

Curso 2004/05
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/13
I.S.B.N.: 84-7756-642-9

DAVID CRISTÓBAL HORNILLOS

Análisis de las masas estelares
de una muestra de galaxias luminosas
compactas azules

Directores

MARC BALCELLS COMAS
MERCEDES PRIETO MUÑOZ
RAFAEL GUZMÁN LLORENTE



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

Resumen

Con la aparición del telescopio espacial *Hubble* y los grandes telescopios terrestres de más de 4 m se empezaron a observar gran cantidad de galaxias azules de pequeños tamaños a desplazamientos al rojo intermedios. En la última década, los trabajos acerca de estas galaxias han demostrado que contribuyen de forma notable a la tasa formación estelar en el Universo, y que estas galaxias están sufriendo una intensa actividad de formación estelar, tras la cual se produce una evolución importante en luminosidad y color.

Uno de los interrogantes de la cosmología observacional desde la obtención de las primeras imágenes de estas fuentes es, qué tipo de galaxias son los productos resultantes de la evolución de estos objetos. O dicho de otra forma, qué galaxias son las contrapartidas locales de estas galaxias compactas azules. Una forma de estudiar cómo se transforman estos objetos es a través de parámetros que no varíen significativamente tras cesar la actividad de formación estelar. Uno de estos es la masa, que no varía sustancialmente en un escenario de evolución pasiva.

Este trabajo está orientado a calcular la masa estelar de una muestra de galaxias luminosas compactas azules a partir de la fotometría en filtros ópticos y del infrarrojo cercano. Para este fin, hemos obtenido imágenes profundas del campo Groth en los filtros J y K_s del infrarrojo cercano, a partir de las cuales hemos generado un catálogo fotométrico de más de 4000 fuentes. Hemos combinado el catálogo infrarrojo con imágenes en las bandas U y B obtenidas y procesadas por nuestro grupo, y con imágenes del Telescopio Espacial *Hubble*, generando un catálogo de aproximadamente 600 fuentes con fotometría en seis bandas U , B , $F606W$, $F814W$, J y K_s . Tras esto, hemos seleccionado una muestra de 28 galaxias luminosas, compactas azules (LBCGs), y muestras de comparación de espirales y galaxias de tipos tempranos. Para la determinación de las masas, hemos desarrollado un código donde se ajusta la fotometría sintética de modelos de poblaciones estelares a la fotometría de las galaxias. El ajuste nos permitirá derivar, además de la masa estelar, otras propiedades interesantes de estas galaxias: el tiempo que hace que ocurrió un evento importante de formación estelar y la fuerza del mismo, la existencia y edad de una población subyacente y su masa estelar. Mediante simulaciones, determinamos que, a pesar de que distintos valores de la metalicidad, extinción por polvo y función inicial de masas dan lugar a soluciones degeneradas, la masa estelar se recupera con incertidumbres menores que un factor dos.

Obtenemos que las masas estelares de las galaxias LBCGs están en torno a $10^{10} M_{\odot}$, y que han sufrido un brote reciente (20 – 100 Maños) de formación estelar que involucra el 5 – 10% de su masa. Por otra parte, la mediana de la masa estelar de las galaxias espirales es $2 - 2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$, y la de las elípticas es $6.3 \times 10^{10} M_{\odot}$. La evolución pasiva de una galaxia LBCG típica hasta $z = 0$ da lugar a una galaxia con propiedades parecidas a las de las galaxias elípticas enanas locales. Concluimos que una fracción de las galaxias LBCG observadas a desplazamientos al rojo entre 0.3 y 1.2 ha evolucionado para dar lugar a galaxias elípticas enanas a $z = 0$.

Summary

Deep images with the *Hubble* Space Telescope and with ground-based 4m-class telescopes have revealed the presence of large numbers of blue compact galaxies at intermediate redshifts. In the last decade, various studies have demonstrated that these galaxies are undergoing an intense phase of star formation, and that they contribute significantly to the star formation rate density of the Universe at those epochs. When the star-formation ceases, an important fading in luminosity and reddening in color is expected.

The astronomical literature gives conflicting claims on the nature and subsequent evolution of these blue compact sources. The study of which are the local counterparts of LBCGs galaxies, should be done through parameters that do not change much when the star-formation process ceases. One of those parameters is the stellar mass, which is constant in passive evolution situations.

In this dissertation we address the issue of estimating stellar masses for a sample of luminous, blue, compact galaxies (LBCGs) using the photometry in optical and near-infrared bands. To this end, we have observed the Groth-Westphal strip in the near-infrared J and K_s filters. From these images we have generated a photometric catalog of over 4000 sources. We have combined this infrared catalog with U and B images, obtained and analyzed by our group, and *Hubble* Space Telescope images in the $F606W$ and $F814W$ filters, yielding a six-band catalog of nearly 600 sources. A sample of 28 LBCGs were selected for our study, along with two comparison samples of elliptical and spiral galaxies. The stellar mass computation is performed using population synthesis models to obtain a combined population, whose synthetic photometry is fitted to the observed photometry. The procedure allows us to derive the stellar mass, as well as other important properties, such as the strength and age of a recent star-formation event, and the existence, age and stellar mass of an underlying population. Simulations with synthetic data indicate that the total stellar mass is recovered with an uncertainty less than a factor of two, even if metallicities, dust extinction and variations in the stellar initial mass function yield degenerate solutions.

The estimated stellar mass for the LBCGs is about $10^{10} M_{\odot}$. A young stellar population of age 20 – 100 Myr, comprising 5 – 10 % of the total galaxy stellar mass is present in all of the galaxies. It is found that the median stellar masses for the spiral and elliptical samples are respectively $2 - 2.5 \times 10^{10}$ and $6.3 \times 10^{10} M_{\odot}$. The passive evolution of a typical LBCG from $z = 0.6$ to $z = 0$ produces a galaxy with properties similar to nearby dwarf ellipticals, concluding that a substantial fraction of LBCGs observed at redshift between 0.3 and 1.2 might evolve into galaxies related to nearby dwarf ellipticals.

A mi familia

Índice

1. Introducción: Galaxias Luminosas Compactas Azules, masas estelares	1
1.1. Introducción	1
1.2. Naturaleza de las LBCGs	1
1.3. LBCGs y evolución galáctica	2
1.3.1. ¿Cuál es el papel de las LBCGs en la historia de formación estelar del Universo?	3
1.3.2. ¿Qué tipos de galaxias a $z = 0$ resultan de la evolución de las LBCGs?	3
1.3.3. ¿Son las LBCGs similares a las galaxias a $z \sim 3$ que aparecen en imágenes profundas?	4
1.4. Masas estelares	5
1.4.1. Medida de masas de galaxias	6
2. Objetivos de este trabajo	11
2.1. Objetivos generales del grupo GOYA	11
2.2. Objetivos de esta tesis	11
2.3. Metodología y desarrollo de la tesis	12
3. Observaciones	15
3.1. Definición del muestreo	15
3.2. Campos seleccionados	15
3.2.1. Groth	15
3.2.2. Coppi	16
3.2.3. SA68	16
3.2.4. Otros campos de GOYA	17
3.3. Observaciones	17
3.4. Estrategia observacional en infrarrojo	19
3.4.1. Estrellas estándares	20
3.4.2. Imágenes para la corrección de campo plano	20
3.4.3. Test de linealidad	20
4. Tratamiento y reducción de los datos NIR	21
4.1. Esquema seguido en la reducción	21
4.2. Corrección de la no linealidad del detector	21

4.3.	Corrección de campo plano	24
4.4.	Cálculo y sustracción de cielo	28
4.5.	Mosaicos de los campos	29
4.6.	Calibración fotométrica	29
4.7.	Obtención de catálogos	34
4.7.1.	Extracción de fuentes	34
4.7.2.	Identificación de fuentes en catálogos con varias bandas	36
5.	Metodología para la selección de muestras de LBCGs	37
5.1.	Procedimiento de selección	37
5.1.1.	Corte en luminosidad	37
5.1.2.	Corte en color	37
5.1.3.	Corte en brillo superficial	38
5.2.	Elección de la banda adecuada en función de z	38
5.3.	Análisis del brillo superficial de las fuentes	39
5.3.1.	Estudio teórico de la variación del BS_e con z	40
5.3.2.	Recuperación de BS_e en imágenes con <i>seeing</i>	41
5.3.3.	Imágenes simuladas de galaxias a diferentes z	42
5.4.	Discusión y conclusiones	49
6.	Cuentas de galaxias en los campos Groth y Coppi	53
6.1.	Introducción	53
6.2.	Extracción de fuentes: Eficiencia y fiabilidad de las detecciones	55
6.2.1.	Extracción de fuentes	55
6.2.2.	Estudio de la eficiencia de detección y la de fiabilidad	56
6.3.	Separación entre estrellas y galaxias	59
6.4.	Cuentas de galaxias: Resultados	62
6.4.1.	Comparación con cuentas de galaxias de otros muestreos	64
6.4.2.	Cambio de pendiente en $K_s \sim 17.5$	66
6.4.3.	Comparación con modelos	67
6.4.4.	Cálculo de errores en las cuentas	69
6.5.	Contribución de las galaxias al fondo de luz extragaláctica	71
7.	Determinación de las masas estelares a partir de la fotometría	75
7.1.	Descripción del procedimiento	75
7.2.	Modelo de ajuste	75
7.3.	Proceso de ajuste para galaxias LBCGs	76
7.4.	Simulaciones	79
7.4.1.	Mejora en las masas estimadas con el número de bandas	87
7.5.	Simulaciones variando todos los parámetros	96
7.6.	Conclusiones	104

8. Masas estelares de LBCGs	107
8.1. Introducción	107
8.2. Muestra de LBCGs en el campo de Groth	108
8.3. Acotación de los parámetros poblacionales de las LBCGs	109
8.3.1. Metalicidad	110
8.3.2. Historia de formación estelar	111
8.3.3. Función inicial de masas	112
8.3.4. Rango de edades de las componentes	112
8.3.5. Extinción	113
8.4. Resultados	114
8.4.1. Comparación con la literatura	115
8.5. Evolución de las LBCGs	118
8.6. Conclusiones	119
9. Comparación con las masas estelares de espirales y elípticas	123
9.1. Introducción	123
9.2. Selección de las muestras de espirales y elípticas	124
9.2.1. Selección de elípticas y espirales por color	124
9.2.2. Selección morfológica de elípticas y espirales	124
9.3. Parámetros poblacionales de los modelos de elípticas y espirales	126
9.3.1. Metalicidad de las galaxias espirales y elípticas	126
9.3.2. Extinción en galaxias espirales y elípticas	128
9.3.3. Historia de formación estelar	132
9.4. Resultados de galaxias elípticas seleccionadas por color	132
9.5. Masas estelares de la muestra morfológica de elípticas	137
9.5.1. Masas estelares de las elípticas y S0 de la muestra de Im et al. (2002)	137
9.6. Resultados para galaxias espirales	138
9.7. Comparación de las masas estelares con masas dinámicas	140
9.8. Análisis de las relaciones Masa-Luminosidad	144
9.8.1. Comparación de la M-L de las LBCGs con galaxias de tipos tempranos	144
9.8.2. Comparación de la M-L de las LBCGs con galaxias de tipos tardíos	145
9.8.3. Relaciones Masa-Luminosidad en las muestras seleccionadas por mor- fología	147
9.9. Estimación de las masas estelares a partir de la fotometría en K	150
10. Conclusiones de la tesis y trabajo futuro	155
10.1. Conclusiones del trabajo de tesis	155
10.2. Trabajo futuro	157
A. Modelo cosmológico	159
A.1. Introducción	159
A.2. Desplazamiento al rojo	159
A.3. Magnitud aparente	160
A.4. Ecuaciones de Friedmann	162
A.5. Brillo Superficial	164

A.5.1. Tamaño angular	164
B. Desplazamiento en z de galaxias	167
B.1. Introducción	167
B.2. Cambio de escala espacial	167
B.3. Conversión del número de cuentas	169
B.4. Convolución con la PSF	170
B.5. Ajuste del nivel y ruido de cielo	170
C. Leyes de extinción	175
D. Muestras de galaxias	177
Bibliografía	205

Índice de tablas

3.1.	Descripción de los campos observados en K_s con INGRID-WHT	19
3.2.	Características de los datos en el campo Groth.	19
4.1.	Secuencia de tiempos de exposición para la calibración de la linealidad del detector (campana de abril de 2000)	22
4.2.	Secuencia de tiempos de exposición para la calibración de linealidad (campana de octubre de 2000)	24
4.3.	Coefficientes de la calibración fotométrica	33
6.1.	Coordenadas, PSF y magnitud al 50 % de eficiencia de detección de los apuntados	54
6.2.	Corrección en las cuentas de galaxias debida a estrellas	63
6.3.	Características de las galaxias en el modelo de ajuste de cuentas	68
6.4.	Funciones de Luminosidad	68
6.5.	Cuentas de galaxias en K_s en el campo Groth	73
6.6.	Cuentas de galaxias en K_s en el campo Coppi	73
6.7.	Cuentas de galaxias en K_s en los campos Coppi y Groth	74
7.1.	Propiedades del modelo que mejor ajusta a la población de LBCGs referidas en Guzmán et al. (2003)	80
7.2.	Resultados del análisis de las masas estelares al variar A_V	91
7.3.	Resultados del análisis de las masas estelares al variar la ley de extinción	92
7.4.	Resultados del análisis de las masas estelares al variar la SFH	93
7.5.	Resultados del análisis de las masas estelares al variar la metalicidad	94
7.6.	Resultados del análisis de las masas estelares al variar la IMF	94
7.7.	Resultados del análisis de las masas estelares al aumentar el número de filtros	95
7.8.	Errores fotométricos considerados para la galaxia modelo a distintos z	96
7.9.	Rango de variación de los parámetros de los modelos	96
7.10.	Coefficientes de correlación de Pearson entre la masa estelar recuperada y cada uno de los otros parámetros	99
7.11.	Matriz de correlación entre los distintos parámetros usados en la recuperación de la masa estelar, $z = 0.5$	99

7.12. Matriz de correlación entre los distintos parámetros usados en la recuperación de la masa estelar, $z = 0.8$	102
7.13. Matriz de correlación entre los distintos parámetros usados en la recuperación de la masa estelar, $z = 1.1$	102
8.1. Propiedades de los modelos para el ajuste a la fotometría de la muestra de LBCGs	110
8.2. Propiedades deducidas de la muestra de galaxias LBCGs	120
C.1. Valores de $k(\lambda)/R_V$ para extinción Galáctica	176
C.2. Valores de los coeficientes en la parametrizaciones de las leyes de la MW y la LMC de Fitzpatrick (1986)	176
C.3. Valores de $E(\lambda - V)/E(B - V)$ para extinción de la SMC	176

Índice de figuras

1.1. Radios efectivos, magnitudes y anchuras de velocidades de LBCGs.	2
1.2. M_B vs. excitación en galaxias compactas. Razón de formación estelar vs. z	3
1.3. Imágenes de objetos compactos a $z \sim 0.7$ y $z \sim 3$	5
1.4. Errores en la estimación de las razones M/L en la banda K para distintos juegos de filtros	7
1.5. Ajuste de espectros modelados a la fotometría de las LBGs	9
2.1. Imagen de telescopio William Herschel	14
3.1. Magnitudes límite en distintas bandas. Conversión entre los sistemas Vega y AB.	16
3.2. Presentación de los campos.	17
3.3. Apuntados previstos en GOODS-N	18
3.4. Patrones de desplazamiento para los campos	20
4.1. Esquema general de la reducción de una imagen infrarroja	22
4.2. Efecto de memoria del detector	23
4.3. Ajustes usados para la obtención de la corrección de linealidad en abril de 2000	25
4.4. Ajustes usados para la obtención de la corrección de linealidad en junio de 2001	26
4.5. Esquema para la obtención de la imagen de campo plano	27
4.6. Mosaicos de los campos Coppi y SA68	30
4.7. Mosaico de 5 apuntados en Groth	31
4.8. Calibración fotométrica	32
4.9. Diagrama de flujo de SExtractor	35
4.10. Solución astrométrica para el apuntado Groth 10 en K_s	36
5.1. Límites en magnitud. Color vs. M_B para una muestra de galaxias cercanas	38
5.2. Brillo superficial en reposo vs. magnitud absoluta en el filtro B	39
5.3. Selección de los filtros	40
5.4. Variación del r_e y del BS_e con z	41
5.5. Simulaciones de la recuperación de r_e en imágenes con <i>seeing</i>	43
5.6. Imágenes simuladas de galaxias cercanas desplazadas en z	44

5.7. Magnitudes K_s , radios efectivos y brillos superficiales de galaxias desplazadas en z	46
5.8. BS_e vs. z para distintos tipos de galaxias, desplazadas en z con COSMOPACK	47
5.9. Curvas teóricas de BS_e frente a z	48
5.10. BS_e^{aper} vs. z para distintos tipos de galaxias desplazadas en z con COSMOPACK	48
5.11. Curvas de magnitud absoluta (M_B) en función de z	50
5.12. Límites en las magnitudes aparentes de los objetos para distintos desplazamientos al rojo	51
5.13. Límites en el color de la galaxia para diferentes desplazamientos al rojo . .	52
5.14. Límites en BSe de los objetos para distintos intervalos de z	52
6.1. Mapa de extinción por polvo	55
6.2. Eficiencia de detección en el campo Coppi	57
6.3. Análisis de la fiabilidad	58
6.4. Análisis de fuentes espurias	60
6.5. Colores $V_{606} - I_{814}$ vs. $I_{814} - K_s$ en la tira de Groth. Cuentas de estrellas en la tira de Groth	61
6.6. Colores $B - R$ vs. $R - K_s$ en el campo Coppi. Predicciones de los modelos de cuentas de estrellas	62
6.7. Cuentas de galaxias combinadas a partir de las obtenidas en los campos Coppi y Groth	64
6.8. Cuentas de galaxias en Groth y Coppi	65
6.9. Ajuste con dos leyes de potencias a los datos completos de otros autores. Ajuste de las cuentas de galaxias de GOYA- K_s	67
6.10. Cuentas de galaxias en la banda K , comparación con modelos	69
6.11. Errores en la estimación de las cuentas de galaxias	71
7.1. Simulaciones de masas estelares cambiando el valor de A_V	81
7.2. Leyes de extinción	82
7.3. Simulaciones de masas estelares cambiando la ley de extinción	83
7.4. Simulaciones de masas estelares cambiando SFR	84
7.5. Simulaciones de masas estelares cambiando la metalicidad	85
7.6. Espectros obtenidos para las componentes de la galaxia modelo a $z = 0.8$ al variar la metalicidad	86
7.7. Funciones iniciales de masas usadas en el código de Bruzual & Charlot (1993)	86
7.8. Simulaciones de masas estelares cambiando la función inicial de masas . . .	87
7.9. Simulaciones de masas estelares aumentando el número de bandas en la recuperación	89
7.10. Ajustes de espectros a la fotometría de galaxias modelo	90
7.11. Gráficas de χ^2 frente a cada uno de los parámetros: A_V , ley de extinción, τ , Z y masa estelar	98
7.12. Masa estelar recuperada frente a cada uno de los parámetros: A_V , ley de extinción, τ y metalicidad	100
7.13. χ^2 del ajuste frente a la edad recuperada para la componente subyacente . .	101
7.14. Masa estelar recuperada frente a la edad de la componente joven	103

7.15. Masa estelar recuperada frente a la edad de la componente joven con 10^6 años como límite inferior para la edad del brote	105
7.16. Comparación entre las edades y masas de las componentes subyacente y brote usando 10^6 y 10^7 años como límites de la edad del brote	106
8.1. Funciones de transmisión de los filtros usados en la determinación de la masa estelar	108
8.2. Magnitudes aparentes y colores de las galaxias de la muestra. Magnitudes y colores límite en función de z	109
8.3. Relación Luminosidad-Metalicidad para galaxias irregulares y espirales . . .	111
8.4. Comparación de colores en función de la edad entre BC96 y BC03	112
8.5. Histogramas de χ^2 de los ajustes a la muestra de LBCGs	114
8.6. Resultados de masas estelares para LBCGs: Edad y masa de las componentes y masa estelar total	116
8.7. Resultados de masas estelares para LBCGs: Histograma de χ^2 e histogramas de masas y edades	117
8.8. Evolución de la magnitud absoluta y el color de las LBCGs en función de z	121
8.9. Evolución temporal de M_B , M_K y en el color $B - V$ de las LBCGs	121
9.1. Límites de magnitud aparente y color en función de z usados para las galaxias elípticas, Sa y Sc	125
9.2. Relación B/T, asimetría y compacidad de las muestras de galaxias. Histograma de magnitudes absolutas (M_B) de las muestras morfológicas de LBCGs, espirales y elípticas	126
9.3. Relación Luminosidad-Metalicidad para espirales y elípticas	127
9.4. Curvas de extinción interna de Witt & Gordon (2000)	129
9.5. Curvas de extinción interna de discos en función de la inclinación	131
9.6. Resultados de masas estelares para elípticas: Edades y masas de las componente y masa estelar total	133
9.7. Diferenciación de los EROs a $z = 1.5$: Elípticas evolucionadas y galaxias <i>starburst</i> con polvo	135
9.8. Separación elípticas y <i>starburst</i> con polvo usando $I - K$ vs. $J - K$. Histograma de masas de las galaxias con formación estelar y polvo	135
9.9. Imágenes y espectros de las galaxias con formación estelar y polvo	136
9.10. Masas estelares de la muestra morfológica de elípticas	137
9.11. Masas estelares de las galaxias elípticas de la muestra de Im et al. (2002). .	138
9.12. Resultados de masas estelares para espirales: Masas y edades de las componentes y masa estelar total	140
9.13. Histogramas de χ^2 para las espirales usando distintas leyes de extinción, valores de A_V y razones de formación estelar	141
9.14. Comparación de las masas estelares con masas dinámicas	143
9.15. Comparación de la masa-luminosidad de LBCGs con galaxias tempranas . .	145
9.16. Comparación de la masa estelar de LBCGs con galaxias tempranas. Histogramas de masas estelares de LBCGs y galaxias tempranas	146
9.17. Comparación de la masa-luminosidad de LBCGs con galaxias de tipos tardíos	146

9.18. Comparación de la masa estelar de LBCGs con galaxias de tipos tardíos. Histogramas de masas estelares de LBCGs y galaxias de tipos tardíos . . .	147
9.19. Comparación de la masa-luminosidad de LBCGs con galaxias de otros tipos seleccionadas por morfología	148
9.20. Comparación de la masa estelar de LBCGs con galaxias de otros tipos selec- cionadas por morfología. Histogramas de masas estelares	148
9.21. Histograma de masas estelares de galaxias espirales	149
9.22. Ajustes de las masas estelares vs. magnitud absoluta en K para las muestras morfológicas	151
9.23. Ajustes masas estelares vs. magnitud absoluta en K y color	153
B.1. Parámetros de la tarea COSMOSHIFT	168
B.2. Proceso de desplazamiento en z de M51	172
B.3. Composición de imágenes desplazadas en z	173
D.1. Muestra de LBCGs y ajustes a la fotometría	178
D.2. Muestra de elípticas y S0 seleccionadas por morfología	183
D.3. Muestra de espirales seleccionadas por morfología y ajustes a la fotometría	189

1

Introducción: Galaxias Luminosas Compactas Azules, masas estelares

1.1. Introducción

Las Galaxias Luminosas Compactas Azules (LBCGs) son galaxias de tamaño reducido pero de alta luminosidad y brillo superficial debido a su elevada tasa de formación estelar, que dominan la densidad numérica de galaxias a desplazamientos al rojo intermedios ($0.4 < z < 1$). Muchos de estos objetos azules y de pequeño tamaño empezaron a observarse en imágenes profundas obtenidas con el *Hubble Space Telescope* (HST) o desde tierra con telescopios de más de 4 m. Los trabajos acerca de estas galaxias realizados en la última década han demostrado que las LBCGs han sufrido una gran evolución en los últimos ~ 8 Gaños y que contribuyen notablemente a la densidad global de la tasa de formación estelar (SFR) entre $0.4 < z < 1$, y a la densidad de luminosidad del Universo en el UV a $z \leq 1$, lo que significa que juegan un importante papel en la evolución galáctica. Sin embargo, todavía no hay un pleno conocimiento sobre qué son estos objetos y por qué aparecen en tan gran cantidad en desplazamientos al rojo intermedios mientras que muy pocos de ellos han podido observarse en el Universo local, o dicho de otra manera, cabría preguntarse: ¿En qué se transforman estos objetos?. Al ser las luminosidades ópticas de las LBCGs similares a las de las galaxias masivas del Universo cercano, se ha pensado que podrían ser los progenitores de galaxias espirales masivas, como la Vía Láctea. Para conocer la evolución de estos objetos habría primero que responder a la pregunta: ¿Son las LBCGs objetos masivos?.

1.2. Naturaleza de las LBCGs

Uno de los mayores interrogantes de la cosmología observacional en las últimas décadas es la naturaleza de las numerosas fuentes azules y débiles que aparecen en imágenes profundas de cielo. Ver los artículos de revisión: Koo & Kron (1992) y Ellis (1997).

El mayor avance en el estudio de este tipo de galaxias se ha logrado con la llegada del HST y de los grandes telescopios terrestres. El primero, con su gran resolución espacial, ha

permitido ver que se trata de sistemas muy compactos con radios efectivos¹ $R_e \leq 4$ kpc y que presentan morfologías muy variadas (Guzmán et al. 1998, Lowenthal et al. 1997). Los espectros de estas galaxias obtenidos con telescopios de 10 m (Keck/HIRES, Keck/LRIS) muestran que las anchuras de velocidades son $\sigma \leq 65$ km s⁻¹ y que presentan líneas de emisión muy intensas y alta excitación, estimada a partir de la razón [OIII] λ 5007/H β . Todo esto, junto con sus altas luminosidades ($M_B \leq -20.5$) indica que se trata de galaxias de baja masa ($M \sim 10^9 - 10^{10} M_\odot$), con razones M/L extremadamente bajas que están sufriendo un intenso brote de formación estelar (Koo et al. 1995, Guzmán et al. 1997, Guzmán et al. 1996). La naturaleza de estas galaxias en comparación con la población galáctica actual es bastante desconocida. Guzmán et al. (1997) y Phillips et al. (1997) cuentan en sus estudios con ~ 45 galaxias LBCGs de las cuales $\sim 60\%$ tienen colores, luminosidades, anchuras de velocidades, tamaños y razones de formación estelar similares a los de las galaxias HII locales. El 40% restante forma un conjunto más heterogéneo que recuerda a las galaxias de disco con formación estelar intensa del Universo local (ver figuras 1.1 y 1.2a).

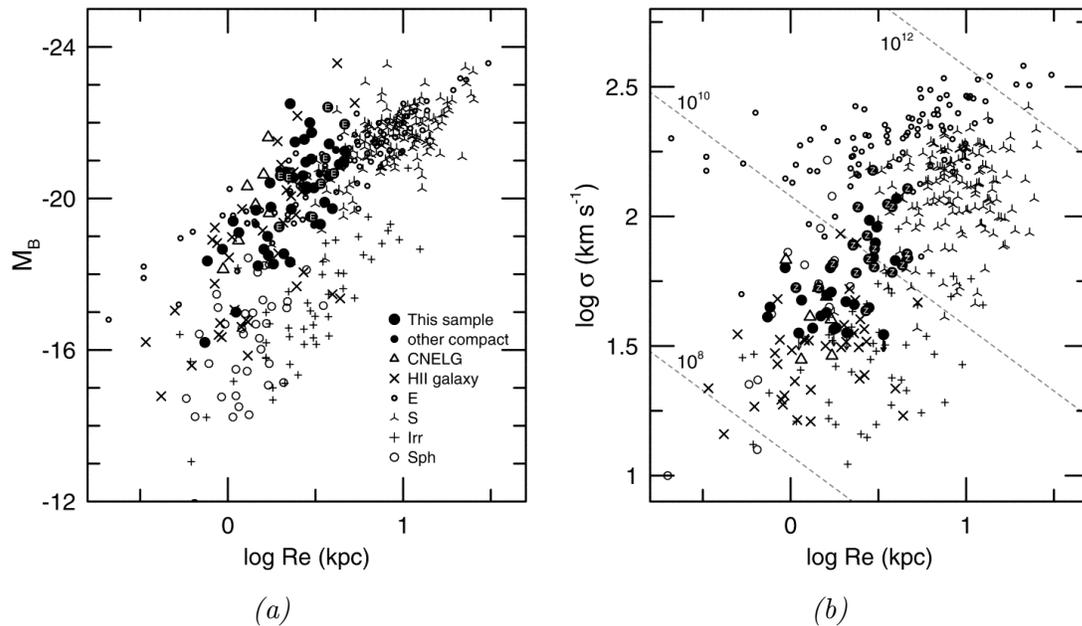


Figura 1.1: (a) R_e vs. magnitudes (M_B) en reposo de la muestra de galaxias compactas (Phillips et al. 1997) y de otros tipos morfológicos. (b) R_e frente a anchuras de velocidades (σ) (Guzmán et al. 1996). En ambos gráficos vemos que parte de la muestra de galaxias compactas ocupa la misma zona que las galaxias HII locales. Figuras tomadas de Phillips et al. (1997).

1.3. LBCGs y evolución galáctica

Estudios recientes han demostrado que las LBCGs juegan un papel importante en la evolución galáctica. Las principales cuestiones objeto de estudio son: qué papel juegan las LBCGs en la historia de formación estelar del Universo, cuál es la relación que tienen los

¹En adelante se usará r_e para denotar el radio efectivo aparente (en ") y R_e para denotar el radio efectivo real en kpc.

objetos compactos observados a $z \sim 3$ con las galaxias compactas a $z < 1$ y en qué evolucionan las LBCGs cuando cesa el intenso brote de formación estelar que están sufriendo. Seguidamente se comentan algunas respuestas que se han dado a estas cuestiones.

1.3.1. ¿Cuál es el papel de las LBCGs en la historia de formación estelar del Universo?

Estudios como los llevados a cabo por Ellis et al. (1996), Cowie et al. (1995), Lilly et al. (1995), encuentran un pico en la razón de formación estelar global (SFR) situado en $z \sim 1 - 2$, ver figura 1.2b, aunque estudios más recientes sugieren que la densidad de la tasa de formación estelar se mantiene prácticamente constante para $z > 1$, teniendo en cuenta los efectos de extinción interna (Steidel et al. 1999). Según se demuestra en Guzmán et al. (1997) las LBCGs, a pesar de representar un 20 % de la población galáctica de campo, podrían dar cuenta de ~ 45 % de la SFR global del Universo en el rango $0.4 < z < 1$.

Estos resultados son compatibles con los estudios de Lilly et al. (1998), donde se sugiere que la evolución en luminosidad de las galaxias dominadas por disco no es suficiente para dar cuenta de la evolución que se observa en la función de luminosidad (LF) global hasta $z = 1$, y se apunta a que sean galaxias más compactas, $R_e \sim 5h_{50}^{-1}$ kpc, las responsables de gran parte de esta evolución en la LF. Véase también Mallén-Ornelas et al. (1999) y Brinchmann et al. (1998).

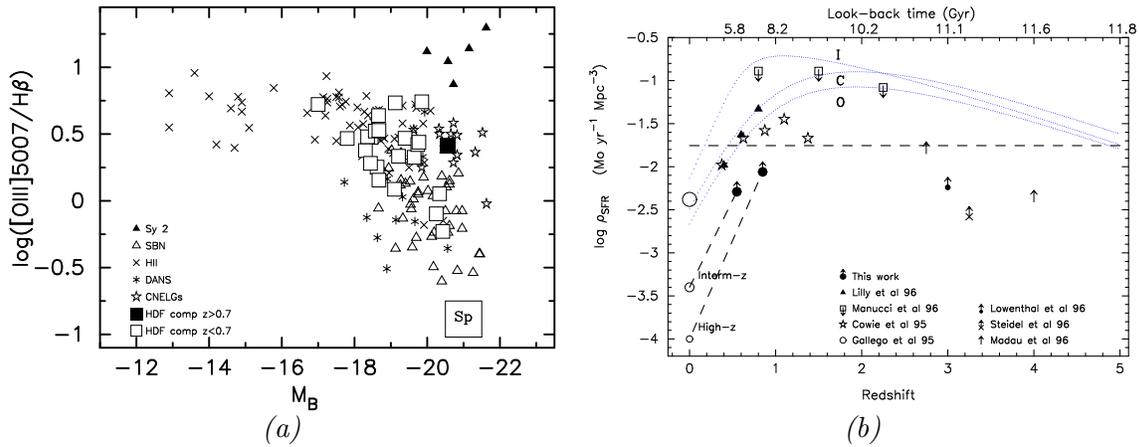


Figura 1.2: (a) Magnitud B en reposo vs. excitación. Se representa una muestra de *compact, narrow emission line galaxies* (CNELGs) a $z = 0.1 - 0.7$ (Koo et al. 1995, Guzmán et al. 1996). (b) SFR como función de z (se asume función inicial de masas de Salpeter y la cosmología: $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $q_0 = 0.5$). Figuras tomadas de Guzmán et al. (1997).

1.3.2. ¿Qué tipos de galaxias a $z = 0$ resultan de la evolución de las LBCGs?

Otro punto interesante sería preguntarse en qué se convierten estos objetos cuando dejan de sufrir el fuerte brote de formación estelar que se les está observando. En Guzmán et al. (1997), Guzmán et al. (1998) y Koo et al. (1995) se propone que las LBCGs a z

intermedios (0.1-0.7), tras concluir el episodio de formación estelar intensa, sufren una caída en luminosidad de 3–4 mag, pasando a ser galaxias con baja luminosidad ($M_B \geq -17$), bajo brillo superficial ($SB_e \geq 23$) y colores más enrojecidos, similares a las elípticas enanas (o esferoidales) como NGC 205 o NGC 185. Las principales evidencias a favor de este escenario son que parámetros de las LBCGs, como el R_e y la dispersión de velocidades, que no varían significativamente tras cesar la formación estelar intensa, tienen muy buena concordancia con los de las galaxias esferoidales locales (Guzmán et al. 1997, Guzmán et al. 1998). Ver figura 1.1b.

Otros estudios apuntan a que las LBCGs son los precursores de bulbos de galaxias espirales masivas con luminosidades² $\sim L^*$, que han formado la gran parte de sus estrellas a $z < 1$. De esta manera, lo que se estaría viendo en las imágenes de las galaxias compactas a $0.4 < z < 0.7$ sería la formación del bulbo y las primeras etapas de la construcción del disco de una espiral masiva. En favor de esta teoría se argumenta que las Galaxias Compactas Luminosas (LCGs) (ver Hammer et al. 2001), tienen masas y concentraciones de luz similares a los bulbos de las galaxias espirales actuales. Además, los espectros de las LCGs se reproducen bien usando dos poblaciones: Una población vieja $\geq 10^9$ años con abundancia en metales $Z \geq Z_\odot$ y una población joven $\sim 5 \times 10^8$ años con $Z \leq Z_\odot$, siendo este comportamiento similar al que manifiesta en el bulbo de la Vía Láctea. En algunas imágenes de LCGs con el HST se aprecia una componente de menor brillo superficial que rodea al núcleo.

Estas dos posibilidades no están enfrentadas, sino que debido a su diversa naturaleza, las LBCGs podrían evolucionar, tanto de una, como de otra forma. Como se dijo anteriormente, en Guzmán et al. (1997) y Phillips et al. (1997) se distinguen dos grupos diferenciados en el análisis de las imágenes de galaxias compactas a $0.4 \leq z \leq 1$. Probablemente las LCGs de Hammer et al. (2001) pertenezcan a lo que en Phillips et al. (1997) se denomina galaxias espirales compactas de alto brillo superficial, mientras que las galaxias más similares a las galaxias HII evolucionan perdiendo su alto brillo superficial, tras cesar su actividad de formación estelar, hasta transformarse en galaxias esferoidales.

1.3.3. ¿Son las LBCGs similares a las galaxias a $z \sim 3$ que aparecen en imágenes profundas?

En trabajos como el de Lowenthal et al. (1997) se muestra que las *Lyman Break Galaxies* (LBGs) a $z \sim 3$ no son galaxias gigantes sino, más bien sistemas compactos con $2 \leq R_e \leq 4$ kpc, muy luminosos en filtros ópticos (1 o 2 mag más brillantes que L^*) como consecuencia de su alta actividad de formación estelar, y que presentan variadas morfologías (ver figura 1.3a). Sus dispersiones de velocidades son $\sigma \simeq 70$ km s⁻¹ (estimadas a partir de líneas de Balmer y [OIII] en emisión; Pettini et al. 1998), de donde se deducen masas del virial $M_{vir} \simeq 1 - 5 \times 10^{10} M_\odot$. Estos resultados apuntan a que estas galaxias tienen las mismas características que las LBCGs aunque son algo más masivas, similares a las LBCGs más luminosas.

En lo que respecta a la evolución de estas galaxias a $z \sim 3$ se han propuesto distintas posibilidades: Podrían ser núcleos de protoesferoides de las galaxias masivas ($L \geq L^*$) de

² L^* es la luminosidad característica de la función de luminosidad de Schechter (1976). Su valor para la cosmología $H_0 = 70$ km s⁻¹ Mpc⁻¹, $\Omega_\Lambda = 0.7$, $\Omega_M = 0.3$ es $M_B^* \sim -20.4$ mag

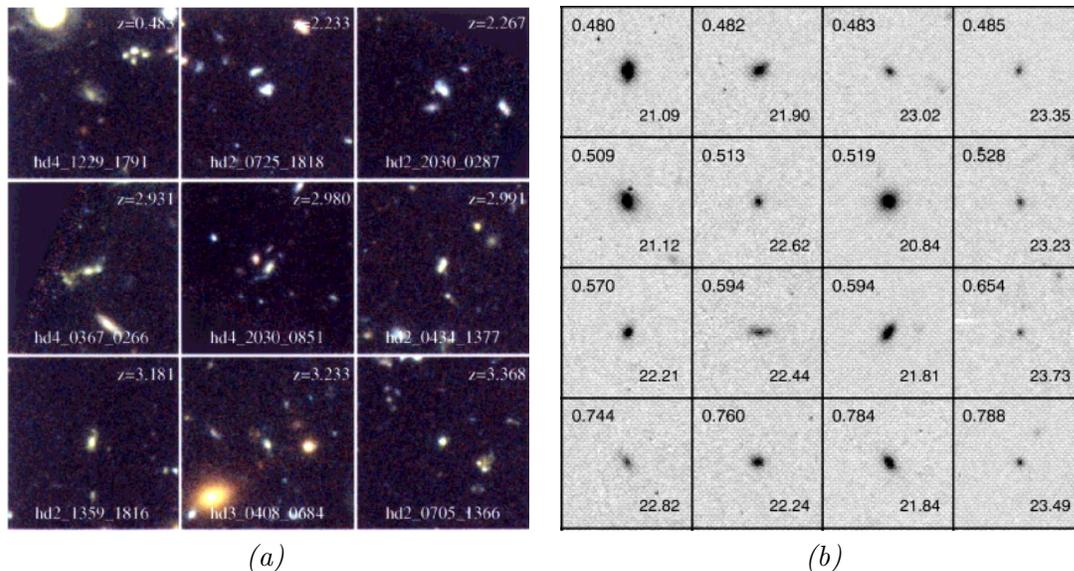


Figura 1.3: (a) Galaxias con $z \sim 3$ (en el centro de cada imagen) en el *Hubble Deep Field* (HST/WFPC2), obtenidas combinando imágenes en los filtros F450W, F606W y F814W. (b) Imágenes de 16 objetos compactos con $z \sim 0.7$ obtenidas con HST/WFPC2 y el filtro F814W. Las cajas tienen $6''$ de lado. El desplazamiento al rojo viene indicado en la esquina superior izquierda, abajo a la derecha se indica la magnitud de la galaxia en I_{814} . Figuras tomadas de (a) Lowenthal et al. (1997) y (b) Phillips et al. (1997).

la actualidad, esto es, lugares de formación estelar en centros de pozos de potencial que están atrapando nuevo gas y transformándolo en estrellas a razón de $\sim 10 M_{\odot} \text{año}^{-1}$, hasta alcanzar una masa $\sim 10^{11} M_{\odot}$.

El modelo de formación jerárquica de estructuras, propone que los bulbos y esferoides de galaxias masivas se forman por el colapso de muchas subcomponentes. Según este modelo, a $z \sim 2 - 3$ se esperaría encontrar muchos de estos componentes distribuidos en un volumen de radio ~ 10 kpc, aunque posiblemente cada componente sea sólo visible durante una etapa de formación estelar extrema, con una duración de $\sim 10^8$ años.

Otra posibilidad es que las galaxias a $z \sim 3$ sean sistemas aislados de características similares, aunque más masivas y luminosas, a las galaxias LBCGs a $0.1 \leq z \leq 0.7$.

1.4. Masas estelares

Una forma de estudiar la evolución de los objetos con formación estelar intensa, que se ven tanto a z intermedio ($0.4 < z < 1$) como a $z \sim 3$, es ver cómo se comparan con las galaxias del Universo cercano, ciertos parámetros que no varían significativamente por la contribución de una formación estelar extrema. Uno de estos parámetros es la masa, bien sea dinámica o estelar. La primera está directamente conectada con las predicciones teóricas de modelos de formación de galaxias y con los resultados de simulaciones cosmológicas, pero sin embargo su medida sólo es posible en galaxias orientadas favorablemente y es difícil de medir en muestras amplias de galaxias. La segunda, aunque menos ligada a los resultados de modelos de formación de estructuras, puede medirse de manera robusta para un gran número de galaxias a través de fotometría multibanda, lo que permite tener muestras mucho

mayores.

Las medidas de masas estelares tienen gran utilidad en la validación de las diferentes teorías de formación de galaxias. El modelo de colapso monolítico predice que las galaxias más masivas se formaron primero. Por el contrario el escenario de formación jerarquizada apunta a un proceso continuo, donde las galaxias elípticas se van formando mediante fusiones de galaxias espirales (Kauffmann & Charlot 1998). Las masas estelares también permiten profundizar en el estudio de los procesos físicos que involucran al material bariónico durante la formación de las galaxias: formación estelar, realimentación del gas producido por las supernovas y la razón de encuentros entre galaxias.

1.4.1. Medida de masas de galaxias

Los trabajos que se han realizado en la medición de masas estelares siguen principalmente dos enfoques:

Mediante un ajuste del perfil de brillo de la galaxia usando distintas componentes (bulbo, disco, barras, brazos, componentes no resueltas, etc.) se construye un modelo de curva de rotación que se compara con la curva de rotación observada y de esta manera se obtiene la razón masa-luminosidad (M/L), asumiendo que la luz de las estrellas es un trazador de la masa total de la galaxia. Este enfoque lo siguen, por ejemplo, los artículos de Heraudeau & Simien (1997) y Bell & de Jong (2001).

La fotometría en varios filtros se compara con modelos de síntesis espectral de poblaciones para deducir propiedades como: IMF, SFR, edad, masas estelares, metalicidad, extinción. Generalmente, se fijan algunos de estos parámetros en base a estudios en galaxias cercanas con propiedades similares, o a estudios espectrofotométricos de galaxias a más alto z . Trabajos que siguen esta línea son los de Sawicki & Yee (1998), Papovich et al. (2001), Dickinson et al. (2003) y Berta et al. (2004), en galaxias a $z \sim 3$, los de Brinchmann & Ellis (2000) y Guzmán et al. (2003) con muestras de galaxias a desplazamientos al rojo intermedios $0.2 < z < 1$, y los de Pérez-González et al. (2003) y Kauffmann et al. (2003) para muestras de galaxias cercanas. En el artículo de Gil de Paz & Madore (2002) se estudia qué combinación de bandas es más adecuada para extraer información relevante de las propiedades enumeradas arriba. En la figura 1.4 mostramos los resultados de este artículo, en cuanto a la mejora esperable en la estimación de las razones M/L en la banda K , para una muestra de galaxias sintéticas, al contar con la fotometría en un número mayor de filtros. Vemos como al aumentar la cobertura en longitudes de onda los resultados son más robustos.

Estos dos modos de proceder se suelen aplicar en distintos rangos de desplazamiento al rojo. El primero necesita una mayor resolución para poder hacer una buena descomposición del perfil de brillo de la galaxia, también se necesitan medidas espectroscópicas, bien en líneas de absorción o de emisión, para obtener la curva de rotación. Es por esto, que esta aproximación al problema se hace con galaxias cercanas, por ejemplo Bell & de Jong (2001) estudian galaxias espirales del cúmulo de la Osa Mayor. Este primer enfoque permite extraer la variación radial de ciertos parámetros de las galaxias como son la razón M/L, color, etc. Así, en Bell & de Jong (2001), en base a comparación con modelos, se encuentra que para galaxias espirales existe una fuerte correlación entre la razón M/L en una determinada banda y el color de la galaxia.

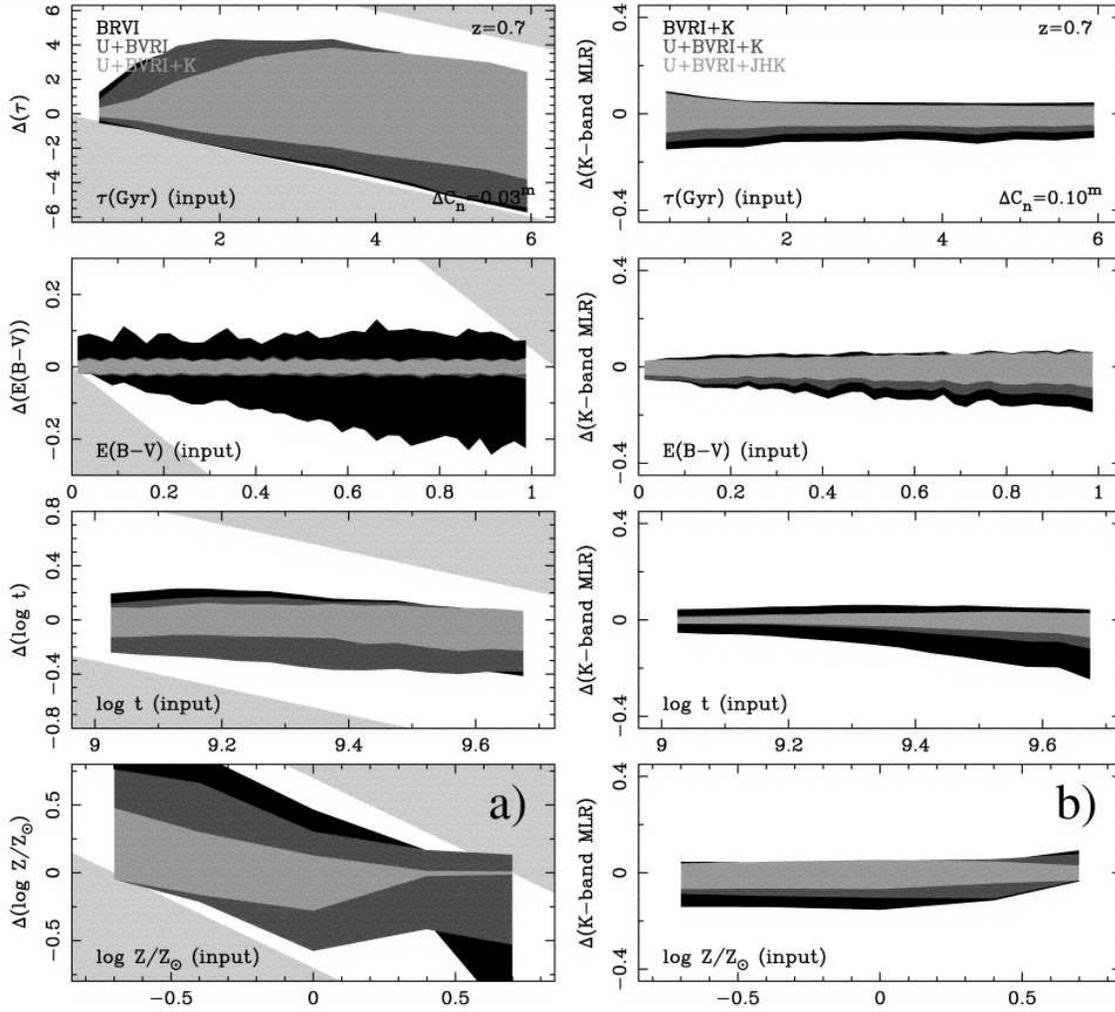


Figura 1.4: a) Errores en la estimación de las propiedades de galaxias a z intermedio, para los juegos de filtros: $BVRI$, $U + BVRI$ y $UBVRI + K$, los errores modelados en la fotometría son de 0.03 mags. b) Incertidumbres en la derivación de las razones masa-luminosidad para galaxias a z intermedio, usando los juegos de filtros: $BVRI + K$, $U + BVRI + K$ y $U + BVRI + JHK$. Los errores fotométricos son 0.10 mags. La figura se tomó de Gil de Paz & Madore (2002).

El segundo método se suele aplicar en galaxias a alto z , donde la resolución es peor, y un estudio basado sólo en fotometría permite llegar mucho más profundo, y con muestras mayores, que un estudio en el que se requirieran datos espectroscópicos, permitiendo extraer propiedades estadísticas para un determinado tipo de galaxias. Debido a la mayor accesibilidad de la fotometría a desplazamientos al rojo mayores, esta forma de proceder se ha usado para estudiar las propiedades de las *Lyman Break Galaxies* (LBGs). Este tratamiento sólo permite extraer propiedades globales de las galaxias, edad de la población estelar dominante, metalicidad, enrojecimiento, masa, etc.

Como resultados relevantes de estudios de este tipo se pueden citar: que las LBG están dominadas por poblaciones estelares muy jóvenes (*edad* < 0.2 Gaños), rodeadas por una cantidad considerable de polvo, $E(B-V) \sim 0.3$, si consideramos metalicidades por debajo de la solar (Sawicki & Yee 1998, Papovich et al. 2001 apunta a enrojecimientos más moderados $E(B-V) \sim 0.1 - 0.2$). Las masas estelares inferidas para estas galaxias a $z > 2$ son de $\sim 2 - 7 \times 10^9 M_{\odot}$ dependiendo de la metalicidad y Función Inicial de Masas, IMF, (Papovich et al. 2001). En Guzmán et al. (2003) se usan por primera vez dos componentes estelares para ajustar la fotometría de LBCGs: una población joven, caracterizada por un brote instantáneo, y una componente subyacente, con decaimiento exponencial de la formación estelar. De este estudio se desprende que las LBCGs a z intermedio se pueden caracterizar por un brote de formación estelar de ~ 13 Maños, que involucra $\sim 10\%$ de la masa estelar de la galaxia, superpuesto a una población mas vieja (~ 2 Gaños). Las masas estelares inferidas son $\sim 5 \times 10^9 M_{\odot}$.

En esta tesis, usaremos la segunda aproximación para medir las masas estelares de galaxias LBCG a z intermedio, $0.5 < z < 1$. Por esto, vamos a comentar algunas de las ventajas e inconvenientes que presenta este método para estimar las masas estelares.

Cuando se trata de derivar propiedades de una galaxia mediante el ajuste de la fotometría a la distribución espectral de energía, que nos proporcionan los modelos de síntesis de poblaciones, algunas de ellas son degeneradas. Esto ocurre con: edad-extinción, edad-metalicidad y escala de tiempos de formación estelar-edad. Sin embargo, estas degeneraciones se cancelan al inferir las masas estelares, lo que lleva a una estimación más robusta de la masa estelar, dentro de un factor ~ 2 para galaxias en el intervalo $0 < z < 1$ (Brinchmann & Ellis 2000), o $\sigma(\log M^*) < 0.5$ dex, para galaxias a alto z (Papovich et al. 2001). La principal fuente de error proviene del desconocimiento de la forma exacta de la IMF, sobre todo en la parte de estrellas de baja masa, ya que estas no contribuyen significativamente a la luminosidad de la galaxia, mientras que sí aumentan su masa (Bell & de Jong 2001). Una IMF con un gran número de estrellas de baja masa daría lugar a unas razones M/L más elevadas.

Al tratar con objetos a alto desplazamiento al rojo, hay que tener en cuenta dos efectos que limitan el rango espectral de la galaxia en reposo donde podemos usar la fotometría para ajustar el espectro de las galaxias:

En galaxias a $z > 2$ las bandas infrarrojas realmente están examinando la parte visible del espectro, (a $z = 3$ la banda K se corresponde con V). Sin embargo, las diferencias entre los modelos comienzan a ser más significativas en la banda K en reposo, véase figura 1.5. Así, datos como los que se están obteniendo tras la puesta en funcionamiento del Spitzer *Space Telescope* (anteriormente SIRT *Space Infrared Telescope Facility*) servirán para reducir la incertidumbre en los parámetros inferidos para galaxias a alto desplazamiento al rojo.

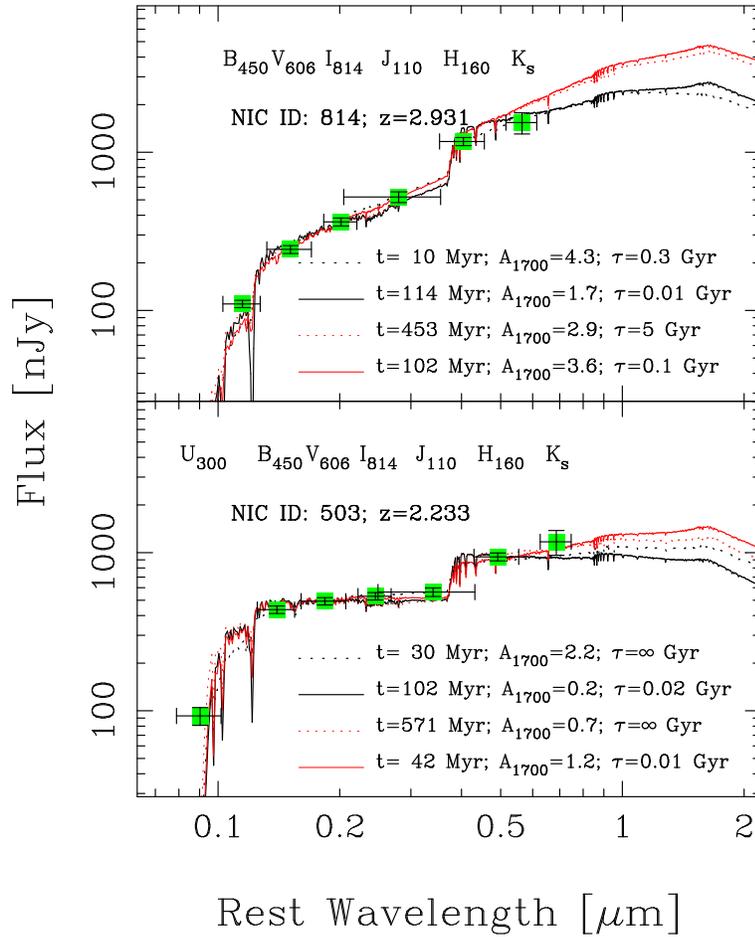


Figura 1.5: Ajuste de espectros modelados a la fotometría de las LBGs: NIC 503 (HDF 2-903.0) y NIC 814 (HDF 3-93.0). Cada panel muestra distintos modelos que ajustan dentro del 68% de nivel de confianza. Los puntos corresponden a la fotometría observada en cada bandas con sus barras de error, las barras de error horizontales representan la FWHM de cada banda. Figura tomada de Papovich et al. (2001).

También hay que tener en cuenta que, a medida que se consideran galaxias a más alto z , además de un simple desplazamiento hacia el rojo del espectro, se produce una deformación de este, que hace que el rango espectral muestreado por un determinado juego de bandas sea menor conforme mayor sea z .

La otra limitación está en que el hidrógeno neutro de las nubes intergalácticas introduce un fuente de opacidad de naturaleza estocástica en el flujo UV. Este efecto, que se usa para identificar galaxias a alto z , afecta al espectro de las galaxias en la parte más azul que 1216 \AA y extingue prácticamente todo el flujo por debajo de 912 \AA . En el filtro U las incertidumbres empiezan a afectar a $z \sim 1.6$ y en B a $z \sim 2.0$. Estas incertidumbres hacen que no se puedan usar las bandas más azules para ajustar el espectro.

2

Objetivos de este trabajo

2.1. Objetivos generales del grupo GOYA

Este trabajo forma parte de la labor investigadora del grupo GOYA, que es una colaboración de astrónomos pertenecientes a instituciones de Inglaterra, Francia, España y EEUU. GOYA está estudiando la población de LBCGs desde el Universo local hasta $z \sim 2.5$, para ello está realizando un muestreo profundo en varias bandas, cubriendo un área total de ~ 0.5 grados cuadrados (ver §3.1). Los principales objetivos científicos de GOYA relevantes a esta tesis son:

- Identificar LBCGs hasta $z \sim 2.5$. Para ello se usa fotometría multibanda, tanto para la selección de los objetos, como para la obtención de desplazamientos al rojo fotométricos (Bolzonella et al. 2000).
- Obtener una medida precisa de un parámetro fundamental para estudiar la evolución de estos objetos, su masa (véase Guzmán et al. 1996), mediante comparación de las luminosidades en la banda K, que traza la población estelar vieja (Rix 1993), y otras bandas azules, para caracterizar la fuerza y extensión del brote de formación estelar, con modelos de síntesis de poblaciones.
- Proporcionar un catálogo de LBCGs para su futuro estudio espectroscópico. Este se centrará en observaciones de la misma región espectral (desde [OII] λ 3727 hasta $H\alpha$) para LBCGs a $0.1 < z < 2.5$, e incluye medidas de la tasa de formación estelar (luminosidad en $H\alpha$), metalicidad (abundancia de oxígeno), extinción (decremento Balmer), y cinemática (anchura de líneas de emisión). Para ello se usarán varios espectrógrafos ópticos e infrarrojos actualmente disponibles o en construcción: DEIMOS en Keck, FLAMINGOS en Gemini, EMIR y OSIRIS en el GTC.

2.2. Objetivos de esta tesis

El trabajo de esta tesis se enmarca dentro del grupo GOYA. Durante el desarrollo de la misma se han llevado a cabo varias campañas de observación en el telescopio William Herschel (figura 2.1) para la obtención de imágenes en el infrarrojo cercano en algunos

de los campos considerados por GOYA. También se ha confeccionado un código para la estimación de las masas estelares de galaxias LBCGs a partir de la fotometría multibanda. Concretamente, los objetivos específicos que nos planteamos en este trabajo son:

- Planificar, llevar a cabo y reducir las primeras observaciones infrarrojas del muestreo. Esto conlleva el aprendizaje de la técnica de reducción de datos del NIR, y la adecuación del método para el tratamiento similar de los datos de campañas de observación posteriores.
- Realizar simulaciones con datos sintéticos encaminadas a encontrar los parámetros del programa de detección de fuentes idóneos para los distintos campos y establecer la eficiencia y fiabilidad de las detecciones en función de la magnitud y del tamaño de los objetos.
- Definir las características de un muestreo profundo que permita identificar LBCGs hasta $z \sim 2.5$. Establecer los criterios de selección para obtener muestras de LBCGs a distintos z con propiedades uniformes en el sistema de referencia intrínseco de las galaxias.
- A partir de las imágenes infrarrojas obtener cuentas de galaxias en la banda K_s . Estas cuentas de galaxias en el NIR tienen ciertas ventajas sobre las cuentas en el óptico a la hora de estudiar los modelos de evolución galáctica: En el NIR, la emisión es más uniforme con la longitud de onda (lo que implica menores correcciones-K), la luz está más relacionada con la masa de la galaxia, debido a la menor influencia de brotes recientes de formación estelar, y la extinción por polvo es menor.
- Construir un catálogo con fotometría multibanda y desplazamientos al rojo espectroscópicos que nos permita obtener una primera muestra de LBCGs hasta $z \sim 1.2$. Para esto usaremos los datos obtenidos por nuestro grupo en U , B , J y K_s , junto con datos de HST/WFC en $F606W$ y $F814W$. Los z espectroscópicos los obtenemos del catálogo del grupo DEEP (<http://deep.ucolick.org/archive.html>).
- Medir las masas estelares de las LBCGs de la muestra hasta $z \sim 1.2$, usando la fotometría infrarroja y óptica obtenida por nuestro grupo, junto con imágenes de HST/WFC. La masa de estas galaxias es un parámetro fundamental si estamos interesados en sus posibles transformaciones mediante evolución pasiva, puesto que ésta no va a modificarse significativamente, y permite discriminar qué galaxias son alternativas posibles a LBCGs evolucionadas.
- Realizar una comparación de las masas obtenidas para la muestra de LBCGs, con las masas estelares que se obtienen usando el mismo método para muestras de galaxias espirales y elípticas en el campo Groth.

2.3. Metodología y desarrollo de la tesis

En los primeros capítulos de la tesis, §3 y §4, se explica cómo se llevaron a cabo y se redujeron parte de las observaciones infrarrojas del muestreo. También es importante realizar

simulaciones con datos sintéticos encaminadas a encontrar qué parámetros del programa de detección de fuentes (**SExtractor**, Bertin & Arnouts 1996) son los más idóneos para los distintos campos y establecer la eficiencia y fiabilidad de las detecciones en función de la magnitud y el tamaño de los objetos. La importancia de tener bien estudiados los parámetros de detección de fuentes en K_s reside en que ésta va a ser la banda de referencia en la que haremos la búsqueda de objetos, y en que K_s es la banda en la que se estudiarán las galaxias a mayor desplazamiento al rojo. También la fotometría de las fuentes en K_s resulta esencial para una buena estimación de la masa estelar.

Seguidamente, en el capítulo 5, estudiaremos la forma de hacer la selección de una muestra de LBCGs, con propiedades uniformes en el sistema de referencia intrínseco de las galaxias, para el rango de desplazamientos al rojo $0 \leq z \leq 2.5$. Este es un objetivo novedoso del presente trabajo. En el apartado 1.3.3 se apunta a la posible similitud entre los objetos compactos observados a $z \sim 3$ y las galaxias compactas a $z < 1$. Una forma en la que puede estudiarse si son o no objetos similares, es analizando una muestra homogénea de este tipo de galaxias que cubra diferentes rangos de desplazamiento a rojo. La forma de obtener una muestra de galaxias con estas características es imponiendo cortes adecuados en luminosidad, color y brillo superficial.

Como un trabajo complementario al cálculo de las masas estelares, a la espera de tener datos en las bandas ópticas, y para un análisis en mayor profundidad de los datos en la banda K_s , hemos obtenido las cuentas de galaxias en los campos Groth y Coppi en §6. En este capítulo se explican con mayor rigor las estimaciones de eficiencia y fiabilidad que se hicieron tras la reducción de las imágenes.

Las cuentas en el NIR tienen especial importancia en el estudio de los modelos cosmológicos, ya que las correcciones-K son menores y más fáciles de modelar, la luz se ve menos afectada por brotes recientes de formación estelar que en los filtros ópticos, y la extinción por polvo es menor. Además las cuentas en la banda K complementan a las cuentas en bandas ópticas y a otros estudios, como la distribución de las galaxias con z , ya que estas relaciones se comportan de manera diferente al variar los parámetros cosmológicos, ver Sandage, Kron, & Longair (1993).

En Groth están calculados los desplazamientos al rojo espectroscópicos de unas 800 galaxias, lo que junto con las imágenes del HST, donde es posible medir con exactitud parámetros fotométricos, nos va a permitir hacer una primera selección de LBCGs hasta $z \sim 1.2$. Con estos datos, junto con las imágenes obtenidas en U, B, J y K_s , construimos catálogos con información fotométrica en 6 bandas y z espectroscópicos.

En el capítulo 7 introduciremos el algoritmo de determinación de masas estelares, y veremos los resultados de distintas simulaciones que nos permitirán determinar el comportamiento de las masas estelares en relación con otros parámetros del modelo que entran en juego al estimar éstas. En §8, una vez tenemos seleccionada la muestra de LBCGs mediremos sus masas estelares hasta $z \sim 1.2$, usando la fotometría en el filtro K_s para tener una estimación de la población vieja y bandas ópticas para estimar la fuerza y extensión del brote.

El cálculo de las masas estelares de galaxias se ha venido haciendo, mediante el ajuste del espectro sintético de una galaxia obtenido con modelos de síntesis de poblaciones, a la fotometría observada en distintos filtros. Este método se ha usado en los trabajos de Sawicki & Yee (1998) y Papovich et al. (2001) en galaxias a $z \sim 3$, y los de Brinchmann & Ellis

(2000) y Guzmán et al. (2003) para galaxias a z intermedio $0.2 < z < 1$. Existen evidencias de que el espectro de las LBCGs, tanto del universo cercano, como a z intermedio, se ajusta bien mediante poblaciones estelares que combinan un brote reciente de formación estelar con una población subyacente (Guzmán et al. 1998; Östlin et al. 2001; Guzmán et al. 2003), por esto nosotros usaremos dos componentes estelares para ajustar la fotometría observada: un brote, que será la componente joven, donde la formación estelar sucede instantáneamente, y un disco con decaimiento exponencial de la formación estelar que reproduce la población subyacente. Un modelo similar con dos componente se usa en Guzmán et al. (2003).

Por último, en §9 se aplicará el mismo algoritmo para calcular la masa estelar de muestras de galaxias elípticas y espirales, lo que nos permitirá comparar los resultados obtenidos estadísticamente para los distintos tipos de galaxias. En §10 se enumerarán las conclusiones más relevantes de este trabajo.



Figura 2.1: Imagen del telescopio William Herschel. Cortesía del *Isaac Newton Group of Telescopes*, La Palma.

3

Observaciones

3.1. Definición del muestreo

Con el fin de alcanzar los objetivos indicados en la sección 2.1, el grupo GOYA se ha planteado realizar un muestreo multibanda, de manera que:

1. Sumando las áreas cubiertas por los distintos campos se cubra un área total de 0.5 grados cuadrados. Esto nos proporcionará un número suficiente de LBCGs en cada intervalo de z , $\Delta z = 0.2$ ó 0.3 , para poder hacer un estudio estadístico significativo.

2. La profundidad en las bandas U , B , V , R , I y K_s nos permita observar LBCGs hasta $z \sim 2.5$, ver figura 3.1a. Para este propósito las magnitudes límite en las distintas bandas son, en el sistema AB (Oke & Gunn 1983): $U = 25.7$, $B = 25.4$, $R = 25.2$, $I = 25.2$ y $K_s = 22.9$.

3.2. Campos seleccionados

Los campos observados se seleccionaron en zonas con alta latitud galáctica, de manera que hubiese poca extinción y que estuvieran poco contaminados con estrellas. También se tuvo en cuenta que hubiera disponibilidad de observaciones en otras longitudes de onda, principalmente en el óptico y también apuntados del telescopio espacial Hubble (HST).

Los campos con las características indicadas, que hemos elegido para iniciar nuestro estudio son: Groth, Coppi, SA68, VIRMOS-2h (VVDS) y GOODS-N. A continuación se comentan los datos existentes en cada uno de estos campos.

3.2.1. Groth

Es una tira de ~ 45 arcmin de longitud, el apuntado central está situado a $AR = 14^h 16^m 38.79^s$, $DEC = 52^\circ 16' 52.32''$ (J2000), su ángulo de posición es de $40^\circ 3' 48''$. Fue objeto de estudio con el HST dentro del programa MDS (*Medium Deep Survey*). Consta de 28 apuntados de la WFPC2 (*Wide Field Planetary Camera 2*), donde todos excepto uno tienen 2800 segundos de observación en F606W y 4400 segundos en F814W. Las magnitudes límite estimadas varían desde ~ 27.5 hasta 28. El apuntado restante es más profundo y tiene un tiempo total de observación de 24400 segundos en F606W y 25200 en F814W.

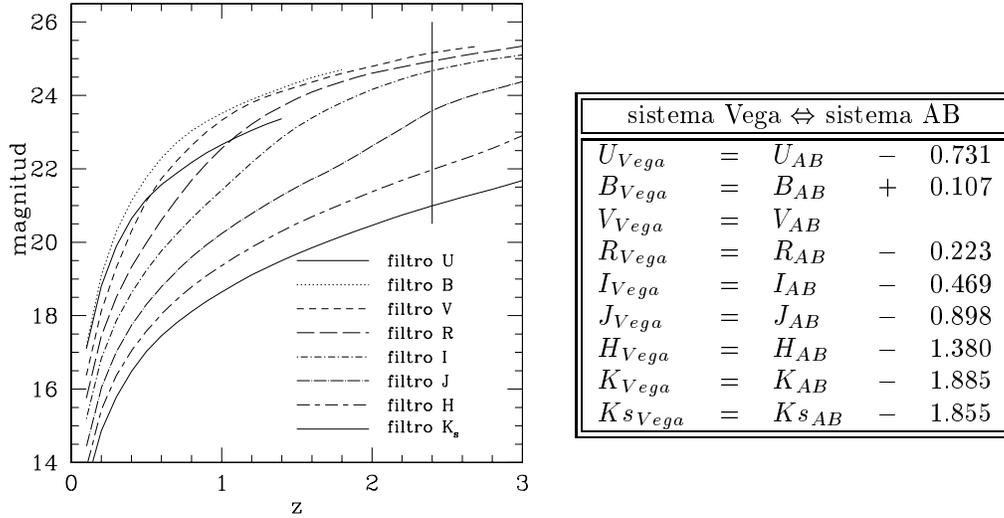


Figura 3.1: (a) Magnitudes límite en distintas bandas para $M_B = -21.4$ y la SED propia de una galaxia Sc (Poggianti 1997). La cosmología usada es $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\lambda = 0.7$: (b) Conversión entre los sistemas Vega y AB. Los filtros son: U , $B2$ y V de Buser, R e I de Johnson, J , H y K de Bessell and Brett y K_s del KPNO-IRIM.

En Groth, nuestro grupo ha tomado imágenes en los filtros J y K_s con WHT/INGRID y en U y B con INT/WFC. Hay espectros con LRIS/Keck de unas 800 galaxias con $I < 24$. También hay imágenes profundas de VLA en radio y Chandra en rayos X y en un futuro está prevista la obtención de imágenes profundas en infrarrojo medio y lejano con Spitzer e imágenes profundas en UV lejano con GALEX.

En la imagen 3.2a se muestra el campo Groth con los apuntados de diferentes instrumentos realizados hasta el momento.

3.2.2. Coppi

Con $AR=11^h59^m31^s$ y $DEC=29^\circ14'42.97''$ (J2000), es un campo que al igual que el anterior tiene poca contaminación estelar. En él existen imágenes disponibles en los filtros B y R del 3.5m (WIYN) en KPNO e imágenes de Chandra en rayos X. En un futuro habrá imágenes del HST en V e I .

3.2.3. SA68

Tanto Groth como Coppi son visibles desde el ORM (Observatorio del Roque de los Muchachos) en primavera. En cambio SA68 (figura 3.2b, $AR=0^h17^m10.80^s$, $DEC=15^\circ46'10.43''$, J2000) es visible en otoño.

En SA68 hay apuntados del HST en los filtros U , B , V , I y H , imágenes en B y R del 4m (Mayall) en KPNO y espectros de LRIS/Keck de unas 200 galaxias con $I < 24$.

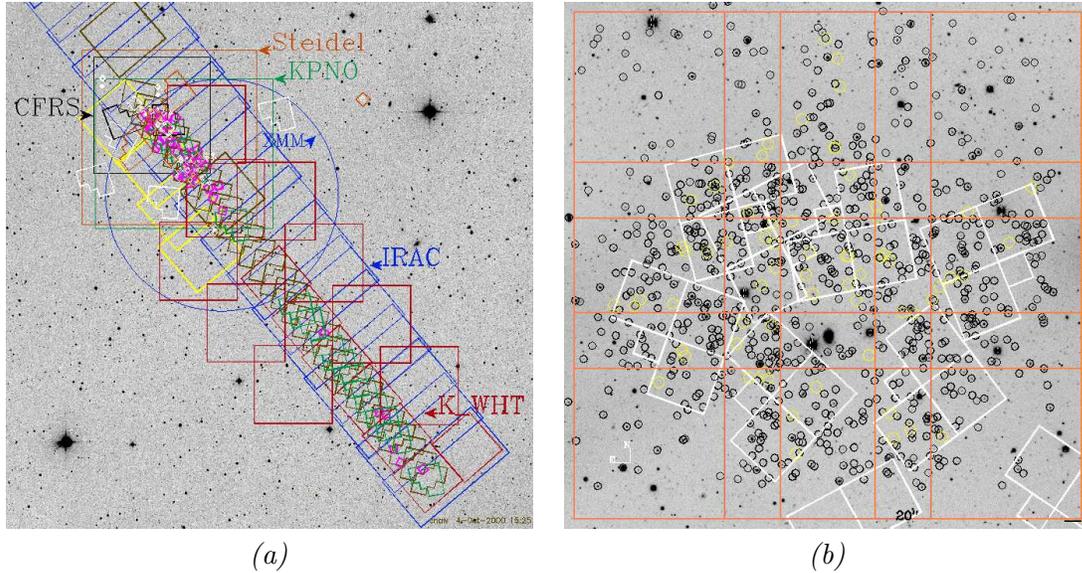


Figura 3.2: Campos (a) Groth, (b) SA68. Las regiones marcadas en las imágenes corresponden a observaciones realizadas en diferentes bandas fotométricas.

3.2.4. Otros campos de GOYA

Para cubrir los 0.5 grados cuadrados requeridos, además de los campos citados, hemos empezado a considerar otros campos que en poco tiempo van a tener observaciones en otras bandas.

Actualmente GOYA está haciendo apuntados en el campo profundo de VVDS (*VIMOS-VLT Deep Survey*), las coordenadas son $AR=2^h26^m00.0^s$, $DEC=-4^{\circ}30'00''$. Este campo será cubierto con CFH12K hasta magnitudes AB: 26.0 en U , 26.5 en B , 26.0 en V , 26.0 en R , 25.4 en I y con ESO-NTT SOFI hasta $K'_{AB} = 21.5$, estimadas para 3σ en un objeto extenso con apertura $3''$. Usando VIMOS y NIRMOS se obtendrán desplazamientos al rojo espectroscópicos para más de 150000 objetos.

También se ha planificado observar el área de GOODS-N (Dickinson et al. 2003), donde se van a tener observaciones desde telescopios espaciales cubriendo un amplio rango de longitudes de onda: Hubble, Chandra, XMM-Newton. En la figura 3.3 se muestran los apuntados con telescopios espaciales que van a realizarse en el campo GOODS-N.

3.3. Observaciones

Para conseguir todas las bandas necesarias en el muestreo hemos comenzado obteniendo los datos en el infrarrojo (K_s). Empezamos por esta banda porque es esencial para seleccionar los objetos a más alto z y porque el tiempo necesario para cubrir los 0.5 grados cuadrados en K_s es mucho mayor que en las otras bandas del muestreo, ya que el área cubierta por las cámaras infrarrojas actuales, típicamente 6×6 arcmin, es mucho más pequeña que la de las cámaras ópticas, que suelen tener del orden de 35×35 arcmin de campo de visión.

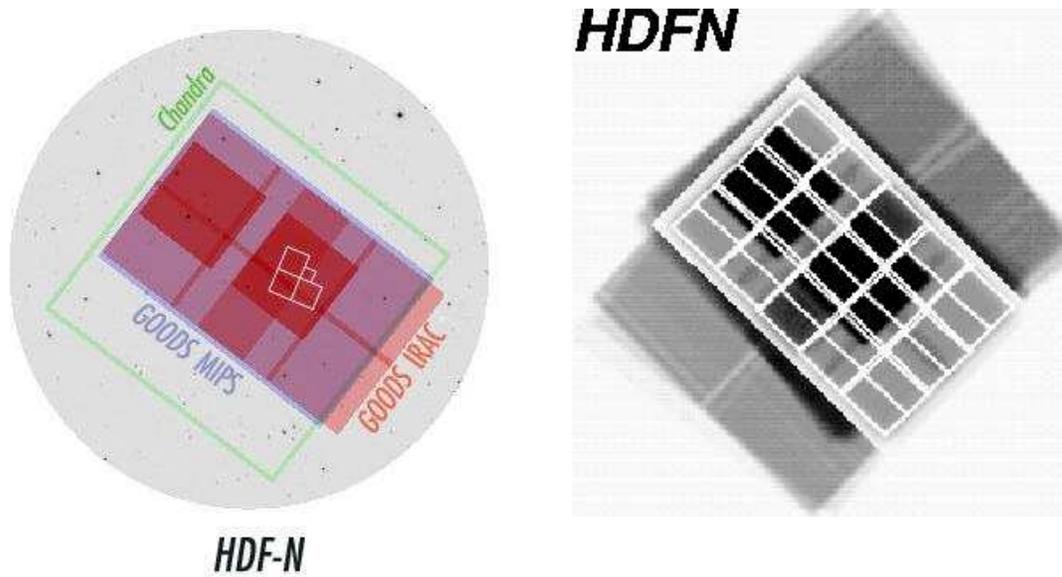


Figura 3.3: Esquema de los apuntados en GOODS-N. En la figura de la izquierda en color rojo están representados los apuntados que van a realizarse con Spitzer-IRAC ($3.6 - 8 \mu m$), el tiempo de exposición será 25 horas. En dos zonas de $5' \times 5'$, una de ellas cubriendo el HDF, se tomarán imágenes de 75 horas. Las observaciones previstas con Spitzer-MIPS a $24 \mu m$ (~ 10 horas de tiempo de exposición) se muestran en azul. La zona a cubrir con Chandra (1Msec) se representa en verde. En la figura de la derecha se muestran los apuntados que van a realizarse con HST-ACS superpuestos a los de Chandra y Spitzer-IRAC. Las observaciones con ACS-HST en los filtros $F435W$, $F606W$, $F775W$ y $F850LP$, tendrán tiempos de exposición de 3, 2.5, 2.5 y 5 órbitas del HST respectivamente (cada órbita tiene ~ 97 minutos). Las figuras se han obtenido de <http://www.stsci.edu/science/goods>.

Los datos infrarrojos de que disponemos hasta el momento los hemos obtenido en cuatro campañas con un total de once noches de observaciones, en abril y octubre de 2000 y junio y octubre de 2001. Las observaciones se realizaron con la cámara INGRID del telescopio William Herschel en la Palma, usando el filtro K_s . En la tabla 3.1 se presentan los datos.

En los campos Groth y Coppi alcanzamos una profundidad $K_s = 20.7$ mag y 21.0 mag para objetos puntuales con el 50 % de eficiencia de detección. A estas magnitudes se tiene $S/N > 3$.

Los datos infrarrojos en el campo Groth se han complementado, en campañas más recientes, con imágenes en el óptico (U y B) en mayo de 2002, usando INT/WFC, y en el filtro J con WHT/INGRID en mayo de 2003. En mayo de 2003, también se realizó una integración profunda del campo 10 de Groth en K_s . En la tabla 3.2 se resumen las características de los datos que tenemos disponibles en Groth.

También hemos hecho dos campañas en diciembre de 2001 y noviembre de 2002 para obtener datos en U y B en SA68 y Coppi, pero en ambas el mal tiempo nos impidió obtener datos con la profundidad y la resolución necesarias para nuestros objetivos.

Nombre del Campo	AR	Posición DEC	EQ	apuntados totales	apuntados realizados	Tiempo de exposición	PSF (FWHM)
Coppi	11 ^h 59 ^m 31.00 ^s	29°14'42.97"	J2000	4	3	2 h	0.65-0.75"
Groth	14 ^h 16 ^m 03.48 ^s	52°10'34.38"	J2000	11	11	1 h 30 min	0.65-0.75"
SA68	00 ^h 17 ^m 10.80 ^s	15°46'10.43"	J2000	9	5	2 h	1.1"
SIRFT-FLS	17 ^h 17 ^m 00.00 ^s	59°30'00.00"	J2000	8	3	1 h 30 min	<0.7"

Tabla 3.1: Descripción de los campos observados en K_s con INGRID-WHT. Cada apuntado cubre un área de $\sim 4.2' \times 4.2'$.

filtro	número de apuntados	área (arcmin ²)	tiempo de exposición	FWHM	fecha de observación	telescopio/instrumento
K_s	11	~ 180	5400 s	0.6 – 1.3"	04/2000, 06/2001	WHT/INGRID
U	1	~ 1020	14400 s	1.3"	05/2002	INT/WFC
B	1	~ 1020	10300 s	1.2"	05/2002	INT/WFC
J	10	~ 160	1800 s	0.6 – 1.0"	05/2003	WHT/INGRID
$F606W$	28	4 × 40	2800 s	0.14"	...	HST/WFPC2
$F814W$	28	4 × 40	4400 s	0.14"	...	HST/WFPC2

Tabla 3.2: Características de los datos en el campo Groth. Los datos en los que aparece la fecha de observación han sido obtenidos por nuestro grupo.

3.4. Estrategia observacional en infrarrojo

Antes de pasar a explicar, en el siguiente capítulo, cómo se ha realizado la reducción de las imágenes infrarrojas, hay que señalar que el proceso de observación y reducción en el infrarrojo es más laborioso que en el óptico. En el infrarrojo el cielo es mucho más brillante ($K_s^{cielo} \sim 13 \text{ mag arcsec}^{-2}$) que en longitudes de onda más cortas, como consecuencia los tiempos de exposición de cada imagen individual deben ser más cortos para no saturar el detector, típicamente de unos 10 segundos, lo que hace que para conseguir bastante profundidad, el número de imágenes individuales por campo deba ser elevado. En el momento de la observación, cada imagen individual se obtuvo haciendo la media de 6 exposiciones de 10 segundos. También el proceso de sustracción del cielo resulta complicado y es un punto crucial para conseguir una buena reducción. Para lograr una adecuada eliminación del cielo se realizan pequeños desplazamientos (de 10 ó 15") entre cada una de las imágenes individuales siguiendo un determinado patrón.

En nuestras observaciones hemos adaptado los patrones de desplazamiento (figura 3.4) a la configuración que pretendemos para el campo. De manera que al sumar las contribuciones de estos patrones para cada uno de los apuntados¹ se consiga una relación señal ruido (S/N) uniforme sobre todo el campo.

¹Desde aquí en adelante se denominará apuntado al área cubierta durante el tiempo que se está exponiendo en un campo, este área es algo mayor que la cubierta por el campo de visión de la cámara debido al patrón de desplazamientos que se está usando.

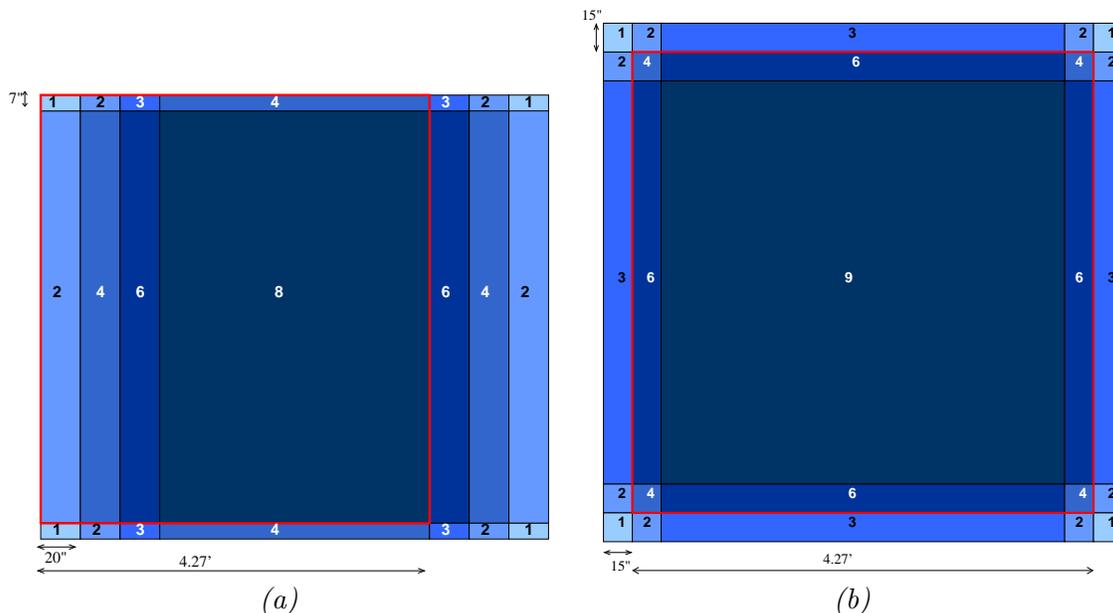


Figura 3.4: Patrones de desplazamiento para los campos: (a) Groth (patrón de 8 desplazamientos), (b) SA68, (patrón de 9 desplazamientos). Los números se corresponden con las veces que se ha expuesto en cada zona al concluir un patrón de desplazamiento.

3.4.1. Estrellas estándares

Al principio, a mitad y al final de cada noche de observación hemos tomando imágenes de estrellas estándares a distintas masa de aire para poder calibrar la extinción atmosférica. Las estrellas estándares las hemos seleccionado del catálogo de estrellas para calibración fotométrica en infrarrojo (Persson et al. 1998).

3.4.2. Imágenes para la corrección de campo plano

Para poder corregir las imágenes de la distinta ganancia por píxel, durante las observaciones tomamos, tanto campos planos de cúpula con luz y sin luz, con el mismo tiempo de exposición, como campos planos de cielo al amanecer mientras el brillo de cielo está aumentando. El hecho de tomar campos planos con el mismo tiempo de exposición y distinto nivel de cuentas nos va permitir eliminar la componente térmica debida a la óptica y estructura del telescopio, de la forma que se explica en §4.3.

3.4.3. Test de linealidad

Debido a que INGRID fue instalado en el WHT poco antes de que nosotros tuviéramos la primera campaña de observación, en abril de 2000, y aún no estaba bien calibrada la respuesta del detector, en ésa y posteriores campañas de observación hemos realizado los test que se explican en §4.2, para hacer nosotros mismos la calibración de linealidad.

4

Tratamiento y reducción de los datos NIR de WHT/INGRID.

4.1. Esquema seguido en la reducción

En esta primera sección se resume el procedimiento que hemos seguido en la reducción de los datos. En secciones sucesivas se detallará cada uno de los pasos.

Primeramente se corrigen las imágenes individuales de la no linealidad de detector, esto es necesario si se quiere obtener fotometría precisa, ya que a partir de unas 10000 cuentas el detector entra en régimen no lineal, lo que puede llevar a errores de hasta un 6% a 20000 cuentas si esta corrección no se considera. Seguidamente se corrigen las imágenes de corriente de oscuridad. Para esto se resta a cada imagen individual una imagen del mismo tiempo tomada con el detector sin iluminar. Realmente, este segundo paso no es necesario, pues a cada imagen individual se le resta el cielo, y así quedaría eliminada igualmente la corriente de oscuridad.

Tras esto, hay que dividir cada imagen individual por un campo plano, para corregir de que no todos los píxeles tienen la misma respuesta ante una iluminación homogénea del detector.

Después de efectuar estas correcciones, lo siguiente es obtener una estimación del cielo de cada imagen individual, este es el paso más complicado. Luego, se restan los respectivos cielos a cada imagen y se suman todas ellas para obtener la imagen final del campo.

Estos son los pasos principales a realizar en la reducción de una imagen infrarroja, pero también hay que tener en cuenta otros aspectos como: localizar y corregir los píxeles malos del detector, y eliminar los rayos cósmicos que pudiera haber en cada imagen individual.

En la figura 4.1 se muestra un esquema de los pasos que hemos seguido en el tratamiento de nuestros campos.

4.2. Corrección de la no linealidad del detector

Las observaciones que realizamos con INGRID en abril de 2000, fueron unas de las primeras que se realizaron con este instrumento tras su puesta en funcionamiento. A la fecha

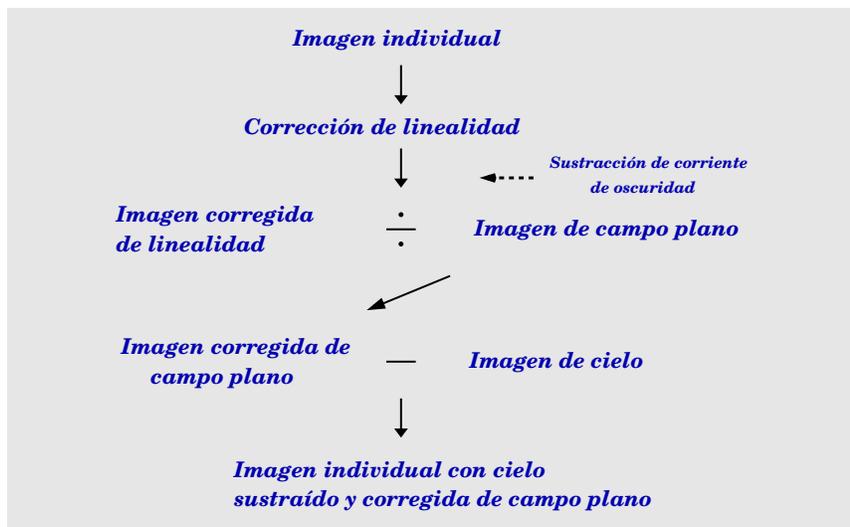


Figura 4.1: Esquema general de la reducción de una imagen infrarroja.

en la que comenzamos el tratamiento de las imágenes, aún no estaba calibrada la corrección debida a la no linealidad del detector. Por este motivo, hemos tenido que estimar esta corrección a partir de test que ideamos para este fin en la campaña de abril de 2000, y posteriormente, realizar una mejora de la función de corrección usando nuevos datos obtenidos en octubre de 2000.

En las noches de abril de 2000, hicimos dos secuencias de exposiciones, con el telescopio apuntando a una zona de la cúpula iluminada por una lámpara, y con los tiempos de integración indicados en la tabla 4.1. Intercalamos exposiciones de 1 y 2 s entre las exposiciones más largas para evaluar posibles variaciones entre estas.

Tabla 4.1: Secuencia de tiempos de exposición para la calibración de la linealidad del detector (campaña de abril de 2000).

Fecha	Secuencia de tiempos de exposición (seg)
20/04/00	1, 2, 3, 1, 5, 1, 10, 1, 15, 1, 20
22/04/00	1, 2, 3, 1, 2, 5, 1, 2, 10, 1, 2, 15, 1, 2, 20, 1, 2, 30, 1, 2, 40, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1

A partir de estas imágenes hemos estimado una corrección de linealidad global, de manera que para todos los píxeles del detector se usará la misma función.

Para calcular esta función de corrección hemos trabajado con la mediana de cada imagen, que denominaremos número de cuentas o ADU de la imagen, y que da un mejor valor que la media, ya que esta última puede verse influenciada por valores muy altos o muy bajos de los píxeles malos o calientes.

Analizando las imágenes, se aprecia cómo el número de cuentas en las imágenes con un tiempo de exposición de 1 s va aumentando. En un principio, pensamos que este efecto

podría deberse a un calentamiento de la lámpara, pero al observar la secuencia del día 22 (figura 4.2a) vemos que las últimas exposiciones de 1 s, tomadas consecutivamente, no presentan este aumento en las cuentas, por lo que descartamos esta hipótesis, llegando a la conclusión, de que el comportamiento se debe a un efecto de memoria del detector, tras una exposición con un alto número de cuentas. En la figura 4.2b, se ve el crecimiento de las cuentas en las imágenes de tiempo de exposición 1 s tomadas tras una exposición cada vez más larga. En las dos figuras se aprecia cómo tras varias exposiciones consecutivas de 1 s el efecto de memoria desaparece.

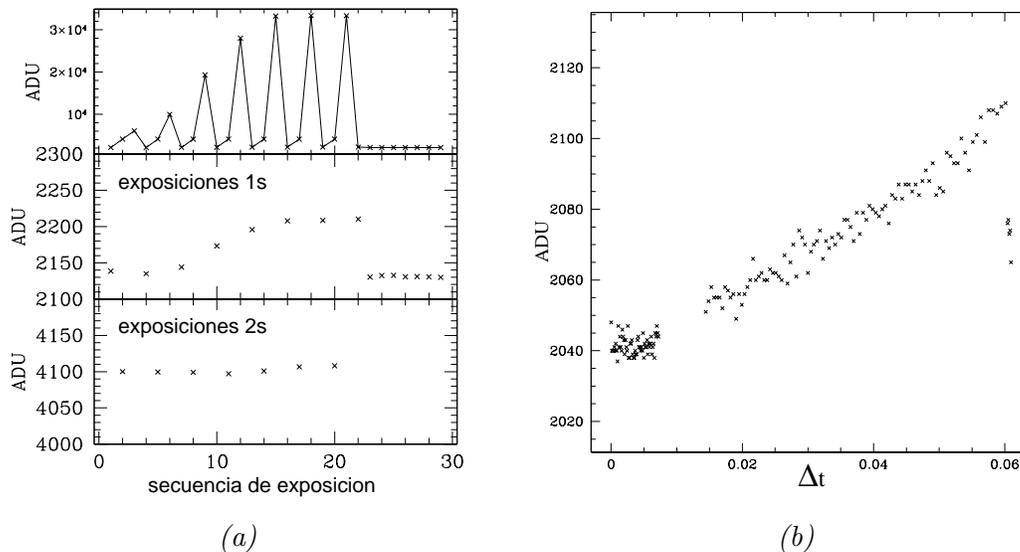


Figura 4.2: (a) Análisis del número de cuentas para la secuencia del día 22/04/00 de la tabla 4.1. (b) Efecto de memoria en las imágenes de 1 s tras exposiciones con cada vez mayor número de cuentas.

El proceso que hemos seguido para estimar la corrección que debemos aplicar es el siguiente: Primeramente, se representan los valores del número de cuentas de la imagen frente al tiempo de exposición, y se hace un ajuste por mínimos cuadrados para los puntos con tiempo de exposición bajo (donde se supone que la respuesta del detector es lineal). Así se obtienen las cuentas esperables en el régimen lineal. Este es uno de los principales problemas que tuvimos con las imágenes de la campaña de abril, ya que no tenemos suficientes puntos, con tiempo de exposición bajo, para determinar bien hasta dónde llega el régimen lineal. Como consecuencia, en las observaciones de octubre de 2000 usamos la secuencia de exposiciones indicada en la tabla 4.2. Estas exposiciones se hicieron apuntando el telescopio hacia una zona de la cúpula iluminada con una lámpara que se reguló para obtener ~ 2000 ADU en 1 s. Gracias a esta secuencia se pudo establecer la corrección de linealidad de manera más precisa. Hacemos mayor número de exposiciones (N_{exp}) con menor número de cuentas, para obtener una razón S/N similar al realizar la media:

$$(S/N)_{media} = \sqrt{N_{exp} \cdot ADU}$$

Para estimar la corrección, seguimos un proceso muy similar al de abril, usando la

Tabla 4.2: Secuencia de tiempos de exposición para la calibración de linealidad (campana de octubre de 2000). Tras cada exposición con alto número de cuentas se toman exposiciones de 1 y 2 s.

Tiempo de exposición	1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10, 11, 12, 14, 16, 18, 20
Número de imágenes	60, 30, 20, 15, 12, 10, 9, 8, 8, 6, 6, 5, 5, 4, 4, 3

mediana de los píxeles de cada una de las imágenes, como el número de cuentas (ADU) de esa imagen. Para cada tiempo de exposición (t_i) obtenemos la media (\overline{ADU}_i) y la desviación estándar (σ_i) para las imágenes con ese tiempo de exposición. Con estos datos representamos \overline{ADU}_i , frente a t_i y, del mismo modo que con los datos de abril, realizamos un ajuste a los puntos con bajo número de cuentas, pero con la diferencia de que ahora usamos σ_i como pesos (ver figura 4.3a).

Una vez tenemos determinado cuál debería ser el número de cuentas en el régimen lineal, se representa la razón $ADU_{linealidad}/ADU_{observadas}$ frente a $ADU_{observadas}$ y se ajustan los puntos a un polinomio (figura 4.3b). En nuestro caso, para las campañas de abril y octubre de 2000, se ha usado el polinomio de segundo grado:

$$\frac{ADU_{lin}}{ADU_{obs}} \simeq P(ADU_{obs}) = 1.002226 - 1.112740 \cdot 10^{-6} \cdot ADU_{obs} + 1.318607 \cdot 10^{-10} \cdot ADU_{obs}^2$$

siendo la corrección a emplear:

$$ADU_{cor} = ADU_{obs} \cdot P(ADU_{obs}) \quad (4.1)$$

En la campaña de junio de 2001 hacemos la corrección de linealidad independientemente para los 4 cuadrantes del detector, ver figura 4.4 (los cuadrantes del detector están numerados de abajo a arriba y de izquierda a derecha tal como aparecen en la figura 4.4). Los polinomios que se usan para la corrección 4.1 son:

$$P(ADU_{obs}) = \begin{cases} 0.9952351 - 1.557912 \cdot 10^{-6} \cdot ADU_{obs} + 6.748616 \cdot 10^{-10} \cdot ADU_{obs}^2 \\ 0.9927976 - 2.333076 \cdot 10^{-6} \cdot ADU_{obs} + 8.840515 \cdot 10^{-10} \cdot ADU_{obs}^2 \\ 0.9953781 - 1.519319 \cdot 10^{-6} \cdot ADU_{obs} + 6.470489 \cdot 10^{-10} \cdot ADU_{obs}^2 \\ 0.9940244 - 1.968992 \cdot 10^{-6} \cdot ADU_{obs} + 8.151669 \cdot 10^{-10} \cdot ADU_{obs}^2 \end{cases}$$

Para la reducción de los datos de mayo de 2003 en la banda J , usamos esta última corrección de linealidad.

4.3. Corrección de campo plano

Un método para conseguir la imagen de campo plano, consiste en obtener dos imágenes de igual tiempo de exposición, con el telescopio apuntando en la misma dirección, y de forma que en ambas imágenes se obtenga una iluminación homogénea del detector, una con un número alto de cuentas y otra con un número bajo. Restando estas imágenes se elimina la componente térmica debida a la cúpula, estructura y óptica del telescopio. Es importante que el telescopio apunte a la misma zona, ya que al moverse, la componente

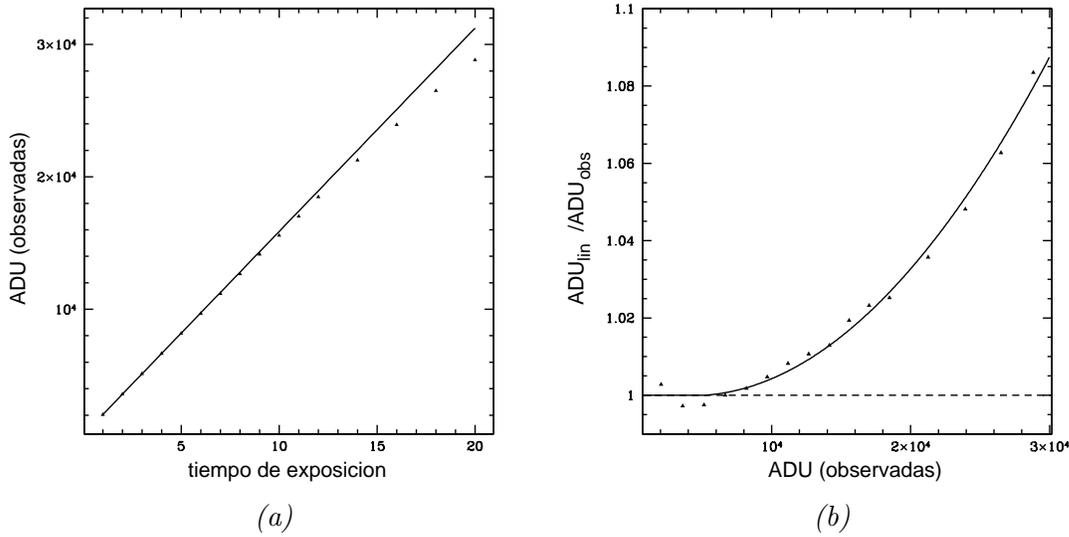


Figura 4.3: Ajustes usados para la obtención de la corrección de linealidad en abril de 2000.

térmica, que afecta en bastante medida en las observaciones infrarrojas, va a variar de una imagen a otra, y al restarlas no se va a eliminar correctamente. La justificación analítica de lo anterior es la siguiente:

En la exposición con mayor número de cuentas tenemos,

$$FF_{\uparrow}(x, y) = G(x, y) * [F_{\uparrow} + T(x, y)] * t + I_o(x, y) * t \quad (4.2)$$

donde los términos son:

FF_{\uparrow} imagen de campo plano con alto número de cuentas; $G(x, y)$ ganancia del detector; F_{\uparrow} flujo fotónico homogéneo sobre el detector; $T(x, y)$ flujo de fotones producido por la componente térmica (cúpula, estructura y óptica del telescopio); $I_o(x, y)$ corriente de oscuridad¹. En la exposición con número de cuentas menor, equivalentemente, se obtiene:

$$FF_{\downarrow}(x, y) = G(x, y) * [F_{\downarrow} + T(x, y)] * t + I_o(x, y) * t \quad (4.3)$$

Ambas ecuaciones coinciden en los factores debidos, tanto a la componente térmica, como a la corriente de oscuridad. Así, al restar ambas ecuaciones eliminamos estas contribuciones en la imagen resultante, obteniendo:

$$FF_{\uparrow} - FF_{\downarrow} = G(x, y) * [F_{\uparrow} - F_{\downarrow}] * t \quad (4.4)$$

que es una imagen con iluminación homogénea donde no están la componente térmica y la corriente de oscuridad.

Las imágenes de alto y bajo número de cuentas pueden obtenerse, bien mediante campos planos de cúpula, bien con campos planos de cielo.

¹No aparecerá este término en las ecuaciones si previamente se ha sustraído la corriente de oscuridad.

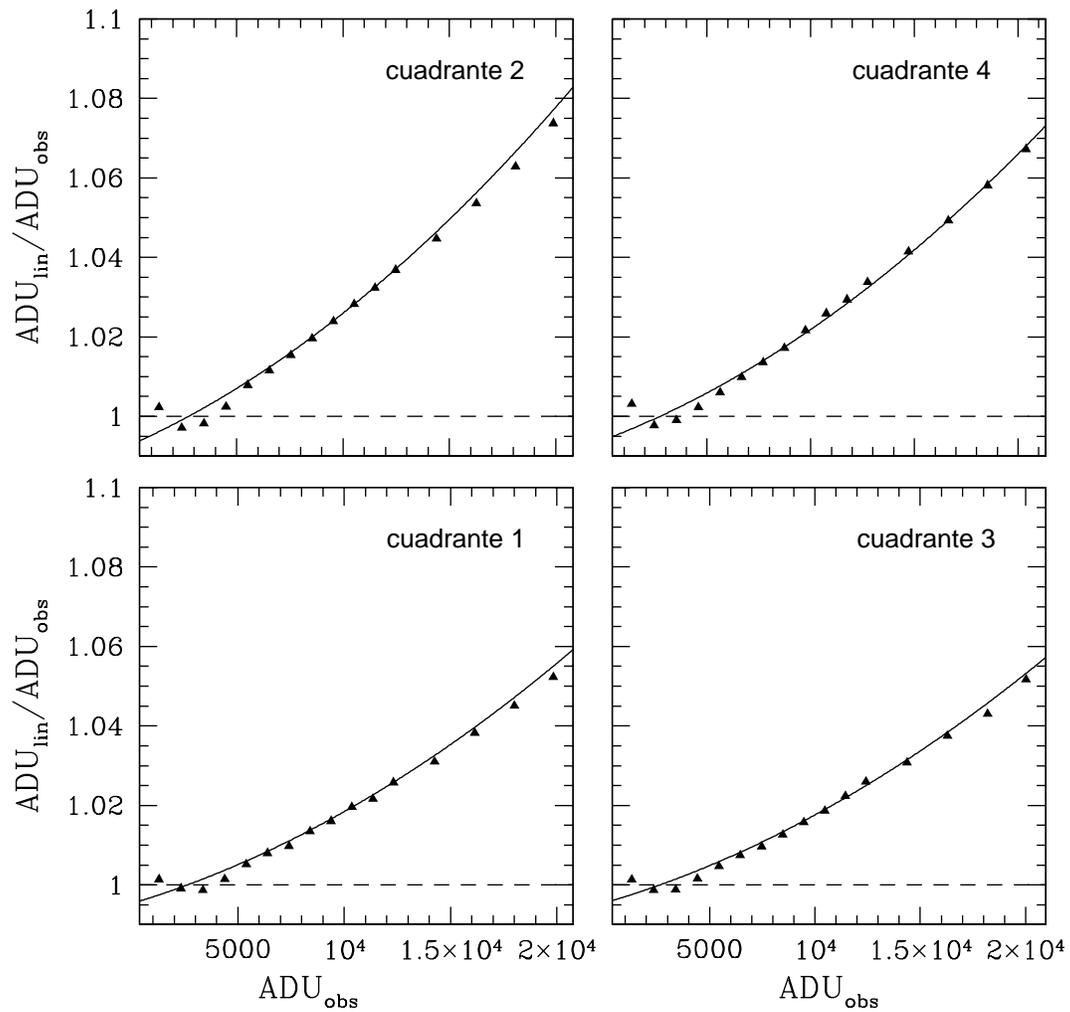


Figura 4.4: Ajustes usados para la obtención de la corrección de linealidad en junio de 2001.

Para obtener estos últimos, al final o al comienzo de la noche se toman imágenes momentos antes de la salida o la puesta del sol, conforme el nivel de cuentas del cielo va variando. Estas imágenes se toman usando un determinado patrón de desplazamientos, que permita eliminar las fuentes. Lo que se hace entonces es:

1. Tomar grupos de imágenes, cada uno de ellos siguiendo un patrón de desplazamientos, nosotros hemos usado un patrón de 5 desplazamientos, en los que el número de cuentas sea bajo. Las imágenes de cada uno de estos grupos se combinan para obtener la imagen mediana. Al usar la mediana se eliminan las fuentes de las imágenes y también posibles rayos cósmicos.

2. Una vez que tenemos estos cielos para cada grupo, los combinamos pero ahora con la media en lugar de la mediana, con esto se consigue reducir el ruido en la imagen resultante. Así obtenemos un campo plano de cielo cuando el nivel de cuentas no es aún muy alto.

3. Se procede igual que en los puntos anteriores, pero ahora con grupos de imágenes que tienen un mayor número de cuentas. Obteniendo como resultado una imagen de campo plano con mayor número de cuentas.

4. En cada una de las dos imágenes obtenidas siguiendo los pasos anteriores aún permanece la componente térmica debida a la óptica, telescopio y cúpula. Restando ambas resulta una imagen de campo plano sin esta componente. Finalmente se divide esta última imagen por su mediana con el fin de lograr un campo plano normalizado, $FF_{norm} \propto G(x, y)$.

Una vez que hemos obtenido la imagen normalizada de campo plano, se usa para corregir las imágenes individuales de la distinta ganancia por píxel del detector. Para esto, hay que dividir cada imagen individual por la imagen de campo plano.

$$I(x, y) = G(x, y) * [F_{fuentes}(x, y) + F_{cielo}(x, y) + T(x, y)] * t_{exp} \quad (4.5)$$

$I(x, y)$ cuentas en la imagen; $F_{fuentes}(x, y)$, $F_{cielo}(x, y)$ cuentas por segundo debidas a las fuentes y al cielo.

$$\frac{I(x, y)}{FF_{norm}} \propto [F_{fuentes}(x, y) + F_{cielo}(x, y) + T(x, y)] * t_{exp} \quad (4.6)$$

En la figura 4.5 se muestra esquemáticamente el proceso seguido para conseguir la imagen de campo plano.

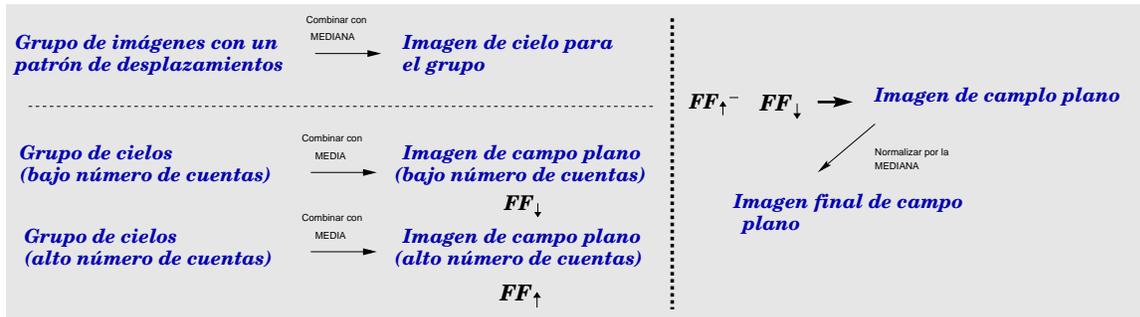


Figura 4.5: Esquema seguido para la obtención de la imagen de campo plano.

4.4. Cálculo y sustracción de cielo

Este es el paso que más trabajo lleva en la reducción de una imagen infrarroja. Para obtener una buena imagen final del campo, es muy importante realizar de manera cuidadosa la obtención y sustracción del cielo de cada imagen individual. Nosotros hemos hecho este paso con la tarea REDUCE dentro del paquete DIMSUM de IRAF. Esta tarea, al hacer la sustracción de cielo, también corrige los píxeles malos del detector y elimina posibles rayos cósmicos en las imágenes individuales.

Para lograr una adecuada sustracción del cielo REDUCE efectúa dos pasos.

PRIMER PASO: Tiene como objetivo principal localizar los objetos que se encuentran en el campo, con el fin de crear máscaras donde se encuentran estos, y proceder, usando las máscaras, a realizar la sustracción de los cielos en el segundo paso. El proceso que sigue es:

Sustracción aproximada del cielo de cada imagen. Para cada imagen individual, se toma un grupo de imágenes que se obtuvieron justo antes y después de la considerada (sin incluir ésta). Nosotros hemos tomado 8 imágenes (4 anteriores y 4 posteriores). De estas imágenes se obtiene un cielo, tomando la mediana de todas ellas, que luego se escala al nivel del cielo de la imagen.

Corrección mediante interpolación de los píxeles malos. Al iniciar REDUCE se suministra una máscara de píxeles malos, que se usa para corregir cada una de las imágenes.

Construcción de una máscara de rayos cósmicos para cada imagen. Para ello, REDUCE considera que hay rayos cósmicos en los píxeles cuyas cuentas sobrepasen un valor límite, en una imagen obtenida como el cociente entre la imagen original y una imagen filtrada con medianas. En este paso podría considerar como rayos cósmicos píxeles donde hubiera núcleos de objetos brillantes, más adelante se ve cómo se soluciona este problema.

Si se solicita, en este paso, se puede mejorar la máscara inicial de píxeles malos, los nuevos píxeles malos son los que aparecen en varias máscaras de rayos cósmicos.

Registro y combinación de las imágenes. Se crea la lista de desplazamientos de las imágenes con respecto a una de referencia. Esto se hace de una forma interactiva, lo que permite ver las imágenes sustraídas de cielo y eliminar las que tuvieran errores.

Por último se suman todas las imágenes. Como resultado del primer paso, se obtiene una primera imagen del campo en la que ya se ven numerosas fuentes.

SEGUNDO PASO: Comienza creando dos máscaras a partir de la imagen final del primer paso, que, con la lista de desplazamientos darán lugar a dos máscaras para cada imagen. Una de ellas con un umbral alto en la razón S/N , para identificar las partes más brillantes de los objetos que podrían ser consideradas como rayos cósmicos.

La segunda máscara, con un umbral menor, se usa para ocultar los objetos extensos del campo al calcular los cielos, y así lograr una buena sustracción de cielo en el paso siguiente.

Desde aquí, en el segundo paso se procede igual que en el primero. Se efectúa la sustracción de cielo, corrección de píxeles malos y eliminación de rayos cósmicos, sólo que ahora se tienen en cuenta las máscaras de núcleos brillantes y de regiones extendidas que se han creado. Los posibles rayos cósmicos que caen dentro de alguna de las regiones señaladas en la máscara de núcleos brillantes se retiran de la máscara de rayos cósmicos.

Por último, se desplazan y combinan todas las imágenes. Al mismo tiempo se crea un mapa de tiempos de exposición para la imagen resultante, ya que, debido al patrón de desplazamientos, este no es el mismo en toda la imagen final. Finalmente, se divide la imagen combinada por el mapa de exposición, obteniendo una imagen de tiempo de exposición 1 s, con menor S/N en las zonas en las que había una exposición más corta.

En el segundo paso se puede solicitar una imagen final en la que el tamaño inicial del píxel se divide por 2 o 4, lo que mejora los desplazamientos y el FWHM de la imagen final, si bien el ruido en cada píxel no es independiente del ruido de los píxeles próximos. Esto complica la estimación de los errores en las magnitudes de los objetos y por lo tanto no hemos usado esta posibilidad.

4.5. Mosaicos de los campos

Como se comentó en §3.4, los patrones de desplazamiento en cada apuntado se han ideado según la configuración del campo, de manera que, al realizar un mosaico con cada uno de los apuntados individuales, se obtenga una razón S/N uniforme.

En la franja de Groth hicimos los apuntados, cada uno con el patrón mostrado en la figura 3.4a, separados uno del siguiente los $4.27'$ de la cámara siguiendo la dirección de la franja, que tiene un ángulo de posición de $40^{\circ}04'$. De esta forma se consigue igual S/N en la franja central quitando los $14''$ de los bordes y $2'$ del primer y último campo.

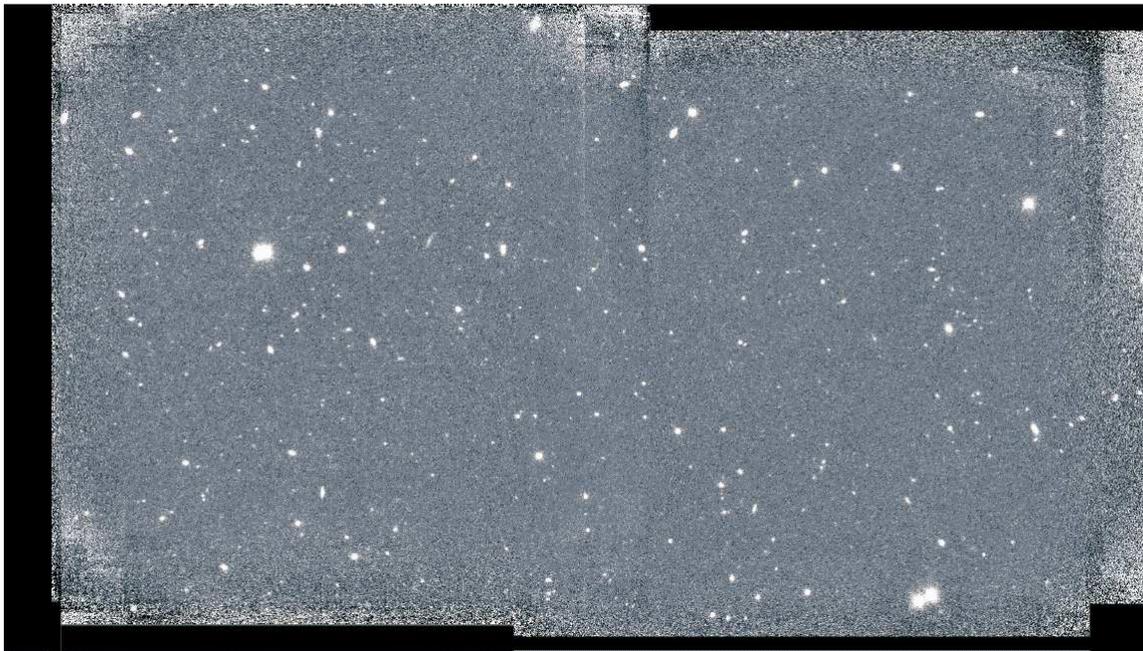
En el campo SA68, elegimos usar un patrón de 9 desplazamientos de la figura 3.4b. Para cubrir el campo completo se parte del apuntado central ($AR = 0^h14^m35.78^s$, $Dec = 15^{\circ}29'30.58''$), y se calculan los otros apuntados de forma que se produzca un pequeño solapamiento de 100 píxeles ($25''$), esto lo hacemos porque viendo los resultados de abril de 2000 pensamos que podría haber algún problema en las esquinas del detector. Con esta disposición se consigue igual S/N en el mosaico salvo unas pequeñas franjas en los laterales.

En la figura 4.6 se muestran los mosaicos obtenidos en los campos Coppi y SA68. En la figura 4.7 se muestra el mosaico de los 6 primeros apuntados de Groth.

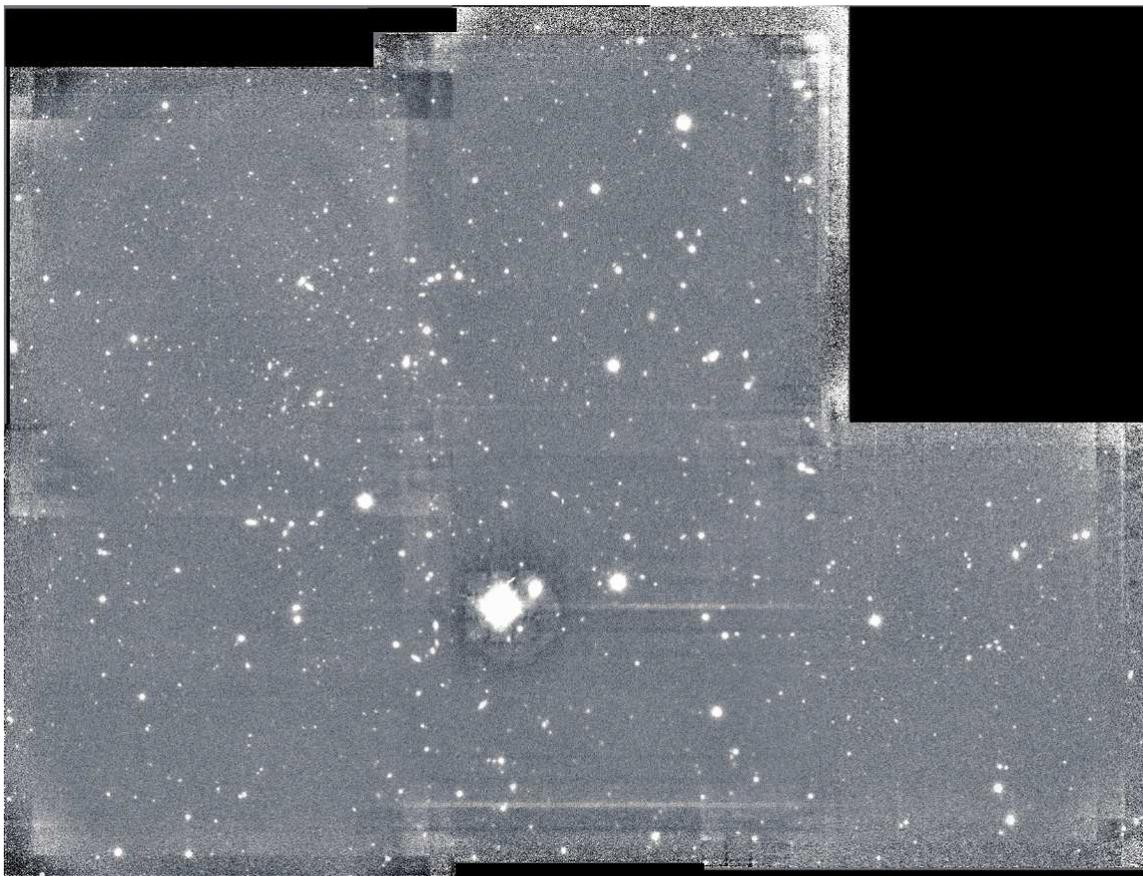
La calidad de los mosaicos es bastante buena, aunque ha habido algunos problemas que fueron surgiendo durante las observaciones que nos hicieron modificar ligeramente la estrategia original. El problema principal fue no poder usar el guiado del telescopio, lo que produjo una ligera desviación entre los apuntados centrales del patrón de desplazamiento a lo largo del tiempo de integración. Otro problema importante es el mal *seeing* que hubo en octubre de 2000 que nos hizo optar por aumentar el desplazamiento en los patrones (SA68 inicialmente pensábamos desplazar $10''$ en lugar de los $15''$ usados finalmente), para así poder lograr sustraer mejor el cielo ya que en el campo hay algunos objetos muy brillantes. Algunos problemas en las zonas de solapamiento durante la extracción de fuentes con SExtractor, debidos a variaciones de la S/N , han hecho que finalmente, en la mayoría de los casos, hayamos trabajado con las imágenes de cada apuntado en lugar de con los mosaicos.

4.6. Calibración fotométrica

Cada noche de observación se tomaron imágenes de estrellas estándares (Persson et al. 1998) a distintas masas de aire (X), para hacer una calibración de las imágenes, corrigiendo



(a) Mosaico de 2 apuntados en Coppi ($\sim 35 \text{ arcmin}^2$).



(b) Mosaico de los 5 apuntados en SA68 ($\sim 91 \text{ arcmin}^2$).

Figura 4.6:



Figura 4.7: Mosaico de 5 apuntados en Groth ($\sim 90 \text{ arcmin}^2$)

de extinción atmosférica. No corregimos de extinción galáctica dado que los campos tienen alta latitud galáctica por lo que la corrección es muy pequeña. Tampoco consideramos el término de color, despreciable en el infrarrojo.

Primero calculamos el punto cero, $C(X)$, como sigue:

Para una galaxia G y una estrella estándar en la misma masa de aire X tenemos:

$$m_G - m_{st} = -2.5 \log \frac{C_G \cdot t_{st}}{C_{st} \cdot t_G} \Rightarrow m_G = C(X) - 2.5 \log \frac{C_G}{t_G} + \sigma_{m_G} \quad (4.7)$$

$$\text{siendo } C(X) = m_{st} + 2.5 \log \frac{C_{st}}{t_{st}} \quad (4.8)$$

m_{st} viene dado en el catálogo de estándares, C_G y C_{st} son las cuentas de la fuente y de la estrella estándar, t_G y t_{st} tiempos de exposición.

Seguidamente, se representan estos valores obtenidos frente a X para todas las estrellas estándares observadas a distintas masas de aire y se hace un ajuste, obteniendo de esta forma la relación,

$$C(X) = C_0 + k \cdot X$$

que luego se usa para obtener el punto cero a la masa de aire en la que se encuentra el campo. La dispersión de los puntos respecto a la recta nos proporciona una medida del error en la fotometría. En la figura 4.8 se muestra la calibración fotométrica de una de las noches.

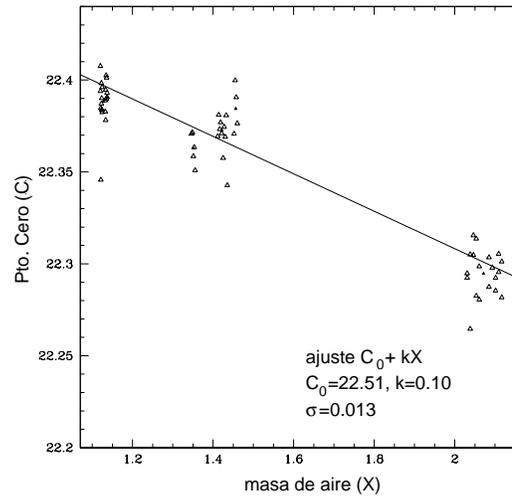


Figura 4.8: Calibración fotométrica del día 20/04/00.

Un último punto que habría que comentar en este apartado, es que tras haber calibrado las imágenes, nos fue notificado que había un error en el tiempo de integración que aparece en las cabeceras de las imágenes FITS. Para corregir este error hay que sumar $\Delta t = 0.146$ s al tiempo de integración anterior en los datos de abril de 2000, y $\Delta t = 0.296$ s en los datos de octubre de 2000. Esto afecta a la calibración de dos formas.

Fecha	Filtro	Punto cero mag X^{-1}	coeficiente de extinción	<i>rms</i>
20/04/2000	K_s	22.51	0.10	0.02
21/04/2000	K_s	22.50	0.10	0.03
22/04/2000	K_s	22.47	0.09	0.02
28/06/2001	K_s	22.89	0.11	0.03
29/06/2001	K_s	22.70	0.05	0.04
30/06/2001	K_s	22.80	0.10	0.03
15/05/2003	J	23.26	0.11	0.03

Tabla 4.3: Coeficientes de la calibración fotométrica

1. Los tiempos de exposición de las estándares deben modificarse, lo cual hará variar el punto cero. En las gráficas mostradas este efecto ya se ha tenido en cuenta.

2. Como se dijo con anterioridad, durante la reducción de los datos con el programa REDUCE se crea una imagen con los tiempos de exposición en cada zona, por la que se divide la imagen obtenida sumando todas las individuales (con el cielo debidamente sustraído), para que la imagen final sea de tiempo de exposición 1 s. El valor en cada píxel (x,y) de este mapa de tiempos de exposición es:

$$exp(x, y) = n^{\circ}imag(x, y) \cdot n^{\circ}coaverages \cdot t_{exp}$$

$exp(x, y)$ valor de la imagen de tiempos de exposición en el píxel (x,y); $n^{\circ}imag(x, y)$ número de imágenes individuales que se suman en ese píxel; $n^{\circ}coaverages$ es el número de imágenes que se promedian para obtener cada imagen individual; t_{exp} tiempo de exposición de cada imagen individual.

Dado que las imágenes individuales realmente tienen tiempo de exposición $t_{exp} + \Delta t$ siendo t_{exp} el valor dado en la cabecera. La imagen final obtenida debe dividirse por el factor $T = (t_{exp} + \Delta t) / t_{exp}$ para corregir el error. Realmente es como si la imagen final que obtenemos usando el tiempo de exposición erróneo tuviese T segundos de exposición en lugar de 1 s. Este factor se puede pasar a la constante de calibración, que pasaría a valer $C + 2.5 \log(T)$, y de esta manera tratar la imagen como si tuviese 1 s de integración.

En lo que respecta a la corrección de linealidad, se puede comprobar que debido a la forma en que se estimó, no se ve afectada por el error en el tiempo de integración. Una corrección en el tiempo de integración, $t'_{exp} = t_{exp} + \Delta t$ haría que, tanto los puntos como la recta de ajuste de la figura 4.3a se desplazaran una cantidad Δt horizontalmente, sin verse modificados ni ADU_{obs} ni la razón ADU_{lin}/ADU_{obs} , y por lo tanto, tampoco el ajuste de la figura 4.3b, que es el que se usa para corregir en función de ADU_{obs} . En la tabla 4.3 se muestran los coeficientes de la calibración de extinción obtenidos para las campañas de abril de 2000, junio de 2001 y mayo de 2003.

4.7. Obtención de catálogos

Una vez tratadas las imágenes, el paso siguiente es extraer las fuentes e identificarlas en varias bandas.

4.7.1. Extracción de fuentes

En nuestro muestreo pretendemos llegar bastante profundo $K_s \sim 21.0$ mag con una razón $S/N = 3$. Para alcanzar este objetivo es necesario estudiar con cuidado los distintos parámetros que influyen en el programa con el que se va a realizar la detección de fuentes.

El programa que hemos usado para la extracción de fuentes es **SExtractor** (Bertin & Arnouts 1996), en la figura 4.9 se muestra el diagrama de flujo que sigue el código de **SExtractor** tal como aparece en el segundo manual. La detección de fuentes en **SExtractor** está gobernada principalmente por los siguientes parámetros:

FILTER y **FILTER_NAME**. La detección de fuentes está limitada por el ruido de cielo. **SExtractor** mejora la capacidad en la detección de las fuentes aplicando un filtrado a las imágenes antes de iniciar el proceso de extracción. Para ello convoluciona la imagen con una función núcleo determinada por el *seeing*, ésta se indica en el parámetro **FILTER_NAME**. **SExtractor** proporciona varias de estas funciones núcleo para distintos valores del *seeing* de las imágenes. Para nuestros campos hemos decidido hacer la búsqueda de fuentes usando la opción de filtrado, escogiendo el núcleo de convolución más adecuado para el *seeing* de cada imagen.

DEBLEND_NTHRESH y **DEBLEND_MINCONT**. Se usan en un algoritmo para la separación de objetos. **DEBLEND_NTHRESH** le indica al programa cuantos niveles de flujo han de usarse. Si en algún nivel se detectara la no conexión de dos o más partes de la fuente, **DEBLEND_MINCONT** da un límite inferior para la fracción de la intensidad total del objeto que debería tener una de estas partes para ser considerada como un objeto distinto, siempre que en el mismo nivel haya más de dos partes que cumplan la condición. Estos parámetros requieren llegar a un compromiso en función de los objetos que se quieran detectar. En el manual de **SExtractor** se indica que dan buen resultado los valores **DEBLEND_NTHRESH**= 32 y **DEBLEND_MINCONT**= 0.005. Observando las detecciones y las separaciones de fuentes que se han realizado sobre nuestras imágenes vemos que estos valores van bien para nuestros objetivos.

DETECT_MINAREA. Este parámetro da a **SExtractor** el número mínimo de píxeles conexos que debe tener una fuente para considerarla en el catálogo. Los objetos que no verifican este requisito son desestimados. Nosotros hemos usado 5 píxeles, considerando que las fuentes de 5 píxeles tendrán un radio de ~ 0.32 arcsec, que es muy similar al FWHM/2.

DETECT_THRESH. Este es un parámetro con mucha significación en la detección y para el que no hay una forma clara de elección. Para estimarlo hemos hecho simulaciones de eficiencia (número de fuentes recuperadas/ número de fuentes totales) y de fiabilidad (1 - número de fuentes espurias/número de fuentes recuperadas). Estas simulaciones se explican con detalle en §6.2.2, pues tienen especial transcendencia al realizar conteos profundos de galaxias, donde tienen que aplicarse correcciones de completitud y de fuentes espurias.

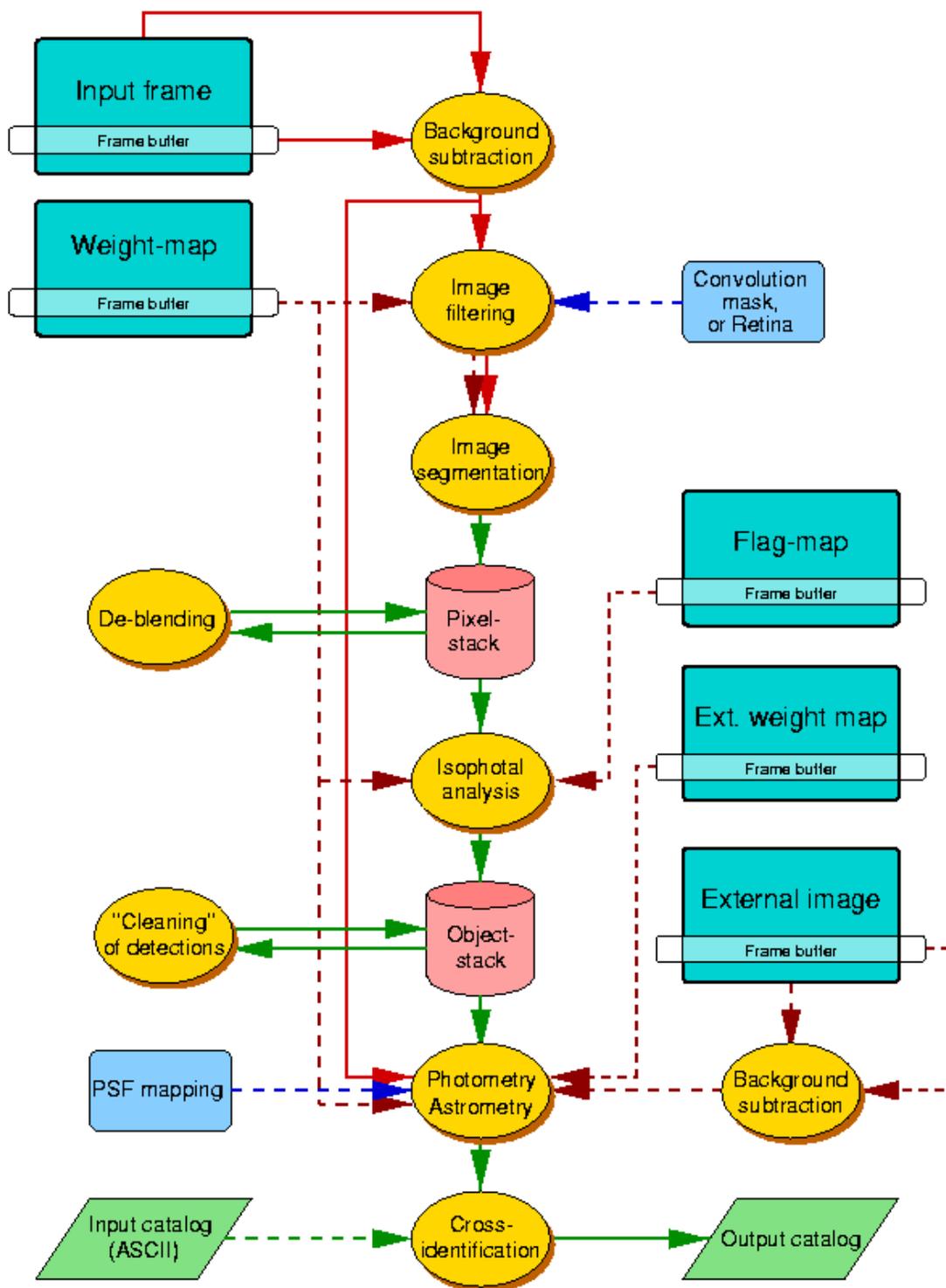


Figura 4.9: Diagrama de flujo de SExtractor tal como aparece en el segundo manual. Las líneas discontinuas representan datos de entrada opcionales.

4.7.2. Identificación de fuentes en catálogos con varias bandas

Un punto importante en el trabajo que vamos a llevar a cabo es disponer de magnitudes de las fuentes en varias bandas, para objetivos como: calcular z fotométricos, medir las masas estelares de los objetos, o realizar la selección de la muestra de objetos en la banda adecuada según el intervalo de desplazamiento al rojo. Esto conlleva tener que trabajar con imágenes o catálogos obtenidos en diferentes filtros y combinarlos identificando las fuentes comunes en ellos.

Astrometría

Para realizar la astrometría de las imágenes, se comienza tomando un catálogo referencia. Para conseguir una astrometría común en U , B , $F606W$, $F814W$, J y K_s , y para poder usar los datos espectroscópicos de la colaboración DEEP, vamos a usar el archivo del *Global Star Catalog* versión 1 (GSC1). Esta es la referencia que usó DEEP, para realizar la astrometría de las imágenes del HST y resultó adecuada para extraer espectros de unas 800 galaxias en la tira de Groth. Hemos usado las posiciones en píxeles de ~ 20 objetos, junto con sus coordenadas ecuatoriales calculadas por DEEP, para ajustar la solución astrométrica de cada uno de los apuntados de INGRID/WHT en J y K_s ($\sim 4.06' \times 4.06'$).

Con estas fuentes se hace un listado, donde se pone para cada una de ellas su posición (x, y) en píxeles en la imagen a calibrar y sus coordenadas ecuatoriales (α, δ) , para posteriormente hacer un ajuste. Nosotros usamos la tarea PLTSOL de IRAF (figura 4.10) en la que se trabaja de forma interactiva, visualizando el ajuste logrado usando diferentes funciones, y con opciones que presentan los residuos del ajuste, y donde se permite quitar alguna de las fuentes de referencia que pudiera considerarse poco precisa y estuviera dificultando lograr el objetivo.

Siguiendo este proceso hemos obtenido las soluciones astrométricas, usando sólo los términos lineales para el ajuste, en cada uno de los apuntados con INGRID/WHT en Groth, la RMS en la posición de las fuentes que tenemos es $< 0.3''$.

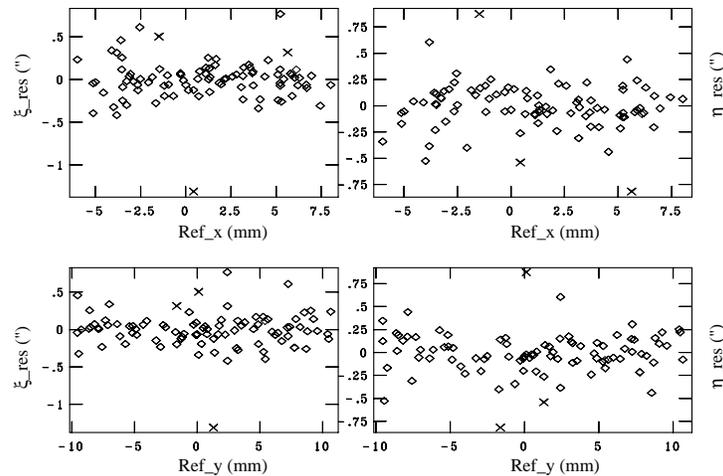


Figura 4.10: Solución astrométrica para el apuntado Groth 10 en K_s usando PLTSOL de IRAF.

5

Metodología para la selección de muestras de LBCGs

5.1. Procedimiento de selección

En el grupo GOYA estamos interesados en estudiar la población de LBCGs a diferentes intervalos de z , para ello lo primero es seleccionar una muestra de estas galaxias. La forma de obtener la muestra es imponiendo cortes en tres parámetros observables de las galaxias: luminosidad, color y brillo superficial (BS). Estos cortes los establecemos a partir de límites en los parámetros absolutos en una banda en reposo, lo que se hace que sean independientes de z : corrección-K, distancia de luminosidad y atenuamiento cosmológico del BS . Al establecer los cortes se tendrá en cuenta el *seeing* de las imágenes. La forma de encontrar los límites es analizándolos en LBCGs a $z \sim 2.5$ y trasladándolos hasta $z = 0$.

5.1.1. Corte en luminosidad

En §A.3 damos la fórmula, que para una galaxia (con una determinada Distribución Espectral de Energía, SED) a un z dado, nos permite relacionar su magnitud absoluta en un filtro con su magnitud aparente en el mismo filtro (ecuación A.12 en la página 162). Si conocemos la SED de la galaxia también es posible conocer el color en reposo para dos filtros. Combinando ambas relaciones podemos obtener gráficos como el de la figura 5.1a, que nos permiten poner los límites en magnitud aparente en un determinado filtro e intervalo de z , dado el límite en magnitud absoluta en el filtro que estemos usando como referencia. La figura 5.1a indica, por ejemplo, que un muestreo con magnitud límite $K_s = 21$ permite detectar LBCGs con magnitudes absolutas $M_B < -22.5$ hasta $z \simeq 3$.

5.1.2. Corte en color

Estamos interesados en estudiar galaxias con una gran actividad de formación estelar, de manera que emiten una gran parte de los fotones en las longitudes de onda de los filtros U y B en reposo. El corte en color nos permite seleccionar estas galaxias más azules. En la figura 5.1b vemos que el color $B - V$, para una muestra de galaxias cercanas (Frei 1996),

separa los diferentes tipos morfológicos, siendo las galaxias de tipos tempranos: elípticas y S0 más rojas que las galaxias tardías: Sc e irregulares.

Para establecer el corte en color a distintos intervalos de desplazamiento al rojo se aplican las mismas fórmulas del apartado anterior. Se establece un límite en el color en reposo, por ejemplo $B_0 - I_0 \leq C_{lim}$, y se estudia cuál es el equivalente a este límite en un color más adecuado dependiendo del intervalo de z considerado.

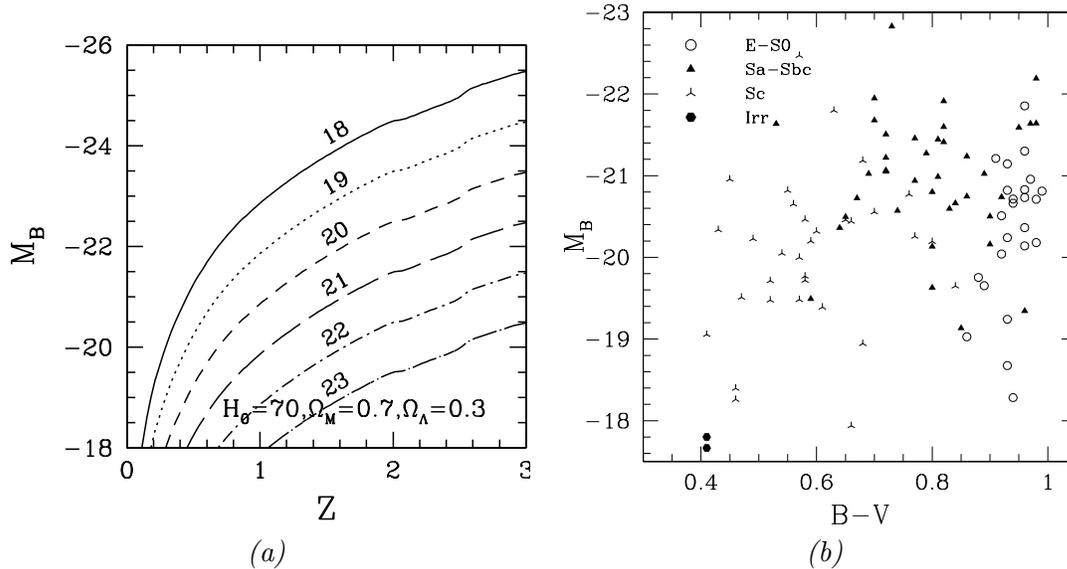


Figura 5.1: (a) Curvas de magnitud absoluta (M_B) en función de z para varios límites en magnitud aparente K_s (Vega). Usamos la SED de una galaxia con un brote intenso de formación estelar, NGC 4449. (b) Magnitud absoluta en B frente al color $B - V$ para una muestra de galaxias cercanas (Frei 1996).

5.1.3. Corte en brillo superficial

El tercer corte que imponemos es en el BS de las fuentes, lo que junto al límite impuesto sobre la luminosidad nos producirá un corte en el tamaño de la galaxia (ver ecuación A.27 en la página 165). Además, usando el BS quitamos la dependencia del modelo cosmológico considerado. En las figuras 5.1b y 5.2 se muestra dónde quedan situados los diferentes tipos morfológicos en función de estos tres cortes.

5.2. Elección de la banda adecuada en función de z

Un objetivo fundamental es conseguir una muestra homogénea en los diferentes intervalos de z . Para ello es necesario disponer de observaciones en distintos filtros. Esto nos permite determinar z fotométricos para las galaxias. También, con fotometría en varias bandas, podemos hacer una selección homogénea de LBCGs en todo el rango de z . Propondremos una banda en reposo y haremos la selección de los objetos en cada intervalo de z , en el filtro que se corresponda mejor con la banda en reposo.

Nosotros hemos decidido tomar el filtro R en reposo como referencia para que la línea

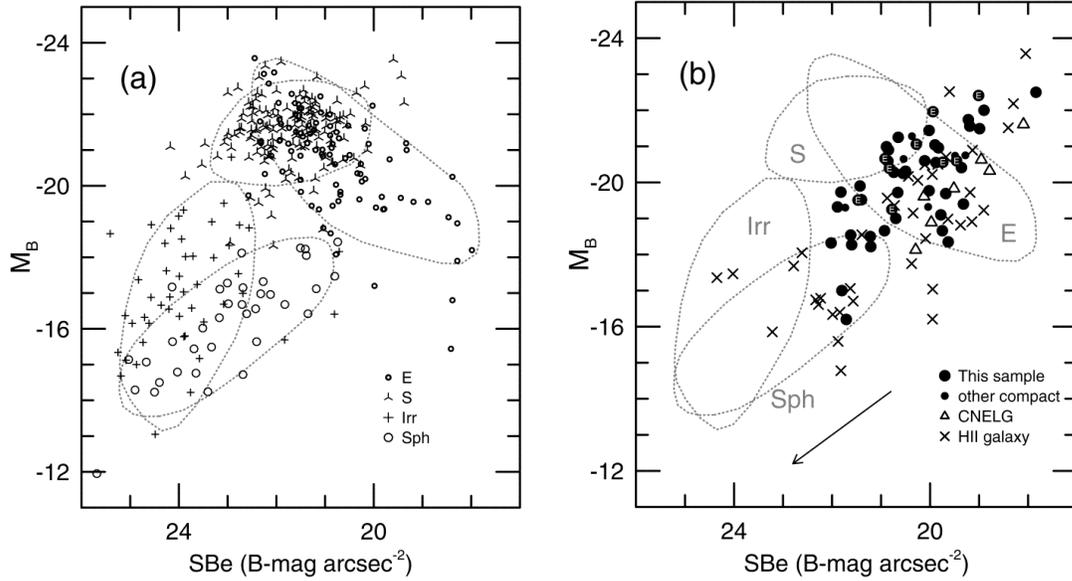


Figura 5.2: M_B vs. BS_e para (a) distintos tipos morfológicos, (b) Una muestra de galaxias compactas. La figura se ha tomado de Phillips et al. (1997).

H_α en emisión esté dentro del paso de banda. Lo siguiente es analizar qué bandas son las más adecuadas para seleccionar objetos en diferentes rangos de z .

Dado que los fotones que entran en el filtro R cuando la galaxia se encuentra a $z = 0$, van incrementando su longitud de onda conforme aumenta z en un factor $(1+z)$. Una forma de hacer la elección del filtro en función de z , sería ver qué filtro se corresponde mejor con el de referencia *desplazado*, cuya función de respuesta es:

$$P_R^*(\lambda) = P_R(\lambda/(1+z))$$

Para cuantificar la bondad de la correspondencia se intenta maximizar la función definida por la convolución de cada filtro con el de referencia desplazado (ecuación 5.1).

$$f(z) = \frac{\int_0^\infty P_R(\lambda/(1+z)) \cdot P(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty P(\lambda) d\lambda} \quad (5.1)$$

El filtro que se elegirá para cubrir cada rango de z depende de la disponibilidad de observaciones en más o menos bandas. En la figura 5.3 se muestra un ejemplo con los filtros R , I , J , H y K_s , que son algunos de los filtros que esperamos tener en GOYA. En este caso lo apropiado sería usar el filtro R hasta $z = 0.2$ donde I comienza a cubrir mejor la zona de R en reposo, usar I en $0.2 < z \leq 0.5$, seguir con J en $0.5 < z \leq 1.1$, H en $1.1 < z \leq 1.8$ y continuar con K_s en desplazamientos al rojo mayores.

5.3. Análisis del brillo superficial de las fuentes

El corte en brillo superficial ha sido el más difícil de establecer, debido a que depende de distintas consideraciones acerca de las galaxias, como son: la magnitud, el radio efectivo

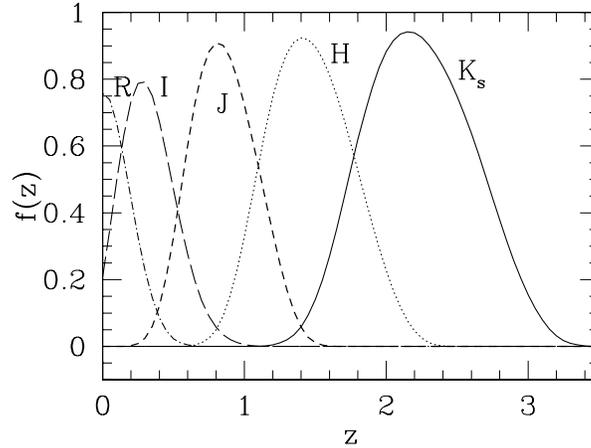


Figura 5.3: La función $f(z)$ (definida en cada z como la convolución del filtro F con el de referencia desplazado) para los filtros R e I de Johnson, J y H de Bessell and Brett y K_s del KPNO-IRIM. La figura nos indica qué filtro se aproxima más a la banda R en reposo en función del desplazamiento al rojo.

y el perfil de brillo. Hay que notar que en las fuentes más lejanas podemos estar viendo sólo la parte central, de mayor brillo superficial, estando las partes más externas por debajo del límite impuesto por el brillo de cielo. Para estudiar cómo varía el brillo superficial de las fuentes con el desplazamiento al rojo hemos seguido el esquema siguiente:

1. Comenzamos analizando el BS de las fuentes a $z \sim 2.5$. Estos objetos por ser de menor tamaño aparente estarán más afectados por el *seeing*, lo que junto con su menor razón S/N hará que tengan peor definidos su radio efectivo y brillo superficial. A partir de estos objetos obtendremos el brillo superficial límite que podemos alcanzar en nuestras imágenes. En el estudio analizaremos en profundidad los datos en la banda K_s , que según lo explicado en §5.2 será la que usaremos para seleccionar los objetos a $z > 2$.

2. Tras haber analizado estos objetos intentaremos trasladar el corte en BS a z menores. Para esto adoptaremos un modelo cosmológico y usaremos muestras de galaxias cercanas que desplazaremos en z para comparar con aquéllas a alto z . Esto nos va a permitir establecer un corte uniforme en el BS .

5.3.1. Estudio teórico de la variación del BS_e con z

En este punto solamente hemos usado las ecuaciones cosmológicas A.25 y A.27, que nos dan la dependencia del tamaño angular y del brillo superficial con z , para obtener una primera aproximación de cómo varían estos parámetros para una muestra de objetos compactos. Como referencia hemos usado las galaxias a $z \simeq 3$ de Lowenthal et al. (1997).

Para obtener la variación de la magnitud con z hemos tomado la distribución espectral de energía de NGC 4449, que es una galaxia cercana con una gran tasa de formación estelar. Los radios efectivos (R_e) y magnitudes absolutas se calculan a partir de los r_e y las magnitudes aparentes que aparecen en Lowenthal et al. (1997) considerando la cosmología: $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\lambda = 0.7$.

Los resultados de variación del BS_e y del r_e para estas galaxias se muestran en la figura

5.4, donde vemos que el r_e de las fuentes se mantiene prácticamente constante a partir de $z \simeq 1$ y que este tamaño es muy similar al FWHM/2 de nuestras imágenes en K_s ($\sim 0.35''$).

Estos gráficos corresponden a una situación ideal en la que siempre viéramos la totalidad de la galaxia y las imágenes no estuviesen afectadas por el *seeing*. En una observación real el BS de las fuentes, sobre todo el de las más compactas, está muy afectado por el *seeing*, por lo que las fuentes aparecen con BS más bajo. En el siguiente apartado vamos a estudiar cómo podría recuperarse el BS de las fuentes cuando están afectadas por *seeing*.

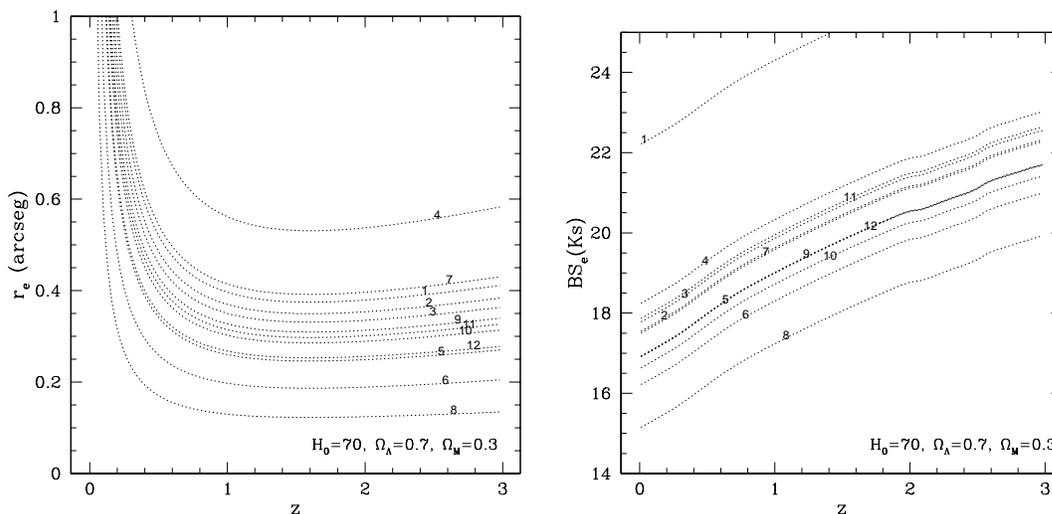


Figura 5.4: Variaciones del r_e y del BS_e con z para una muestra de galaxias compactas a $z \sim 3$ (Lowenthal et al. 1997, los números identifican a las galaxias en el artículo).

5.3.2. Recuperación de BS_e en imágenes con *seeing*

Para estudiar cómo afecta el *seeing* al BS de las fuentes, hemos construido imágenes sintéticas similares a las de la banda K_s :

Primeramente, hemos creado un cielo similar al de nuestras imágenes siguiendo estos pasos:

1. Pasamos **SExtractor** (Bertin & Arnouts 1996) a nuestras imágenes, con unos parámetros como los que usaríamos para extraer las fuentes (ver §4.7.1) y solicitamos como salida dos imágenes: una imagen de cielo, en la que **SExtractor** nos proporciona una aproximación del cielo de nuestra imagen, y una imagen de RMS, que da un mapa del ruido. Ambas imágenes se construyen mediante interpolación en una malla.

2. Se crea (usando **MKNOISE** en **IRAF**) una imagen de las mismas dimensiones que la original con un ruido gaussiano de media 0 y RMS=1, que se multiplica por el mapa de RMS obtenido anteriormente. De esta manera se consigue una imagen con un ruido de cielo similar al de la imagen original. Por último se suma a esta la imagen interpolada de cielo.

Seguidamente, hemos puesto sobre este cielo objetos (alrededor de 1000) con perfiles exponenciales (más abundantes a alto z), de diferentes magnitudes absolutas en B (que se transforman en magnitudes en K_s suponiendo una determinada SED para las galaxias) y

R_e , situados a distintos z y usando diferentes FWHM para el *seeing*, simulado mediante una convolución gaussiana. Esto lo hemos hecho usando MKOBJECT dentro de IRAF. Para hacer más realistas las simulaciones hemos cogido las magnitudes absolutas (en el filtro B) de las galaxias aleatoriamente en el intervalo $[-21.5, -23]$, que es el rango que aparece en Lowenthal et al. (1997), mientras que R_e de cada galaxia se obtiene usando una distribución gaussiana de $\sigma = 0.3$ y media dada por la relación, Babul & Ferguson (1996):

$$R_e \propto L^{1/3}$$

que ajusta bien para objetos compactos, véase Phillips et al. (1997).

Extraemos los objetos de estas imágenes simuladas usando SExtractor, con suficiente número de aperturas para poder recuperar el r_e^1 . A estos r_e recuperados (r_e^{rec}) les aplicamos la siguiente corrección:

$$r_e^{cor} = \sqrt{\left((r_e^{rec})^2 - (FWHM/2)^2\right)} \quad (5.2)$$

En la figura 5.5 se representan el BS_e calculado a partir del r_e^{cor} (ecuación 5.3) frente al BS_e de la fuente introducida originalmente (calculado usando la ecuación A.27 sumando un término $2.5 \log(2)$ por tratarse del BS_e y sin considerar E_{cor}). Vemos que los BS_e para el conjunto de objetos se recuperan sin sesgos debidos al *seeing*, aunque para los objetos individuales se aprecian grandes desviaciones en los BS_e más débiles.

$$BS_e^{cor} = K_s + 2.5 \log\left(2\pi \cdot (r_e^{cor})^2\right) \quad (5.3)$$

K_s es la magnitud recuperada por SExtractor.

Si nos fijamos en la ecuación 5.4, que nos da el error en el BS_e^{cor} ($\sigma_{BS_e^{cor}}$), a partir de el error en la magnitud (σ_{K_s}) y del error en el r_e (σ_{r_e}), vemos que los grandes errores que se tienen en la estimación de BS_e^{cor} son debidos al factor $r_e^2 - (FWHM/2)^2$ próximo a 0 para las fuentes lejanas (ver §5.3.1) que aparece dividiendo a σ_{r_e} .

$$\sigma_{BS_e^{cor}} = \sqrt{\sigma_{K_s}^2 + \left(\frac{5}{\ln 10}\right)^2 \left(\frac{r_e}{r_e^2 - (FWHM/2)^2}\right)^2 \cdot \sigma_{r_e}^2} \quad (5.4)$$

La forma de evitar este problema es usar el BS_e^{rec} , calculado como en la ecuación 5.3, pero usando r_e^{rec} , e intentar establecer un límite en el BS_e que tenga en cuenta el efecto del *seeing*. En la siguiente sección se estudia esto y también el truncamiento de las fuentes producido por la pérdida de las partes más débiles de las galaxias, que están por debajo del límite de detección impuesto por el brillo superficial del cielo.

5.3.3. Imágenes simuladas de galaxias a diferentes z

Para estudiar cómo afectan al BS_e de las galaxias observadas a distintos z , el *seeing* y el truncamiento de las fuentes, hemos desarrollado un paquete de tareas (COSMOPACK, dentro de IRAF) que nos permiten, a partir de imágenes de galaxias cercanas, tomadas con distintos

¹Los r_e se calculan mediante interpolación lineal a partir de la fotometría en las 32 aperturas que permite SExtractor.

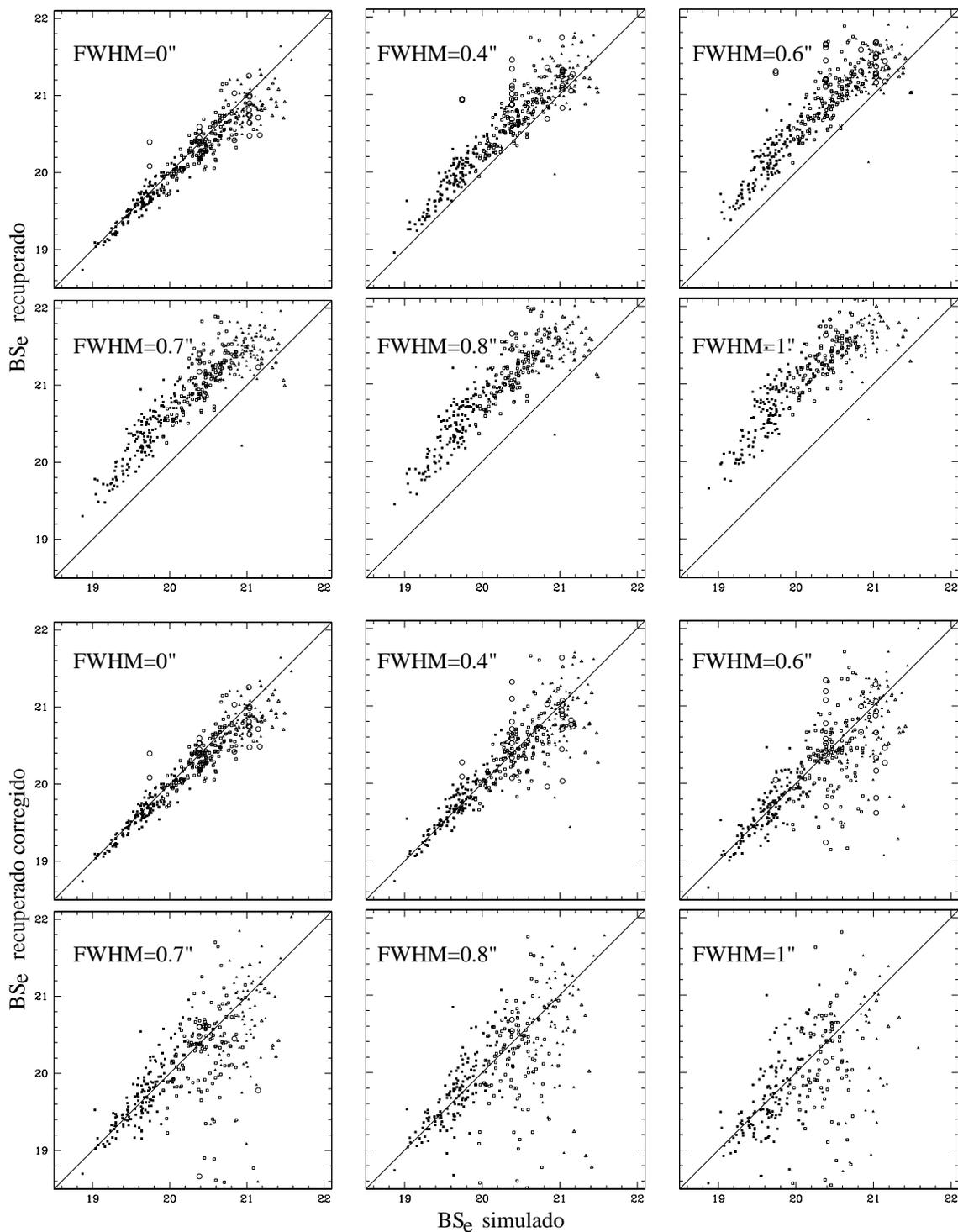


Figura 5.5: Simulaciones para ver cómo se recupera el BS_e de las galaxias en imágenes con *seeing*. En la parte superior se representa el BS_e recuperado frente al BS_e simulado, en la parte inferior se representa el BS_e recuperado y corregido usando las ecuaciones 5.2 y 5.3. Los símbolos indican el desplazamiento al rojo de los objetos: (■) $z = 1 - 1.5$, (□) $z = 1.5 - 2$, (▲) $z = 2 - 2.5$, (△) $z = 2.5 - 3$. Los círculos representan objetos similares a los de Lowenthal et al. (1997). Cada una de las 6 simulaciones se corresponde con un FWHM = 0, 0.4, 0.6, 0.7, 0.8, y 1 arcsec.

telescopios y filtros, obtener imágenes de estas galaxias situadas a diferentes z tal como se detectarían en otros telescopios y filtros. Para ello se suponen unas determinadas SEDs para las diferentes partes de las galaxias. El paquete COSMOPACK se describe detalladamente en el apéndice B.

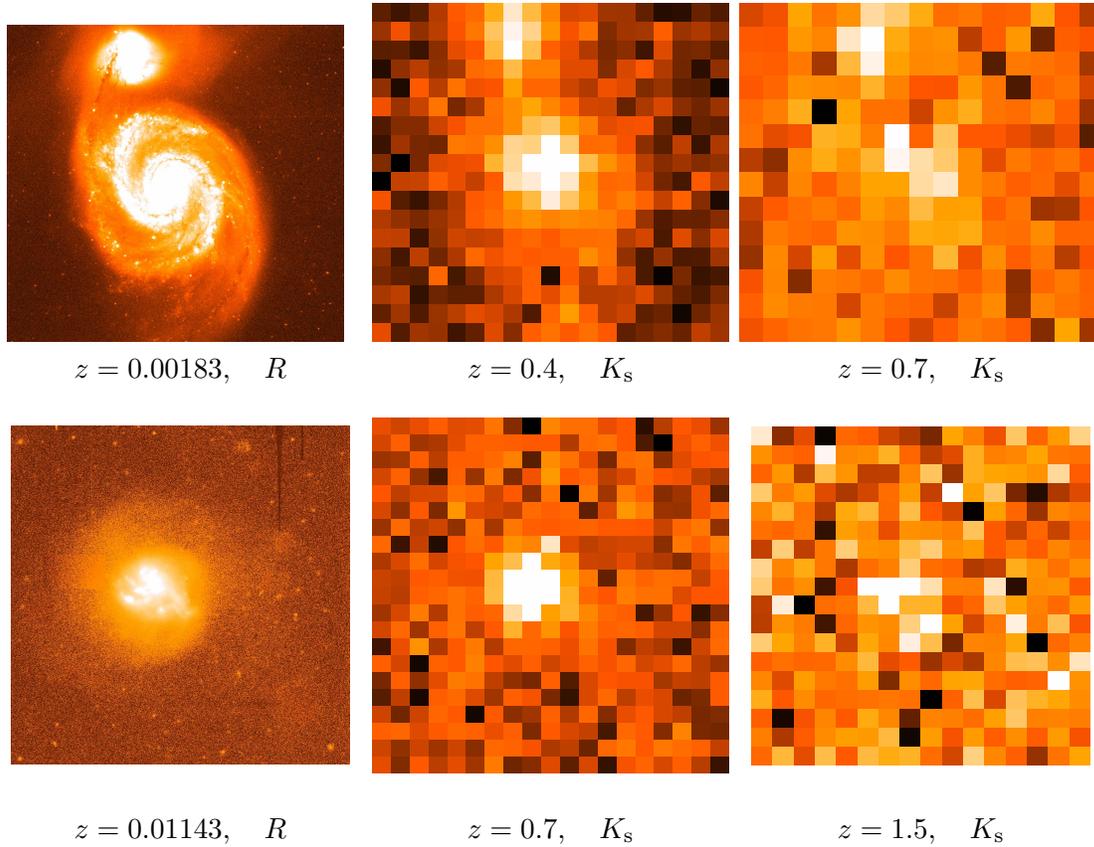


Figura 5.6: Imágenes resultantes del desplazamiento en z de M51 (*arriba*) y una galaxia HII de la muestra de la UCM (UCM 2325) (*abajo*). Para cada galaxia, las tres imágenes cubren el mismo espacio en kpc. Las imágenes simulan una observación de 2 h de exposición con INGRID/WHT en K_s . Puede verse cómo la galaxia HII, más compacta, puede observarse a z mayores.

En la figura 5.6 pueden verse algunos resultados de simular el desplazamiento en z de galaxias cercanas. Se muestra cómo se observarían una galaxia espiral (M51) y una galaxia HII (obtenida de la muestra de la UCM, ucm 2325) a diferentes desplazamientos al rojo. De esta figura pueden destacarse varios aspectos:

1. Los objetos más compactos pueden observarse a desplazamientos al rojo mayores. En la figura puede verse cómo M51 prácticamente no se detecta a $z=0.7$, mientras que la galaxia más compacta de la muestra de la UCM se detecta hasta $z \simeq 1.5$.
2. Las partes con menor brillo superficial de las galaxias dejan de ser observables rápidamente conforme nos desplazamos en z siendo sólo observables las partes centrales con mayor brillo superficial.

Estos resultados sugieren que los objetos observados a alto z ($z > 1$) son solamente

aquellos muy luminosos y compactos, aunque podrían tener una componente más extensa de menor brillo superficial.

Usando este paquete hemos desplazado en z distintas muestras de galaxias:

- 3 galaxias HII de la muestra de la UCM (Zamorano et al. 1994, Zamorano et al. 1996, Alonso et al. 1999).
- 9 galaxias a $z \simeq 3$ de la muestra de Lowenthal et al. (1997) a partir de imágenes de HST/WFPC2².
- 9 galaxias espirales y 8 elípticas cercanas (Frei 1996).

En las imágenes simuladas intentamos reproducir la calidad de nuestras imágenes de WHT/INGRID en K_s , esto se hace para poder estudiar el brillo superficial de las fuentes más lejanas $z \geq 1.5$, y por tanto peor resueltas. La idea es poder encontrar una forma de analizar el BS de estas fuentes, que luego pueda ser aplicable en otros rangos de z usando otros filtros más adecuados.

Para estudiar cómo varía el BS_e con el desplazamiento al rojo de las galaxias vamos desplazando en z cada galaxia individual desde $z = 0.05$ hasta $z = 2.5$ y en cada paso ($\Delta z = 0.05$) analizamos su magnitud, r_e y BS_e . Las magnitudes se obtienen con **SEXtractor**, el r_e lo calculamos usando la fotometría obtenida con **PHOT (IRAF)** en alrededor de 30 aperturas. Usamos **PHOT** porque permite centrar la apertura en la zona de la fuente con mayor brillo superficial. Esto resulta esencial sobre todo para los objetos con formación estelar intensa que presentan perfiles de brillo asimétricos o con varios nódulos de formación estelar.

En la figura 5.7 se muestran los resultados para galaxias de distintos tipos. Los trazos corresponden a los resultados teóricos, usando las fórmulas de magnitud y r_e en función de z (véase §A). Para reproducir el *seeing* se aplican las ecuaciones 5.5 a los r_e teóricos y magnitudes K_s teóricas en función de z .

$$r_e^{*s} = \sqrt{\left(r_e^2 + \left(\frac{FWHM}{2}\right)^2\right)} \quad (5.5)$$

$$BS_e^{*s} = K_s + 2.5 \log(2\pi \cdot (r_e^{*s})^2)$$

Se aprecia que la correspondencia entre los resultados teóricos y los puntos es bastante buena para los objetos compactos hasta donde las galaxias dejan de ser detectables. Esto puede explicarse debido a que estos objetos compactos (muestras de Lowenthal et al. 1997 y UCM), al menos en las imágenes disponibles, no presentan una componente más extensa de menor brillo superficial.

En las gráficas de la figura 5.8 se representan los BS_e medidos en las imágenes resultantes de desplazar en z cada una de las galaxias individuales de los diferentes tipos. En esta figura puede observarse que las galaxias espirales tienen un menor BS_e que las galaxias elípticas y que los objetos compactos de Lowenthal et al. (1997), además, la mayoría de estas, salvo las más luminosas, dejan de ser detectables a partir de $z \sim 1.1$, mientras que

²Notar que, a pesar de que las galaxias de la muestra de Lowenthal et al. 1997 están a $z \sim 3$ es posible simular imágenes de estas galaxias a $z \simeq 0.2$ como si fuesen tomadas en telescopios desde tierra debido a la gran resolución de HST/WFPC2.

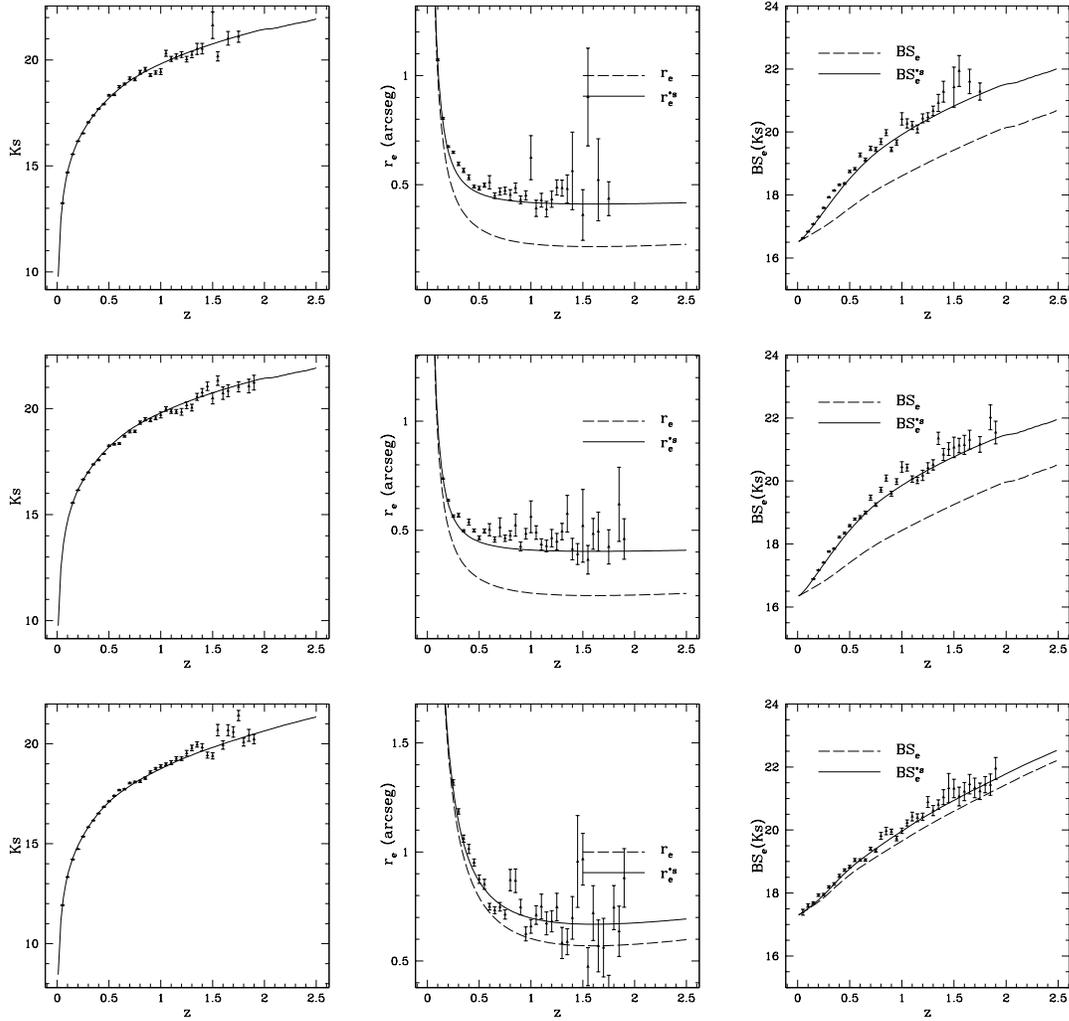


Figura 5.7: Magnitudes K_s , r_e y BS_e para las galaxias desplazadas en z . *Arriba*) Galaxia con formación estelar intensa de la muestra de la UCM (ucm2325). *Centro*) galaxia hd2_648_1743 (Los números se corresponden con la posición en la imagen del HDF *drizzled, version 2*) de la muestra de Lowenthal et al. (1997). *Abajo*) galaxia NCG 4450 (Sab) obtenida del catálogo de Frei (1996).

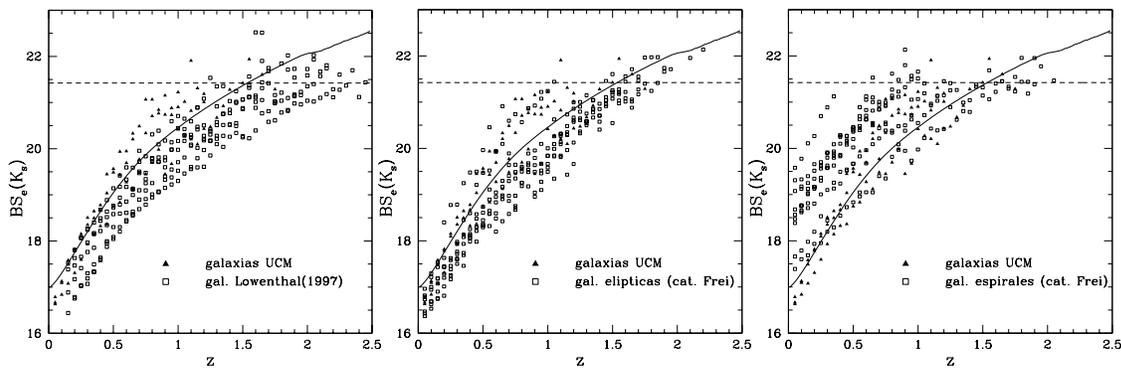


Figura 5.8: BS_e vs. z para distintos tipos de galaxias, desplazadas en z con COSMOPACK y con fotometría de SExtractor. En todos los gráficos se ponen las 3 galaxias de la muestra de la UCM como referencia. La curva de trazo continuo establece un límite superior en el BS_e . La línea de trazo discontinuo es el BS del cielo correspondiente a una razón $S/N = 3$ en una apertura de diámetro igual al $seeing$.

galaxias compactas y luminosas como las de Lowenthal et al. 1997 pueden detectarse en las imágenes de WHT/INGRID hasta $z \sim 2.3$, siempre que el FWHM del $seeing$ sea $\lesssim 0.7$. En nuestros campos Groth y Coppi tenemos un $seeing$ entre 0.6 y 0.7 lo que, según esto, nos va a permitir observar este tipo de galaxias hasta $z \sim 2.3$. Las tres galaxias de la muestra de la UCM son algo menos brillantes que las de Lowenthal et al. (1997) y están en el límite que separará los objetos compactos de los que no lo son.

Una forma de separar los objetos compactos (muestras de Lowenthal et al. 1997, UCM y galaxias elípticas) de aquellos que no lo son, sería poner una función límite en el brillo superficial frente a z , de manera que seleccionaríamos los objetos que tuvieran BS_e más brillante que este límite.

En la figura 5.8 la línea de trazo continuo corresponde a la curva límite teórica parametrizada en función de la magnitud absoluta, R_e y el $seeing$, se toman los valores $M_{K_s} = -22.8$ ($\sim M_B = -20.5$, usando la SED de NGC 4449) y $R_e = 1.75$ kpc correspondientes a la galaxia hd2_549_1614 de la muestra de Lowenthal et al. (1997). Esta curva límite parece separar bastante bien los objetos compactos de las galaxias espirales. Sin embargo, se puede apreciar cómo hay galaxias espirales que están por encima de esta línea para $z < 0.2$ y claramente por debajo, ocupando el mismo lugar que los objetos compactos cuando $z > 0.5$, esto se debe principalmente al efecto del $seeing$ que hace que curvas de BS_e que sin $seeing$ estarían bien diferenciadas, figura 5.9a, debido a éste se corten a $z \sim 0.25$, figura 5.9b. Por esto, para $z > 0.5$ los BS_e de las galaxias compactas y de algunas galaxias espirales son similares.

Vamos a considerar de nuevo los gráficos de brillo superficial frente a z , pero ahora el BS_e se calcula dentro de un apertura física fija de $R = 7.5$ kpc (lo denotaremos BS_e^{aper}), la apertura se toma suficientemente amplia para que entre toda la luz de una galaxia compacta con $R_e \sim 2.5$ kpc. En la figura 5.10 se representa BS_e^{aper} para las galaxias desplazadas a distintos z . Podemos ver cómo ahora las galaxias espirales que cortaban la curva límite en $z \sim 0.25$ permanecen por debajo de esta para todos los rangos de z . Esto pone de manifiesto que estas galaxias tienen un núcleo compacto además de una componente extendida.

Podemos concluir esta sección diciendo que podemos establecer un criterio de selección

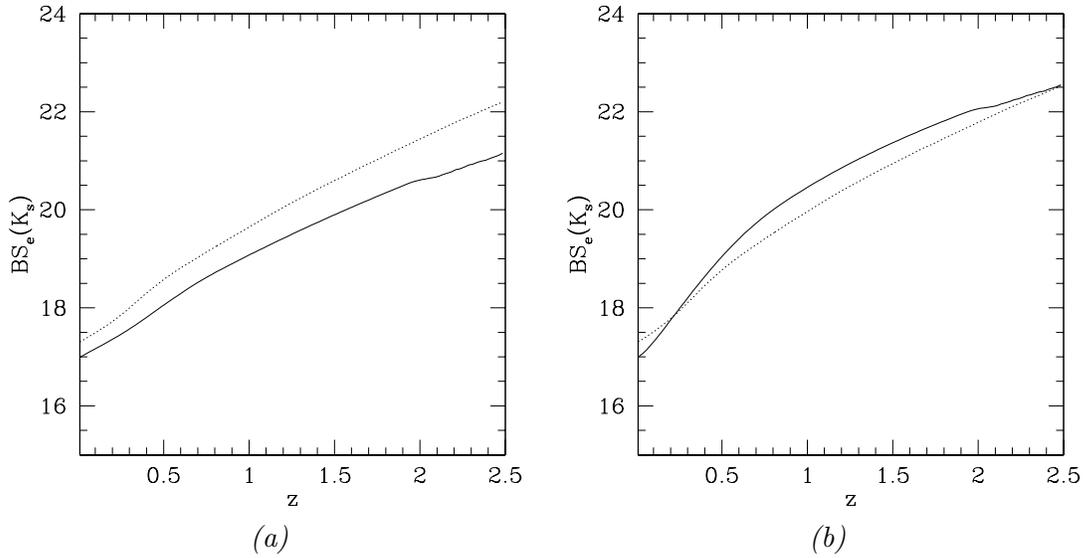


Figura 5.9: Curvas teóricas de BS_e frente a z , sin el efecto del *seeing* en (a), y con el *seeing* simulado usando las ecuaciones 5.5 en (b). En ambos gráficos, la línea de trazo continuo se corresponde con la curva de la figura 5.8, la línea de puntos representa a la galaxia NCG 4450 (ver figura 5.7).

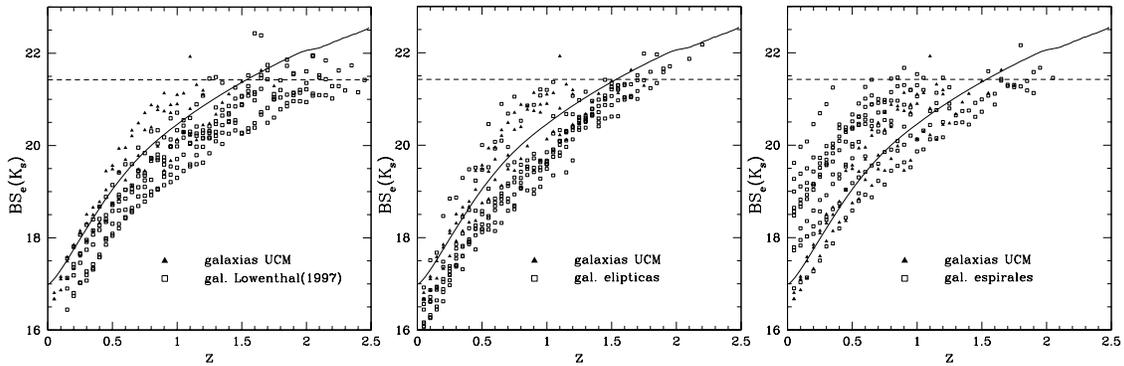


Figura 5.10: BS_e^{aper} vs. z para distintos tipos de galaxias desplazadas en z usando COSMOPACK. En todos los gráficos se ponen las 3 galaxias de la muestra de la UCM como referencia. Las líneas continuas son las de la figura 5.8

de objetos compactos para el rango $0 < z < 2.5$, basado en el BS_e de las fuentes, siempre que el *seeing* se mantenga por debajo de un valor que haga esto posible. Aquí hemos comprobado que para un $\text{FWHM} \sim 0.7$ esto es viable.

El criterio que proponemos no es estrictamente uniforme ya que debido al *seeing* se va a tener una contaminación por objetos extensos que tengan un núcleo compacto. No obstante, podemos decir que este criterio va a seleccionar objetos compactos a todos los rangos de desplazamiento al rojo. Entre estos objetos compactos tendremos LBCGs y otras galaxias (elípticas y partes compactas de espirales) que quedarán fuera de la muestra mediante el corte en color. De todas formas, el hecho de que en la muestra puedan entrar objetos de distintas características no es sorprendente pues debemos notar que en las referencias que

dimos en §1 (Guzmán et al. 1997, Phillips et al. 1997, Hammer et al. 2001) se alude a la clase heterogénea de galaxias que son las LBCGs.

También hemos visto que la curva límite se puede parametrizar en función de la magnitud absoluta en una determinada banda, el R_e y el *seeing*, suponiendo una determinada SED para calcular los colores (si se desean usar varios filtros) y correcciones-K.

5.4. Discusión y conclusiones

Generalmente, en trabajos que han estudiado galaxias compactas luminosas, la selección de la muestra de estudio se ha venido haciendo imponiendo límites en la magnitud y el tamaño aparentes de las galaxias, por ejemplo en Guzmán et al. (1997) y Phillips et al. (1997) en usan: $I_{814} \leq 23.74$, $r_e \leq 0.5''$ y $BS_e \leq 22.2 \text{ mag/arcsec}^2$. Con esta forma de hacer la selección sólo es posible obtener una muestra homogénea en un determinado intervalo de desplazamientos al rojo. Además en el caso de que la diferencia en z entre las galaxias sea significativa, usando una única banda fotométrica no vamos a estar observando la misma región del espectro de energía en reposo de la galaxia.

En este capítulo hemos puesto un especial énfasis en conseguir una muestra uniforme en todo el rango de z . Para esto hemos visto que es necesario:

1. Disponer de las bandas adecuadas que nos permitan, tanto obtener desplazamientos al rojo fotométricos, como hacer la selección de los objetos en la banda adecuada según el desplazamiento al rojo de cada galaxia (véase §5.2).

2. Hacer un estudio en profundidad de cómo varían los parámetros³ aparentes de las galaxias con el desplazamiento al rojo. De esta forma podremos establecer unos límites en ellos en función de z , a partir de límites en los parámetros absolutos.

La forma que hemos adoptado para seleccionar la muestra de LBCGs es imponiendo límites en la magnitud, color y brillo superficial absolutos de las galaxias en una cierta banda en reposo (2 filtros para el color). Posteriormente, usando las fórmulas de la cosmología y considerando el color en reposo que nos producen las distintas combinaciones de SEDs y filtros, los transformamos en límites en la magnitud aparente, el color y el brillo superficial aparente de las galaxias en la banda que estemos utilizando según el z de cada objeto.

En GOYA esperamos disponer de las bandas U , B , V , I , J y K_s , para lograr a corto plazo dos objetivos:

1. Identificar LBCGs hasta $z \sim 2.5$ y dar un catálogo de estas, para posteriormente con la llegada de EMIR y OSIRIS en GTC obtener medidas espectroscópicas.
2. Medir las masas estelares de una muestra de LBCGs hasta $z \sim 1$.

Es claro que una muestra homogénea de LBCGs hasta $z \sim 2.5$, como se requiere en el primer punto, contará sólo con los miembros más luminosos ($M_B < -22$) y compactos de esta población, serán galaxias como las descritas en Lowenthal et al. (1997), mientras que galaxias compactas menos brillantes como las de las muestras de Phillips et al. (1997), Guzmán et al. (1997) o Guzmán et al. (1996) no se van a poder observar en nuestras imágenes hasta estos desplazamientos al rojo, ver figura 5.11.

³magnitud, color y brillo superficial.

Sin embargo para el segundo objetivo marcado, medir masas estelares de LBCGs hasta $z \sim 1$, sí podemos obtener una muestra uniforme hasta $z \sim 1$ contando con galaxias como las de Phillips et al. (1997), Guzmán et al. (1997) y Guzmán et al. (1996) (con $M_B < -20.5$), véase de nuevo la figura 5.11.

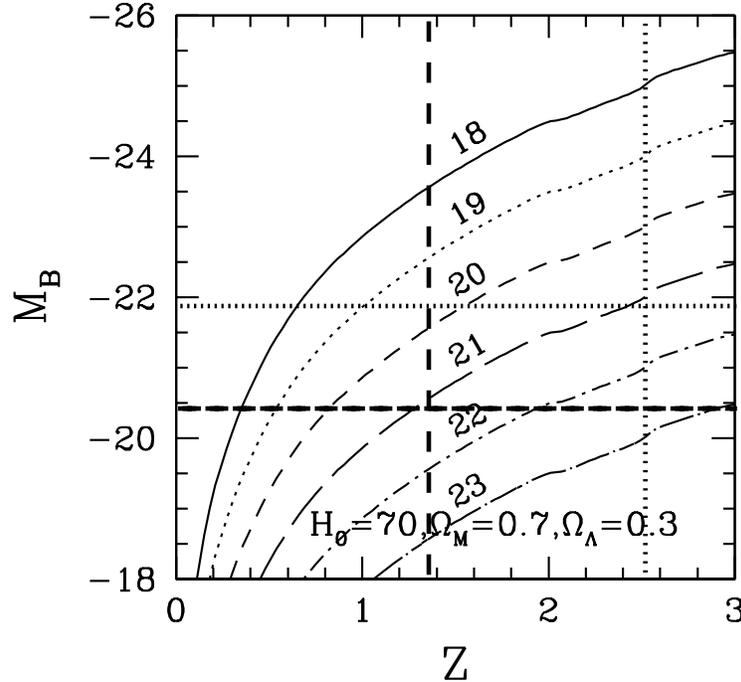


Figura 5.11: Curvas de magnitud absoluta (M_B) en función de z para varios límites en magnitud aparente K_s (Vega). Las líneas discontinua y de puntos indican, respectivamente, cuáles serían el z máximo al que observaríamos una galaxia LBCG de $M_B = -20.5$ y $M_B = -22.0$, con nuestro límite en magnitud aparente ~ 21 en K_s . Usamos la SED de una galaxia con un brote intenso de formación estelar, NGC 4449.

Para obtener la muestra uniforme de LBCGs hasta $z \sim 1$, hemos impuesto un límite en magnitud absoluta $M_R < -21.1$ ($\sim M_B < -20.5$, si consideramos el espectro de NGC 4449). Tras aplicar las fórmulas de la cosmología, véase §A.3, y considerando el color en reposo para el espectro de NGC 4449, los límites superiores en las magnitudes aparentes vienen indicados por los trazos de la figura 5.12a. En la tabla 5.12b se da una aproximación lineal de estos que resulta más útil a efectos prácticos. El límite se impone en las bandas que mejor se corresponden con R en reposo según el desplazamiento al rojo de cada galaxia.

La figura 5.13a nos muestra cómo varía el color límite de la galaxia según nos desplazamos en z , donde en cada rango de z escogemos el color más apropiado para reproducir $B - R$ en reposo. Para obtener el color límite hemos tomado como referencia el de una galaxia Sc, $(B - R)_0 \sim 1.17$, véase Fukugita et al. (1995). Una aproximación lineal de los límites de color se da en la tabla 5.13b.

En lo que concierne al brillo superficial, en §5.3.3 se profundiza en el estudio de su variación con el desplazamiento al rojo de la galaxia. Se ve cómo se puede establecer un límite en el brillo superficial aparente de las galaxias en la imagen parametrizándolo en

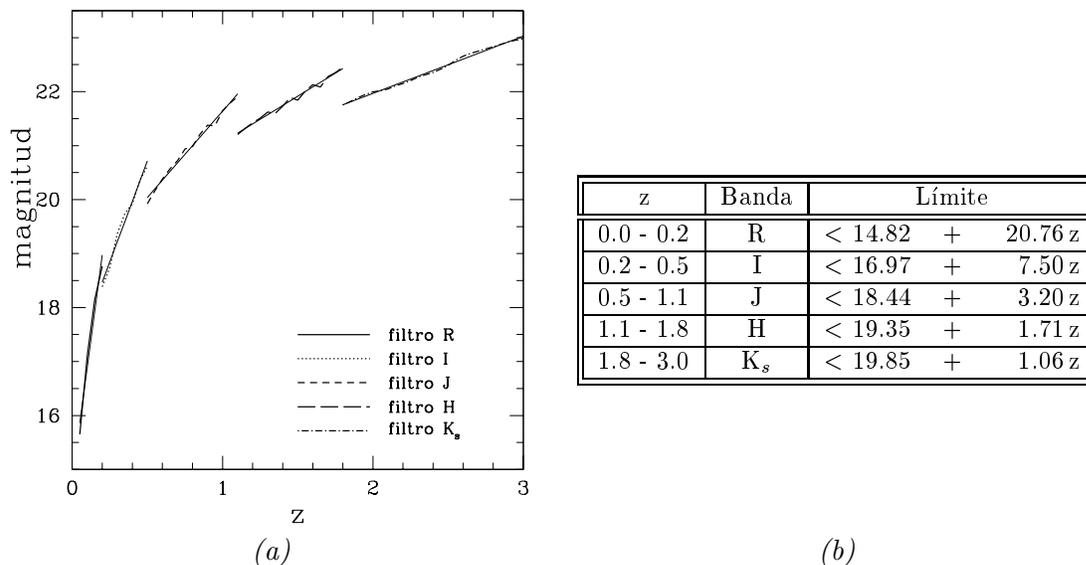


Figura 5.12: (a) Límites en las magnitudes aparentes de los objetos para distintos desplazamientos al rojo, considerando la banda más adecuada en cada intervalo de z . La magnitud absoluta en reposo es $M_R = -21.1$ y se usa la SED de NGC 4449. (b) Aproximación lineal en cada intervalo de z de los límites superiores en magnitud. Los filtros usados son: B2 de Buser, R e I de Johnson, J y H de Bessell and Brett y K_s del KPNO-IRIM. El modelo cosmológico es: $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\lambda = 0.7$.

función del *seeing* de la imagen. También se hizo referencia al hecho de que el criterio no es perfectamente uniforme, sino que debido al *seeing* se va a tener una contaminación por objetos extensos que tengan un núcleo compacto. Sin embargo, podemos asegurar que el criterio va a seleccionar objetos compactos a todos los rangos de desplazamiento al rojo. Entre estos objetos compactos tendremos LBCGs y otras galaxias (elípticas y partes compactas de espirales) que quedarán fuera de la muestra mediante el corte en color.

En §5.3.3 se analizó la variación de brillo superficial con z en el filtro K_s , la curva que establece el límite en brillo superficial con z puede generalizarse a otros filtros, ya que básicamente está parametrizada por: el radio efectivo (en kpc), la magnitud absoluta en una determinada banda y el *seeing* de la imagen.

En la figura 5.14a vemos los límites superiores de BS_e para los mismos intervalos y filtros que en el caso de la magnitud. Las curvas están parametrizadas en función de la magnitud absoluta en R (-21.1), el R_e (1.75 kpc) y el *seeing* ($0.7''$ para todas las bandas). Junto a esta figura aparece la tabla donde se dan las aproximaciones lineales a estos límites en cada rango de z .

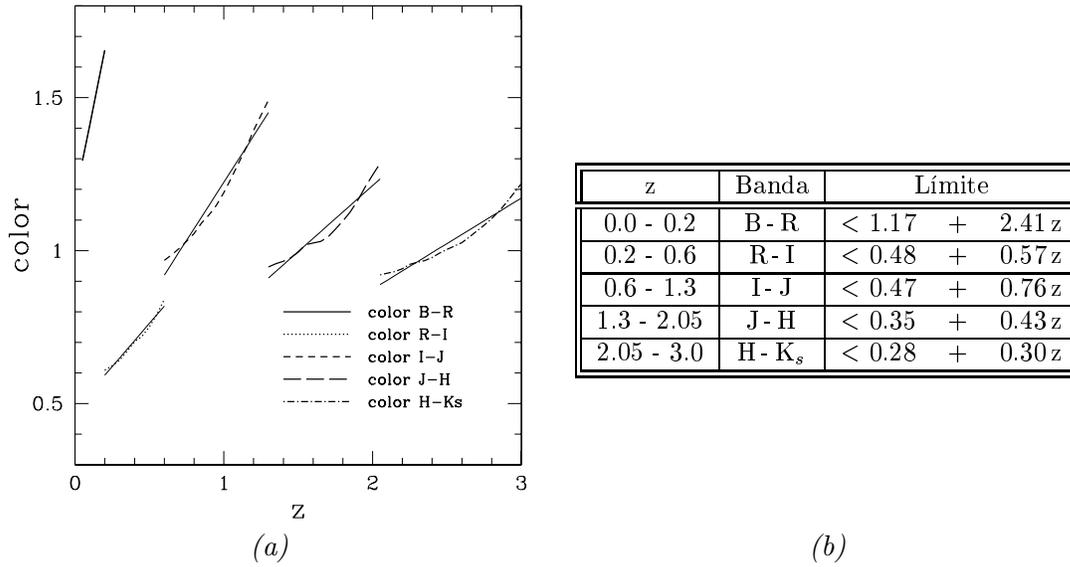


Figura 5.13: (a) Límites en el color de la galaxia para diferentes desplazamientos al rojo. En cada intervalo de z se toma el color que mejor se corresponde con $B - R$ en reposo. (b) Aproximación lineal de los límites en el color correspondiente a $B - R$ en reposo.

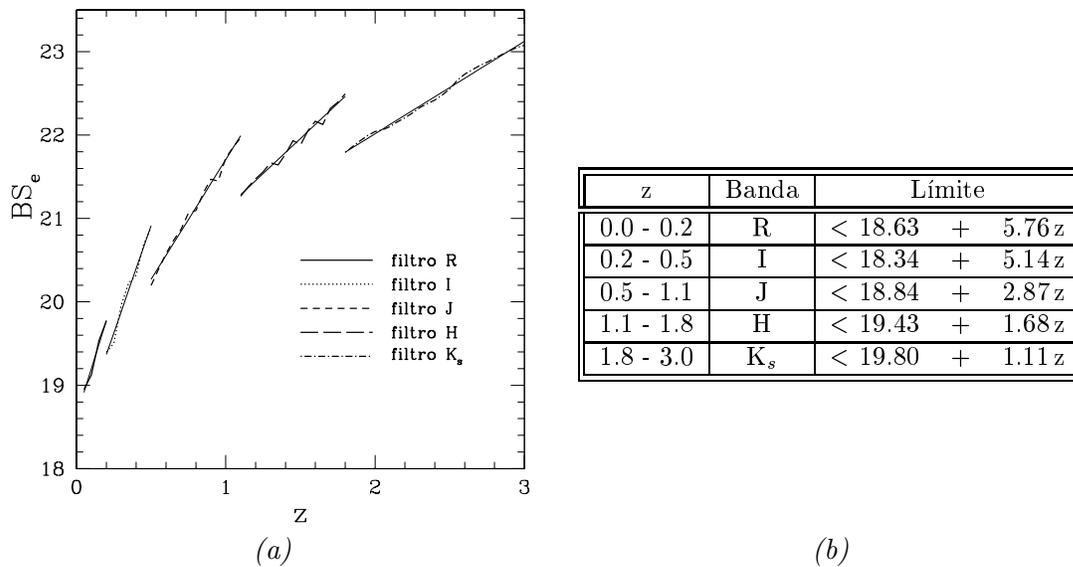


Figura 5.14: (a) Límites en BSe de los objetos para distintos intervalos de z , considerando la banda más adecuada en cada uno, de manera que se corresponda mejor a R en reposo. Parametrizamos las curvas en función de $M_R = -21.1$, $R_e = 1.75$ kpc, y un $seeing = 0.7''$ en todos los filtros. (b) Aproximación lineal para los límites en el BSe . Los filtros y el modelo cosmológico son los de la figura 5.12.

6

Cuentas de galaxias en el filtro K_s en los campos Groth y Coppi

6.1. Introducción

Como un trabajo complementario al cálculo de las masas estelares, a la espera de tener datos en las bandas ópticas, y para un análisis en mayor profundidad de los datos en la banda K_s , hemos calculado las cuentas de galaxias en los campos Groth y Coppi.

Las cuentas de galaxias en el NIR tienen ciertas ventajas sobre las cuentas en el óptico a la hora de contrastar los modelos de evolución galáctica. Primeramente, en el NIR las correcciones-K son menores y más fáciles de modelar y comprender. La luz se ve menos afectada por brotes recientes de formación estelar en el NIR que en el óptico, lo que implica que el flujo de las galaxias en el NIR está más relacionado con su masa. Finalmente, en el NIR la extinción por polvo es menor.

Los muestreos en el NIR destinados a obtener cuentas de galaxias, generalmente han sido, bien de gran campo pero poco profundos, por ejemplo los llevados a cabo por: Glazebrook et al. 1994; Gardner et al. 1996; Huang et al. 1997; McCracken et al. 2000; Väisänen et al. 2000; Huang et al. 2001; Martini 2001, bien muestreos muy profundos que cubren solamente unos pocos arcmin², lo que lleva a tener poca estadística en las magnitudes más brillantes. Ejemplos de muestreos profundos son los realizados por: Gardner, Cowie, & Wainscoat 1993; Cowie et al. 1994; Djorgovski et al. 1995; McLeod et al. 1995; Moustakas et al. 1997; Bershadsky, Lowenthal, & Koo 1998; Totani et al. 2001b.

Otro punto a destacar es que, mientras las cuentas de galaxias en el óptico (Tyson 1988; Lilly, Cowie, & Gardner 1991; Maddox et al. 1990; Metcalfe et al. 1991) se ajustan mediante una única ley de potencias en el rango $18 < B < 27$ con pendiente ~ 0.46 , y presentan un exceso en un factor 3-4 a $B \sim 24$ sobre los modelos de no evolución, las cuentas en la banda K parecen tener un cambio de pendiente en el rango $16 < K < 18$, ajustándose mejor con dos leyes de potencias con pendientes: $\gamma_b = 0.67$ en el rango $10 < K < 16$ y $\gamma_d = 0.26$ en $18 < K < 23$, véase Gardner et al. (1993). Otros autores (Bershadsky et al. 1998; McCracken et al. 2000) obtienen una mayor pendiente en la parte débil, $\gamma_d = 0.36$.

Para ajustar las cuentas en el óptico y NIR se han dado distintas soluciones: evolución

de la función de luminosidad, tanto en densidad, ϕ^* , como en luminosidad (Lilly et al. 1991), L^* , procesos de fusión de galaxias (Glazebrook et al. 1994), o introducir una población de galaxias con formación estelar a $z \sim 0.4$ (Babul & Rees 1992). Para determinar los valores de los parámetros del modelo es necesario contar, además de con las cuentas en la banda K , con cuentas en bandas ópticas y distribución en z de las galaxias, ya que estas distribuciones se comportan de manera diferente al variar los parámetros, ver Sandage, Kron, & Longair (1993). Encontrar los valores de los parámetros para el modelo queda fuera de lo que se va a tratar en este capítulo.

Nosotros hemos aprovechado los datos del muestreo GOYA para obtener cuentas de galaxias en los campos Coppi y Groth, con lo que combinamos la profundidad de las imágenes ($K_s \sim 21.0$ mag en Coppi, $K_s \sim 20.9$ en los apuntados en Groth tomados en abril de 2000 y $K_s \sim 20.2$ para el campo menos profundo de Groth en los datos de junio de 2001), con un área de aproximadamente 180 arcmin^2 . Los campos son ideales para este tipo de estudio, ya que se seleccionaron a alta latitud galáctica lo que hace que la extinción en las fuentes debida al polvo de nuestra galaxia sea muy baja. La figura 6.1 es un mapa del cielo donde se muestra el enrojecimiento por polvo (Schlegel et al. 1998), en ella vemos que los campos Groth y Coppi tienen $E(B - V) < 0.02$, lo que implica que la extinción en la banda K es menor que 0.01 mag. En la tabla 6.1 se muestran las características más relevantes de los apuntados que hicimos en Groth y Coppi.

Tabla 6.1: Coordenadas, PSF y magnitud al 50 % de eficiencia de detección.

Apuntado	A.R. (J2000.0) h m s	Dec (J2000.0) ° ' "	exposición s	FWHM "	50 % eff. mag	div. en r_e "	F (8)	Límite de detección (9)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Coppi1 . .	11:59:40.17	29:17:17.98	7522	0.75	21.03	0.5,0.8	3.0	0.9
Coppi2 . .	11:59:21.83	29:17:17.99	7167	0.69	21.03	0.5,0.8	3.0	0.9
Coppi3 . .	11:59:21.83	29:12:07.97	7584	0.67	21.03	0.5,0.8	3.0	0.9
Groth01 .	14:15:08.20	52:00:39.04	5728	0.60	20.88	0.5,0.8	3.0	0.9
Groth02 .	14:15:26.23	52:03:53.72	5737	0.61	20.88	0.5,0.8	3.0	0.9
Groth03 .	14:15:44.30	52:07:08.31	5736	0.64	20.88	0.5,0.8	3.0	0.9
Groth04 .	14:16:02.42	52:10:22.98	5618	0.72	20.85	0.55,0.85	3.0	0.9
Groth05 .	14:16:20.58	52:13:37.61	5740	0.74	20.85	0.55,0.85	3.0	0.9
Groth06 .	14:16:38.79	52:16:52.32	7166	0.89	20.87	0.65,0.95	4.0	0.7
Groth07 .	14:16:52.75	52:19:30.81	5793	0.87	20.68	0.65,0.95	3.0	0.9
Groth08 .	14:17:08.86	52:22:27.22	4939	1.27	20.21	0.9,1.2	4.0	0.7
Groth09 .	14:17:25.01	52:25:23.45	6409	0.73	20.86	0.5,0.8	3.0	0.9
Groth10 .	14:17:41.19	52:28:19.55	5726	0.61	21.24	0.5,0.8	3.0	0.9
Groth11 .	14:17:57.40	52:31:15.52	5662	0.94	20.28	0.7,1.0	4.0	0.7

(7) Divisiones aplicadas en el r_e para separar por tamaños las fuentes.

(8) Identificación del filtro Gaussiano aplicado por SExtractor.

(9) Límite de detección relativo al ruido de cielo (DETECT.THRESH en SExtractor).

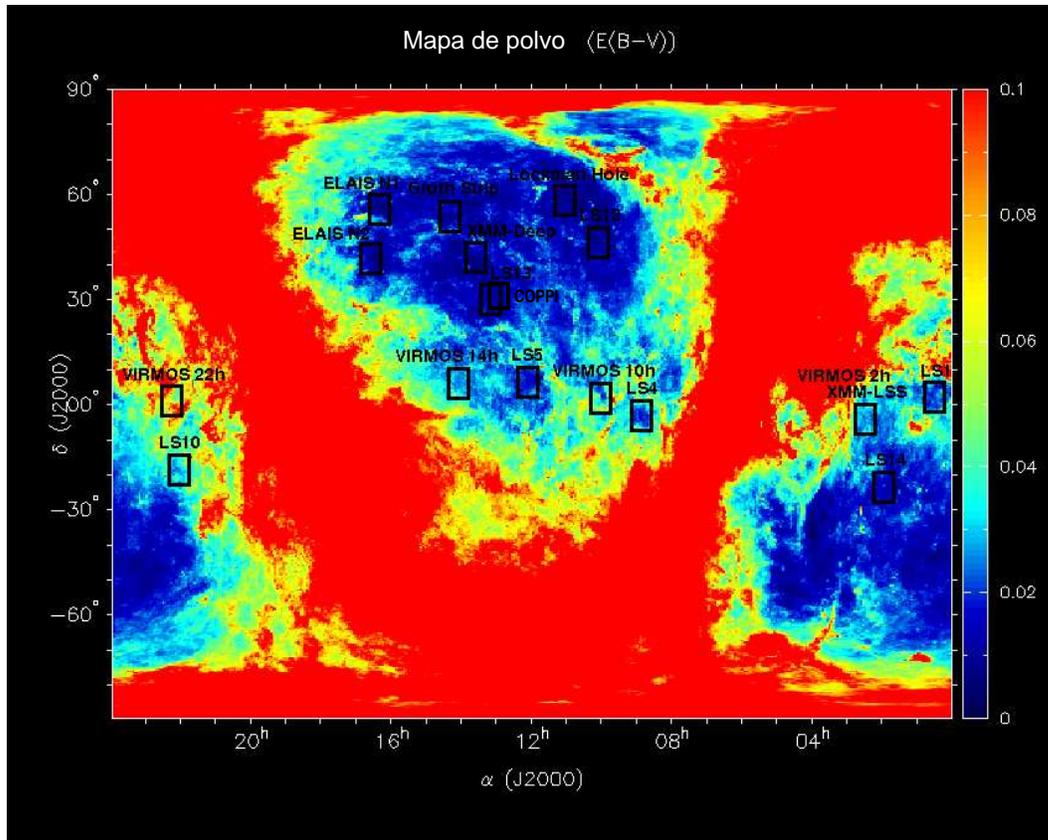


Figura 6.1: Mapa de cielo donde se muestra el enrojecimiento debido a polvo. En la figura están señalados nuestros campos Groth y Coppi. Figura de Schlegel et al. (1998).

6.2. Extracción de fuentes: Eficiencia y fiabilidad de las detecciones

6.2.1. Extracción de fuentes

En las cuentas de galaxias en los campos Groth y Coppi pretendemos llegar profundo $K_s \sim 21.0$ mag. Para alcanzar este objetivo es necesario analizar los distintos parámetros que influyen en el programa de detección de fuentes.

El programa que usamos para la extracción de fuentes es **SExtractor** (Bertin & Arnouts 1996). Los parámetros que influyen directamente en la detección de fuentes están explicados en 4.7.1. Aquí nos vamos a centrar principalmente en cómo seleccionar el valor adecuado para el parámetro **DETECT_THRESH**, que va a gobernar la detección de fuentes una vez que los otros quedan fijados en función del FWHM de cada una de las imágenes. Para determinar el valor adecuado de este parámetro hemos hecho las simulaciones de eficiencia (número de fuentes recuperadas/número de fuentes totales), y de fiabilidad ($1 -$ número de fuentes espurias/número de fuentes recuperadas) que se explican a continuación.

6.2.2. Estudio de la eficiencia de detección y la de fiabilidad

Estudio de la eficiencia Para determinar la eficiencia de detección tomamos los objetos más brillantes de las imágenes, los escalamos en flujo y los introducimos de nuevo en las imágenes. Consideramos tres tipos de objetos, definidos por el radio a media luz: “fuentes puntuales”, “objetos de tamaño intermedio” y “objetos extensos”, de esta manera se calcula la eficiencia de detección en función del tamaño de las fuentes. La división de los grupos depende del *seeing* de las imágenes, definimos como fuentes puntuales aquellas cuyo r_e es igual al de las estrellas brillantes del campo, a este valor le sumamos $0.3''$ para determinar la frontera entre los otros tipos de objetos. Los valores usados en cada apuntado aparecen en la columna 7 de la tabla 6.1.

Al introducir los objetos escalados en las imágenes los ponemos donde no hay objetos de la propia imagen, para evitar confusión de objetos y problemas con el desdoblamiento de fuentes. Luego usamos `SExtractor` para recuperar los objetos, y calculamos la eficiencia de detección en función del tamaño de las fuentes.

La eficiencia de detección y su error la calculamos independientemente para cada apuntado, ya que varía con el *seeing*, el tiempo de integración y con la eficiencia de INGRID. Para estos cálculos, en cada intervalo de magnitud y para cada tipo de objeto, hacemos 30 simulaciones, en cada una de las cuales 30 objetos de un tipo específico son introducidos en la imagen y recuperados con `SExtractor`. En la figura 6.2a se muestra la eficiencia de detección y su error para los tres grupos considerados en los campos de Coppi (ver tabla 6.1). Vemos como la eficiencia cae rápidamente cerca del límite de detección, y que depende mucho del tamaño de los objetos; la magnitud con el 50 % de eficiencia de detección es ~ 0.75 más débil para fuentes puntuales que para extensas. Este comportamiento de la función de eficiencia de detección es similar al encontrado por Bershad, Lowenthal, & Koo 1998. En los apuntados de Coppi con aproximadamente el mismo tiempo de exposición y *seeing* usamos la misma función de eficiencia de detección, lo mismo hacemos para los 3 primeros apuntados de Groth y para Groth04 y Groth05. La magnitud límite al 50 % de detección para las fuentes puntuales se muestra en la columna 6 de la tabla 6.1

Para cuantificar el efecto de la confusión de fuentes en la eficiencia de detección, en uno de los campos, Groth10, hemos introducido las fuentes sin imponer que estén alejadas de las fuentes originales. De este ejercicio concluimos que, para cada clase de objetos, la confusión de fuentes puede bajar la eficiencia de detección menos del 3% en casi todo el rango de magnitudes, y $\sim 10\%$ cerca del 50 % de detección, véase figura 6.2b. Así, las eficiencias de detección efectivas de las tablas 6.6, 6.5 y 6.7 pueden estar sobrestimadas $\sim 1\sigma$ cerca del límite de detección. No obstante, no vamos a considerar la confusión de fuentes debido a la dificultad que entraña la aplicación de esta corrección.

Estudio de la fiabilidad Al analizar la fiabilidad se necesita un criterio para decidir si una fuente es o no real. Para este fin hemos construido dos imágenes con tiempo de exposición mitad, usando dos grupos complementarios de imágenes individuales, recordemos que para la imagen final de cada apuntado se combinaban unas 100 imágenes individuales. Las fuentes reales aparecerán en las ambas imágenes de tiempo mitad aunque con una razón S/N un factor $\sqrt{2}$ menor a la S/N que tienen en la imagen de tiempo total. En cambio las fuentes espurias, producidas por ruido, aparecerán sólo en una de las dos, pues se espera

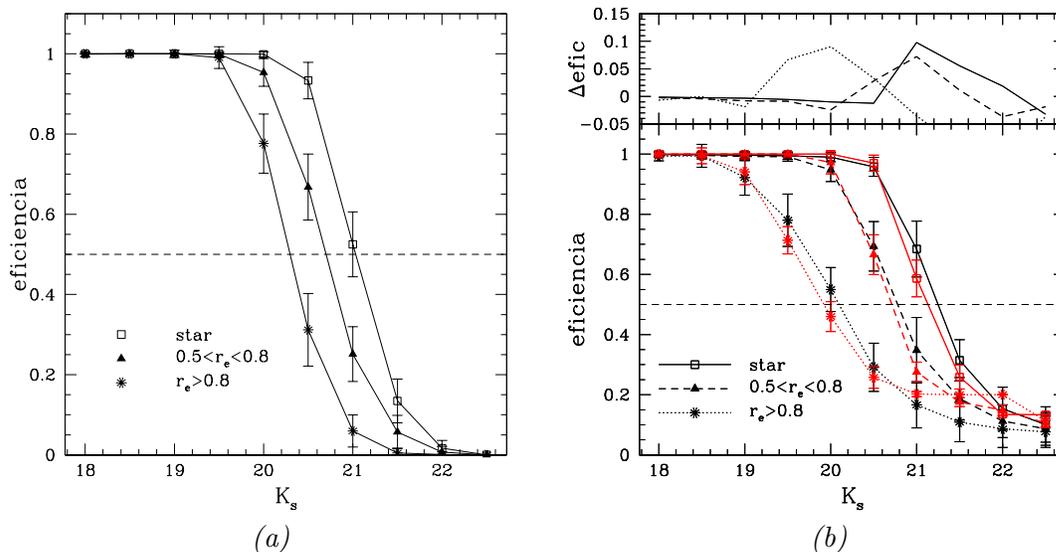


Figura 6.2: (a) Eficiencia de detección en Coppi para los tres grupos de objetos, “objetos puntuales” ($r_e \leq 0.5''$), “objetos de tamaño intermedio” ($0.5'' < r_e \leq 0.8''$) y “objetos extensos” ($r_e > 0.8''$). (b) En el panel de abajo aparecen las eficiencias de detección en el campo Groth10 para los tres grupos de objetos cuando no se considera la confusión de fuentes (en color negro) y considerando la confusión de objetos (en rojo). En el panel de arriba se presenta cuánto disminuye la eficiencia de detección para los tres grupos de objetos al tener en cuenta la confusión de fuentes.

que el pico de ruido provenga de una imagen individual.

Siguiendo este argumento, queda imponer un criterio para diferenciar las fuentes reales de las espurias, valiéndonos de las imágenes de tiempo mitad. En Bershady et al. (1998) se consideran fuentes espurias, aquellas cuya diferencia de magnitudes entre las imágenes de tiempo mitad es mayor que 5σ , donde σ es el ruido de cielo en la apertura considerada. El criterio que usamos nosotros, es asumir que son fuentes espurias aquellas con S/N menor que un cierto valor límite (S/N_{lim}) en alguna de las imágenes de tiempo mitad.

La forma en que elegimos S/N_{lim} , es examinando los histogramas de diferencias de magnitudes para las fuentes espurias entre las imágenes de tiempo mitad. Cuando la identificación de las fuentes espurias sea buena, estos histogramas deben presentar una bimodalidad. En cambio, cuando se estén considerando fuentes reales como espurias, sólo aparecerá un pico centrado en $m_1 - m_2 = 0$, esto se manifiesta en los gráficos de la figura 6.3.

Para hacer fotometría en la imagen de tiempo total y en las imágenes de tiempo mitad, usamos el modo doble imagen de SExtractor, que da la posibilidad de hacer las detecciones en una imagen (imagen total) y realizar la fotometría en otra (cada una de las de tiempo mitad). En la figura 6.3 se muestran los valores de los histogramas de $m_1 - m_2$ para el campo GROTH1. Para mayor claridad en cada caja sólo se muestran aquellas fuentes consideradas espurias con un valor S/N_{lim} y no con el valor ($S/N_{lim} - 0.2$).

Usando el valor $S/N_{lim} = 2.2$, los resultados de número de fuentes espurias frente a magnitud pueden verse en la figura 6.4. Como es de esperar, aparecen más fuentes espurias para valores menores de `DETECT_THRESH`. En el límite de detección del 50% la fracción de espurias está al 50% (usando `DETECT_THRESH=0.9`). Las figuras muestran que la función de

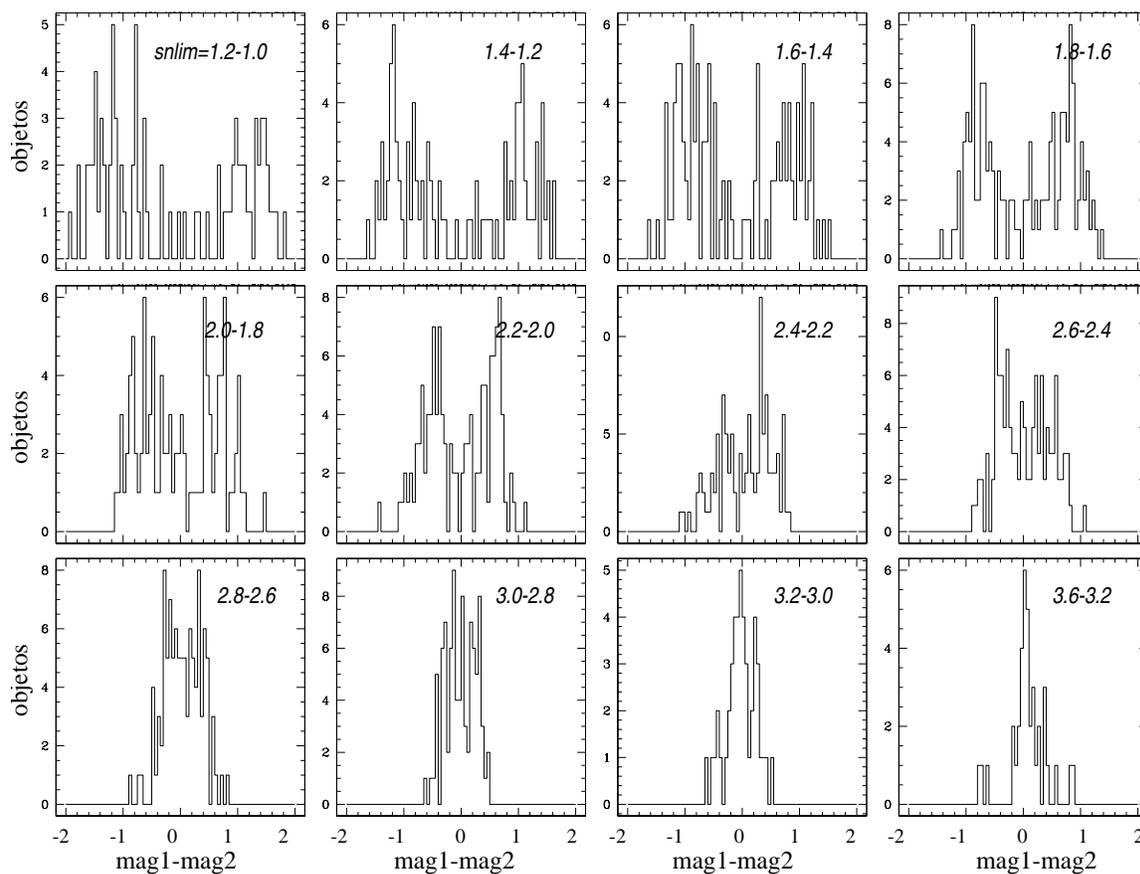


Figura 6.3: Histogramas de diferencias de magnitudes entre las dos imágenes de tiempo mitad en las fuentes consideradas espurias con valores cada vez mayores de S/N_{lim} . En cada gráfica se muestran los histogramas de las fuentes consideradas espurias con el valor S/N_{lim} y no con el valor $(S/N_{lim} - 0.2)$, estos valores se indican en la esquina superior derecha de cada gráfico. Se aprecia que los valores bajos de S/N_{lim} dan una distribución bimodal de $m_1 - m_2$, indicando que este parámetro selecciona fuentes espurias correctamente. Con valores de S/N_{lim} altos el histograma no es bimodal sino que tiene un solo pico que está centrado en $m_1 - m_2 = 0$, indicando que se han considerado muchas fuentes reales como espurias.

fiabilidad (1-esp/total) es 100 % hasta aproximadamente $K_s = 20$, y luego decae rápidamente al acercarnos al límite del 50 % de eficiencia de detección, un comportamiento similar al observado por Bershad, Lowenthal, & Koo (1998).

Analizando las imágenes vemos que hay más fuentes espurias en las partes exteriores, con menor S/N, de las imágenes. Para evitar complicadas correcciones de fuentes espurias en función de la localización en las imágenes, restringimos el análisis y la extracción de fuentes a la parte de éstas con S/N uniforme.

Para comparar, hemos determinado la eficiencia de detección y fiabilidad usando imágenes sintéticas, con ruido Gaussiano del mismo σ que las imágenes de ciencia, e introduciendo en ellas objetos creados con `artdata.mkobject`. Obtenemos la eficiencia de detección y el número de fuentes espurias, comparando las posiciones donde introducimos objetos artificiales con las de las fuentes encontradas al pasar `SExtractor`. Con este método obtenemos que la magnitud al 50 % de detección es ~ 0.3 magnitudes más débil que la determinada usando las imágenes reales. La fracción de fuentes espurias es menor que la obtenida usando el método explicado arriba. Sospechamos que estas diferencias se deben a que las imágenes de galaxias simuladas, son mas suaves y más simples geoméricamente que las galaxias reales, y a que el ruido Gaussiano no reproduce fielmente el ruido real de las imágenes.

Conjuntamente estas discrepancias se traducen en que, usando imágenes sintéticas podemos sobrestimar la profundidad y subestimar el número de fuentes espurias, lo que implicaría un aumento artificial en las cuentas de galaxias en las magnitudes más débiles.

6.3. Separación entre estrellas y galaxias

Realizar una buena separación entre estrellas y galaxias es especialmente importante en magnitudes brillantes, por otro lado en las magnitudes más débiles la corrección de las cuentas de galaxias debida a las estrellas es prácticamente despreciable, debido a que el número de estrellas es mucho menor que el de galaxias. Para hacer la separación entre estrellas y galaxias usamos el algoritmo de `SExtractor` con la configuración por defecto. Esta separación no afecta a las cuentas para magnitudes mayores que 19.0, pero no funciona bien a magnitudes entre 17.5 y 19.0 en los campos de Groth con $\text{FWHM} \geq 0.9$.

Para la tira de Groth-Westphal hemos usado el catálogo del *Medium Deep Survey* (MDS) en los filtros F606W y F814W de HST/WFPC2 donde se proporciona la clase de cada objeto, identificando cuáles son los objetos puntuales (estrellas y QSO). El catálogo puede encontrarse en <http://archive.stsci.edu/mds/>, ver también Ratnatunga et al. (1999). Nosotros hemos usado los objetos puntuales de este catálogo para estimar el número de estrellas en cada uno de nuestros apuntados.

En la figura 6.5a se muestra la buena identificación de estrellas en un diagrama color-color. Los colores $V_{606} - I_{814}$ e $I_{814} - K_s$ se obtuvieron a partir de las magnitudes “totales” usando la magnitud “best” de `SExtractor` en las imágenes del HST/WFPC2 en F606W y F814W y las de WHT/INGRID en K_s . Para calcular el número de estrellas en nuestros apuntados, primeramente consideramos las estrellas en el área común entre las imágenes en K_s y las imágenes de HST/WFPC2 y multiplicamos este número por el factor que se obtiene al dividir el área de las imágenes en K_s entre el área común entre los datos en el filtro K_s y los datos del HST. En las magnitudes más brillantes ($K_s < 16.5$) debido a la

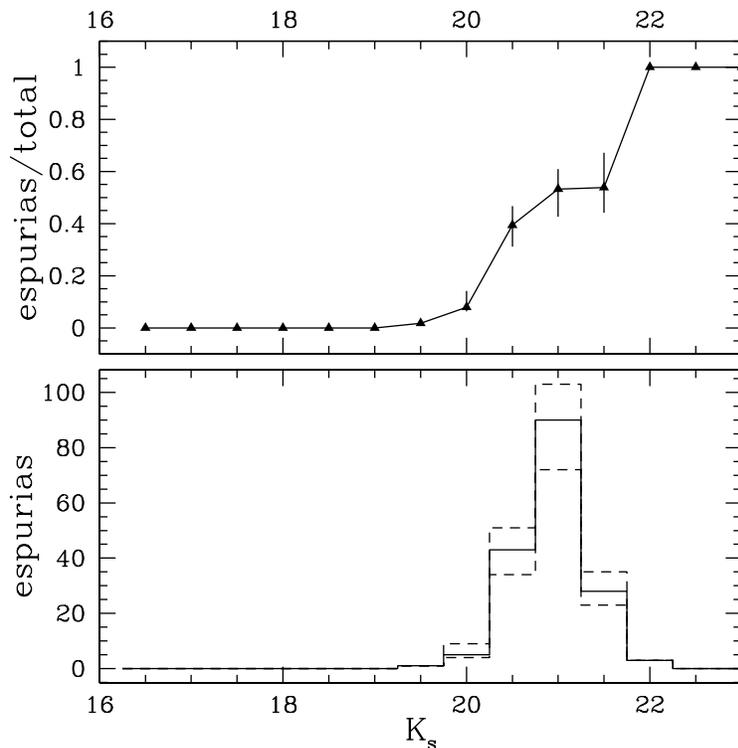


Figura 6.4: *Arriba*: Fracción de fuentes espurias vs. magnitud K_s en Coppi 01. Las barras de error representan la fracción de fuentes espurias obtenidas con $S/N_{lim} = 2.2 \pm 0.2$. *Abajo*: Número de fuentes espurias vs. magnitud para el mismo campo. Los histogramas con líneas discontinuas corresponden al número de espurias detectadas usando $S/N_{lim} = 2.2 \pm 0.2$.

poca estadística para obtener las cuentas de estrellas en las imágenes K_s a partir del área común, hemos decidido usar el procedimiento de separación entre estrellas y galaxias de SExtractor. En la zona común y para las magnitudes más brillantes, tanto la separación de estrellas y galaxias usando las imágenes en K_s desde tierra, como la separación usando las imágenes del HST dan los mismos resultados.

En un principio no conocíamos si las imágenes del HST llegaban a la misma profundidad que las imágenes en K_s , más concretamente, si las fuentes estelares en K_s tienen contrapartida en las imágenes del HST. Por esto, hemos comparado nuestras estimaciones de cuentas de estrellas en Groth con modelos que predicen las cuentas de estrellas teóricas según la posición en la galaxia. Tomamos el modelo de Spagna (2001) para coordenadas Galácticas $b = 60^\circ$, $l = 90^\circ$, que están próximas a las de Groth ($b = 60^\circ$, $l = 95^\circ$). En la figura 6.5b se muestran nuestras cuentas y las predicciones para el modelo, vemos que nuestras cuentas ajustan bastante bien con el modelo, salvo para $K_s = 16$ y $K_s = 16.5$ donde la diferencia es mayor debido al bajo número de estrellas de estas magnitudes que contiene el área común HST+ K_s . Se aprecia que para magnitudes débiles nuestras cuentas están, como es razonable, por encima del modelo para $b = 60^\circ$, $l = 180^\circ$ y siguen bastante bien la tendencia del modelo para $b = 60^\circ$, $l = 90^\circ$ (en el trabajo de Spagna 2001 no se

dan valores para este modelo más allá de $K = 18.5$). Esto nos indica que la estimación del número de estrellas que hemos hecho es realista.

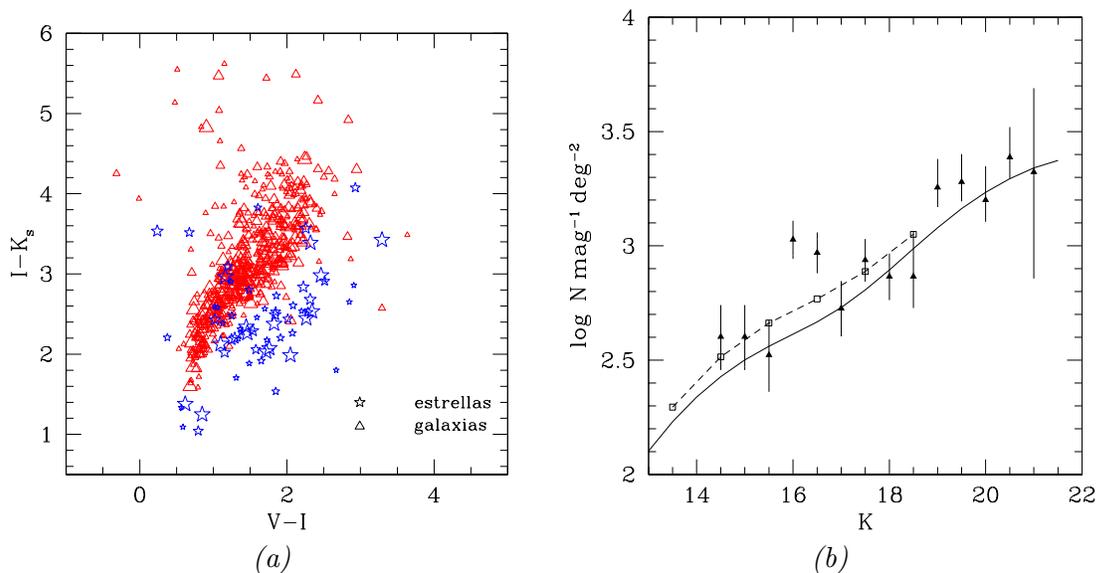


Figura 6.5: (a) Colores $V_{606} - I_{814}$ vs. $I_{814} - K_s$ en la tira de Groth. Los triángulos representan galaxias y las estrellas los objetos estelares del catálogo del MDS. El cambio de tamaño representa los rangos de magnitudes en K_s , $K_s \leq 17.25$, $17.25 < K_s \leq 17.75$, $17.75 < K_s \leq 18.25$, $18.25 < K_s \leq 18.75$, $18.75 < K_s \leq 19.25$, de manera que los símbolos mayores se corresponden a magnitudes más brillantes. (b) Cuentas de estrellas en la tira de Groth, los datos (*triángulos*) están corregidos de eficiencia de detección. La línea de trazo continuo corresponde a la predicción del modelo de Spagna (2001) para $b = 60^\circ$, $l = 180^\circ$, los cuadrados y la línea discontinua se corresponden con las predicciones para $b = 60^\circ$, $l = 90^\circ$.

En el campo Coppi tratamos de hacer la distinción entre estrellas y galaxias usando colores en el óptico e infrarrojo, de forma similar a Väisänen et al. (2000). Hemos usado imágenes en B y R del telescopio de 3.5 metros WIYN en KPNO (Coppi et al. 2000) para obtener colores $B - R$ y $R - K_s$, usando la magnitud BEST de SExtractor, para las fuentes detectadas en K_s . Para magnitudes $K_s < 17.75$ la fracción de fuentes en K_s detectadas en R y B es del 96.0%, en el intervalo de 18.75 a 19.25 el número de fuentes con contrapartida en B y R es del 64.1%. Comparamos la separación de estrellas que obtenemos con SExtractor (usando $\text{CLASS_STAR} < 0.8$), que distinguimos mediante símbolos en la figura 6.6, con el diagrama color-color, $B - R$ vs. $R - K_s$. En la figura 6.6 se muestra la separación de estrellas y galaxias por color comparandola con de SExtractor, vemos que ambas coinciden bien y que tenemos un mayor solapamiento hacia colores más rojos. Finalmente, debido a que no tenemos un área suficientemente amplia para hacer una buena separación estadística a magnitudes brillantes, y considerando que en los campos en Coppi tenemos un buen *seeing*, hemos decidido usar el criterio de SExtractor. Sin embargo, consideramos que con los colores usados, en un área mayor se puede hacer una buena separación de estrellas y galaxias a efectos de obtener las cuentas de galaxias. La separación con SExtractor sólo la hacemos hasta el intervalo de 19.0 magnitudes y no consideramos la separación a magnitudes más débiles, donde las cuentas de estrellas no influyen significativamente en las cuentas de

galaxias ya que su número es mucho menor. En la tabla 6.2 puede verse la contribución de estrellas en las cuentas de galaxias a diferentes magnitudes, estos datos los hemos calculado a partir de la separación de estrellas y galaxias que hemos realizado en la zona común de HST e INGRID en Groth. Vemos como la corrección en $\log(N)$ debida a la contribución de las estrellas es menor que 0.05 a magnitudes más débiles que $K_s = 19.5$ (usando los resultados del campo Groth, que son similares a los de Coppi, figura 6.6), además considerando que las cuentas finales que presentamos resultan de la combinación de los 11 apuntados en Groth y los 3 en Coppi, el no restar la contribución de estrellas en Coppi para magnitudes > 19.25 nos produciría un error menor que 0.01 dex.

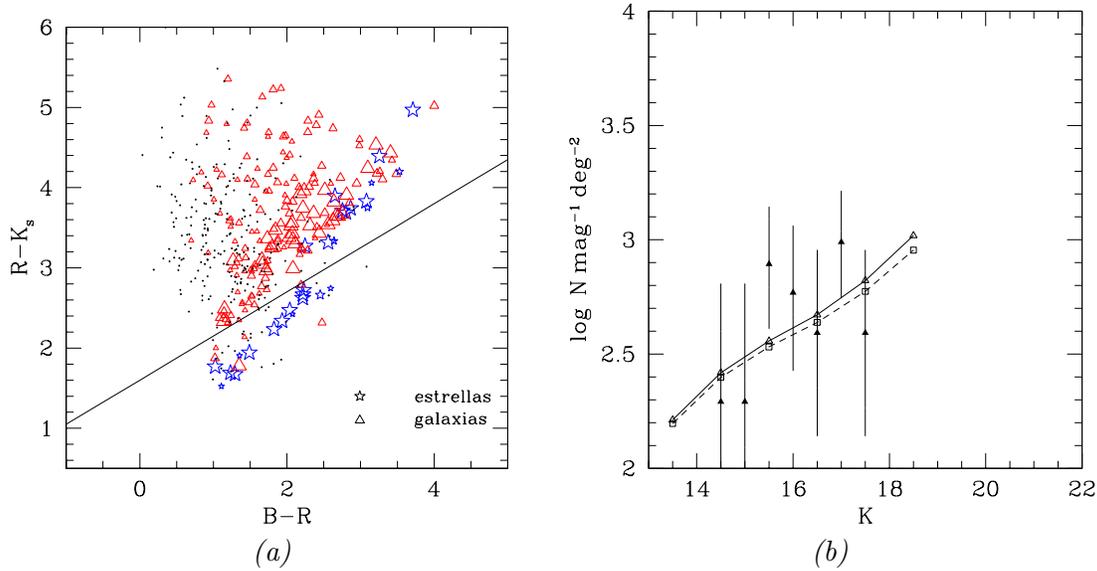


Figura 6.6: (a) Colores $B-R$ vs. $R-K_s$ en el campo Coppi, los triángulos representan galaxias y las estrellas fuentes estelares clasificadas mediante el índice de estelaridad de **SExtractor**. El rango en tamaños representa los diferentes intervalos en magnitudes $K_s \leq 17.25$, $17.25 < K_s \leq 17.75$, $17.75 < K_s \leq 18.25$, $18.25 < K_s \leq 18.75$, $18.75 < K_s \leq 19.25$, símbolos mayores se corresponden con magnitudes más brillantes, los puntos son objetos con magnitud $K_s > 19.25$. (b) Predicciones de cuentas de estrellas de los modelos de Spagna (2001) para las coordenadas $b = 80^\circ$, $l = 0^\circ$ (línea continua) y $b = 80^\circ$, $l = 90^\circ$ (línea discontinua), las coordenadas del campo Coppi son: $b = 78^\circ 57'$, $l = 45^\circ 31'$.

6.4. Cuentas de galaxias: Resultados

Nuestras cuentas de galaxias (número $\text{mag}^{-1} \text{deg}^{-2}$) junto con las obtenidas por otros autores se muestran en la figura 6.7. En la figura 6.8 se muestran las cuentas de galaxias separadamente para los campos Groth y Coppi. En las tablas 6.5, 6.6 y 6.7 al final del capítulo se dan las cuentas de galaxias en Groth, Coppi y una combinación de las cuentas en ambos campos. Las cuentas de galaxias se calcularon en la región más profunda con igual razón S/N de las imágenes del campo Coppi y de la tira de Groth. Entre ambos campos tenemos un área de 181 arcmin^2 (144 arcmin^2 en Groth y 37 arcmin^2 en Coppi). Hay un buen acuerdo entre las cuentas de ambos campos (figura 6.8), las diferencias existentes

Tabla 6.2: Corrección debida a las cuentas de estrellas

K_s	N_g	N_s	$\log(N_s)$	σ_l	σ_u	rms_l	rms_u	N_s/N_g	$\log(1 + \frac{N_s}{N_g})$	A_s
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
14.5	50.3	400.2	2.602	0.145	0.140	0.370	0.197	7.96	0.95	0.02998
15.0	452.6	400.2	2.602	0.145	0.140	0.313	0.180	0.88	0.28	0.02998
15.5	452.6	333.5	2.523	0.161	0.155	0.251	0.158	0.74	0.24	0.02998
16.0	754.4	1067.0	3.028	0.084	0.083	0.154	0.113	1.41	0.38	0.02998
16.5	1911.0	933.9	2.970	0.090	0.089	0.139	0.105	0.49	0.17	0.02998
17.0	3320.0	533.7	2.727	0.123	0.120	0.195	0.134	0.16	0.06	0.02998
17.5	6308.0	867.2	2.938	0.094	0.093	0.088	0.073	0.14	0.06	0.02998
18.0	8290.0	733.9	2.866	0.103	0.101	0.203	0.138	0.09	0.04	0.02998
18.5	11950.0	733.8	2.866	0.138	0.199	0.184	0.129	0.06	0.03	0.02998
19.0	14620.0	1803.0	3.256	0.086	0.125	0.099	0.081	0.12	0.05	0.02998
19.5	17170.0	1905.0	3.280	0.085	0.122	0.102	0.082	0.11	0.05	0.02998
20.0	27700.0	1589.0	3.201	0.096	0.148	0.066	0.058	0.06	0.02	0.02998
20.5	46610.0	2442.0	3.388	0.094	0.133	0.090	0.074	0.05	0.02	0.02444
21.0	69130.0	2105.0	3.323	0.466	0.368	0.03	0.01	0.00278

(2) Cuentas de galaxias en $N \text{ mag}^{-1} \text{ deg}^{-2}$.

(3) Cuentas de estrellas en $N \text{ mag}^{-1} \text{ deg}^{-2}$.

(5) y (6) límites superior e inferior del intervalo de confianza 68.27%.

(7) y (8) incertidumbre a 1σ en la determinación de la media entre los distintos campos.

(9) Razón entre las cuentas de estrellas y de galaxias.

(10) Corrección que se aplicaría a $\log(N)$ si las estrellas no se hubiesen sustraído de las cuentas de estrellas.

(11) Área donde se calcularon las cuentas de estrellas.

son debidas al conteo estadístico y a los errores en la corrección de eficiencia de detección. Solamente en $K_s = 19.5$ hay una diferencia significativa entre las cuentas de ambos campos, las cuentas en Coppi exceden en 3σ al promedio de ambos campos. Por debajo de $K = 18$ las discrepancias se deben al bajo número de cuentas en el campo Coppi que tiene un área menor.

Las cuentas se corrigen en cada apuntado y para cada grupo de objetos hasta la magnitud en la que se tiene un 50% de eficiencia de detección, que para objetos puntuales corresponde a 21.03 mag para los apuntados mas profundos en Coppi, 20.88 mag en los datos de Groth obtenidos en abril de 2000 y 20.21 para los datos menos profundos de junio de 2001. Hemos calculado que la razón señal a ruido para estas magnitudes es de ~ 3 en una área comparable al *seeing*. El modo en que calculamos las funciones de corrección de eficiencia de detección se revisa en §6.2. Como la eficiencia de detección está calculada en función de la magnitud y el tamaño de los objetos para cada uno de los apuntados, en la columna 4 de las tablas 6.5, 6.6 y 6.7 presentamos la corrección efectiva resultante definida simplemente como:

$$Eff\ Cor = \frac{2 \cdot Cuentas/Area}{Cuentas\ Corregidas} \quad (6.1)$$

La separación de estrellas y galaxias en Groth se hizo usando el catálogo en la tira de Groth-Westphal en los filtros F606W y F814W a partir de imágenes de HST/WFPC2. En Coppi la separación se hizo con SExtractor, véase §6.3. Damos dos estimaciones independientes para los errores en las cuentas de galaxias. La primera tiene en cuenta la estadística de conteo (Gehrels 1986) sumada en cuadratura a los errores estimados en la función de corrección de eficiencia de detección. La segunda, es el error en la media, es decir, la dis-

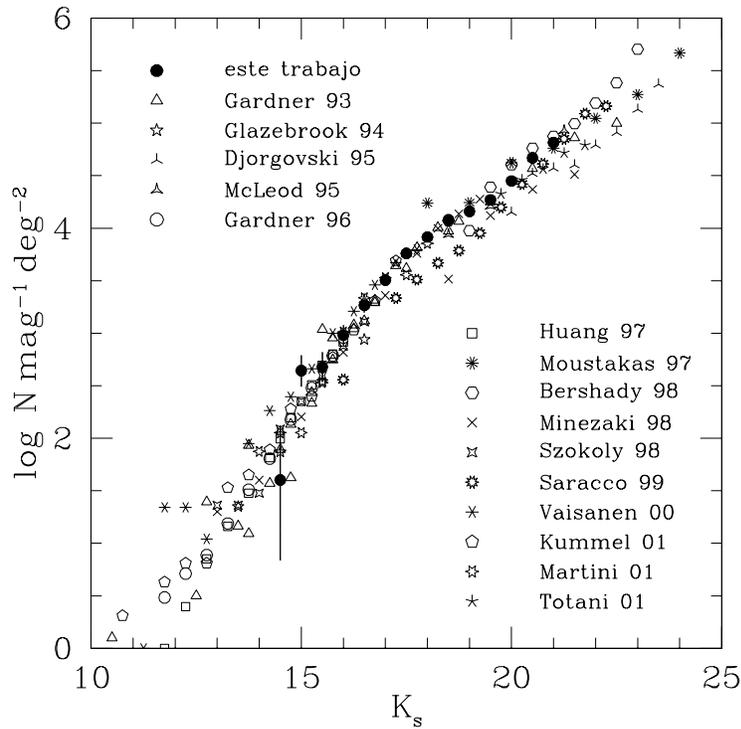


Figura 6.7: Cuentas de galaxias combinadas a partir de las obtenidas en los campos Coppi y Groth $\sim 180 \text{ arcmin}^2$. Se muestran cuentas de galaxias de otros autores, obtenidas con muestreos más y menos profundos que el nuestro.

persión de las cuentas de galaxias para los 14 apuntados. El cálculo de errores se comenta con más detalle en §6.4.4.

6.4.1. Comparación con cuentas de galaxias de otros muestreos

En la figura 6.7 se comparan las cuentas de galaxias en Groth y Coppi con cuentas de galaxias en la banda K de la literatura. Estas últimas cubren un rango de 14 magnitudes e incluyen, tanto muestreos de gran área, poco profundos, como muestreos muy profundos pero con un área mucho menor. Aunque nuestras cuentas están calculadas en el filtro K_s y las de otros autores en el filtro K , $\langle K - K_s \rangle = -0.01$, lo que en las cuentas llevaría a un error menor que 0.005 dex en $14.5 < K_s < 17.5$ y menor que 0.003 dex para $K_s > 17.5$.

Nuestras cuentas de galaxias están en buen acuerdo con las de la literatura, tanto en las magnitudes brillantes, como en las débiles. Sin embargo, en la figura 6.7, vemos que hay una gran dispersión entre las cuentas de galaxias en K de los distintos autores, especialmente en las partes más brillante y más débil de la distribución. Por ejemplo, entre las cuentas de Bershady et al. (1998) y Moustakas et al. (1997) hay una diferencia mayor que un factor 3. Las razones de estas diferencias son: la incompletitud en la parte débil y el bajo número de cuentas, lo que conlleva tener poca estadística, y estructura a gran escala (véase Huang et al. 1997) en la parte brillante.

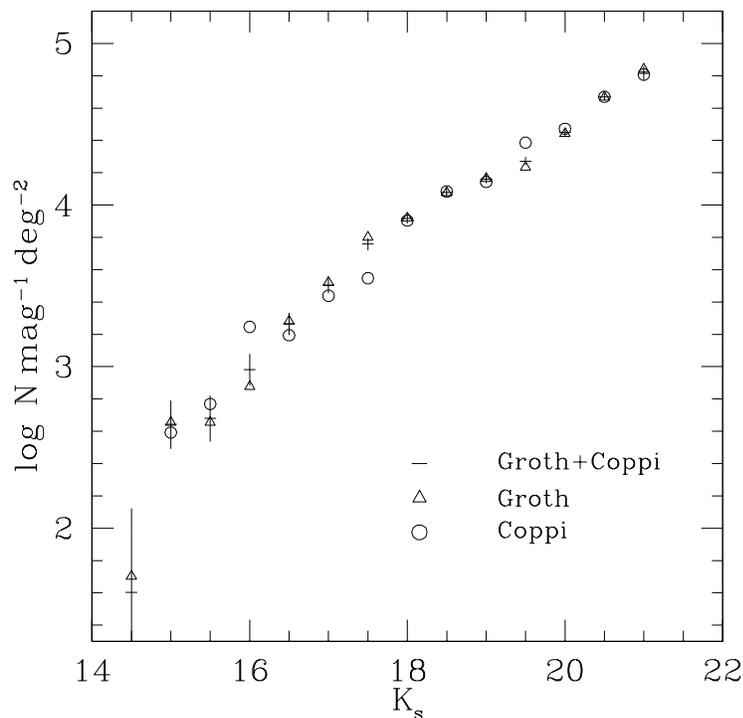


Figura 6.8: Cuentas de galaxias en Groth y Coppi. También se muestran las cuentas combinadas y los errores estimados.

La corrección de eficiencia de detección depende del tamaño de los objetos, el *seeing* de la imagen y el algoritmo de detección de fuentes, y estos cambian en los distintos trabajos. También la definición de magnitud cambia entre los autores. Las magnitudes de apertura subestiman el flujo de las fuentes más brillantes, por otro lado, la magnitud isofotal hace lo propio con las fuentes más débiles. Las magnitudes totales, generalmente, se basan en un modelo para el perfil de brillo de las fuentes.

En la parte de magnitudes intermedias, la mayor incertidumbre está en los algoritmos de separación de estrellas y galaxias, que pueden basarse en una clasificación morfológica (Glazebrook et al. 1994; Huang et al. 1997; Saracco et al. 1997; Minezaki et al. 1998; Huang et al. 2001; Kümmel & Wagner 2001), en diagramas color-color (McLeod et al. 1995; Gardner et al. 1996; Huang et al. 1997; Väisänen et al. 2000; Huang et al. 2001), o en modelos de cuentas de estrellas en la Vía Láctea (Saracco et al. 1997; Väisänen et al. 2000). Algunos autores combinan varios de estos métodos en diferentes rangos de magnitudes. El rango intermedio de magnitudes es importante para ver si hay, o no, un cambio significativo en la pendiente de las cuentas, ver § 6.4.2.

Para reducir la dispersión de los datos, hemos tomado sólo las “cuentas completas” de la literatura, definidas como las que tienen más de 10 cuentas brutas (es decir $\sim 3\sigma$ detecciones) y con corrección de completitud menor que el 5%. La primera condición elimina los puntos con mayor incertidumbre de las magnitudes brillantes, mientras que la segunda

quita los puntos cercanos al límite de detección de cada muestreo. Aquí, se excluyen aquellas cuentas publicadas que son corregidas de eficiencia de detección en todas las magnitudes. También se excluyen cuentas dadas sólo en forma gráfica, cuentas para las que no se ha hecho la separación entre estrellas y galaxias, y cuentas en campos que están cerca de un cúmulo. Es evidente que este criterio para definir las “cuentas completas” implica aceptar la regla que cada autor usa para decidir que datos requieren de corrección de eficiencia. Teniendo esto en cuenta, esta aproximación produce un primer corte en los datos para su estudio. La distribución de cuentas completas se muestra en la figura 6.9a.

Hay que destacar que la dispersión entre los diferentes autores disminuye apreciablemente al considerar los datos completos. La distribución de cuentas completas de la figura 6.9a parece indicar que las cuentas en la banda K obtenidas a lo largo de años usando distintos telescopios, detectores y algoritmos para la extracción de fuentes, están en muy buen acuerdo siempre que se consideren datos “completos”. Esta última apreciación sugiere que las técnicas para estimar la corrección de eficiencia de detección no han alcanzado el nivel de madurez deseado, es decir, generalmente fallan al intentar recuperar la verdadera distribución de cuentas de galaxias. Nuestras cuentas para $K \geq 20$ están por encima de las cuentas completas de otros autores en factores de 1.12, 1.37 y 1.46 en $K = 20.0, 20.5$ y 21.0 , respectivamente. Si las “cuentas completas” reflejan la verdadera tendencia en las cuentas en la banda K , nuestro exceso podría ser debido a inexactitudes en el cálculo de la eficiencia de detección o en la estimación de espurias. La última sería la causa más probable, ya que conlleva la elección, de forma algo subjetiva, de la S/N_{lim} . Tomado un valor $S/N_{lim} = 2.4$, que incrementa el número de fuentes espurias (ver figura 6.4), nuestras cuentas de galaxias estarían por encima de las “cuentas completas” en un factor 1.2 a $K = 20.5$ y 21.0 .

6.4.2. Cambio de pendiente en $K_s \sim 17.5$

En las cuentas de galaxias apreciamos un cambio de pendiente en $K \sim 17.5$. Este cambio de pendiente se trata en Gardner et al. (1993), donde se apunta a que el color $B - K$ se vuelve progresivamente más rojo desde $K = 14$ hasta $K = 17$ debido a la corrección-K, para $K > 17$ los colores $B - K$ empiezan a ser cada vez más azules como consecuencia de los colores intrínsecamente más azules de las galaxias. Nuestros datos son interesantes para estudiar si hay o no un cambio significativo en la pendiente ($d \log N/dm$), ya que nuestro muestreo combina profundidad con gran área y cubrimos el rango entre $K_s = 15.5$ a $K_s = 19.5$ con datos sin apenas corrección debida a eficiencia y con buena estadística.

En la figura 6.9b vemos los ajustes (sin usar pesos) de nuestras cuentas de galaxias mediante dos leyes exponenciales, la primera ajusta las cuentas en magnitudes entre $K_s = 15.5$ y $K_s = 17.5$ y la segunda las cuentas entre $K_s = 17.5$ y $K_s = 19.5$, en estos dos rangos tenemos datos completos. La pendiente del ajuste en la parte de magnitudes brillantes es $\gamma_b = 0.54$ y en la parte de magnitudes débiles $\gamma_d = 0.25$ con una χ^2 reducida 0.12 y 0.95 para los rangos brillante y débil respectivamente. La figura 6.9b también muestra la variación de las pendientes cuando todos los datos son considerados, en este caso tendríamos $\gamma_b = 0.63$ y $\gamma_d = 0.29$ con χ^2 reducida 2.91 y 2.53. En la figura 6.9a hacemos el mismo estudio con datos de la literatura, igual que antes estudiamos sólo la “parte completa” de los datos donde todos los muestreos presentan muy buena concordancia a diferencia de lo que ocurre en la figura 6.7 cuando consideramos todos los datos.

Si hacemos un estudio utilizando los errores en las cuentas como pesos, la pendiente en las magnitudes brillantes cambia, pero no en la parte débil. En este caso tendríamos $\gamma_b = 0.52$ y $\gamma_d = 0.25$ con χ^2 reducidas 0.07 y 0.92. Una χ^2 tan pequeña en el rango brillante se puede deber a una sobrestimación de los errores. Cuando consideramos todo el rango de magnitudes las pendientes son: $\gamma_b = 0.50$ y $\gamma_d = 0.29$ con χ^2 reducidas 0.45 y 2.49. Usando pesos la pendiente en el rango brillante se suaviza considerablemente, especialmente cuando consideramos todas las cuentas, esto se debe a que el cambio de pendiente en 17.5 no es brusco y a que los puntos cercanos a 17.5 pesan más, por tener menor error.

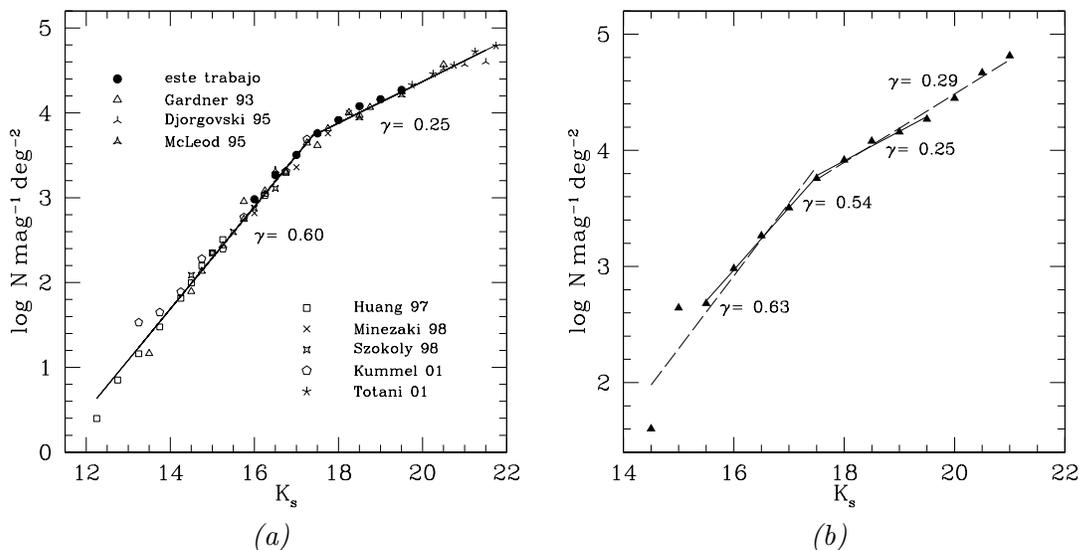


Figura 6.9: (a) Mejor ajuste con dos leyes de potencias a los datos completos de otros autores. (b) Ajuste de las cuentas de galaxias de GOYA- K_s con dos leyes de potencias usando el método de los mínimos cuadrados, la mejor solución para el rango donde las cuentas son completas muestra una pendiente de 0.54 en el rango entre $K_s = 15.5$ y $K_s = 17.5$ y de 0.25 entre 17.5 y 19.5.

6.4.3. Comparación con modelos

El cambio de pendiente de las cuentas de galaxias en la banda K , pone una restricción importante en los modelos de formación galáctica. Una investigación rigurosa va más allá de lo que pretendemos en este capítulo, pero es interesante ver cuán bien nuestras cuentas de galaxias se ajustan a los modelos. Con este propósito, hemos usado el código `ncmod` de Gardner (1998), adquirido de la página web del autor, para elaborar predicciones de conteos de galaxias. El código sigue el tratamiento tradicional de trazar hacia atrás la evolución de galaxias, asumiendo una función de luminosidad a $z = 0$, una mezcla de galaxias, un z de formación, z_{form} , y una historia de formación estelar para cada tipo de galaxia. Los modelos que hemos elaborado dividen la población galáctica en $z = 0$ en tres tipos: elípticas, espirales y galaxias irregulares. Usamos una caracterización de la propiedades de las galaxias (metalicidad y tasa de formación estelar) similar a la que se usa en Gardner (1998), ver tabla 6.3. El desplazamiento al rojo de formación, único para

Tabla 6.3: Características de las galaxias en el modelo de ajuste de cuentas

Tipo de Galaxia	SFR		Z/Z_{\odot}	z_{form}	distribución %
	función	τ^a			
E/S0.....	exponencial	1	2.5	4 ^b	28
Sab/Sbc.....	exponencial	4	1.0	4	47
Scd.....	constante	...	0.2	4	13
Irr ^c	constante	...	0.2	... ^d	12

^a escala de tiempo de formación estelar.

^b $z_{form} = 4$ en la cosmología $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_{\Lambda} = 0.7$ y

$z_{form} = 7$ en un universo de Einstein-de Sitter ($H_0 = 70$, $q_0 = 0.5$).

^c Galaxias con formación estelar.

^d Tienen edad de 1 Gaños a todos los z .

Tabla 6.4: Funciones de Luminosidad

Cosmología	M^*	α	ϕ^* (Mpc^{-3})
$H_0 = 70$, $\Omega_{\Lambda} = 0.7$, $\Omega_M = 0.3$	-24.07	-1.00	4.94×10^{-3}
$H_0 = 50$, $q_0 = 0.5$	-24.63	-0.91	1.99×10^{-3}

todos los tipos de galaxias, es: $z_{form} = 4$, correspondiente a una edad de 12 Gaños, para la cosmología con constante cosmológica que hemos adoptado ($H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_{\Lambda} = 0.7$, $\Omega_M = 0.3$), y $z_{form} = 7$ para un universo de Einstein-de Sitter: $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $q_0 = 0.5$, (edad = 12.5 Gaños).

Para calcular la evolución en luminosidad se usan los modelos de síntesis espectroscópica de poblaciones de Bruzual & Charlot 1993 (versión de 1995), usando la función inicial de masas de Salpeter. La parametrización de la función de luminosidad sigue la forma de Schechter (1976) y esta basada en los resultados de Gardner et al. (1997) (Cole et al. 2001 da la transformación para la cosmología con Λ). Los parámetros resultantes para nuestras cosmologías se encuentran en la tabla 6.4. Usamos la mezcla local de galaxias de Ellis (1983), aunque dividiendo las galaxias espirales tardías en 2 grupos: Sbc e irregulares (última columna de la tabla 6.3). Otras mezclas de galaxias, como las de Tinsley (1980) o Pence (1976), apenas cambian el modelo de cuentas de galaxias hasta $K = 21$ (La mezcla de Tinsley predice menor número de cuentas para $K > 21$). En la figura 6.10a se muestra la predicción de cuentas de galaxias de los modelos para las cosmologías descritas arriba.

Los resultados de estos modelos no tienen características sobresalientes en el rango de magnitudes de los datos, y no reproducen bien el cambio de pendiente en $K = 17.5$. Hay una gran cantidad de parámetros que podrían modificar las predicciones de los modelos, pero el que parece tener mayor implicación en producir dicho cambio de pendiente es el desplazamiento al rojo de formación. Retrasar la formación estelar en algunos tipos de galaxias, en lugar de asumir un z_{form} común para todas las galaxias, parece el modo más natural de mejorar el ajuste a los datos produciendo el cambio de pendiente en $K = 17.5$. Además, retrasar la formación de las galaxias lleva a tener galaxias con unos colores intrínsecamente más azules como se requiere en Gardner et al. (1993). Hemos visto que para

reproducir el cambio en la pendiente, es necesario retrasar la época de formación hasta valores bajos, $z_{form} = 2$ en el modelo con constante cosmológica (edad = 10.2 Gaños), para las galaxias elípticas y espirales tempranas y $z_{form} = 1$ para las espirales tardías (edad = 7.7 Gaños), e introducir una población de galaxias enanas con formación estelar a todos los desplazamientos al rojo, para esto, damos a la función de luminosidad de las galaxias irregulares una mayor pendiente en la parte débil compensada con $M_K^* = -23.12$ y $\phi^* = 7.5 \times 10^{-3}$, lo mismo que en Gardner (1998). En la figura 6.10 se muestra el ajuste de los datos cuando se retrasa la formación estelar y se incluye una población de galaxias enanas con formación estelar.

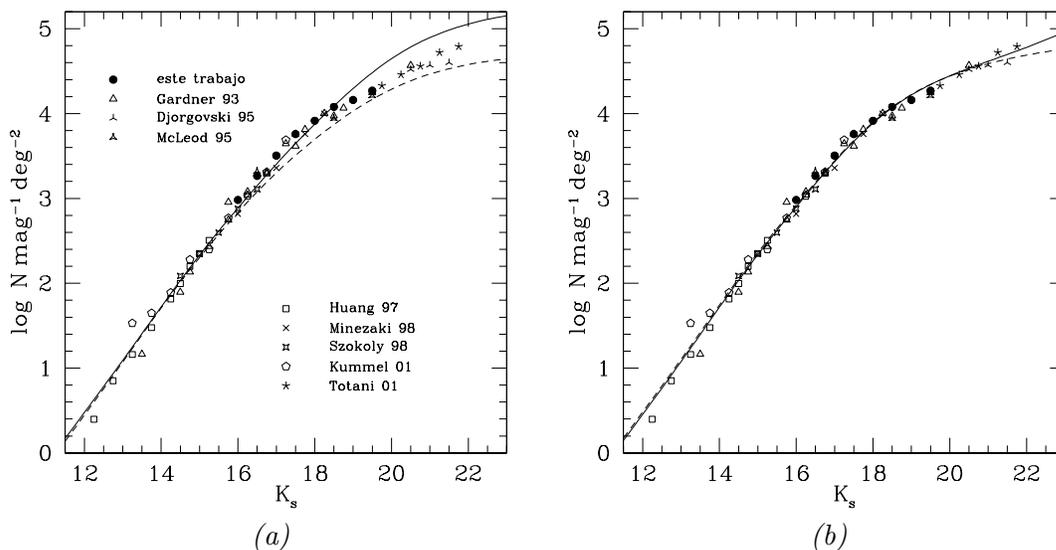


Figura 6.10: *a)* Cuentas de galaxias “completas” en la banda K , comparadas con modelos. La *línea discontinua* se corresponde al universo de Einstein-de Sitter ($H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $q_0 = 0.5$) y la *línea continua* al modelo con constante cosmológica ($H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_\Lambda = 0.7$, $\Omega_M = 0.3$). *b)* Modelo con constante cosmológica donde la formación estelar se retrasa a $z = 2$ para galaxias elípticas y espirales tempranas y a $z = 1$ para las espirales tardías (*línea discontinua*) y se introduce una población de galaxias enanas con formación estelar en todos los z (*línea continua*).

6.4.4. Cálculo de errores en las cuentas

La estimación de errores se hace independientemente para cada clase de objetos en cada apuntado, esto es necesario si queremos considerar los errores en la determinación de la eficiencia de detección df , que para cada intervalo de magnitudes, tipo de objeto y apuntado, son calculados a partir de 30 simulaciones, en cada una de las cuales 30 objetos debidamente escalados en flujo son introducidos en la imagen de ciencia, véase §6.2.

En cada intervalo de magnitudes consideramos dos fuentes de error: La primera son los errores de conteo que parametrizamos con las siguientes relaciones, obtenidas de Gehrels

(1986),

$$\sigma_u^N = \sqrt{n + \frac{3}{4}} + 1, \quad \sigma_l^N = n - n \left(1 - \frac{1}{9n} - \frac{1}{3\sqrt{n}} \right)^3 \quad (6.2)$$

donde σ_u^N y σ_l^N representan respectivamente los errores superiores e inferiores en las cuentas de galaxias. La otra fuente de error son los errores en la determinación de la eficiencia de detección representados por σ^{df} .

Las cuentas de galaxias N_{ij} en cada apuntado y para cada tipo de objetos se calculan en intervalos de 0.5 magnitudes y se transforman a unidades de número $\cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{deg}^{-2}$ mediante la operación,

$$A_{ij} = \frac{2N_{ij}}{a_j \cdot df_{ij}} \quad (6.3)$$

donde i representa cada una de las tres clases de objetos, j se corresponde con cada uno de los 14 apuntados, a_j es el área cubierta en cada apuntado y df_{ij} es la eficiencia de detección para la clase de objetos i en el apuntado j . La propagación de los errores nos lleva a,

$$\sigma^{A_{ij}} = \frac{2}{a_j} \sqrt{\left(\frac{\sigma^{N_{ij}}}{df_{ij}} \right)^2 + \left(\sigma^{df_{ij}} \cdot \frac{N_{ij}}{df_{ij}^2} \right)^2} \quad (6.4)$$

Nosotros hemos usado esta misma fórmula para obtener los límites superior e inferior del intervalo de confianza a 1σ .

$$\sigma_l^{A_{ij}} = \frac{2}{a_j} \sqrt{\left(\frac{\sigma_l^{N_{ij}}}{df_{ij}} \right)^2 + \left(\sigma^{df_{ij}} \cdot \frac{N_{ij}}{df_{ij}^2} \right)^2}, \quad \sigma_u^{A_{ij}} = \frac{2}{a_j} \sqrt{\left(\frac{\sigma_u^{N_{ij}}}{df_{ij}} \right)^2 + \left(\sigma^{df_{ij}} \cdot \frac{N_{ij}}{df_{ij}^2} \right)^2} \quad (6.5)$$

Para dar las cuentas en cada apuntado sumamos las cuentas corregidas de cada uno de los tipos de objetos, por lo tanto los errores serían,

$$\sigma_l^{A_j} = \sqrt{\sum_i \left(\sigma_l^{A_{ij}} \right)^2 + \left(\sigma_l^{A_{*,j}} \right)^2}, \quad \sigma_u^{A_j} = \sqrt{\sum_i \left(\sigma_u^{A_{ij}} \right)^2 + \left(\sigma_u^{A_{*,j}} \right)^2} \quad (6.6)$$

Los términos $\sigma_u^{A_{*,j}}$ y $\sigma_l^{A_{*,j}}$ se consideran en los apuntados en Groth donde el número de estrellas se resta al número total de objetos.

Finalmente, las cuentas de los diferentes apuntados se combinan con la media ponderada,

$$\sum_j (a_j) \cdot A = \sum_j (a_j \cdot A_j) \quad (6.7)$$

y entonces

$$\sigma_l^A = \frac{1}{\sum_j (a_j)} \sqrt{\sum_j \left(a_j \cdot \sigma_l^{A_j} \right)^2}, \quad \sigma_u^A = \frac{1}{\sum_j (a_j)} \sqrt{\sum_j \left(a_j \cdot \sigma_u^{A_j} \right)^2} \quad (6.8)$$

En la figura 6.11 se muestran las cuentas totales combinadas de los campos Groth y Coppi y, tanto los errores estimados usando las fórmulas explicadas arriba, como los errores

estadísticos en la media de las cuentas entre los distintos apuntados, que consideramos equivalentes ya que todos cubren aproximadamente el mismo área. El error en la media σ_m lo obtenemos mediante la ecuación 6.9,

$$\sigma_m = \sigma_{ap} / \sqrt{N_{ap}} \quad (6.9)$$

donde σ_{ap} es la rms entre las cuentas de los distintos apuntados y N_{ap} es el número de apuntados, 14 en nuestro caso.

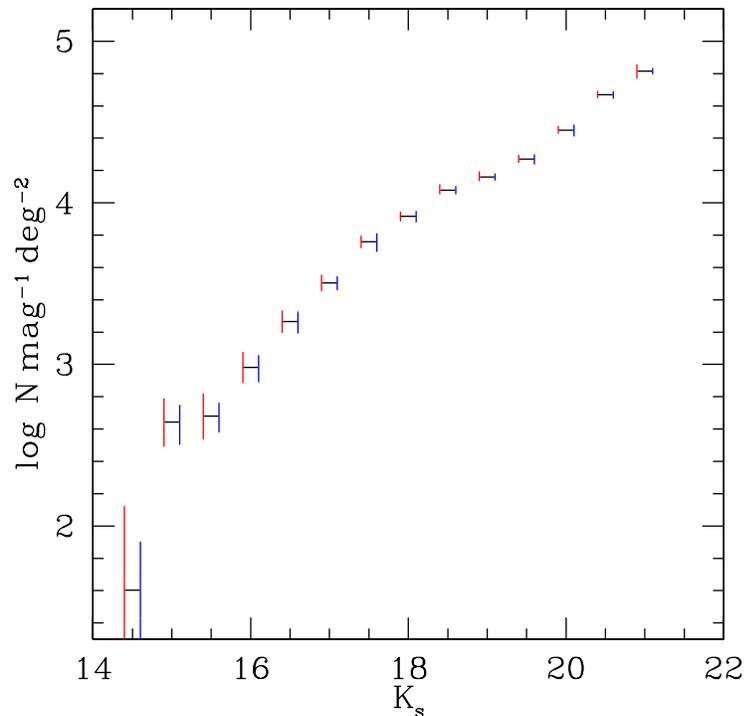


Figura 6.11: Cuentas totales de los campos Coppi y Groth, la barra de error estimado a 1σ se muestra desplazada -0.1 mag en color rojo y los errores en la media de los 14 apuntados se muestran desplazados 0.1 mag en color azul.

6.5. Contribución de las galaxias al fondo de luz extragaláctica

El fondo de luz extragaláctica (EBL) es una cantidad importante en la formación de galaxias y cosmología. Se piensa que está dominado por la contribución de la luz estelar, y por tanto debería resolverse en las cuentas de galaxias. Como puede comprobarse abajo, si la pendiente del extremo de magnitudes débiles es menor que 0.4, la contribución al EBL por galaxias que no llegan a observarse, por ser demasiado débiles, está acotada.

A partir de las cuentas de galaxias obtenidas en el filtro K_s vamos a obtener la contribución esperada al EBL por parte de las galaxias. Partiendo de la definición de las magnitudes

AB, podemos obtener el flujo de cada fuente en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$, mediante la ecuación:

$$F_\nu = 10^{-0.4(K_{AB}+48.6)} \quad (6.10)$$

Aunque nuestras cuentas están calculadas para la banda K_s , realizaremos los cálculos como si estas fueran en la banda K debido a la pequeña diferencia entre las magnitudes en estas dos bandas. Sabemos que $K_{AB} = K + 1.84$, entonces como tenemos las cuentas por magnitud y grado cuadrado, la relación 6.11 nos da la contribución I_ν ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{mag}^{-1}$) al EBL por la galaxias de magnitud K .

$$N(K) \left(\frac{180}{\pi} \right)^2 10^{-0.4(K+48.6+1.84)} = 2.19 \times 10^{-17} \cdot N(K) \times 10^{-0.4K} \quad (6.11)$$

Para calcular la contribución de todas las galaxias, deberemos hacer tres grupos: galaxias más débiles que nuestra magnitud límite ($K > 21$), galaxias observadas en nuestro muestreo y galaxias brillantes.

Para calcular la contribución al EBL de las galaxias contabilizadas en nuestro muestreo deberemos simplemente hacer:

$$I_\nu^{15 \leq K \leq 21} = 2.19 \times 10^{-17} \sum_{15 \leq K \leq 21} N(K) 10^{-0.4(K)} = 6.03 \times 10^{-20} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1} \quad (6.12)$$

En el cálculo de la contribución de las galaxias con $K \geq 22$ consideramos la extrapolación $a + \gamma K$ obtenida para $\log(N(K))$ con las cuentas más débiles que 17.5:

$$I_\nu^{K \geq 22} = 2.19 \times 10^{-17} \sum_{K \geq 22} 10^{a+\gamma K-0.4K} = 2.19 \times 10^{-17} 10^a \sum_{K \geq 22} 10^{\gamma K-0.4K} \quad (6.13)$$

que converge si $\gamma < 0.4$. Con los valores $a = -0.65$ y $\gamma = 0.25$ de nuestro ajuste, obtenemos: $I_\nu^{K \geq 22} = 1.01 \times 10^{-20} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$.

Lo mismo para las cuentas más brillantes que $K = 15$. En este caso consideramos el ajuste dado por las cuentas completas nuestras y de otros autores, ya que este valor se obtiene con una mejor estadística. Consideramos las cuentas hasta magnitud $K = 10$.

$$I_\nu^{10 \leq K \leq 14} = 2.19 \times 10^{-17} 10^a \sum_{10 \leq K \leq 14} 10^{\gamma K-0.4K} = 2.19 \times 10^{-17} 10^a \frac{10^{(\gamma-0.4)10} - 10^{(\gamma-0.4)15}}{1 - 10^{\gamma-0.4}} \quad (6.14)$$

para $a = -6.75$ y $\gamma = 0.60$ se tiene: $I_\nu^{10 \leq K \leq 14} = 6.50 \times 10^{-21} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$.

Considerando estos valores, la contribución total de las galaxias al EBL es $7.69 \times 10^{-20} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$, que expresado en νI_ν resulta $10.5 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$, similar al límite superior $10.2 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$ obtenido por Totani et al. 2001a. Un límite superior a este valor se puede establecer usando la mayor pendiente obtenida para la parte de magnitudes débiles cuando consideramos todos los datos ($\gamma = 0.29$, $a = -1.41$), con este valor se obtiene $11.7 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$.

Nuestras medidas y las de Totani et al. (2001a), cuando se comparan con las medidas recientes de la luz de fondo extragaláctica en la banda K : $\nu I_\nu = 22.4 \pm 6 \text{ nW m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$ (Gorjian, Wright, & Chary 2000), $20.2 \pm 6.3 \text{ sr}^{-1}$ (Wright 2001), muestran que si la pendiente de las cuentas de galaxias en la parte de magnitudes débiles no cambia, la componente estelar de las galaxias sólo da cuenta del 50 % de la EBL en la banda K .

Tabla 6.5: Cuentas de galaxias en K_s en el campo Groth

K_s	Raw	N	ecc	N_{low}	N_{up}	$\log(N)$	σ_l	σ_u	rms_l	rms_u	A
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
14.5	1.0	50.3	1.00	8.6	167.1	1.702	0.766	0.521	1.702	0.306	0.03977
15.0	9.0	452.6	1.00	304.8	659.9	2.656	0.172	0.164	0.143	0.107	0.03977
15.5	9.0	452.6	1.00	304.8	659.9	2.656	0.172	0.164	0.110	0.088	0.03977
16.0	15.0	754.4	1.00	562.0	1004.3	2.878	0.128	0.124	0.113	0.089	0.03977
16.5	38.0	1911.0	1.00	1602.5	2274.4	3.281	0.076	0.076	0.088	0.073	0.03977
17.0	66.0	3320.0	1.00	2912.5	3781.2	3.521	0.057	0.056	0.040	0.037	0.03977
17.5	125.4	6308.0	1.00	5745.6	6923.2	3.800	0.041	0.040	0.065	0.057	0.03977
18.0	164.4	8290.0	1.00	7645.0	8987.5	3.919	0.035	0.035	0.046	0.042	0.03977
18.5	236.6	11950.0	1.00	11137.5	13147.0	4.077	0.031	0.041	0.029	0.027	0.03977
19.0	285.3	14620.0	0.98	13656.7	16007.0	4.165	0.030	0.039	0.026	0.025	0.03977
19.5	327.6	17170.0	0.96	16123.0	18634.0	4.235	0.027	0.036	0.029	0.027	0.03977
20.0	445.3	27700.0	0.81	26108.0	29725.0	4.442	0.026	0.031	0.049	0.044	0.03977
20.5	521.5	46610.0	0.68	44046.0	49629.0	4.668	0.025	0.027	0.026	0.025	0.03268
21.0	81.5	69130.0	0.68	56650.0	82410.0	4.840	0.086	0.076	0.00345

- (2) cuentas brutas de galaxias menos estrellas por intervalo de media magnitud.
(3) cuentas de galaxias corregidas en $N \text{ mag}^{-1} \text{ deg}^{-2}$.
(4) corrección de eficiencia de detección efectiva.
(5) límite inferior al 84.13 % de confianza en las cuentas corregidas
(6) límite superior al 84.13 % de confianza en las cuentas corregidas
(8) y (9) límites superior e inferior de del intervalo de confianza 68.27 % para $\log(N)$.
(10) y (11) incertidumbre a 1σ en la determinación de la media entre los distintos campos.
(12) Área muestreada en deg^2 .

Tabla 6.6: Cuentas de galaxias en K_s en el campo Coppi

K_s	Raw	N	ecc	N_{low}	N_{up}	$\log(N)$	σ_l	σ_u	rms_l	rms_u	A
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
14.5	0.0	0.0	...	0.0	365.0	0.01022
15.0	2.0	391.2	1.00	139.3	911.2	2.592	0.449	0.367	2.432	0.300	0.01022
15.5	3.0	586.8	1.00	268.4	1161.2	2.769	0.340	0.296	0.372	0.198	0.01022
16.0	9.0	1760.0	1.00	1185.2	2566.4	3.246	0.172	0.164	0.077	0.066	0.01022
16.5	8.0	1565.0	1.00	1024.4	2339.2	3.194	0.184	0.175	0.124	0.096	0.01022
17.0	14.0	2739.0	1.00	2016.7	3685.9	3.438	0.133	0.129	0.247	0.157	0.01022
17.5	18.0	3521.0	1.00	2699.6	4564.0	3.547	0.115	0.113	0.077	0.066	0.01022
18.0	41.0	8020.0	1.00	6773.0	9480.0	3.904	0.073	0.073	0.042	0.038	0.01022
18.5	62.0	12130.0	1.00	10621.0	14223.0	4.084	0.058	0.069	0.079	0.067	0.01022
19.0	71.0	13900.0	1.00	12284.0	16150.0	4.143	0.054	0.065	0.042	0.039	0.01022
19.5	123.0	24340.0	0.99	22162.0	27166.0	4.386	0.041	0.048	0.066	0.057	0.01022
20.0	134.0	29680.0	0.88	27039.0	33073.0	4.472	0.040	0.047	0.055	0.049	0.01022
20.5	154.0	46750.0	0.64	42122.0	52010.0	4.670	0.045	0.046	0.075	0.064	0.01022
21.0	172.0	64090.0	0.53	56558.0	72087.0	4.807	0.054	0.051	0.026	0.025	0.01022

- (2) cuentas brutas de galaxias menos estrellas por intervalo de media magnitud.
(3) cuentas de galaxias corregidas en $N \text{ mag}^{-1} \text{ deg}^{-2}$.
(4) corrección de eficiencia de detección efectiva.
(5) límite inferior al 84.13 % de confianza en las cuentas corregidas
(6) límite superior al 84.13 % de confianza en las cuentas corregidas
(8) y (9) límites superior e inferior de del intervalo de confianza 68.27 % para $\log(N)$.
(10) y (11) incertidumbre a 1σ en la determinación de la media entre los distintos campos.
(12) Área muestreada en deg^2 .

Tabla 6.7: Cuentas de galaxias en K_s en los campos Coppi y Groth

K_s	Raw	N	ecc	N_{low}	N_{up}	$\log(N)$	σ_l	σ_u	rms_l	rms_u	A
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
14.5	1.0	40.0	1.00	6.9	132.9	1.602	0.766	0.521	1.602	0.303	0.04999
15.0	11.0	440.1	1.00	309.6	617.2	2.644	0.153	0.147	0.141	0.106	0.04999
15.5	12.0	480.1	1.00	343.6	663.0	2.681	0.145	0.140	0.103	0.083	0.04999
16.0	24.0	960.2	1.00	765.7	1199.2	2.982	0.098	0.097	0.091	0.075	0.04999
16.5	46.0	1840.0	1.00	1569.7	2153.6	3.265	0.069	0.068	0.073	0.063	0.04999
17.0	80.0	3201.0	1.00	2844.0	3600.6	3.505	0.051	0.051	0.046	0.042	0.04999
17.5	143.4	5738.0	1.00	5259.5	6258.4	3.759	0.038	0.038	0.062	0.054	0.04999
18.0	205.4	8235.0	1.00	7661.5	8850.0	3.916	0.031	0.031	0.036	0.034	0.04999
18.5	298.6	11980.0	1.00	11263.8	13024.0	4.079	0.027	0.036	0.026	0.025	0.04999
19.0	356.3	14470.0	0.99	13635.5	15666.0	4.160	0.026	0.034	0.022	0.021	0.04999
19.5	450.6	18630.0	0.97	17685.3	19930.0	4.270	0.023	0.029	0.032	0.030	0.04999
20.0	579.3	28100.0	0.82	26723.0	29854.0	4.449	0.022	0.026	0.039	0.036	0.04999
20.5	675.5	46650.0	0.67	44407.0	49269.0	4.669	0.021	0.024	0.024	0.023	0.04291
21.0	253.5	65360.0	0.57	58908.0	72214.0	4.815	0.045	0.043	0.020	0.019	0.01367

(2) cuentas brutas de galaxias menos estrellas por intervalo de media magnitud.

(3) cuentas de galaxias corregidas en $N \text{ mag}^{-1} \text{ deg}^{-2}$.

(4) corrección de eficiencia de detección efectiva.

(5) límite inferior al 84.13% de confianza en las cuentas corregidas

(6) límite superior al 84.13% de confianza en las cuentas corregidas

(8) y (9) límites superior e inferior de del intervalo de confianza 68.27% para $\log(N)$.

(10) y (11) incertidumbre a 1σ en la determinación de la media entre los distintos campos.

(12) Área muestreada en deg^2 .

7

Determinación de las masas estelares a partir de la fotometría:

Descripción del procedimiento y simulaciones

7.1. Descripción del procedimiento

La determinación de la masa estelar de una galaxia está basada en la comparación de la fotometría en varias bandas, con la fotometría sintética calculada con modelos de síntesis espectral. Los modelos de síntesis espectral nos proporcionan la evolución temporal del espectro de la galaxia para una determinada función inicial de masas (IMF), tasa de formación estelar (SFR) y metalicidad (Z). Los espectros resultantes también dependen de la librería estelar utilizada. El cálculo de las masas estelares consiste en decidir qué espectro se ajusta mejor a la fotometría disponible, en función de los parámetros comentados anteriormente y de la ley de extinción interna de la galaxia. Por supuesto, el problema desde un punto de vista tan general es altamente degenerado, y todavía más si consideramos galaxias que han podido sufrir brotes recientes de formación estelar. Por esto deben hacerse restricciones sobre estos parámetros según el tipo de galaxias que estemos tratando, de manera que fijemos el mayor número de ellos basándonos en estudios observacionales realizados, y dejemos que el proceso de minimización se centre en estimar la masa y la edad.

También hay que destacar que con este método, debido a la degeneración de la que hablaba anteriormente, no es posible extraer conclusiones particulares para una galaxia, pero sí pueden extraerse consideraciones estadísticas para un determinado tipo de galaxias, como qué combinación de parámetros produce un mejor ajuste y cuáles son las masas resultantes para las galaxias de la muestra.

7.2. Modelo de ajuste

El cálculo de la masa estelar a partir de la fotometría en varias bandas de galaxias a z intermedio $0.4 < z < 1.2$ o alto $z > 2.0$, es un campo de reciente estudio. Hasta el momento, exceptuando el artículo de Guzmán et al. (2003), se ha ajustado a la fotometría

la distribución espectral de una única componente estelar definida por su edad, Z , extinción y SFR. Como referencia ver los trabajos de Sawicki & Yee (1998), Brinchmann & Ellis (2000) y Papovich et al. (2001).

En este trabajo, al igual que en Guzmán et al. (2003), ajustaremos dos componentes estelares: un brote, que será la componente joven, donde la formación estelar sucede instantáneamente, y un disco con decaimiento exponencial de la formación estelar que reproduce la población subyacente. La evolución temporal de los espectros de ambas componentes la obtendremos usando el código de síntesis de poblaciones GISEL96 (Bruzual & Charlot 1993 y documentación de GISEL96). Estos modelos proporcionan la evolución temporal del espectro de una galaxia desde $t=0$ hasta $t=20$ Gaños en el rango espectral de 91 a 1.6×10^6 Å, para distintas combinaciones de IMF, Z , librerías estelares y SFR. Como IMF puede tomarse, bien la de Salpeter (1955), bien la de Scalo (1986), con valores de masas estelar mínima y máxima, $m_L = 0.1$ y $m_U = 125 M_\odot$. Para la metalicidad pueden tomarse los valores $Z = 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05$ y 0.1 (correspondientes a $0.02Z_\odot, 0.2Z_\odot, 0.4Z_\odot, Z_\odot, 2.5Z_\odot$ y $5Z_\odot$). Las librerías estelares disponibles son: El atlas de espectros estelares teóricos recopilados en Lejeune, Buser & Cuisinier (1996), una versión de la librería de Gunn & Stryker (1983) recopilada en Bruzual & Charlot (1993) y actualizada para GISEL96, y esta misma librería donde la zona espectral entre 3520 y 7400 Å se reemplazó por la de los espectros de Jacoby et al. (1984).

En un primer paso, GISEL96 da la evolución temporal de los espectros de un modelo con una sola población estelar (SSP), esto es, un modelo con un brote de formación estelar inicial que posteriormente evoluciona pasivamente. Posteriormente, se consideran los modelos de SSP para dar la evolución de los espectros de una galaxia con un SFR(t) especificado.

El programa que hemos diseñado ajusta la fotometría en las bandas disponibles a un modelo de galaxia con dos poblaciones:

- Una población joven, producida por un brote reciente de formación estelar y representada por una SSP. Estos espectros GISEL96 los da normalizados a $1 M_\odot$.
- Una población subyacente vieja, generalmente representada por un disco con evolución temporal de la tasa de formación estelar dada por la ecuación:

$$\Psi(t) = \tau^{-1} \exp(-t/\tau) \quad (7.1)$$

Los espectros considerados para la componente subyacente están calculados a partir de la razón de formación estelar 7.1. En GISEL96 estos espectros se calculan de la siguiente forma:

$$I_\lambda^s(\lambda, t) = \int_0^t \Psi(t-s) f_\lambda(\lambda, s) ds \quad (7.2)$$

donde $f_\lambda(\lambda, t)$ se calcula para una SSP.

Los espectros de GISEL96 están normalizados a $1 M_\odot$ de gas. Para normalizarlos a $1 M_\odot$ de estrellas, en los ficheros que se dan como salida al ejecutar GISEL96 se proporciona la masa total en estrellas para cada edad de la población estelar.

7.3. Proceso de ajuste para galaxias LBCGs

Utilizamos una combinación de parámetros, IMF, Z y $\Psi(t)$ (exponencial con distintos valores de τ , sólo para la componente subyacente) con los que creamos, usando GISEL96,

los espectros, en función de la edad $I_\lambda^b(\lambda, edad_b)$ y $I_\lambda^s(\lambda, edad_s)$ normalizados a $1 M_\odot$. Consideramos, también, una función de extinción interna para la galaxia que aplicaremos a cada uno de los espectros. En nuestro código hemos implementado: La ley de extinción Galáctica de Allen (1976), el ajuste analítico para la extinción Galáctica dado en Fitzpatrick (1986), el ajuste para LMC Fitzpatrick (1986), la extinción para SMC deducida en Prevot et al. (1984) y Bouchet et al. (1985) y la ley de Calzetti et al. (2000), estos modelos de extinción han sido obtenidos del código HYPERZ (Bolzonella et al. 2000).

Una vez se han fijado los parámetros: IMF, Z , SFR(t), ley de extinción y $E(B - V)$, para el disco y el brote, la búsqueda del modelo que ajusta mejor la fotometría consiste en hallar los valores de: edad de brote ($edad_b$), masa del brote (m_b), edad del disco ($edad_s$) y masa del disco (m_s), cuya combinación produce un espectro sintético (ecuación 7.3) que al integrarlo en los filtros disponibles da unas diferencias menores con la fotometría observada.

$$I_\lambda^c(\lambda) = m_b \cdot I_\lambda^b(\lambda, edad_b) + m_s \cdot I_\lambda^s(\lambda, edad_s) \quad (7.3)$$

En el proceso de minimización primeramente ajustamos la fotometría disponible a una única población, primeramente un brote y seguidamente un disco. Esto lo hacemos para considerar los casos en que una sola componente produce mejores ajustes que un modelo con dos componentes, como sucede, por ejemplo, para galaxias elípticas evolucionadas. Mostramos cómo se procedería para el ajuste de un brote, el caso del disco es similar.

Si representamos por $P(\lambda)$ la función de transmisión de energía del filtro y por $I_\lambda^V(\lambda)$ el flujo de Vega. El flujo en P calibrado con Vega, de una galaxia, formada en un único estallido de formación estelar, que está a desplazamiento al rojo z viene dado por la ecuación 7.4. El espectro de Vega que usamos es el modelo de atmósfera para α -Lyrae (extendido al IR) de Kurucz (1979).

$$f_\lambda^b(P) = \frac{m_b}{4\pi D_L^2(1+z)} \frac{\int P(\lambda) I_\lambda^b\left(\frac{\lambda}{1+z}, edad_b\right) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) I_\lambda^V(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (7.4)$$

donde D_L es la distancia de luminosidad de la galaxia definida en A.3.

Para el proceso de minimización escribiremos 7.4 de la siguiente forma:

$$f_\lambda^b(P_j) = m_b \cdot A_j(edad_b) \quad (7.5)$$

donde el subíndice j representa cada uno de los filtros disponibles.

El proceso de ajuste consiste en minimizar la χ^2 entre los flujos observados y los calculados a partir de los espectros para los distintos filtros. Consideramos pesos que vendrán dados por los errores en la fotometría observada. Estos pesos se calculan de dos formas según el parámetro que se le da al programa:

1. Si al programa le suministramos las magnitudes observadas y los errores en las mismas σ_{m_j} , basándonos en la ecuación 7.6 usamos los pesos 7.7.

$$\sigma_{F_j} = 0.4 \cdot \ln(10) \cdot F_j \cdot \sigma_{m_j} = 0.921 \cdot F_j \cdot \sigma_{m_j} \quad (7.6)$$

$$\sigma_j^{(1)} = \frac{F_j}{\sigma_{F_j}} = \frac{1.086}{\sigma_{m_j}} \quad (7.7)$$

2. Si al programa le suministramos las magnitudes observadas y las magnitudes límite a una determinada razón S/N en cada uno de los filtros usaremos los pesos:

$$\sigma_j^{(2)} = \frac{F_j}{F_j^{lim}} = 10^{0.4(m_j^{lim} - m_j)} \quad (7.8)$$

Notar que estas dos formas de calcular el error quedan relacionadas por:

$$\sigma_j^{(2)} = \frac{F_j}{F_j^{lim}} = \frac{F_j}{S/N \cdot \sigma_{F_j}} = \frac{1}{S/N} \cdot \sigma_j^{(1)} \quad (7.9)$$

Con estos pesos minimizaremos:

$$\chi^2 = \sum_j \left(\sigma_j \frac{m_b \cdot A_j(edad_b) - F_j}{F_j} \right)^2 \quad (7.10)$$

En el proceso de minimización, variamos la edad del brote en el rango $edad_b^{min} < edad_b < edad_b^{max}$. Para cada valor de $edad_b$ tendremos un espectro y el valor de m_b que minimiza la χ^2 es:

$$m_b = \frac{\sum_j \sigma_j^2 \cdot A_j(edad_b)/F_j}{\sum_j \sigma_j^2 \cdot (A_j(edad_b)/F_j)^2} \quad (7.11)$$

el proceso de minimización consiste únicamente en comparar las χ^2 resultantes. En cada paso en $edad_b$ calculamos m_b , los residuos $(m_b \cdot A_j(edad_b) - F_j)$ y la χ^2 . Consideramos que la edad y masa del brote son las que producen una menor χ^2 .

Una vez que hemos encontrado, usando modelos de una única componente, qué da un ajuste mejor, si un brote o una población con decaimiento exponencial y cuál es su edad y su masa, iniciaremos un nuevo proceso de minimización en el que buscaremos los valores de $edad_b$, m_b , $edad_s$ y m_s que nos dan un espectro combinado que minimiza la χ^2 de la diferencia de los flujos observados y los flujos deducidos del espectro (7.12).

Así, consideramos los espectros combinados:

$$f_\lambda^c(P_j) = \frac{\int P(\lambda) \left(m_b \cdot I_\lambda^b \left(\frac{\lambda}{1+z}, edad_b \right) + m_s \cdot I_\lambda^s \left(\frac{\lambda}{1+z}, edad_s \right) \right) \lambda d\lambda}{4\pi r_1^2 R(t_0)^2 (1+z)^3 \int P(\lambda) I_\lambda^V(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (7.12)$$

que al igual que antes, escribimos de la siguiente forma:

$$f_\lambda^c(P_j) = m_b \cdot A_j(edad_b) + m_s \cdot B_j(edad_s) \quad (7.13)$$

y minimizamos,

$$\chi^2 = \sum_j \left(\sigma_j \frac{m_b \cdot A_j(edad_b) + m_s \cdot B_j(edad_s) - F_j}{F_j} \right)^2 \quad (7.14)$$

que da para cada combinación de $edad_b$ y $edad_s$ el sistema de ecuaciones:

$$\begin{bmatrix} \sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{A_j(edad_b)}{F_j} \right)^2 & \sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b) \cdot B_j(edad_s)}{F_j^2} \\ \sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b) \cdot B_j(edad_s)}{F_j^2} & \sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{B_j(edad_s)}{F_j} \right)^2 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} m_b \\ m_s \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b)}{F_j} \\ \sum_j \sigma_j^2 \frac{B_j(edad_s)}{F_j} \end{bmatrix} \quad (7.15)$$

que podemos representar como $\mathbf{A} \cdot \mathbf{m} = \mathbf{b}$, y cuya solución es:

$$m_b = \frac{\sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b)}{F_j} \sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{B_j(edad_s)}{F_j} \right)^2 - \sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b) \cdot B_j(edad_s)}{F_j^2} \sum_j \sigma_j^2 \frac{B_j(edad_s)}{F_j}}{\sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{A_j(edad_b)}{F_j} \right)^2 \sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{B_j(edad_s)}{F_j} \right)^2 - \left(\sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b) \cdot B_j(edad_s)}{F_j^2} \right)^2} \quad (7.16)$$

$$m_s = \frac{\sum_j \sigma_j^2 \frac{B_j(edad_s)}{F_j} \sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{A_j(edad_b)}{F_j} \right)^2 - \sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b) \cdot B_j(edad_s)}{F_j^2} \sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b)}{F_j}}{\sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{A_j(edad_b)}{F_j} \right)^2 \sum_j \sigma_j^2 \left(\frac{B_j(edad_s)}{F_j} \right)^2 - \left(\sum_j \sigma_j^2 \frac{A_j(edad_b) \cdot B_j(edad_s)}{F_j^2} \right)^2} \quad (7.17)$$

El proceso de minimización consiste en ir variando $edad_b$ entre los valores $edad_b^{min}$ y $edad_b^{max}$ y para cada valor de $edad_b$, $edad_s$ entre $edad_s^{min}$ y $edad_s^{max}$. En cada paso decidimos y guardamos los valores que resultan en la mínima χ^2 . Así finalmente nos quedamos con los valores de $edad_b$, m_b , $edad_s$ y m_s que nos producen el menor residuo.

Para evitar situaciones no físicas, en los casos en que alguna de las componentes tenga masa negativa se considerará que toda masa pertenece a la otra componente, utilizando en este caso el ajuste dado por 7.11 si toda la masa correspondiese al brote u otro análogo en el caso de que toda la masa sea del disco. En el caso de que el determinante de la matriz \mathbf{A} del sistema 7.15 sea 0, consideraremos toda la masa en el brote.

7.4. Simulaciones

Para ver cuán bien el programa de obtención de masas estelares identifica la masa y la edad de las componentes, brote y subyacente, consideramos catálogos sintéticos donde la fotometría de cada una de las galaxias se obtiene convolucionando la función de transmisión de los filtros, con una distribución espectral de energía suma de dos componentes (brote+subyacente) desplazada adecuadamente en función de z . A las magnitudes obtenidas se les aplican unos errores fotométricos.

En las simulaciones hemos considerado galaxias con las características reseñadas en la tabla 7.1, que son las del mejor ajuste a las propiedades de la población de LBCGs en Guzmán et al. (2003).

Para las simulaciones hemos considerado galaxias de estas características situadas a desplazamientos al rojo: 0.5, 0.8 y 1.1. Para cada una de las galaxias hemos hecho 100 realizaciones considerando errores fotométricos (el mismo en todas las bandas, por simplicidad): 0.03, 0.06 y 0.10 respectivamente. Las bandas que consideramos son U, B, V, I, K .

Sobre estos catálogos simulados ejecutamos el programa de cálculo de la masa estelar para recuperar las masas y edades de cada una de las componentes. Como límites inferiores de las edades de las componentes usamos: 0.01 Gaños para el brote y 0.2 para la subyacente. El límite superior para la edad del brote al ajustar dos componentes lo establecemos en 0.5 Gaños. Para la componente subyacente y en el ajuste de una única componente hemos usado un límite superior para la edad que viene dado por la edad que tendría la galaxia a desplazamiento al rojo z si se formo a $z_{form} = 4$, considerando la cosmología estándar $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\lambda = 0.7$. Como se explica en A.4, esta edad máxima vendrá dada por la ecuación 7.18,

Tabla 7.1: Propiedades del modelo que mejor ajusta a la población de LBCGs referidas en Guzmán et al. (2003).

Propiedad	Valor
IMF	Salpeter 1955
Límites inferior, superior de masa	0.1, $125 M_{\odot}$
E(B-V)	0.5 mag
Ley de extinción	LMC
Metalicidad	$0.4 Z_{\odot}$
SFR (pob. subyacente)	$\tau = 1.0$ Gaños
SFR (brote)	Instantánea
Edad media pob. subyacente	$10^{9.3}$ años (rms = 0.7 dex)
Edad media brote	$10^{7.1}$ años (rms = 0.7 dex)
Fracción de masa media del brote	9 % (rms = 30 %)
Masa estelar media de la galaxia.	9.7 dex (rms = 0.7 dex)

$$edad_{max}(z) = \begin{cases} \frac{1}{H_0} \int_z^{z_{form}} \frac{dz}{(1+z)\sqrt{(1+z\Omega_M)(1+z)^2 - \Omega_{\Lambda}z(2+z)}} & \text{si } \Omega_k \neq 0 \\ \frac{1}{H_0} \int_z^{z_{form}} \frac{dz}{(1+z)\sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_{\Lambda}}} & \text{si } \Omega_k = 0 \end{cases} \quad (7.18)$$

Hay que destacar que en cada ejecución del programa sólo se ajustan la edad y la masa de las componentes, de manera que quedan fijos cada uno de los otros parámetros indicados en la tabla 7.1. Variando en cada ejecución las características del modelo para la recuperación podemos estudiar que influencia tiene cada uno de los parámetros en la recuperación de la edad y la masa de las componentes. En los siguientes apartados se estudia cómo varía la recuperación de las edades y masas de las componentes, cuando en cada realización variamos uno de los parámetros del modelo dejando los otros como en la tabla 7.1.

Extinción El efecto de la extinción es restar flujo UV al espectro de la galaxia. En la figura 7.1 se representan respectivamente de arriba a abajo y de izquierda a derecha: la edad frente a la masa del brote, la edad de la componente subyacente frente a su masa, y la edad del brote y de la componente subyacente frente a la masa total.

Respecto a la variación de la edad del brote con la extinción A_V , se encuentran edades del brote más jóvenes al aumentar la extinción. Esta degeneración, entre edad de la componente joven y extinción por polvo es más acusada para galaxias a $z \sim 3$, como se explica en Sawicki & Yee (1998) y Shapley et al. (2001), donde es difícil, con sólo colores del UV y visible en reposo, distinguir entre la SED de galaxias jóvenes (≤ 30 Maños) muy afectadas por polvo y la SED de galaxias que han estado formando estrellas en una mayor escala de tiempos (~ 1 Gaños) pero menos enrojecidas. Apreciamos también que la masa del mismo, salvo en el caso de no extinción, tiende a decrecer conforme aumenta la extinción. Se observa una cierta degeneración entre la edad y la masa del brote para el caso de extinción $A_V = 1.55$. Para la componente subyacente también vemos degeneración entre edad y masa, aunque la correlación de los puntos es menor, y que con el aumento de la extinción en el modelo se

recuperan masas y edades menores. Hay que decir que para el modelo con mayor extinción ($A_V = 2.15$) el límite inferior que ponemos en la edad del brote, hace que el ajuste mejor se produzca con un solo disco más joven y menos masivo.

A pesar de la degeneración existente, la masa estelar total de la galaxia se recupera bien al usar la ley y valores de la extinción correctos. A medida que disminuimos la cantidad de extinción, respecto del valor real, se recuperan brotes y componentes subyacentes más viejos y masivos lo que hace aumentar considerablemente la masa estelar total. Cuando no se usan los valores adecuados la χ^2 aumenta ostensiblemente. Esto es debido a que, a pesar de la degeneración existente entre edad y extinción, en nuestro caso, donde estamos interesados en galaxias entre $0.5 < z < 1.1$, hay una característica espectral, el “corte de Balmer” ($\lambda = 3648 \text{ \AA}$) que es sensible a la edad de las poblaciones con formación estelar intensa (Bruzual & Charlot 1993; Shapley et al. 2001), para el rango de z considerado el “corte de Balmer” está entre los 5470 y 7660 \AA y queda bien muestreado con el juego de bandas que estamos considerando. Cuando todos los parámetros salvo el valor de $A_V = R \cdot E(B - V)$ se mantienen como los del modelo, la χ^2 media de las 100 simulaciones de la galaxia puesta a $z = 0.5$ vale: $\chi^2 = 155.6$ cuando no aplicamos extinción, $\chi^2 = 50.2$ si $A_V = 0.65$, $\chi^2 = 5.8$ con $A_V = 1.25$, $\chi^2 = 1.2$ con $A_V = 1.55$, $\chi^2 = 8.1$ con $A_V = 1.85$ y $\chi^2 = 35.0$ con $A_V = 2.15$.

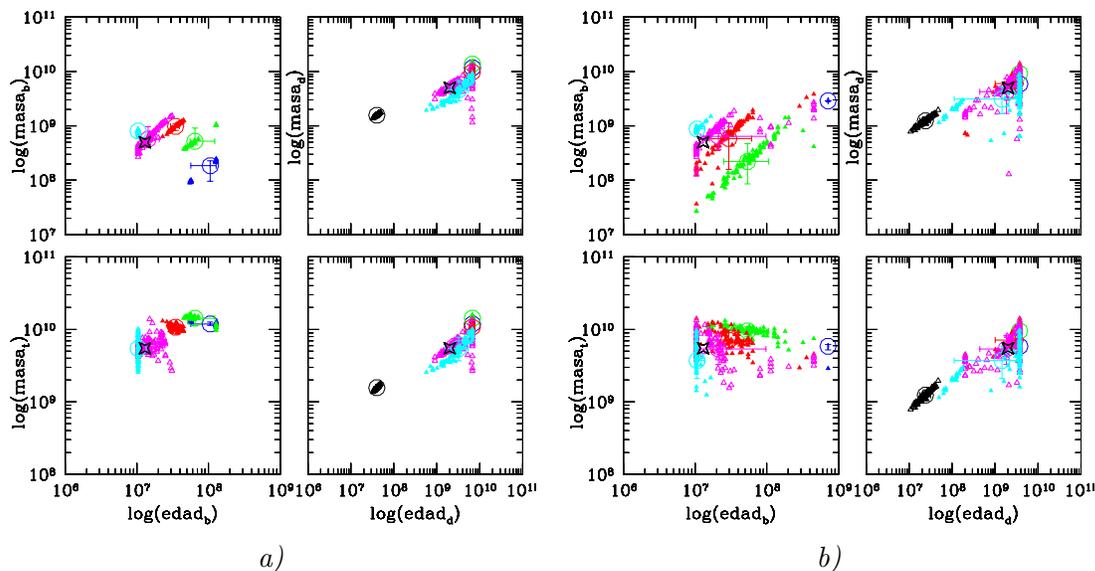


Figura 7.1: *a)* Recuperación de la edad y masa de las componentes y de la masa total de 100 realizaciones de la fotometría en las bandas U, B, V, I, K de la galaxia de la tabla 7.1 puesta a $z = 0.5$ con error en la fotometría $= 0.03$ en todas las bandas. La estrella en negro localiza a la galaxia inicial. En la recuperación se emplean los mismos valores que en el modelo, variando los valores de $A_V = R \cdot E(B - V)$ para la ley de la LMC: azul sin extinción, verde $A_V = 0.65$, rojo $A_V = 1.25$, magenta $A_V = 1.55$, azul celeste $A_V = 1.85$ y negro $A_V = 2.15$. Las barras de error representan la rms en cada uno de los ejes. *b)* igual que en *a)* para las 100 realizaciones de la galaxia de la tabla 7.1 puesta a $z = 1.1$ y con errores fotométricos $= 0.10$ en las bandas U, B, V, I, K .

Comparando las figuras 7.1a y 7.1b, vemos que al aumentar el desplazamiento al rojo de la galaxia, lo que implica un aumento en los errores fotométricos, aumenta la incertidumbre

en la determinación de la masa total de la galaxia, ver tabla 7.2. Esto es debido a que a medida que nos alejamos en z vamos perdiendo información de la zona roja del espectro, por ejemplo, la banda U está centrada en 3650 \AA , estaría observando $\lambda = 2430, 2030$ y 1740 \AA a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 , mientras que la banda más roja K_s (22240 \AA) observaría a $14830, 12360$ y 10590 \AA .

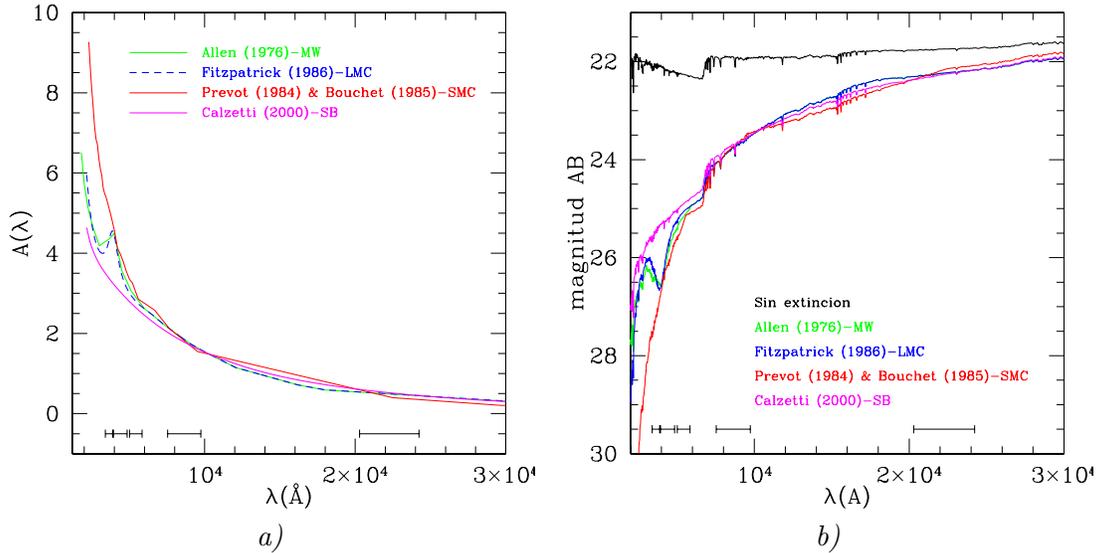


Figura 7.2: a) Leyes de extinción, indican la extinción por longitud de onda observada que tendría una galaxia a $z = 0.8$, para $A_V = 1.55$. b) Espectro resultante tras aplicar las distintas leyes de extinción, con $A_V = 1.55$, a la galaxia modelo (tabla 7.1). En la parte de abajo de la figura están las FWHM de los filtros U, B, V, I , y K .

Respecto a la ley de extinción, esta nos va a afectar a la componente joven que es la que aporta la mayor parte del flujo en los filtros azules. En la figura 7.2a vemos que, para un mismo valor de A_V , la ley de Calzetti et al. (2000) extingue menos el flujo UV en reposo. Por eso la componente joven recuperada con esa ley es más vieja, véase figura 7.3. Las leyes asociadas a la Vía Láctea y a la LMC son muy similares en todas las longitudes de onda y por eso los resultados para estas dos leyes son muy semejantes, los valores para la masa total media obtenidos con ambas leyes difieren menos que un factor 1.8 con incertidumbres similares en su determinación, ver tabla 7.3. La ley considerada para la SMC, obtenida de Prevot et al. (1984) y Bouchet et al. (1985), conlleva una mayor extinción en el UV y así se recuperan brotes más jóvenes, esto se aprecia muy bien en la figura 7.3b, donde tomamos 10^6 años como límite inferior para la edad del brote.

Historia de formación estelar Para estudiar cómo influye la historia de formación estelar (SFH) en la masas estelares recuperadas, variamos únicamente la escala de tiempos de formación estelar (τ) de la componente subyacente en el modelo que usamos para recuperar la masa estelar. Los demás parámetros quedan como los de la tabla 7.1. En la figura 7.4 se representa las masas estelares recuperadas para las 100 realizaciones de la galaxia modelo a $z = 0.5$ cuando usamos los valores $\tau = 0.5, 1.0, 3.0$, y 7.0 Gaños en la recuperación. En

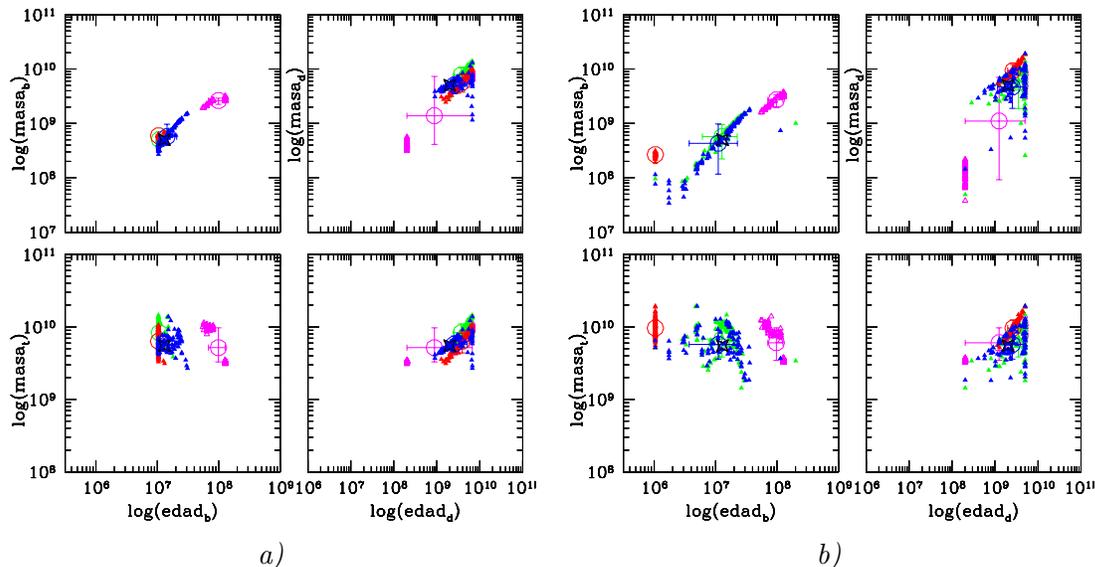


Figura 7.3: *a)* Igual que en la figura 7.1a pero variando la ley de extinción: *azul* LMC, *verde* MW, *rojo* SMC y *magenta* Calzetti et al. (2000). *b)* lo mismo que en *a)* para la galaxias a $z = 0.8$, cuando consideramos 10^6 años como límite inferior para la edad del brote.

la tabla 7.4 vemos cómo la variación de τ tiene poca influencia en las edades y masas estelares de las componentes. Las rms de estos valores para las 100 realizaciones son también muy similares. La masa estelar recuperada varía menos que un factor 1.1 entre los distintos modelos usados. La χ^2 media de los ajustes es prácticamente la misma para los diferentes modelos, su valor para la galaxia modelo puesta a $z = 0.5$ es respectivamente: 1.22, 1.24, 1.29 y 1.34, para $\tau = 0.5, 1.0, 3.0,$ y 7.0 .

Al igual que en el caso de la extinción al aumentar el desplazamiento al rojo donde colocamos la galaxia, aumentan ligeramente las incertidumbres en la determinación de la masa estelar.

Metalicidad El efecto de la metalicidad es que al aumentar esta se introducen líneas de absorción en la parte azul del espectro, y el flujo eliminado aparece en la parte roja, o sea reproduce una población más vieja: la famosa degeneración edad-metalicidad. Esto es más evidente en el caso de poblaciones jóvenes, véase la figura 7.6.

Para estudiar la variación de la edad y masa de las componentes con la metalicidad, lo mismo que en los casos anteriores, mantenemos fijos todos los parámetros de la galaxia modelo salvo Z , para la que usamos los valores: $Z = 0.02Z_{\odot}$, $Z = 0.4Z_{\odot}$ y $Z = Z_{\odot}$. De la figura 7.5a podemos destacar que conforme la metalicidad es menor se tienden a recuperar componentes subyacentes con masas estelares mayores. Especialmente en el caso de la componente subyacente se observa una clara degeneración entre Z , edad y masa, que lleva a obtener valores para la edad y la masa mayores cuando la metalicidad es menor.

En la figura 7.6 se representan los espectros de ambas componentes dejando fijos todos los parámetros de la galaxia modelo a $z = 0.8$, salvo la metalicidad. Vemos que en el caso de $Z = 0.02Z_{\odot}$, el flujo en la banda K es menor que en el caso de la galaxia modelo

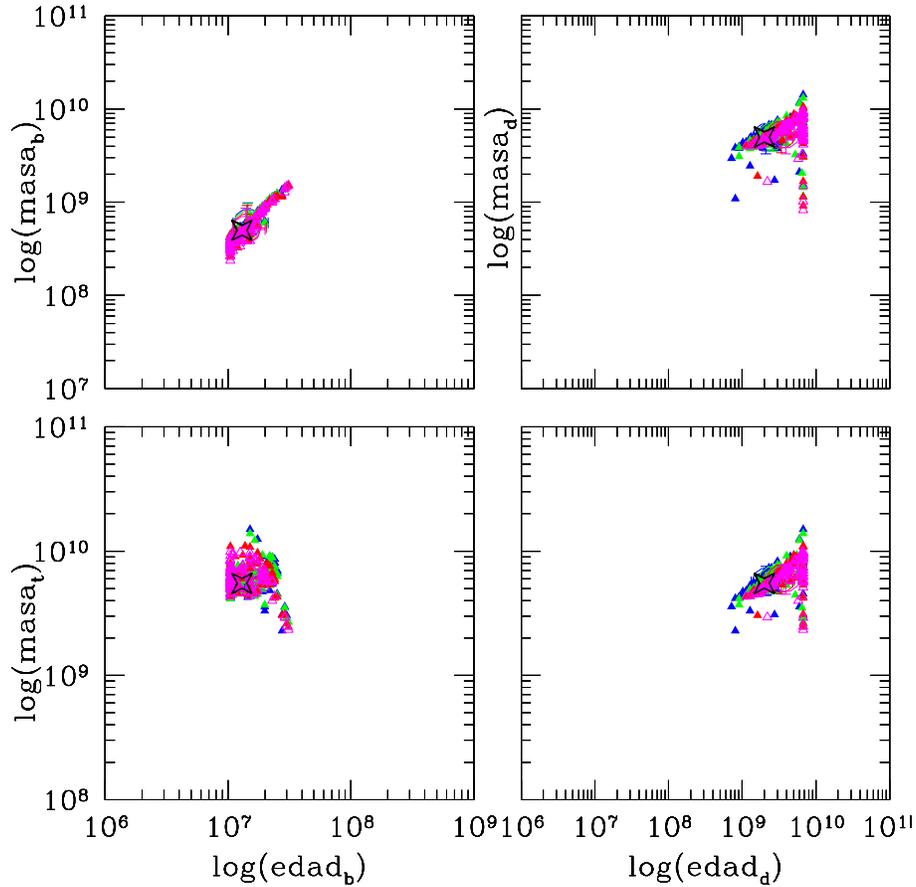


Figura 7.4: Como en la figura 7.1a variando en este caso la escala de tiempos de formación estelar (τ): azul $\tau = 0.5$ Gaños, verde $\tau = 1.0$ Gaños, rojo $\tau = 3.0$ Gaños, magenta $\tau = 7.0$ Gaños.

($Z = 0.4Z_{\odot}$), tanto para el brote, como para el disco. Para conseguir un mayor flujo a estas longitudes de onda es necesario aumentar la masa y edad de la componente subyacente que es la que hace mayor contribución. Para el caso en que la metalicidad es mayor, $Z = Z_{\odot}$ tenemos el efecto contrario, si consideramos un brote de la misma edad que para la galaxia modelo, el flujo en el infrarrojo es mucho mayor. Por esto, es necesario considerar brotes más viejos y menos masivos.

Para el caso de $Z = Z_{\odot}$, el considerar 10^7 años como límite inferior de edad para el brote, hace que la componente subyacente deba ser más joven y menos masiva que si consideráramos el límite en 10^6 años, donde el efecto de la metalicidad alta del modelo se compensa usando brotes más jóvenes y menos masivos junto con componentes subyacentes algo más jóvenes que la original, pero de masa similar. Esto se aprecia en la figura 7.5b.

Al contrario de lo que ocurre con la extinción, donde a pesar de tener un aumento considerable en la masa estelar recuperada al considerar valores menores de la extinción, obtenemos valores mucho mayores para la χ^2 a medida que nos alejamos de los valores reales de la extinción, en este caso, la degeneración entre metalicidad edad y masa no viene acompañada de un cambio sustancial en los valores de la χ^2 . Para el caso de la galaxia

modelo situada a $z = 0.8$ tenemos valores de la χ^2 media de 4.73, 1.61 y 1.68 para $Z = 0.02Z_\odot$, $Z = 0.4Z_\odot$ y $Z = Z_\odot$. Sin embargo, la masa estelar difiere en un factor 3.2, 1.0 y 0.4 del valor real. Este hecho implica que cuando vayamos a tratar con catálogos de fuentes reales el valor considerado para la metalicidad va a ser un factor importante que a ser posible debemos ajustar en base a estudios espectroscópicos, para que afecte lo menos posible a los valores estimados para las masas estelares de las galaxias.

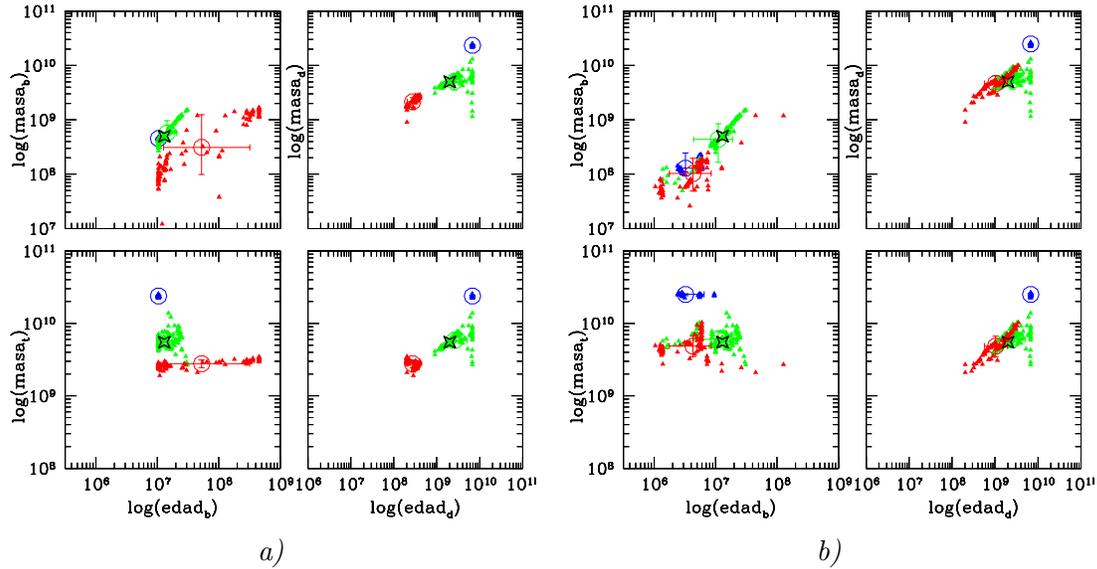


Figura 7.5: *a)* Como en la figura 7.1a pero variando la metalicidad (Z): azul $Z = 0.02Z_\odot$, verde $Z = 0.4Z_\odot$ y rojo $Z = Z_\odot$. *b)* lo mismo que en *a)* pero usando 10^6 años como límite inferior de edad para el brote.

Función inicial de masas Para estudiar cómo afecta el cambio de la IMF a las masas estelares, consideramos las IMF de Salpeter y de Scalo, ambas con límite inferior de masas $M_{min} = 0.1 M_\odot$ y límite superior $M_{max} = 125 M_\odot$. El cambio de M_{min} afecta en gran medida a la masa estelar. Debido a la forma de la IMF, un valor menor de M_{min} conlleva un mayor número de estrellas poco masivas, que no contribuyen apreciablemente a la luminosidad de la galaxia mientras que aumentan considerablemente su masa.

En la figura 7.8 se representan los valores de masa y edad de las componentes cuando todos los parámetros en la recuperación son los de la tabla 7.1, salvo la IMF que es, bien Salpeter (1955) en azul, bien Scalo (1986) en rojo. Se observa cómo los brotes son en media más masivos usando la IMF de Scalo en un factor: 2.60, 2.22, 1.84 para la galaxia modelo a $z = 0.5$, 0.8 y 1.1. Esto se debe a que la IMF de Salpeter tiene mayor número de estrellas de los tipos B0-B5, con masas entre 6.5 y $16 M_\odot$ y luminosidades entre 6000 y $16000 L_\odot$, que son las que dominan el flujo en las bandas azules para $10 < edad_b < 100$ Maños, ver figura 7.7. Sin embargo, las masas de las componentes subyacentes son similares y, debido a que esta domina la masa del sistema, la masa estelar total media solamente difiere en factores: 1.26, 1.21 y 1.18. La χ^2 media es prácticamente la misma para los dos casos, con valores 1.24 en el caso de usar la IMF de Salpeter y 1.27 con la IMF de Scalo para la galaxia modelo a $z = 0.5$.

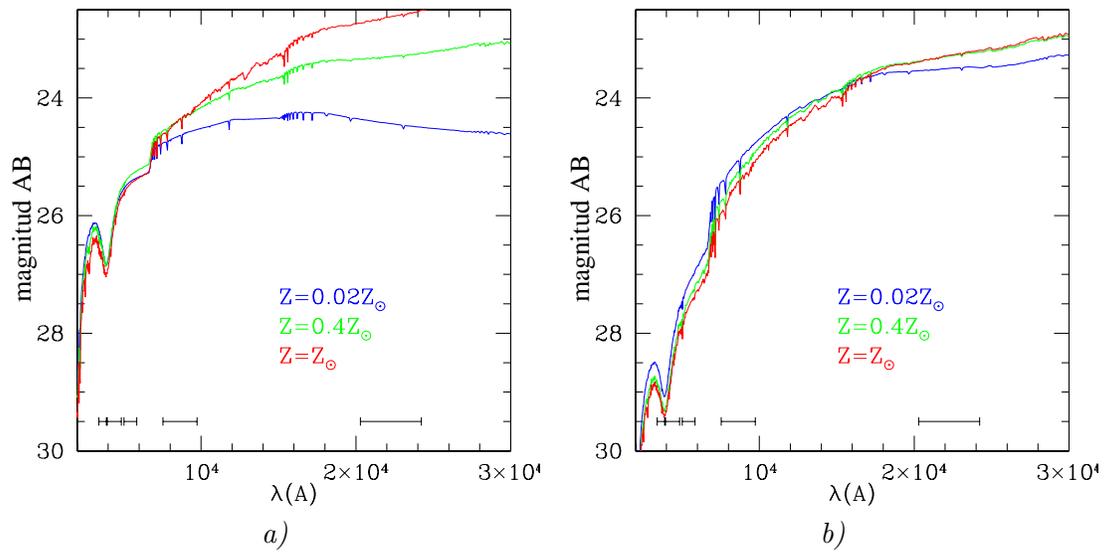


Figura 7.6: Espectros obtenidos para las componentes de la galaxia modelo a $z = 0.8$: a) brote y b) subyacente, variando la metalicidad. Los colores se corresponden: azul $Z = 0.02Z_{\odot}$, verde $Z = 0.4Z_{\odot}$ y rojo $Z = Z_{\odot}$. En la parte de abajo de las figuras se representa el FWHM de las bandas U, B, V, I y K.

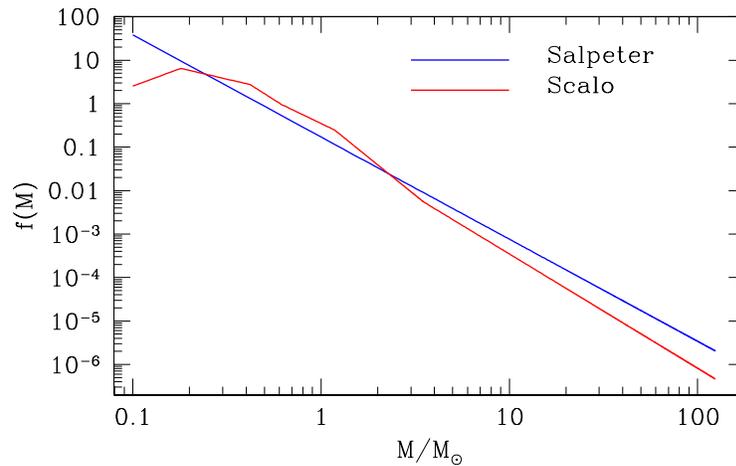


Figura 7.7: Funciones iniciales de masas usadas en el código de Bruzual & Charlot (1993).

Como conclusión podemos decir que un cambio en la forma de la IMF nos introduce una variación sustancial en la masa estelar del brote, pero no modifica ni la edad del brote ni los valores de masa y edad de la componente subyacente, de manera que a la masa estelar total, dominada por la masa de esta última, no le afecta apreciablemente el cambio en la IMF. Todo esto suponiendo que no modificamos los límites M_{min} y M_{max} .

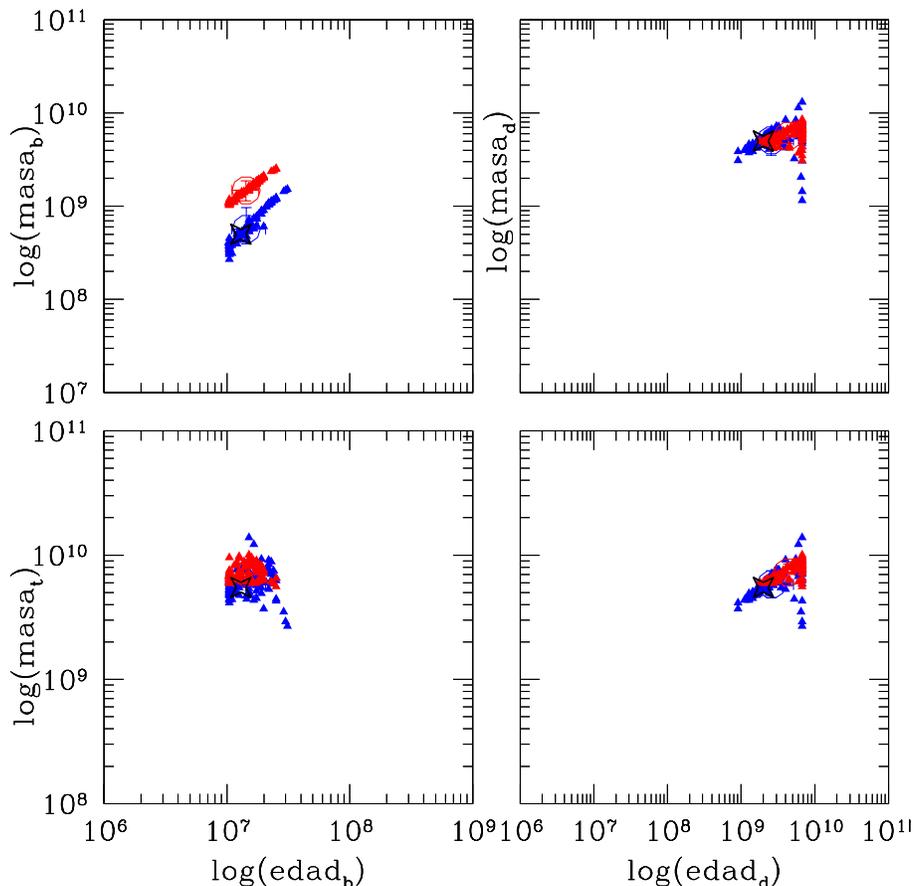


Figura 7.8: Como en la figura 7.1a pero variando la IMF: en azul Salpeter y en rojo Scalo. Para ambas los límites inferior y superior de masa son $M_{min} = 0.1 M_{\odot}$ y $M_{max} = 125 M_{\odot}$.

7.4.1. Mejora en la determinación de las masas estelares al aumentar el número de bandas

Para estudiar cómo mejora la determinación de las masas estelares al aumentar el número de bandas, hemos estimado las masas de las 100 realizaciones de la galaxia modelo a $z = 0.5$, $z = 0.8$ y $z = 1.1$, añadiendo a las bandas con las que contamos, *UBVIK*, primeramente la banda *J* y luego la banda *H*. Como puede verse en la figura 7.9 y en la tabla 7.7, los resultados obtenidos tras introducir más bandas, *J* y *H*, no mejoran sensiblemente con respecto a los obtenidos con el juego de bandas inicial (*UBVIK*). En Gil de Paz & Madore (2002) se representa el error en la relación masa luminosidad en la banda *K* en función de los otros parámetros (τ , $E(B-V)$, *edad* y *Z*), y se muestra que para galaxias a z intermedio $0.7 < z < 1.4$ no se produce una mejora sustancial al incorporar las bandas *J* y *H* al juego *UBVIK*. Sin embargo, hay que notar que al tener fotometría en más bandas, aunque en alguna de estas se produzca un valor poco probable, las otras bandas restringen la posible variación de la solución. Esto nos indica que en caso de trabajar con catálogos de objetos reales, en los que sólo contamos con una única realización de la fotometría de cada galaxia,

es interesante contar con el mayor número de bandas posible de manera que un error al estimar la magnitud de una galaxia en un filtro afecte en menor grado a la estimación de su masa estelar.

En la figura 7.10, donde se representan los espectros asociados a los mejores ajustes de 4 realizaciones de la galaxias modelo a $z = 0.8$, vemos cómo las diferencias entre los modelos empiezan a ser más prominentes en la parte del infrarrojo cercano y se hacen mucho mayores en el infrarrojo medio y lejano. Al aumentar el z de la galaxia, la información acerca de su espectro que nos proporciona un determinado juego de bandas se concentra cada vez más en la zona de visible y UV del espectro en reposo. Debido a la formación estelar intensa que tienen las LBCGs se enmascara la evidencia de generaciones anteriores de estrellas. Es debido a esto que, al tratar con galaxias a z intermedio ($0.4 < z < 1.2$), sea necesario contar con fotometría precisa en bandas de NIR. También se aprecia en la figura 7.10 la relevancia que tendrán para estos trabajos los datos que se obtendrán con Spitzer/IRAC en el rango de 3.6 a $8.0 \mu\text{m}$ y a longitudes de onda 24 , 70 y $160 \mu\text{m}$ con Spitzer/MIPS. Estos datos serán todavía de una mayor importancia para restringir las soluciones de las masas estelares de *Lyman Break Galaxies* a $z \sim 3$ donde la banda $K(2.2\mu\text{m})$ está observando la banda $V(5500\text{\AA})$ en reposo.

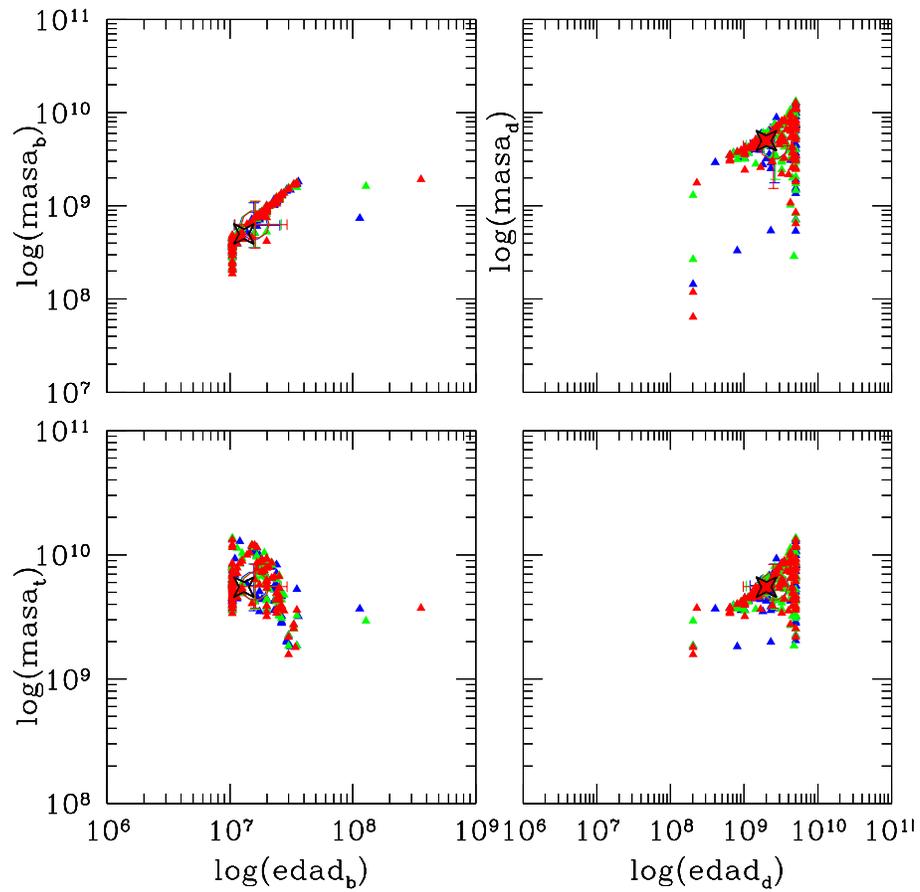


Figura 7.9: Como en la figura 7.1, para la galaxia a $z = 0.8$, pero ahora aumentando el número de bandas que se usan en la estimación de las masas estelares. Como modelo para la recuperación se usa el mismo de la tabla 7.1. Los colores se corresponden con los juegos de bandas: azul *UBVIK*, verde *UBVIJK* y rojo *UBVIJHK*.

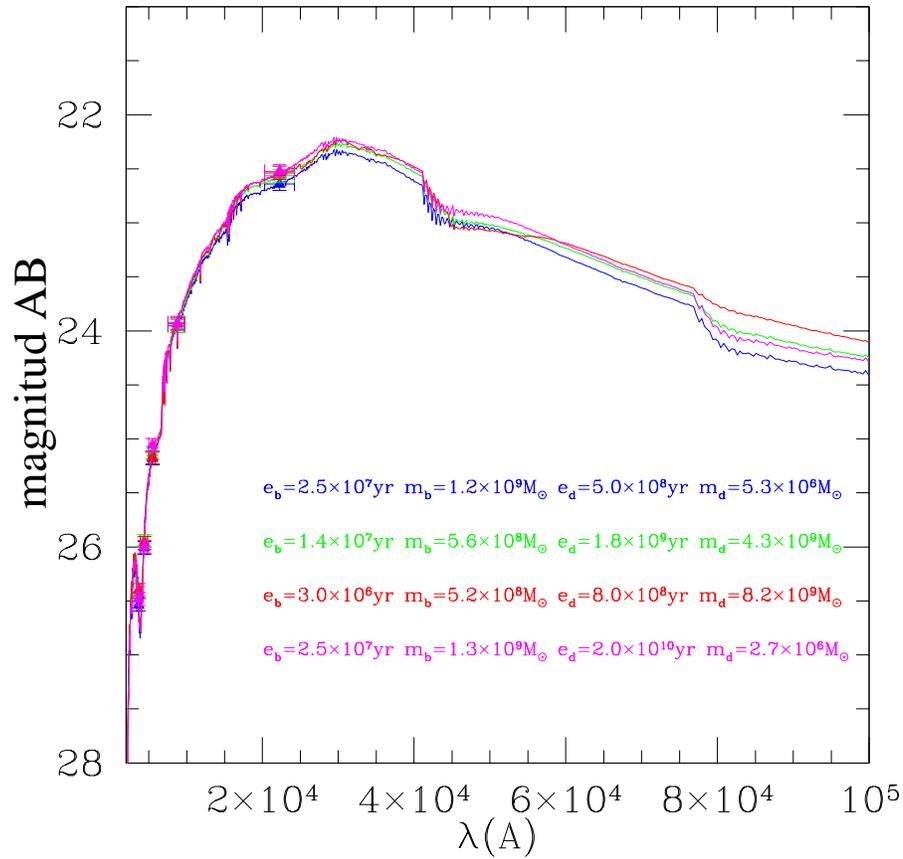


Figura 7.10: Espectros combinados que mejor ajustan a la fotometría en U, B, V, I y K de 4 realizaciones distintas de la galaxia modelo a $z = 0.8$. Se muestran las edades y masas que en cada caso se recuperan para las dos componentes. Las barras de error verticales son los errores fotométricos, y las horizontales se corresponden a la FWHM de cada filtro.

Tabla 7.2: Valores medios de χ^2 , $\log M_b^*$, $\log edad_b$, $\log M_s^*$, $\log edad_s$, $\log M_t^*$ obtenidos en la recuperación de la masa y edad de las componentes de las 100 simulaciones de la galaxia modelo situada a $z = 0.5$, $z = 0.8$ y $z = 1.1$. En la recuperación se utilizan los mismos valores que en la tabla 7.1, salvo el valor de A_V .

	χ^2	$\log M_b^*$	$\log e_b$	$\log M_s^*$	$\log e_s$	$\log M_t^*$
modelo		8.700	7.114	9.700	9.300	9.740
$z = 0.5$						
no ext	155.64 ^{21.21} _{25.17}	8.269 ^{0.087} _{0.289}	8.025 ^{0.081} _{0.272}	10.069 ^{0.030} _{0.019}	9.829 ^{0.000} _{0.000}	10.076 ^{0.026} _{0.018}
$A_V = 0.65$	50.17 ^{12.03} _{15.18}	8.717 ^{0.246} _{0.067}	7.810 ^{0.279} _{0.065}	10.137 ^{0.029} _{0.124}	9.829 ^{0.000} _{0.000}	10.155 ^{0.025} _{0.102}
$A_V = 1.25$	5.84 ^{3.32} _{5.14}	8.992 ^{0.051} _{0.074}	7.542 ^{0.052} _{0.072}	9.989 ^{0.040} _{0.043}	9.826 ^{0.003} _{0.071}	10.032 ^{0.033} _{0.037}
$A_V = 1.55$	1.24 ^{0.76} _{2.43}	8.756 ^{0.230} _{0.159}	7.158 ^{0.157} _{0.119}	9.709 ^{0.117} _{0.159}	9.410 ^{0.301} _{0.198}	9.763 ^{0.111} _{0.105}
$A_V = 1.85$	8.07 ^{4.02} _{5.44}	8.905 ^{0.016} _{0.034}	7.020 ^{0.000} _{0.000}	9.663 ^{0.178} _{0.199}	9.511 ^{0.224} _{0.310}	9.737 ^{0.156} _{0.168}
$A_V = 2.15$	35.00 ^{10.28} _{10.38}	0.000 ^{0.000} _{0.000}	0.000 ^{0.000} _{0.000}	9.196 ^{0.021} _{0.023}	7.606 ^{0.039} _{0.033}	9.196 ^{0.021} _{0.023}
$z = 0.8$						
no ext	78.41 ^{14.79} _{16.85}	7.863 ^{0.173} _{0.235}	8.123 ^{0.177} _{0.170}	9.998 ^{0.023} _{0.022}	9.699 ^{0.000} _{0.000}	10.001 ^{0.023} _{0.021}
$A_V = 0.65$	34.11 ^{9.23} _{11.53}	8.777 ^{0.173} _{0.276}	7.985 ^{0.151} _{0.245}	10.004 ^{0.084} _{0.072}	9.699 ^{0.000} _{0.000}	10.034 ^{0.068} _{0.057}
$A_V = 1.25$	6.04 ^{3.43} _{5.16}	8.978 ^{0.100} _{0.141}	7.562 ^{0.095} _{0.125}	9.917 ^{0.085} _{0.085}	9.697 ^{0.002} _{0.132}	9.968 ^{0.070} _{0.067}
$A_V = 1.55$	1.61 ^{1.05} _{3.15}	8.790 ^{0.244} _{0.237}	7.194 ^{0.212} _{0.159}	9.659 ^{0.218} _{0.410}	9.413 ^{0.246} _{0.333}	9.752 ^{0.173} _{0.203}
$A_V = 1.85$	7.22 ^{4.01} _{4.80}	8.922 ^{0.020} _{0.084}	7.020 ^{0.000} _{0.000}	9.614 ^{0.172} _{0.269}	9.417 ^{0.264} _{0.755}	9.699 ^{0.150} _{0.246}
$A_V = 2.25$	23.42 ^{8.45} _{8.22}	0.000 ^{0.000} _{0.000}	0.000 ^{0.000} _{0.000}	9.143 ^{0.041} _{0.039}	7.477 ^{0.062} _{0.070}	9.143 ^{0.041} _{0.039}
$z = 1.1$						
no ext	40.11 ^{11.51} _{11.66}	9.462 ^{0.000} _{0.000}	8.857 ^{0.000} _{0.000}	9.771 ^{0.023} _{0.021}	9.574 ^{0.000} _{0.000}	9.768 ^{0.024} _{0.052}
$A_V = 0.65$	9.91 ^{4.95} _{6.31}	8.346 ^{0.329} _{0.414}	7.733 ^{0.293} _{0.331}	9.963 ^{0.064} _{0.107}	9.571 ^{0.004} _{0.173}	9.980 ^{0.055} _{0.081}
$A_V = 1.25$	2.82 ^{1.85} _{3.18}	8.768 ^{0.286} _{0.568}	7.471 ^{0.319} _{0.272}	9.780 ^{0.171} _{0.261}	9.467 ^{0.104} _{0.463}	9.853 ^{0.137} _{0.122}
$A_V = 1.55$	2.00 ^{1.28} _{2.61}	8.809 ^{0.255} _{0.250}	7.327 ^{0.661} _{0.253}	9.631 ^{0.231} _{0.404}	9.263 ^{0.266} _{0.618}	9.728 ^{0.190} _{0.211}
$A_V = 1.85$	3.80 ^{2.24} _{4.84}	8.943 ^{0.065} _{0.028}	7.029 ^{0.103} _{0.009}	9.494 ^{0.220} _{0.269}	9.162 ^{0.395} _{1.110}	9.572 ^{0.199} _{0.250}
$A_V = 2.15$	7.50 ^{3.91} _{7.15}	0.000 ^{0.000} _{0.000}	0.000 ^{0.000} _{0.000}	9.093 ^{0.072} _{0.074}	7.381 ^{0.122} _{0.131}	9.093 ^{0.072} _{0.074}

Tabla 7.3: Igual que en la tabla 7.2 pero variando la ley de extinción.

	χ^2	$\log M_b^*$	$\log e_b$	$\log M_s^*$	$\log e_s$	$\log M_t^*$
modelo		8.700	7.114	9.700	9.300	9.740
$z = 0.5$						
cal	44.38 ^{10.39} _{13.23}	9.420 ^{0.043} _{0.070}	7.995 ^{0.112} _{0.162}	9.140 ^{0.723} _{0.526}	8.945 ^{0.882} _{0.638}	9.713 ^{0.272} _{0.196}
MW	3.77 ^{2.50} _{3.86}	8.705 ^{0.069} _{0.029}	7.034 ^{0.108} _{0.014}	9.890 ^{0.131} _{0.140}	9.567 ^{0.139} _{0.159}	9.919 ^{0.123} _{0.130}
SMC	5.62 ^{3.38} _{4.54}	8.774 ^{0.016} _{0.024}	7.022 ^{0.089} _{0.002}	9.757 ^{0.143} _{0.180}	9.594 ^{0.163} _{0.221}	9.802 ^{0.131} _{0.160}
LMC	1.24 ^{0.76} _{2.43}	8.756 ^{0.230} _{0.159}	7.158 ^{0.157} _{0.119}	9.709 ^{0.117} _{0.159}	9.410 ^{0.301} _{0.198}	9.763 ^{0.111} _{0.105}
$z = 0.8$						
cal	31.77 ^{7.91} _{10.94}	9.431 ^{0.093} _{0.127}	7.990 ^{0.107} _{0.140}	9.043 ^{0.804} _{1.083}	9.094 ^{0.605} _{0.788}	9.781 ^{0.204} _{0.243}
MW	2.08 ^{1.45} _{3.18}	8.843 ^{0.167} _{0.175}	7.179 ^{0.200} _{0.137}	9.754 ^{0.194} _{0.476}	9.555 ^{0.135} _{0.434}	9.835 ^{0.159} _{0.228}
SMC	42.10 ^{9.13} _{9.14}	8.809 ^{0.015} _{0.016}	7.020 ^{0.000} _{0.000}	9.801 ^{0.075} _{0.092}	9.694 ^{0.005} _{0.487}	9.844 ^{0.068} _{0.082}
LMC	1.61 ^{1.05} _{3.15}	8.790 ^{0.244} _{0.237}	7.194 ^{0.212} _{0.159}	9.659 ^{0.218} _{0.410}	9.413 ^{0.246} _{0.333}	9.752 ^{0.173} _{0.203}
$z = 1.1$						
cal	19.78 ^{8.32} _{9.38}	9.017 ^{0.281} _{0.419}	7.686 ^{0.387} _{0.262}	9.741 ^{0.193} _{0.417}	9.317 ^{0.191} _{0.461}	9.875 ^{0.134} _{0.128}
MW	3.01 ^{1.87} _{3.36}	8.763 ^{0.208} _{0.105}	7.171 ^{0.593} _{0.147}	9.762 ^{0.152} _{0.278}	9.417 ^{0.150} _{0.659}	9.807 ^{0.137} _{0.237}
SMC	73.48 ^{7.04} _{8.78}	8.842 ^{0.029} _{0.030}	7.020 ^{0.000} _{0.000}	9.730 ^{0.127} _{0.212}	9.519 ^{0.055} _{1.789}	9.781 ^{0.115} _{0.214}
LMC	2.00 ^{1.28} _{2.61}	8.809 ^{0.255} _{0.250}	7.327 ^{0.661} _{0.253}	9.631 ^{0.231} _{0.404}	9.263 ^{0.266} _{0.618}	9.728 ^{0.190} _{0.211}

Tabla 7.4: Como en la tabla 7.2 variando la SFH.

	χ^2	$\log M_b^*$	$\log e_b$	$\log M_s^*$	$\log e_s$	$\log M_t^*$
modelo		8.700	7.114	9.700	9.300	9.740
$z = 0.5$						
$\tau = 0.5$	$1.22_{2.42}^{0.75}$	$8.779_{0.155}^{0.215}$	$7.161_{0.119}^{0.165}$	$9.694_{0.173}^{0.122}$	$9.321_{0.199}^{0.362}$	$9.752_{0.108}^{0.125}$
$\tau = 1.0$	$1.24_{2.43}^{0.76}$	$8.756_{0.159}^{0.230}$	$7.158_{0.119}^{0.157}$	$9.709_{0.159}^{0.117}$	$9.410_{0.198}^{0.301}$	$9.763_{0.105}^{0.111}$
$\tau = 3.0$	$1.29_{2.36}^{0.79}$	$8.727_{0.160}^{0.237}$	$7.153_{0.114}^{0.158}$	$9.726_{0.194}^{0.122}$	$9.531_{0.225}^{0.232}$	$9.779_{0.124}^{0.107}$
$\tau = 7.0$	$1.34_{2.48}^{0.81}$	$8.706_{0.150}^{0.231}$	$7.146_{0.108}^{0.155}$	$9.733_{0.213}^{0.123}$	$9.591_{0.252}^{0.193}$	$9.785_{0.130}^{0.108}$
$z = 0.8$						
$\tau = 0.5$	$1.61_{3.19}^{1.04}$	$8.806_{0.218}^{0.237}$	$7.194_{0.160}^{0.212}$	$9.659_{0.393}^{0.219}$	$9.340_{0.320}^{0.299}$	$9.750_{0.192}^{0.185}$
$\tau = 1.0$	$1.61_{3.15}^{1.05}$	$8.790_{0.237}^{0.244}$	$7.194_{0.159}^{0.212}$	$9.659_{0.410}^{0.218}$	$9.413_{0.333}^{0.246}$	$9.752_{0.203}^{0.173}$
$\tau = 3.0$	$1.72_{3.28}^{1.09}$	$8.744_{0.219}^{0.268}$	$7.179_{0.144}^{0.223}$	$9.654_{0.436}^{0.206}$	$9.494_{0.400}^{0.181}$	$9.746_{0.209}^{0.154}$
$\tau = 7.0$	$1.82_{3.33}^{1.14}$	$8.726_{0.219}^{0.280}$	$7.186_{0.153}^{0.315}$	$9.641_{0.440}^{0.198}$	$9.520_{0.478}^{0.162}$	$9.736_{0.207}^{0.140}$
$z = 1.1$						
$\tau = 0.5$	$1.97_{2.58}^{1.28}$	$8.812_{0.230}^{0.239}$	$7.316_{0.251}^{0.586}$	$9.629_{0.474}^{0.242}$	$9.218_{0.515}^{0.297}$	$9.735_{0.209}^{0.210}$
$\tau = 1.0$	$2.00_{2.61}^{1.28}$	$8.809_{0.250}^{0.255}$	$7.327_{0.253}^{0.661}$	$9.631_{0.404}^{0.231}$	$9.263_{0.618}^{0.266}$	$9.728_{0.211}^{0.190}$
$\tau = 3.0$	$2.14_{2.71}^{1.37}$	$8.771_{0.237}^{0.308}$	$7.326_{0.259}^{0.721}$	$9.603_{0.441}^{0.212}$	$9.308_{0.724}^{0.243}$	$9.707_{0.221}^{0.155}$
$\tau = 7.0$	$2.22_{2.76}^{1.43}$	$8.742_{0.225}^{0.341}$	$7.315_{0.257}^{0.718}$	$9.602_{0.415}^{0.195}$	$9.323_{0.737}^{0.237}$	$9.693_{0.218}^{0.145}$

Tabla 7.5: Como en la tabla 7.2 variando la metalicidad (Z).

	χ^2	$\log M_b^*$	$\log e_b$	$\log M_s^*$	$\log e_s$	$\log M_t^*$
modelo		8.700	7.114	9.700	9.300	9.740
$z = 0.5$						
$Z = 0.02Z_\odot$	$22.06_{9.57}^{8.11}$	$8.656_{0.008}^{0.009}$	$7.020_{0.000}^{0.020}$	$10.370_{0.013}^{0.011}$	$9.829_{0.000}^{0.000}$	$10.378_{0.013}^{0.011}$
$Z = 0.4Z_\odot$	$1.24_{2.43}^{0.76}$	$8.756_{0.159}^{0.230}$	$7.158_{0.119}^{0.157}$	$9.709_{0.159}^{0.117}$	$9.410_{0.198}^{0.301}$	$9.763_{0.105}^{0.111}$
$Z = Z_\odot$	$3.46_{3.71}^{2.07}$	$8.493_{0.497}^{0.603}$	$7.723_{0.622}^{0.785}$	$9.332_{0.098}^{0.073}$	$8.439_{0.129}^{0.091}$	$9.443_{0.054}^{0.051}$
$z = 0.8$						
$Z = 0.02Z_\odot$	$4.73_{4.70}^{2.74}$	$8.670_{0.047}^{0.161}$	$7.061_{0.039}^{0.163}$	$10.235_{0.073}^{0.036}$	$9.690_{0.144}^{0.009}$	$10.247_{0.066}^{0.034}$
$Z = 0.4Z_\odot$	$1.61_{3.15}^{1.05}$	$8.790_{0.237}^{0.244}$	$7.194_{0.159}^{0.212}$	$9.659_{0.410}^{0.218}$	$9.413_{0.333}^{0.246}$	$9.752_{0.203}^{0.173}$
$Z = Z_\odot$	$1.68_{2.84}^{1.13}$	$8.621_{0.449}^{0.408}$	$7.447_{0.349}^{0.604}$	$9.183_{0.382}^{0.170}$	$8.463_{0.132}^{0.157}$	$9.367_{0.096}^{0.089}$
$z = 1.1$						
$Z = 0.02Z_\odot$	$2.84_{3.16}^{1.77}$	$8.690_{0.139}^{0.249}$	$7.139_{0.109}^{0.276}$	$10.061_{0.236}^{0.086}$	$9.524_{0.535}^{0.049}$	$10.087_{0.168}^{0.076}$
$Z = 0.4Z_\odot$	$2.00_{2.61}^{1.28}$	$8.809_{0.250}^{0.255}$	$7.327_{0.253}^{0.661}$	$9.631_{0.404}^{0.231}$	$9.263_{0.618}^{0.266}$	$9.728_{0.211}^{0.190}$
$Z = Z_\odot$	$2.21_{3.06}^{1.43}$	$8.723_{0.383}^{0.342}$	$7.438_{0.348}^{0.674}$	$9.120_{0.554}^{0.232}$	$8.542_{0.203}^{0.425}$	$9.349_{0.144}^{0.144}$

Tabla 7.6: Como en la tabla 7.2 variando la IMF.

	χ^2	$\log M_b^*$	$\log e_b$	$\log M_s^*$	$\log e_s$	$\log M_t^*$
modelo		8.700	7.114	9.700	9.300	9.740
$z = 0.5$						
sp	$1.24_{2.43}^{0.76}$	$8.756_{0.159}^{0.230}$	$7.158_{0.119}^{0.157}$	$9.709_{0.159}^{0.117}$	$9.410_{0.198}^{0.301}$	$9.763_{0.105}^{0.111}$
sc	$1.27_{2.20}^{0.81}$	$9.171_{0.111}^{0.102}$	$7.156_{0.114}^{0.103}$	$9.757_{0.084}^{0.079}$	$9.641_{0.194}^{0.165}$	$9.862_{0.056}^{0.068}$
$z = 0.8$						
sp	$1.61_{3.15}^{1.05}$	$8.790_{0.237}^{0.244}$	$7.194_{0.159}^{0.212}$	$9.659_{0.410}^{0.218}$	$9.413_{0.333}^{0.246}$	$9.752_{0.203}^{0.173}$
sc	$1.74_{3.29}^{1.09}$	$9.137_{0.107}^{0.150}$	$7.127_{0.096}^{0.145}$	$9.720_{0.208}^{0.103}$	$9.542_{0.238}^{0.135}$	$9.835_{0.085}^{0.073}$
$z = 1.1$						
sp	$2.00_{2.61}^{1.28}$	$8.809_{0.250}^{0.255}$	$7.327_{0.253}^{0.661}$	$9.631_{0.404}^{0.231}$	$9.263_{0.618}^{0.266}$	$9.728_{0.211}^{0.190}$
sc	$2.11_{2.74}^{1.34}$	$9.074_{0.204}^{0.166}$	$7.104_{0.077}^{0.156}$	$9.690_{0.170}^{0.123}$	$9.390_{0.439}^{0.167}$	$9.799_{0.089}^{0.093}$

Tabla 7.7: Resultados del análisis de las masas estelares al aumentar el número de filtros. Los parámetros que se usan en la recuperación son los de la galaxia modelo.

	χ^2	$\log M_b^*$	$\log e_b$	$\log M_s^*$	$\log e_s$	$\log M_t^*$
modelo		8.700	7.114	9.700	9.300	9.740
$z = 0.5$						
<i>UBVIK</i>	$1.24_{2.43}^{0.76}$	$8.756_{0.159}^{0.230}$	$7.158_{0.119}^{0.157}$	$9.709_{0.159}^{0.117}$	$9.410_{0.198}^{0.301}$	$9.763_{0.105}^{0.111}$
<i>UBVIJK</i>	$1.06_{1.41}^{0.60}$	$8.767_{0.167}^{0.229}$	$7.165_{0.121}^{0.167}$	$9.695_{0.190}^{0.124}$	$9.405_{0.193}^{0.266}$	$9.755_{0.113}^{0.120}$
<i>UBVIJHK</i>	$1.01_{0.93}^{0.56}$	$8.768_{0.163}^{0.233}$	$7.165_{0.117}^{0.174}$	$9.693_{0.180}^{0.125}$	$9.398_{0.181}^{0.267}$	$9.753_{0.109}^{0.118}$
$z = 0.8$						
<i>UBVIK</i>	$1.61_{3.15}^{1.05}$	$8.790_{0.237}^{0.244}$	$7.194_{0.159}^{0.212}$	$9.659_{0.410}^{0.218}$	$9.413_{0.333}^{0.246}$	$9.752_{0.203}^{0.173}$
<i>UBVIJK</i>	$1.30_{1.78}^{0.78}$	$8.803_{0.247}^{0.249}$	$7.202_{0.166}^{0.215}$	$9.653_{0.369}^{0.217}$	$9.423_{0.392}^{0.219}$	$9.746_{0.183}^{0.178}$
<i>UBVIJHK</i>	$1.22_{1.42}^{0.66}$	$8.800_{0.252}^{0.248}$	$7.207_{0.166}^{0.257}$	$9.645_{0.459}^{0.208}$	$9.399_{0.410}^{0.241}$	$9.745_{0.175}^{0.178}$
$z = 1.1$						
<i>UBVIK</i>	$2.00_{2.61}^{1.28}$	$8.809_{0.250}^{0.255}$	$7.327_{0.253}^{0.661}$	$9.631_{0.404}^{0.231}$	$9.263_{0.618}^{0.266}$	$9.728_{0.211}^{0.190}$
<i>UBVIJK</i>	$1.44_{1.34}^{0.79}$	$8.790_{0.210}^{0.265}$	$7.303_{0.230}^{0.696}$	$9.620_{0.376}^{0.238}$	$9.237_{0.558}^{0.276}$	$9.720_{0.199}^{0.200}$
<i>UBVIJHK</i>	$1.29_{1.03}^{0.66}$	$8.777_{0.209}^{0.285}$	$7.290_{0.227}^{0.645}$	$9.613_{0.394}^{0.214}$	$9.218_{0.540}^{0.289}$	$9.711_{0.195}^{0.180}$

7.5. Simulaciones variando todos los parámetros

En la sección anterior hemos estudiado el comportamiento de la recuperación de las masas estelares y las edades de las componentes al variar cada uno de los parámetros iniciales del modelo, dados en la tabla 7.1. En esta sección vamos a ver cuán bien se puede recuperar el modelo con el que se simularon las galaxias, y sobre todo su masa estelar, cuando varían todos los parámetros. También estudiaremos la correlación existente entre los diferentes parámetros de los modelos. Para hacer esto, primeramente, creamos un catálogo de distintas realizaciones de la galaxia modelo puesta a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 . En cada desplazamiento al rojo hacemos 100 realizaciones de la galaxia considerando los errores fotométricos dados en la tabla 7.8. Estos errores los obtuvimos a partir de simulaciones que cuentan con el ruido fotónico producido por la fuente y el fondo de cielo.

Tabla 7.8: Errores fotométricos considerados para la galaxia modelo puesta a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 .

z	ΔU	ΔB	ΔV	ΔI	ΔK
0.5	0.05	0.02	0.02	0.01	0.04
0.8	0.20	0.10	0.08	0.04	0.12
1.1	0.29	0.29	0.24	0.10	0.24

Sobre este catálogo ejecutamos el programa de determinación de masas estelares variando los parámetros del modelo con el que recuperamos la edad y masa de las componentes. En la recuperación usamos los 696 modelos dados por todas las combinaciones posibles de los valores de los parámetros indicados en la tabla 7.9. Al ejecutar el programa establecemos un límite máximo en la edad de las poblaciones estelares dado por la edad que tendría, al z de cada caso, una galaxia que se formó a $z_{form} = 4$. Para la componente subyacente consideramos 0.2 Gaños como límite inferior de edad.

Tabla 7.9: Rango de variación de los parámetros de los modelos usados en la recuperación de la masa estelar.

Propiedad	Valores
IMF	Salpeter (1955), Scalo (1986)
A_V	0.35,0.65,0.95,1.25,1.55,1.85,2.15
Ley de extinción	sin extinción,MW,LMC,SMC,Calzetti et al. (2000)
Metalicidad	$0.02Z_{\odot}, 0.4Z_{\odot}, Z_{\odot}$
SFR (pob. subyacente) (τ)	0.5,1.0,3.0,7.0 Gaños
SFR (brote)	Instantánea

En el análisis de los resultados procedemos de la siguiente manera: Para cada una de las galaxias modelo, a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 , tenemos las 100 realizaciones obtenidas de aplicar los errores fotométricos de la tabla 7.8 a las magnitudes calculadas sintéticamente. Así tenemos 100 soluciones distintas para cada combinación de parámetros que usamos en la recuperación de la masa estelar. Para cada una de esas 696 combinaciones de parámetros

obtenemos un valor medio y una dispersión para los valores de χ^2 , $\log(edad_b)$, $\log(m_b)$, $\log(edad_s)$, $\log(m_s)$ y $\log(m_t)$ obtenidos de las 100 soluciones. Al hacer el cálculo de la media y de la desviación estándar no contamos con los 10 valores que producen una mayor χ^2 ni con los 10 que dan una menor χ^2 , de esta manera evitamos posibles soluciones con ajustes demasiado malos o buenos que podrían hacer variar sustancialmente los valores de las masas y sobre todo las edades de las componentes. En la figura 7.11 mostramos la χ^2 del ajuste frente a cada uno de los parámetros, con esto vemos qué parámetros quedan descartados pues usándolos aumenta la χ^2 independientemente del valor que tomen los demás.

En la figura 7.11 vemos, por ejemplo, que los modelos con menor χ^2 tienen $A_V = 1.55$. La ley de extinción de la LMC produce los mejores ajustes. Sin embargo, cuando no se aplica extinción o se usa la ley de Calzetti et al. (2000) la χ^2 es mucho mayor. En cuanto a la IMF se obtienen ajustes buenos, tanto con Salpeter, como con Scalo, lo mismo ocurre con la escala de tiempos de formación estelar de la población subyacente. Para la metalicidad vemos que los mejores ajustes se obtienen con la metalicidad usada para crear la galaxia modelo $Z = 0.4 Z_\odot$ o superior ($Z = Z_\odot$). En el último panel tenemos representada χ^2 frente a la masa estelar, se observa que esta, con los mejores modelos, se encuentra dentro de un factor 2 del valor simulado 5.5×10^9 y que la mayoría de modelos tienden a sobrestimarla.

Para ver cómo se recupera la masa estelar, en la figura 7.12 se representa la masa estelar frente a cada uno de los parámetros del modelo. Los distintos colores en esta figura representan valores de la χ^2 cada vez menores: negro para $\chi^2 < 5.41$, azul para $\chi^2 < 3.84$, verde para $\chi^2 < 2.71$ y rojo para $\chi^2 < 1.64$, que se corresponden con niveles de confianza del 2%, 5%, 10%, y 20% para la distribución χ^2 . Fijándonos en los modelos que dan menor χ^2 , vemos que los valores de τ y de la IMF tienen poca influencia en el valor de la masa estelar. Sin embargo, sí que se observa una disminución en la masa estelar al aumentar la metalicidad. En lo que concierne a la extinción, de las figuras se deduce que la ley de extinción se determina muy bien en base a los ajustes y que considerando solamente los puntos con $\chi^2 < 1.64$ la masa aumenta al aumentar el valor de A_V , aunque esta tendencia cambia al considerar peores ajustes.

Para medir exactamente la influencia que tiene cada parámetro en la masa estelar recuperada consideramos los coeficientes de correlación de Pearson calculados para los 50 modelos con menor χ^2 . Para $z = 0.8$ y 1.1 estos valores son muy similares a los obtenidos si se toman los modelos con $\chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$. En el caso de $z = 0.5$ hay sólo 16 de los 696 modelos que satisfacen $\chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$ y por tanto los valores de los coeficientes de correlación obtenidos con estos no son muy realistas debido a la poca variación que se da entre los parámetros.

Los valores de los coeficientes de correlación para la galaxia a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 se presentan en la tabla 7.10. En esta tabla vemos que la IMF y la ley de extinción tienen poca influencia en la masa estelar, aunque la IMF sí influye a través del límite inferior de masas que aquí consideramos constante. La metalicidad es la que más va a afectar la determinación de las masas estelares debido a la fuerte correlación entre estos parámetros, igualmente, la cantidad de extinción, A_V , también afecta a las masas estelares, especialmente en los z más altos, produciendo que la masa estelar aumente al disminuir la extinción, esto también lo observábamos en la tabla 7.2.

Los valores de la escala de tiempos de formación estelar de la población subyacente,

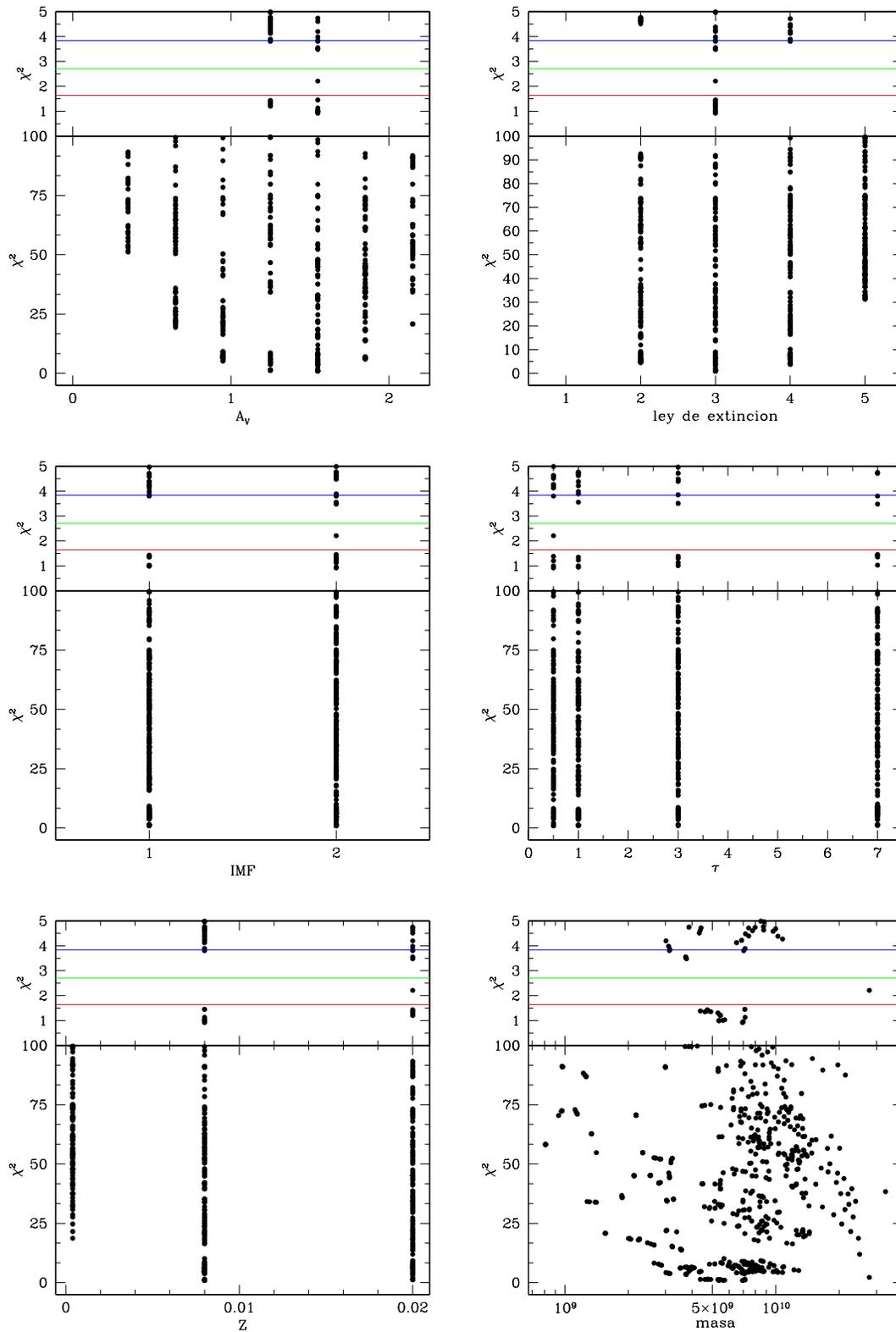


Figura 7.11: Gráficas de χ^2 frente a cada uno de los parámetros: A_V , ley de extinción (1=sin extinción, 2=MW, 3=LMC, 4=SMC, 5=Calzetti), IMF (1=Salpeter, 2=Scalo), τ , Z y masa estelar. En la parte superior de cada figura se representan aquellos valores que dan una mejor χ^2 las líneas continuas son para los que la probabilidad que una distribución de χ^2 supere el valor es del 5% (azul), 10% (verde) y 20% (rojo).

Tabla 7.10: Coeficientes de correlación de Pearson entre la masa estelar recuperada y cada uno de los otros parámetros. Se consideran los 50 modelos con menor χ^2 .

z	$\rho_{\log M^*, Z}$	$\rho_{\log M^*, SFR}$	$\rho_{\log M^*, IMF}$	$\rho_{\log M^*, AV}$	$\rho_{\log M^*, LE}$
0.5	-0.54	-0.31	0.03	-0.26	-0.03
0.8	-0.46	-0.25	0.34	-0.28	0.16
1.1	-0.62	-0.35	0.15	-0.41	0.09

τ , no cambian significativamente la masa estelar. La aparente correlación entre τ y la masa estelar disminuye considerablemente a z bajo cuando se consideran los modelos que presentan mejores ajustes, por ejemplo considerando sólo los modelos con $\chi^2 \leq \chi^2_{min} + 1$, los coeficientes de correlación valen: 0.03, -0.23 y -0.28 respectivamente para la galaxia a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 . La correlación $\tau - M^*$ a z mayores, se debe a que el límite superior para la edad de la galaxia es cada vez menor. Debido a esto, la tendencia a recuperar edades mayores de la población subyacente para valores mayores de τ ($\rho_{\tau, \log(edad_s)} = 0.45$ a $z = 0.5$, cuando tomamos los modelos tales que $\chi^2 \leq \chi^2_{min} + 1$), no se da para las galaxias a $z = 0.8$ y 1.1 ($\rho_{\tau, \log(edad_s)} = -0.01$ y -0.06), ya que las edades máximas de las componentes subyacentes son 5.12 y 3.86 Gaños y no se consideran modelos con una población más vieja que darían una mejor χ^2 para valores más altos de τ . Véase la figura 7.13 donde se muestran las χ^2 del ajuste frente a la edad recuperada para la componente subyacente, en los gráficos de arriba cuando se considera el límite en edad, y en los de abajo sin considerar el límite en edad.

En cuanto a la influencia que tienen entre sí los otros parámetros a continuación presentamos las tablas de coeficientes de correlación 7.11, 7.12 y 7.13.

Tabla 7.11: Matriz de correlación entre los distintos parámetros que se usan en la recuperación de la masa estelar para la galaxia puesta a $z = 0.5$. Se consideran los 50 modelos con menor χ^2 .

	IMF	τ	LE	A_V	$\log(edad_b)$	$\log(edad_s)$	$\log M^*$
Z	0.122	0.195	-0.097	-0.076	0.464	-0.706	-0.543
IMF		-0.018	-0.129	0.038	-0.409	0.021	0.028
τ			0.126	0.099	0.037	-0.105	-0.315
LE				-0.106	0.100	0.022	-0.029
A_V					-0.089	-0.491	-0.261
$\log(edad_b)$						-0.398	-0.389
$\log(edad_s)$							0.608

De las tablas 7.11, 7.12 y 7.13 podemos destacar los siguientes aspectos: Hay una fuerte correlación entre la edad de la componente joven y la cantidad de extinción, en el sentido de que se obtienen edades más jóvenes cuanto mayor es la extinción. Esto es más evidente cuanto mayor es z ya que las bandas U y B captan más la radiación del UV en reposo que está más afectada por la extinción, véase la figura 7.2. También hay cierta correlación en este sentido entre la edad de la población subyacente y A_V . Se recuperan edades de la

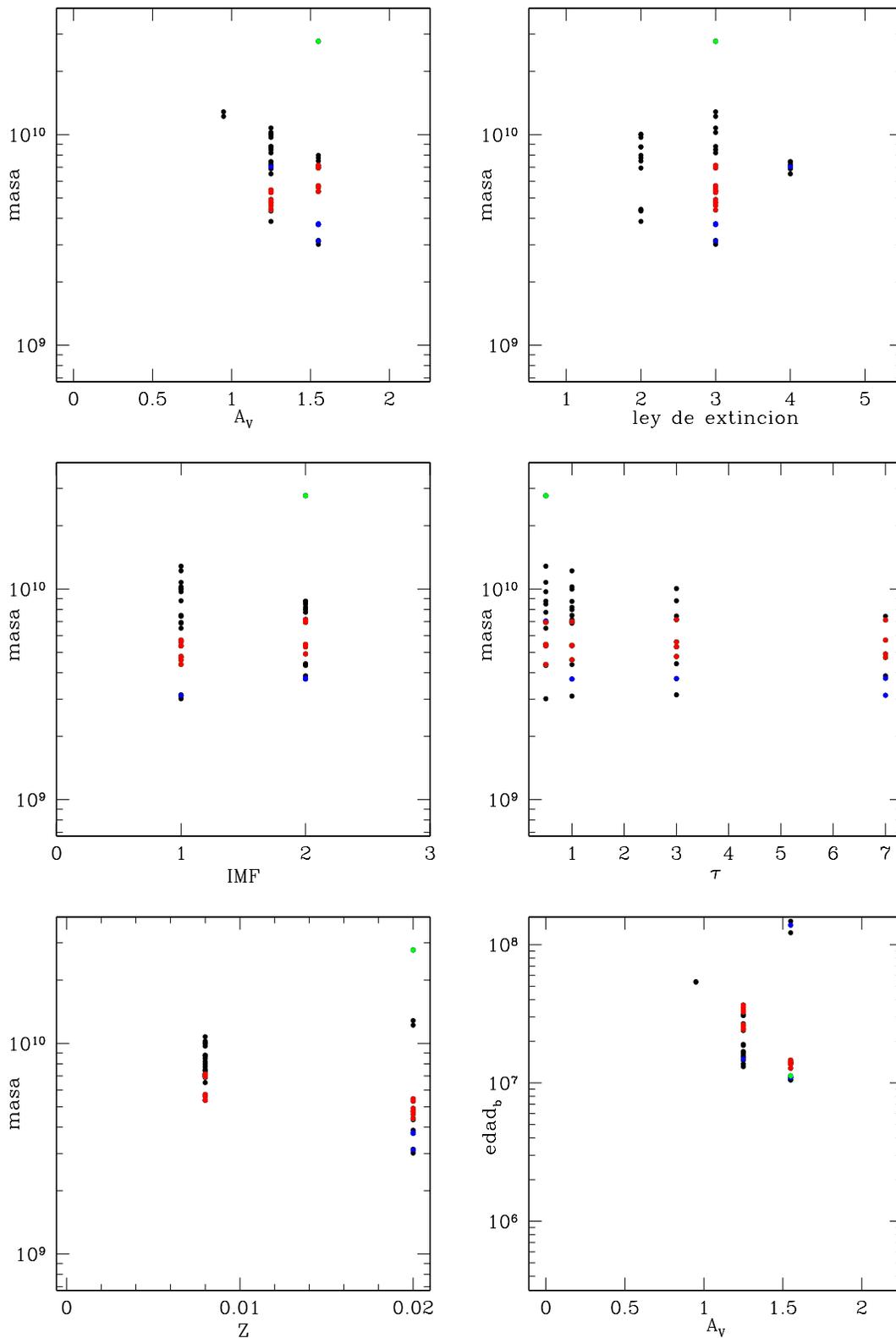


Figura 7.12: Masa estelar recuperada con los 600 modelos frente a cada uno de los parámetros: A_V , ley de extinción (1=sin extinción, 2=MW, 3=LMC, 4=SMC, 5=Calzetti), IMF (1=Salpeter, 2=Scalo), τ y metalicidad. En el último panel se presenta la edad del brote frente al valor de A_V . Los colores se corresponden con valores cada vez menores de la χ^2 : negro para $\chi^2 < 5.41$, azul para $\chi^2 < 3.84$, verde para $\chi^2 < 2.71$ y rojo para $\chi^2 < 1.64$.

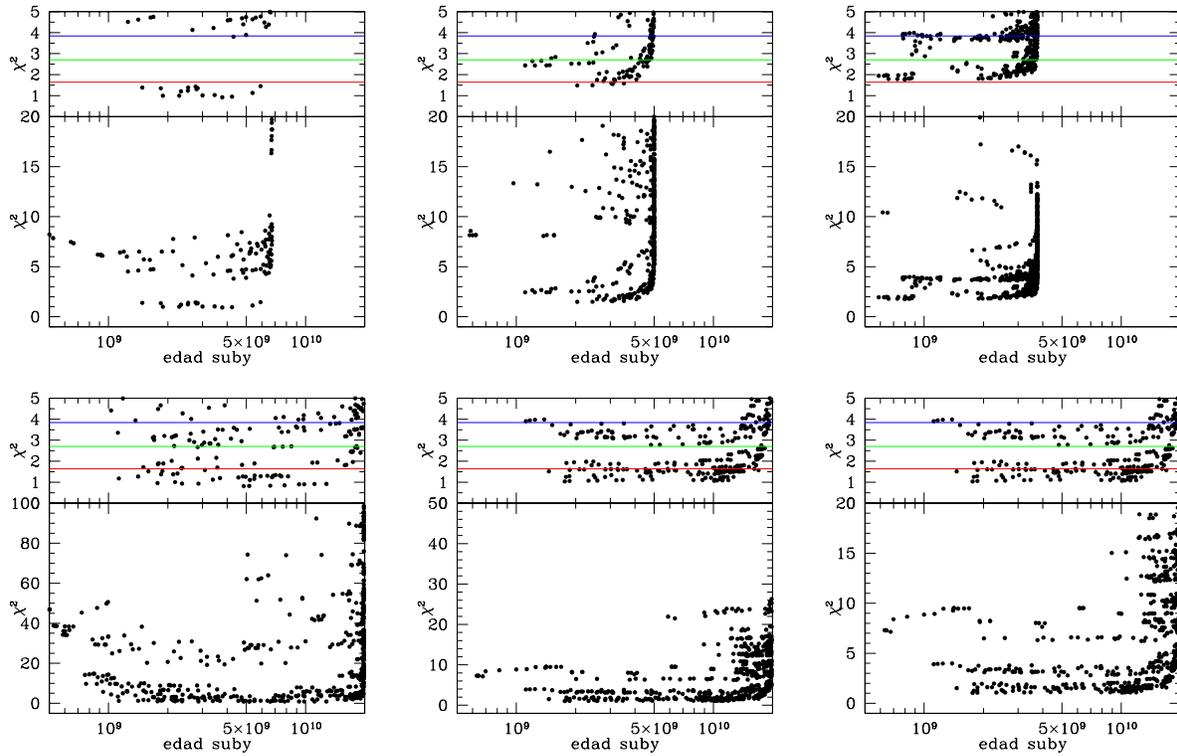


Figura 7.13: χ^2 del ajuste frente a la edad recuperada para la componente subyacente para la galaxia situada a $z = 0.5$ (izquierda), $z = 0.8$ (centro) y $z = 1.1$ (derecha). En los gráficos de arriba se considera el límite superior en edad impuesto por el desplazamiento al rojo de formación $z_{form} = 4$, y en los de abajo no se considera este límite. En la parte superior de cada figura se representan aquellos valores que dan una mejor χ^2 , las líneas continuas son los valores para una distribución χ^2 supera con una probabilidad del 5% (azul), 10% (verde) y 20% (rojo).

Tabla 7.12: Matriz de correlación entre los distintos parámetros que se usan en la recuperación de la masa estelar para la galaxia puesta a $z = 0.8$. Se consideran los 50 modelos con menor χ^2 .

	IMF	τ	LE	A_V	$\log(edad_b)$	$\log(edad_s)$	$\log M^*$
Z	0.036	0.066	-0.042	-0.438	0.573	-0.542	-0.464
IMF		-0.005	0.029	-0.016	-0.506	0.055	0.343
τ			0.202	0.079	0.019	-0.082	-0.251
LE				-0.106	0.290	0.178	0.164
A_V					-0.628	-0.505	-0.282
$\log(edad_b)$						0.014	-0.259
$\log(edad_s)$							0.741

Tabla 7.13: Matriz de correlación entre los distintos parámetros que se usan en la recuperación de la masa estelar para la galaxia puesta a $z = 1.1$. Se consideran los 50 modelos con menor χ^2 .

	IMF	τ	LE	A_V	$\log(edad_b)$	$\log(edad_s)$	$\log M^*$
Z	0.038	0.202	-0.216	-0.238	0.448	-0.503	-0.617
IMF		-0.027	0.010	-0.058	-0.446	0.038	0.150
τ			0.047	0.073	-0.004	-0.134	-0.354
LE				0.200	0.033	-0.113	0.093
A_V					-0.730	-0.554	-0.414
$\log(edad_b)$						0.215	0.032
$\log(edad_s)$							0.815

población subyacente menores cuando Z es más alta y sucede lo contrario con la edad del brote, esto es se tienden a recuperar edades mayores al aumentar la metalicidad. La función inicial de masas de Scalo lleva a obtener edades menores para la componente estelar más joven.

En la figura 7.14 se representan la masa estelar y la edad de la población joven, para las soluciones con $\chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$. Se representan las curvas de los cuartiles de probabilidad aproximados mediante elipses. Los valores de la masa estelar se recuperan bien, la media de la masa estelar para los modelos con $\chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$ es: $\log M^* = 9.74, 9.67$ y 9.75 con $rms = 0.07, 0.18$ y 0.24 , para $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 . Vemos como la dispersión en la masa aumenta con el desplazamiento al rojo y también como, al ser los errores en la fotometría mayores, se obtienen muchos más modelos satisfaciendo $\chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$ (χ_{min}^2 es 0.92, 1.42 y 1.76 respectivamente a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1). En la figura 7.14 hemos representado con color azul los ajustes con edad de la componente subyacente $< 3 \times 10^9$ años, con lo que comprobamos que los modelos con componente subyacente más vieja aumentan la masa estelar. Como se aprecia en las figuras 7.13 hay una gran dispersión en la edad de la componente subyacente aun en los modelos con menor χ^2 y se tienden a recuperar edades mayores. En estas gráficas vemos que incluso se recuperan muchos objetos con edades correspondientes al límite de edad en cada desplazamiento al rojo, aunque estos dan peores ajustes.

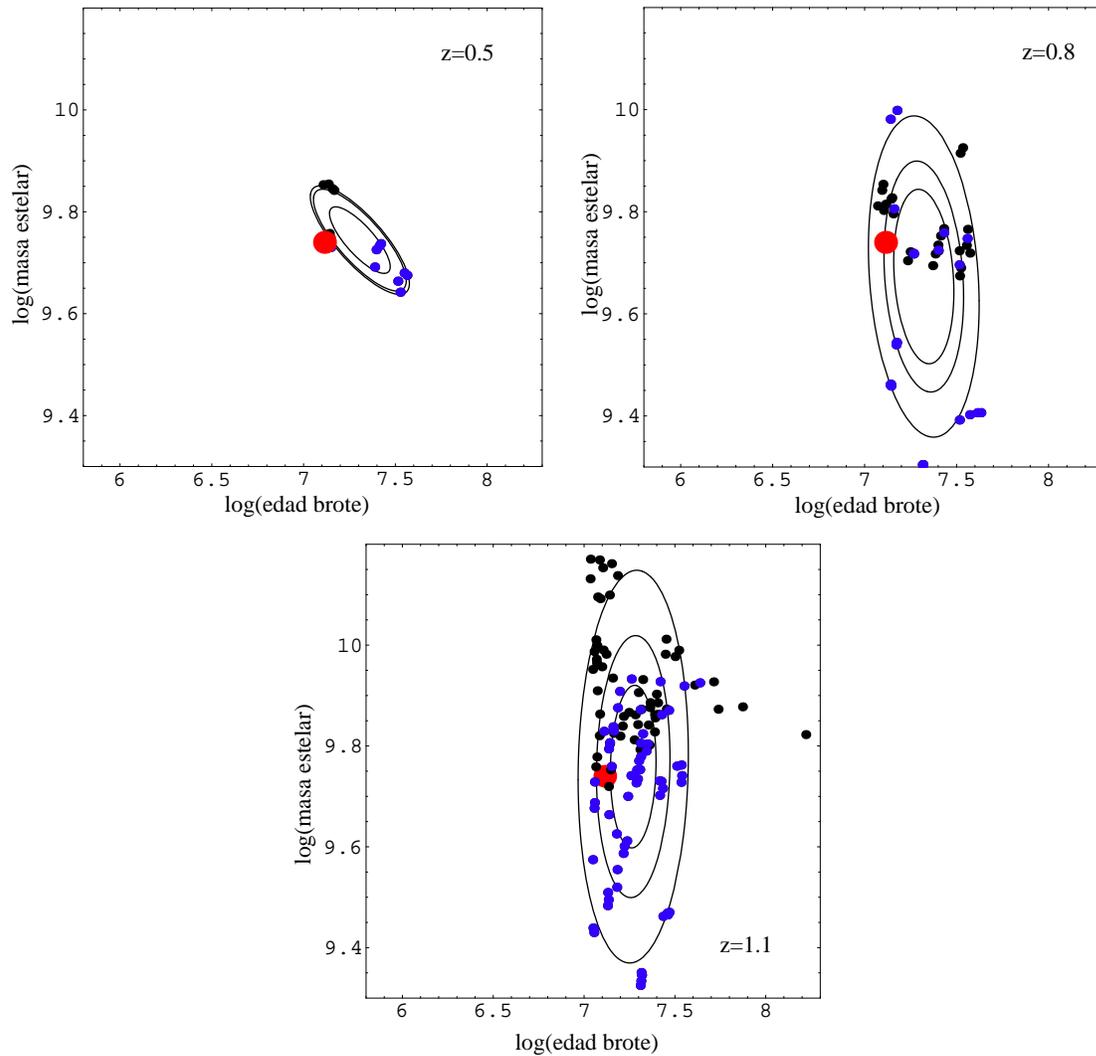


Figura 7.14: Logaritmo de la masa estelar recuperada frente al logaritmo de la edad de la componente joven. Sólo se representan los ajustes tales que $\chi^2 \leq \chi_{min}^2 + 1$, con los puntos de color azul se presentan los ajustes que dan una masa de la población subyacente $< 3 \times 10^9$ Gaños. Se representan las curvas correspondientes a los cuartiles de probabilidad aproximados por elipses. El punto rojo indica los valores de la galaxia simulada.

La figura 7.15 representa lo mismo que 7.14 para el caso de que usemos 10^6 años como límite inferior de edad para el brote. Vemos la clara tendencia a recuperar brotes más jóvenes que el valor real, especialmente con modelos que usan valores más altos que el original, $A_V = 1.55$, para la extinción, representados en colores verde y turquesa en la figura 7.15. Observamos también que en general las masas recuperadas son mayores, el valor medio para los modelos con $\chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$ es 1.2, 1.1 y 1.4 veces mayor que el valor de las galaxias sintéticas, para las galaxias a $z = 0.5, 0.8$ y 1.1 .

Un detalle importante es que la correlación entre masa estelar y cantidad de extinción vale: $\rho_{A_V, \log M^*} = 0.54, 0.44$ y 0.28 si el límite de la edad del brote es 10^6 años, mientras que cuando usamos el límite de 10^7 años estos valores son negativos. Esto se debe a que cuando el modelo tiene un valor de A_V alto, lo que supone incrementar el flujo UV de la galaxia, si el modelo permite bajar la edad del brote, esto es lo que se hace y la parte de la radiación restante en el IR se ajusta mediante la población subyacente. Sin embargo, si la edad del brote no puede ser menor que 10^7 años, el mejor ajuste se encuentra con una población subyacente más joven y por lo tanto menos masiva. Esto puede verse en la figura 7.16, donde se aprecia que para $z = 0.8$ y $z = 1.1$, donde la extinción influye más, al usar $edad_b^{min} = 10^7$ se tienen muchos ajustes con componentes subyacentes más jóvenes y menos masivas.

7.6. Conclusiones

En las anteriores simulaciones hemos investigado qué incidencia tienen los parámetros utilizados en los modelos en las estimaciones de la masa estelar de las galaxias. También hemos estudiado cuál es la correlación entre los distintos parámetros de los modelos.

Hemos visto que las diferencias en la cantidad de extinción y en la metalicidad son las que más afectan a la estimación de la masa estelar. Cuando el límite inferior de edad del brote de formación estelar es 10^7 años, un aumento de la metalicidad o de A_V en los modelos conlleva una disminución de la masa estelar total estimada. Otros parámetros como la ley de extinción, la función inicial de masas (manteniendo los límites inferior y superior para las masas de las estrellas) y la escala de tiempos de formación estelar influyen en menor medida en las masas estelares derivadas.

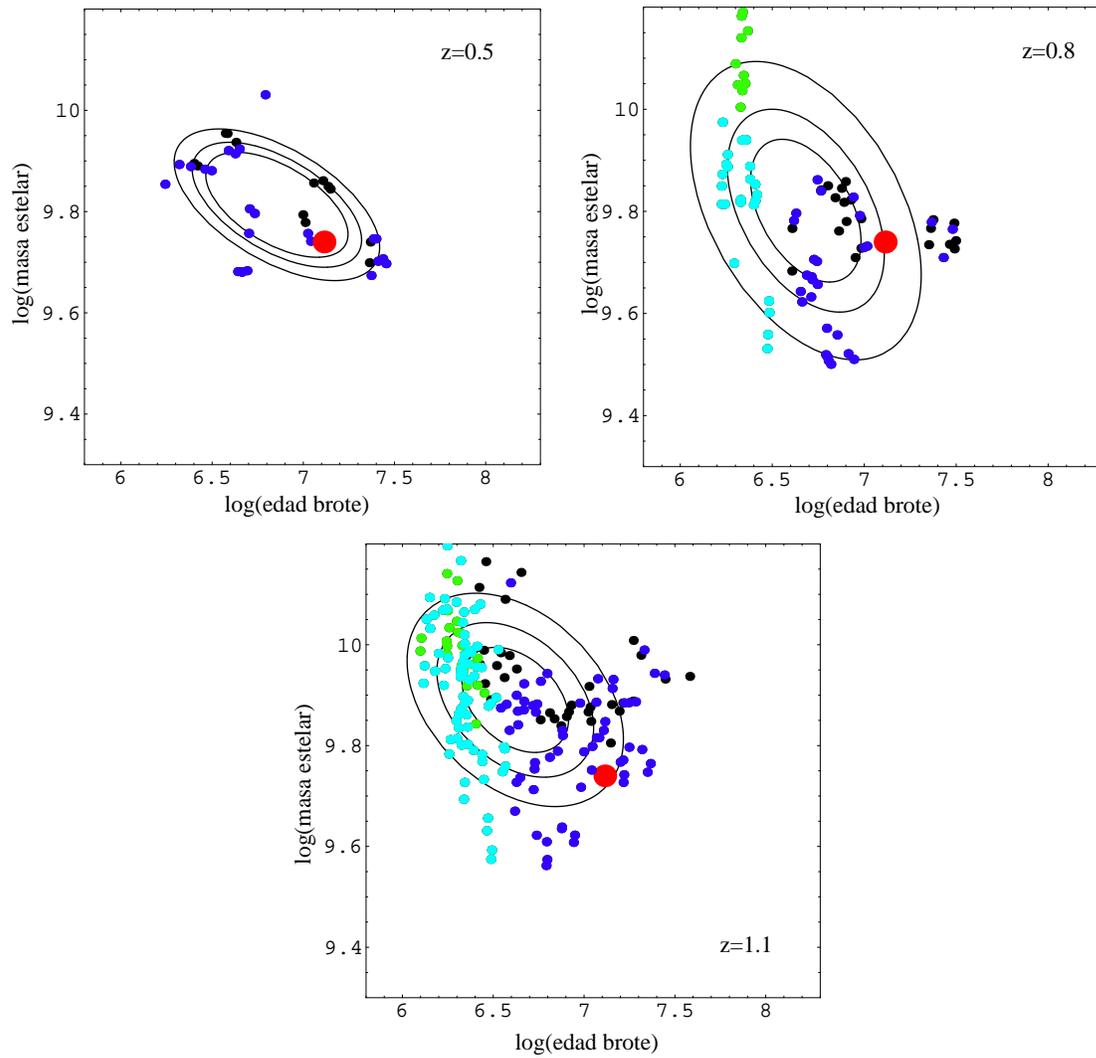


Figura 7.15: Igual que la figura 7.14 usando 10^6 años como límite inferior para la edad del brote. En color azul se presentan los ajustes que dan una masa de la población subyacente $< 3 \times 10^9$ Gaños, en verde aquellos que tienen $A_V > 1.55$ y en turquesa los que cumplen las dos condiciones anteriores.

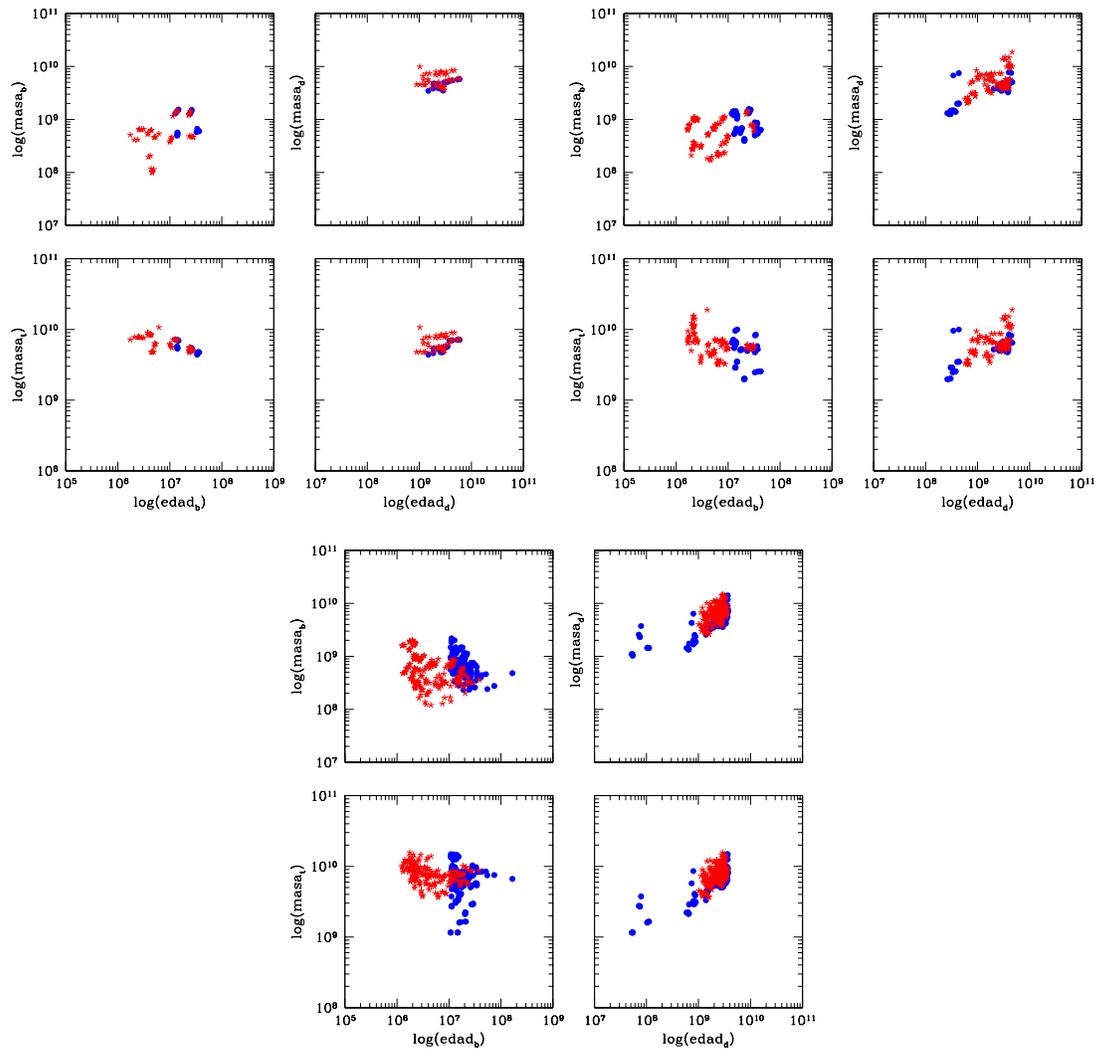


Figura 7.16: Comparación entre las edades y masas de las componentes subyacente y brote, cuando se usan 10^6 y 10^7 años como límites inferiores para la edad del brote. En azul se representan los datos con $\text{edad}_b^{\text{min}} = 10^7$ y en rojo los de $\text{edad}_b^{\text{min}} = 10^6$.

8

Masas estelares de LBCGs

8.1. Introducción

Como dijimos en el capítulo 1, a desplazamientos al rojo intermedios $0.4 < z < 1.3$ hay gran cantidad de galaxias con morfologías compactas y con luminosidades altas en el óptico, debido a su gran actividad de formación estelar (LBCGs). Estas galaxias contribuyen en gran medida a la densidad de la tasa de formación estelar en el Universo.

Se sabe que las LBCGs han evolucionado más que cualquier otra clase desde $z \sim 1$ hasta nuestros días (Mallén-Ornelas et al. 1999). Sin embargo, aún existe un amplio debate a propósito de cuales son los productos de esta evolución. Algunos grupos apuntan a que después de cesar la época de formación estelar, estas galaxias evolucionan pasivamente convirtiéndose progresivamente en galaxias menos luminosas y más rojas, similares a las elípticas enanas más luminosas del Universo Local: $M_B \sim -17$, $B - V \sim 0.9$ (Koo et al. 1995; Guzmán et al. 1996).

Otros investigadores proponen que estas galaxias son en realidad los centros de potencial donde se está formando el bulbo de una galaxia masiva (Hammer et al. 2001). Las LBCGs forman un grupo muy heterogéneo y lo más probable es que ambos escenarios de evolución se den, dependiendo de algunas características de las galaxias consiguiéndose buenos resultados.

El estudio de qué evolución experimentan estas galaxias debe hacerse a través de parámetros que no varíen sustancialmente cuando cese el episodio de formación estelar. Uno de estos parámetros es la masa, tanto dinámica, como estelar. La masa dinámica nos daría información sobre la masa total de la galaxia y sería más precisa a la hora de comparar con muestras locales y deducir así la evolución. Sin embargo, ésta es difícil de calcular a z intermedio. La masa estelar por el contrario puede estimarse mediante la fotometría en varias bandas.

En este capítulo vamos a usar los modelos de síntesis de poblaciones para, ajustando dos poblaciones estelares a la fotometría observada, tal como se explica en §7.1, calcular las masas estelares de una muestra de galaxias LBCGs.

8.2. Muestra de LBCGs en el campo de Groth

En la tira de Groth contamos con fotometría en 6 bandas: U y B obtenidas con WFC/INT, $F606W$ y $F818W$ del HST y J y K_s con INGRID/WHT. La función de transmisión de los filtros, contando con la respuesta de el CCD y la transmisión atmosférica, se muestra en la figura 8.1.

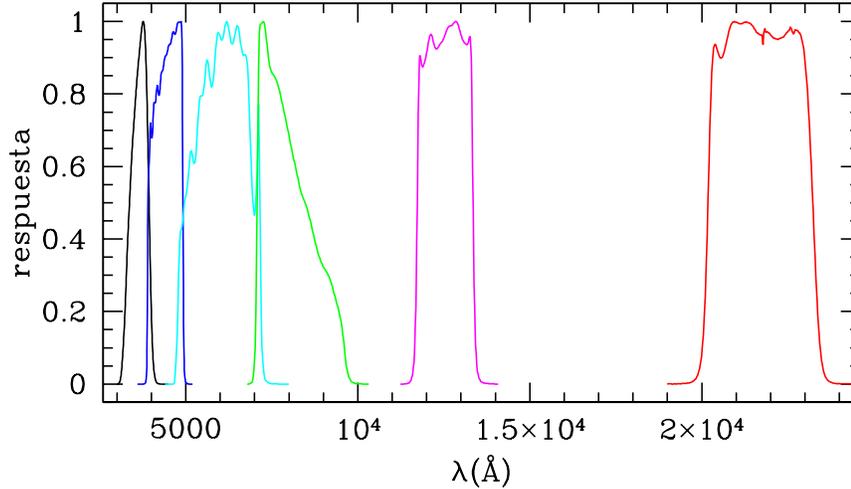


Figura 8.1: Funciones de transmisión de los filtros que se usan en la determinación de la masa estelar. De filtros azules a más rojos: *RGO U*, *Kitt Peak B*, ambos de INT-WFC, *F606W* y *F818W* de HST/WFPC2 y J y K_s de INGRID/WHT. En U y B se multiplica por la respuesta del detector y la transmisión atmosférica, en *F606W* y *F818W* se cuenta con la respuesta de la WFPC2. Para J y K_s sólo se muestra la respuesta del filtro.

Vamos a medir las masas estelares de las galaxias con detecciones en las 6 bandas, que en total son 599. Para la determinación de las masas estelares es necesario contar con el desplazamiento al rojo de los objetos. Por esto último, hemos combinado nuestro catálogo con el catálogo que el grupo DEEP tiene en este mismo área de cielo (<http://deep.ucolick.org/archive.html>). Al combinar ambos catálogos tenemos 232 fuentes con fotometría en las 6 bandas, desplazamientos al rojo espectroscópicos y otros parámetros estructurales obtenidos con el código GIM2D (Simard et al. 2002).

La selección de la muestra de LBCGs se lleva a cabo, tal como se explica en §5, en función de la magnitud, color y brillo superficial de las fuentes. El corte en magnitud se corresponde con $M_B = -18.5$, que transformamos a magnitud aparente en $F814W$ para $z \leq 0.5$ y en J para $0.5 < z \leq 1.3$. En la figura 8.2a se ve donde quedan situadas las galaxias de nuestro muestreo junto con el corte en magnitud aplicado. El corte en color se corresponde con el de una galaxia Sc donde se considera la corrección evolutiva. En la figura 8.2b se muestran los colores correspondientes a galaxias E, Sa y Sc, considerando las correcciones K y evolutiva (Poggianti 1997), en función del desplazamiento al rojo. El corte en brillo superficial lo hacemos usando los datos de DEEP y es $BS_e < 21 \text{mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ en la banda B . Tras aplicar este método de selección al catálogo nos queda una muestra de 28 LBCGs. Hay que decir que la muestra está limitada en magnitud debido a la profundidad de

las imágenes en las distintas bandas, de hecho 26 galaxias de la muestra tienen $M_B \leq -19.5$ y un 60 % $M_B \leq -20.5$.

Las imágenes de las galaxias seleccionadas, en las seis bandas se muestran en la figura D.1. En las imágenes del HST se puede apreciar que realmente son objetos compactos. Algunos de ellos tienen formas irregulares que apuntan a interacciones, otros tienen forma de disco, siendo galaxias más evolucionadas. Todo esto enfatiza el hecho de que las LBCGs son un grupo heterogéneo.

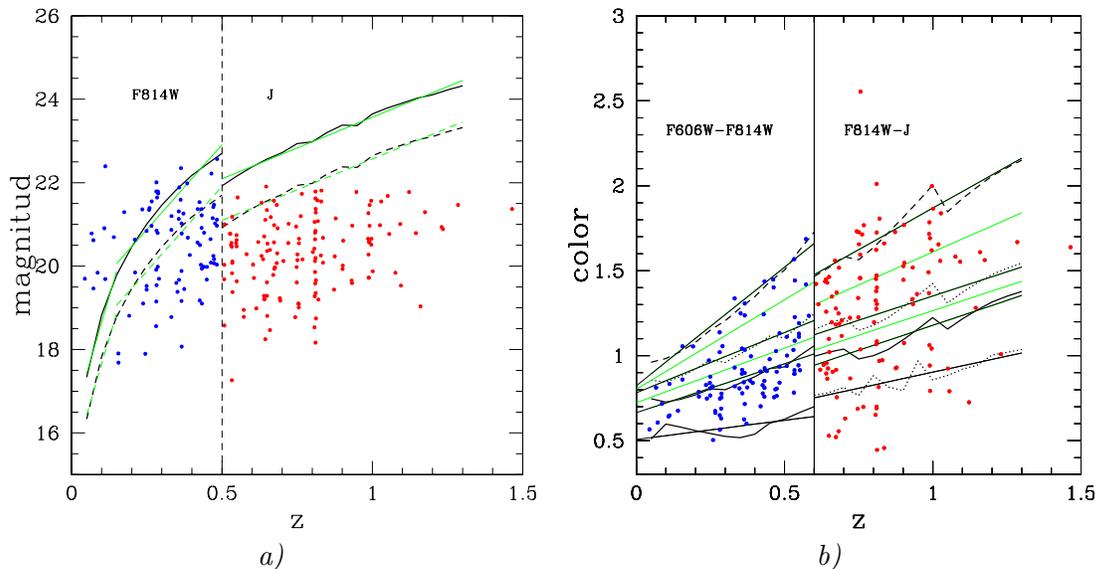


Figura 8.2: *a)* Magnitud de las galaxias de la muestra en $F814W$ (azul) hasta $z = 0.5$, y en J (rojo) para $z > 0.5$. Los cortes representados por las líneas de trazo continuo y de trazo discontinuo corresponden, respectivamente, a magnitudes $M_B = -19.5$ y $M_B = -18.5$. Para los cálculos usamos la distribución espectral de energía de una galaxia con formación estelar (ngc4449). *b)* Las líneas reproducen los colores $F606W - F814W$ hasta $z = 0.6$ y $F814W - J$ para $z > 0.6$ como función de z , para las distribuciones espectrales de energía de galaxias (de arriba a abajo) Es, Sa y Sc (Poggianti 1997) y ngc4449. Los puntos representan los colores de las 232 galaxias de nuestra muestra, en azul $F606W - F814W$ y en rojo $F814W - J$.

8.3. Acotación de los parámetros poblacionales de las LBCGs

En §7 se explicó la forma de proceder para estimar las masas estelares. La fotometría observada en varias bandas se ajusta a un modelo de dos componentes: un brote joven y una componente subyacente más vieja. Esto es fundamental ya que existen evidencias de que el espectro de las LBCGs, tanto del universo cercano, como a z intermedio, se ajusta bien mediante poblaciones estelares que combinan un brote reciente de formación estelar con una población subyacente (Guzmán et al. 1998; Östlin et al. 2001; Guzmán et al. 2003). Los rangos de variación de los parámetros de las poblaciones se muestran en la tabla 8.1.

Tabla 8.1: Propiedades de los modelos que se usarán para ajustar la fotometría de la muestra de LBCGs.

Propiedad	Rango de valores
Edad.....	$10^7 - 2 \times 10^{10}$ años
IMF.....	Salpeter 1955
Límites inferior, superior de masa	0.1, $100 M_{\odot}$
A_V	0.1-1.5 mag
Ley de extinción.....	MW,LMC,SMC,C00
Metalicidad.....	$0.4 Z_{\odot}$, Z_{\odot}
SFR (pob. subyacente).....	$\tau = 1.0$ Gaños
SFR (brote).....	Instantánea

8.3.1. Metalicidad

En §7.4 y en la tabla 7.5, vimos que cambiar el valor de la metalicidad de la galaxias en los modelos no produce un aumento significativo de la χ^2 del ajuste. Por esto para ajustar el valor de la metalicidad nos vamos a apoyar en trabajos observacionales, en concreto usamos el trabajo de Melbourne & Salzer (2002) donde se propone la relación luminosidad-metalicidad para galaxias irregulares dada por la ecuación 8.1, que se muestra en la figura 8.3a, y el trabajo de Garnett (2002) que da la relación de la ecuación 8.2, figura 8.3a. De estos trabajos obtenemos que las metalicidades de las LBCGs de nuestro catálogo, con luminosidades comprendidas entre $M_B = -18.5$ y $M_B = -21.8$ cubrirían el rango $[O/H] = (-0.25, 0.63)$, usando la relación de Melbourne & Salzer (2002), y $[O/H] = (-0.23, 0.30)$ con la relación de Garnett (2002). Estos datos, si usamos relación de abundancias solares para el *Fe* y el *O*, nos llevan a considerar el rango $Z = 0.4 - 2.5Z_{\odot}$. Sin embargo, hay que tener en cuenta que las galaxias irregulares más luminosas con las que cuenta el artículo de Melbourne & Salzer (2002) tienen $M_B = -21$, y no debiéramos extrapolar la relación hasta nuestras LBCGs más luminosas. También hay que considerar que las galaxias de estas referencias son galaxias locales y que la metalicidad de una galaxia a $z = 0.3 - 1.2$ podría ser menor para una misma luminosidad, sobre todo ya que el cálculo de la metalicidad, en galaxias con formación estelar, se lleva a cabo a partir de líneas de emisión en zonas de formación estelar, en las que el gas ya está procesado por generaciones anteriores de estrellas, puede verse como referencia Kobulnicky et al. (2003). En Hoyos & Koo (2005) se da la relación dada en la ecuación 8.3 para $z = 0.65 - 0.8$, que da una pendiente menor a la de Melbourne & Salzer (2002). Además, el valor $Z = 0.4Z_{\odot}$ es consistente con el rango de metalicidades observados en LBCGs a z intermedio (Guzmán et al. 1996; Kobulnicky & Zaritsky 1999).

$$12 + \log(O/H) = (3.60 \pm 0.20) - (0.267 \pm 0.0009)M_B \quad (8.1)$$

$$12 + \log(O/H) = 5.6 - 0.16M_B \quad (8.2)$$

$$12 + \log(O/H) = 5.1 - 0.15M_B \quad (8.3)$$

Por las explicaciones del párrafo anterior consideramos más apropiado diferenciar las

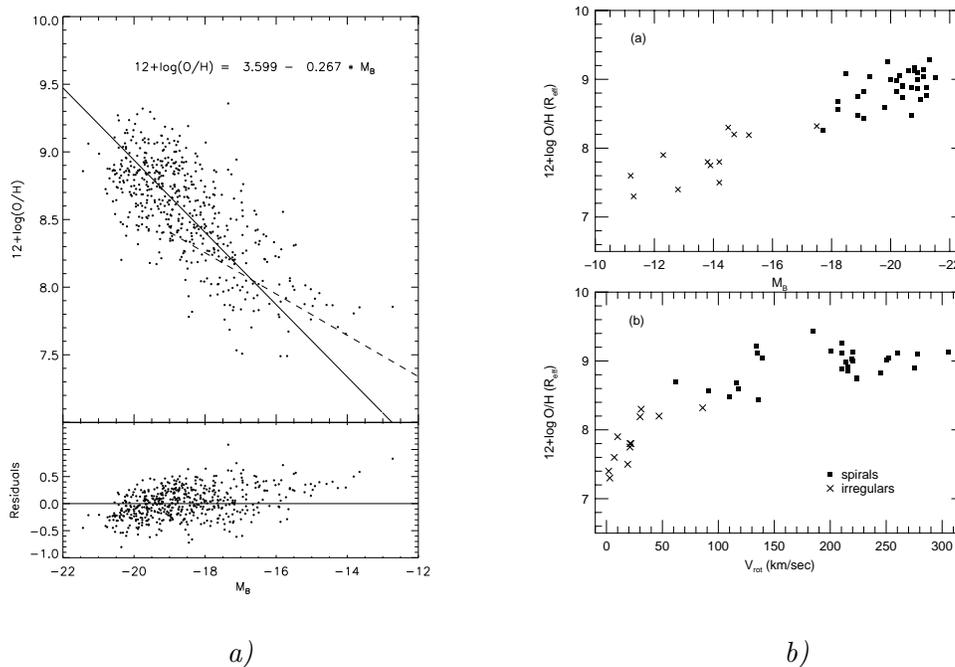


Figura 8.3: *a)* Correlación entre la luminosidad y la metalicidad para galaxias irregulares. La figura se ha tomado de Melbourne & Salzer (2002). La línea de trazo continuo se corresponde al ajuste 8.1, mientras que la línea de trazo discontinuo es el ajuste dado por Skillman et al. (1989). *b)* Correlación entre la luminosidad y la metalicidad para galaxias espirales e irregulares. La figura se ha tomado de Garnett (2002) cuyos datos provienen de los muestreos espectroscópicos de Zaritsky et al. (1994), van Zee et al. (1998) y Ferguson et al. (1998).

metallicidades $Z = 0.4Z_{\odot}$ y $Z = Z_{\odot}$ para todas las galaxias de la muestra, ver cuál produce mejores ajustes viendo la distribución de χ^2 y estudiar qué errores se pueden estar cometiendo.

8.3.2. Historia de formación estelar

En nuestros modelos la historia de formación estelar de la galaxia está caracterizada por la de ambas componentes: La población estelar asociada al brote procede de un único estallido de formación estelar, mientras que la población estelar subyacente se corresponde con un decaimiento exponencial de la tasa de formación estelar.

Como ya vimos en §7.4, la escala de tiempo de formación estelar, τ , considerada para la población subyacente tiene poca influencia en las masas y edades de las componentes, y en la bondad del ajuste. Por esto para el cálculo de las masas consideraremos solamente el caso $\tau = 1$ Gaños.

Los modelos de síntesis de poblaciones que hemos usado para analizar las propiedades de las galaxias LBCGs, son los de Bruzual & Charlot (2003). Las principales diferencias entre este modelo y otros modelos previos radica en que incluye la evolución estelar más allá de las primeras fases de AGB (*asymptotic giant branch*). La inclusión de estrellas TP-

AGB (*thermally pulsing regime of the AGB*) y fases post-AGB produce discrepancias entre los modelos a edades comprendidas entre 10^8 y 10^9 años, véase figura 8.4. Para poblaciones estelares más jóvenes que 10^7 años existen diferencias entre los modelos debidas a la calibración espectral de estrellas con $T_{ef} > 50000$ K, en Bruzual & Charlot (1993) se describían mediante el espectro de un cuerpo negro, mientras que en esta nueva versión se usan los modelos de atmósferas estelares de Rauch (2002).

8.3.3. Función inicial de masas

La función inicial de masas que usaremos es la de Salpeter (1955), con límites inferior y superior de masas 0.1 y $100 M_{\odot}$. Como vimos en §7.4, la IMF tiene poca influencia en las masas estelares obtenidas, siempre que los límites de masas se mantengan iguales. Los valores que tomamos para estos límites son los que otros trabajos han venido utilizando, lo que permitirá una mejor comparación de los datos.

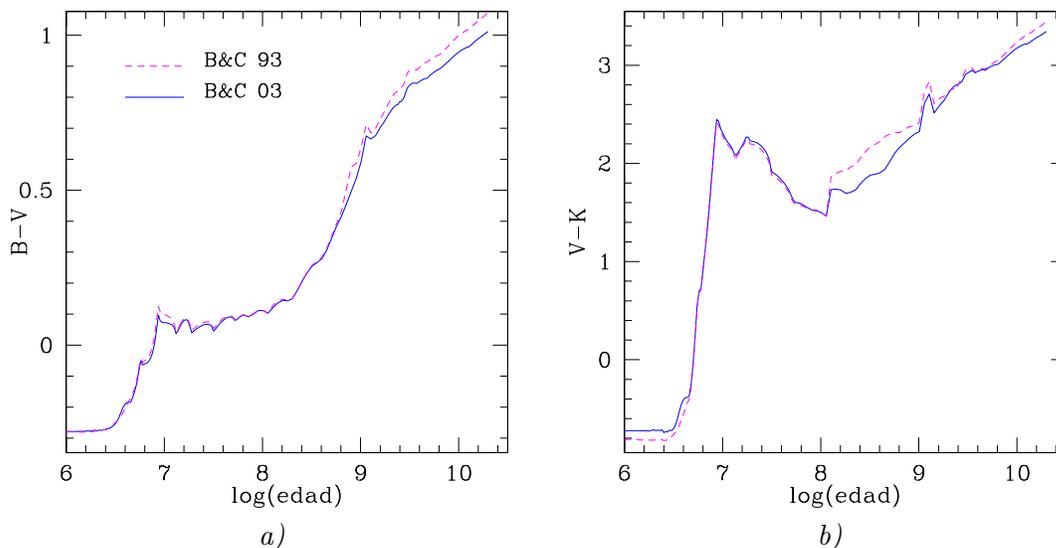


Figura 8.4: Evolución de los colores a) $B - V$ y b) $V - K$, para los modelos GISEL96 (trazo discontinuo) y GISEL XXI (trazo continuo).

8.3.4. Rango de edades de las componentes

El rango de edades para las componentes estelares lo hemos acotado inferiormente a 10 Maños, esto lo hacemos porque los modelos de síntesis de poblaciones de Bruzual & Charlot (2003), no incluyen la componente nebular en los espectros. Según se explica en Charlot & Longhetti (2001), la vida de las estrellas que producen la mayor parte de la radiación ionizante es típicamente de $3 - 5 \times 10^6$ años para cualquier metalicidad, a partir de entonces la fuente dominante de fotones ionizantes son las nebulosas planetarias, pero con radiación que es solamente del orden del 0.1 % de las que producen las estrellas masivas. En Charlot & Longhetti (2001) se dice que a partir de edades del brote mayores que 10^7 años se produce una caída del 99 % en la razón de fotones ionizantes.

De toda formas, también estudiaremos qué masas estelares se obtienen usando 10^6 años como límite inferior, aun sin considerar las líneas y el continuo nebular, para contrastar los resultados. Como observación decir que, debido a que la formación estelar en el disco tiene lugar de forma continua, se van a seguir formando estrellas masivas a todas las edades. Sin embargo, usando la relación 8.4, que nos da la fracción de la masa total que está en estrellas más jóvenes que Δt años, para una población estelar con un τ determinado y una edad t_0 , vemos que para una galaxia de $t_0 = 1$ Gaño con $\tau = 1$ Gaño, la fracción de masa en estrellas más jóvenes que 10^7 años es de 0.006, y se sigue manteniendo baja, alrededor de 0.01, cuando se considera $\tau = 7$ Gaños. Estas fracciones son mucho menores que las que se tendrían en el caso del brote instantáneo que involucra $\sim 10\%$ de la masa de la galaxia.

$$\frac{\int_{t_0-\Delta t}^{t_0} \tau^{-1} \exp(-s/\tau) ds}{\int_0^{t_0} \tau^{-1} \exp(-s/\tau) ds} = \frac{e^{-(t_0-\Delta t)/\tau} - e^{-t_0/\tau}}{1 - e^{-t_0/\tau}} \quad (8.4)$$

También hemos usado un límite superior para la edad de las componentes, que viene dado por la edad que tendría una galaxia formada a $z_{form} = 4$ considerando la cosmología estándar $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$. Con esta cosmología una galaxia con $z_{form} = 4$ tendría 12 Gaños a $z = 0$. Como se explica en A.4, la edad máxima para la galaxia a un z determinado viene dada por la ecuación 8.5:

$$edad_{max}(z) = \begin{cases} \frac{1}{H_0} \int_z^{z_{form}} \frac{dz}{(1+z)\sqrt{(1+z\Omega_M)(1+z)^2 - \Omega_\Lambda z(2+z)}} & \text{si } \Omega_k \neq 0 \\ \frac{1}{H_0} \int_z^{z_{form}} \frac{dz}{(1+z)\sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}} & \text{si } \Omega_k = 0 \end{cases} \quad (8.5)$$

8.3.5. Extinción

Para la extinción hemos considerado, desde el caso en que las galaxias no sufran extinción, hasta valores de la extinción en el filtro V , $A_V = 1.5$. Estos valores están en buen acuerdo con los valores de extinción dados en Kauffmann et al. (2003), para una muestra de 120000 galaxias a $z \sim 0.1$ observadas por el *Sloan Digital Sky Survey*. En este artículo el 90% de las galaxias tienen valores de extinción $A_z < 1.0$, valor que se transforma en $A_V = 1.8$ usando la ley de extinción dada en Calzetti et al. (2000). Un rango de valores de extinción similar se usa en Brinchmann & Ellis (2000), y $A_V < 1.5$ cubre los valores de extinción obtenidos para galaxias a $z \sim 3$, $E(B - V) < 0.2$ (Papovich et al. 2001).

Tras ejecutar el programa de cálculo de masas estelares sobre la muestra de 28 galaxias LBCGs usando $Z = 0.4Z_\odot$, podemos destacar que los modelos que mejores ajustes producen son aquellos con menor extinción, de $A_V = 0 \text{ mag}$ hasta $A_V = 0.6 \text{ mag}$, figura 8.5a. Sin embargo, usando el test de Kolmogorov-Smirnov (Sachs 1984) con un nivel de significación al 20%, no se puede rechazar la hipótesis de que la distribución de χ^2 que se obtiene con valores de $A_V = 0.3 - 0.5$ y la obtenida con modelos con $A_V \leq 1.0$ provengan de una misma función. Esto lleva a valores de $E(B - V) \leq 0.25$, que son consistentes con los trabajos de Papovich et al. (2001), donde se obtienen enrojecimientos $E(B - V) \sim 0.1 - 0.2$ para las galaxias con formación estelar a $z \sim 3$, y Östlin et al. (2001) donde para una muestra de BCG (*Blue Compact Galaxies*) obtiene enrojecimientos $E(B - V) = 0.06 - 0.3$. En Guzmán et al. (2003), sin embargo, se requieren valores mayores para la extinción, $E(B - V) = 0.5$. Los modelos producen mejores ajustes con valores bajos para la extinción,

tanto para $Z = 0.4Z_{\odot}$, como para $Z = Z_{\odot}$. Las leyes de extinción que dan mejores resultados son las de Calzetti et al. (2000) y las asociadas a la LMC y a la Vía Láctea figura 8.5b. El test de Kolmogorov-Smirnov no permite rechazar ninguna de las leyes de extinción.

8.4. Resultados

En la figura 8.6 se muestran las edades de cada una de las componentes de las galaxias, así como su masa en función del desplazamiento al rojo de cada galaxia. De estas figuras cabe destacar el hecho de que para las LBCGs no se aprecia una evolución significativa en la masa estelar entre $z = 0.3$ y $z = 1.2$. De hecho tampoco esperábamos que esto ocurriera debido a que hemos intentado que la selección fuera lo más homogénea posible y esto es un indicio a favor de que lo hemos hecho bien.

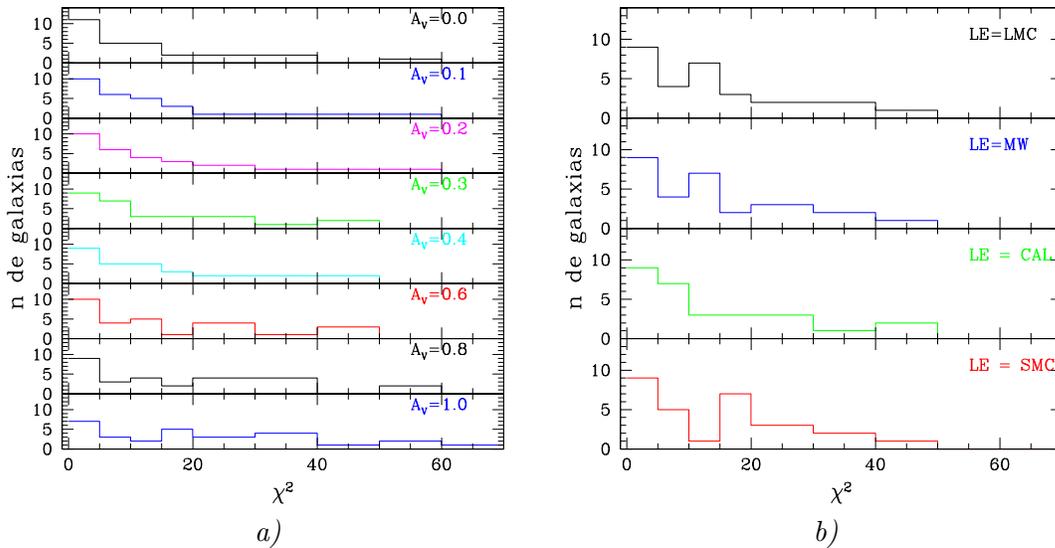


Figura 8.5: a) Histogramas de χ^2 de los ajustes a la muestra de LBCGs con $Z = 0.4Z_{\odot}$, la ley de Calzetti et al. (2000), $\tau = 1$ Gaño, para distintos valores de A_V . b) Histogramas de χ^2 de los ajustes a la muestra de LBCGs usando $Z = 0.4Z_{\odot}$, $A_V = 0.3$, $\tau = 1$ Gaño y variando la ley de extinción.

En la tabla 8.2 se dan los valores de las masas estelares de las componentes, y la masa estelar total para las 28 LBCGs. Junto a estas también aparecen las magnitudes absolutas, colores y razones masa-luminosidad. Hay que tener en cuenta que a las magnitudes absolutas y a los colores, obtenidos a partir de los modelos, no se les ha aplicado la extinción. Para considerar la extinción habría que aumentar en 0.37 mag la magnitud absoluta en B y enrojecer el color $B - V$ en 0.07 mag, considerando que los resultados de la tabla se obtuvieron con la ley de Calzetti et al. (2000) y $A_V = 0.3$.

Tal como veíamos en §7, a pesar de que otros parámetros, como edades de las componentes o incluso la masa de estas, puedan estar bastante sesgados por la elección de la metalicidad y de la extinción, la masa estelar se recupera con poca incertidumbre independientemente de los otros parámetros, lo que nos lleva a un valor bastante sólido de la masa presente en estas galaxias en forma de estrellas.

En la figura 8.7 se muestran los histogramas de masas estelares totales, masas de las componentes y edades de las componente, para la muestra de LBCGs. Las masas estelares de estas galaxias están en torno a las $10^{10} M_{\odot}$. La mediana usando la ley de Calzetti et al. (2000) es $9.5 \times 10^9 M_{\odot}$ con una rms de ~ 0.4 dex. El hecho de considerar modelos con distinta extinción en V produce variaciones $< 15\%$ en la masa estelar, considerando los casos entre no extinción y $A_V = 0.5$ mag, disminuyendo la mediana de la masa estelar de la muestra entre 8.3×10^9 y $9.5 \times 10^9 M_{\odot}$ conforme aumenta la extinción. Usar otra ley de extinción como la de la Vía Láctea o la de la LMC cambia la masa total menos del 20% cuando se considera la misma extinción en la banda V .

La fracción de masa del brote de formación estelar con respecto a la masa total de la galaxia tiene una mediana del $\sim 5\%$ cuando se consideran valores de extinción $A_V \leq 0.3$ y es más importante $\sim 15\%$ cuando se consideran los valores de $A_V = 0.4 - 0.5$.

Considerando $Z = Z_{\odot}$, la masa estelar total mediana de la muestra de galaxias es ligeramente mayor, la variación es $< 20\%$ si los otros parámetros se mantienen iguales. Este aumento de la masa se debe a que con $Z = 0.4Z_{\odot}$ se obtienen brotes ligeramente más jóvenes y menos masivos, junto con poblaciones subyacentes más viejas y masivas. La fracción de masa que forma parte de brote joven de formación estelar es, en este caso, mayor: varía entre un $\sim 10 - 15\%$ para los modelos con $A_V \leq 0.3$ mag hasta el 20-30% para $A_V = 0.4 - 0.5$.

La media de la edad del brote reciente de formación estelar es de $\sim 40 - 60$ Maños con rms ~ 0.6 dex, para los modelos de $A_V < 0.5$ mag. Sin embargo hay que decir que esta edad puede estar sesgada por nuestra elección de 10^7 años como límite inferior para la edad del brote. Cuando establecemos un límite de 10^6 años la edad media de las poblaciones jóvenes está entre 15 y 25 Maños para los modelos con $A_V < 0.5$ mag. Esto se debe a que al imponer un límite inferior mayor para la edad de la componente joven tienden a recuperarse componentes subyacentes más jóvenes. La media de la edad de las componentes subyacentes es de 1.3 y 2.1 Gaños, para $A_V = 0.5$ y $A_V = 0.1$ al usar $edad_b^{min} = 10^7$ años, y de 1.5 y 2.4 Gaños para los mismos valores de A_V usando $edad_b^{min} = 10^6$ años. Hay que destacar que pese a estas diferencias en las edades de las poblaciones, la masa estelar total de la galaxia varía menos del 5%.

De lo referido en este capítulo vemos que la mediana de la masa estelar de las LBCGs está entre 8×10^9 y $1 \times 10^{10} M_{\odot}$ calculada con una incertidumbre de 0.4 dex. El rango de variación de la masa estelar para la muestra de LBCGs va desde 2×10^9 hasta $4.5 \times 10^{10} M_{\odot}$. Usando el valor $2 \times 10^{11} M_{\odot}$ para la masa estelar de una galaxia L^* típica a $z = 0$ dado en Guzmán et al. (2003), vemos que las LBCGs tienen 20 veces menos contenido en estrellas que una galaxia similar a la Vía Láctea.

8.4.1. Comparación con la literatura

Comparando con la literatura, los valores que obtenemos para las masas estelares de estas galaxias son muy similares a los de Guzmán et al. (2003), donde dan 5×10^9 y $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ como valores medios de la masa estelar de las galaxias HII-like y SB disk-like LBCGs. Nuestros resultados son muy similares a los de Östlin et al. (2001), si consideramos solamente las 5 galaxias más luminosas de su muestra con $M_B \leq -18.5$, sus masas estelares varían entre 2.2×10^9 y $1.3 \times 10^{10} M_{\odot}$. Las galaxias de nuestra muestra son en promedio

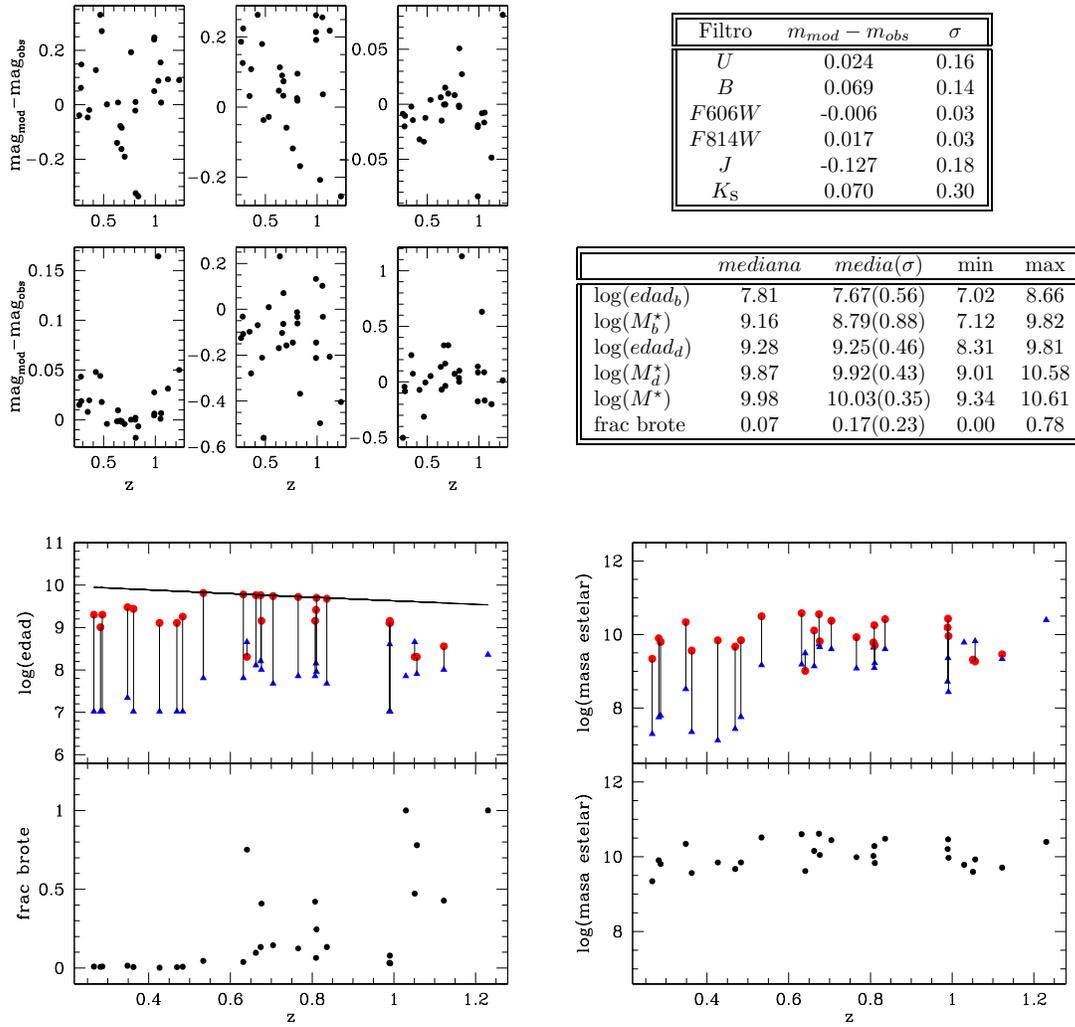


Figura 8.6: Resultados de las masas estelares sobre las muestra de LBCGs usando de la ley de Calzetti et al. (2000) con $A_V = 0.3 \text{ mag}$ y $Z = 0.4Z_\odot$. *a*) Diferencias entre las magnitudes observadas y las del modelo que da menor χ^2 en las bandas (de izquierda a derecha y de arriba a abajo) *U*, *B*, *F606W*, *F814W*, *J* y *K_s*. *b*) Tabla con los errores medios y sus desviaciones en cada banda, y tabla con los valores medios, desviaciones y valores extremos de las masas y edades de las componentes. *c*) Edad de cada una de las componentes del modelo frente a z , los triángulos azules representan los brotes y los círculos rojos las componentes subyacentes. En el panel de abajo se muestra la fracción de la masa que está en el brote de formación estelar. *d*) Masa estelar de cada una de las componentes frente a z .

10 veces menos masivas que las galaxias BCG de Hammer et al. (2001). Las LBCGs más luminosas sí que podrían tener características similares a las de Hammer et al. (2001), aunque ellos calculan la masa estelar de las galaxias a partir de la luminosidad en *K* de forma distinta a la nuestra. Ellos asumen una razón masa-luminosidad en la banda *K* próxima a 1. Nosotros hemos deducido que $M^*/L_K < 0.5$ para las LBCGs. Además, las galaxias de Hammer et al. (2001) tienen una extinción más elevada $A_V \sim 1.5 \text{ mag}$, algunas

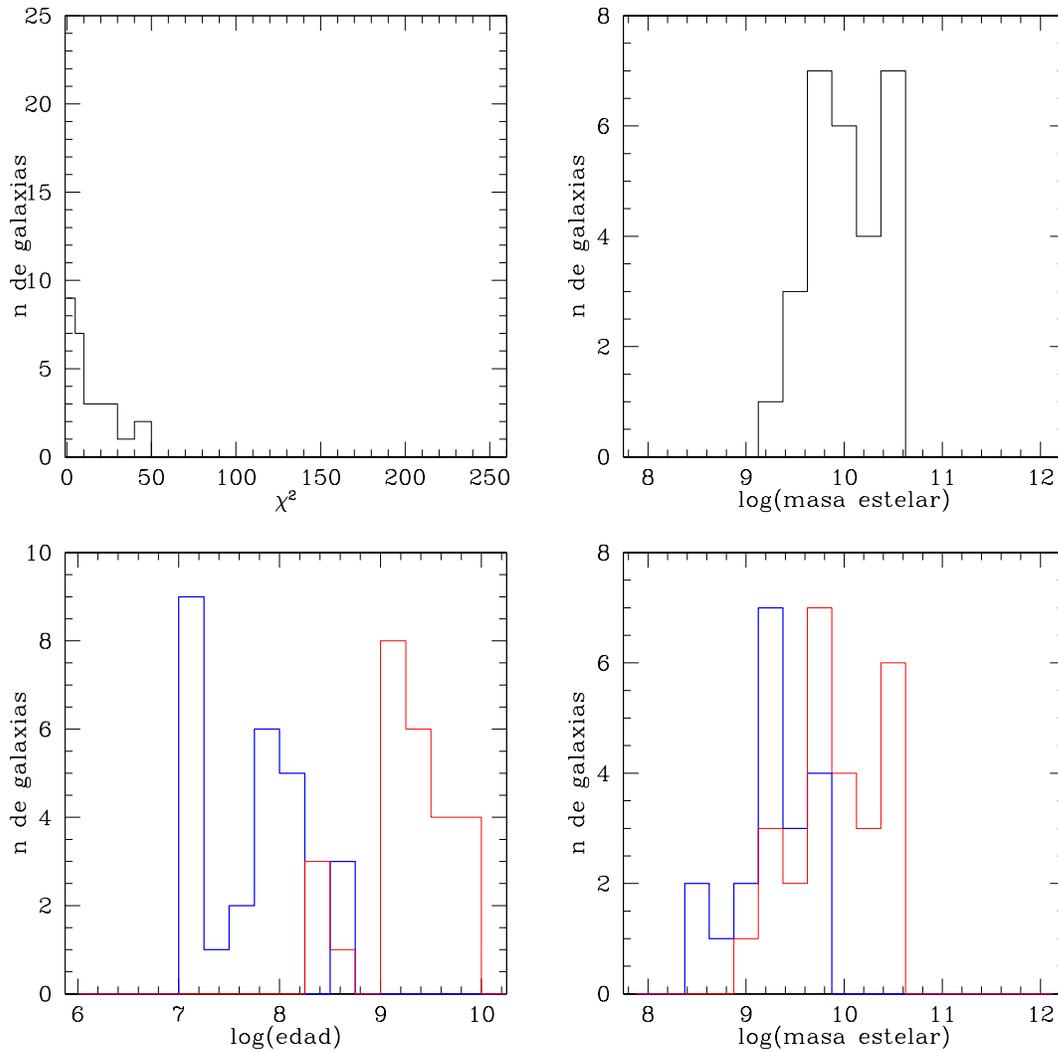


Figura 8.7: Resultados de las masas estelares sobre las muestra de LBCGs usando de la ley de Calzetti et al. (2000) con $A_V = 0.3$ mag y $Z = 0.4Z_{\odot}$. a) Histograma de χ^2 de los ajustes para las 28 galaxias. b) Histograma de masa estelar. c) Histograma de edades para las dos componentes, en azul el brote joven y en rojo la componente subyacente. d) Histogramas masas estelares de las dos componentes, los colores son como en c).

estas galaxias han sido detectadas por ISO (*Infrared Space Observatory*) y clasificadas como LIRGs (*Luminous Infrared Galaxies*), véase también Flores et al. (2004). Esto implicaría que la contribución del brote reciente de formación estelar a la luminosidad total de la galaxia sería mayor, y por lo tanto estas galaxias podrían tener menos masa estelar que la derivada a partir de sus luminosidades infrarrojas.

8.5. Evolución de las LBCGs

Para ver cómo evolucionan estas galaxias y cuáles son los productos de su evolución, hemos realizado el sencillo ejercicio de dejar evolucionar las poblaciones estelares desde el z al que se encuentran estas galaxias hasta $z = 0$. Para ello hemos tomado una galaxia modelo con las características medias que hemos deducido para las LBCGs: Tomamos una galaxia compuesta por un brote joven de $edad_b = 50$ Maños, $M_b^* = 1 \times 10^9 M_\odot$, y una componente subyacente con $\tau = 1$ Gaños con $edad_d = 2$ Gaños, $M_d^* = 1 \times 10^{10} M_\odot$. La evolución de los colores y la magnitudes absolutas en B y K de una galaxia con estas características se muestra en la figura 8.8a. Vemos que esta galaxia tiene una $M_B = -20.90$ mag, donde el 40 % de la luz proviene del brote joven de formación estelar. Cuando dejamos evolucionar pasivamente la galaxia desde $z = 0.6$ hasta $z = 0$, se produce una caída importante en la luminosidad $\Delta M_B = 2.7$ mag, con lo que la magnitud absoluta pasa a ser $M_B = -18.20$. También los colores sufren un enrojecimiento considerable pasando de $B - V = 0.26$ para $z = 0.6$ a $B - V = 0.80$ a $z = 0$. En estos cálculos no se ha considerado la extinción pero no influye en gran medida si se tienen en cuenta los pequeños valores que hemos deducido para la extinción de las LBCGs.

Es interesante destacar que, el hecho de tener una gran luminosidad en las bandas azules se debe principalmente al brote reciente de formación estelar, que hace disminuir considerablemente la razón masa-luminosidad. Considerando las magnitudes absolutas del sol: $M_B^\odot = 5.47$, $M_K^\odot = 3.33$ (Bell & de Jong 2001). Para la galaxia modelo que consideramos, la relación masa-luminosidad en unidades solares en el filtro B es: $M^*/L_B = 0.31$ y en el filtro K : $M^*/L_K = 0.30$. Si esta galaxia sobrelleva una evolución pasiva hasta $z = 0$, su luminosidad cae ~ 2.7 mag en B y ~ 1.3 mag en K , mientras su masa estelar se mantiene prácticamente constante, dando lugar a unas razones M^*/L más altas 3.92 en B y ~ 1.00 en K . En la figura 8.8b se muestra la evolución de la razón masa-luminosidad y del color $B - V$ para la galaxia modelo. Hay que comentar que aunque la evolución en la relación masa-luminosidad en la banda K es menor que en la banda B , es con todo significativa, 50 Maños después de producirse el estallido de formación estelar la contribución del brote a la luminosidad en K es aún del 25 %. Estimar la masa estelar de una galaxia de estas características a partir de la fotometría en la banda K , usando una relación $(M/L)_K \sim 1$ constante, lleva a sobrestimar la masa en un factor ~ 3 unos 50 Maños después del estallido de formación estelar y en un factor 2 un Gaño después. En la figura 8.9 se muestra la evolución temporal de una galaxia con $M^* = 10^{10} M_\odot$ y $edad = 2$ Gaños ($\tau = 1$ Gaño) a diferentes tiempos tras un brote instantáneo que involucra el 10 % de la masa.

Las luminosidades, colores y brillos superficiales que se obtienen tras la evolución pasiva de las LBCGs a $z = 0.4 - 1.2$, son similares a las de las galaxias elípticas enanas del universo cercano: $M_B \sim -17$, $B - V \sim 0.9$. Esto nos lleva a concluir, tal como se comenta en Guzmán et al. 1996 y Guzmán et al. 1998, que algunas de las LBCGs a z intermedio son los posibles progenitores de galaxias elípticas enanas luminosas a $z = 0$.

En lo expuesto anteriormente hay que tener en cuenta que se ha considerado $\tau = 1$ Gaño para la población subyacente. El test de Kolmogorov-Smirnov no permite distinguir entre las distribuciones de χ^2 que se obtienen con los valores $\tau = 1, 2, 4$ y 7 Gaños. El hecho de tomar uno u otro valor no tiene gran influencia en los colores, magnitudes y razón M/L calculados para las galaxias, ya que estos parámetros vienen dados por la forma del espectro,

que hemos ajustado bien en base a la fotometría.

Sin embargo, en contraposición a lo anterior, el valor de τ sí que va a influir en la evolución posterior de la galaxia. Así en la figura 8.9 vemos como la caída en luminosidad y el enrojecimiento para galaxias con valores de τ mayores es más suave. Esto conlleva que la relación masa-luminosidad tras la evolución sea menor que si hubiéramos considerado valores de τ más pequeños. Por ejemplo usando $\tau = 4$ Gaños la caída en magnitud es $\Delta M_B = 1.4$ mag, 1.3 mag menos que usando $\tau = 1$ Gaño. El enrojecimiento de la población estelar es $\Delta(B - V) = 0.32$ mag. Los resultados para $\tau = 7$ son: $\Delta M_B = 0.9$ mag y $\Delta(B - V) = 0.26$ mag, esto es debido a que la edad de la galaxia es pequeña en comparación con la escala de tiempos de formación.

8.6. Conclusiones

De todo lo argumentado anteriormente, podemos decir que a pesar de las incertidumbres que existen en la determinación de algunos parámetros de las poblaciones estelares: edad, historia de formación estelar, extinción, etc, las estimaciones de las masas estelares son bastante robustas, con incertidumbres de $< 20\%$ en la derivación de la masa mediana de la muestra. Las incertidumbres en la estimación de la masa estelar de cada galaxia particular son mayores, alrededor de 0.2 dex.

La mitad de las galaxias de la muestra tienen masas estelares $< 1 \times 10^{10} M_\odot$, y aproximadamente el 30% masas menores que $7 \times 10^9 M_\odot$. Estas galaxias tienen una masa estelar al menos 30 veces menor que la de una galaxia L^* típica, pero con unas luminosidades altas $M_B \leq -20$. El alto flujo en las bandas azules, U y B , que recibimos de estas LBCGs en el rango $z = 0.4 - 1.3$ se debe a un estallido de formación estelar con edad comprendida entre los 20 - 100 Maños que involucra del 5-20% de la masa estelar de la galaxia. Estas galaxias tienen masas intermedias, mucho menores que las de galaxias L^* típicas, y no pueden estar relacionadas con las galaxias masivas actuales, a no ser que sufran varios encuentros y fusiones con otras galaxias.

Considerando una evolución pasiva de estas galaxias tras un brote de formación con $\sim 10\%$ de la masa de la galaxia, la caída en luminosidad es > 3.0 mag en B y el enrojecimiento de la población estelar es $\Delta(B - V) > 0.6$ mag después de ~ 5 Gaños de acontecer el estallido de la formación estelar. Con estos cálculos una galaxia LBCG típica con $M_B = -20.5$, $B - V = 0.3$ a $z = 6$, al evolucionar pasivamente hasta $z = 0$ se convierte en una galaxia menos luminosa $M_B = -18$ y más roja $B - V = 0.9$. Vemos como estas galaxias, salvo que se fusionen con otras galaxias similares, van a perder gran parte de su luminosidad y van a enrojecerse hasta convertirse en galaxias similares a las elípticas enanas.

Algunas de las LBCGs más luminosas tienen masas estelares en torno a $4 \times 10^{10} M_\odot$, concretando más, en nuestra muestra el $\sim 30\%$ de las galaxias tienen masas estelares comprendidas entre $2 \times 10^{10} M_\odot$ y $5 \times 10^{10} M_\odot$. Estas galaxias tienen luminosidades y masas estelares similares a las deducidas para la muestra de LCGs de Hammer et al. (2001). Hay que tener en cuenta, no obstante, las consideraciones acerca de la extinción y razón masa-luminosidad que se hicieron en § 8.4.1, ya que en Hammer et al. (2001) las masas estelares se calculan a partir de las luminosidades en K , usando un valor de M^*/L_K próximo a 1. En dicho artículo se dice que estas galaxias podrían ser las precursoras de galaxias espirales masivas. Para que esto pudiera ocurrir se necesitaría una gran reserva de gas para seguir

formando estrellas hasta, al menos, doblar su masa estelar. Para contrastar esta hipótesis sería interesante contar con datos de la masa dinámica. En Brinchmann & Ellis (2000) se dice que la masa dinámica es entre 2 y 3 veces mayor que la masa estelar. Asumiendo estos valores nuestras galaxias más masivas podrían llegar a tener $\sim 10^{11} M_{\odot}$, comparable al valor de la masa estelar de galaxias espirales cercanas.

Tabla 8.2: Propiedades de la muestra de galaxias LBCGs.

AR	DEC	z	M_b^*	$edad_b$	M_d^*	$edad_d$	M^*	M_B	$B - V$	$(M/L)_B$
(J2000)			$10^9 M_{\odot}$	Gaños	$10^9 M_{\odot}$	Gaños	$10^9 M_{\odot}$			$(M/L)_{\odot}$
14:18:08.51	52:32:40.8	0.84	4.05	0.05	26.22	4.75	30.27	-21.71	0.19	0.41
14:18:09.09	52:31:59.4	0.67	5.50	0.16	35.69	5.75	41.19	-21.37	0.33	0.76
14:17:52.08	52:31:20.1	0.66	1.38	0.13	12.90	5.75	14.28	-20.09	0.33	0.85
14:17:57.52	52:31:24.4	0.27	0.02	0.01	2.19	2.00	2.21	-18.84	0.33	0.42
14:17:42.21	52:29:59.1	0.64	3.11	0.45	1.03	0.20	4.14	-20.56	0.14	0.16
14:17:47.87	52:30:47.2	0.68	4.55	0.10	6.57	1.43	11.12	-21.58	0.16	0.17
14:17:47.52	52:29:24.1	0.81	1.24	0.14	17.95	2.60	19.19	-20.87	0.38	0.56
14:17:29.67	52:27:59.1	0.35	0.33	0.02	21.78	3.00	22.11	-20.78	0.41	0.70
14:17:25.96	52:26:29.0	1.05	1.86	0.45	2.08	0.20	3.94	-20.96	0.08	0.11
14:17:23.59	52:26:43.8	0.53	1.48	0.06	31.22	6.50	32.70	-20.67	0.35	1.14
14:17:21.71	52:27:09.3	0.28	0.06	0.01	7.94	1.01	8.00	-20.97	0.19	0.21
14:17:28.30	52:25:21.2	0.29	0.06	0.01	6.33	2.00	6.39	-20.01	0.32	0.41
14:17:27.43	52:26:08.9	0.36	0.02	0.01	3.65	2.75	3.67	-18.88	0.41	0.67
14:17:27.30	52:25:00.8	0.99	2.31	0.40	26.87	1.43	29.17	-21.94	0.30	0.32
14:17:27.51	52:25:05.8	0.99	0.28	0.01	9.07	1.28	9.34	-21.14	0.19	0.21
14:17:09.81	52:21:14.4	1.23	24.85	0.23	0.00	0.00	24.85	-22.43	0.20	0.17
14:16:51.55	52:19:36.1	0.81	4.42	0.07	6.07	1.43	10.49	-21.67	0.13	0.15
14:16:51.21	52:19:47.4	0.70	4.03	0.05	23.77	5.50	27.80	-21.65	0.17	0.39
14:16:49.41	52:20:16.6	1.12	2.18	0.10	2.92	0.36	5.09	-21.32	0.08	0.10
14:16:47.40	52:18:19.8	1.03	6.07	0.07	0.00	0.00	6.07	-21.68	0.06	0.08
14:16:44.94	52:19:02.6	1.06	6.59	0.08	1.86	0.20	8.45	-22.05	0.06	0.08
14:16:36.62	52:16:38.9	0.47	0.03	0.01	4.66	1.28	4.69	-20.15	0.25	0.27
14:16:20.58	52:15:12.9	0.77	1.21	0.07	8.49	5.25	9.70	-20.17	0.22	0.54
14:16:18.82	52:13:36.9	0.81	1.66	0.09	5.11	5.00	6.77	-20.29	0.17	0.34
14:16:08.19	52:13:03.0	0.48	0.06	0.01	6.95	1.80	7.01	-20.22	0.31	0.37
14:15:34.15	52:05:54.0	0.99	0.53	0.01	15.53	1.28	16.06	-21.76	0.18	0.21
14:15:22.66	52:05:04.6	0.63	1.55	0.06	38.36	6.00	39.91	-20.83	0.39	1.21
14:15:14.89	52:03:47.1	0.43	0.01	0.01	6.98	1.28	7.00	-20.53	0.26	0.28

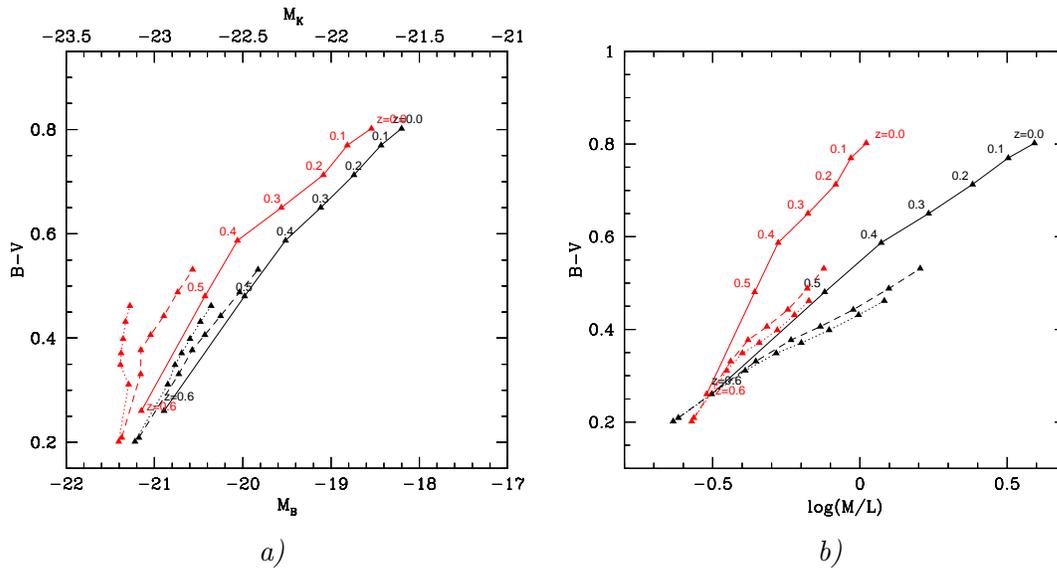


Figura 8.8: a) Evolución con z en las magnitudes absolutas M_B y M_K y en el color $B - V$ para una galaxia LBCGs que a $z = 0.6$ tiene las características medias de nuestra muestra. Se usa un modelo de dos poblaciones estelares: Un estallido de formación estelar sobre una población estelar caracterizada por *línea continua* $\tau = 1$ Gaños, *línea discontinua* $\tau = 4$ Gaños, y *línea de puntos* $\tau = 7$ Gaños. Los datos en negro se corresponden con la banda B y los rojos con la banda K . b) Predicciones para la evolución de las razones masa-luminosidad y los colores de una galaxia LBCGs a $z = 0.6$. Los colores son como en a).

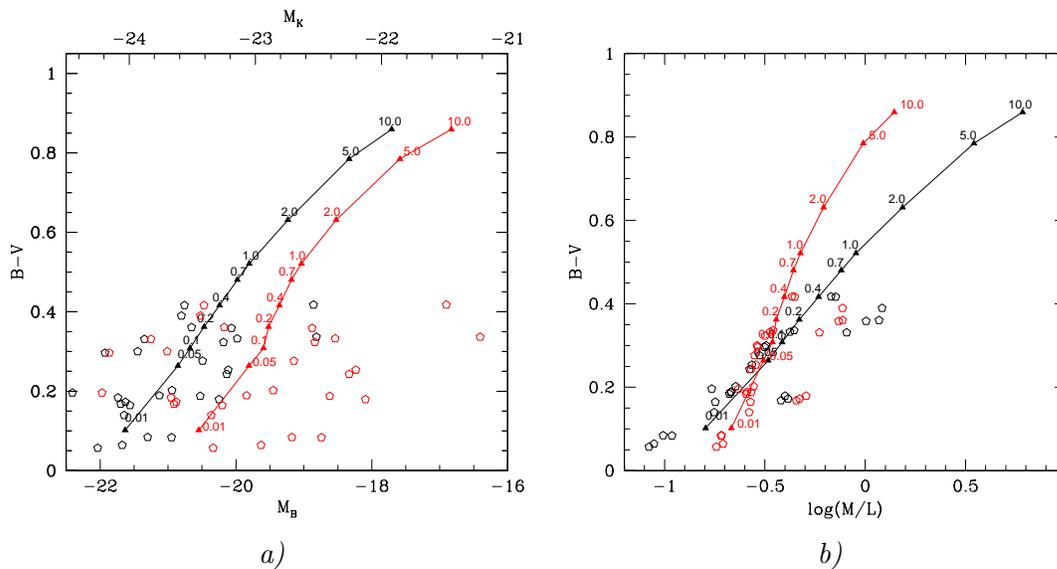


Figura 8.9: a) Evolución con z en las magnitudes absolutas M_B y M_K y en el color $B - V$ para una galaxia LBCGs con dos componentes estelares: Subyacente: $\tau = 1$ Gaños, $M^* = 10^{10} M_\odot$ y $edad_s = 2$ Gaños, y un brote instantáneo de masa $M^* = 10^9 M_\odot$. Los puntos representan las propiedades de la galaxia cuando han transcurrido: 0.01, 0.05, 0.1, 0.2, 0.4, 0.7, 1, 2, 5 y 10 Gaños del estallido de formación estelar. Los datos en negro se corresponden con la banda B y los rojos con K . b) Igual que en a) pero representando las razones masa-luminosidad en B y K frente al color $B - V$.

9

Comparación de las masas estelares obtenidas para las LBCGs con las masas de galaxias espirales y elípticas

9.1. Introducción

El cálculo de masas estelares de LBCGs llevado a cabo en el capítulo 8 puede razonablemente incluir sesgos sistemáticos más allá de los contemplados en el estudio de incertidumbres presentado en el Capítulo 7. Tales sesgos podrían ser debidos por ejemplo a limitaciones en los modelos de poblaciones empleados, a errores en la extinción o a incertidumbres en el modelo cosmológico. Un método para robustecer el valor astrofísico de los resultados consiste en comparar las masas obtenidas para LBCGs con masas derivadas con el mismo código para muestras complementarias de galaxias de tipos estándar, a saber espirales y elípticas, en rangos similares de z y extraídas del mismo muestreo observacional. Una vez estimadas las masas estelares de elípticas y espirales podremos compararlas con masas dinámicas, obtenidas con medidas de dispersión de velocidades, comprobando así la consistencia del método. Por otra parte, podremos comparar directamente las masas estelares de las LBCGs con las de galaxias espirales y elípticas en el mismo rango de desplazamientos al rojo. Sabemos por §8 que las LBCGs son al menos 10 veces menos masivas que las galaxias típicas con luminosidad L^* del Universo cercano. Sería interesante comprobar si estos sistemas masivos del Universo cercano tienen formada gran parte de su masa estelar a z intermedios.

En este capítulo, se definen muestras de galaxias espirales y elípticas en el campo de Groth, se determinan masas estelares de las mismas, y se comparan las distribuciones de masas estelares de espirales, elípticas y LBCGs.

La obtención de las masas estelares de las muestras de espirales y elípticas se realizará usando el mismo código que para las galaxias LBCGs, si bien el estudio se va a hacer con menor profundidad, en el sentido de que para la obtención de los parámetros (extinción, metalicidad y SFH) nos apoyaremos en bibliografía. En las siguientes secciones, se muestran los valores de estos parámetros que se usarán para cada tipo morfológico, y se explicará en qué referencias y razonamientos nos hemos basado para su elección.

9.2. Selección de las muestras de espirales y elípticas

En el Universo local, los tipos morfológicos clásicos de galaxias (espirales y elípticas) muestran una correspondencia entre morfología y color (Fukugita et al. 1995). A desplazamientos al rojo cosmológicos, esta correspondencia se rompe, debido a que los ritmos de formación estelar y de interacciones, así como la presencia de polvo, son distintas. Definir muestras de espirales y elípticas a estos z , en base a morfología o en base a color, da generalmente resultados distintos. Una selección puramente morfológica excluirá una parte importante de la clase debido a irregularidades morfológicas, mientras que una selección por color puede introducir en la muestra objetos muy distintos que presenten colores similares por ejemplo debido a brotes de formación estelar o a polvo. El último caso se da en la selección por color de elípticas, ya que, para $z \geq 1$, *starburst* polvorientos tienen colores similares a los de elípticas sin polvo (Pozzetti & Mannucci 2000). Para abordar este problema, hemos llevado a cabo dos selecciones de muestras de elípticas y espirales, una siguiendo criterios de color, y otra siguiendo criterios morfológicos.

9.2.1. Selección de elípticas y espirales por color

La selección de las muestras de galaxias elípticas y espirales la hacemos inicialmente de forma estadística en función del color de las fuentes. En la figura 9.1a se muestra el color que los espectros tipo de galaxias E, Sa, Sc e Ir, tienen en función del desplazamiento al rojo. En el caso de las tres primeras clases usamos las correcciones evolutivas, además de la corrección K. Para las galaxias Ir sólo usamos la corrección K. Los gráficos se han dibujado a partir de los espectros de estos tipos de galaxias de Poggianti (1997).

Para la selección de las muestras que, en base al color, denominaremos: galaxias elípticas, espirales tempranas y espirales tardías, usamos los límites que se muestran en la tabla 9.1b, obtenidos como los valores medios entre los colores de las E, Sa y Sc. De esta selección obtenemos: 52 galaxias elípticas, 59 espirales tempranas y una muestra de 62 espirales tardías que no incluyen a las LBCGs estudiadas en el capítulo 8.

9.2.2. Selección morfológica de elípticas y espirales

La segunda selección de muestras de elípticas y espirales la hemos realizado en base a la morfología de las galaxias. En la muestra de galaxias elípticas incluimos también las galaxias S0, por lo que aquí llamaremos elípticas a lo que generalmente se denomina galaxias de tipos tempranos.

Idealmente, sería deseable hacer una clasificación cuantitativa, bien paramétrica o no paramétrica. Pero en el caso paramétrico, con modelos como los descritos en Simard et al. (2002) y Trujillo et al. (2001), hemos visto que los resultados no son concordantes a magnitudes débiles. En el caso no paramétrico, con índices morfológicos de concentración y asimetría, los índices disponibles en DEEP de Abraham et al. (1996) tienen los problemas que se comentan en la tesis de Wu (1999). Estos problemas provienen principalmente, de calcular los índices en un área isofotal de la galaxia que está definida en función del ruido de cielo, y de la forma en que se escoge el centro de rotación para calcular la asimetría. Estas limitaciones tienden a incrementar la asimetría y son mayores al aumentar z . Por todo esto hemos hecho una clasificación visual de las galaxias. La inspección visual es subjetiva, por

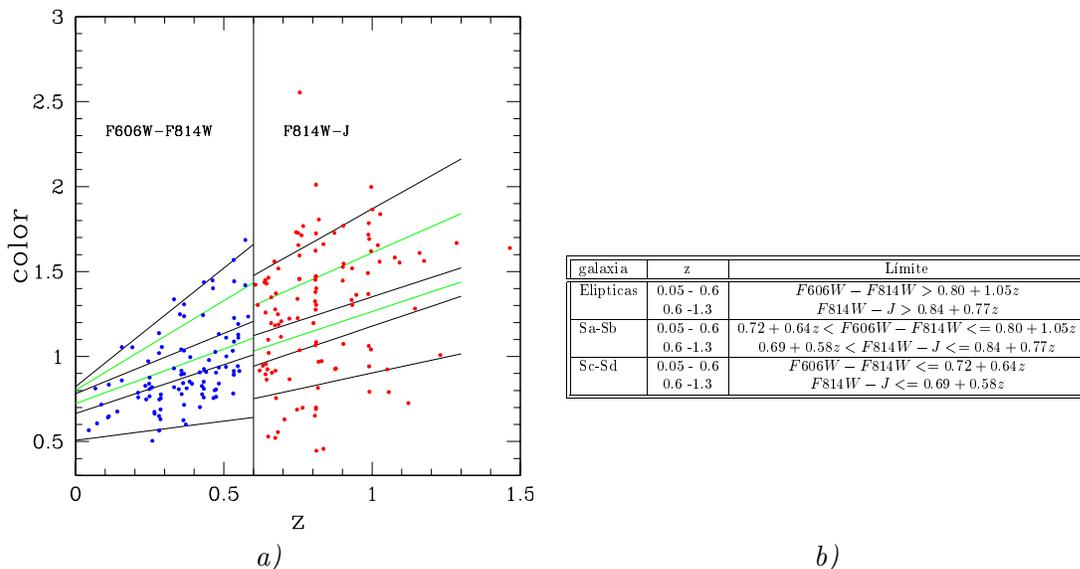


Figura 9.1: *a)* Las líneas negras son la aproximación lineal a los colores $F606W - F814W$ hasta $z = 0.6$ y $F814W - J$ para $z > 0.6$, para galaxias Es, Sa y Sc (de arriba a abajo). Las líneas verdes representan las fronteras que hemos tomado para separar las muestras de galaxias: elípticas, espirales tempranas, espirales tardías + irregulares. Los puntos son nuestros datos. *b)* Límites en color para la selección de la muestra de galaxias de cada tipo.

lo que la hemos hecho tres personas independientemente (David Cristóbal, Marc Balcells y Peter Erwin). Lo hemos hecho mostrando las imágenes en visualizador y variando el contraste lo que permite ver mejor la morfología a todos los niveles de brillo. Como se dijo anteriormente, en la muestra de elípticas hemos incluido las galaxias S0 que son sistemas de tipo temprano, con un bulbo prominente pero que tienen un disco extenso. La discriminación entre S0 y espirales de tipos tempranos es poco precisa, ya lo es a $z = 0$, y aún más a z cosmológicos. Las muestras de elípticas y espirales por selección morfológica se muestran en las figuras D.2 y D.3.

La muestra de galaxias elípticas tiene 31 objetos. Todos ellos tienen una apariencia claramente compacta. En esta muestra no aparecen objetos irregulares como los que aparecían en la muestra seleccionada mediante color.

Las galaxias espirales (93 objetos, ver figura D.3) muestran distintos grados de nucleación, pero todas tienen evidencia de un disco, bien por la relación de ejes, bien por la presencia de formación estelar en brazos espirales o una barra.

En la figura 9.2a puede verse cómo quedan localizadas estas muestras de elípticas y espirales en función de su radio de media luz (radio que encierra la mitad de la luminosidad) y la razón bulbo-total, y en base a los índices de concentración y asimetría definidos por Abraham et al. (1996). Vemos aquí que, tanto las galaxias elípticas, como las LBCGs, ocupan la zona de alta concentración, $C > 0.7$ en la mayoría de los casos, y de radios efectivos más pequeños, $R_e < 5$ kpc. Las galaxias espirales, por el contrario, son menos compactas $C < 0.7$ y tienen razones bulbo-total más bajas, $B/T < 0.3$. Las LBCGs ocupan todo el rango de relaciones B/T. En el histograma de la figura 9.2b, se aprecia que las tres muestras cubren el mismo rango de luminosidades en el óptico, de $M_B = -18.5$ a

$M_B = -22.5$. Estos parámetros han sido obtenidos de la base de datos de DEEP (Simard et al. 2002).

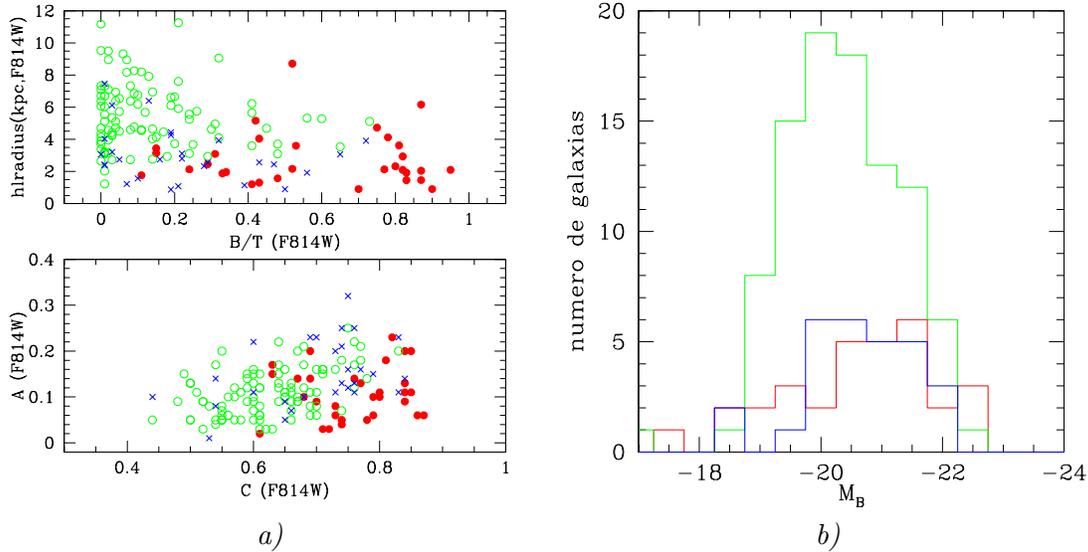


Figura 9.2: *a)* Parámetros morfológicos extraídos de la base de datos de DEEP. En el panel de arriba se muestra la razón bulbo-total frente a el radio a media luz en kpc en la banda $F814W$. En el panel de abajo se presentan los índices de compacidad y asimetría de Abraham et al. (1996) medidos en $F814W$. *b)* Histograma de luminosidades en la banda B para las muestras de galaxias obtenidas mediante inspección visual. En ambas figuras el código de colores es: azul LBCGs, verde espirales y rojo elípticas.

9.3. Parámetros poblacionales de los modelos de elípticas y espirales

9.3.1. Metalicidad de las galaxias espirales y elípticas

Al igual que en el capítulo 8 en relación con las LBCGs, para ver qué rango de metalicidad debemos considerar para cada tipo de galaxia, primeramente vemos que se dice en la literatura acerca de la metalicidad de las galaxias elípticas y espirales.

A lo largo de las últimas dos décadas, se han realizado numerosos estudios acerca de la correlación existente entre luminosidad y metalicidad para diversos tipos de galaxias; galaxias irregulares (Skillman et al. 1989; Melbourne & Salzer 2002; Pilyugin & Ferrini 2000), galaxias espirales (Garnett & Shields 1987; Zaritsky et al. 1994; Garnett et al. 1997; Pilyugin & Ferrini 2000; Garnett 2002) y galaxias elípticas (Brodie & Huchra 1991; Bender et al. 1993; Zaritsky et al. 1994). En los artículos de Zaritsky et al. (1994), Garnett et al. (1997) y Garnett (2002) se hace referencia a que la correlación existente entre metalicidad y velocidad de rotación en las galaxias espirales no es mejor que la existente entre metalicidad y luminosidad. En esta sección vamos a presentar algunos ajustes empíricos que nos permiten determinar un valor para la metalicidad de los modelos en función del tipo morfológico de la galaxia y de su luminosidad.

Para las galaxias elípticas tomamos el ajuste dado en Brodie & Huchra (1991):

$$[Fe/H] = (-0.15 \pm 0.03)(M_B + 20.4) - 0.28 \pm 0.12 \quad (9.1)$$

En el panel superior de la figura 9.3 se muestra en línea de puntos esta correlación. Se aprecia que el ajuste es bueno para las galaxias elípticas, tanto enanas, como gigantes. También hay muy buen acuerdo para las galaxias irregulares. Sin embargo, las galaxias espirales parecen estar sistemáticamente por encima de esta relación. Por esto, para las galaxias espirales vamos a usar el ajuste a los datos de la figura 8.3b dado en Garnett (2002):

$$\log(O/H) = -0.16M_B - 6.4 \quad (9.2)$$

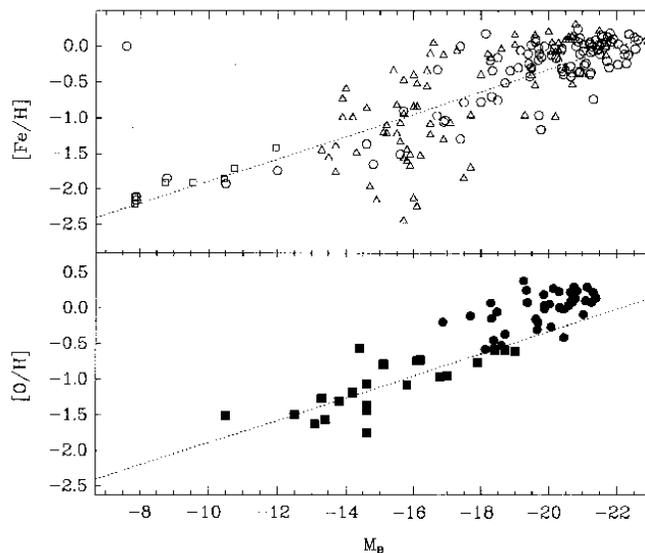


Figura 9.3: Correlación entre la luminosidad y la metalicidad para dE's del Grupo Local (*cuadrados blancos*), irregulares (Skillman et al. 1989) (*cuadrados negros*), espirales (*círculos negros*), y elípticas (*círculos blancos* Bender et al. 1993, *triángulos blancos* Brodie & Huchra 1991). La figura ha sido extraída de Zaritsky et al. (1994). Para detalles acerca de las referencias y conversiones acudir a ese artículo.

De estos ajustes, considerando los rangos de luminosidades de nuestras muestras y los valores de Z disponibles en Bruzual & Charlot (2003), vemos que $\sim 30\%$ de las elípticas se ajustarían a un valor $Z = Z_{\odot}$ y un $\sim 65\%$ a $Z = 0.4Z_{\odot}$. De las espirales, el 80% de las tempranas y el 70% de las tardías se corresponden a $Z = Z_{\odot}$. De todas formas, para estudiar las posibles diferencias en el cálculo de la masa estelar con la metalicidad, vamos a ejecutar los modelos con $Z = Z_{\odot}$ y $Z = 0.4Z_{\odot}$ para cada una de las muestras. Esto también es conveniente a la hora de comparar con las masas estelares de las LBCGs, porque se evita que posibles diferencias en las masas estelares sean debidas a diferencias en los modelos considerados. Además, hay que valorar que las relaciones metalicidad-luminosidad se han estudiado en muestras cercanas, y estas relaciones pueden variar al aumentar el desplazamiento al rojo, tal como ya se comentó en §8. También es conocido (de Freitas Pacheco 1996) que las galaxias elípticas presentan sobreabundancias de elementos α por lo que el índice de metales Z debería mayor que el calculado a partir de $[Fe/H]$ y abundancias solares.

9.3.2. Extinción en galaxias espirales y elípticas

Extinción interna de las galaxias espirales

Las galaxias espirales tienen distintas cantidades de extinción dependiendo de la inclinación que presentan con respecto al observador. En esta sección vamos a estudiar la forma de corregir de extinción las galaxias espirales considerando la inclinación de las mismas.

La extinción, como ya explicamos en el tema anterior, se viene parametrizando en función de una ley de extinción empírica, A_λ/A_V , y de la extinción en el filtro V , A_V . También puede usarse, en lugar de esta última, en enrojecimiento $E(B - V) = A_V/R_V$, donde R_V toma valores diferentes para las distintas leyes, véase el apéndice C.

La ley de extinción empírica ha sido calculada principalmente en nuestra galaxia. Las diferentes observaciones coinciden muy bien en el rango de longitudes de onda entre $0.4\mu m$ a $5\mu m$ (Knapen et al. 1991). La ley de extinción de Rieke & Lebofsky (1985) extiende las medidas al rango $1 \leq \lambda \leq 13\mu m$. En la Vía Láctea la técnica que principalmente se usa para medir la extinción es hacer fotometría de candelas estándares. Esta técnica se puede usar en galaxias muy cercanas, como las nubes de Magallanes. La ley de extinción para la nube grande de Magallanes (LMC), calculada por Fitzpatrick (1986) es similar a la citada de nuestra galaxia. Sin embargo, la ley de Bouchet et al. (1985) para la nube pequeña de Magallanes (SMC) tiene más extinción en el ultravioleta para una misma extinción en el filtro V . Las curvas de extinción de la Vía Láctea y de la LMC tienen un máximo local a 2175 \AA , esta peculiaridad no aparece en la curva de extinción de la SMC y tampoco en la de galaxias con formación estelar intensa calculada por Calzetti et al. (2000).

Una característica común de estas curvas de extinción es que, por la forma en que son calculadas, no cuentan con la luz que es dispersada por los granos de polvo en la dirección de la línea de visión. La extinción de la luz de una estrella por el polvo cósmico es debida a dos procesos diferenciados, absorción y dispersión. Al observar una galaxia, que contiene multitud de fuentes emisoras entremezcladas con nubes de polvo, parte de la luz dispersada lo es en la línea de visión del observador. En las curvas de extinción como las mencionadas en el párrafo anterior, derivadas de observaciones de estrellas, toda la luz dispersada se pierde de la línea de visión; utilizar estas curvas en el caso de galaxias corresponde a suponer que todo el polvo se encuentra entre los emisores y el observador ("modelo de pantalla"), lo cual en general no es cierto, y puede llevar a una sobrestimación de los efectos del polvo. Un cálculo preciso de estos efectos requiere modelos de transferencia radiativa como los de Bruzual et al. (1988), Witt et al. (1992), Byun et al. (1994), di Bartolomeo et al. (1995) y Witt & Gordon (2000), donde se consideran geometrías en las que el polvo está mezclado con las estrellas, y donde se tiene en cuenta la dispersión por los granos de polvo. Estos modelos demuestran que para una misma cantidad de polvo se produce mucha menos extinción que la obtenida para el modelo de pantalla. En estos artículos se cuestiona la posibilidad de usar una ley de extinción estándar, debido a la importancia que tiene la distribución del polvo y las estrellas dentro de las galaxias. En Witt et al. (1992), Byun et al. (1994) y Witt & Gordon (2000) se demuestra que, al tener el polvo mezclado con las estrellas, el efecto de la extinción efectiva en los colores ópticos y del NIR es mucho menor que el que se obtiene al considerar el modelo de pantalla de polvo, véase la figura 9.4. Esto es debido a que las estrellas más enrojecidas por el polvo, también son las que están más oscurecidas, contribuyendo así en menor medida a la luminosidad que las estrellas que no sufren tanta

extinción. Además, la luz dispersada es más azul y compensa del enrojecimiento que pueda tener la luz estelar. Así mismo, en Byun et al. (1994) se señala que en galaxias espirales este efecto desaparece rápidamente cuando el ángulo de inclinación con que se ve la galaxia aumenta, siendo entonces comparable el efecto en los colores de los modelos que cuentan con la dispersión y los que no.

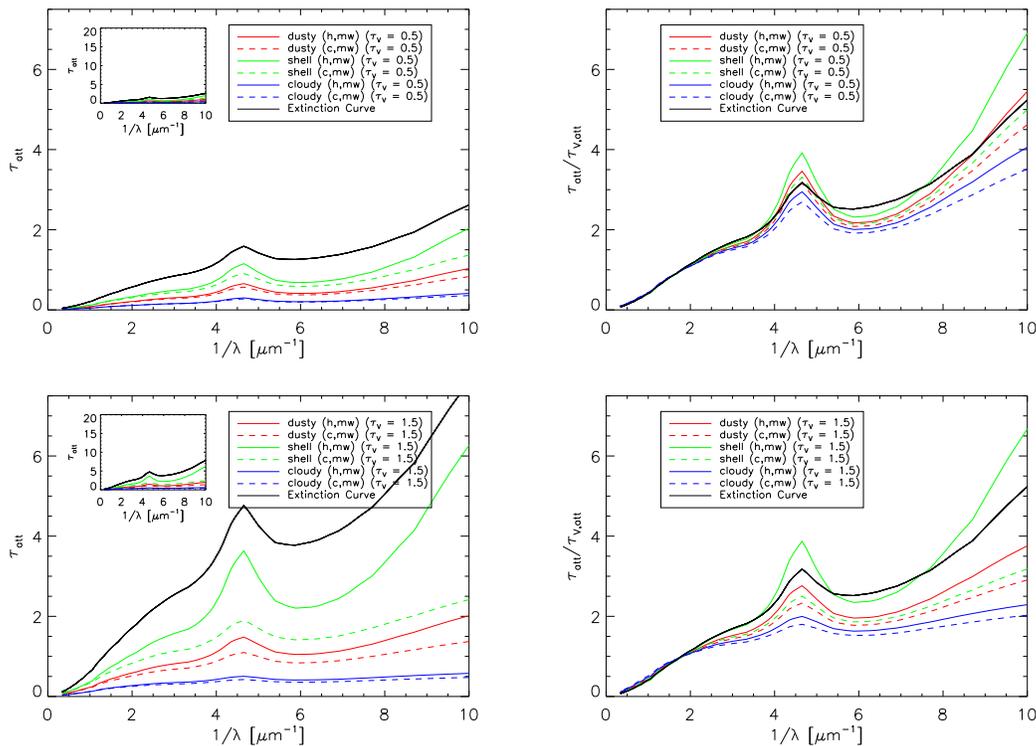


Figura 9.4: Curvas de extinción para distintas configuraciones del polvo y las estrellas $A_\lambda = \tau_{att}(\lambda)$. Se muestra la curva de extinción de la Galaxia como comparación. Los gráficos de la derecha aparecen normalizados por la extinción en el filtro V . Las figuras se han extraído de Witt & Gordon (2000).

A pesar de estas consideraciones, existen resultados que sugieren que la aplicación de leyes de extinción como la de la Vía Láctea da resultados satisfactorios. Knapen et al. (1991) y Jansen et al. (1994) sobre una muestra de galaxias vistas con mucha inclinación, usaron la simetría de los perfiles de luz de la población subyacente con respecto al plano de la galaxia, para obtener la extinción en la banda de polvo en los filtros U, B, V, R, I, J y K' . En ambos trabajos se destaca el buen acuerdo con la ley de extinción de la Vía Láctea de Rieke & Lebofsky (1985). También en Xilouris et al. (1999) usando un modelo de galaxia con distribuciones exponenciales para las estrellas y el polvo y comparando con galaxias vistas de perfil, se llega a la conclusión de que la ley de extinción calculada para galaxias externas se encuentra en buen acuerdo con la ley de extinción de nuestra galaxia.

Otro aspecto importante a la hora de corregir de extinción interna las galaxias espirales es saber cómo varía esta con la inclinación que presenta la galaxia. Para calibraciones basadas en datos empíricos, la ecuación que suele emplearse para este fin es (Boselli &

Gavazzi 1994; Giovanelli et al. 1995; Tully et al. 1998):

$$A_{\lambda}^{i-0} = \gamma_{\lambda} \log(a/b) \quad (9.3)$$

donde el superíndice $i - 0$ indica que es la corrección a aplicar para obtener la magnitud de galaxia vista de cara, a es el semieje mayor y b el semieje menor de la galaxia. Las distintas parametrizaciones consideran que el coeficiente γ_{λ} varía, bien con el tipo morfológico (Boselli & Gavazzi 1994), bien con la luminosidad absoluta de la galaxia (Giovanelli et al. 1995; Tully et al. 1998). En este trabajo queremos aplicar la corrección a 6 filtros ($U, B, F606, F814, J, K_s$). Los trabajos que hemos indicado dan las parametrizaciones sólo para algunos filtros, Boselli & Gavazzi (1994) las da para U, B, V, H , Giovanelli et al. (1995) para I y Tully et al. (1998) para los filtros B, R e I . La forma en que el coeficiente γ_{λ} se transforma al cambiar de un filtro a otro no es trivial, ya que, como comentamos anteriormente, no se puede usar una ley de extinción estándar que dé la relación entre los coeficientes en las distintas bandas.

Una forma de solventar esta dificultad es considerar las curvas de extinción teóricas calculadas con modelos de transferencia radiativa para discos con polvo (Bruzual et al. 1988; Byun et al. 1994; di Bartolomeo et al. 1995). Estos estudios dan la extinción en función de la longitud de onda para distintos valores del ángulo de inclinación y de la profundidad óptica en V , τ_V . Las ventajas de usar estos modelos son: que no hay que tomar una ley de extinción Galáctica estándar, que está bastante cuestionada para disposiciones del polvo distintas que la del modelo de pantalla, y que además, incluyen el problema de la variación de la extinción con el ángulo de inclinación. En la figura 9.5 se comparan las curvas de extinción consideradas en distintos artículos.

Según lo descrito en los párrafos anteriores, para las espirales hemos considerado distintas correcciones de extinción: La primera está basada en la ecuación 9.3 y la parametrizamos de la siguiente forma para contar con la extinción que se produce cuando la galaxia se ve de cara:

$$\frac{A_{\lambda}}{A_V} \frac{A_V}{A_I} \gamma_I \log\left(\frac{a}{b}\right) + ext_{i=0}(\lambda) \quad (9.4)$$

El primer término es la corrección hasta poner la galaxia de cara, usando la aproximación de que los términos γ_{λ} siguen la ley de la Vía Láctea. En Giovanelli et al. (1995) se dice que para galaxias espirales (la mayoría de su muestra son Sc) γ_I varía desde 0.5 para las menos luminosas $M_I < -19$, hasta 1.0 para las luminosas. El segundo término modela la extinción de la galaxia vista de cara. Para ello usamos la ley de Bruzual et al. (1988) con $\tau_V = 0.5$.

Otra ley de extinción que usamos es la de Bruzual et al. (1988), que da la extinción interna de la galaxia en función de la inclinación.

Finalmente, también consideramos las leyes de extinción de la Vía Láctea y de la LMC con distintas cantidades de extinción, para comparar con los resultados obtenidos de la muestra de LBCGs, de esta forma aseguramos que los cambios en la masa estelar según los tipos no son debidas a la elección de los modelos.

Usando todas estas leyes de extinción podemos ver de un modo estadístico cuál de ellas produce unos mejores ajustes para la población de galaxias clasificadas como espirales.

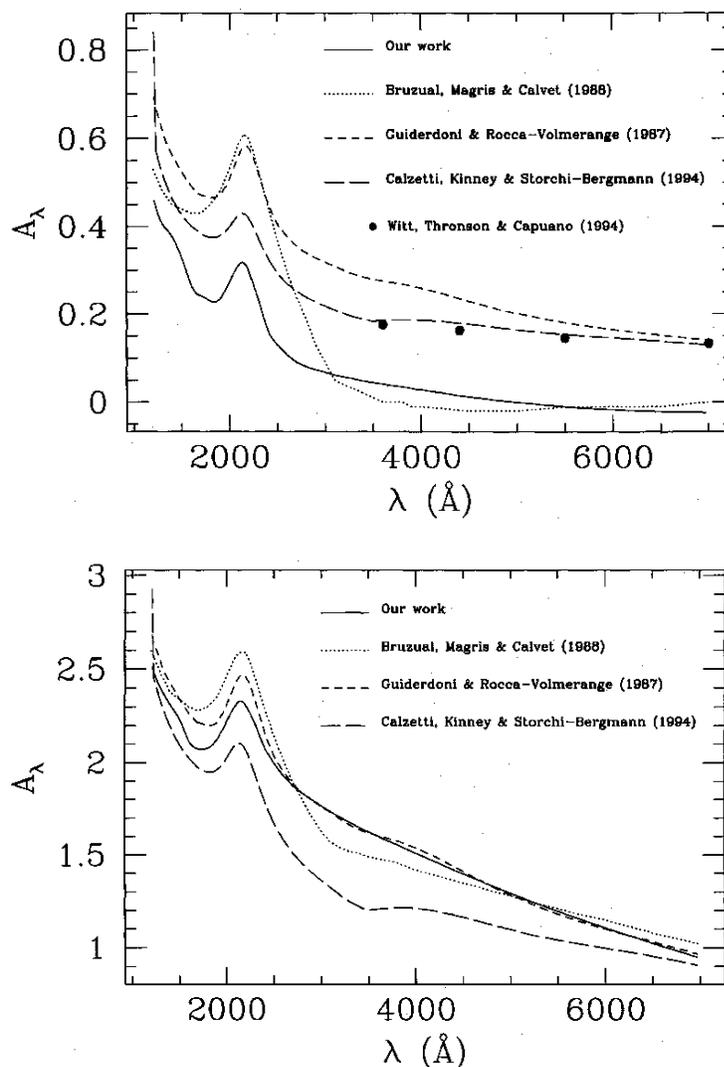


Figura 9.5: Comparación entre las curvas de extinción interna para discos obtenidas en distintos trabajos. Las curvas de arriba se obtienen para los valores $\tau_V = 0.5$ y $\cos i = 0.98$. Las curvas de abajo son para $\tau_V = 0.5$ y $\cos i = 0.12$. Gráficas de di Bartolomeo et al. (1995).

Polvo en galaxias elípticas

En los estudios de galaxias elípticas anteriores a la década de los 90, se consideraba que las galaxias de tipos tempranos (elípticas y lenticulares) no tenían apenas polvo. Los muestreos con el satélite IRAS han demostrado que entre el 10% y el 50% de las galaxias elípticas tienen polvo, véase Calzetti (2001). También en los artículos de Witt et al. (1992) y Witt & Gordon (2000) se concluye que las elípticas sí que pueden tener cantidades apreciables de polvo, y que con una configuración adecuada de las estrellas y de cantidades modestas de polvo ($\tau \simeq 1$), se podrían llegar a explicar los gradientes de color en galaxias elípticas, que se suelen atribuir a variaciones de la metalicidad y de las poblaciones estelares.

Además, por la configuración que se usa para el polvo y las estrellas el efecto conjunto de absorción y dispersión lleva a variaciones pequeñas en los colores integrados de las galaxias. La extinción efectiva que se obtiene con valores típicos de profundidad óptica, $\tau_V = 0.15 - 1$ son $A_B \leq 0.02 - 0.15$ mag y $A_I \leq 0.01 - 0.09$ mag (considerando los modelos de Witt et al. 1992).

Para las galaxias elípticas considero la ley de extinción de la Vía Láctea con distintos valores de la extinción en V .

9.3.3. Historia de formación estelar

Como ya explicamos en §7.2, en los modelos de ajuste de masas estelares, para parametrizar la historia de formación estelar usamos, bien una formación estelar instantánea, bien una función con decaimiento exponencial. En Bruzual & Charlot (1993), donde se comparan los resultados obtenidos con modelos de síntesis de poblaciones con espectros reales de galaxias, se demuestra que un único brote de formación estelar superior a 10 Gaños ajusta bien el espectro promedio de una muestra de galaxias elípticas cercanas. También se muestra como los otros tipos morfológicos, desde S0 hasta espirales Sc, se ajustan bien por una SFH con decaimiento exponencial, con $\tau = 1$ para las S0, $\tau = 2$ para las Sb, $\tau = 4$ para las Sbc, $\tau = 7$ para las Sc.

A pesar de que la escala de tiempos de formación estelar no tiene mucha repercusión en la masa estelar calculada para las galaxias, este parámetro sí que influye considerablemente en la evolución de la relación masa-luminosidad, como se vio en §8.8. Para parametrizar la población subyacente usaremos el valor $\tau = 1$ Gaño para las galaxias elípticas y los valores $\tau = 1, 2, 4$ y 7 Gaños para las galaxias espirales.

9.4. Resultados de galaxias elípticas seleccionadas por color

Hecha la selección de parámetros poblacionales, en esta sección analizamos las masas estelares derivadas para galaxias elípticas. Para las galaxias elípticas seleccionadas por color (ver §9.2.1), los modelos con $Z = Z_\odot$ dan mejores ajustes que aquellos con $Z = 0.4Z_\odot$. La cantidad de extinción de los modelos que mejor ajustan varía desde $A_V = 0.2$ hasta $A_V = 1.2$. Los resultados se resumen en la figura 9.6. La figura 9.6a muestra las diferencias entre las magnitudes observadas y los modelos en cada banda. Los ajustes son excelentes en las bandas $F606W$, $F814W$ y K_s , y presentan dispersiones algo mayores en las otras bandas (ver las tablas en la figura 9.6b). La distribución de edades y la fracción de masa del brote se muestran en la figura 9.6c. Como es de esperar en galaxias elípticas, las edades de la componente subyacente son cercanas a la edad máxima permitida por los modelos (dada por la línea continua en la figura 9.6c), y los brotes involucran una fracción muy pequeña de la masa total, sobre todo el rango de z . Las masas de cada componente, y la masa total, se muestran frente a z en la figura 9.6d. La mediana de la masa estelar para los modelos va desde 5×10^{10} hasta $8 \times 10^{10} M_\odot$, disminuyendo al aumentar la extinción.

A estas galaxias, más rojas, el corte en I aplicado por el catálogo espectroscópico les afecta menos que a las LBCGs, por lo que las masas estelares se mantienen uniformes con el desplazamiento al rojo. Las masas estelares de estas galaxias están en torno a las $10^{11} M_\odot$. El rango de masas va desde 5.2×10^9 hasta $4.8 \times 10^{11} M_\odot$. Vemos como la mayoría de los

brotos tienen edades mayores que 100 Maños y la mediana de su contribución a la masa de la galaxia es $< 2\%$ en los modelos con $A_V \leq 0.3$, las componentes subyacentes conforman casi el total de la masa de las galaxias y sus edades medias son de 5 Gaños, alcanzando en muchos casos el límite de edad máximo según el desplazamiento al rojo, para un $z_{form} = 4$.

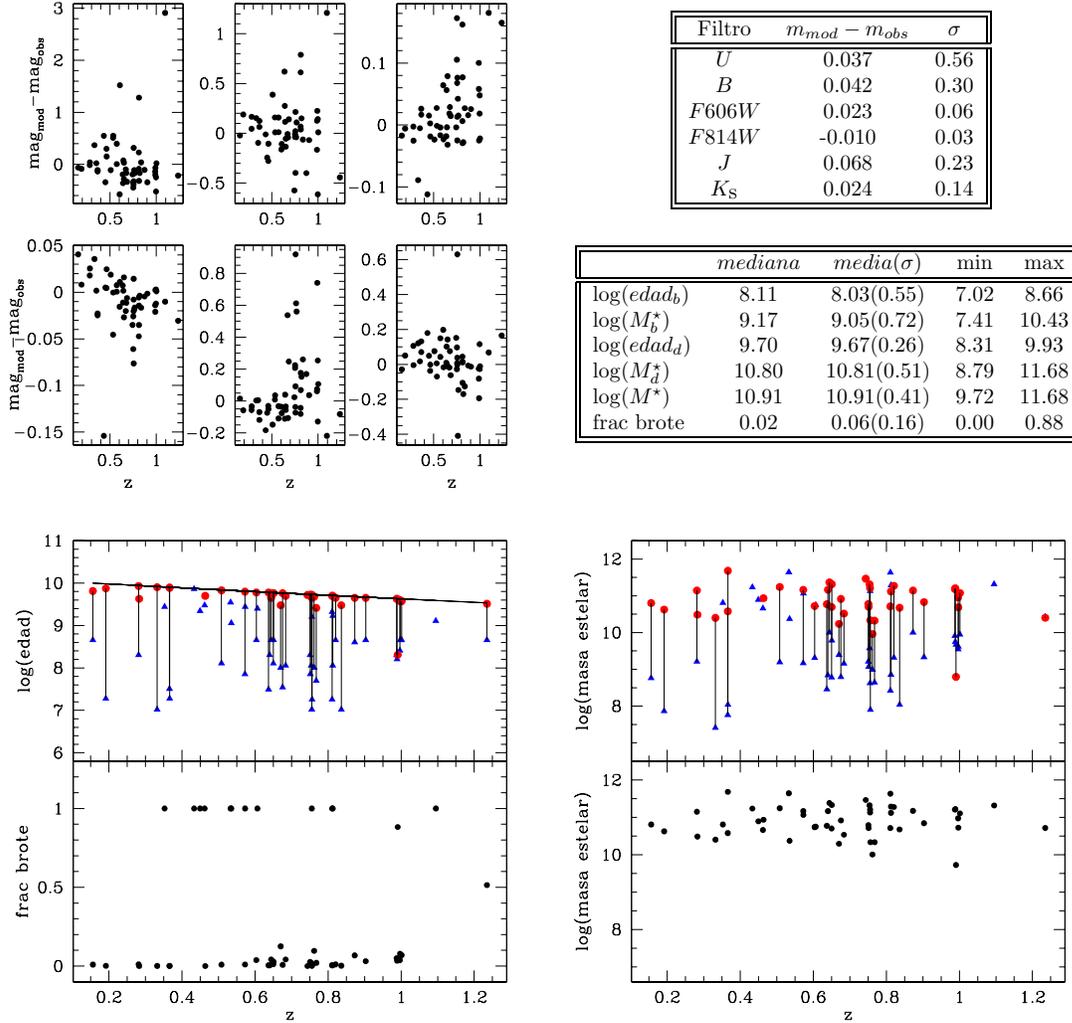


Figura 9.6: Resultados de las masas estelares sobre las muestra de galaxias elípticas seleccionadas por color usando la ley de la Vía Láctea con $A_V = 0.3$ mag y $Z = Z_{\odot}$. *a)* Diferencias entre las magnitudes observadas y las del modelo que da menor χ^2 en las bandas (de izquierda a derecha y de arriba a abajo) *U, B, F606W, F814W, J* y *K_s*. *b)* Tabla con los errores medios y sus desviaciones estándar en cada banda, y tabla con los valores medios, desviaciones estándar y valores extremos de las masas y edades de las componentes. *c)* Edad de cada una de las componentes del modelo frente a z , los triángulos azules representan los brotes y los círculos rojos las componentes subyacentes. En el panel inferior se muestra la fracción de la masa que está en el brote de formación estelar. *d)* Masa estelar de cada una de las componentes frente a z y masa estelar total de las galaxias.

Otro aspecto bien conocido, a desplazamientos al rojo más altos ($1 < z < 2$), es que entre

la población de objetos muy rojos (EROs, *Extremely Red Objects*, $R - K > 5$ o $I - K > 4$) hay, tanto galaxias elípticas a $z > 1$, con colores rojos debidos a altas correcciones-K, como galaxias con formación estelar con gran cantidad de polvo. Ver a modo de referencia los artículos: Pozzetti & Mannucci (2000), Smail et al. (2002), Pierini et al. (2004). De hecho esperamos que nuestra muestra esté sesgada hacia galaxias que tengan líneas de emisión, pues son necesarias en muchos casos para determinar el z espectroscópico.

Para intentar inferir cuántas galaxias de nuestra muestra de elípticas son realmente galaxias con formación estelar intensa enrojecidas por polvo, hemos usado la relación 9.5, que según Pozzetti & Mannucci (2000) separa las regiones ocupadas por galaxias elípticas y por *starburst* polvorientos en el diagrama $J - K$ frente a $I - K$. Esta relación se muestra con una línea de trazos en la figura 9.7b.

$$(J - K) = 0.36(I - K) + 0.46 \quad (9.5)$$

Lo que hemos hecho es: una vez que ajustamos los espectros a la fotometría de las galaxias, movemos estos hasta $z = 1.5$ para obtener las magnitudes que tendrían estas galaxias en los filtros I, J y K de Bessell. Hay que tener en cuenta que la relación 9.5 es válida para EROs en el rango $1 < z < 2$, que es donde, mediante los filtros descritos, se consigue una buena separación entre galaxias con poblaciones estelares evolucionadas y galaxias con formación estelar y polvo, ver las figuras 9.7a y 9.7b tomadas de Pozzetti & Mannucci (2000). Muchas de nuestras galaxias rojas satisfacerían la condición $I - K > 4$ y se clasificarían como EROs si estuvieran a $z \sim 1.5$. En la figura 9.8a se muestran los colores $I - K$ y $J - K$ de nuestras galaxias junto con la relación 9.5 que sirve para separar las dos clases de galaxias. Usando los resultados obtenidos con valores bajos de extinción $A_V = 0.1$, un total de 12 galaxias estarían claramente en la parte del diagrama correspondiente a galaxias con formación estelar, a la derecha de la línea roja que hemos desplazado en 0.1 mag en la figura 9.8a. En la figura 9.9 se muestran las imágenes y los espectros de estas galaxias, donde vemos que son galaxias de tipos tardíos y con líneas de emisión. Esto nos demuestra que la clasificación basada sólo en color no permite discriminar qué galaxias son elípticas.

Los mejores ajustes a estas 12 galaxias polvorientas se obtienen usando $Z = 0.4Z_\odot$ y $A_V = 1 - 1.5$ con la ley de extinción de (Calzetti et al. 2000). El histograma de masas estelares se muestra en la figura 9.8b, tiene una media de $5.0 \times 10^{10} M_\odot$ y cubre el rango desde 2.5×10^{10} hasta $2.1 \times 10^{11} M_\odot$, estas masas son menores que las de las galaxias elípticas y se parecen a las de las LBCGs más masivas. Estas galaxias eran las que en sus ajustes involucraban brotes más jóvenes, una vez que quitamos estas de la muestra de elípticas la edad media de los brotes pasa de ~ 100 Maños a ~ 170 Maños.

En los párrafos anteriores no se pretende separar adecuadamente las galaxias con formación estelar intensa oscurecidas por polvo de las galaxias elípticas. De hecho, aumentando el valor de la extinción habría más objetos considerados como galaxias con formación estelar oscurecidas por polvo, lo que hace que sea difícil separar apropiadamente ambas clases en base a este criterio. Lo que se quiere es destacar el hecho de que, entre la muestra de galaxias rojas están incluidos ambos tipos. En Smail et al. (2002) se indica que a $z \geq 1$ al menos el 30 % de las galaxias con $R - K > 5.3$ son galaxias con formación estelar intensa oscurecidas por polvo. En el caso de nuestra muestra esperamos que haya más objetos que pertenezcan a esta clase, debido a que los desplazamientos al rojo espectroscópicos se calculan, en la

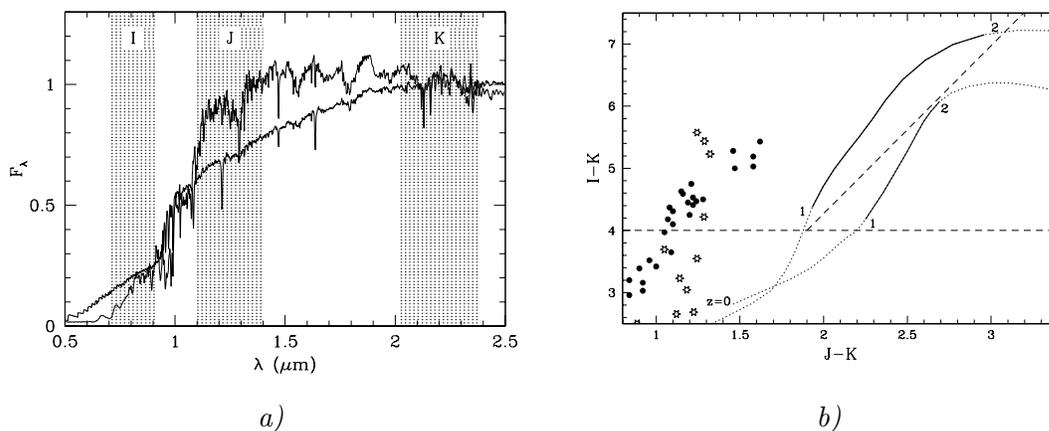


Figura 9.7: *a)* Espectros representativos de una galaxia elíptica (línea gruesa) y de una galaxia con formación estelar y gran cantidad de polvo (línea fina) a $z = 1.5$. Ambos espectros se han obtenido con el código de Bruzual & Charlot (1993). La línea gruesa es el espectro de una población estelar de 15 Gyr, mientras que la línea fina muestra el espectro de una población con razón de formación estelar constante durante 1 Gaño con enrojecimiento $E(B-V)=0.8$ con la ley SMC. *b)* Colores modelados para elípticas (línea gruesa) y galaxia con formación estelar (línea fina). Las líneas de puntos son para $z < 1$ o $z > 2$. La línea discontinua se corresponde con $I - K = 4$ y con la relación 9.5. Las estrellas y puntos son los colores de muestras de estrellas. Las figuras se han tomado de Pozzetti & Mannucci (2000).

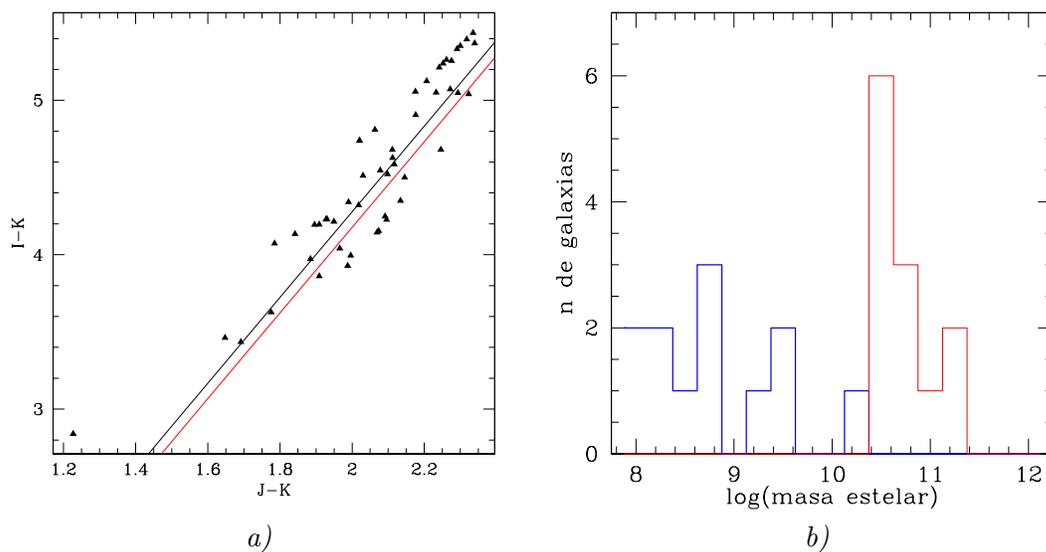


Figura 9.8: *a)* Colores $I - K$ vs. $J - K$ de la muestra de galaxias más rojas, junto con la relación 9.5 que separa las galaxias con poblaciones estelares evolucionadas, de las galaxias con formación estelar y polvo. La línea roja está desplazada 0.1 mags en $I - K$. *b)* Histogramas de masas de la submuestra de galaxias con polvo, la línea azul se corresponde al brote de formación estelar y la línea roja a la población subyacente.

mayoría de los casos, mediante líneas de emisión, y esto produce un sesgo en contra de objetos evolucionados.

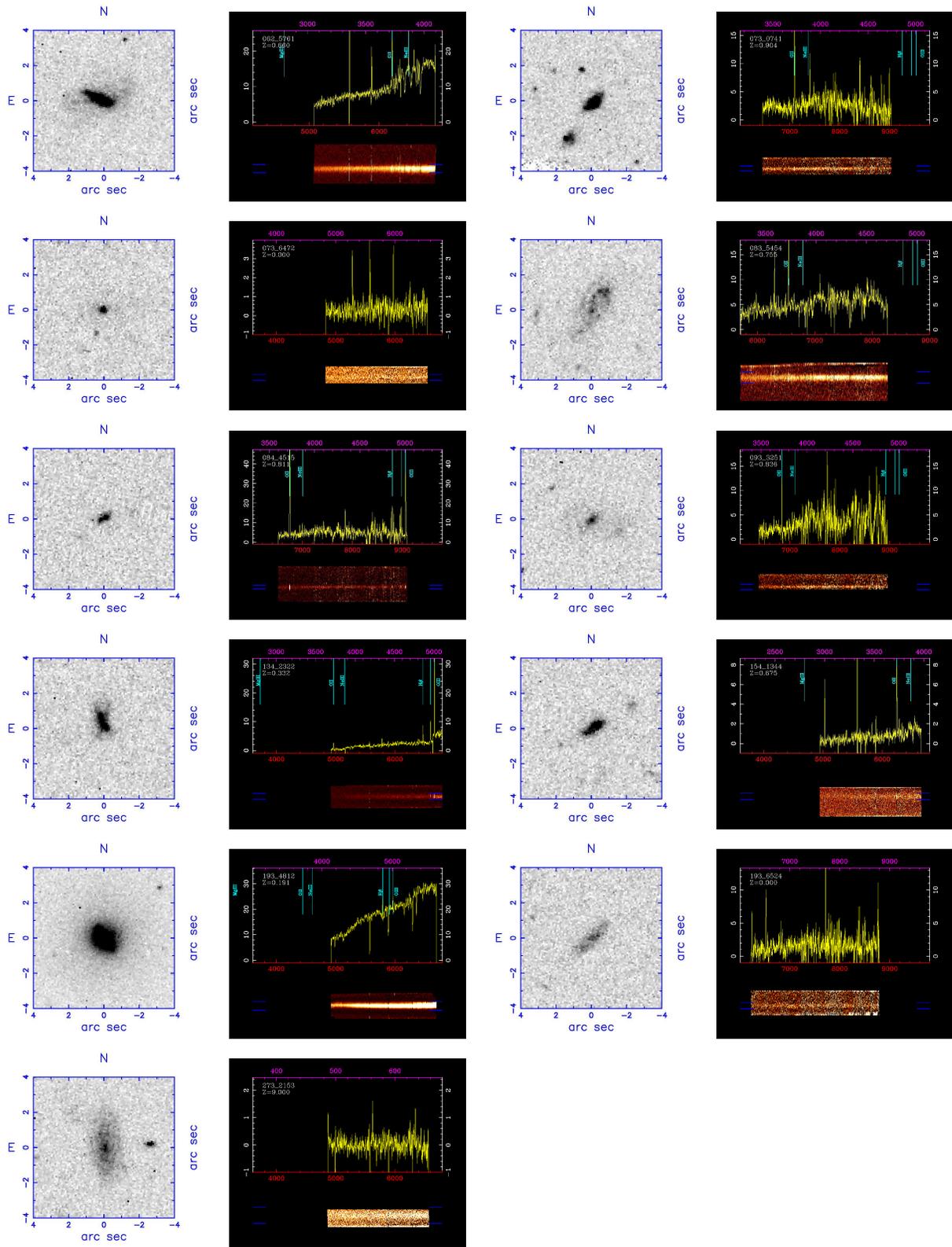


Figura 9.9: Imágenes y espectros de las galaxias con formación estelar intensa y polvo. Las figuras se han tomado de la base de datos del grupo DEEP (http://saci.uclm.org/verdepublishnotebook_mode.html).

9.5. Masas estelares de la muestra morfológica de elípticas

En la figura 9.10a, se muestran las masas estelares de las galaxias elípticas y S0 seleccionadas mediante inspección visual. Para estas galaxias los mejores ajustes se dan con $Z = Z_{\odot}$ y valores de A_V entre 0.1 y 1.0 mag, usando la ley de extinción de la Vía Láctea. El test K-S permite descartar los modelos con $A_V \geq 1.5$ al 95 % de confianza. Usando $A_V = 0.3$ las masas estelares de esta muestra cubren el rango desde 2.5×10^9 hasta 4.8×10^{11} , con una mediana de la masa estelar mediana de 6.3×10^{10} . En la figura 9.10b vemos que el histograma de masas estelares tiene un pico en $\sim 10^{11} M_{\odot}$.

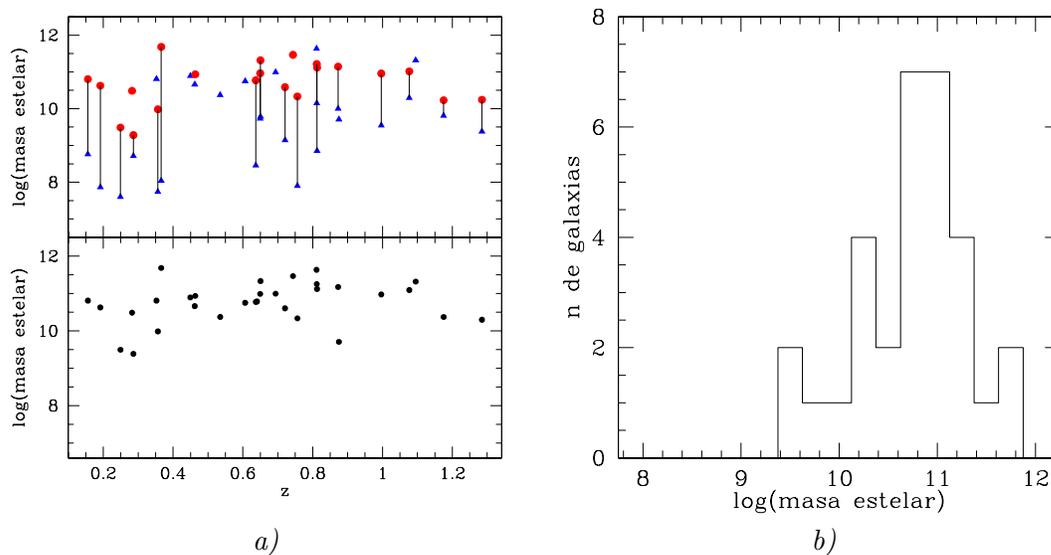


Figura 9.10: *a)* Masas estelares de la muestra de elípticas seleccionadas mediante inspección visual, se usa $A_V = 0.3$ con la ley de extinción de la Vía Láctea. En el gráfico de arriba los triángulos azules se corresponden con las masas estelares del brote y los puntos rojos con los de la componente subyacente. *b)* Histograma de masas estelares para la muestra de galaxias elípticas.

Un tercio de las galaxias ajustan mejor considerando un único estallido de formación estelar. Las edades de estas galaxias están entre 1-3 Gaños. Sus masas van desde 2×10^{10} a $4 \times 10^{11} M_{\odot}$. Tres galaxias producen mejores ajustes considerando solamente un disco con decaimiento exponencial de edad 4–5 Gaños y con masa estelar entre 3×10^{10} y $3 \times 10^{11} M_{\odot}$. Para las galaxias que dan mejores ajustes con un modelo de dos componentes, seis tienen brotes de < 50 Maños, aunque la masa de estos es $< 1\%$ de la masa total de la galaxia. Para las otras la edad del brote está entre 60 Maños y 450 Maños con mediana 250 Maños. La mediana de la edad de la componente subyacente es 5 Gaños y la fracción de masa del brote es generalmente $< 10\%$.

9.5.1. Masas estelares de las elípticas y S0 de la muestra de Im et al. (2002)

Para contar con una muestra mayor de galaxias de tipos tempranos consideramos la muestra de galaxias S0 y elípticas de Im et al. (2002). Esta muestra consta de 145 objetos de los cuales 61 tienen medido el desplazamiento al rojo espectroscópico, todos ellos están

en nuestros catálogos, aunque algunos no están detectados en las 6 bandas. Para el siguiente análisis, consideramos aquellos que tienen colores similares a los de espirales tempranas y elípticas, según lo comentado en § 9.2, en total 52 objetos, de los cuales 19 tienen fotometría en las 6 bandas, 13 no han sido detectados en la banda U , 17 no se detectan en U y B , 2 no estaban cubiertos por las imágenes en J , uno de ellos no se detecta en U .

Con estos objetos usamos el código de masas para ajustar el espectro a la fotometría en las bandas disponibles. En base a los ajustes anteriores para galaxias elípticas, consideramos $Z = Z_{\odot}$ y $A_V = 0.2 - 0.4$ con la ley de extinción de la Vía Láctea. En la figura 9.11a representamos las masas calculadas para las dos componentes y la masa total de la galaxia. En el histograma de la figura 9.11b se puede ver una distribución de masas con un pico alrededor de las $10^{11} M_{\odot}$, la mediana es $9 \times 10^{10} M_{\odot}$. Al igual que anteriormente el código encuentra que en muchos casos el mejor ajuste se obtiene con una única población estelar vieja.

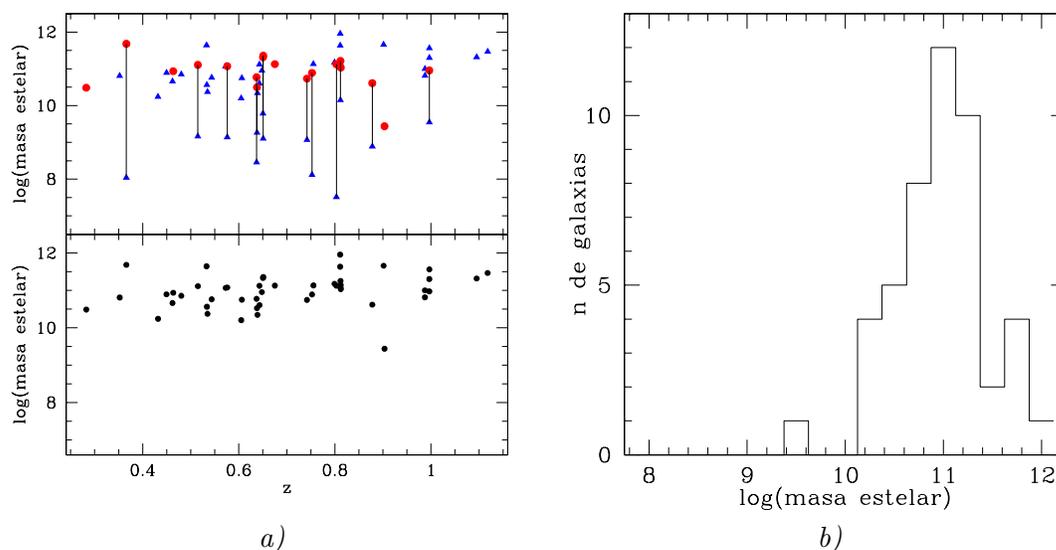


Figura 9.11: Resultados para la muestra de galaxias tempranas de Im et al. (2002), se usa $A_V = 0.3$. *a)* Masas estelares frente a desplazamiento al rojo. En el gráfico de arriba los puntos azules se corresponden con las masas estelares del brote y los puntos rojos con los de la componente subyacente. *b)* Histograma de masas estelares para la muestra de galaxias elípticas y S0 de Im et al. (2002).

9.6. Resultados para galaxias espirales

Para las galaxias espirales estudiaremos sólo las muestras seleccionadas mediante inspección visual, ya que las muestras seleccionadas por color, al igual que ocurría con las galaxias elípticas presentan morfologías variadas. Sin embargo, en algunas secciones, sí que usaremos el color para tratar de diferenciar las galaxias espirales tempranas y las tardías.

En la figura 9.12 se resumen los resultados obtenidos para las galaxias espirales de la muestra morfológica. La figura 9.12a muestra las diferencias entre las magnitudes observadas y las obtenidas por los modelos para cada banda, los valores medios y desviaciones

estándar se presentan en la tabla de la figura 9.12b. Las edades y la fracción de masa del brote reciente de formación estelar se dan en la figura 9.12c. Vemos como para algunos objetos se obtienen edades bajas para ambas componentes, esto se debe a que estamos usando el mismo modelo para las galaxias espirales tempranas y tardías. Si las estudiamos por separado, para las tardías (la muestra más azul) se obtienen mejores resultados con modelos con menor extinción y $Z = 0.4Z_{\odot}$ que llevarían a obtener edades mayores para las componentes subyacentes. La masa estelar, no obstante, se mantiene bastante uniforme, variando en media menos de 0.1 dex. En las galaxias espirales no mejoran los ajustes cuando se considera la corrección de inclinación de la galaxia, véase figura 9.13a. Para las galaxias espirales tempranas, usando $Z = Z_{\odot}$ vemos que los modelos que mejor ajustan, tienen valores moderados de extinción, así cuando consideramos la ley de la Vía Láctea sin corregir de inclinación, los valores A_V entre 0.2 y 0.6 son los que dan unas mejores χ^2 , véase figura 9.13b. El test de Kolmogorov-Smirnov (K-S) permite diferenciar al 95 % de confianza las distribuciones de χ^2 que se obtienen con estos valores y las que se obtienen con $A_V \geq 1.0$. También hemos considerado distintos valores para la escala de tiempos de formación estelar: $\tau = 1, 2, 4$ y 7 Gaños, los ajustes mejores se obtienen con $\tau = 1$ Gaño, empeorando estos conforme aumenta el τ , ver figura 9.13c. El test K-S descarta al 95 % de confianza la igualdad de las distribuciones de χ^2 entre $\tau = 1$ y $\tau \geq 4$ Gaños. Usando $\tau = 1$ Gaño y valores de extinción $A_V = 0.3 - 0.6$, la mediana de la masa estelar de las galaxias se encuentra en el rango $2 - 2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$ con rms=0.6 dex, disminuyendo al aumentar la extinción. El brote de formación estelar de ~ 130 Maños conforma entre un 4-10 % de la masa estelar de la galaxia.

Si en lugar de usar la ley de la Vía Láctea con $A_V = 0.3$, usamos la ley dada por la ecuación 9.4 con $\gamma_I = 0.5$ y 1.0, la mediana de la masa estelar de las galaxias varía menos de un 10 %. Sin embargo, en la figura 9.13a vemos cómo el histograma de χ^2 muestra que los ajustes no son buenos para el caso $\gamma_I = 1.0$, el test K-S descarta este modelo al 95 % de confianza. En el caso de utilizar los modelos de extinción de Bruzual et al. (1988) con $\tau_V = 0.3$ y $\tau_V = 0.5$ la masa estelar se incrementa en torno a un 15 %. Viendo estos resultados apreciamos, de nuevo, la consistencia de las estimaciones de la masa estelar que, a pesar de usar distintas leyes de extinción, tanto empíricas como obtenidas por modelos de transferencia radiativa, varían menos del 15 % para los modelos que muestran buenos ajustes.

Comparando con la muestra de galaxias LBCGs vemos que en promedio esta muestra de galaxias espirales tempranas es 2 – 3 veces más masiva que las LBCGs. Sin embargo las masas estelares de las galaxias espirales cubren un rango mucho más amplio, desde 1.1×10^9 hasta $2.3 \times 10^{11} M_{\odot}$, mientras que las LBCGs más masivas tienen $\sim 5 \times 10^{10} M_{\odot}$. Estas galaxias espirales masivas tienen masas estelares similares a las de las galaxias espirales con luminosidad L^* del Universo cercano. Los brotes de formación estelar son más viejos ~ 130 Maños, por los ~ 60 Maños de las LBCGs, y también el porcentaje de la masa estelar de la galaxia que involucra el brote más reciente de formación estelar es menor. La población subyacente es más vieja que la de las LBCGs, con la mediana de la edad variando entre 2 y 3.5 Gaños dependiendo del valor de A_V , disminuyendo la edad al aumentar la extinción.

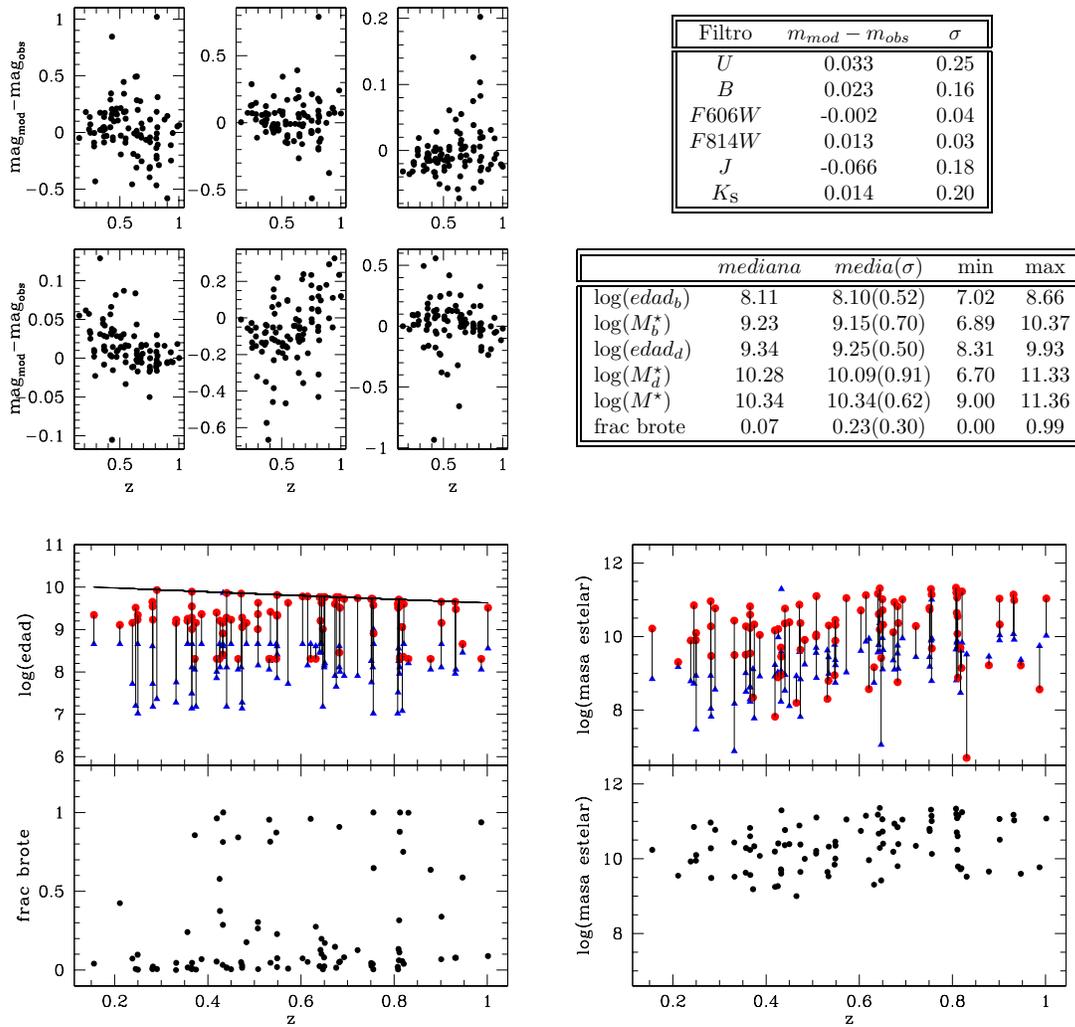


Figura 9.12: Resultados de las masas estelares sobre la muestra de galaxias espirales usando la ley de la Vía Láctea con $A_V = 0.5 \text{ mag}$ y $Z = Z_\odot$. *a*) Diferencias entre las magnitudes observadas y las del modelo que da menor χ^2 en las bandas (de izquierda a derecha y de arriba a abajo) *U*, *B*, *F606W*, *F814W*, *J* y *K_s*. *b*) Tabla con los errores medios y sus desviaciones estándar en cada banda, y tabla con los valores medios, desviaciones estándar y valores extremos de las masas y edades de las componentes. *c*) Edad de cada una de las componentes del modelo frente a z , los triángulos azules representan los brotes y los círculos rojos las componentes subyacentes. En el gráfico de abajo se muestra la fracción de la masa que está en el brote de formación estelar. *d*) Masa estelar de cada una de las componentes frente a z y masa estelar total de las galaxias.

9.7. Comparación de las masas estelares con masas dinámicas

Resulta interesante comparar las masas estelares que obtenemos por medio de nuestro código, con masas dinámicas obtenidas con medidas de dispersión de velocidades. Para ello usamos los datos de Gebhardt et al. (2003). En este artículo se da información cinemática para 36 galaxias de campo en Groth, de ellas 21 son sistemas tempranos y 15 galaxias de

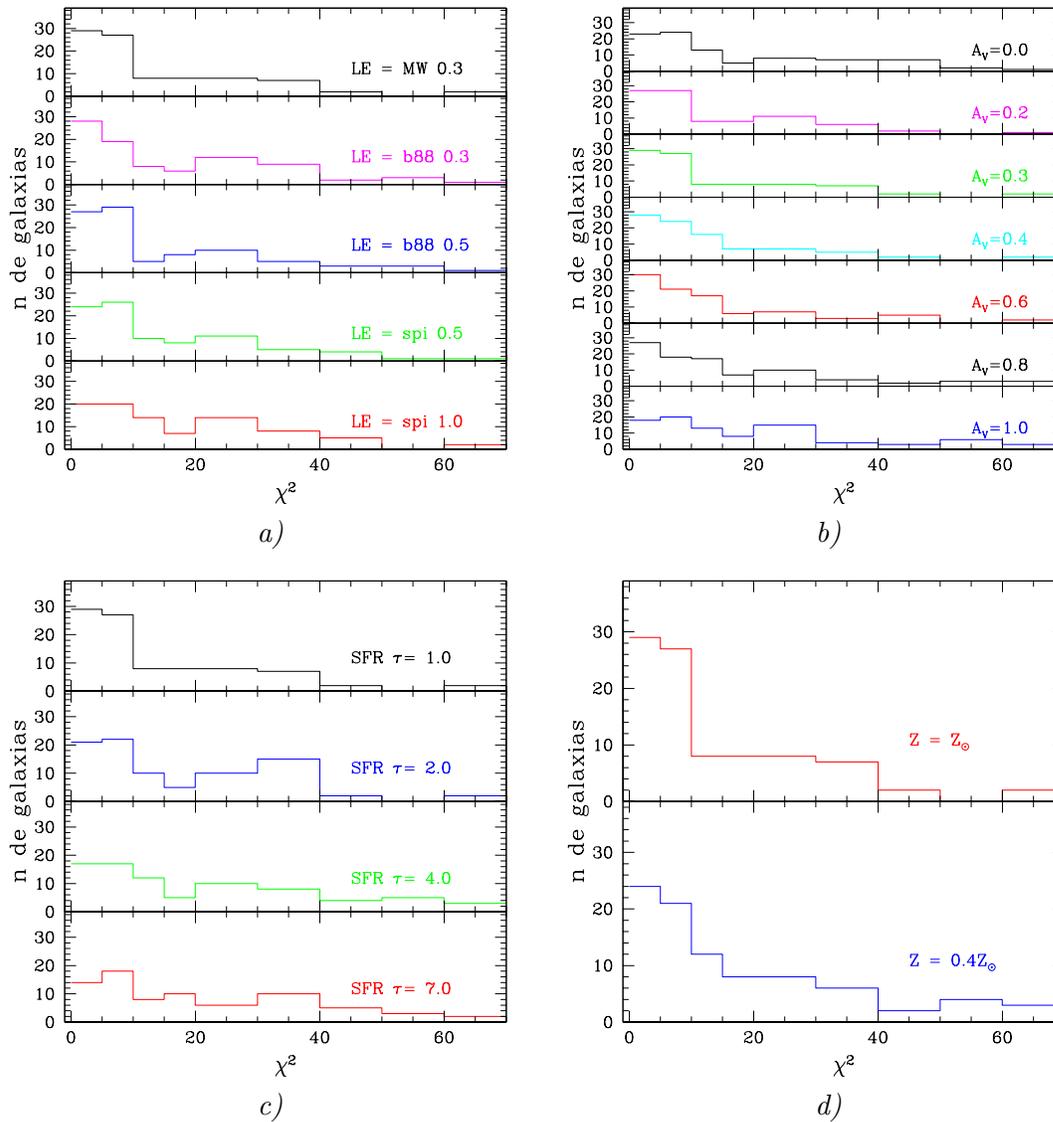


Figura 9.13: *a)* Histogramas de χ^2 para las espirales usando distintas leyes de extinción: en el gráfico de arriba la ley de la Vía Láctea con $A_V = 0.3$, en el centro los modelos de extinción de Bruzual et al. (1988), y los dos gráficos de abajo la ley de extinción dada por la ecuación 9.4. *b)* Histogramas de χ^2 para distintos valores de la cantidad de extinción, A_V . *c)* Histogramas de χ^2 para distintos valores de la escala de tiempos de formación estelar. *d)* Histogramas de χ^2 para $Z = Z_\odot$ y $Z = 0.4Z_\odot$.

disco. Los espectros fueron obtenidos con el telescopio Keck usando LRIS (*Low Resolution Imaging Spectrograph*) usando una anchura de rendija de $\sim 1''$ muy similar al *seeing*. La región espectral usada para el análisis varía entre las fuentes, debido al distinto desplazamiento al rojo de estas. El radio efectivo de las fuentes está entre 2.8 y 3.9 Kpc que se traduce en radios efectivos observados $< 1''$, con una media de $0.4''$.

Al combinar con nuestros datos multibanda, sólo 20 objetos tienen fotometría en las 6 bandas y por tanto una estimación de su masa estelar en base a la fotometría de los 6 filtros de GOYA. De estos objetos 10 son clasificados en Gebhardt et al. (2003) como objetos tempranos y 10 como galaxias de disco. Para estimar la masa dinámica a partir de la dispersión de velocidades σ y del radio efectivo R_e , usamos la relación $M \propto \sigma^2 R_e / G$. El factor de proporcionalidad depende de la configuración de la masa dentro de la galaxia. Para sistemas tempranos la masa el radio y la dispersión de velocidades están relacionadas por el teorema del virial. Nosotros usamos la estimación de la masa total de la galaxia que se da en Ciotti (1991) usando un perfil $r^{1/4}$, dada por la ecuación 9.6.

En el caso de galaxias de tipos tardíos, Rix et al. (1997) dan una calibración semiempírica de $\sigma_v / v_{circ} \sim 0.6$. Esto permite convertir la velocidad circular en masa, tal como se hace en Phillips et al. (1997), lo que lleva a la fórmula 9.7 que da la masa de la galaxia dentro de aproximadamente dos veces el radio efectivo.

$$M_{din} = 2.08 \times 10^6 \sigma^2 R_e \quad (9.6)$$

$$M_{din} = 8.24 \times 10^5 \sigma^2 R_e \quad (9.7)$$

donde σ es en km s^{-1} , R_e en kpc y M_{din} en masas solares.

En la figura 9.14a se representan las masas estelares de estas 20 galaxias frente a las masas dinámicas. Se puede ver como las galaxias de tipos tempranos tienen masas dinámicas en muy buen acuerdo con las masas estelares. En el caso de las galaxias de disco todas, salvo las tres con masa estelar más baja, tienen masas estelares mayores que las dinámicas, esto es en parte debido a que para las galaxias de disco estamos estimando la masa dinámica dentro de $\sim 2R_e$, la masa total podría ser mayor que esta cantidad. También estas galaxias, a pesar de haber sido clasificadas como discos en Gebhardt et al. (2003), tienen colores más parecidos a galaxias de tipos tempranos, o espirales dominadas por bulbo, por lo que al medir la dispersión de velocidades en la zona del bulbo sería más correcto usar el teorema del virial para calcular su masa. En la figura se representan las flechas que muestran como se moverían las masas dinámicas si se usa la relación 9.6 en lugar de 9.7.

Las tres galaxias con menor masa estelar también son los sistemas con colores más azules, indicando que son galaxias con formación estelar. De hecho dos de ellas las hemos clasificado entre las LBCGs más luminosas. Siendo galaxias de tipos tardíos, para estas parece más correcto usar la relación 9.7 obtenida a partir de la relación entre σ_v y v_{circ} que se da en Rix et al. (1997). El hecho de que las masas dinámicas de estas galaxias sean mayores que las estelares da cuenta de la existencia de material no estelar, bien materia oscura, o más probablemente gas.

Las galaxias que no tienen fotometría en las 6 bandas no se detectan en las bandas más azules U y B , como es esperable tratándose de tipos tempranos. Para estas galaxias hacemos una estimación de la masa estelar usando la fotometría en los 4 ó 5 filtros en los que

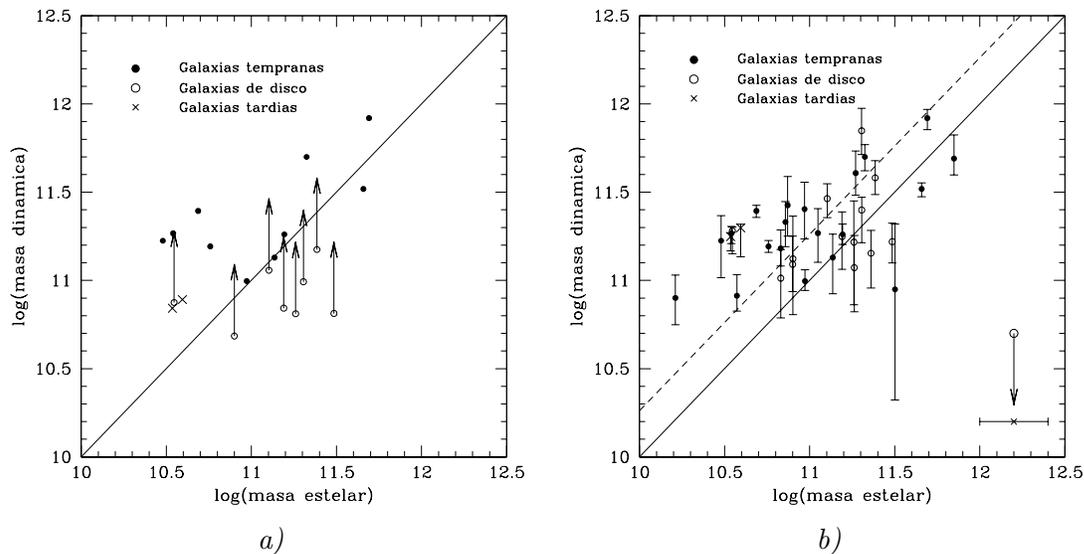


Figura 9.14: *a)* Comparación de las masas estelares con las masas dinámicas estimadas a partir de las medidas de dispersión de velocidades y radios efectivos para las 20 galaxias de Gebhardt et al. (2003) detectadas en las 6 bandas de nuestro muestreo. Los puntos sólidos se corresponden a sistemas tempranos (E/S0), por lo que la medida de la masa total se hace con la relación 9.6 obtenida a partir del teorema del virial. Los círculos abiertos representan galaxias de disco para las cuales usamos la ecuación 9.7. Las flechas indican donde se moverían estos objetos usando la relación 9.6. *b)* Comparación entre las masas estelares y las dinámicas para todas las galaxias de Gebhardt et al. (2003). Las masas dinámicas se calculan con la ecuación 9.6. Para aquellas galaxias clasificadas como discos en este artículo, la flecha de la derecha indica la transformación si la galaxia estuviera dominada por movimientos de rotación. La barra de error horizontal se corresponde con un error de 0.2 dex en la estimación de la masa estelar. La línea continua representa la relación $M_{din} = M^*$, y la línea de trazos es la relación $M_{din} = 1.8M^*$ que da un mejor ajuste a los datos.

existen datos. Al ser estos los filtros más rojos y tratarse de galaxias de tipos tempranos, donde la contribución de la población joven es muy pequeña, se puede hacer una buena determinación de la masa estelar. Los mejores ajustes para estos objetos se obtienen con una única población > 1 Gyr para 14 objetos. Solamente en dos de ellos se distinguen dos componentes pero, en estos casos, la edad del brote joven es de 130 y 200 Maños y su masa conforma menos del 2% de la masa de la galaxia.

Para estimar la masa usaremos $Z = Z_{\odot}$, y bajos valores de extinción: $A_V = 0.2, 0.4, 0.6$ usando la ley de la Vía Láctea. Para cada objeto tomamos el valor de A_V que produce una menor χ^2 . En la figura 9.14b se representa la masa estelar frente a la masa dinámica calculada usando la ecuación 9.6. Para los objetos que en Gebhardt et al. (2003) se clasifican como galaxias de disco, en la parte derecha de la figura se indica cual sería la transformación si la galaxia se considerase como un disco con rotación, en este caso se mide la masa dentro de $\sim 2R_e$.

En la figura 9.14b se comprueba que la masa dinámica es aproximadamente el doble de la masa estelar, un resultado similar al dado en Brinchmann & Ellis (2000) para una muestra de galaxias de distintos tipos morfológicos. Ellos obtienen que el desplazamiento medio es $M^* = 0.3M_{din} - 0.5M_{din}$.

9.8. Análisis de las relaciones Masa-Luminosidad

Una vez que tenemos las masas y las edades de las componentes de las galaxias, podemos, usando la información que se proporciona en los ficheros de GISSELXXI, obtener de forma estadística algunas propiedades interesantes de estas galaxias: Luminosidad absoluta en distintas bandas y relaciones masa-luminosidad. Los filtros B y K que se usan a continuación son los que dan los ficheros de análisis de GISSELXXI, más concretamente, los filtros B3 de Buser y el filtro K del telescopio de 200 pulgadas de Palomar contando con la respuesta del detector y la transmisión de la atmósfera.

En esta sección, primeramente, vamos a comparar las relaciones masa-luminosidad y las masas de las galaxias LBCGs con las de galaxias de tipos tempranos seleccionadas mediante color. Seguidamente las compararemos con las galaxias de tipos tardíos viendo que estas últimas presentan características mucho más similares a las LBCGs.

9.8.1. Comparación de la M-L de las LBCGs con galaxias de tipos tempranos

En la figura 9.15a se muestra la relación masa-luminosidad frente a la magnitud absoluta en B para las galaxias LBCGs, y para las que en un principio, en base al color, hemos seleccionado como galaxias de tipos tempranos. También se incluyen aquellas que son morfológicamente similares a elípticas. Para estas últimas usamos un valor menor para la extinción lo que conlleva un aumento de la masa-luminosidad. Debido a que la extinción afecta más a los filtros azules, el aumento de la extinción en los modelos lleva a obtener una población joven menos masiva que contribuye a la luz en el IR, reduciendo la masa de la población subyacente.

En la figura vemos cómo, aunque los distintos tipos de galaxias cubren el mismo rango de luminosidades en B , las LBCGs ocupan la zona de masa-luminosidad más baja, con $M^*/L_B < 1$, mientras que los tipos tempranos tienen una mayor M^*/L_B . Las galaxias que identificamos como elípticas mediante inspección visual tienen $M^*/L_B > 2$, llegando algunas de ellas a tener valores $M^*/L_B > 6$.

En la figura 9.15b se muestran los mismos resultados que en figura 9.15a, pero relativos a la banda K . Vemos como las LBCGs siguen teniendo relaciones M-L menores también en la banda K , generalmente $M^*/L_K < 0.5$ pero las diferencias son menores. Las elípticas se mantienen por debajo de $M^*/L_K = 1$, lo que es razonable considerando que se trata, bien de sistemas relativamente jóvenes (edad < 3 Gaños), o galaxias que tienen evidencias de brotes recientes de formación estelar. En la figura se ve cómo los sistemas más tempranos ocupan la zona con M_K más brillante.

En el gráfico M^* vs. M_B , figura 9.16a, los distintos tipos muestran una clara separación. Las LBCGs ocupan la zona con masas estelares más bajas para las mismas luminosidades en la banda B . En el histograma de la figura 9.16b, vemos como los picos de los histogramas de elípticas y espirales tempranas están desplazados del orden de un factor 10 con respecto a las LBCGs. Dentro de cada uno de los tipos se observa bastante correlación entre la masa estelar y la luminosidad. Esta correlación se da también para las elípticas que hemos seleccionado por morfología. Como las masas estelares no aumentan sistemáticamente hacia z más altos, la relación observada entre la masa estelar y M_B no parece ser debida a un sesgo en la selección de la muestra (corte en magnitud aparente en I), y sugiere que la

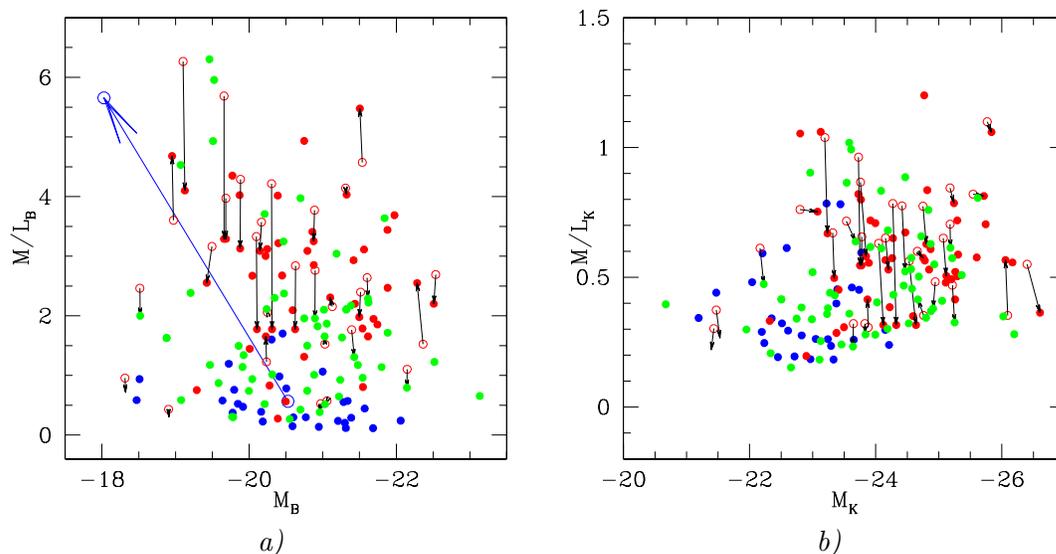


Figura 9.15: *a)* Relaciones masa-luminosidad en la banda B para las galaxias: LBCGs azul, espirales tempranas verde y elípticas rojo. Distinguimos las elípticas de §9.2.2, círculos abiertos, para las que dedujimos menor extinción, $A_V = 0.3$ en lugar de $A_V = 0.6$. Las flechas indican donde se mueven las galaxias al cambiar la extinción entre $A_V = 0.3$ y $A_V = 0.6$. La flecha azul representa una caída de 2.5 en M_B , que según §8.5 sufren las LBCGs trascurridos 2-3 Gaños tras cesar el brote de formación estelar. *b)* Relaciones masa-luminosidad en K para las galaxias: LBCGs, espirales tempranas y elípticas. Los símbolos y colores son como en *a)*.

luminosidad en B traza, hasta cierto punto, la masa estelar. Veremos en §9.9 que, como es de esperar, la masa estelar queda mejor trazada por la luminosidad en la banda K .

9.8.2. Comparación de la M-L de las LBCGs con galaxias de tipos tardíos

Hemos representado aparte las relaciones masa-luminosidad de las galaxias espirales tardías seleccionadas por color 9.2.1. En las figuras 9.17a y 9.17b, donde se representa la M^* vs. M_B y M_K , vemos que los resultados son muy similares a los de las galaxias LBCGs, quizá en la zona de magnitudes más brillantes las LBCGs ocupen una zona con menor masa, aunque en esa zona las espirales tardías no tienen bastante estadística.

Este solapamiento entre LBCGs y espirales tardías también se observa en la figura 9.18a, donde se representa la masa estelar frente a la magnitud absoluta para las galaxias de tipos tardíos, y en el histograma de masas estelares de la figura 9.18b. Ambos tipos ocupan la misma zona en el plano $M^* - M_B$. Aunque en el extremo más brillante, las LBCGs tienden a ser menos masivas que las espirales tardías de la misma luminosidad. Esto puede interpretarse ya que las LBCGs debido a su morfología compacta son galaxias menos masivas y en las que su alta luminosidad se debe a una fase de intensa formación estelar que incrementa de una manera sustancial su luminosidad en los filtros azules.

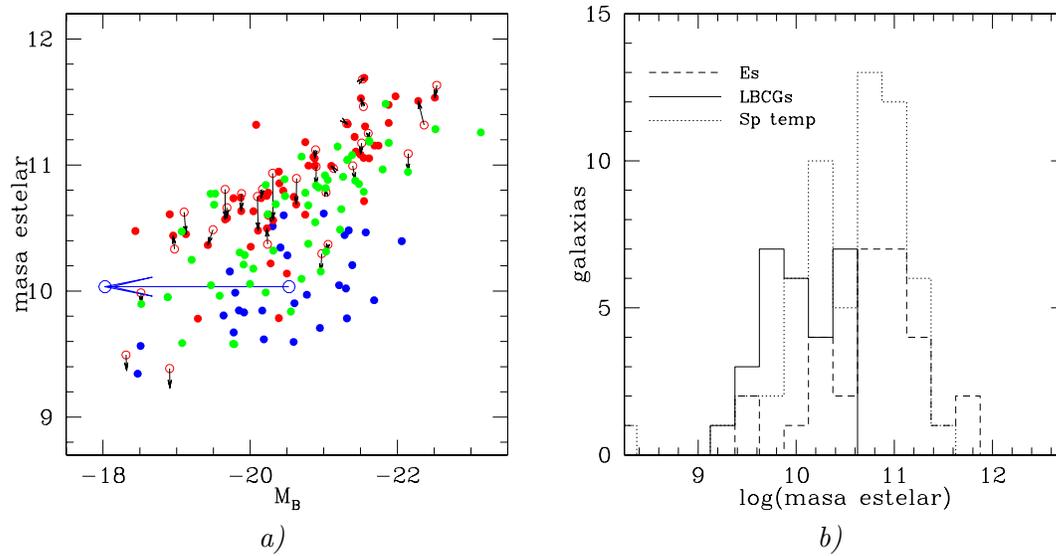


Figura 9.16: *a)* Masa estelar vs. M_B para las galaxias : LBCGs en azul, espirales tempranas en verde y elípticas en rojo. Distinguimos las elípticas de §9.2.2, *círculos abiertos*, para las que dedujimos menor extinción $A_V = 0.3$ en lugar de $A_V = 0.6$. Las flechas indican donde se mueven las galaxias al cambiar la extinción entre $A_V = 0.3$ y $A_V = 0.6$. La flecha azul representa una caída de 2.5 en M_B , que según §8.5 sufren las LBCGs trascurridos 2-3 Gaños tras cesar el brote de formación estelar. *b)* Histogramas de masas estelares de las galaxias elípticas, espirales tempranas y LBCGs.

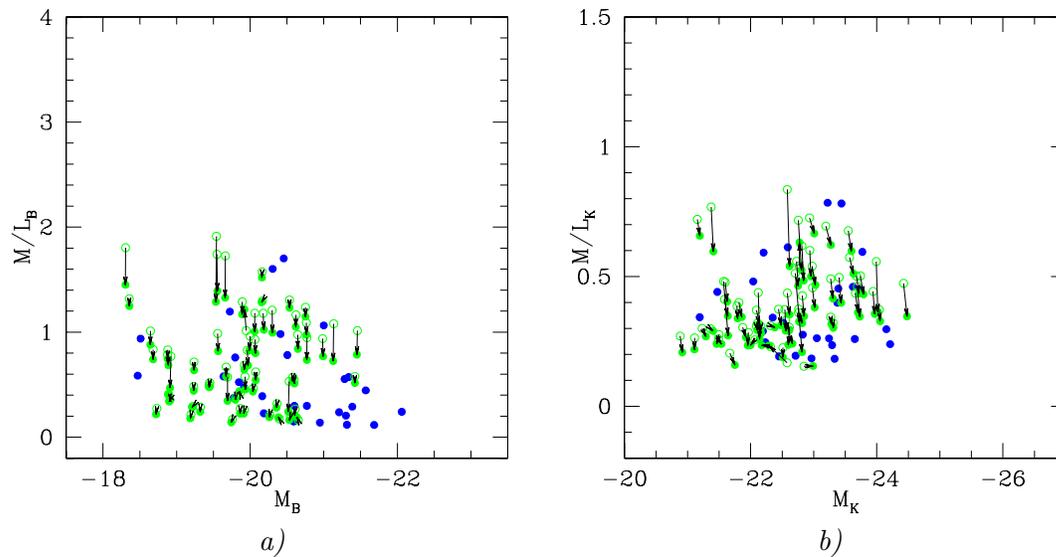


Figura 9.17: *a)* Relaciones masa-luminosidad en la banda B para las galaxias: LBCGs azul, espirales tardías verde. Los puntos rellenos representan los resultados con $A_V = 0.5$ y los abiertos con $A_V = 0.3$. Las flechas indican donde se mueven las galaxias al cambiar la extinción. *b)* Relaciones masa-luminosidad en K para las galaxias LBCGs y espirales tardías. Los símbolos y colores son como en *a)*.

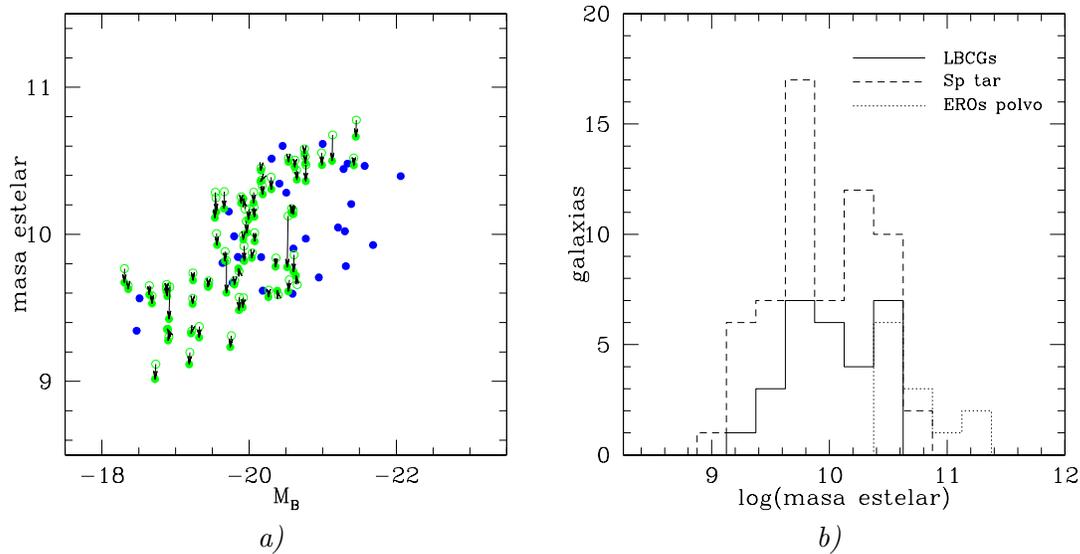


Figura 9.18: a) Masa estelar vs. M_B para las galaxias : LBCGs azul, espirales tardías verde. Los puntos rellenos representan los resultados con $A_V = 0.5$ y los abiertos con $A_V = 0.3$. Las flechas indican donde se mueven las galaxias al cambiar la extinción. b) Histogramas de masas para las LBCGs, espirales tardías y los EROs con polvo.

9.8.3. Relaciones Masa-Luminosidad en las muestras seleccionadas por morfología

Tras presentar los resultados obtenidos sobre las muestras seleccionadas mediante color, en esta sección se estudia cómo quedan situadas en los distintos diagramas las muestras de galaxias elípticas y espirales que hemos seleccionado mediante inspección visual. Las figuras 9.19a y 9.19b muestran una distribución muy similar a la de las figuras anteriores, pero en este caso se puede ver como la muestra de espirales cubre un espacio mucho más amplio, tanto en magnitud absoluta como en relación masa-luminosidad. Esto es debido a que dentro de esta muestra se encuentran espirales tempranas y espirales tardías, por lo que estas ocupan, tanto la zona de las elípticas, como la de las LBCGs con formación intensa de estrellas.

En el histograma de la figura 9.20b se ve también como las espirales cubren el rango de masas que va desde 10^9 hasta $\sim 3 \times 10^{11} M_\odot$. Para separar las galaxias espirales tempranas: Sa, Sb, de las tardías: Sc, Sd, usamos de nuevo el color. En Fukugita et al. (1995) se da un color $B - V = 0.57$ en reposo para las galaxias Sbc. Usamos este color para dividir nuestra muestra de galaxias espirales. En la figura 9.21 se muestra el histograma de las galaxias espirales y el de cada uno de estos dos subgrupos. De nuevo, como se comentó en la sección anterior este corte en color hace bimodal el histograma de masas estelares de las galaxias espirales. Las espirales de tipos tempranos resultan más masivas, con masas entre $\sim 4 \times 10^{10}$ y $\sim 3 \times 10^{11} M_\odot$, similares a las de las galaxias elípticas. Por el contrario las galaxias tardías son menos masivas ($3 \times 10^9 - 4 \times 10^{10} M_\odot$) y tienen un histograma similar al de las LBCGs.

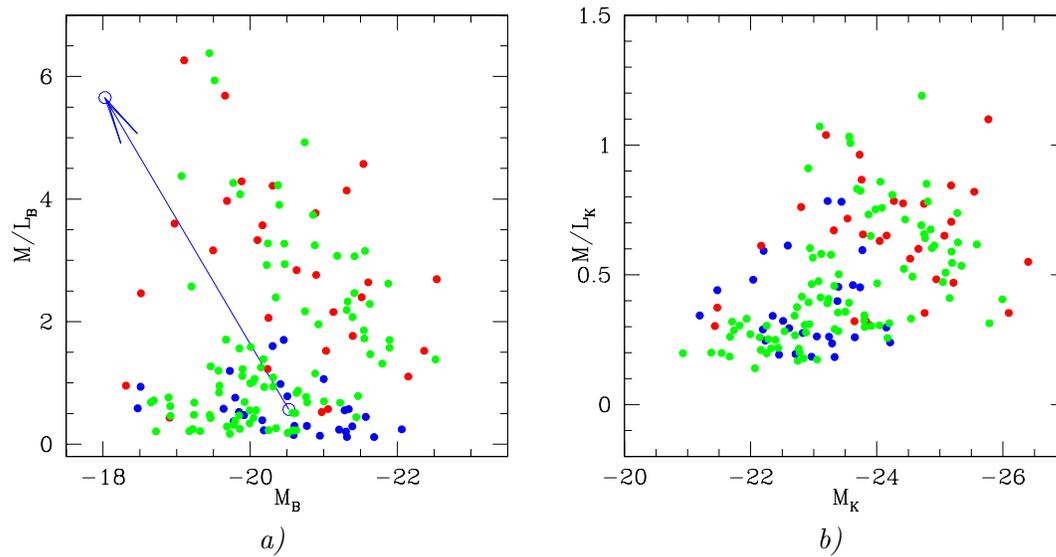


Figura 9.19: *a)* Relaciones masa-luminosidad en la banda *B* para las galaxias de las muestras seleccionadas por morfología: LBCGs azul, espirales verde y elípticas rojo. La flecha azul representa la evolución de las LBCGs como en la figura 9.15. *b)* Relaciones masa-luminosidad en *K* para las galaxias: LBCGs, espirales y elípticas. Los símbolos y colores son como en *a)*.

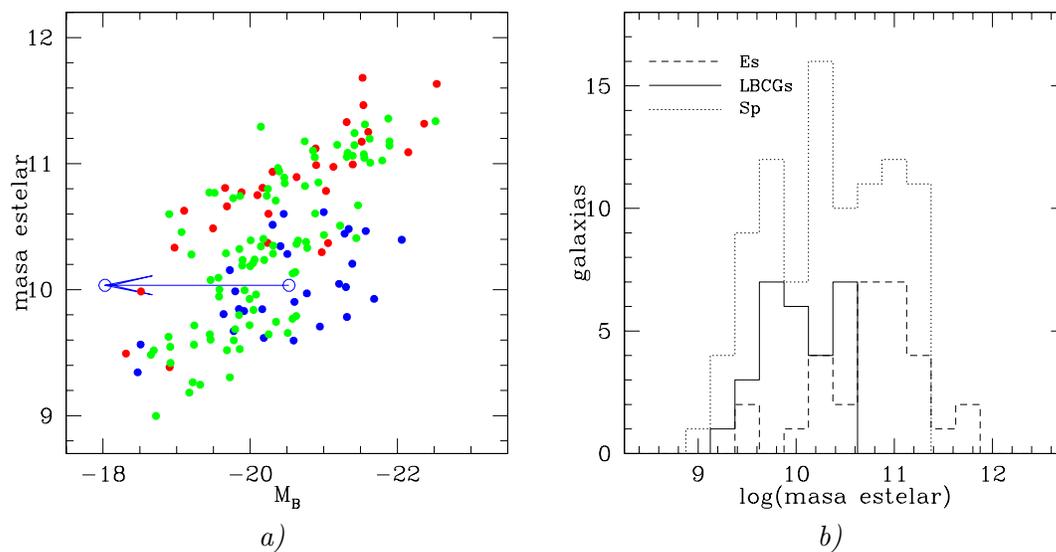


Figura 9.20: *a)* Masa estelar vs. M_B para las galaxias de las muestras seleccionadas por morfología: LBCGs en azul, espirales en verde y elípticas en rojo. La flecha azul representa la evolución de las LBCGs como en la figura 9.15. *b)* Histogramas de masas para las espirales, elípticas y LBCGs seleccionadas por morfología.

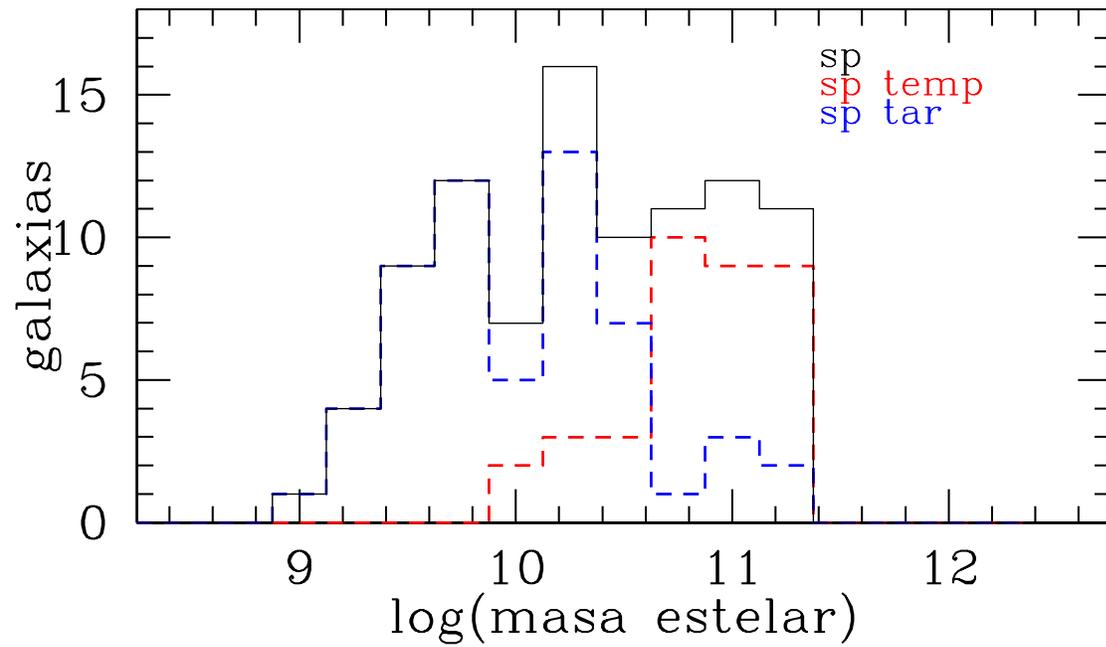


Figura 9.21: Histograma de masas estelares para las galaxias espirales. Los resultados se obtuvieron con $A_V = 0.5$ y $Z = Z_\odot$. Usando el color $B - V = 0.57$ dado para las galaxias Sbc se separan las espirales tempranas de las tardías.

9.9. Estimación de las masas estelares a partir de la fotometría en K

En esta sección queremos estudiar hasta qué punto las luminosidades en K trazan la masa estelar para las distintas clases de objetos. Esperamos que para los objetos más evolucionados, especialmente las galaxias elípticas, tengamos una relación bastante sólida. Sin embargo, también queremos cuantificar las desviaciones que presentan las LBCGs debido al brote de formación estelar, y si existe una manera sencilla de poder corregir tales desviaciones, por ejemplo, usando índices fotométricos.

Se sabe que a $z = 0$ existe una relación simple entre las magnitudes infrarrojas y las masas de las galaxias (Bell & de Jong 2001). No obstante, a z más alto hay que contar con las correcciones K en las magnitudes y en los colores, y por lo tanto con la forma del espectro de los objetos. Junto con nuestras estimaciones de las masas estelares, a través de fotometría en los filtros $UBVIJK$, tenemos también calculada la distribución espectral de energía de las fuentes. Pero aquí nos interesa obtener aproximaciones de la masa estelar que no utilicen la información en las 6 bandas. Pretendemos obtener una receta simple que permita estimar las masas estelares a partir de la luminosidad en K más, a lo sumo, un color observado. Nuestro estudio detallado de masas estelares mediante ajustes de modelos a las SEDs permitirá calibrar la relación buscada. El método requiere dos ingredientes adicionales: una clasificación morfológica, y un conjunto de SEDs típicas correspondientes a cada tipo morfológico. Para ello hemos usado las muestras morfológicas, y hemos ajustado las masas estelares a las magnitudes absolutas en K que obtenemos a partir de la magnitud aparente de nuestros catálogos, la distancia de luminosidad y las correcciones K de Poggianti (1997). Este artículo da la corrección K en función de z , para varios filtros y para los espectros modelo de galaxias elípticas, S_a y S_c . Nosotros usamos los resultados del modelo de galaxias S_a para la muestra de espirales, y las correcciones derivadas del modelo de S_c para las LBCGs.

En el panel superior de la figura 9.22 se muestran los ajustes de M_K frente a $\log(M^*)$. Las líneas rojas son los ajustes ortogonales (Isobe et al. 1990) a las galaxias elípticas, y la línea azul a las galaxias LBCGs. Usaremos el ajuste a las elípticas como referencia, ecuación 9.8, ya que se espera que estas tengan un relación masa-luminosidad bien definida en la banda K .

$$\log(M^*) = -0.43 \cdot M_K + 0.33 \quad (9.8)$$

En el panel inferior de la figura 9.22 se muestran los residuos de las masas frente a la relación obtenida para las galaxias elípticas. Vemos que el desplazamiento medio de las LBCGs con respecto a la relación calculada para las galaxias elípticas se corresponde con un factor 1.6 en la masa estelar, con una $rms = 0.24$.

No obstante, es de esperar que los residuos del panel inferior de la figura 9.22, muestren una tendencia sistemática con algún parámetro poblacional. Un parámetro obvio es el color, y efectivamente, mostramos en el panel superior de la figura 9.23, que los residuos correlacionan con el color $I - K$ en reposo.

Hemos usado este color debido a que la corrección K es alta en los filtros azules, para una galaxia elíptica en B es de ~ 2.0 mag a $z = 0.5$ y ~ 4.4 mag a $z = 1$, y a que las diferencias en la corrección K entre diferentes tipos pueden ser de 3 mag a $z = 0.8$. Si se usan filtros muy azules y no se utiliza un espectro adecuado, los errores al derivar el color en reposo de las

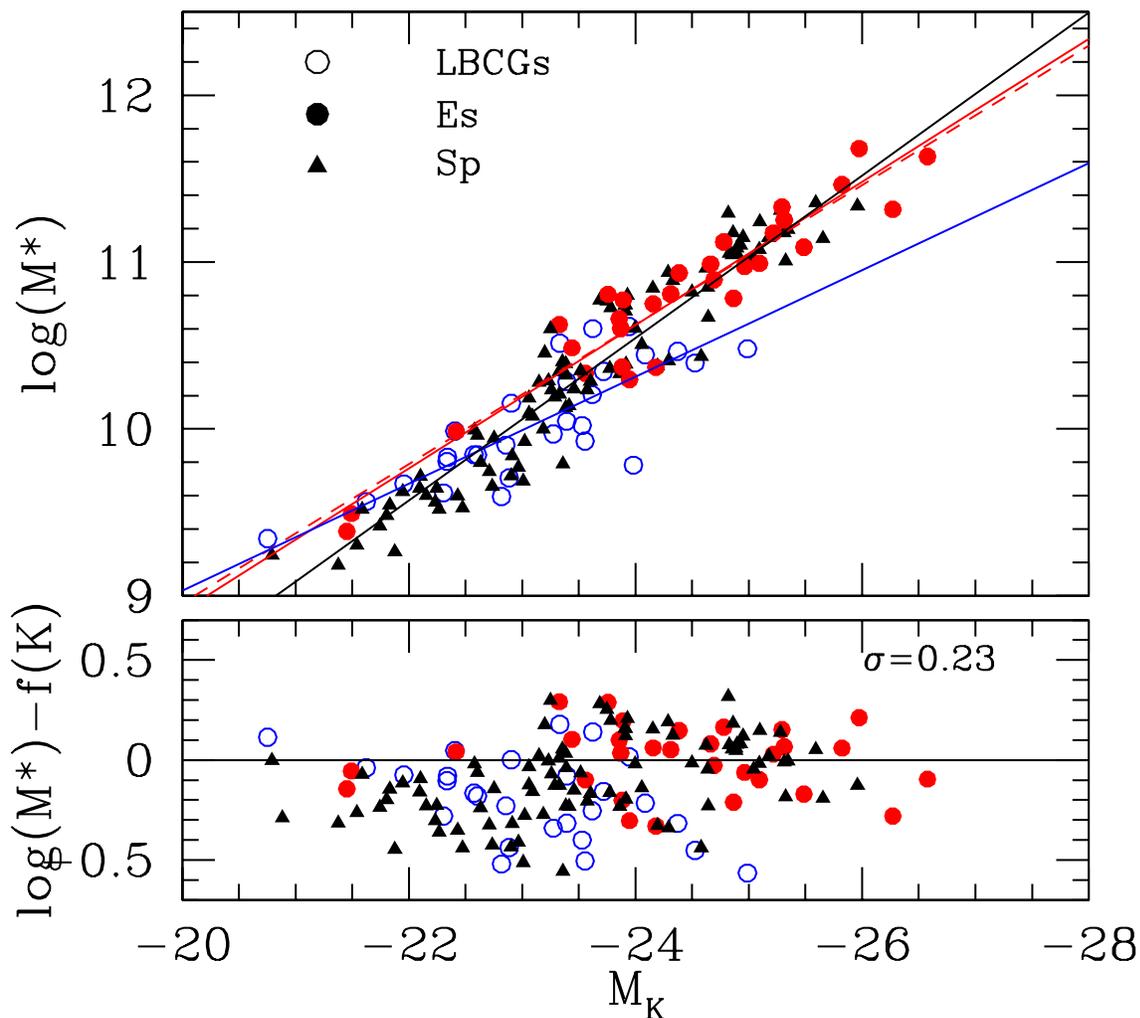


Figura 9.22: *Panel superior*: ajuste de las masas estelares de las muestras obtenidas por morfología, frente a la magnitud en K calculada a partir de la magnitud aparente y corrección K . Los círculos azules se corresponden con las LBCGs, los puntos rojos son las galaxias elípticas y los triángulos negros las galaxias espirales. Los ajustes a las elípticas son las líneas rojas, la línea a trazos ajusta sólo a las elípticas más brillantes que $M_B = -20$. La línea azul es el ajuste para las galaxias LBCGs. La línea negra ajusta a todas las galaxias. En el *panel inferior* se muestran los residuos $\log(M^*) - f(K)$ donde $f(K)$ es la función dada por la recta de regresión ortogonal calculada para las galaxias elípticas.

galaxias a partir del color observado pueden ser muy grandes. Por eso, en este caso hemos usado el color $I - K$ dado que, al ser filtros más rojos, la incertidumbre en la obtención de la corrección K es menor. En el panel superior de la figura 9.23 se muestran los residuos del ajuste de la masa estelar, y se ve que, usando el color $I - K$, puede corregirse el ajuste a la masa estelar de las galaxias LBCGs. La ecuación 9.9 da el ajuste de la masa estelar mediante la magnitud absoluta K y el color $I - K$ en reposo. Esta relación es adecuada para las LBCGs y las galaxias espirales.

$$\log(M^*) = -0.43 \cdot M_K + 0.28 \cdot (I - K) - 0.27 \quad (9.9)$$

Concluimos pues que la masa estelar de las galaxias de tipo temprano puede obtenerse, con una incertidumbre de sólo ~ 0.17 dex, a partir de un único dato fotométrico (la magnitud en K), usando la ecuación 9.8, con recurso a correcciones K típicas correspondientes a poblaciones evolucionadas (en nuestra aplicación, las de Poggianti 1997).

La ecuación 9.8 puede escribirse en la forma 9.10, donde el primer término viene dado en unidades solares. Esta ecuación indica que la relación masa-luminosidad apenas varía con L_K .

$$\frac{M^*}{L_K} = (0.50 \pm 0.03) \left(\frac{L_K}{10^{11} L_\odot^K} \right)^{0.073 \pm 0.05} \quad (9.10)$$

el paréntesis de la derecha varía entre 0.85 y 1.18 para L_K entre $10^{10} L_\odot^K$ y $10^{12} L_\odot^K$.

Para galaxias con formación estelar, concluimos que su masa estelar puede obtenerse, con una incertidumbre de ~ 0.22 dex, a partir de los datos fotométricos en K y otra banda (no afectada por el corte de Balmer en los z de interés), usando la ecuación 9.9, y aplicando correcciones K típicas correspondientes a tipos tardíos (tanto a las magnitudes como a los colores). Como anteriormente, podemos escribirla de la forma 9.11, donde hemos usado la misma dependencia con L_K que en el caso de las galaxias tempranas, con una dependencia adicional en el color.

$$\frac{M^*}{L_K} = 10^{-0.91 + 0.28(I-K) \pm 0.03} \left(\frac{L_K}{10^{10} L_\odot^K} \right)^{0.073 \pm 0.05} \quad (9.11)$$

Para un color en descanso típico de las LBCGs, $I - K \sim 1.5$, obtenemos $M^*/L_K = 0.32$ para $L_K = 10^{10} L_\odot^K$.

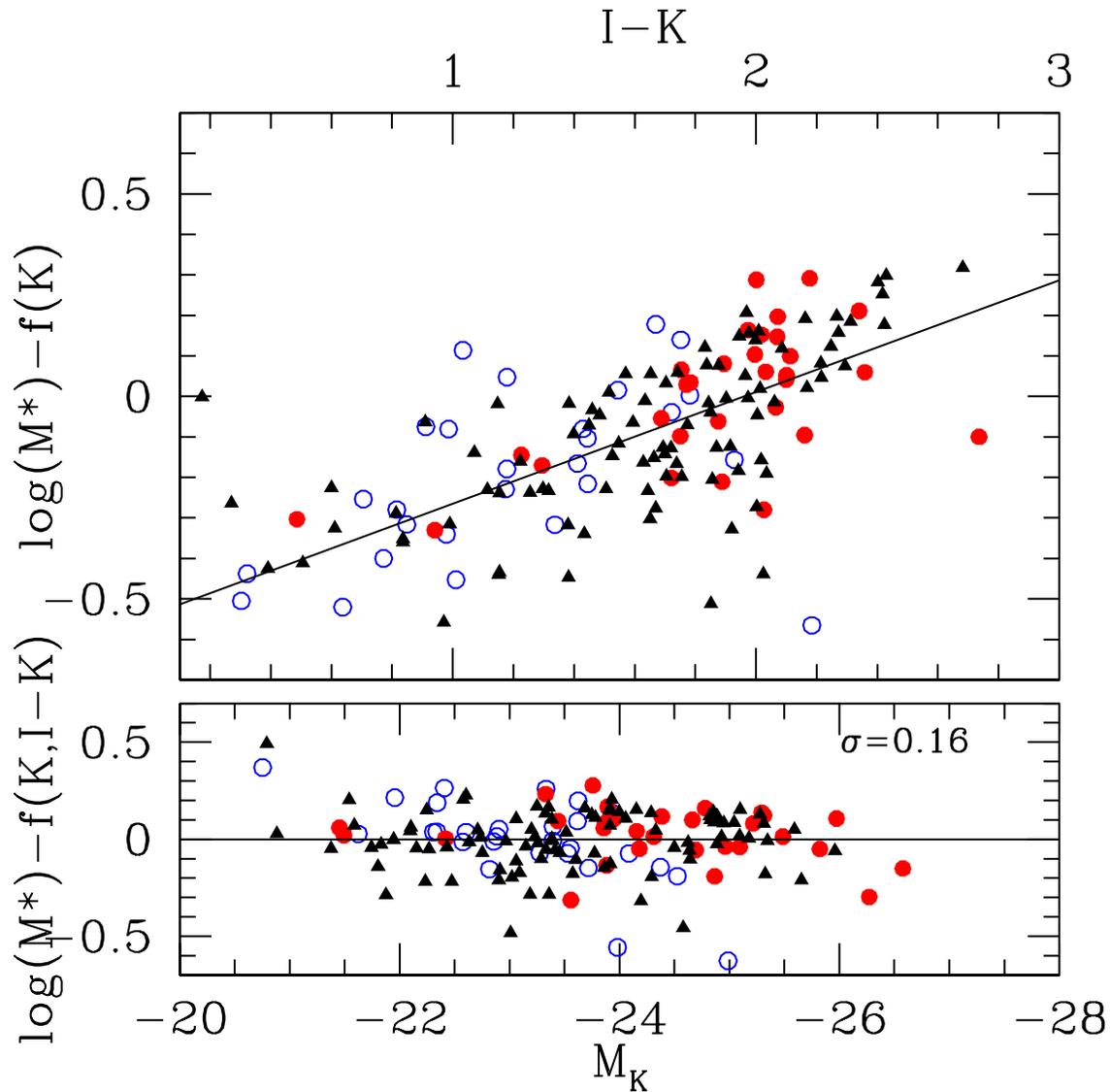


Figura 9.23: *Panel superior*: Regresión ortogonal de $\log(M^*) - f(M_K)$ vs. $I - K$ en reposo. Donde las magnitudes absolutas se calculan a partir de la magnitud aparente y corrección K , y $f(M_K)$ es el ajuste para las galaxias elípticas de la figura 9.22. *Panel inferior*: Residuos del ajuste de la masa estelar mediante la magnitud K y un término de color.

10

Conclusiones de la tesis y trabajo futuro

10.1. Conclusiones del trabajo de tesis

Este trabajo ha estado enmarcado dentro del proyecto GOYA, y se ha dedicado principalmente a la caracterización de galaxias con formación estelar intensa a desplazamientos al rojo $z \leq 1$.

Durante la elaboración de esta tesis se ha llevado a cabo la observación, reducción y calibración de parte de los datos infrarrojos (bandas J y K_s) que conformarán la base de datos final de GOYA. Principalmente, las observaciones se realizaron en la zona de cielo conocida como "Groth-strip". Para ello se realizaron varias campañas de observación con WHT/INGRID, y se trataron los datos usando el paquete DIMSUM de IRAF.

También se han llevado a cabo campañas de observación con INT/WFC con objeto de obtener datos en las bandas U y B .

Los resultados científicos han estado centrados en dos objetivos principales: Obtención de cuentas de galaxias en la banda K , y estudio de las masas estelares de galaxias a $z = 0.3 - 1.3$ a partir de la fotometría en bandas ópticas e infrarrojas.

En el primer apartado los resultados más importantes a destacar son:

- El desarrollo de un procedimiento para corregir las cuentas de galaxias en función de la eficiencia de detección. Vimos que el cálculo de la eficiencia mediante imágenes sintéticas produce sesgos, y que por ello es necesario calcular la eficiencia en las imágenes de ciencia. Vimos asimismo que la eficiencia de detección depende del tamaño y el brillo superficial de las fuentes.
- Presentamos una forma de estudiar la fiabilidad de las detecciones. Tener bien caracterizados, tanto la fiabilidad, como la eficiencia de detección es de suma importancia para ir lo más profundo posible en las imágenes. Vimos que la forma de corregir la completitud de las cuentas de galaxias produce diferencias sustanciales entre los distintos autores.
- Hicimos la separación entre estrellas y galaxias, que resulta importante en el rango de magnitudes más brillantes, y proporcionamos tablas con las cuentas de estrellas en los campos Groth y Coppi.

- Confirmamos el cambio de pendiente en las cuentas de galaxias en el infrarrojo a magnitudes ~ 17.5 . La pendiente cambia de $\gamma = 0.54$ en la parte más brillante a $\gamma = 0.25$ para las magnitudes débiles.
- Comparamos las cuentas de galaxias obtenidas en la banda K con modelos, viendo que estos no reproducen bien el cambio de pendiente en $K \sim 17.5$, a menos que se retrase la época de formación de la mayoría de las galaxias hasta valores de $z_{form} \sim 2$.
- Usamos las cuentas de galaxias en el infrarrojo para estudiar la contribución de las galaxias al fondo de luz extragaláctica. Vimos que extrapolando la pendiente de las cuentas de galaxias en el rango más débil, suponiendo que esta no cambia a magnitudes mayores, las galaxias sólo aportan el 50% de la luz de fondo extragaláctica observada en el NIR.

En lo referente a las masas estelares de galaxias, en el capítulo 7 se explica el procedimiento que hemos seguido para tener una estimación de la masa a partir de su fotometría óptica e infrarroja. Los resultados más importantes que hemos obtenido en este campo, pueden resumirse en lo siguiente:

- Se ha confeccionado un código, de aplicación general, para estimar la masa estelar de las galaxias a partir de su fotometría en bandas ópticas e infrarrojas. El código usa dos componentes estelares: Una población joven que simula un brote reciente de formación estelar y una población subyacente más vieja.
- A partir de simulaciones, se ha deducido que los parámetros que más influencia tienen en la determinación de la masa estelar, son la edad de la población subyacente, la metalicidad y la cantidad de extinción. Los otros parámetros: la ley de extinción, la historia de formación estelar y la función inicial de masas (si se mantienen los límites inferior y superior de masas estelares) tienen una menor influencia en las masas finales de las galaxias.
- Las masas estelares de las galaxias luminosas compactas azules están en torno a las $10^{10} M_{\odot}$ y cubren el rango desde 2×10^9 hasta $5 \times 10^{10} M_{\odot}$. Muchas de estas galaxias ($\sim 30\%$) a pesar de tener luminosidades comparables a L^* , $M_B \leq -20.5$, tienen masas 30 veces menores que galaxias del tipo L^* a $z = 0$.
- La alta luminosidad de las LBCGs en el óptico se debe a un estallido reciente de formación estelar (20 – 100 Maños), que involucra un 5 – 10% de la masa estelar de la galaxia. Esto hace que estas galaxias tengan luminosidades similares a L^* con unas masas 10 veces menores que las de una galaxia típica con L^* en el Universo local.
- La evolución pasiva de las LBCGs a $z \sim 0.6$ hasta $z = 0$ conlleva una pérdida de luminosidad de ~ 3.0 mag en las bandas ópticas, y un enrojecimiento $\Delta(B - V) \sim 0.5$. Esta evolución da a las LBCGs menos masivas unas propiedades similares a las elípticas enanas locales.
- Cuando comparamos con muestras de galaxias elípticas y espirales, vemos que a pesar de cubrir el mismo rango de luminosidades ópticas, las LBCGs son ~ 10 veces menos

masivas que las elípticas. Las galaxias espirales cubren un rango de masas mucho mayor. Las de colores más azules, tipos tardíos, tienen masas similares a las LBCGs. Por el contrario, las galaxias espirales más masivas llegan a $M^* \sim 3 \times 10^{11} M_\odot$ y tienen masas estelares similares a las elípticas.

- Hemos comparado las masas estelares con estimaciones de masas dinámicas para las galaxias dadas en Gebhardt et al. (2003). Las masas dinámicas son en media 0.3 dex mayores que las masas estelares.
- A partir de las distribuciones espectrales de energía que mejor ajustan a la fotometría observada, estudiamos las razones masa-luminosidad para los distintos tipos de galaxias. Vemos que las LBCGs tienen razones masa estelar-luminosidad más bajas, en la banda B generalmente son menores que 1, mientras que estas razones son mucho mayores en los tipos tempranos, algunas galaxias elípticas tienen razones $M^*/M_B > 6$.
- Las masas estelares de las galaxias tempranas pueden estimarse bien (incertidumbres ~ 0.16 dex) a partir de la magnitud aparente en un filtro infrarrojo y del desplazamiento al rojo. Transformando la magnitud aparente en absoluta usando las ecuaciones de la cosmología y considerando espectros modelo según el tipo morfológico de la galaxia. Usar la relación M^*/L_K obtenida para las galaxias tempranas conlleva errores de alrededor de un factor 1.6 cuando se aplica a galaxias con formación estelar intensa. Sin embargo, este error puede corregirse de forma simple introduciendo un término de color, obteniéndose predicciones con incertidumbres de sólo ~ 0.22 dex.

Como principal conclusión de este trabajo, tenemos que destacar el hecho de que las galaxias LBCGs son galaxias de masas intermedias $\sim 10^{10} M_\odot$. La tercera parte de las galaxias de la muestra tienen masas menores que $7 \times 10^9 M_\odot$. Estas galaxias tienen una masa estelar al menos 30 veces menor que la de una galaxia L^* típica. Sin embargo mantienen unas luminosidades altas $M_B \leq -20$, similares a las de galaxias masivas, debido a un brote reciente de formación estelar.

Considerando una evolución pasiva de las LBCGs, estimamos una caída en luminosidad > 3.0 mag en B y el enrojecimiento de la población estelar es $\Delta(B - V) > 0.6$ mag después de ~ 5 Gaños de acontecer el estallido de la formación estelar. Con estos cálculos una galaxia LBCG típica con $M_B = -20.5$, $B - V = 0.3$ a $z = 0.6$, al evolucionar pasivamente hasta $z = 0$ se convierte en una galaxia menos luminosa $M_B = -18$ y más roja $B - V = 0.9$. Vemos como las LBCGs, salvo que se fusionen con otras galaxias similares, van a perder gran parte de su luminosidad y van a enrojecerse hasta convertirse en galaxias similares a las elípticas enanas.

10.2. Trabajo futuro

En la actualidad el proyecto GOYA posee una base de datos de más de ~ 5000 objetos en el campo Groth, con detecciones en más de 3 bandas fotométricas. Para unas 600 de estas fuentes se dispone la fotometría en los 6 filtros $UBVIJK$, y se han hecho estimaciones del desplazamiento al rojo fotométrico usando HYPERZ (Bolzonella et al. 2000). Con estos objetos se pueden extender las muestras de galaxias de los diferentes tipos morfológicos,

lo que va a permitir tener medidas mucho más relevantes de las masas estelares y otras propiedades. La extensión natural del presente trabajo es determinar masas para todo el catálogo de GOYA. Un estudio detallado de la función de selección permitirá obtener la función de luminosidad en la banda K y su evolución con z , así como la evolución con z de la función de masas.

Para extender la determinación de masas estelares más allá de $z = 1.5$ hay que contar con longitudes de onda más largas, por ejemplo, a $z \sim 2$ la banda K se convierte en R en reposo. Por ello, los datos que se obtengan con el Spitzer *Space Telescope* van a ser de gran utilidad para determinar eficientemente masas estelares a $z > 1.5$, pues permitirán definir la forma de la distribución espectral de energía en la zona del infrarrojo cercano en reposo. Para caracterizar mejor la fuerza del brote reciente de formación estelar pueden considerarse modelos que cuentan con las líneas y el continuo nebuloso, como por ejemplo Starburst99 (Leitherer et al. 1999). También añadir información en el UV (GALEX) permitirá definir mejor las características del brote para objetos cercanos, aunque esto no es necesario a medida que nos alejamos en z debido al desplazamiento al rojo cosmológico.

Recientemente se han medido parámetros estructurales para todos los objetos de la base de datos. Para eso se ha usado el código CAS (Conselice 2003), que proporciona medidas de la concentración y asimetría de las fuentes. Esto nos va a permitir obtener unas sólidas muestras de comparación basadas sólo en parámetros morfológicos, lo que va a evitar los sesgos que se tienen al seleccionar las muestras por colores. A su vez las medidas de parámetros morfológicos permiten un proceso automático y sistemático para la definición de muestras, exento de la subjetividad inherente a la intervención humana.

GOYA también está ampliando sustantivamente el área de cielo observada. El objetivo es tener observaciones en 6 filtros, cubriendo unos 0.5 grados cuadrados de cielo. Estas observaciones incluirán zonas de cielo en las que muchos otros grupos están centrando su ciencia en otras longitudes de onda, o realizando apuntados con el telescopio espacial. Esto abre las puertas a colaboraciones y a disponer de datos de gran calidad. Para hacer estimaciones sólidas de las masas estelares es muy importante tener información de la emisión infrarroja en reposo, esto hace que para medir las masas de galaxias más allá de $z = 2$ sea necesario disponer de datos en longitudes de onda $> 5\mu m$. GOYA está observando zonas de cielo donde Spitzer con los instrumentos IRAC (3.6,4.5,5.8 y $8.0\mu m$) y MIPS (24,70,160 μm) va a proporcionar estos datos.

La puesta en funcionamiento del Gran Telescopio de Canarias y del espectrografo multiobjeto infrarrojo EMIR, es uno de los hitos tecnológicos más significativos para el equipo GOYA. EMIR permitirá obtener el espectro óptico en reposo en bandas del IR cercano, simultáneamente para varias decenas de fuentes. Para objetos a $z \sim 2$ EMIR va a permitir estudiar el rango espectral de 3500 a 8000 Å en reposo. Estos estudios van a proporcionar resultados muy relevantes en la medida de la tasa de formación estelar (emisión en $H\alpha$ y OII3727), metalicidad, contenido de polvo (decremento Balmer) y cinemática interna (anchura de líneas). Estos resultados permitirán también ajustar en gran medida las masas estelares de estas galaxias, al disponerse de medidas sólidas de algunos de los parámetros que más incertidumbre introducen en la estimación de las masas: cantidad de polvo, edad y fuerza del brote y metalicidad.

A

Modelo cosmológico

A.1. Introducción

Cuando se están estudiando galaxias fuera del Universo local donde los efectos cosmológicos son considerables, es necesario contar con una teoría cosmológica que nos permita cuantificar cómo afectan diversos factores como por ejemplo el desplazamiento al rojo, la expansión del Universo o la evolución de las galaxias, al flujo de fotones que recibimos de las fuentes. En esta sección se describirá el modelo cosmológico estándar y la influencia que tiene éste en las magnitudes aparentes y brillos superficiales de las galaxias.

En el modelo cosmológico estándar se usa la métrica de Robertson-Walker, cuyo elemento diferencial de línea viene dado por la ecuación A.1.

$$ds^2 = c^2 dt^2 - R(t)^2 \left[\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2 \theta d\phi^2 \right] \quad (\text{A.1})$$

r, θ y ϕ se conocen como coordenadas comóviles y son constantes para cada punto del Universo, en especial r se denomina distancia comóvil (notar que ésta no es la distancia que mediría un observador). $R(t)$ es el factor de escala del Universo, responsable del movimiento aparente de las galaxias.

Esta métrica describe un espacio-tiempo que cumple el *principio cosmológico*, esto es, el espacio es homogéneo e isótropo en cada instante t , de tal forma que mantiene una curvatura espacial constante, kc^2/R^2 . k es el signo de la curvatura y según su valor sea -1 , 0 ó 1 hablaremos respectivamente de universos abiertos, euclídeos o cerrados.

Conocida la métrica a usar, es el momento de comentar cómo se llega a partir de ésta a algunos términos bien conocidos.

A.2. Desplazamiento al rojo

Vamos a considerar una galaxia con coordenadas comóviles (r_1, θ_1, ϕ_1) , cuya luz observamos en la época t_0 . Sin pérdida de generalidad podemos suponernos situados en $r = 0$, como consecuencia del principio cosmológico esto no significaría darnos ningún estado especial. La luz en su camino desde la galaxia hacia nuestra posición seguirá una trayectoria

geodésica, que dada la simetría del espacio-tiempo, es de suponer que no variará su dirección espacial, dicho de otro modo, solamente r y t varían a lo largo de la geodésica. Con estas consideraciones y usando la ecuación de la geodésica $ds = 0$, tenemos:

$$cdt = \pm \frac{R(t)dr}{\sqrt{(1 - kr^2)}} \quad (\text{A.2})$$

Para describir la trayectoria de luz desde la galaxia hasta nuestra posición ($r = 0$), como r disminuye al aumentar t , debemos tomar el signo negativo en la expresión. Llamando t_1 al tiempo cuando la luz partió de la galaxia,

$$\int_{t_1}^{t_0} \frac{cdt}{R(t)} = \int_0^{r_1} \frac{dr}{\sqrt{(1 - kr^2)}} \quad (\text{A.3})$$

Si conociésemos el valor de k y la función $R(t)$ podríamos conocer el valor de t_1 sin más que operar en la ecuación A.3.

Para llegar a comprender lo que se entiende por desplazamiento al rojo, consideremos dos crestas sucesivas de la onda de luz, emitidas por la galaxia en los instantes t_1 y $t_1 + \Delta t_1$ y recibidas en t_0 y $t_0 + \Delta t_0$, tendremos como en la ecuación A.3:

$$\int_{t_1 + \Delta t_1}^{t_0 + \Delta t_0} \frac{cdt}{R(t)} = \int_0^{r_1} \frac{dr}{\sqrt{(1 - kr^2)}} \quad (\text{A.4})$$

Si $R(t)$ es una función suave, que se mantiene prácticamente constante en los intervalos Δt_1 y Δt_0 , restando las ecuaciones anteriores se obtiene:

$$\frac{c\Delta t_0}{R(t_0)} - \frac{c\Delta t_1}{R(t_1)} = 0$$

de donde,

$$\frac{\Delta t_0}{\Delta t_1} = \frac{R(t_0)}{R(t_1)} = 1 + z \quad (\text{A.5})$$

la cantidad z que aparece en la última ecuación es el desplazamiento al rojo de la galaxia.

A.3. Magnitud aparente

La magnitud aparente da una medida de la cantidad de fotones que recibimos de una fuente. Vamos a ver cómo esto está relacionado con la luminosidad de la galaxia y con la distancia que la separa del observador en un universo en expansión.

Sea L la energía total por unidad de tiempo emitida por la galaxia, situada en (r_1, θ_1, ϕ_1) , en el instante t_1 de forma que la luz de la galaxia la recibamos en t_0 . Denominemos $I_\lambda(\lambda, t)$ y $J_\nu(\nu, t)$ respectivamente al flujo de energía por longitud de onda y por unidad de frecuencia emitido por la galaxia en el instante t . Ambas están ligadas por la relación.

$$cJ_\nu(\nu, t) = \lambda^2 I_\lambda(\lambda, t) \quad (\text{A.6})$$

En el caso de emisión isotrópica en un universo regido por la métrica de Robertson-Walker, la luz que nos alcanza se habrá distribuido homogéneamente sobre una esfera

centrada en la galaxia, de radio r_1 en coordenadas comóviles. Esta superficie verifica que, tanto r , como t son constantes y así,

$$ds^2 = -r_1^2 R(t_0)^2 (d\theta^2 + \sin^2 \theta d\phi^2) \quad (\text{A.7})$$

que es el elemento de línea en la superficie de una esfera euclídea de radio $r_1 R(t_0)$. Entonces la luz se distribuye sobre una superficie con un área propia igual a $4\pi r_1^2 R(t_0)^2$.

Para calcular los fotones procedentes de la galaxia que recibimos por segundo hay que contar con varios factores:

- Si nosotros estamos interesados en medir la cantidad de fotones recibidos en el intervalo de longitudes de onda $(\lambda, \lambda + d\lambda)$, hay que notar que estos fotones dejaron la galaxia en el intervalo

$$\left(\frac{\lambda}{1+z}, \frac{\lambda + d\lambda}{1+z} \right)$$

- Según vemos en la ecuación A.5, los fotones que recibimos de la galaxia en el intervalo de 1 seg fueron emitidos por la galaxia en un intervalo de $1/(1+z)$ seg.
- Los fotones que salieron con longitud de onda λ , nos llegan con longitud de onda $\lambda(1+z)$, por lo tanto han reducido su energía en un factor $1/(1+z)$.

Teniendo en cuenta todas las anteriores consideraciones, el número de fotones por segundo y unidad de área que recibimos en el intervalo $(\lambda, \lambda + d\lambda)$ es:

$$N_\gamma(\lambda)d\lambda = \frac{1}{4\pi r_1^2 R(t_0)^2} I_\lambda \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1 \right) \frac{\lambda}{hc} \frac{d\lambda}{(1+z)^3} \quad (\text{A.8})$$

y según esto el flujo de energía que recibimos en el intervalo considerado de longitudes de onda, vendrá dado por:

$$f_\lambda(\lambda)d\lambda = \frac{1}{4\pi r_1^2 R(t_0)^2} I_\lambda \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1 \right) \frac{d\lambda}{(1+z)^3} \quad (\text{A.9})$$

La definición precisa de flujo medio de energía a través de un determinado paso de banda $P(\lambda)$ es (Horne 1988):

$$f_\lambda(P) = \frac{\int P(\lambda) f_\lambda(\lambda) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (\text{A.10})$$

Usamos la definición de $f_\lambda(P)$ que se da en Horne (1988), lo que lleva a magnitudes ST cuando se calibra con una fuente de f_λ constante y de un nivel adecuado. Igualmente se podría haber usado $f_\nu(P)$ que daría lugar a las magnitudes AB (Oke & Gunn 1983), ligado con $f_\lambda(P)$ por la relación:

$$f_\lambda(P) = f_\nu(P) \frac{c}{\lambda_P(P)^2}$$

donde $\lambda_P(P)$ es la longitud de onda pivote de la banda

$$\lambda_P(P) = \sqrt{\frac{\int P(\lambda) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) \frac{d\lambda}{\lambda}}}$$

Sustituyendo la ecuación A.9 en la A.10 se tiene:

$$f_{\lambda}(P) = \frac{1}{4\pi r_1^2 R(t_0)^2 (1+z)^3} \frac{\int P(\lambda) I_{\lambda} \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1 \right) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (\text{A.11})$$

Por último, tras operar adecuadamente, se llega a la siguiente expresión equivalente a la ecuación A.11 expresada en magnitudes:

$$m_P = M_P - 5 + 5 \log D_L + \left[2.5 \log(1+z) + 2.5 \log \frac{\int P(\lambda) I_{\lambda}(\lambda, t_0) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) I_{\lambda} \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0 \right) \lambda d\lambda} \right] \\ + 2.5 \log \frac{\int P(\lambda) I_{\lambda} \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0 \right) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) I_{\lambda} \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1 \right) \lambda d\lambda} \quad (\text{A.12})$$

donde los términos son:

M_P , magnitud absoluta en la banda considerada:

$$M_P = -2.5 \log \left(\frac{1}{4\pi 10^2} \frac{\int P(\lambda) I_{\lambda}(\lambda, t_0) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) \lambda d\lambda} \right) + cte$$

$D_L = r_1 R(t_0)(1+z)$, distancia de luminosidad a la que se encuentra la galaxia.

Los últimos dos términos se conocen como corrección K (K_{cor}) y corrección evolutiva (E_{cor}).

Para calcular la magnitud aparente de una galaxia es necesario conocer cuál es la distancia de luminosidad a la que se encuentra. Ésta depende del factor de expansión del Universo para el que todavía no hemos dado una expresión formal. Otro factor en el que influye indirectamente el modelo cosmológico es en la corrección evolutiva, ya que para conocer ésta, que generalmente se hace con modelos de evolución galáctica, hay que conocer, dado el z a que se encuentra la galaxia, cuál era su edad t_1 cuando emitió la luz que hoy nos está llegando. A continuación se tratan estos dos aspectos.

A.4. Ecuaciones de Friedmann

Como ya se comentó, una vez conocida la métrica quedaban dos interrogantes abiertos, cuál es la razón de expansión del Universo y si éste es abierto, euclídeo, o cerrado. Para responder a esto es necesario disponer de una teoría dinámica. Usando la teoría general de la relatividad y la métrica de Robertson-Walker se derivan las ecuaciones de Friedmann:

$$2 \frac{\ddot{R}}{R} + \frac{\dot{R}^2 + kc^2}{R^2} - \Lambda c^2 = 0 \quad (\text{A.13})$$

$$\frac{\dot{R}^2 + kc^2}{R^2} - \frac{8\pi G \rho_0}{3} \frac{R_0^3}{R^3} - \frac{1}{3} \Lambda c^2 = 0 \quad (\text{A.14})$$

ρ y G son la densidad de materia en el Universo y la constante de gravitación respectivamente.

El factor Λ aparece como una constante de integración en las ecuaciones de la relatividad.

El subíndice 0 se usa para designar los valores de las variables evaluadas en la época actual t_0 .

Las ecuaciones de Friedmann no son independientes sino que están ligadas por la ley de conservación:

$$\frac{d(\rho R^3)}{dR} = 0$$

Esto significa que basta integrar una de ellas con el fin de obtener una expresión para $R(t)$.

Antes de pasar a integrar estas ecuaciones, se introducen las funciones $H(t)$ y $q(t)$ definidas de la siguiente forma:

$$H(t) = \frac{\dot{R}(t)}{R(t)}, \quad \frac{\ddot{R}}{R} = -q(t)H(t)^2$$

Sus valores en t_0 , H_0 y q_0 se conocen como *constante de Hubble* y *parámetro de deceleración*. Evaluando la ecuación A.14 en t_0 tenemos:

$$H_0^2 + \frac{kc^2}{R_0^2} - \frac{1}{3}\Lambda c^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho_0 \quad (\text{A.15})$$

También se introducen las constantes:

$$\Omega_\Lambda = \frac{\Lambda c^2}{3H_0^2}, \quad \Omega_M = \frac{8\pi G\rho_0}{3H_0^2}, \quad \Omega_k = -\frac{kc^2}{R_0^2 H_0^2}$$

que en función de la relación A.15, verifican

$$\Omega_\Lambda + \Omega_M + \Omega_k = 1 \quad (\text{A.16})$$

y evaluando la ecuación A.13 en t_0 puede comprobarse que también se verifica:

$$q_0 = \frac{1}{2}\Omega_M - \Omega_\Lambda \quad (\text{A.17})$$

Usando estas constantes y considerando que el desplazamiento al rojo viene dado por:

$$\frac{R_0}{R} = 1 + z \Rightarrow dR = -\frac{R_0}{(1+z)^2} dz$$

operando en A.14 se obtiene la siguiente relación:

$$dt = \frac{dz}{H_0(1+z)\sqrt{(\Omega_\Lambda + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_M(1+z)^3)}} \quad (\text{A.18})$$

Distancia de luminosidad

Como vimos con anterioridad, la distancia de luminosidad está definida de la siguiente forma:

$$D_L = r_1 R_0 (1+z)$$

Aquí distinguiremos dos casos:

- $k = 1, -1 \Leftrightarrow \Omega_k \neq 0$. Sustituyendo A.18 en A.3, llegamos a:

$$\int_0^{r_1} \frac{dr}{\sqrt{(1-kr^2)}} = \int_0^z \frac{\sqrt{|\Omega_k|} dz}{\sqrt{\Omega_\Lambda + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_M(1+z)^3}} \quad (\text{A.19})$$

Desde aquí, operando se llega a la siguiente expresión para la distancia de luminosidad:

$$D_L = \begin{cases} (1+z) \frac{c}{H_0 \sqrt{|\Omega_k|}} \sin \left(\int_0^z \frac{\sqrt{|\Omega_k|} dz}{\sqrt{(1+z\Omega_M)(1+z)^2 - \Omega_\Lambda z(2+z)}} \right) & \text{si } \Omega_k < 0 \\ (1+z) \frac{c}{H_0 \sqrt{|\Omega_k|}} \sinh \left(\int_0^z \frac{\sqrt{|\Omega_k|} dz}{\sqrt{(1+z\Omega_M)(1+z)^2 - \Omega_\Lambda z(2+z)}} \right) & \text{si } \Omega_k > 0 \end{cases} \quad (\text{A.20})$$

- $k = 0 \Leftrightarrow \Omega_k = 0$. Usando A.3 y A.18, con $k = 0$ se llega a:

$$D_L = \frac{c}{H_0} (1+z) \int_0^z \frac{dz}{\sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}} \quad (\text{A.21})$$

Tiempo cosmológico

Para calcular el lapso tiempo que estamos *mirando atrás* cuando observamos una galaxia a un determinado desplazamiento al rojo basta integrar la ecuación A.18, resultando:

$$t_0 - t_1 = \begin{cases} \frac{1}{H_0} \int_0^z \frac{dz}{(1+z)\sqrt{(1+z\Omega_M)(1+z)^2 - \Omega_\Lambda z(2+z)}} & \text{si } \Omega_k \neq 0 \\ \frac{1}{H_0} \int_0^z \frac{dz}{(1+z)\sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}} & \text{si } \Omega_k = 0 \end{cases} \quad (\text{A.22})$$

En particular, la edad actual del Universo puede obtenerse usando 0 y ∞ como límites de integración en la expresión anterior.

A.5. Brillo Superficial

Se define el brillo superficial de una fuente como el flujo recibido de la fuente dividido por el área que subtiende en el lugar de observación. Para simplificar consideraremos que la proyección de la galaxia en la esfera celeste es circular y de tamaño angular θ , con lo que:

$$BS_P = \frac{f_\lambda(P)}{\pi\theta^2} \quad (\text{A.23})$$

Es interesante en este punto ver cómo varía el tamaño angular de un objeto debido a la geometría del Universo.

A.5.1. Tamaño angular

Si consideramos una galaxia, colocada en (r_1, θ_1, ϕ_1) con un diámetro d , para saber cuál es el ángulo que subtiende vamos a volver a echar mano del *principio cosmológico* con el fin de situar los dos extremos del diámetro d en las coordenadas θ_1, ϕ_1 y $\theta_1 + \Delta\theta_1, \phi_1$. Con esto, la distancia propia entre estos extremos se obtiene sustituyendo en la ecuación A.1, $t = cte, r = cte, \phi = cte$ y $d\theta = \Delta\theta_1$:

$$ds^2 = -r_1^2 R(t_1)^2 \Delta\theta_1^2 = -d^2 \quad (\text{A.24})$$

De esta última expresión, se deduce:

$$\Delta\theta_1 = \frac{d(1+z)}{r_1 R(t_0)} = \frac{d(1+z)^2}{D_L} \quad (\text{A.25})$$

Una vez conocido cómo varía el tamaño angular con z , para dar una expresión del brillo superficial de una galaxia en función de su desplazamiento al rojo z , sustituimos en la ecuación A.23 las expresiones de $f_\lambda(P)$ y del tamaño angular dadas en las ecuaciones A.20 y A.11, llegando a:

$$BS_P = \frac{1}{4\pi^2 d^2 (1+z)^5} \frac{\int P(\lambda) I_\lambda \left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1 \right) \lambda d\lambda}{\int P(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (\text{A.26})$$

Ahora, calibrando con una fuente de flujo conocido y definiendo K_{cor} y E_{cor} , al igual que se hizo cuando operamos con la magnitud, se llega a:

$$\mu_P = M_P + 2.5 \log(1+z)^4 + 2.5 \log(d^2) + K_{cor} + E_{cor} + 37.815 \quad (\text{A.27})$$

El último término que aparece en la ecuación A.27 se obtiene simplemente operando con las constantes y contando que consideramos el tamaño angular en segundos de arco y d en kpc.

Es muy interesante notar que aunque tanto la magnitud aparente como el tamaño angular dependen de los parámetros $(H_0, \Omega_M, \Omega_\lambda)$ del modelo cosmológico, el BS es independiente del modelo considerado, pues los términos de la D_L se cancelan. Únicamente se da una disminución del BS del objeto en un factor $1/(1+z)^4$, además de las correcciones K y evolutiva. Nótese que en la corrección evolutiva siguen afectando los valores que estamos considerando para los parámetros del modelo cosmológico, al calcular el tiempo que se está *mirando atrás* al observar una galaxia a un determinado z , y al computar la edad actual del Universo, lo que afecta a la edad supuesta para la galaxia.

A lo largo de este estudio usaremos los siguientes valores para los parámetros cosmológicos: $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\lambda = 0.7$.

B

Desplazamiento en z de galaxias

B.1. Introducción

A la hora de estudiar cómo varía el brillo superficial de las fuentes con el desplazamiento al rojo al que se encuentran, hemos visto necesario desarrollar una serie de herramientas que nos permitan estudiar cómo se verían, bajo diferentes condiciones de observación, galaxias cercanas si éstas estuvieran situadas a desplazamientos al rojo mayores.

En este capítulo se van a enumerar brevemente los pasos que se siguen para, a partir de la imagen de una galaxia en un determinado filtro, reproducir una imagen simulada de ésta, situada en otro z y vista bajo otras condiciones de observación.

Las tareas que hemos desarrollado están en el paquete `COSMOPACK` y funcionan dentro de `IRAF`. La tarea central (`COSMOSHIFT`) tiene como entrada los parámetros de la figura B.1.

Los pasos principales que sigue el programa son: cambio de escala espacial, conversión del número de cuentas, convolución con la PSF (*Point Spread Function*) y ajuste del nivel y ruido de cielo. Cada uno de estos pasos se va a comentar con más detalle en las siguientes secciones:

B.2. Cambio de escala espacial

Con este paso se consigue que el tamaño físico de la galaxia se mantenga al cambiar a la escala de píxel que deseemos para la imagen final y modificar el desplazamiento al rojo al que se encuentra la galaxia. Para hacer esto, tomamos una misma escala física (por ejemplo 1 pc) y vemos cuántas escalas corresponden a 1 píxel, tanto en la imagen de entrada, $pcxpix^{In}$, como en la de salida, $pcxpix^{Out}$. La razón

$$\frac{pcxpix^{Out}}{pcxpix^{In}}$$

nos indica cuántos píxeles de entrada debe haber por cada uno de los de salida. Para hacer la repixelación de la imagen usamos la tarea `MAGNIFY` en `IRAF`.

```

images      = "@galaxias.txt" Images to shift
zout        = 0.05          redshift of output image
outimages   = "@outgalax.txt" Output image names
(zin        = "!redshift")  Redshift input image, or !keyword
(aspXIn     = "!arcspix")   Input image arcsec/pix, or !keyword
(pzeroIn    = "!photzero")  Input photom zero (mag/DN), or !keyword
(filtIn     = "!filter")    Input image filter, or !keyword
(texpIn     = "!timexpos")   Input exp time (s), or !keyword
(bckgrIn    = "!skyval")    Input sky level (ADU), or !keyword
(dgainIn    = "!ccdgain")   Input detector gain (e/ADU), or !keyword
(rdnIn      = "!rdnoise")   Input read noise (ADU), or !keyword
(seeingIn   = "!seeing")    Input seeing fwhm (arcsec), or !keyword
(galtype    = "burst")      SED type [E/Sa/Sc/burst]
(aspXOut    = 0.25)         Output image arcsec/pix
(filtOut    = "Ks")         Output image filter
(texpOut    = 7200.)        Output image exp time (s)
(skyOut     = 13.)          Sky brightness (mag/sq.as)
(pzeroOut   = "-")          Output photom zero (mag/DN)
(tsOut      = 12.47)        Output image telescope surface area (m^2)
(QatmOut    = 1.)           Atm transmission fraction
(QoptOut    = 0.24)         Optics transmission fraction
(QdetOut    = 1.)           Detector quantum efficiency
(dgainOut   = 3.6)          Gain of output detector (e/ADU)
(rdnOut     = 10.)          Read noise of output detector (ADU)
(darkOut    = 100.)         Dark current of output detector (e/hr)
(seeingOut  = 0.7)          Seeing output image, fwhm (arcsec)
(H0         = 70.)          Hubble constant (km/s/Mpc)
(OM         = 0.3)          Omega mat
(OL         = 0.7)          Omega Lambda
(verbose    = 4)             verbose index
(logfile    = "file.log")   log file
(db         = "db")         unix directory w. SED
(list1     = "")
(list3     = "")
(mode      = "ql")

```

Figura B.1: Parámetros de la tarea COSMOSHIFT.

B.3. Conversión del número de cuentas

Seguidamente va a estudiarse cómo ha de modificarse el número de cuentas en cada píxel para adecuarse a la características de la imagen de salida, donde el sistema de observación puede ser distinto y la galaxia está en un desplazamiento al rojo diferente.

Los diversos factores que influyen en la eficiencia del sistema de observación, como son: la eficiencia cuántica del detector, la transparencia del sistema óptico, la transparencia atmosférica y la ganancia, determinan el punto cero fotométrico de la imagen final. El punto cero fotométrico de la imagen repixelada obtenida del paso anterior (desde ahora IMAGEN2) es el mismo que el de la imagen inicial y viene dado como entrada en el parámetro `pzeroIn`. El punto cero de la imagen final, bien puede darse como entrada en `pzeroOut`, bien si `pzeroOut=0`, se calculará a partir de los parámetros: `tsOut`, `QatmOut`, `QoptOut`, `QdetOut` y `dgainOut`. La diferencia entre los puntos cero se corrige multiplicando IMAGEN2 por el factor:

$$factor_1 = 10^{-0.4(pzeroIn - pzeroOut)} \quad (B.1)$$

La diferencia en z entre la galaxia de entrada y la que pretendemos simular debe cuantificarse usando las fórmulas A.12, A.20 y A.21. Vemos que los factores que tenemos que corregir son debidos: a la diferencia en la distancia de luminosidad (D_L) y a la diferencia en la corrección-K. Todavía no está implementada la posibilidad de contar con la corrección evolutiva. También hay que hacer una corrección del color de la galaxia, pues estamos usando diferentes filtros para las imágenes de entrada y de salida. Seguidamente comentamos los términos por los que hay que multiplicar a IMAGEN2.

En cuanto a la diferencia en D_L debemos contar con un factor:

$$factor_2 = \left(\frac{D_L^{In}}{D_L^{Out}} \right)^2 \quad (B.2)$$

Para calcular las correcciones por las diferencias de correcciones-K y de filtros de entrada y salida, hay que suponer una cierta Distribución Espectral de Energía (SED). En el programa se permite por medio de máscaras, asignar diferentes SEDs a las distintas partes de la galaxia. Para esto se pone en el parámetro de entrada `galtype` el nombre de un fichero que en la primera columna deberá tener el tipo de SED a usar y en la segunda el nombre de una máscara que indicará con 0's y 1's los píxeles donde usar la SED asociada. También podría usarse en ciertas zonas una combinación de varias SEDs asignando valores < 1 en las máscaras¹.

Con estas máscaras y las SEDs asociadas se calculan:

- dos imágenes² con las correcciones-K (K_{corIn}^i y K_{corOut}^i) en cada píxel en función del desplazamiento al rojo inicial y final (indicados en `zin` y `zout`) y de los filtros de entrada y salida (`filtIn` y `filtOut`). Estas correcciones se calculan como en el término correspondiente de la ecuación A.12.

¹En este caso, se pesa en cada píxel la corrección debida a la SED asociada a la máscara por el valor de ésta en ese píxel. Cuando se usen varias SEDs en una parte de la imagen, en cada píxel la suma de todas las máscaras a usar debe ser 0 ó 1.

²El superíndice i se usa para indicar que se trata de una imagen.

- una imagen con el color en reposo en cada píxel, $color^i$,

Con estas imágenes construimos una imagen:

$$factor_3^i = 10^{-0.4(color^i + K_{cor}Out^i - K_{cor}In^i)} \quad (B.3)$$

Entonces, contando con los factores calculados en las fórmulas B.1, B.2 y B.3, para convertir el número de cuentas hay que multiplicar la imagen resultante de la repixelación (IMAGEN2) por:

$$factor_1 * factor_2 * factor_3^i * \left(\frac{texpOut}{texpln} \right) \quad (B.4)$$

llamaremos IMAGEN3 a la resultante.

B.4. Convolución con la PSF

En los parámetros *seeingIn*, *seeingOut* de COSMOSHIFT se indican respectivamente el FWHM (en ") del *seeing* para las imágenes de entrada y de salida. A partir de estos valores calculamos el valor del σ de la gaussiana por la que tendremos que convolucionar (usando la tarea **GAUSS**) la imagen IMAGEN3.

Inicialmente, calculamos el FWHM del *seeing* en píxeles que tiene IMAGEN3. En el desarrollo tenemos que echar mano de los valores de los parámetros *aspIn*, *aspOut* que dan la razón arcsec/píxel para las imágenes original e IMAGEN3:

$$FWHM_{IMAGEN3}^{pix} = \frac{seeingIn}{aspIn} * \frac{pcxpixIn}{pcxpixOut} \quad (B.5)$$

Seguidamente calculamos esto mismo pero para el *seeing* deseado en la imagen final.

$$FWHM^{pix} = \frac{seeingOut}{aspOut} \quad (B.6)$$

Finalmente, el valor del σ para la gaussiana se obtiene restando en cuadratura estas dos cantidades (ecuación B.7), siempre que $FWHM^{pix}$ sea mayor que $FWHM_{IMAGEN3}^{pix}$, en el caso contrario el *seeing* será sobrestimado y no se podrá proseguir, aquí terminaría el programa con un mensaje de error.

$$2.355 \cdot \sigma = \sqrt{\left((FWHM^{pix})^2 - (FWHM_{IMAGEN3}^{pix})^2 \right)} \quad (B.7)$$

La resultante de convolucionar IMAGEN3 con la gaussiana de σ dado por la ecuación B.7 se llamará IMAGEN4 en adelante.

B.5. Ajuste del nivel y ruido de cielo

Hasta el momento sólo hemos contado con la conversión de cuentas en la zona de la galaxia y todavía no hemos controlado cómo varía el cielo. Con el parámetro *skyOut* se da

el brillo superficial del cielo de salida en mag/arcsec. El número de cuentas a añadir en cada píxel de la imagen de salida es:

$$C^{pix} = \text{texpOut} \cdot (\text{aspOut})^2 \cdot 10^{-0.4(\text{skyOut} - \text{pzeroOut})} \quad (\text{B.8})$$

Antes de añadir este nivel de cuentas a IMAGEN4 vamos a estudiar cuál es el nivel y ruido de cielo que ya tiene esta imagen. Para esto, calculamos la media y la desviación estándar que tiene la imagen en 16 zonas exteriores, donde debería tenerse una buena estimación para el cielo (si la galaxia está en el centro de la imagen). Estas 16 regiones se ajustan automáticamente según las dimensiones de la imagen y de manera que al menos haya 9 píxeles en cada una para tener un número razonable de éstos para hacer la estadística. De estos 16 valores para la media y σ del cielo se eliminan los 2 que más se separan del resto en la media y se toman las modas de las medias y σ 's restantes como estimación para el nivel (cielo_{aux}) y ruido (σ_{aux}) de cielo en IMAGEN4.

Una vez calculados estos valores se resta cielo_{aux} a IMAGEN4. El ruido que debemos introducir en la imagen, supuesto éste gaussiano, tendrá como σ :

$$\sigma_+^2 = \frac{C^{pix}}{\text{dgainOut}} - \sigma_{aux}^2 \quad (\text{B.9})$$

si resulta que $\sigma_{aux}^2 > \frac{C^{pix}}{\text{dgainOut}}$, entonces el ruido final será sobrestimado y el programa no seguirá.

La mejor forma que hemos encontrado para añadir este ruido a IMAGEN4 ya con el nivel de cielo sustraído, es sumarle un nivel de valor σ_+^2 a toda la imagen, añadiendo en cada píxel un ruido de Poisson cuya media sea el valor del píxel. De esta manera se añade un ruido adecuado no sólo en el cielo sino también en el lugar ocupado por la galaxia.

Para contar con el ruido de lectura de la imagen de salida (rdnOut), se crea una imagen de ruido gaussiano con las mismas dimensiones que IMAGEN4, con media 0 y $\sigma = \text{rdnOut}/\text{dgainOut}$ (si rdnOut viene dado en e^-) que se suma a la imagen resultante del paso anterior. Para finalizar se suma $C^{pix} - \sigma_+^2$ a la imagen con el fin de reproducir las cuentas en el cielo, concluyendo así el proceso.

En la figura B.2 se presentan las imágenes resultantes de cada uno de estos pasos para el caso en que M51 (observada en el filtro R) se deslaza a un $z = 0.5$ y se observa con un instrumento de las mismas características que WHT/INGRID en la banda K_s y con 2 h de integración.

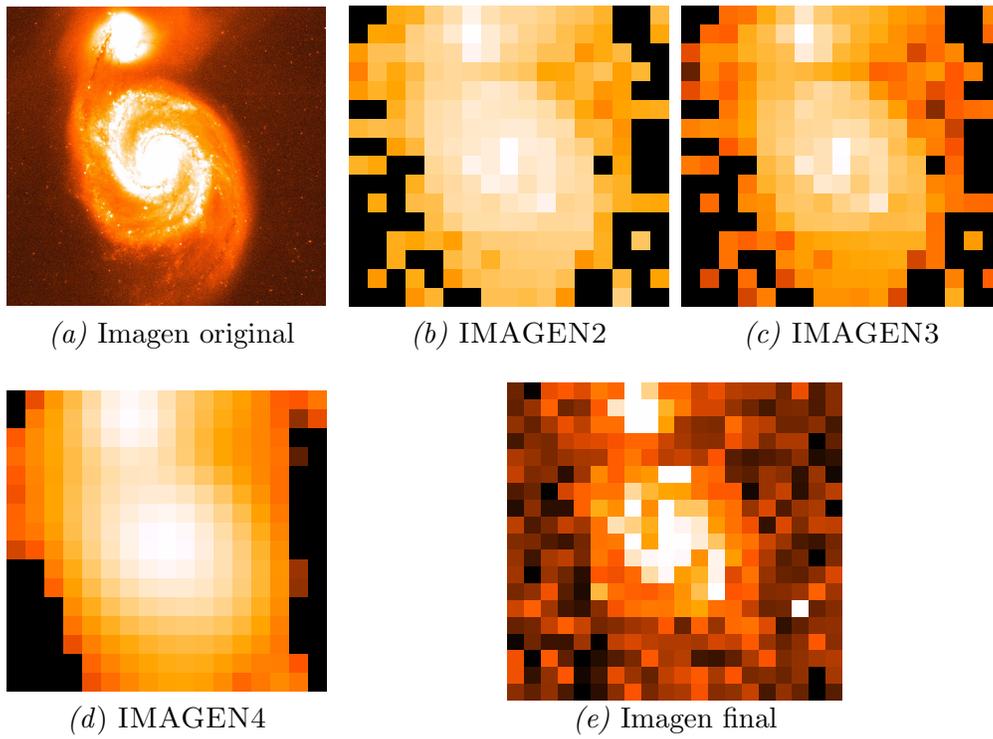


Figura B.2: Imágenes intermedias en el proceso de desplazamiento en z de la galaxia M51 hasta $z = 0.5$.

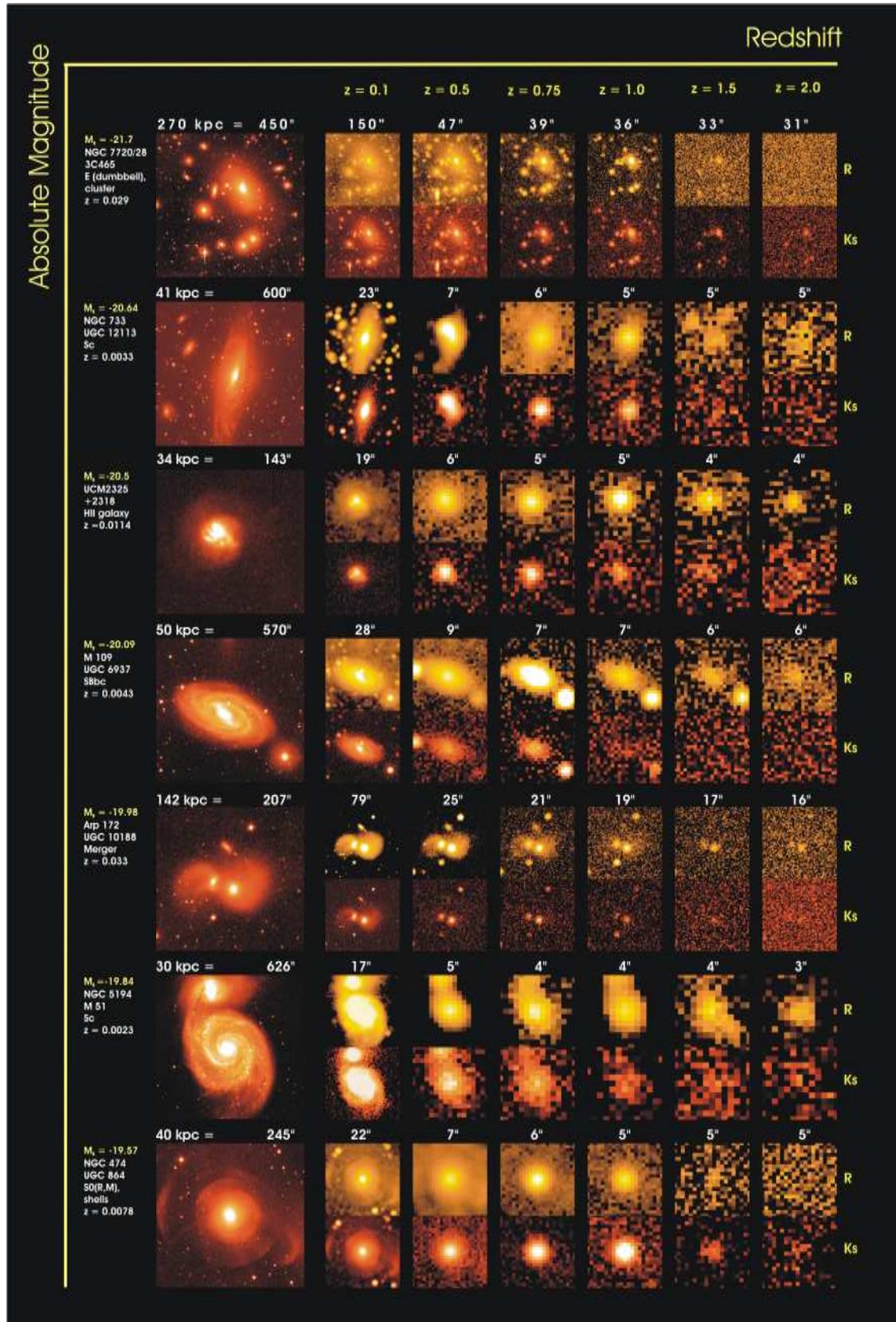


Figura B.3: Composición de imágenes de galaxias desplazadas en z en las bandas R y K .

C

Leyes de extinción

Las subrutinas de extinción que hemos utilizado en el código de cálculo de masas estelares se han obtenido de HYPERZ (Bolzonella et al. 2000). Se basan en las leyes de extinción de:

- Allen (1976) para la Vía Láctea.
- El ajuste analítico para la extinción Galáctica dado en Fitzpatrick (1986) basado en Seaton (1979).
- La ley para la LMC obtenida en Fitzpatrick (1986).
- La extinción para SMC deducida en Prevot et al. (1984) y Bouchet et al. (1985)
- La ley de Calzetti et al. (2000) para galaxias con formación estelar intensa.

Estas leyes enrojecen el espectro de intrínseco de la galaxias de la siguiente forma

$$f_{obs}(\lambda) = f_{int}(\lambda) \cdot 10^{-0.4A_\lambda} \quad (\text{C.1})$$

La extinción a la longitud de onda λ , está relacionada con el exceso de color $E(B - V)$ y con la curva de extinción $k(\lambda)$ por:

$$A_\lambda = k(\lambda) \cdot E(B - V) = \frac{k(\lambda) \cdot A_V}{R_V} \quad (\text{C.2})$$

El valor de R_V es de 3.1 para las leyes asociadas a la Vía Láctea y a la LMC, 2.72 ± 0.21 para la SMC y 4.05 ± 0.80 para la ley de (Calzetti et al. 2000).

La ley de Allen (1976) se obtiene a partir de los valores tabulados en la tabla C.1

Las leyes de extinción asociadas a la Vía Láctea y la LMC, obtenidas en Fitzpatrick (1986) tienen la forma funcional siguiente:

$$\frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} = C_1 + C_2 \lambda^{-1} + \frac{C_3}{\left(\lambda^{-1} - \frac{\lambda_0^{-2}}{\lambda^{-1}}\right)^2 + \gamma^2} + C_4 \left(0.539 (\lambda^{-1} - 5.9)^2 + 0.0564 (\lambda^{-1} - 5.9)^3\right) \quad (\text{C.3})$$

con λ dada en μm . Los coeficientes de cada una de las leyes son:

C_4 vale cero cuando $\lambda > 1695 \text{ \AA}$. Estas leyes sólo tienen validez para $\lambda > 1200 \text{ \AA}$. Para longitudes onda mayores que 3650 y 3330 \AA respectivamente, se adoptan los valores dados por Allen (1976).

Tabla C.1: Valores de $k(\lambda)/R_V$ para extinción Galáctica Allen (1976).

$\lambda(\text{\AA})$	$k(\lambda)/R_V$	$\lambda(\text{\AA})$	$k(\lambda)/R_V$
1000	4.20	3650	1.58
1110	3.70	4000	1.45
1250	3.30	4400	1.32
1430	3.00	5000	1.13
1670	2.70	5530	1.00
2000	2.80	6700	0.74
2220	2.90	9000	0.46
2500	2.30	10000	0.38
2850	1.97	20000	0.11
3330	1.69	100000	0.00

Tabla C.2: Valores de los coeficientes en la parametrizaciones de las leyes de la MW y la LMC, por Fitzpatrick (1986).

	$\lambda^{-1}(\mu\text{m}^{-1})$	$\gamma(\mu\text{m}^{-1})$	C_1	$C_2(\mu\text{m})$	$C_3(\mu\text{m}^{-2})$	$C_4(\mu\text{m}^{-1})$
MW	4.595	1.051	-0.38	0.74	3.96	0.26
LMC	4.608	0.994	-0.69	0.89	2.55	0.50

La ley de extinción asociada a la SMC, se obtiene a partir de los valores de extinción tomados de Prevot et al. (1984) y Bouchet et al. (1985), y está tabulada en C.3.

Tabla C.3: Valores de $E(\lambda - V)/E(B - V)$ para extinción de la SMC obtenidos de Prevot et al. (1984) y Bouchet et al. (1985).

$\lambda(\text{\AA})$	$E(\lambda - V)/E(B - V)$	$\lambda(\text{\AA})$	$E(\lambda - V)/E(B - V)$	$\lambda(\text{\AA})$	$E(\lambda - V)/E(B - V)$
1275	13.54	1810	7.17	2778	3.15
1330	12.52	1860	6.90	2890	3.00
1385	11.51	1910	6.76	2995	2.65
1435	10.80	2000	6.38	3105	2.29
1490	9.84	2115	5.85	3704	1.81
1545	9.28	2220	5.30	4255	1.00
1595	9.06	2335	4.53	5291	0.00
1647	8.49	2445	4.24	12500	-2.02
1700	8.01	2550	3.91	16500	-2.36
1755	7.71	2665	3.49	22000	-2.47

La ley que más se esta utilizando actualmente para parametrizar la extinción de galaxias a alto z , es la de Calzetti et al. (2000).

$$k(\lambda) = \begin{cases} 2.659 \left(-2.156 + \frac{1.509}{\lambda} - \frac{0.198}{\lambda^2} + \frac{0.011}{\lambda^3} \right) + R_V & 0.12 \leq \lambda \leq 0.63 \mu\text{m} \\ 2.659 \left(-1.857 + \frac{1.040}{\lambda} \right) + R_V & 0.63 \leq \lambda \leq 2.20 \mu\text{m} \end{cases} \quad (\text{C.4})$$

D

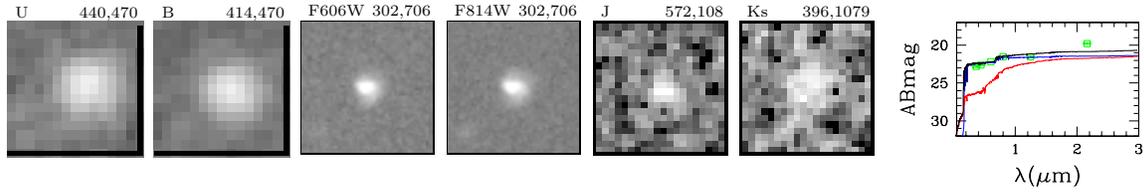
Muestras de galaxias

En este apéndice se presentan la muestra de galaxias LBCGs, y las muestras de galaxias seleccionadas por morfología, que hemos considerado en los análisis de los capítulos 8 y 9. Las imágenes en los filtros U , B , $F606W$, $F814W$, J y K_s , tienen un tamaño de $5'' \times 5''$. Junto con las imágenes también se presentan los espectros que producen mejores ajustes a la fotometría observada. Para la LBCGs estos espectros se obtuvieron con $Z = 0.4Z_\odot$, la ley de extinción de Calzetti et al. (2000) y $A_V = 0.3$. En el caso de la muestra de galaxias tempranas elípticas y S0, estos espectros se obtuvieron con $Z = Z_\odot$, usando la ley de extinción de la Vía Láctea y $A_V = 0.3$. Para crear los ajustes correspondientes a las galaxias espirales usamos $Z = Z_\odot$ y la ley de extinción de la Vía Láctea con $A_V = 0.5$.

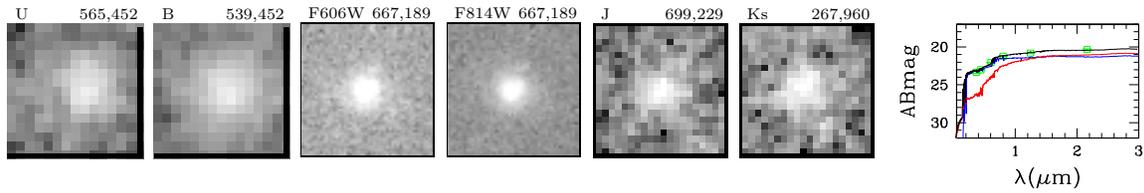
Las imágenes en los distintos filtros se muestran en escala logarítmica para visualizar mejor las estructuras de las galaxias. Para crear las imágenes *postscript* hemos escrito un programa en IRAF, que a partir de las coordenadas ecuatoriales de los objetos, recorta y gira la parte deseada de las imágenes. Posteriormente se hace una transformación que convierte de forma lineal el rango de valores entre la moda menos dos desviaciones estándar y el valor máximo de la imagen, en el rango de 1 a 10000. Tras esto aplica el logaritmo a la imagen resultante. Todo esto permite ajustar cómodamente los valores de brillo y contraste del comando `export` de IRAF, de manera que puedan usarse los mismos para todas las galaxias de las distintas muestras.

Figura D.1: Muestra de LBCGs. De izquierda a derecha se muestran las imágenes ($5'' \times 5''$) en los filtros $U, B, F606W, F814W, J$ y K_s . Los cuadros de la derecha muestran los ajustes obtenidos. En verde se muestra la fotometría observada, en azul el espectro correspondiente al brote de formación estelar, en rojo el del la componente subyacente, y en negro el ajuste dado por brote+subyacente.

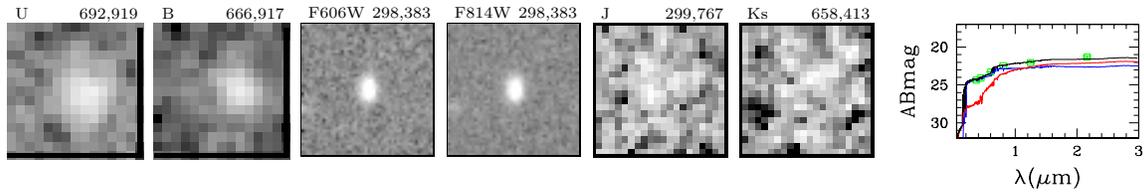
AR= 14:18:08.51, DEC= 52:32:40.8, $z = 0.84$, $M_B = -21.5$



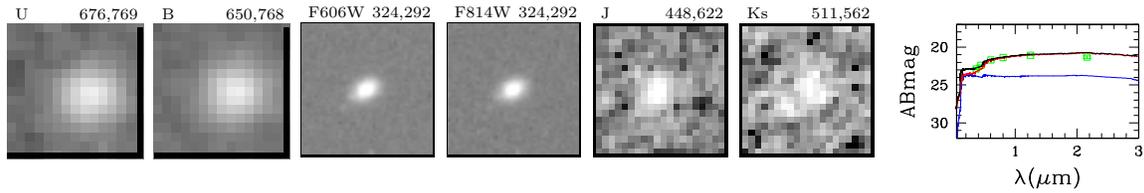
AR= 14:18:09.09, DEC= 52:31:59.4, $z = 0.67$, $M_B = -21.0$



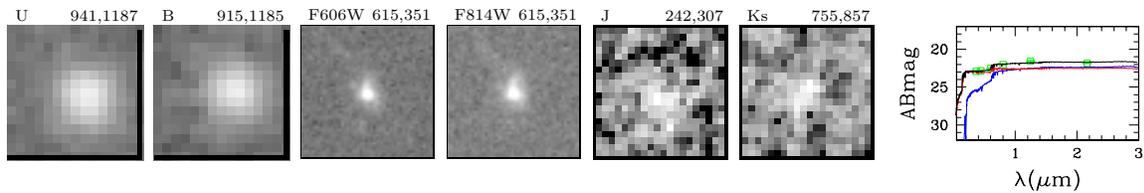
AR= 14:17:52.08, DEC= 52:31:20.1, $z = 0.66$, $M_B = -19.8$



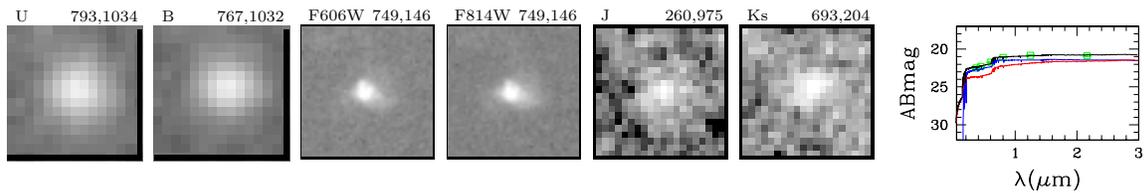
AR= 14:17:57.52, DEC= 52:31:24.4, $z = 0.27$, $M_B = -18.5$



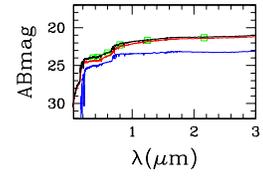
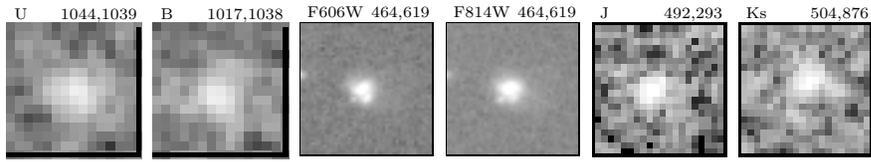
AR= 14:17:42.21, DEC= 52:29:59.1, $z = 0.64$, $M_B = -20.3$



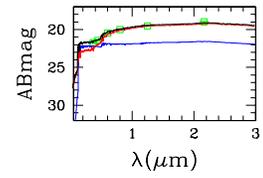
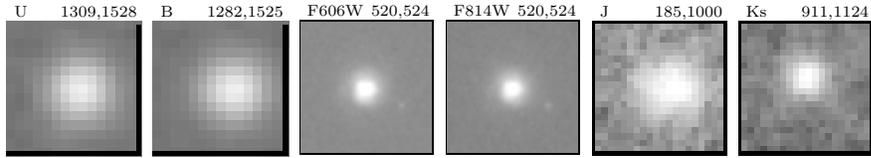
AR= 14:17:47.87, DEC= 52:30:47.2, $z = 0.68$, $M_B = -21.5$



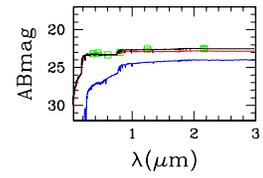
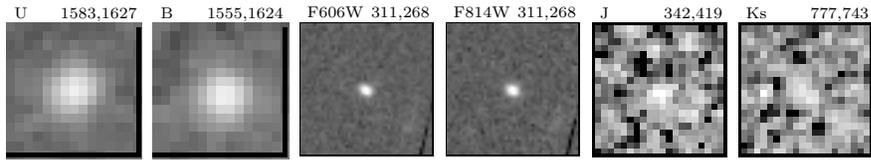
AR= 14:17:47.52, DEC= 52:29:24.1, $z= 0.81$, $M_B = -20.6$



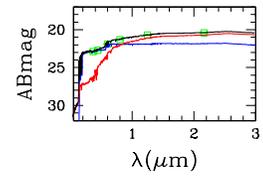
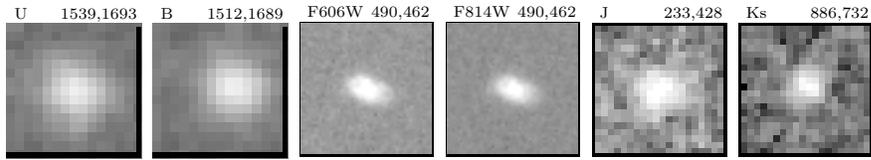
AR= 14:17:29.67, DEC= 52:27:59.1, $z= 0.35$, $M_B = -20.6$



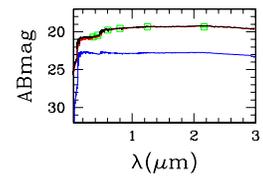
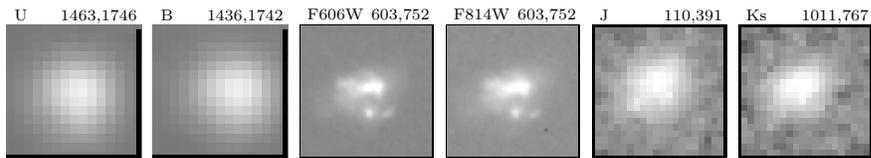
AR= 14:17:25.96, DEC= 52:26:29.0, $z= 1.05$, $M_B = -20.7$



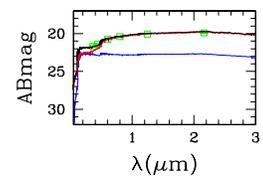
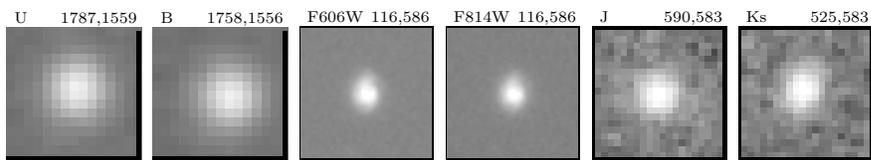
AR= 14:17:23.59, DEC= 52:26:43.8, $z= 0.53$, $M_B = -20.4$



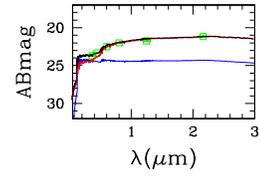
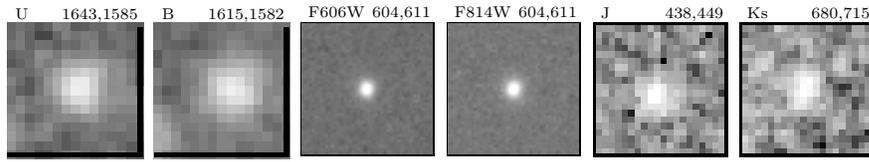
AR= 14:17:21.71, DEC= 52:27:09.3, $z= 0.28$, $M_B = -20.8$



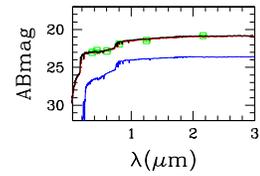
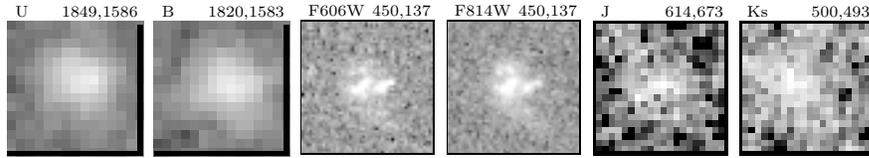
AR= 14:17:28.30, DEC= 52:25:21.2, $z= 0.29$, $M_B = -19.7$



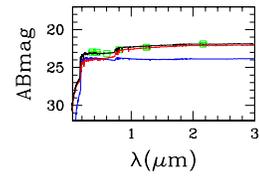
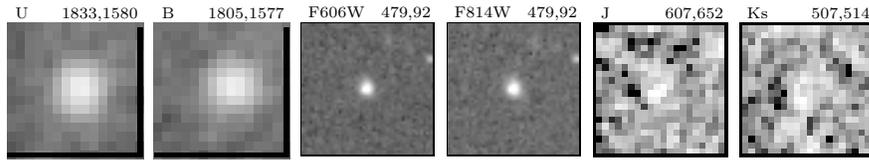
AR= 14:17:27.43, DEC= 52:26:08.9, $z= 0.36$, $M_B = -18.6$



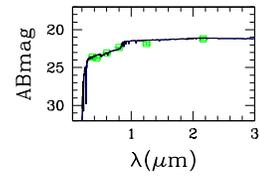
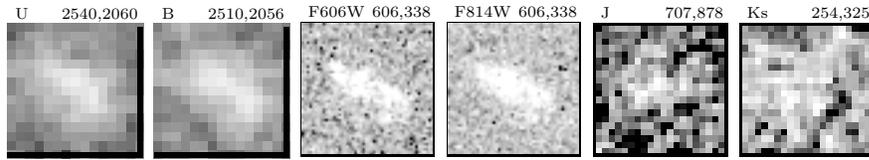
AR= 14:17:27.30, DEC= 52:25:00.8, $z= 0.99$, $M_B = -21.7$



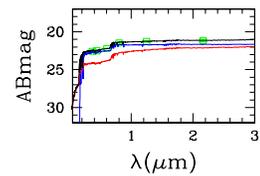
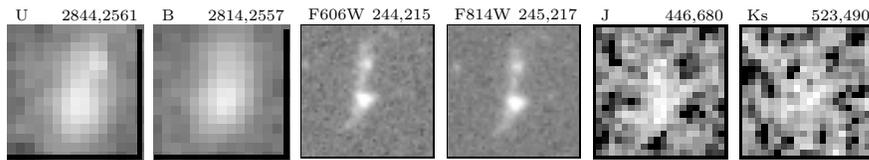
AR= 14:17:27.51, DEC= 52:25:05.8, $z= 0.99$, $M_B = -20.9$



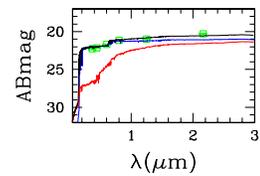
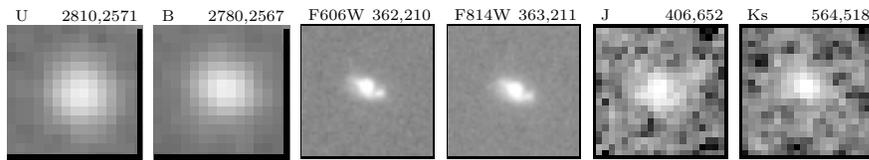
AR= 14:17:09.81, DEC= 52:21:14.4, $z= 1.23$, $M_B = -22.1$



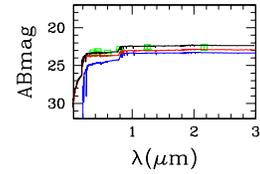
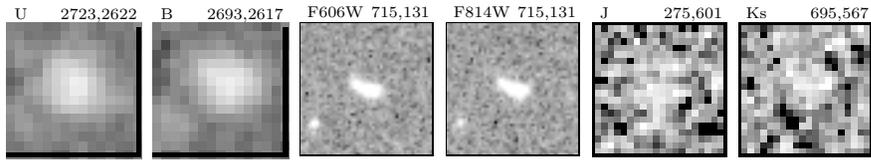
AR= 14:16:51.55, DEC= 52:19:36.1, $z= 0.81$, $M_B = -21.2$



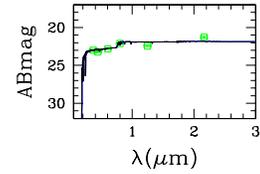
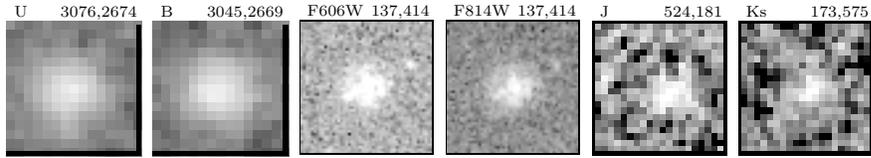
AR= 14:16:51.21, DEC= 52:19:47.4, $z= 0.70$, $M_B = -21.4$



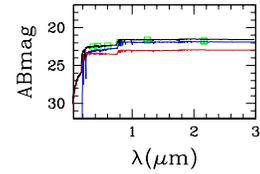
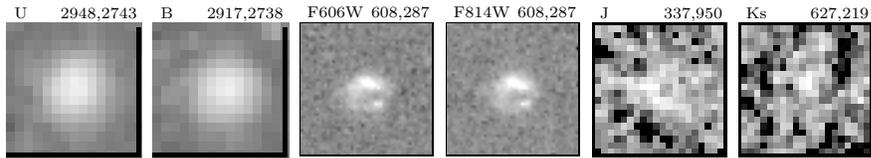
AR= 14:16:49.41, DEC= 52:20:16.6, $z= 1.12$, $M_B = -21.1$



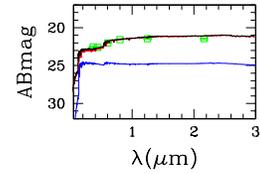
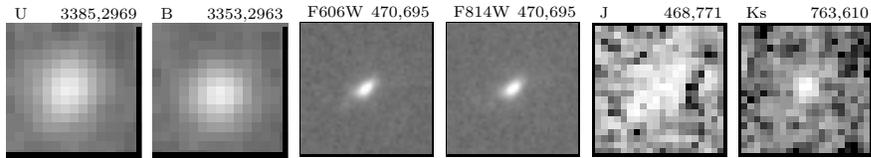
AR= 14:16:47.40, DEC= 52:18:19.8, $z= 1.03$, $M_B = -21.8$



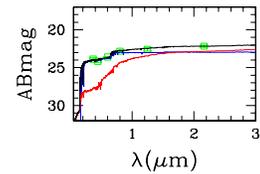
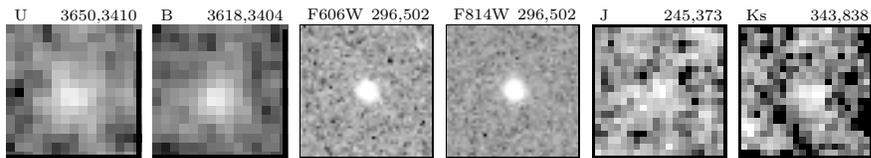
AR= 14:16:44.94, DEC= 52:19:02.6, $z= 1.06$, $M_B = -21.9$



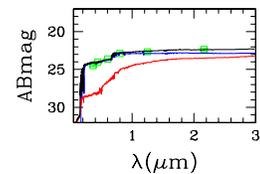
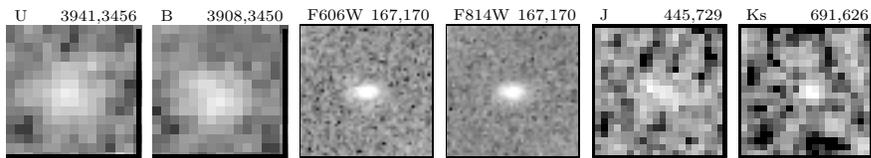
AR= 14:16:36.62, DEC= 52:16:38.9, $z= 0.47$, $M_B = -20.0$



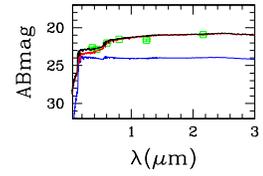
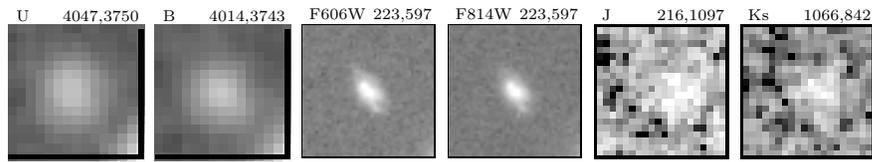
AR= 14:16:20.58, DEC= 52:15:12.9, $z= 0.77$, $M_B = -19.9$



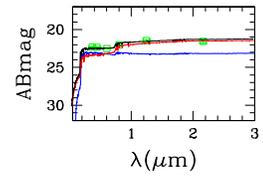
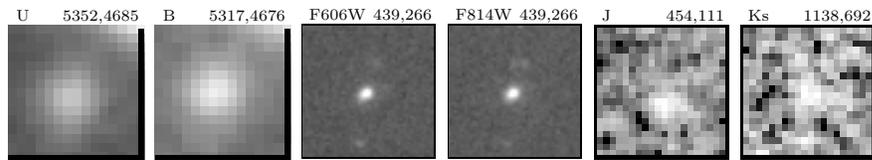
AR= 14:16:18.82, DEC= 52:13:36.9, $z= 0.81$, $M_B = -20.0$



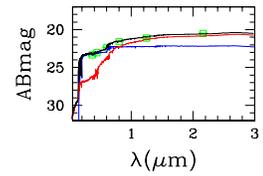
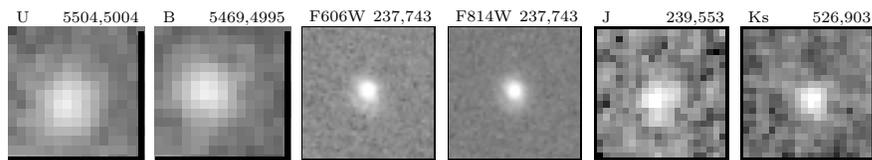
AR= 14:16:08.19, DEC= 52:13:03.0, $z= 0.48$, $M_B = -20.0$



AR= 14:15:34.15, DEC= 52:05:54.0, $z= 0.99$, $M_B = -21.4$



AR= 14:15:22.66, DEC= 52:05:04.6, $z= 0.63$, $M_B = -20.6$



AR= 14:15:14.89, DEC= 52:03:47.1, $z= 0.43$, $M_B = -20.2$

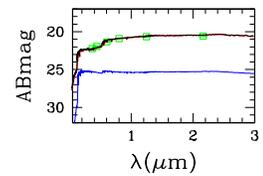
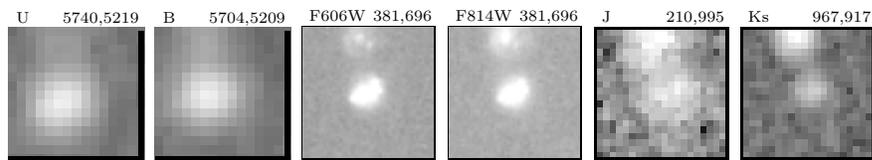
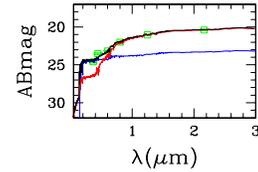
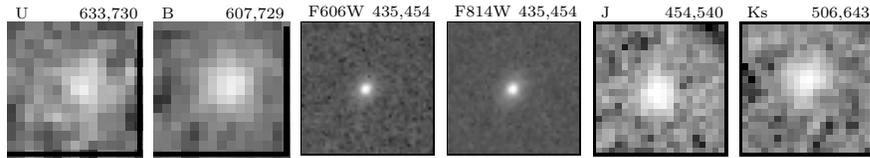
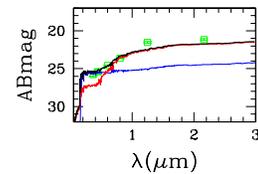
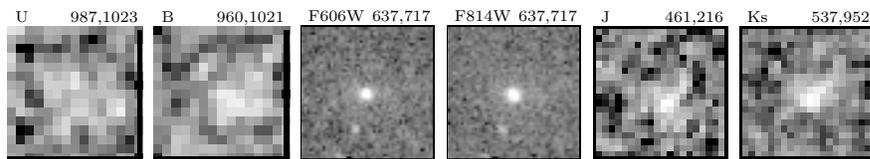


Figura D.2: Muestra de galaxias tempranas (elípticas y S0) seleccionadas en base a su morfología. De izquierda a derecha se muestran las imágenes ($5'' \times 5''$) en los filtros $U, B, F606W, F814W, J$ y K_s . Los cuadros de la derecha presentan los ajustes obtenidos. En verde se muestra la fotometría observada, en azul el espectro correspondiente al brote de formación estelar, en rojo el del la componente subyacente, y en negro el ajuste dado por brote+subyacente.

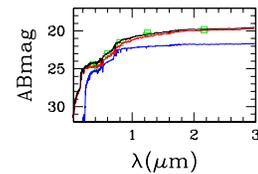
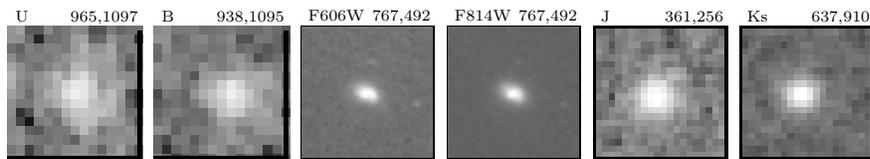
AR= 14:17:58.98, DEC= 52:31:38.6, $z = 0.64$, $M_B = -20.0$



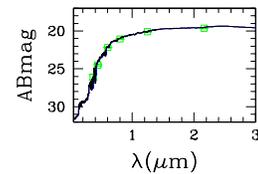
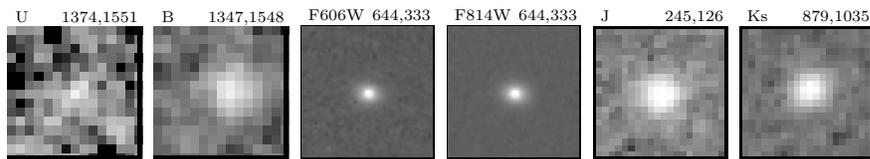
AR= 14:17:48.15, DEC= 52:29:43.0, $z = 0.76$, $M_B = -18.9$



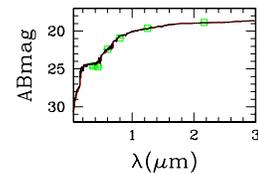
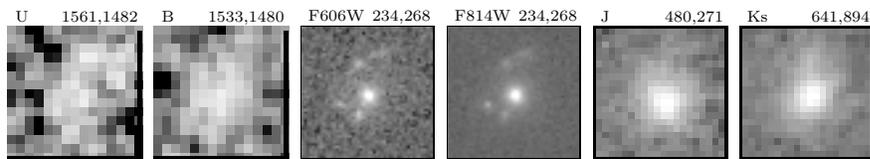
AR= 14:17:45.46, DEC= 52:29:50.8, $z = 0.87$, $M_B = -21.7$



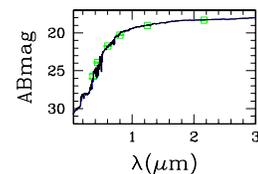
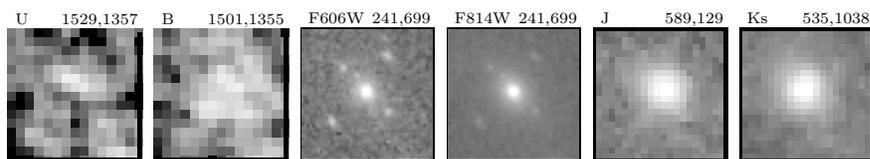
AR= 14:17:28.81, DEC= 52:27:37.8, $z = 0.46$, $M_B = -19.8$



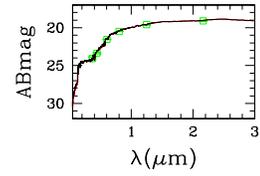
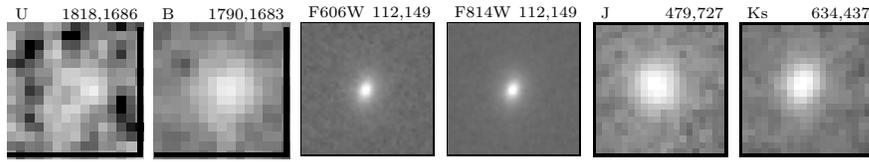
AR= 14:17:31.20, DEC= 52:26:35.6, $z = 0.74$, $M_B = -21.6$



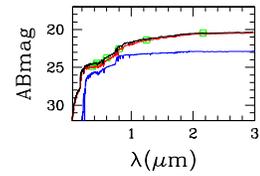
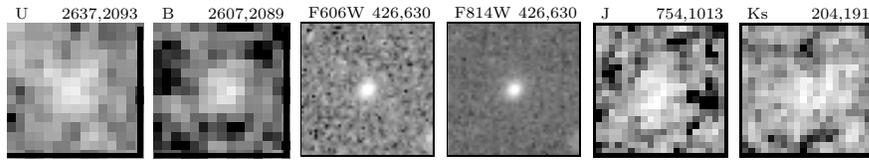
AR= 14:17:35.73, DEC= 52:26:45.5, $z = 0.81$, $M_B = -22.7$



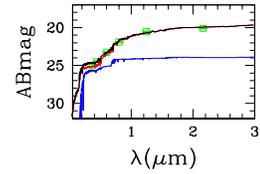
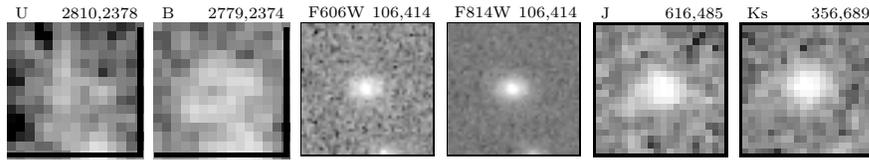
AR= 14:17:23.69, DEC= 52:25:11.3, $z= 0.46$, $M_B = -20.5$



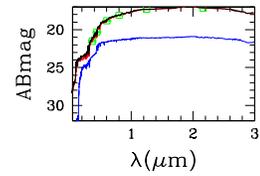
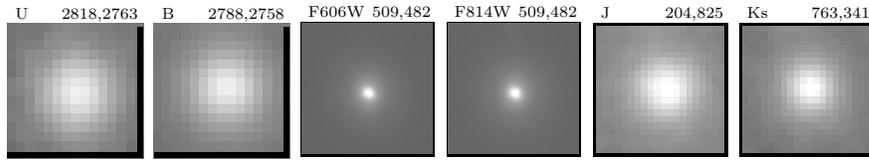
AR= 14:17:08.56, DEC= 52:20:42.4, $z= 1.00$, $M_B = -21.4$



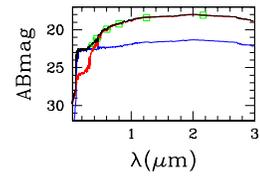
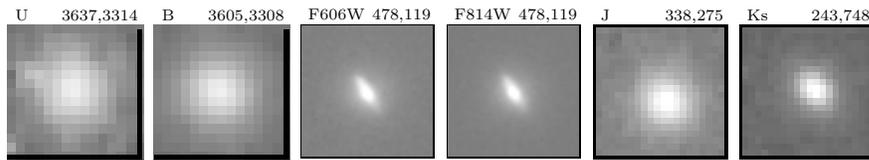
AR= 14:16:58.19, DEC= 52:19:46.6, $z= 0.81$, $M_B = -21.0$



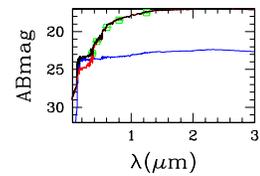
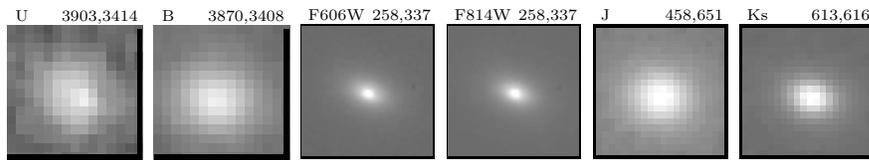
AR= 14:16:44.29, DEC= 52:19:45.7, $z= 0.16$, $M_B = -19.7$



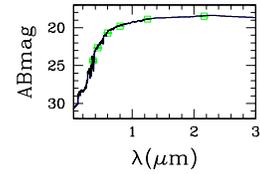
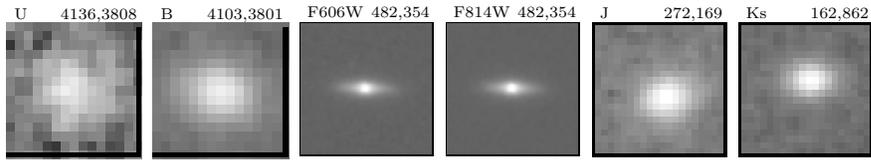
AR= 14:16:24.06, DEC= 52:15:17.0, $z= 0.19$, $M_B = -19.5$



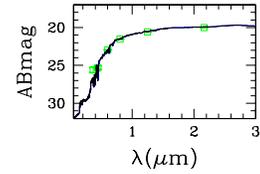
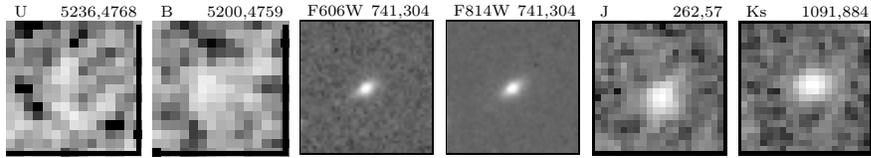
AR= 14:16:20.36, DEC= 52:13:49.4, $z= 0.37$, $M_B = -21.8$



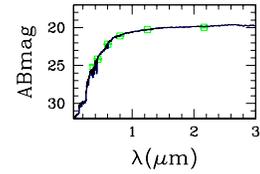
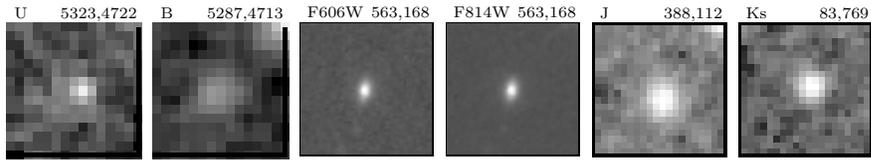
AR= 14:16:06.07, DEC= 52:12:33.8, $z= 0.35$, $M_B = -20.3$



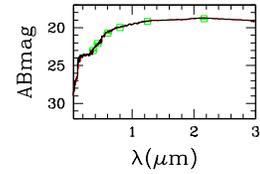
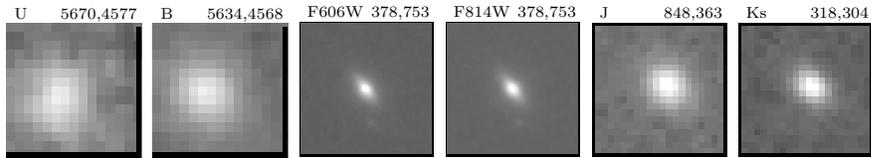
AR= 14:15:31.19, DEC= 52:06:32.9, $z= 0.61$, $M_B = -20.3$



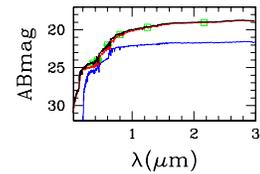
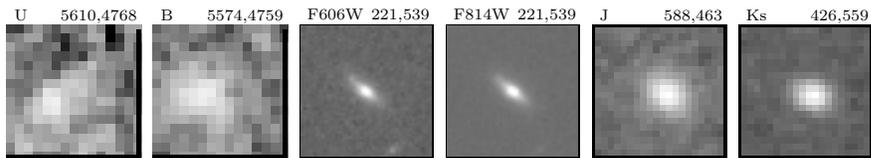
AR= 14:15:32.82, DEC= 52:06:03.8, $z= 0.53$, $M_B = -20.3$



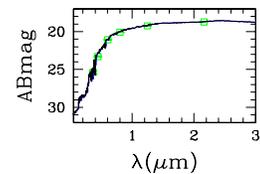
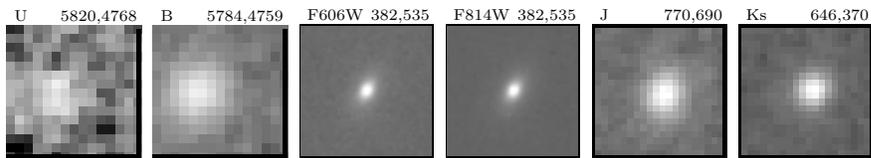
AR= 14:15:37.95, DEC= 52:04:08.3, $z= 0.28$, $M_B = -19.6$



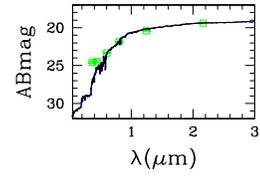
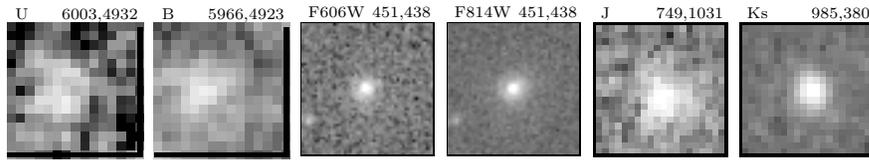
AR= 14:15:31.11, DEC= 52:04:28.7, $z= 0.65$, $M_B = -21.4$



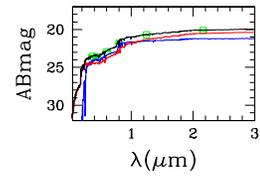
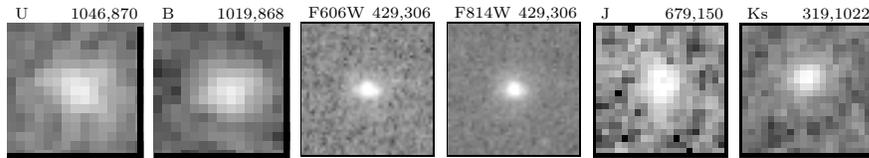
AR= 14:15:31.06, DEC= 52:03:19.3, $z= 0.45$, $M_B = -20.8$



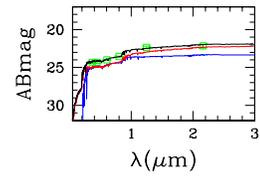
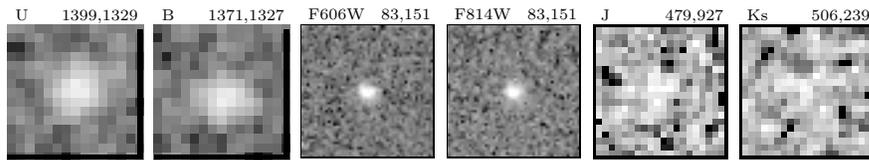
AR= 14:15:25.10, DEC= 52:02:19.4, $z= 1.10$, $M_B = -22.5$



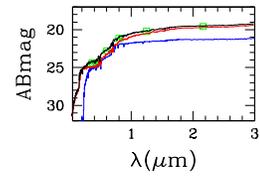
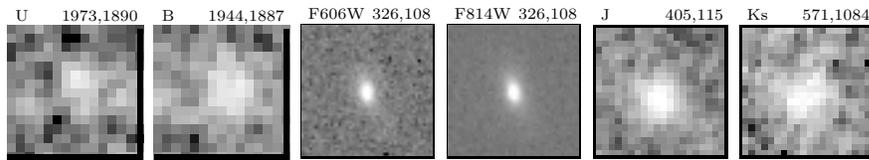
AR= 14:17:53.67, DEC= 52:29:22.5, $z= 1.08$, $M_B = -22.6$



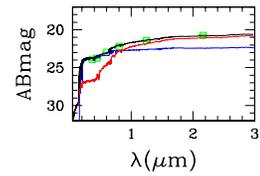
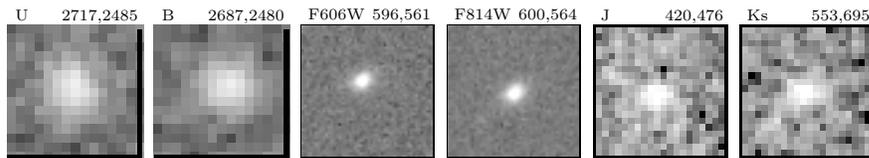
AR= 14:17:36.84, DEC= 52:27:28.3, $z= 1.28$, $M_B = -20.8$



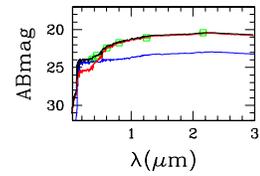
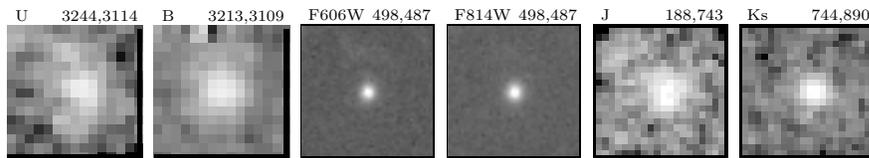
AR= 14:17:16.22, DEC= 52:24:21.3, $z= 0.81$, $M_B = -21.9$



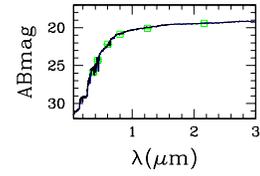
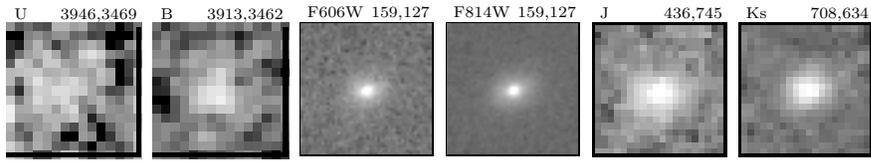
AR= 14:16:54.38, DEC= 52:20:17.9, $z= 0.72$, $M_B = -20.4$



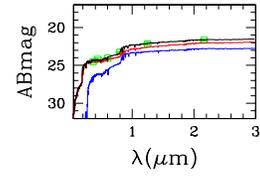
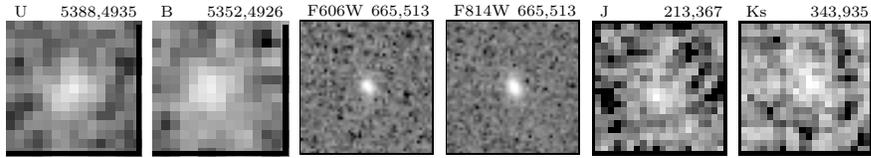
AR= 14:16:31.42, DEC= 52:17:26.2, $z= 0.36$, $M_B = -18.7$



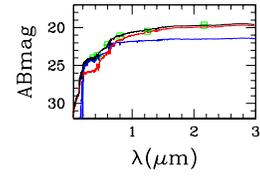
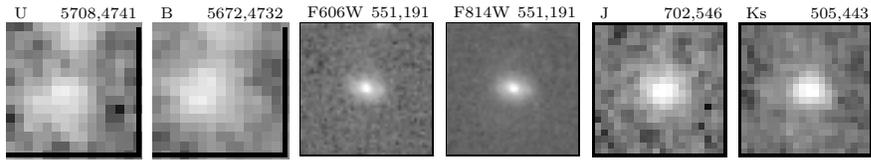
AR= 14:16:18.38, DEC= 52:13:35.2, $z= 0.64$, $M_B = -21.1$



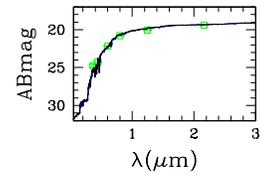
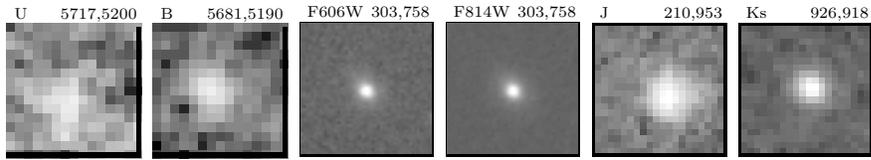
AR= 14:15:25.15, DEC= 52:05:43.0, $z= 1.18$, $M_B = -21.3$



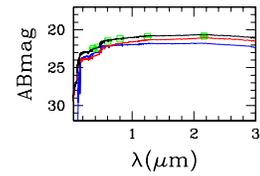
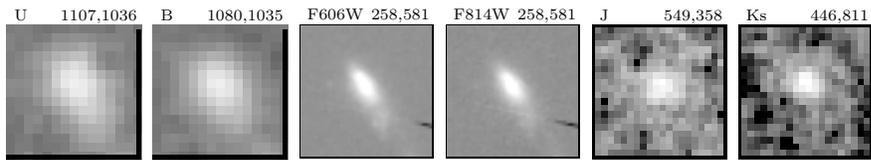
AR= 14:15:32.05, DEC= 52:03:56.2, $z= 0.65$, $M_B = -20.8$



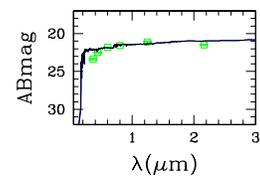
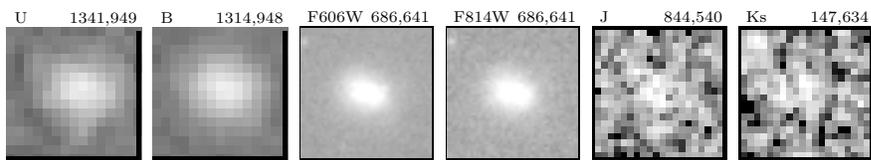
AR= 14:15:15.56, DEC= 52:03:54.8, $z= 0.69$, $M_B = -21.6$



AR= 14:17:47.59, DEC= 52:29:03.5, $z= 0.29$, $M_B = -18.9$



AR= 14:17:50.61, DEC= 52:27:45.3, $z= 0.87$, $M_B = -21.5$



AR= 14:16:46.05, DEC= 52:16:53.4, $z= 0.25$, $M_B = -18.6$

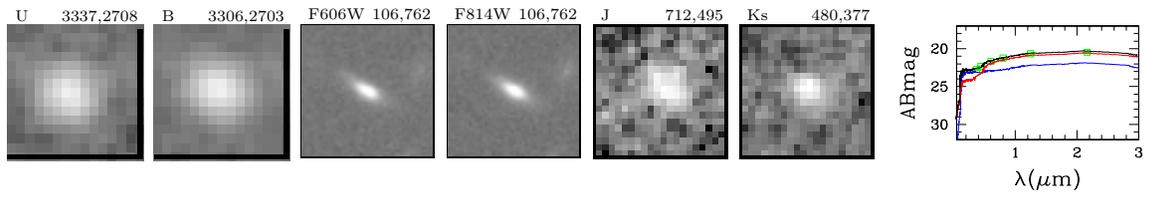
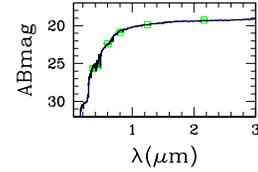
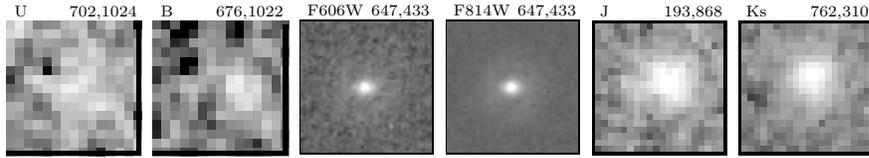
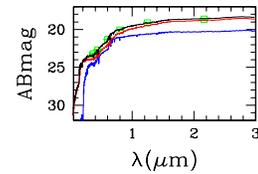
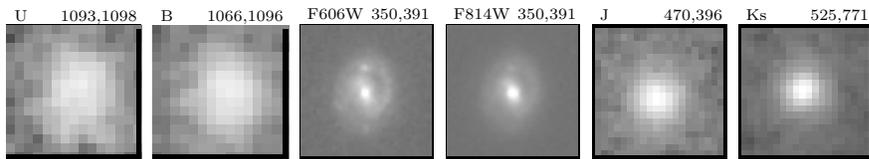


Figura D.3: Muestra de espirales seleccionadas mediante inspección visual. De izquierda a derecha se muestran las imágenes ($5'' \times 5''$) en los filtros U , B , $F606W$, $F814W$, J y K_s . Los cuadros de la derecha muestran los ajustes obtenidos. En verde se muestra la fotometría observada, en azul el espectro correspondiente al brote de formación estelar, en rojo el del la componente subyacente, y en negro el ajuste dado por brote+subyacente.

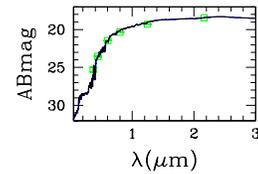
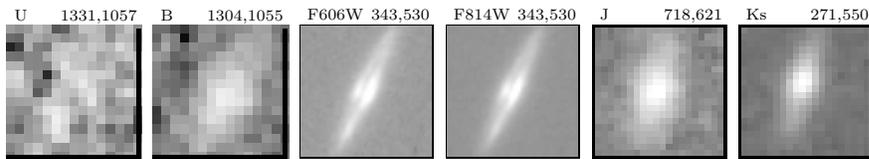
AR= 14:17:48.27, DEC= 52:31:17.2, $z = 0.76$, $M_B = -21.8$



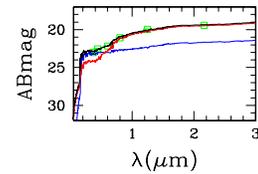
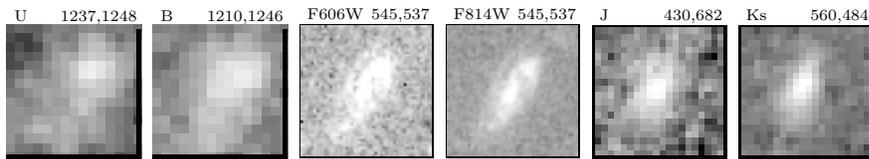
AR= 14:17:45.37, DEC= 52:29:08.2, $z = 0.64$, $M_B = -22.0$



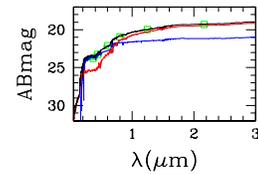
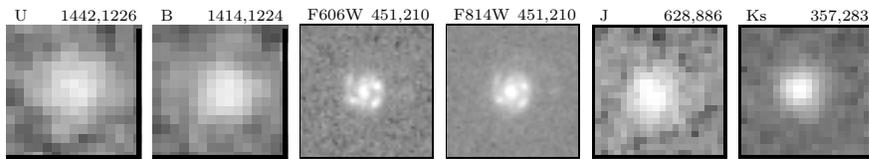
AR= 14:17:46.72, DEC= 52:27:49.1, $z = 0.43$, $M_B = -20.4$



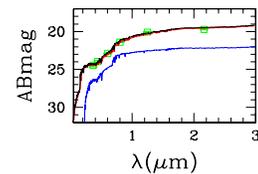
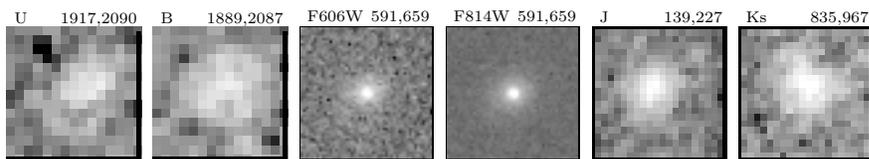
AR= 14:17:39.86, DEC= 52:28:21.4, $z = 0.76$, $M_B = -21.6$



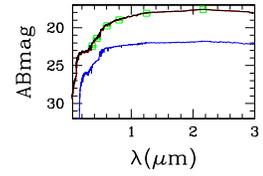
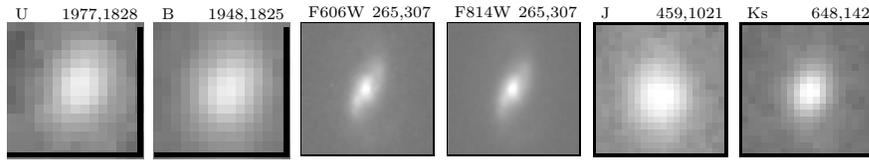
AR= 14:17:40.54, DEC= 52:27:13.5, $z = 0.75$, $M_B = -21.6$



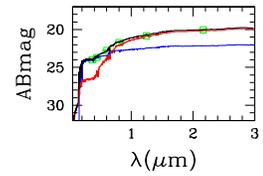
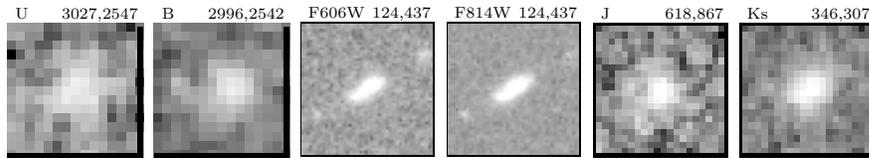
AR= 14:17:09.00, DEC= 52:24:40.8, $z = 0.82$, $M_B = -21.5$



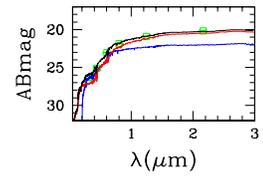
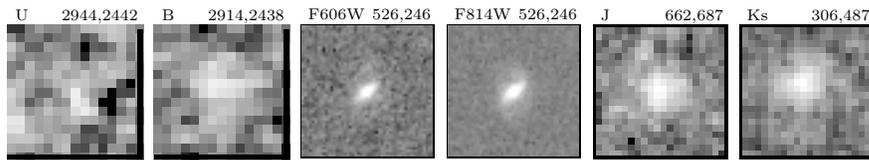
AR= 14:17:18.47, DEC= 52:24:19.7, $z= 0.28$, $M_B = -20.5$



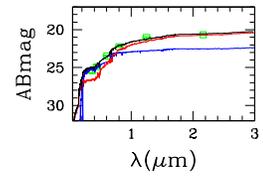
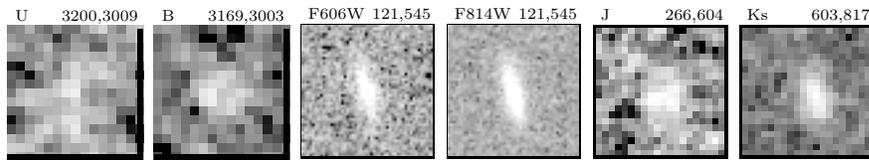
AR= 14:16:51.99, DEC= 52:18:35.5, $z= 0.68$, $M_B = -20.5$



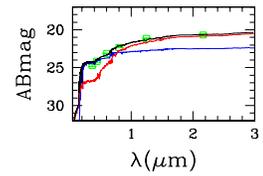
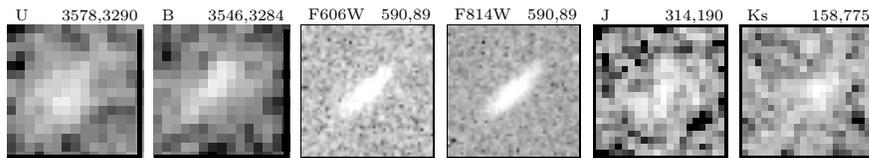
AR= 14:16:55.81, DEC= 52:19:02.3, $z= 0.60$, $M_B = -20.0$



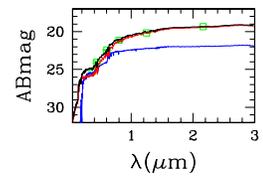
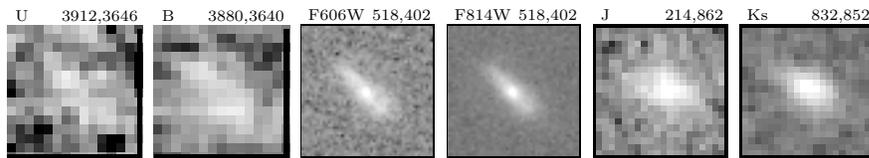
AR= 14:16:35.26, DEC= 52:17:40.3, $z= 0.75$, $M_B = -20.4$



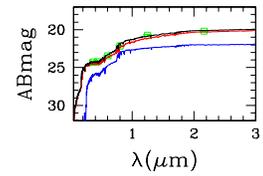
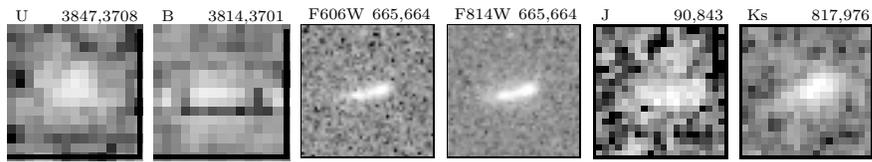
AR= 14:16:24.96, DEC= 52:15:36.4, $z= 0.75$, $M_B = -20.4$



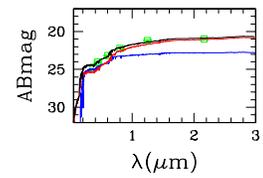
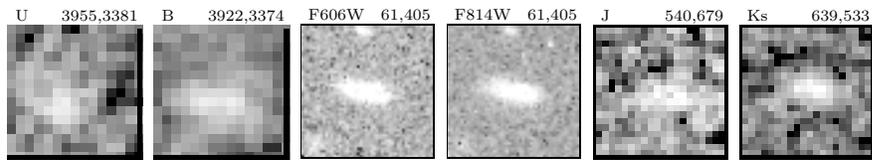
AR= 14:16:11.98, DEC= 52:13:47.1, $z= 0.64$, $M_B = -20.8$



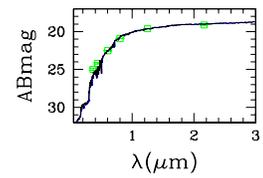
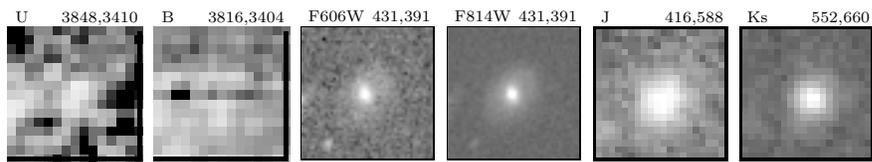
AR= 14:16:09.79, DEC= 52:14:09.0, $z= 1.00$, $M_B = -21.6$



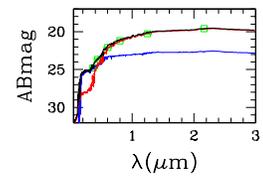
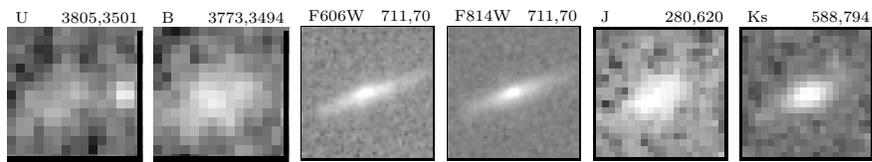
AR= 14:16:21.55, DEC= 52:13:31.8, $z= 0.68$, $M_B = -20.2$



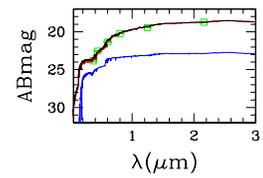
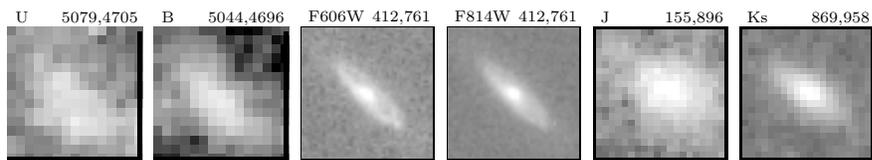
AR= 14:16:20.52, DEC= 52:14:07.3, $z= 0.81$, $M_B = -22.0$



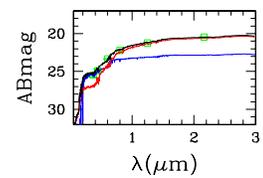
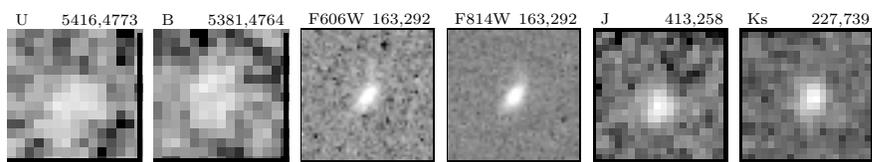
AR= 14:16:17.26, DEC= 52:14:21.9, $z= 0.37$, $M_B = -19.0$



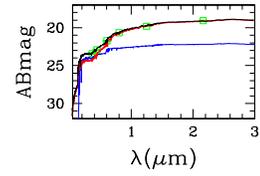
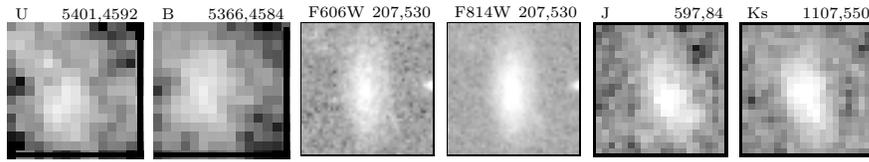
AR= 14:15:33.51, DEC= 52:07:24.4, $z= 0.51$, $M_B = -21.0$



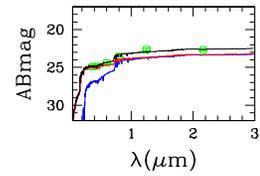
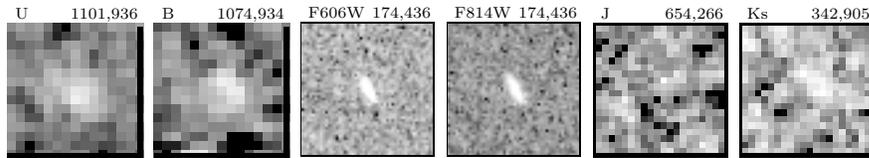
AR= 14:15:30.96, DEC= 52:05:33.0, $z= 0.65$, $M_B = -19.9$



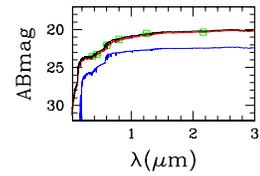
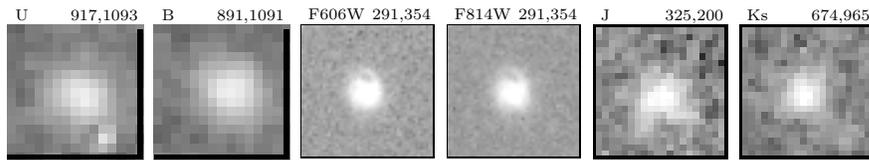
AR= 14:15:37.47, DEC= 52:05:37.5, $z= 0.57$, $M_B = -21.1$



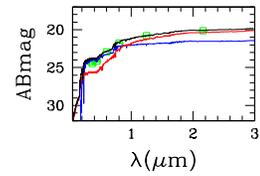
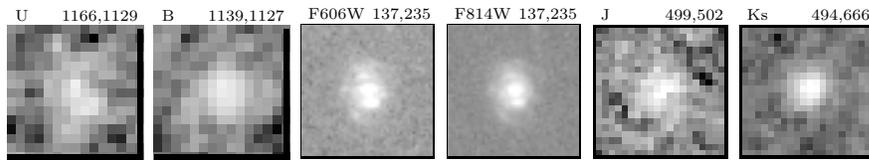
AR= 14:17:51.25, DEC= 52:29:04.7, $z= 0.95$, $M_B = -19.9$



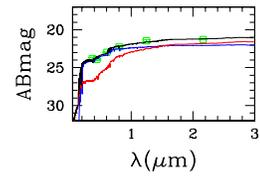
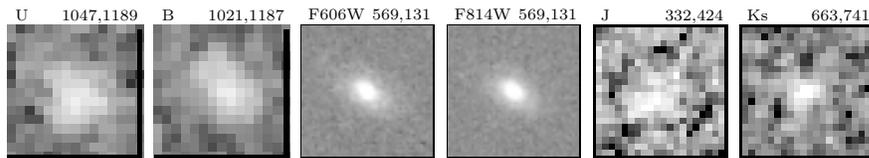
AR= 14:17:45.65, DEC= 52:30:06.5, $z= 0.55$, $M_B = -20.5$



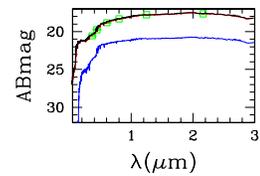
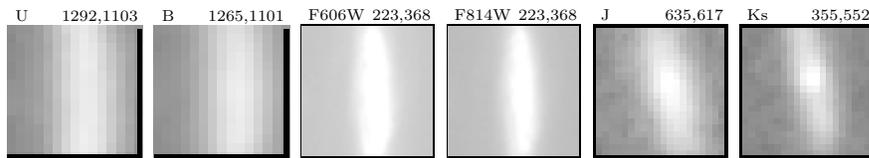
AR= 14:17:44.22, DEC= 52:28:44.3, $z= 0.90$, $M_B = -21.6$



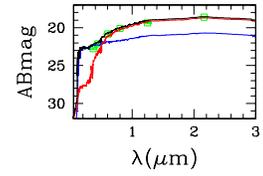
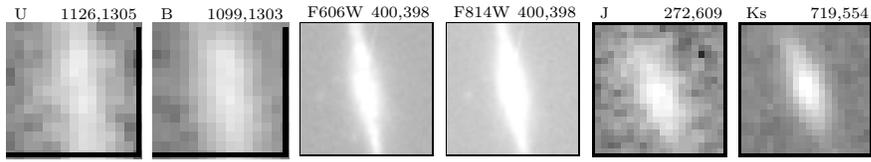
AR= 14:17:42.10, DEC= 52:29:23.9, $z= 0.67$, $M_B = -20.1$



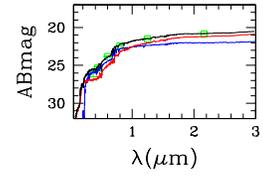
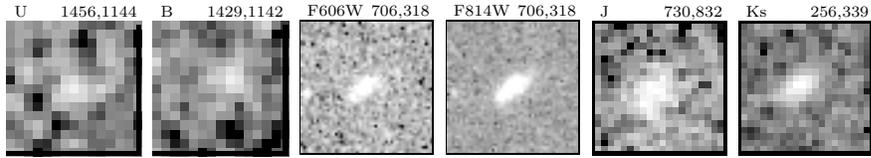
AR= 14:17:45.08, DEC= 52:28:02.4, $z= 0.16$, $M_B = -19.7$



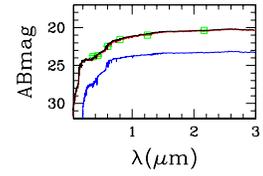
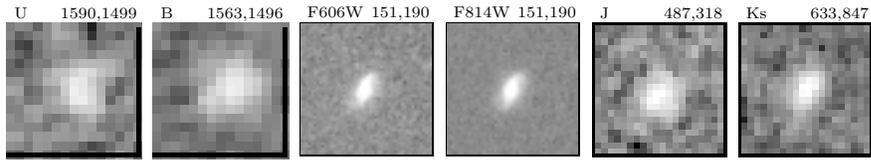
AR= 14:17:37.84, DEC= 52:28:58.5, $z= 0.29$, $M_B = -19.7$



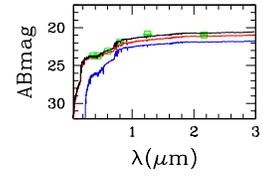
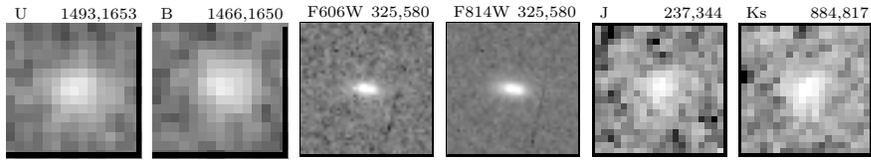
AR= 14:17:43.49, DEC= 52:27:08.3, $z= 0.81$, $M_B = -20.4$



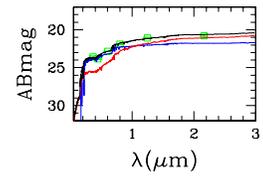
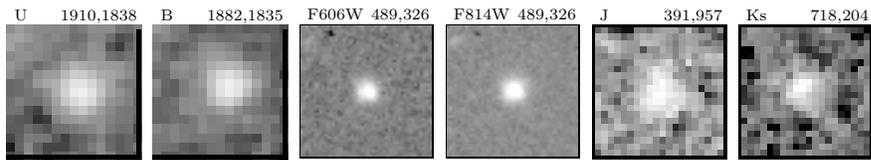
AR= 14:17:30.57, DEC= 52:26:25.8, $z= 0.53$, $M_B = -19.9$



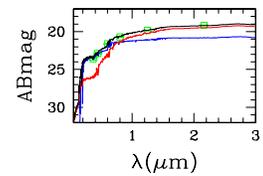
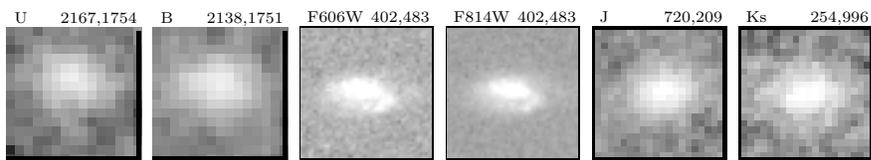
AR= 14:17:25.06, DEC= 52:26:58.9, $z= 0.90$, $M_B = -21.4$



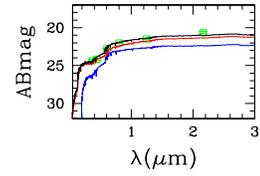
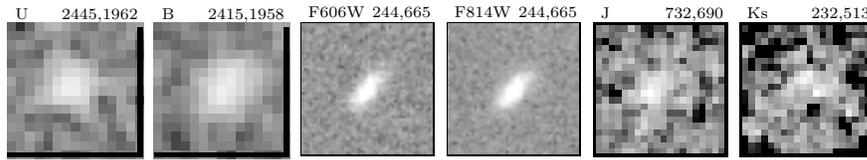
AR= 14:17:18.14, DEC= 52:24:41.8, $z= 0.81$, $M_B = -20.9$



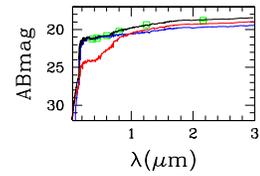
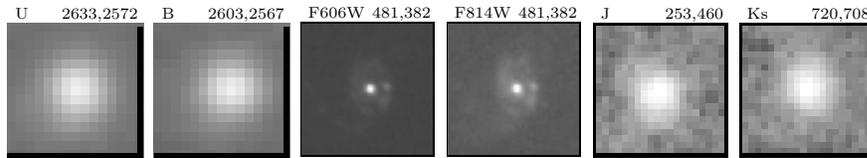
AR= 14:17:21.04, DEC= 52:23:16.4, $z= 0.61$, $M_B = -21.3$



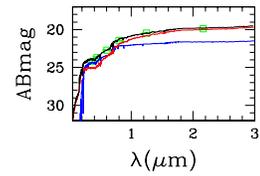
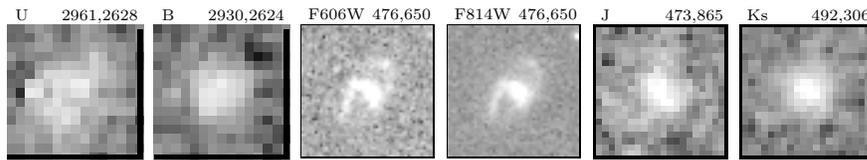
AR= 14:17:13.40, DEC= 52:21:45.3, $z= 0.55$, $M_B = -19.7$



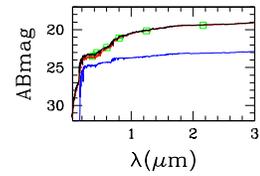
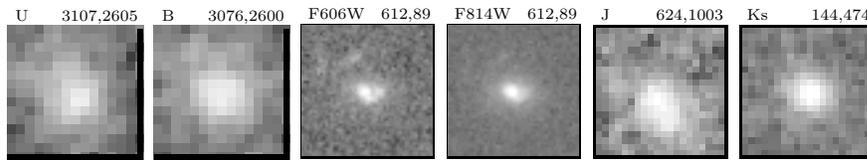
AR= 14:16:51.27, DEC= 52:20:46.0, $z= 0.81$, $M_B = -22.6$



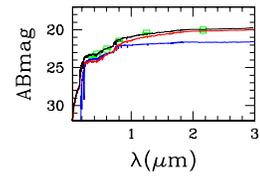
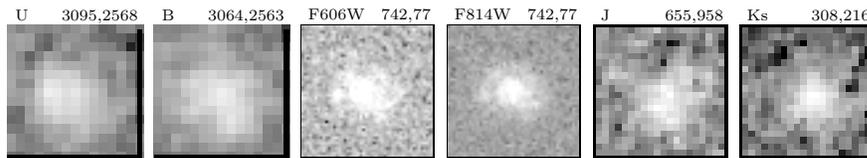
AR= 14:16:49.08, DEC= 52:18:57.7, $z= 0.81$, $M_B = -21.5$



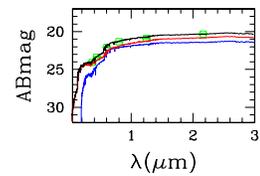
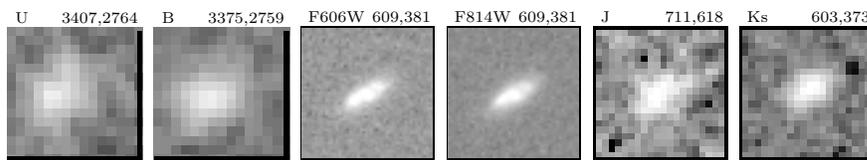
AR= 14:16:49.88, DEC= 52:18:09.2, $z= 0.81$, $M_B = -21.7$



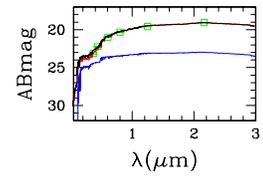
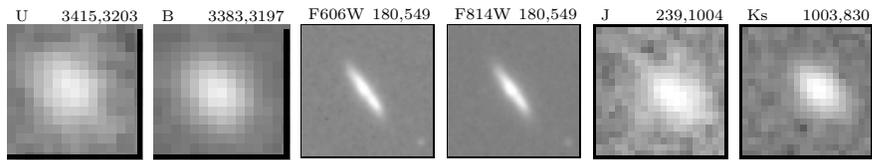
AR= 14:16:51.22, DEC= 52:18:13.0, $z= 0.93$, $M_B = -22.0$



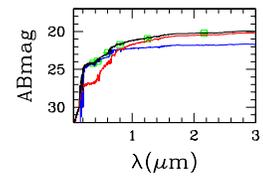
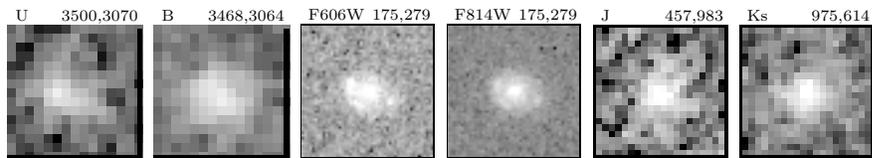
AR= 14:16:44.02, DEC= 52:16:30.7, $z= 0.51$, $M_B = -20.1$



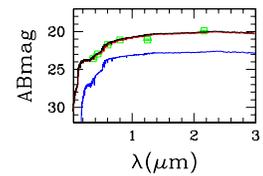
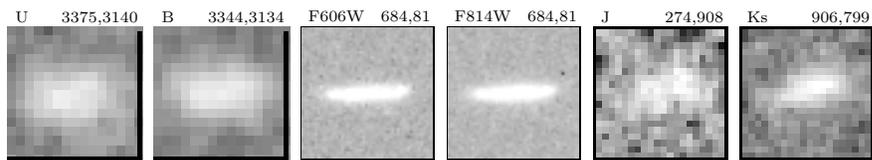
AR= 14:16:28.17, DEC= 52:16:30.1, $z= 0.28$, $M_B = -19.3$



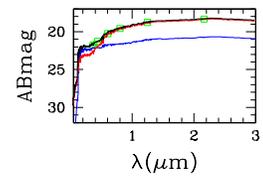
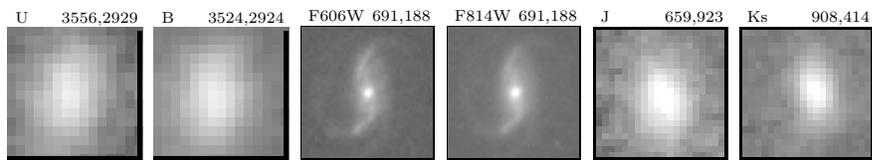
AR= 14:16:32.93, DEC= 52:16:01.3, $z= 0.68$, $M_B = -20.6$



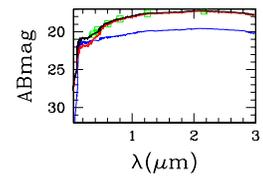
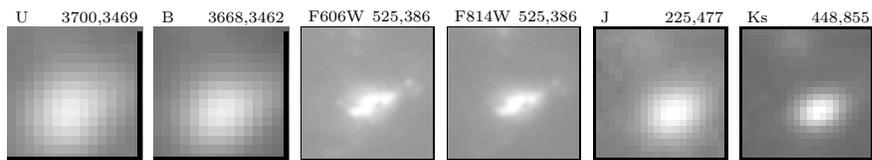
AR= 14:16:30.45, DEC= 52:16:42.8, $z= 0.39$, $M_B = -19.6$



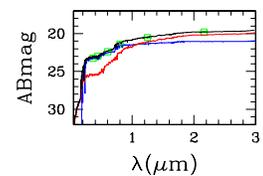
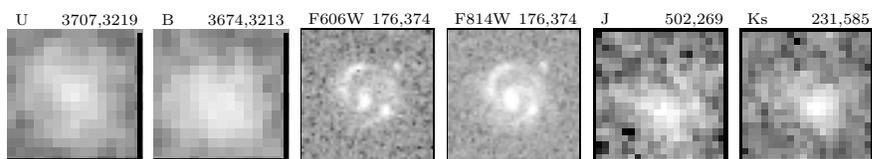
AR= 14:16:37.99, DEC= 52:15:42.0, $z= 0.37$, $M_B = -20.8$



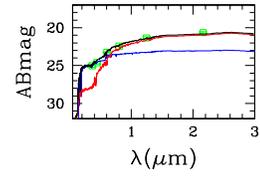
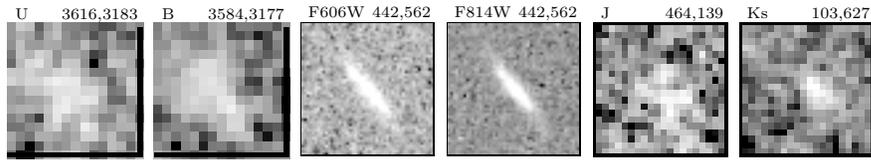
AR= 14:16:18.46, DEC= 52:14:56.6, $z= 0.25$, $M_B = -21.0$



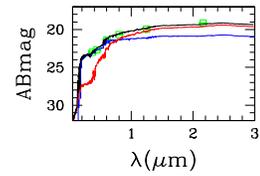
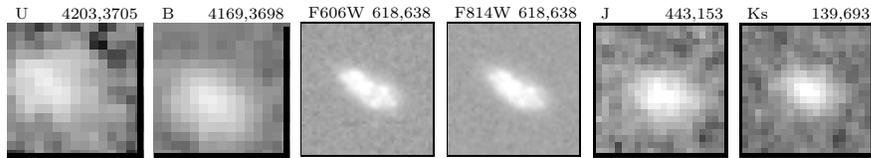
AR= 14:16:27.46, DEC= 52:14:53.5, $z= 0.93$, $M_B = -21.8$



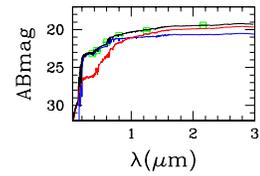
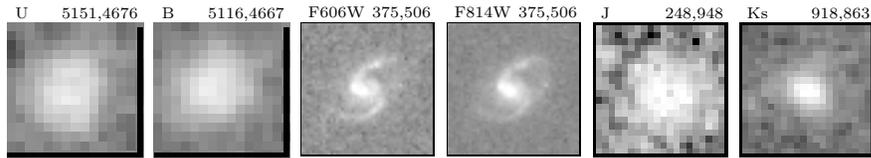
AR= 14:16:28.81, DEC= 52:15:23.3, $z= 0.55$, $M_B = -19.2$



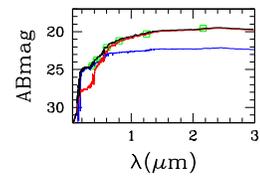
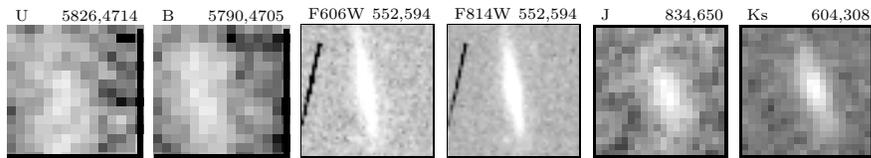
AR= 14:16:09.78, DEC= 52:12:11.2, $z= 0.47$, $M_B = -20.6$



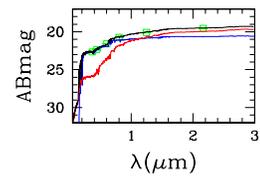
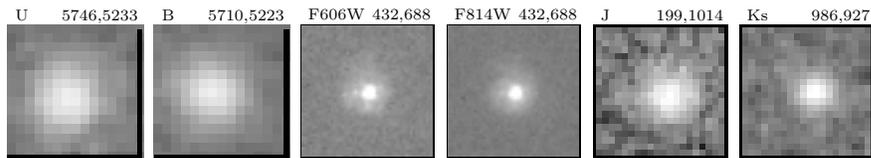
AR= 14:15:34.53, DEC= 52:07:00.7, $z= 0.65$, $M_B = -21.4$



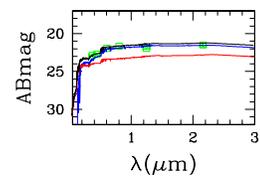
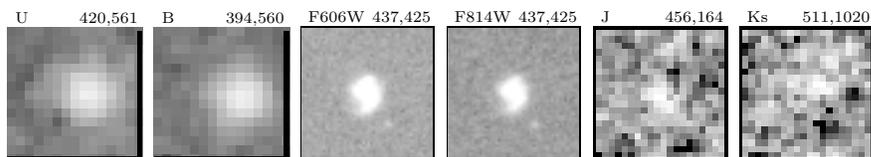
AR= 14:15:32.99, DEC= 52:03:17.1, $z= 0.44$, $M_B = -19.6$



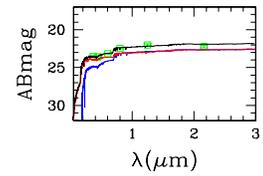
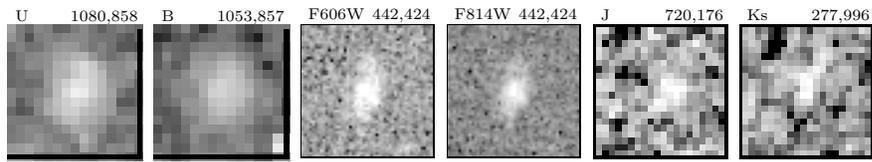
AR= 14:15:14.37, DEC= 52:03:45.2, $z= 0.69$, $M_B = -21.8$



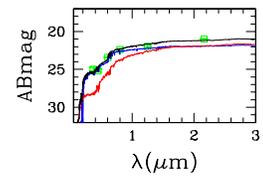
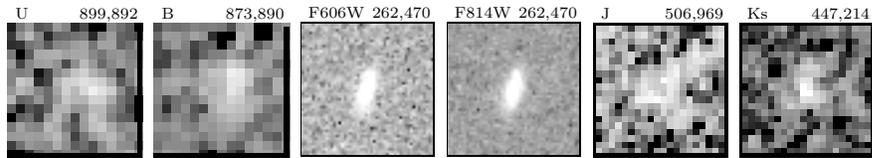
AR= 14:18:05.22, DEC= 52:32:48.0, $z= 0.37$, $M_B = -19.3$



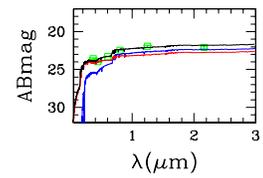
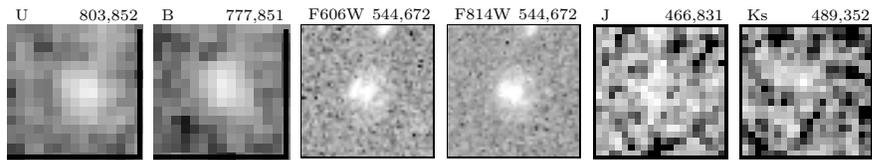
AR= 14:17:54.08, DEC= 52:29:11.3, $z= 0.88$, $M_B = -20.8$



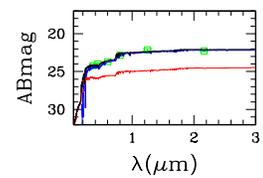
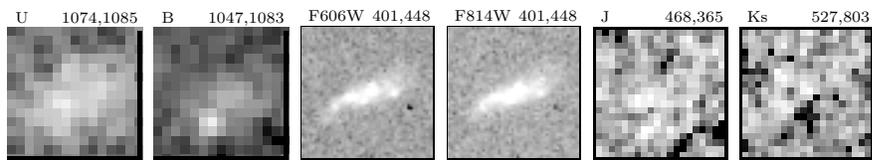
AR= 14:17:52.96, DEC= 52:30:11.3, $z= 0.64$, $M_B = -19.7$



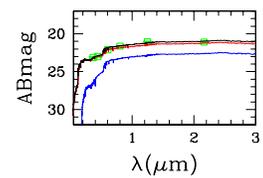
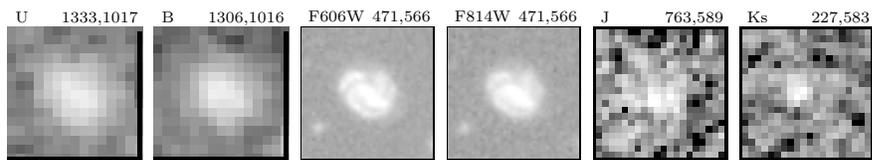
AR= 14:17:54.44, DEC= 52:30:42.9, $z= 0.82$, $M_B = -20.5$



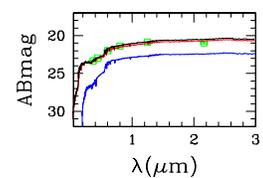
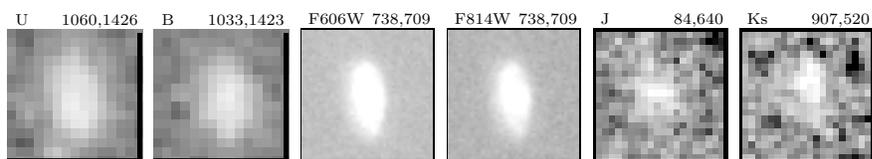
AR= 14:17:45.85, DEC= 52:29:14.4, $z= 0.99$, $M_B = -20.7$



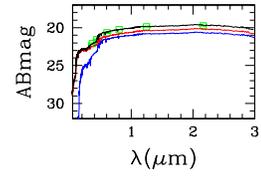
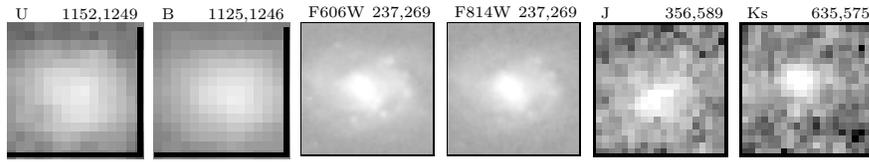
AR= 14:17:48.16, DEC= 52:27:48.2, $z= 0.43$, $M_B = -19.6$



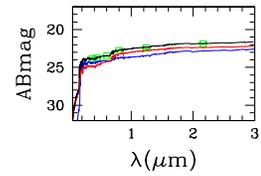
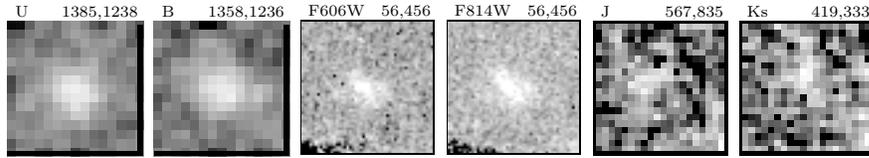
AR= 14:17:33.51, DEC= 52:29:21.1, $z= 0.48$, $M_B = -20.1$



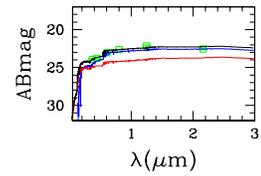
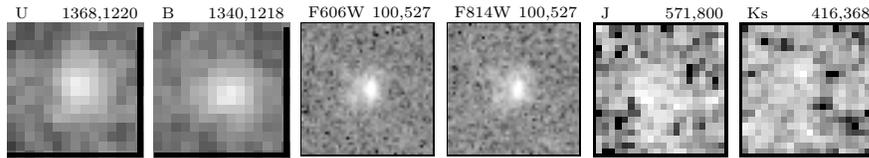
AR= 14:17:39.88, DEC= 52:28:49.5, $z= 0.21$, $M_B = -19.0$



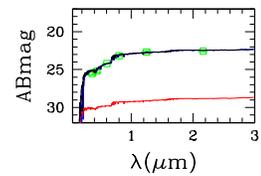
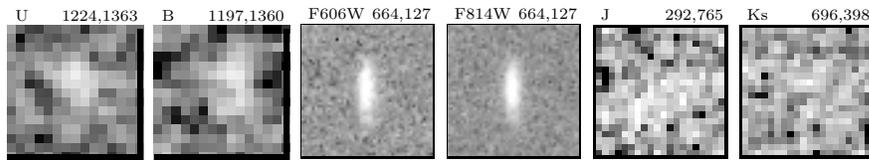
AR= 14:17:40.14, DEC= 52:27:32.2, $z= 0.82$, $M_B = -20.2$



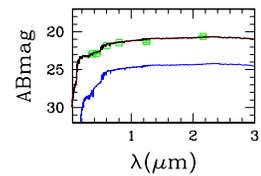
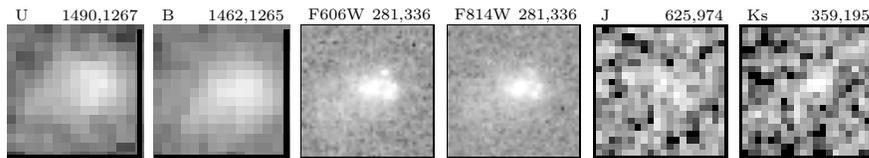
AR= 14:17:40.79, DEC= 52:27:38.1, $z= 0.47$, $M_B = -18.8$



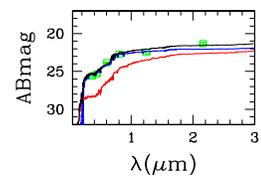
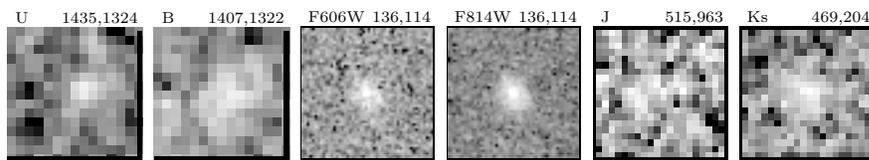
AR= 14:17:35.70, DEC= 52:28:26.5, $z= 0.83$, $M_B = -19.9$



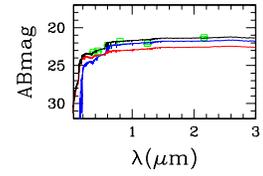
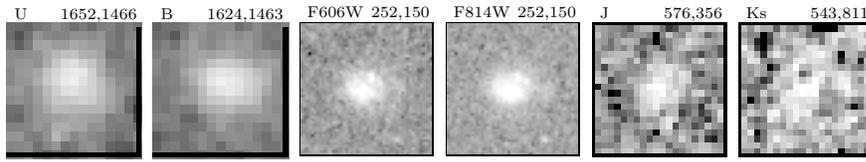
AR= 14:17:39.02, DEC= 52:26:57.8, $z= 0.37$, $M_B = -19.0$



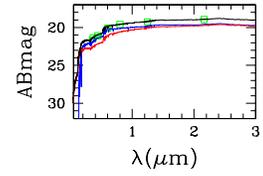
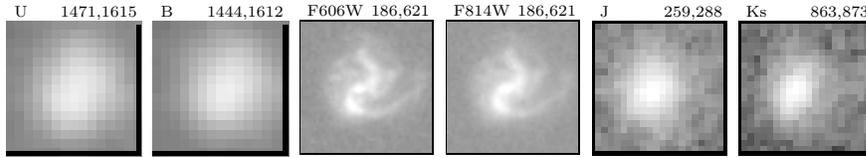
AR= 14:17:36.98, DEC= 52:27:16.3, $z= 0.81$, $M_B = -20.2$



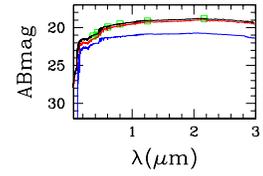
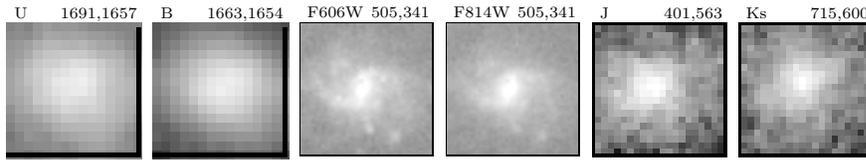
AR= 14:17:31.75, DEC= 52:26:05.4, $z= 0.53$, $M_B = -20.0$



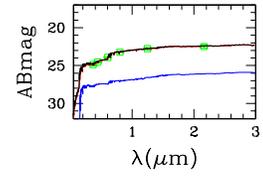
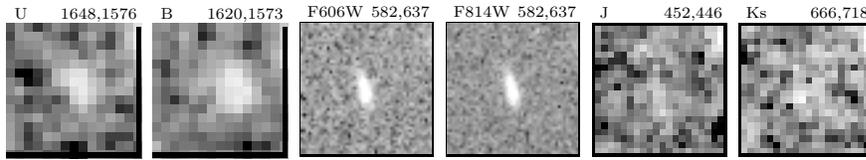
AR= 14:17:26.43, DEC= 52:27:05.9, $z= 0.43$, $M_B = -21.6$



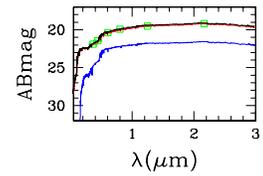
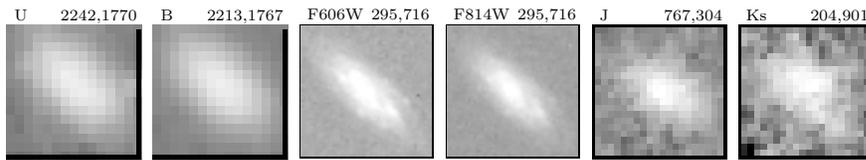
AR= 14:17:24.80, DEC= 52:25:53.5, $z= 0.24$, $M_B = -20.1$



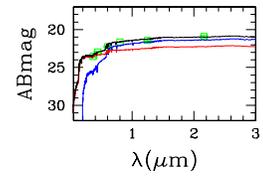
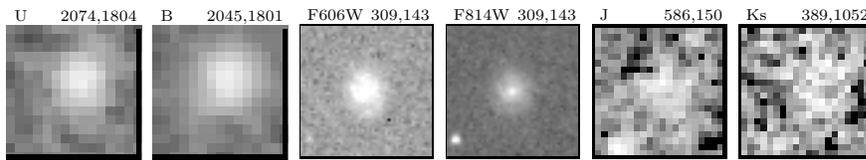
AR= 14:17:27.76, DEC= 52:26:07.3, $z= 0.65$, $M_B = -19.1$



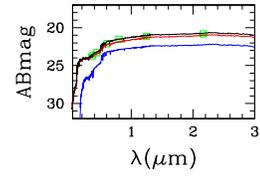
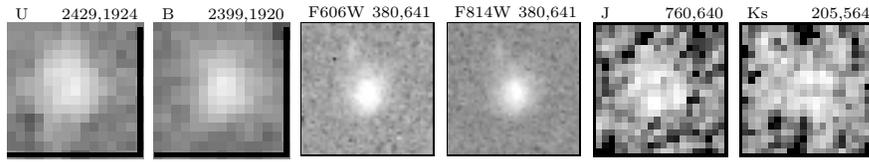
AR= 14:17:20.43, DEC= 52:22:51.5, $z= 0.25$, $M_B = -19.6$



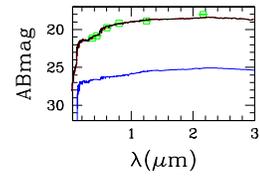
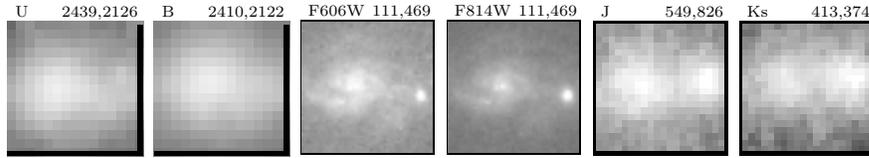
AR= 14:17:19.29, DEC= 52:23:47.5, $z= 0.55$, $M_B = -20.1$



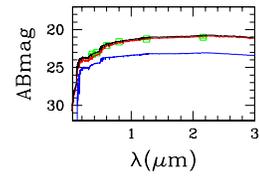
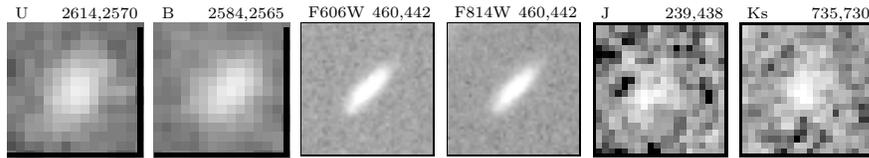
AR= 14:17:14.79, DEC= 52:21:50.5, $z= 0.36$, $M_B = -18.9$



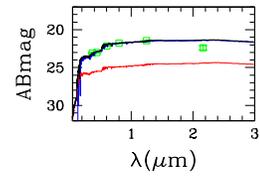
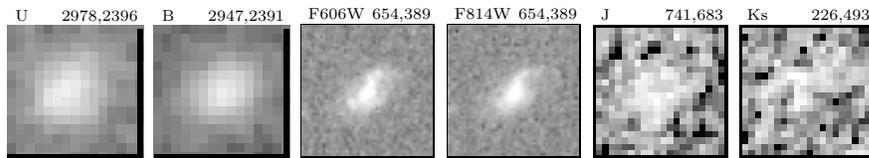
AR= 14:17:07.49, DEC= 52:21:48.0, $z= 0.33$, $M_B = -21.0$



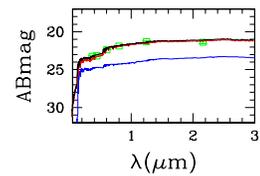
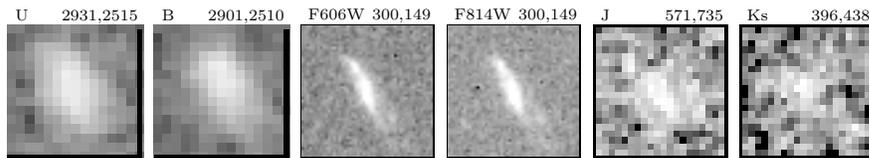
AR= 14:16:51.35, DEC= 52:20:52.3, $z= 0.33$, $M_B = -18.8$



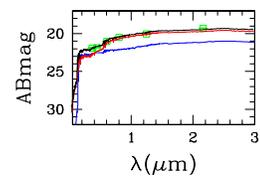
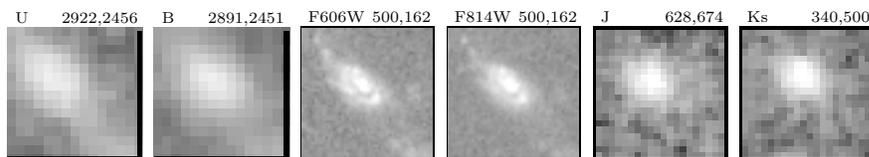
AR= 14:16:57.48, DEC= 52:18:51.0, $z= 0.42$, $M_B = -19.4$



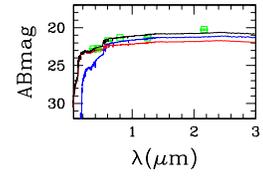
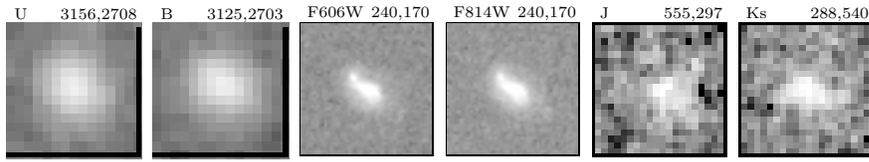
AR= 14:16:53.20, DEC= 52:19:07.1, $z= 0.47$, $M_B = -19.6$



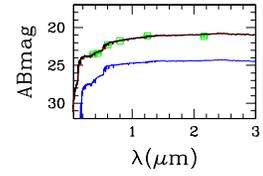
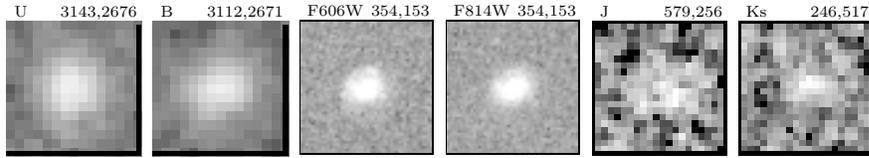
AR= 14:16:55.34, DEC= 52:19:09.9, $z= 0.47$, $M_B = -20.7$



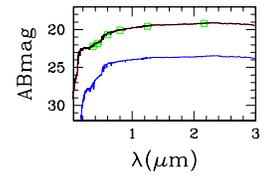
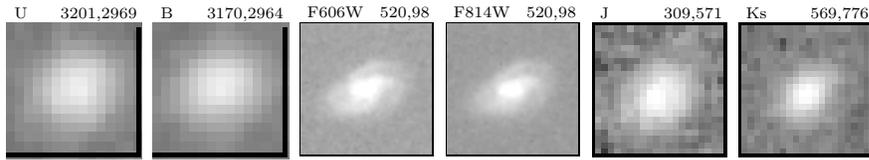
AR= 14:16:46.12, DEC= 52:17:53.6, $z= 0.43$, $M_B = -19.9$



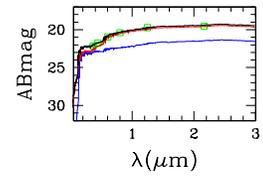
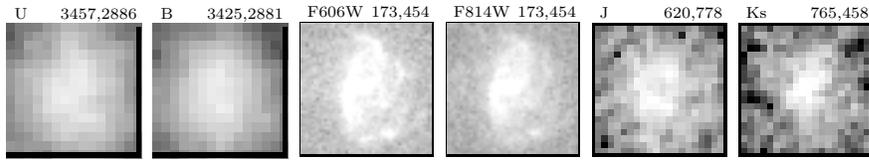
AR= 14:16:47.29, DEC= 52:17:57.6, $z= 0.43$, $M_B = -19.3$



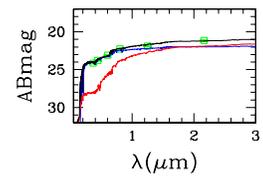
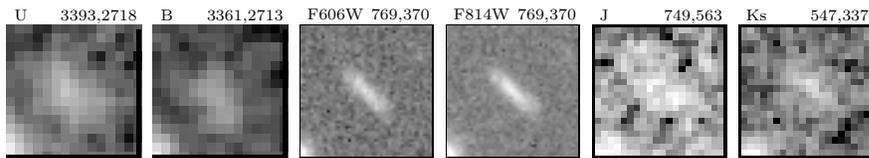
AR= 14:16:36.67, DEC= 52:17:39.9, $z= 0.36$, $M_B = -20.4$



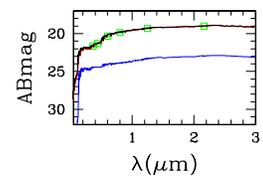
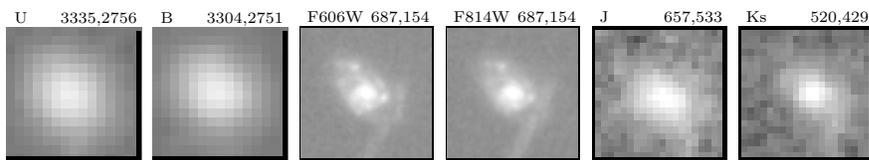
AR= 14:16:39.56, DEC= 52:16:14.6, $z= 0.44$, $M_B = -20.8$



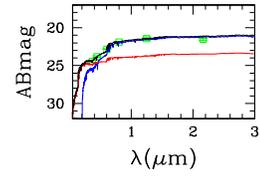
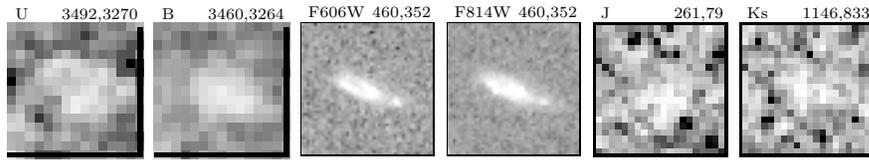
AR= 14:16:45.68, DEC= 52:16:35.1, $z= 0.72$, $M_B = -20.3$



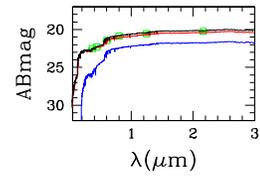
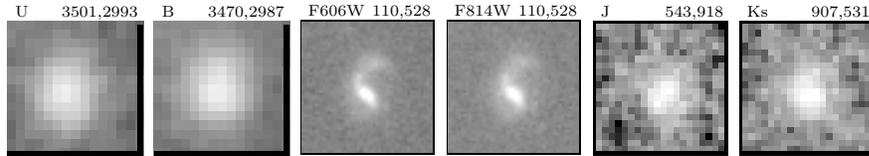
AR= 14:16:44.32, DEC= 52:16:54.4, $z= 0.37$, $M_B = -20.8$



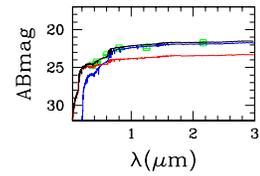
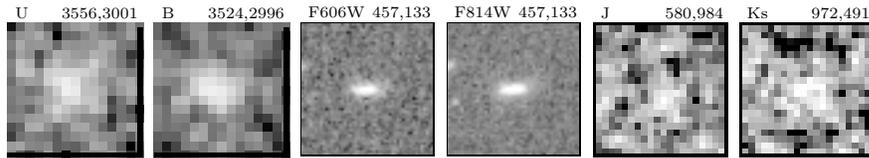
AR= 14:16:25.70, DEC= 52:16:04.7, $z= 0.62$, $M_B = -20.2$



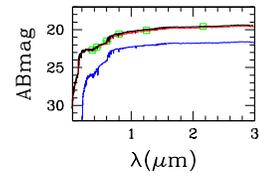
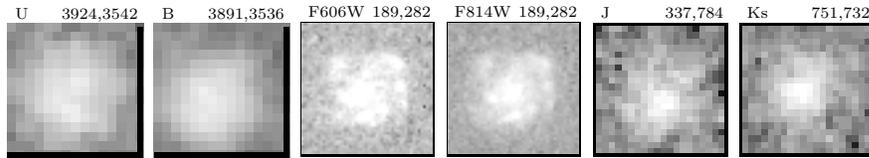
AR= 14:16:35.71, DEC= 52:16:00.4, $z= 0.51$, $M_B = -20.8$



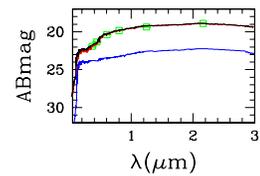
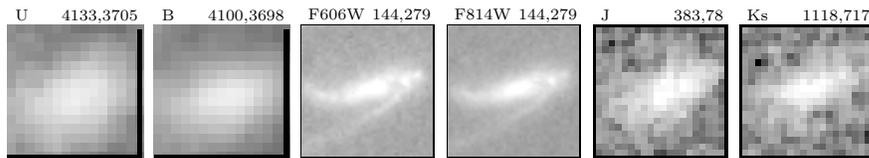
AR= 14:16:35.38, DEC= 52:15:42.5, $z= 0.68$, $M_B = -19.8$



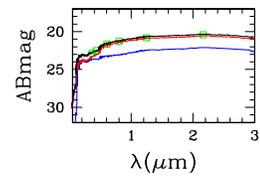
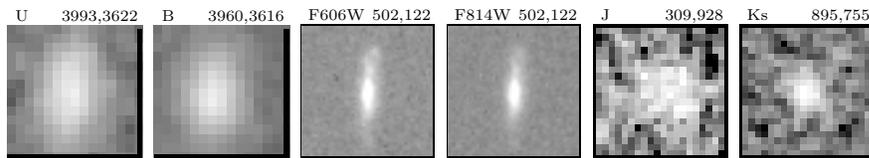
AR= 14:16:15.73, DEC= 52:13:42.8, $z= 0.64$, $M_B = -21.7$



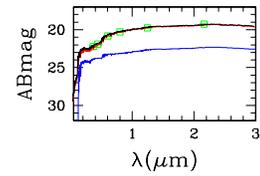
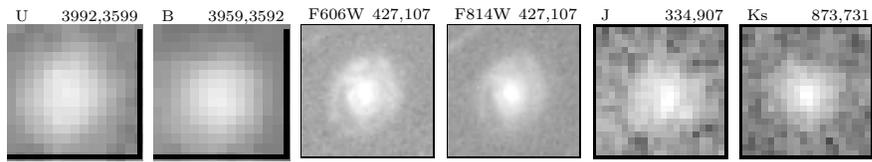
AR= 14:16:09.79, DEC= 52:12:34.1, $z= 0.25$, $M_B = -19.6$



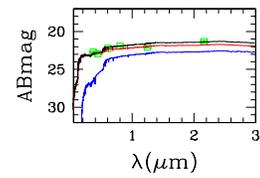
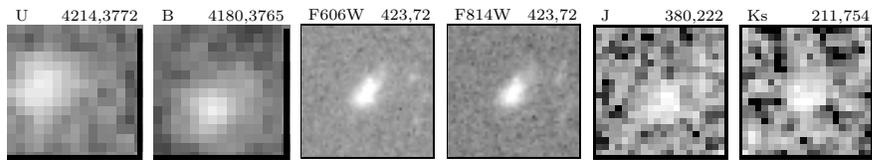
AR= 14:16:12.82, DEC= 52:13:20.4, $z= 0.28$, $M_B = -18.7$



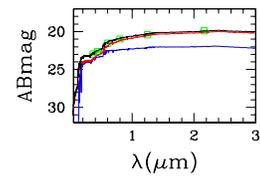
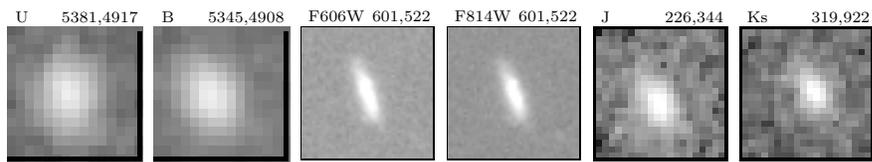
AR= 14:16:13.66, DEC= 52:13:20.6, $z= 0.37$, $M_B = -20.3$



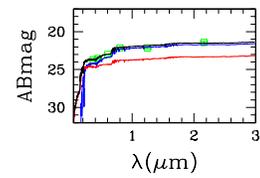
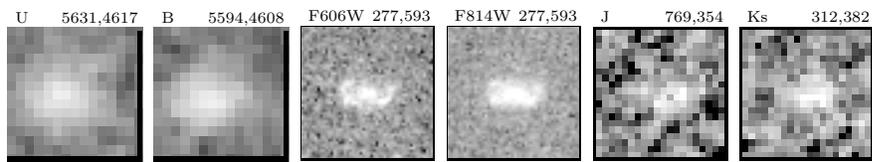
AR= 14:16:07.36, DEC= 52:12:07.8, $z= 0.43$, $M_B = -19.3$



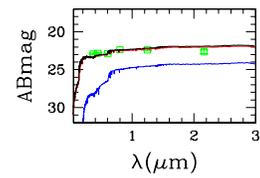
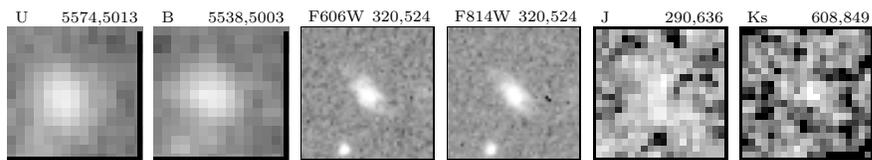
AR= 14:15:25.81, DEC= 52:05:45.3, $z= 0.42$, $M_B = -20.0$



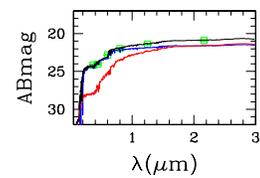
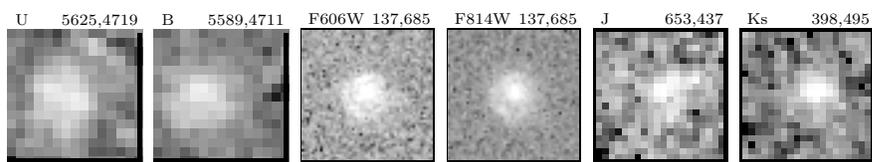
AR= 14:15:36.52, DEC= 52:04:21.6, $z= 0.81$, $M_B = -20.8$



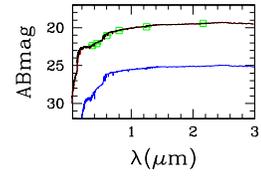
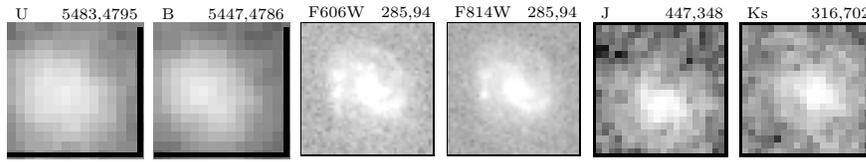
AR= 14:15:22.32, DEC= 52:04:41.5, $z= 0.63$, $M_B = -19.9$



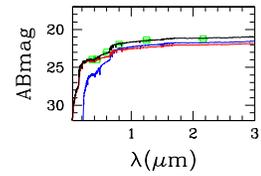
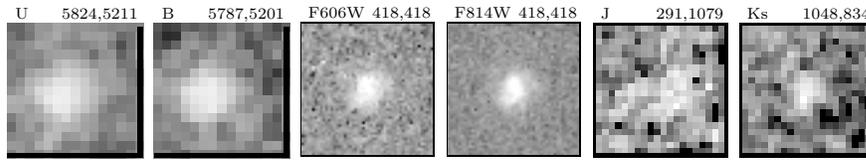
AR= 14:15:32.84, DEC= 52:04:23.8, $z= 0.65$, $M_B = -20.3$



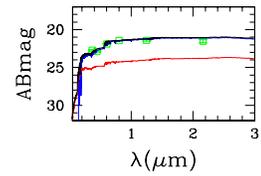
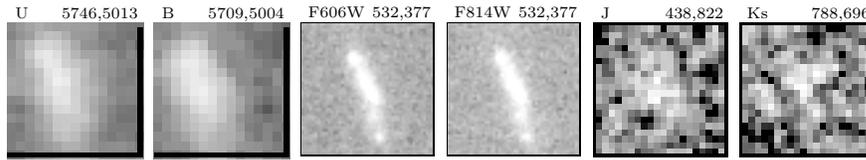
AR= 14:15:30.17, DEC= 52:05:11.1, $z= 0.45$, $M_B = -20.8$



AR= 14:15:15.14, DEC= 52:03:19.4, $z= 0.76$, $M_B = -20.6$



AR= 14:15:22.27, DEC= 52:03:44.8, $z= 0.53$, $M_B = -20.3$



Referencias

- Abraham R. G., Tanvir N. R., Santiago B. X., et al., 1996, MNRAS, 279, L47
- Allen C. W., 1976, *Astrophysical Quantities*. Astrophysical Quantities, London: Athlone (3rd edition), 1976
- Alonso O., García-Dabó C. E., Zamorano J., Gallego J., Rego M., 1999, ApJ, 122, 415
- Babul A., Ferguson H. C., 1996, ApJ, 458, 100
- Babul A., Rees M. J., 1992, MNRAS, 255, 346
- Bell E. F., de Jong R. S., 2001, ApJ, 550, 212
- Bender R., Burstein D., Faber S. M., 1993, ApJ, 411, 153
- Bershady M., Lowenthal J., Koo D., 1998, ApJ, 505, 50
- Berta S., Fritz J., Franceschini A., Bressan A., Lonsdale C., 2004, A&A, 418, 913
- Bertin E., Arnouts S., 1996, A&A, 117, 393
- Bolzonella M., Miralles J., Pelló R., 2000, A&A, 363, 476
- Bolzonella M., Miralles J.-M., Pelló R., 2000, A&A, 363, 476
- Boselli A., Gavazzi G., 1994, A&A, 283, 12
- Bouchet P., Lequeux J., Maurice E., Prevot L., Prevot-Burnichon M. L., 1985, A&A, 149, 330
- Brinchmann J., Abraham R., Schade D., et al., 1998, ApJ, 499, 112
- Brinchmann J., Ellis R. S., 2000, ApJ, 536, L77
- Brodie J. P., Huchra J. P., 1991, ApJ, 379, 157
- Bruzual G., Charlot S., 1993, ApJ, 405, 538
- Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
- Bruzual G., Magris G., Calvet N., 1988, ApJ, 333, 673
- Byun Y. I., Freeman K. C., Kylafis N. D., 1994, ApJ, 432, 114
- Calzetti D., 2001, PASP, 113, 1449
- Calzetti D., Armus L., Bohlin R. C., et al., 2000, ApJ, 533, 682
- Charlot S., Longhetti M., 2001, MNRAS, 323, 887

- Ciotti L., 1991, *A&A*, 249, 99
- Cole S., Norberg P., Baugh C. M., et al., 2001, *MNRAS*, 326, 255
- Conselice C. J., 2003, *ApJS*, 147, 1
- Coppi P. S., Guzman R., Zepf S., Roscherr B., Woo J. H., 2000, *AAS/High Energy Astrophysics Division*, 32, 0
- Cowie L. L., Gardner J. P., Hu E. M., et al., 1994, *ApJ*, 434, 114
- Cowie L. L., Hu E. M., Songaila A., 1995, *Nature*, 377, 603
- de Freitas Pacheco J. A., 1996, *MNRAS*, 278, 841
- di Bartolomeo A., Barbaro G., Perinotto M., 1995, *MNRAS*, 277, 1279
- Dickinson M., Papovich C., Ferguson H. C., Budavári T., 2003, *ApJ*, 587, 25
- Djorgovski S., Soifer B. T., Pahre M. A., et al., 1995, *ApJ*, 438, L13
- Ellis R., 1983, *Evolution of faint galaxies*, in *The Origin and Evolution of Galaxies*, p. 255
- Ellis R., 1997, *ARA&A*, 35, 389
- Ellis R. S., Colless M. M., Broadhurst T. J., Heyl J. S., Glazebrook K., 1996, *MNRAS*, 280, 235
- Ferguson A. M. Ñ., Gallagher J. S., Wyse R. F. G., 1998, *AJ*, 116, 673
- Fitzpatrick E. L., 1986, *AJ*, 92, 1068
- Flores H., Hammer F., Elbaz D., et al., 2004, *A&A*, 415, 885
- Frei Z., 1996, *AJ*, 111, 174F
- Fukugita M., Shimasaku K., Ichikawa T., 1995, *PASP*, 107, 945
- Gardner J., 1998, *PASP*, 110, 291
- Gardner J. P., Cowie L. L., Wainscoat R. J., 1993, *ApJ*, 415, L9
- Gardner J. P., Sharples R. M., Carrasco B. E., Frenk C. S., 1996, *MNRAS*, 282, L1
- Gardner J. P., Sharples R. M., Frenk C. S., Carrasco B. E., 1997, *ApJ*, 480, L99
- Garnett D. R., 2002, *ApJ*, 581, 1019
- Garnett D. R., Shields G. A., 1987, *ApJ*, 317, 82
- Garnett D. R., Shields G. A., Skillman E. D., Sagan S. P., Dufour R. J., 1997, *ApJ*, 489, 63
- Gebhardt K., Faber S. M., Koo D. C., et al., 2003, *ApJ*, 597, 239
- Gehrels N., 1986, *ApJ*, 303, 336
- Gil de Paz A., Madore B. F., 2002, *AJ*, 123, 1864
- Giovanelli R., Haynes M. P., Salzer J. J., et al., 1995, *AJ*, 110, 1059
- Glazebrook K., Peacock J. A., Collins C. A., Miller L., 1994, *MNRAS*, 266, 65
- Gorjian V., Wright E. L., Chary R. R., 2000, *ApJ*, 536, 550

- Gunn J. E., Stryker L. L., 1983, *ApJS*, 52, 121
- Guzmán R., Östlin G., Kunth D., et al., 2003, *ApJ*, 586, L45
- Guzmán R., Gallego J., Koo D. C., et al., 1997, *ApJ*, 489, 559
- Guzmán R., Jangren A., Koo D. C., Bershady M., Simard L., 1998, *ApJ*, 496, L13
- Guzmán R., Koo D. C., Faber S. M., Illingworth G. D., 1996, *ApJ*, 460, L5
- Hammer F., Gruel N., Thuan T. X., Flores H., Infante L., 2001, *ApJ*, 550, 570
- Heraudeau P., Simien F., 1997, *A&A*, 326, 897
- Horne K., 1988, *Nuclear Data Sheets*, 145
- Hoyos C., Koo D. C., 2005, En preparación
- Huang J.-S., Cowie L. L., Gardner J. P., et al., 1997, *ApJ*, 476, 12
- Huang J.-S., Thompson D., Kümmel M. W., et al., 2001, *A&A*, 368, 787
- Im M., Simard L., Faber S. M., et al., 2002, *ApJ*, 571, 136
- Isobe T., Feigelson E. D., Akritas M. G., Babu G. J., 1990, *ApJ*, 364, 104
- Jacoby G. H., Hunter D. A., Christian C. A., 1984, *ApJS*, 56, 257
- Jansen R. A., Knapen J. H., Beckman J. E., Peletier R. F., Hes R., 1994, *MNRAS*, 270, 373
- Kümmel M. W., Wagner S. J., 2001, *A&A*, 370, 384
- Kauffmann G., Charlot S., 1998, *MNRAS*, 297, L23
- Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M., et al., 2003, *MNRAS*, 341, 33
- Knapen J. H., Hes R., Beckman J. E., Peletier R. F., 1991, *A&A*, 241, 42
- Kobulnicky H. A., Willmer C.Ñ. A., Phillips A. C., et al., 2003, *ApJ*, 599, 1006
- Kobulnicky H. A., Zaritsky D., 1999, *ApJ*, 511, 118
- Koo D. C., Guzmán R., Faber S. M., et al., 1995, *ApJ*, 440, L49
- Koo D. C., Kron R. G., 1992, *ARA&A*, 30, 613
- Kurucz R. L., 1979, *ApJS*, 40, 1
- Leitherer C., Schaerer D., Goldader J. D., et al., 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lilly S., Schade D., Ellis R. S., et al., 1998, *ApJ*, 500, 75
- Lilly S. J., Cowie L. L., Gardner J. P., 1991, *ApJ*, 369, 79
- Lilly S. J., Tresse L., Hammer F., Crampton F., Le Frèvre O., 1995, *ApJ*, 455, L108
- Lowenthal J., Koo D. C., Guzmán R., et al., 1997, *ApJ*, 481, 673
- Maddox S. J., Sutherland W. J., Efstathiou G., Loveday J., Peterson B. A., 1990, *MNRAS*, 247, 1P
- Mallén-Ornelas G., Lilly S., Crampton D., Schade D., 1999, *ApJ*, 518, L83
- Martini P., 2001, *ApJ*, 121, 598
- McCracken H. J., Metcalfe N., Shanks T., et al., 2000, *MNRAS*, 311, 707

- McLeod B. A., Bernstein G. M., Rieke M. J., Tollestrup E. V., Fazio G. G., 1995, *ApJS*, 96, 117
- Melbourne J., Salzer J. J., 2002, *AJ*, 123, 2302
- Metcalfe N., Shanks T., Fong R., Jones L. R., 1991, *MNRAS*, 249, 498
- Minezaki T., Kobayashi Y., Yoshii Y., Peterson B. A., 1998, *ApJ*, 494, 111
- Moustakas L. A., Davis M., Graham J. R., et al., 1997, *ApJ*, 475, 445
- Oke J. B., Gunn J. E., 1983, *ApJ*, 266, 713
- Östlin G., Amram P., Bergvall N., et al., 2001, *A&A*, 374, 800
- Pérez-González P. G., Gil de Paz A., Zamorano J., et al., 2003, *MNRAS*, 338, 525
- Papovich C., Dickinson M., Ferguson H. C., 2001, *ApJ*, 559, 620
- Pence W., 1976, *ApJ*, 203, 39
- Persson S., Murphy D., Krzeminski W., Roth M., Rieke M., 1998, *Aj*, 116, 2475
- Pettini M., Kellogg M., Steidel C. C., et al., 1998, *ApJ*, 508, 539
- Phillips A. C., Guzmán R., Gallego J., et al., 1997, *ApJ*, 489, 453
- Pierini D., Maraston C., Bender R., Witt A.Ñ., 2004, *MNRAS*, 347, 1
- Pilyugin L. S., Ferrini F., 2000, *A&A*, 358, 72
- Poggianti B. M., 1997, *A&AS*, 122, 399
- Pozzetti L., Mannucci F., 2000, *MNRAS*, 317, L17
- Prevot M. L., Lequeux J., Prevot L., Maurice E., Rocca-Volmerange B., 1984, *A&A*, 132, 389
- Ratnatunga K. U., Griffiths R. E., Ostrander E. J., 1999, *AJ*, 118, 86
- Rauch T., 2002, *Synthetic Ionizing Spectra for Planetary Nebulae: A New Grid of Metal-Line Blanketed NLTE Model Atmospheres*, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, p. 150
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rix H., 1993, *PASP*, 105, 999
- Rix H., Guhathakurta P., Colless M., Ing K., 1997, *MNRAS*, 285, 779
- Sachs L., 1984, *Applied Statistics*. Springer-Verlag, New York (2nd edition), 1984
- Salpeter E. E., 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sandage A. R., Kron R. G., Longair M. S., 1993, *The Deep Universe*. Springer-Verlag
- Saracco P., Iovino A., Garilli B., Maccagni D., Chincarini G., 1997, *AJ*, 114, 887
- Sawicki M., Yee H. K. C., 1998, *AJ*, 115, 1329
- Scalo J. M., 1986, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 11, 1
- Schechter P., 1976, *ApJ*, 203, 297
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525

- Seaton M. J., 1979, MNRAS, 187, 73P
- Shapley A. E., Steidel C. C., Adelberger K. L., et al., 2001, ApJ, 562, 95
- Simard L., Willmer C.Ñ. A., Vogt N. P., et al., 2002, ApJS, 142, 1
- Skillman E. D., Kennicutt R. C., Hodge P. W., 1989, ApJ, 347, 875
- Smail I., Owen F.Ñ., Morrison G. E., et al., 2002, ApJ, 581, 844
- Spagna A., 2001, Guide star requirements for NGST: Deep NIR Starcounts and Guide Star Catalogs, STScI, NGST Mission
- Steidel C. C., Adelberger K. L., Giavalisco M., Dickinson M., Pettini M., 1999, ApJ, 519, 1
- Tinsley B. M., 1980, ApJ, 241, 41
- Totani T., Yoshii Y., Iwamuro F., Maihara T., Motohara K., 2001a, ApJ, 550, L137
- Totani T., Yoshii Y., Maihara T., Iwamuro F., Motohara K., 2001b, ApJ, 559, 592
- Trujillo I., Aguerri J. A. L., Gutiérrez C. M., Cepa J., 2001, AJ, 122, 38
- Tully R. B., Pierce M. J., Huang J., et al., 1998, AJ, 115, 2264
- Tyson J. A., 1988, AJ, 96, 1
- Väisänen P., Tollestrup E. V., Willner S. P., Cohen M., 2000, ApJ, 540, 593
- van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P., O'Donoghue A. A., Balonek T. J., 1998, AJ, 116, 2805
- Witt A.Ñ., Gordon K. D., 2000, ApJ, 528, 799
- Witt A.Ñ., Thronson H. A., Capuano J. M., 1992, ApJ, 393, 611
- Wright E. L., 2001, ApJ, 553, 538
- Wu K., 1999, Ph.D. thesis, University of California, Santa Cruz
- Xilouris E. M., Byun Y. I., Kylafis N. D., Paleologou E. V., Papamastorakis J., 1999, A&A, 344, 868
- Zamorano J., Gallego J., Rego M., Vitores A. G., Alonso O., 1996, ApJ, 105, 343
- Zamorano J., Rego M., Gallego J. G., et al., 1994, ApJ, 95, 387
- Zaritsky D., Kennicutt R. C., Huchra J. P., 1994, ApJ, 420, 87

Agradecimientos

Agradecer en primer lugar a mis directores de tesis: Marc Balcells, Mercedes Prieto y Rafael Guzmán la ayuda y el buen asesoramiento que me han dado a lo largo de los cinco años de trabajo. Hacer extensible este agradecimiento a los otros miembros del grupo GOYA: Carmen, Lilian, Quique, Peter, David, Carlos, Jesús Gallego, Roser Pello, Nicolás Cardiel, Paco Garzón y otros nombres que posiblemente estoy olvidando. Agradecer también la ayuda en la reducción de las imágenes a James Lowenthal, José Acosta y Peter Hammersley. Un agradecimiento para Evencio Mediavilla por sus buenos comentarios sobre esta tesis.

Dar las gracias al Instituto de Astrofísica de Canarias por su apoyo para la realización de la tesis doctoral.

Tengo que dar las gracias especialmente a las personas a las que no habría que dárselas, y que también han hecho posible la finalización de esta tesis. Gracias a mi familia, gracias papá y mamá por vuestra dedicación, gracias Rubén por centrarme en el camino, gracias Fran y María Pilar por estar ahí para animarme. Un recuerdo especial para tí abuelilla. Gracias y besos también a Kerttu y a Ana Monreal por vuestros consejos y comprensión. Gracias a Ginés, Jesús, Pedro y Chema por vuestra amistad.

Gracias a los amigos que han hecho que el tiempo transcurrido en este trabajo haya sido más agradable. Ahí van, Ginés, Pedro, Jesús, Kerttu, Ana, Raquel, Chema, José Alberto, Carolina, Esteban, Guaci, Ángel, Silvia. También gracias a los amigos que uno siempre tiene aunque no esté con ellos cuanto quisiera, Ángel, García, Josean, Josema, Javi, Juan.

Los compañeros de despacho siempre son una fuente de conocimientos. Gracias por vuestra ayuda a Ana, Chema, David Alcalde, Bernabé, Sebastián. También recuerdo con cariño las divertidas cenas de bienvenida y despedida con Ana, Chema, Guaci, Silvia, Ángel, José Alberto, Carolina, Nieves, Martín, Nacho, Fayna, Pablo Santos, David Alcalde, gracias por esos buenos momentos.