. La evolución pasiva fue calculada utilizando el modelo c de Bruzual (1983), mediante el código GISSEL (Bruzual & Charlotte 1993, versión 1995). Este modelo asume que existió un periodo inicial de formación estelar, de duración τ, no existiendo nuevos procesos de formación estelar a partir de entonces. Hemos seleccionado un periodo de formación estelar $\tau = 1$ Gyr, y una función inicial de masas de Salpeter (1955), con un rango de masas estelares permitidas entre 0.1 y 125 $M_\odot$.

La curva de no evolución se ha incluido con el fin de modelar resultados en el estudio de las magnitudes infrarrojas de radiogalaxias con menor potencia en radio que las 3C o B2 clase 1Jy. Estos trabajos, Eales & Rawlings (1996) y Rawlings et al. (1998), muestran que las radio galaxias de las muestras 6C y 7C, así como las más débiles de entre las B2, presentan unas magnitudes más débiles que las de las radiogalaxias estudiadas por Lilly et al. a alto *redshift*. Estos autores pusieron de manifiesto que estas magnitudes ajustan bastante bien con un modelo no físico de no evolución (o un modelo con *redshift* de formación muy alto). Este hecho observacional podría ser explicado, en cierta forma, sin renunciar a los parámetros cosmológicos utilizados, si el aumento de la luminosidad debido a la evolución estelar, a medida que observamos periodos cosmológicos más tempranos, pudiera ser cancelado por efectos de acrecentamiento de materia debida a fusiones (*merging process*).

Por otra parte, si se supone que la evolución de las galaxias representadas en la figura es una evolución pasiva, con un único proceso de formación estelar inicial, el modelo de no evolución nos puede indicar la antiguedad de las galaxias; especialmente en el rango de *redshifts* entre 1 y 3. Si nos fijamos en los distintos modelos representados en el panel B, se puede apreciar que a medida que más se separan de la curva de no evolución más jóvenes son las galaxias. Esta interpretación solo podría ser valida en el caso de una evolución pasiva con un único proceso de formación estelar.

En ambos paneles se observa que, salvo casos excepcionalmente luminosos, las radiogalaxias y los radiocuásares ocupan una misma zona del plano $K - z$. Seleccionando las 11 HGs de probabilidad mayor que el 99% de que la extensión sea real (el ∼37% de la muestra total), representadas mediante los círculos sólidos de mayor tamaño, se observa que el espacio ocupado es compatible con ser miembros de la misma distribución que las radio galaxias. Sin embargo, los espacios no son completamente equivalentes: de los estas 11 HGs solo 2 son más débiles que el valor medio para las radio galaxias (el ∼20%), mientras que 9 son más luminosas (el ∼80%). Si tenemos en cuenta las 30 HGs de nuestra muestra, la proporción permanece casi inalterada: 7 son más débiles (el ∼23%), mientras que 23 son más luminosas (el ∼77%). Por otra parte, de entre las 30 HGs, 24 se encuentran en la banda de $\pm 1.5\sigma$ respecto al valor medio representada por la zona sombreada en amarillo del panel (B), ésto es, el 80% de la muestra. Solamente 2 HGs (B3 0913+391, y B3 0922+422) se alejan más de 3σ del valor médio de las radio galaxias (el 6% de la muestra). En otras palabras, la muestra de HGs observada, de ser una submuestra de una muestra mayor que siguiese la distribución en el plano $K - z$ que siguen las radio galaxias, sería una submuestra en el rango de las de mayor luminosidad.

Sin embargo no podemos olvidar el sesgo que tenemos en nuestra muestra de HGs: mientras las muestras de radio galaxias presentadas son completas, al menos hasta $z \lesssim 2$ (dentro del rango de incompletitud de su detección óptica, que en la muestra 3C es menor que el ∼2%), en nuestra muestra sólo hemos recuperado el ∼50% de

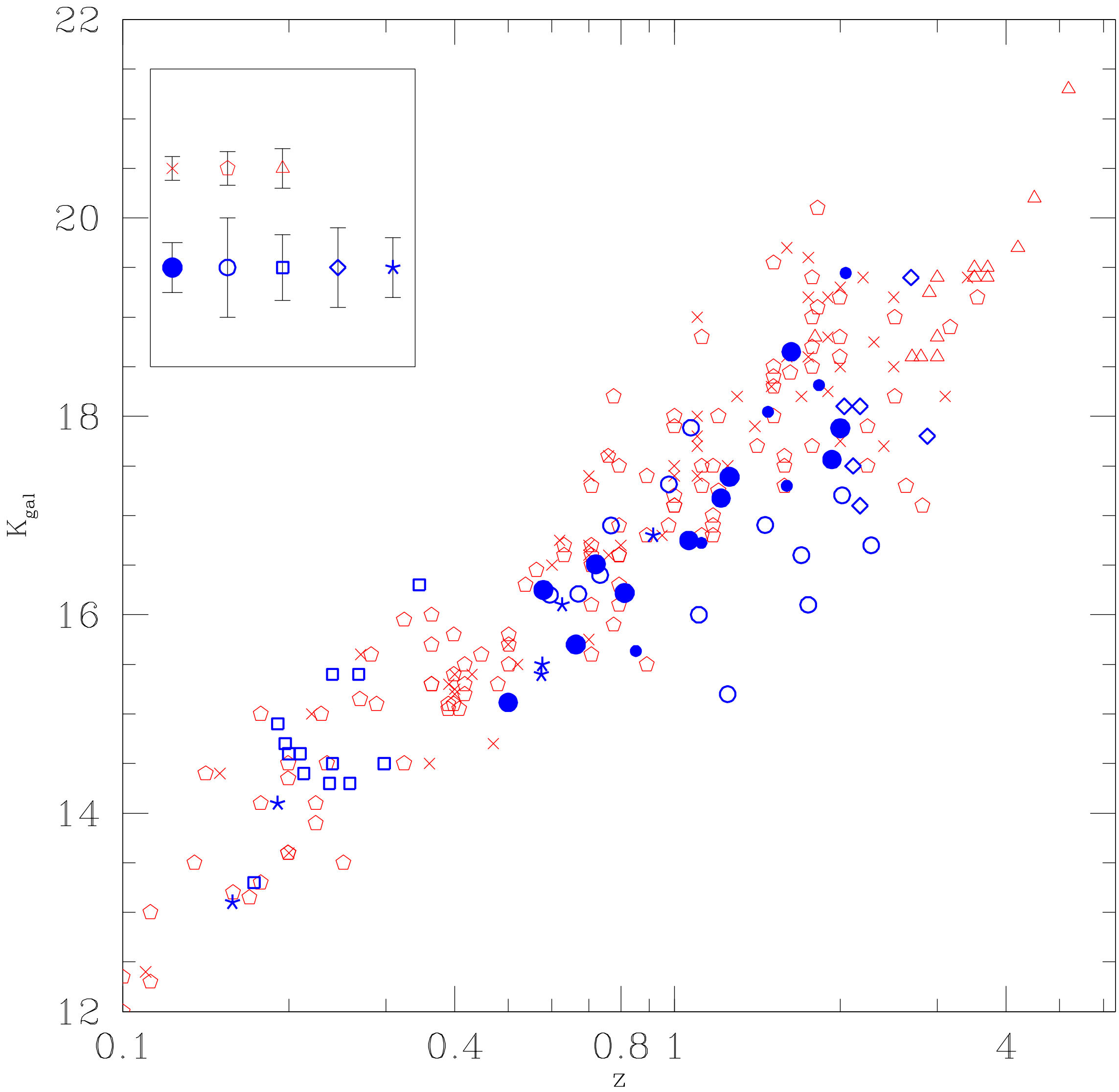

Figura 4.4: (A) Diagrama $K - z$ para las galaxias anfitrionas de la muestra B3-VLA y otras galaxias anfitrionas o radiogalaxias obtenidas de la literatura. Los datos en color rojo representan las radiogalaxias de las muestras 3C , B2 y 1-Jy (pentágonos) y 6C (aspas) y HzRG (triángulos), extraídos de Van Breugel et al. 1999. Los datos en azul correponden a galaxias anfitrionas de radio cuásares: los círculos representan la muestra B3-VLA, los círculos vacíos corresponden a los resultados obtenidos mediante el procedimiento de deconvolución, mientras que los círculos rellenos muestran los resultados del procedimiento de convolución. En estos últimos, el tamaño del círculo es proporcional a la probabilidad de que el cuásar sea realmente extenso. Los cuadrados muestran las galaxias anfitrionas estudiadas por Taylor et al. 1996, los cuadrados girados muestran los datos de Lehnert et al. 1992, mientras que las estrellas muestran los datos de Kotilainen et al. (1998).

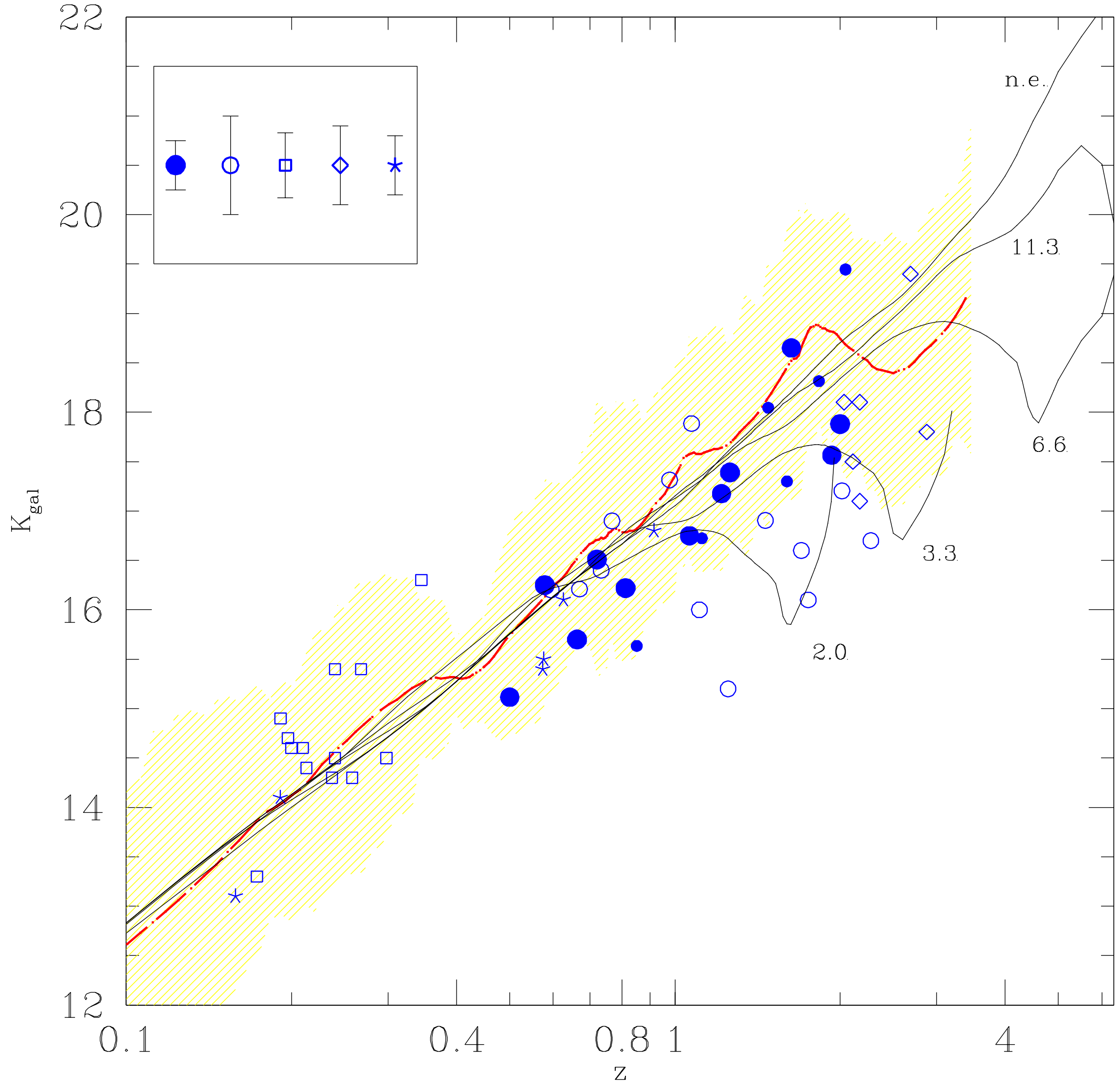

Figura 4.4: (B) Diagrama $K - z$ para las galaxias anfitrionas de los radio cuásares de la muestra B3-VLA y las muestras presentadas en el Panel A. La zona sombreada en amarillo corresponde al espacio ocupado por las radiogalaxias (Panel A), mientras que la línea roja muestra el valor medio de dicha distribución. Los datos en azul corresponden a los mismos valores del panel A. Las líneas sólidas corresponden a la magnitud aparente de una galaxia elíptica, con evolución pasiva, de magnitud absoluta M_* con distintos *redshifts* de formación, desde z =2 hasta z >30 (designado como *n.e.*, o no-evolución). Los errores en las magnitudes de las HGs se muestran en el recuadro de la esquina superior izquierda.

las galaxias anfitrionas (30 de 60 estudiadas), introduciendo un sesgo hacia las más luminosas (aunque la luminosidad no sea el único factor que explique la falta de detección en alguno de los objetos).

Se puede decir que la comparación de las distribuciones de la magnitud K frente al *redshift* para las HGs de las distintas familias de radio fuentes extragalácticas refuerza los esquemas de unificación, al ser compatible la distribucion de las HGs de radio cuásares con la de las radio galaxias. Sin embargo, hasta no disponer de una muestra completa de HGs de radio cuásares y radio galaxias en el mismo rango de potencias en radio no será posible realizar una conclusión completamente definitiva. Teniendo en cuenta las magnitudes excepcionalmente luminosas de algunos de los objetos de la muestra, en la cual al menos 4 son 1.5 magnitudes más luminosas que el valor medio para una radio galaxia a su *redshift* ($\sim 2\sigma$ del valor medio), ésto es, el $\sim$13% de la muestra; así como el no haber detectado las HGs de la mitad de éstos (HGs que suponemos más débiles que las detectadas), podemos concluir que, aunque las magnitudes medias de las HGs sean similares a las de las radio galaxias, la dispersión de su distribución a lo largo del plano $K - z$ aumenta apreciablemente a partir de $z \gtrsim 1$.

Aunque el aumento de la dispersión en la distribución de las magnitudes K a lo largo del plano $K - z$ en las HGs pueda explicarse en parte por el mayor error en las magnitudes de éstas, la luminosidad excepcional de al menos un $\sim$13% de los objetos (1.5 magnitudes, frente a 0.5-0.6 magnitudes de error fotométrico en las magnitudes de estas HGs), nos hacen pensar en un efecto real. En el caso de las radiogalaxias, a $z \sim 1$ la separación entre las magnitudes observadas de las radiogalaxias de las muestras 3C y de las muestras 6C/7C son debidas, probablemente, a que las primeras son más luminosas debidas a su potencia extrema en radio (Rawlings et al. 1998; Lacy et al. 2000); aunque no está claro si esta variación de la luminosidad está relacionada con la presencia de componentes distintas de la estelar que contaminan el flujo en la banda K o con el hecho de que las radio fuentes más luminosas habitan galaxias más masivas. Considerando la distribución de la luminosidad estelar de las radiogalaxias en su conjunto, en la banda K, no existen evidencias de una evolución estelar en esta población (línea roja de la Figura 4.4, panel B, prácticamente paralela al modelo de no evolución hasta $z \sim 2$). En cualquier época las magnitudes K de las radiogalaxias están restringidas a una banda de magnitudes que corresponden a las de una galaxia con magnitud absoluta M_* y M_*-2.5 (como las de las BCGs[1]), sin evolución aparente (Rawlings et al. 1998). Éste podría denominarse el modelo de no evolución (o z_{for} muy alto), el cual coincide aproximadamente con la zona sombreada amarilla, presentando poca evolución, al estar situado entre el modelo de galaxia vieja ($z_{for} > 5$) y el de no-evolución. Dentro de dicha banda de magnitudes K para una radiogalaxia a un cierto z, ésta será más o menos luminosa dependiendo de su potencia en radio. Esto es, la potencia en radio puede controlar la dispersión de las magnitudes en banda K ($\sim$0.65 mag, si consideramos

[1]BCG= *Bright Cluster Galaxy*, la galaxia más brillante de cada cúmulo.

todas las muestras).

Sin embargo, en el caso de nuestros cuásares, el rango de potencias en radio, el cual ocupa unos valores intermedios entre los de las muestras 3C/B2 (tipo 1Jy) y las muestras 6C/7C, puede no ser tan amplio como el que existe entre dichas muestras de radiogalaxias. Por tanto, el que exista una gran dispersión en las magnitudes aparentes de las galaxias anfitrionas observadas (∼1 mag) podría no deberse solamente a una correlación entre la luminosidad intrínseca de la galaxia y su potencia en radio. Podrían existir otro tipo de mecanismos que explicasen esta dispersión.

El más sencillo sería suponer que todas las galaxias presentan la misma luminosidad intrínseca, pero una evolución distinta, cubriendo el rango entre la no evolución aparente, anteriormente propuesta, para las galaxias más débiles, pasando por una evolución pasiva típica de galaxias viejas (z_{for} >6), para el conjunto principal de las galaxias, hasta evoluciones más violentas, típicas de galaxias jóvenes (z_{for} ∼2); o modelos mixtos, como galaxias viejas con procesos de formación estelar posteriores, para las galaxias más luminosas (las anteriormente citadas). Este modelo podría ser válido para la mayor parte de las galaxias, si bien no existe una condición a priori para explicar porqué las galaxias presentan evoluciones tan diversas. Sin embargo, en el caso de las galaxias más luminosas, existe un problema para que este modelo funcione: las galaxias más luminosas en cada rango de *redshifts* deberían de estar asociadas a algún tipo de proceso violento de formación estelar. Esto implicaría un incremento de la emisión en el rango azul-UV del espectro que en alguno de los casos implicaría luminosidades en estos rangos del orden o incluso mayores que las de los propios cuásares (discutido en Carballo et al. 1998), lo cual no se observa y por tanto debemos descartarlo como modelo general para explicar la dispersión.

Otro modelo que podría explicar esta mayor dispersión en las luminosidades de las galaxias anfitrionas sería suponer una evolución pasiva, típica de elípticas gigantes (similares a las radio galaxias) pero con una masa mayor, ésto es, una mayor luminosidad intrínseca. Esta interpretación nos llevaría a suponer que estas galaxias están en el límite de las más intensas conocidas. Este modelo implicaría una diferencia entre las radio galaxias y las HGs no debida, solamente, al ángulo de visión, implicando la existencia de una diferencia en la masa de la galaxia anfitriona. De esta forma, los cuásares habitarían galaxias de una masa comprendida entre la masa de las radio galaxias y hasta masas incluso mayores que las BGC o las cD[2] .

[2]cD= galaxia de gran tamaño y luminosidad que se observa en el centro de algunos cúmulos. Se caracteriza por presentar una componente de decremento suave en su perfil de brillo, o *envelope* que se extiendo hasta grandes distancias, que pueden alcanzar varios centenares de kpc

4.4.4 Dependencia de las magnitudes absolutas de las HGs con la potencia en radio

Hemos calculado la potencia en radio de nuestros cuásares, así como las magnitudes absolutas de los mismos una vez que se ha descontaminado el flujo de las galaxias anfitrionas. En ambos casos se ha asumido una ley de potencias para la forma del espectro: para la potencia en radio hemos utilizado el índice espectral en radio listado en la Tabla 1 del Apéndice A, mientras que para la emisión infrarroja del núcleo hemos supuesto un índice espectral $\alpha = -1$, al no disponer de datos en varias bandas sobre la fotometría de este rango del espectro. De igual forma, hemos calculado las magnitudes absolutas de las HGs asumiendo un modelo de no-evolución (solamente corrección k), en función de los resultados de la sección anterior. En la Tabla 4.4 se presenta, para cada cuásar, la potencia en radio, la magnitud absoluta del cuásar (sustraída la contribución de la HG), la magnitud absoluta, y el tamaño efectivo para las 30 HGs de nuestra muestra.

La Figura 4.5 muestra la distribución de las magnitudes absolutas en función del *redshift*, junto con la corrección k aplicada. Las magnitudes absolutas de las galaxias anfitrionas detectadas por Lehnert et al. (1992), Taylor et al. (1996) y Kotilainen et al. (1998) también se han incluido. Tal y como puede apreciarse a simple vista las galaxias más luminosas se situan a *redshifts* mayores. Dicha tendencia también fue encontrada por Kotilainen et al. (1998). El coeficiente de correlación entre ambos parámetros es de r_{xy}=0.55, P =99.99% (para este número de datos). La muestra presentada en la figura es muy heterogénea, presentando HGs de radio cuásares seleccionados de forma muy diversa. Nos vamos a centrar en nuestros datos, donde hemos podido controlar los procesos de selección, observación y análisis de los mismos.

En la Figura 4.6 mostramos la distribución de las magnitudes absolutas de las 30 HGs de nuestra muestra frente al *redshift*. La zona sombreada corresponde al rango de 1σ sobre los valores medios. El coeficiente de correlación entre ambos parámetros es de r_{xy}=−0.52, P =99.59%. Una correlación similar fue encontrada por Lacy et al. (2000) para una muestra heterogénea de radiogalaxias seleccionadas de las muestras 3C, 6C y 7C. Existen distintas posibilidades para explicar la naturaleza de esta correlación. Si la muestra hubiese sido seleccionada por debajo de una determinada magnitud en la banda K, esta correlación reflejaría simplemente el sesgo de Malquist (*Malquist bias*[3]). Sin embargo la muestra B3 se seleccionó en frecuencias de radio, por lo que la correlación aquí presentada solo sería producida por el *Malquist bias* en caso de que existiera una correlación entre las magnitudes absolutas de las HGs y la potencia en radio. Es necesario indicar también que a alto *redshift* es donde menos completa es nuestra muestra de HGs (p.ej. sección 4.4.2), perdiendo los objetos más débiles. Este

[3] *Malquist bias*= Correlación aparente entre la luminosidad absoluta y el *redshift* en muestras seleecionadas por debajo de un flujo determinado

Tabla 4.4: Magnitudes absolutas y tamaños de las galaxias anfitrionas de nuestra muestra, así como la potencia en radio y magnitudes absolutas de los cuásares.

Nombre B3	$\log(P_{408})$ (W·Hz^{-1})	$M_{K,qso}$	$M_{K,gal}$	r_e (kpc)
B3 0006+397	28.22	-28.69	-26.75	8.92
B3 0022+390	28.30	-28.57	-27.39	7.39
B3 0110+401	28.01	-27.44	-26.33	12.21
B3 0143+446	27.58	-29.60	-26.60	23.18
B3 0144+432	27.73	-26.03	-26.41	15.19
B3 0157+442	27.77	-25.15	-26.22	13.02
B3 0219+443	27.29	-28.36	-27.29	7.13
B3 0226+467	28.13	-27.82	-26.54	17.92
B3 0232+411b	27.30	-27.77	-26.81	6.09
B3 0249+383	27.78	-27.46	-26.87	7.73
B3 0704+384	27.46	-27.50	-26.01	17.61
B3 0726+431	27.68	-27.20	-25.61	
B3 0729+391	26.75	-25.02	-26.95	11.73
B3 0739+397B	28.11	-28.61	-28.22	
B3 0740+380C	28.27	-28.29	-26.79	13.84
B3 0756+406	27.93	-29.13	-28.17	
B3 0836+426	27.22	-26.10	-26.16	
B3 0849+424	27.66	-27.88	-25.98	
B3 0859+470	28.48	-28.65	-27.44	
B3 0906+430	28.28	-27.98	-26.39	
B3 0913+391	28.12	-28.67	-28.67	
B3 0918+381	28.01	-26.78	-27.57	
B3 0922+422	28.04	-28.28	-28.82	
B3 0926+388	27.70	-28.03	-26.01	13.60
B3 1111+408	27.16	-27.80	-26.37	
B3 1142+392	28.09	-28.92	-29.06	
B3 1315+396	28.11	-29.03	-27.26	13.50
B3 1342+392	27.37	-26.80	-25.94	
B3 2349+410	28.37	-29.09	-25.96	10.82
B3 2351+456	28.61	-29.66	-27.47	9.32

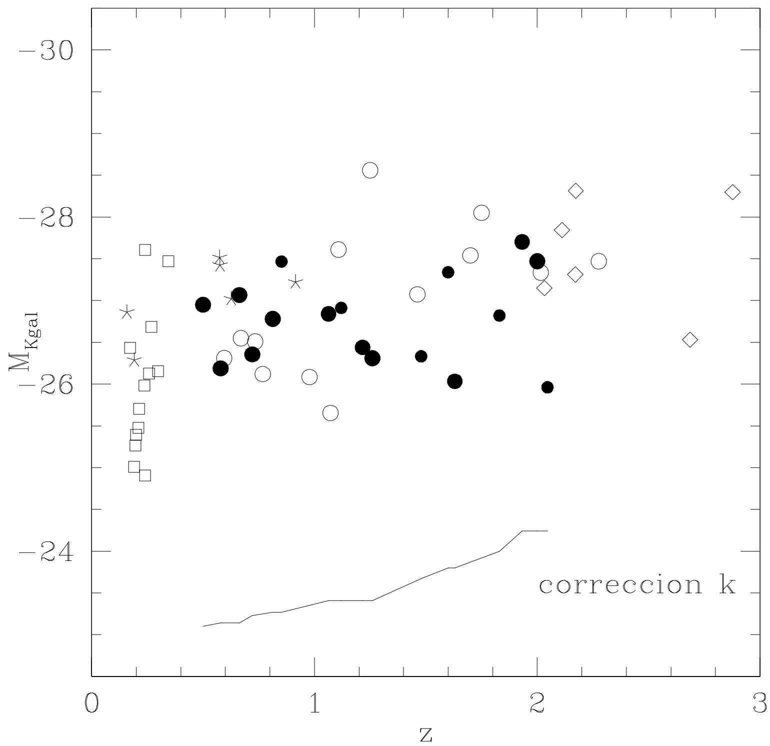

Figura 4.5: Magnitudes absolutas de las galaxias anfitrionas en función del *redshift*, asumiendo un modelo de no evolución. Como en anteriores figuras, los círculos rellenos corresponden a las galaxias anfitrionas detectadas mediante el procedimiento de convolución, mientras que los círculos vacíos corresponden a las detectadas mediante el procedimiento de deconvolución. Los datos de Lehnert et al. (1992), Koltilainen et al. (1998) y Taylor et al. (1996), también se han incluido (cuadrados girados, estrellas y cuadrados, respectivamente). La línea continua muestra la corrección k escalada.

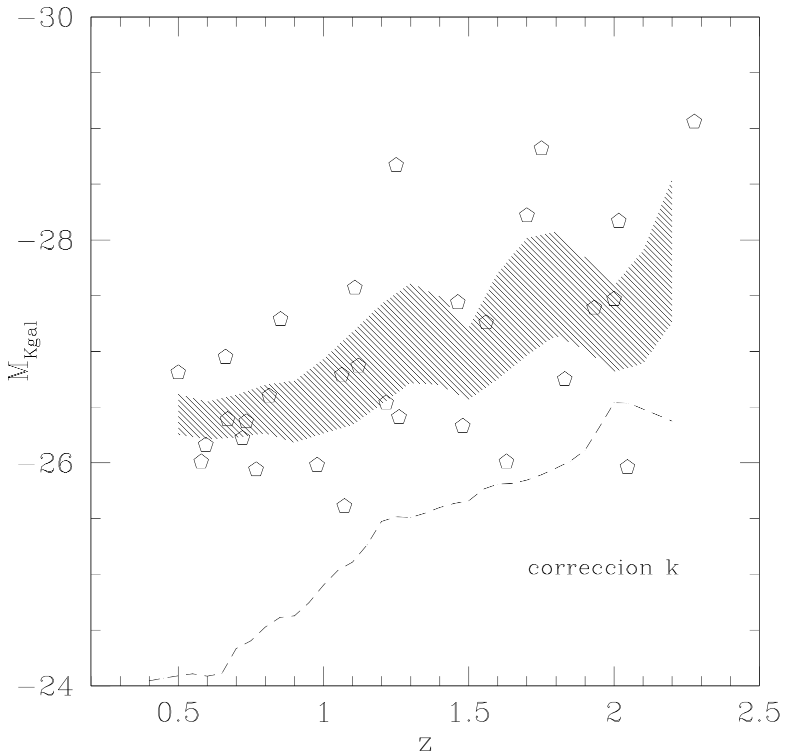

Figura 4.6: Magnitudes absolutas de las galaxias anfitrionas de la muestra en función del *redshift*. La zona sombreada muestra la zona media ocupada por los datos, con una achura de 1σ sobre el valor medio. La línea discontinua muestra la corrección k aplicada a los datos.

efecto también podría influir positivamente en la correlación descrita.

El modelo de no evolución sería viable si pudiesemos explicar, al menos en parte, la dispersión encontrada en las magnitudes de las HGs a lo largo del plano $K-z$ como una función de la potencia en radio de los cuásares (tal y como se encontró para las radio galaxias, discutido en la sección anterior). La Figura 4.7 muestra la distribución de la potencia en radio a 1460 MHz de los cuásares en función de la magnitud absoluta en el caso de no evolución, encontrándose una correlación débil entre ambos parámetros, con un coeficiente de correlación de r_{xy}=−0.35 (P=93.7%), siendo la diferencia entre las magnitudes absolutas de las HGs para las submuestras de alta y baja luminosidad de ∼1 magnitud. Al igual que en el caso anterior, Lacy et al. (2000), encontraron una correlación similar, si bien con menor intensidad, al ser la diferencia entre mangitudes del orden de ∼0.4 entre los objetos de mayor y menor potencia en radio.

Tal y como mencionamos anteriormente, al ser la muestra B3-VLA una muestra seleccionada en radio, con un límite en flujo a 408 MHz, la potencia en radio de los objetos está fuertemente correlacionada con el *redshift* (r_{xy}=−0.70;P >99.99%), como se aprecia

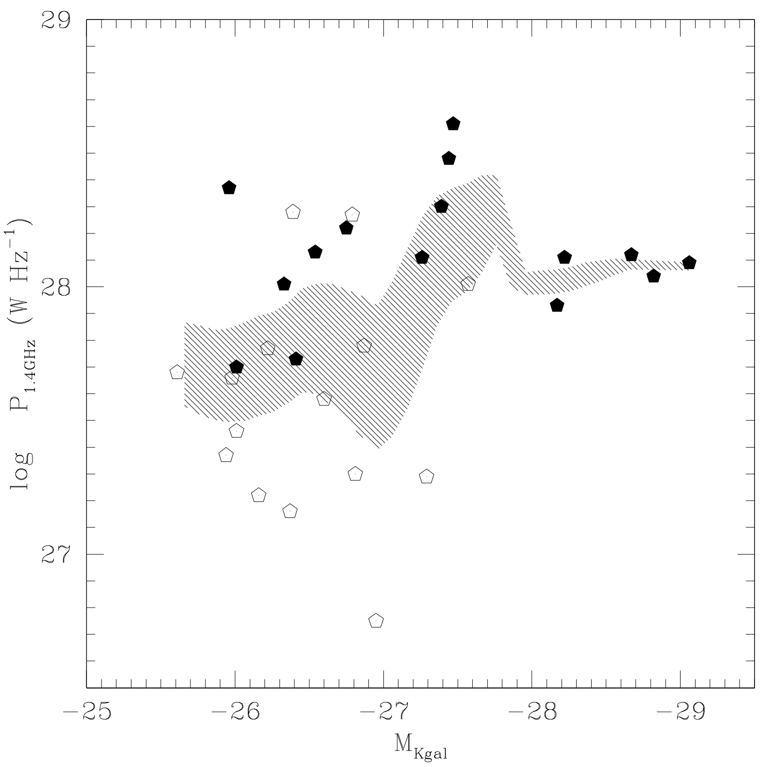

Figura 4.7: Potencia en radio a 1460 MHz de los cuásares como función de la magnitud absoluta de la galaxia anfitriona en el caso de no evolución. Los pentágonos sólidos corresponden a los objetos de z mayor que 1.2 (el valor medio de la muestra), mientras que los pentágonos vacios corresponden a los objetos con z menor que este valor. La zona sombreada muestra la zona media ocupada por los datos, con una achura de 1σ sobre el valor medio.

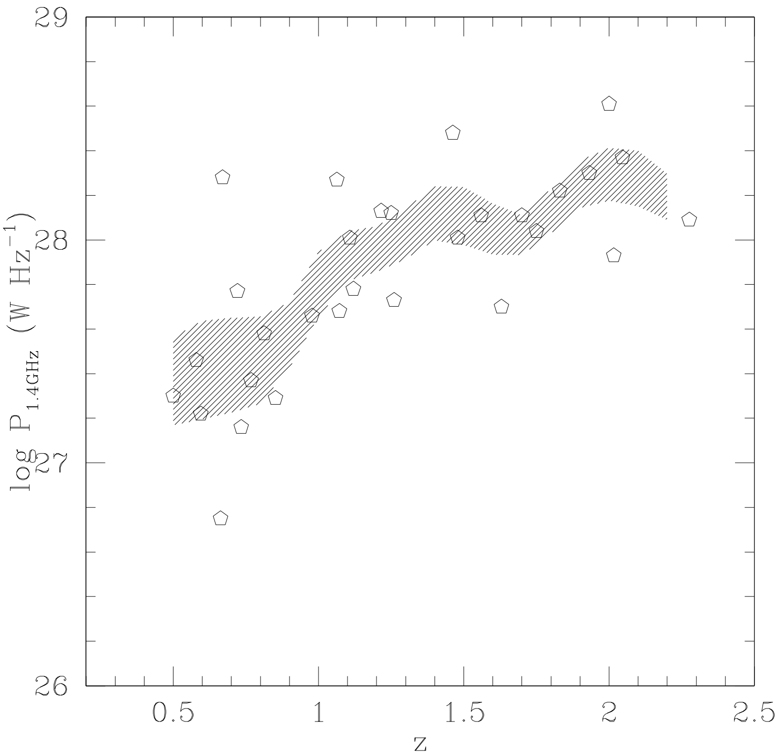

Figura 4.8: Distribucion de la potencia en radio de la muestra, a 1460 MHz, en función del *redshift*. La zona sombreada muestra la zona media ocupada por los datos, con una achura de 1σ sobre el valor medio.

en la Figura 4.8 (*Malquist bias*). Por tanto, se podría pensar que la correlación anterior es una consecuencia de que ambos parámetros, magnitud absoluta de las HGs y potencia en radio, están correlacionados con el *redshift*. Separando la muestra en dos submuestras de potencia en radio mayor o menor que la media, la magnitud absoluta media para la submuestra de menor potencia en radio es de $\langle M_{K,gal}\rangle$=-26.37, mientras que para la submuestra de mayor potencia en radio es de $\langle M_{K,gal}\rangle$=-27.43, 1.06 magnitudes más luminosa. Esta diferencia es significativa en un 98.8% (test de Kolmogorov-Smirnov). El mismo análisis para las submuestras de *redshift* menor o mayor que el valor medio conduce a una diferencia de solo 0.80 magnitudes, 0.26 magnitudes menos que la anterior.

Aunque no podemos ser completamente concluyentes, este resultado parece indicar que la correlación real sería la existente entre la potencia en radio y la magnitud absoluta de las HGs (cuando estas últimas presentan una no evolución aparente), siendo la correlación encontrada entre la magnitud absoluta y el *redshift* inducida por las otras dos correlaciones ($M_{K,gal} - P_{rad}$ y $P_{rad} - z$). Anteriormente ya indicamos que la evolución de las galaxias anfitrionas y de las radiogalaxias es, en general, similar. Siguiendo a Rawlings et al. (1998), la no evolución aparente, podría ser debida al acrecentamiento de materia por sucesivas colisiones o fusiones a lo largo de la historia de vida de las HGs, que incrementarían la masa y, por tanto, la potencia en radio.

Una posible explicación a este hecho estaría en la sugerencia de que la actividad en radio se induce por efectos de colisiones o fusiones entre galaxias masivas. Existen gran número de evidencias circunstanciales, como son el hecho de que los radiocuásares habitan zonas más pobladas de galaxias (ver siguiente capítulo), el número elevado de cuásares en aparente proceso de colisión con galaxias cercanas o la propia morfología de las galaxias anfitrionas (Hutchings & Neff 1997; Lehnert et al. 1999a), o las evidencias encontradas en los estudios espectroscópicos de las HGs (Nolan et al. 2000). En este mismo capítulo se ha expuesto la existencia de una fracción significativa de HGs bajo aparentes procesos de colisión. Bekki & Noguhi (1994) y Bekki et al (1999) presentaron evidencias, mediante simulaciones, de como el origen de los cuásares podía ser una consecuencia directa del choque de dos galaxias. Si éste fuese el caso, las distintos procesos de colisión que dieron lugar o alimentaron posteriormente a los cuásares, nos explicarían el rango de luminosidades que presentan las galaxias anfitrionas de nuestros cuásares.

Pendiente de la correlación

Recientemente McLure et al. (1999), en un estudio de una muestra de HGs de distintos tipos de AGNs a bajo *redshift*, basado en imágenes NIR de telescopios en tierra (Taylor et al. 1996), así como imágenes en banda R con el telescopio *Hubble*, encontraron una correlación entre la potencia en radio de dichos objetos y la masa del agujero negro (m_{bh}). Dicha correlación era similar a la presentada por Franceschini et al. (1998), para una muestra de galaxias a bajo *redshift*. Para el cálculo de la masa del agujero negro, McLure et al., asumieron las relaciones entre la masa de la componente esferoidal de las galaxias (m_{sph}), y la masa del agujero negro, presentadas por Magorrian et al. (1998) : $m_{bh} = 0.006 m_{sph}$, así como una razón masa/luminosidad de la galaxia proporcional a $M^{0.18}$.

Por tanto la correlación descrita por McLure et al. (1999) no es más que otra forma de escribir una correlación entre la luminosidad de las HGs y la potencia en radio, en la forma $P_{rad} \propto L_{K,gal}^{0.59}$ (invirtiendo el orden de sus ecuaciones). Si bien, su cálculo implica una generalización de dicha correlación a todo tipo de AGN, e incluso, una conexión entre los emisores y no emisores en radio en función de la masa de sus agujeros négros (McLure et al. 1999). En nuestro caso, la relación encontrada es $P_{rad} \propto L_{K,gal}^{0.42\pm0.22}$, consistente con la descrita por McLure et al. (1999). De ser cierta la argumentación de estos autores, debería de existir una correlación entre la luminosidad de las galaxias anfitrionas y los núcleos de las mismas.

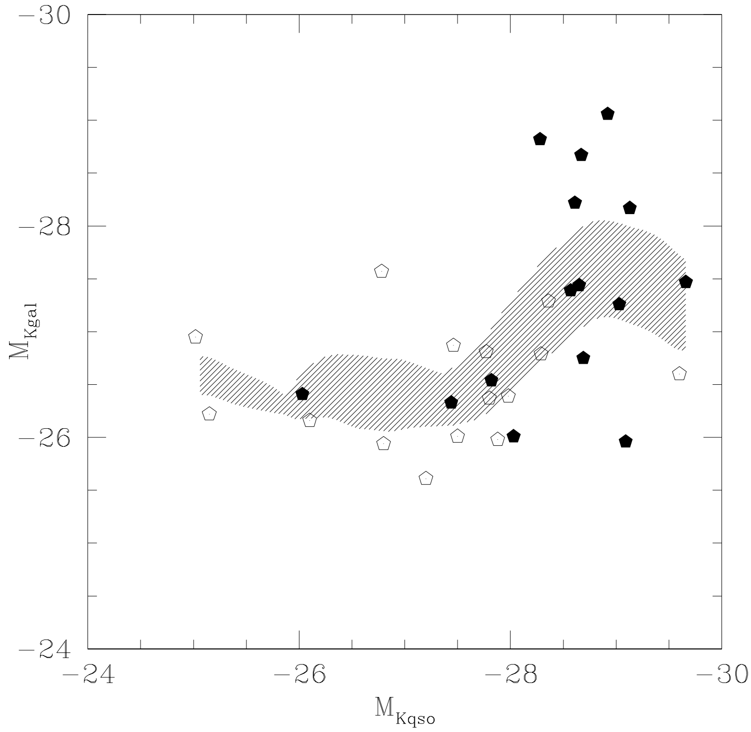

Figura 4.9: Magnitudes absolutas de los cuásares frente a las magnitudes absolutas de las galaxias anfitrionas que los albergan. Los símbolos siguen la notación de figuras anteriores.

4.4.5 Relación entre el flujo del cuásar y el de la galaxia que lo alberga

La Figura 4.9 muestra la distribución de magnitudes absolutas de los cuásares (una vez sustraida la contribución de la componente extensa) frente a las magnitudes absolutas de las galaxias que los albergan. La zona sombreada muestra la región media ocupada por los datos (determinada mediante una estimación de la densidad), pudiendo apreciarse la existencia de una correlación (r_{xy}=0.42;P=97.8%). Tal y como se discutió anteriormente las magnitudes absolutas de las HGs están correlacionadas con el *redshift*, al igual que las magnitudes absolutas de los cuásares. Esta correlación es debida a la selección de los cuásares (más luminosos que un cierto límite óptico y radio), y la correlación entre la luminosidad en las distintas bandas. Por tanto se podría pensar que la correlación encontrada entre estas magnitudes absolutas está inducida por la correlación de ambas con el *redshift*.

Con el fin de comprobar esta posibilidad hemos rehecho el análisis para las submuestras de alto y bajo *redshift* descritas anteriormente. La correlación persiste en forma de tendencia para la submuestra de alto *redshift* (r_{xy}=0.40;P=87%). Aun así podría pensarse que la correlación, si no está inducida por el *redshift* podría estar inducida por la dependencia de ambas magnitudes absolutas con la potencia en radio. Con el fin de comprobar esta nueva posibilidad hemos realizado un análisis similar, separando los objetos a partir del valor medio de la potencia en radio de la muestra ($P_{1460MHz}$=6.31 10^{27} W Hz^{-1}). Repitiendo el análisis sobre ambas submuestras encontramos que la correlación persiste para altas potencias en radio, en forma de tendencia muy suave (r_{xy}=0.30;P=70%). El que no aparezcan tendencias en las submuestras de bajo *redshift* y potencia en radio puede ser debido a que para estos valores el rango de magnitudes absolutas de las galaxias es menor (Fig 4.6). Todo esto parece indicar que la correlación entre las magnitudes absolutas de las galaxias anfitrionas y de los cuásares no es inducida por una tercera correlación. Sin embargo es necesario aumentar la muestra con nuevos datos para poder ser concluyentes sobre este punto.

Teniendo en cuenta que el flujo en la banda K de las galaxias está fuertemente relacionado con la masa de las mismas, esta correlación lo que nos indicaría es que las galaxias de más masa albergan cuásares más intensos. Al alimentarse los cuásares con gas que está siendo capturado por las galaxias anfitrionas, sea cual sea el mecanismo de captura de dicho gas, es lógico pensar que las galaxias con mayor pozo de potencial (=masa) capturen más gas o de forma más rápida, produciendo cuásares de mayor luminosidad. Si existiese una correlación entre la masa del agujero negro y su luminosidad (como parece lógico pensar), esta correlación nos indicaría una relación entre ambas masas. Esta correlación era de esperar en el marco de trabajo planteado por McLure et al. (1999), según el cual debe de existir una correlación entre la masa de la parte esferoidal de la galaxia (en el caso de elípticas, toda la galaxia), y la masa del agujero negro que en ella habita, tal y como explicamos anteriormente. En la misma dirección apuntan los resultados recientes de Ferrarese & Merritt (2000), los cuales encontraron la existencia de una correlación entre la masa del agujero negro central y la dispersión de velocidades del bulgo de las galaxias de su muestra. Al ser dicha dispersión de velocidades un buen indicador de la masa de estrellas en el bulgo, dicha correlación implica una correlación entre ambas masas. Lacy et al. (2000) también consideraron esta posibilidad para explicar sus resultados observacionales.

4.4.6 Propiedades estructurales de las HGs: El plano $\mu_e - r_e$

Aplicando la corrección adecuada sobre las magnitudes absolutas de las HGs (no evolución), el valor medio para la muestra corresponde a ~ -27 mag. Esta magnitud corresponde a una luminosidad de $\sim 2.7 L_*$, encontrándose que el $\sim$75% de las HGs de la muestra presentan luminosidades mayores que L_*, valores cercanos a los de las BCG o cDs. Si nos fijamos en los tamaños efectivos de las galaxias anfitrionas presentados en la Tabla 4.4, se aprecia que todas las galaxias presentan un radio efectivo mayor que 5 kpc, siendo el valor medio de 12.31 kpc. Este resultado, similar al encontrado por Taylor et al. (1996), nos indica que se trata de galaxias de gran tamaño y luminosidad. Si bien en este punto podríamos estar afectados por el sesgo en la detección: solo detectamos los objetos más brillantes y de mayor tamaño.

Es conocido que las galaxias elípticas presentan una correlación entre tres de sus parámetros esenciales: luminosidad, radio efectivo y dispersión de velocidades internas (Hamabe & Kormendy 1987; y más recientemente, Mobasher et al. 1999). Esta correlación tiene una naturaleza universal en las galaxias elípticas, siendo su origen aun no del todo conocido, limitando los modelos estructurales y de estabilidad planteados para las galaxias de este tipo. Esta relación determina un plano en este espacio tridimensional conocido como plano fundamental (FP). La proyección de dicho plano sobre el plano tamaño-luminosidad dá lugar a la llamada relación $\mu_e - r_e$, donde μ_e es la magnitud superficial efectiva y r_e es el radio efectivo (Heossel et al. 1987). Dicha relación presenta una pendiente cercana a $\sim$3, cuyo posible origen parece estar relacionado con procesos de colisión/fusión entre las galaxias (Capaccioli et al. 1992).

Para las galaxias anfitrionas detectadas con una probabilidad mayor que el 99% hemos calculado el brillo superficial efectivo a partir de su magnitud K_{gal} y su tamaño en segundos de arco (asumiendo un perfil del tipo $r^{1/4}$), corrigiendo por el llamado debilitamiento cosmológico (*cosmologial dimming*). Este debilitamiento, independiente del modelo cosmológico, implica un descenso del brillo superficial con el *redshift* en la forma $\propto$ $(1+z)^{-4}$ (p.ej. Kolb & Turner 1990). Asi mismo hemos corregido el brillo superficial por la corrección k, asumiendo el modelo de no evolución (en función de nuestros propios resultados anteriores). La Figura 4.10 muestra la distribución de dichos valores en el plano μ_e-r_e, así como para las HGs presentadas por Taylor et al. (1996) y Kotilainen et al. (1998). La línea sólida representa la correlación encontrada por Taylor et al. (1996). Se comprueba que nuestras galaxias presentan una correlación entre ambos parámetros, cuya pendiente es claramente superior a 3:

$$\mu_e = 14.57_{\pm 0.63} - 4.60_{\pm 0.48} log(r_e/kpc)$$

Es necesario recordar aquí que las HGs no detectadas se espera que estén en el rango de las más débiles (menor brillo superficial), y de menor tamaño. Las líneas discontinuas azules muestran la localización, a distintos *redshifts* (0.3< z <2.5), de una galaxia de magnitud integrada constante, K=19.5 (magnitud límite para la detección de HGs con nuestros datos), y radio efectivo observado constante (una línea para cada radio entre 0.01"< r_e <1.5"). Estas líneas definen la zona en la cual no podemos detectar HGs con nuestras imágenes. Si consideramos solamente los objetos en el rango de parámetros no afectado por nuestro límite de detección, las correlaciones obtenidas serán

$$\begin{array}{ll} \mathrm{B3-VLA:} & \mu_e = 15.96_{\pm 2.28} - 3.61_{\pm 1.98} log(r_e/kpc) \\ \mathrm{Todos:} & \mu_e = 15.75_{\pm 0.77} - 3.73_{\pm 0.58} log(r_e/kpc) \end{array}$$

cuya pendiente es más cercana al valor estándar, $\sim$3. La última de estas correlaciones se ha representado mediante una línea discontinua en la figura anterior.

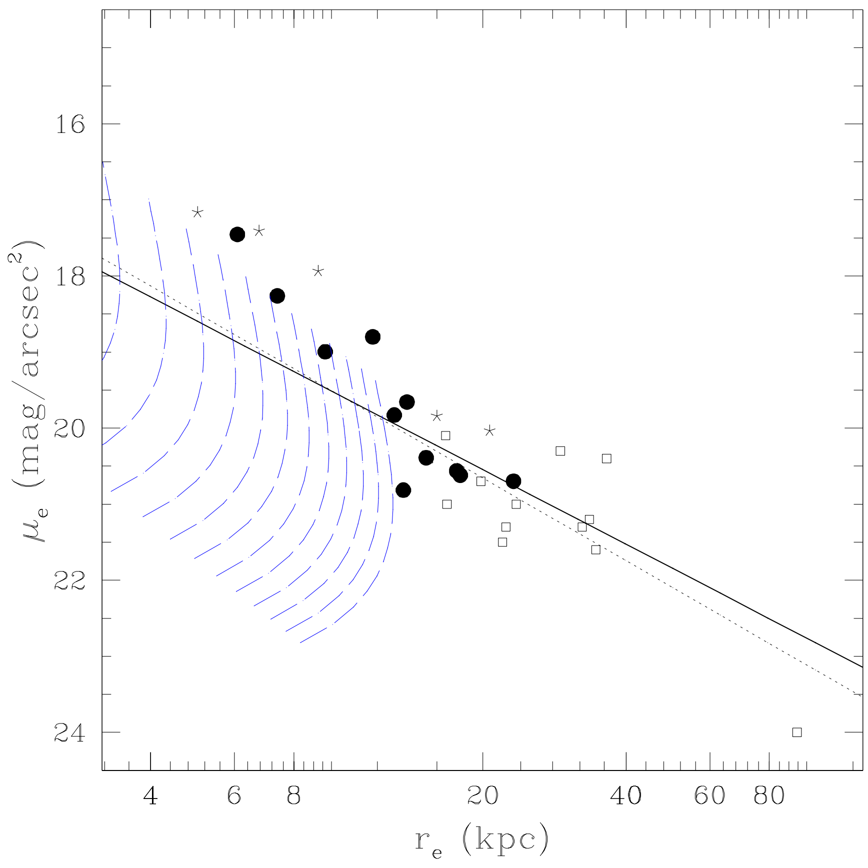

Figura 4.10: Plano μ_e-r_e en la banda K para las galaxias anfitrionas detectadas con P_{ext} >99% (*círculos sólidos*), junto con los valores presentados por Taylor et al. (1996), (*cuadrados vacíos*), y Kotilainen (1998), (*estrellas*). La línea sólida muestra la relación encontrada por Taylor, mientras que la línea discontínua muestra la relación encontrada utilizando todos los datos presentados (con r_e >10 kpc). Las líneas discontinuas azules muestran la localización esperada para galaxias de magnitud K=19.5 constante, y r_e=constante cada una (0.01"< r_e <1.5"), en un rango de *redshifts* entre 0.3 y 2.5, y representan la región en la cual no detectamos HGs.

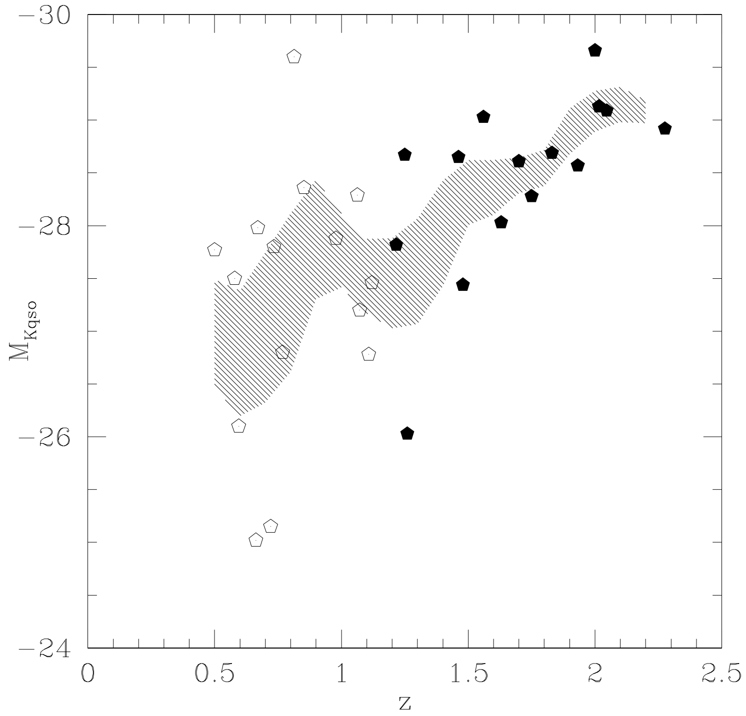

Figura 4.11: Distribución de las magnitudes absoluta de los cuásares (*fuente central*) en función del *redshift*, siguiendo la notación habitual

Capaccioli et al. (1992), realizando un estudio de las galaxias del cúmulo de Virgo, concluyeron que existía un límite superior claro en el tamaño de las galaxias no activas, por encima del cual sólo se encontraban las galaxias más luminosas de cúmulos (BCG), las galaxias tipo cD y galaxias elípticas muy luminosas con isofotas tipo caja (*boxy*), típicas de galaxias que han sufrido algún tipo de colisión. El límite de las galaxias más luminosas corresponde a ~4.5 kpc, para la cosmología aquí adoptada, por lo que todas nuestras galaxias están por encima del mismo, al igual que las descritas en Taylor et al. (1996) y Kotilainen (1998).

4.4.7 Magnitudes absolutas de los cuásares y su relación con la potencia en radio

Tal y como indicamos anteriormente, hemos calculado las magnitudes absolutas de los cuásares una vez que se les ha sustraido la contribución de la galaxia anfitriona (Tabla 4.4). Con el fin de corregir por la corrección k, tal y como indicamos anteriormente, asumimos que el índice espectral de la emisión de los cuásares en el infrarrojo es α=−1, aunque puede que ésta no sea la situación real (Carballo et al. 1999), ya que no disponemos de datos en otras bandas infrarrojas para estimar dicho índice. Esta suposición implica básicamente una corrección k nula. A lo largo de esta sección vamos a trabajar sólo con los objetos para los cuales hemos podido detectar la galaxia anfitriona, aunque en trabajos anteriores (Carballo et al. 1998) utilizásemos todos los objetos sobre los que fue posible realizar el análisis, asumiendo como flujo del cuásar el flujo de la fuente total para aquellos objetos clasificados como puntuales. Inicialmente suponíamos que la clasificación como puntual era debida a que el flujo de la galaxia anfitriona era lo suficientemente bajo como para que no se detectase, y por lo tanto la aproximación anterior sería válida. Ahora sabemos, en función de nuestras simulaciones, que esto no es siempre cierto, ya que existen otros parámetros que pueden determinar la no detección de la galaxia anfitriona, como el tamaño de ésta relativo al *seeing*, que pueden provocar que galaxias muy luminosas, que contribuyan con una fracción significativa al flujo, no sean detectadas.

La Figura 4.11 muestra la distribución de las magnitudes absolutas de los cuásares en función del *redshift*, encontrándose, tal y como se había comentado anteriormente, una fuerte correlación entre ambos parámetros (r_{xy}=-0.53;P=99.64%). Esta correlación puede ser debida a efectos de selección, al estar la muestra seleccionada hasta un límite en radio, y por tanto exitir una correlación entre la potencia en radio y el *redshift*, tal como se aprecia en la Figura 4.8 (r_{xy}=0.70;P >99.99%). Esto supondría la existencia de una correlación entre el flujo en radio y el flujo en la banda K. La Figura 4.12 muestra la distribución de la potencia en radio en función de la magnitud absoluta en la banda K, observándose la existencia de una correlación entre ambos parámetros (r_{xy}=-0.60;P=99.95%).

Puede que ambos parámetros ($P_{1.4GH}$ y $M_{K,qso}$) estén correlacionados al estar correlacionados ambos con el *redshift*, o puede que la relación real sea la existente entre ellos y la correlación con el *redshift* esté inducida por la primera. Para tratar de entender cual de las correlaciones es la dominante hemos separado las muestras en dos submuestras a alto y bajo *redshift* (tal y como se explicó en secciones anteriores), repitiendo el cálculo de la probabilidad de correlación. Se observa que persiste al menos para la submuestra a alto *redshift* (r_{xy}=-0.46;P=91.5%). Por tanto, se puede afirmar que la correlación real es la existente entre estos parámetros.

La correlación encontrada implica una relación entre la potencia en radio y el flujo de la emisión infrarroja de los cuásares en la forma $L_{K,qso} \propto P_{1460MHz}^{0.68\pm0.08}$. Esta correlación es similar a la que encontramos en las bandas ultravioletas $L_{2400} \propto P_{408}^{0.52\pm0.10}$ (Carballo et al. 1999), indicando una conexión profunda entre las emisiones ópticas, infrarrojas y en radio. La existencia de una correlación con una pendiente similar se ha descrito por otros autores (Serjeant et al. 1998).

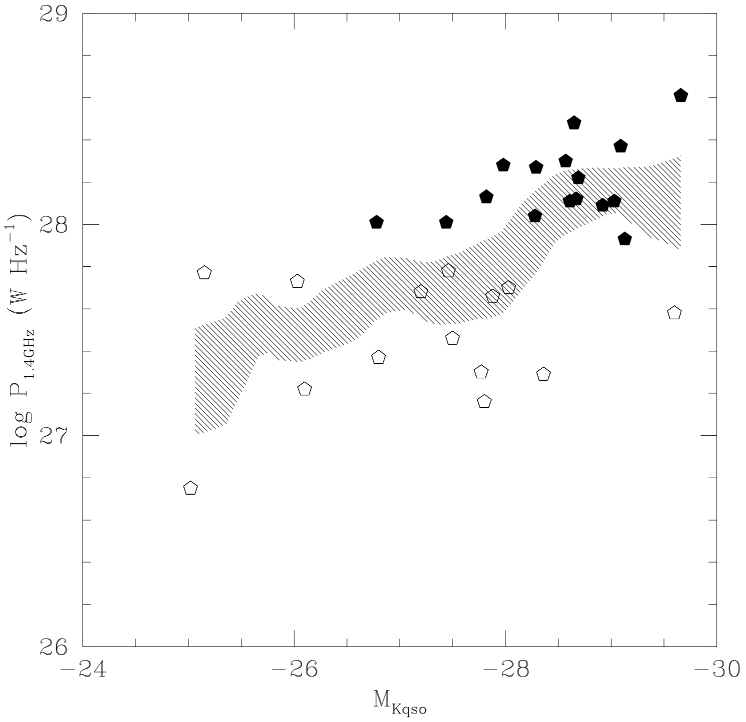

Figura 4.12: Distribución de la potencia en radio de los cuásares a 1460MHz frente a las magnitudes absolutas de los mismos, una vez substraída la componente extensa. Los símbolos siguen la notación presentada en figuras anteriores.

4.5 Resumen y conclusiones

Hemos estudiado imágenes profundas en banda K de 60 radio cuásares con un rango de *redshifts* entre ~0.5 y ~3.2. Mediante dos técnicas distintas, desarrolladas y comprobadas a lo largo de este estudio, hemos podido detectar y obtener la magnitud en banda K de 30 galaxias anfitrionas de estos 60 objetos. En 17 de ellas fue posible determinar la probabilidad de que dicha detección fuese real (11 con más del 99% de probabilidad), recuperando además su radio efectivo. Las imágenes de 15 de dichas galaxias anfitrionas muestran distorsiones o evidencias de posibles interaciones con objetos cercanos (el 50%). Este resultado, junto con la gran luminosidad de estos objetos (3/4 son más luminosas que L^*), su tamaño (r_e >5 kpc, para los 17 objetos en los que fue posible medir este parámetro), y la relación en el plano $\mu_e - r_e$ (compatible con la relación de pendiente ~3), nos hacen pensar que estos objetos han sufrido a lo largo de su historia algún proceso de colisión/fusión con otras galaxias de su entorno. Estos resultados concuerda con la hipótesis según la cual son los procesos de este tipo los que originan la actividad nuclear.

La luminosidad absoluta de estas HGs está relacionada con la potencia en radio, con una forma funcional equivalente a la presentada por McLure et al. (1999), para una muestra similar a *redshift* más bajo. Esta correlación podría implicar una relación más universal entre la masa de los bulbos de las galaxias, que en el caso de las galaxias elípticas coincidiría con toda la masa, la masa del agujero negro que podría habitar en ellas y la potencia en radio. La relación entre la luminosidad de dichas galaxias y la potencia en radio implica que galaxias anfitrionas al mismo *redshift* presenten magnitudes aparentes distintas.

La distribución de las magnitudes aparentes de las HGs detectadas en el plano $K-z$ es, salvo casos excepcionalmente luminosos, equivalente a la de las radio galaxias. La existencia de HGs mucho más luminosas no puede explicarse por una evolución distinta a la de las radio galaxias (galaxias elípticas con muy poca evolución), sino más bien a un incremento de la masa de dichas galaxias debido a procesos de colisión/fusión, y/o un rango mayor de luminosidades en radio. Ambos efectos podrían estar conectados, si la potencia en radio está relacionada con la masa del agujero negro y ésta con la de la HG, tal y como sugiere McLure et al. (1999), y nuestra correlación entre la luminosidad de las HGs y la potencia en radio anteriormente citada. Un modelo de no evolución, combinado con una variación de la luminosidad NIR a cada rango de *redshift* a medida que varía la potencia en radio podría explicar la distribución observada.

Para las 17 HGs en las cuales fue posible realizar un estudio morfológico detallado se encontró que todas ellas presentaban una probabilidad mayor de ser galaxias elípticas que de ser espirales (en un ~88% de ellas, la probabilidad es al menos tres veces mayor). Un resultado similar fue encontrado por Taylor et al. (1996), para un rango de *redshift* menor. Estos resultados, además del expuesto en el párrafo anterior, nos indican que todos los AGNs emisores en radio habitan el mismo tipo de galaxias, en un rango de *redshifts* entre 0.2 y 2.3, resultado que refuerza los esquemas de unificación. Si bien, además del ángulo de visión (parámetro invocado en los esquemas de unificación estándares de radio fuentes para explicar las diferencias entre los radio cuásares y las radio galaxias), es posible que sea necesario otro tipo de parámetros, tal como la masa del agujero negro.

Capítulo 5

Exceso de galaxias débiles entorno a siete cuásares a $1 \leq z \leq 1.6$: candidatos a cúmulos a alto *redshift*

5.1 Introducción

Durante los últimos años se han acumulado toda una serie de evidencias que indican la existencia de una conexión entre la actividad de los cuásares y su entorno (Stockton 1982; Yee & Green 1984, 1987; Gehren et al. 1984; Hutchings et al. 1984; Hintzen 1984; Yee 1987; Ellingson et al. 1991; Hintzen et al. 1991; Yee & Ellingson 1993; Fisher et al. 1996; Yamada et al. 1997; Hall et al. 1998; Hall & Green 1998; Cimatti et al. 2000; Wold et al. 2000). En particular, la interación entre galaxias parece jugar un papel sustancial como proceso que propicia el nacimiento y/o posterior alimentación de la actividad nuclear. El elevado porcentaje de galaxias anfitrionas de los radio cuásares que sufren procesos de interacción o fusión con galaxias cercanas (p. ej, Disney et al. 1995; Hutchings & Neff 1997), la elevada magnitud absoluta de estas galaxias anfitrionas (tal y como indicamos en el capítulo anterior, también en Carballo et al. 1998, y referencias en su interior), parámetros estructurales de dichas galaxias que indican trazas de procesos de interación o fusión en su pasado, así como la distribución de las velocidades de las galaxias en torno a los cuásares (Heckman et al. 1984; Ellingson et al. 1991) configuran un soporte a este escenario (Yee & Ellingson 1993).

Más aún, Yee & Green (1987), Ellingson et al. (1991), Yee & Ellingson (1993) y Wold et al. (2000) han presentado evidencias de la conexión entre la emisión en radio y el agrupamiento de galaxias en torno a los cuásares. En estos trabajos se encontró que existen diferencias significativas entre los entornos de los radiocuásares y los cuásares no emisores en radio. Mientras los radiocuásares están asociados con cúmulos de galaxias con clase entre 0-2 en la escala de riqueza de Abell (Abell 1958), los cuásares no emisores en radio habitan grupos de galaxias de riqueza menor o igual a 0.

Sin embargo, todos estos resultados están basados en el estudio de sobredensidades de galaxias en torno a cuásares a bajo *redshift* ($z \leq$0.7). En rangos de *redshift* más altos el número de estudios sobre muestras estadísticas es escaso (Hitzen et al. 1991; Hall & Green 1998), o están enfocados a uno o un número pequeño de objetos (Boyle & Couch 1993; Hutchings et al. 1993; Yamada et al. 1997; Teplitz et al. 1999; Cimatti et al. 2000). Aún así, parece que la dicotomía entre los entornos de los cuásares emisores y los no emisores en radio se sigue verificando. Hitzen et al. (1991) han presentado los resultados basados en el estudio de los campos en torno a 16 radio cuásares con 0.9$\leq z \leq$1.5. Su muestra fue seleccionada a partir del catálogo de Véron-Cetty & Véron (1984) como radio cuásares. Estos autores encontraron un exceso significativo de galaxias en un radio de 15 segundos de arco en torno a los cuásares. Sin embargo, Boyle & Couch (1993) no encontraron excesos signiticativos de galaxias en el entorno de una muestra de 27 cuásares no emisores en radio, en el mismo rango de *redshifts.* Más recientemente Teplitz et al. (1999) encontró un resultado similar al estudiar imágenes profundas en banda K del campo en torno a una muestra de cuásares no emisores en radio a $z \sim$0.95, 0.995 y 1.5 .

Hall et al. (1998) y Hall & Green (1998) presentaron sus resultados basados en el estudio de un exceso de galaxias débiles ($K \leq 19$) en el entorno de una muestra de 31 radio cuásares, los cuales cubren un rango de *redshifts* entre 1$\leq z \leq$2. Aunque la muestra fue observada tanto en el rango óptico (banda R) como en el infrarrojo (banda K), el exceso se estudió en las imágenes en banda K. Este exceso parece tener lugar en dos escalas espaciales distintas: un pico a $\theta \leq$35" de los cuásares y una componente suave que se extiende hasta $\theta \sim$100", la cual fue la mayor distancia muestreada por sus imágenes en banda K. Las magnitudes y colores de las galaxias "excedentes" eran consistentes con una población de galaxias tempranas al *redshift* del cuásar, del mismo tipo que se esperarían para el caso de un cúmulo a dicho *redshift.* Estos excesos, consistentes con cúmulos de riqueza $\sim$1.5$\pm$1.5 en la escala de Abell, eran más elevados en los radio cuásares de mayor potencia en radio y en los de mayor pendiente en el espectro en radio (*steep-spectrum*).

Aun se desconoce si el factor más importante que afecta la evolución de los radio cuásares es la densidad absoluta de galaxias en su entorno, la densidad en un entorno cercano ($\sim$0.5Mpc), o incluso las posibles interaciones entre las galaxias anfitrionas y las galaxias de su entorno (leease p.ej. la discusión sobre el tema en Hall & Green 1998). Es importante determinar si los cúmulos en el entorno de los radiocuásares a alto *redshift* se situan en sobredensidades de galaxias a gran escala, o si, por el contrario, se trata de cúmulos jóvenes, de baja concentración de la densidad, que se extienden hasta grandes escalas ($\sim$2-3 Mpc). Hall & Green (1998) ya indicaban en sus conclusiones que eran necesarios más estudios de este tipo.

Con la finalidad de resolver, al menos en parte, algunas de estas cuestiones hemos iniciado un estudio del entorno de una muestra escogida de entre los radio cuásares de la

Tabla 5.1: Submuestra de cuásares estudiados

Nombre B3	z	α_{408}^{1460}	P_{408} [a]	B	R	K
0740+380C	1.063	-1.29	7.88	18.36±0.09	17.65±0.03	15.62±0.05
0926+388	1.630	-1.09	1.84	19.68±0.09	19.22±0.03	17.09±0.08
1123+395	1.470	-0.82	1.05	18.54±0.09	17.96±0.03	15.72±0.05
1148+387	1.303	-0.94	4.08	17.36±0.09	16.74±0.03	14.93±0.05
1206+439B	1.400	-0.85	18.41	18.41±0.09	17.39±0.03	15.10±0.05
1315+396	1.560	-0.49	3.87	18.70±0.09	18.28±0.03	15.93±0.06
1435+383	1.600	-0.85	1.91	18.23±0.09	18.23±0.03	16.32±0.06

[a] en unidades de 10^{28} W Hz^{-1}.

muestra B3-VLA. Este estudio se ha iniciado sobre una muestra pequeña, de 7 cuásares, seleccionados entre los más brillantes en el rango óptico ($M_B \sim -26$), en el rango de *redshifts* entre 1$\leq z \leq$1.6, si bien, está aun en proceso un estudio sobre una muestra mayor (∼20-30) cubriendo rangos de *redshifts* más amplios. Este estudio comprende imágenes profundas en bandas ópticas (B y R en este caso concreto), e infrarrojas (banda K). Estas imágenes se utilizaron para detectar posibles sobredensidades de galaxias en el entorno de los cuásares (Sánchez & González 1999 y sección 5.4), y determinar si dichas densidades son compatibles con cúmulos de galaxias al *redshift* del cuásar (sección 5.6). La selección de posibles candidatos a cúmulos de galaxias se utilizó para determinar las propiedades de los mismos, así como su relación con las propiedades del cuásar (sección 5.6.2).

5.2 Adquisición de datos

Tal y como indicamos anteriormente, el estudio de las posibles sobredensidades de galaxias se realizó sobre una submuestra de siete radio cuásares de la muestra B3-VLA. En la Tabla 5.1 se muestra un resumen de las propiedades de dichos cuásares. En capítulos anteriores se realizó una descripción exhaustiva de las observaciones aquí analizadas, sin embargo, presentaremos en esta sección algunos datos sobre las mismas, de interés para el presente estudio.

5.2.1 Datos ópticos

Los datos en el rango óptico, bandas B y R, fueron obtenidos el 13 de Marzo de 1997 en el Telescopio de 2.2m del Centro Astronómico Hispano-Alemán (CAHA), Almería (España), utilizando el instrumento CAFOS. Se utilizaron filtros B y R del tipo Johnson estándar, con un tamaño de pixel de 0.533 arcsec/pixel, lo que corresponde a un campo de visión de 6'×6' en todas las imágenes. El *seeing* medio fue de unos 1.6", con variaciones a lo largo de la noche menores que 0.2". Los tiempos de exposición finales fueron los mismos para todas las imágenes de la misma banda, fijándose en 1800 segundos para la banda R y 2400 segundos para la banda B, si bien se tomaron imágenes de tiempos de exposición más cortos (de 900 y 600 segundos en las bandas B y R respectivamente) con el fin de reducir las posibles contaminaciones de rayos cósmicos, imágenes que posteriormente se combinaron.

5.2.2 Datos infrarrojos

Los datos infrarrojos, banda K, fueron obtenidos el 3 de Febrero de 1999 en el Telescopio de 3.5m del CAHA, utilizando el instrumento Omega (Ω). Se utilizó el filtro K_s, con el fin de reducir la intesidad del flujo del cielo que es muy alto en esta banda. El tamaño de pixel es de 0.396 arcsec/pixel, lo que corresponde una campo de visión ligeramente inferior a 6'×6'. El *seeing* medio a lo largo de la noche fue de 1.33", con variaciones menores que 0.10". El tiempo de exposición final fué el mismo para todas las imágenes, 2700 segundos.

Al ser el detector un mosaico de 4 detectores, con el fin de que ni el cuásar ni los objetos cercanos a él se situasen en centro de las imágenes (esto es, la zona de unión de los diferentes detectores), éste se desplazó unos 40 segundos al SE. Este descentrado redujo el área de solapamiento de las imágenes ópticas e infrarrojas a unos ∼5'×5.6'.

5.2.3 Imágenes tricolores

La Figuras 5.1 - 5.7 muestran las imagenes combinadas en bandas B, R y K obtenidas para cada campo (por orden de *redshift* ascendente), utilizando colores falsos: B azul, R verde y K rojo. Las imágenes se obtuvieron a partir de las imágenes en cada banda, remuestreando las imágenes infrarrojas para ajustar su tamaño de pixel al de las imágenes ópticas, y convolucionando por una función gaussiana para obtener una PSF similar en las tres imágenes. Una vez realizados estos ajustes las imágenes tricolores se construyeron combinando las tres imágenes mediante el paquete COLOR implementado en IRAF.

Los cuásares están indicados con una flecha en cada campo. Se puede apreciar la existencia de galaxias de pequeño tamaño angular detectadas solamente en la banda K (rojas en las imágenes), que corresponden a las más lejanas detectadas, así como una población de galaxias detectadas en R y K (rojo hacia amarillo).

5.3 Análisis de los datos

La búsqueda de galaxias en las imágenes se realizó mediante el programa SeXtractor (Bertín & Arnouts 1996). Este programa detecta y separa objetos usando un límite en

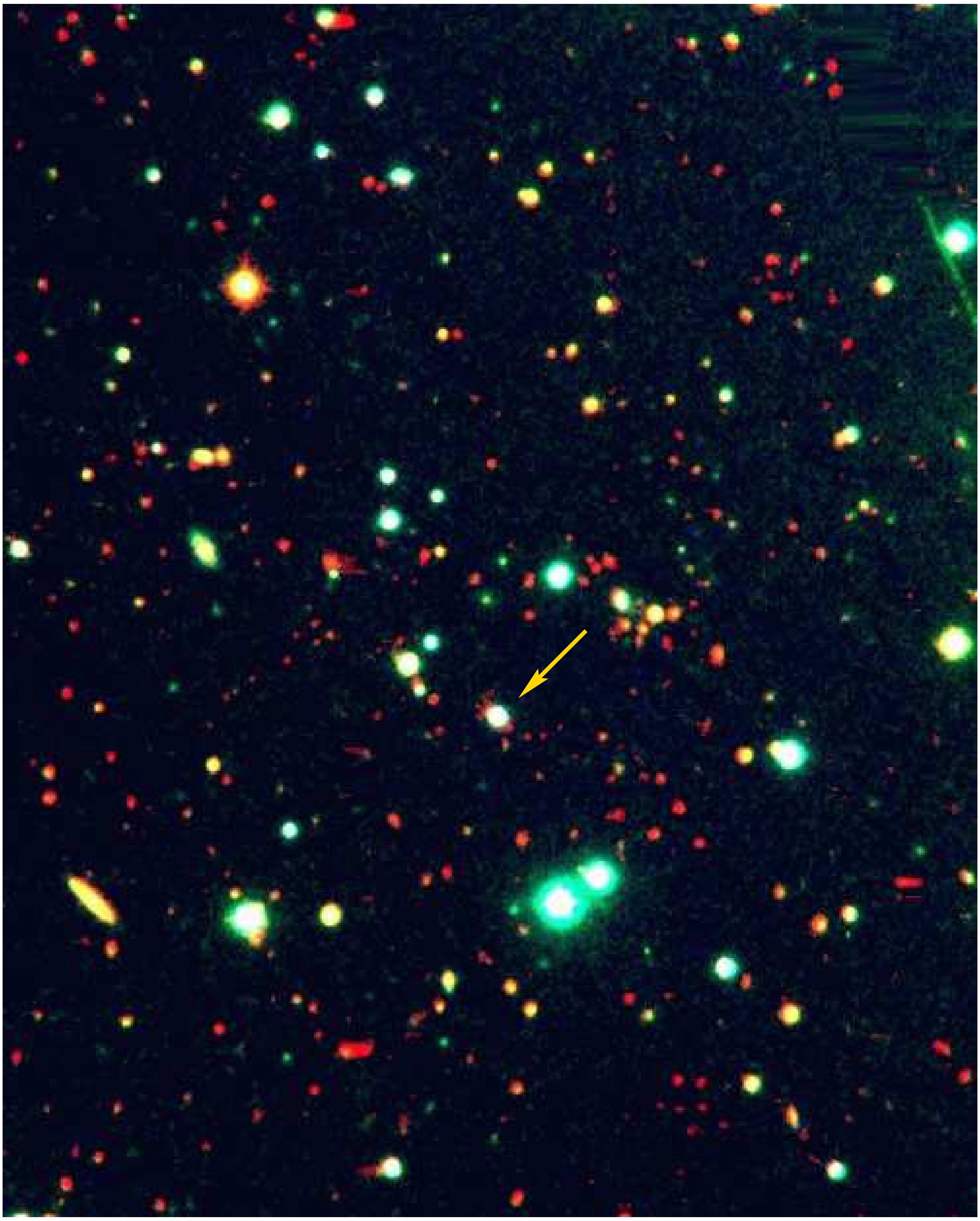

Figura 5.1: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 0740+380C (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de ~5'×6'.

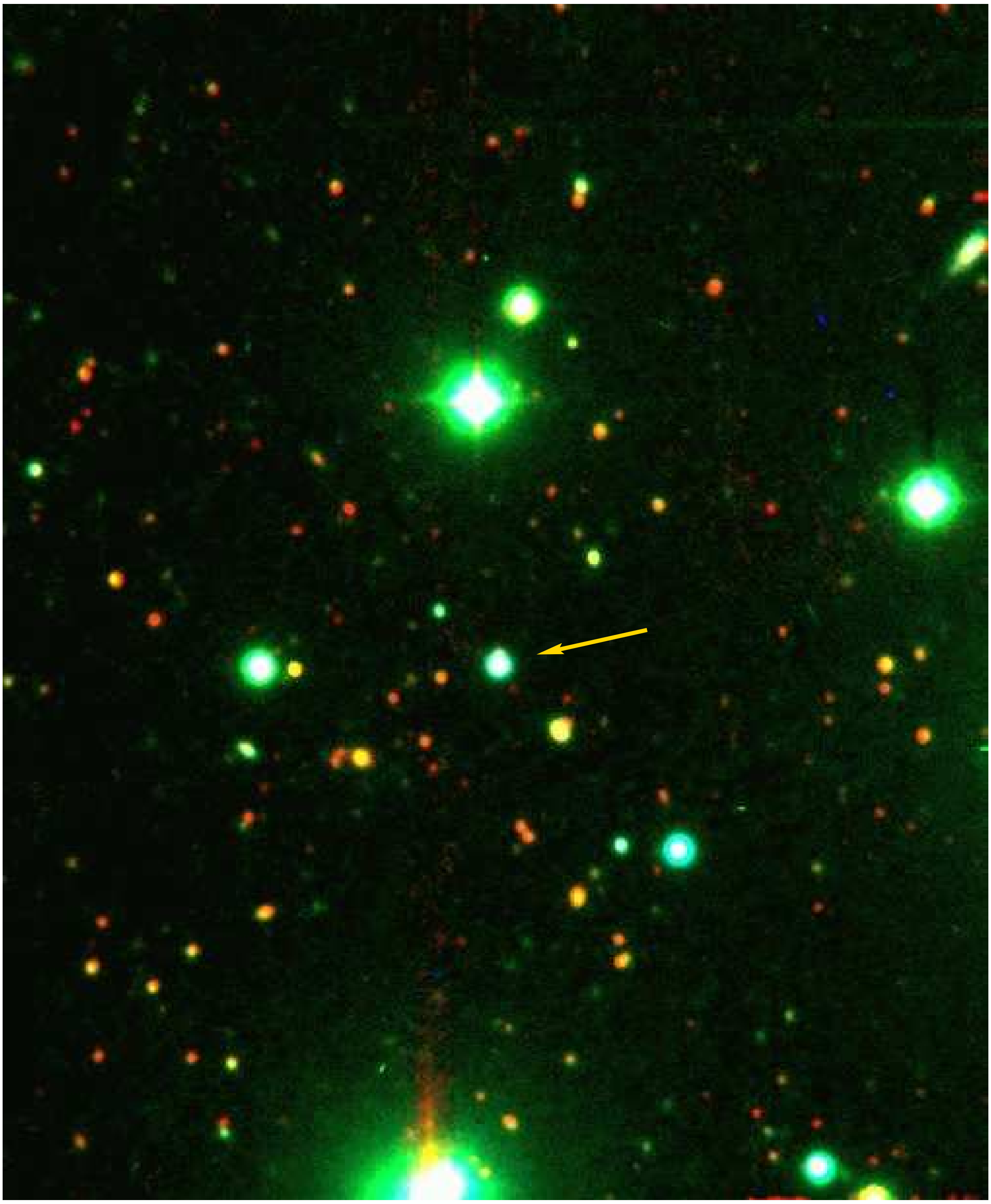

Figura 5.2: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 1148+387 (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de $\sim$5'×6'.

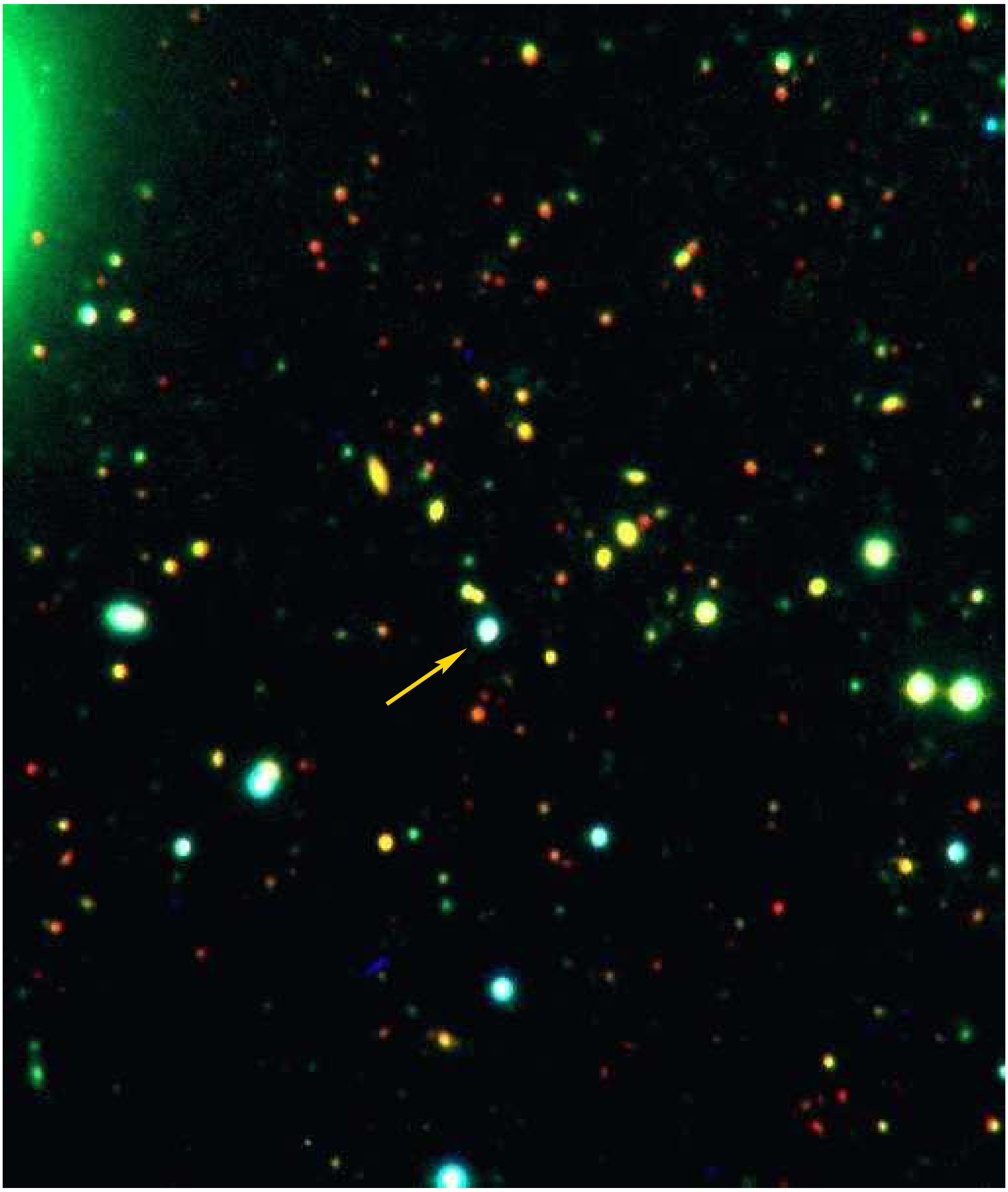

Figura 5.3: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 1206+439B (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de $\sim$5'$\times$6'.

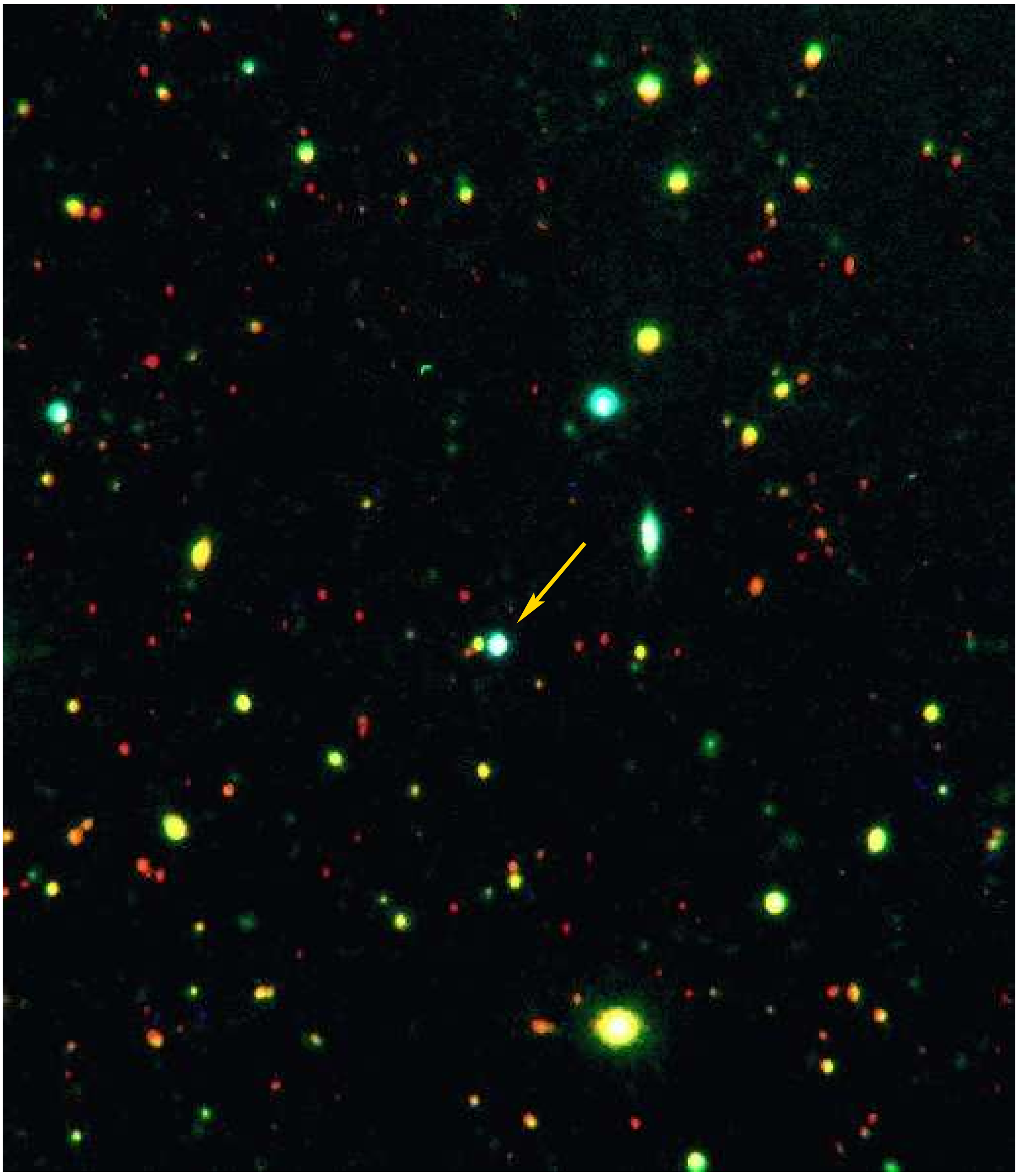

Figura 5.4: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 1123+395 (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de $\sim$5'$\times$6'.

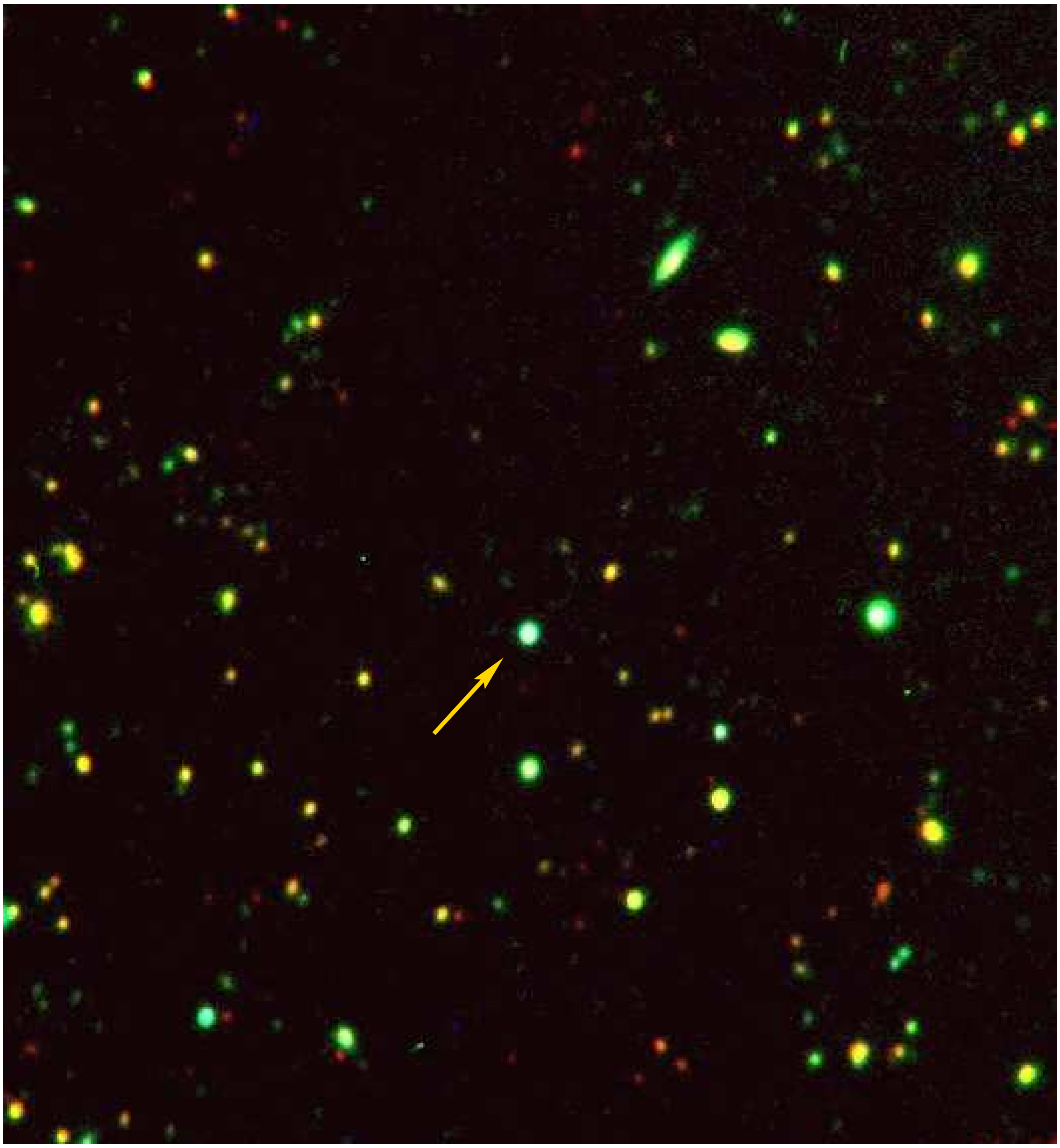

Figura 5.5: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 1315+396 (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de $\sim$5'$\times$6'.

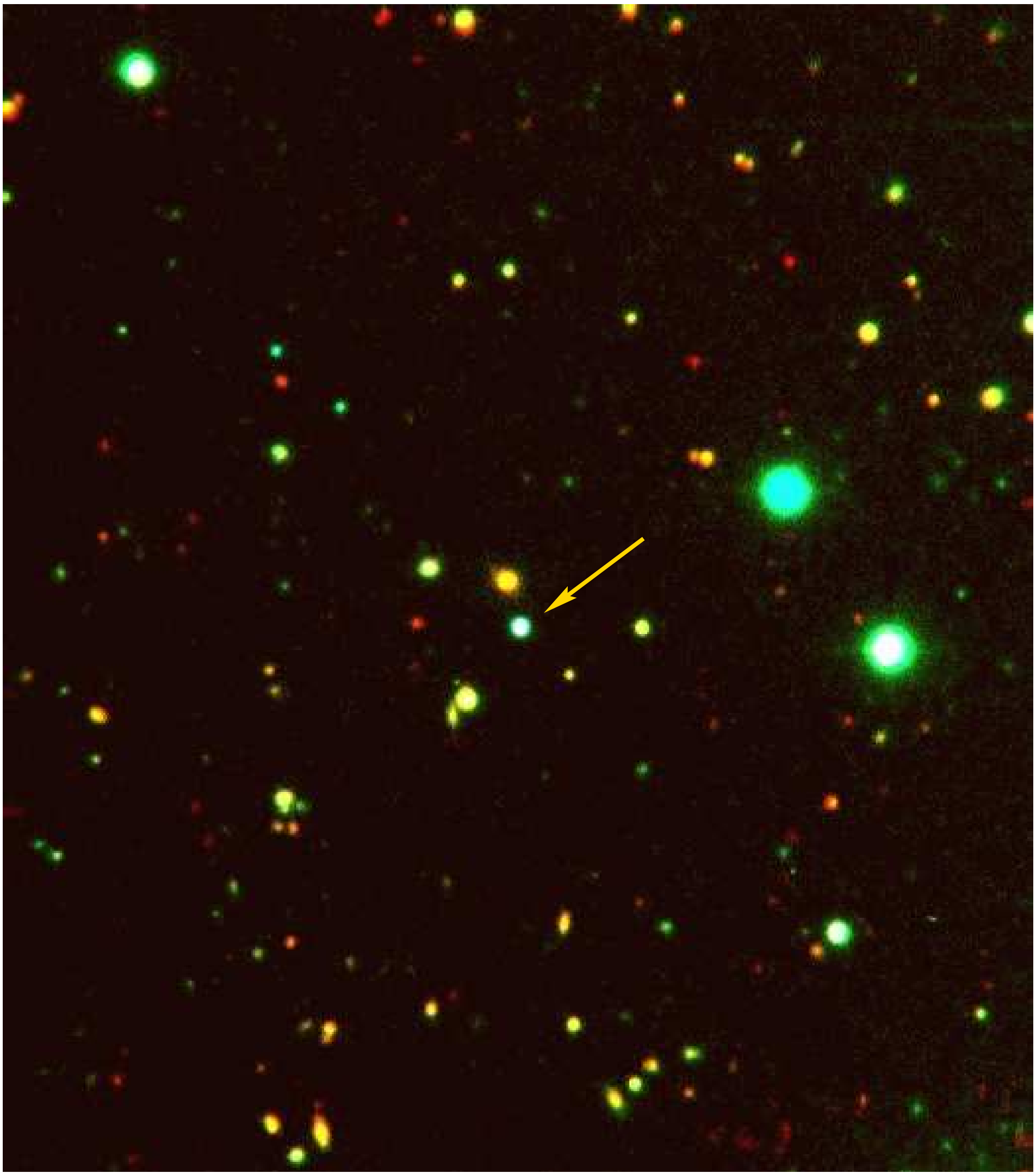

Figura 5.6: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 1435+383 (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de $\sim$5'$\times$6'.

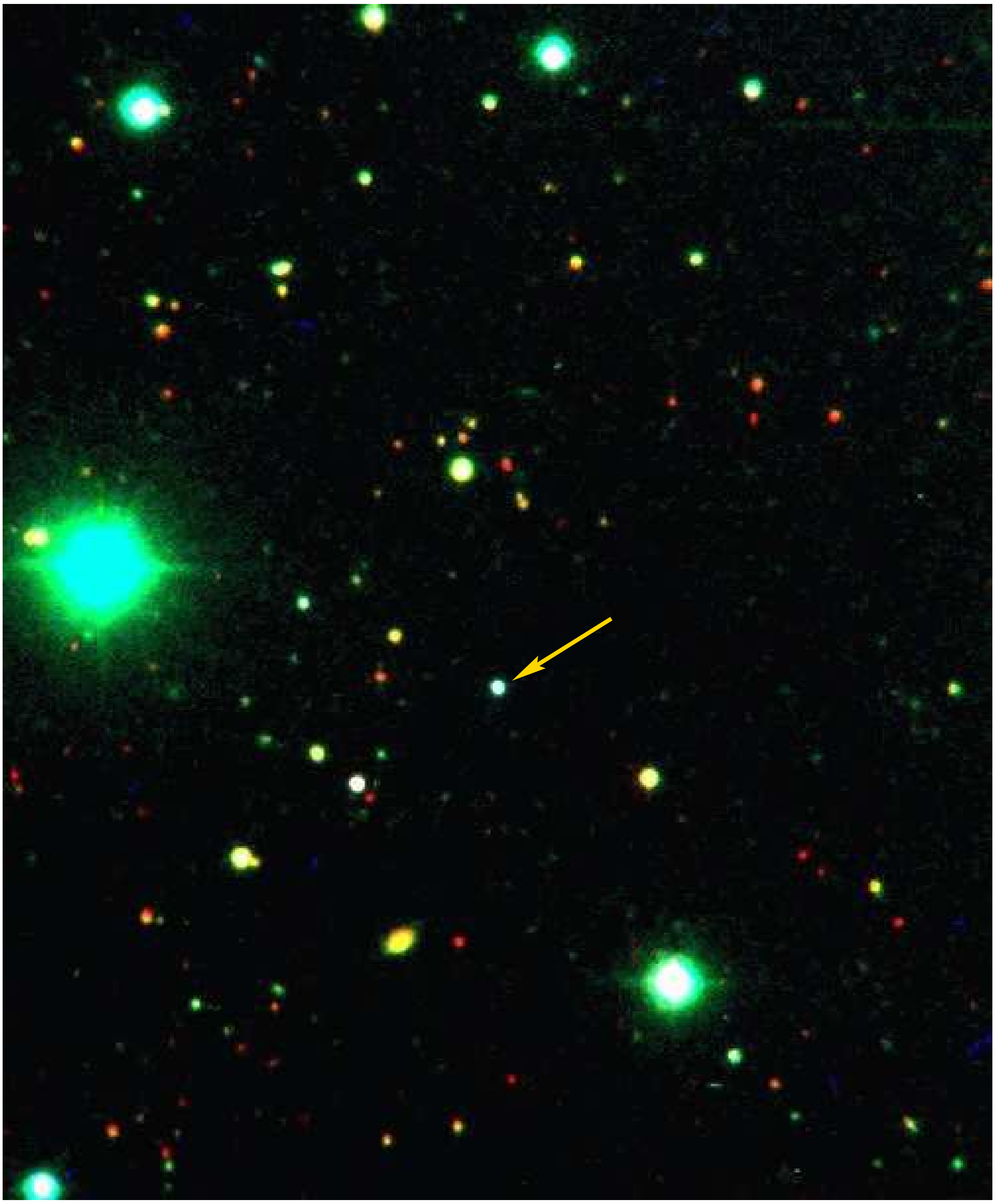

Figura 5.7: Imagen en colores falsos, combinación de las imágenes en las tres bandas, B, R y K observadas, del campo en torno al cuásar B3 0926+388 (indicado mediante una flecha). La imagen está orientada Norte (arriba) - Este (izquierda). El campo de visión es de $\sim$5'$\times$6'.

flujo sobre el flujo del cielo local (esto es, en el entorno de cada objeto), produciendo un catálogo de sus propiedades. Este catálogo incluye información sobre la posición, elípticidad, brillo superficial efectivo, magnitud y tipo (estrella/galaxia), para cada objeto detectado. Los objetos son clasificados usando una red neuronal que toma como parámetros de entrada 8 áreas determinadas por el mismo número de isofotas, similares para cada objeto, el pico de intensidad y la FWHM (anchura a la mitad del flujo del objeto), junto con el *seeing*, definido como la FWHM de las estrellas en la imagen. Esta red neuronal determina el llamado índice de estelaridad, el cual es, por definición, 0 para las galaxias y 1 para las estrellas. En la práctica un valor de 0.7 funciona adecuadamente para separar estrellas de galaxias.

El área de detección se fijó tanto para las imágenes ópticas como para las infrarrojas en 1.4 arcsec^2, y con el mismo límite total de detección, 4.5σ. Este criterio es similar a los utilizados en estudios similares. Por ejemplo, en Hall et al. (1998) se usó un catálogo de objetos detectados con un área mínima de 1.9 arcsec^2 y un límite de detección de 5σ. Sobre un área similar nuestro límite de detección sería $\geq 5.2\sigma$. La diferencia en el tamaño del pixel para las imágenes ópticas e infrarrojas hizo necesaria una elección diferente del número de pixeles conectados así como del límite de detección por *pixel*. En el caso de las imágenes ópticas la detección se realizó para 5 pixeles conectados con un nivel de flujo superior a 2σ sobre el ruido del fondo por *pixel*, mientras que en el caso de las imágenes infrarrojas la detección se realizó para 9 pixeles conectados con un nivel de flujo superior a 1.5σ sobre el ruido del fondo por *pixel* (lo que asegura un límite de detección por encima de 4.5σ en ambos casos). Una vez eliminados de los catálogos los objetos cercanos a los bordes, cerca de galaxias claramente cercanas ($foreground$), o en zonas "muertas" del detector (sobre todo en las imágenes infrarrojas), obtuvimos los catálogos finales. Las magnitudes medias de los objetos más débiles detectados en los diferentes campos fueron $\langle B \rangle = 25.6 \pm 0.4$, $\langle R \rangle = 24.8 \pm 0.3$ y $\langle K \rangle = 20.3 \pm 0.3$ magnitudes respectivamente.

El parámetro utilizado para determinar la profundidad de una imagen suele ser la magnitud límite a 3σ en el área de detección. Esta magnitud puede ser estimada midiendo la desviación estándar del flujo del cielo en el área en cuestión, obteniendo unos valores medios de $B_{lim}^{3\sigma} = 26.0 \pm 0.4$, $R_{lim}^{3\sigma} = 25.4 \pm 0.3$, y $K_{lim}^{3\sigma} = 20.5 \pm 0.12$ para el conjunto de las imágenes estudiadas. Estos límites implican unas magnitudes límite de detección a 4.5σ de $B_{lim}^{4.5\sigma} \sim 25.6$, $R_{lim}^{4.5\sigma} \sim 24.9$ and $K_{lim}^{4.5\sigma} \sim 20.1$ respectivamente, las cuales son consistentes con las magnitudes de los objetos más débiles detectados en nuestros catálogos. Este es un buen test sobre la fiabilidad del método de detección utilizado.

Las magnitudes límite a 3σ de las imágenes en las bandas R y K son similares a los valores que se alcanzan en trabajos anteriores sobre el mismo tema. Hall & Green (1998) y Hall et al. (1998) estimaron la magnitud límite a 3σ de sus imágenes en r ~25.5 mag, para un área mínima de detección de 1.9 arcsec^2. Teniendo en cuenta la relación existente entre las bandas r de Thuan-Gunn (utilizada por Hall et al.) y la banda R de Johnson (utilizado en el presente trabajo), $r = R + 0.43 + 0.15(B - V)$ (Kent 1985), y asumiendo un rango de colores $B - V$ entre 0 y 2 (típicos para galaxias elípticas con *redshifts* entre $0 \leq z \leq 2$), estimamos que la magnitud límite a 3σ de Hall & Green (1998) sería $R \sim 24.8$-25.1. Teniendo en cuenta que estos autores estudian posibles sobredensidades de galaxias en el entorno de cuásares situados en un rango de *redshifts* entre $1 \leq z \leq 2$, y que en nuestro caso el *redshift* del cuásar más lejano es $z \sim 1.6$, se puede concluir que nuestras imágenes son tan profundas, o más, que las de estos trabajos.

Igualmente, estudios en el rango infrarrojo, como el de Tanaka et al. (2000), presentan magnitudes límites en banda K similares a la nuestra. En este estudio se presentaron los resultados basados en observaciones en banda R, I y K en torno al radio cuásar B2 1335+28 a z=1.1, determinando la existencia de un posible cúmulo de galaxias al *redshift* del objeto. Las magnitudes de las galaxias más débiles detectadas en banda K son cercanas a 20 mag en este estudio.

A pesar de que la fiabilidad del programa Sextractor (Bertin & Arnouts 1996) está suficientemente probada, hemos realizado una serie de simulaciones adicionales con el fin de determinar los límites de la clasificación del procedimiento utilizado. Estas simulaciones consistieron en la realización de una serie de imágenes, con las mismas características de señal/ruido, y fijando tanto el número de galaxias como de estrellas. Estas imágenes se simularon utilizando las paquete de programas ARTDATA implementado en IRAF. Sobre las imágenes simuladas se aplicó el mismo método que el aplicado sobre las imágenes reales, encontrándose que prácticamente el 100% de los objetos se clasificó de forma correcta para los objetos 2.5 magnitudes más brillantes que la magnitud límite a 3σ, el 85% para los objetos entre 2.5 magnitudes y 1.5 magnitudes más brillantes que dicha magnitud límite, mientras que para objetos más débiles, la fracción de objetos clasificados incorrectamente se situó en un porcentaje $\lesssim$30%. El porcentaje de galaxias que se clasifican como estrellas es similar al número de éstas que se clasifican como galaxias, no mostrando ninguna preferencia a la hora de clasificar erroneamente los objetos.

5.3.1 Número de cuentas

Una determinación adecuada del número de galaxias de campo y su desviación estándar es crucial a la hora de detectar excesos de galaxias y cuantificar sus significancias. Algunos autores determinan la significancia estadística utilizando la desviación estándar poissoniana para el número de cuentas. Sin embargo, tal y como se cita en más de un artículo (p.ej., Yee & Green 1987, y citas en su interior; Benítez et al. 1995), las galaxias tienden a agruparse, y la desviación estándar real no depende solamente del número de objetos (como en el caso de una distribución poissoniana) sino que esta desviación depende también de la función de correlación a dos puntos. Por tanto, la desviación estándar depende tanto del número de galaxias, N, como de la escala angular, r. Esto suele expresarse como $\sigma(r,N) = \gamma(r)\sqrt{N}$, al considerarse que ambas dependencias se pueden separar. El factor $\gamma(r)$ tiene en cuenta la escala angular, y, ya que se espera que no exista correlación angular galaxia-galaxia a todas las escalas, debe de tender a 1 al aumentar ésta (Yee & Green 1987), donde el límite $\gamma = 1$ corresponde a la distribución normal o poissoniana. Ellingson et al. (1991, y referencias en su interior) fijaron el valor de γ a 1.3 para escalas de $\sim$60 segundos de arco, mientras que Benítez et al. (1995) determinaron empíricamente un valor de 1.5 para escalas tan grandes como $\sim$120 segundos de arco y sin embargo en Hitzen et al. (1991) se asumió una distribución poissoniana para escalas de $\sim$15 segundos de arco. Nosotros hemos preferido realizar nuestra propia estimación del factor $\gamma(r)$.

El número de galaxias de campo (o número de galaxias esperadas en el caso de no existir ningún exceso) en las imágenes de los cuásares se estimó directamente, comparando posteriormente con resultados similares disponibles en la literatura. Se realizaron dos estimaciones del número de galaxias esperadas en un cierto área en distintos rangos de magnitud, definido como número de cuentas. En la primera, se midió el número de galaxias en la parte externa de las imágenes, en un anillo de radio interior r_{in} =170" y radio exterior r_{ext} =185" en torno a cada cuásar. El radio externo corresponde a $\sim$2.5 Mpc al *redshift* medio de los cuásares lo cual garantiza que no existan contaminaciones de posibles cúmulos de galaxias en el entorno de los cuásares. Repitiendo el mismo proceso para diferentes rangos de magnitudes obtuvimos una estimación de la distribución del número de cuentas. Este método tiene la ventaja de que se minimizan las posibles contaminaciones de hipotéticos cúmulos de galaxias. Por otra parte, tiene la desventaja de que obtenemos una sola medida por campo, y por tanto, la desviación estándar no se determina adecuadamente. El factor γ medido con este método correspondería a una escala angular de 170".

El segundo método consistió en la medición del número de galaxias en una cuadrícula de 25 áreas circulares, no solapantes, de un radio de 35 segundos de arco ($\sim$1.1 arcmin^2). Esta escala angular corresponde a $\sim$0.5 Mpc al *redshift* medio de los cuásares. Para minimizar posibles contaminaciones de miembros de los cúmulos (en caso de su existencia), sólo las medidas en áreas a distancias mayores de 70" ($\sim$1 Mpc) de los cuásares se tuvieron en cuenta. Este método tiene la ventaja de que con él obtenemos 16 medidas del número de galaxias de campo, o número de galaxias esperadas, por cada imagen, lo cual nos lleva a 112 medidas por cada banda. Por tanto nos proporciona una buena estimación del factor γ a 35". El principal problema de este método es que con él no podemos garantizar el que no existan contaminaciones de posibles miembros del cúmulo. Es interesante recordar aquí que el que $\gamma \neq 1$ es debido a la correlación galaxia-galaxia, y que, por tanto, cualquier agrupamiento o cúmulo de galaxias produciría un incremento de este factor. De esta forma, cualquier contaminación por parte de miembros del cúmulo tendería a incrementar el valor de la medida de γ(35") y reducir la posible significancia de los excesos.

En las imágenes infrarrojas los cuásares no están situados en el centro del campo

Tabla 5.2: Número de galaxias esperadas en 1.07 arcmin^2 (r≤35"), para las bandas ópticas

Rango de magnitudes	N^a_{esp}	γ^a	N^b_{esp}	γ^b
Btot	5.88±2.29	0.95	6.03±0.37	1.33±0.26
B <23.5	2.61±3.57	2.21	2.70±1.62	0.99±0.20
B <22.5	1.15±1.57	1.47	1.01±1.10	1.10±0.19
B <21.5	0.28±0.50	0.95	0.35±0.59	1.00±0.13
B <20.5	0.25±0.42	0.84	0.17±0.40	1.00±0.19
B <19.5	0.23±0.41	0.84	0.07±0.25	0.95±0.27
Rtot	8.57±3.78	1.30	9.09±3.32	1.10±0.17
R <23	5.08±5.63	2.50	5.68±2.33	0.98±0.26
R <22	2.52±6.33	3.99	2.54±1.80	1.13±0.16
R <21	1.19±3.63	3.33	1.01±1.12	1.11±0.21
R <20	0.64±1.65	2.06	0.42±0.75	1.16±0.22
R <19	0.37±0.61	1.01	0.22±0.51	1.09±0.19

[a] Medido en un anillo de r_{in}=170" y r_{ext}=185" alrededor de los cuásares.
[b] Medido en 16 áreas circulares de radio r=35".

estudiado. Este descentrado se eligió para evitar que la posición de los cuásares coincidiese con la zona de unión de los cuatro *chips* que conforman el detector infrarrojo utilizado. Al cubrir las imágenes un campo de menos de 6'×6' no fue posible aplicar el primer método para las imágenes infrarrojas. Por otra parte, en estas imágenes, alguna de las áreas circulares utilizadas en el segundo método se encuentran más alejadas del cuásar que en caso de la imágenes ópticas, por lo que se espera menos contaminación de los posibles excesos de galaxias.

La Tabla 5.2 muestra el número de galaxias de campo medido en un área de ∼1 armin^2 (un área circular de r ≤35") en diferentes rangos de magnitudes ópticas, usando los dos métodos anteriormente expuestos. También se muestran los valores calculados para cualquier rango de magnitud (Btot y Rtot). El número de galaxias esperadas y su desviación estándar se han renormalizado al mismo área asumiendo que la distribución de éstas es uniforme y la desviación estándar sigue la ley descrita anteriormente ($\sigma = \gamma(r)\sqrt{N_{exp}}$). En la misma tabla también se muestran los valores obtenidos para γ en ambas escalas.

Se puede apreciar que no existen diferencias entre ambas medidas, en cualquier rango de magnitudes. Tal y como se esperaba, con el primer método se estima un valor menor para el número total de galaxias esperadas (al presentar una menor contaminación del posible cúmulo), aunque la diferencia no sea significativa estadísticamente, mientras

Tabla 5.3: Número de galaxias esperadas en 1.07arcmin^2 (r$\leq$35"), para la banda infrarroja

Rango de mag.	N$_{esp}$	γ
K all	5.41$\pm$2.33	1.00$\pm$0.15
K <19	3.62$\pm$1.95	1.03$\pm$0.14
K <18	1.80$\pm$1.41	1.05$\pm$0.12
K <17	0.60$\pm$0.68	0.88$\pm$0.07
K <16	0.17$\pm$0.38	0.92$\pm$0.06
K <15	0.03$\pm$0.18	0.99$\pm$0.04

que el segundo método nos proporciona una estimación más adecuada de la desviación estándar. El valor medio de γ obtenido mediante el primer método es 1.79$\pm$1.05 (si promediamos todas las medidas, para ambas bandas y en todo rango de magnitudes), mientras que con el segundo método este valor se estima en 1.08$\pm$0.11. Ambos valores no pueden compararse directamente, ya que se trata de valores obtenidos para escalas angulares distintas, pero, el mayor error en la medida mediante el uso del primer método es evidente. Más aun, si γ fuese 1.08 a una escala de r $\sim$35", a mayores escalas angulares este valor debería de situarse entre 1.08 y 1 (el caso poissoniano, cuando r tiende a infinito). Por tanto, se usó el número de cuentas derivado del primer método, y como desviación estándar se adoptó $1.08\sqrt{N_{exp}}$ para escalas mayores o iguales que 35". Este valor de γ es ligeramente diferente que el valor utilizado por Ellingson et al. (1991), el cual estimó un valor mayor (γ $\sim$1.3). Con el fin de comparar con estos autores también se utilizó este valor a lo largo del estudio.

La Tabla 5.3 muestra el número de galaxias de campo detectadas en las imágenes infrarrojas, en un área similar a la del rango óptico, utilizando el segundo método (tal y como explicamos anteriormente). El valor de γ encontrado para estas imágenes es 0.98$\pm$0.06, por lo cual adoptamos un valor de $\sim$1 (que es el valor mínimo), el cual tampoco se diferencia en gran medida del adoptado para el rango óptico (1.08). Al igual que anteriormente, a lo largo de este estudio se compararon los resultados obtenidos con los que se obtendrían en el caso de que γ fuese 1.3 (Ellingson et al. 1991).

Tal y como se mencionó anteriormente, nuestro método garantiza una contaminación reducida por parte de miembros de un posible cúmulo en nuestra estimación del número de cuentas, pero sin embargo, no se puede prevenir la contaminación de posibles estructuras a gran escala. Postman et al. (1998b) indicaron que este tipo de estructuras podían extenderse hasta $\sim$6 Mpc (en el marco de la cosmología aquí aceptada). No es posible eliminar este problema con los datos actuales, ya que para ello se requieren mediciones de la estructura a gran escala en un amplio rango de longitudes de correlación. Como en el caso de la contaminación por miembros del cúmulo, las posibles contaminaciones debidas a estructuras a gran escala incrementarían el valor real del número de

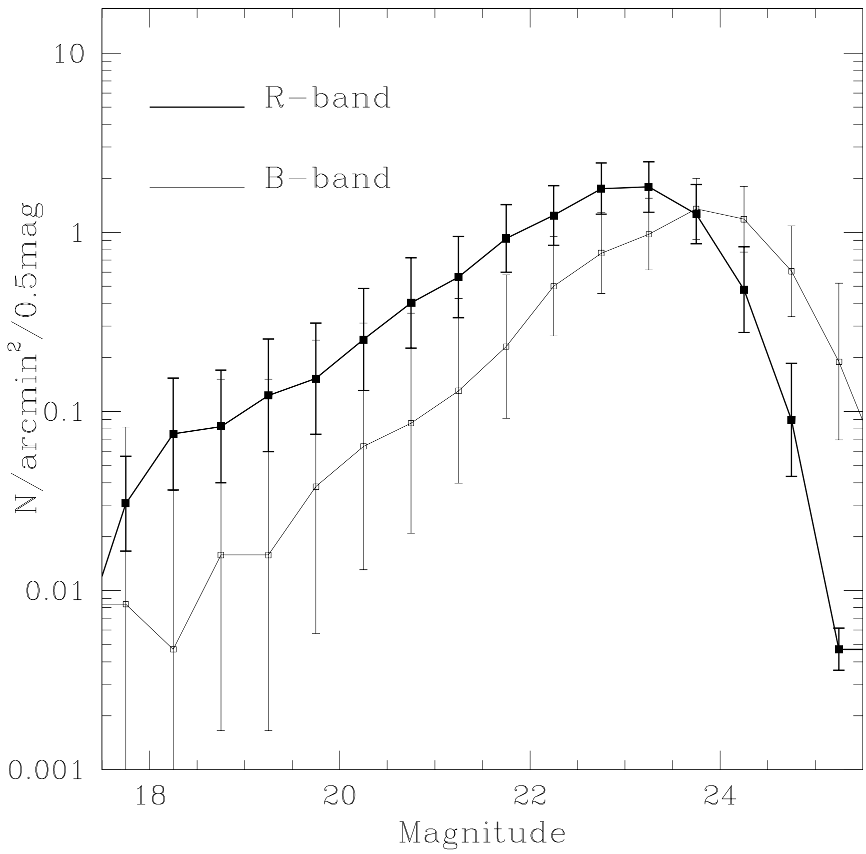

Figura 5.8: Número de cuentas de galaxias estimado para las bandas B y R.

cuentas. Por tanto, cualquier sobredensidad encontrada debería considerarse como un límite inferior a la sobredensidad real, ya que el valor estimado para la densidad media mediante nuestro método puede estar ligeramente sobreestimada.

Las Figuras 5.8 y 5.9 muestran la distribución del número de cuentas para las banda ópticas e infrarrojas respectivamente. En la banda infrarroja se han incluido tanto el número de cuentas por magnitud y grado cuadrado estimado (cuadrados negros), presentado en la Tabla 5.3, junto con el valor estimado por otros autores (azul). Junto a estos valores se ha representado también el numero total de galaxias detectadas en nuestras imágenes, por rango de magnitud, escalado a un grado cuadrado (cuadrados rojos). Se observa que los valores en rojo están por encima de cualquier estimación del número de cuentas para $K \lesssim 19$, indicando un posible exceso de galaxias en nuestras imágenes, sobre el cual discutiremos más adelante. Las pendientes de dichas distribuciones son $\sim$0.45 (en el rango de magnitudes ente $14.5 \leq K \leq 18.5$), $\sim$0.37 (en el rango

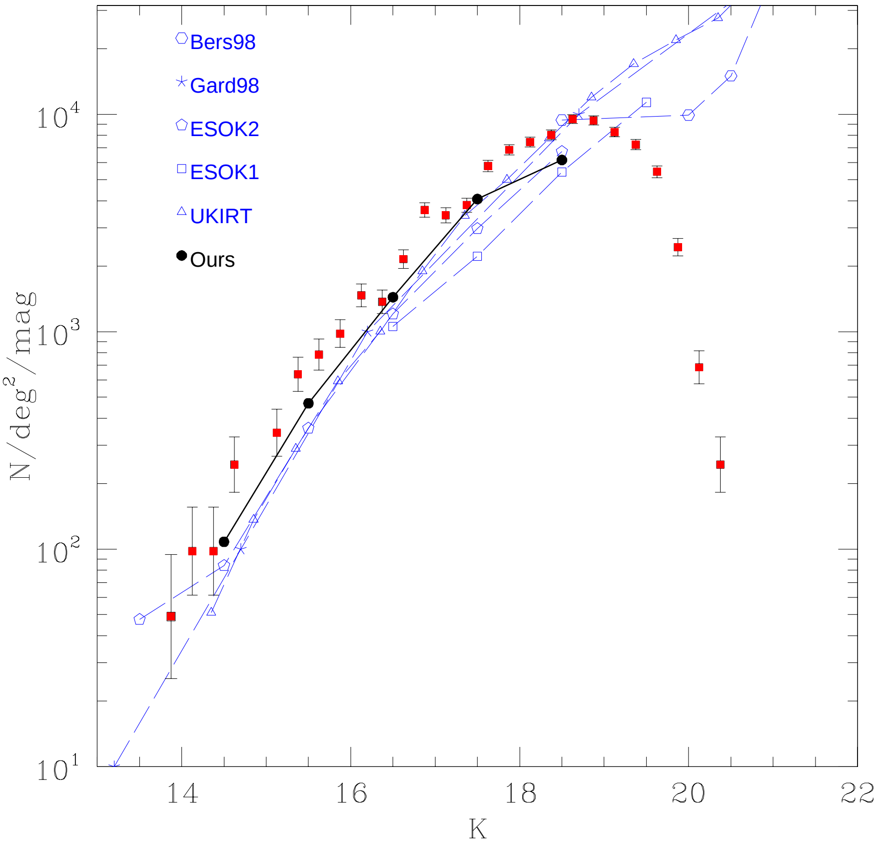

Figura 5.9: Número de cuentas de galaxias estimado para la banda K (negro). Los resultados para otros autores también se han presentado (azul): *Bers98* (Bershady et al. 1998), *Gard98* (Gardner 1998), *ESO K1,K2* (Sarocco et al. 1997) y *UKIRT* (Hall et al. 1998). Los cuadrados rojos muestran el número total de galaxias detectadas en nuestras imágenes por magnitud, escalado a un grado cuadrado. Se puede apreciar que existe un exceso respecto a cualquiera de las estimaciones de número de cuentas.

entre 19$\leq R \leq$23.0), $\sim$0.49 (en el rango entre 19.5$\leq B \leq$23.5), respectivamente. Las magnitudes de completitud al 100%, definidas como la magnitud en la cual el número de cuentas se desvía de una ley de potencias, son K $\sim$19, R $\sim$23 y B $\sim$23.7 respectivamente. Estas magnitudes de completitud corresponden a objetos detectados con una señal ruido mayor que $\sim 30\sigma$, ésto es, errores fotométricos menores que $\sim$0.03 mag. Tanto el número de galaxias como las pendientes obtenidas son compatibles con los resultados de otros autores, tanto para el rango óptico (Metcalfe et al. 1991, Ellingson et al. 1991, Hintzen et al. 1991, Boyle & Couch 1993, Benítez et al. 1995), como en el infrarrojo (Sarocco et al. 1997: ESO K1 y K2, Gardner et al. 1998, Bershady et al. 1998, Hall et al. 1998: UKIRT). Existen sin embargo pequeñas diferencias entre las distintas medidas, como se observa en el Figura 5.9. Estas diferencias en la estimación del número de cuentas por distintos autores se deben principalmente a la diferente calidad de las imágenes (diferente *seeing*, condiciones fotométricas... etc), pequeñas diferencias en la transmisión de los filtros, así como el uso de diferentes métodos de selección en la detección y clasificación de los objetos (Hintzen et al. 1991, Kron 1980).

5.4 Exceso de galaxias proyectado en torno a los cuásares

Ya que nos es desconocido si las galaxias que se detectan en los campos en torno a los cuásares están fisicamente asociadas con ellos o no, no está claro cual debe de ser el rango de magnitudes y/o el rango de distancias angulares óptimas para buscar los posibles excesos. Por tanto, hemos preferido usar toda la información disponible, midiendo el número de galaxias en dos escalas diferentes en torno a los cuásares, toda la imágen (que corresponde a una escala de $r_1 \lesssim$170"), y $r_2 \leq$35", y en diferentes rangos de magnitudes. El número de galaxias encontrado en torno a cada cuásar para cada filtro se sumó y posteriormente se comparó con el número de galaxias esperadas.

La muestra de galaxias se dividió en grupos con un intervalo de una magnitud, por debajo de la magnitud de completitud al 100% anteriormente descrita, y un grupo adicional para las galaxias más débiles que esta magnitud. Es importante recalcar aquí que todas las galaxias, incluso las más débiles que la magnitud de completitud al 100%, fueron detectadas con una señal-ruido por encima del 4.5σ. Más aún, el número de galaxias esperadas fue estimado a partir de datos extraidos de las mismas imágenes, usando los mismos métodos de detección y clasificación que las posibles galaxias excedentes, y, por lo tanto, estarán afectadas por los mismos efectos de incompletitud. A lo largo de este capítulo hemos definido el exceso relativo ($\frac{N-N_{esp}}{N_{esp}}$) como η, y la significancia de dicho exceso ($\frac{N-N_{esp}}{\gamma\sqrt{N_{esp}}}$) como $n\sigma_\gamma$.

En la Tabla 5.4 se muestra el número de galaxias detectadas para ambas escalas angulares (r <35" y r <127"), el número de galaxias "esperadas" y la significancia del

Tabla 5.4: Número de galaxias a r_1 <170" y r_2 <35" de los cuásares para todos los campos

Rango de mag.	$\mathrm{N_{tot}}$	$\mathrm{N_{esp}}$	$n\sigma_{1.3}$	$n\sigma_{\gamma}^{a}$	$\mathrm{N_{tot}}$	$\mathrm{N_{esp}}$	$n\sigma_{1.3}$	$n\sigma_{\gamma}^{a}$
		r <170"				r <35"		
B_{tot}	1080	960.82	2.96	3.56	75	41.18	4.05	4.87
R_{tot}	1569	1398.60	3.51	4.23	97	59.99	3.67	3.83
K_{tot}	1076	893.42	4.70	6.11	51	37.87	1.65	2.14
B >23.5	588	529.9	1.94	2.34	41	23.89	2.69	3.24
22.5 < B ≤23.5	304	241.92	3.07	3.70	20	9.80	2.51	3.02
21.5 < B ≤22.5	123	143.64	-1.32	-1.59	7	5.57	0.46	0.55
20.5 < B ≤21.5	38	31.92	0.82	0.99	4	1.37	1.47	2.09
R >23.0	604	559.44	1.45	1.74	40	26.25	2.06	2.49
22.0 < R ≤23.0	524	423.36	3.76	4.53	31	17.01	2.61	3.15
21.0 < R ≤22.0	253	219.24	1.75	2.11	17	8.82	2.12	2.55
20.0 < R ≤21.0	110	90.72	1.56	1.87	4	3.71	0.12	0.15
19.0 < R ≤20.0	47	45.36	0.19	0.23	2	1.75	0.15	0.18
K >19	305	295.60	0.42	0.55	14	12.53	0.32	0.42
18.0 < K ≤19.0	401	300.56	4.45	5.79	14	12.74	0.27	0.35
17.0 < K ≤18.0	227	204.78	1.19	1.55	14	8.68	1.39	1.80
16.0 < K ≤17.0	107	66.06	3.87	5.03	6	2.80	1.48	1.92
K ≤16.0	36	26.42	1.43	1.86	3	1.12	1.36	1.77

[a] γ =1.08 para el rango óptico y 1.0 para el rango infrarrojo

exceso encontrado en cada banda. La significancia fue calculada tanto para el valor de γ derivado por nosotros mismos, como para el obtenido por Ellingson et al. (1991). En la tabla se muestran estos valores tanto para cada rango de magnitudes como para cualquier valor de éstas (indicado como *tot*). Si nos fijamos en estas últimas, se observa que existe un exceso significativo de galaxias alrededor de los cuásares para ambas escalas angulares, y cualquiera de las bandas ópticas o infrarrojas. La significancia del exceso se encuentra en un rango entre 6.1σ para la banda K y la distancia angular mayor, y 2.1σ, también para la banda K y la distancia angular menor, ambos casos teniendo en cuenta todas las galaxias detectadas. El exceso sería aun significativo si hubiesemos aplicado el valor de γ=1.3 extraído de la literatura. La sobredensidad se detectó en todas las bandas, a un nivel mayor que 3σ, por lo que el resultado se fundamenta más fuertemente que si lo hubiesemos encontrado solamente en una de ellas.

El exceso presenta una tendencia con el rango de magnitudes para las bandas ópticas, siendo significativo solamente para las magnitudes más débiles (por encima de 3σ para R >22 y B >22.5), para ambas escalas angulares. Sin embargo, para la banda K el exceso es signiticativo en casi todo el rango de magnitudes ($K \leq 19$). Estos resultados indican que el exceso no parece ser debido a galaxias situadas entre el cuásar y nosotros, ya que no existe exceso en el rango de magnitudes más brillantes $R < 21$ y $B < 22.5$ (Por ejemplo, Benítez et al. 1995). El exceso de galaxias podría estar fisicamente asociado con los cuásares: (i) los colores óptico-infrarrojos medios de las galaxias que producen el exceso están en torno a $R-K$ ~4.5-6.5, si combinamos los rangos de magnitudes de los excesos, R ~22.5 y K ~16-18, y (ii) al *redshift* medio de los cuásares ($\sim$ 1.4), galaxias con magnitudes B ~22.5, R ~22.5 y K ~17 tendrían unas magnitudes absolutas de M_B ~-18.6, M_R ~-20.9 y M_K ~-24.79, las cuales son magnitudes usuales (Bromley et al. 1998; Muriel et al. 1998; Mobasher et al. 1993). Para el cálculo de estas magnitudes absolutas utilizamos una correción k+e típica de una galaxia elíptica, obtenida usando el modelo c (Bruzual 1983) y el código de GISSEL (Bruzual & Charlot 1993), asumiendo un *redshift* de formación de z_{for}=5, una época de formación estelar inicial de 1 Gyr, y una función de masas de Salpeter (Salpeter 1955), con masas entre 0.1 y 125 $M_\odot$. De igual forma Hall & Green (1998) mostraron que galaxias con magnitudes r >23 y colores $r-K$ >5 podrían estar asociadas con cuásares a z ~1.5. Teniendo en cuenta la conversión entre las magnitudes R y r, estas galaxias tendrían magnitudes R >22.3 y colores $R-K$ >4.3, valores comparables con los de nuestros resultados.

La extensión espacial de los excesos también es compatible con esta interpretación. La Figura 5.10 muestra la distribución radial de los excesos relativos (η) con respecto a cada cuásar (en segundos de arco), para las bandas ópticas (B y R). También se presenta la distribución radial media usando los siete campos, indicada como *mean*. Las sobredensidades presentan un pico por debajo de ~35" - 40" en cinco de los siete campos (al menos en una de las dos bandas). El pico también es visible en la distribución media de excesos relativos. El exceso decrece después suavemente desde este pico inicial, extendiéndose hasta r ~160" -170". Si la sobredensidad fuese debida a cúmulos al

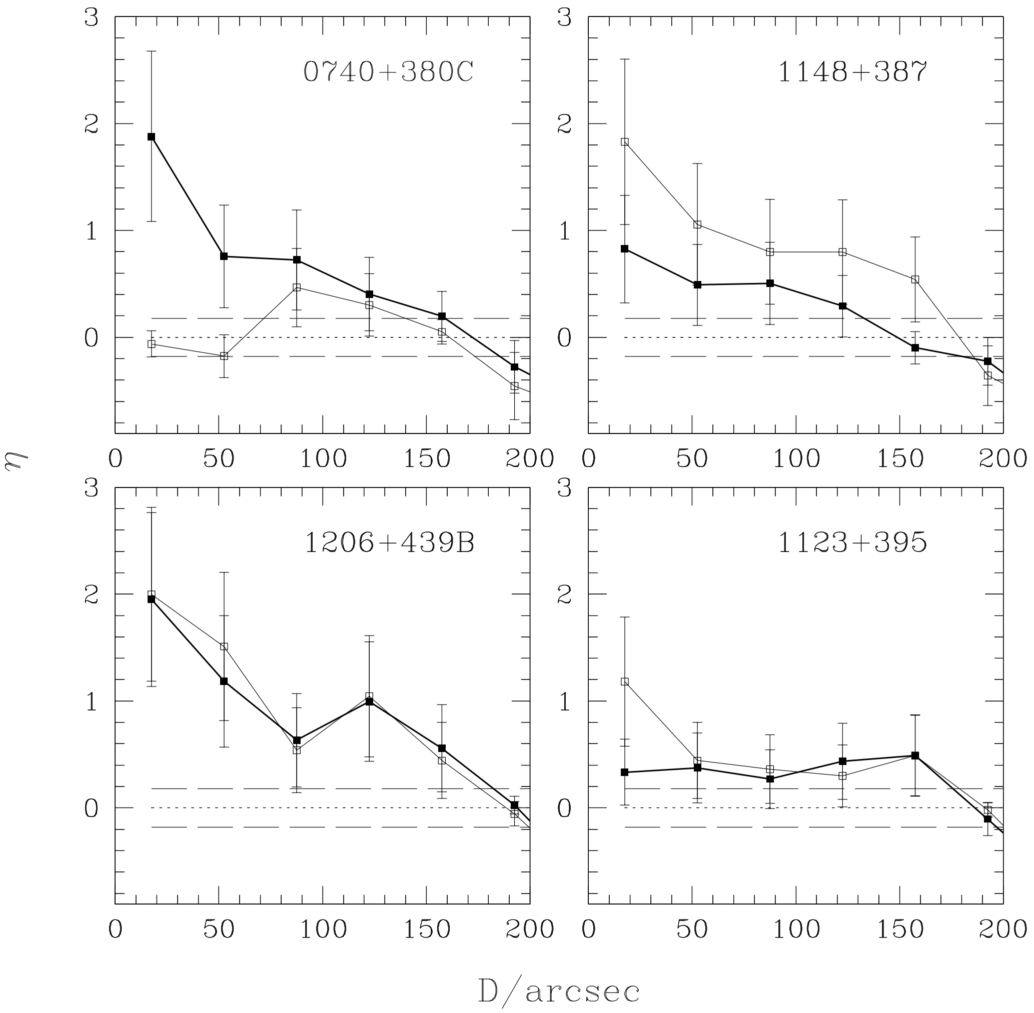

Figura 5.10: Distribución radial de los excesos relativos (η) con respecto a la posición de los cuásares en las bandas ópticas, para cada campo y una media de éstos (indicado como *mean*). Las líneas finas y gruesas corresponden a los excesos relativos en las bandas B y R, respectivamente. La línea punteada muestra la ausencia de exceso, y el rango de significancia 1σ de los posibles excesos (líneas discontinuas).

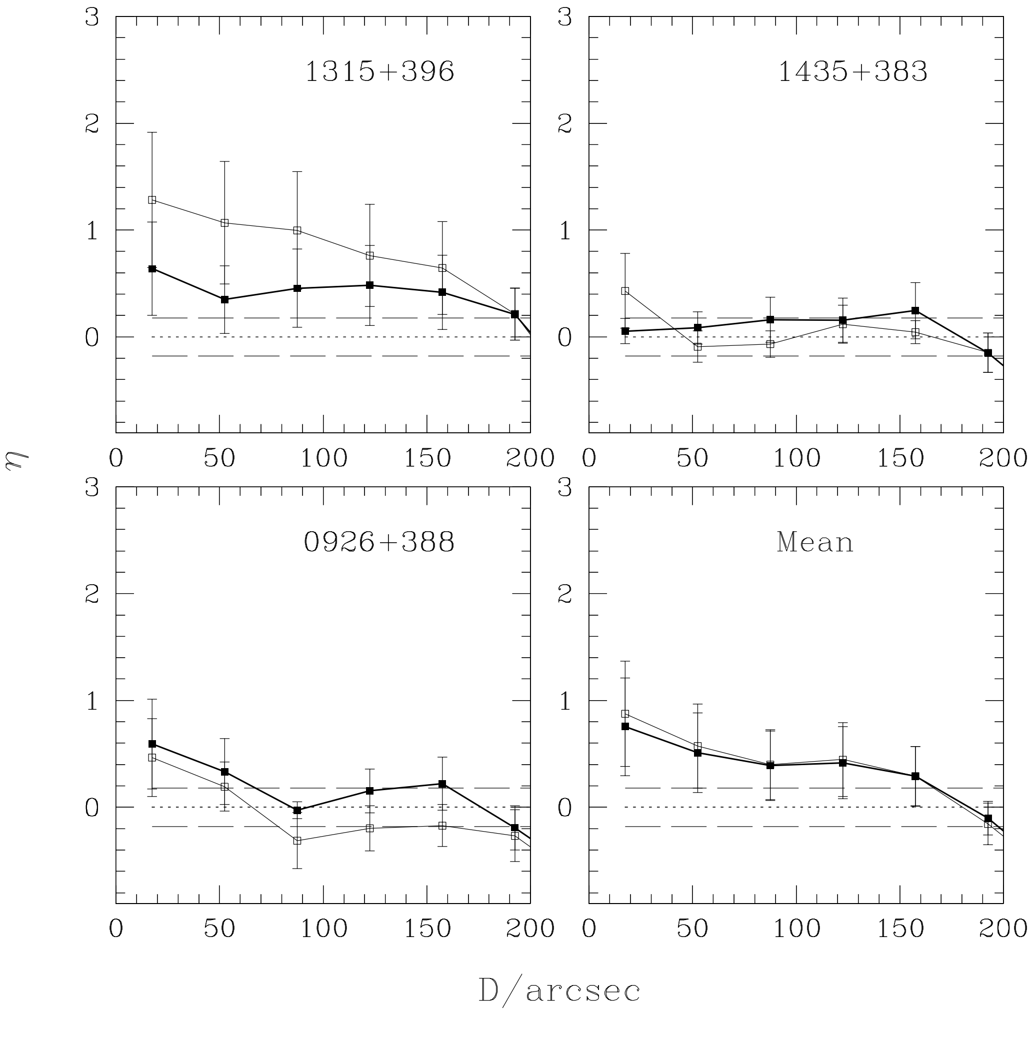

Figura 5.10: continuación

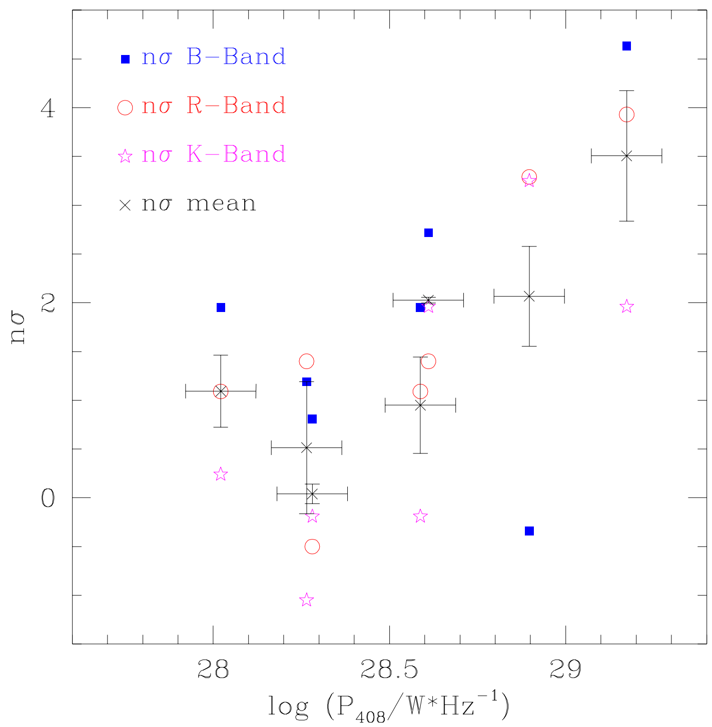

Figura 5.11: Distribución de la significancia de los excesos relativos frente a la potencia en radio de los cuásares, para cada banda, junto con la media de todas las bandas

redshift de los cuásares, el pico se extendería hasta ∼350 kpc y el corte se produciría en torno a ∼1500 kpc. Estas escalas son compatibles con las escalas físicas de los cúmulos conocidos a *redshifts* más bajos (p.ej. Dressler 1980, Ellingson et al. 1991).

La sobredensidad es producida por unas ∼20-40 galaxias por cada campo, en media, lo que correspondería a cúmulos poco densos, con un índice de riqueza de Abell entre 0 y 1 (Abell 1958). Resumiendo, las magnitudes, colores, escalas angulares y número de galaxias de los excesos parecen indicar que probablemente estamos detectando cúmulos o grupos de galaxias en el entorno de los cuásares. Más adelante nos centraremos en la selección de galaxias candidatas a ser miembros de estos hipotéticos cúmulos.

Dependencia del exceso con las propiedades de los cuásares

La significancia de los excesos está en en torno a $\sim 7.6\sigma$, si propagamos las significancia de los excesos encontrados en todas las bandas, para todas los campos estudiados. Por tanto, la significancia media, campo a campo, en caso de que todos contribuyesen por igual al exceso total estaría en torno a $\sim 2.8\sigma$. Resulta interesante determinar si la

Tabla 5.5: Excesos de galaxias y su significancia en cada campo para r <35”

Nombre B3	N_B	nσ_γ	N_R	nσ_γ	N_K	nσ_γ
0740+380C	5	-0.34	19	3.29	13	3.53
1148+387	13	2.72	13	1.40	10	1.96
1206+439B	18	4.63	21	3.93	10	1.96
1123+395	11	1.95	12	1.09	6	0.24
1315+396	11	1.95	12	1.09	5	-0.19
1435+383	8	0.81	7	-0.50	5	-0.19
0926+388	9	1.19	13	1.40	3	-1.05
Esparadas	5.9		8.6		5.44	

contribución campo a campo al exceso total es uniforme, o si, por el contrario, existe alguna dependencia con las propiedades de los cuásares. La Tabla 5.5 muestra el número de galaxias detectadas en un entorno de r <35” de los cuásares, campo a campo, junto con la significancia del exceso (o defecto) encontrado, para cada banda. Mientras hay un campo en el cual el exceso está por encima de 4.5σ, en otros existen defectos no significativos (para este rango de distancias angulares). Por otra parte, aunque casi todos lo cuásares presentan un exceso en la zona central (Fig 5.10), existen diferencias apreciables en la distribución espacial de estos excesos. Todos estos hechos podrían indicar una dependencia de la significancia de los excesos con alguna de las propiedades de los cuásares.

Con el fin de investigar esta posibilidad se estudiaron las posibles correlaciones entre dicha significancia y diferentes propiedades de los cuásares, tales como el *redshift*, los colores, el índice espectral de la emisión en ondas de radio, o la potencia de la misma. Para ninguna de las propiedades anteriormente citadas se encontró una correlación significativa, salvo para el caso de la potencia en radio. La Figura 5.11 muestra la tendencia encontrada entre la significancia de los excesos y la potencia en radio de los cuásares a 408 MHz. Los coeficientes de correlación entre ambos parámetros son r_{xy}=0.4, r_{xy}=0.8 y r_{xy}=0.7 para las bandas B, R y K. Nuestra muestra es demasiado limitada como para ser estadísticamente significativa, por lo que esta tendencia deberá de ser confirmada en muestras más amplias, pero es interesante destacar aquí que una correlación de este tipo sería de esperar si existe una conexión entre la emisión en radio y el agrupamiento de galaxias, tal y como se propone en Yee & Ellingson (1993), y referencias citadas en él.

5.5 Distribución bidimensional de los excesos

Tal y como se indicó anteriormente la distribución radial de los excesos relativos muestra, aparentemente, dos componentes, un pico en torno a los cuásares a escalas de r <35" y una componente que se extiende suavemente hasta escalas de r ~170" (Figura 5.10). Este tipo de distribuciones se describieron en Hall et al. (1998), para una muestra mayor de cuásares al mismo rango de *redshifts*. Sin embargo, en ellos el exceso sólo podía muestrearse hasta escalas de ~100" en torno a los cuásares, por lo cual no se pudo determinar la distancia de corte del mismo (que en nuestra muestra está en torno a ~170"). Hall et al. (1998) encontraron también que el pico era significativo en un ~25% de los campos, mientras que la sobredensidad a gran escala estaba presente en todos ellos. Esto también se observa en nuestra muestra: sólo los campos en torno a los cuásares B3 1148+387 y B3 1206+439B presentan un pico claro en su zona central.

Al menos tres escenarios diferentes podrían explicar estos resultados:

- Los cuásares residen en cúmulos los cuales a su vez residen en sobredensidades o estructuras a gran escala (como propusieron Hall et al. 1998).
- Los cuásares habitan cúmulos dinamicamente jóvenes, aun no virializados, los cuales se extienden de forma suave sobre grandes escalas angulares (Ellingson et al. 1991, y Hall & Green 1998).
- No todos los cuásares se situan en el centro de las sobredensidades observadas.

Esta última posibilidad no ha sido estudiada con anterioridad, y podría explicar de forma sencilla la distribución encontrada. De hecho, solamente en los casos en los que exista un pico de la sobredensidad en la zona central (r <35") es posible decir que el cuásar está aproximadamente en el centro de ésta.

Con el fin de estudiar esta posibilidad fue necesario estimar la densidad bidimensional del número de galaxias. Para este estudio se utilizaron las galaxias detectadas en banda R, al ser éstas las imágenes en las cuales se detecta el mayor número de galaxias, ésto es, las más profundas. La distribución bidimensional de la densidad fue calculada usando el estimador generalizado de Kernel variable (Silverman 1986), así como el *kernel* de Epanechnikov (Epanechnikov 1969). Este método es una mejora del método del vecino más próximo, adaptando el grado de suavizado a la densidad local en cada punto. Mientras al estimador de densidad usado más ampliamente está basado en el número de objetos que se cuentan en una caja de un tamaño determinado, centrada en el punto de interés, el estimador aquí utilizado es inversamente proporcional al área necesaria para contener un número dado (k) de observables (en este caso, galaxias), siendo inversamente proporcional también a un parámetro de suavizado (h). El número de observables, k, se fijó, en nuestro caso a la densidad media de galaxias encontrada en nuestras imágenes. Esta estimación de la densidad define de forma más precisa las propiedades

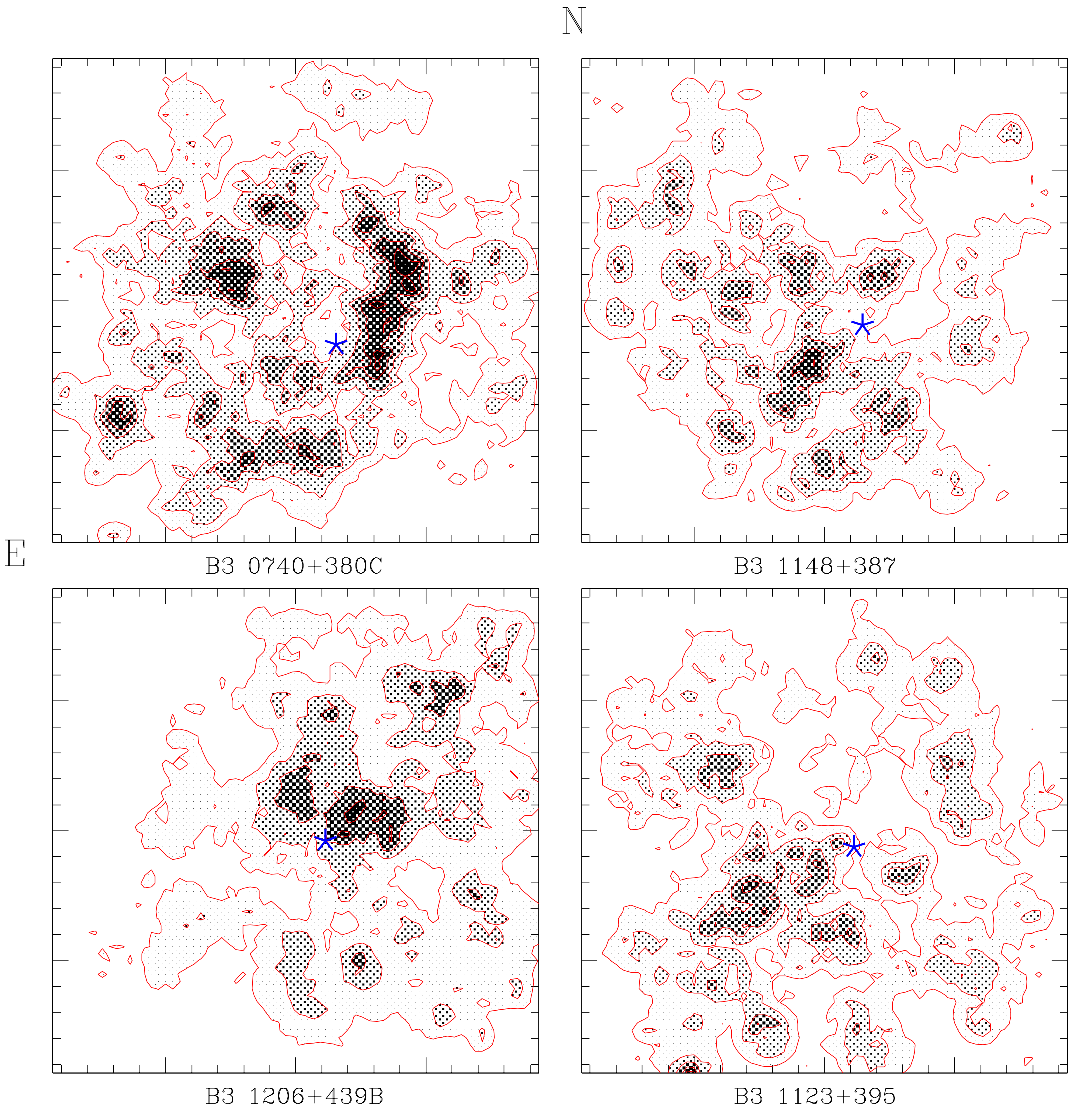

Figura 5.12: Mapa de contornos de la densidad estimada de galaxies en cada campo. El primer contorno corresponde a la densidad media, y la separación entre contornos sucesivos es 1σ. La posición de los cuásares está indicada con una estrella azul. La distancia entre las marcas pequeñas es 20 segundos de arco.

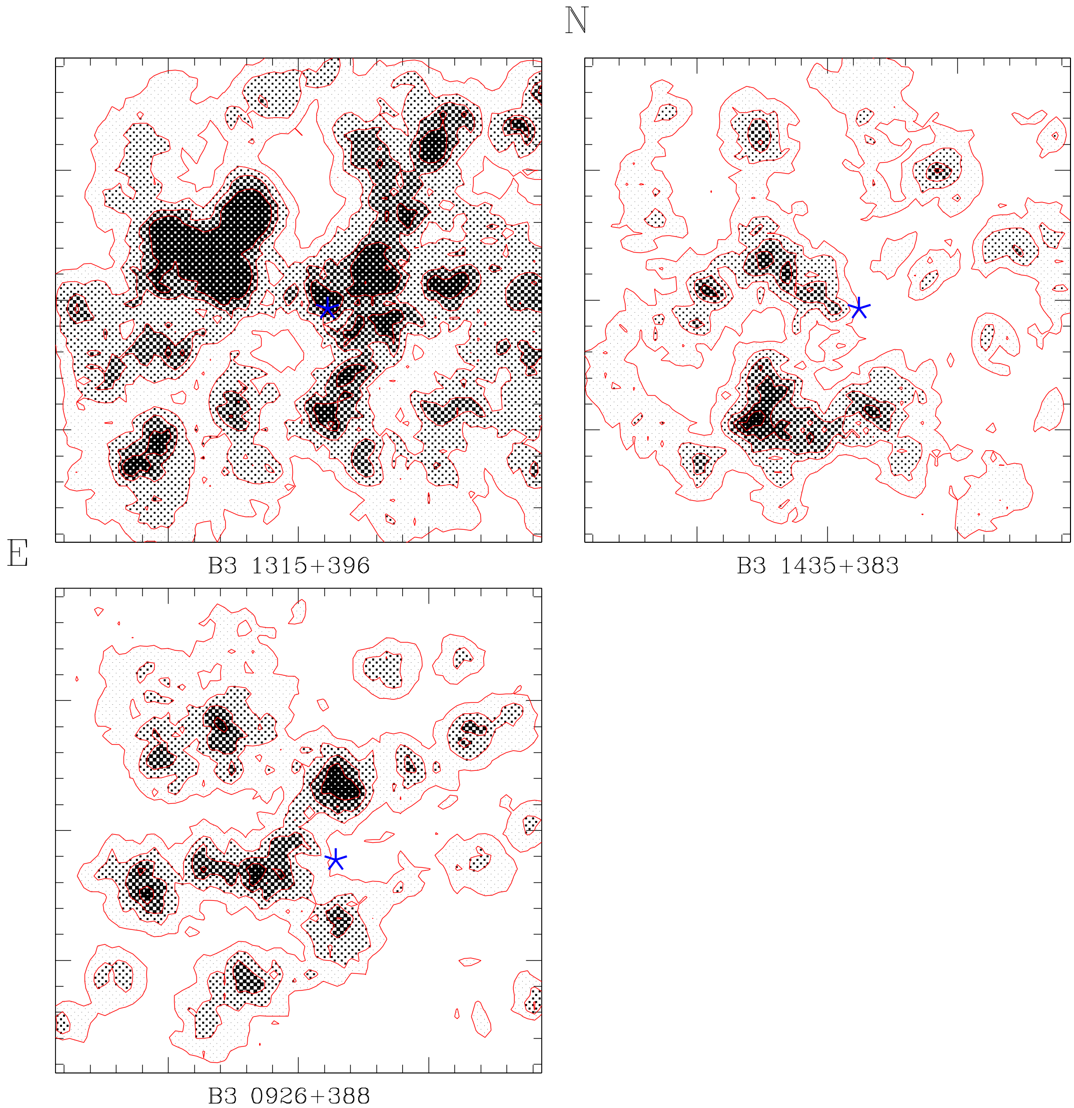

Figura 5.12: Continuación

de la distribución que la estimación generalmente utilizada (leer discusión en Silverman 1986).

La Figura 5.12 muestra el mapa de contornos de la densidad de galaxias estimadas en cada campo. El primer contorno muestra el valor medio, mientras que la separación entre contornos sucesivos está situada a 1σ. La posición de los cuásares en cada campo está indicada por una estrella azul. Se puede apreciar que los cuásares no se encuentran en el máximo de las distribuciones, es decir, no se situan en el centro de las sobredensidades. Las distancias entre los cuásares y los picos de las sobredensidades se encuentran en un rango entre $\sim$40" y $\sim$100".

Hemos recalculado la distribución radial de excesos relativos tomando como origen el centro o máximo de las distribuciones de densidad observadas. El resultado se muestra en la Figura 5.13 para cada uno de los campos, así como el valor medio, donde la posición de los cuásares se indica con una flecha. Se puede apreciar que los excesos son más intensos en la parte central que en el caso de las distribuciones estimadas en torno a la posición de los cuásares, siendo la sobredensidad dentro de 35" aproximadamente el doble. De hecho, hay campos, como el del cuásar 1435+383, en los cuales el suavizado en las distribuciones radiales debido al descentrado de los cuásares es dramático (como se puede observar al comparar las Figuras 5.10 y 5.13). En todos los campos, excepto quizá en el caso del campo 1435+383, el cuásar se situa dentro de la zona de sobredensidad de galaxias.

En la Figura 5.13 se puede observar también que en la distribución radial de excesos relativos, calculada respecto a los nuevos "centros", persiste aún una componente suave, pero ésta es claramente menos significativa que la existente en el caso de las distribuciones respecto a los cuásares. Por tanto, el descentrado explica, al menos en parte, las dos componentes aparentes en la distribución radial, aunque no se puedan excluir las otras dos hipótesis anteriormente citadas, al menos con los datos de los que disponemos hasta la fecha.

El análisis anterior fue realizado sobre las imágenes en banda R, mostrando conjuntamente los efectos del descentrado sobre las datos de las imágenes de ambas bandas ópticas, al haberse obtenido estas imágenes con el mismo telescopio, tener el mismo tamaño de campo y pudiendo ser comparadas de forma sencilla. Hemos repetido el cálculo de las distribuciones radiales del exceso relativo usando las galaxias detectadas en banda K, utilizando como centro tanto los cuásares, como el pico de la densidad encontrado en la banda R. La Figura 5.14 muestra dichas distribuciones, utilizando como centro la posición de los cuásares (cuadrados azules) y el pico de la densidad anteriormente citado (círculos rojos). En el caso de las imágenes infrarrojas, el descentrado tiene un efecto aun mayor sobre la forma de la distribución del que se apreciaba en las bandas ópticas. La distribución radial de excesos relativos media (*mean*) respecto a los cuásares no muestra un pico central, muy al contrario que la distribución respecto a los centros. Este resultado es consistente con la conclusión anterior.

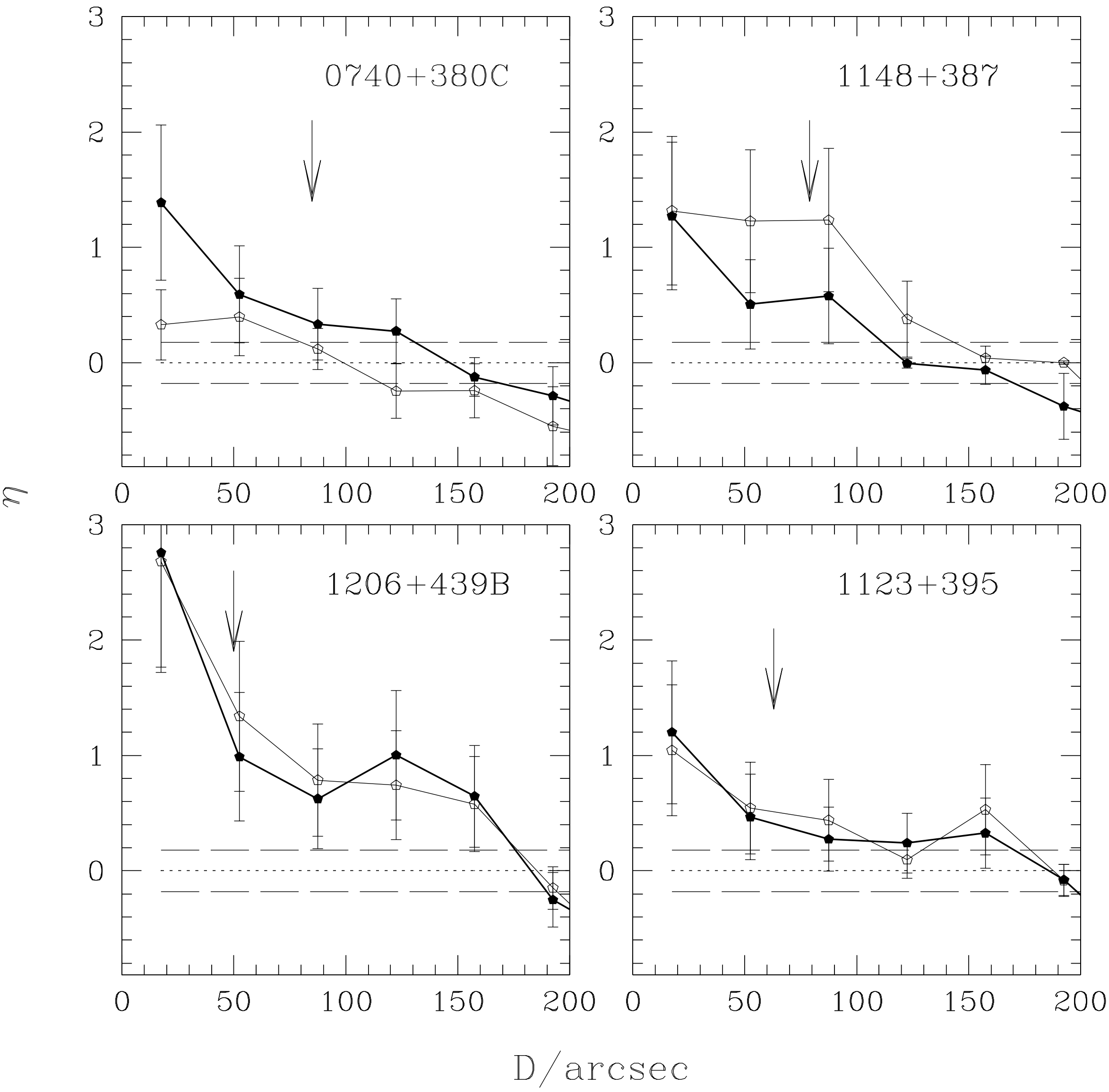

Figura 5.13: Distribución radial de los excesos relativos (η) con respecto a los centros en las bandas ópticas, para cada campo y una media de éstos (indicados como *mean*). Las líneas finas y gruesas corresponden a los excesos relativos en las bandas B y R, respectivamente. La línea punteada muestra la ausencia de exceso, y el rango de significancia 1σ de los posibles excesos (líneas discontinuas).

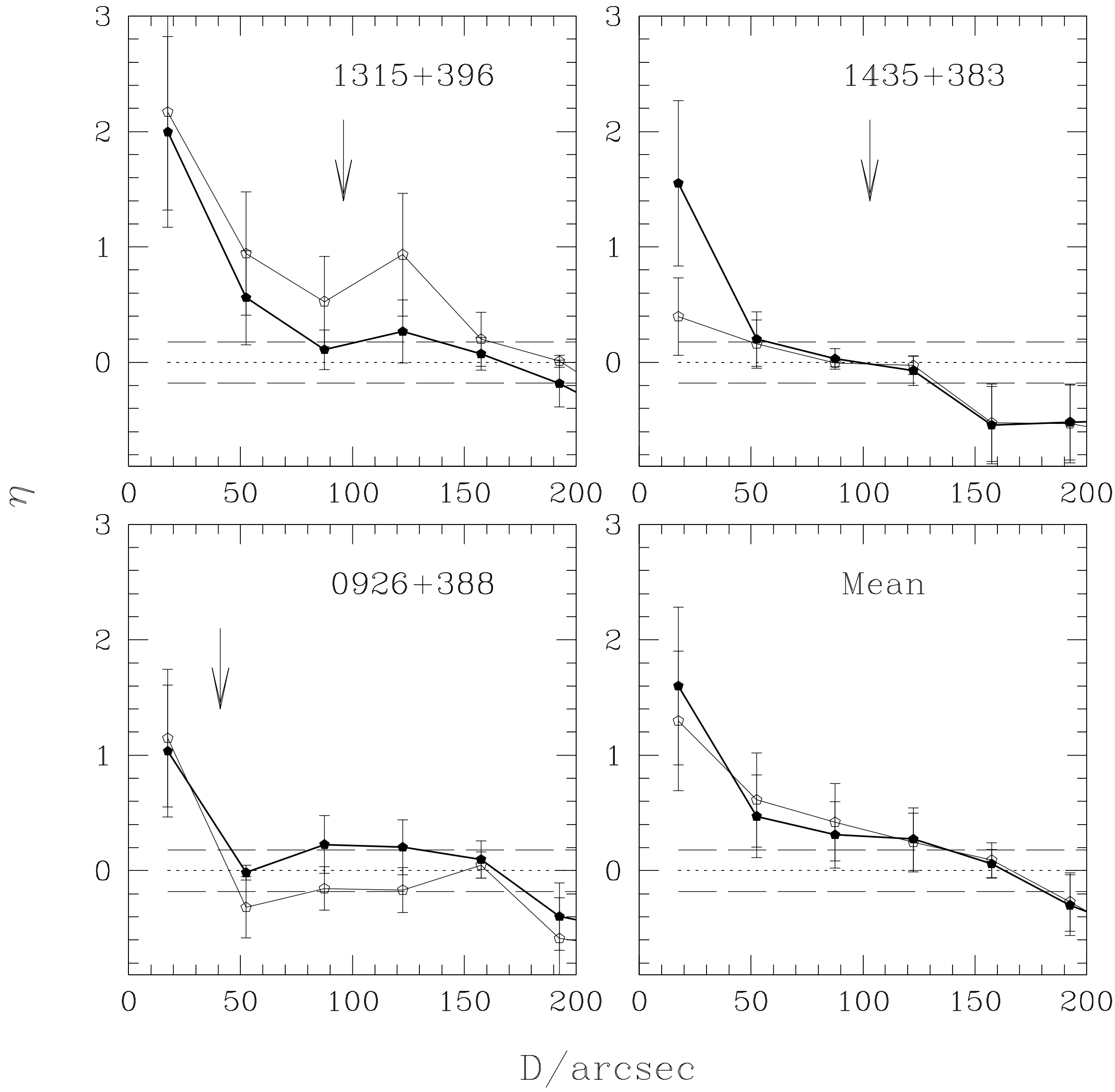

Figura 5.13: continuación

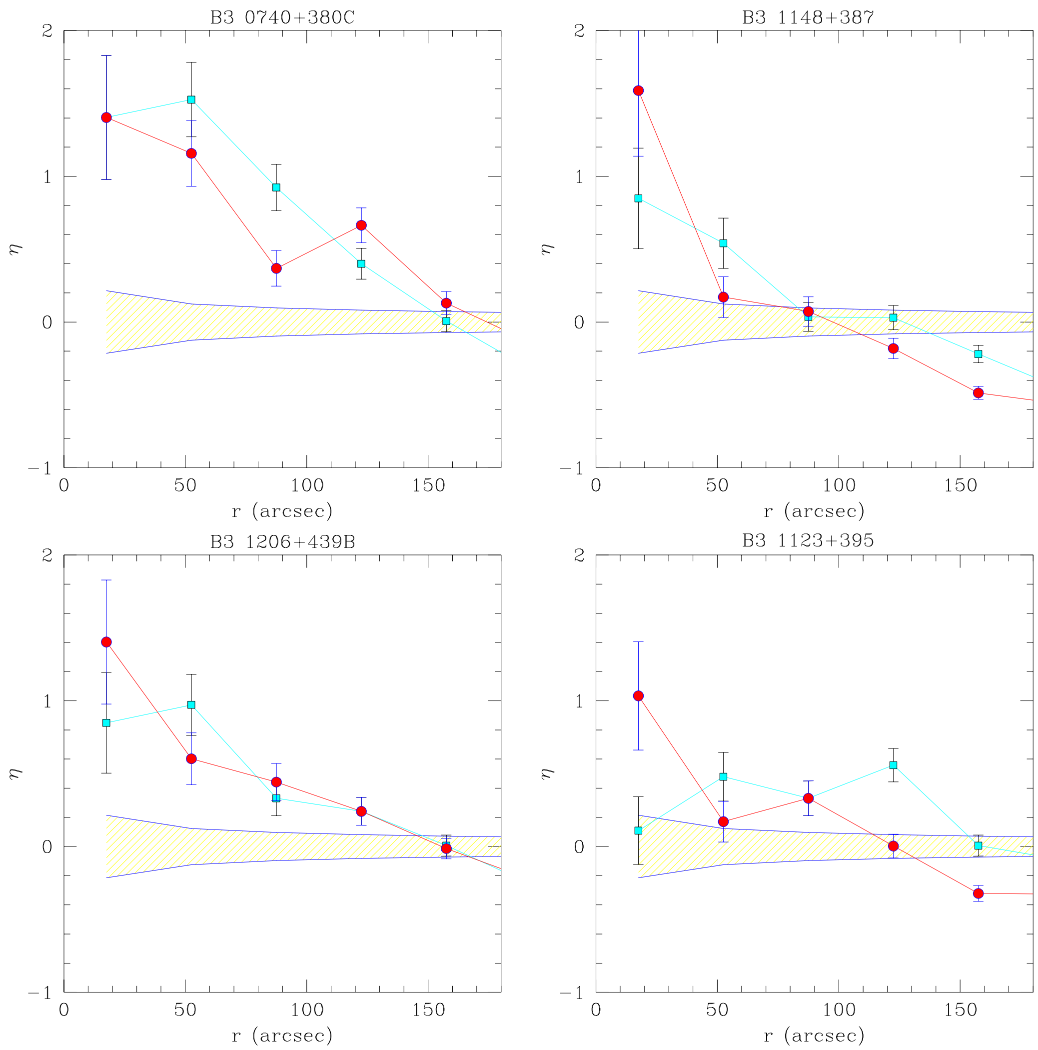

Figura 5.14: Distribución radial de los excesos relativos (η) con respecto a los cuásares (*cuadrados azules*) y a los "centros" (*círculos rojos*) en la banda K, para cada campo y una media de éstos (indicados como *mean*). La zona sombreada en amarillo representa el rango de significancia 1σ de los posibles excesos.

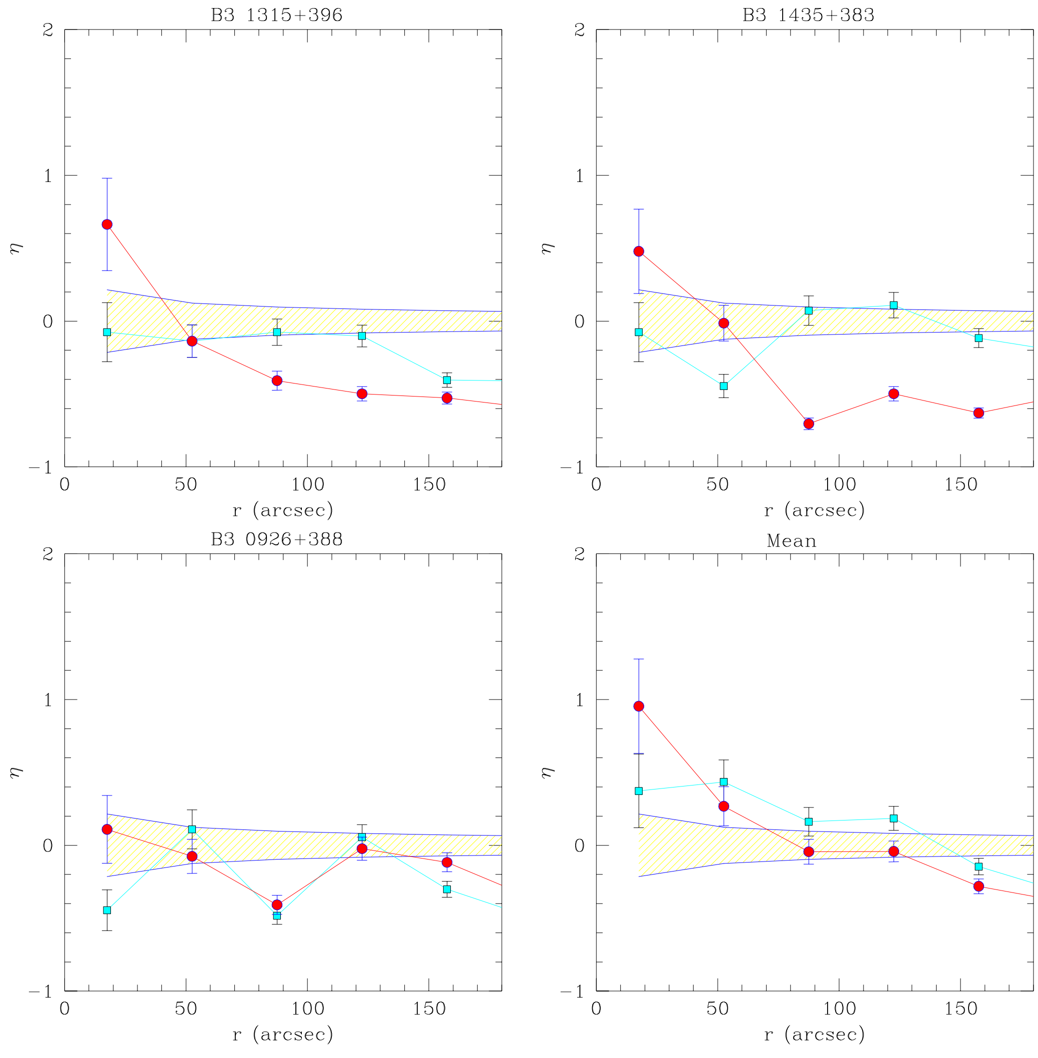

Figura 5.14: continuación

5.6 Distribución de los excesos en rangos de color: candidatos a cúmulos

El cálculo de la sobredensidad de galaxias realizado en las secciones anteriores nos mostraba que ésta era significativa para los rangos de magnitudes B >22.5, R >22 y K ~16-18. En caso de que las galaxias que producen el exceso sean las mismas para todas las bandas, éstas tendrían unos colores medios de $B-R \gtrsim$0.5, $R-K$ ~4-6. Los colores $R-K$ son compatibles con que el exceso sea producido por una población de galaxias viejas, o *early-type* que desde hace más de dos décadas es conocido que dominan la población de los cúmulos (Visvanathan & Sandage 1977; Bower el al. 1992; Aragón-Salamanca et al. 1993; Kodama & Arimoto 1997), al menos hasta *redshifts* menores que z <1.3. Sin embargo, incluso teniendo en cuenta que el color medio $B-R$ (que en el sistema de refencia en reposo de los cuásares se situaría en el ultravioleta) es un límite inferior (al detectarse menos galaxias en las imágenes en banda B que en las imágenes en banda R) habría que admitir que al menos una fracción de las galaxias se aleja de esta evolución pasiva, habiéndose formado a *redshifts* más bajos o presentando procesos de formación estelar más recientes. Este resultado no es novedoso: por ejemplo, Tanaka et al. (2000) encontraron que la población de un cúmulo en torno al cuásar B2 1335+28, a z=1.1, presentaba unos colores ópticos-infrarrojos rojos ($R-K$=3.5-6), y a la vez un exceso ultravioleta (en el ~60% de los objetos).

Con el fin de determinar qué rango de colores presentan las galaxias que producen el exceso se realizó un análisis similar al utilizado para la búsqueda de excesos en distintos rangos de magnitudes, pero esta vez en rangos de colores: (i) estimar el número de galaxias esperado o número de galaxias de fondo, y (ii) buscar sobredensidades a escalas menores que r <170" del cuásar, en distintos rangos de color. Este análisis implica que previamente se han unido los catálogos de galaxias detectados en las tres bandas, reduciendo el área muestreada en torno a cada cuásar a unos 5'×5.4'.

La Figura 5.15 muestra el resultado del análisis anterior. En ella se puede ver la distribución del exceso relativo de galaxias detectadas en las bandas R y K en función del color de las mismas. El rango de colores esperado para galaxias elípticas viejas ($z_{for} \gtrsim$5) al *redshift* de los cuásares se ha indicado mediante una región sombreada en amarillo. Se puede apreciar en estas figuras que los excesos presentan al menos un pico en el rango de colores que correspondería a dichas galaxias, y que en 5 de los 7 campos este exceso sólo se encuentra en este rango. Los defectos observados pueden ser debidos a las diferencias en las distribuciones de colores medias campo a campo en las galaxias de fondo, así como la combinación de las diferentes profundidades alcanzadas por las imágenes en las tres bandas y las posibles diferencias en la detección banda a banda. Este resultado nos muestra que los excesos son debidos a galaxias cuyos colores ópticos-infrarrojos son compatibles con galaxias de cúmulos al *redshift* de los cuásares. Estimaciones similares sirvieron a Tanaka et al. (2000) para concluir la probable existencia de un cúmulo en torno a un cuásar a z ∼1.1. Aunque la confirmación espectroscópica es necesaria, nuestros datos indican un resultado similar.

En 2 de los 7 campos el exceso se extiende hasta rangos de colores $R-K$ más azules (B3 1206+439B y B3 1123+395). La presencia de excesos de galaxias a *redshifts* más bajos que el del cuásar podría explicar este resultado. Otra posible explicación sería la presencia de galaxias azules en los cúmulos en torno a estos cuásares: Tanaka et al. (2000), basándose en un estudio fotométrico en bandas RIK de los objetos entorno a un radio cuásar a $z \sim 1.1$, conjuntamente con imágenes en banda estrecha ([OII]λ3727Å, al z del cuásar) de Hutchings et al. (1993), determinaron la presencia de un cúmulo al z del cuásar, en el cual la distribución de colores $R-K$ era más ancha de lo esperado para una muestra de galaxias viejas, indicando un posible fenómeno de formación estelar tardío, posiblemente inducido por procesos de colisión entre galaxias. Butcher & Oemler (1878, 1984) observaron una tendencia al azulamiento de los colores ópticos de las galaxias de cúmulos a medida que se incrementaba el *redshift* de los mismos. Este efecto es conocido como el efecto Butcher-Oemler, se ha comprobado en una gran cantidad de cúmulos a bajo *redshift*. Nuestros resultados, así como los de Tanaka et al. (2000), podrían ser la prolongación de este efecto a z >1.

5.6.1 Relación color-magnitud

Es sabido que las poblaciones de los cúmulos presentan una relación entre sus colores óptico-infrarrojos y sus magnitudes infrarrojas compatible (al igual que los colores), con que éstas sean galaxias viejas (p.ej., Stanford et al. 1998; Kodama et al. 1998). La pendiente de esta relación color-magnitud (que llamaremos relación CM) se mantine prácticamente constante a lo largo de un amplio rango de *redshifts*, entre $0.02 < z < 1.27$, sugiriendo que puede presentarse incluso a *redshifts* más altos (López-Cruz 1997; Kodama et al. 1998), y limitando de forma significativa el posible *redshift* de formación del conjunto de las estrellas de las galaxias que forman cada cúmulo a $z_{for} > 2.5$. Es necesario mencionar aquí que estudios recientes han comprobado que modelos más exóticos, en los cuales los miembros del cúmulo no se formen al mismo *redshift*, sino que este z_{for} dependa de la luminosidad de las galaxias (de forma jerárquica), en los cuáles se tengan en cuenta procesos de salida y entrada de gas que produzcan variaciones de la metalicidad en las galaxias del cúmulo, pueden dar lugar a una conspiración en la cual los resultados observacionales sean los mismos (Ferreras et al. 1999; Ferreras & Silk 2000). No pretendemos en este estudio determinar la naturaleza física de dicha relación, pero es necesario resaltar que todos los modelos predicen su existencia en el rango de *redshift* de nuestro interés.

Aunque la situación ideal para discriminar que galaxias forman parte del cúmulo y cuáles no sería disponer del *redshift* de las mismas ya sea éste espectroscópico o fotométrico, los datos de los que disponemos en la actualidad, no nos permiten obtener dicho *redshift*. Sin embargo, podemos utilizar la relación CM anteriormente citada para

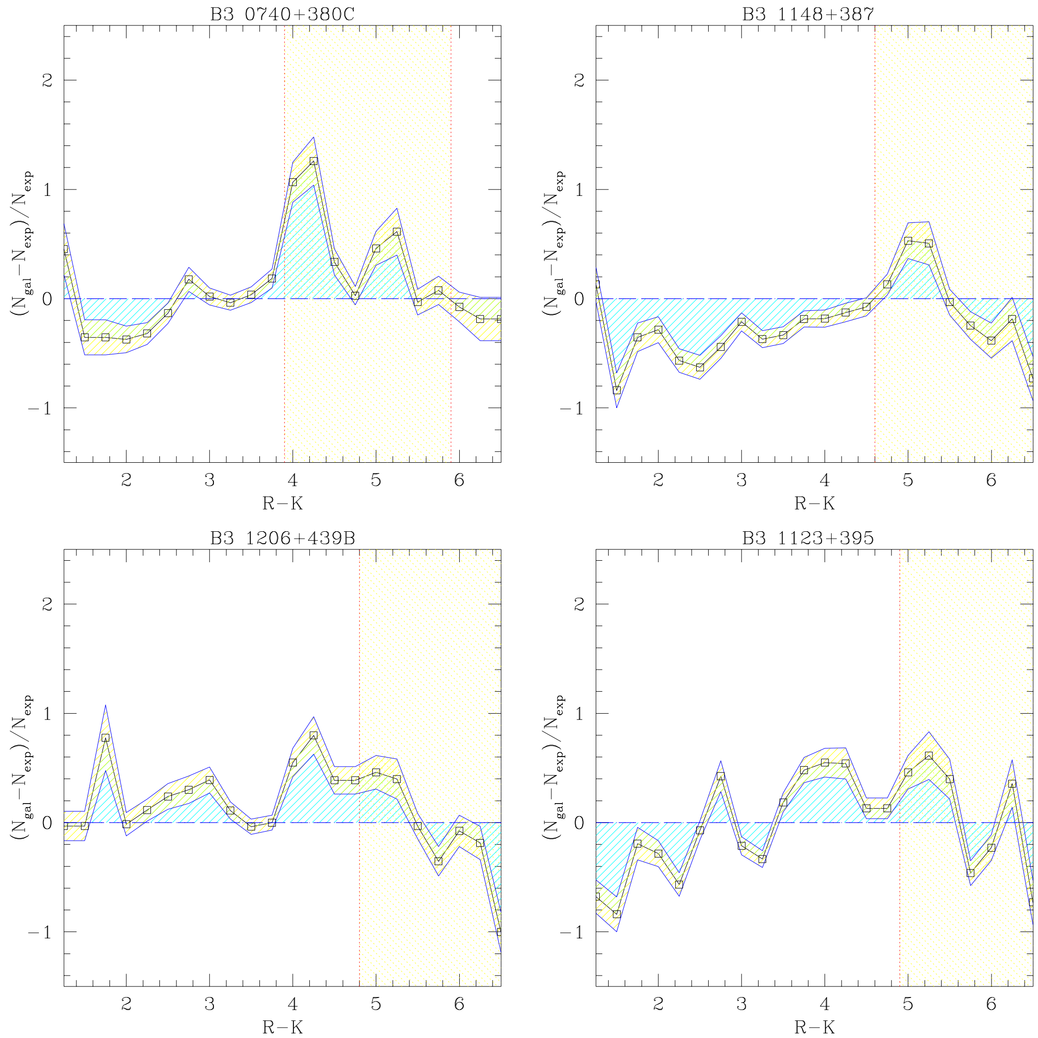

Figura 5.15: Distribución del exceso relativo de galaxias a distancias r <170" de los cuásares en función del color $R-K$ de las mismas. La franja vertical sombreada en amarillo corresponde al rango de colores esperado para galaxias elípticas viejas al *redshift* de los cuásares.

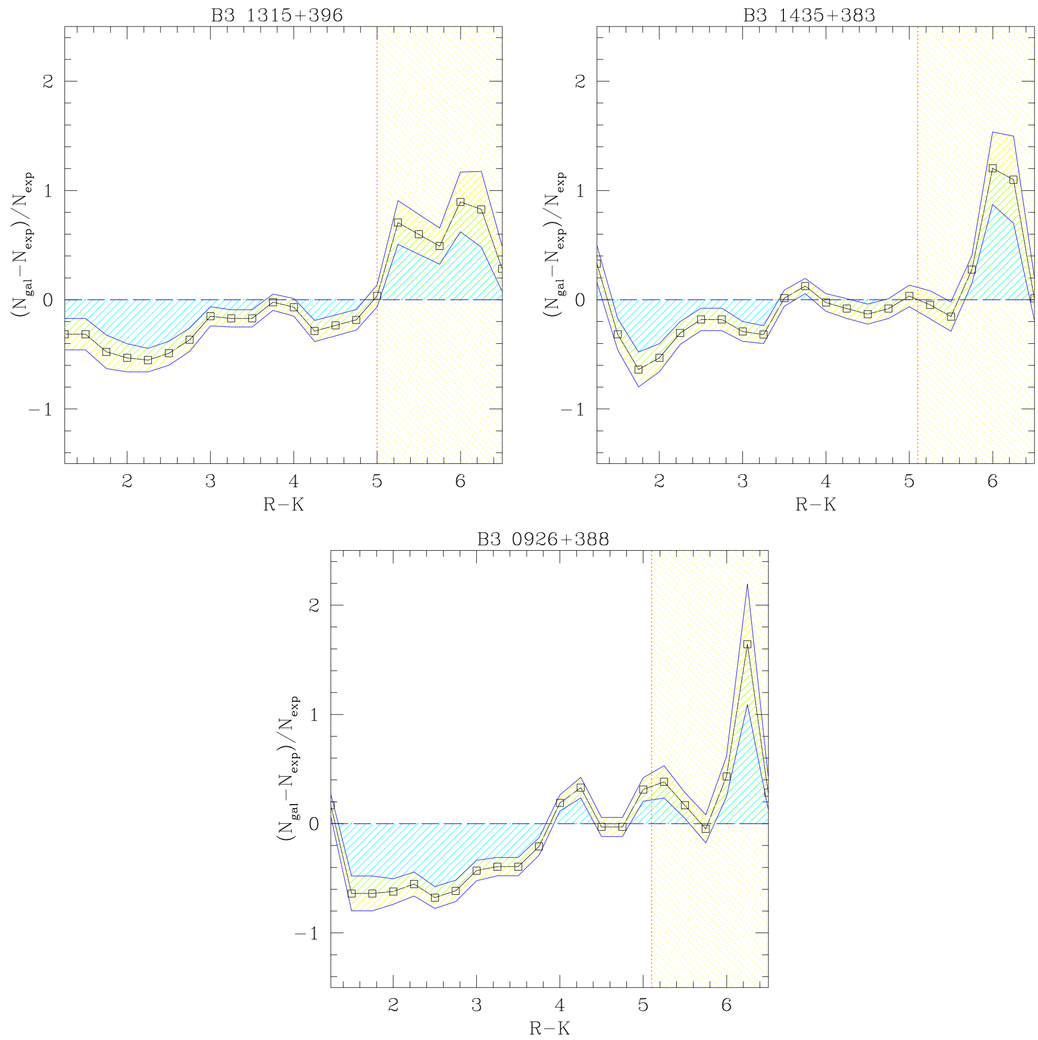

Figura 5.15: Continuación

seleccionar una muestra de galaxias candidatas a ser miembros del cúmulo, y realizar estudios sobre sus propiedades. Las muestras así seleccionadas incluirían como miembros del cúmulo galaxias que realmente no lo son, y excluirían miembros reales de éste, en un porcentaje que habrá que estimar. Si tenemos en cuenta los resultados que muestran la Figura 5.15, la fracción de objetos así clasificados que no contribuyen al exceso sería menor que el $\lesssim$20%. Esta fracción podría ser mayor en el caso de los cúmulos en torno a los cuásares B3 1206+439B y B3 1123+395, en el caso de que, tal como comentamos anteriormente, en ellos existiese una población de galaxias azules similares a las encontradas por Tanaka et al. (2000). Si bien, al seleccionar solo las galaxias viejas estamos realizando una selección conservadora.

Sería no obstante interesante comprobar primero si es posible recuperar la correlación CM en nuestros cúmulos, antes de realizar la selección anterior. Vamos a seguir el mismo proceso realizado por Tanaka et al. (2000), con el cual logró recuperar la citada correlación para un cúmulo a z ~1.1. Este proceso se basa en la hipótesis de que la correlación CM es debida a que la galaxias del cúmulo se formaron en bloque a un determinado *redshift* (como mínimo z_{for} >2.5), procediendo la relación CM de la relación existente entre la metalicidad y la luminosidad absoluta, ésto es, la masa, de las galaxias (Kodama & Arimoto 1997; Ferreras & Silk 2000). Por tanto, de entre las galaxias detectadas en los campos, las que producirían esta relación CM deberían de ser las más viejas (*early-type*), rojas tanto en los colores ópticos ($B-R$) como infrarrojos ($R-K$), y estar en el rango de las galaxias débiles en R y B.

La Figura 5.16 muestra las distribuciones de los colores $R-K$ frente a la magnitud K de las galaxias detectadas en cada campo. La línea discontinua muestra la relación CM esperada para un conjunto de galaxias formadas en bloque a z_{for} ~10, con una evolución pasiva (modelo-c de Bruzual-Charlot, τ=1Gyr, z_{for}=10, distribución inicial de masas de Salpeter entre 0.1 y 125 $M_{\odot}$), con una pendiente de la correlación constante. El z_{for} fue elegido con el fin de ajustar los datos existentes hasta la fecha de los puntos cero de este tipo de relaciones CM que se expanden en un rango de *redshifts* entre z ~0.2-1.3 (Kodama et al. 1998). Los cuadrados rojos muestran los objetos detectados en K pero no en R ($R-K$ límite inferior). Los cuadrados azules muestran las galaxias con colores $R-K$ que distan de la relación CM esperada menos de 1.5 magnitudes, las cuales se seleccionaron como posibles candidatas a miembros de los cúmulos. Los círculos verdes muestran las galaxias más débiles y rojas en el rango óptico (B >23.5, R >22, $B-R$ >1.5), mientras que los círculos negros muestran los objetos de entre estos últimos en los que a su vez $R-K$ >4.5, es decir, son rojos para ambos colores. Estas últimas serían las galaxias que deberían de causar la correlación color magnitud, tal y como explicamos en el párrafo anterior.

Se puede apreciar que los círculos verdes conforman ya una envolvente superior en el diagrama color-magnitud, pudiendo observarse la secuencia esperada de la relación CM. En el caso de los círculos negros (galaxias viejas, sin formación estelar reciente) dicha relación se recupera claramente, si bien la dispersión es mayor que la que se observa a *redshifts* más bajos (Aragón-Salamanca 1993, Stanford et al. 1997). La recuperación de la secuencia roja es un argumento más en favor de la selección de candidatos a cúmulos anteriormente propuesta.

Para el caso de los campos en torno a los cuásares a *redshifts* más altos, esta relación incrementa aún más su dispersión (Figura 5.16). El incremento de la dispersión en torno a la relación CM citada, progresiva con el *redshift* puede deberse a tres contribuciones: (a) la contaminación por galaxias de campo en la selección anterior, que puede ser de hasta un ∼20% ; (b) los errores fotométricos de los colores $R-K$, especialmente en el rango de las galaxias más débiles, que estarán entre 0.14-0.42 magnitudes; y (c) una dispersión intrínseca de la correlación. Ya se han descrito los efectos (a) y (b) en nuestros datos, pudiendo producir en parte la dispersión observada. Sin embargo, el factor (c) también debe de tenerse en cuenta, ya que la relación CM y su pequeña dispersión a *redshifts* bajos es resultado, probablemente, de la formación en bloque de todas las galaxias que conforman el cúmulo a un *redshift* alto (Aragón-Salamanca et al. 1993; Kodama & Arimoto 1997), y por tanto, a medida que aumentamos el *redshift* de observación, acercándonos al periodo de formación estelar (si asumimos un z_{for} ∼2.5-5, a z=1.6 estaremos a ∼0.4-1 Gyr de la formación de las galaxias), o, en el caso de la existencia de procesos de formación estelar tardíos (Tanaka et al. 2000, Haines et al. 1999), la dispersión de dicha relación debería de aumentar (tal y como se observa). Es necesario reducir las contribuciones de los efectos (a) y (b) con el fin de determinar la verdadera contribución cuantitativa del efecto (c), para lo cual serían necesarios estudios fotométricos de mayor precisión y formas más adecuadas de seleccionar las galaxias candidatas a cúmulos (estimaciones del *redshift*).

5.6.2 Propiedades de los candidatos a cúmulo

Distribución de colores BRK

El número de galaxias seleccionadas como candidatos a miembros de un cúmulo en torno a los cuásares mediante el procedimiento anteriormente descrito está entre 40 y 47 para cada campo. Este número puede compararse con el número de galaxias que producen el exceso, el cual se sitúa entre 30 y 40, siendo ambos números similares. Por otra parte, el porcentaje de galaxias erróneamente seleccionadas como miembros del cúmulo se situa en torno al ∼20% (tal y como habíamos estimado).

De entre las galaxias seleccionadas utilizando los colores $R-K$ tan solo una fracción entre el 15% y el 41% fueron detectadas en la banda B. Al ser las imágenes en banda B menos profundas que las imágenes en banda R, solamente las galaxias azules, con $B-R \lesssim$1.5, de entre las galaxias candidatas a cúmulos pudieron ser detectadas. Estas galaxias configuran una población de galaxias rojas en el rango óptico-infrarrojo ($R-K$ >4.5), y azules en el rango ultravioleta ($B-R$ <1.5, λ ∼1760Å-2200Å a z ∼1.5) que no es la primera vez que se encuentran en cúmulos a este *redshift* (Haines et al. 1999;

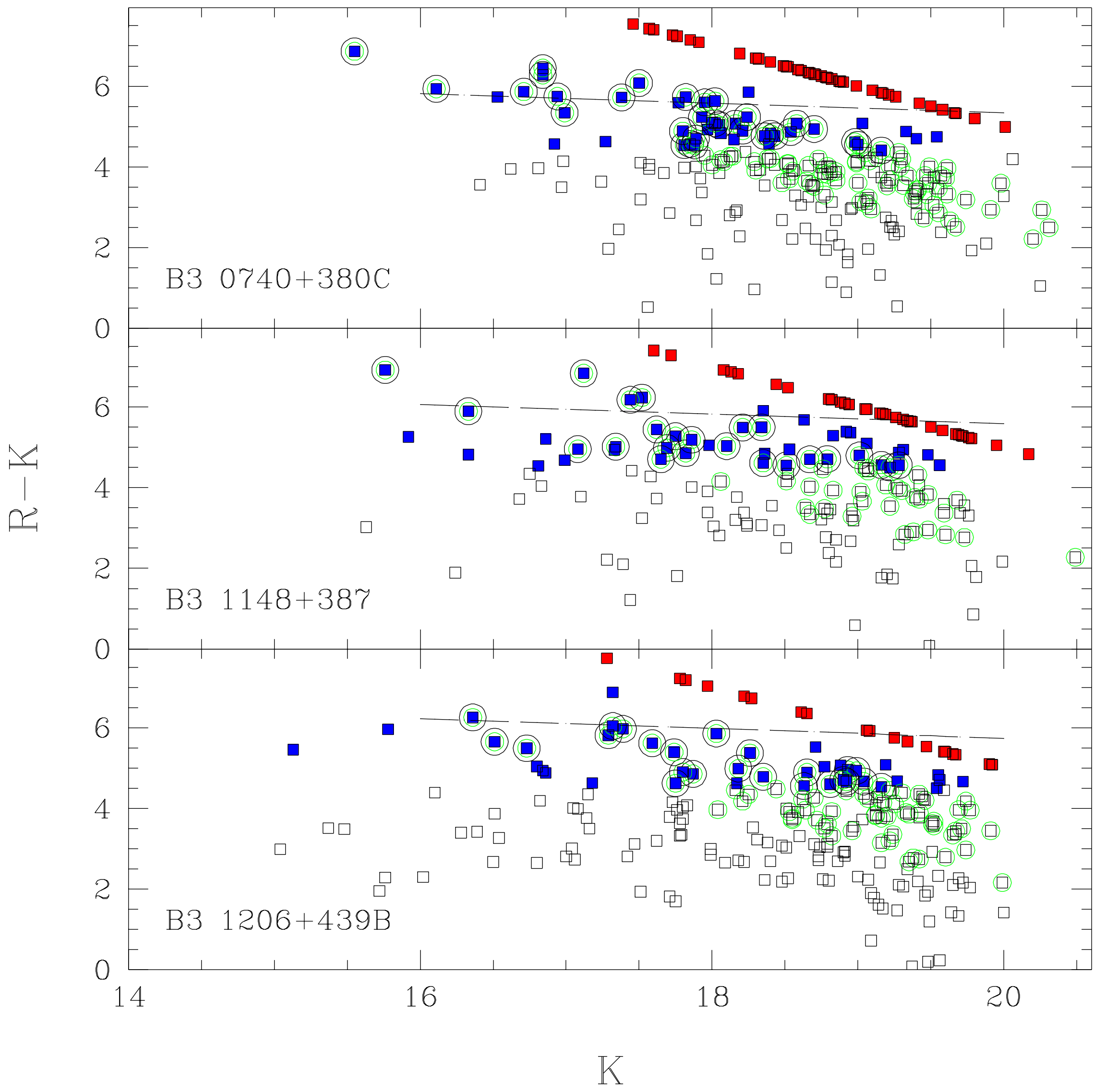

Figura 5.16: Distribución del color $R-K$ en función de la magnitud K de las galaxias detectadas en torno a los cuásares. Los cuadrados rojos muestran el límite inferior del color $R-K$ para las galaxias detectadas en la banda K pero no en la banda R. Los cuadrados azules muestran las galaxias candidatas a miembros del cúmulo. Los círculos verdes muestran las galaxias débiles en rango óptico, y de entre ellas, las seleccionadas como candidatas se indican con un círculo negro. La línea discontínua muestra la relación color-magnitud esperada para galaxias elípticas formadas a z_{for}=10.

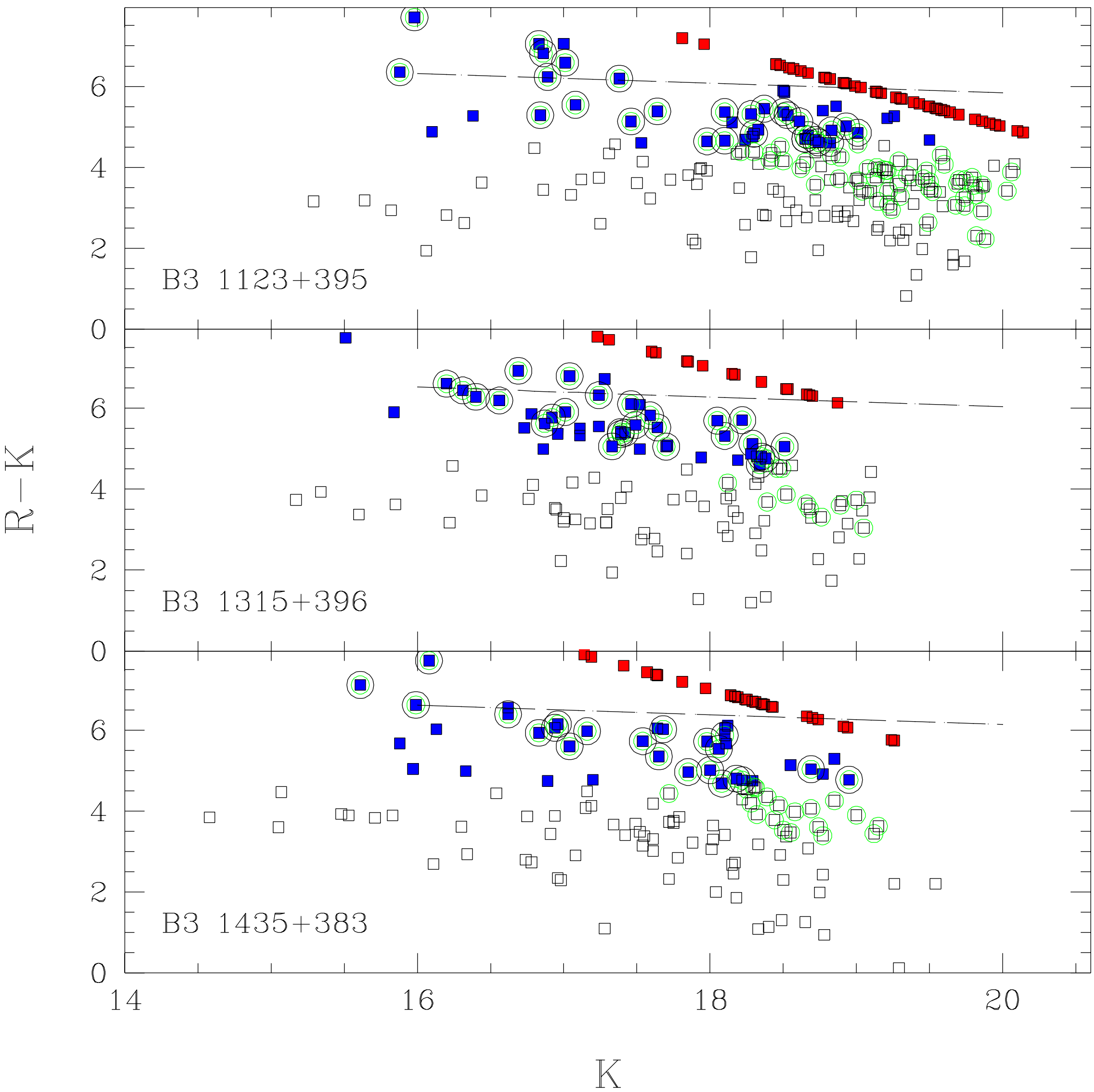

Figura 5.16: continuación

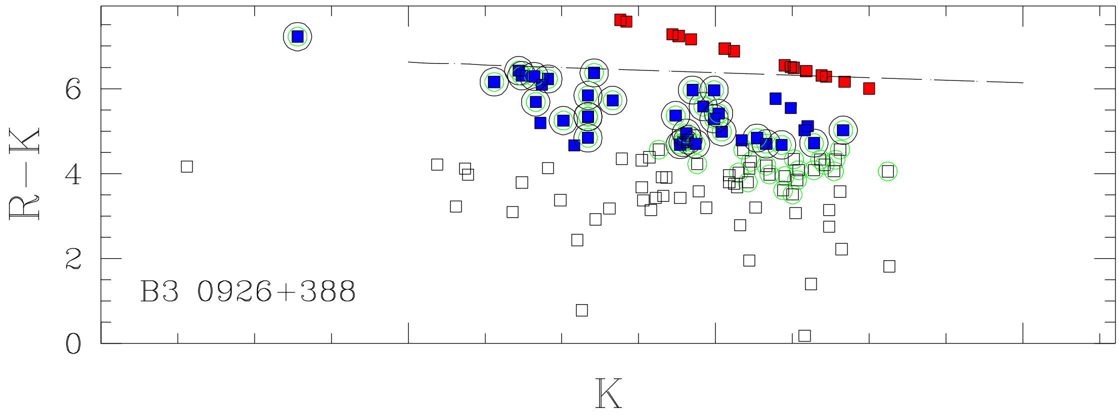

Figura 5.16: continuación

Tanaka et al. 2000).

La Figura 5.17 muestra la distribución de colores $R - K$ y $B - R$ frente al *redshift* para dos tipos de modelos de evolución distintos: (a) un modelo de evolución pasiva de galaxias elípticas, el modelo descrito anteriormente, y tres *redshifts* de formación distintos (z_{for} =2.5, 4 y 10), presentándose con líneas negras y (b) un segundo modelo, en el cual la mayor parte de la galaxia sigue una evolución pasiva (segun el modelo anterior, con z_{for}=10), mientras que una fracción de la masa de las galaxias presenta un proceso de formación estelar en el momento de la observación. La línea verde muestra el resultado para una fracción del 5% bajo formación estelar, mientras que la zona sombreada muestra el espacio que se cubriría al reducir dicha fracción hasta cero (coincidiendo con el modelo de elípticas viejas, z_{for}=10). Los cuadrados rellenos muestran los puntos cero de las relaciones CM encontradas para cúmulos en un rango de *redshifts* entre 0.3 y 1.3 (Kodama et al. 1998). Se puede apreciar que los modelos de evolución pasiva, con *redshifts* de formación altos (z_{for} >4) describen de manera adecuada la evolución de dichos cúmulos. Los círculos azules muestran los puntos cero encontrados para los candidatos a cúmulos seleccionados en nuestros campos. Al haber sido seleccionados a partir de la relación CM no es sorprendente que un modelo de evolución pasiva de galaxias elípticas viejas (z_{for} ≥4) describa adecuadamente estos datos.

En la citada figura, las estrellas muestran los valores medios de los colores de las galaxias candidatas para cada campo. Se puede apreciar que mientras que los colores $R - K$ muestran una evolución compatible con la de las galaxias elípticas viejas, los colores $B - R$ son más azules. Es necesario recordar que estos colores medios son un límite inferior, al haberse detectado en la banda B solo una fracción de las galaxias de los cúmulos, y por tanto el rango de colores podría ampliarse hasta colores $B - R$ más

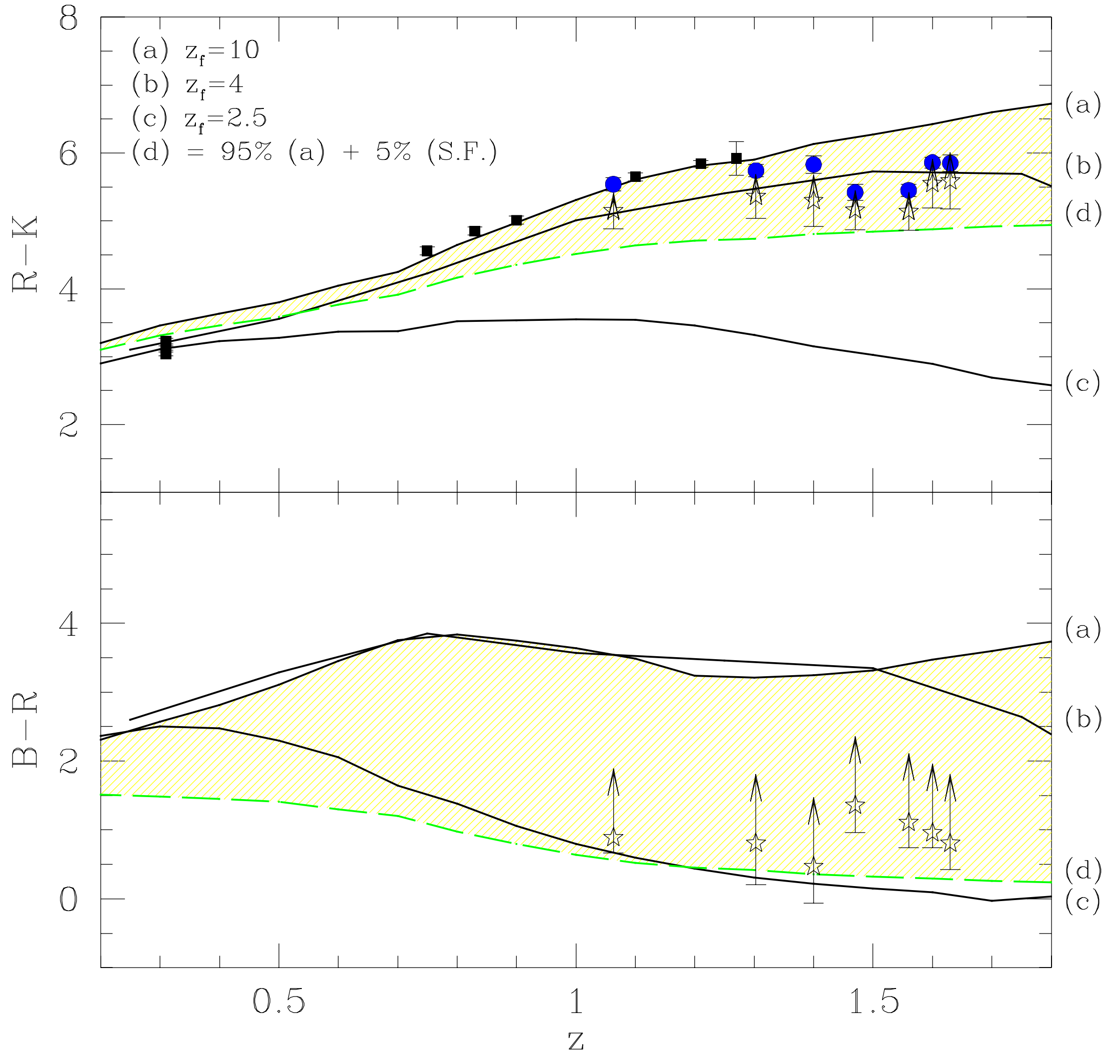

Figura 5.17: Distribución de los colores $R-K$ y $B-R$ frente al *redshift* para dos tipos de modelos de evolución de galaxias: modelo de evolución pasiva (líneas negras) para distintos *redshifts* de formación $z_{for} = 2.5, 4, 10$, y modelo de evolución pasiva más formación estelar tardía (línea verde). La zona sombreada corresponde al segundo de estos modelos para distintos porcentajes de formación estelar. Los cuadrados negros corresponden a los puntos cero de la correlacióon color-magnitud para cúmulos entre z ∼0.2-1.3. Los círculos azules corresponden a los puntos cero encontrados en nuestros cúmulos, mientras que las estrellas muestran los valores medios de los colores para las galaxias seleccionadas como miembros de los cúmulos.

rojos (pero no más azules). El primer resultado que se puede extraer de la Figura 5.17 es que la distribución de colores a lo largo del *redshift* es incompatible con una población de galaxias jóvenes, formadas a *redshifts* tan bajos como z ~2-3, ya que aunque los colores $B-R$ de algunas de las galaxias (~25%) fuesen compatible con esta hipótesis, los colores $R-K$ son claramente incompatibles.

Un modelo puro de evolución pasiva de galaxias elípticas formadas a z_{for} >2.5 tampoco nos puede explicar el rango de colores encontrado. Si bien los colores $R-K$ ajustan de forma adecuada a este tipo de evolución, el rango de colores $B-R$ esperado en función del límite inferior encontrado no concuerda con éste modelo. Sólo un modelo mixto, en el cuál los cúmulos presenten procesos de formación estelar tardíos, incluso al *redshift* de observación, nos explicaría el rango de colores encontrados. Con sólo un rango de la masa de las galaxias bajo formación estelar entre un 0 y un 5%, yuxtapuesto a la evolución pasiva típica de las galaxias elíptica viejas (zona sombreada en la Figura 5.17), se podrían describir los colores encontrados. Este resultado explicaría también, en parte, el aumento de la dispersión encontrado en la relación CM para los cúmulos a mayor *redshift*. Es necesario remarcar que el modelo mixto no debe interpretarse como que un ~5% de las galaxias del cúmulo presentasen *redshifts* de formación bajos, ya que en este caso la dispersión de colores $R-K$ sería mayor. Lo que estamos encontrando es que de entre un conjunto de galaxias viejas (que son las que configuran el cúmulo), una fracción del ~25% presenta procesos de formación estelar tardíos que implican al $\lesssim$5% de su masa.

Resultados similares se encuentran en la literatura reciente: Tanaka et al. (2000) y Haines et al. (1999) encontraron un resultado similar para cúmulos a z ~1.1 y z ~1.3, respectivamente. En ellos la fracción de galaxias rojas con exceso ultravioleta, un ~50%, parece ser mayor de la que nosotros hemos encontrado (entre un 10% y un 40%) si bien la interpretación es similar a la aquí presentada. Nuestra estimación sobre la fracción de galaxias *azules* coincide igualmente con los valores encontrados en cúmulos a z ~0.9 (Postman et al. 1998a; Lubin et al. 1998; Racos & Schombert 1995), siendo mayor que el valor encontrado a *redshifts* más bajos, z ~0.2 (Smail et al. 1998). Estudios espectroscópicos a este último rango de *redshifts* (z ~0.3-0.5), han revelado la existencia de una fracción significativa de galaxias en estados de post-formación estelar (p.ej., Dressler & Gunn 1992; Couch et al. 1994,1998; Poggianti et al. 1999). Estas galaxias parecen haber experimentado procesos de formación estelar a *redshifts* más altos, y por tanto podría tratarse de los fósiles de las galaxias con exceso ultravioleta aquí descritos.

Distribución espacial

La Figura 5.18 muestra la distribución bidimensional de las galaxias candidatas a cúmulos anteriormente seleccionadas (círculos rojos), así como las galaxias detectadas en K pero no en R (circunferencias), alguna de las cuales podrían ser también miembros de los cúmulos. En ella también se muestra una estimación de la densidad del cúmulo, cal-

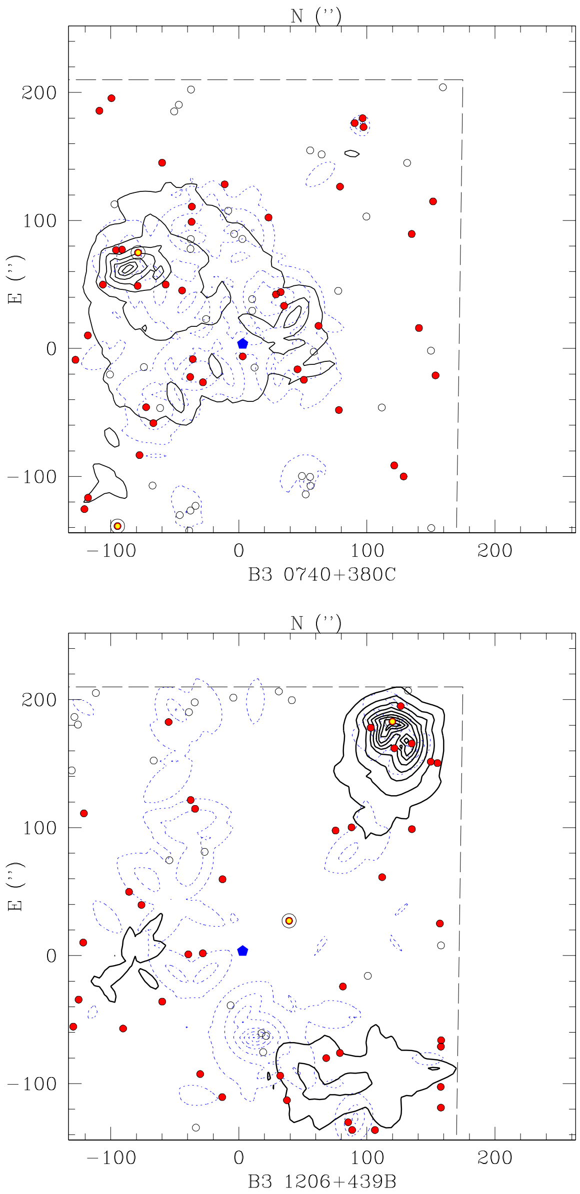

Figura 5.18: Distribución espacial de las galaxias candidatas a cúmulos en torno a los cuásares, en el area de solapamiento de las imágenes ópticas e infrarrojas (limitado por la línea discontinua). Los círculos rojos muestran las galaxias seleccionadas como miembros del cúmulo, mientras que las circunferencias muestran las galaxias detectadas en K pero no en R, suficientemente rojas como para pertenecer al cúmulo. Los contornos negros muestran una estimación de la densidad de los candidatos a miembros de cúmulo (círculos rojos), mientras que los contornos azules muestran la misma estimación para todas las galaxias representadas (círculos rojos más circunfenrencias). El primer contorno está situado a 1σ sobre la media, siendo ésta también la separación entre contornos consecutivos. La posición del cuásar está indicada con un pentágono en cada campo. Los círculos amarillos muestran las dos galaxias más brillantes de los cúmulos.

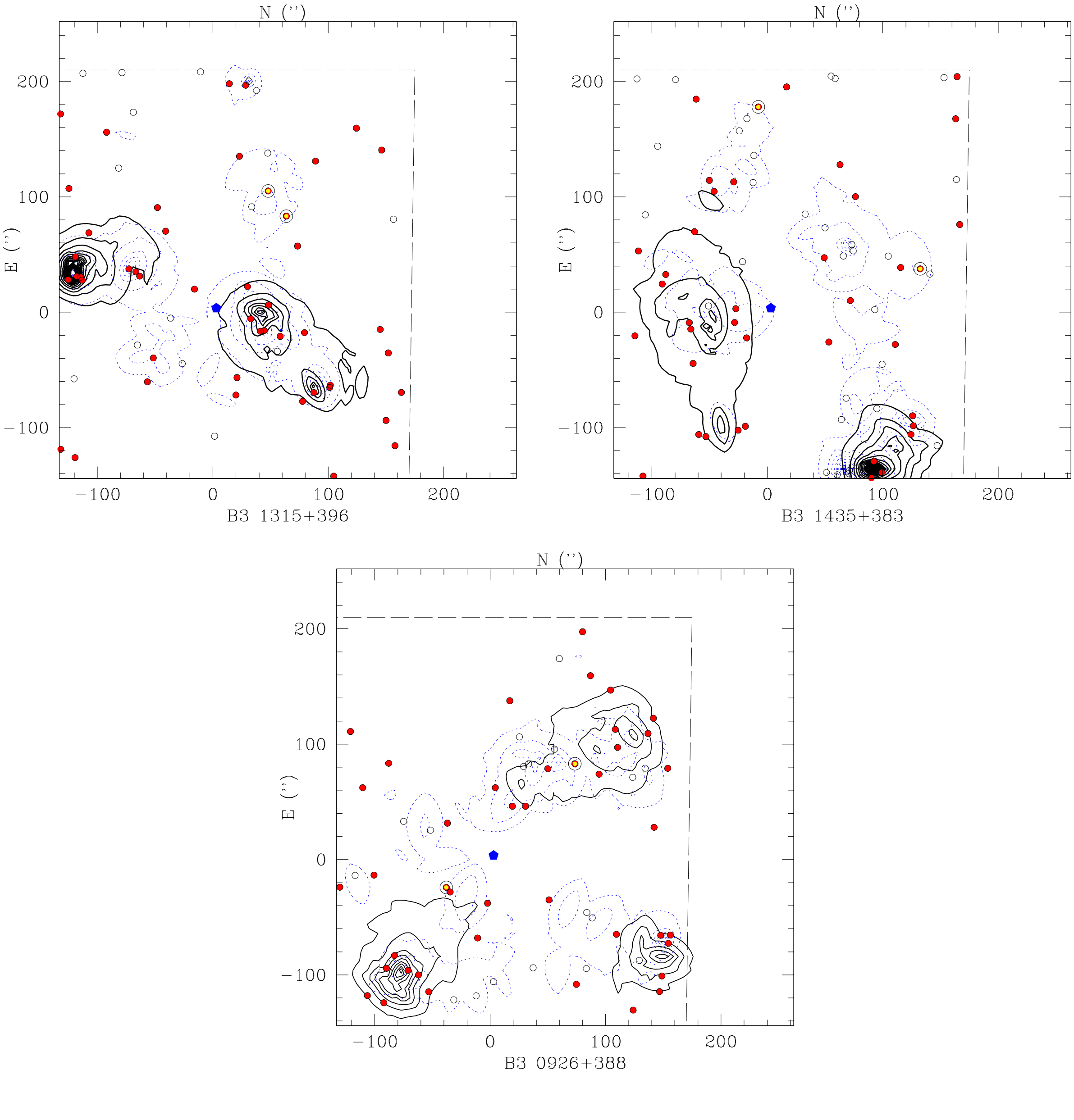

Figura 5.18: Continuación

culada mediante el método del *kernel* variable anteriormente explicado (sección 5.5), presentado mediante un trazo negro grueso, así como la misma estimación para todos los datos presentados, mediante un trazo discontinuo en color azul (candidatos a cúmulos más galaxias no detectadas en R). La posición de los cuásares se indica mediante una estrella, y la de las dos galaxias más brillantes del cúmulo mediante un círculo amarillo. Las figuras están centradas en el campo de visión de las imágenes K, mostrando las líneas discontinuas los límites de coincidencia con las imágenes ópticas, ésto es, la zona muestrada por las imágenes B, R y K.

Tal y como ya sucedía en el caso de la distribución bidimensional de excesos (sección 5.5), se puede apreciar que los cuásares no se encuentran en el centro de la densidad de los cúmulos, estando situados a unos ∼100" de éstos (∼992 kpc al *redshift* de los cuásares). Este descentrado se observa tanto si tenemos en cuenta la densidad de los candidatos a cúmulos como si tenemos en cuenta la densidad de todas las galaxias rojas (candidatas a miembros del cúmulos más galaxias no detectadas en R). Los picos de ambas submuestras solamente coinciden para los campos de los dos cuásares a *redshift* más bajo. Solo en el caso de estos dos cuásares los cúmulos presentan un solo pico por encima de 3σ, mientras que para los campos en torno a los cuásares a mayor *redshift* la distribución parece ser más la de un grupo de galaxias o proto-cúmulo que la de un cúmulo tal y como los conocemos a *redshifts* más bajos. Si bien en todos ellos existe una zona de mayor concentración de galaxias ($> 6\sigma$), que puede ser considerada como el centro del proto-cúmulo. Los perfiles radiales de las densidades respecto a estos centros ajustan a un modelo de King, con radios del núcleo (*core*), entre 202 kpc$\leq r_c \leq$850 kpc (al *redshift* del cuásar), y un valor medio de r_c ∼507 kpc. Este resultado refuerza nuestra suposición de que estamos ante cúmulos al *redshift* de los cuásares, al ser estos radios similares a los encontrados en cúmulos conocidos a *redshifts* más bajos.

El hecho de que los cuásares no se encuentren en el pico de las sobredensidades es consistente con la hipótesis de trabajo según la cual son los procesos de fusión entre galaxias los que originan/alimentan los mecanismos de actividad del núcleo: Aarseth & Fall (1980) mostraron que los procesos de fusión requieren que el encuentro entre galaxias se produzca a una velocidad que no exceda significativamente la dispersión de velocidades internas de las galaxias (aproximadamente ∼200 km s^{-1}). En la misma línea Bekki & Noguchi (1994) demostraron mediante simulaciones que la velocidad máxima relativa de las nubes de gas de las galaxias que colisionan debería de ser menor que $\lesssim$600 km s^{-1} para que el choque dé lugar a que estas nubes se concentren en una región central menor que ∼10 kpc, condición necesaria para que se produzca la alimentación de un agujero negro. Esto implica que en los núcleos de cúmulos virializados (donde la velocidad de las galaxias es $\gtrsim$600 km s^{-1}) los procesos de fusión entre galaxias serán menos eficientes que en las partes externas de los cúmulos, en los cuales la velocidad de las galaxias disminuye. Por tanto, el hecho de que los cuásares de nuestra muestra se situen a ∼2 veces el radio del *core* de los cúmulos es consistente con este escenario. El descentrado de los cuásares también fue encontrado por otros autores para rangos de *redshifts* similares (Haines et al. 1999; Tanaka et al. 2000)

En la Figura 5.18 se muestra también la posición de las dos galaxias más brillantes de los cúmulos (*BCG*), mediante círculos amarillos. En cuatro de los siete campos alguna de estas dos galaxias se encuentra situada en las cercanías del centro del cúmulo, tres de ellos los de *redshift* menor. Este hecho se observa en los cúmulos confirmados a *redshift* bajo, en los cuales suele existir una galaxia cD en el centro de los mismos. Es necesario destacar aquí el hecho de que las *BCG* no se encuentran en el centro de nuestros cúmulos a alto *redshift*, incluso en el caso de que se tengan en cuenta también las galaxias no detectadas en R. Este resultado, junto con la aparente falta de uniformidad de los cúmulos a alto *redshift*, podría indicar una evolución en la estructura de los mismos, si bien, es necesaria una confirmación espectroscopica de los resultados aquí presentados, y un estudio sobre una muestra más amplia para poder realizar una conclusión firme.

Función de luminosidad

En un artículo reciente De Propris et al. (1999) dieron a conocer un estudio sobre las funciones de luminosidad en banda K de 38 cúmulos con *redshift* comprendido entre 0.1< z <1, en su mayoría confirmados espectroscópicamente. Entre sus conclusiones se encuentra el hecho de que la magnitud típica de los cúmulos (K^*) presenta una evolución pasiva, característica de galaxias viejas, compatible también con el rango de colores. Este resultado nos indica que el estudio de las funciones de luminosidad de nuestros candidatos a cúmulo podría reforzar nuestras hipótesis: (i) ¿estamos encontrando cúmulos en el entorno de los cuásares? (ii) ¿la evolución de las galaxias componentes de estos cúmulos es compatible con que se trate de galaxias viejas formadas a alto *redshift*?.

Al contrario que De Propris et al. (1999), hemos asumido un determinado tipo de evolución (evolución pasiva, z_{for}=10), a la hora de estimar las funciones de luminosidad para cada cúmulo, comprobando *a posteriori* si las magnitudes absolutas típicas obtenidas (M_K^*) son compatibles con dicha hipótesis. La Figura 5.19 muestra las funciones de luminosidad obtenidas para cada "cúmulo" (no normalizadas por el volumen). Estas funciones de luminosidad se han ajustado a una función de Schechter (1976) para dos casos: (i) dejando el parámetro α libre y (ii) fijándolo a α=−1. Este último valor fue el encontrado por Mobasher et al. (1993), en un estudio detallado sobre la función de luminosidad de una muestra de cúmulos a bajo z. Dicha función de luminosidad, según Aragón-Salamanca et al. (1994), coincide con la obtenida para una muestra de candidatos a absorbentes de CIV a z=1.3-2 (rango que cubre el esperado para nuestros cúmulos).

Los resultados de los ajustes también se muestran en la Figura 5.19, con líneas rojas (para α libre) y azules (para $\alpha = -1$). La zona sombreada en azul muestra el rango de magnitudes típicas estimadas (M_K^*). Salvo en el caso del cúmulo a más alto *redshift* (B3 0926+388), los datos ajustan adecuadamente a los modelos. Los valores medios obtenidos mediante los ajustes fueron $\mathrm{M}_K^* = -25.13\pm0.71$ y $\alpha = -1.20\pm0.87$ (α libre), y $M_K^* = -25.36\pm0.27$ (α=-1), sin tener en cuenta los resultados del ajuste en el caso del cúmulo en torno a B3 0926+388. A pesar de la gran dispersión en los resultados, debida a que las funciones de luminosidad son sobre muestras pequeñas de galaxias (~40), se puede apreciar un buen acuerdo entre los valores obtenidos mediante los dos ajustes. Estos resultados son similares a los presentados por Mobasher et al. (1993), M_K^*=-25.1 ± 0.3 y α=-1.0$\pm$0.3, y Hall & Green (1998), $M_K^* \sim -25.3$, para α=-1 (fijo), en un rango de *redshifts* entre z ~1 y 1.4. Esta concordancia es consistente con nuestra hipótesis.

5.7 Resumen y conclusiones

En este capítulo hemos estudiado las imágenes profundas en bandas B, R y K en torno a 7 radio cuásares de la muestra B3-VLA, con un rango de *redshifts* entre $1\lesssim z \lesssim 1.6$. Se encontró un exceso significativo, entre 2σ y 6σ, con magnitudes, colores, tamaño angular del exceso, y número de galaxias compatible con cúmulos al *redshift* de los cuásares. Este resultado concuerda con resultados previos basados en estudios de los campos en torno a radio cuásares a *redshifts* similares (Hintzen et al. 1991, Hall & Green 1998), y contrasta con los resultados obtenidos para muestras de cuásares no emisores en radio (Boyle& Couch 1993, Teplitz et al. 1999), aunque en el entorno de alguno de ellos se han encontrado excesos significativos (Haines et al. 1999). Como en el caso de rango de *redshifts* más bajos los entornos de los cuásares emisores y no emisores en ondas de radio parecen tener diferencias significativas (Yee & Green 1987; Elligson et al. 1991).

Se encontró un tendencia entre la potencia en radio y el exceso de galaxias en torno a los cuásares. Esta tendencia puede explicarse por varios mecanismos: (i) si el gas intracúmulo juega un papel importante como el combustible del mecanismo nuclear, se espera que la potencia en radio aumente de forma progresiva con el aumento de la cantidad dicho gas. Es razonable pensar que la cantidad de gas intracúmulo sea mayor en los cúmulos más densamente poblados, lo que explicaría la tendencia encontrada; (ii) la emisión extensa en radio, con pendiente pronunciada en el espectro (*steep-spectrum radio emission*) se explica, normalmente, por la interacción de los *jets* con el medio intergaláctico (p.ej. Miley 1980). Este medio confina los lóbulos de emisión en radio. Es de esperar que el medio intergaláctico sea más denso en los cúmulos más poblados, y, por lo tanto, habría una conexión entre la población de los cúmulos y la potencia en radio. Quizá la combinación de ambos mecanismos sea necesaria para explicar los resultados encontrados. Es interesante destacar aquí el hecho de que al menos el segundo mecanismo explicaría la correlación entre los excesos de galaxias y la pendiente del espectro de la emisión en radio encontrada por Hall & Green (1998) y Mendes de Oliveira et al. (1998).

Se han propuesto con anterioridad dos posibles mecanismos para explicar la conexión

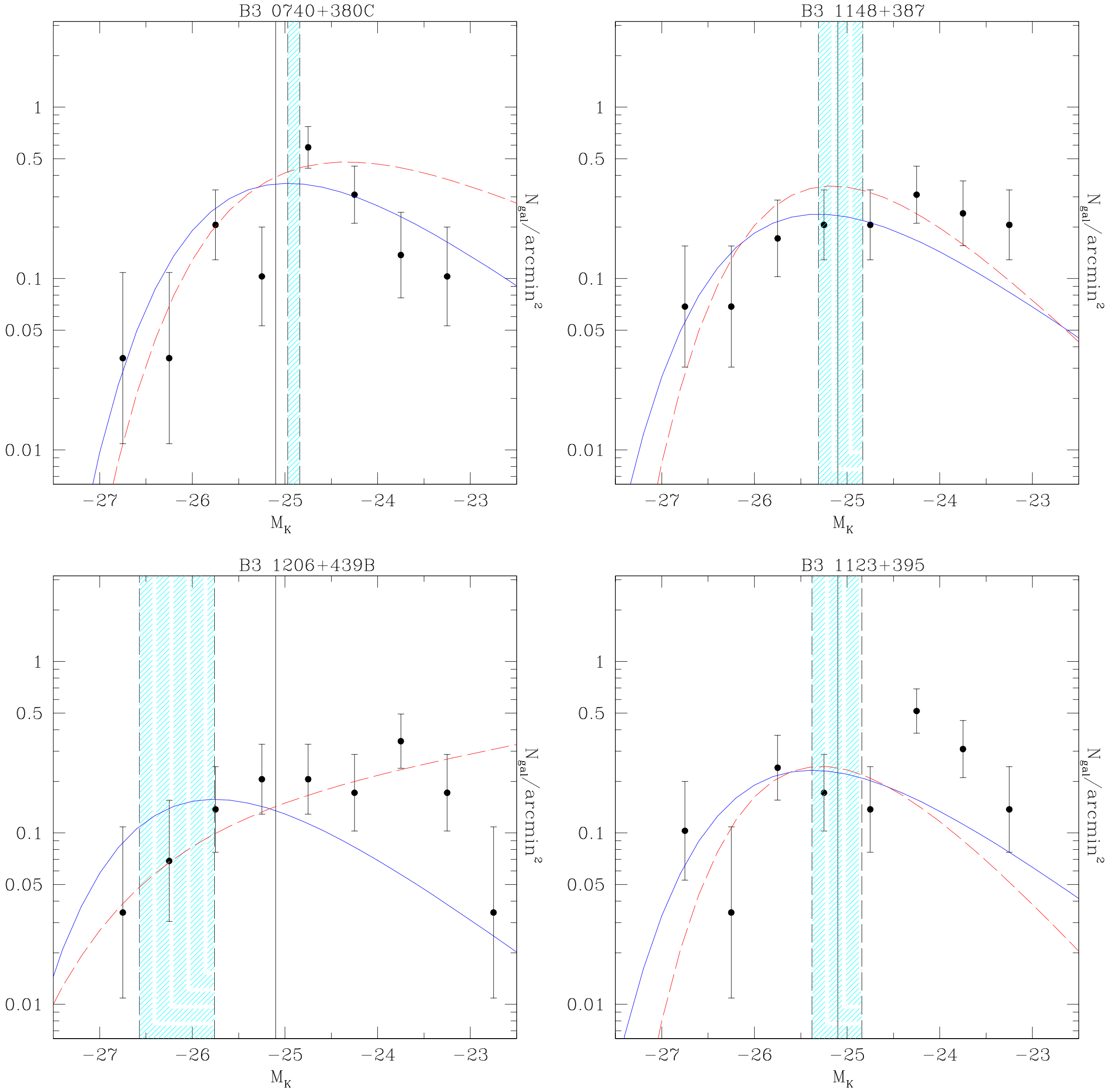

Figura 5.19: Funciones de luminosidad de los candidatos a cúmulo en torno a los cuásares. La línea discontínua roja muestra el ajuste a una función de Schechter para un valor de α libre, mientras que la línea contínua azul muestra un ajuste similar para el caso de α fijo a -1. La zona sombreada en azul muestra la región entre los dos valores de M_K^* obtenidos en ambos ajustes. La línea vertical continua muestra el límite de completitud de la detección en la banda K.

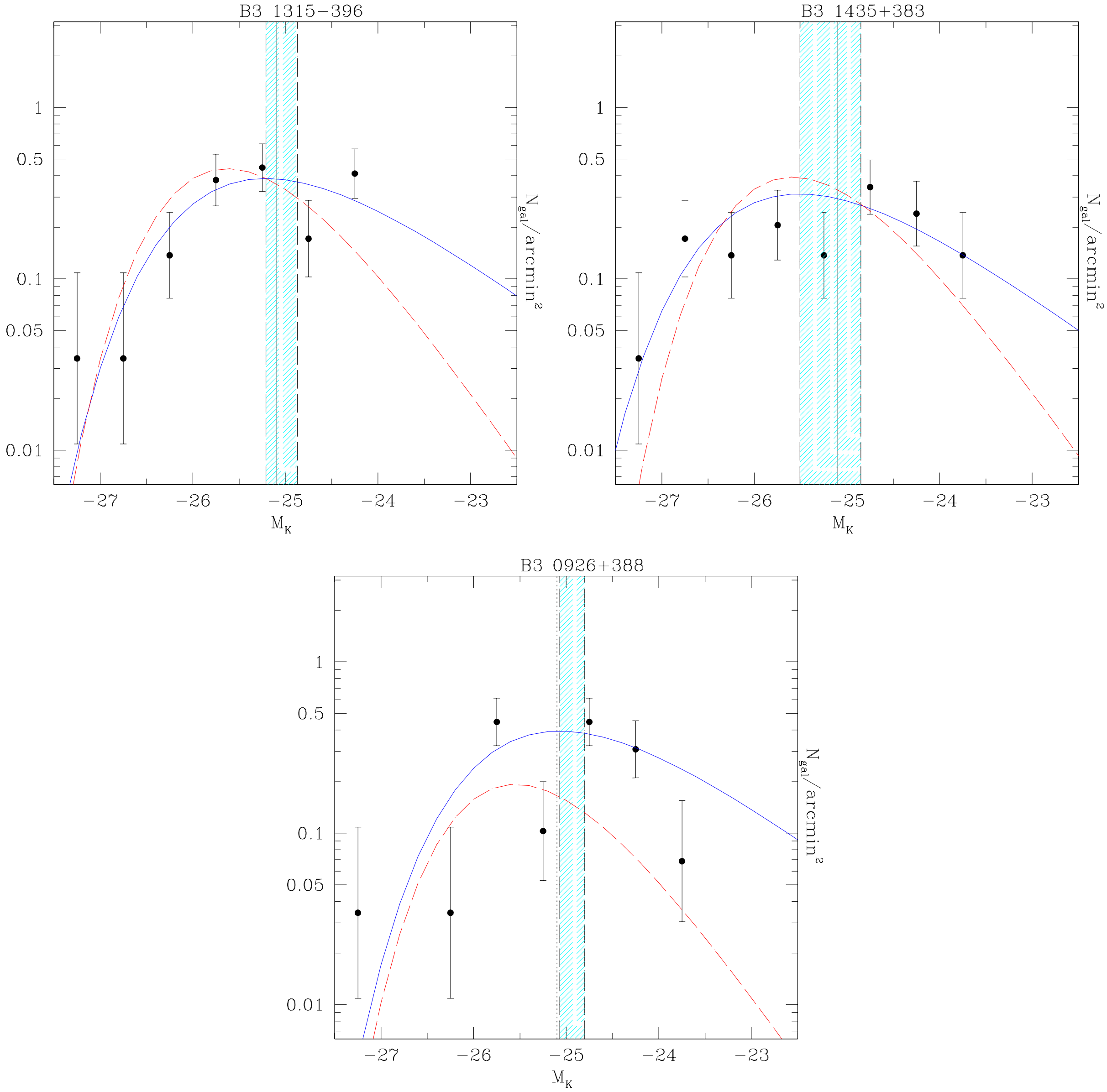

Figura 5.19: continuación

observada entre la actividad nuclear y su entorno: el estado dinámico de los cúmulos y la evolución del gas intracúmulo (Yee & Ellingson 1993). En ambos esquemas la fusión o interacción entre la galaxia anfitriona de los cuásares y sus compañeras juega un papel importante, lo cual refuerza la hipótesis de que la actividad nuclear esta inducida por un proceso de fusión entre galaxias (Barnes & Hernquist 1992; Shlosman 1994; Bekki 1999). Existen toda una serie de evidencias que refuerzan esta idea, como el alto número de galaxias anfitrionas de radio cuásares bajo aparentes procesos de interacción/fusión, sus altas magnitudes absolutas (Hutchings 1987; Disney et al. 1995; Hutchings & Neff 1997; Carballo et al. 1998; capítulo anterior).

El uso de la información en las tres bandas nos permitió comprobar que existía una envolvente de galaxias rojas en el diagrama color-magnitud ($R-K$ vs. K), compatible con la correlación encontrada para cúmulos en un rango de *redshift* entre 0.3< z <1.3. La propagación de dicha correlación hasta los *redshifts* de nuestra muestra (en algún caso incluido dentro del rango anterior), nos permitió seleccionar un conjunto de galaxias candidatas a cúmulos. De entre estas galaxias seleccionadas utilizando sus magnitudes R y K, sólo un ∼25% fueron detectas en la banda B. Este grupo de galaxias configura una muestra de galaxias rojas con exceso ultravioleta, similares a las descritas por Tanaka et al. (2000) y Haines et al. (1999).

La evolución en función del *redshift* de los colores de los miembros de los cúmulos es compatible con que el conjunto de las galaxias sigan una evolución típica de una galaxia vieja (el ∼75%), mientras que una fracción del ∼25% sigan una evolución mixta, en la cual al menos el 95% de la masa de las galaxias presenta una evolucion pasiva, típica de elípticas viejas (z_{for} ∼4-10), mientras que una fracción nunca mayor que el 5% de la masa está bajo un proceso de formación estelar reciente, incluso contemporáneo con el *redshift* de observación. Estos procesos de formación tardíos podrían estar inducidos por choques entre galaxias (Lubin et al. 1998, Tanaka et al. 2000, Haines et al. 1999). Se requieren estudios espectroscópicos de estas galaxias para confirmar estas hipótesis.

La función de luminosidad de nuestros candidatos a cúmulos es compatible con la conocida para cúmulos a *redshifts* más bajos (Mobasher et al. 1993), así como para excesos de galaxias y/o grupos de absorbentes de CIV (Hall & Green 1998; Aragón-Salamanca 1994) para el mismo rango de *redshifts*, cuando se asume una evolución pasiva para las magnitudes en la banda K (la diferencia entre esta evolución y la evolución mixta presentada en el párrafo anterior es mínima en esta banda).

Hemos encontrado que los cuásares de nuestra muestra no están en el centro de los cúmulos. Este descentrado explica en parte el suavizado que presentaba la distribución radial de excesos, la cual presentaba en apariencia dos componentes distintas (Hall & Green 1998; también sección 5.5). La posición de los cuásares respecto a los cúmulos es a su vez compatible con la hipótesis de que los procesos de fusión entre galaxias dieron lugar al nacimiento de los primeros: sólo los procesos de colisión entre galaxias cuya velocidad relativa sea similar a la velocidad interna (de las galaxias) pueden dar lugar a una fusión entre ambas, requisito necesario para la caída de masa en la parte interna, central, y la formación posterior de los cuásares. Esto limita la región en la cual una colisión puede dar lugar a un cuásar a la zona externa de los cúmulos, ya que en el núcleo la velocidad podría ser demasiado alta.

En conclusión, nuestros resultados indican que los radio cuásares de baja luminosidad a alto *redshift* habitan la parte externa de cúmulos poco poblados, los cuales presentan una evolución mixta, con una componente principal que sigue una evolución pasiva, típica de galaxias elípticas viejas, y una pequeña fracción con evidencias de formación estelar tardía, quizá inducidas por procesos de colisión. Nuestros resultados refuerzan la hipótesis de que la actividad nuclear de los radio cuásares se inicia o alimenta gracias a procesos de fusión entre galaxias.

Capítulo 6

Conclusiones

A lo largo de esta tesis hemos presentado el estudio de las propiedades ópticas e infrarrojas de la muestra B3-VLA de radio cuásares y su relación con el entorno, a distintas escalas espaciales:

– **Escala del parsec**: emisión de los cuásares (Capítulo 3). la fotometría en las bandas U, B, V, R, I y K de una fracción de entre el $\sim$43% (para la banda I), el $\sim$59% (para la banda K), el $\sim$77% (para la banda U), y cerca del $\sim$90% (para las bandas B, V y R) de los objetos de la muestra nos ha permitido caracterizar la forma de su espectro ultravioleta-óptico-infrarrojo, pudiendo obtenerse tanto los valores medios como la distribución de los colores (sección 3.1) e índices espectrales de la muestra (sección 3.2.1)

Estas distribuciones nos han permitido estimar la fracción de cuásares enrojecidos (sección 3.2), encontrándose un porcentaje inferior al $\sim$20% (objetos con colores $B-K$ >4). La distribución de colores ultravioletas ($U-V$) frente a los colores óptico-infrarrojos ($B-K$), las propiedades de la emisión en radio, así como la contribución conocida de la galaxias anfitrionas al flujo total de los cuásares, fueron utilizadas para determinar el origen de dicho enrojecimiento (sección 3.2.2). Solamente en una fracción reducida de dichos objetos se debe considerar la presencia de una cantidad significativa de polvo como la causa probable del enrojecimiento (un 8% del número total de cuásares). En ellos la cantidad de polvo necesaria para explicar sus colores inusualmente rojos originaría una extinción inferior a $A_V \lesssim$1.5 mag.

– **Escala del kiloparsec**: galaxias anfitronas de los cuásares (Capítulo 4). las imágenes profundas en banda K de 60 objetos de la muestra fueron utilizadas para tratar de detectar la galaxia anfitriona (HG) de dichos objetos, y determinar, en caso de ser detectada, su posible contribución al flujo total de los objetos. Se desarrollaron dos métodos complementarios para este estudio, cuyos límites de validez se determinaron a partir de simulaciones. Para 30 de los 60 objetos estudiados fue posible detectar la galaxia anfitriona y determinar su magnitud. En 17 de ellos fue posible determinar además su radio efectivo, su tipo morfológico, así como asociar una probabilidad a su detección (encontrándose que está era mayor que el 95% para todos ellos). Esta muestra de HGs, cuyos *redshifts* se expanden desde 0.5 hasta 2.5, es, por su número y características la más amplia hasta la fecha (sección 4.4.2).

Las HGs de nuestra muestra son galaxias elípticas, de gran luminosidad ($L_K \sim 2.7L_K^*$) y tamaño (r_e ~12 kpc), cuya distribución en el plano $\mu_e - r_e$ es similar al de las radio galaxias y las galaxias de cúmulos (sección 4.4.6). Estos resultados, junto con el número elevado de HGs con muestras de posibles procesos de interación/colisión (sección 4.4.2), concuerdan con la hipótesis de que fueron este tipo de procesos los que dieron lugar o alimentan la actividad nuclear.

La distribución de las magnitudes K a lo largo del plano $K - z$ nos muestra que estas galaxias presentan una evolución media similar a las de las radio galaxias. Dicha evolución puede describirse mediante un modelo de no evolución, y un rango de luminosidades K a cada z correlacionado con la emisión en radio (sección 4.4.3). Dicha correlación entre las luminosidades intrínsecas de las HGs y la potencia en radio podría implicar una relación más general entre la masa de la galaxia anfitriona, la masa del agujero negro central y la emisión en radio (sección 4.4.4). De forma que la potencia en radio aumentaría en función de la masa del agujero negro, y la masa de éste estaría correlacionada con la masa de la parte esferoidal de las galaxias (que en este caso, al tratarse de galaxias elípticas sería la masa total de la galaxia). La existencia de correlaciones entre la luminosidad de la HG y la luminosidad de la componente nuclear (la del cuásar una vez sustraída la contribución de la parte extensa) y entre esta última y la potencia en radio apoyan también esta hipótesis.

– **Escala de la centena del kiloparsec al Megaparsec**: cúmulos en torno a los cuásares (Capítulo 5). Las imágenes profundas en bandas B, R y K de los campos en torno a siete radio cuásares de la muestra, con *redshifts* comprendidos entre 1 y 1.6, nos permitieron determinar la existencia de sobredensidades significativas de galaxias (sección 5.4). Los rangos de magnitudes de las galaxias que producen el exceso, sus colores ópticos-infrarrojos, y su número y escalas angulares son compatibles con que los excesos sean producidos por cúmulos poco poblados asociados físicamente con los cuásares (sección 5.4). Se pudo constatar que los cuásares no habitan la zona de mayor densidad de estos excesos, pudiendo explicarse así las dos componentes aparentes que presentaba la distribución radial de excesos relativos respecto a estos objetos (sección 5.5).

La selección para cada campo de las galaxias rojas en los rangos de colores ópticos ($B-R$) y óptico-infrarrojos ($R-K$) nos permitió recuperar la envolvente roja o relación color-magnitud en el plano $R - K$ vs. K. La recuperación de ésta relación, conocida para los cúmulos confirmados espectroscópicamente en un amplio rango de *redshifts* (hasta $z \leq$1.3), refuerza nuestra hipótesis de que los excesos detectados son realmente cúmulos en torno a los cuásares. Así mismo, esta relación fue utilizada para seleccionar las galaxias candidatas a ser miembros de estos supuestos cúmulos (sección 5.6.1).

El estudio de los colores $R - K$ de las galaxias así seleccionadas indica que éstas presentan, en conjunto, una evolución típica de galaxias elípticas viejas (z_{for} $\geq$4). Sin embargo, existe una fracción del ~25% de estas galaxias con un exceso ultravioleta (ésto es, galaxias rojas en $R - K$, pero azules en el ultravioleta). La evolución de estas galaxias, encontradas también en cúmulos en torno a cuásares a *redshifts* similares a los de nuestra muestra, podría ser descrita mediante un modelo mixto, en el cual el conjunto de las galaxias siguiese una evolución como la anteriormente descrita (galaxias elípticas viejas, con z_{for} $\geq$4), con una pequeña fracción de su masa sufriendo un proceso de formación estelar tardío, tal vez inducido por procesos de colisiones (sección 5.6.2).

La distribución bidimensional de los candidatos a cúmulos confirma que los cuásares no se encuentran en la zona de mayor densidad o *core* de los mismos, sino más bien en la zona externa. Para el caso de los cúmulos a *redshifts* más altos, dicha distribución presenta más de un pico por encima de 3σ, lo que parece indicar que podrían tratarse más de protocúmulos que de cúmulos virializados tal y como los conocemos a bajo z. La posición de los cuásares dentro de los cúmulos concuerda con la hipótesis según la cual el origen de los cuásares estaría provocado por un proceso de fusión entre galaxias, al ser una región de baja velocidad intergaláctica, en la cual la colisión entre galaxias puede dar lugar a una fusión de las mismas (sección 5.6.2).

En resumen, nuestro estudio ha dado soporte observacional a dos hipótesis sobre la naturaleza de los radio cuásares:

(a) Los esquemas de unificación de radio fuentes extragalácticas, que parecen confirmarse, al menos en parte, a partir de los resultados del capítulo 4.

(b) La hipótesis del origen/alimentación de los cuásares mediante procesos de colisión/interación entre galaxias. Los resultados de los capítulos 4 y 5 concuerdan con esta hipótesis.

Sin embargo las preguntas o líneas de investigación que ha suscitado este estudio son quizá más amplias aún que las respuestas obtenidas:

- ¿La forma del espectro es general para todos los tipos de cuásares o presenta diferencias entre las diferentes familias de éstos objetos?
- ¿Es el ángulo de visión el único parámetro en los esquemas de unificación de radio fuentes o deben de tenerse en cuenta otros como la edad de la radio fuente, o la masa de la galaxia anfitriona?
- ¿Son por tanto los cuásares objetos con tiempos de vida comparables a los de las radiogalaxias o son éstas más duraderas?
- ¿Qué papel juega la masa del agujero negro en la emisión en radio, y cuál es su relación con la masa de la componente esferoidal de la galaxia anfitriona?
- ¿Cómo se relaciona la sobredensidad de masa en el entorno de los cuásares con la masa de la componente esferoidal?

- ¿Está relacionada la existencia de una fracción de objetos rojos con exceso ultravioleta en los cúmulos en torno a los cuásares con los procesos de colisión que podrían dar lugar a estos objetos?

Es necesario continuar con la labor investigadora iniciada:

1. Completando la fotometría multibanda de los objetos, cubriendo más bandas (p.ej. Z,J,H).

2. Ampliando la muestra de HGs estudiada, tanto en la banda K como en otras bandas, y realizando espectroscopía de dichas galaxias.

3. Realizando espectroscopía de las galaxias candidatas a cúmulos. Continuando los estudios de las sobredensidades de galaxias en torno a una muestra más amplia de cuásares.

4. Utilizando dichas muestras de cúmulos a diferentes edades cosmológicas para comprobar distintos modelos de evolución de galaxias, así como para la detección de lentes gravitatorias y nuevas galaxias a alto *redshift*.

5. Repetir todo el estudio sobre otras muestras de cuásares, con el fin de comprobar las posibles dependencias con las propiedades de las mismas.

Es interesante destacar aquí el hecho de que para este tipo de estudios, sobre todo para el estudio espectroscópico de las HGs o la confirmación espectroscópica de los cúmulos a alto *redshift*, se hace necesario el uso de telescopios de gran tamaño, como el GEMINI, o el GTC, en estado de construcción en el Observatorio Internacional de Roque de los Muchachos (La Palma). Para el estudio morfológico de las galaxias anfitrionas a alto *redshift* habrá que esperar hasta la aparición de telescopios espaciales de mayor tamaño que el HST, operando en rangos de longitudes de onda infrarrojas (como el NGST, *Next Generation Space Telescope*), o la nueva generación de telescopios de gran tamaño con sistemas de óptica adaptativa incorporados (como el ELT, *Extreme Large Telescope*). Como preludio de estos estudios estamos iniciando un proyecto con una muestra de cuásares optimizados para óptica adaptativa, para el cual tenemos concedido tiempo en el WHT, utilizando NAOMI.

Bibliografía

[1] Aarseth S.J., Fall S.M., 1980, ApJ, 236, 43

[2] Abell G.O., 1958, ApJS, 3, 211

[3] Antonucci R., 1993, ARAA, 31, 473

[4] Aragón-Salamanca A., Ellis R.S., Couch W.J., Carter D., 1993, MNRAS, 262, 764

[5] Aragón-Salamanca A., Ellis R.S., Schwartzenberg J.M., Bergeson J.A., 1994, ApJ, 421, 27

[6] Aretxaga I., LeMignant D., Melnick J., Terlevich R.J., Boyle B.J., 1998, MNRAS, 298, 13

[7] Bahcall J.N., Kirhakos S., Scheneider D.P.,1994, ApJ, 435,L11

[8] Bahcall J.N., Kirhakos S., Scheneider D.P.,1995a,ApJ, 447, L1

[9] Bahcall J.N., Kirhakos S., Scheneider D.P.,1995b, ApJ, 450, 486

[10] Bahcall J.N., Kirhakos S., Scheneider D.P.,1996, ApJ, 457, 557

[11] Bahcall J.N., Kirhakos S., Saxe D.H., Scheneider D.P., 1997, ApJ, 479

[12] Bailey M.E., Sparks W.B., 1983, MNRAS, 204, 53

[13] Baker J.C., Hunstead R.W., 1995, ApJ, 452, L95; erratum 1996, ApJ, 468, L131

[14] Barcons X., Lanzetta K.M., Chen H.W., Yahata N., Webb J.K., Fernández-Soto A., Ortiz-Gil A., 1999, ASS, 263, 75

[15] Barnes J.E., Hernquist L., 1992, ARA&A, 30, 705

[16] Barthel P., 1989, ApJ, 336, 606

[17] Bekki K., Noguchi M., 1994, AA, 290, 7

[18] Bekki K., 1999 [astro-ph/9904044]

[19] Benítez N., Martínez-González E., González-Serrano J.I., Cayón L., 1995, AJ, 109, 935

[20] Benn C.R., Vigotti M., Carballo R., González-Serrano J.I., Sánchez S.F., 1998, MNRAS, 295, 451

[21] Benn C.R., Vigotti M., Sánchez S.F., Carballo R., González-Serrano J.I., 2000, MNRAS, enviado

[22] Bershady M.A., Lowenthal J.D., Koo D.C., 1998, ApJ, 505, 50

[23] Bertin E., Arnouts S., 1996, AAS, 117, 393

[24] Boroson T.A., Oke J.B., 1982, Nature, 296, 397

[25] Boroson T.A., Oke J.B., 1984, ApJ, 281, 535

[26] Boroson T.A., Persson S.E., Oke J.B., 1985, ApJ, 293, 100

[27] Bower R.G., Lucey J.R., Ellis R.S., 1992, MNRAS, 254, 601

[28] Boyle B.J., Couch W.J., 1993, MNRAS, 264, 604

[29] Boyle B.J., di Matteo T., 1995, MNRAS, 277, L63

[30] Bromley B.C., Press W.H., Lin H. , Kirshner R.P., 1998, ApJ, 505, 25

[31] Bruzual A.G., 1983, ApJ, 273, 105

[32] Bruzual A.G., Charlot S., 1993, ApJ, 405, 558

[33] Butcher H., Oemler A. Jr., 1978, ApJ, 226, 559

[34] Butcher H., Oemler A. Jr., 1984, ApJ, 285, 426

[35] Canalizo G., Stockton A., 2000, ApJ, 328, 201

[36] Capaccioli M., Caon N., D'Onofrico M., 1992, MNRAS, 259, 323

[37] Capaccioli M., de Vaucouleurs G., 1983, ApJS, 52, 465

[38] Carballo R., Sánchez S.F., González-Serrano J.I., Benn C.R., Vigotti M., 1998, AJ, 115, 1234

[39] Carballo R., González-Serrano J.I., Benn C.R., Sánchez S.F., Vigotti M., 1999, MNRAS, 306, 137

[40] Cimatti A., Villani D., Pozzetti L., di Serego Alighieri S., 2000, MNRAS, en prensa [astro-ph/9910485]

[41] Couch W.J., Ellis R.S., Sharples R.M., Smail I., 1994, ApJ, 430, 121

[42] Couch W.J., Barger A.J., Smail I., Ellis R.S., Sharples R.M., 1998, ApJ, 497, 188

[43] Croft R.A., Weinberg D.H., Pettini M., Hernsquist L., Kantz N., 1999, ApJ, 520, 1

[44] De Propis R., Stanford S.A., Eisenhardt P.R., Dickinson M., Elston R., 1999, AJ, 118, 719

[45] Disney M., Boyce P.J., Blades J.C. , et al., 1995, Nature, 376, 150

[46] Dressler A., 1980, ApJ, 236, 351

[47] Dressler A., Gunn J.E., 1992, ApJS,78,1

[48] Dunlop J.S., Taylor G.L., Hughes D.H., Robson E.L., 1993, MNRAS, 264, 445

[49] Eales S.A., Rawlings S., 1996, ApJ, 460, 68

[50] Ellingson E., Yee H.K.C., Green R.F., 1991, ApJ, 371, 49

[51] Elvis M., et al., 1994, ApJ, 95, 1

[52] Epanechnikov V.A. , 1969, Theor. Probab. Appli. 14, 15

[53] Ferrarese L.& Merrit D., 2000, ApJL, 539, 9

[54] Ferreras I., Silk J., 2000, ApJ, 532, 193

[55] Ferreras I., Charlot S., Silk J., 1999, ApJ, 521, 81

[56] Ficarra A., Grueff G., Tomasetti G., 1985, AAS, 59, 255

[57] Fisher K.B., Bahcall J.N., Kirkhakos S., Schneider D.P., 1996, ApJ, 468, 469

[58] Francis P.J., Hewett P.C., foltz C.B., Chafee F.H., Weyman R.J., Morris S.L., 1991, ApJ, 373, 465

[59] Francis P.J., Whiting M.T., Webster R.L., 2000,PASA, 17, 56

[60] Franceschini A., Vercellone S., Fabian A.C., 1998,MNRAS, 397, 817

[61] Gardner P., 1998, PASP, 110, 291

[62] Gehren T., Fried J., Wehinger P.A., Wycoff S., 1984, ApJ, 278, 11

[63] González-Serrano J.I., Carballo R., Pérez-Fournon I., 1993, AJ, 105, 1710

[64] Haines C.P., Clowes R.G., Campusano L.E., Adamson A.J., 1999, MNRAS, en prensa

[65] Hall P.B., Green R.F., 1998, ApJ, 507, 558

[66] Hall P.B., Green R.F., Cohen M., 1998, ApJS, 119, 1

[67] Hamabe M., Kormendy J., 1987, En: *Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies*, IAU Symp. No. 127, p. 379, ed. de Zeeuw T., Reidel, Dordrecht

[68] Heckman T.M., Bothun G.D., Balick B., Smith E.P., 1984, AJ, 89, 958

[69] Heckman M.T., Miley G.K., Lehnert M.D., van Breugel W., 1991, ApJ, 370, 78

[70] Hintzen P., 1984, ApJS, 55, 533

[71] Hintzen P., Romanishin W., Valdes F., 1991,ApJ, 366, 7

[72] Hoessel J.G., Oegerle W.R., Schneider D.P., 1987, AJ, 94, 1111

[73] Hughes D.H., Kukula M.J., Dunlop J.S., Boroson T., 2000, MNRAS, in press

[74] Hutchings J.B., 1987, ApJ 320,122

[75] Hutchings J.B., 1995, Nature News&Views, 376, 118

[76] Hutchings J.B., Crampton D., Campbell b., 1984, ApJ, 280, 41

[77] Hutchings J.B., Crampton D., Persram D., 1993, AJ, 106, 1324

[78] Hutchings J.B., Holtzman J., Sparks W.B, Morris S.C., Hnisch R.J., Mo J., 1994, ApJ, 429, L1

[79] Hutchings J.B., Morris S.C., 1995, AJ, 109, 1541

[80] Hutchings J.B., Neff S.G., 1992, AJ, 104,1

[81] Hutchings J.B., Neff S.G., 1997, AJ, 113, 550

[82] Jedrzejewski R.I., 1987, MNRAS, 226, 747

[83] Kent S.M., 1985, PASP, 97, 165

[84] Kodama T., Arimoto N., 1997, AA, 320, 41

[85] Kodama T., Arimoto N., Barger A.J., Aragón-Salamanca A., 1998, AA, 334, 99

[86] Kolb E.W., Turner M.S., 1990, "The Early Universe", Addison-Wesley Publishing Company, p. 42-45

[87] Kotilainen J.K., Falomo R., Scarpa R., 1998, AA, 332, 503

[88] Kron R., 1980, ApJS, 43, 305

[89] Kukula M.J., Dunlop J.S., Hughes D.H., Taylor G., Boroson T., 1997, Quasar Hosts, Ed. D.L.Clements & I.Pérez-Fournón, ESO-IAC Conference, p. 177

[90] Lacy M., Bunker A.J.& Ridway S.E., 2000 [astro-ph/0003290]

[91] Landolt A.U., 1992, AJ, 104, 340

[92] Lehnert M.D., Heckman T.M., Chambers K.C., Miley G.K., 1992, ApJ, 393, 68

[93] Lehnert M., Matthew D., W.van Breugel J.M., Heckman M.T., Miley G.K., 1999a, ApJSS, 124, 11

[94] Lehnert M., Miley G.K., Sparks W.B., Baum S.A., Biretta J., Golombek D., DeKoff S., Macchetto F.D., McCarthy P.J., 1999b, ApJSS, 123, 351

[95] Lilly S.J., 1989, ApJ, 340, 77

[96] Lilly S.J., Longair M.S., Allington-Smith J.R., 1985, MNRAS, 215, 37

[97] Loeb A., 1993, ApJ, 403, 542

[98] López-Cruz O., 1997, Tesis Doctoral, Universidad de Toronto

[99] Lubin L.M., Postman M., Oke J.B., Ratnatunga K.U., Gunn J.E., Hoessel J.G., Scheneider D.P., 1998, AJ, 116, 584

[100] Lucy L.B., 1974, AJ, 79, 745

[101] Lucy L.B., 1992, AJ, 104, 1260

[102] Lynden-Bell D., 1969, Nature, 223, 690

[103] MacKenty J.W., 1990, ApJS, 72, 231

[104] Magorrian J. et al. 1998, AJ, 115, 2285

[105] Masci F.J., 1997, Tesis Doctoral, Universidad de Melbourne.

[106] Masci F.J., Webster R.L., Francis P.J., 1998, MNRAS, 301,975

[107] Mason K.O. et al. 2000, MNRAS, 311, 456

[108] McLeod K.K., Rieke G.H., 1994a, ApJ, 420, 58

[109] McLeod K.K., Rieke G.H., 1994b, ApJ, 431, 137

[110] McLure R.J., Kukula M.J., Dunlop J.S., Baum S.A., O'Dea C.P., Hughes D.H., 1999, MNRAS, 308, 377

[111] Mendes de Oliveira C. , Drory N., Hopp U., Bender R., Saglia R.P., 1998, Proceedings of the XIV IAP meeting *Wide field surveys in cosmology*, Paris, Editions Frontieres, p. 169

[112] Metcalfe N., Shanks T., Fong R., Jones L.R., 1991, MNRAS, 249, 498

[113] Miley G., 1980, ARA&A, 18, 165

[114] Mobasher B., Sharples R.M., Ellis R.S., 1993, MNRAS, 263, 560

[115] Mobasher B., Guzmán R., Aragón-Salamanca A., Zepf S., 1999, MNRAS, 304, 225

[116] Muriel H., Valotto C.A., Lambas D.G., 1998, ApJ, 506, 540

[117] Natali F., Giallongo E., Cristiani S., La Franca F., 1998, AJ, 115, 397

[118] Nolan L.A., Dunlop J.S., Kukula M.J., Hughes D.H., Boroson T., Jimenez R., 2000, MNRAS, in press

[119] Poggianti B.M., Smail I., Dressler A., Couch W.J., Barger A.J., Butcher H., Ellis R.S., Oemler A., 1999, ApJ, 518, 576

[120] Postman M., Lubin L.M., Oke J.B., 1998a, AJ, 116, 560

[121] Postman M., Lauer T.R., Szapudi I. , Oegerle W., 1998b, ApJ, 506, 33

[122] Puchnarewicz E.M., Mason K.O., 1998, MNRAS, 293, 243

[123] Racos K.D., Schombert J.M., 1995, ApJ, 439, 47

[124] Rawlings S., Lacy M., Silvia D.S., Eales S.A., 1995, MNRAS, 274, 428

[125] Rawlings S., Blundell K.M., Lacy M., Willot C.J., Eales S.A., 1998, Proceedings of the workshop "Observational Cosmology with Radio Surveys", Kluwer, ASSL, vol 226, p. 171

[126] Richardson W.H., 1972, J.Opt.Soc.Am., 62, 52

[127] Ridgway S.E., Stockson A., 1997, AJ, 114, 511

[128] Riegler M.A., Lilly S.J., Stockton A., Hammer F., Le Fèvre O., 1992, ApJ, 385, 61

[129] Rieke G.H., Lebofsky M.J., Kinman T.D., 1979, ApJ, 232, L151

[130] Salpeter E.E., 1955, ApJ, 121, 161

[131] Sánchez S.F., González-Serrano J.I., 1999, AA, 352, 395

[132] Sarocco P., Iovino A., Garilli B., Maccagni D., Chincarini G., 1997, AJ, 114, 887 [ESO K1,K2]

[133] Schechter P., 1976, ApJ, 203, 297

[134] Schmidt M., Green R.F., 1983, ApJ, 269, 352

[135] Shlosman I., ed. 1994, Mass-Transfer Induced Activity in Galaxies (New York: Cambridge Univ. Press)

[136] Serjeant S., Rawlings S., 1995, Nature, 379, 304

[137] Serjeant S., Rawlings S., Maddox S.J., Baker J.C., Clements D., Lacy M., Lilje P.B., 1998, MNRAS, 294, 494

[138] Silverman B.W., 1986, Density estimation for statistics and data analysis, monograph on statistics and applied probability (London: Chapman and Hall)

[139] Smail I., Edge A.C., Ellis R.S., Blandford R.D., 1998, MNRAS, 293, 124

[140] Smith E.P., Heckman T.M., 1990, ApJ, 348, 38

[141] Smith E.P., Heckman T.M., Bothun G.D. , Romanishin W., Balick B., 1986, ApJ, 306, 64

[142] Spinrad H., Djorgovski S., Marr J., Agular L., 1985, PASP, 97, 932

[143] Srianand R., Kembhavi A., 1997, ApJ, 478, 70

[144] Stanford S.A., Elston R., Eisenhardt P.R.M., Spinrad H., Stern D., Dey A., 1997, AJ, 114, 2232

[145] Stanford S.A., Eisenhardt P.R., Dickinson M., 1998, ApJ, 492, 461

[146] Stockton A., 1982, ApJ, 257, 33

[147] Stockton A., Mackenty J.W., 1987, ApJ, 316, 584

[148] Tanaka I., Yamada T., Aragón-Salamanca A., Kodama T., Miyaji T., Ohta K., Arimoto N., 2000, ApJ, 528, 123

[149] Taylor G.T., Dunlop J.S., Hughes D.H., Robson E.I., 1996, MNRAS, 283, 930

[150] Teplitz H.I., McLean I.S., Malkan M.A., 1999, ApJ, 520, 469

[151] Urry C.M., Padovani P., 1995, PASP, 107, 803

[152] Van Breugel W., de Breuck C., Stanford S.A., Stern D., Röttgering H., Miley G., 1999, ApJ, 518, 61

[153] Véron-Cetty M.P., Véron P., 1984, *A Catalog of Quasars and Active Nuclei* (Munich: European Southern Observatory).

[154] Véron-Cetty M.P., Woltjer L., 1990, A&A, 236, 69

[155] Vigotti M., Grueff G., Perley R., Clarck B.G., Bridle A.H., 1989, AJ, 98, 419

[156] Vigotti M., Vettolani G.V., Merighi R., Lahulla J.F., Pedani M., 1997, A&AS, 123, 1

[157] Visvanathan N., Sandage A., 1977, ApJ, 216, 214

[158] Warren S.J., Hewett P.C., Foltz C.B., 2000, MNRAS, 312, 827

[159] Willot C.J., Rawlings S., Blundell K.M., Lacy M., 1998, MNRAS, 300, 625

[160] Webster R., Francis P.J., Peterson B.A., Drinkwater M.J., Masci F.J., 1995, Nature, 375, 469

[161] Wold M., Lacy M., Lilje P.B.& Serjeant S., 2000, MNRAS, 316, 267

[162] Yamada T, Tanaka I., Aragón-Salamanca A., et al., 1997, ApJ, 487, L125

[163] Yee H.K., 1987, AJ, 94, 1461

[164] Yee H.K., Ellingson E., 1993, ApJ, 411, 43

[165] Yee H.K., Green R.F., 1984, ApJ, 280, 79

[166] Yee H.K., Green R.F., 1987, ApJ, 319, 28

Apéndice A

Muestra B3-VLA de radio cuásares

La Tabla A.1 muestra las posiciones en el cielo de los radiocuásares B3-VLA, con respecto al equinoccio de 1950. El flujo en radio a 408 MHz, el índice espectral entre este flujo y el flujo a 1460 MHz (definido α como $S_{1460} = S_{408}\nu^{-\alpha}$), y el *redshift* espectroscópico también se han incluido. Los datos aquí presentados fueron extraídos de Vigotti et al. (1997). Para los 5 cuásares nuevos se utilizaron los datos disponibles en la NED (*NASA Extragalactic Database*).

Tabla A.1: Muestra B3-VLA de radio cuásares

Nombre B3	RA (1950)	DEC (1950)	S_{408}	α_{408}^{1460}	R_{POSS}	z
0006+397	00 06 28.54	+39 45 05.2	1.15	0.66	19.5	1.830
0013+387	00 13 22.79	+38 43 47.0	0.74	0.98	18.5	1.721
0019+431	00 19 08.17	+43 11 47.1	2.22	1.34	19.4	1.050
0022+390	00 22 46.64	+39 02 58.9	1.10	0.10	18.6	1.932
0022+399	00 22 03.51	+39 59 36.4	0.20	0.58	20.0	1.983
0027+380	00 27 42.10	+38 00 47.2	0.58	1.08	19.3	1.066
0027+395	00 27 03.23	+39 32 03.4	0.41	0.69	18.5	1.388
0032+423	00 32 23.26	+42 21 49.6	0.92	0.94	18.2	1.588
0034+393	00 34 54.24	+39 21 42.4	0.20	-0.08	17.0	1.937
0106+380	01 06 36.49	+38 00 47.8	0.45	0.74	16.9	0.583
0107+398	01 07 54.05	+39 51 22.2	0.11	0.90	18.8	0.823
0110+401	01 10 26.48	+40 10 19.6	1.08	0.65	19.7	1.479
0130+384	01 30 05.06	+38 25 38.1	0.53	1.01	19.3	0.889

Tabla A.1: Continuación

Nombre B3	RA (1950)	DEC (1950)	S_{408}	α_{408}^{1460}	R_{POSS}	z
0137+401	01 37 36.18	+40 09 03.9	0.82	0.85	18.9	1.620
0139+389A	01 39 13.02	+38 57 34.4	0.43	0.67	20.0	1.106
0143+446B	01 43 45.30	+44 40 21.0	1.71	0.99	17.8	0.813
0144+430	01 44 55.86	+43 04 48.1	0.92	1.01	19.3	1.790
0144+432	01 44 53.6	+43 17 21.5	0.82	0.70	21.5	1.260
0157+442	01 57 32.74	+44 12 44.6	3.26	0.91	19.2	0.721
0158+394	01 59 00.20	+39 28 55.0	0.12	0.18	18.4	0.780
0207+395	02 07 07.47	+39 35 51.6	0.36	0.96	18.0	0.818
0209+394	02 09 33.86	+39 28 16.3	0.13	0.50	19.1	0.927
0217+417	02 17 06.31	+41 43 56.9	0.85	0.94	18.4	1.430
0219+443	02 19 06.20	+44 19 17.8	0.89	1.17	17.9	0.852
0224+393	02 24 00.97	+39 18 14.2	0.89	0.68	19.0	1.571
0225+389	02 25 52.93	+38 54 22.5	0.22	0.70	16.4	0.336
0226+467	02 26 05.20	+46 46 54.0	2.45	0.93	20.0	1.216
0232+411B	02 32 45.82	+41 10 13.5	2.75	0.99	17.4	0.500
0239+397	02 39 44.63	+39 43 00.7	0.37	0.86	20.0	1.159
0249+383	02 49 58.98	+38 23 10.9	0.95	0.34	18.5	1.120
0255+460	02 55 08.10	+46 04 06.0	1.74	0.77	20.0	1.210
0701+392	07 01 05.07	+39 15 54.3	1.17	0.75	18.8	1.283
0704+384	07 04 08.41	+38 26 56.8	2.87	1.06	17.4	0.579
0724+396	07 24 45.10	+39 36 38.0	0.24	1.09	19.8	2.753
0726+431	07 26 16.70	+43 07 35.5	1.29	1.17	18.2	1.072
0729+391	07 29 57.02	+39 11 34.9	0.26	0.43	17.9	0.663
0739+397B	07 39 45.93	+39 48 39.8	1.02	0.57	18.0	1.700
0739+398	07 39 13.28	+39 51 42.4	0.17	0.22	19.4	2.186
0740+380C	07 40 56.75	+38 00 31.6	5.55	1.29	16.7	1.063
0754+394	07 54 38.20	+39 28 34.0	0.13	1.03	13.4	0.096
0756+406	07 56 52.69	+40 38 10.6	0.50	0.86	18.8	2.016
0802+398	08 02 36.62	+39 49 22.4	0.41	1.01	19.6	1.800
0821+394	08 21 37.31	+39 26 27.7	2.59	0.58	17.5	1.216
0821+447	08 21 50.27	+44 46 14.2	2.26	0.90	17.0	0.893
0824+397	08 24 48.59	+39 45 38.5	0.27	0.95	17.5	0.760
0827+378	08 27 55.10	+37 52 18.2	5.17	0.80	18.2	0.914
0829+425	08 29 26.28	+42 35 12.5	0.82	0.56	18.6	1.056
0836+426	08 36 35.50	+42 38 34.1	1.12	0.65	19.6	0.595
0849+424	08 49 15.71	+42 26 47.5	1.31	0.90	18.0	0.978
0859+470	08 59 39.90	+47 02 57.0	2.81	0.21	18.6	1.462
0904+386	09 04 35.15	+38 39 46.5	0.43	0.83	17.7	1.730
0906+430	09 06 17.26	+43 05 58.0	11.90	0.87	18.0	0.670
0907+381	09 07 44.92	+38 11 32.5	0.43	0.39	17.3	2.160

Tabla A.1: Continuación

Nombre B3	RA (1950)	DEC (1950)	S_{408}	α_{408}^{1460}	R_{POSS}	z
0910+392	09 10 42.31	+39 14 37.7	0.41	1.08	19.2	0.638
0912+392	09 12 55.43	+39 12 50.9	0.21	1.08	20.0	1.978
0913+391	09 13 39.50	+39 07 01.7	1.65	0.25	18.1	1.250
0918+381	09 18 39.27	+38 06 57.7	2.45	1.07	19.1	1.108
0922+407	09 22 50.59	+40 42 48.6	0.48	0.33	19.6	1.876
0922+422	09 22 47.56	+42 16 37.2	0.97	1.20	18.3	1.750
0922+425	09 22 12.43	+42 30 28.3	1.15	1.22	19.4	1.879
0923+392	09 23 55.29	+39 15 23.4	3.33	0.09	16.9	0.698
0926+388	09 26 34.45	+38 49 13.6	0.50	1.09	18.3	1.630
0935+397	09 35 33.06	+39 47 52.5	0.32	0.63	19.1	2.493
0937+391	09 37 59.10	+39 07 31.0	1.88	0.86	17.5	0.618
0945+408	09 45 50.16	+40 53 44.1	2.45	0.51	17.2	1.252
0951+408	09 51 39.03	+40 50 56.5	0.92	1.03	18.5	0.783
0953+398	09 53 05.90	+39 49 32.1	0.50	0.41	19.7	1.179
0955+387	09 55 01.70	+38 44 19.3	1.42	1.10	20.0	1.405
1007+417	10 07 26.13	+41 47 25.3	4.10	0.79	15.0	0.613
1015+383	10 15 28.92	+38 20 34.5	0.64	0.86	17.7	0.380
1019+397	10 19 40.57	+39 47 00.8	0.17	0.86	16.2	0.605
1020+400	10 20 14.56	+40 03 26.8	1.77	0.37	16.7	1.250
1030+415	10 30 07.78	+41 31 34.0	1.02	0.43	17.4	1.120
1105+392	11 05 51.57	+39 14 56.2	2.31	0.87	18.1	0.781
1109+437	11 09 52.28	+43 42 06.1	4.77	1.09	18.6	1.680
1111+408	11 11 53.28	+40 53 41.9	10.92	1.16	16.3	0.734
1116+392	11 16 19.50	+39 15 17.5	0.36	0.91	17.7	0.733
1123+395	11 23 45.85	+39 35 15.1	0.36	0.82	17.0	1.470
1128+385	11 28 12.55	+38 31 52.3	0.52	-0.33	18.6	1.735
1141+400	11 41 55.26	+40 00 02.2	0.41	0.95	18.5	0.907
1142+392	11 42 56.29	+39 13 26.0	0.57	1.02	18.0	2.276
1144+402	11 44 20.98	+40 15 13.9	0.93	-0.06	18.0	1.010
1148+387	11 48 53.32	+38 42 34.4	1.83	0.94	16.2	1.303
1148+477	11 48 32.28	+47 45 36.1	2.29	1.19	17.2	0.867
1151+408	11 51 19.0	+40 53 34.0	0.88	-0.11	20.0	0.920
1203+384	12 03 44.74	+38 29 17.3	0.67	0.98	18.0	0.838
1204+399	12 04 04.55	+39 57 44.8	0.34	0.39	17.6	1.530
1206+439B	12 06 42.06	+43 56 01.9	5.69	0.85	16.7	1.400
1212+389	12 12 43.28	+38 56 02.8	0.30	1.01	20.0	2.356
1228+397	12 28 25.90	+39 46 33.8	0.60	0.89	17.9	2.217
1229+405	12 29 13.84	+40 34 02.4	0.91	0.98	19.0	0.649
1239+442B	12 39 57.00	+44 12 34.3	1.21	0.92	17.8	0.610
1240+381	12 40 27.03	+38 07 25.1	0.41	-0.02	19.1	1.316

Tabla A.1: Continuación

Nombre B3	RA (1950)	DEC (1950)	S_{408}	α_{408}^{1460}	R_{POSS}	z
1242+410	12 42 26.37	+41 04 30.2	2.01	0.25	19.1	0.811
1247+450A	12 47 03.61	+45 01 10.9	1.68	0.73	17.2	0.799
1251+398	12 51 49.36	+39 49 38.6	0.15	0.93	19.5	2.104
1256+392	12 56 41.87	+39 16 22.9	0.80	1.03	17.9	0.978
1258+404	12 58 13.99	+40 25 15.9	4.51	1.04	19.0	1.656
1259+395	12 59 41.76	+39 31 32.0	0.10	1.05	19.5	0.577
1300+397	13 00 29.06	+39 46 07.6	0.27	0.89	18.2	2.436
1312+393	13 12 49.52	+39 19 31.7	0.71	0.95	20.0	1.570
1315+396	13 15 02.86	+39 41 15.4	1.16	0.49	17.6	1.560
1317+380	13 17 36.20	+38 03 08.4	0.75	0.86	19.1	0.835
1338+394	13 38 57.59	+39 29 57.4	0.18	0.68	19.2	0.580
1339+472	13 39 41.72	+47 12 24.6	2.21	1.02	19.9	0.502
1341+392	13 41 10.09	+39 13 35.3	1.22	1.01	19.9	0.768
1342+389A	13 42 15.11	+38 56 31.3	0.86	1.09	17.6	1.533
1343+386	13 43 26.76	+38 38 12.1	1.52	0.48	17.5	1.844
1348+392	13 48 23.61	+39 14 12.6	0.50	0.92	19.3	1.580
1349+388	13 49 10.63	+38 53 03.4	0.22	-0.05	20.0	1.888
1355+380	13 55 30.54	+38 04 04.9	0.60	0.89	19.3	1.561
1356+397	13 56 08.84	+39 47 16.8	0.12	0.73	19.6	0.594
1357+394B	13 57 56.50	+39 25 25.7	0.41	1.08	19.6	0.804
1416+400	14 16 56.66	+40 00 24.8	0.67	0.96	20.0	0.473
1417+385	14 17 43.05	+38 35 32.6	0.47	-0.37	19.4	1.832
1419+399	14 19 23.92	+39 57 08.0	0.14	0.44	17.6	0.622
1435+383	14 35 33.32	+38 20 43.7	0.54	0.85	17.1	1.600
1438+385	14 38 22.40	+38 33 05.0	0.96	-0.05	21.6	1.775
1444+417A	14 44 32.36	+41 45 50.1	1.58	1.03	17.8	0.675
2311+469	23 11 29.14	+46 55 54.5	4.34	0.69	18.1	0.745
2316+398	23 16 57.66	+39 53 38.5	0.29	0.93	20.0	1.846
2327+407	23 27 42.88	+40 47 51.8	0.48	0.56	18.0	1.220
2329+398	23 29 46.68	+39 50 43.8	0.18	1.12	20.0	1.790
2332+388	23 32 34.80	+38 49 34.0	0.42	0.94	21.1	3.200
2335+392	23 35 43.32	+39 16 55.5	0.56	0.93	18.8	1.059
2338+390	23 38 44.84	+39 01 49.3	0.62	0.98	20.0	0.816
2344+429	23 44 52.88	+42 54 12.7	0.92	0.58	18.3	1.556
2349+410	23 49 21.46	+41 04 34.0	1.38	0.98	19.8	2.046
2351+456	23 51 50.04	+45 36 23.0	2.21	0.27	20.0	2.000
2356+390	23 56 26.50	+39 05 47.0	0.93	0.61	¿21.0	1.198

Apéndice B

Resumen de las observaciones

Las Tablas B.1 y B.2 muestran las noches, telescopios y filtros con los que se realizaron las distintas observaciones sobre los objetos de la muestra. Algunos objetos fueron observados en más de una banda en diferentes telescopios. El número de dobles observaciones varía según la banda, desde 15 veces para la banda R hasta sólo una vez para la banda U. Estas dobles observaciones nos permitieron realizar una comprobación adicional de la calidad de la fotometría, encontrándose que las magnitudes ópticas coindicían en un rango de ± 0.15 magnitudes, mientras que las magnitudes infrarrojas (K) coincidían en un rango de ± 0.29 magnitudes. Las diferencias entre los filtros utilizados son pequeñas, incrementandose en el rango infrarrojo: los diferentes filtros I utilizados presentan unas diferencias máximas de $0.017 \mu m$ en su longitud de onda efectiva, y de $0.009 \mu m$ en sus anchuras equivalentes; los filtros K utilizados en el WHT (WHIRCAM) y en el telescopio de 3.5m de Calar Alto (Omega), son en realidad los filtros K_s ($\lambda_{ef} \sim 2.2 \mu m$, $\Delta\lambda \sim 0.25 \mu m$). La diferencia entre las longitudes de onda efectivas es de $0.04 \mu m$, y entre las anchuras equivalentes es de ~ 0.1 μm, entre los filtros K_s de ambos telescopios, lo que puede explicar en parte las diferencias observadas en las magnitudes. Los filtros K_s (o K_{short}), fueron seleccionados por su menor anchura respecto al filtro K estándar, lo que implica una disminución del flujo del cielo en las imágenes, el cual, en estas bandas es crítico. Las magnitudes obtenidas con este filtro no presentan diferencias significativas con respecto a las que se obtendrían con el filtro K cuando se calibra como si se tratase de este filtro.

Tabla B.1: Observaciones ópticas realizadas sobre los cuásares B3-VLA

Nombre B3	JKT 5/6/7/8 Feb 97	2.2m CAHA 11/12/13 Mar 97	1.52m OAN 16/17/18/19 Jul 98	NOT 18/19 Oct 98	JKT 1/2 Ago 99
0006+397			UBVRI	RI	
0013+387			UBVRI		
0019+431				RI	BVRI
0022+390				RI	UBVRI
0022+399			UBVR		BVR
0027+380			BVRI		UBVRI
0027+395					
0032+423				RI	UBVRI
0034+393			UBVRI		
0106+380			UBVRI		
0107+398					BVRI

Tabla B.1: Continuación

Nombre B3	JKT 5/6/7/8 Feb 97	2.2m CAHA 11/12/13 Mar 97	1.52m OAN 16/17/18/19 Jul 98	NOT 18/19 Oct 98	JKT 1/2 Ago 99
0110+401				RI	
0130+384					UBVRI
0137+401				RI	UBVRI
0139+389A					BRI
0143+446B			UBVRI	RI	
0144+430			UBVRI	RI	
0144+432				RI	BVRI
0157+442			UBVRI	RI	
0158+394					UBVRI
0207+395			UBVRI		
0209+394					UBVRI
0217+417				RI	UBVRI
0219+443			UBVRI	RI	
0224+393					BVRI
0225+389			UBVRI		BVRI
0226+467					BVRI
0232+411B				RI	BVRI
0239+397					BVRI
0249+383				R	BVRI
0255+460					
0701+392	UBVR				
0704+384	UBVR				
0724+396		UBVR			
0726+431	UBVR				
0729+391				RI	
0739+397B	UV	B			
0739+398					
0740+380C	UBVR				
0754+394					
0756+406		UBVR			
0802+398		UBVR			
0821+394	UBVR				
0821+447	UBVR				
0824+397					
0827+378	UV	BR			
0829+425	UV	BR			
0836+426	UBVR				
0849+424	UBVR				
0859+470	UBVR				
0904+386		UBVR			

Tabla B.1: Continuación

Nombre B3	JKT 5/6/7/8 Feb 97	2.2m CAHA 11/12/13 Mar 97	1.52m OAN 16/17/18/19 Jul 98	NOT 18/19 Oct 98	JKT 1/2 Ago 99
0906+430	UBVR				
0907+381		UBVR			
0910+392		UBVR			
0912+392					
0913+391	UBVR				
0918+381	UBVR				
0922+407		UBVR			
0922+422	UBVR				
0922+425	UBVR				
0923+392	UBVR				
0926+388		UBVR		R	
0935+397		UBVR			
0937+391	UBVR				
0945+408	UBVR				
0951+408	UV	BR			
0953+398		UBVR			
0955+387	UBVR				
1007+417	UBVR				
1015+383	UBVR				
1019+397					
1020+400	UBVR				
1030+415	UV	BR			
1105+392	UBVR				
1109+437	UV	BR			
1111+408	UV	B			
1116+392		UBVR			
1123+395		UBVR			
1128+385		UBVR			
1141+400		UBVR			
1142+392		UBVR			
1144+402	UBVR				
1148+387	UBVR				
1148+477	UV	BR			
1151+408			UBVRI		
1203+384	UV	R			
1204+399		UBVR			
1206+439B	UV	BR	I		
1212+389					
1228+397	UBVR				
1229+405	UV	BR			

Tabla B.1: Continuación

Nombre B3	JKT 5/6/7/8 Feb 97	2.2m CAHA 11/12/13 Mar 97	1.52m OAN 16/17/18/19 Jul 98	NOT 18/19 Oct 98	JKT 1/2 Ago 99
1239+442B	UV	UBVR			
1240+381		UBVR			
1242+410	UVR				
1247+450A	UV	BR			
1251+398					
1256+392	UV	BR			
1258+404	UV	BR			
1259+395					
1300+397			UBVRI		
1312+393	V	UBR			
1315+396		UBVR	I		
1317+380	UV	BR	UBVRI		
1338+394			BVRI		
1339+472	UV	BVR	UBVRI		
1341+392	V	UBVR			
1342+389A		UBVR	I		
1343+386		UBVR	I		
1348+392		UBVR			
1349+388			BVRI		
1355+380		UBVR	I		
1356+397			BVRI		
1357+394B		UBVR			
1416+400		UBVR	I		
1417+385		UBVR			
1419+399		UBVR			
1435+383		UBVR	I		
1438+385			BRI		
1444+417A	UV	BR			
2311+469			UBVRI	RI	
2316+398			UBVRI		
2327+407			UBVRI		
2329+398			UBVRI		
2332+388			VRI	RI	BVRI
2335+392					R
2338+390			VR		BVRI
2344+429			UBVRI	RI	
2349+410			UBVRI	RI	
2351+456			BVRI	RI	
2356+390			BVRI		BVRI

Tabla B.2: Observaciones infrarrojas realizadas sobre los cuásares B3-VLA

Nombre B3	WHT 5/6 Feb 96	WHT 29 Sep 96	3.5m CAHA 14/15/16 Oct 97	3.5m CAHA 3 Feb 99
0006+397			K	
0013+387				
0019+431			K	
0022+390			K	
0022+399				
0027+380				
0027+395				
0032+423		K		
0034+393				
0106+380				
0107+398				
0110+401			K	
0130+384				
0137+401			K	
0139+389A				
0143+446B			K	
0144+430		K		
0144+432			K	
0157+442			K	
0158+394				K
0207+395				
0209+394				
0217+417			K	
0219+443		K		
0224+393				
0225+389				
0226+467			K	
0232+411B		K		
0239+397				
0249+383		K		
0255+460			K	
0701+392	K			
0704+384	K		K	
0724+396				
0726+431	K			
0729+391			K	
0739+397B	K			
0739+398				
0740+380C	K			K
0754+394				
0756+406	K			

Tabla B.2: Continuación

Nombre B3	WHT 5/6 Feb 96	WHT 29 Sep 96	3.5m CAHA 14/15/16 Oct 97	3.5m CAHA 3 Feb 99
0802+398				
0821+394	K			
0821+447	K			
0824+397				
0827+378	K			
0829+425	K			
0836+426	K			
0849+424	K			
0859+470	K			
0904+386				
0906+430	K			
0907+381				
0910+392				
0912+392				
0913+391	K			
0918+381	K			
0922+407				
0922+422	K			
0922+425	K			
0923+392	K			
0926+388	K			K
0935+397				
0937+391				
0945+408	K			
0951+408	K			
0953+398	K			
0955+387	K			
1007+417	K			
1015+383	K			
1019+397				
1020+400	K			
1030+415	K			
1105+392	K			
1109+437	K			
1111+408	K			
1116+392				
1123+395				K
1128+385	K			
1141+400				
1142+392	K			

Tabla B.2: Continuación

Nombre B3	WHT 5/6 Feb 96	WHT 29 Sep 96	3.5m CAHA 14/15/16 Oct 97	3.5m CAHA 3 Feb 99
1144+402	K			
1148+387	K			K
1148+477	K			
1151+408				
1203+384	K			
1204+399				
1206+439B	K			K
1212+389				
1228+397	K			
1229+405	K			
1239+442B	K			
1240+381				
1242+410	K			
1247+450A	K			
1251+398				
1256+392				
1258+404	K			
1259+395				
1300+397				
1312+393	K			
1315+396	K			K
1317+380	K			
1338+394				
1339+472	K			
1341+392	K			
1342+389A	K			
1343+386	K			
1348+392				
1349+388				
1355+380	K			
1356+397				
1357+394B				
1416+400				
1417+385				
1419+399				
1435+383				K
1438+385				
1444+417A				
2311+469			K	
2316+398				

Tabla B.2: Continuación

Nombre B3	WHT 5/6 Feb 96	WHT 29 Sep 96	3.5m CAHA 14/15/16 Oct 97	3.5m CAHA 3 Feb 99
2327+407				
2329+398				
2332+388			K	
2335+392				
2338+390				
2344+429			K	
2349+410			K	
2351+456			K	
2356+390				

Apéndice C

Procedimientos de recuperación de las galaxias anfitrionas. Simulaciones

Hemos realizado tres grupos de simulaciones, con el fin de comprobar la dependencia del método con los tres principales parámetros que creemos que determinan los límites de la posible detección y fotometría: (i) el porcentaje del flujo total debido a la galaxia anfitriona, (ii) el flujo total del cuásar y (iii) el tamaño de la galaxia anfitriona, o, más bien, la razón entre este tamaño y el *seeing*. Cómo influye cada uno de estos parámetros en la detección de las galaxias anfitrionas está claro, al menos desde el punto de vista cualitativo: (i) si disminuye el porcentaje del flujo total debido a la galaxia anfitriona, aunque el conjunto tenga una alta señal ruido, y la galaxia tenga un tamaño mayor que el *seeing*, existirá un porcentaje por debajo del cual no podamos detectar la galaxia; (ii) si el flujo total del cuásar disminuye, aunque el porcentaje del flujo debido a la galaxia sea alto, y el tamaño sea el adecuado, existirá un límite de razón señal/ruido por debajo del cual no se podrá recuperar la galaxia anfitriona; (iii) si la galaxia es pequeña, ésta estará fuertemente contaminada por la fuente central, imposibilitando su detección mediante el uso del perfil de brillo superficial, por otra parte, si la galaxia es muy extensa, aunque sea muy brillante, su brillo superficial será demasiado tenue como para detectarla. Los límites cuantitativos deberán de ser fijados por las simulaciones.

Cada grupo de simulaciones se realizó permitiendo que uno de estos parámetros variase y fijando las otras dos. De esta forma pretendemos probar la dependencia de la detección y la precisión fotométrica con cada uno de estos parámetros. Todas estas simulaciones se realizaron usando el rango de valores observados en las imágenes: relación magnitud/número de cuentas, ruido de fondo, tamaño de pixel y *seeing*. Se realizaron un total de 200 imágenes simuladas de las fuentes puntuales, galaxias y fuentes puntuales+galaxias(≡cuásares). Cada una repetida para cada modelo de perfil galáctico, lo que supone un total de 1000 imágenes simuladas. Los tres grupos de simulaciones correpondieron a: (i) 100 simulaciones realizadas fijando el flujo total para el sistema QSO+galaxia, correspondiendo a una magnitud total K_{tot} =16.41, y con un porcentaje de contribución del flujo de la galaxia al flujo total entre el 1% y el 50%. Las simulaciones se dividieron en dos subgrupos de 50 objetos, cada uno de ellos con un radio efectivo diferente para la galaxia anfitrona, r_e=1.5" y r_e=1.8", ésto es, unos 10 kpc al *redshift* medio de los cuásares; (ii) 50 simulaciones más se realizaron fijando tanto el porcentaje de la contribución de la galaxia al flujo total, un 25%, como el radio efectivo de dicha galaxia, r_e =1.5", y permitiendo que el flujo total variase entre K_{tot} =15.3 y K_{tot} =17.7; y (iii) por último, 50 simulaciones más se realizaron fijando el flujo total del objeto, K_{tot} =16.7, y el porcentaje de flujo debido a la galaxia, un 25%, y variando el radio efectivo de la galaxia anfitriona entre 0.5" y 10.5".

Todas las imágenes fueron simuladas siguiendo los parámetros de las imágenes obtenidas con Omega, por lo que el tamaño de pixel era 0.396"/pixel, y el seeing se fijó en 1.2". Para comparar los resultados obtenidos con las simulaciones a las imágenes obtenidas con WHIRCAM, debemos primero convertir los flujos, debido a la distinta relación magnitud/número de cuentas, y la distinta profundidad de las imágenes. Esta transformación implica un cambio de 3 magnitudes, de forma que, aproximadamente $K_{\Omega} \sim K_{WHT} + 3$. Debe de quedar claro que ésta no es una relación fotométrica entre las magnitudes, sino un cambio en el rango en el cual son válidas las simulaciones, de forma que para comparar con las observaciones realizadas con WHIRCAM, la simulaciones realizadas corresponderían a: (i) K_{tot}=13.41, r_e =0.9"-1.1"; (ii) K_{tot}=12.3-14.7, r_e =0.9" y (iii) K_{tot}=13.7, r_e =0.3"-6.36", para un seeing de 0.7".

Aunque no hemos realizado ninguna simulación en la cual se varie el *seeing*, ésta está implicita en todas las simulaciones, y en especial en el último grupo, ya que más que r_e, el parámetro real que determina la posible detección es el cociente entre r_e y el *seeing*. Este cociente es 1.25 y 1.50 en (i), 1.25 en (ii), y varía entre 0.4 y 8.8 en (iii). De esta forma podremos transformar los límites de nuestras simulaciones a diferentes rangos de *seeing*.

Aunque el espacio de parámetros no está completamente cubierto con nuestras simulaciones, consideramos que con ellas tendremos una buena estimación de dicho espacio. Sobre estas simulaciones hemos aplicado ambos procedimientos, (a) deconvolución y (b) convolución, descritos en el capítulo 4. Los resultados obtenidos se describen a continuación.

Detección de las galaxias

El primer objetivo de las simulaciones es determinar cual es el límite de la detección de las galaxias anfitrionas, y, más aún, determinar cuál es la probabilidad de que exista una extensión real en torno al cuásar. En el caso del procedimiento de deconvolución la fiabilidad de la posible extensión detectada en torno a los cuásares venía de una simple comparación con el porcentaje máximo de extensión detectado artificialmente en torno a

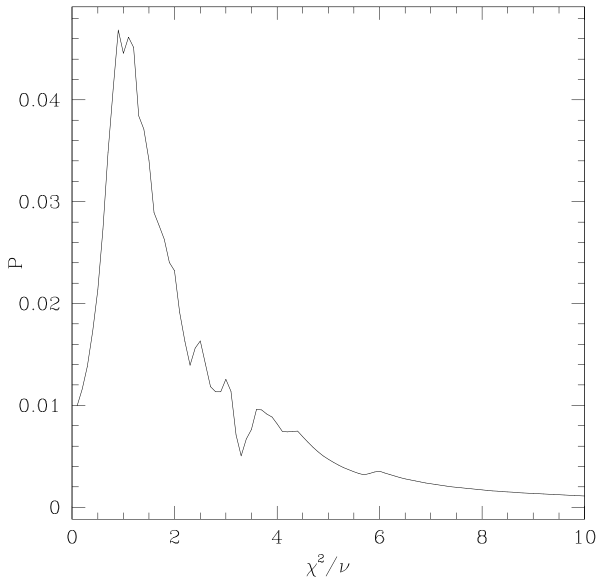

Figura C.1: Distribución de χ^2/ν obtenidas del ajuste de las estrellas al perfil estelar medio

las estrellas de campo. En el caso de nuestras observaciones con WHIRCAM de Febrero de 1996, este límite estaba en un 12%. Repitiendo este procedimiento sobre las 200 estrellas simuladas se encuentra un resultado similar, por lo que consideraremos este porcentaje como el límite de fiabilidad de la extensión en el caso del procedimiento de deconvolución.

Con el procedimiento de convolución existe un método objetivo de determinar la probabilidad de que un objeto sea extenso. Este método se basa en la comparación, mediante un test χ^2, del perfil superficial de brillo del cuásar con un modelo medio del perfil de brillo de las fuentes puntuales, o perfil medio (Capítulo 4). Con el fin de comprobar este procedimiento lo hemos aplicado sobre las 200 estrellas simuladas: primero, obtuvimos el perfil de brillo superficial de todas ellas. Posteriormente seleccionamos aleatoriamente un número suficiente para determinar los parámetros medios del perfil de Moffat (a y b), mediante un ajuste por minimización de χ^2 de los perfiles de dichas estrellas a un modelo de Moffat. Se comprobó que un número entre 5 y 7 estrellas eran suficientes para obtener una buena estimación del perfil medio de Moffat.

Una vez que hemos obtenido los valores medios de $\hat{a}$ y $\hat{b}$ que representan el perfil medio de las fuentes puntuales, se repitió el ajuste sobre las 200 estrellas simuladas a un perfil de Moffat en el que ambos parámetros se fijaron a los valores medios. La colección de χ^2/ν así obtenida determina una distribución de probabilidad de que un objeto puntual ajuste adecuadamente al perfil medio de las fuentes puntuales.

En la Figura C.1 se puede ver la distribución de χ^2/ν obtenida como resultado del ajuste anteriormente descrito. Esta distribución se estimó a partir de los datos obtenidos utilizando el método de estimación de la densidad de núcleo variable (Epanechnikov 1969). Esta es la densidad de probabilidad de que un objeto ajuste a un perfil de Moffat medio, prefijado. Para ninguna de las 200 fuentes puntuales se recuperó una componente extensa cuya contribución al flujo total fuese mayor que el 9% de éste.

Hemos repetido el proceso sobre los cuásares simulados (fuente puntual+galaxia), con el fin de determinar cuales son los límites de detección de galaxias anfitrionas en nuestras imágenes. Encontramos que el χ^2/ν obtenido del ajuste del perfil de brillo de los cuásares sobre un perfil de Moffat medio es mayor que el encontrado para las estrellas cuando la magnitud de las galaxias es menor que $\lesssim$ 19 mag (correspondiente a un porcentaje de contribución de galaxia al flujo total de un $\sim$9%). Estos resultados son similares para cualquier rango de radio efectivo simulado. De esta forma podemos concluir que podremos detectar galaxias más brillantes que K_{gal} <19 mag, o con un porcentaje de contribución al flujo total superior al $\sim$9%. Para las galaxias fuera de estos límites la detección no está asegurada o es dudosa.

Este procedimiento nos permite determinar cual es la probabilidad de que un cuásar tenga una extensión en torno a él en nuestras imágenes. O de otra manera, nos dará una probabilidad de que cualquier galaxia anfitriona detectada sea, bien real, bien un efecto artificial del procedimiento. Consideraremos que un cuásar presenta una extensión real cuando la probabilidad de que éste sea extenso sea mayor que el $\sim$95%, y el porcentaje recuperado para la parte extensa signifique más del $\sim$9% del flujo total.

Fotometría de las galaxias

Una vez que conocemos cuales son los cuásares con una cierta probabilidad de tener una componente extensa, es necesario determinar los límites a la recuperación del flujo de dicha extensión, o cualquier otro parámetro estructural de la misma, como el radio efectivo. Para obtener estos límites hemos aplicado los dos procedimientos anteriormente descritos sobre los tres grupos de imágenes de cuásares simulados.

Las Figuras C.2 muestran la comparación de las magnitudes de entrada de las galaxias con la magnitud recuperada ($\Delta K = K_{in} - K_{out}$) siguiendo los dos procedimientos anteriormente descritos, para el grupo (i) de simulaciones, esto es, en los que variamos el porcentaje de flujo debido a la galaxia anfitriona. Los resultados obtenidos para las galaxias elípticas y espirales simuladas se presentan por separado al encontrarse resultados distintos. Los valores presentados en las figuras resultan del promedio entre los valores encontrados para los subgrupos de simulaciones, a dos tamaños distintos (r_e =1.5" y 1.8").

En la Figura C.2 podemos apreciar que con ambos métodos la magnitud de las galaxias se recupera aceptablemente hasta porcentajes en torno al $\sim$10% , para ambos tipos de galaxias. Sin embargo el comportamiento es distinto para las galaxias elípticas y las espirales. Para el procedimiento de convolución, la magnitud recuperada para las

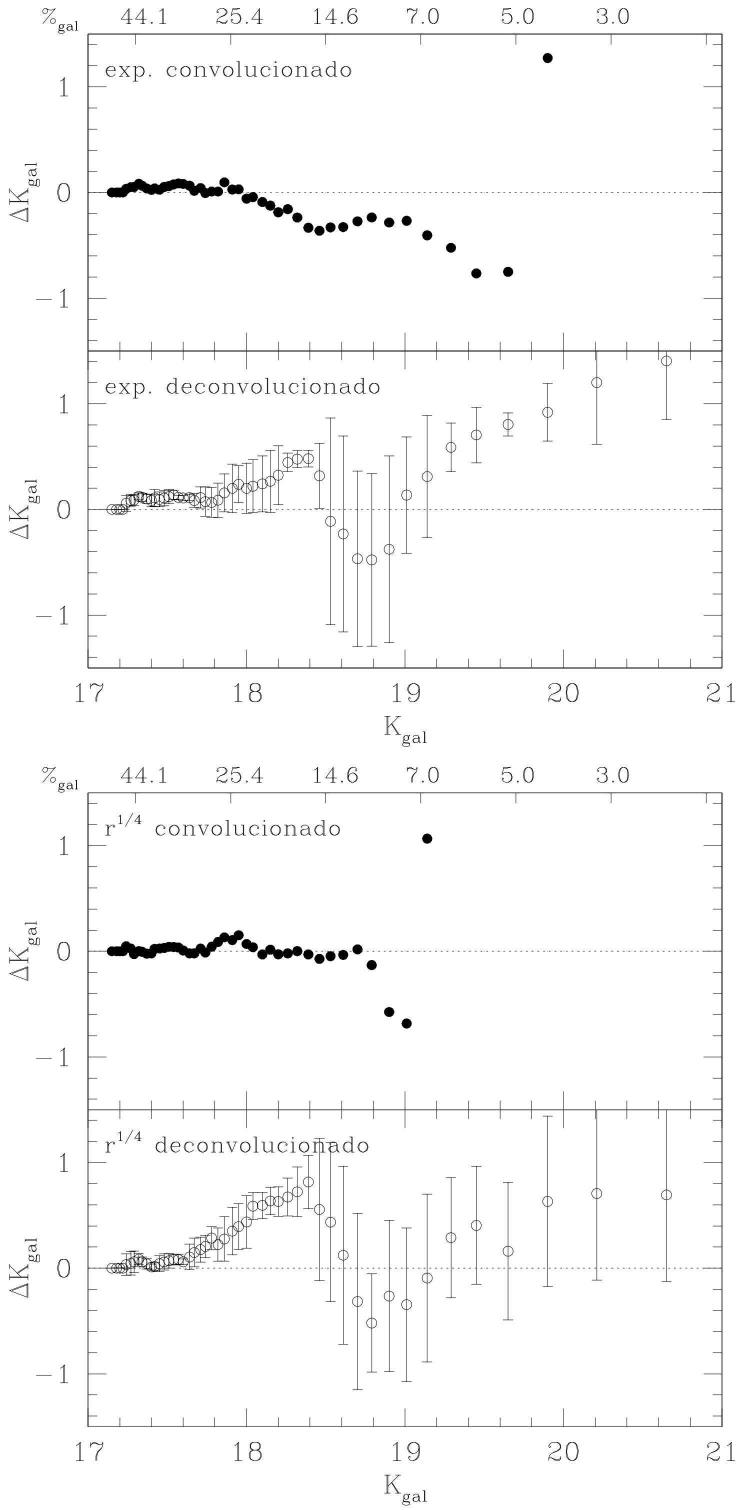

Figura C.2: Resultados de la simulaciones: grupo (i). Recuperación de las magnitudes de las HGs en función del porcentaje de contribución las mismas al flujo total. *panel superior*: galaxias espirales. *panel inferior*: galaxias elípticas.

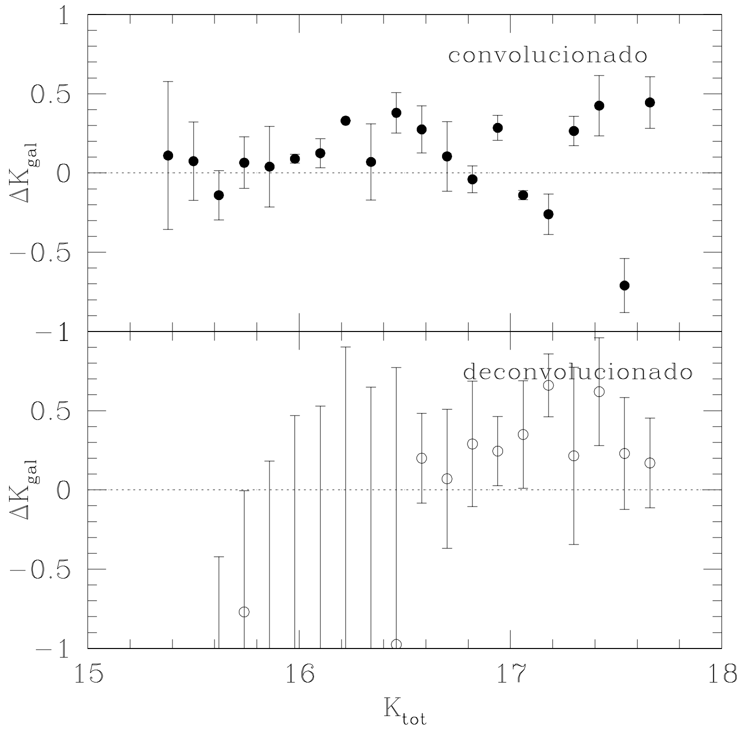

Figura C.3: Resultados de la simulaciones: grupo (ii). Recuperación de las magnitudes de las HGs en función del flujo total del cuásar.

galaxias elípticas apenas se separa de la magnitud real hasta este porcentaje, pero en el caso de las galaxias espirales existe una separación gradual de dicha magnitud, no superando nunca las 0.2 magnitudes. En el caso del procedimiento de deconvolución la separación entre las magnitudes recuperadas y las magnitudes reales es mucho mayor, presentando así mismo una incertidumbre más elevada. De forma que, para porcentajes menores que el ∼25%, la separación entre magnitudes se incrementa en más de 0.2 magnitudes. Teniendo en cuenta estas simulaciones es posible realizar una corrección en las magnitudes recuperadas, para aproximarlas mejor a las magnitudes de entrada.

En la Figuras C.3 mostramos las diferencias entre las magnitudes de entrada y salida de las galaxias para el grupo (ii) de simulaciones, en función del parámetro que se dejó libre en éstas: el flujo total del objeto (fuente puntual+galaxia anfitriona). En esta figura se han promediado los valores encontrados para los dos tipos de galaxias (elípticas y espirales), ya que los resultados encontrados fueron muy similares. Podemos apreciar que, de nuevo, el procedimiento de convolución recupera mejor las magnitudes de las galaxias que el procedimiento de deconvolución. El procedimiento de deconvolución no es viable cuando el objeto es brillante, más que cuando es débil, como cabría esperar inicialmente, produciéndose un decremento del flujo atribuido a la galaxia anfitriona

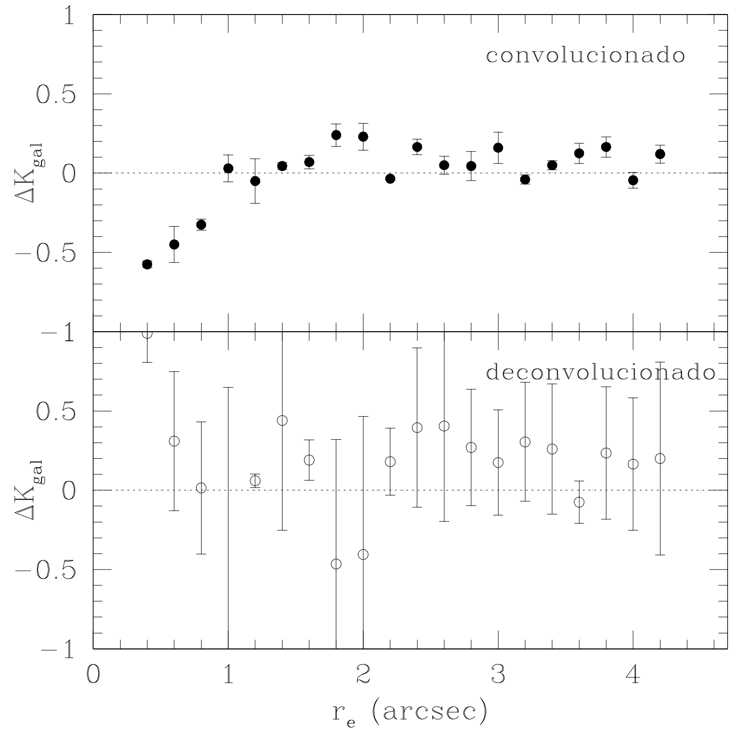

Figura C.4: Resultados de la simulaciones: grupo (iii). Recuperación de las magnitudes de las HGs en función del radio efectivo de las mismas.

respecto del real a medida que aumenta el flujo total del objeto. Este resultado puede ser debido a que el proceso de deconvolución agrupa flujo en torno a los objetos puntuales más brillantes. Es importante resaltar aquí el hecho de que el rango de magnitudes por debajo de las cuales no es válido el procedimiento de deconvolución sería $K_{tot} < 13.5$ para el caso de WHIRCAM ($K_{tot} < 16.5$ para OMEGA). Estas magnitudes para los cuásares simulados corresponden a unas magnitudes $K_{gal} < 15$ para WHIRCAM ($K_{gal} < 18$ para OMEGA), para las galaxias anfitrionas.

La Figura C.4 muestra la dependencia de la diferencia entre las magnitudes de entrada y salida de las galaxias anfitrionas simuladas con el tamaño de las mismas (grupo iii). Recordando que el *seeing* simulado era 1.2", encontramos que la magnitud de la galaxia anfitriona se recupera de forma adecuada cuando su tamaño efectivo es incluso menor que este *seeing*, aunque comienza a no ser fiable a partir de este valor (al menos para el procedimiento de convolución). Igualmente se encuentra que, como en los casos anteriores, el procedimiento de convolución recupera mejor las magnitudes que el procedimiento de deconvolución. Los valores para los dos tipos de galaxias se promediaron, ya que los resultados encontrados fueron similares.

Los resultados de la comparación de las magnitudes de entrada de las galaxias an-

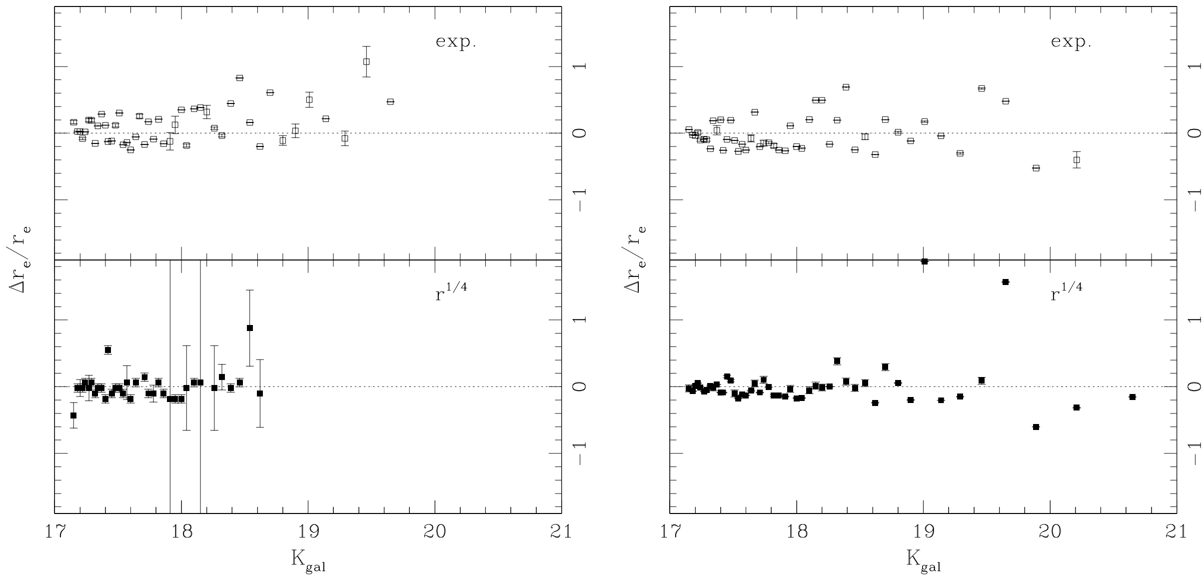

Figura C.5: Resultados de la simulaciones: recuperación del tamaño (grupo i). Recuperación del radio efectivo en función de las magnitudes de las HGs.

fitrionas y las magnitudes recuperadas muestran que ambos procedimientos (convolución/deconvolución) son válidos dentro de un cierto rango de aplicación. Así mismo se encuentra que el procedimiento de convolución recupera de forma más precisa los valores iniciales.

Tamaño de las galaxias

Un resultado general que se encuentra en las simulaciones, tanto para las galaxias elípticas como para las espirales, para cualquier rango de porcentajes, flujos totales o tamaños, es que el radio efectivo se recupera mejor utilizando un modelo de perfil de brillo tipo exponencial que un modelo tipo $r^{1/4}$. Este resultado sería de esperar para las galaxias espirales simuladas, pero no para las galaxias elípticas. La presencia de una fuente central puntual, así como el efecto del *seeing*, podrían ser las causas, ya que los perfiles tipo $r^{1/4}$ presentan un pico en la zona central mucho más pronunciado que los perfiles exponenciales.

Igualmente general resulta el hecho de que con el procedimiento de deconvolución no podemos recuperar de forma fiable el radio efectivo de las galaxias anfitrionas, para ninguno de los rangos de porcentajes, flujos totales o tamaños estudiados en nuestras simulaciones.

En la Figura C.5 aparece la desviación relativa del radio efectivo recuperado frente al simulado ($\Delta r_e = r_{e,in} - r_{e,out}$), y su dependencia con la magnitud de la galaxia anfitriona

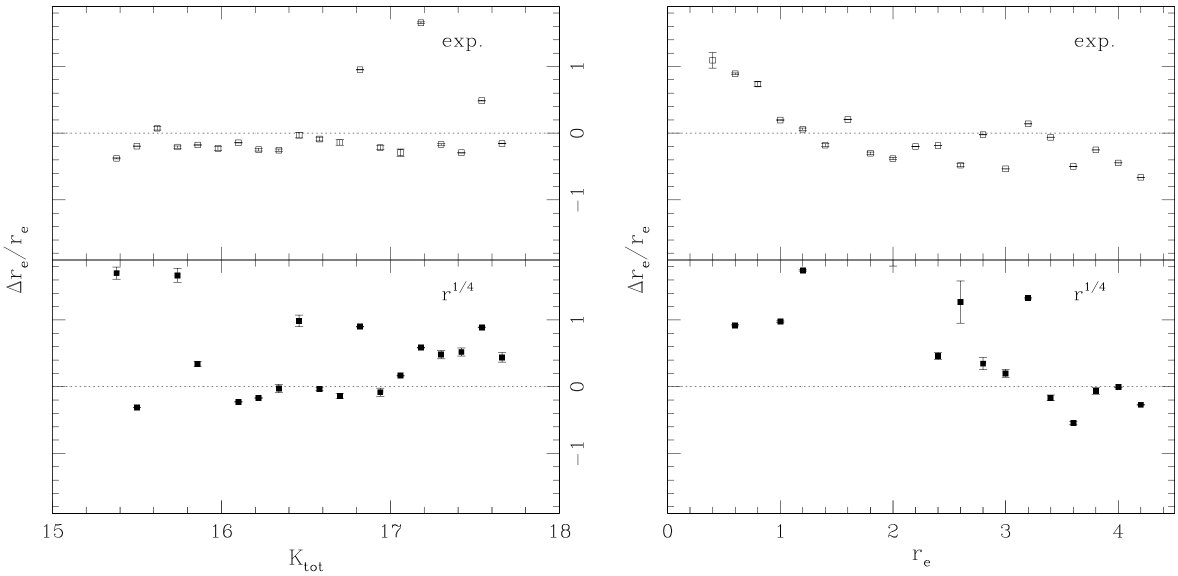

Figura C.6: Resultados de la simulaciones: recuperación del tamaño (grupo ii y iii). Recuperación del radio efectivo de las HGs en función del flujo total de los cuásares (*izquierda*) y del radio efectivo (*derecha*).

para el grupo (i) de simulaciones, para sus dos subgrupos con $r_e = 1.5$" (izquierda) y con $r_e = 1.8$" (derecha). El radio efectivo se recupera de forma aceptable para ambos tipos de galaxias, elípticas y espirales, aun en el caso de porcentajes de flujo total debido a la galaxia inferiores al ∼10% para el subgrupo con r_e =1.8", mientras que para el subgrupo con r_e =1.5", el tamaño de las galaxias elípticas no se recupera de forma aceptable hasta porcentajes al menos del ∼15%.

La dependencia de la desviación relativa del radio efectivo de las galaxias anfitrionas con el flujo total de la fuente (grupo ii) y el radio efectivo de la misma (grupo iii) puede apreciarse en la Figura C.6. Como en los casos anteriores el radio efectivo se recupera mejor para las galaxias espirales que para las galaxias elípticas. El radio efectivo se recupera mejor para los objetos más brillantes y con un tamaño mayor que unos pocos segundos de arco, o, de forma equivalente, para radios de al menos dos veces el *seeing*. Estos límites son válidos para las galaxias simuladas tipo elípticas, ya que para las galaxias espirales los radios efectivos se recuperan con mayor fiabilidad dentro de rangos mucho más amplios de los parámetros.

Clasificación de las galaxias: Elípticas o espirales

Tal y como se indicó anteriormente, tanto en con el procedimiento de convolución como con el de deconvolución no existía una forma objetiva de clasificar las galaxias en elípticas o espirales en función de un mejor ajuste a un determinado modelo de perfil, $r^{1/4}$ o exponencial. Los efectos de la presencia de una fuente puntual central, cuyo perfil está convolucionado por la PSF y los efectos del *seeing* resultan en una incapacidad para distinguir entre los ajustes a ambos modelos, ya sea por una comparación del *rms* del ajuste o del χ^2.

Una posible solución propuesta a este problema consistiría en realizar un ajuste sobre un perfil generalizado (p.ej. McLure et al. 1999),

$$I(r) = I_o \cdot e^{-(r/r_\alpha)^\alpha}$$

en vez de a uno de los perfiles anteriores. Donde r_α es un radio característico del perfil, y I_o es la intensidad a r=0. Este perfil es una generalización de los perfiles anteriores, en los que α adopta un valor determinado: α =1 para el perfil exponencial y $\alpha = 1/4$ para el perfil $r^{-1/4}$. De esta forma es de esperar que el perfil de una galaxia espiral ajuste a un modelo generalizado en el que $\alpha \rightarrow$1, mientras que en el caso de una galaxia elíptica $\alpha \rightarrow$0.25. Este ajuste se realizará para los perfiles de brillo superficial de las galaxias, obtenidos a partir del perfil de brillo de los cuásares una vez que se les sustrae la fuente puntual central, restaurada a partir de los resultados del procedimiento de convolución. Esto es, un perfil de Moffat con los parámetros medios $\hat{a}$ y $\hat{b}$ obtenidos a partir de las estrellas de campo, y el flujo determinado a partir de la media de los resultados obtenidos para los modelos exponencial y $r^{-1/4}$.

Con el fin comprobar la fiabilidad del método lo hemos aplicado sobre los cuásares simulados. Para ello se siguió el mismo procedimiento que se seguiría en el caso de un cuásar real. Aplicamos el procedimiento de convolución, construyendo el perfil de la fuente puntual a partir de los parámetros obtenidos en él, y substrayéndolo al perfil del cuásar para obtener el perfil galáctico. Sobre este perfil realizamos el ajuste al modelo generalizado. En la Figura C.7 se muestra la distribución normalizada de αs obtenidas como resultado de este procedimiento, tanto para las galaxias elípticas como para las galaxias espirales. Esta distribución se estimó a partir de los datos utilizando de nuevo el método de estimación de la densidad de *kernel* variable (Epanechnikov 1969).

En estas distribuciones se aprecian dos resultados: primero, el hecho de que ninguna de las dos está centrada en los valores esperados *a priori*, 0.25 y 1.0, respectivamente. Este efecto puede ser debido tanto a los efectos de la PSF+*seeing*, como a los efectos de la presencia de una fuente central que en cierta forma *borra* parte de la información. El segundo resultado es que claramente ambas distribuciones son completamente diferentes. Un simple test de Kolmogorov-Smirnov proporciona una probabilidad mayor que el 99.99% de ser diferentes, por lo que α resulta un parámetro adecuado para clasificar las galaxias. Más aún, en función de la distribución de los valores de α obtenidos para las galaxias simuladas, prodremos obtener para cada galaxia detectada una probabilidad de que sea espiral o elíptica.

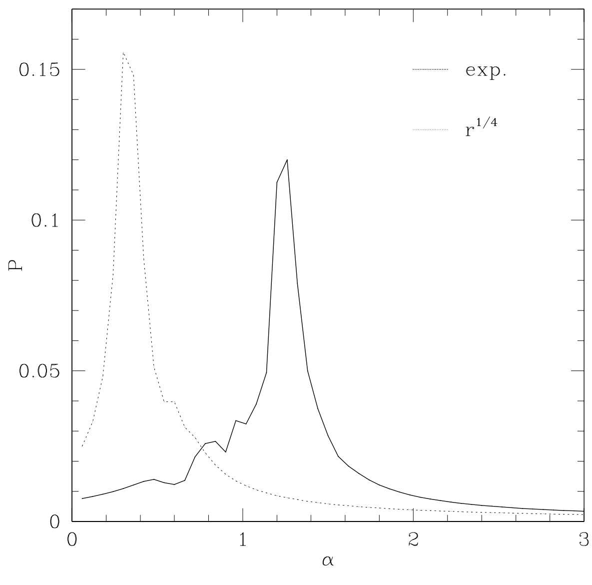

Figura C.7: Densidad de probabilidad del parámetro α obtenido del ajuste del perfil de las galaxias simuladas a un perfil generalizado.