

**UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID**

**FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS**  
**Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II**



**IDENTIFICACIÓN AUTOMÁTICA DE GALAXIAS CON  
LÍNEAS DE EMISIÓN**

**MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR**  
**PRESENTADA POR**

**Óscar Alonso Lasheras**

Bajo la dirección del doctor  
Jaime Zamorano Calvo

**Madrid, 2009**

• ISBN: 978-84-692-2408-3

©Óscar Alonso Lasheras, 1996



---

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

---

# IDENTIFICACIÓN AUTOMÁTICA DE GALAXIAS CON LÍNEAS DE EMISIÓN

Dirigido por:

*D. Jaime Zamorano Calvo*

Profesor Titular

Universidad Complutense de Madrid

Memoria presentada por

D. Oscar Alonso Lasheras

para aspirar al grado de

Doctor en Ciencias Físicas

Madrid, Enero 1996

---



---

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FISICAS

DEPARTAMENTO DE ASTROFISICA Y CIENCIAS DE LA ATMOSFERA

---



\* 5 3 0 9 5 3 7 7 4 5 \*

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE

# IDENTIFICACIÓN AUTOMÁTICA DE GALAXIAS CON LÍNEAS DE EMISIÓN

Oscar Alonso Lasheras  
Madrid, Enero 1996

# Indice

Indice .....	i
Agradecimientos .....	v
<b>1 Introducción general .....</b>	<b>1.1</b>
1.1 Introducción .....	1.1
1.2 Búsqueda de galaxias con líneas de emisión .....	1.3
1.3 La exploración UCM .....	1.5
1.4 Motivación y objetivos del trabajo .....	1.6
<b>2 Observaciones, reducción y tratamiento de los datos .....</b>	<b>2.1</b>
2.1 Observaciones .....	2.1
2.2 La digitalización .....	2.5
2.2.1 La MAMA .....	2.5
2.2.2 La calibración astrométrica .....	2.10
2.3 Reducción de los datos MAMA .....	2.12
2.3.1 Emparejamiento de las placas .....	2.13
2.3.2 Extracción de las imágenes directas y espectrales .....	2.19
<u>2.3.3</u> Extracción de los espectros de Prisma Objetivo monodimensionales .....	2.21
2.4 Segregación de los objetos puntuales y extensos .....	<u>2.22</u>
2.4.1 Tamaños y magnitudes de las galaxias de la muestra UCM Efectos de selección .....	2.23
2.4.2 Medida de tamaños en las placas fotográficas .....	2.28
2.4.3 Segregación de los objetos puntuales y extensos .....	2.33

<b>3</b>	<b>Calibración fotométrica de placas fotográficas .....</b>	<b>3.1</b>
3.1	Introducción .....	3.1
3.2	The Guide Star Catalog (GSC) .....	3.6
3.3	Calibración con el APM Sky Survey .....	3.7
3.4	Calibración fotométrica con el catálogo SIMBAD .....	3.14
3.5	Calibración fotométrica con los datos de la exploración UCM .....	3.17
3.6	Calibración fotométrica de objetos extensos .....	3.21
3.7	Resumen .....	3.23
<b>4</b>	<b>Análisis de los espectros de Prisma Objetivo .....</b>	<b>4.1</b>
4.1	La muestra de comparación .....	4.2
4.2	Estimación del continuo de los espectros de prisma objetivo .....	4.6
4.2.1	Medida del residuo como indicador de la emisión .....	4.8
4.3	Medida de las pendientes en los espectros de prisma objetivo .....	4.13
4.3.1	Variación de las pendientes como indicador de la emisión .....	4.16
4.4	Análisis del perfil de densidad de las imágenes espectrales .....	4.19
4.5	Resumen .....	4.24
<b>5</b>	<b>Selección de candidatos a galaxias con líneas de emisión</b>	
	<b>La muestra de candidatos .....</b>	<b>5.1</b>
5.1	Ajuste de las tendencias y límites de segregación .....	5.2
5.2	Criterios de selección .....	5.3
5.2.1	Resultados para la muestra de comparación .....	5.6
5.3	Selección final de los candidatos a galaxias con líneas de emisión .....	5.7
5.4	La muestra final de candidatos A335 y A499 .....	5.10
<b>6</b>	<b>Análisis de la muestra de candidatos .....</b>	<b>6.1</b>
6.1	Comparación con la muestra visual .....	6.1
6.1.1	La muestra visual A335 .....	6.2
6.1.2	La muestra visual A499 .....	6.3
6.1.3	Conclusiones de la comparación con la muestra visual .....	6.6
6.2	Límites de detección en placas de prisma objetivo .....	6.7
6.3	Simulación de espectros de Prisma Objetivo .....	6.14
6.3.1	El modelo .....	6.14
6.3.2	Resultados .....	6.21

6.3.3	Análisis de los límites de detección .....	6.24
6.4	Observaciones espectroscópicas de la muestra A335 .....	6.26
6.5	Cálculo de la curva de dispersión del prisma de 4º del Telescopio Schmidt CAHA .....	6.30
6.5.1	Observaciones y reducción de los datos .....	6.31
6.6	Determinación de desplazamientos al rojo en los espectros de prisma objetivo .....	6.36
<b>7</b>	<b>Conclusiones .....</b>	<b>7.1</b>
<b>A</b>	<b>Reducción astrométrica de placas fotográficas .....</b>	<b>A.1</b>
A.1	La proyección geométrica Coordenadas estándar .....	A.2
A.2	Las constantes de placa .....	A.5
A.2.1	Cálculo de las constantes de placa .....	A.6
A.3	Subrutinas para la transformación $(X_{MAMA}, Y_{MAMA}) \longleftrightarrow (\alpha, \delta)$ .....	A.8
<b>B</b>	<b>Ajuste de isofotas elípticas .....</b>	<b>B.1</b>
B.1	Ajuste de elipses por mínimos cuadrados .....	B.1
B.2	Cálculo de los parámetros de una elipse .....	B.2
B.2.1	Elipse sin girar .....	B.2
B.2.2	Caso general .....	B.3
B.3	Subrutinas para el ajuste de elipses .....	B.5
<b>C</b>	<b>Procesado de las placas fotográficas .....</b>	<b>C.1</b>
C.1	Datos originales .....	C.1
C.1.1	Los ficheros de objetos .d .....	C.2
C.1.2	Las imágenes FITS creadas por la MAMA .....	C.4
C.1.3	La lectura de las imágenes FITS MAMA .....	C.6
C.2	Reducción de las placas digitalizadas .....	C.7
C.2.1	Emparejamiento de las placas .....	C.8
C.2.2	Creación de los mosaicos .....	C.10
C.2.3	Extracción de los espectros monodimensionales Medida de parámetros .....	C.13

C.2.4	Ajuste de las tendencias y límites de segregación .....	C.16
C.2.5	Selección de los candidatos .....	C.17
C.2.6	Organigrama .....	C.19

## **Bibliografía**

# Agradecimientos

El trabajo que se presenta en esta memoria no sólo es el fruto del trabajo personal. Muchas son las personas que, de uno u otro modo, con su ayuda, esfuerzo y apoyo constante durante los últimos cuatro años han contribuido de una manera muy especial al desarrollo y conclusión de esta investigación. A todos ellos quiero expresar mi más sincero agradecimiento.

D. Jaime Zamorano Calvo, mi director de tesis, me introdujo en este mundo de la investigación, y me apoyó en todo momento, incluso en aquellos en los que no se veía una clara salida de los distintos problemas que han ido apareciendo. Su excesiva *confianza en mí siempre me impulsó a seguir adelante*. Además de *director de tesis*, Jaime ha sido en todo momento un buen maestro y amigo, no sólo en el campo de la Astrofísica, sino también en otras muchas *ciencias* de la vida cotidiana.

A todo el Departamento de Astrofísica de la Universidad Complutense de Madrid, en el cual se ha *cocinado todo el trabajo*, y en particular, al *catedrático y director del departamento* D. Manuel Rego Fernández. Para el desarrollo de la presente memoria ha sido necesario disponer de numerosos medios técnicos, humanos y económicos, y he de agradecer al departamento la confianza demostrada al poner a mi disposición todas los medios a su alcance, e incluso alguno más. Todos los profesores del departamento, Dña. M<sup>a</sup> José Fernández, Dña. Elisa de Castro, D. Manuel Cornide, D. Javier Gorgas y D. Luis Felipe Miranda, siempre han sido blanco de mis dudas y preguntas, y en ellos siempre he *encontrado la experiencia y el compañerismo*. Es especial, agradecer la paciencia de D. Javier Gorgas en las innumerables ocasiones en las que ha tenido que soportar mis preguntas y deshacer algún que otro entresijo en los ordenadores.

Los doctores Jesús Gallego y Alvaro Gustavo Vitores, para mí mis amigos Jesús y Alvaro, han sido las personas con las que he convivido más de cerca estos últimos años.

Su ayuda, en todos los sentidos, sería muy difícil de resumir aquí, así que tan sólo os diré que nuestro despacho ha sido, además del más científico, el más divertido. No cabe duda de que no lo cambiaría por nada del mundo.

También el resto de compañeros de doctorado de todos estos años, algunos ya doctores, Almudena Alonso, Charo Lorente, Marta Cordero, David Barrado, David Montes, Nicolás Cardiel y Santos Pedraz han sido distintos puntos de apoyo, cada uno de ellos en los distintos campos en los que son unos auténticos profesionales. En particular, quiero agradecer a Nicolás, con quien comparto una frenética afición a los ordenadores, los buenos momentos que hemos pasado discutiendo y programando juntos.

Quisiera agradecer al doctor Kurt Birkle la inestimable ayuda prestada durante las dos campañas de observación en el Observatorio de Calar. Sus consejos, su experiencia y, por que no, su paciencia y amabilidad, no sólo dieron como resultado la obtención de unas excelentes placas fotográficas, sino además me hizo querer de un modo especial el telescopio Schmidt, uno en los que un aficionado a la observación y a la fotografía como yo puede disfrutar como en ningún otro.

También me gustaría expresar mi agradecimiento a todo el equipo de la MAMA, y en particular al director del Centro de Análisis de Imágenes, Dr. Jean Guibert. No sólo el apoyo técnico, sino también el humano fueron excelentes durante las semanas de estancia en el Observatorio de París. Su calurosa acogida y su exquisita amabilidad me hicieron sentir como en casa.

Por último, quiero agradecer a toda mi familia el apoyo mostrado desde el comienzo de la tesis doctoral. Ellos han vivido día a día los momentos buenos y no tan buenos, repartidos durante todo este tiempo. También todos mis amigos, que han soportado mis historias, mis planisferios en las excursiones a Valdemanco y mis charlas divulgativas, me han ayudado, en más de una ocasión, más de lo que tal vez ellos piensan. Y si alguien ha soportado todo esto de verdad es Gema, mi mujer. Ella sí que sabe lo que son los días buenos y malos. Sin su ayuda, desde luego, no hubiera sido posible ni tan siquiera comenzar esta dura pero preciosa tarea. Por esta razón me gustaría dedicarte este trabajo.

Muchas gracias a todos.

Madrid, Enero 1996

# Capítulo 1

## Introducción general

### 1.1 Introducción

La exploración de grandes regiones del cielo nació con la propia Astronomía, cuando los antiguos observadores confeccionaban catálogos de estrellas o describían el movimiento de los planetas y cometas. Incluso en nuestros días, estas exploraciones siguen representando una imposición observacional en distintos campos de la Astrofísica (Lipoversky 1994), tanto en el campo estelar como en el estudio de objetos extragalácticos. En numerosas líneas de investigación, el observador necesita analizar el mayor número de objetos posible con el fin de establecer propiedades estadísticas. Podemos citar, entre otros, el problema de la dinámica de La Galaxia, para el cual se requiere la obtención de posiciones, movimientos propios y fotometría precisa de un elevado número de estrellas (Stobie & Ishida 1987; Soubiran 1992; Robin 1994), o el estudio de las propiedades globales de galaxias y cúmulos de galaxias (Bothun et al. 1989; Salzer et al. 1989; Berg et al. 1992; Loveday et al. 1992; Schueker 1993; Popescu et al. 1995). También en el campo extragaláctico, el estudio de la distribución y propiedades de las galaxias impone la necesidad de observar un gran volumen del cielo, y no sólo en ángulo abarcado, sino también en profundidad (de Lapparent 1994; Moreau & Reboult 1995) lo que permite controlar los distintos modelos de evolución de las galaxias y las estructuras observadas (Maddox et al. 1990a; Infante & Pritchett 1992; Boroson et al. 1993).

La importancia actual de las exploraciones de amplio campo se pone de manifiesto en la creación, en el año 1991, del Grupo de Trabajo en 'Obtención de Imágenes de

Amplio Campo' (*Working Group on 'Wide-Field Imaging'*) dentro de la Unión Internacional de Astronomía (IAU) y en el que participa nuestro grupo de investigación, en la publicación semestral de un boletín de noticias y contribuciones dentro de este campo y en la organización de distintos congresos tales como *Astronomy from Wide-Field Imaging* (Potsdam, Alemania, Agosto 1993), *Future utilization of Schmidt Telescopes* (Bandung, Indonesia, Marzo 1994) *Wide-Field Spectroscopy* (Atenas, Grecia, Mayo 1996), *Multi-Wavelength Digital Sky Surveys* (Baltimore, EEUU, Agosto, 1996), etc. También la importancia de observar la mayor superficie de cielo posible ha impulsado en estos últimos años la iniciación de distintos proyectos de digitalización y archivo de grandes exploraciones (Bland-Hawthorn et al. 1993; Humphreys et al. 1995; Lasker 1995), como el *Guide Star Catalog* (GSC) (Lasker et al. 1990; Russell et al. 1990; Jenker et al. 1990) y el *Digitized Sky Survey* (DSS) (Lasker et al. 1990).

La exploración de amplias zonas del cielo requiere de la combinación de un telescopio con un gran campo de visión y un detector de gran superficie y resolución espacial adecuada. Los detectores electrónicos del tipo CCD (*Charge Coupled Device*) poseen una gran eficiencia cuántica, alta linealidad, y un reducido tamaño de píxel (15 a 20  $\mu\text{m}$ ), aunque no siempre adecuado. Sin embargo, su mayor inconveniente reside en su tamaño físico. Los mayores CCD disponibles en la actualidad, con cerca de  $2000^2$  píxels, no cubren un área mayor a  $3 \times 3 \text{ cm}^2$  sobre el plano focal del telescopio. La placa fotográfica, pese a su baja eficiencia cuántica y problemas de calibrado, es, hoy por hoy, el único detector que permite registrar extensas áreas del cielo en un tiempo razonable de observación (West 1991; Hartley 1994). Generalmente, observaciones con telescopios de tipo Schmidt sobre placa fotográfica pueden abarcar, en tan sólo 1 hora de exposición, un campo de  $5^\circ \times 5^\circ$  con una resolución del orden de  $20000^2$  píxels. Para cubrir el mismo campo con CCD se necesitarían realizar cerca de 50 exposiciones, y un número aún mayor si consideramos que deben de solapar a fin de reconstruir la imagen final. Este procedimiento requiere de un tiempo excesivo de telescopio, considerando el empleado en el apuntado, exposición y lectura.

No obstante, el gran volumen de datos registrados se convierte en uno de los problemas principales del trabajo con placas fotográficas. El desarrollo de modernas máquinas de digitalización en los últimos años ha permitido extraer toda la información registrada a la vez que posibilita su procesado en un corto período de tiempo. Además, tales máquinas y los procesados informáticos proporcionan resultados precisos

independientes de factores subjetivos introducidos por los observadores durante la inspección visual de las placas.

Los campos de aplicación del digitalizado de las placas son tantos como en los que éstas se emplean. Así podemos citar, entre otros, la determinación precisa de posiciones de objetos, la medida de movimientos propios de estrellas para el estudio de la dinámica de La Galaxia, la fotometría de estrellas y determinación de colores, el estudio de variabilidad en la luminosidad de los objetos, conteo de estrellas, etc. todos ellos en el campo estelar. También el campo de la Astrofísica extragaláctica se ayuda de las observaciones sobre placa fotográfica y posterior digitalización de las mismas, como por ejemplo en el estudio de la morfología de galaxias, análisis de la distribución de las estrellas en las galaxias, búsqueda de estrellas específicas en galaxias cercanas, búsqueda de galaxias con características particulares como galaxias compactas, galaxias con excesos UV, galaxias con líneas de emisión, etc. Incluso el uso de estas máquinas y sistemas de procesado y análisis puede ser aplicado a otros campos no tan conocidos, tanto dentro de la Astronomía, como estudios del Sol o movimiento de los planetas y sus satélites, como en otros campos, tales como análisis de fotografías aéreas y de satélites para estudios medioambientales o de explotación industrial.

En particular, una de las áreas en las que la exploración de un amplio campo del cielo se presenta como única herramienta observacional es la búsqueda y estudio de nuevas galaxias con líneas de emisión, bien sean galaxias con intensa formación estelar o galaxias *starburst*, con mecanismos térmicos de emisión, bien galaxias denominadas *activas*, en las que el fenómeno de emisión tiene su origen en mecanismos no térmicos, como en el caso de galaxias Seyfert y cuasares. Numerosos problemas quedan aún por resolver respecto a la naturaleza y evolución de este tipo de objetos. Así, podemos citar, entre otros, la determinación de la función de luminosidad de las galaxias con líneas de emisión respecto a las galaxias normales, la búsqueda de galaxias de luminosidad extremadamente baja, el estudio de la distribución espacial, influencia del medio en la aparición de la emisión, etc.

## **1.2 Búsqueda de galaxias con líneas de emisión**

Uno de los campos específicos en los que observaciones con telescopio Schmidt sobre placa fotográfica sigue siendo ampliamente utilizado es la búsqueda de objetos con características espectrales definidas y, más concretamente, en la búsqueda de galaxias

que presentan líneas de emisión en sus espectros. Para ello, se hace uso de la técnica denominada de *prisma objetivo*, que consiste en colocar un prisma delgado delante de la pupila de entrada del telescopio. Con esta configuración instrumental se consigue obtener, sobre el plano focal, ya no las imágenes de los objetos, sino sus espectros en muy baja dispersión. Con una dispersión adecuada pueden apreciarse características espectrales tales como líneas de absorción, discontinuidades o líneas de emisión en estas imágenes que denominaremos *imágenes espectrales*. Esta técnica fue utilizada por primera vez por Smith (1975) para la exploración de Cerro Tololo (Smith et al. 1976) y ha sido empleada en numerosos trabajos, entre los que podemos citar la exploración de la Universidad de Michigan (UM) (MacAlpine & Williams 1981 y referencias allí citadas), la exploración de Calán-Tololo (Maza et al. 1994 y referencias allí citadas), la exploración de Wasilewski (Wasilewski 1983) la exploración de Surace & Comte (Surace 1993; Surace & Comte 1994) o la exploración UCM (Zamorano et al. 1994, 1996). No obstante, se han realizado numerosas exploraciones de galaxias con líneas de emisión utilizando diferentes técnicas, no sólo la de prisma objetivo, como por ejemplo la búsqueda de objetos con colores inusuales en placas de multiexposición (Haro 1956; Takase & Miyauchi-Isobe 1993 y referencias allí citadas, Coziol et al. 1993, 1994), con excesos UV en placas de prisma objetivo en el azul (Markarian 1967) o utilizando criterios de selección combinados tales como líneas de emisión y excesos UV (Pesch et al. 1995 y referencias allí citadas) o, como en el Second Byurakan Spectral Sky Survey (SBSS), prisma objetivo en distintos colores (Stepanian et al. 1991 y referencias allí citadas). Los trabajos de Kinman (1984) y Cannon (1987) resumen las principales exploraciones realizadas hasta su publicación, mostrando una atención especial a los efectos de selección y diferencias en las muestras de objetos obtenidas en cada una de ellas.

Sin embargo, la técnica de prisma objetivo constituye, hoy día, la técnica más directa y efectiva para desarrollar una exploración a gran escala de galaxias con líneas de emisión. Este técnica ha venido siendo desarrollada tanto en la zona azul, donde aparecen las líneas de  $[\text{OII}]\lambda 3727 \text{ \AA}$ ,  $\text{H}\beta$  y  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$ , como en la zona roja del espectro (Kinman 1984; Wamsteker et al. 1985; Markarian et al. 1987; Moss et al. 1988; Zamorano et al. 1994, 1996), en donde se utiliza la emisión combinada  $\text{H}\alpha + [\text{NII}]$  como criterio de selección. No obstante, las exploraciones en el azul pueden perder un número significativo de galaxias con líneas de emisión debido a una alta extinción, baja excitación (Kinman 1984; Gallego 1995) o a la extrema deficiencia metálica (Kunth & Sargent 1986; Boroson et al. 1993) como consecuencia de la debilidad de las líneas de

[OIII]. Las exploraciones en el rojo pueden resolver este problema como muestran los trabajos de Markarian et al. (1987) y Gallego (1995). Además, las búsquedas de prisma objetivo en el rojo son una herramienta básica en trabajos sobre formación estelar en galaxias (Moss & Whittle 1993) dado que la emisión  $H\alpha$ + $[NII]$  constituye una medida directa y precisa de la tasa de formación estelar actual (Kennicutt & Kent 1983; Kennicutt 1992).

Actualmente se vienen investigando nuevas técnicas observacionales con el fin de extender la búsqueda de galaxias con líneas de emisión a mayores desplazamientos al rojo utilizando la mayor eficiencia de los detectores electrónicos, si bien se sacrifica el tamaño del campo estudiado. Así, uno de estos nuevos métodos consiste en realizar distintas exposiciones del mismo campo a través de filtros estrechos a diferentes longitudes de onda (Boroson et al. 1993; Thompson et al. 1995), seleccionando los candidatos por presentar un brillo anormalmente alto en una de las exposiciones, aquella en la que la línea de emisión aparece en la banda de paso del filtro utilizado. También se investiga en el uso de grism + CCD (Schneider et al. 1994 y referencias allí citadas), si bien el reducido campo abarcado en este tipo de observaciones hacen que la placa fotográfica siga siendo competitiva en exploraciones de grandes áreas.

### 1.3 La exploración UCM

La Universidad Complutense de Madrid (UCM) viene desarrollando en los últimos años un programa de búsqueda de nuevas galaxias con líneas de emisión, la exploración UCM. El procedimiento observacional se basa en la selección de candidatos a galaxias con líneas de emisión en placas de prisma objetivo en la zona roja del espectro, tomando como criterio de selección la presencia de la línea  $H\alpha$  en emisión para, posteriormente, realizar observaciones detalladas e individualizadas de cada candidato.

Los objetivos fundamentales de la exploración son los siguientes:

- Clasificación y estudio de las propiedades generales y completitud de la muestra resultante de la exploración.
- Determinación de la distribución espacial y función de luminosidad de la población de nuevas galaxias.
- Estudio de la tasa de formación estelar en el universo local.

- Identificación de galaxias de muy baja metalicidad.
- Estudio de la relación entre las propiedades en el infrarrojo lejano y en el óptico de este tipo de galaxias.
- Determinación de la presencia o no de población estelar subyacente para fijar la posible existencia de un efecto evolutivo en el fenómeno de formación estelar.
- Comparación con las muestras de galaxias obtenidas mediante otras técnicas de prisma objetivo.

Los principales resultados hasta la fecha de la exploración UCM se describen con más detalle en Rego et al. (1989), Zamorano et al. (1994, 1996), Gallego (1995), Gallego et al. (1995, 1996), Vitores (1995) y Vitores et al. (1996a, 1996b).

## **1.4 Motivación y objetivos del trabajo**

Durante esta introducción hemos apuntado brevemente que uno de los problemas principales en los trabajos que involucran el uso de la placa fotográfica como detector es el gran volumen de datos registrados sobre la misma. Así, en el caso de la exploración UCM, la selección de los candidatos a galaxias con líneas de emisión requiere la inspección visual de las placas de prisma objetivo, en las que se registran las imágenes espectrales del orden de 20000 objetos, de entre los cuales no habrá más que una o varias decenas de candidatos. El elevado número de objetos hace que esta labor sea, ya de por sí, tediosa. Pero, y lo que es más importante, la selección de los objetos ha de hacerse siguiendo criterios subjetivos, en donde numerosos factores personales pueden derivar la obtención de muestras muy distintas de objetos, efecto que puede minimizarse, sólo en parte, mediante la inspección de las placas por varios observadores independientes. Por otra parte, la información extraída de las placas fotográficas es muy reducida y poco precisa, limitándose a la descripción cualitativa de las características de los candidatos seleccionados.

Todos estos problemas, la existencia de un grupo aún numeroso de placas de prisma objetivo sin examinar y el acceso a nuevas máquinas de digitalización y ordenadores cada vez más potentes nos motivó a emprender un nuevo programa de investigación con el fin de desarrollar procedimientos específicos para la identificación automática y análisis de candidatos a galaxias con líneas de emisión a partir de la

digitalización de las placas Schmidt de prisma objetivo de la exploración UCM. Los objetivos del trabajo pueden resumirse en los siguientes puntos.

- Seleccionar automáticamente una muestra de candidatos a galaxias con líneas de emisión en placas digitalizadas de prisma objetivo. El proceso ha de ser capaz de, al menos, seleccionar los candidatos que serían identificados de forma visual.
- Obtener posiciones precisas que permitan la identificación de los candidatos, ya en catálogos de objetos conocidos o para preparar futuras observaciones individuales.
- Calcular las magnitudes de los candidatos y, en el caso de disponer de placas en filtros distintos, determinar sus colores.
- Obtener los desplazamientos al rojo de los candidatos a partir de la posición de la línea  $H\alpha$  en los espectros de prisma objetivo.
- Estudiar los posibles efectos de selección en los procesos de identificación, tanto visual como automático.

El desarrollo de los puntos anteriores permitirá:

- Obtener muestras de galaxias con líneas de emisión independientes de los factores subjetivos a los que están sujetos las muestras obtenidas de forma visual.
- Extender el área abarcada por la exploración UCM en un corto período de tiempo. Además, las nuevas muestras de candidatos no sólo proporcionarán una descripción cualitativa de los candidatos, sino que facilitarán valores precisos de posición, magnitudes, etc.
- Mejorar y, en su caso, modificar los criterios de selección e, incluso, la técnica observacional utilizada en función de los efectos de selección presentados.

La presente memoria recoge las distintas fases del estudio que han sido desarrolladas para conseguir los fines expuestos. El siguiente capítulo muestra la base observacional en la que se basará el trabajo desarrollado, prestando especial interés en la digitalización de las placas. El capítulo 3 recoge diferentes aproximaciones y calibraciones derivadas para el cálculo de magnitudes a partir de los datos obtenidos durante la digitalización. Los capítulos 4 y 5 muestran en detalle los algoritmos específicos que han sido desarrollados para la selección automática de los candidatos a galaxias con líneas de emisión, analizando en cada momento, la capacidad de cada uno

de los criterios desarrollados en la segregación de los candidatos, indicando, finalmente, la muestra de objetos seleccionados para los campos estudiados. En el capítulo 6 se analizan con detalle las muestras de galaxias seleccionadas por los métodos automático y visual, a fin de establecer el éxito de los algoritmos empleados, así como los posibles efectos de selección a los que están sujetas ambas aproximaciones. También en este capítulo se analizan los efectos de selección y límites de detección inherentes a la observación con placas de prisma objetivo. El capítulo 7 presentará, de forma resumida, los principales resultados y conclusiones alcanzados en este trabajo. Por último, se presentan unos apéndices como complemento matemático y técnico a algunos aspectos presentados en esta memoria.

## Capítulo 2

# Observaciones, reducción y tratamiento de los datos

### 2.1 Observaciones

Las placas fotográficas utilizadas para desarrollar el trabajo que se presenta en esta memoria han sido seleccionadas de la colección que constituye la exploración UCM de *galaxias con líneas de emisión*. Todas ellas han sido obtenidas con el telescopio Schmidt del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto, en Almería, dirigido por el Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA) junto con la Comisión Nacional de Astronomía. El observatorio dispone de 4 telescopios de 1.2 m, 2.2 m y 3.5 m del tipo Ritchey-Chrétien, junto con un telescopio de tipo Schmidt (Birkle 1984; Birkle et al. 1994). Este último fue construido originalmente para el Observatorio de Hamburgo e instalado en 1955, si bien fue posteriormente trasladado al Observatorio de Calar Alto dadas sus excelentes condiciones de observación, en donde está operativo desde 1980. En la tabla 2.1 se recogen sus principales características.

El telescopio Schmidt, también denominado cámara Schmidt, fue inventado en 1930 por Bernard Schmidt. El elemento más característico de este tipo de telescopios es la *lente correctora*, una lente especialmente tallada que, colocada en la pupila de entrada del sistema, corrige la aberración introducida por el espejo esférico, encargado de concentrar la luz sobre la superficie focal. La ventaja que presentan estos telescopios frente a los grandes reflectores es el gran campo abarcado, típicamente superior a los 5°, y la ausencia de deformaciones u otro tipo de aberraciones ópticas en toda la imagen. Se

trata por lo general de telescopios pequeños (pocos superan el metro de diámetro) y muy luminosos. Todas estas características hacen del telescopio Schmidt el instrumento idóneo para obtener placas fotográficas de amplias zonas del cielo.

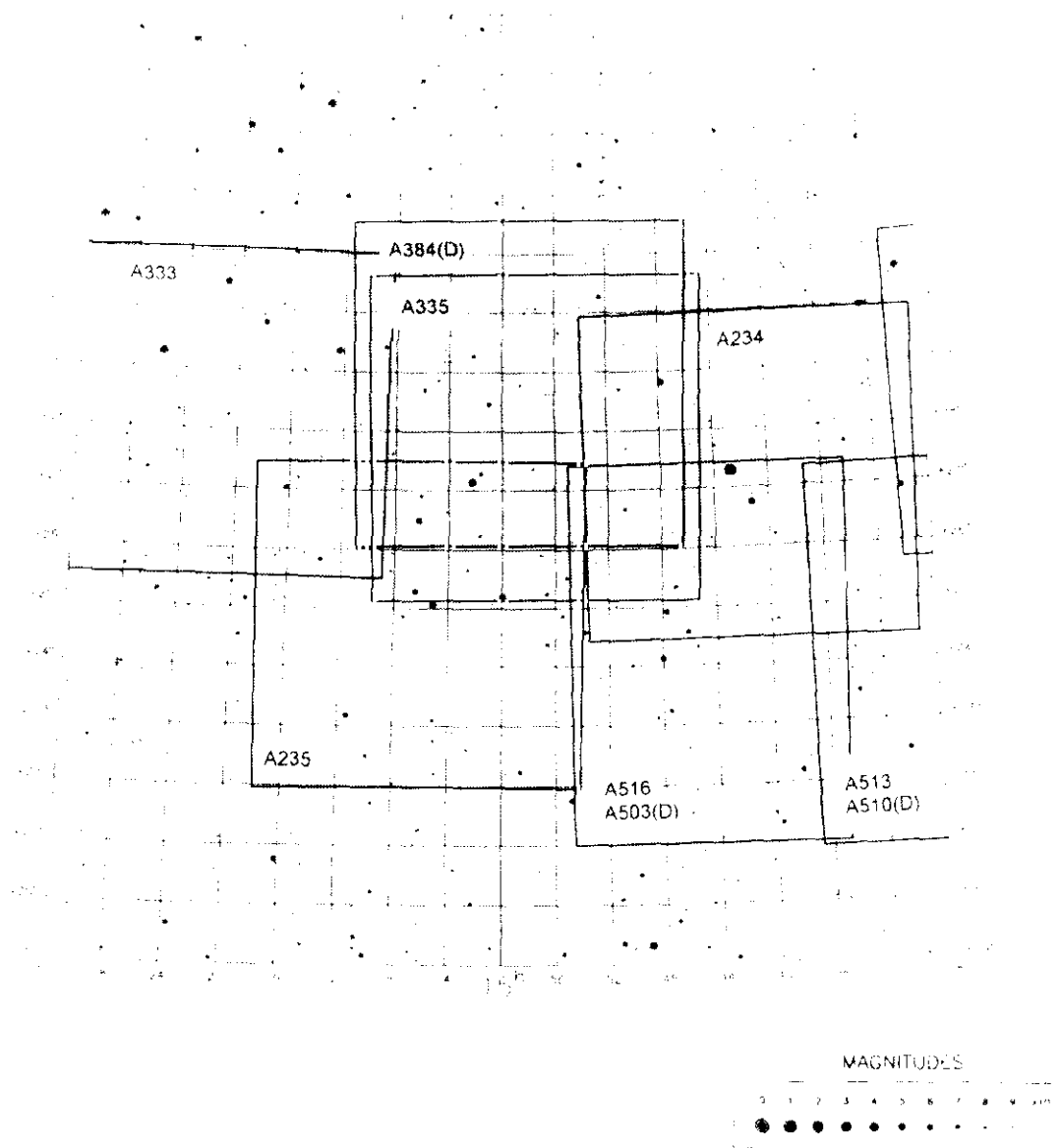
**Tabla 2.1:** Parámetros básicos del telescopio Schmidt de Calar Alto.

Placa Correctora	Material	UBK7
	Diámetro	80 cm
Espejo esférico	Diámetro	120 cm
	Focal	240 cm
Escala de placa		86"/mm
Campo útil		5°5x5°5
Prisma Objetivo	Angulo	4°
	Apertura	80 cm
	Dispersión en H $\alpha$	1950Å/mm

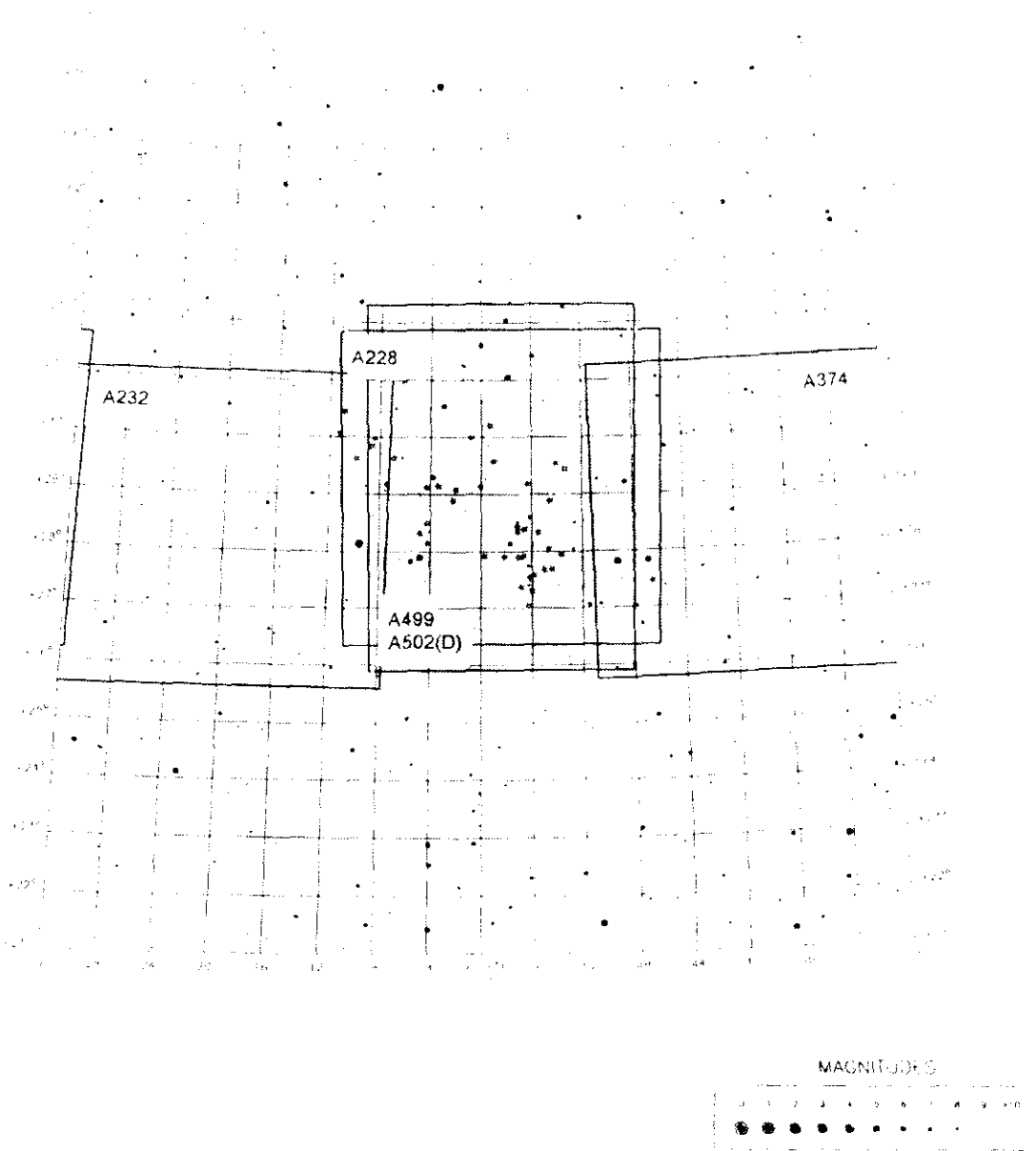
Para desarrollar el presente estudio han sido utilizadas un total de seis placas fotográficas. La tabla 2.2 indica sus principales características y las figuras 2.1a y 2.1b muestran las cartas de localización para las parejas de placas A335, A384 y A499, A502, las cuales constituyen la principal base observacional del presente trabajo. Las tres últimas placas (A499, A502 y A501) forman parte de un conjunto mayor que fueron adquiridas en dos campañas de observación, durante los meses de junio y noviembre de 1993. Estas constituyen una nueva generación de placas de la exploración UCM, no sólo por el cambio de formato, impuesto por la casa suministradora Kodak como consecuencia del recorte en la producción de placas IIIaF de gran formato (Malin 1994), sino porque fueron adquiridas en parejas directa en el azul + prisma objetivo en el rojo con el fin de aplicar los algoritmos automáticos de reducción y análisis que se expondrán en los siguientes capítulos.

**Tabla 2.2:** Material Fotográfico.

Placa	$\alpha_c(2000.0)$	$\delta_c(2000.0)$	Formato	Prisma	Emulsión	Filtro	T.Exp.	Fecha
A194	23 <sup>h</sup> 25 <sup>m</sup> 41 <sup>s</sup>	+22°45'12"	24x24 cm <sup>2</sup>	4°	IIIaF	RG630	120 min	27 Oct 86
A335	15 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 04 <sup>s</sup>	+27°52'33"	"	4°	"	"	120 min	26 Jun 90
A384	15 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 47 <sup>s</sup>	+28°35'29"	"	-	"	"	45 min	15 Feb 91
A499	13 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 48 <sup>s</sup>	+28°48'50"	20x25 cm <sup>2</sup>	4°	"	"	120 min	20 Jun 93
A502	13 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 38 <sup>s</sup>	+28°43'20"	"	-	IIIaJ	GG385	60 min	21 Jun 93
A501	18 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup> 05 <sup>s</sup>	+33°21'46"	"	4°	IIIaF	-	multiexp.	20 Jun 93



**Figura 2.1a:** Carta de localización para las placas A335 (PO) y A384 (D). Se muestran igualmente la posición de otras placas de la exploración UCM.



**Figura 2.1b:** Carta de localización para las placas A499 (PO) y A502 (D). Se muestran igualmente la posición de otras placas de la exploración UCM. Nótese que las placas A499 y A502 cubren un campo casi idéntico a la placa A228. Sobre ésta han sido mareados los objetos identificados de modo visual.

## 2.2 La digitalización

La placa fotográfica sigue siendo utilizada actualmente en numerosos y diversos programas de observación astronómica (West 1991; Lipovetsky 1994). Hasta hace pocos años, éstas eran analizadas visualmente por los investigadores, lo que implicaba la introducción de numerosos efectos subjetivos de selección. Por otro lado, la extracción de información era muy limitada, concentrándose tan sólo en ciertos objetos de interés, y poco precisa. El análisis de los objetos se basaba en ciertos aspectos cualitativos, y siempre bajo el criterio del observador. Sin embargo, el desarrollo de modernos microdensitómetros ha ampliado y mejorado el papel de la placa fotográfica en la Astronomía y Astrofísica. Tras el proceso de digitalización, la información registrada en las placas puede ser explotada al máximo. Así, por ejemplo, antiguas placas pueden ser utilizadas actualmente para la determinación de movimientos propios de las estrellas gracias a la excelente precisión en la medida de posiciones.

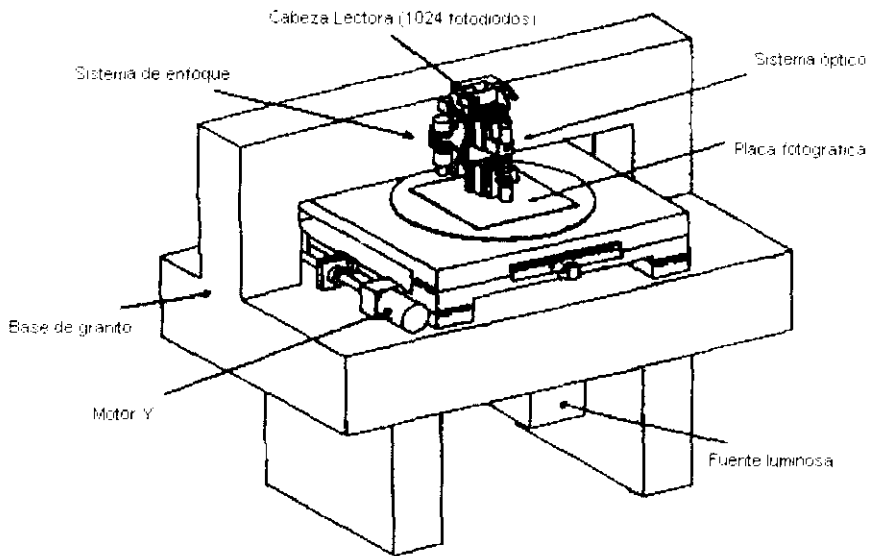
Existe actualmente un reducido número de máquinas especializadas en la digitalización de placas fotográficas de uso astronómico. Entre ellas, cabe destacar la APS (*Automated Plate Scanner*, Humphreys & Landau 1980), GALAXY (*Generalised Automatic Luminosity and XY measuring machine*, Murray & Nicholson 1975), COSMOS (*Co-Ordinates, Size, Magnitudes, Orientations and Shapes*, Pratt 1977; MacGuillivray & Stobie 1984) y la más moderna Super-COSMOS (MacGuillivray et al. 1994) y la MAMA (*Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie*, Guibert & Moreau 1991). Esta última ha sido utilizada para la digitalización de nuestras placas, base del estudio que se presenta. En el siguiente punto se exponen en más detalle las características de esta máquina.

### 2.2.1 La MAMA

La MAMA, desarrollada y construida por la división técnica del INSU (*Institut National des Sciences de l'Univers*) se encuentra instalada en el Observatorio de París y es, junto con un reducido número de máquinas similares, uno de los microdensitómetros más potentes y versátiles del mundo (Guibert et al. 1984; Guibert & Moureau 1991; Berger et al. 1991, Soubiran 1992; Moureau 1992).

Las figuras 2.2a y 2.2b muestran las partes fundamentales del microdensitómetro y en la tabla 2.3 se resumen sus principales características. El principio fundamental de la MAMA es la medida de la transmisión de placas o películas fotográficas situadas en una

base horizontal móvil en dos ejes. Una fuente luminosa, provista de un filtro monocromático, ilumina la placa desde la zona inferior, recibiendo la luz transmitida sobre un detector Reticon CCPD compuesto por un conjunto de 1024 fotodiodos dispuestos en línea. El enfoque del sistema es automático, mediante el desplazamiento vertical de la cabeza lectora.



**Figura 2.2a:** Esquema de la MAMA.

Durante el tiempo de integración (4 ms) cada elemento del detector recibe la luz transmitida por una superficie de la placa de  $10\ \mu\text{m} \times 10\ \mu\text{m}$ , a la cual denominaremos pixel (*picture element*, elemento de imagen). De este modo, en un solo período de integración la máquina registra la transmisión de una línea de 10.24 mm sobre la placa. La digitalización se realiza desplazando la placa según el eje X, de modo que se obtiene un barrido de 10.24 mm de ancho. El ritmo de adquisición de datos es de 125.000 pixels/s, o bien, en términos del desplazamiento, 1.22 mm/s. La digitalización completa de una placa fotográfica se obtiene en barridos sucesivos, desplazando la cabeza lectora según el eje Y. La precisión mecánica es excepcional, del orden de  $1\ \mu\text{m}$ .



**Figura 2.2b:** Imagen de la MAMA. En primer plano se observa la base horizontal móvil sobre la que se sitúa la placa fotográfica. Inmediatamente encima de ella se encuentra la cabeza lectora.

**Tabla 2.3:** Principales características de la MAMA.

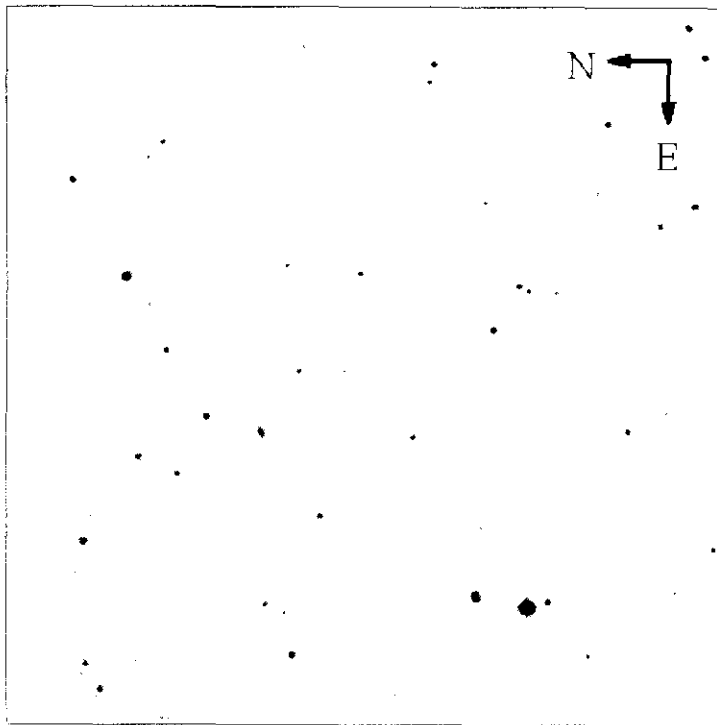
MOVIMIENTOS DE LA TABLA	
Desplazamiento máximo	356 x 356 mm <sup>2</sup>
Precisión	1 μm
Repetitividad	0.2 μm
Velocidad de digitalización	1.2 mm/s
Velocidad máxima	2.5 cm/s
LECTURA DE DATOS	
Detector	1024 fotodiodos
Tamaño del pixel	10 μm
Tiempo de integración	4 ms
Medida de la Transparencia	12 bits
Rango dinámico	3 densidades

La MAMA puede trabajar en dos modos fundamentales de digitalización. En el primero de ellos, denominado modo *PAVÉ* la máquina digitaliza pequeñas regiones alrededor de posiciones conocidas suministradas en un fichero. Las imágenes obtenidas son, típicamente, de 512 x 512 ó 1024 x 1024 pixels. El segundo de los modos es el denominado modo *ZONE*, en el cual la máquina digitaliza por completo la placa fotográfica, o una amplia zona de ésta. En este segundo caso, obtenemos un elevado número de imágenes FITS (Welss et al. 1981) de 1024 x 1024 pixels, necesarias para

cubrir la zona deseada, lo que produce un gran volumen de datos. Así, la digitalización completa de una placa fotográfica de  $24 \times 24 \text{ cm}^2$ , con un tamaño de pixel de  $10 \times 10 \mu\text{m}^2$ , un paso de  $10 \mu\text{m}$  y utilizando 2 bytes para el almacenamiento de la densidad de cada pixel produce un total de

$$240 \times 240 \text{ mm}^2 / (0.01 \times 0.01 \text{ mm}^2/\text{pixel}) \cdot 2 \text{ byte}/\text{pixel} = 1.07 \text{ Gbytes}$$

de información en 550 imágenes FITS. En la figura 2.3 se muestra una imagen típica obtenida por la MAMA de una placa directa.



**Figura 2.3:** Imagen FITS de  $1024 \times 1024$  pixels obtenidas por la MAMA en la digitalización de una placa directa de la exploración UCM. El tamaño del pixel sobre la placa es de  $10 \times 10 \mu\text{m}^2$ . La imagen abarca a una pequeña región de  $10.24 \times 10.24 \text{ mm}^2$ , lo que representa a un campo de, aproximadamente,  $15' \times 15'$ . La digitalización completa de una placa típica proporciona entre 400 y 500 imágenes como ésta, en función de su tamaño.

En cada uno de los dos modos de trabajo, la MAMA permite, bien registrar la densidad de cada pixel (modo *IMAGE*), bien crear un catálogo con diferentes parámetros para todos los objetos detectados en la placa. En este segundo modo, la máquina identifica un objeto cuando encuentra un número mínimo de pixels conectados que superan un cierto nivel de densidad, el cual suele colocarse unos pocos sigmas por

encima del valor del fondo de cielo. De este modo se evita la detección de pixels falsos como objetos reales. Para cada objeto identificado se indica en el fichero de salida la posición, la suma de la densidad de todos los pixels que forman el objeto (que denominaremos *flujo en densidad*, o simplemente, *flujo*), el área (en pixels), los semiejes mayor y menor y el ángulo de posición de la elipse ajustada al objeto, los momentos de segundo orden en  $x$ ,  $y$  y  $xy$ , el valor de la densidad del fondo de cielo, y otros. Una descripción más detallada de los parámetros registrados se ofrece en el apéndice C.

La tabla 2.4 muestra los modos en los que fueron digitalizadas las diferentes placas. La placa A194 fue utilizada para un estudio preliminar, y por ello, tan sólo fueron registradas pequeñas regiones alrededor de los objetos UCM ya conocidos. También la placa A501, de prisma objetivo sin filtro, fue digitalizada tan sólo alrededor de los espectros de 3 estrellas de tipo espectral A0 con el fin de derivar la curva de dispersión del prisma (véase el apartado 6.5). Por otra parte, las dos parejas de placas (A335, A384; A499, A502) han sido utilizadas para desarrollar, en su mayor parte, el trabajo presentado. Para la obtención de las imágenes FITS se ha empleado un tamaño de pixel y un paso de 10  $\mu\text{m}$ , la máxima resolución alcanzada por la MAMA.

**Tabla 2.4:** Parámetros de la digitalización de las placas fotográficas.

Placa:	A194	A335	A384	A499	A502	A501
Fecha	Jul 91	Nov 92	Nov 92	Abr 94	Abr 94	Abr 94
Pixel	10x10 $\mu\text{m}^2$	10x10 $\mu\text{m}^2$	10x10 $\mu\text{m}^2$	10x10 $\mu\text{m}^2$	10x10 $\mu\text{m}^2$	10x10 $\mu\text{m}^2$
Paso	10 $\mu\text{m}$	10 $\mu\text{m}$	10 $\mu\text{m}$	10 $\mu\text{m}$	10 $\mu\text{m}$	10 $\mu\text{m}$
PAVE IMAGE	✓	-	-	-	-	✓
No. Imágenes	34					3
Tamaño	512x512 pix					1024x1024 pix
ZONE	-	✓	✓	✓	✓	-
T. mín. detección		15 pix	5 pix	5 pix	5 pix	
Umbral		3 $\sigma$	3 $\sigma$	3 $\sigma$	3 $\sigma$	
No. Objetos		27356	53218	39657	55746	
ZONE IMAGE	-	✓	-	✓	✓	-
No. Imágenes		22x22		24x18	24x18	
Tamaño		1024x1024 pix		1024x1024 pix	1024x1024 pix	

### 2.2.2 La calibración astrométrica

Para cualquier análisis posterior de los datos de la digitalización será indispensable conocer cómo se relacionan las coordenadas medidas sobre la placa fotográfica para los diferentes objetos (lo que denominaremos coordenadas  $X_{MAMA}, Y_{MAMA}$ ) con sus coordenadas ecuatoriales sobre la esfera celeste  $(\alpha, \delta)$ . La transformación entre ambos sistemas de coordenadas puede derivarse teóricamente, analizando la proyección que el telescopio produce del cielo sobre el plano focal. Esta proyección (Apéndice A) conduce a las siguientes ecuaciones:

$$\left\{ \begin{array}{l} \xi = \frac{\cos \delta \sin(\alpha - A)}{\sin \delta \sin D + \cos \delta \cos D \cos(\alpha - A)} \\ \eta = \frac{\sin \delta \cos D - \cos \delta \sin D \cos(\alpha - A)}{\sin \delta \sin D + \cos \delta \cos D \cos(\alpha - A)} \end{array} \right. \quad (2.1)$$

que nos indica las coordenadas  $(\xi, \eta)$  sobre la placa fotográfica de una estrella de coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$  siendo  $(A, D)$  las coordenadas ecuatoriales del centro de la placa, esto es, del punto del cielo al que apunta el telescopio. Las coordenadas  $(\xi, \eta)$ , denominadas *coordenadas estándar*, tienen como origen el centro de la placa, con el eje  $\xi$  en la dirección Este y el eje  $\eta$  en la dirección Norte, y están expresadas en unidades de la distancia focal del telescopio.

Igualmente, a partir de las coordenadas estándar de una estrella podemos derivar sus coordenadas ecuatoriales utilizando las siguientes fórmulas:

$$\left\{ \begin{array}{l} \alpha = A + \arctan \frac{\xi}{\cos D - \eta \sin D} \\ \delta = \arctan \left[ \frac{\eta \cos D + \sin D}{\cos D - \eta \sin D} \cos(\alpha - A) \right] \end{array} \right. \quad (2.2)$$

Sin embargo, debido a posibles aberraciones, descolimación del telescopio, desalineado de la placa durante el proceso de lectura, etc., las coordenadas estándar no coincidirán exactamente con las medidas. Por ello, es necesario obtener unas ecuaciones

que permitan la transformación entre las coordenadas de placa ( $X_{\text{MAMA}}, Y_{\text{MAMA}}$ ) y las coordenadas estándar ( $\xi, \eta$ ). En general se escoge una transformación de sistema de coordenadas polinómica, esto es, se asume una transformación del tipo

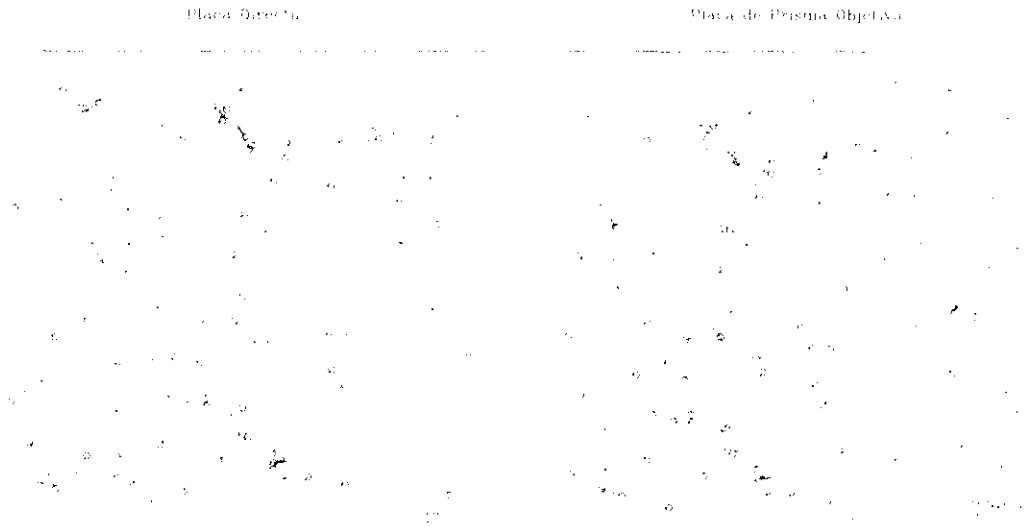
$$\begin{cases} \xi = a + bx + cy + dx^2 + ey^2 + fxy + gx^3 + hy^3 + px^2y + qxy^2 \\ \eta = a' + b'x + c'y + d'x^2 + e'y^2 + f'xy + g'x^3 + h'y^3 + p'x^2y + q'xy^2 \end{cases} \quad (2.3)$$

donde las 20 incógnitas  $a, b, \dots, a', b', \dots$  deben ser calculadas con la ayuda de estrellas de posición  $(x, y)$  y coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta) \Rightarrow (\xi, \eta)$  conocidas, y utilizando un método de resolución por mínimos cuadrados. Estas constantes reciben el nombre de *constantes de placa*.

El cálculo de las constantes de placa es realizado por el personal de la MAMA utilizando herramientas específicas. Básicamente, el procedimiento consiste en medir la posición de un elevado número de estrellas de referencia (típicamente, un centenar de estrellas), obtenidas en nuestro caso del catálogo PPM (*Parallax and Proper Motion*, Roeser & Bastian 1991).

La precisión alcanzada en el cálculo de las coordenadas ecuatoriales está totalmente dominada por los errores sistemáticos del modelo de la transformación entre las coordenadas ecuatoriales y las coordenadas de placa. Así, mientras que los errores típicos debidos a la precisión mecánica permiten determinar las posiciones de los objetos con precisiones del orden de  $0.2 \mu\text{m}$ ,  $0''.017$  para una escala de placa de  $86''/\text{mm}$ , las precisiones en el cálculo de las coordenadas ecuatoriales son, en casos excepcionales, de  $0''.1$  a  $0''.25$  ( $\approx 1$  a  $3 \mu\text{m}$ ), y más comúnmente entre  $1''$  en el centro del campo ( $\approx 12 \mu\text{m}$ ) y  $10''$  en los bordes de la placa ( $\approx 115 \mu\text{m}$ ). En casos de requerir una excelente precisión este problema puede ser resuelto, en parte, dividiendo la placa en pequeñas regiones o subplacas con una amplia zona de solapamiento y aplicando en cada una de ellas una transformación sencilla, imponiendo continuidad entre las distintas regiones (Taff et al. 1990). Pero si bien este problema debe tenerse en cuenta para estudios en los que sea necesario la medida de las posiciones con una alta precisión, como por ejemplo en la determinación de movimientos propios (Soubiran 1992), el residuo medio alcanzado para la calibración de nuestras placas, del orden de  $0''.3$  (figura 2.4), es más que aceptable para el emparejamiento de los objetos entre placas directa y de prisma objetivo, cálculo

de posiciones precisas e incluso, como veremos en el presente trabajo, para la medida de desplazamientos al rojo de los candidatos a galaxias con líneas de emisión.



**Figura 2.4:** Residuos de la calibración astrométrica para dos placas, directa y de prisma objetivo. Los segmentos muestran el desplazamiento entre la posición medida para las estrellas de calibración y la calculada a partir de la transformación astrométrica. La escala se muestra en la zona inferior derecha de las gráficas.

### 2.3 Reducción de los datos MAMA

Todos los paquetes estándar de reducción de observaciones astronómicas tales como IRAF (*Image Reduction Astronomical Facilities*), FIGARO, MIDAS (*Munich Image Data Analysis System*) y otros están especialmente destinados a la reducción de observaciones comunes con CCD. Sin embargo, las imágenes y ficheros de datos que se obtienen con la MAMA tienen ciertas características propias que hacen difícil su reducción con los programas anteriormente citados. Esto, unido a la alta especialización del análisis que deseamos realizar y al gran volumen de datos que es necesario procesar hace que el desarrollo de programas y algoritmos propios sea la táctica más efectiva para abordar esta tarea.

La reducción de los datos se engloba en dos etapas fundamentales. La primera de ellas consiste en una reducción de tipo general, en la que corregimos de posibles defectos y extraemos la información útil del gran volumen de datos registrados. En una segunda

fase, se desarrollarán algoritmos específicos con el fin de identificar y cuantificar las propiedades de los objetos de interés. En este capítulo se expone la primera fase del análisis, mientras que la segunda se describirá con más detalle en los capítulos 4 y 5.

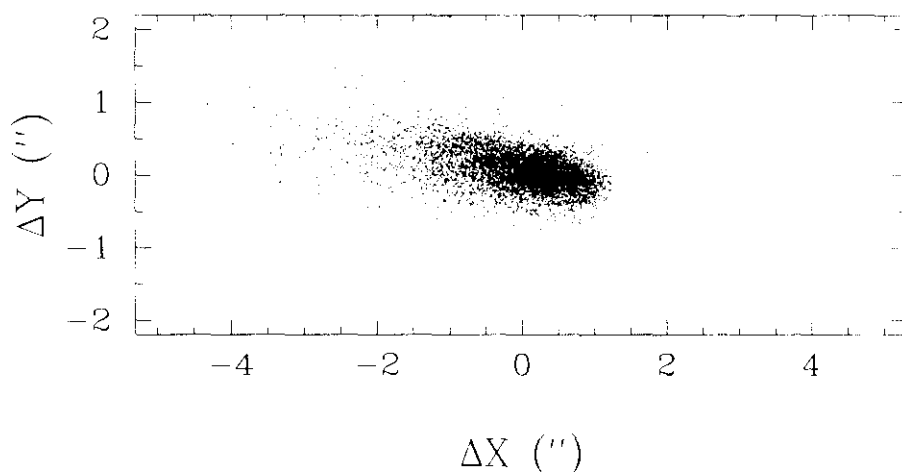
### **2.3.1 Emparejamiento de las placas**

La digitalización de las placas con la MAMA en modo *ZONE* permite obtener un fichero con la posición y otros parámetros para todos los objetos identificados en las mismas. Durante este proceso, la máquina no sólo registra las imágenes de los objetos reales, bien sean estrellas, galaxias u otros objetos difusos, sino también un elevado número de defectos de la emulsión, reflejos, trazos de satélites, etc. Este número de detecciones no deseables podría reducirse en el momento de la digitalización asignando unos valores más restrictivos tanto para el umbral como para el número mínimo de pixels de los objetos. Sin embargo, esta acción ocasionaría la pérdida de los objetos más débiles presentes en la placa. Un análisis de los parámetros proporcionados por la máquina podría eliminar un cierto número de identificaciones falsas. Así, mientras que los objetos reales presentan una determinada extensión dentro de un rango típico de densidades, cierto tipo de defectos pueden ser identificados por presentar un área muy pequeña y un elevado flujo. Otro tipo de defectos pueden eliminarse igualmente por presentar una longitud o elongación anormalmente grande. Sin embargo, si pretendemos eliminar la mayor parte de los defectos será preciso desarrollar complejos algoritmos (véanse los trabajos de Jarvis & Tyson 1981; Borra et al. 1987; Infante & Pritchett 1992) con el fin de conservar todas las estrellas y galaxias. Por otro lado, el método más directo para eliminar las detecciones falsas consiste en comparar dos placas de la misma zona del cielo, y retener tan sólo los objetos que aparezcan en ambas placas en la misma posición.

En el caso de emparejar dos placas directas (A y B), podemos tomar cada objeto de la placa A y buscar si existe un objeto en la placa B cuya posición en el cielo (coordenadas  $\alpha, \delta$ ) no se desvíe en más de cierta cantidad respecto a la del objeto de la placa A. Dada la precisión en la calibración astrométrica, podemos asumir que los objetos en ambas placas no deben diferir en más de 2 ó 3 segundos de arco. Permitiendo una mayor diferencia de coordenadas podríamos aumentar el emparejamiento de objetos reales con defectos de placa o de defectos entre sí. Finalmente, si tras el emparejamiento realizamos una gráfica con los residuos posicionales en los ejes X e Y para los objetos emparejados (en general, según los ejes de ascensión recta y declinación) cabe esperar una distribución homogénea alrededor del origen, con la mayoría de los puntos

mostrando desviaciones cercanas a cero, donde los errores cometidos en la calibración astrométrica son los principales responsables de las dispersiones mostradas.

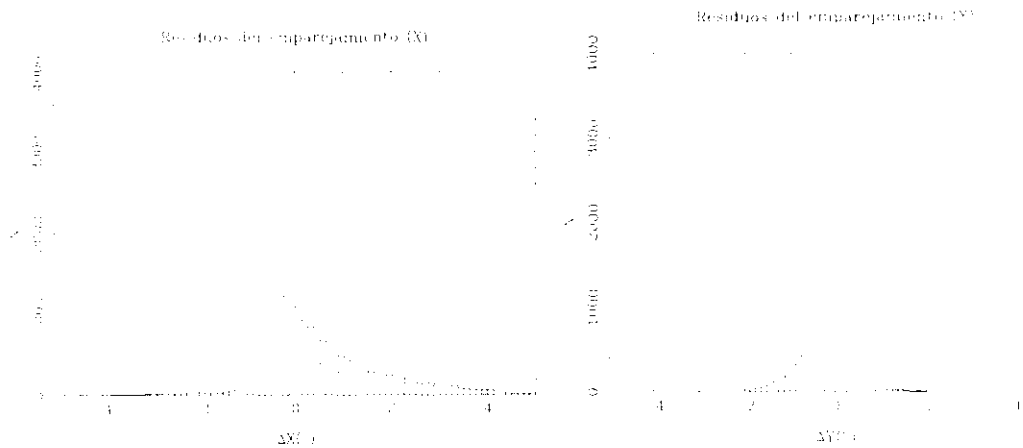
Sin embargo, en el caso que nos ocupa tratamos de emparejar una placa directa (D) con otra de prisma objetivo (PO). La dirección de dispersión del prisma se sitúa siguiendo el eje N-S, de modo que las imágenes espectrales de la placa PO aparecen alargadas en dicha dirección, correspondiente al eje X de la digitalización. Debido a la variación de la longitud de los espectros con la magnitud de la estrella, el centro que obtiene la MAMA para los objetos (centro de la elipse que ajusta) se desplazará en este eje según sea el objeto más o menos brillante. Por esta razón, si aplicamos un algoritmo de emparejamiento como el anteriormente expuesto y dibujamos los errores posicionales entre los objetos emparejados obtenemos una distribución como la mostrada en la figura 2.5a. La figura 2.5b muestra los histogramas de los residuos según los ejes X e Y.



**Figura 2.5a:** Residuos del emparejamiento de las placas A384 (directa) y A335 (de prisma objetivo). Nótese la distribución alargada según el eje X, correspondiente a la dirección de dispersión del prisma para la placa PO.

En las figuras 2.5a y 2.5b podemos comprobar cómo los errores en el emparejamiento de los objetos de las placas directa y de prisma objetivo presentan un extraño comportamiento. Así, mientras que las desviaciones según el eje Y se mantienen con valores cercanos a cero y pequeñas dispersiones ( $\Delta Y = -0''.13 \pm 0''.43$ ), los residuos tras el emparejamiento según el eje X, correspondiente a la dirección de la dispersión del

prisma objetivo, toman valores anormalmente altos, que no pueden atribuirse, de ningún modo, a errores intrínsecos a la calibración astrométrica de las placas.

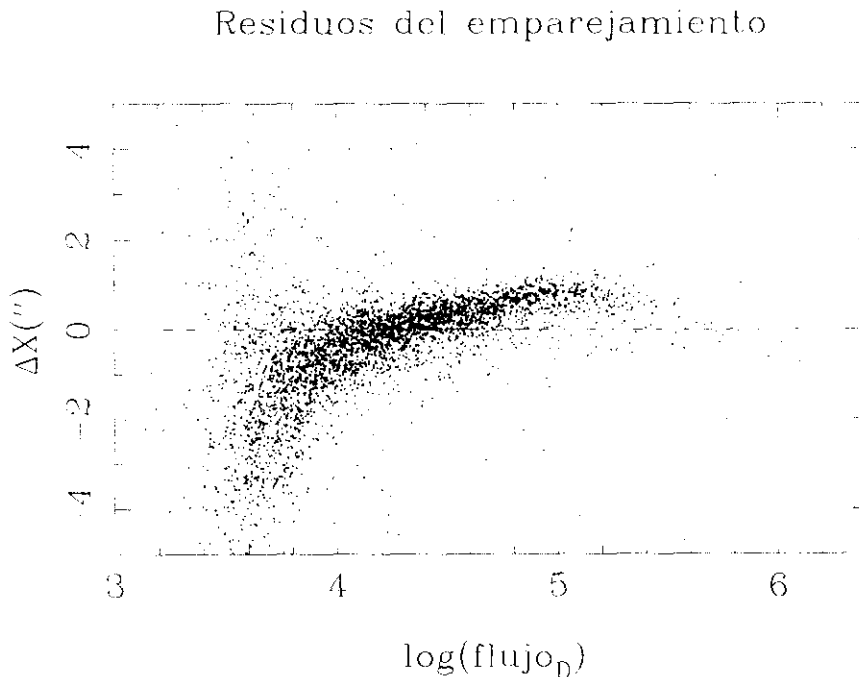


**Figura 2.5b.** Distribución de los residuos del emparejamiento de dos placas, directa y de prisma objetivo, según los ejes X (dirección de la dispersión) e Y.

Para comprender este efecto hemos representado en la figura 2.6 el residuo según el eje X respecto al flujo del objeto en la placa directa, apreciándose una clara dependencia de ambos parámetros. Entenderemos por flujo del objeto la suma de la densidad de los pixels que lo forman, a los cuales ha sido sustraído el valor del fondo de cielo. Este parámetro, relacionado directamente con el brillo aparente, será utilizado frecuentemente en los siguientes capítulos. La calibración astrométrica de las placas se realizó con estrellas moderadamente brillantes, con un valor del flujo de densidad del orden de  $10^4 - 10^5$  densidades MAMA. Es por esto que estrellas con este valor del flujo presentan una desviación sistemática nula. Sin embargo, objetos más brillantes presentan unas imágenes espectrales más alargadas y, dado que el corte rojo producido por la emulsión varía poco con el incremento de brillo, sus centros estarán desplazados hacia la zona azul, lo que introducirá errores sistemáticos en el emparejamiento. El efecto opuesto ocurre para objetos débiles, ya que en este caso las imágenes espectrales son más cortas que las correspondientes a las estrellas utilizadas para la calibración. La alta dispersión para los objetos más débiles se debe a errores intrínsecos derivados de su baja señal. Cabe destacar que el error en la estimación del centro de un objeto en sólo 2 pixels supone ya una desviación en más de  $1''.5$ .

Por tanto, de las figuras 2.5a, 2.5b y 2.6 concluimos que podemos esperar grandes diferencias en la posición de los objetos según el eje de la dispersión del prisma para la

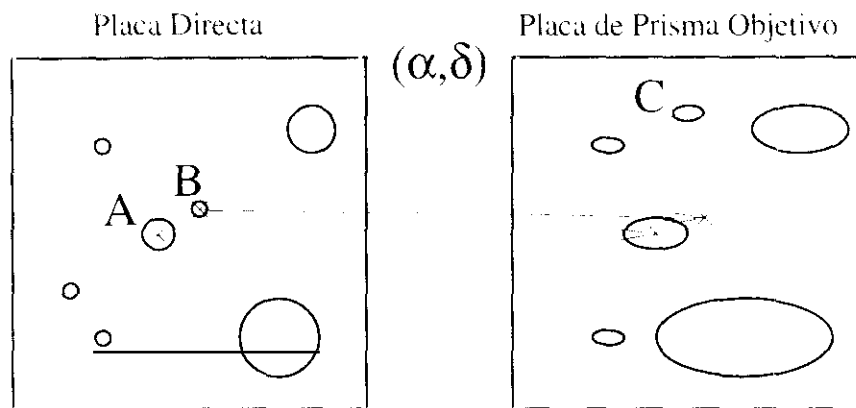
placa de prisma objetivo. Por tanto, la búsqueda de los objetos dentro de un círculo de un determinado radio no es una buena táctica en nuestro caso. Una solución al problema sería permitir la búsqueda, ya no en un círculo, sino en una caja, tolerando una mayor desviación en el eje de la dispersión del prisma. Sin embargo, una mayor región de búsqueda implica la posibilidad de emparejar más defectos. Por otra parte, aún tomando una caja de búsqueda de tamaño moderado, digamos de 5" x 2", cabe la posibilidad de que galaxias extensas no sean emparejadas, y por tanto, perdidas para posteriores análisis, ya que el centro medido en la placa PO puede estar muy desplazado respecto al de la imagen directa a consecuencia de su gran extensión.



**Figura 2.6:** Residuos según el eje X (dirección de la dispersión) en función del flujo del objeto en la placa directa. La dependencia de la desviación con la magnitud se debe a las diferentes longitudes que presentan las imágenes espectrales en la placa de prisma objetivo en función de su brillo.

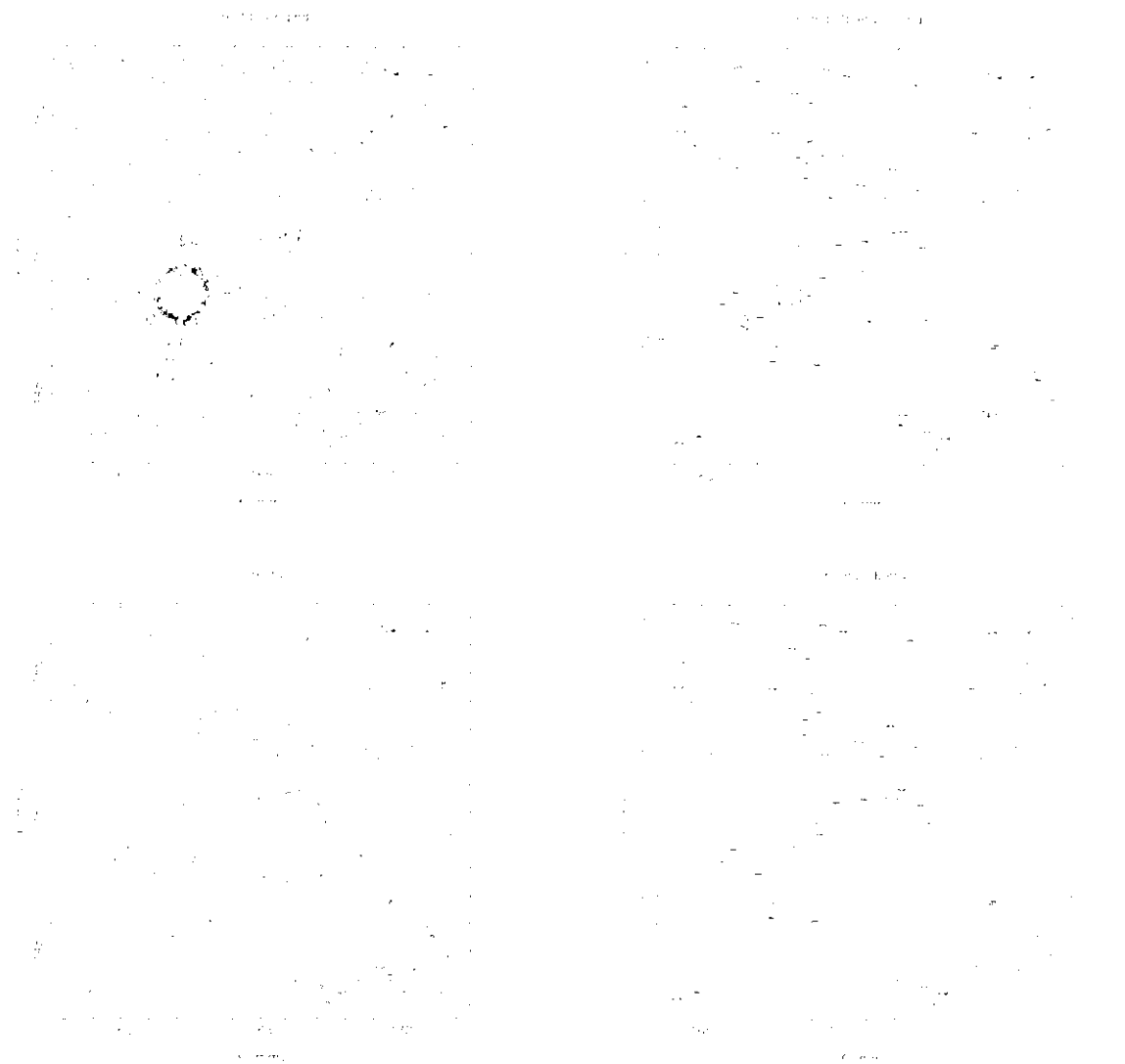
Con el fin de solucionar estos problemas hemos adoptado una nueva táctica para el emparejamiento de los objetos de ambas placas. El esquema es el siguiente (figura 2.7). Dado un objeto de la placa directa ( $X_{\text{MAMA}}^D, Y_{\text{MAMA}}^D$ ), calculamos sus coordenadas ecuatoriales ( $\alpha, \delta$ ) con la ayuda de las ecuaciones para la transformación astrométrica

expuestas en el apartado 2.2.2. Con éstas, calculamos las coordenadas que tendría este objeto sobre la placa PO ( $X_{MAMA}^{PO}, Y_{MAMA}^{PO}$ ) con el mismo conjunto de ecuaciones. Buscamos entonces si esta posición está dentro de alguna de las imágenes espectrales de la placa PO, esto es, si alguna de las elipses que definen los objetos incluye la posición predicha.



**Figura 2.7:** Esquema del emparejamiento de las placas directa y de prisma objetivo. El objeto A de la placa directa se empareja a una imagen espectral ya que su posición, transformada sobre la placa PO queda encerrada por un objeto. Sin embargo, la posición del objeto B no está dentro de ninguna imagen espectral, de modo que será eliminado. Por otra parte, el objeto C de la placa de prisma objetivo no será emparejado a ninguna de las imágenes de la placa directa.

Hemos comprobado que esta nueva aproximación nos proporciona mejores resultados. Por una parte, la zona de búsqueda es mucho mayor que la empleada en el método anteriormente expuesto, ya que un objeto de magnitud moderada presenta, en la placa PO, unos tamaños típicos de 30 x 6 pixels, lo que supone 26" x 5". Galaxias muy extensas pueden ser fácilmente emparejadas ya que su imagen espectral será igualmente grande, de forma que se permiten mayores desplazamientos entre las posiciones en las placas directa y prisma objetivo. Pero por otra parte, y dado que por lo general los defectos de placa seleccionados como objetos durante la digitalización son muy pequeños, la probabilidad de que un objeto de la placa directa se sitúe dentro del tamaño definido por el defecto es muy reducida, de modo que se consigue la eficiente eliminación de los mismos.



**Figura 2.8:** Resultado del emparejamiento para una pequeña región de  $\approx 20' \times 20'$  en las placas directa y de prisma objetivo. La zona superior muestra los objetos identificados durante la digitalización, mientras que en la parte inferior se presentan tan sólo los objetos emparejados.

En la figura 2.8 mostramos, para una reducida área ( $15 \times 15 \text{ mm}^2$ :  $21.5 \times 21.5$ ), los objetos identificados en las placas directa y de prisma objetivo durante la digitalización y aquellos retenidos tras aplicar nuestros algoritmos de emparejamiento. El gran número de detecciones no deseadas alrededor de las estrellas brillantes ha sido correctamente eliminado por nuestro procedimiento mientras que no se observa ningún objeto "real" que haya sido perdido tras el procesado. El fichero final de objetos estará condicionado por la placa menos profunda, esto es, objetos reales que aparecen en la placa directa serán eliminados si no aparecen en la placa PO, por lo general con una magnitud límite

inferior a la directa. Esto no representa ningún problema ya que lo que pretendemos es recuperar todas las imágenes espectrales de las placas de prisma objetivo.

Hemos aplicado este último procedimiento a las dos parejas de placas A335, A384 y A499, A502. La tabla 2.5 indica el número de objetos emparejados y retenidos para cada grupo.

**Tabla 2.5:** Emparejamiento de las placas.

Placa	Tipo	Nº Objetos Detectados	Nº Objetos Emparejados	Porcentaje Emparejados
A335	PO	27356	20235	(74%)
A384	D	53218		(38%)
A499	PO	39657	17873	(45%)
A502	D	55746		(32%)

### 2.3.2 Extracción de las imágenes directas y espectrales

Un alto porcentaje de los datos obtenidos tras la digitalización completa de una placa fotográfica (1.07 Gbytes) corresponden al fondo de cielo, sin aportar ningún tipo de información sobre los objetos. Por este motivo, y con el fin no sólo de reducir el espacio necesario para el almacenamiento de los datos, sino también de permitir un acceso más rápido y eficaz, hemos extraído cada uno de los objetos de las imágenes originales y hemos creado mosaicos de objetos. La caja empleada para su almacenamiento ha sido de 61 x 21 pixels (52" x 18") para las imágenes espectrales y de 31 x 31 pixels (27" x 27") para las directas. Estos valores son un compromiso entre un tamaño suficiente para incluir incluso los objetos más brillantes pero no excesivamente grande para no aumentar inútilmente el espacio necesario para su almacenamiento.

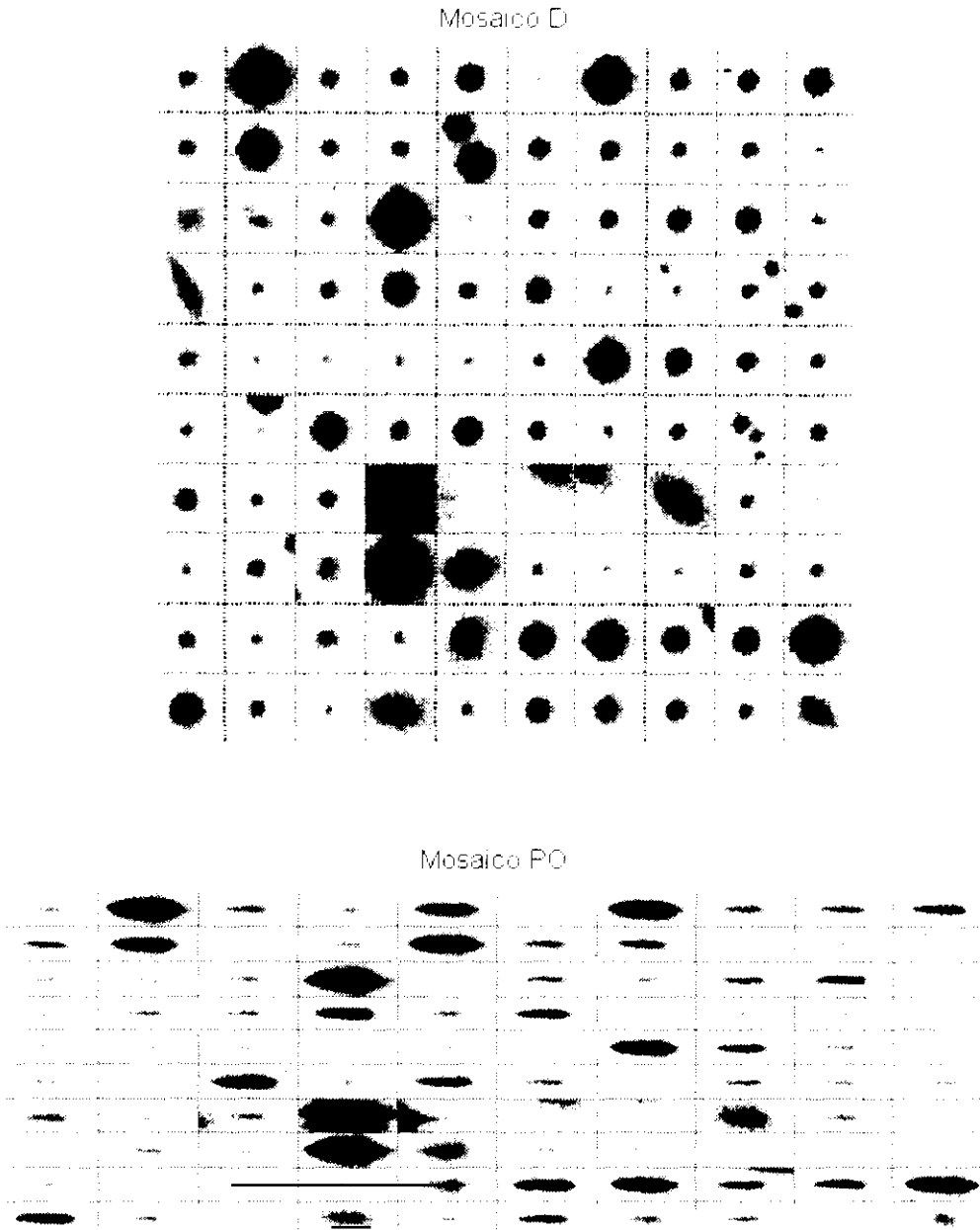
Tomando un valor típico de  $2 \cdot 10^4$  objetos retenidos tras el emparejamiento, la totalidad de las imágenes directas y espectrales pueden ser almacenadas en tan sólo

$$2 \cdot 10^4 \text{ obj} \cdot 31 \times 31 \text{ pix/obj} \cdot 2 \text{ byte/pix} \approx 36.7 \text{ Mbyte} \quad (\text{imágenes directas})$$

$$2 \cdot 10^4 \text{ obj} \cdot 61 \times 21 \text{ pix/obj} \cdot 2 \text{ byte/pix} \approx 48.9 \text{ Mbyte} \quad (\text{imágenes espectrales})$$

lo que representa menos del 5% del volumen inicial de los datos de la digitalización.

Una imagen de mosaico, con 100 objetos, se presenta en la figura 2.9, donde se muestran las imágenes extraídas, tanto de la placa directa como de la de prisma objetivo.

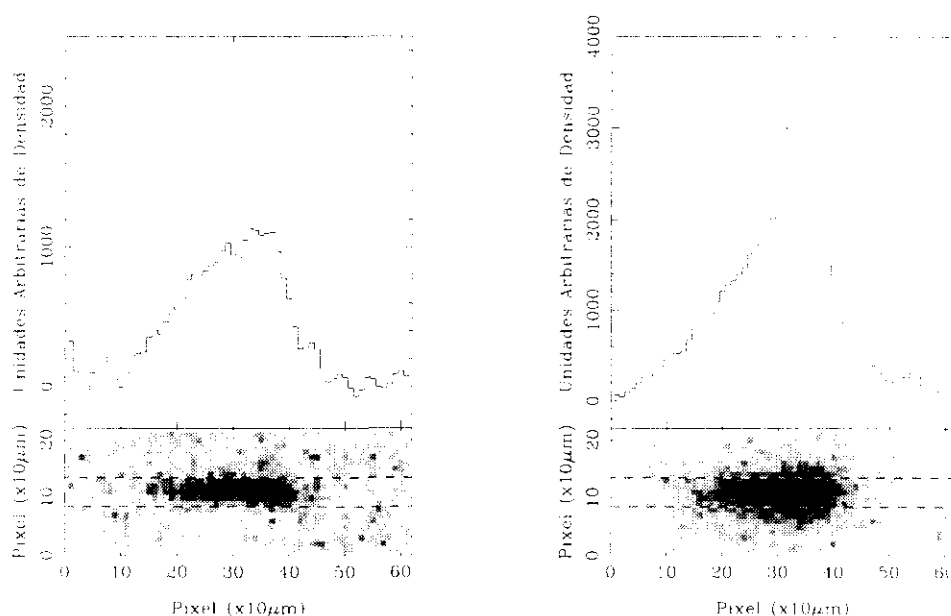


**Figura 2.9:** Mosaicos obtenidos con las imágenes directas y espectrales. La creación de los mosaicos reduce considerablemente el espacio necesario para el almacenamiento de los datos, a la vez que proporciona un método rápido y eficaz para acceder a los objetos individuales.

### 2.3.3 Extracción de los espectros de Prisma Objetivo monodimensionales

Una primera aproximación al problema de la identificación de los espectros de prisma objetivo que presentan rasgos de emisión  $H\alpha$  consistirá en reconocer dicha emisión en los espectros monodimensionales. En todo momento vamos a trabajar con los valores de densidad ya que no disponemos de marcas de calibración en las placas de nuestra exploración que nos permitan construir la curva característica de la emulsión y, por tanto, transformar los valores de densidad en intensidad. Así, los valores que se representarán serán los valores de la densidad MAMA, cuya relación con la densidad

fotográfica  $d_{ph}$  es  $D_{MAMA} = \text{int} \left[ \frac{4095}{\log 4095} d_{ph} \right]$ . Para una descripción más detallada de los valores de salida de la MAMA véase el apéndice C.



**Figura 2.10:** Extracción de los espectros de prisma objetivo monodimensionales. Tras aplicar un filtro de caja de  $2 \times 2$  píxels a la imagen espectral, el espectro se extrae sumando las 5 filas centrales. El espectro de salida se presenta en unidades arbitrarias de densidad MAMA.

La extracción de los espectros monodimensionales se lleva a cabo sumando 5 filas (4".3) centradas en la imagen espectral.

$$S_i = \sum_{j=c-2}^c I_{i,j} \quad (2.4)$$

donde  $S_i$  es el valor del pixel  $i$  del espectro monodimensional extraído. La suma se extiende a las 5 filas de la imagen bidimensional  $I_{i,j}$ , centradas en la fila central  $c$ .

El empleo de las zonas más exteriores no influiría notablemente en la señal del espectro, pero sí tendría un efecto degradador debido al aumento del ruido. Además, con el fin de suavizar los espectros finales, hemos aplicado un filtro de caja de  $2 \times 2$  pixels a la imagen espectral antes de extraer el espectro. La figura 2.10 muestra gráficamente la obtención de los espectros de prisma objetivo. Por otra parte, cabe señalar que el uso de algoritmos de extracción optimizada, como el propuesto por Horne (1986), no pueden ser aplicados a las imágenes espectrales debido a la fuerte variación del perfil espacial en densidad.

## 2.4 Segregación de los objetos puntuales y extensos

La información obtenida en la digitalización de las placas directas puede ser utilizada para la identificación y separación de los objetos no resueltos, de apariencia estelar, y los objetos extensos y difusos. Dado que nuestras placas no disponen de calibración en intensidad, las estrellas no presentarán perfil gaussiano. No obstante, todas las estrellas de igual magnitud deberán presentar un comportamiento idéntico, ya que la luz incidirá de igual modo sobre la placa fotográfica, siguiendo la PSF instrumental (PSF, *Point Spread Function*). Por otra parte, la variación de las imágenes de las estrellas, en densidad, deberá ser suave a medida que éstas se hagan más brillantes. Sin embargo, la luz de los objetos difusos incidirá de forma muy distinta a como lo hacen los objetos puntuales, de modo que su aspecto en densidad será, de igual modo, claramente diferenciable.

El propósito de este trabajo es la identificación de candidatos a galaxias con líneas de emisión. Así, en un primer instante podríamos estar tentados a restringir nuestro estudio tan sólo a los objetos de aspecto no estelar. Sin embargo, esta restricción podría excluir objetos extremadamente compactos que, aun presentando emisión, podrían aparecer como estelares en las placas directas. No obstante, la exploración UCM no ha confirmado ninguna galaxia con líneas de emisión cuya PSF sea estelar (Gallego 1995;

Vitores 1995), siendo, todos ellos, objetos resueltos. Todos los candidatos puntuales seleccionados inicialmente fueron clasificados posteriormente como estrellas.

### 2.4.1 Tamaños y magnitudes de las galaxias de la muestra UCM Efectos de selección

La exploración UCM, como cualquier otra búsqueda de objetos astronómicos, adolece de determinados efectos de selección impuestos por la técnica de observación utilizada. Estas restricciones limitan el tipo de objetos detectables en cada exploración.

En este punto vamos a intentar explicar por qué en la exploración UCM no ha sido confirmada ninguna galaxia con líneas de emisión de apariencia claramente estelar. Vamos a estudiar si este hecho se debe a un efecto de selección, impuesto por la técnica observacional, o es fruto del reducido número de objetos de este tipo. Es decir, veremos si es posible identificar una galaxia con líneas de emisión de aspecto estelar en la exploración UCM. De no ser así, el proceso de identificación de candidatos a galaxias con líneas de emisión podría restringirse tan sólo a los objetos de aspecto difuso.

Supongamos una galaxia con un diámetro típico de  $D$  kpc. El tamaño aparente  $\alpha$  que presentará en caso de estar situada a una distancia de  $d$  kpc vendrá dado por

$$\alpha(") = \frac{D(\text{kpc})}{d(\text{kpc})} 206265 \quad (2.5)$$

o bien, utilizando la ley de Hubble  $d = v/H_0$ , y la expresión que relaciona la velocidad con el desplazamiento al rojo  $v = cz$ , la expresión anterior queda como sigue:

$$\alpha(") = \frac{D(\text{kpc})}{cz} 206.265 H_0 \quad (2.6)$$

siendo  $H_0$  la constante de Hubble expresada en unidades de  $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ .

Nuestra exploración está limitada a objetos más cercanos que  $z \approx 0.045$  debido a la caída de sensibilidad espectral de la emulsión IIIa-F. Por lo tanto, asumiendo un valor de  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ , el tamaño que presentará una galaxia situada al límite de detectabilidad  $z = 0.045$  será

$$\alpha(") = 0.7639 D(\text{kpc}) \quad (2.7)$$

Así, según la ecuación anterior, todo objeto con un tamaño suficientemente pequeño y situado a la distancia límite de nuestra exploración podría aparecer como no resuelto dado su pequeño tamaño angular. Sin embargo, la exploración UCM no sólo está limitada en distancia, sino que, como cualquier otra observación, tan sólo registra objetos más brillantes a una magnitud límite dada. De acuerdo a las calibraciones que se derivarán en el capítulo 3, podemos asumir, en este punto, una magnitud límite típica de  $m_r = 17.5$  para las placas de prisma objetivo. Por lo tanto, si bien un objeto lo suficientemente pequeño a  $z = 0.045$  podría aparecer como puntual, cabe preguntarse si a tal distancia dicho objeto sería detectable por nuestra exploración.

En el trabajo de Vitores (1995) se establece una relación entre la magnitud absoluta en el rojo  $M_r$  y el tamaño físico de la galaxia para la muestra UCM. Dicha relación se expresa según la ecuación

$$\log D_{24} = (-3.10 \pm 0.13) - (0.21 \pm 0.01)M_r \quad (\text{kpc}) \quad (2.8)$$

Supongamos, pues, una galaxia de magnitud absoluta  $M_r$ . Podemos preguntarnos a qué distancia dicha galaxia se observará con una magnitud aparente  $m_r$ , la cual puede derivarse de la ecuación del módulo de distancia

$$M_r - m_r = -53.89 + 5 \log H_0 - 5 \log [1 + z - (1 + z)^{0.5}] \quad (2.9)$$

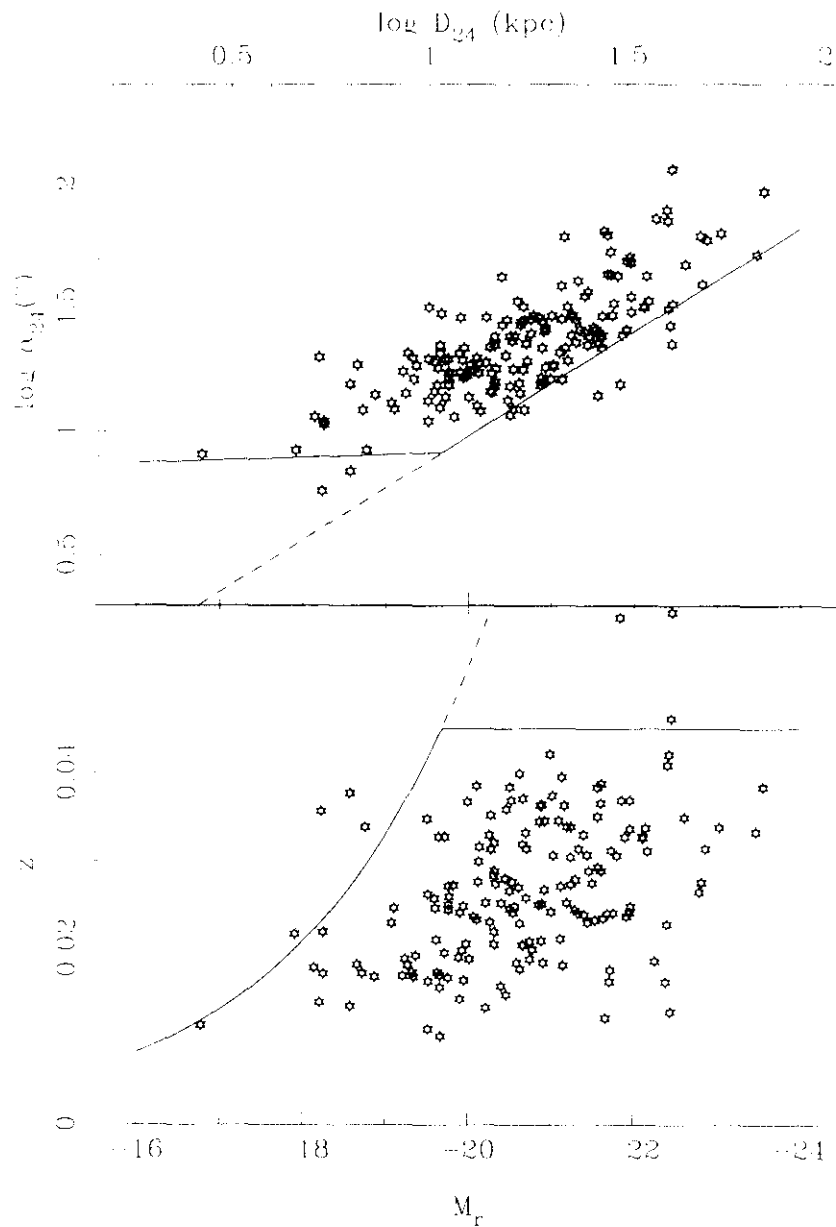
de donde despejando  $z$ , obtenemos la siguiente ecuación

$$z^2 - (2\beta + 1)z + \beta^2 - 1 = 0 \quad (2.10)$$

donde  $\beta = 10^{0.2(m_r - M_r - 53.89 + 5 \log H_0)} - 1$

Por otra parte, puesto que para una galaxia con magnitud  $M_r$ , su tamaño físico viene determinado por la ecuación (2.8), podemos calcular cuál sería su tamaño aparente a la distancia que acabamos de derivar, mediante la ecuación (2.6). Podemos, por tanto, representar gráficamente la distancia máxima,  $z$ , y el tamaño mínimo,  $D(")$ , con los que

puede ser observada una galaxia en función de su magnitud absoluta, bajo la condición de que su magnitud aparente sea menor a un límite establecido. La figura 2.11 muestra dichas relaciones tomando una magnitud límite de  $m_r \approx 17.5$ .



**Figura 2.11:** Distribución de los tamaños aparentes  $\alpha_{24} (")$  y desplazamientos al rojo  $z$  de las galaxias UCM respecto a su magnitud absoluta. Las curvas presentan los valores límites imponiendo un  $z$  máximo tal que  $m_r \leq 17.5$ . En la gráfica  $z$  vs  $M_r$ , la línea punteada representa el desplazamiento al rojo límite sin imponer la limitación de la emulsión  $z < 0.045$ . En la gráfica superior, la línea punteada muestra el tamaño aparente de los objetos a  $z = 0.045$ .

La parte inferior de la gráfica muestra el desplazamiento al rojo para el cual se obtiene  $m_r = 17.5$ . La línea punteada muestra la continuación de la relación en caso de no existir la restricción  $z \leq 0.045$ . En la zona superior se presenta el tamaño aparente de los objetos situados a la distancia límite presentada en la gráfica inferior. La línea punteada muestra, en este caso, el tamaño que presentarían los objetos situados a  $z = 0.045$ . Dentro de estas gráficas se ha representado la posición que ocupan las distintas galaxias UCM. Podemos extraer las siguientes conclusiones:

- Como se muestra en el panel inferior de la figura 2.11, los objetos con una magnitud absoluta del orden o superior a  $-19.5$  no podrán ser observados en todo el volumen abarcado, en principio, por la exploración UCM ya que su extrema debilidad implica magnitudes aparentes más débiles que la magnitud límite, incluso para valores de  $z < 0.045$ .
- Los objetos más pequeños, de mayor magnitud absoluta, irán presentando cada vez tamaños aparentes menores para el límite  $z = 0.045$ . Sin embargo, y dado que estos se irán haciendo cada vez más débiles, la restricción  $m_r \leq 17.5$  impone que sea necesario tener los objetos cada vez más cercanos de modo que, como se observa en el panel superior de 2.11, la disminución del tamaño aparente con la magnitud absoluta se aplana fuertemente. El tamaño mínimo observable se mantiene prácticamente invariable, alrededor de  $8''$ .

En relación a los objetos de la muestra UCM, vemos que se encuentran confinados, en gran medida, por las curvas de exclusión en ambas gráficas. Existen, sin embargo, algunos objetos claramente discordantes que pasamos a analizar.

- Respecto al gráfico de  $z$  límite (panel inferior de la figura 2.11), aparecen 4 objetos por encima del límite  $m_r = 17.5$  (UCM1331+2900,  $z = 0.0356$ ,  $m_r = 18.49$ ; UCM0049-0006,  $z = 0.0377$ ,  $m_r = 18.22$ ; UCM1646+2725,  $z = 0.0339$ ;  $m_r = 17.87$ ; UCM1304+2830,  $z = 0.0217$ ,  $m_r = 17.72$ ). Este hecho, que va en contra de la definición de magnitud límite, se debe al uso de placas de prisma objetivo. La emisión  $H\alpha$  de estos objetos es muy fuerte (anchuras equivalentes:  $573$ ,  $349$ ,  $225$  y  $67 \text{ \AA}$  y flujos:  $3.28$ ,  $2.60$ ,  $3.19$  y  $0.70$  en unidades de  $10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  para la emisión combinada  $H\alpha + [\text{NII}]$  (Gallego 1995)), de modo que su espectro carece prácticamente de continuo. En la placa de prisma objetivo, la luz de los objetos es esparcida a lo largo de la dirección espectral, de modo que se necesita un umbral mínimo para que ésta impresione la emulsión. Este umbral

será la magnitud límite. Sin embargo, si toda la luz del objeto se encuentra concentrada en la línea de emisión, ésta, al ser monocromática, incidirá en una zona más reducida, de modo que podrá ser registrada aunque el flujo integrado sea inferior al derivado para un objeto cuya emisión provenga de un espectro continuo.

También se presentan dos objetos (UCM0119+2156,  $z = 0.0583$ ; UCM0047+2051,  $z = 0.0577$ ) con un desplazamiento al rojo excesivamente alto, objetos cuya identificación en las placas de la exploración UCM es imposible por presentar la línea  $H\alpha$  fuera del rango espectral de la emulsión. Por tanto, éstos deben ser considerados como identificaciones fortuitas.

Por último, otro objeto, UCM2249+2149, con un valor de  $z = 0.0462$ , ligeramente superior al límite de la exploración, podría ser explicado en caso de presentar una emisión extraordinaria ya que la caída de sensibilidad, aunque abrupta, se extiende en un cierto intervalo de longitudes de onda. Sin embargo, la anchura equivalente de este objeto es tan sólo de 4 Å, lo que hace imposible su identificación en la placa, debiéndose considerar nuevamente como otra identificación casual.

- Respecto a la gráfica con los tamaños aparentes de las galaxias UCM (panel superior de la figura 2.11) vemos que la práctica totalidad de los objetos tienen tamaños mayores al límite derivado en este punto. Tan sólo aquellas galaxias que presentan un desplazamiento al rojo anormalmente elevado, y comentadas en el punto anterior, presentan unos tamaños ligeramente inferiores a los permitidos.

Podemos concluir tras lo expuesto en esta sección que todos los posibles candidatos a galaxias con líneas de emisión identificables mediante la técnica utilizada por la exploración UCM deben presentar un aspecto difuso en las placas directas de suficiente profundidad, con lo que se explica el que ninguna galaxia UCM presente un aspecto estelar. Los objetos de gran tamaño físico seguirán siendo observados resueltos, incluso para  $z = 0.045$ , límite impuesto por la emulsión fotográfica. Los objetos más compactos e intrínsecamente débiles sí presentarían un aspecto compacto a tales distancias. Sin embargo, su debilidad hace imposible su detección más allá de un valor  $z = f(M) < 0.045$ , para la cual su tamaño angular sigue siendo claramente superior al de la PSF estelar. Este resultado será esencial en el último paso del proceso que se presenta en este trabajo, en el cual se obtiene la muestra final de candidatos.

### 2.4.2 Medida de tamaños en las placas fotográficas

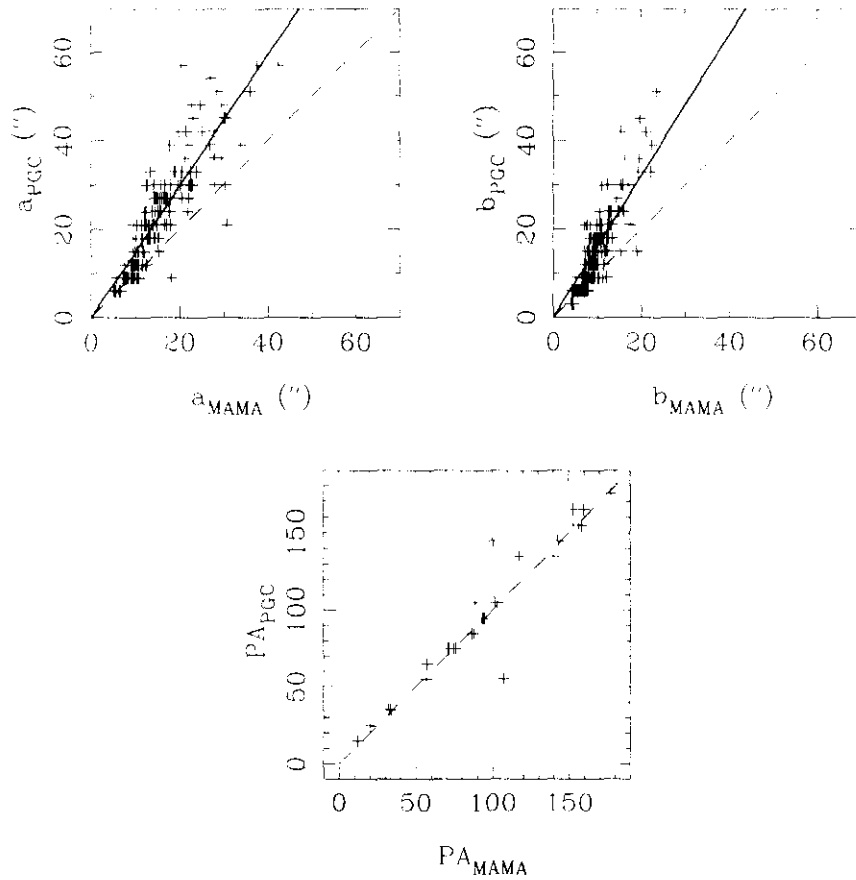
Las placas fotográficas de suficiente profundidad pueden ser empleadas para la medida de tamaños y ángulos de posición precisos de galaxias y otros objetos extensos. No obstante, y dado que estos objetos carecen de un borde definido, los tamaños deben definirse tomando como límite del mismo la isofota a un determinado nivel de brillo superficial (Vitores 1995).

Las placas fotográficas de nuestra exploración carecen de marcas de calibración que permitan transformar las unidades de densidad en intensidad o brillo superficial, por lo que no será posible determinar tamaños o magnitudes de un modo absoluto. Sin embargo, y dado que todos los objetos registrados están observados bajo las mismas condiciones, el cálculo de tamaños, incluso de magnitudes como veremos en el siguiente capítulo, podrá abordarse mediante calibraciones externas que relacionen los parámetros medidos en las placas con datos precisos procedentes de otras observaciones. El fin de este apartado será determinar si es posible, y en qué medida podemos estimar tamaños precisos a partir de los datos obtenidos en la digitalización de nuestras placas directas con la MAMA. Este estudio va a realizarse sobre la placa A502, tomada en la banda azul del espectro y centrada en el cúmulo de Coma, la cual contiene un elevado número de galaxias estudiadas por numerosos grupos de investigación. En particular, la exploración UCM posee abundante información espectroscópica y fotométrica para un reducido número de ellas.

La MAMA proporciona, para todos los objetos registrados, los parámetros de la elipse ajustada a los puntos cuya densidad es igual al umbral de detección, colocado generalmente a  $3\sigma$  por encima del fondo de cielo. Nuestra calibración externa va a consistir en relacionar los tamaños y ángulos de posición de galaxias conocidas con los parámetros MAMA obtenidos en la digitalización de la placa directa.

Como primera aproximación hemos utilizado los datos procedentes del Catálogo Principal de Galaxias (*Catalogue of Principal Galaxies (PGC)*, Paturel et al. 1989). De este modo, hemos procedido a extraer todos los objetos del PGC situados dentro de un círculo de  $6^\circ$  de radio centrado en el campo del Cúmulo de Coma. Del total de 384 galaxias, 266 (69%) fueron emparejadas con los objetos del catálogo MAMA de la placa A502. El número de objetos no emparejados debe atribuirse a galaxias situadas fuera de los límites de la placa y a la precisión de las coordenadas del PGC. La relación entre los valores del semieje mayor, semieje menor y ángulo de posición obtenidos por la MAMA

en la digitalización y los suministrados por el PGC se muestra en la figura 2.12. De ésta podemos destacar los siguientes aspectos:



**Figura 2.12:** Relación entre los tamaños y ángulo de posición medidos por la MAMA para 266 galaxias del campo del Cúmulo de Coma (Placa A502) y los recogidos del Catálogo Principal de Galaxias.

- Existe una relación lineal muy marcada entre los tamaños ofrecidos en el PGC y los medidos en la placa. Así, un ajuste de los datos por mínimos cuadrados proporciona los siguientes resultados

$$\begin{aligned}
 a_{PGC} (") &= 1.48 a_{MAMA} (") & \sigma &= 6" \\
 b_{PGC} (") &= 1.60 b_{MAMA} (") & \sigma &= 5"
 \end{aligned}
 \tag{2.11}$$

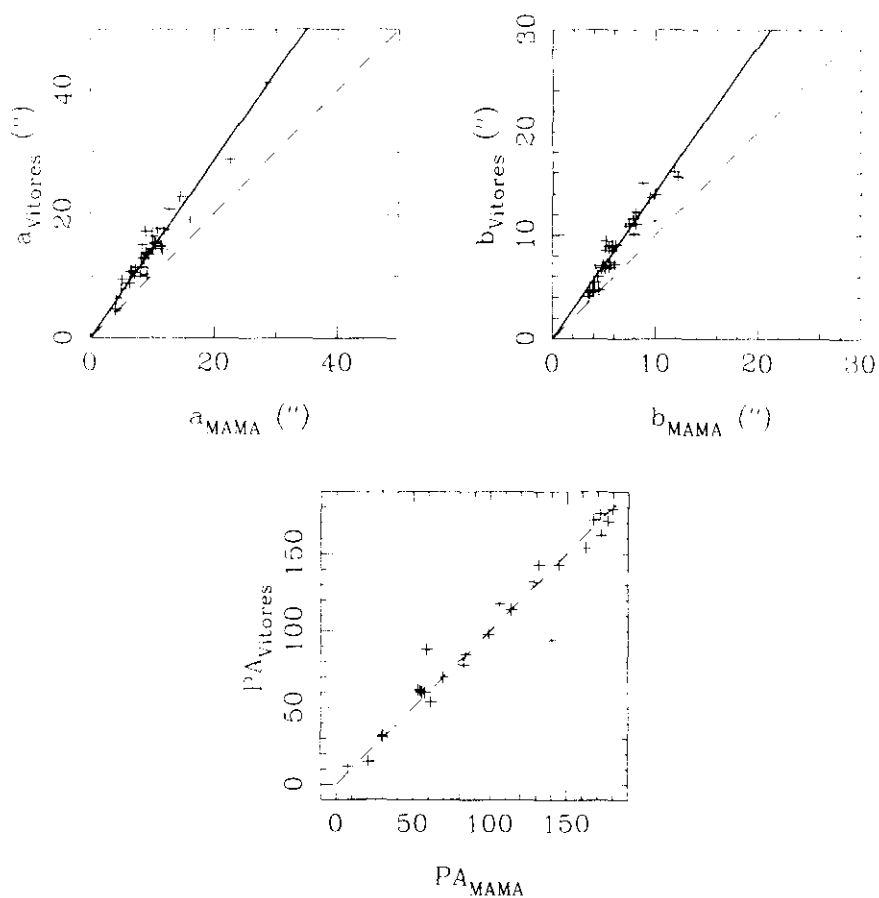
donde los errores pueden atribuirse por completo a la precisión con la que se proporcionan los tamaños en el PGC (0.1). Por otra parte, los ángulos de posición del PGC y MAMA son perfectamente compatibles dentro de la precisión del PGC ( $5^\circ$ ). Los datos con mayores desviaciones deben ser explicados, bien por un defecto en el emparejamiento, debido a errores en las coordenadas, bien por que se trata de objetos de elipticidad casi nula, en los que el cálculo del ángulo de posición carece de sentido o está sujeto a grandes errores.

- Podemos comprobar que los tamaños PGC son sistemáticamente superiores a los obtenidos por MAMA. Este hecho se explica fácilmente si consideramos que los tamaños PGC están referidos a la isofota de 25 magnitudes por segundo de arco cuadrado, nivel mucho más profundo que el referente a  $3\sigma$  por encima del fondo de cielo de las placas fotográficas. No obstante, esta relación lineal pone de manifiesto que, con gran precisión, los tamaños definidos a distintos niveles siguen una relación lineal.
- Por último, parece destacar el hecho de que ésta relación, entre el tamaño PGC y MAMA, no sea la misma para los semiejes mayor y menor. Sin embargo esta diferencia no es significativa. Así, tomando un tamaño MAMA de 40 segundos de arco, los tamaños PGC obtenidos con ambos ajustes difieren en menos de  $5''$ , dentro de los errores de la calibración.

Podemos concluir que la medida de los tamaños de los objetos en placas directas puede proporcionar resultados precisos con la ayuda de calibraciones externas. Hemos comprobado que la precisión obtenida está dominada por los errores del catálogo de calibración, no por los datos MAMA.

Por otra parte, la exploración UCM de galaxias con líneas de emisión dispone, igualmente, de abundante información espectroscópica y fotométrica para un numeroso conjunto de galaxias del cúmulo de Coma. En particular, el trabajo de Vitores (1995) recoge el estudio fotométrico de las galaxias UCM, y en él se indican los tamaños de las galaxias a la isofota  $r = 24 \text{ mag/arcsec}^2$ , obtenidos mediante observaciones profundas con CCD. La precisión de estos datos es excepcional, mejor que  $1''$ . Sin embargo, debemos destacar que mientras que la placa digitalizada corresponde a la banda azul del espectro, los tamaños de Vitores se refieren al filtro  $r$  de Gunn-Thuan, en la región roja. Asumiendo inicialmente que los tamaños son independientes del color podemos representar los tamaños ofrecidos en el trabajo de Vitores (1995) respecto a los

obtenidos por MAMA para el campo del Cúmulo de Coma. La figura 2.13 muestra las relaciones obtenidas.

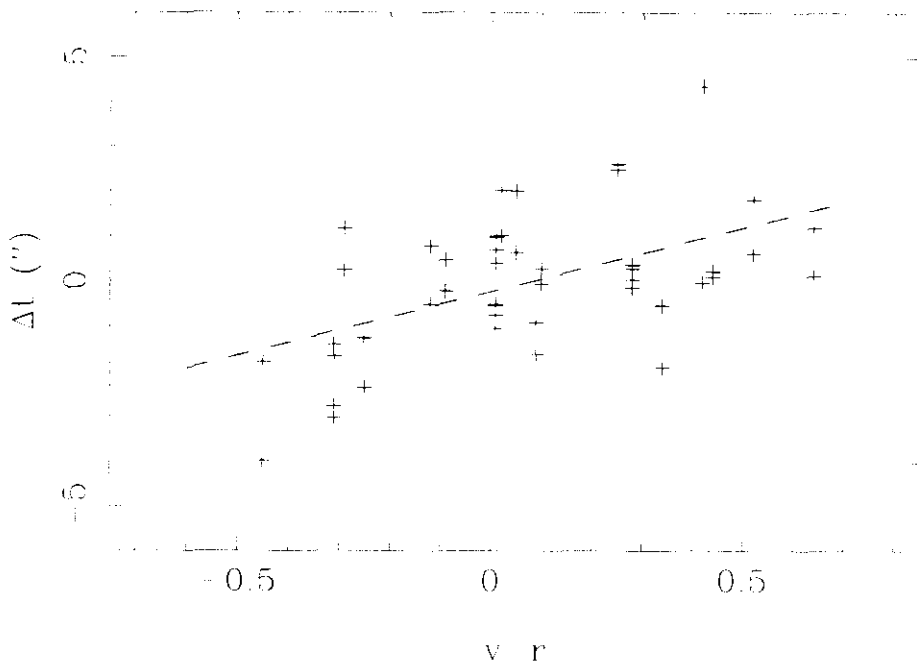


**Figura 2.13:** Relación entre los tamaños y ángulo de posición medidos por la MAMA para 32 galaxias del campo del Cúmulo de Coma (Placa A502) y los recogidos del trabajo de Vitores (1995).

Las gráficas muestran el mismo comportamiento que el expuesto para la calibración con el PGC. La relación entre los tamaños de Vitores y MAMA puede expresarse por

$$\begin{aligned}
 a_{\text{Vitores}} (") &= 1.43 a_{\text{MAMA}} (") & \sigma &= 2" \\
 b_{\text{Vitores}} (") &= 1.42 b_{\text{MAMA}} (") & \sigma &= 2"
 \end{aligned}
 \tag{2.12}$$

en donde podemos comprobar que los errores obtenidos son menores, de acuerdo con la mayor precisión de los datos empleados. Así mismo, las rectas de calibración obtenidas son perfectamente compatibles. Nuevamente, los tamaños obtenidos por Vitores son sistemáticamente mayores como consecuencia de la mayor profundidad de las observaciones respecto a la placa fotográfica. Al igual que en la gráfica 2.12, los ángulos de posición obtenidos por ambos métodos son compatibles.



**Figura 2.14:** Diferencia entre los tamaños de las galaxias obtenidos por Vitores (1995) y los calculados a partir del ajuste con los datos MAMA (figura 2.13) en función del color  $v-r$ .

Por último, hemos estudiado la posible dependencia del tamaño de las galaxias con el color del objeto. Así, la figura 2.14 recoge la diferencia entre los tamaños definidos por Vitores ( $t_{\text{Vitores}}$ ) y los obtenidos mediante la calibración (2.12) a partir de los datos MAMA ( $t_{\text{Vitores} - \text{MAMA}}$ ) en función del color  $v-r$  del objeto (Gallego 1995). La tendencia mostrada en la figura es clara. Para objetos más brillantes en el rojo que en el azul ( $v-r > 0$ ) es lógico que éstos se presenten también más extensos en  $r$  que en  $b$ , de modo que los tamaños obtenidos por Vitores deben situarse sistemáticamente por encima del ajuste. El efecto contrario se observa para los objetos azulados ( $v-r < 0$ ), para los cuales los tamaños obtenidos a partir de las medidas de la placa en el azul son ligeramente

superiores a los calculados por Vitores en el filtro  $r$ . El ajuste de una recta a los datos proporciona

$$t_{\text{Vitores}} - t_{\text{Vitores} \leftarrow \text{MAMA}} (") = -0.23 + 2.83 (v-r) \pm 1.3 (") \quad (2.13)$$

donde

$$t_{\text{Vitores} \leftarrow \text{MAMA}} = 1.43 t_{\text{MAMA}} (") = 1.43 0''.86/\text{pix} t_{\text{MAMA}} (\text{pix}) \quad (2.14)$$

### 2.4.3 Segregación de los objetos puntuales y extensos

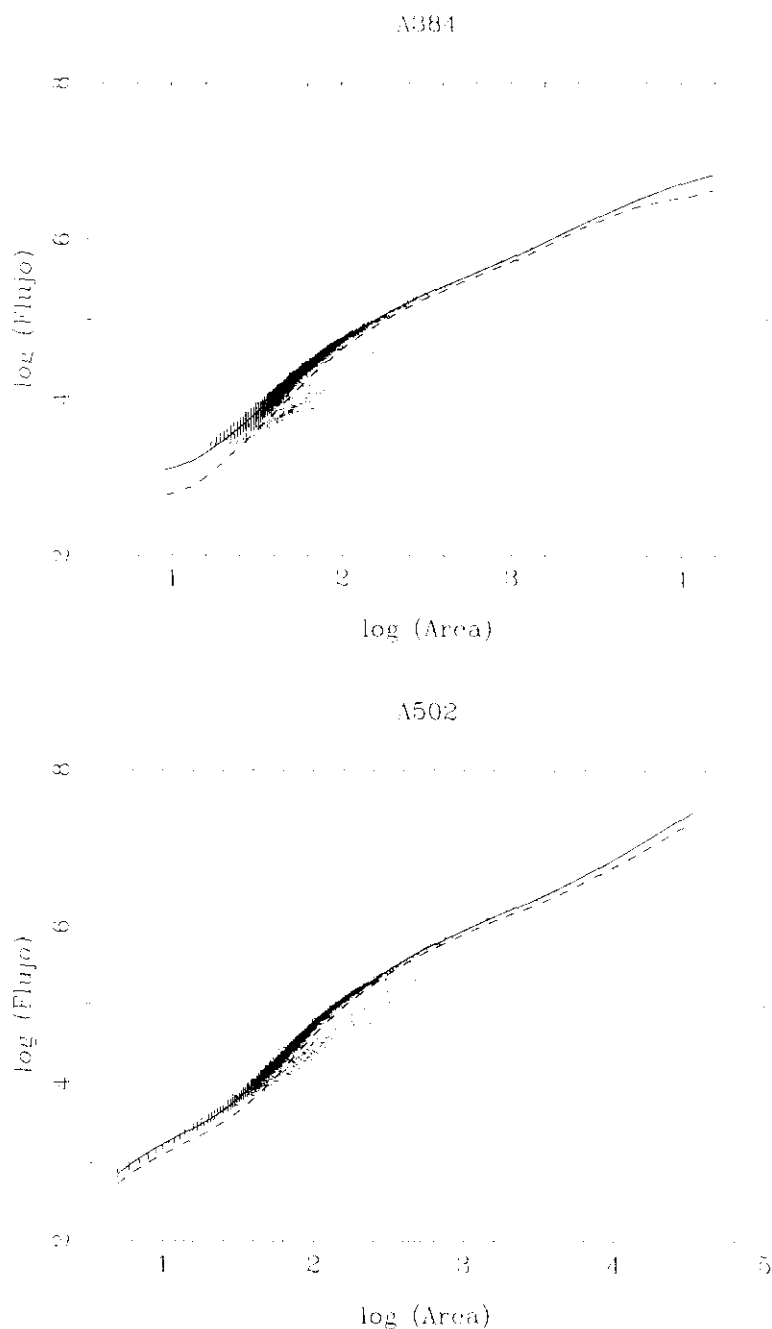
Los parámetros que mide la MAMA para cada objeto durante la digitalización pueden utilizarse para determinar la naturaleza puntual o extensa de los mismos. El estudio para la separación entre imágenes puntuales y difusas ha sido tratado en diversos trabajos y utilizando diferentes aproximaciones (Murtagh 1994), bien sea el estudio del perfil (Maddox et al. 1990b), la relación entre el flujo y el área de los objetos (Reid & Gilmore 1982) o utilizando algoritmos más complejos, como por ejemplo, la aplicación de redes neuronales (Odewahn et al. 1992, 1993). Para nuestro trabajo, hemos adoptado una sencilla pero eficiente representación del logaritmo decimal del flujo de los objetos respecto al logaritmo decimal del área, como se muestra en la figura 2.15. Los objetos estelares siguen una tendencia general de aumento del flujo al aumentar el área del mismo. Sin embargo, las galaxias y objetos difusos, con un brillo superficial menor que los objetos no resueltos, presentan un flujo menor que el esperado para un tamaño definido. Por tanto, podemos ajustar una curva a la tendencia general y excluir los puntos que se separan un cierto valor. Hemos aplicado un método iterativo, ajustando un *spline* a los datos y eliminando los puntos con una desviación superior a 3 sigmas, para proceder de nuevo al ajuste de la curva. Este proceso nos acerca en cada iteración a la tendencia general de los objetos estelares. En la figura 2.15 se muestra la curva final ajustada, así como el límite de exclusión a  $-3\sigma$  utilizado para separar los objetos difusos.

La separación de estrellas y objetos resueltos es muy profunda. Así podemos comprobar en las figuras 2.15 cómo las tendencias de objetos estelares y difusos están claramente separadas para valores pequeños del área del objeto. Si bien éste punto variará en cada placa, de las figuras 2.15 podemos tomar un valor medio de  $\log(\text{área}) = 1.7$  como punto en el que la separación es eficiente. Asumiendo objetos

circulares,  $\text{área} = \pi a^2$ , las tendencias se muestran claramente diferenciadas incluso para objetos con un semieje  $a_{\text{MAMA}} = 4 \text{ pix}$ . De acuerdo con la calibración obtenida en el apartado precedente (ecuación 2.14), la separación será efectiva para objetos de tamaño

$$\Phi_{\text{vótes}} = 2 \cdot 4 \text{ pix} \cdot 0''.86/\text{pix} \cdot 1.43 \approx 10'' \quad (2.15)$$

En el punto precedente calculamos el tamaño mínimo observable de una galaxia con líneas de emisión en la exploración UCM, obteniendo un valor de  $8''$ . Vemos, por tanto, que la calidad de la placa fotográfica y criterios empleados permite diferenciar estos objetos como resueltos, si bien se encuentran en el límite de segregación.



**Figura 2.15:** Representación del logaritmo del flujo de densidad de los objetos de la placa directa respecto al logaritmo del área (en pixels). Los objetos estelares siguen una tendencia general, cuyo ajuste se muestra con línea continua. Las galaxias, con un brillo superficial menor que las estrellas, se sitúan por debajo de la tendencia general. La curva de trazos muestra el límite a  $-3\sigma$ , utilizada para segregar las galaxias.



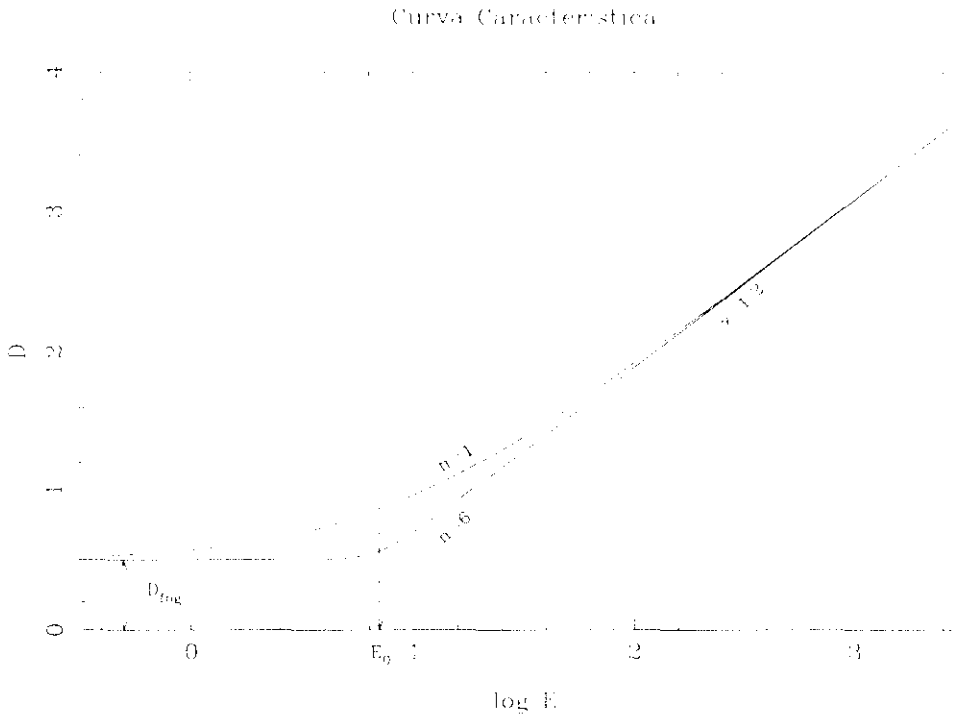
# Capítulo 3

## Calibración fotométrica de placas fotográficas

### 3.1 Introducción

Desde la aplicación del detector fotográfico en la Astronomía, éste ha sido frecuentemente utilizado para la medida de las magnitudes de objetos, tanto de estrellas como de objetos difusos y galaxias. Este método, si bien relegado a un segundo plano con la llegada de detectores más precisos y eficientes, sigue siendo de indudable utilidad en la medida simultánea de un elevado número de objetos. El método más directo para la determinación de magnitudes en placa fotográfica consiste en transformar las unidades de densidad en intensidad. Para ello, es preciso conocer la función  $D = f(E)$  que nos relaciona la densidad fotográfica ( $D$ ) con la exposición luminosa ( $E$ ) necesaria para producir dicha densidad, lo que se denomina *curva característica* de la emulsión. La respuesta de la emulsión fotográfica a la radiación incidente dista mucho de ser lineal. Una aproximación analítica a la dependencia entre ambas viene dada por (Moffat 1969)

$$D = \frac{\gamma}{n} \log \left[ 1 + \left( \frac{E}{E_0} \right)^n \right] + D_{\log} \quad (3.1)$$



**Figura 3.1:** La curva característica muestra las principales propiedades de la respuesta de la emulsión fotográfica frente a la exposición recibida  $E$  (ecuación 3.1).

La figura 3.1 muestra las principales peculiaridades de la curva característica. La constante  $\gamma$  define la pendiente de la zona lineal de la curva característica. Si trabajamos en dicha región, este valor nos dará una indicación de la velocidad y contraste de la emulsión, de modo que para valores altos de  $\gamma$ , un pequeño incremento en la exposición producirá grandes variaciones de la densidad fotográfica. El valor  $D_{fog}$  indica la densidad fotográfica de la emulsión en una zona libre de exposición a la luz, y es debida a que algunos granos de la emulsión se revelan incluso sin haber recibido iluminación alguna. Este valor aumenta con el tiempo desde la fabricación de la emulsión, y depende fuertemente de las condiciones de almacenamiento. El valor de  $E_0$  indica la exposición para la que comienza la respuesta lineal de la emulsión y es, en cierto modo, la exposición mínima que debe recibir para que trabaje correctamente, mientras que el valor de  $n$  nos muestra cómo se produce la transición hacia la zona lineal. Por último, la emulsión fotográfica se satura rápidamente para valores de densidad fotográfica alrededor de 2.5 ó 3 (este efecto no se muestra en la figura 3.1). Esto significa que la relación lineal deja de cumplirse para valores altos de exposición, en donde la curva característica se aplana hacia un valor máximo de la densidad fotográfica que

corresponde a la transmisión mínima producida por el revelado de la totalidad de los granos de la emulsión.

Todos estos valores de  $\gamma$ ,  $n$ ,  $D_{fog}$  y  $E_o$  dependen no sólo del tipo de la emulsión empleada, sino de otros factores externos tales como tiempo y proceso de revelado, temperatura y estado de los productos químicos empleados, sensibilizado de la emulsión e incluso lote de producción del material sensible y condiciones de almacenamiento. Por tanto, no es posible derivar la curva característica para una placa fotográfica a partir de las especificaciones del fabricante, ni tan siquiera, a partir de marcas de calibración obtenidas en otras placas similares. Sería absolutamente necesario registrar marcas de calibración en cada uno de nuestros campos con el fin de asegurar una correcta transformación a unidades de intensidad.

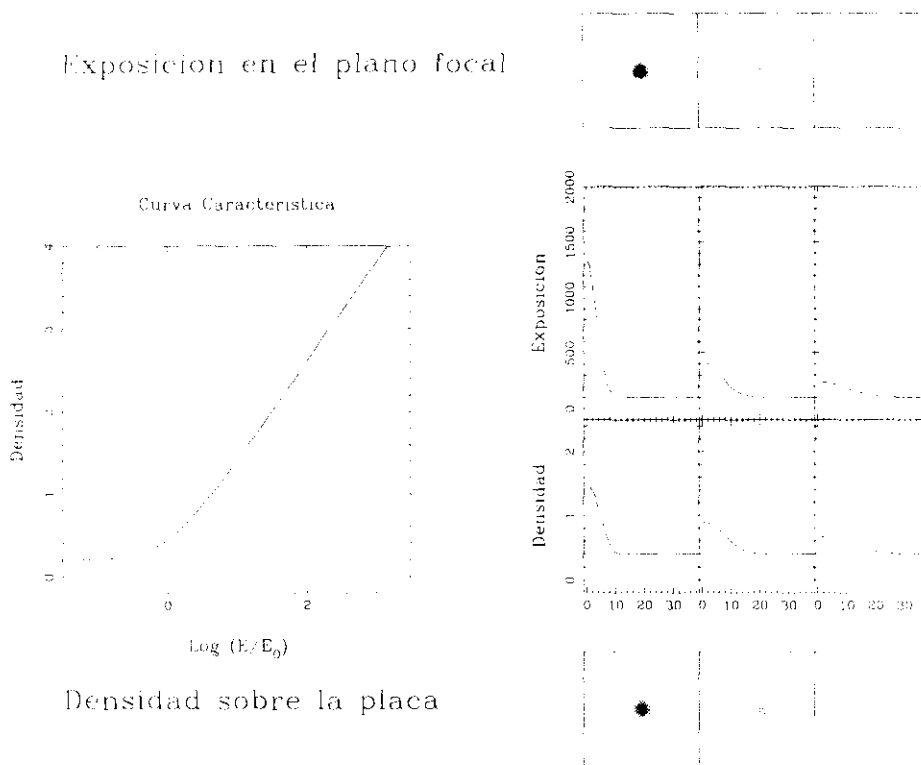
Las placas tomadas en los comienzos de la exploración UCM carecen de marcas de calibración pues no se pretendía su lectura con máquinas de medida o la calibración de las mismas. Sin embargo, motivados por la utilización de la MAMA, se estudió la posibilidad de registrar dichas marcas en los nuevos campos obtenidos durante las dos últimas campañas de observación en 1993. El Observatorio de Calar Alto dispone de un sensitómetro, aparato que permite impresionar 16 pequeñas regiones con exposiciones conocidas. A partir de ellas es posible construir la curva respuesta de cada una de las placas. Sin embargo, el problema reside en que es necesario reservar una gran zona de  $4 \times 4 \text{ cm}^2$  en una de las esquinas de la placa, lo que supone perder una región de cerca de  $1^\circ \times 1^\circ$ . Para un proyecto como es el de la exploración UCM, en el que se pretende cubrir una amplia región del cielo, perder un pequeño rectángulo en cada placa impone la necesidad de solapar más de un grado los diferentes campos para cubrir las zonas perdidas, lo que ralentiza notablemente la expansión del programa. Teniendo en cuenta este hecho, y puesto que ninguna de las placas antiguas de la exploración UCM dispone de calibración de densidad en intensidad, se optó por continuar sin registrar las marcas de calibración. Por ello, en el caso de pretender derivar magnitudes será preciso adoptar calibraciones externas, utilizando una secuencia de estrellas que cubran un amplio rango de brillos aparentes.

La reducción fotométrica de una placa fotográfica con estrellas de magnitud conocida consistirá en relacionar parámetros medidos sobre las imágenes en densidad con la magnitud del objeto. Como parámetro puede tomarse, en principio, cualquier característica que varíe con la magnitud. Así, podemos tomar el radio de la imagen de la estrella, tomando como límite un valor fijo de densidad, el área del objeto, su flujo,

entendido como la suma de la densidad de los pixels que forman el objeto, etc. El trabajo de Moreau (1992) muestra los resultados obtenidos tomando distintas aproximaciones, obteniendo el mejor ajuste para la relación magnitud - flujo. Esta será también la relación adoptada en nuestro trabajo.

Debemos destacar que este tipo de calibraciones pueden proporcionar resultados precisos (errores típicos de 0.05 mag.) tan sólo para objetos estelares, pero, en principio, no es exportable al resto de objetos extensos. Dado que los objetos puntuales presentan el mismo comportamiento de acuerdo con la PSF del sistema, dos objetos puntuales de igual magnitud presentarán idéntica apariencia en la placa, de modo que la suma de la densidad de sus pixels será, igualmente, la misma. Sin embargo, si ahora tomamos un objeto puntual y otro extenso de igual magnitud integrada, sobre la placa llegará la misma intensidad para ambos objetos, pero repartida de diferente forma. Debido a la respuesta logarítmica de la emulsión, la suma de los pixels en densidad no será ya la misma para ambos objetos. Por tanto, concluimos que la calibración flujo en densidad frente a magnitud integrada sólo es directamente aplicable a objetos puntuales, pudiendo apartarse notablemente de esta relación los objetos difusos.

Este efecto queda claramente de manifiesto simulando distintos objetos de igual magnitud integrada y transformándolos a unidades de densidad con una curva característica típica. La figura 3.2 muestra, en la zona superior derecha, la distribución de luz recibida en el plano focal de un telescopio para tres objetos simulados con perfil gaussiano, todos ellos de igual magnitud, esto es, de modo que suma de los pixels de las imágenes, substraído el cielo, sea constante. Inmediatamente debajo de cada imagen ha sido representado el perfil de cada objeto. Podemos ver que al aumentar la anchura de la gaussiana, la restricción de mantener el mismo número de cuentas integradas impone un fuerte descenso del valor de cada pixel. Aplicando una curva característica típica y trabajando en la zona lineal hemos transformado la exposición de cada pixel de las imágenes iniciales en valores de densidad, extrayendo finalmente su perfil.



**Figura 3.2:** Simulación de objetos de perfil gaussiano con diferentes anchuras a media altura e igual magnitud. Los objetos, en cuentas sobre el detector (zona superior) son transformados a densidades con la curva característica representada a la izquierda.

**Tabla 3.1:** Parámetros del modelo.

Telescopio		Emulsión	
Focal de Telescopio	2400 mm	Gamma	1.2
Escala de placa	86"/mm	n	1.5
Tamaño del pixel	0.01 x 0.01 mm <sup>2</sup>	F <sub>0</sub>	120 cuentas
Magnitud del cielo	21 mag/arcsec <sup>2</sup> 100 cuentas/pixel	D <sub>fog</sub>	0.2

Seeing	C <sub>T</sub>	D <sub>T</sub>
4"	85418	113.8
8"	85418	162.6
12"	85418	178.9

C<sub>T</sub>: Cuentas totales del objeto sin cielo

D<sub>T</sub>: Flujo en densidad del objeto sin cielo

En la zona inferior del gráfico podemos ver el resultado de dicha transformación. El hecho de que la densidad sea proporcional al logaritmo de la exposición hace que la gran diferencia en la exposición de los pixels de las distintas estrellas se vea notablemente amortiguado en los perfiles en densidad. La suma de los valores de densidad de las imágenes transformadas no nos proporciona el mismo resultado, si bien provienen de objetos de igual flujo integrado. La menor diferencia en los valores de densidad y el notable aumento del área para los objetos extensos hace que éstos últimos tengan un mayor flujo en densidad que el correspondiente a un objeto puntual de igual magnitud.

De todo lo expuesto anteriormente concluimos que sólo será posible obtener una buena calibración fotométrica para todos los objetos puntuales ya que éstos presentan un comportamiento general. No obstante, ésta podrá ser empleada para obtener una magnitud aproximada de los futuros candidatos a galaxias con líneas de emisión, teniendo en cuenta que la magnitud así calculada será menos precisa cuanto más extenso sea el objeto analizado.

Para cualquier tipo de calibración, será necesario disponer de una muestra significativa de objetos de magnitud conocida dentro del rango sobre el que queramos obtener nuestra calibración. Este es el principal inconveniente a la hora de abordar esta tarea ya que, si bien no plantea ninguna dificultad el obtener magnitudes precisas para estrellas y/u objetos extensos más brillantes de alrededor de 10 magnitudes para cualquier región del cielo, el problema reside en obtener una buena muestra de estrellas hasta aproximadamente magnitud 20, todas ellas dentro del reducido campo abarcado por una placa. Son muy pocos los trabajos que poseen fotometría, aunque no de gran precisión, para un gran número de objetos dispersos por toda la bóveda celeste. Algunos de estos catálogos han sido empleados con el fin de establecer una calibración fotométrica para nuestras placas. Los resultados se exponen en los siguientes puntos.

## **3.2      The Guide Star Catalog (GSC)**

El *Guide Star Catalog* (GSC) (Lasker et al. 1990; Russell et al. 1990; Jenkner et al. 1990), fue desarrollado como soporte a las necesidades del Telescopio Espacial Hubble (HST) para su guiado durante las exposiciones. El catálogo se basa en la digitalización de las placas "Quick V" obtenidas por el telescopio Schmidt Oschin del Observatorio de Monte Palomar para el hemisferio norte y las placas SERC J obtenidas con el telescopio Schmidt UK SERC en Siding Spring para el hemisferio sur, y contiene

cerca de 19 millones de objetos más brillantes de magnitud 16. El catálogo, además de posiciones precisas para todos los objetos, proporciona a su vez fotometría (Lasker et al. 1988) en el sistema natural, esto es, en el sistema definido por la configuración instrumental empleada en cada caso, que coincide en buena medida con la banda V para las placas del hemisferio norte y la banda B<sub>J</sub> para el sur. No obstante, la aplicación de estos datos para la calibración fotométrica de nuestras placas no es posible. Por una parte, la magnitud límite del catálogo es del orden de 16, mientras que nuestra intención sería llegar hasta los objetos más débiles de nuestras placas, alrededor de magnitud 19. Por otra parte, y lo que es más importante, las magnitudes derivadas para los objetos del hemisferio norte provienen de la digitalización de placas en el V, mientras que nuestras placas corresponden, aproximadamente, a las bandas R y B.

### 3.3 Calibración con el APM Sky Survey

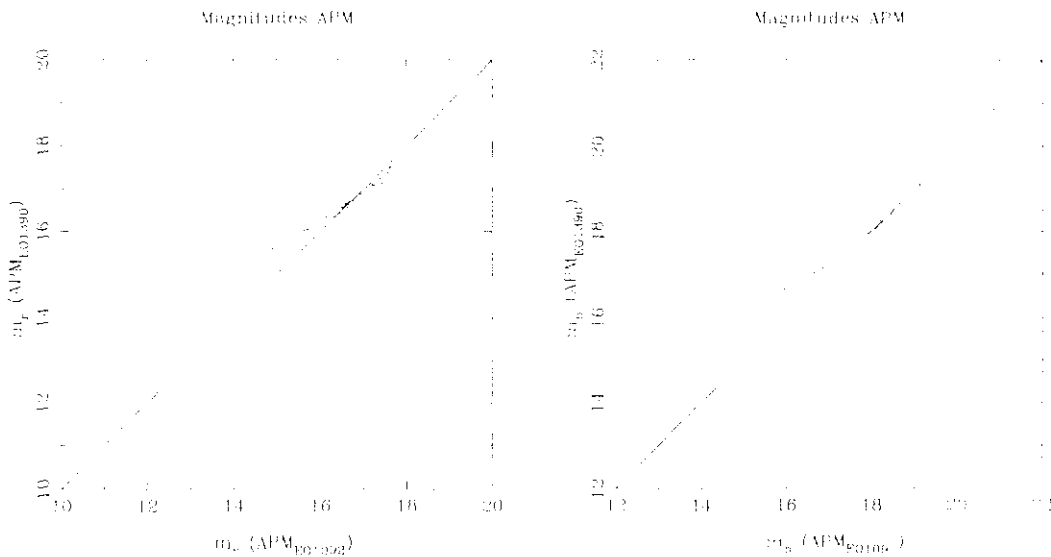
La máquina APM (del inglés *Automatic Plate Measuring machine*, Máquina automática de medida de placas) ha sido empleada para la digitalización de las primeras placas O (en el azul) y E (en el rojo) de la exploración del cielo del Observatorio de Monte Palomar POSS I (del inglés *Palomar Observatory Sky Survey I*) (Irwin 1992; Irwin et al. 1994). El catálogo de objetos proporciona posiciones y fotometría para todos los objetos detectados en las placas, así como una clasificación de la imagen según sea su aspecto estelar, no estelar, de objetos mezclados o de ruido. La magnitud límite de los objetos detectados es de 22 en las placas en el azul y 20 en las rojas.

Este catálogo es el ideal para nuestro propósito ya que proporciona fotometría para objetos más débiles que la magnitud límite típica de nuestras placas de prisma objetivo para todo el hemisferio norte. Además, ofrece magnitudes en bandas en el azul y en el rojo, en las cuales han sido obtenidas las placas de nuestra exploración.

Un primer emparejamiento de los datos obtenidos del catálogo de la APM y los flujos derivados por MAMA mostró la presencia de dos curvas distintas de calibración. Esto nos hizo pensar en la posible existencia de problemas de calibración en las magnitudes suministradas por la APM. Para comprobar este efecto, extrajimos los datos de los objetos de una pequeña región del cielo presentes en dos placas del POSS I. Esto es posible ya que las placas de la exploración solapan ligeramente unas con otras. Cabría esperar que las magnitudes de los objetos presentaran valores muy parecidos, dentro de los errores típicos de 0.2 magnitudes, a los que se refieren las notas técnicas. Tras el

emparejamiento de los objetos a partir de sus coordenadas ecuatoriales, hemos dibujado las magnitudes  $m_r$  y  $m_b$  derivadas de ambas placas. El resultado puede verse en las figuras 3.3. En estas gráficas podemos comprobar que las magnitudes obtenidas de las dos placas son similares, dentro del error de la calibración, sólo para objetos más débiles de, aproximadamente  $m_r = 16.5$  y  $m_b = 18.0$ . Para objetos más brillantes, la fotometría de una de las placas proporciona valores sistemáticamente mayores que los suministrados por la otra, llegando a discrepancias superiores a una magnitud para objetos en el intervalo 10 a 12 magnitudes.

El efecto que acabamos de exponer se debe a la saturación de los objetos brillantes en las placas fotográficas. Dado que las placas no tendrán la misma densidad de fondo de cielo, debido a múltiples causas tales como diferencias en el brillo del cielo, sensibilización de la emulsión, revelado, lote de la emulsión, etc., distintas placas saturarán para estrellas de distinta magnitud, causando grandes diferencias en la fotometría de objetos brillantes. Por tanto, concluimos que las magnitudes derivadas por la APM sólo son precisas para objetos débiles.

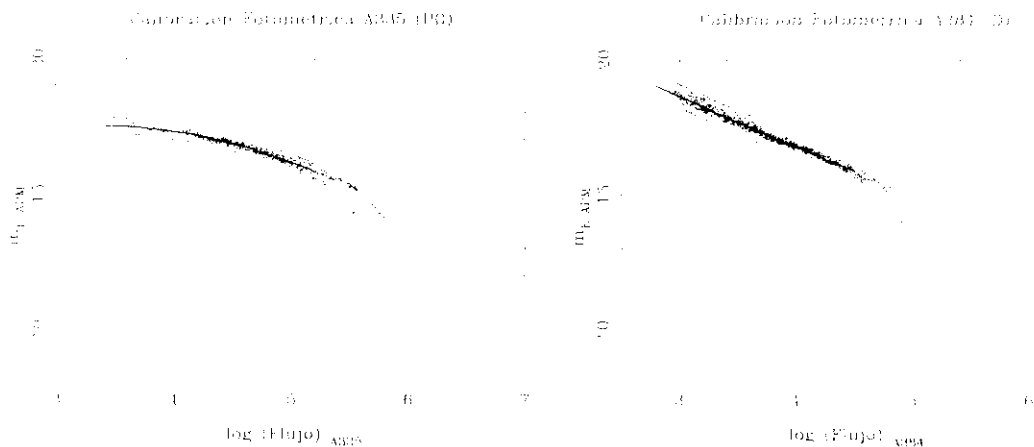


**Figura 3.3:** Comparación entre las magnitudes r y b proporcionadas por el APM Sky Survey en una zona de solapamiento de dos placas del POSS. En las gráficas se observa cómo las magnitudes sólo pueden ser utilizadas para los objetos más débiles, para los cuales no existen problemas de saturación.

También podemos resaltar un efecto que se produce para las magnitudes en el rojo. Incluso para magnitudes débiles, existe una pequeña desviación que hace que las

magnitudes proporcionadas por una de las placas (EO1092) sean sistemáticamente mayores a las proporcionadas por la otra, esto es, en esa placa, los objetos aparecen más débiles. La región estudiada, si bien se encuentra en los bordes de las dos placas, donde se produce el solapamiento, está mucho más al extremo para la placa en la cual los objetos aparecen más débiles, lo que apunta hacia un posible efecto de viñeteo. Por tanto, en las zonas en las que podamos utilizar datos procedentes de dos placas, tomaremos aquella para la cual nuestro campo esté más centrado con el fin de evitar este problema.

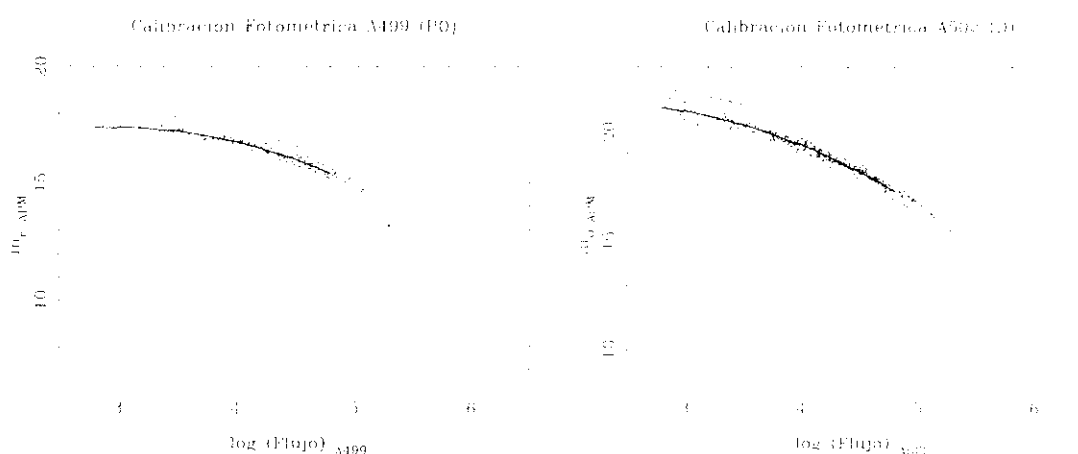
La calibración fotométrica consistirá en relacionar las magnitudes proporcionadas por el APM Sky Survey con los flujos en densidad MAMA obtenidos tras la digitalización de las placas de nuestra exploración. Hemos procedido a extraer pequeñas cajas de 20' x 20' repartidas por toda la superficie de nuestros campos. De esta forma, no nos limitamos a una zona de la placa en la que pueden existir variaciones de sensibilidad, efectos de viñeteo y otros. En la tabla 3.2 indicamos el número de regiones de 20' x 20' utilizadas para cubrir cada campo, así como el número de objetos extraídos y los objetos emparejados con nuestras placas.



**Figura 3.4:** Magnitud  $m_{\text{APM}}$  derivada del APM Sky Survey, frente al logaritmo del flujo de densidad MAMA para las placas A335 (PO) y A384 (D). Para los objetos más débiles, en donde no aparecen efectos de saturación, hemos ajustado un polinomio de segundo grado. En las figuras mostramos el ajuste junto con las curvas de  $\pm 3\sigma$ .

**Tabla 3.2:** Calibración fotométrica con el APM Sky Survey.

Campo	Tipo	Banda	No. regiones 20' x 20'	Objetos APM (Total/estelares/no estelares)	Objetos emparejados (estelares/no estelares)
A335	PO	E	16	13888/2754/763	1282/184
A384	D	E			1943/366
A499	PO	E	28	30402/4313/985	1204/143
A502	D	O			1870/403



**Figura 3.5:** Magnitudes  $m_E$  y  $m_O$ , derivadas del APM Sky Survey, frente al logaritmo del flujo de densidad MAMA para las placas A499 (PO) y A384 (D). Para los objetos más débiles, en donde no aparecen efectos de saturación, hemos ajustado un polinomio de segundo grado. En las figuras mostramos el ajuste junto con las curvas de  $\pm 3\sigma$ .

Tras el emparejamiento de los objetos, hemos representado las magnitudes  $m_E$  o  $m_O$  en función del logaritmo del flujo en densidad MAMA, según la región espectral a la que correspondan nuestras placas. El resultado, restringiéndose tan sólo a los objetos de aspecto estelar, se muestra en las figuras 3.4 y 3.5. El uso de dos o más campos del POSS para cubrir una de nuestras placas, y los problemas de saturación comentados en el punto precedente, producen la aparición de dos tendencias diferentes en las curvas de calibración para los objetos brillantes. Esto, como comentamos igualmente, condiciona el uso de las magnitudes de la APM a los objetos más débiles. Como se muestra en las figuras, hemos ajustado un polinomio de segundo grado a la zona en la que ambas tendencias coinciden. Los resultados de dichos ajustes, que nos permitirán obtener las magnitudes a partir de los flujos MAMA, se muestran en la tabla 3.3.

**Tabla 3.3:** Calibración fotométrica con el APM Sky Survey.

Placa	banda	a	b	c	Intervalo	$\sigma$
A335	E	12.30	3.14	-0.47	3.4,5.2	0.10
A384	E	25.54	-2.63	0.11	2.8,4.5	0.15
A499	E	12.32	3.43	-0.58	2.8,4.8	0.20
A502	O	18.30	2.71	-0.61	2.8,4.8	0.30

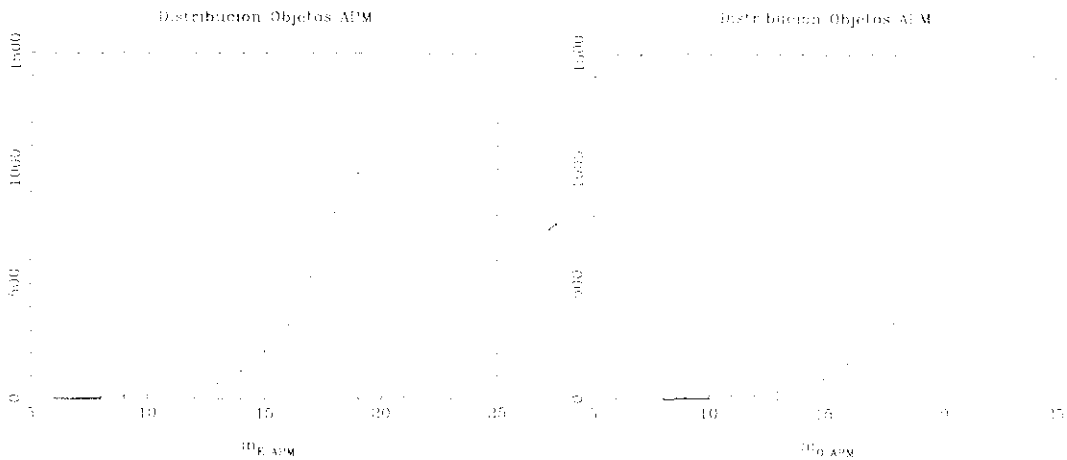
Nota:  $m = a + bx + cx^2$   
 donde  $x = \log(\text{Flujo}_{\text{MAMA}})$ ,  $x \in \text{Intervalo}$

Como se muestra en las gráficas, tanto las placas directas como las de prisma objetivo pueden ser utilizadas para la medida de las magnitudes de los objetos estelares. Para cada pareja de placas, el error obtenido en la calibración fotométrica es mayor en la placa directa que en la de prisma objetivo, efecto contrario al que cabría esperar. Sin embargo, el aumento de la desviación típica del ajuste se debe a que la placa directa incluye objetos más débiles (es más profunda) para los cuales la magnitud derivada por la APM estará afectada de un error mayor que el relativo a los objetos más brillantes. Así, puede comprobarse que las curvas de exclusión de  $\pm 3\sigma$  están sobreestimadas para objetos una o dos magnitudes por encima de la magnitud límite en el caso de las placas directas.

Estas gráficas pueden ser empleadas igualmente para calcular la magnitud límite de nuestras placas. Sin embargo, debemos asegurar que el catálogo de comparación es más profundo que el nuestro, es decir, que el corte en las magnitudes más débiles no está provocado por la falta de estrellas de comparación. Así, si realizamos un histograma con las magnitudes de los objetos de la APM, obtenemos unas distribuciones como las mostradas en las figuras 3.6. En éstas comprobamos que la magnitud límite del catálogo de la APM, a partir de la cual el número de estrellas decae bruscamente, es 20 para la banda roja y 22 para la banda azul. Con esto comprobamos que el corte para los objetos más débiles de las gráficas 3.4 y 3.5 está producido por la profundidad de nuestra placas, y no por el catálogo. En la tabla 3.4 indicamos las magnitudes límites, para objetos puntuales, derivadas de las gráficas 3.4 y 3.5 para las distintas placas.

**Tabla 3.4:** Magnitud límite para objetos puntuales de las placas UCM.

Placa	A335(PO)	A384(D)	A499(PO)	A502(D)
Mag. límite	$r \approx 17.5$	$r \approx 18.5$	$r \approx 17.5$	$b \approx 21.0$



**Figura 3.6:** Distribución en magnitudes en las bandas roja y azul de los objetos del catálogo del APM Sky Survey para una muestra de 4313 objetos puntuales. La brusca caída en el número de objetos para magnitudes superiores a  $m_r=20$  y  $m_b=22$  muestra la magnitud límite del catálogo.

En la tabla 3.4 se puede comprobar que las placas de prisma objetivo (A335 y A384), obtenidas con la misma configuración emulsión + filtro e igual tiempo de exposición, tienen la misma magnitud límite, del orden de 17.5, si bien fueron adquiridas en diferentes campañas de observación, es decir, con diferentes condiciones tanto de exposición como de sensibilización, revelado, etc. Estas diferencias quedan reflejadas en la curva de calibración, de modo que la relación  $\log(\text{flujo}) - \text{magnitud}$  no es idéntica para ambas placas, si bien son muy parecidas. Sin embargo, y dado que la magnitud límite de las placas depende, en su mayor medida, del tiempo de exposición y, puesto que ha sido tomado como estándar un tiempo de 2 horas de exposición para las placas de prisma objetivo de la exploración UCM, es muy probable que todas ellas, obtenidas bajo éstas condiciones, posean una magnitud límite del orden de 17.5 para objetos puntuales.

En el caso de las dos placas directas (A384 y A502) las diferencias son mucho más acusadas. Por una parte, ambas placas no fueron tomadas en el mismo filtro y así, mientras que A384 corresponde a la banda roja del espectro, la placa A502 está obtenida con una configuración emulsión + filtro correspondiente a la zona azul. Por otra parte, la placa A384 se obtuvo con un tiempo de exposición de 45 minutos, mientras que A502 se expuso durante 60 minutos. Esto, unido a que el ancho de banda definido por la configuración RG630 + IIIa-F en el rojo es, aproximadamente, la mitad que el definido por la RG385 + IIIa-J en el azul y que la sensibilidad de la emulsión IIIa-J es ligeramente superior a la de la IIIa-F, hace que la magnitud límite de la placa A502 sea muy superior

a la de la A384. Cabe destacar que la placa A384 está claramente subexpuesta y, si bien la magnitud límite para objetos puntuales es del orden de 18.5, ésta puede ser muy inferior para objetos difusos, en los cuales la luz se dispersa por una superficie mayor del detector.

Por otra parte, la muestra de candidatos a galaxias con líneas de emisión obtenida mediante placas de prisma objetivo puede contener objetos de magnitud superior a la derivada de las curvas que acabamos de comentar. Este efecto ya fue apuntado e interpretado en el apartado 2.4.1, en el que concluimos que objetos débiles, por debajo de la magnitud límite, pero con intensa emisión  $H\alpha$  podrían conseguir impresionar la placa. Así, es posible encontrar objetos dentro de la muestra UCM con magnitudes superiores a esta magnitud límite, si bien todos ellos deben presentar fuerte emisión  $H\alpha$ .

**Tabla 3.5:** Objetos UCM con  $m_r \geq 17.5$ .

UCM	No. PO	$m_r$	$\varnothing_{24}(\prime)$	EW (Å)	PO	T. Espect
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
1612+1308	230#04	17.5	9.5 x 6.9	550	A3	BCD
1304+2830	228#40	17.7	8.6 x 8.2	67	A2	DHIIIH
1646+2725	231#01	17.9	13.4 x 5.3	225	A3	DHIIIH
0049-0006	195#27	18.2	7.5 x 6.4	349	A3	SS
1331+2900	232#13	18.5	6.7 x 4.9	573	A3	SS

Notas: (5): Anchura equivalente de la emisión  $H\alpha$ + $[NII]$   
 (6) Clasificación del espectro de prisma objetivo (Gallego 1995)  
 Referencias: (3), (4): Vitores 1995  
 (5), (6),(7): Gallego 1995

Así, de los 10 objetos UCM con magnitud r mayor o igual que 17.5 (3.7% de la muestra), sólo cinco de ellos tienen emisión confirmada mientras que los otros 5 han resultado ser estrellas o galaxias sin emisión. La tabla 3.5 recoge las características principales de los objetos con emisión. Se comprueba, por una parte, el alto grado de confusión (50%) para objetos tan débiles. Por otra parte, del análisis de estos datos destacamos los siguientes puntos:

- De entre los objetos UCM con emisión confirmada, tan sólo un 2.5% de la submuestra presenta una magnitud superior a 17.5, siendo  $m_r = 18.5$  la magnitud de la galaxia con emisión más débil.

- Todos estos objetos presentan fuerte emisión  $H\alpha$ , con grandes anchuras equivalentes (a excepción de UCM1304+2830, con una anchura equivalente moderada de 67 Å) para la emisión combinada  $H\alpha+[NII]$ .
- Todos los objetos presentan un aspecto compacto en las placas. En la tabla 3.5 se presentan los diámetros mayor y menor medidos sobre la isofota de 24 magnitudes por segundo de arco cuadrado en las imágenes CCD en el filtro r (Vitores 1995). Podemos comprobar que se trata de objetos muy compactos, de apariencia casi estelar.

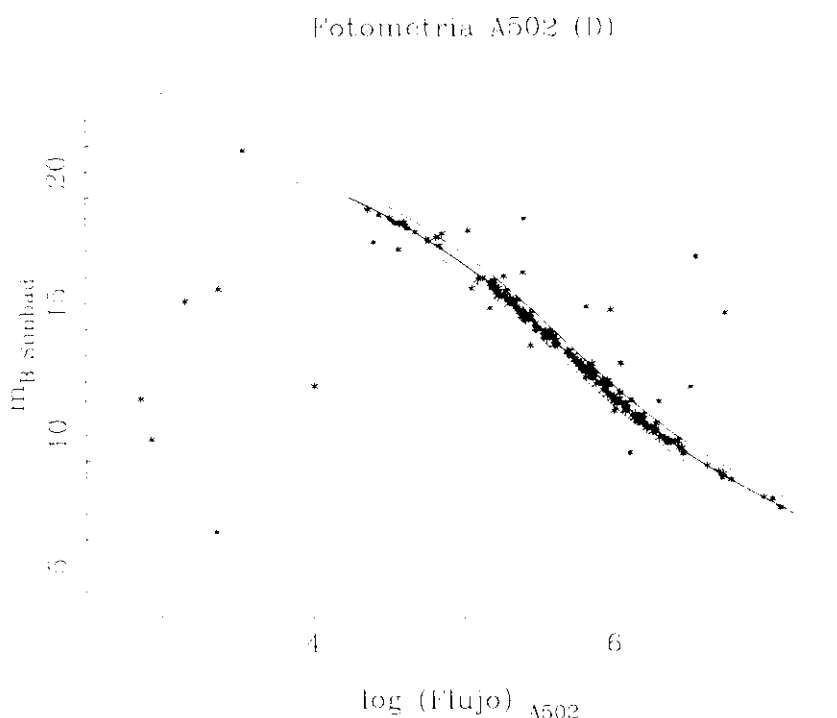
Todas estas características confirman el hecho de que las exploraciones de objetos con líneas de emisión en placas de prisma objetivo no están limitadas en magnitud aparente, ya que objetos más débiles que el límite obtenido con una curva de calibración como la mostrada anteriormente pueden ser claramente seleccionados en el caso de presentar una fuerte emisión. En realidad, la placa de prisma objetivo podría llegar a identificar galaxias con líneas de emisión tan débiles como las registradas en una placa directa de igual configuración emulsión + filtro, siempre y cuando toda la luz estuviera contenida en la línea de emisión.

## 3.4 Calibración fotométrica con el catálogo SIMBAD

La base de datos astronómica SIMBAD (del inglés, *Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data*) fue desarrollada y es mantenida por el Centro de Datos de Estrasburgo (CDS) en Francia. Esta base de datos, accesible a través de redes informáticas, permite obtener abundante información de distinto tipo de objetos, bien sea de modo puntual o estableciendo ciertas restricciones en posición, magnitud, nombre, etc. SIMBAD incorpora cerca de 1 millón de objetos, más de 1.5 millones de parámetros observacionales y 1.4 millones de datos bibliográficos.

Uno de los datos suministrados por SIMBAD es la magnitud en las bandas B y V del sistema de Johnson. Por tanto, estos datos podrán ser utilizados para la calibración fotométrica de la placa A502 (D), la única cuya configuración emulsión + filtro es semejante a la banda B. Este catálogo no es tan profundo como el de la APM, y puede tener distintos grados de completitud en distintas zonas, ya que se mantiene con datos enviados por distintos grupos observacionales y con los aparecidos en las distintas revistas internacionales. Sin embargo, las magnitudes proporcionadas no presentarán los

problemas de saturación que aparecían con las magnitudes APM. De esta forma, este catálogo puede utilizarse para calibrar las estrellas de brillo moderado, allí donde se cortaba la calibración derivada con la APM.



**Figura 3.7:** Magnitud  $m_B$  ofrecida en el catálogo SIMBAD frente al logaritmo del flujo en densidad para la placa A502. Se ha dibujado la cúbica inversa ajustada a los datos junto a las curvas de  $\pm 3\sigma$ . También se presenta en línea punteada la curva de calibración derivada con los datos de la APM.

Hemos extraído de SIMBAD todos los objetos dentro de un círculo de  $2^{\circ}$  de radio, centrado en el centro de la placa A502, obteniendo un total de 2267 objetos. De éstos, hemos retenido tan sólo aquellos con posiciones y magnitudes precisas (1134, 50% del total), y hemos obtenido una lista final con los objetos clasificados como puntuales, resultando un total de 521 objetos estelares con magnitud  $m_B$ . A continuación hemos procedido a emparejar este catálogo con los objetos derivados por la MAMA de la placa A502, con un total de 189 objetos comunes (36%). Este reducido número de emparejamientos, más aún si consideramos que se trata de objetos puntuales relativamente brillantes, es debido a la baja precisión de las coordenadas ofrecidas en SIMBAD. Por último, hemos procedido a representar la magnitud  $m_B$  frente al logaritmo

del flujo en densidad de los objetos MAMA. La figura 3.7 muestra dicha relación y de ella podemos destacar los siguientes puntos:

- Existe una buena relación entre  $m_B$  y  $\log(\text{Flujo})$ . Los puntos que se desvían notablemente de la curva deben ser explicados como malos emparejamientos debido a la falta de precisión de las coordenadas de SIMBAD.
- Hemos ajustado una cúbica inversa a los datos, aplicando un proceso iterativo, a fin de eliminar los puntos con mayores desviaciones. En el ajuste final han sido utilizadas 162 estrellas (86% del total), proporcionando el siguiente resultado:

$$\log(\text{Flujo})_{A502} = d + c m_B + b m_B^2 + a m_B^3 \quad (3.2)$$

donde,  $a = -1.7141 \cdot 10^{-3}$   
 $b = 6.7148 \cdot 10^{-2}$   
 $c = -1.0611$   
 $d = 11.9179$

siendo el sigma del ajuste, calculado como la desviación estándar de los datos según el eje y, de 0.13 mag. No obstante, y puesto que nuestro interés es determinar la magnitud a partir del flujo MAMA, ésta puede obtenerse calculando la inversa de la función anterior:

$$m_B = yy - \frac{b}{3a} \quad (3.3)$$

donde,

$$\begin{cases} yy = \sqrt[3]{u} + \sqrt[3]{v} \\ \begin{cases} u = -q + \sqrt{q^2 + p^3} \\ v = -q - \sqrt{q^2 + p^3} \end{cases} \\ \begin{cases} p = \frac{3ac - b^2}{9a^2} \\ q = \frac{1}{2} \left( \frac{2b^3}{27a^3} - \frac{bc}{3a^2} + \frac{(d - \log(\text{Flux}_{A502}))}{a} \right) \end{cases} \end{cases}$$

- Podemos comprobar que esta calibración es perfectamente compatible con la resultante de los datos de la APM en el rango en la que ambas solapan (mostrada en línea punteada en la figura 3.7), hecho que refuerza la consistencia de la calibración fotométrica calculada para esta placa.

### 3.5 Calibración fotométrica con los datos de la exploración UCM

La región del Cúmulo de Coma ha sido ya previamente estudiada por nuestra exploración y disponemos de abundante información, tanto fotométrica como espectroscópica, para un elevado número de objetos. En particular, la práctica totalidad de las imágenes CCD obtenidas para los objetos de la placa A228 contienen estrellas y galaxias que aparecen igualmente en las nuevas placas A499 y A502. Estas imágenes, empleadas para el estudio fotométrico de la muestra UCM (Vitores 1995) pueden ser utilizadas para la medida de las magnitudes en el filtro *r* de Thuan y Gunn (1976) de numerosas estrellas y galaxias de campo. Con estos datos calibraremos la placa A499 en un rango mucho mayor de magnitudes que la derivada de los datos del APM Sky Survey, siendo además mucho más precisas que las magnitudes fotográficas.

Para cada objeto presente en las imágenes CCD se computó la suma de las cuentas dentro de una apertura circular que le englobara por completo, a la cual se sustrajo la señal procedente del fondo de cielo. El valor de las cuentas netas de cada objeto fue transformado a magnitudes aparentes en el filtro *r* mediante las ecuaciones de transformación proporcionadas, al igual que las imágenes CCD, por Vitores (1995). En total, hemos utilizado 35 imágenes CCD, todas ellas de objetos de la placa A228, sobre las que hemos medido las magnitudes de 89 objetos adicionales a los candidatos UCM. De ellos, 47 muestran un aspecto puntual y han sido utilizados para obtener la relación magnitud *r* vs log flujo MAMA, la cual se muestra en la figura 3.8. De ella podemos destacar los siguientes puntos.

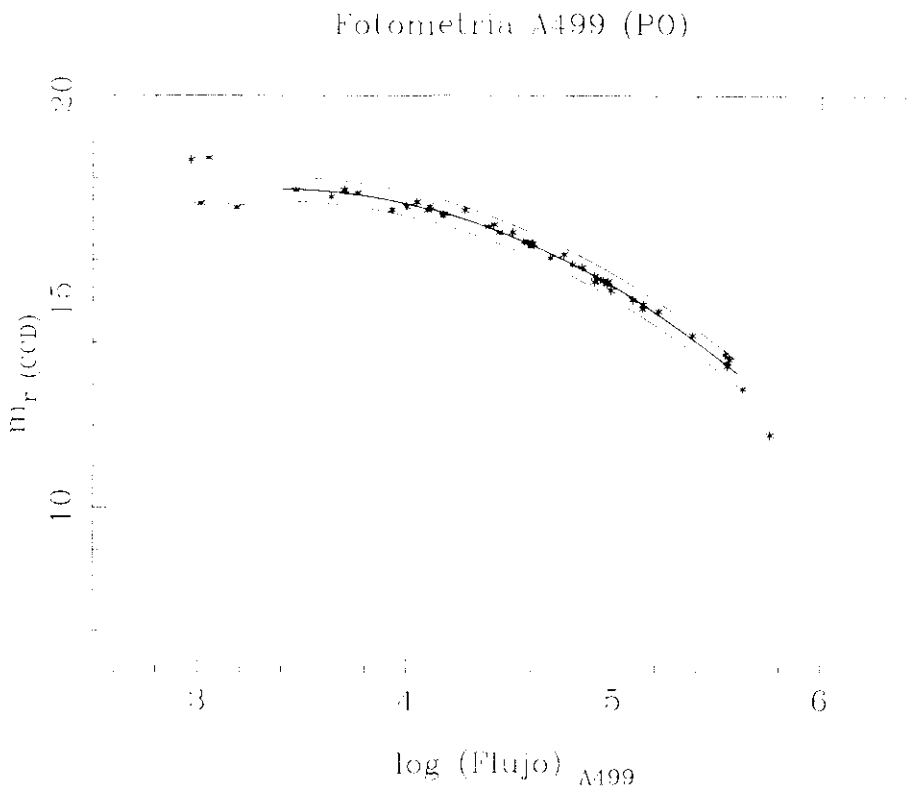
- Existe una buena relación entre las magnitudes derivadas de las imágenes CCD y el logaritmo del flujo MAMA para la placa A499. El ajuste de un polinomio de segundo grado a los datos proporciona el siguiente resultado:

$$m_r = 7.664 + 5.997 \text{lf} - 0.892 \text{lf}^2$$

$$\sigma = 0.10 \text{ mag} \quad (3.4)$$

donde  $\text{lf} = \log(\text{Flujo})_{A499}$ .

Esta ecuación es aplicable en el intervalo (3.4, 5.6) de valores del logaritmo del flujo MAMA. Para objetos más débiles, tenemos muy pocos puntos con una dispersión muy alta, mientras que objetos más brillantes aparecen saturados en las imágenes CCD, lo que proporciona magnitudes más débiles de las esperadas.



**Figura 3.8:** Magnitud  $m_r$  obtenida de las imágenes CCD de la exploración UCM frente al logaritmo del flujo en densidad para la placa A499 para objetos de aspecto estelar. Se ha dibujado el polinomio ajustado a los datos junto a las curvas de  $\pm 3\sigma$ . También se presenta en línea punteada la curva de calibración derivada con los datos de la APM.

- El error estimado para esta calibración (0.1 mag.) es notablemente inferior que el obtenido de los datos de la APM. Este hecho se debe a la alta precisión con la que están calculadas las magnitudes CCD, con errores típicos de 0.05 a 0.1 magnitudes (Vitores 1995).

- En la figura 3.8 hemos representado la curva de calibración derivada de los datos de la APM para esta misma placa. Podemos comprobar cómo, si bien existe una amplia zona en la que ambas calibraciones solapan, aparece una diferencia sistemática entre las magnitudes APM y CCD. Con el fin de analizar este efecto, hemos investigado los posibles factores responsables de estas diferencias. Por una parte, las bandas fotométricas no son iguales (E:  $\lambda_c = 6550\text{\AA}$ , FWHM = 500 $\text{\AA}$ ; r:  $\lambda_c = 6484\text{\AA}$ , FWHM = 790 $\text{\AA}$ ), si bien se esperaría que los objetos fuesen más brillantes en el filtro r dada su mayor extensión, efecto contrario al observado. Por otra parte, la profundidad de las imágenes CCD es superior a las placas fotográficas, de modo que se esperaría un mayor flujo en éstas y, por tanto, una magnitud inferior, nuevamente contrario a lo observado. Con el fin de despejar dudas acerca de nuestro método operacional, hemos obtenido las magnitudes APM en el rojo de un total de 26 objetos UCM, todos ellos con fotometría CCD (Vitores 1995) y tamaños estelares o cuasi-estelares. La tabla 3.6 muestra los datos obtenidos para estos objetos. En ésta se indican los tamaños de los objetos medidos en la isofota de 24 magnitudes por segundo de arco cuadrado, así como las magnitudes derivadas del catálogo de la APM ( $m_E$ ) y de las imágenes CCD ( $m_r$ ). En la figura 3.9 mostramos la diferencia entre las magnitudes APM y CCD en función de las magnitudes CCD. Tanto en la tabla 3.6 como en la gráfica 3.9 podemos comprobar cómo las magnitudes APM tienden a ser más brillantes que las magnitudes r. La diferencia entre ellas no depende del tamaño de los objetos ni de su magnitud, lo cual indicaría defectos de calibración y/o saturación de los objetos. Hemos obtenido un valor medio de la diferencia  $m_{r(\text{CCD})} - m_E = 0.67$  magnitudes para los objetos puntuales, con una dispersión  $\sigma = 0.6$  magnitudes.

Debemos, por tanto, concluir que la diferencia entre las magnitudes obtenidas por ambos métodos se debe al diferente sistema fotométrico empleado y, muy posiblemente, a un defecto de la calibración del punto cero de las magnitudes obtenidas por la APM.

Dada la mayor precisión de los datos CCD de nuestras observaciones, tomaremos esta última calibración para la placa A499. Sin embargo, para la placa A335 y A384, para las cuales no disponemos de observaciones propias, las calibraciones estarán referidas a las magnitudes  $m_E$  del APM Sky Survey.

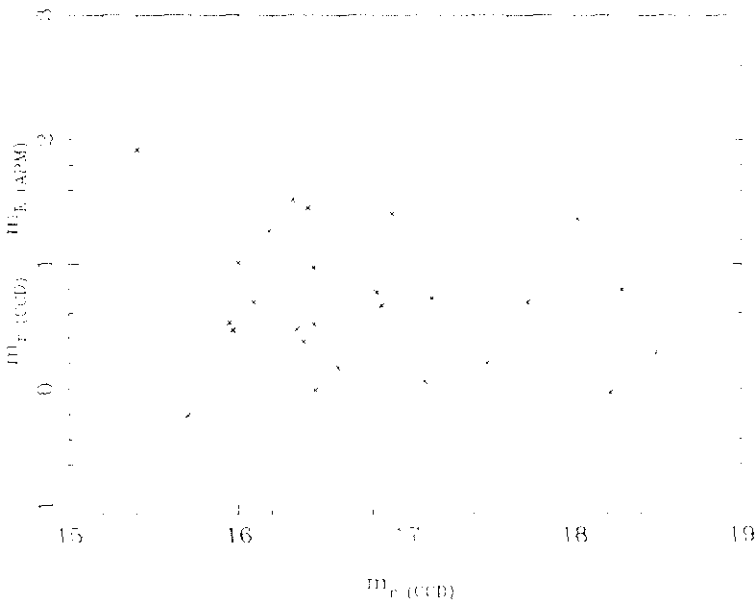
**Tabla 3.6:** Magnitudes APM y CCD para una submuestra de objetos puntuales y cuasi-puntuales de la exploración UCM.

UCM	$\varnothing_{24}(\prime)$ <sup>(1)</sup>	$m_E$	$m_r^{(2)}$	UCM	$\varnothing_{24}(\prime)$ <sup>(1)</sup>	$m_E$	$m_r^{(2)}$
0040+0220	13x12	16.02	16.39	1331+2900	7x5	18.21	18.49
0045+2256	9.4x7.9	15.94	16.45	1431+2702	12x11	14.95	16.41
0047+2051	17x14	14.99	16.00	1608+1335	8x7	16.47	16.46
0049-0006	8x6	18.25	18.22	1612+1308	10x7	17.28	17.48
0130+2506	9x9	16.65	18.02	1651+2721	5x4	17.50	18.29
0148+2123	15x13	14.80	16.32	2239+2402	8x7	15.91	15.70
1253+2926	13x11	15.48	16.45	2304+1640	14x10	16.43	17.15
1254+2932	9x9	16.05	16.82	2304+1621	15x13	13.48	15.40
1304+2830	8x8	17.03	17.72	2307+2119	9x8	15.40	16.09
1309+2937	10x9	16.42	16.59	2323+2251	7x7	17.05	17.11
1324+2926	11x10	16.19	16.85	2346+2011	9x8	15.5	16.91
1325+2955	7x6	15.88	16.35	2357+2440	10x9	15.51	15.97
1330+3011	12x10	15.43	15.95	2357+2241	10x8	14.91	16.18

Nota:  $\varnothing_{24}(\prime)$ : Diámetros en la isofota 24 mag/arcsec<sup>2</sup>

<sup>(1)</sup> Datos obtenidos de Vitores (1995)

Comparacion APM - CCD



**Figura 3.9:** Diferencia entre las magnitudes APM y CCD en el rojo para objetos puntuales y cuasi-puntuales de la exploración UCM. Se muestra una diferencia sistemática ( $0.67 \pm 0.60$  mag) que no depende del brillo del objeto.

### 3.6 Calibración fotométrica de objetos extensos

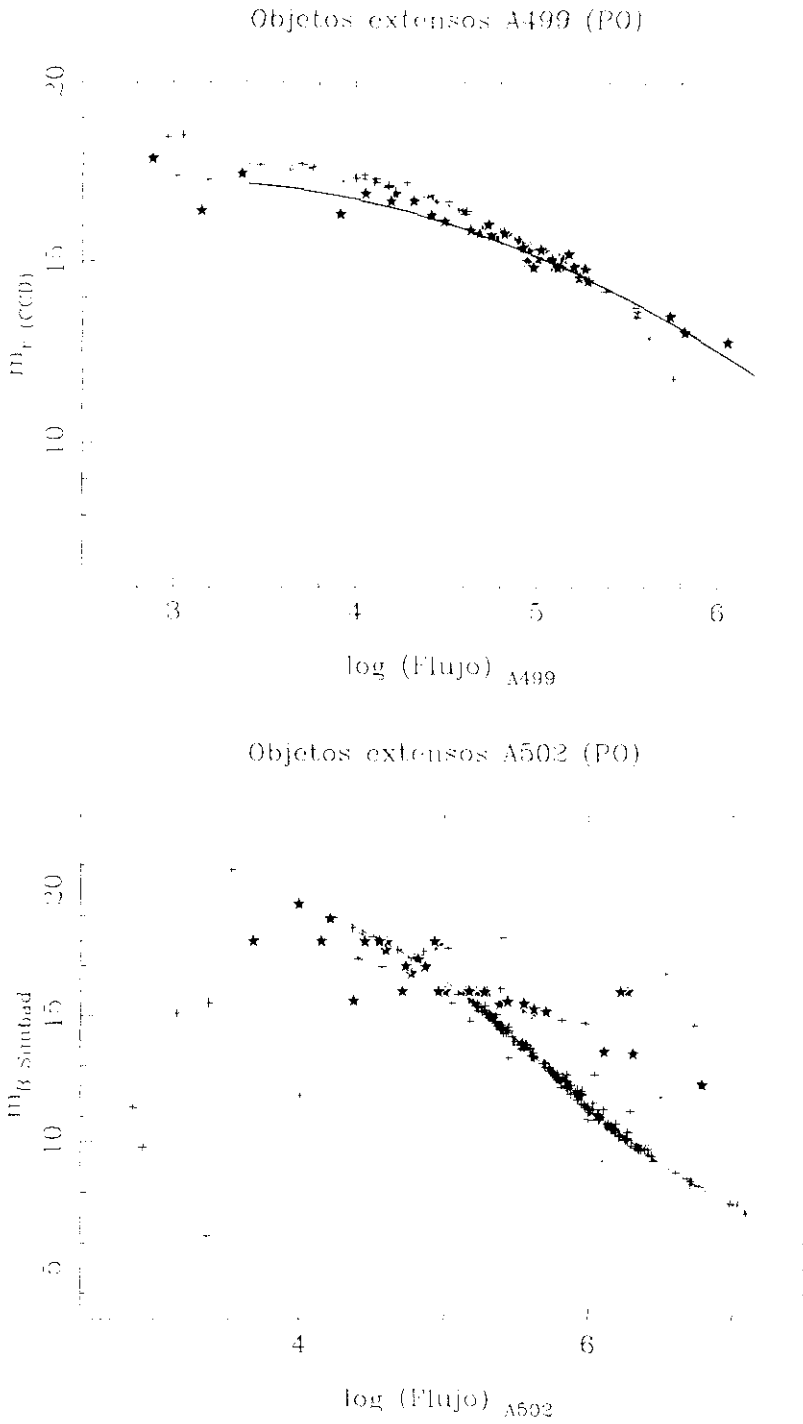
En los puntos precedentes se ha abordado el problema de la calibración fotométrica para objetos puntuales, y hemos comprobado la existencia de una ley que relaciona la magnitud de éstos con el flujo en densidad medido por la MAMA en las placas. En este punto vamos a analizar esta relación para objetos extensos en el campo del cúmulo de Coma, para las placas A499 (PO) y A502 (D).

En el apartado 3.5 obtuvimos una calibración para la placa A499 utilizando fotometría obtenida de las imágenes CCD de nuestra exploración. En dichas imágenes aparecían no sólo los objetos UCM y estrellas de campo, sino también objetos extensos de tamaños muy diversos. Hemos procedido a la medida de las magnitudes de estos objetos utilizando el mismo procedimiento que el expuesto en el punto precedente. Tras su identificación en los catálogos de la MAMA, hemos representado la magnitud  $m_{F(\text{CCD})}$  frente al logaritmo del flujo en densidad. El ajuste de un polinomio de segundo grado a los datos proporciona la siguiente relación:

$$\begin{aligned}
 m_{F(\text{difusos})} &= 12.66 + 3.10 \log (\text{Flujo})_{A499} - 0.52 (\log (\text{Flujo})_{A499})^2 \\
 \sigma &= 0.3 \text{ magnitudes} \\
 \log (\text{Flujo})_{A499} &\in (3.4, 6.2)
 \end{aligned}
 \tag{3.5}$$

En el panel superior de la figura 3.10 mostramos dicha relación, junto con la obtenida para los objetos de apariencia estelar.

Por otra parte, la placa A502 fue calibrada con los datos fotométricos proporcionados por el catálogo SIMBAD, en el que aparecen también galaxias y objetos difusos de distinta naturaleza. Estos datos, tras el emparejamiento con los objetos MAMA, han sido representados en un diagrama magnitud frente al logaritmo del flujo en densidad, resultado que se muestra en la gráfica inferior de la figura 3.10. En dicha figura se ha representado, igualmente, la calibración derivada para los objetos puntuales. Cabe destacar que no hemos realizado ningún ajuste a los datos referentes a objetos difusos dada la alta dispersión en los mismos.



**Figura 3.10:** Diagramas magnitud frente al logaritmo del flujo en densidad MAMA para los objetos difusos de las placas A499 (PO) y A502 (D). Los objetos difusos han sido representados con símbolos especiales, mientras que la tendencia de los objetos puntuales se muestra en línea discontinua. En la gráfica superior se muestra, igualmente, el ajuste realizado a la tendencia de los objetos difusos.

En estas figuras destacamos, inmediatamente, el diferente comportamiento de los objetos difusos. En el punto 3.1 estudiamos este efecto, y en él se concluyó que éstos deberían presentar un flujo en densidad mayor que los objetos puntuales para la misma magnitud integrada. Podemos comprobar en las figuras 3.10 como esto es cierto para objetos brillantes, con una magnitud menor o del orden de 15. Sin embargo, para los objetos más débiles, el flujo en densidad de un objeto extenso es similar o incluso inferior al presentado por un objeto estelar de igual magnitud. Por una parte, los objetos más débiles presentan un aspecto muy similar a los objetos estelares como consecuencia de la gran escala de placa obtenida con telescopios Schmidt, de modo que ambas tendencias deberían aproximarse. Pero por otro lado, una parte importante de la luz de los objetos difusos puede provenir de las regiones más externas y débiles del objeto. Estas regiones pueden ser recogidas y medidas en observaciones CCD gracias a la alta eficiencia de estos detectores. Sin embargo, estas zonas pueden quedar muy por debajo del umbral de detectabilidad de la emulsión fotográfica, de modo que el flujo en densidad corresponderá tan sólo a las zonas centrales y más brillantes de estos objetos. De este modo, la comparación con la magnitud CCD indicará unos valores de flujo en densidad inferiores a los esperados.

Estas tendencias pueden apreciarse tanto en la placa de prisma objetivo como en la directa. La alta dispersión de los datos para esta última placa se debe a la distinta precisión y métodos observacionales con las que se ofrece la fotometría de éstos objetos en bases de datos generales como la utilizada.

### **3.7 Resumen**

En el presente capítulo hemos abordado el problema de la calibración fotométrica de las placas fotográficas. Dada la imposibilidad de determinar, de forma precisa, la curva característica de cada una de las placas de la nuestra exploración, la calibración fotométrica ha sido obtenida mediante la relación existente entre la magnitud de los objetos y la suma de la densidad de los pixels que lo forman sobre la emulsión fotográfica. El principal problema de este método ha consistido en la obtención de una muestra de estrellas de calibración con magnitud precisa a partir de la cual establecer la relación entre la magnitud y el flujo en densidad. Hemos analizado los resultados obtenidos con algunos catálogos que cubren todo el cielo. Sin embargo, hemos comprobado que los mejores resultados se obtienen utilizando fotometría precisa a partir

de observaciones profundas con CCD. Este tipo de calibraciones externas están sujetas a los errores propios del conjunto de objetos empleados para la calibración. Así hemos comprobado como las calibraciones derivadas de los datos del APM Sky Survey y de nuestros propios datos fotométricos para las placa A499 en el rojo difieren en 0.67 magnitudes, probablemente debido a la elección de un sistema fotométrico diferente o a un error en la calibración del punto cero para el catálogo. La precisión con la que podemos estimar las magnitudes de los objetos utilizando nuestras placas, tanto las directas como las de prisma objetivo, es del orden de 0.2 magnitudes utilizando datos de los catálogos generales y de 0.1 magnitudes haciendo uso de fotometría CCD.

Los objetos difusos presentan un comportamiento diferente al obtenido para los objetos puntuales, siendo éste dependiente del tamaño de cada objeto. Es general, la magnitud para los objetos extensos estará infravalorada para los objetos más débiles y sobrevalorada para los más brillantes en el caso de utilizar la misma calibración que para los objetos puntuales.

# Capítulo 4

## Análisis de los espectros de Prisma Objetivo

En el presente capítulo vamos a exponer y estudiar con detalle los algoritmos de reducción y análisis de los espectros de prisma objetivo que han sido desarrollados específicamente con el propósito de identificar la línea  $H\alpha$  en emisión y, por consiguiente, seleccionar una muestra de candidatos a galaxias con líneas de emisión en las placas fotográficas de prisma objetivo de la exploración UCM.

El análisis de espectros de prisma objetivo mediante métodos automáticos viene siendo desarrollado por diferentes autores desde hace más de diez años. Así, en los trabajos de Clowes et al. (1980), Cooke et al. (1986), Borra et al. (1987) o Stock (1994) se estudian con detalle los problemas derivados del análisis de los espectros de prisma objetivo, prestando especial atención al calibrado de los mismos. El uso y posterior análisis automático de placas de prisma objetivo ha sido utilizado en diversos campos de investigación astronómica tales como clasificación espectral de estrellas (Beauchemin et al. 1994), identificación de cuasares y galaxias con líneas de emisión (Vaucher et al. 1982; Clowes et al. 1984; Hewett et al. 1985; Clowes 1986; Edwards et al. 1988; Hagen et al. 1995; Popescu et al. 1995), medida del desplazamiento al rojo de galaxias (Beard et al. 1986; Borra et al. 1988; Schuecker 1993), búsqueda de objetos con características espectrales peculiares (Beauchemin et al., 1993), y otros muchos (Martin & McCarthy 1984).

Sin embargo, la práctica totalidad de estos trabajos han sido desarrollados en la región azul del espectro, utilizando la emulsión de Kodak IIIa-J, con una dispersión, en general, inferior a la empleada en nuestra exploración, y cubriendo un amplio rango espectral, típicamente desde 3300 Å, debido al corte atmosférico para longitudes de onda inferiores, hasta 5350 Å, para la cual la sensibilidad de la emulsión IIIa-J cae abruptamente. En este tipo de espectros de prisma objetivo se presentan numerosas características espectrales, tales como las líneas de emisión [OII] $\lambda$ 3727, H $\beta$ , o [OIII] $\lambda$ 4959.5007 en el caso de espectros de galaxias con líneas de emisión, cuasares, nebulosas planetarias, etc., o la discontinuidad producida a 4000 Å en los espectros de galaxias, característica que puede ser utilizada para la medida de desplazamientos al rojo. Por otra parte, el amplio rango espectral abarcado permite el estudio detallado de la distribución espectral de los objetos, lo que permite, por ejemplo, la clasificación espectral de estrellas o la búsqueda de objetos con distribuciones espectrales peculiares.

Por último, destacamos el reducido número de exploraciones de prisma objetivo que se desarrollan en la zona roja del espectro, y el hecho de que en ninguna de ellas se viene realizando un análisis automático de los datos observacionales. Tan sólo en el trabajo de Moss et al. (1988) se hace un estudio detallado sobre los espectros de prisma objetivo en el rojo de los candidatos a galaxias con emisión H $\alpha$ , si bien éstos son identificados mediante la inspección visual de las placas.

Por tanto, ha sido preciso desarrollar todos los algoritmos para el análisis de las placas e identificación de los candidatos dada la innovación y alta especialización del proyecto. El principal inconveniente del procesado de observaciones de prisma objetivo en el rojo es la ausencia casi total de características espectrales salvo la línea H $\alpha$  en emisión cuando ésta existe. El reducido rango espectral que se registra no permite determinar la distribución espectral del objeto y hace difícil estimar el nivel del continuo sobre el que resaltaría la línea de emisión.

### **4.1 La muestra de comparación**

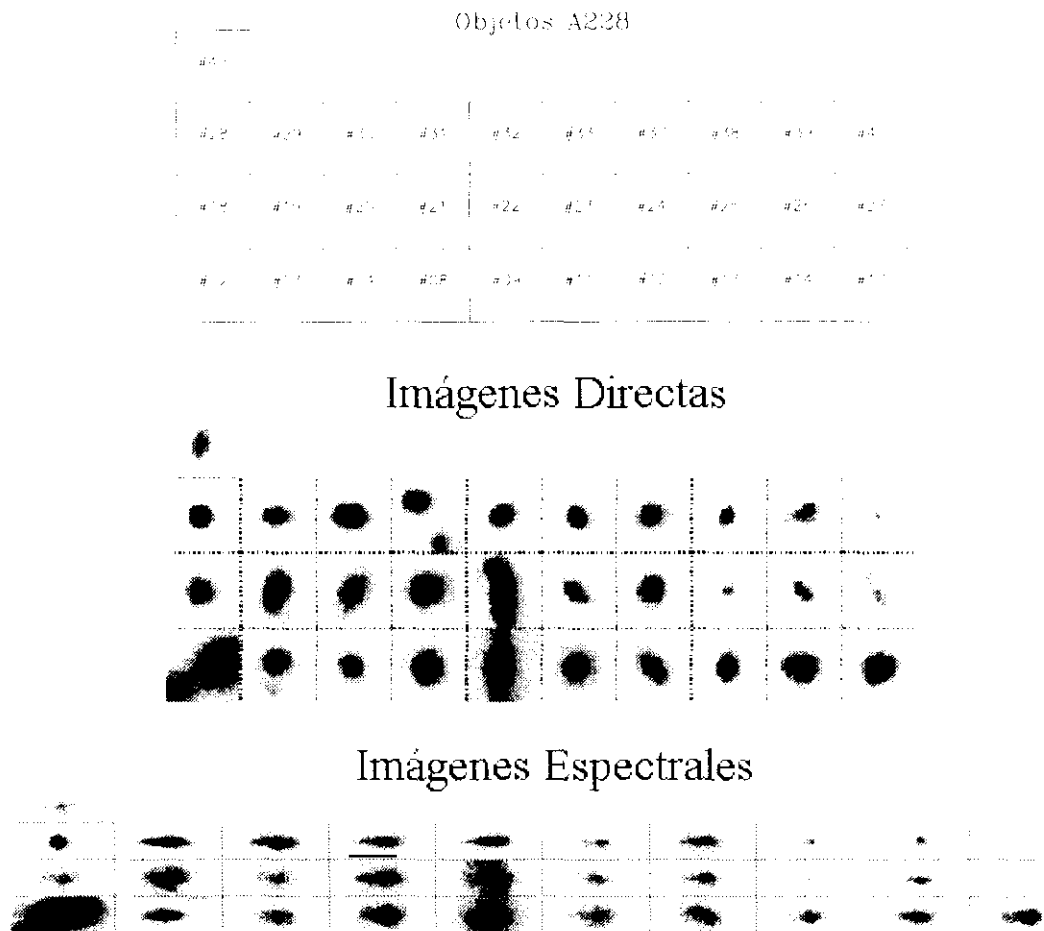
Los criterios utilizados para la identificación de la línea H $\alpha$  en los espectros de prisma objetivo deben ser estudiados y contrastados a fin de establecer su eficiencia para destacar los objetos de interés de entre los numerosos espectros de estrellas y galaxias normales que se presentan en una placa típica. El modo más directo para comprobar la utilidad y acierto de los métodos que se desarrollarán consistirá en comparar los

resultados obtenidos para una muestra de galaxias de las cuales se tiene la certeza de que presentan emisión en la línea  $H\alpha$ .

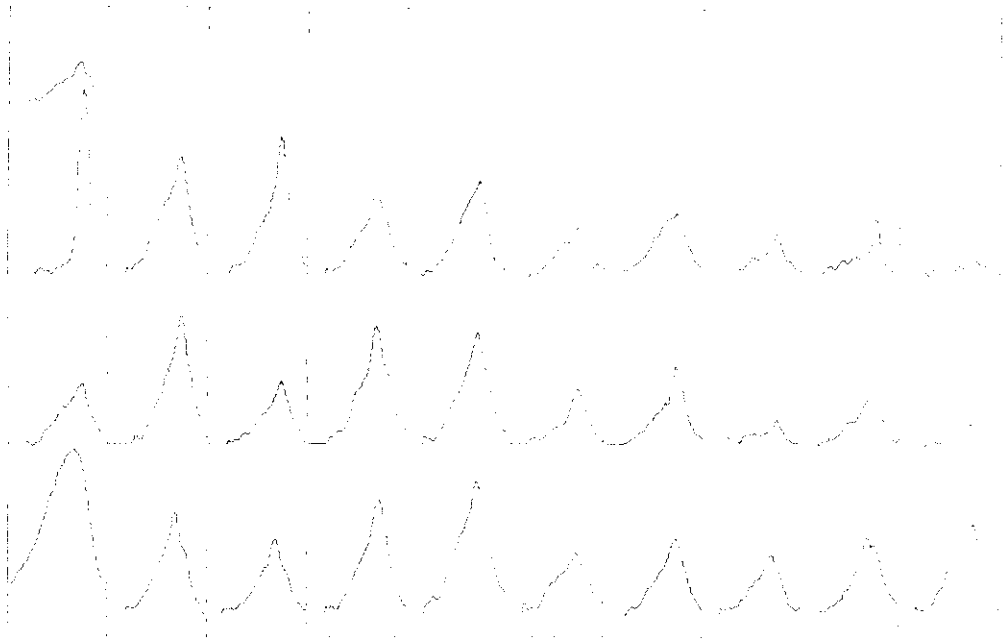
La región del cúmulo de Coma ha sido estudiada en profundidad por distintos grupos de investigación, y se dispone de importante información para un elevado número de galaxias. Por otra parte, la placa A228 de la exploración UCM está centrada en esta región y fue analizada visualmente para seleccionar una muestra de galaxias con líneas de emisión. Los 46 objetos seleccionados fueron observados espectroscópicamente, con el resultado de 35 objetos (76% del total) confirmados como galaxias con líneas de emisión de diferentes tipos y una nebulosa planetaria con fuerte emisión en  $H\alpha$ . Dado el elevado número de objetos seleccionados y el volumen de información disponible para esta región, fueron obtenidas dos nuevas placas (A499 y A502) centradas en el cúmulo de Coma con el fin de aplicar los métodos automáticos y comparar los resultados con las observaciones ya realizadas. Las nuevas placas, con un formato diferente al empleado en la exploración hasta las dos últimas campañas, no cubren exactamente el mismo campo que A228 (véase la figura 2.1b). En particular, 6 objetos, 5 de ellos con emisión confirmada, se sitúan fuera de los límites de las nuevas placas. De este modo, el conjunto de galaxias con emisión confirmada que constituyen la muestra de comparación está formado por 31 objetos (uno de ellos no es una galaxia, pero presenta  $H\alpha$  en emisión). En la tabla 4.1 se indican las principales características de éstos, presentados en los trabajos de Gallego (1995) y Vitores (1995). Los diferentes objetos han sido identificados en las nuevas placas a través de sus coordenadas y se muestran en las figuras 4.1 y 4.2.

N° A228 (1)	UCM (2)	AR(2000.0) (3)	DEC(2000.0) (4)	m <sub>r</sub> (5)	m <sub>b</sub> (6)	axb(°) (7)	z (8)	EW (9)	PO (10)	Tipo (11)
228#02	UCM1259+2934	13 01 25.3	+29 18 50	14.18	13.9	72.7x57.5	0.0239	277	B3	SY2
228#03	UCM1254+2740	12 57 25.0	+27 24 18	15.50	15.9	22.1x17.2	0.0172	57	B2	SBN
228#04	UCM1307+3111	13 09 21.7	+30 55 23	15.32	...	21.2x18.0	0.0168	81	B1d	DANS
228#08	UCM1306+2938	13 09 16.0	+29 22 04	14.80	15.1	27.4x22.2	0.0211	133	B2	SBN
228#09	UCM1307+2910	13 09 47.3	+28 54 27	13.05	13.9	82.4x63.7	0.0183	39	B1	SBN
228#11	UCM1304+2818	13 07 13.0	+28 02 51	14.88	15.6	30.7x27.9	0.0244	115	A1d	SBN
228#12	UCM1304+2808	13 06 36.3	+27 52 23	14.85	15.0	45.6x22.3	0.0210	33	A1d	SBN
228#13	UCM1302+2853	13 04 35.6	+28 37 42	15.77	16.0	22.6x13.8	0.0237	48	B1	DHIII
228#14	UCM1301+2904	13 04 22.6	+28 48 41	15.18	15.3	29.4x22.8	0.0266	81	A2	HHH
228#17	UCM1256+2823	12 59 02.0	+28 06 58	15.11	15.7	28.5x23.2	0.0307	109	B2	SBN
228#18	UCM1255+2819	12 57 57.7	+28 03 43	15.01	15.9	32.8x24.5	0.0273	63	A1d	SBN
228#19	UCM1259+2755	13 02 07.8	+27 38 56	14.45	15.1	41.6x30.1	0.0235	62	B2	SBN
228#20	UCM1258+2754	13 00 33.5	+27 38 16	15.38	15.5	28.5x20.2	0.0253	129	A2	SBN
228#21	UCM1256+2754	12 59 05.1	+27 38 42	14.70	15.1	35.0x32.2	0.0172	66	B1	SBN
228#22	UCM1248+2911	12 51 01.7	+28 55 41	...	15.5	...	0.0217	43	B1d	SBN
228#23	UCM1255+2734	12 58 18.5	+27 18 41	15.99	16.5	19.8x13.6	0.0234	121	A2	SBN
228#24	UCM1256+2732	12 58 35.3	+27 15 55	15.40	15.6	26.7x21.8	0.0234	114	A2	SBN
228#25	UCM1256+2717	12 58 27.1	+27 01 30	...	...	...	0.0273	68	A1	DHIII
228#26	UCM1256+2722	12 59 16.6	+27 06 24	16.05	...	20.9x14.1	0.0287	37	B1	DANS
228#27	UCM1256+2702	12 58 39.8	+26 45 35	16.32	...	38.3x 9.4	0.0247	118	A1	HHH
228#28	UCM1257+2754	12 59 27.7	+27 38 12	15.36	...	18.9x17.0	...	...	A3	N PLAN
228#29	UCM1255+3125	12 58 16.4	+31 09 34	15.07	15.5	34.3x13.6	0.0258	74	B2	HHH
228#30	UCM1253+2756	12 56 05.9	+27 40 43	15.09	16.2	25.7x18.1	0.0165	155	B3	HHH
228#31	UCM1257+2808	13 00 09.0	+27 52 00	15.45	16.1	24.4x17.3	0.0181	42	A1	SBN
228#32	UCM1259+3011	13 01 43.8	+29 55 38	15.36	...	22.6x14.8	0.0307	34	B1d	SBN
228#33	UCM1302+3032	13 05 18.7	+30 16 41	...	16.4	...	0.0342	53	A1	HHH
228#37	UCM1256+2910	12 58 43.1	+28 54 38	15.10	...	30.2x27.3	0.0279	23	A2d	SBN
228#38	UCM1300+2907	13 02 25.5	+28 51 32	16.69	...	17.7x 9.4	0.0219	196	A3	HHH
228#39	UCM1303+2908	13 05 45.2	+28 52 17	16.26	...	20.5x14.3	0.0261	175	A3d	HHH
228#40	UCM1304+2830	13 06 36.9	+28 14 06	17.72	...	8.6x 8.2	0.0217	67	A2	DHIII
228#45	UCM1254+2802	12 57 04.5	+27 46 26	15.76	...	25.4x14.0	0.0253	16	A1d	DANS

**Tabla 4.1:** Parámetros principales de los objetos con emisión de la placa A228 que aparecen en el campo de las placas A499, A502. En la columna (1) se indica el número del objeto en la placa A228. El nombre UCM y las coordenadas 2000.0 se indican en las columnas (2), (3) y (4) respectivamente. Las columnas (5) y (6) indican la magnitud en el rojo y en el azul de los objetos. En (7) indicamos los tamaños a la isofota 24 mag. por segundo de arco cuadrado. Los desplazamientos al rojo de las galaxias y las anchuras equivalentes de las líneas H $\alpha$ +[NII] se indican en las columnas (8) y (9). Por último, (10) y (11) contienen la clasificación PO y espectroscópica de cada objeto. Los datos de las columnas (5), (6) y (7) han sido obtenidos de Vitores (1995) y los de (8), (9), (10) y (11), de Gallego et al. (1996).



**Figura 4.1:** Imágenes directas (A502) e imágenes espectrales (A499) para las 31 galaxias con emisión que forman la muestra de comparación. Todos ellos son objetos identificados visualmente en la placa A228 de la exploración UCM.



**Figura 4.2:** Espectros de prisma objetivo monodimensionales extraídos de la placa A499 para las galaxias de la muestra de comparación.

## 4.2 Estimación del continuo de los espectros de prisma objetivo

El modo más directo y, a su vez, más intuitivo para seleccionar los objetos con emisión  $H\alpha$  consiste en identificar dicha emisión en los espectros de prisma objetivo monodimensionales. Un objeto con la línea  $H\alpha$  en emisión estará caracterizado por presentar un aumento anormal de la densidad fotográfica en una reducida zona de su espectro de prisma objetivo, producido por la línea de emisión. De este modo, ésta podrá ser identificada si logramos estimar cómo sería el espectro en caso de no existir dicha emisión, esto es, si establecemos el nivel del continuo en el espectro extraído. Conseguido este primer paso, los objetos con emisión podrán ser identificados por presentar un residuo, definido como la diferencia entre el espectro y el continuo estimado, anormalmente grande, en comparación con el obtenido para el resto de espectros.

Los espectros de prisma objetivo están fuertemente dominados por la respuesta del sistema emulsión + filtro, si bien las diferentes distribuciones espectrales de los objetos hace que cada uno de ellos presente sus propias características y, en consecuencia, no

sea posible determinar uno o un conjunto de patrones que reproduzcan, salvo un factor de escala, los diferentes espectros PO. Por esta razón, ha sido necesario estimar el continuo de cada uno de ellos de manera individualizada, ajustando un *spline* cúbico al espectro monodimensional, una curva capaz de adaptarse adecuadamente a las distintas formas de los espectros extraídos. En este proceso no ha sido empleado todo el espectro, sino tan sólo la zona en la que se espera encontrar la línea  $H\alpha$  en emisión. Esta región abarca 20 pixels (0.2 mm), 15 hacia la zona azul y 5 hacia la zona roja del espectro, tomando como referencia el corte rojo de la emulsión. Puesto que para la IIIa-F, el corte rojo se encuentra aproximadamente en 6850 Å y la dispersión en nuestras placas es de aproximadamente 1950 Å/mm en  $H\alpha$ , el continuo se ajusta en un intervalo aproximado de 6560 a 6950 Å, de modo que, incluso a un desplazamiento al rojo  $z = 0$ , la línea  $H\alpha$  quedaría incluida en la región estudiada.

La identificación de la posición del corte rojo o *cut-off* de la emulsión se realiza con la ayuda de la función  $C_j$ , definida por Borra et al. (1987) como

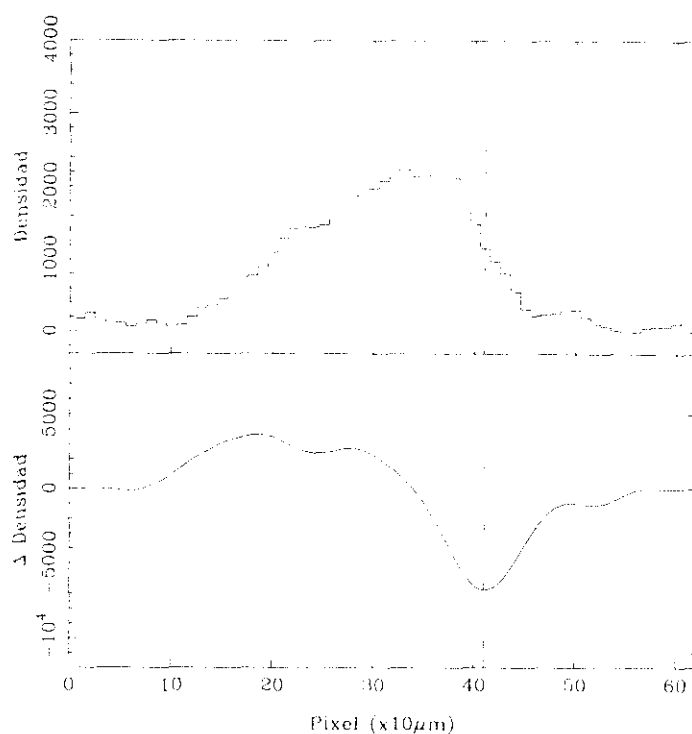
$$C_j = \sum_{i=j+(b-1)/2}^{j+a+(b-1)/2} S_i - \sum_{i=j-a-(b-1)/2}^{j-(b-1)/2} S_i \quad (4.1)$$

donde  $S_j$  es el valor del espectro en el pixel  $i$ .

El sentido de esta función es el siguiente: Para cada valor de  $j$ , se evalúa la suma del espectro en dos ventanas de tamaño  $a$  pixels a ambos lados del punto  $j$ , espaciadas  $b$  pixels. En el punto en el que el espectro cae bruscamente, la suma en la ventana situada a su derecha será prácticamente nula. Sin embargo, la suma dentro de la ventana de la izquierda todavía tendrá señal y, por tanto, el valor de la función  $C$  en ese punto será mínimo. La figura 4.3 muestra un espectro típico y la función  $C$  calculada tomando una anchura de la ventana  $a = 5$  pixels y una separación  $b = 1$  pixel. La función  $C$  también puede interpretarse como una medida de la derivada del espectro. Así, el corte del espectro vendrá caracterizado por el punto en el que la pendiente se hace más negativa.

Tras el cálculo de la posición del corte de la emulsión hemos procedido a estimar el nivel del continuo en los espectros monodimensionales, para lo cual hemos adoptado un método iterativo. Tras el ajuste de un *spline* inicial al espectro, calculamos la desviación estándar entre éste y el ajuste, eliminando los puntos del espectro que se desvían un

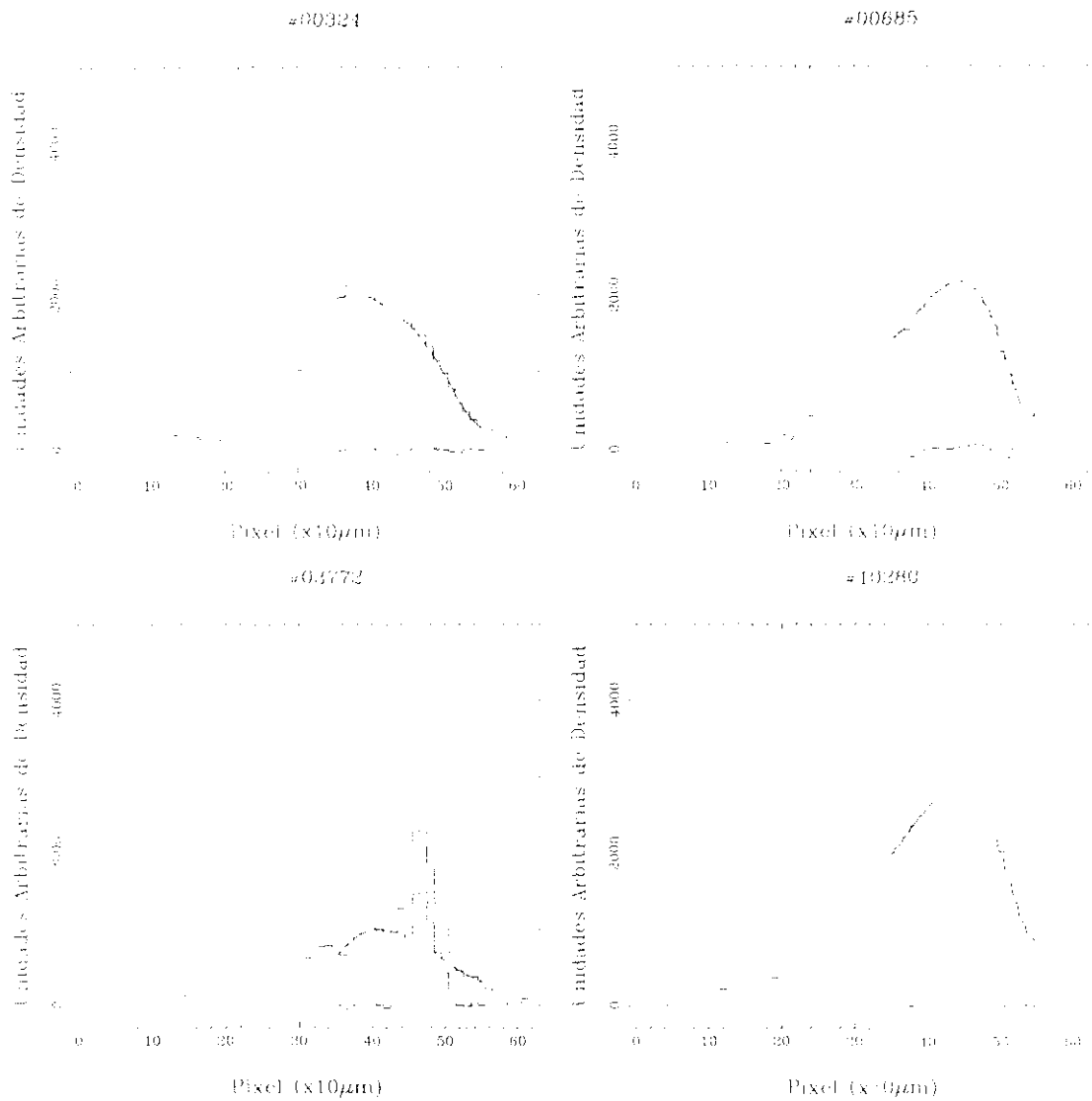
cierto número de sigmas, y procedemos a recalcular nuevamente el continuo con los puntos retenidos. Las figuras 4.4 muestran los resultados finales obtenidos para distintos tipos de espectros.



**Figura 4.3:** Identificación del corte rojo de los espectros de prisma objetivo. En la parte inferior se representa la función  $C_j$  del espectro de prisma objetivo mostrado en la zona superior. El mínimo de dicha función indica la posición del corte de la emulsión.

### 4.2.1 Medida del residuo como indicador de la emisión

Como hemos argumentado al comienzo de este punto, esperamos que la medida del residuo tras el ajuste del continuo a los espectros extraídos sea un indicador de la existencia de emisión. Igualmente debemos comprobar que todos los espectros que presentan emisión proporcionan grandes residuos tras el ajuste del continuo. Para confirmar estas expectativas vamos a utilizar la muestra de comparación, objetos de los que tenemos confirmación de su naturaleza como galaxias con líneas de emisión, y analizaremos los resultados obtenidos para éstos y el resto de los objetos de la placa.

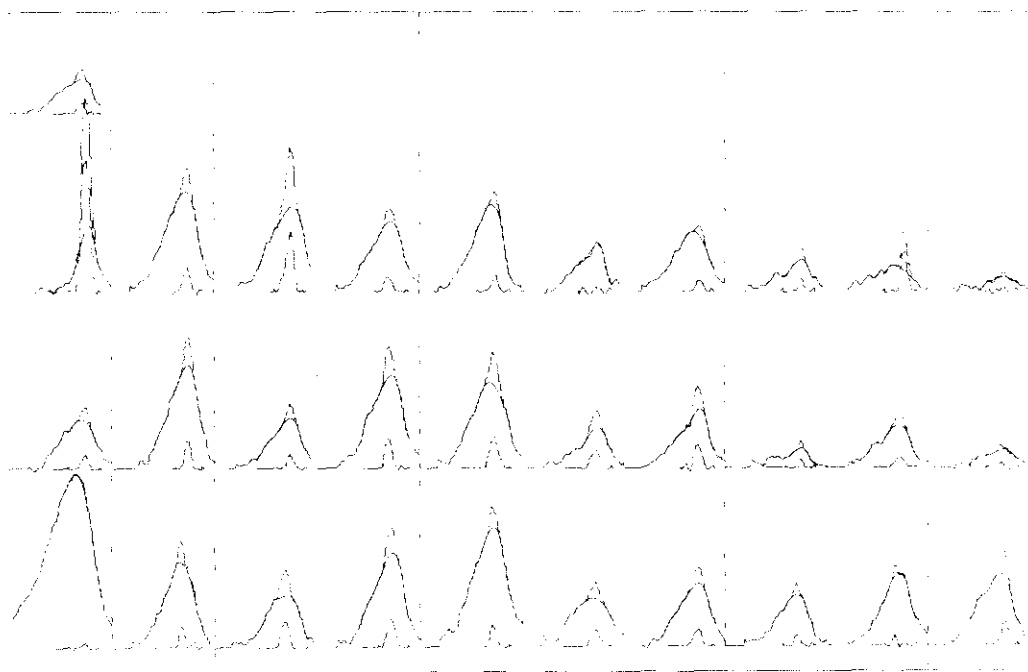


**Figura 4.4:** Ajuste del continuo a distintos espectros de prisma objetivo. En cada gráfica se presenta el espectro de PO, el ajuste y la diferencia entre ambos. Sobre ésta, se ha dibujado, en línea punteada, el nivel a  $3\sigma$  del ajuste final. Las dos primeras gráficas (zona superior) corresponden a espectros de objetos sin emisión, en las que se puede observar como la curva calculada se ajusta al espectro sin exclusión de puntos, de modo que el residuo resultante es nulo. Las dos gráficas inferiores presentan los espectros y ajustes para objetos con H $\alpha$  en emisión. El exceso del espectro PO queda de manifiesto en el residuo final.

Tanto en éste como en el resto de indicadores de emisión, vamos a utilizar una representación de los distintos parámetros en función del flujo del objeto. Objetos de igual flujo deberán presentar un comportamiento similar, mostrando valores de los parámetros estudiados dentro de un rango típico, si bien éstos pueden diferir

notablemente de los presentados por otros objetos con muy diferente flujo en densidad. Así, los objetos candidatos a galaxias con líneas de emisión serán seleccionados, no por el valor del indicador analizado en cada caso, sino por su desviación respecto a los valores medios presentados por el resto de objetos de flujo semejante.

En la figura 4.5 mostramos los espectros monodimensionales de los objetos de comparación junto con los continuos obtenidos y los residuos derivados del ajuste. En dicha figura podemos comprobar que la emisión destaca claramente cuando ésta es muy marcada e intensa, pero también tenemos objetos en los que no se aprecia emisión si nos atenemos al criterio del residuo, es decir, tenemos objetos en los que el residuo, tras el ajuste, es nulo. En la tabla 4.2 indicamos, para cada una de las galaxias, los valores del residuo obtenido. Por otra parte, y con el fin de analizar cómo se comportan el resto de objetos de la placa, hemos representado en la figura 4.6 el valor del residuo integrado frente al flujo total del espectro. En la gráfica se ha marcado con símbolos especiales los puntos correspondientes a las galaxias de comparación. De esta última gráfica podemos destacar las siguientes conclusiones:

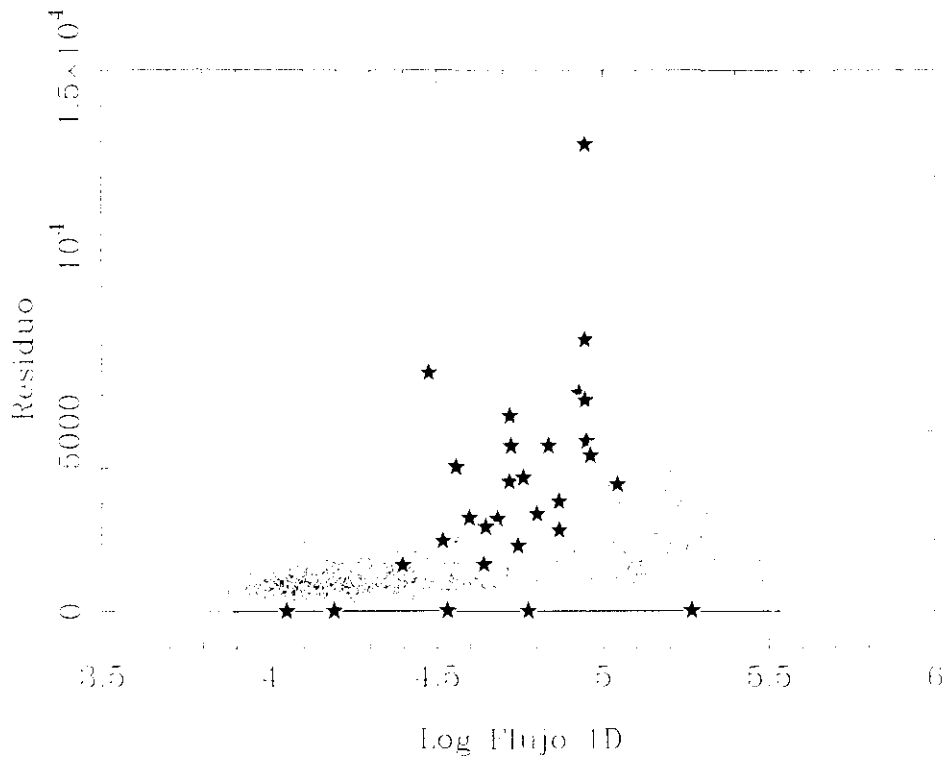


**Figura 4.5:** Ajuste del continuo a los espectros de galaxias con líneas de emisión de la muestra de comparación. En la parte inferior de cada espectro se muestra el residuo del ajuste así como la línea  $+3\sigma$  obtenida tras la iteración.

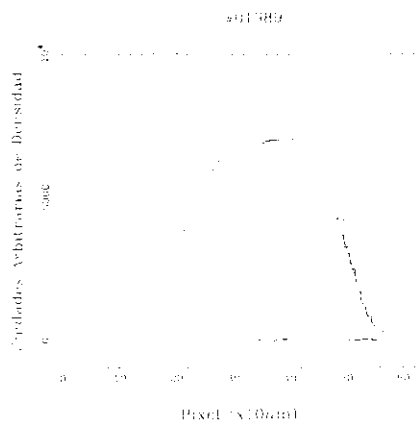
**Tabla 4.2:** Residuos del ajuste del continuo para las galaxias de comparación.

Nº A228	logFlux	Residuo	Nº A228	logFlux	Residuo
#02	5.27	0	#24	4.72	4595
#03	4.87	3060	#25	4.18	0
#04	4.72	5408	#26	4.60	2604
#08	4.93	6056	#27	4.19	0
#09	5.04	3537	#28	4.81	32374
#11	4.72	3619	#29	4.96	4339
#12	4.76	3732	#30	4.95	12918
#13	4.64	1302	#31	4.80	2708
#14	4.77	0	#32	4.87	2251
#17	4.84	4604	#33	4.53	0
#18	4.68	2570	#37	4.74	1819
#19	4.95	4720	#38	4.40	1268
#20	4.65	2347	#39	4.47	6607
#21	4.95	5845	#40	4.05	0
#22	4.94	7533	#45	4.52	1949
#23	4.56	4028			

- La mayoría de los objetos presentan un residuo nulo tras el ajuste del continuo, lo que indicaría la inexistencia de emisión. Estos objetos forman la línea horizontal a  $R = 0$  de la figura 4.6. Sin embargo queda aún un gran número de objetos con pequeños residuos como consecuencia del ruido propio de los espectros de prisma objetivo y a errores en la estimación del continuo. El aumento del residuo medio que se obtiene para los objetos más brillantes se debe a que el proceso de ajuste falla claramente en espectros saturados, lo que proporciona residuos falsos (figura 4.7).
- Los objetos con emisión de la muestra de comparación presentan, en general, residuos superiores a la tendencia seguida por el resto de objetos, lo que se explica por la presencia de la línea H $\alpha$  en emisión en sus espectros PO.
- Cinco galaxias de la muestra presentan residuos nulos (228#14, #25, #27, #33 y #40), y dos más (228#13 y 228#38) muestran un residuo tan pequeño que hubieran sido pérdidas, con toda seguridad, si sólo se empleara este criterio para la selección de objetos. Por otra parte, existe una alta contaminación de objetos con residuos similares a los presentados en media por las galaxias de comparación, por lo que la identificación de las ELG se vería notablemente dificultado utilizando tan sólo este criterio de selección.



**Figura 4.6:** Dependencia entre el residuo, medido tras el ajuste del continuo, y el flujo del espectro monodimensional para todos los objetos de la placa A499. El elevado número de objetos con residuo nulo forman la línea a  $R = 0$ . Las marcas especiales muestran los valores para las galaxias de la muestra de comparación.



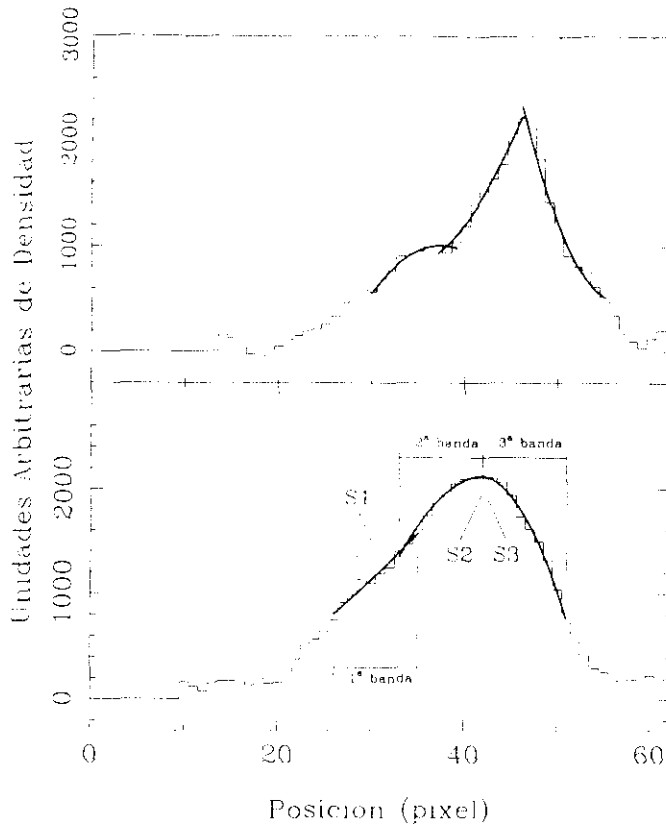
**Figura 4.7:** Espectro PO de un objeto saturado. El ajuste del continuo falla para este tipo de objetos, resultando grandes residuos que pueden ser erróneamente confundidos como típicos de un objeto con emisión.

Por tanto, concluimos que, si bien la medida del residuo puede emplearse como indicador de la emisión, ésta no puede ser utilizada como único criterio para la selección de una muestra de galaxias con líneas de emisión. Objetos con anchas líneas de emisión, como en el caso de galaxias con emisión  $H\alpha$  extendida, pueden incluso presentar residuos nulos debido al perfecto ajuste de la curva empleada para estimar el continuo. Igualmente, fallos en la estimación del continuo en distintos tipos de objetos producen grandes residuos que contaminan la muestra final de candidatos. Es, por tanto, preciso establecer otros criterios complementarios que permitan aumentar la efectividad de la selección de candidatos.

### **4.3 Medida de las pendientes en los espectros de prisma objetivo**

Podemos abordar la identificación de los espectros de galaxias con líneas de emisión desde otro punto de vista. El observador, cuando inspecciona las placas, se fija en los espectros diferentes del prototipo, aquellos en los que existen bruscos aumentos y disminuciones de densidad en lugar de la variación suave típica de los espectros estelares. Así, si un objeto no presenta emisión, el espectro debe responder a una función suave, modulada principalmente por la curva respuesta del sistema. Sin embargo en los espectros de galaxias con líneas de emisión se espera un aumento brusco de la densidad, allí donde aparece la emisión, seguido de una bajada igualmente brusca. Por lo tanto, esperamos que el estudio de la variación de la pendiente en distintas zonas del espectro de PO nos proporcione información sobre la presencia o no de la línea  $H\alpha$  en emisión. En primer lugar vamos a establecer las zonas y los criterios que emplearemos para la medida de diversas pendientes en el espectro, para seguidamente analizar si este criterio caracteriza y segrega los espectros de las galaxias con líneas de emisión.

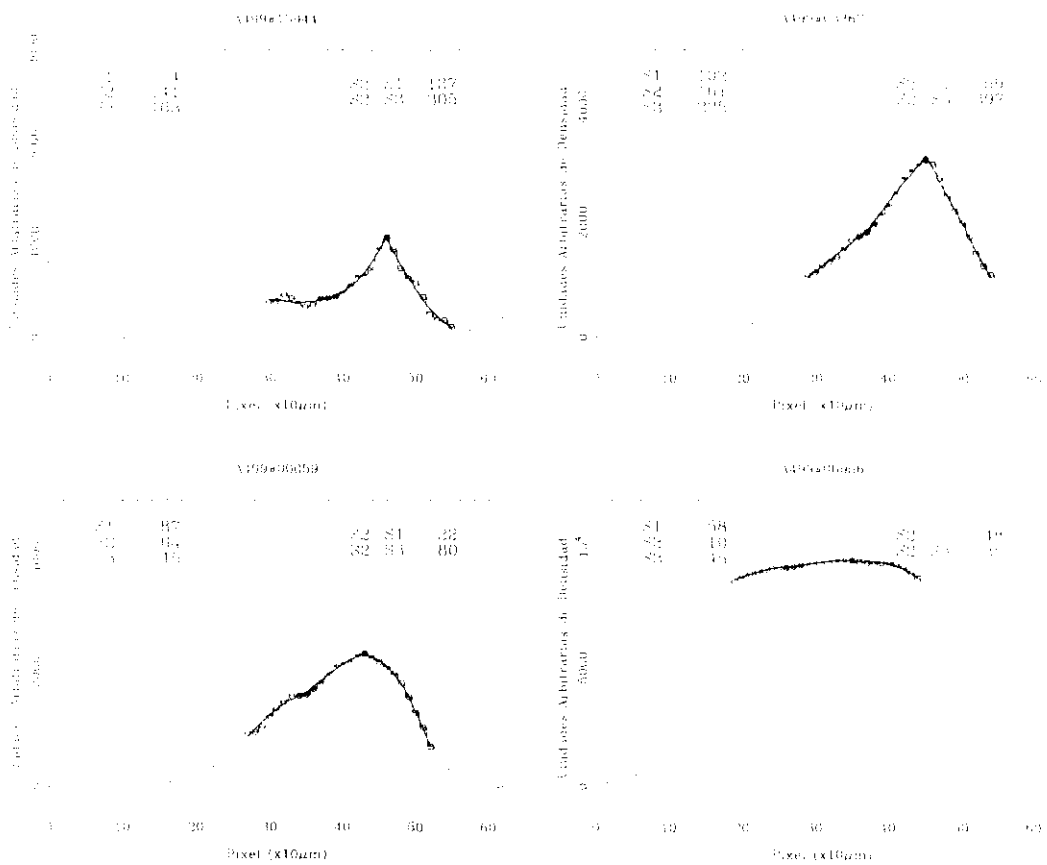
Vamos a estudiar la variación de la pendiente de los espectros de prisma objetivo y su relación con la emisión, si bien, restringiremos nuestro estudio a tres intervalos o bandas. Dada la fuerte dependencia de la respuesta instrumental, la forma característica de un espectro PO extraído consiste en un aumento gradual de la densidad desde la zona azul a la roja para acabar en un descenso más brusco debido al corte rojo de la emulsión.



**Figura 4.8:** Ajuste de parábolas a tres intervalos de un espectro de prisma objetivo. Los puntos en los que se calculan las pendientes del espectro PO están indicados como  $S1$ ,  $S2$  y  $S3$ .  $S1$  se toma en el centro de la banda azul, mientras que  $S2$  y  $S3$  indican la pendiente calculada en el pixel de mayor señal calculadas siguiendo los ajustes realizados por la izquierda (para  $S2$ ) y derecha ( $S3$ ). El espectro de la zona superior corresponde a un objeto con marcada emisión  $H\alpha$ , mientras que en la zona inferior se muestra un típico espectro estelar.

Vamos a estudiar la forma del espectro en tres intervalos o bandas, las dos primeras hacia la zona azul y la tercera hacia la zona roja del espectro, tomadas respecto al pixel de máxima densidad. En la figura 4.8 se muestran los tres intervalos para un espectro típico, así como los ajustes realizados en cada uno de ellos. En la gráfica también se indican los puntos en los que calculamos las pendientes del espectro:  $S1$  en el punto medio del primer intervalo, el cual nos define la subida del espectro en la zona azul, y  $S2$  y  $S3$  calculados en el punto de máxima señal según los ajustes realizados a ambos lados. Para un espectro que no presenta emisión, estos tres intervalos corresponden al continuo de emisión del objeto y mostrarán la tendencia que se observa en el panel inferior de la figura 4.8. Para un espectro que presenta emisión, el primer intervalo se encontrará en la zona del continuo del objeto, mientras que los dos últimos

estarán a ambos lados de la línea. La gráfica 4.9 muestra los ajustes realizados a distintos tipos de objetos, así como las pendientes medidas. El análisis de estas últimas gráficas permitirá establecer los criterios de selección para la identificación de la línea en emisión.



**Figura 4.9:** Ajuste de parábolas en tres intervalos a distintos tipos de espectros de prisma objetivo. Las dos primeras gráficas (zona superior) corresponden a objetos con emisión, mientras que las dos últimas presentan espectros PO de objetos normales. Sobre cada gráfica se indican los valores de las pendientes  $S1$ ,  $S2$  y  $S3$  calculados a partir de los ajustes según el esquema presentado en la figura 4.8. La presencia de la emisión produce, principalmente, un brusco cambio de pendiente en los dos últimos intervalos.

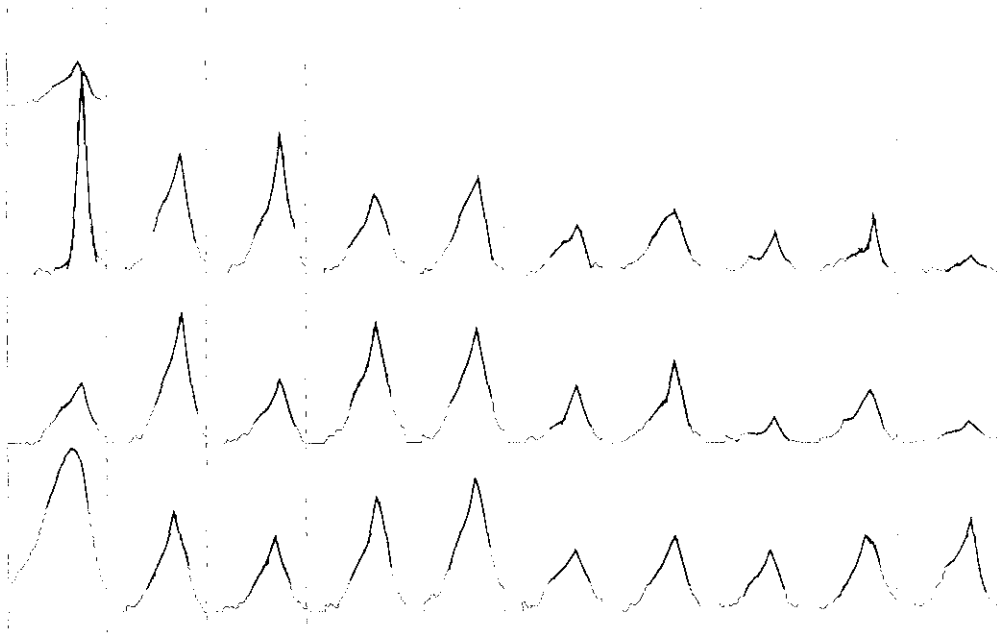
- Mientras que los espectros de los objetos normales se aplanan al aproximarse hacia la zona de máxima densidad, esto es,  $S2$  será menor o del orden de  $S1$ , la existencia de emisión produce un fuerte incremento de la pendiente, tanto mayor cuanto más intensa. No obstante, cuando la emisión procede de un objeto muy extenso, ésta puede estar fuertemente difuminada, de modo que no se verificará este brusco

cambio de pendiente, manteniéndose prácticamente constante (figura 4.9, panel superior derecha).

- Por otra parte, los objetos con emisión presentarán una brusca variación de la pendiente al pasar de uno a otro lado de la línea, por lo que se esperan valores  $S2 \gg 0$ ;  $S3 \ll 0$ . Esta transición será mucho más suave para el resto de objetos ( $S2 \approx S3$ ), si bien la presencia del corte rojo de la emisión puede provocar que ambas ramas no produzcan una perfecta continuidad (ver figura 4.8).

### 4.3.1 Variación de las pendientes como indicador de la emisión

Con el fin de estudiar la efectividad de estos dos nuevos criterios para identificar los espectros con emisión vamos a analizar el comportamiento de estos parámetros para todos los objetos de la placa, con especial atención hacia los objetos con emisión confirmada.



**Figura 4.10:** Ajustes para el cálculo de las pendientes en los espectros PO de las galaxias de comparación.

En la figura 4.10 mostramos los ajustes realizados a los 31 objetos que constituyen la muestra de comparación de galaxias con líneas de emisión. La tabla 4.3 resume los valores medidos para estos objetos. Finalmente, las figuras 4.11 y 4.12 muestran la

relación entre los cambios de pendiente  $S2-S1$  y  $S2-S3$  frente al flujo del espectro. Con símbolos especiales ha sido marcada la localización de los objetos de la placa A228 con emisión confirmada. De estas dos últimas gráficas podemos resumir las siguientes conclusiones.

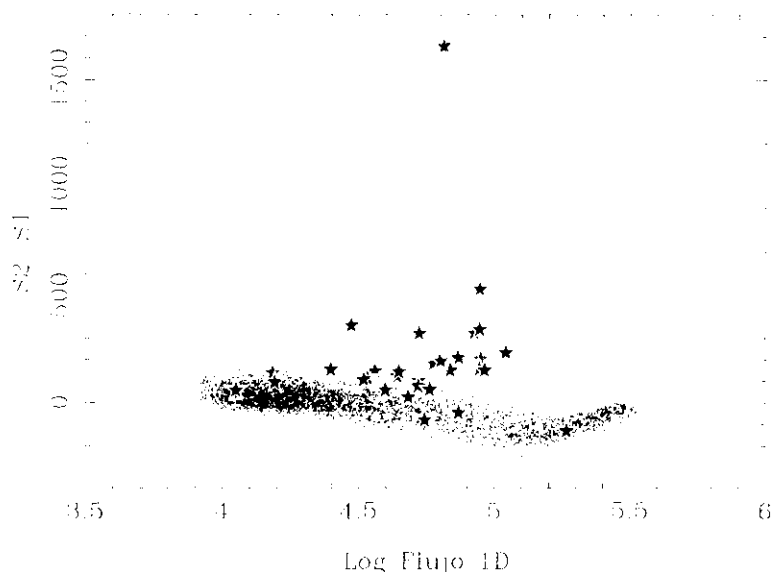
- Existe una variación general del valor de  $S2-S1$  y  $S2-S3$  con el flujo del espectro, lo que indica que, para un brillo dado, todos los espectros se comportan de manera similar, y tan sólo hay variaciones a medida que tomamos objetos más brillantes.
- La variación  $S2-S1$  toma valores negativos o cercanos a cero para la mayoría de los objetos, lo que indica el aplanamiento del espectro al acercarnos a la zona de máxima señal. Por otra parte, la variación cerca del máximo, representada por  $S2-S3$ , toma valores similares y pequeños para la mayoría de los datos, lo que indica nuevamente la continuidad suave de los espectros de prisma objetivo y un comportamiento general de los objetos, esto es, objetos de intensidad parecida muestran comportamientos parecidos.
- La localización de los objetos con emisión en estas dos gráficas está claramente desplazada hacia valores muy superiores a la media, si bien algunos objetos toman valores iguales o sólo ligeramente superiores a la tendencia general.

**Tabla 4.3:** Pendientes medidas en los espectros de prisma objetivo de las galaxias de la muestra de comparación.

Nº A228	log F	S1	S2	S3	S2-S1	S2-S3	Nº A228	log F	S1	S2	S3	S2-S1	S2-S3
#02	5.27	199	68	52	-132	15	#24	4.72	89	412	293	323	705
#03	4.87	161	366	-312	206	679	#25	4.18	4	142	-164	138	305
#04	4.72	129	230	-287	100	517	#26	4.60	48	102	-118	54	220
#08	4.93	147	471	-119	324	590	#27	4.19	22	115	-56	93	171
#09	5.04	186	417	-155	232	572	#28	4.81	57	1712	-1360	1655	3072
#11	4.72	66	140	-177	75	317	#29	4.96	156	304	-444	148	748
#12	4.76	103	162	-235	59	397	#30	4.95	122	649	-656	527	1305
#13	4.64	83	203	-148	120	351	#31	4.80	102	295	-73	193	368
#14	4.77	123	303	5	180	298	#32	4.87	175	125	377	50	502
#17	4.84	80	225	-533	145	758	#33	4.53	77	187	125	110	313
#18	4.68	65	88	-325	23	413	#37	4.74	108	27	206	81	233
#19	4.95	184	384	-587	200	971	#38	4.40	5	157	-264	152	421
#20	4.65	72	212	-237	140	449	#39	4.47	42	404	-475	362	879
#21	4.95	126	466	-277	340	742	#40	4.05	35	89	90	55	180
#22	4.94	151	303	-331	153	634	#45	4.52	41	144	-115	104	260
#23	4.56	42	184	235	142	419							

- Respecto a la variación  $S2-S1$ , observamos incluso un objeto con emisión confirmada y  $S2-S1 < 0$ , y otros muchos con valores cercanos a cero. Este hecho se explica si consideramos que se trata de galaxias extensas, en las que la emisión

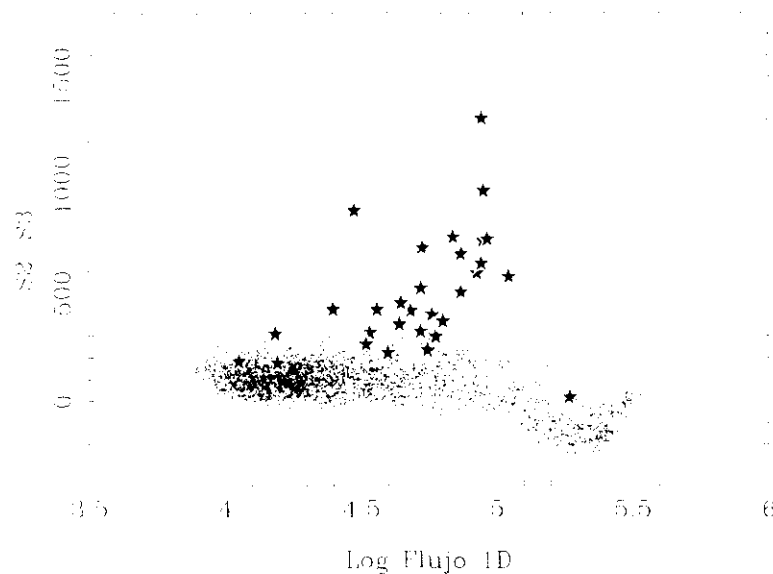
también se encuentra muy difuminada, de modo que no se produce una variación brusca en la subida del espectro, tan solo una subida continua. El criterio  $S2-S1$  es más indicativo en los espectros de objetos puntuales, para los cuales, de existir emisión, ésta estará igualmente no resuelta y por tanto se debe esperar una brusca variación en la subida del espectro.



**Figura 4.11:** Variación de la pendiente  $S2-S1$  frente al flujo para todos los espectros de prisma objetivo de la placa A499. Las marcas especiales indican la posición de las galaxias de comparación.

- La gráfica 4.12 muestra una mayor segregación de las galaxias con emisión ya que ésta indica directamente si la zona superior del espectro PO termina o no de forma apuntada, si bien algunos objetos no parecen presentar valores muy diferentes a los normales.

Concluimos, por tanto, que este estudio de variación de las pendientes de los espectros de PO permite segregar eficientemente los espectros que muestran características de emisión. No obstante, será necesario aplicar los tres criterios conjuntamente ya que, como hemos demostrado, ninguno de ellos funciona correctamente de forma separada para todo tipo de espectros. Por otra parte, será necesario distinguir entre los objetos puntuales y difusos ya que presentan comportamientos diferentes como hemos indicado anteriormente.



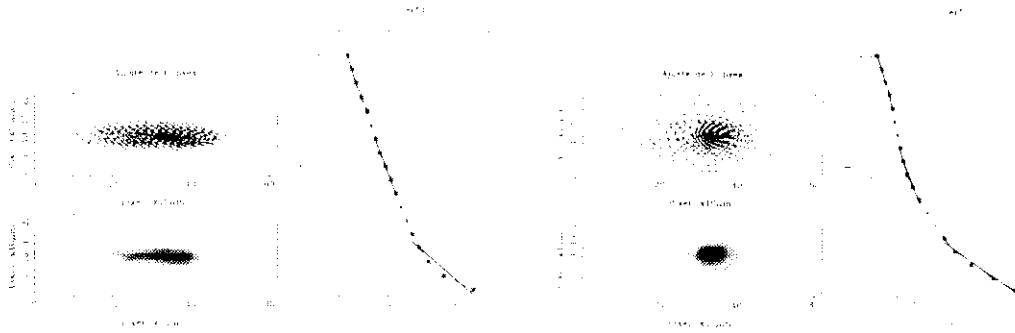
**Figura 4.12:** Variación de la pendiente S2-S3 frente al flujo para todos los espectros de prisma objetivo de la placa A499. Las marcas especiales indican la posición de las galaxias de comparación.

#### 4.4 Análisis del perfil de densidad de las imágenes espectrales

Hasta el momento hemos abordado el problema de la identificación de los espectros de prisma objetivo que presentan la línea de  $H\alpha$  en emisión tomando los espectros monodimensionales, extraídos de las imágenes espectrales. Hemos estudiado, igualmente, la posibilidad de realizar dicha selección tomando las imágenes espectrales bidimensionales, analizando su distribución en densidad. Cabría esperar que la presencia de emisión, al producir un fuerte aumento de la densidad fotográfica en una pequeña región, quedase claramente marcada en el perfil de densidad de las imágenes espectrales.

Nuestro problema reside en calcular la distribución de la densidad fotográfica a lo largo de la imagen bidimensional. Dada la forma peculiar de los espectros de prisma objetivo, hemos procedido a ajustar isofotas elípticas a la imagen, tomando diferentes niveles, desde un valor cercano al fondo de cielo hasta el pico de densidad. El ajuste de la elipse a los puntos que constituyen la isofota se realiza utilizando un algoritmo de mínimos cuadrados, cuyo desarrollo puede consultarse en el apéndice B. El perfil se obtiene representando el nivel de la isofota frente al radio efectivo de la elipse,  $(ab)^{1/2}$ .

siendo  $a$  y  $b$  los semiejes mayor y menor. La figura 4.13 muestra el ajuste realizado a dos espectros de prisma objetivo típicos y los perfiles de densidad obtenidos.



**Figura 4.13:** Ajuste de isofotas elípticas a las imágenes espectrales. A la derecha de cada espectro se representa el perfil de densidad calculado y los ajustes realizados sobre éste en el origen y zonas central y exterior. Las gráficas presentan los resultados para dos espectros típicos, sin y con emisión.

La presencia de la línea en emisión debería de producir un aumento notable de la densidad superficial en la parte más alta del perfil, o lo que es lo mismo, el perfil debería de caer mucho más bruscamente que la media en el caso de presentarse emisión. El cálculo de la pendiente en el origen del perfil ( $P_0$ ) se ha realizado mediante un ajuste de un polinomio de segundo grado a los datos de las 5 últimas isofotas.

Igualmente podríamos esperar, no sólo un aumento de la pendiente, sino un comportamiento anómalo del perfil. Este podría ponerse claramente de manifiesto analizando las pendientes en distintos puntos y estudiando su variación. Así, hemos calculado la pendiente media en la zona central ( $P_c$ ) y exterior ( $P_e$ ) del perfil de densidad (véase la figura 4.13).

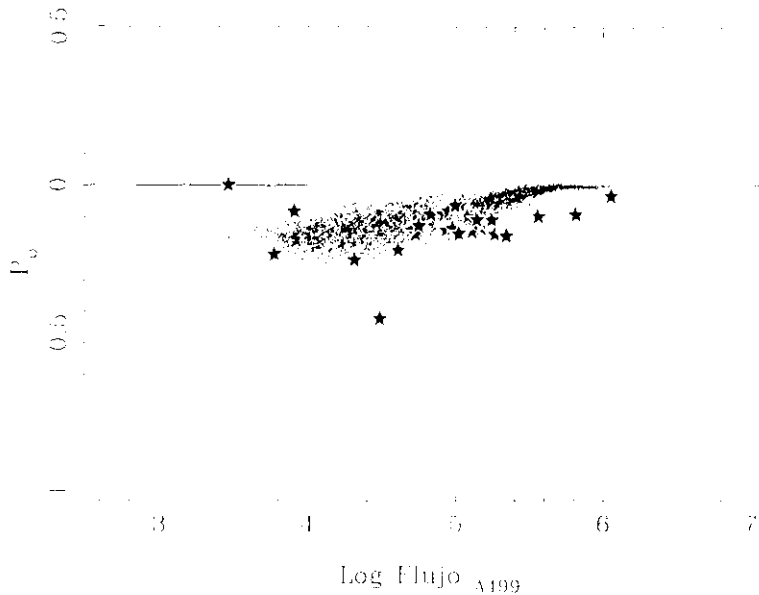
Como hemos realizando en los puntos anteriores, vamos a estudiar la distribución de los valores de las pendientes de los perfiles de densidad y comprobaremos si para los datos de galaxias con líneas de emisión confirmada estos valores pueden proporcionarnos un criterio de selección eficaz. La tabla 4.4 muestra los valores obtenidos para las 31 galaxias de la muestra de comparación.

**Tabla 4.4:** Pendientes de los perfiles de densidad de los espectros de prisma objetivo de las galaxias de la muestra de comparación.

Nº A228	Log F	$P_0$	$P_C$	$P_C$	$P_0-P_C$	$P_0/P_C$	Nº A228	Log F	$P_0$	$P_C$	$P_C$	$P_0-P_C$	$P_0/P_C$
#02	6.06	-0.034	-0.091	-0.039	0.005	0.056	#24	4.92	0.092	-0.097	-0.026	0.066	0.005
#03	5.17	-0.138	-0.107	-0.027	-0.111	-0.031	#25	3.77	-0.219	-0.099	-0.068	-0.152	0.120
#04	4.95	0.096	0.087	0.042	-0.055	-0.010	#26	4.73	-0.155	-0.102	0.047	-0.108	-0.053
#08	5.26	-0.156	-0.079	-0.024	-0.133	-0.077	#27	3.91	-0.084	-0.068	0.068	-0.017	-0.017
#09	5.81	-0.094	0.064	-0.014	-0.079	-0.030	#28	4.95	-0.081	-0.257	-0.015	-0.067	0.176
#11	5.09	-0.089	-0.064	-0.036	-0.054	-0.025	#29	5.08	-0.100	-0.127	-0.019	0.081	-0.027
#12	5.11	-0.148	-0.084	-0.030	-0.118	-0.064	#30	5.14	-0.110	-0.111	-0.017	-0.093	0.000
#13	4.83	0.093	0.086	-0.037	-0.056	-0.007	#31	4.98	-0.135	0.094	-0.033	-0.103	-0.042
#14	5.03	-0.064	-0.102	-0.027	-0.036	0.039	#32	5.02	-0.154	-0.127	-0.024	-0.130	-0.026
#17	5.12	0.123	0.072	-0.024	-0.099	-0.051	#33	4.61	-0.206	0.096	-0.049	-0.158	-0.110
#18	4.94	-0.131	0.069	-0.046	-0.086	-0.063	#37	5.00	0.064	-0.085	-0.035	-0.029	-0.021
#19	5.34	-0.160	-0.086	-0.020	-0.140	-0.074	#38	4.32	-0.236	-0.097	0.051	-0.186	-0.139
#20	4.93	0.141	-0.078	-0.040	-0.101	-0.064	#39	4.48	0.424	-0.202	-0.032	0.393	-0.223
#21	5.24	-0.111	-0.089	-0.022	-0.088	0.022	#40	3.47	...	...	...	...	...
#22	5.56	-0.097	-0.047	-0.036	-0.062	-0.050	#45	4.75	-0.129	0.069	-0.060	-0.069	0.060
#23	4.70	-0.143	-0.122	-0.045	-0.098	-0.020							

En la figura 4.14 presentamos los valores de la pendiente central del perfil en función del flujo del objeto. Con símbolos especiales marcamos la posición de los datos referentes a las galaxias de la muestra de comparación. Podemos comprobar que no existe una segregación de las galaxias con emisión confirmada, en contra de lo que habíamos supuesto. La mayoría de las galaxias, con flujos intermedios, presentan valores de  $P_0$  similares a la tendencia general del resto de objetos. Tan sólo las galaxias más brillantes se separan de las estrellas. Así, en este caso, mientras que las estrellas están muy saturadas, presentando valores de  $P_0$  cercanos a cero como consecuencia del aplanamiento del perfil, las galaxias siguen presentando un cierto apuntamiento. Pero si bien esto es cierto para las galaxias con emisión, también puede aparecer en galaxias normales y brillantes, con un gran flujo debido a su gran extensión, pero sin presentar saturación. Por otra parte, los objetos más débiles, a los cuales no ha sido posible ajustar isofotas en, al menos, cinco niveles distintos, se les asigna valores nulos, lo que explica la línea de puntos a la izquierda de este y otros gráficos similares. Así, una de las galaxias con emisión confirmada, 228#40, presenta un flujo demasiado bajo como para poder aplicar este método.

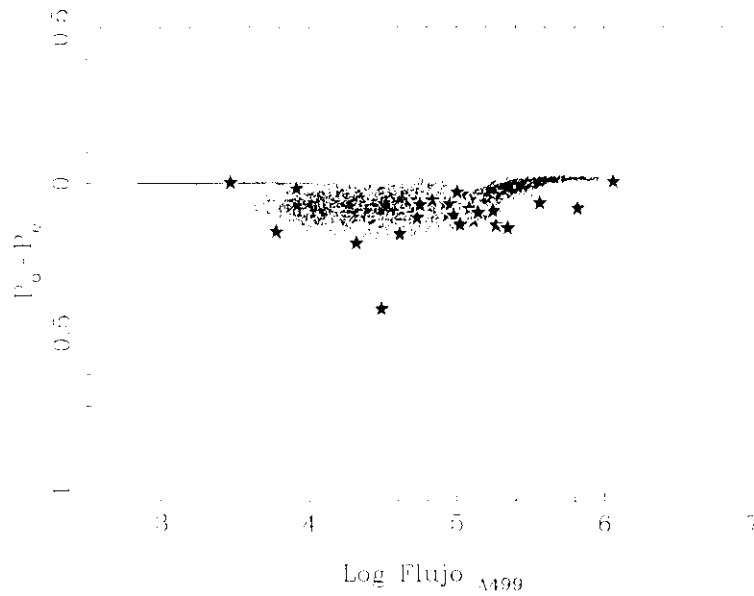
Por tanto, concluimos que la presencia de la línea  $H\alpha$  en emisión no origina una variación importante en la pendiente en el origen del perfil de la imagen espectral, no pudiendo aplicar este criterio para la segregación de los candidatos a galaxias con líneas de emisión.



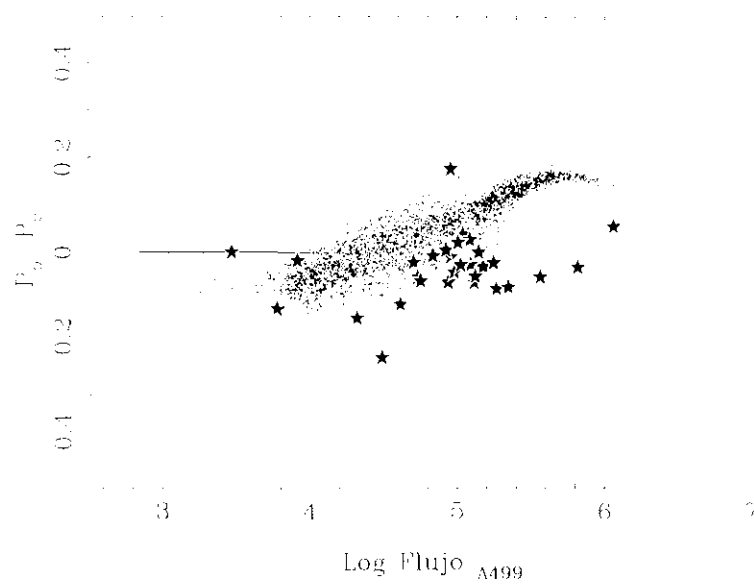
**Figura 4.14:** Pendiente del perfil de densidad en la última isofota frente al logaritmo del flujo para los objetos de la placa A499. Los símbolos especiales muestran los datos referentes a las galaxias de la muestra de comparación.

Motivados por el resultado anterior, hemos analizado igualmente las variaciones de la pendiente del perfil de densidad, tomando no sólo valores en el origen ( $P_0$ ), sino también en las zona central ( $P_c$ ) y en la parte más exterior del perfil ( $P_e$ ). Si bien la presencia de la emisión no produce una caída abrupta en el perfil, sí sería de esperar que se produjera un cambio de la pendiente del perfil por la presencia de la línea  $H\alpha$ . Las figuras 4.15 y 4.16 presentan los valores de  $P_0 - P_e$  y  $P_0 - P_c$  en función del flujo de los objetos. Nuevamente hemos marcado la posición de los datos referentes a las galaxias de comparación con emisión confirmada.

En la primera de las gráficas, figura 4.15, se representa la diferencia entre las pendientes en el origen y en la zona más externa del perfil. Como podemos comprobar, tampoco se muestra una clara segregación de las galaxias con emisión confirmada, presentando, en general, valores similares al resto de objetos. La figura 4.16 muestra la diferencia entre las pendientes obtenidas en el origen y la las zona central. En esta ocasión sí que podemos apreciar una ligera separación de ciertas galaxias con emisión confirmada respecto a la tendencia general, si bien, más de la mitad de ellas no se muestran claramente segregadas.



**Figura 4.15:** Variación de la pendiente del perfil  $P_0-P_e$  en función del logaritmo del flujo de los objetos de la placa A499. Las marcas especiales se refieren a las galaxias con emisión confirmada.



**Figura 4.16:** Variación de la pendiente del perfil  $P_0-P_e$  en función del logaritmo del flujo de los objetos de la placa A499. Las marcas especiales se refieren a las galaxias con emisión confirmada.

Sí comparamos las tres gráficas comentadas en este apartado notaremos una gran similitud entre ellas, con tan sólo muy pocos objetos, y siempre los mismos, ligeramente diferenciados. El hecho de que los objetos más brillantes sean los que más se desvíen de la tendencia general nos hace además sospechar que el efecto mostrado podría deberse, no sólo a la presencia de la línea, sino a la diferencia en el comportamiento entre los perfiles de objetos puntuales y difusos. Así, por ejemplo, la ligera segregación de la figura 4.16 bien puede deberse a este efecto. Los perfiles de los objetos puntuales presentarán, a medida que aumentan su brillo, una tendencia al aplanamiento, lo que supondrá unos valores positivos de  $P_o - P_c$ . Sin embargo, dado que los objetos extensos, con un aspecto difuso, no saturan, presentarán un perfil creciente, incluso apuntado en su zona más central, lo que proporcionará valores de  $P_o - P_c$  negativos o cercanos a cero.

## 4.5 Resumen

En este punto hemos analizado los criterios que serán utilizados para la identificación de los espectros de prisma objetivo que presenten la línea  $H\alpha$  en emisión. Este estudio se ha realizado comparando distintos parámetros obtenidos para los espectros de estrellas y galaxias normales y para las galaxias con emisión confirmada. Hemos comprobado que no existe un único criterio capaz de discriminar de una manera precisa los candidatos, siendo preciso acometer el problema desde distintos puntos de vista.

El análisis del espectro monodimensional ha mostrado ser el más efectivo. La detección directa de la línea de emisión podría ser el método más intuitivo, pero el desconocimiento del nivel del continuo no permite obtener resultados definitivos. El estudio complementario de las pendientes del espectro extraído mejora significativamente la selección de los candidatos. Con el fin de optimizar el método de selección, hemos analizado el comportamiento del perfil en densidad de las imágenes espectrales, comprobando que no aparece una clara segregación de los valores concernientes a las galaxias con emisión confirmada. Además, estos valores pueden estar fuertemente condicionados por el aspecto estelar o difuso de los objetos.

Por lo tanto, la selección de los candidatos a galaxias con líneas de emisión ha de realizarse siguiendo tres criterios distintos, basados en la presencia de valores extremos del residuo y grandes variaciones de las pendientes del espectro extraído, comparado con la tendencia general del resto de objetos.

## **Capítulo 5**

### **Selección de candidatos a galaxias con líneas de emisión.**

#### **La muestra de candidatos.**

En el capítulo precedente hemos analizado los criterios para la identificación de los espectros de candidatos a galaxias con líneas de emisión. Los objetos serán seleccionados por presentar, para distintos parámetros medidos en los espectros de prisma objetivo, valores muy alejados de la tendencia general definida por el resto de los objetos. Por esta razón, el primer paso consistirá en establecer de un modo cuantitativo ese comportamiento general, así como los límites de segregación.

*Debido a la ausencia de calibración de nuestras placas y a los numerosos factores que afectan a las imágenes en placas fotográficas, las relaciones que queremos estudiar no pueden ser conocidas a priori, y deberán ser determinadas individualmente para cada observación. La determinación del comportamiento general de los parámetros respecto al flujo de los objetos se realizará ajustando una curva a los datos obtenidos. Dado que la forma seguida por los puntos no muestra una tendencia sencilla, será preciso adoptar un método que permita acercarse a cualquier tipo de comportamiento, condición que cumple el ajuste de splines cúbicos. Por otra parte, además de la tendencia general, aparecen puntos que se desvían significativamente y que pueden afectar al ajuste. Este efecto se supera adoptando un método de eliminación iterativo de puntos, considerando*

para cada ajuste posterior, tan sólo los puntos que se sitúan dentro de una cierta banda que establece el ajuste precedente.

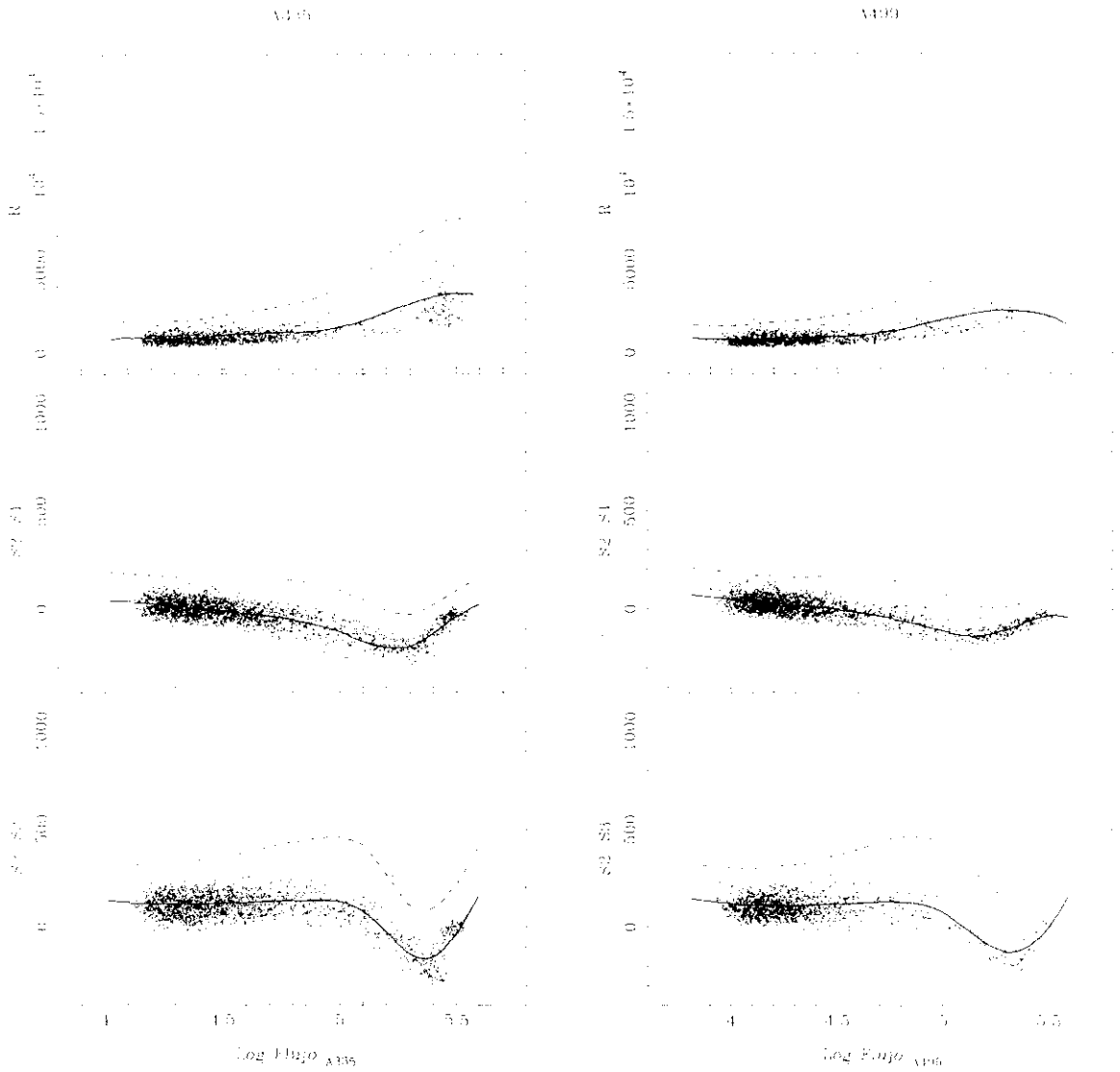
La selección de candidatos requerirá seguir los siguientes pasos:

- Ajuste de las tendencias y límites de segregación. Se calculará la curva que sigue la tendencia general de los datos, así como los límites para la segregación de los candidatos.
- Cálculo de las desviaciones. Determinaremos las desviaciones de los parámetros de cada objeto respecto a las curvas que representan la tendencia general, así como un índice final que representará la certeza de que el espectro presente una característica de emisión.
- Inspección visual de los candidatos y selección final. La selección final de los candidatos a galaxias con líneas de emisión requerirá la inspección de los espectros con un mayor valor del índice anteriormente definido a fin de eliminar posibles selecciones falsas.

### 5.1 Ajuste de las tendencias y límites de segregación.

Vamos a proceder al ajuste de una curva spline a las relaciones  $R$  vs  $\log Flujo$ ,  $S2-S1$  vs  $\log Flujo$  y  $S2-S3$  vs  $\log Flujo$ . No sólo necesitamos calcular esta curva, sino también la dispersión de la distribución de puntos. Para ello, calculamos la desviación estándar del ajuste, la sigma  $\sigma$ . Con el fin de permitir variaciones de esta banda, el cálculo de  $\sigma$  se realiza en distintos intervalos. Estas bandas permiten eliminar puntos con grandes desviaciones para proporcionar un correcto ajuste final. Además, serán utilizadas como discriminantes para la selección o no de los candidatos. La gráfica 5.1 muestra los ajustes derivados para los parámetros medidos en los espectros de las placas A335 y A499, así como las curvas a  $+3\sigma$ .

Las gráficas muestran que los ajustes, gracias a la utilización de un proceso iterativo, se adaptan adecuadamente a la tendencia general de los puntos y las curvas de dispersión no se ven afectadas por la presencia de puntos con grandes desviaciones. Los candidatos a galaxias con líneas de emisión serán seleccionados tomando como referencia las desviaciones presentadas respecto a los ajustes aquí mostrados.



**Figura 5.1:** Ajustes realizados a las gráficas  $R$ ,  $S2-S1$  y  $S2-S3$  respecto al logaritmo del flujo de los objetos de los campos A335 y A499. Además de los ajustes finales, se muestran, en línea punteada, las curvas a 3 sigma. La presencia de grandes residuos y/o grandes cambios de pendiente indica la posible existencia de la línea  $H\alpha$  en emisión.

## 5.2 Criterios de selección

Como veremos no existe una frontera de separación clara entre las características de los espectros de estrellas y galaxias normales y de aquellos que presentan una característica de emisión. Por esta razón, el fin de este proceso será asociar un índice a cada uno de los espectros de prisma objetivo que indique la certeza de que en éste se presente una línea de emisión.

En principio (véase el apartado 2.4.1) no esperamos encontrar en la exploración UCM galaxias con espectros de aspecto estelar, de modo que podríamos limitarnos tan sólo al análisis de los objetos con apariencia difusa en las placas directas. No obstante, vamos a examinar igualmente objetos no resueltos que, sin embargo, presentan unas desviaciones muy acusadas. Por una parte, si la aparente emisión es real, podríamos encontrarnos con objetos interesantes, tales como estrellas activas con fuerte emisión en  $H\alpha$ . Incluso no cabe descartar la aparición de galaxias a alto desplazamiento al rojo que presenten sus líneas  $H\beta$  u  $[OIII]$  en el rango rojo accesible por la exploración UCM. Por otra parte, la placa A384 fue obtenida con un tiempo de exposición de tan sólo 45 minutos, lo que puede condicionar el que, para alguna galaxia débil, tan sólo se expusiera correctamente el núcleo, más brillante, lo que llevaría a la aparición de un supuesto objeto estelar en esta placa directa poco profunda.

Definiremos un índice de selección ( $is$ ) basado en las desviaciones que presenten los parámetros medidos sobre los espectros de prisma objetivo en comparación con aquellos derivados del comportamiento general de la muestra. Este índice nos indicará en qué medida los parámetros obtenidos hacen suponer la presencia de una línea de emisión.

En primer lugar, todos los objetos puntuales, discriminados según la relación  $\log(\text{Flujo})$  vs  $\log(\text{Area})$ , que presentan valores de  $S2-S1$  y/o  $S2-S3$  inferiores a cero son eliminados del posterior análisis. La presencia de la línea de emisión debe producir un brusco cambio de pendiente en el espectro, y éste debe ser aún más acusado en los objetos puntuales, en los que la emisión, en caso de existir, estará no resuelta (véase el apartado 4.3). Este criterio no debe ser aplicado a objetos extensos ya que en éstos la emisión difusa puede no producir un efecto tan acusado en la variación  $S2-S1$ . Posteriormente, se definen tres índices de selección parciales ( $is_R$ ,  $is_{21}$ ,  $is_{23}$ ) como la diferencia, en unidades de  $\sigma$ , entre los valores medidos del residuo  $R$  y cambio de pendientes  $S2-S1$  y  $S2-S3$  y los calculados a partir de las curvas expuestas anteriormente. Para cada uno de ellos se impone un umbral mínimo de 2 unidades, esto es, objetos cuya separación del ajuste es inferior a  $2\sigma$  se les asigna un índice parcial nulo. Por último, definimos el índice de selección final como la suma de los tres índices de selección parciales ( $is = is_R + is_{21} + is_{23}$ ).

Los resultados obtenidos para los campos A335 y A499 se muestran en la gráfica 5.2, mientras que en la tabla 5.1 se recogen las principales características de las distribuciones mostradas. Podemos destacar los siguientes aspectos fundamentales:

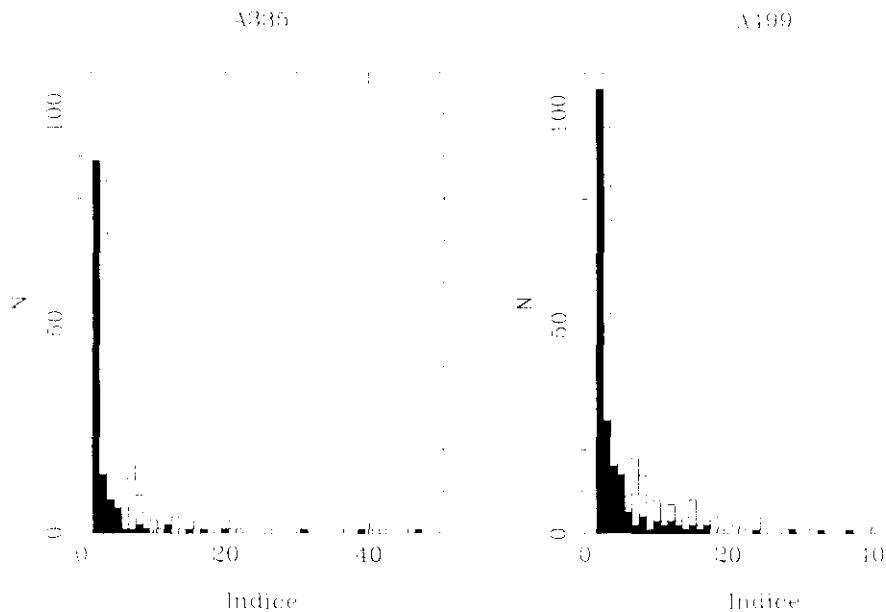
- El número de objetos que presentan grandes residuos, esto es, altos valores del índice de selección, es considerablemente inferior al inicial. Tan sólo un 5% de los objetos iniciales presentan un índice de selección final no nulo.
- El número de objetos con un índice no nulo es, aunque reducido, demasiado elevado para ser considerados todos ellos como candidatos a galaxias con líneas de emisión. Así, aunque los objetos puntuales son para los que se obtiene una mayor reducción, no es aceptable asumir casi un millar de candidatos a galaxias con líneas de emisión.

**Tabla 5.1:** Estadísticas de las distribuciones del índice de selección para las placas A335 y A384.

		Nº tot	Nº $is > 2$	$\langle is \rangle$	$\sigma$	Mediana	3 <sup>er</sup> q
<b>A335</b>	<i>p</i>	18383	757 (4.1%)	3.65	4.6	2.4	3.1
	<i>d</i>	1852	130 (7.0%)	4.28	6.2	2.5	3.0
<b>A499</b>	<i>p</i>	15872	805 (5.1%)	4.67	7.7	2.6	4.3
	<i>d</i>	2001	195 (9.7%)	4.71	5.1	2.7	4.8

*Nota:* *is* significa índice de selección

*p* se refiere a los objetos de aspecto estelar y *d* a los difusos



**Figura 5.2:** Histograma de los valores del índice de selección obtenido para los objetos de las placas A335 y A384. En transparente y sombreado se muestran los datos referentes a objetos de aspecto puntual y difuso respectivamente.

- Respecto a lo expuesto en el punto anterior, en los histogramas de la figura 5.2 podemos comprobar cómo el número de objetos cae abruptamente para valores ligeramente superiores a  $i_s = 2$ . Así, el valor del tercer cuartil, por debajo del cual se encuentra el 75% de los datos, es muy pequeño, inferior a 5 en todos los casos. Por otra parte, obtenemos objetos con valores del índice muy altos, muchos sigmas por encima, tanto del valor medio como de la mediana de la distribución.

### 5.2.1 Resultados para la muestra de comparación

Análogamente a lo realizado en los distintos pasos del proceso, vamos a analizar los valores obtenidos para las galaxias de la muestra de comparación. La tabla 5.2 muestra, para cada una de las galaxias, los índices parciales de acuerdo a cada uno de los criterios de selección así como el índice final. Igualmente, se indica con una *p* o *d* la clasificación como objeto puntual o difuso, asignada por su aspecto sobre la placa directa. De los datos presentados en dicha tabla podemos destacar los siguientes aspectos

- De la muestra de galaxias con emisión confirmada, 4 de ellas (13%) (228#02, #27, #37 y #40) presentan un índice nulo, esto es, en ninguno de los tres criterios utilizados sus espectros de prisma objetivo muestran un comportamiento anómalo, claramente diferenciado del resto de los objetos. Estos son perdidos por el método automático y representarían un fallo en el método de selección. Sin embargo, esta afirmación requerirá un estudio más detallado a fin de establecer las causas de tal pérdida, bien para la modificación y mejora de los métodos de búsqueda, bien para establecer más claramente los efectos de selección de los algoritmos empleados.
- Cabe destacar que todos los objetos, a excepción de A228#28 (UCM1257+2754) presentan un aspecto difuso en la placa directa A502. El estudio fotométrico y espectroscópico de este objeto (Vitores 1995; Gallego 1995) le ha confirmado como una nebulosa planetaria con fuerte emisión  $H\alpha$ .
- De entre los objetos con un índice no nulo, tan sólo uno de ellos, 228#45, presenta un valor inferior a la mediana de los datos (tabla 5.1). Por otra parte, de los 30 objetos difusos de la muestra de comparación, 25 (el 83%) han recibido un índice que se encuentra entre los 100 mayores, respecto a los 2001 objetos iniciales.

**Tabla 5.2:** Índices de selección parciales y totales para la muestra de galaxias de comparación.

No. 228		$is_R$	$is_{21}$	$is_{23}$	$is$	No. 228		$is_R$	$is_{21}$	$is_{23}$	$is$
#02	<i>d</i>	0.0	0.0	0.0	0.0	#24	<i>d</i>	6.2	5.7	5.6	17.5
#03	<i>d</i>	2.1	4.4	4.9	11.4	#25	<i>d</i>	0.0	2.4	3.0	5.4
#04	<i>d</i>	7.7	2.2	3.8	13.7	#26	<i>d</i>	3.3	0.0	0.0	3.3
#08	<i>d</i>	5.5	6.6	4.2	16.2	#27	<i>d</i>	0.0	0.0	0.0	0.0
#09	<i>d</i>	0.0	5.9	4.5	10.4	#28	<i>p</i>	51.2	26.0	26.3	103.5
#11	<i>d</i>	4.4	0.0	0.0	4.4	#29	<i>d</i>	2.9	4.0	5.6	12.5
#12	<i>d</i>	4.3	0.0	2.5	6.8	#30	<i>d</i>	13.7	9.9	10.3	33.9
#13	<i>d</i>	0.0	2.4	2.4	4.7	#31	<i>d</i>	2.2	3.8	2.2	8.2
#14	<i>d</i>	0.0	3.6	0.0	3.6	#32	<i>d</i>	0.0	0.0	3.3	3.3
#17	<i>d</i>	4.8	3.3	5.6	13.7	#33	<i>d</i>	0.0	2.1	2.3	4.3
#18	<i>d</i>	2.7	0.0	2.9	5.6	#37	<i>d</i>	0.0	0.0	0.0	0.0
#19	<i>d</i>	3.5	4.8	7.5	15.8	#38	<i>d</i>	0.0	2.8	4.1	6.9
#20	<i>d</i>	2.5	2.7	3.4	8.6	#39	<i>d</i>	13.8	6.6	9.4	29.8
#21	<i>d</i>	5.0	7.0	5.5	17.4	#40	<i>d</i>	0.0	0.0	0.0	0.0
#22	<i>d</i>	7.1	4.0	4.6	15.6	#45	<i>d</i>	2.3	0.0	0.0	2.3
#23	<i>d</i>	6.7	2.6	3.4	12.8						

*Nota:*  $is_R$ ,  $is_{21}$  e  $is_{23}$  indican los índices parciales referentes a los criterios de selección del residuo (*R*), y variaciones de pendiente ( $S2-S1$ ) ( $S2-S3$ ).  
El indicativo *p* o *d* indica el aspecto puntual o difuso de los objetos.

Por tanto, concluimos que este índice presenta valores significativamente mayores que la media en los espectros que presentan emisión. No obstante, existe un reducido número de ellos (16%) que no han sido seleccionados por ningún de los tres criterios o presentan un valor extremadamente bajo, hecho que será analizado en un punto posterior. Por otra parte, será preciso analizar la naturaleza del resto de objetos que presentan índices similares o superiores que los obtenidos para las galaxias de emisión confirmada.

### 5.3 Selección final de los candidatos a galaxias con líneas de emisión

Dado que el número de objetos obtenidos tras los pasos expuestos sigue siendo demasiado elevado como para asignarles a todos ellos el calificativo de candidatos a galaxias con líneas de emisión, será preciso examinar los objetos de mayor valor del índice de selección a fin de retener la muestra final de candidatos. Bien pudiera parecer que en este último y fundamental paso estamos introduciendo un factor del cual hemos estado intentando huir durante todo el trabajo, la aparición de factores subjetivos en la muestra seleccionada. Sin embargo, y como veremos a continuación, la inspección visual de los candidatos es necesaria ya que los grandes índices mostrados por muchos de estos objetos son debidos a distintos fallos de la placa fotográfica y/o errores en los algoritmos

de ajuste, claramente identificables y excluibles sin que ellos suponga una posible pérdida de candidatos.

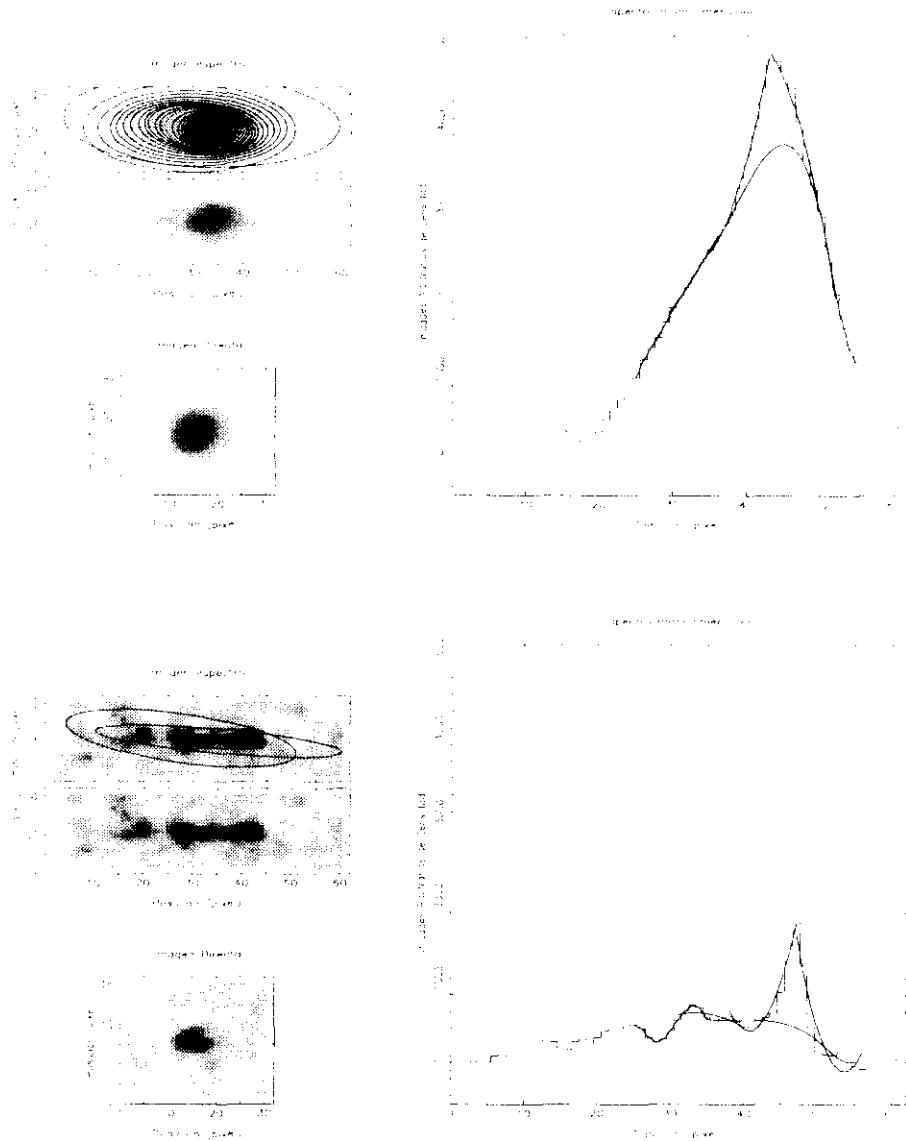
Por otra parte, muchos de los problemas de selección visual provienen del cansancio producido por la observación de varios miles de objetos que el investigador debe buscar y examinar con cuidado en toda la placa. En este punto estamos hablando de analizar tan sólo unos pocos objetos, menos del 1% del número inicial, en un terminal gráfico, mucho más cómodamente que en la inspección visual con microscopio, y en el que, además, no sólo se dispone del espectro de prisma objetivo, sino que de forma simultánea podemos consultar la imagen de la placa directa, observar la imagen espectral con diferentes cortes y paletas de color y analizar el espectro extraído y sus ajustes.

Cabe ahora preguntarse cuál debe ser el número de objetos a examinar. Respecto a los objetos puntuales, ya ha sido comentado el hecho de que toda galaxia debería observarse resuelta en nuestras placas directas, de modo que podríamos restringir nuestro estudio a los objetos extensos. No obstante, queda la duda de porqué ha sido asignado a ciertos objetos puntuales un índice de selección muy elevado. Procederemos, por tanto, a examinar estos objetos con un valor anormalmente alto de  $is$ . De los histogramas mostrados en la figura 5.2 podemos establecer el punto en el que éstos abandonan la tendencia de brusca caída. Los valores de la media y la sigma de los datos (tabla 5.1) no son fácilmente utilizables como discriminantes ya que éstos se encuentran fuertemente afectados por los objetos que presentan elevados índices de selección. Podemos tomar un cómodo valor de  $is > 5$  como límite por encima del cual inspeccionar los objetos.

Respecto a los objetos seleccionados de aspecto difuso, es de esperar que los objetos con grandes índices presenten una marcada línea de emisión en sus espectros extraídos. Sin embargo, como se manifiesta en la tabla 5.2, algunos objetos con emisión pueden presentar valores de  $is$  muy bajos. Por lo tanto, y dado que el número de objetos a examinar es muy pequeño, hemos adoptado como criterio final la inspección visual en el monitor del conjunto completo de objetos difusos seleccionados.

La información que se suministra para cada objeto se recoge en la figura 5.3. En ella se pueden consultar las imágenes espectral y directa, el espectro monodimensional extraído, los ajustes del continuo y pendientes y un ajuste de isocontornos sobre la imagen espectral. Además, en la pantalla también se informa de los valores del residuo y pendientes e índices de selección parciales y totales. La figura presenta dos objetos. En la

parte superior se muestra un objeto con emisión real, mientras que la parte inferior ofrece un caso típico de un objeto que, si bien presenta un fuerte índice de selección, éste se debe a un defecto de placa, claramente visible en la imagen espectral.



**Figura 5.3:** Resumen gráfico de los ajustes realizados a cada objetos para la selección final de los candidatos a galaxias con líneas de emisión. La aparente emisión en el espectro extraído del objeto mostrado en la gráfica inferior se debe a un defecto de la placa, claramente visible en la imagen espectral.

Por último, no debe descartarse la inspección final de los candidatos en las placas de prisma objetivo. En ocasiones, el clarísimo ennegrecimiento que aparece en la imagen digitalizada y que se atribuye a la línea  $H\alpha$  no puede ser confirmada en la inspección visual de la placa. Este hecho debe atribuirse a la aparición, durante la digitalización, de cualquier pequeño cuerpo extraño que, situado sobre la emulsión, provocó la emulación de una intensa línea de emisión.

## **5.4 La muestra final de candidatos A335 y A499**

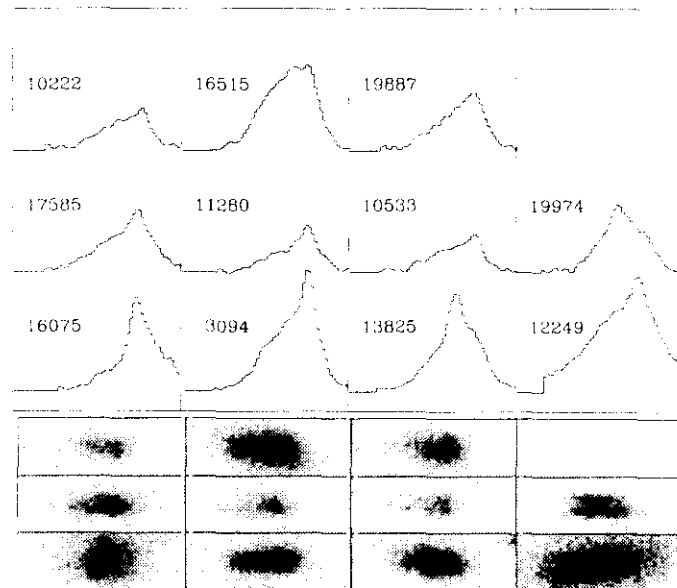
Presentamos a continuación la muestra final de candidatos a galaxia con líneas de emisión seleccionados haciendo uso de la técnica automática expuesta en el presente trabajo. En las tablas 5.3 y 5.4 se recogen los parámetros principales de estos objetos extraídos de las placas fotográficas. En total, hemos seleccionado 11 candidatos para el campo definido por las placas A335, A384 y 32 candidatos para la pareja A499, A502.

Las tres primeras columnas muestran un número de identificación para cada objeto, así como sus coordenadas ecuatoriales. A continuación se indica el logaritmo decimal del flujo del objeto, tanto en la placa de prisma objetivo como en la placa directa, los cuales permitirán la estimación de las magnitudes de los candidatos de acuerdo con las calibraciones y restricciones expuestas en el capítulo 3. Seguidamente se presentan los semiejes y ángulo de posición del objeto, y un indicador según el objeto haya sido clasificado como puntual (*p*) o difuso (*d*). Por último, se indican los índices de selección parcial y final para cada uno de los candidatos. Finalmente, las figuras 5.4 y 5.5 muestran las imágenes espectrales y los espectros de prisma objetivo extraídos para todos los candidatos seleccionados.

En el apéndice C se indica, de forma práctica, los pasos seguidos para la reducción total, desde los datos originales MAMA hasta la obtención de la muestra final de candidatos, mostrando especial atención a los programas y ficheros empleados en cada uno de ellos. En especial, la figura C.3 presenta un organigrama con las distintas fases de las que consta el procesado total de las placas.

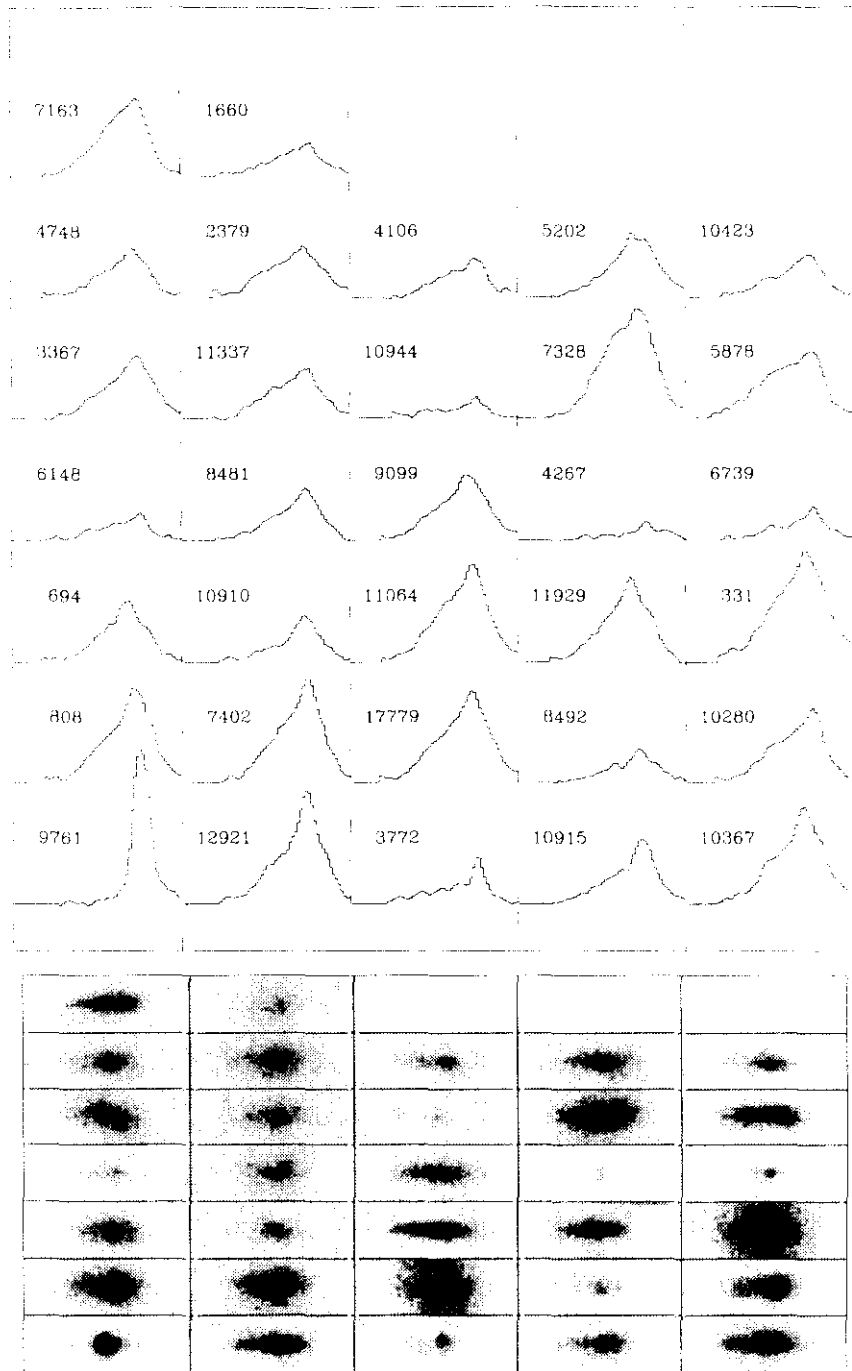
**Tabla 5.3:** Candidatos a galaxias con líneas de emisión identificados en la placa A499.

ID	RA	DEC	$\delta_{12500}$	LineFluxes		a	b	$\theta$	z	ls <sub>1</sub>	ls <sub>2</sub>	ls <sub>3</sub>	ls <sub>4</sub>
				A335	A334								
10222	14 54 11.9	+37 16 34.1	5.39	4.87	5.7	5.3	25.1	1	14.7	12.2	12.7	12.7	
16515	15 07 42.6	+36 23 16.7	5.39	4.61	5.3	4.1	40.1	1	12.7	12.2	12.7	12.7	
19887	14 57 59.1	+36 43 53.3	5.12	4.57	5.9	4.1	191.1	1	12.7	12.2	12.7	12.7	
17585	15 59 34.3	+37 36 54.9	5.92	4.77	31.5	5.1	12.7	1	12.7	12.2	12.7	12.7	
11280	14 36 33.7	+37 17 26.1	4.99	4.38	5.5	5.1	23.7	1	12.7	12.2	12.7	12.7	
10533	15 12 12.3	+37 37 53.1	4.54	4.11	4.1	5.1	121.5	1	12.7	12.2	12.7	12.7	
19974	15 11 25.5	+37 55 41.4	4.55	3.93	3.2	5.7	86.3	1	12.7	12.2	12.7	12.7	
16075	14 56 12.4	+37 52 13.2	4.55	4.24	3.4	3.0	10.5	p	12.7	12.2	12.7	12.7	
13825	15 11 53.1	+37 43 38.1	4.63	3.97	3.4	5.1	27.4	p	12.7	12.2	12.7	12.7	
12249	14 54 12.1	+37 42 14.3	5.32	4.73	5.8	5.3	123.1	d	12.7	12.2	12.7	12.7	
19937	14 55 26.2	+37 34 18.3	5.09	4.35	5.8	5.9	34.3	1	12.7	12.2	12.7	12.7	



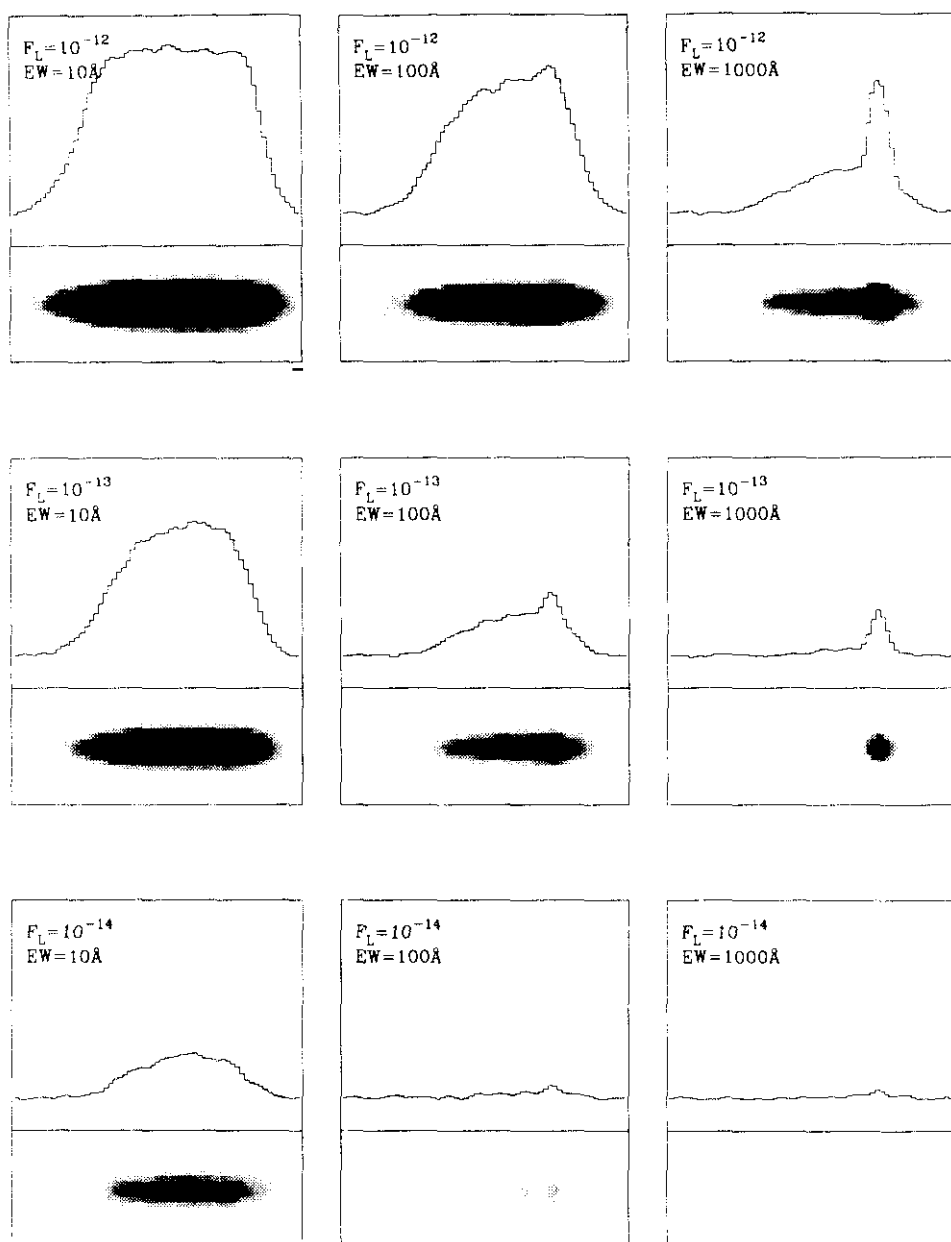
**Figura 5.4:** Espectros de prisma objetivo e imágenes espectrales para la muestra completa de candidatos a galaxias con líneas de emisión extraídos de la placa A335.





**Figura 5.5:** Espectros de prisma objetivo e imágenes espectrales para la muestra completa de candidatos a galaxias con líneas de emisión extraídos de la placa A499.





**Figura 6.6:** Simulación de espectros de prisma objetivo con distintas combinaciones de anchura equivalente ( $EW$ ) y flujo de la emisión ( $F_L$ ).

Sea un espectro  $F(\lambda)$  de anchura equivalente  $EW$  y flujo de la línea  $F_L$ . Nuestra intención consiste en simular otro espectro semejante, pero de anchura equivalente  $EW'$  y flujo de la línea  $F_L'$ . Dado que el nivel del continuo será  $f_c = F_L / EW$  y  $f_c' = F_L' / EW'$  es inmediato demostrar que el espectro  $F'(\lambda)$ , definido por

$$\begin{aligned}
 F(\lambda) &= F(\lambda) - \frac{F_L}{EW} + \frac{F_L'}{EW'} & \lambda < \lambda_1 \text{ o } \lambda > \lambda_2 \\
 F(\lambda) &= \left[ F(\lambda) - \frac{F_L}{EW} \right] \frac{F_L'}{F_L} + \frac{F_L'}{EW'} & \lambda_1 < \lambda < \lambda_2
 \end{aligned} \tag{6.16}$$

cumple las condiciones impuestas de flujo y anchura equivalente, siendo  $(\lambda_1, \lambda_2)$  el intervalo en el que se presenta la línea de emisión.

La figura 6.6 muestra el resultado de la simulación utilizando distintas combinaciones de EW y F. Si partimos del espectro central, simulado con una anchura equivalente de 100 Å y un flujo para la emisión H $\alpha$ + [NII] de  $10^{-13}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$ , objetos con mayor flujo pero igual EW (espectro superior centro) presentan un nivel del continuo más elevado, lo que proporciona espectros de prisma objetivo saturados. Por otra parte, objetos con un flujo menor, aunque con igual anchura equivalente, 100 Å (espectro inferior centro) pueden no ser registrados debido a su escasa señal. Si mantenemos constante el flujo de la línea pero disminuimos la EW (espectro central izquierdo) el notable aumento del nivel del continuo nos diluirá por completo la débil emisión. En cambio, un aumento de la anchura equivalente (espectro central derecho) implica una disminución del continuo y, por tanto, un notable aumento del contraste. Todos estos resultados son compatibles con las conclusiones obtenidas a partir de la figura 6.3.

## 6.4 Observaciones espectroscópicas de la muestra A335

En un punto precedente hemos analizado los resultados de la búsqueda automática en comparación con los obtenidos en la inspección visual de las placas, mostrando especial atención a los resultados de la placa A499 para la cual se disponía de información acerca de los objetos con emisión presentes en dicho campo. Han sido ampliamente estudiados los efectos de selección que producen una pérdida de objetos con emisión, y hemos concluido que, para A499, no se ignoran objetos recuperados de forma visual, salvo objetos saturados y solapados.

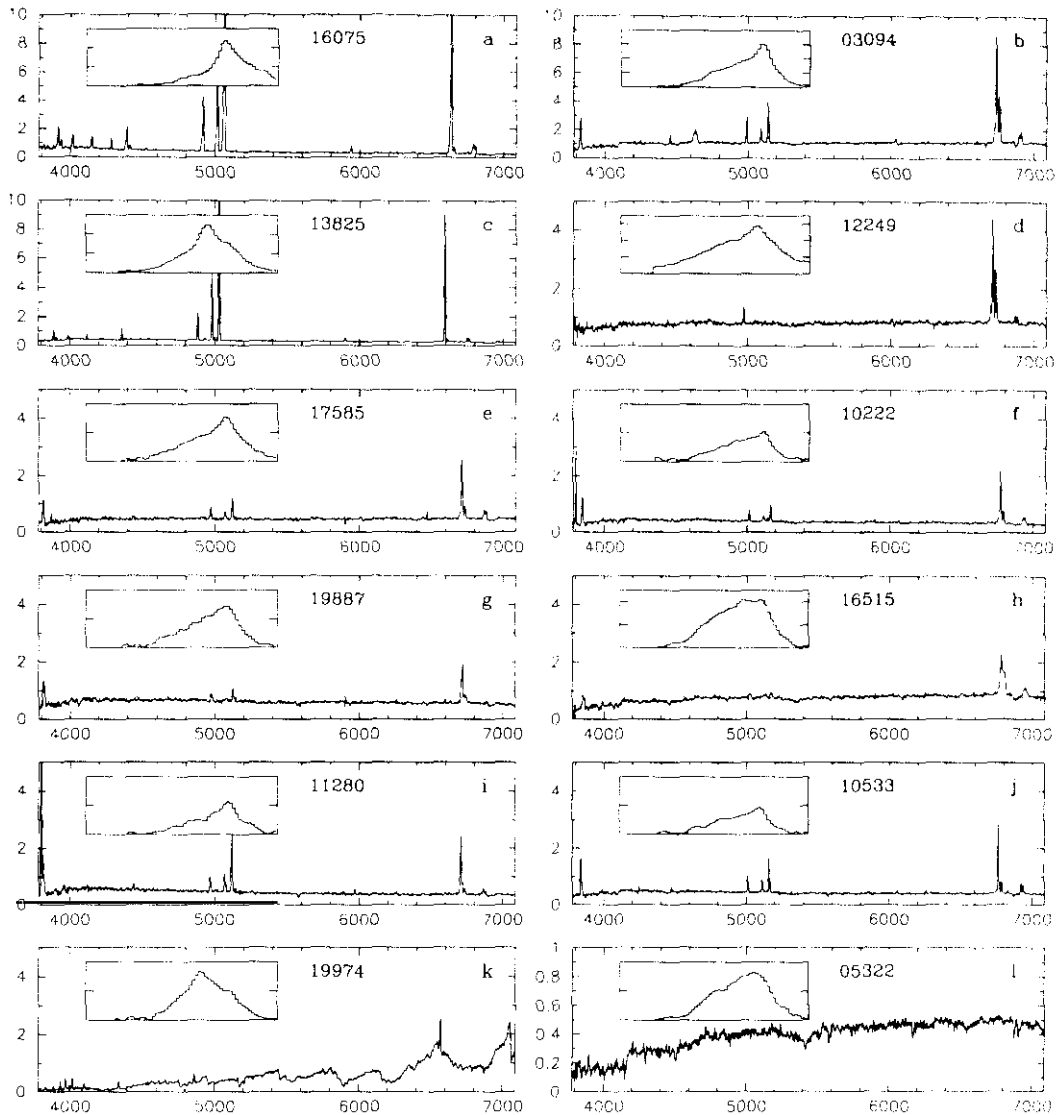
Por otra parte, la placa A335 también ha proporcionado dos muestras de candidatos, una visual, siguiendo el esquema estándar de selección de la exploración UCM, y otra automática. La confirmación o no de los candidatos seleccionados de una y

otra forma permitirá asentar, de modo definitivo, los posibles efectos de selección y el éxito de los métodos empleados.

De este modo, la muestra completa de candidatos, visual y automática, seleccionados de la placa A335, con la excepción de las dos galaxias brillantes y conocidas NGC 5789 y NGC 5798, fueron observadas espectroscópicamente en julio de 1994 con el espectrógrafo IDS instalado en el foco Cassegrain del telescopio Isaac Newton (INT) del observatorio del Roque de Los Muchachos en la isla de La Palma, Islas Canarias. La configuración instrumental utilizada fue la siguiente: Cámara de 235 mm; Red de dispersión de 300 líneas  $\text{mm}^{-1}$ ; Detector CCD TEK #3, de 24  $\mu\text{m}$  de tamaño de pixel. El sistema proporcionaba una dispersión recíproca de 3.3  $\text{\AA}/\text{pixel}$  y una escala espacial de  $0''.71/\text{pixel}$ . El rango espectral cubierto fue de 3600 a 7100  $\text{\AA}$  aproximadamente. El ancho de la rendija se ajustó a 4", y su ángulo de posición fue elegido de modo que se ajustara al semieje mayor de la imagen en caso de apreciarse alguna elongación. Los tiempos de exposición se encuentran en el intervalo de 300 a 3600 s, y se eligieron en función del flujo estimado de los candidatos a partir de los datos MAMA. La reducción de los espectros se realizó utilizando las herramientas estándar del paquete de procesado de imágenes astronómicas MIDAS, y consistió en la sustracción del *bias* y corrección de *flat-field* de las imágenes bidimensionales, extracción del espectro monodimensional, sustracción del cielo, calibración en longitud de onda, corrección de extinción y conversión a flujos absolutos.

Sobre los espectros reducidos hemos medido el desplazamiento al rojo utilizando las líneas de emisión más brillantes. Igualmente, ha sido determinada la anchura equivalente y el flujo de la emisión  $H\alpha + [\text{NII}]$  para todos los objetos observados. La tabla 6.5 recoge los principales datos espectroscópicos para la muestra de objetos. En ella se recogen, en secciones separadas, los datos referentes a los 8 candidatos seleccionados en ambas exploraciones, visual y automática, seguido de los 3 objetos identificados tan sólo en la búsqueda automática y, por último, el objeto seleccionado sólo por los observadores.

Los espectros reducidos de todos los objetos analizados se muestran en la figura 6.7. Sobre cada espectro se ha dibujado una caja en la que se muestra el espectro monodimensional de prisma objetivo, recordando que el rango espectral cubierto por este último cubre aproximadamente de 6400 a 6850  $\text{\AA}$ .



**Figura 6.7:** Espectros de rendija de resolución moderada y espectros de prisma objetivo para la muestra de candidatos a galaxias con líneas de emisión de la placa A335. Para cada objeto, los flujos están expresados en unidades de  $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ . El espectro de prisma objetivo cubre de 6400 a 6850 Å.

Del análisis de los resultados obtenidos en las observaciones espectroscópicas de los candidatos podemos concluir los siguientes puntos:

- Los 8 objetos seleccionados en ambas búsquedas y que mostraban claros signos de emisión en sus espectros de prisma objetivo han sido confirmados como auténticas galaxias con líneas de emisión de distintos tipos (Figura 6.7 a-h)

- De los tres objetos que fueron seleccionados tan sólo en la búsqueda automática (paneles i-k), dos de ellos muestran, nuevamente, líneas de emisión en los espectros de rendija y representan un claro éxito en el procedimiento empleado. El tercer objeto no es una galaxia con emisión, pero sí una estrella fría de últimos tipos con intensas bandas de absorción en el rojo y emisión en H $\alpha$ . Por tanto, la identificación de este objeto no puede ser considerada como un fallo de los algoritmos. Además este objeto ya fue considerado extraño por presentar una naturaleza puntual en la placa directa y por mostrar la aparente línea de emisión en el espectro de prisma objetivo anormalmente desplazada hacia su extremo azul. Este tipo de objetos podrán ser filtrados en futuras búsquedas por presentar tales características muy representativas, o en su caso, forzar la identificación de este tipo de estrellas frías en otra línea de investigación.

**Tabla 6.5:** Datos espectroscópicos de la muestra de candidatos A335.

No. 335	$(\alpha, \delta)$ (J2000.0)	$F_{H\alpha}^{\ddagger}$	EW(Å)			z	Tipo Espectral*	Otros Nombres
			H $\beta$	[OIII] $^{\S}$	H $\alpha$ $^{\dagger}$			
16075	14 54 11.9 +30 12 34	148.1	105	639	566	0.0107	HIH	UGC 5988
3094	15 08 42.6 +28 10 16	130.4	17	28	116	0.0264	HIH	IRAS J5065+2821
13825	14 57 39.3 +26 39 53	77.5	50	317	318	0.0047	SS	NPM1G+26.0386
12249	14 59 34.3 +27 06 58	87.5	6	...	69	0.0226	SBN	UGC 09644
17585	14 52 22.8 +29 53 26	33.2	10	18	69	0.0225	HIH	IRAS F14503+3005
10222	15 00 53.1 +29 43 38	26.7	11	18	82	0.0316	SBN	CG 1277
19887	14 50 16.2 +28 24 38	24.8	7	8	45	0.0238	SBN	
16515	14 54 22.2 +27 42 4	43.8	5	5	49	0.0334	SBN	IRAS F14522+2754
11280	15 00 12.3 +28 08 53	27.5	13	48	72	0.0224	HIH	
10533	15 00 55.5 +27 55 44	26.3	12	24	64	0.0307	HIH	
19974	14 50 2.4 +27 52 3	...	...	...	...	...	Estrella M	
5322	15 05 33.8 +29 16 07	...	...	...	...	...	Sin Em.	NPM1G+29.0335

\* De acuerdo a la clasificación de Salzer et al. (1989).

$^{\ddagger}$  Flujo en unidades de  $10^{-15}$  erg  $s^{-1}$   $cm^{-2}$ .

$^{\dagger}$  Los flujos y anchuras equivalentes se refieren a la emisión combinada H $\alpha$ + [NII].

$^{\S\S}$  Los datos se refieren a la línea [OIII] $\lambda$ 5007.

- Por último, el único objeto identificado tan sólo de forma visual (figura 6.71) muestra líneas de absorción en el espectro observado. La selección de este objeto indica, más que un fallo en la búsqueda visual, un éxito en el procedimiento automático al haber sido considerado acertadamente como un objeto sin emisión.

Por tanto, el análisis espectroscópico de los candidatos de la placa A335 concluye, nuevamente, que la búsqueda automática es capaz de recuperar todos los objetos seleccionados de forma visual y, lo que es más importante, de recuperar nuevos objetos perdidos por los observadores, sin que esto suponga un aumento en la selección de objetos sin emisión.

## **6.5 Cálculo de la curva de dispersión del prisma de 4º del Telescopio Schmidt CAHA**

La determinación de los desplazamientos al rojo de los candidatos a galaxias con líneas de emisión en placas Schmidt de prisma objetivo (apartado 6.6) va a requerir el conocimiento de la función de dispersión del prisma empleado. En este punto recogemos las observaciones, reducción y resultados en la obtención de la que denominaremos curva de dispersión del prisma de 4º del Telescopio Schmidt de Calar Alto.

El uso de un prisma de vidrio como elemento dispersor para la obtención de espectros de fuentes luminosas presenta unos problemas característicos que no aparecen al utilizar espectrógrafos con red de difracción. El principal inconveniente reside en el hecho de que la dispersión producida por un prisma depende de la longitud de onda. Así, para un prisma delgado, una onda plana monocromática con un ángulo de incidencia casi normal es desviada hacia la base del prisma con un ángulo  $\delta$  (figura 6.8) dado por la ecuación

$$\delta = (n-1) \alpha \quad (6.17)$$

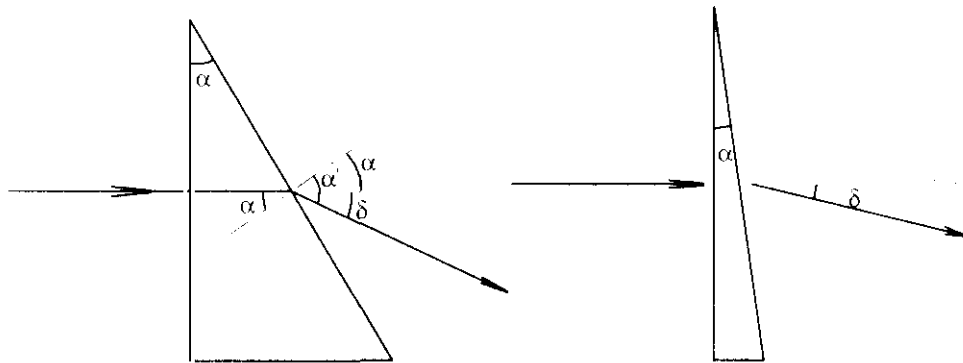
donde  $\delta$  es constante e independiente del ángulo de incidencia siempre que éste se mantenga cercano a la normal.

La demostración de la fórmula anterior es simple, sin más que aplicar la ley de la refracción. Dado que estamos en incidencia normal, se cumplirá

$$n \sin \alpha = \sin \alpha' \quad (6.18)$$

donde  $n$  es el índice de refracción del vidrio. Si el prisma es delgado, podemos asumir  $\sin(\alpha) \approx \alpha$ ,  $\sin(\alpha') \approx \alpha'$ . Igualmente, dado que  $\alpha' = \alpha + \delta$ , se tiene

$$n\alpha = \alpha + \delta \Rightarrow \delta = (n-1)\alpha \quad (6.19)$$



**Figura 6.8:** Dispersión de una onda plana por un prisma delgado

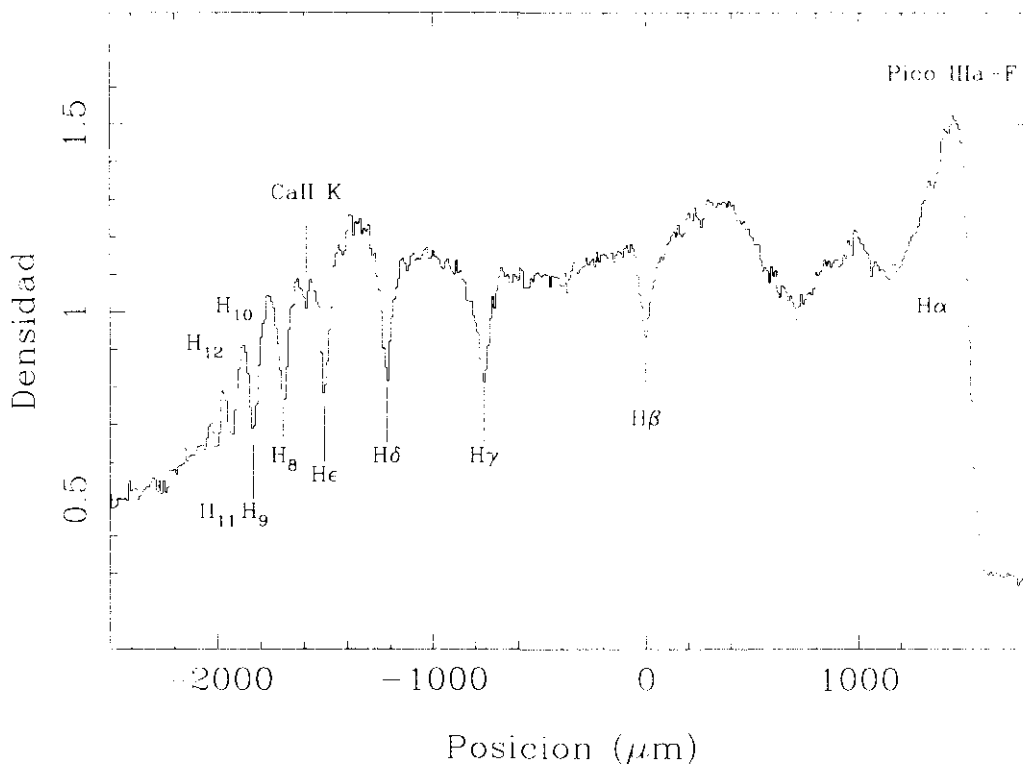
Así pues, para conocer la dispersión proporcionada por un prisma es necesario conocer cómo varía el índice de refracción con la longitud de onda, es decir, la función  $n(\lambda)$ . Este problema no aparece al utilizar redes de difracción, ya que la dispersión producida por éstas es proporcional a la longitud de onda. Para la obtención de la curva de dispersión producida por un prisma, y en general, para la calibración de cualquier instrumento cuya función sea la de dispersar la luz en sus diferentes longitudes de onda necesitamos realizar observaciones de una fuente luminosa con ciertas características claramente identificables. La relación entre la posición en la que aparecen dichas características y su longitud de onda permitirán derivar la curva de dispersión del instrumento utilizado.

### 6.5.1 Observaciones y reducción de los datos

Con el fin de calcular la curva de dispersión del prisma de  $4^\circ$  del telescopio Schmidt del Observatorio de CAHA hemos obtenido una placa IIIa-F en un campo centrado en la estrella  $\beta$  Lyrae, con una configuración instrumental idéntica a la empleada en la exploración UCM, salvo que en esta ocasión no se empleó ningún filtro de corte en la

zona azul. De este modo, el rango espectral útil se extiende desde el corte azul atmosférico hasta el corte rojo de la emulsión, en 6850 Å.

De entre el elevado número de objetos registrados en la exposición, existen numerosos espectros de estrellas de tipo A en los que son claramente visibles las intensas líneas de absorción de la serie de Balmer del hidrógeno. La posición de estas líneas, a una longitud de onda bien conocida, puede emplearse para la determinación de la curva de dispersión.



**Figura 6.9:** Espectro de prisma objetivo sin filtro para una estrella de tipo A. Las intensas líneas de absorción del hidrógeno han sido identificadas y marcadas en el espectro.

En particular tres estrellas de tipo A con intensas líneas de absorción (SAO 067427, SAO 067488 y SAO 067652) fueron digitalizadas con la MAMA en Junio de 1993 con un tamaño del pixel y paso de digitalización de  $10 \times 10 \mu\text{m}^2$ . El procesado de las imágenes bidimensionales se realizó con ayuda del paquete de reducción MIDAS, y ha consistido fundamentalmente en la extracción de los espectros monodimensionales y medida de las posiciones de las líneas de absorción. La figura 6.9

muestra un espectro de prisma objetivo típico para una estrella de tipo A. En la figura han sido marcadas las distintas líneas de absorción identificadas.

**Tabla 6.6:** Posición de las líneas de absorción en los espectros de prisma objetivo.

Ident.	$\lambda(\text{Å})$	$x(\mu\text{m})$
Pico IIIa-F	6717.0	1437
H $\alpha$	6562.8	1346
H $\beta$	4861.3	0
H $\gamma$	4340.5	-761
H $\delta$	4101.8	-1215
He	3970.1	-1504
CaII K	3933.7	-1590
H $_8$	3889.1	-1698
H $_9$	3835.4	-1835
H $_{10}$	3797.9	-1934
H $_{11}$	3770.6	-2010
H $_{12}$	3750.2	-2071

La posición de las líneas de absorción fueron medidas ajustando una gaussiana a la parte más interna de la línea. La tabla 6.6 indica la posición para las diferentes líneas. Los errores en la medida de las posiciones pueden ser estimados comparando los resultados obtenidos para las diferentes estrellas utilizadas, alcanzándose desviaciones inferiores a 1 pixel (10  $\mu\text{m}$ ).

Asumiendo que, en primera aproximación, el índice de refracción del vidrio sigue la dependencia funcional

$$n(\lambda) = A + \frac{B}{\lambda^2} \tag{6.20}$$

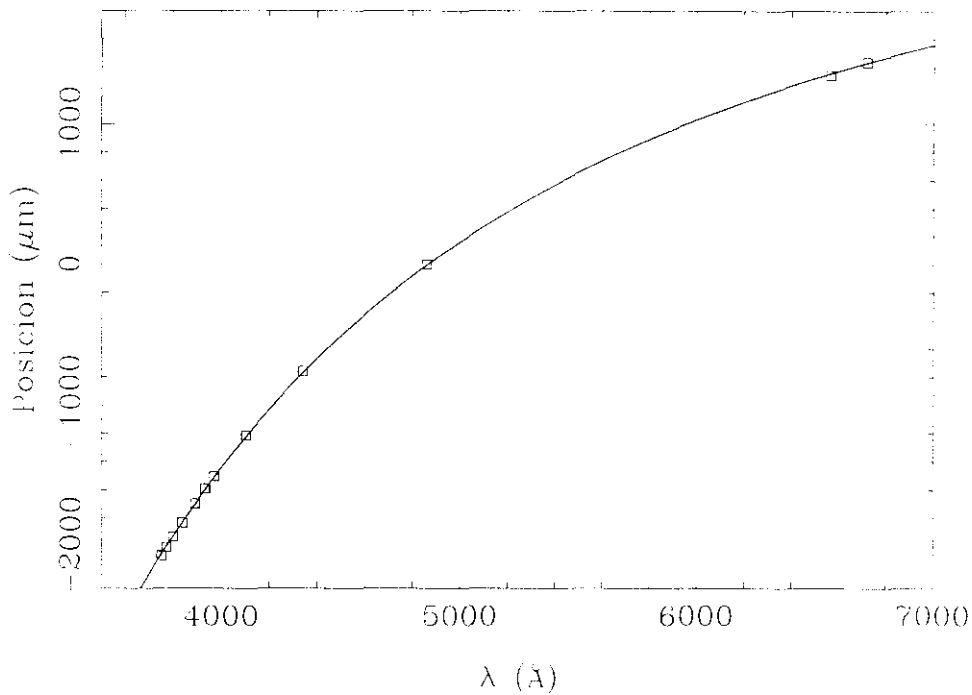
de la ecuación (6.17) se deduce que el ángulo de salida de la radiación, y por tanto, la posición de una determinada longitud de onda sobre el plano focal del telescopio también seguirá la misma dependencia con  $\lambda$ . Por tanto, hemos procedido a ajustar una curva de la forma

$$x(\lambda) = A + \frac{B}{\lambda^2} \quad (\mu\text{m}) \tag{6.21}$$

a los datos presentados en la tabla 6.6. Un ajuste por mínimos cuadrados proporciona los siguientes resultados

$$\begin{aligned} A &= 3015 \pm 10 \\ B &= -(713 \pm 2) 10^8 \end{aligned} \tag{6.22}$$

y se muestra en la figura 6.10.



**Figura 6.10:** Gráfica de la posición de las líneas en función de la longitud de onda. La curva muestra el ajuste realizado a los datos.

Conocida la función  $x(\lambda)$ , el cálculo de la dispersión del prisma,  $d\lambda/dx$ , se calcula sin más que despejar  $\lambda$  en (6.21) y derivar la expresión.

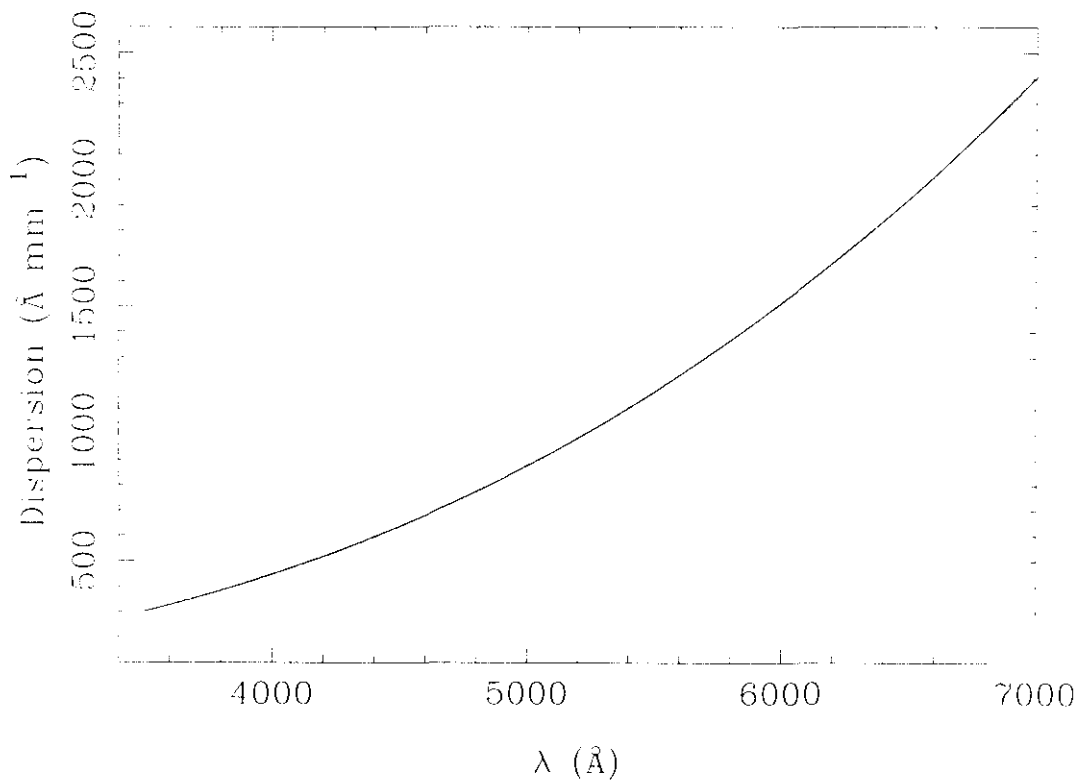
$$x = A + \frac{B}{\lambda^2}$$

$$\lambda = \left( \frac{B}{x-A} \right)^{1/2}$$

$$\frac{d\lambda}{dx} = -\frac{1}{2} \left( \frac{B}{x-A} \right)^{1/2} \frac{B}{(x-A)^2} = -\frac{1}{2} \left( \frac{B}{(x-A)^3} \right)^{1/2}$$

$$\frac{d\lambda}{dx} = -\frac{\lambda^3}{2B} \quad (\text{\AA} \mu\text{m}^{-1}) \quad (6.23)$$

Prisma 4° Schmidt CAHA



**Figura 6.11:** Curva de dispersión del prisma de 4° del telescopio Schmidt del Observatorio de Calar Alto.

Sustituyendo los valores obtenidos anteriormente (6.22), se llega a

$$\frac{d\lambda}{dx}(\lambda) = -\frac{\lambda^3}{2B} = 7 \cdot 10^{-9} \lambda^3 (\text{\AA mm}^{-1})$$

$$\Delta \left[ \frac{d\lambda}{dx} \right] (\lambda) = \frac{\lambda^3}{2B^2} \Delta B = 2 \cdot 10^{-11} \lambda^3 (\text{\AA mm}^{-1})$$
(6.24)

La figura 6.11 muestra la curva de dispersión del prisma de 4º del Telescopio Schmidt del Observatorio de Calar Alto. En la tabla 6.7 mostramos los valores de la dispersión obtenidos para algunas longitudes de onda características.

**Tabla 6.7:** Valores de la dispersión del prisma en distintas longitudes de onda.

$\lambda$ (\AA)	Ident.	$d\lambda/dx$ (\AAmm <sup>-1</sup> )	$d\lambda/dx$ (\AAmm <sup>-1</sup> ) (Birkle 1984)
4340.5	H $\gamma$	574 $\pm$ 2	590
4861.3	H $\beta$	804 $\pm$ 2	
6350	Corte de RG630	1792 $\pm$ 5	
6562.8	H $\alpha$	1978 $\pm$ 6	1950
6717	Pico IIIa-F	2121 $\pm$ 6	
6850	Corte IIIa-F	2249 $\pm$ 6	

## 6.6 Determinación de desplazamientos al rojo en los espectros de prisma objetivo

El desplazamiento al rojo de los candidatos a galaxias con líneas de emisión puede ser calculado, o cuando menos estimado, en función de la posición en la que se presenta la característica de emisión en los espectros de prisma objetivo (Tucholke & Schueker 1992; Loveday et al. 1992; Schueker 1993). Para ello, es necesario calibrar las imágenes espectrales en longitud de onda. Esta calibración presenta, en nuestras placas, los siguientes problemas

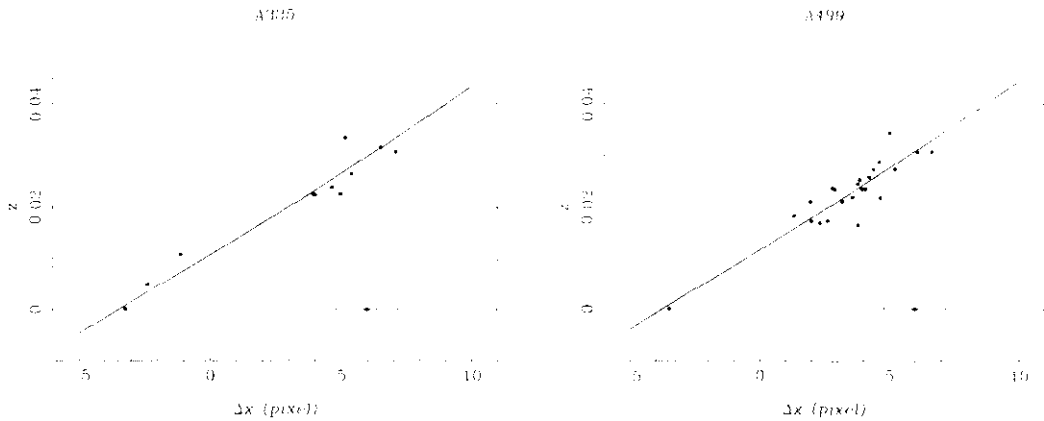
- En el intervalo espectral abarcado ( $\approx 6400 - 6850 \text{ \AA}$ ) no comprende ningún rasgo espectral característico y de fácil identificación en un elevado número de estrellas que permitan obtener un punto de referencia para la calibración en longitud de onda.

- Tan sólo el corte de la emulsión IIIa-F proporciona un punto de referencia aproximado, sin embargo, la posición de éste depende de numerosos factores tales como magnitud del objeto o color (Clowes et al. 1980), de modo que su utilización como punto de referencia en longitud de onda puede proporcionar grandes errores sistemáticos (Beard et al. 1986). Además, y dado que nuestro propósito es calcular desplazamientos al rojo de galaxias, objetos extensos, en éstos la posición del corte de la emulsión queda mucho más difuminado que en el caso de los espectros estelares. Además, la posición de éste variará en función de la distribución espacial de la galaxia en conjunto.
- Por otra parte, la dispersión proporcionada por el prisma no es constante, de modo que no podemos establecer una relación lineal entre la posición de la línea H $\alpha$  en los espectros de prisma objetivo y el desplazamiento al rojo.

Vemos, por tanto, que el principal inconveniente reside en la medida de la posición de la línea respecto a una posición fija en longitud de onda. Dado que las placas de prisma objetivo de nuestra exploración no poseen ningún punto de referencia de este tipo, vamos a hacer uso de la placa directa. La transformación astrométrica (Apéndice A) derivada para las placas directas y de prisma objetivo, con desviaciones estándar inferiores al segundo de arco, proporcionan, igualmente, una transformación placa - placa que puede ser utilizada para la determinación de posiciones de longitud de onda constante sobre los espectros de prisma objetivo. No podemos conocer a priori la longitud de onda en la que se situará el centro del objeto en la placa directa transformado sobre la placa de prisma objetivo, pero sí podemos asumir que ésta será la misma para todos los objetos de la placa. De esta forma, la magnitud del objeto, su color o extensión no afectarán a la medida de la posición de la línea.

En las gráficas 6.12 hemos representado el desplazamiento al rojo de las galaxias con líneas de emisión de las placas A335 y A499 respecto a la posición de la línea en el espectro de prisma objetivo. Vemos, en primer lugar, una tendencia clara, seguida, incluso, por los dos estrellas con emisión a  $z \approx 0$  (la estrella M en A335 y la nebulosa planetaria en A499). Los errores en la medida de la línea provienen, por una parte, del error cometido en la transformación de la posición del objeto de la placa directa sobre la de prisma objetivo y, por otra, en el error en la medida de la posición de la propia línea de emisión en la imagen espectral. El error en la transformación placa - placa será la suma de los errores de las transformaciones astrométricas de ambas placas, del orden de 0".3 por placa, lo que representa un error de 0.7 pixels en la transformación de

coordenadas. Por otra parte la posición de la línea de emisión en la imagen espectral se realiza ajustando isofotas elípticas a los niveles más altos. En estos niveles el número de puntos es pequeño, y es factible asumir un error del orden de medio pixel en la determinación de la posición de la línea de emisión.



**Figura 6.12:** Relación entre los desplazamientos medidos para la línea de emisión en los espectros de prisma objetivo y el desplazamiento al rojo. Con línea continua se presenta la relación teórica, obtenida a partir de la curva de dispersión del prisma.

Para la medida de desplazamientos al rojo a partir de la posición de la línea  $H\alpha$  en los espectros de prisma objetivo es necesario calcular una relación matemática entre ambos parámetros. A la vista de las gráficas 6.12, podríamos estar tentados en ajustar una recta a los datos, pero comprobaríamos que las rectas derivadas para ambas placas no son coincidentes, tan siquiera la pendiente de ésta, que nos informaría de la dispersión del prisma. No obstante, el conocimiento de la curva de dispersión producida por el prisma permite establecer, teóricamente, la relación entre la posición de la línea  $H\alpha$ , medida sobre las imágenes espectrales, y el desplazamiento al rojo, salvo una constante arbitraria. Por tanto, hemos procedido a ajustar una curva de la forma

$$\Delta v(\lambda) = A' + \frac{B}{\lambda^2} \quad (\mu m) \quad (6.25)$$

a los datos de las muestras A335 y A499, donde  $A'$  es el parámetro a determinar y  $B$  es el valor obtenido en el apartado anterior (ecuación 6.22). El valor de  $\lambda$  es la longitud de

# Capítulo 6

## Análisis de la muestra de candidatos

Los resultados obtenidos en el capítulo precedente deben ser analizados con el fin de establecer la fiabilidad y acierto de los algoritmos que han sido desarrollados para la identificación de galaxias con líneas de emisión en placas fotográficas de prisma objetivo. Así, debemos confirmar, por una parte, que todos o un alto porcentaje de los candidatos seleccionados automáticamente son, efectivamente, auténticas galaxias con emisión  $H\alpha$ . Por otra parte, también debemos asegurarnos de que el método ha sido capaz de recuperar, al menos, los mismos candidatos que lo serían en una inspección visual de las placas. Sólo de esta forma podremos garantizar el éxito del trabajo presentado. Además, el conocimiento de las limitaciones, tanto del proceso automático como del visual, nos proporcionará un marco idóneo para analizar los distintos efectos de selección que aparecen en ambas técnicas, así como información para futuras mejoras y modificaciones de los criterios y métodos de identificación.

### 6.1 Comparación con la muestra visual

La comparación de los resultados obtenidos mediante el uso de la técnica automática desarrollada con aquellos derivados de la inspección visual de las placas nos proporcionará los primeros datos acerca de la fiabilidad del método empleado. Sin embargo, de la comparación de ambas muestras no podremos extraer resultados definitivos hasta no conocer la naturaleza exacta de los candidatos seleccionados

mediante las dos técnicas. Sabemos, por ejemplo, que la exploración UCM identifica como candidatos un 26% de objetos sin emisión (Gallego et al. 1996). Así, la pérdida de un objeto seleccionado de forma visual no implica necesariamente la pérdida de un objeto con emisión. Tampoco la identificación de nuevos objetos con el método automático representa inmediatamente un fallo en la selección visual. Sin embargo, esta comparación puede aportar información acerca de posibles efectos de selección, así como revelar fallos evidentes en una u otra técnica.

Con esta motivación, las placas A335 y A499, ambas de prisma objetivo, fueron analizadas por observadores experimentados, a fin de extraer la que denominaremos *muestra visual* de candidatos a galaxias con líneas de emisión. La inspección de las placas se realizó siguiendo el procedimiento estándar utilizado en la exploración UCM (Zamorano et al. 1994).

### 6.1.1 La muestra visual A335

La inspección visual de la placa A335 proporcionó un total de 11 candidatos dentro de la región común a las placas Directa y de Prisma Objetivo, la zona analizada con métodos automáticos. Sin embargo, sólo 8 de los 11 objetos son comunes a las búsquedas automática y visual. Por tanto, existen 3 objetos que tan sólo fueron identificados de modo automático, y otros 3 que, aún siendo escogidos por los observadores, no presentaron parámetros significativos en la búsqueda automática.

Los tres objetos de la selección automática representarían, de confirmarse la emisión, un éxito de los algoritmos presentados y la confirmación de la objetividad del sistema utilizado. Pero por otra parte, los otros tres objetos perdidos por la máquina deben ser explicados, bien por la ausencia de emisión, lo que aumentaría el éxito de los programas, bien por la presencia de factores de selección bien conocidos.

- Dos de los objetos perdidos en la búsqueda automática presentan clarísimas evidencias de emisión en la placa PO. Se trata de dos galaxias brillantes y conocidas, NGC 5789 (Sdm;  $m = 14.2$ ;  $0.9 \times 0.8$ ) y NGC 5798 (Im;  $m = 13.6$ ;  $1.4 \times 1.0$ ) que presentan numerosas regiones HII en sus zonas más externas. Estos objetos no fueron seleccionados ya que sus espectros de prisma objetivo, extraídos de la zona central de la imagen espectral, no mostraban ningún signo de emisión.
- El tercer objeto seleccionado de forma visual no muestra signos claros de emisión, y por tanto, no fue seleccionado.

En cuanto a los objetos perdidos en la selección visual.

- #11280 presenta una intensa y clara línea de emisión, incluso en la inspección visual. Este objeto debería haber sido seleccionado sin duda alguna, lo que demuestra un fallo en la selección visual de los candidatos.
- #10533 es un objeto extremadamente débil, cuya emisión no puede ser confirmada en la inspección visual. No obstante, sus parámetros derivados del proceso automático le confirman como un buen candidato a galaxia con líneas de emisión.
- #19406 es un objeto brillante y puntual que, sin embargo, presenta una clara línea de emisión en el espectro extraído, si bien ésta se encuentra anormalmente desplazada hacia la zona azul. En la inspección visual de la placa se confirma la existencia de una débil línea anormalmente desplazada. El objeto no fue seleccionado debido al aspecto claramente estelar del objeto y debilidad de la aparente línea, fuera de la ubicación típica en la que se presenta para el resto de candidatos.

### **6.1.2 La muestra visual A499**

La placa A499 también fue examinada de forma visual. Esta placa cubre un campo casi idéntico al de la placa A228 de la exploración UCM, centrado en el cúmulo de Coma. Para esta última placa, la A228, se dispone de una muestra de candidatos, todos ellos observados espectroscópicamente, y que han sido utilizados ampliamente en este trabajo. Pudiera parecer, por tanto, innecesaria la inspección de A499 y trabajar con los datos ya presentados. Sin embargo, y debido a los numerosos factores que influyen en la adquisición de una placa fotográfica, objetos con clara emisión en una placa no tienen por que presentarse de modo evidente en la otra, sobre todo aquellos cercanos al límite de detección. Por esta razón, la placa A499 fue igualmente inspeccionada visualmente utilizando el procedimiento estándar practicado en la exploración UCM.

La inspección visual de la placa A499 proporciona 25 candidatos a galaxias con líneas de emisión, frente a los 40 candidatos de A228 presentes en el campo común. La tabla 6.1 indica el número de objetos comunes y nuevos, haciendo una distinción entre aquellos con emisión confirmada. En ella podemos comprobar como tan sólo el 68% de los objetos con emisión confirmada han sido nuevamente seleccionados. Este hecho pudiera sugerirnos que la nueva placa es de menor calidad que A228, bien por un peor

seeing, menor sensibilización, etc., hecho que deberá ser analizado a través de los objetos perdidos (véase el apartado 6.2).

**Tabla 6.1:** Comparación de las muestras visuales A228 y A499.

Objetos Seleccionados	Placa	
	A228	A499
Con Emisión	31	(68%) 21
Sin Emisión	9	1
Nuevos	-	3
Total	40	25

Por otra parte, la selección automática había identificado un total de 32 objetos. De ellos, 28 son comunes a A228, habiéndose recuperado 26 de los objetos con emisión confirmada, un 84%. La tabla 6.2 sintetiza el estudio comparativo de las tres muestras analizadas. Para cada objeto A228 se indica si éste es recuperado en la búsqueda visual (9) y automática (10) de la placa A499. Igualmente, se indica al final de la tabla los nuevos objetos no seleccionados en A228.

Del análisis detallado de la tabla 6.2 podemos destacar los siguientes puntos:

- Todos los objetos seleccionados en la inspección visual de la placa A499 son recuperados por el método automático salvo A228#02. En particular, se trata de NGC 4922B, un sistema muy extenso y brillante (Vitores 1995). La inspección visual muestra una clara línea de emisión en la componente norte del sistema, apareciendo completamente saturado el espectro de prisma objetivo de la galaxia más brillante, situada al sur. La pérdida de este objeto se debe a que, dada su gran proximidad, la máquina identificó un sólo objeto extenso. Por tanto, el único espectro de prisma objetivo extraído corresponde a la componente más brillante, espectro que no muestra ningún signo de emisión. (Véanse las figuras 4.1 y 4.2).
- Por tanto, y excluyendo el caso anteriormente comentado, todos los objetos A228 perdidos en la búsqueda automática también lo son en la visual de A499. Esto indica que estos objetos son ignorados no por un fallo en el método empleado, sino a que en la nueva placa estos objetos no presentan emisión, efecto que será analizado en el siguiente apartado.

**Tabla 6.2:** Estudio comparativo de las muestras de candidatos A228 visual, A499 visual y A499 automático.

LCM	# 228	$\gamma$	EW	F	EW-F	$m_r$	$T_{sp}$	$T_{mod}$	ELG	A499		
										V	A	No.
		(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1300+2959	01	...	...	...	...	16.69		Sa	-	✓	✓	6148
1259+2934	02	0.0239	277	9.42	26.09	14.18	Sy2	Sb	✓	✓	-	7808
1254+2740	03	0.0172	57	3.56	2.03	15.50	SBN	Sa	✓	✓	✓	11929
1306+3111	04	0.0168	81	3.97	3.22	15.32	DANS	Sc+	✓	✓	✓	694
1306+3100	05	...	...	...	...	...			-	-	✓	1660
1308+2958	06	0.0223	26	1.23	0.32	14.46	SBN	Sc+	✓	...	...	...
1308+2950	07	0.0246	59	3.78	2.23	13.92	SBN	SBb	✓	...	...	...
1306+2938	08	0.0211	133	6.53	8.68	14.80	SBN	Sb	✓	✓	✓	808
1307+2910	09	0.0183	39	2.22	0.87	13.05	SBN	SBb	✓	✓	✓	331
1304+2907	10	...	...	...	...	14.55		Irr	-	-	-	3289
1304+2818	11	0.0244	115	1.33	1.53	14.88	SBN	Sc+	✓	-	✓	2379
1304+2808	12	0.0210	33	1.98	0.65	14.85	SBN	Sa	✓	✓	✓	3367
1302+2853	13	0.0237	48	3.14	1.51	15.77	DHIIIH	Sa	✓	✓	✓	4748
1301+2904	14	0.0266	81	4.42	3.58	15.18	HHH	Sb	✓	✓	✓	5202
1254+2853	15	...	...	...	...	14.86		Sb	-	-	-	12317
1257+2826	16	...	...	...	...	16.45		Sb	-	-	-	9651
1256+2823	17	0.0307	109	3.86	4.21	15.11	SBN	Sb	✓	✓	✓	10280
1255+2819	18	0.0273	63	1.87	1.18	15.01	SBN	Sb	✓	✓	✓	11337
1259+2755	19	0.0235	62	6.32	3.92	14.45	SBN	Sa	✓	✓	✓	7402
1258+2754	20	0.0253	129	2.94	3.79	15.38	SBN	Sb	✓	✓	✓	8481
1256+2754	21	0.0172	66	2.96	1.95	14.70	SBN	Sa	✓	✓	✓	10367
1248+2912	22	0.0217	43	0.74	0.32	...	SBN		✓	-	✓	17779
1255+2734	23	0.0234	121	2.36	2.86	15.99	SBN	Irr	✓	-	✓	10910
1256+2732	24	0.0234	114	7.90	9.01	15.40	SBN	S	✓	✓	✓	10915
1256+2717	25	0.0273	68	0.89	0.61	...	DHIIIH		✓	-	✓	10944
1256+2722	26	0.0287	37	3.78	1.40	16.05	DANS	Sc+	✓	-	✓	10423
1256+2701	27	0.0247	118	1.51	1.78	16.32	HHH	Irr	✓	-	-	10961
1257+2754	28	...	...	...	...	15.36	PN		✓	✓	✓	9761
1255+3125	29	0.0258	74	6.90	5.11	15.07	HHH	Sa	✓	-	✓	11064
1253+2756	30	0.0165	155	9.25	14.34	15.09	HHH	Sa	✓	✓	✓	12921
1257+2808	31	0.0181	42	1.41	0.59	15.45	SBN	Sa	✓	✓	✓	9099
1259+3011	32	0.0307	34	1.68	0.57	15.36	SBN	Sa	✓	✓	✓	7163
1302+3032	33	0.0342	53	4.15	2.20	...	HHH		✓	✓	✓	4106
1300+3136	34	...	...	...	...	15.80		Sb	-	-	-	6502
1310+3027	35	0.0234	70	2.36	1.65	15.70	DANS	Sa	✓	...	...	...
1309+2937	36	...	...	...	...	16.59			-	...	...	...
1256+2910	37	0.0279	23	0.45	0.10	15.10	SBN	Sb	✓	-	-	10757
1300+2907	38	0.0219	106	1.72	1.82	16.69	HHH	Sb	✓	✓	✓	6739
1303+2908	39	0.0261	175	5.15	9.01	16.26	HHH	Irr	✓	✓	✓	3772
1304+2830	40	0.0217	67	0.70	0.47	17.72	DHIIIH	BCD	✓	-	-	3344
1254+2932	41	...	...	...	...	16.82			-	-	-	12753
1253+2926	42	...	...	...	...	16.45			-	-	-	13280
1247+2701	43	0.0231	31	0.64	0.20	15.97	DANS	Sc+	✓	...	...	...
1246+2727	44	0.0199	78	3.44	2.68	...	HHH		✓	...	...	...
1254+2802	45	0.0253	16	0.98	0.16	15.76	DANS	Sc+	✓	-	-	12400
1254+2741	46	...	...	...	...	15.81		Sb	-	-	-	12433
									?	✓	✓	8492
									?	✓	✓	7328
									?	✓	✓	5878
									?	-	✓	4267



seleccionados de modo visual (8 de 11, 73%, para A335 y 24 de 25, 96% para A499). Excluyendo los objetos de gran extensión, en los que la emisión no se encuentra localizada en el centro del objeto, zona analizada por el método automático, la recuperación de los objetos seleccionados visualmente se mejora significativamente (8 de 9, 89% para A335 y 24 de 24, 100% para A499).

Sin embargo este hecho no vale, de por sí, para establecer el éxito del proyecto. Por una parte, si bien no se pierden objetos que serían seleccionados por observadores visuales, es necesario asegurar que los objetos seleccionados presentan, realmente, líneas de emisión. Por otra parte, las muestras automáticas no sólo contienen a las visuales, sino que proporcionan un reducido número de nuevos candidatos. El éxito del método se demostrará si éstos objetos se confirman como auténticas galaxias con emisión, esto es, si los algoritmos permiten identificar nuevos objetos que los observadores no han sido capaces de encontrar, sin que ello introduzca un elevado número de objetos sin emisión.

El análisis de la placa A499, para la cual se disponen de abundantes datos procedentes de A228 ya nos proporciona los primeros resultados. El método automático ha logrado recuperar 5 objetos con emisión confirmada que fueron perdidos por los observadores visuales, lo que supone un aumento del 24% en el número de objetos seleccionados con éxito.

## 6.2 Límites de detección en placas de prisma objetivo

La aparición de la línea de emisión en placas fotográficas de prisma objetivo, y por tanto, la identificación de los candidatos a galaxias con líneas de emisión, está condicionada por numerosos parámetros observacionales. Así, por ejemplo, ya ha sido comentado que nuestra configuración instrumental no permite la identificación de objetos con un desplazamiento al rojo superior o del orden de 0.045 debido a la caída de sensibilidad de la emulsión empleada a partir de  $\lambda \approx 6850 \text{ \AA}$ .

La pérdida de objetos con emisión, tanto en la búsqueda visual como en la automática, en la placa A499 respecto a la A228 nos hace intuir que aquélla es menos profunda, menos contrastada o de peor calidad. En la tabla 6.3 presentamos los principales datos fotométricos y espectroscópicos para estas galaxias. Podemos comprobar como los objetos no seleccionados cubren un amplio rango en magnitudes aparentes, anchuras equivalentes y flujo, de modo que no es aceptable admitir una

aproximación sencilla en la que se suponga que, debido a la menor profundidad de una de las placas, se pierden aquellos objetos más débiles y/o con emisión menos intensa.

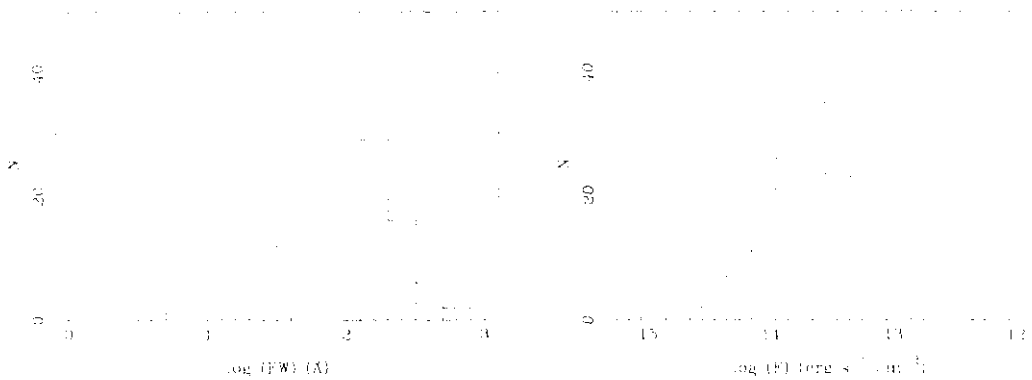
**Tabla 6.3:** Objetos A228 perdidos en las búsquedas visual y/o automática en A499.

UCM	# 228	$z$	EW	F	EW-F	$m_r$	$T_{sp}$	$T_{morf}$	ELG	A499		
										V	A	No.
		(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
1304+2818	11	0.0244	115	1.33	1.53	14.88	SBN	Sc+	✓	-	✓	2379
1248+2912	22	0.0217	43	0.74	0.32	...	SBN		✓	-	✓	17779
1255+2734	23	0.0234	121	2.36	2.86	15.99	SBN	Irr	✓	-	✓	10910
1256+2717	25	0.0273	68	0.89	0.61	...	DHIIIH		✓	-	✓	10944
1256+2722	26	0.0287	37	3.78	1.40	16.05	DANS	Sc+	✓	-	✓	10423
1256+2701	27	0.0247	118	1.51	1.78	16.32	HHH	Irr	✓	-	-	10961
1255+3125	29	0.0258	74	6.90	5.11	15.07	HHH	Sa	✓	-	✓	11064
1256+2910	37	0.0279	23	0.45	0.10	15.10	SBN	Sb	✓	-	-	10757
1304+2830	40	0.0217	67	0.70	0.47	17.72	DHIIIH	BCD	✓	-	-	3344
1254+2802	45	0.0253	16	0.98	0.16	15.76	DANS	Sc+	✓	-	-	12400

Ver notas de la tabla 6.2.

En este punto estamos interesados en conocer los límites de detectabilidad en función de los parámetros típicos que definen el espectro de emisión, esto es, en función de la anchura equivalente (EW) y flujo (F) de la línea. En el trabajo de Moss et al. (1988) se estudian los límites de selección de candidatos a galaxias con líneas de emisión utilizando placas de prisma objetivo y una configuración muy similar a la empleada por la exploración UCM. La principal diferencia reside en el prisma objetivo empleado por el equipo de Moss, de  $10^\circ$ , el cual proporciona una dispersión de  $400 \text{ \AA mm}^{-1}$ , en comparación a los  $1950 \text{ \AA mm}^{-1}$  de la exploración UCM. Tanto en su exploración como en la UCM (Gallego 1995), se comprueba que la anchura equivalente de la emisión combinada  $H\alpha+[NII]$  es un parámetro importante para la identificación de los objetos, si bien no existe un corte acusado que permita establecer, de acuerdo a este parámetro, si un objeto será o no seleccionado. Así, la exploración UCM toma un valor mínimo de la anchura equivalente de  $10 \text{ \AA}$  como umbral para que un objeto sea seleccionado. Sin embargo, objetos con anchura equivalente de 60 y hasta más de  $100 \text{ \AA}$  fueron perdidos en A499 (véase la tabla 6.3), mientras que otros objetos con menores anchuras equivalentes son fácilmente recuperados. También el flujo de la línea en emisión debe ser considerada, pero nuevamente no se distingue un corte acusado por debajo del cual dejen de seleccionarse los objetos. Estos efectos se ponen claramente de manifiesto en los histogramas de anchura equivalente y flujo de la emisión  $H\alpha+[NII]$  para la muestra

completa de galaxias UCM, presentados en las gráficas 6.1. Los datos han sido obtenidos del trabajo de Gallego et al. (1996).

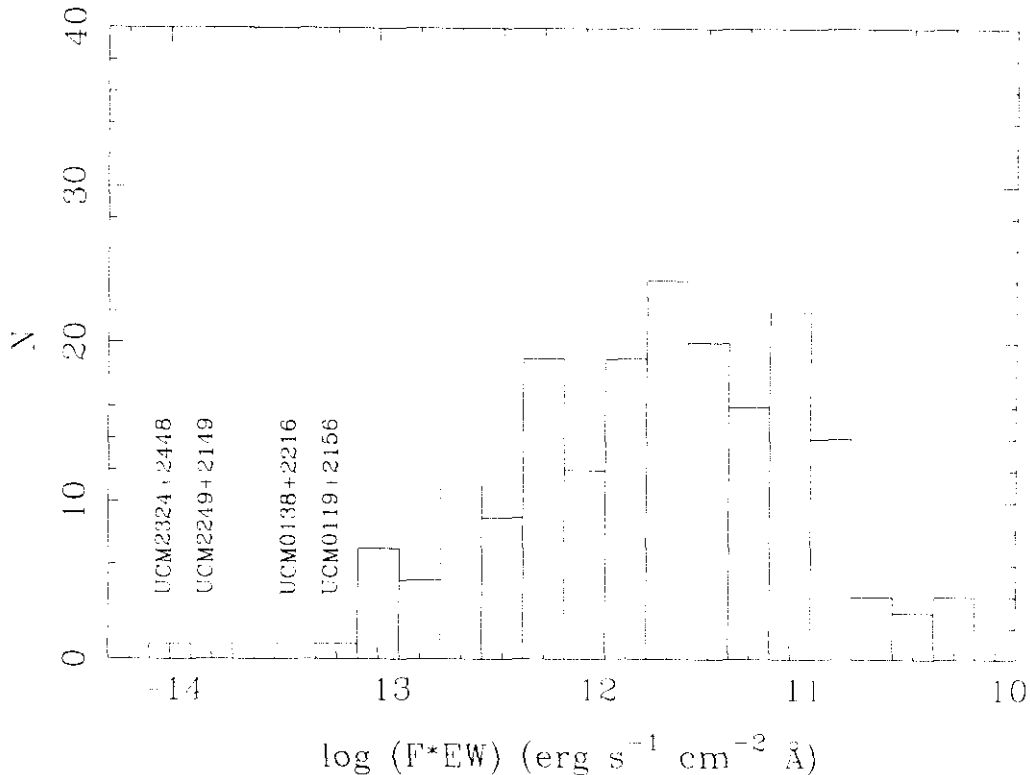


**Figura 6.1:** Distribución de los valores de anchura equivalente (EW) y Flujo (F) de la emisión H $\alpha$ +[NII] para la muestra de galaxias UCM.

Moss et al. (1988) comprobaron que utilizando un parámetro auxiliar EW·F se definía de una manera más precisa el límite de detectabilidad de su muestra. Así, tomando un umbral de  $EW \cdot F = 3 \cdot 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}$ , la exploración de Moss fue capaz de recuperar 8 de 8 (100%) de galaxias presentes en el campo con un valor de EW·F superior al umbral, mientras que tan sólo seleccionaron 1 de 7 (14%) de galaxias con una EW·F inferior al indicado.

Si introducimos este parámetro en la muestra UCM nos encontramos con un corte abrupto, de modo que, exceptuando unos casos aislados, todos los objetos identificados en la exploración UCM presentan un valor de EW·F superior o del orden a  $10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}$  (Figura 6.2). Los dos objetos que presentan los valores más pequeños de EW·F deben ser considerados, en el mejor de los casos, como identificaciones fortuitas. Los otros dos objetos con EW·F ligeramente inferior a  $10^{-13}$  pueden ser explicados, bien con el mismo argumento, bien porque las placas de las que proceden tienen una calidad ligeramente superior a la media de toda la muestra, debido a una mejor transparencia, un seguimiento excelente, óptimo proceso de sensibilizado, etc. Los datos espectroscópicos de estos objetos permiten concluir, no obstante, que fueron identificados por error. Así, tres de los objetos presentan un desplazamiento al rojo superior al límite impuesto por la emulsión, (UCM2249+2149,  $z = 0.0462$ ; UCM0138+2216,  $z = 0.0591$ ; UCM0119+2156,  $z = 0.0583$ ) de modo que la línea de emisión no puede haber sido registrada sobre la placa de prisma objetivo. Tan sólo

UCM2324+2448 tiene un desplazamiento al rojo compatible con la identificación de la línea. Sin embargo, se trata del objeto de menor flujo de la línea ( $1.1 \cdot 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ ) y menor valor del parámetro EW·F ( $\log(\text{EW}\cdot\text{F}) = -13.96$ ), debiendo concluir que su identificación se debe, nuevamente, a un defecto del proceso de selección visual.



**Figura 6.2:** Distribución de los valores de EW·F para la muestra completa de galaxias de la exploración UCM.

El valor del umbral EW·F obtenido por nuestra exploración es un orden de magnitud inferior al de la exploración de Moss et al., esto es, nuestra exploración es más sensible hacia objetos con emisión menos marcada. Por una parte, la dispersión utilizada por la exploración de Moss es casi 5 veces inferior a la de la UCM, lo que proporciona espectros más alargados. Esta configuración tiene el inconveniente de que se produce un mayor número de solapamientos, pero a nivel de identificación de las líneas de emisión, éstas resultan más contrastadas al superponerse a un continuo mucho más difuminado. Pero por otra parte, el telescopio utilizado, el telescopio Burrell Schmidt, tiene un diámetro de apertura de 61 cm, frente a los 80 cm del telescopio Schmidt de Calar Alto. Esto supone que las exposiciones de 2 horas de las placas de Moss et al. serían

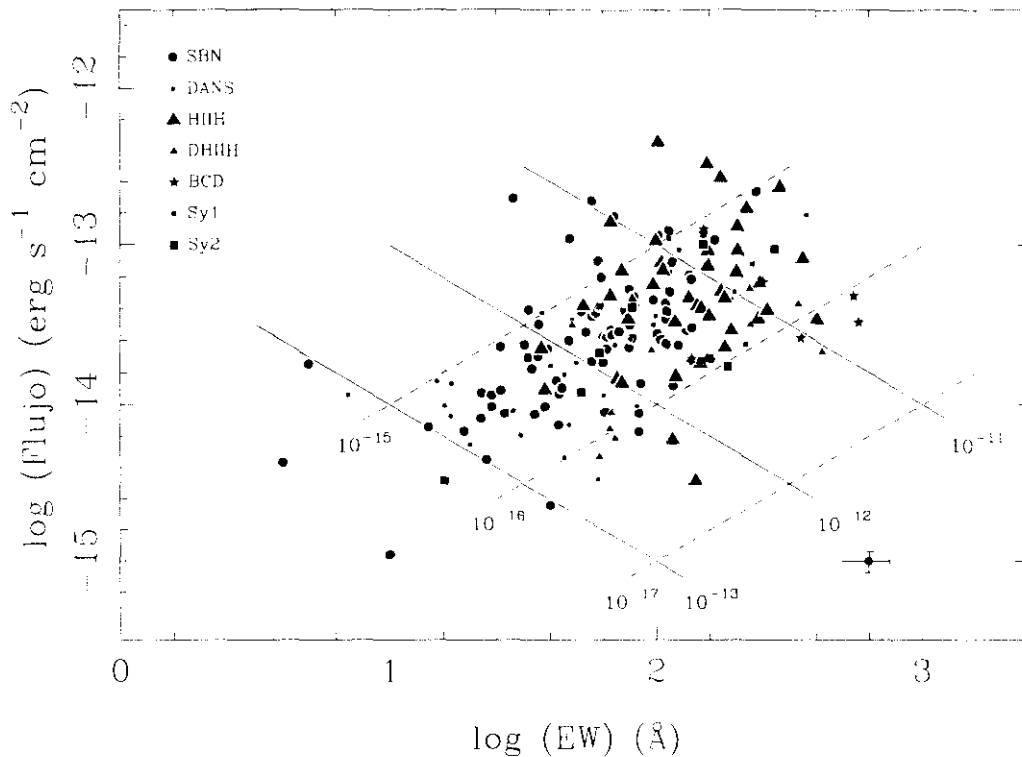
comparables a exposiciones de poco más de 1 hora utilizando la instrumentación de la exploración UCM. Es este último punto el que explica la mayor profundidad de nuestro estudio, y por consiguiente, la obtención de un umbral EW-F significativamente inferior.

Si hacemos una representación gráfica de los valores del flujo de la línea  $H\alpha+[NII]$  frente a su anchura equivalente, obtenemos la gráfica 6.3. En ésta se han representado con diferentes marcadores los objetos de acuerdo a la clasificación espectroscópica derivada por Gallego et al. (1996). Vemos en la gráfica que existe una tendencia de aumento combinado del flujo de la línea y anchura equivalente. La zona superior derecha de la figura se encuentra dominada por galaxias de tipos HIII, DIII y BCD, galaxias con intensas líneas de emisión, continuos débiles y, por consiguiente, grandes anchuras equivalentes. Por el contrario, la zona inferior izquierda está dominada por galaxias del tipo SBN y DANS, en las que la emisión, más débil, aparece sobre el espectro de una población estelar subyacente, esto es, sobre un continuo más importante, lo que reduce la anchura equivalente de la emisión.

En la gráfica 6.3 hemos trazado, con línea continua, las rectas que definen los puntos de EW-F constante, tomando los valores de  $10^{-13}$ ,  $10^{-14}$  y  $10^{-15}$   $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}$ . Por otra parte, y de la relación entre el flujo de la línea,  $F_L$ , y la anchura equivalente,  $EW = F_L / f_c$ , hemos representado con línea discontinua las rectas de flujo del continuo  $f_c$  constante, para valores de  $10^{-15}$ ,  $10^{-16}$  y  $10^{-17}$   $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ . No obstante, estas curvas no pueden ser consideradas como curvas de magnitud constante debido a que la rendija no abarca toda la galaxia ni es la misma en las distintas observaciones espectroscópicas. Así, podemos encontrar galaxias brillantes con valores del flujo del continuo muy bajo. El flujo del continuo obtenido en las observaciones espectroscópicas de rendija estará relacionado con el brillo superficial en la región de emisión, y no con la magnitud integrada.

Las zonas despobladas de la gráfica 6.3 deben ser justificadas, bien por la ausencia de objetos con tales parámetros, bien por la aparición de distintos efectos de selección que impiden su identificación.

- La zona superior izquierda del gráfico estaría poblada por objetos con un gran flujo de la línea de emisión y pequeña anchura equivalente, lo que indica la presencia de un continuo muy brillante. Este tipo de objetos no puede ser identificado en una exploración como la de la UCM debido a que la línea de emisión quedaría completamente enmascarada por un continuo muy intenso, incluso saturado.



**Figura 6.3:** Representación de los valores del flujo de la emisión  $H\alpha+[NII]$  frente a su anchura equivalente para las galaxias UCM. Con línea continua se muestran las rectas de  $EW/F$  constante, mientras que las líneas discontinuas indican los puntos con  $f_c$  constante. Los errores medios de los datos se muestran en la esquina inferior derecha de la gráfica (Gallego et al. 1996).

- La región inferior derecha de la gráfica corresponde a objetos con un continuo muy débil. Para éstos, el flujo del continuo es tan débil que no es capaz de impresionar la placa. La línea de emisión sólo quedará registrada en la emulsión si su flujo total (flujo de la línea más continuo) supera un cierto umbral, es decir, para altos valores del flujo de la línea, y tanto mayor cuanto menor sea el nivel del continuo. Por otra parte, para un cierto valor del flujo de la línea, ésta será capaz de impresionar la emulsión, incluso en caso de un continuo despreciable ( $EW \rightarrow \infty$ ).
- Por último, en la región inferior izquierda aparecen los objetos con pequeños valores de la anchura equivalente y flujo de la línea. Para éstos, la emisión está muy poco contrastada respecto al continuo adyacente, quedando, incluso, desvanecida y enmascarada por la propia granularidad del detector fotográfico. Los objetos que se presentan en esta zona han sido analizados en la presentación del histograma, concluyendo que se trataba de objetos erróneamente identificados.

Con lo expuesto en este apartado, podemos volver a tomar la tabla 6.3 para analizar los objetos que no fueron seleccionados en las exploraciones de la placa A499. Los objetos perdidos en las exploraciones visual y automática pueden ser considerados como objetos para los cuales la emisión no aparece en la placa A499. Para dos de los objetos (228#45 y 228#37)  $EW \cdot F$  no supera el valor de  $2 \cdot 10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}$ , valor que podía estar por debajo del umbral de detección de A499, ligeramente superior a la media de la exploración UCM. Los otros dos objetos (228#27 y 228#40) presentan valores de  $EW \cdot F$  algo mayores. No obstante, éstos objetos se encuentran muy cerca de la línea  $f_c = 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ , lo que indica que se trata de objetos con un continuo débil. Para éstos, el flujo total  $F_L + F_c$  puede no ser suficiente para registrar la línea de emisión.

Respecto a los objetos perdidos tan sólo en la inspección visual, dos de ellos (228#23 y 228#29) muestran una clara emisión incluso en A499, de modo que su pérdida debe atribuirse a un fallo típico de la búsqueda visual. El resto de los objetos presentan parámetros cercanos a los límites de selección de esta placa. La pérdida de estos objetos por los observadores no debe ser considerada como un fallo de la inspección visual, y más bien debe ser calificado como el éxito de los procedimientos automáticos, ya que éstos han sido capaces de llegar a un nivel más cercano al del límite de detección de la placa.

Por último, comentamos brevemente los objetos seleccionados en la placa A499 que no fueron identificados en A228. La selección de tres de ellos en las búsquedas visual y automática nos hace creer en la autenticidad de la presencia de emisión en los espectros de prisma objetivo. Sin embargo, estos objetos no presentan signos de emisión en A228, lo que parece incompatible con lo expuesto en este apartado, en el que se concluye que la profundidad de A499 es ligeramente inferior a la media. Por otra parte, no disponemos de datos espectroscópicos para estos objetos, de modo que no conocemos la naturaleza de tales candidatos. No obstante, la detectabilidad de la emisión no sólo depende de la anchura equivalente y flujo, sino de otros parámetros como seeing y/o extensión de la emisión. Así, estos objetos podrían ser auténticas galaxias con emisión débil y extensa. La aparición de ésta en A499 y no en A228 podría explicarse asumiendo, para esta última, un mayor seeing o peor seguimiento, ya que en ese caso una débil emisión quedaría más difuminada, dificultando, e incluso enmascarando, la identificación. Las placas obtenidas durante las dos últimas campañas de observación, entre las que se encuentra A499, fueron adquiridas con seguimiento automático, mientras que las placas anteriores tuvieron que ser expuestas con seguimiento visual. De este modo es fácilmente

admisible una mejor calidad en el seguimiento de A499, si bien ésta puede ser menos profunda.

### **6.3 Simulación de espectros de Prisma Objetivo**

En este apartado vamos a desarrollar los algoritmos necesarios para la simulación de los espectros de prisma objetivo obtenidos con un telescopio Schmidt sobre placa fotográfica. Dicho de otra manera, nuestra intención es, partiendo de una configuración instrumental definida y conociendo la respuesta del detector utilizado a la radiación incidente, determinar la distribución de densidades obtenida sobre una placa fotográfica para un objeto del cual se conoce su distribución espectral.

La simulación de los espectros de prisma objetivo, y en general cualquier simulación, nos va a permitir, por una parte, observar y analizar cómo influyen diferentes factores en el resultado final sin necesidad de disponer de las observaciones. Es decir, variando de modo independiente cada uno de los numerosos parámetros que influyen en el resultado final, el modelo nos informará de la dependencia de éstos y como se interrelacionan. Por otra parte, la modificación de los parámetros que definen la instrumentación nos ayudará a definir la línea de mejora de la técnica empleada. Otro punto en los que la simulación de los resultados puede ser de gran ayuda es en el estudio de los factores de selección, inherentes a toda técnica instrumental.

En la bibliografía consultada se han encontrado referencias acerca de la determinación de la distribución de la luz en imágenes directas con el fin de estimar el perfil en densidad de las estrellas y obtener fotometría de precisión. Así, un excelente estudio en el que se analiza la distribución de luz recibida sobre la emulsión puede ser consultado en el trabajo de Moffat (1969). Otros trabajos más recientes en los que se analizan los perfiles en densidad para la obtención de magnitudes precisas de estrellas y galaxias pueden ser consultados en Agnelli et al. (1979) o Lanteri et al. (1994). Sin embargo en ninguno de ellos se estudia el resultado obtenido mediante la interposición de un prisma delgado en la apertura del telescopio.

#### **6.3.1 El modelo**

La simulación de los espectros de prisma objetivo comprenderá dos fases principales. En primer lugar, partiendo de la distribución espectral de la fuente radiante y la

configuración instrumental, determinaremos la distribución de energía recibida en cada punto del detector. A continuación, y haciendo uso de las características de la emulsión fotográfica utilizada, se procederá a transformar dicha energía en la respuesta del detector, en este caso, densidad fotográfica. Por lo tanto vemos que la primera parte del modelo está condicionada exclusivamente por los parámetros concernientes a la configuración instrumental, mientras que en la segunda fase intervienen tan sólo los factores específicos del detector empleado.

### 6.3.1.1 Cálculo de la distribución de energía sobre el plano focal.

Sea una fuente luminosa cuya distribución de energía viene dada por la función

$$F_0(\lambda) \text{ (erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}) \quad (6.1)$$

Si el telescopio dispone de un filtro cuya transmisión se representa por la función  $T(\lambda)$ , el flujo de energía que lo atraviesa será

$$F(\lambda) = F_0(\lambda) \cdot T(\lambda) \text{ (erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}) \quad (6.2)$$

que nos indica la energía por unidad de tiempo, área del colector y longitud de onda que llega al detector procedente del objeto. Sin embargo, toda ella no llega al mismo punto del detector. Aún tratándose de una fuente puntual de luz, los efectos de la perturbación atmosférica, difracción y aberraciones de la óptica producen una mancha difusa en el plano focal cuya distribución espacial recibe el nombre de PSF (*Point Spread Function*). En una muy buena primera aproximación, esta función puede ser considerada como una gaussiana, cuya anchura a media altura (FWHM) recibe el nombre de *seeing*. Por lo tanto, en el caso de tratarse de una imagen directa, la energía recibida en un punto del detector vendrá dada por la expresión

$$E(x, y) dx dy = \int_0^{\infty} F_0(\lambda) \cdot T(\lambda) d\lambda \cdot PSF(x, y) \cdot 10^4 \pi \left( \frac{D(m)}{2} \right)^2 \cdot T_{exp} dx dy \text{ (erg)} \quad (6.3)$$

en donde  $D(m)$  indica el diámetro del telescopio y  $T_{exp}$  el tiempo de exposición. En esta ecuación, como hemos indicado, puede sustituirse la función  $PSF$  por una gaussiana bidimensional

$$G(x, y) = \frac{1}{2\pi\sigma^2} \exp\left[-\frac{1}{2}\left(\frac{x^2 + y^2}{\sigma^2}\right)\right] \quad (6.4)$$

$$\sigma = \frac{\text{FWHM}}{\sqrt{\ln 256}}$$

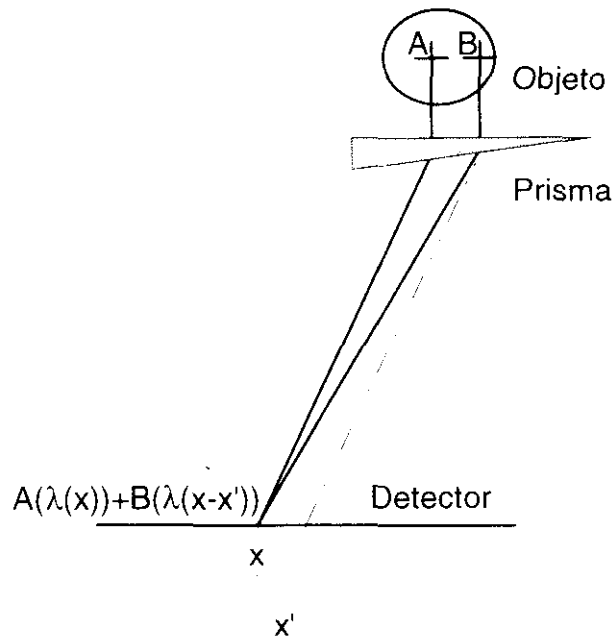
Por último, la energía almacenada en cada pixel del detector se obtendrá integrando la función  $E(x, y)$  a toda la superficie abarcada por el pixel

$$E_{i,j} = \int_{x_i - \frac{tp}{2}}^{x_i + \frac{tp}{2}} \int_{y_j - \frac{tp}{2}}^{y_j + \frac{tp}{2}} E(x, y) \, dx dy \quad (6.5)$$

en donde  $(x_i, y_j)$  son las coordenadas del pixel  $(i, j)$ , y  $tp$  es el tamaño del pixel.

En el caso de anteponer un prisma delgado delante de la apertura del telescopio, sobre el detector se recibirán las imágenes monocromáticas del objeto en diferentes posiciones, a lo largo de la dirección de la dispersión. Pero debido a que la función espacial es extensa, en un mismo punto del detector se recibirá la superposición de distintas imágenes a distintas longitudes de onda (Ver figura 6.4). Por tanto, la energía recibida en un punto será

$$E(x, y) \, dx \, dy = \int_{-\infty}^{\infty} F(\lambda(x - x')) \cdot PSF(x', y) \, dx' \cdot 10^4 \pi \left(\frac{D(m)}{2}\right)^2 \cdot T_{exp} \, dx \, dy \quad (erg) \quad (6.6)$$



**Figura 6.4:** Superposición de imágenes de diferente longitud de onda en los espectros de prisma objetivo debido a la extensión del perfil espacial.

donde la función  $\lambda(x)$  expresa la dispersión del prisma, esto es, indica la longitud de onda que se obtiene en cada punto del detector a lo largo de la dirección de la dispersión.

Podemos comprobar que esta ecuación final es dependiente tan sólo de parámetros instrumentales (diámetro del telescopio, transmisión del filtro, curva de dispersión) y observacionales (tiempo de exposición, seeing), de modo que la variación de éstos permitirán simular las condiciones obtenidas utilizando distintos instrumentos y condiciones de observación.

### 6.3.1.2 Cálculo de la densidad fotográfica.

En este punto vamos a convertir la energía recibida en cada punto del detector, y derivada en el apartado anterior, en las unidades de respuesta del detector empleado, en nuestro caso, en densidad fotográfica. La respuesta obtenida a la llegada de una cierta radiación incidente a una placa fotográfica viene caracterizada por una función del tipo (véase el apartado 3.1)

$$D = \frac{\gamma}{n} \log \left[ 1 + \left( \frac{E}{E_0} \right)^n \right] + D_{\text{tox}} \quad (6.7)$$

denominada curva característica de la emulsión, y en la cual todos los parámetros ( $\gamma$ ,  $n$ ,  $E_0$ ) son funciones que dependen de la longitud de onda de la radiación incidente. En las especificaciones de la emulsión fotográfica, la casa suministradora proporciona unas curvas de sensibilidad espectral en las que se representa la energía necesaria para producir una densidad fija por encima del nivel de fondo en función de la longitud de onda. En particular, se suministra la función  $\log(S(\lambda))$ , siendo  $S$  el inverso de la exposición necesaria para producir tal densidad, en energía por unidad de área del detector. Dado que se dispone de las curvas  $\log(S(\lambda))$  para dos densidades,  $D_1$  y  $D_2$ , es inmediato, suponiendo que trabajamos siempre en la zona lineal de la curva característica ( $n \rightarrow \infty$ ), obtener el valor del contraste  $\gamma(\lambda)$

$$\begin{aligned} D_1 &= \gamma(\lambda) \log \left( \frac{E_1(\lambda)}{E_0(\lambda)} \right) \\ D_2 &= \gamma(\lambda) \log \left( \frac{E_2(\lambda)}{E_0(\lambda)} \right) \end{aligned} \quad (6.8)$$

Despejando  $\gamma(\lambda)$  y teniendo en cuenta que  $\log(E) = -\log(S)$ , se llega a

$$\gamma(\lambda) = \frac{-\Delta \log S(\lambda)}{\Delta D} \quad (6.9)$$

Conocido el contraste, podemos calcular la función  $E_0(\lambda)$

$$E_0(\lambda) = 10^{\frac{D_1}{\gamma(\lambda)}} \cdot E_1(\lambda) = 10^{-\frac{\log S_1(\lambda) - D_1}{\gamma(\lambda)}} \quad (6.10)$$

A cada punto del detector llega, por una parte, radiación procedente del objeto, calculada en el apartado anterior y que puede considerarse como monocromática para el cálculo de la densidad. Pero también tenemos la luz procedente del fondo del cielo que se superpone a la del objeto en todos los puntos del detector. Dado que la técnica de prisma objetivo carece de rendija, la energía recibida del fondo de cielo es constante en todos los puntos e independiente de la presencia o no del prisma. Tenemos por tanto dos valores de la exposición recibida,  $E_{obj}$  y  $E_{cielo}$ , procedentes del objeto y del cielo respectivamente. El problema consiste en calcular la densidad producida por la superposición o mezcla de ambas exposiciones. Supondremos que la relación entre la densidad y la luz procedente del cielo sigue una curva característica con  $\gamma_{cielo}$  y  $E_{ocielo}$  como valores del contraste y umbral.

De acuerdo con la ley de Van Kreveld (Altman, 1977; Clowes et al., 1980), si una exposición  $E_1$  de longitud de onda  $\lambda_1$ ,  $E_2$  de  $\lambda_2$ , ...,  $E_n$  de  $\lambda_n$  producen, separadamente, una densidad fotográfica  $D$ , la mezcla  $\alpha_1 E_1(\lambda_1) + \alpha_2 E_2(\lambda_2) + \dots + \alpha_n E_n(\lambda_n)$  también producirá la misma densidad  $D$  si  $\alpha_1 + \alpha_2 + \dots + \alpha_n = 1$ . Por lo tanto, para calcular la densidad producida por la exposición  $E_{obj}$ , procedente del objeto a la longitud de onda  $\lambda$ , más la exposición  $E_{cielo}$  bastará con calcular un factor  $\alpha$  tal que se verifique

$$D_1(E_1) = D_2(E_2)$$

donde

$$E_1 = \frac{E_{obj}}{\alpha}$$

$$E_2 = \frac{E_{cielo}}{(1-\alpha)}$$
(6.11)

es decir,

$$\gamma(\lambda) \log \frac{E_{obj}}{\alpha E_0(\lambda)} = \gamma_{cielo} \log \frac{E_{cielo}}{(1-\alpha) E_{ocielo}}$$
(6.12)

Despejando  $\alpha$  de la ecuación anterior se llega a

$$A \alpha^{\gamma(\lambda)} + B \alpha + C = 0$$

$$\text{donde } A = \left( \frac{E_o(\lambda)}{E_{obj}} \right)^{\gamma(\lambda)}$$

$$B = \frac{E_{atleta}}{E_{cielo}}$$

$$C = -\frac{E_{0cielo}}{E_{cielo}} \quad (6.13)$$

La raíz del polinomio anterior puede calcularse haciendo uso de alguno de los métodos numéricos desarrollados para este fin. En particular, hemos empleado el método de Newton-Rapson, el cual indica que la raíz del polinomio  $P(\alpha)$  puede obtenerse mediante el acercamiento iterativo

$$\alpha_{k+1} = \alpha_k - \frac{P(\alpha_k)}{P'(\alpha_k)} \quad (6.14)$$

tomando como estimación inicial, en nuestro caso particular,  $\alpha_0 = 0.5$ .

Por último, y con el fin de obtener un resultado semejante al obtenido en observaciones reales, hemos añadido ruido gaussiano a los valores teóricos de la densidad de cada pixel. Los valores de la desviación típica o granularidad  $\sigma_D$ , dependen, además del tipo de la emulsión, de la densidad media, variando para la emulsión IIIa-F desde  $\sigma_D = 0.02$  para  $D = 0.2$  hasta  $\sigma_D = 0.14$  para  $D = 3.0$ .

### 6.3.1.3 Flujo procedente del fondo de cielo y curva característica.

Para calcular la exposición procedente del fondo de cielo, hemos asumido una magnitud típica para el cielo en el filtro rojo del sistema de Johnson de  $m_R = 21 \text{ mag arcsec}^{-2}$ . De acuerdo con la calibración del sistema fotométrico, el flujo recibido en el filtro R está relacionado con la magnitud según la ecuación (Henden & Kaitchuck 1982)

$$F_R = 10^{-0.4(m_R+39.39)} 10^7 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1} \quad (6.15)$$

que para  $m_r = 21$  proporciona un valor de  $6.982 \cdot 10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$ . La combinación IIIa-F + filtro RG630, empleada para la obtención de las placas de prisma objetivo de la exploración UCM, proporciona un ancho de banda de aproximadamente 500Å (6350 - 6850Å), por lo que el flujo procedente del fondo de cielo será de  $3.491 \cdot 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ .

Los valores del contraste de la emulsión  $\gamma$  y umbral  $E_0$  se mantienen prácticamente constantes en todo el rango útil de longitudes de onda, salvo cerca del denominado corte rojo de la emulsión o *cut-off*, en donde el contraste cae ligeramente y el umbral aumenta considerablemente (véase las gráficas de la zona superior derecha de la figura 6.5). Por esta razón, hemos adoptado unos valores típicos de  $\gamma_{\text{cielo}}$  y  $E_{0\text{cielo}}$  de 0.8 y  $0.05 \text{ erg cm}^{-2}$  respectivamente.

### 6.3.2 Resultados

El modelo realizado permite simular el espectro de prisma objetivo que se obtendría, utilizando una configuración instrumental dada, para un objeto del cual se conoce su distribución espectral. En el caso que nos ocupa hemos impuesto la configuración instrumental utilizada por la exploración UCM. El modelo permite el estudio de la dependencia de factores, bien instrumentales, observacionales o intrínsecos al objeto a observar, en el resultado final y, por tanto, en la visibilidad de la línea de emisión para su posterior identificación. Sin embargo, se debe destacar que el modelo puede ser igualmente empleado para simular los espectros que se obtendrían con otras configuraciones instrumentales, y no sólo con otro tipo de telescopio o tiempo de exposición, por ejemplo, sino con la utilización de otros detectores, básicamente con la sustitución de la emulsión fotográfica por un detector CCD.

La figura 6.5 recoge el resultado de la simulación de un espectro de prisma objetivo. Los parámetros de la simulación se recogen en la tabla 6.4. Las tres gráficas de la zona superior izquierda de la figura 6.5 muestran la distribución espectral del objeto  $F(\lambda)$ , la transmisión del filtro utilizado  $T(\lambda)$  y el flujo atravesado  $F(\lambda)T(\lambda)$ . Inmediatamente debajo se presenta un mapa de grises con la energía recibida en cada pixel del detector situado en el plano focal, siendo la distribución espacial o PSF la función representada a su derecha. En la parte inferior del mapa de grises se ha dibujado la escala en longitud de onda. Dado que la dispersión ha sido producida por un prisma (véase el apartado 6.5), la escala no es lineal, obteniéndose una mayor dispersión a mayores longitudes de onda. En la zona superior derecha presentamos las curvas

$\log(S(\lambda)) = -\log(E(\lambda))$ , donde  $E(\lambda)$  es la energía por unidad de área de detector que se necesita para obtener una densidad fija por encima del nivel de *fog*. Estas han sido obtenidas de las especificaciones de la emulsión, y presentan las curvas para obtener 0.6 y 0.3 densidades por encima del fondo. Las otras dos gráficas inferiores muestran las funciones  $\gamma(\lambda)$  y  $E_0(\lambda)$  calculadas a partir de las curvas  $\log(S(\lambda))$  según ha sido indicado en el punto anterior. Finalmente, en la zona inferior se recoge un mapa de grises con los valores de la densidad fotográfica calculada para cada pixel así como en espectro monodimensional extraído, obtenido como la media de las cinco filas centrales.

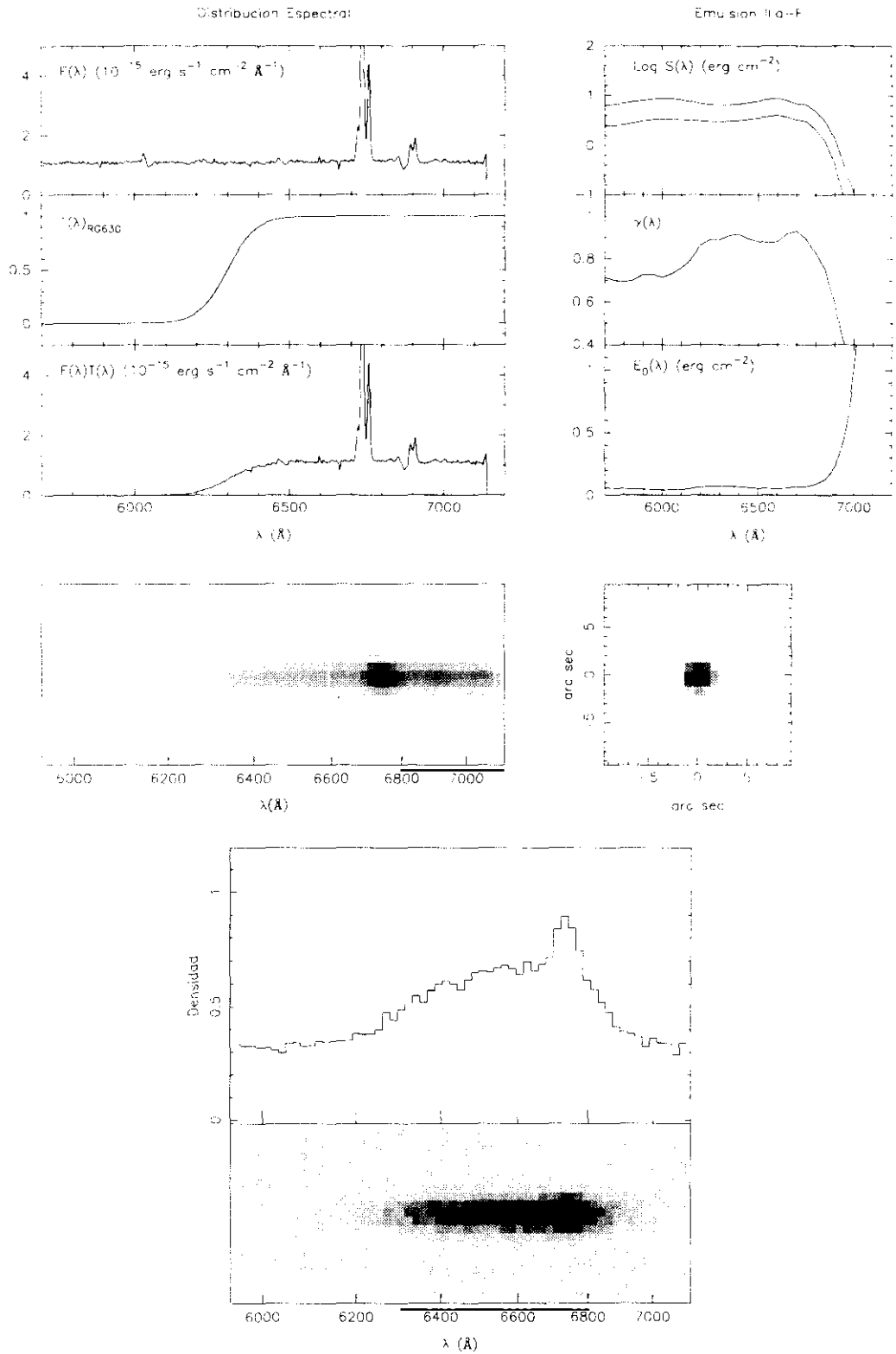


Figura 6.5: Simulación de espectros de prisma objetivo en placa fotográfica. Ver el texto.

**Tabla 6.4:** Parámetros de la simulación de espectros de prisma objetivo.

<b>Datos del Telescopio</b>	
Diámetro	0.8 m
Focal	2400 mm
<b>Datos del prisma objetivo</b>	
Prisma	4°
Dispersión:	
$d\lambda/dx$	$-\lambda^3/2B$ (Å/μm)
$x(\lambda)$	$A + B/\lambda^2$ (μm)
A	3014.898
B	$-7.13276 \cdot 10^{10}$
<b>Datos de la emulsión + Filtro</b>	
Emulsión	IIIa-F
Tamaño del pixel	10 x 10 μm <sup>2</sup>
$D_{\text{fog}}$	0.1
$D_{\text{sat}}$	2.5
Filtro	RG630
<b>Datos del fondo de cielo</b>	
Flujo del cielo	$3.491 \cdot 10^{-15}$ erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> arcsec <sup>-2</sup>
$\gamma_{\text{cielo}}$	0.8
$E_{\text{ocielo}}$	0.05
<b>Datos de la observación</b>	
Tamaño del detector	61 x 21 pixels
Longitud de onda central	6450 Å
Seeing (FWHM)	2".5
Tiempo de exposición	7200 s
<b>Datos del Objeto</b>	
Objeto	A335#03094
$z$	0.0264
EW	116 Å
$F_{\text{H}\alpha}$	$130.4 \cdot 10^{-15}$ erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup>

### 6.3.3 Análisis de los límites de detección

El modelo de simulación de espectros de prisma objetivo que acaba de ser expuesto puede ayudarnos a comprender el significado de la figura 6.3. De este modo podremos comprender la naturaleza de los objetos que deberían presentarse en las zonas despobladas del diagrama. Hemos tomado el espectro utilizado para la simulación del modelo anterior y lo hemos modificado con el fin de obtener espectros de diferentes flujos de la línea y anchuras equivalentes.

onda a la que aparece la línea  $H\alpha$ , calculada a partir del desplazamiento al rojo  $\lambda = \lambda_0(1+z)$ . Los valores obtenidos para los ajustes de ambas placas son

$$A'_{335} = 1621.66 \tag{6.26}$$

$$A'_{499} = 1618.56$$

Podemos comprobar que la diferencia en el punto cero de ambas curvas es de  $3.1 \mu\text{m} = 0.3 \text{ pixels}$ , muy inferior al error en la determinación de posiciones, de modo que podemos asumir que los ajustes realizados a los datos de ambas placas son iguales. De este modo, podemos calcular el desplazamiento al rojo a partir de la posición de la línea en los espectros de prisma objetivo mediante la ecuación

$$z = \frac{\sqrt{\frac{B}{\Delta x(\mu\text{m}) - A'} - \lambda_0}}{\lambda_0} \tag{6.26}$$

donde

$$A' = 1620$$

$$B = -713 \cdot 10^8$$

$$\lambda_0 = 6562.8 \text{ \AA}$$

$\Delta x$ : Desplazamiento, en  $X$ , de la línea  $H\alpha$  respecto al centro de la imagen directa transformado sobre la placa de prisma objetivo (en micras)

Estas curvas se presentan en línea continua en las figuras 6.12. La desviación típica entre los valores del desplazamiento al rojo obtenidos mediante observaciones espectroscópicas y los derivados de estas curvas es inferior de 0.003 para ambas placas.

Podemos concluir, por tanto, que las placas de prisma objetivo de la exploración UCM pueden ser utilizadas para la determinación de desplazamientos al rojo de candidatos a galaxias con líneas de emisión. Para ello, es preciso disponer una placa directa del mismo campo que permita establecer una transformación placa-placa con el fin de obtener, para cada objeto, un punto de referencia a  $\lambda$  constante al que referir la

posición de la línea de emisión. Por último, hemos comprobado que el valor del punto cero para la calibración de la relación entre la posición de la línea y el desplazamiento al rojo puede ser considerado el mismo para las dos placas estudiadas y, muy probablemente, constante para el resto de placas de la exploración UCM, siempre que la calibración astrométrica se realice siguiendo el mismo esquema que el empleado en éstas. La precisión con la que pueden ser calculados los desplazamientos al rojo de galaxias con líneas de emisión en nuestras placas es del orden de 0.003 ( $\approx 1$  pixel), equivalente a un error de  $900 \text{ km s}^{-1}$ .

# Capítulo 7

## Conclusiones

En el presente trabajo hemos desarrollado un proceso de identificación automática de galaxias con líneas de emisión en placas Schmidt de prisma objetivo. Este procedimiento ha sido aplicado a la exploración UCM de galaxias con líneas de emisión, y ha mostrado ser capaz no sólo de identificar una muestra de candidatos, sino de proporcionar un conjunto de parámetros observacionales precisos. La investigación se ha basado, principalmente, en el estudio de los datos procedentes de la digitalización de dos parejas de placas, *directa y de prisma objetivo*, y ha requerido el análisis de cerca de 40.000 espectros. Los resultados más destacados de la memoria se pueden resumir en los siguientes puntos:

- Hemos elaborado un conjunto de herramientas específicas para el procesado de los datos obtenidos en la digitalización completa de placas fotográficas. Conjuntamente han sido desarrollados y estudiados distintos criterios específicos y *originales para la identificación automática de los espectros de prisma objetivo* que muestran indicios de presentar una característica de emisión, es decir, para la selección de candidatos a galaxias con líneas de emisión y su posterior caracterización.
- El empleo de criterios de selección combinados permite la identificación eficiente de los candidatos a galaxias con líneas de emisión. El uso de un único criterio de

selección presenta grandes deficiencias ya que no se presenta una marcada frontera de separación entre los objetos con emisión H $\alpha$  y el resto de objetos.

- La comparación de los resultados de la selección automática con aquellos obtenidos en la inspección visual de las placas permite establecer que los procedimientos desarrollados tan sólo ignoran galaxias muy brillantes, extensas y bien conocidas, en las que la emisión se sitúa en brazos o regiones alejadas de la zona central. Excluyendo éstas, la técnica presentada es capaz, no sólo de recuperar el 100% de los objetos identificados por los observadores visuales con emisión confirmada, sino, y lo que es más importante, de seleccionar un 29% más de objetos con emisión H $\alpha$ .

La digitalización de las placas fotográficas ha facilitado igualmente el estudio de otros aspectos complementarios a la selección de los candidatos. Entre éstos, podemos destacar los siguientes aspectos:

- La relación magnitud - flujo en densidad permite determinar los brillos aparentes de los objetos directamente sobre nuestras placas, aún con la ausencia de marcas sensitométricas. El error típico en la medida de las magnitudes para objetos no resueltos es de 0.2 magnitudes, siendo la principal fuente de dicho error la precisión inherente de los distintos catálogos empleados.
- La digitalización de las placas directas de nuestra exploración permite la medida de los tamaños de los objetos difusos con precisiones que varían entre 2 y 6 segundos de arco, en función de los errores de los datos empleados para la calibración.
- Los desplazamientos al rojo de los candidatos a galaxias con líneas de emisión pueden ser medidos directamente sobre los espectros de prisma objetivo. La posición de los objetos en la placa directa y la transformación de coordenadas placa - placa proporciona un punto de referencia fijo en longitud de onda a la cual referir la posición de la línea H $\alpha$  en emisión. Este punto de referencia depende tan sólo de la calibración astrométrica, lo que permitirá el cálculo del desplazamientos al rojo de un modo absoluto en el resto de las placas de la exploración. El estudio ha mostrado que los desplazamientos al rojo pueden ser determinados con una precisión de 0.003 ( $\approx 1$  pixel,  $900 \text{ km s}^{-1}$ ).

Por último, la comparación de las muestras obtenidas con dos placas de prisma objetivo del mismo campo ha permitido progresar en el estudio e interpretación de los factores de selección de la exploración UCM. Entre éstos destacamos los siguientes puntos:

- Los diferentes factores que afectan a la exposición de una placa fotográfica proporcionan muy distintas muestras de candidatos a galaxias con líneas de emisión tomando, incluso, placas en un mismo campo y con idéntica instrumentación.
- No existe un único factor espectroscópico, como anchura equivalente de la emisión  $H\alpha+[NII]$ , flujo de la línea, etc. responsable de la aparición o no de la emisión en placas de prisma objetivo. Hemos comprobado que el parámetro  $EW \cdot F$  indica, de un modo más efectivo, la segregación entre los objetos seleccionados y perdidos en placas de prisma objetivo, siendo de  $10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}$  el valor medio de este parámetro para la muestra UCM.
- La realización de un modelo de simulación de espectros de prisma objetivo en placa fotográfica permite establecer los criterios de selección en el marco del diagrama  $EW - F$ , explicando las razones de la ausencia de galaxias en las distintas regiones.

Finalmente, apuntaremos brevemente una serie de trabajos que se presentan como continuación natural del trabajo que acabamos de presentar, alguno de ellos ya en ejecución por nuestro grupo investigador:

- Aplicación masiva de los algoritmos desarrollados al conjunto de placas no analizadas, directa y de prisma objetivo, de la exploración UCM.
- Obtención de catálogos más completos, incluyendo posiciones precisas, tamaños, magnitudes, colores y desplazamientos al rojo de los candidatos.
- Desarrollo profundo del modelo de simulación y estudio de los efectos de selección y resultados esperados con detectores de tipo CCD, como preparación a una futura y cercana sustitución de la emulsión fotográfica.



# Apéndice A

## Reducción astrométrica de placas fotográficas.

La placa fotográfica nos proporciona, de manera inmediata, abundante información referente a los objetos allí registrados. Por una parte, la posición de la fuente luminosa sobre la esfera celeste puede ser determinada con gran precisión a partir de las imágenes obtenidas con un telescopio y con la ayuda de un pequeño número de estrellas de referencia. Por otra parte, y gracias a la relación que existe entre la densidad fotográfica y la intensidad luminosa, es posible calcular la cantidad de energía recibida de los objetos y, de este modo, determinar su brillo aparente. En esta sección nos vamos a restringir al primero de los problemas, esto es, estudiaremos las ecuaciones que nos permitirán determinar coordenadas precisas a partir de observaciones fotográficas.

Como veremos en los siguientes apartados, la reducción astrométrica puede separarse, fundamentalmente, en dos fases bien diferenciadas. En primer lugar derivaremos las ecuaciones que permiten relacionar la posición de un punto sobre la esfera celeste con su situación en el plano focal del telescopio a partir de consideraciones puramente geométricas. En la segunda fase será preciso establecer la relación entre las coordenadas medidas sobre la placa y las derivadas de la transformación matemática anteriormente expuesta.

## A.1 La proyección geométrica Coordenadas estándar

En esta sección vamos a estudiar la relación entre las coordenadas de una estrella  $S$  situada sobre la esfera celeste y las correspondientes a su proyección sobre el plano del cielo, tangente a la superficie en un punto  $A$ .

Consideremos la esfera celeste con centro en el punto  $C$  y el plano tangente al punto  $A$  como muestra la figura A.1. Este punto  $A$  corresponde a la dirección hacia la cual apunta el telescopio. Dada una estrella  $S$ , su proyección  $T$  sobre el plano tangente se obtendrá prolongando la recta que une el centro de la esfera  $C$  con la estrella  $S$ . Sea por último  $P$  el polo norte celeste, cuya proyección sobre el plano tangente proporciona el punto  $Q$ .

Sea el punto  $A$  el origen del sistema de coordenadas del plano tangente definido por los ejes  $\eta'$ , en la dirección  $AQ$ , esto es, hacia el polo norte celeste, y  $\xi'$ , perpendicular al anterior y hacia el este. Así, valores crecientes de  $\eta'$  y  $\xi'$  representarán incremento en la declinación y ascensión recta respectivamente.

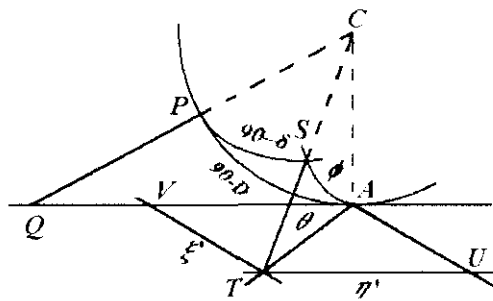


Figura A.1: Proyección sobre el plano tangente.

Denotando  $\phi = AS$

$$\theta = \widehat{SAP} = \widehat{QAT}$$

se tiene:

$$\begin{cases} VT = \xi' = AT \operatorname{sen} \theta \\ UT = \eta' = AT \operatorname{cos} \theta \end{cases} \quad (\text{A.1})$$

pero  $AT = AC \tan \phi$ , por tanto,

$$\begin{cases} \frac{\xi'}{AC} = \tan \phi \operatorname{sen} \theta \\ \frac{\eta'}{AC} = \tan \phi \operatorname{cos} \theta \end{cases} \quad (\text{A.2})$$

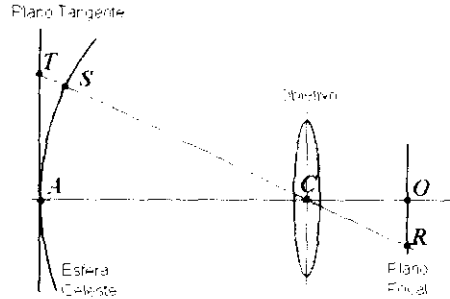
La proyección que realiza el telescopio de la esfera celeste sobre el plano focal puede derivarse fácilmente de la figura A.2, de donde se deduce que  $\frac{AT}{AC} = \frac{OR}{OC}$ , y por tanto, también se verificará  $\frac{\xi'}{AC} = \frac{X_\xi}{OC}$  y  $\frac{\eta'}{AC} = \frac{Y_\eta}{OC}$ , donde  $X_\xi$  e  $Y_\eta$  son las coordenadas sobre el plano focal del punto  $R$  y con origen en el centro  $O$  de la placa fotográfica. Así, sustituyendo estas igualdades en el sistema anterior, se tiene

$$\begin{cases} \frac{X_\xi}{OC} = \tan \phi \operatorname{sen} \theta \\ \frac{Y_\eta}{OC} = \tan \phi \operatorname{cos} \theta \end{cases} \quad (\text{A.3})$$

o bien, si definimos las coordenadas  $\xi, \eta$  como las coordenadas sobre el plano focal en unidades de la distancia focal del instrumento  $OC$  ( $\xi = X_\xi / OC$ ,  $\eta = Y_\eta / OC$ ), podemos escribir

$$\begin{cases} \xi = \tan \phi \operatorname{sen} \theta \\ \eta = \tan \phi \operatorname{cos} \theta \end{cases} \quad (\text{A.4})$$

donde las coordenadas  $\xi, \eta$  así definidas reciben el nombre de *coordenadas estándar*.



**Figura A.2:** Proyección de la esfera celeste sobre el plano focal.

Queda ahora expresar las coordenadas estándar en función de las coordenadas ecuatoriales del objeto. Para ello, denotaremos por  $(A, D)$  las coordenadas ecuatoriales del punto  $A$  de la esfera celeste, y por  $(\alpha, \delta)$  las correspondientes al objeto  $S$ . Para el triángulo esférico  $ASP$  (véase la figura A.1) se tienen las siguientes relaciones:

$$\begin{aligned} AP &= 90 - D \\ SP &= 90 - \delta \\ APS &= \alpha - A \end{aligned} \tag{A.5}$$

y aplicando las fórmulas de la trigonometría esférica, llegamos al siguiente conjunto de ecuaciones

$$\begin{cases} \cos \phi = \sin \delta \sin D + \cos \delta \cos D \cos(\alpha - A) \\ \sin \phi \sin \theta = \cos \delta \sin(\alpha - A) \\ \sin \phi \cos \theta = \sin \delta \cos D - \cos \delta \sin D \cos(\alpha - A) \end{cases} \tag{A.6}$$

Dividiendo la segunda y la tercera ecuación entre la primera se llega a

$$\begin{cases} \xi = \frac{\cos \delta \sin(\alpha - A)}{\sin \delta \sin D + \cos \delta \cos D \cos(\alpha - A)} \\ \eta = \frac{\sin \delta \cos D - \cos \delta \sin D \cos(\alpha - A)}{\sin \delta \sin D + \cos \delta \cos D \cos(\alpha - A)} \end{cases} \tag{A.7}$$

sistema de ecuaciones que permite calcular las coordenadas estándar a partir de las coordenadas ecuatoriales del objeto. En ocasiones, será necesario conocer la transformación inversa, esto es, calcular las coordenadas  $(\alpha, \delta)$  a partir de  $(\xi, \eta)$ . De las dos ecuaciones anteriores se llega a

$$\begin{cases} \cot \delta \cos(\alpha - A) = \frac{1 - \eta \tan D}{\eta + \tan D} \\ \cot \delta \sin(\alpha - A) = \frac{\xi \tan D}{\eta + \tan D} \end{cases} \quad (\text{A.8})$$

y dividiendo ambas ecuaciones podemos obtener las siguientes expresiones

$$\begin{cases} \alpha = A + \arctan \frac{\xi}{\cos D - \eta \sin D} \\ \delta = \arctan \frac{\eta \cos D + \sin D}{\cos D - \eta \sin D} \cos(\alpha - A) \end{cases} \quad (\text{A.9})$$

ecuaciones que nos permiten obtener las coordenadas ecuatoriales de un objeto conocidas sus coordenadas estándar y las coordenadas ecuatoriales del centro de la placa.

## A.2 Las constantes de placa

Las coordenadas estándar  $(\xi, \eta)$  definidas en el punto precedente representan las coordenadas, medidas sobre el plano focal y en unidades de la distancia focal del sistema óptico, que teóricamente debería de presentar una fuente puntual dadas sus coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$ . Sin embargo, las coordenadas medidas sobre la placa  $(x, y)$  no coincidirán exactamente con las coordenadas estándar debido a diferentes factores tales como:

- El eje óptico del sistema no pasará exactamente por el centro de la placa, y no será perfectamente perpendicular a ella.
- Los ejes  $x$  e  $y$  definidos sobre la placa no coincidirán exactamente con los ejes teóricos  $\xi$  y  $\eta$ , ni serán perfectamente perpendiculares.

- El telescopio sufrirá de distintas aberraciones ópticas y geométricas.

Por tanto, será preciso determinar una transformación que permita relacionar las coordenadas medidas sobre la placa  $(x,y)$  con las coordenadas estándar  $(\xi,\eta)$ . Para ello, podemos asumir una transformación polinómica

$$\begin{cases} \xi = P_1(x, y) \\ \eta = P_2(x, y) \end{cases} \quad \begin{cases} x = P_1(\xi, \eta) \\ y = P_2(\xi, \eta) \end{cases} \quad (\text{A.10})$$

donde el grado del polinomio deberá elegirse en función del campo abarcado, de la calidad de las observaciones, de la precisión necesaria y del número de estrellas de referencia disponibles para el cálculo de dicha transformación. Los coeficientes de estos polinomios de transformación  $(x,y) \longleftrightarrow (\xi,\eta)$  reciben el nombre de *constantes de placa*.

En general, una transformación de tipo lineal es más que suficiente cuando el campo no es muy extenso y/o disponemos de muy pocas estrellas de referencia. Sin embargo, para una calibración global de una placa Schmidt (campo mayor de  $5^\circ$ ), será necesario adoptar una transformación polinómica de tercer grado, para cuya resolución será necesario disponer de un elevado número de estrellas de referencia con coordenadas precisas.

### A.2.1 Cálculo de las constantes de placa

Admitiendo una transformación polinómica de 3<sup>er</sup> grado entre las coordenadas estándar y las coordenadas de placa, del tipo

$$\begin{cases} \xi = a + bx + cy + dx^2 + ey^2 + fxy + gx^3 + hy^3 + px^2y + qxy^2 \\ \eta = a' + b'x + c'y + d'x^2 + e'y^2 + f'xy + g'x^3 + h'y^3 + p'x^2y + q'xy^2 \end{cases} \quad (\text{A.11})$$

nuestro problema reside en calcular las 20 constantes de placa  $a,b,c,\dots,a',b',c',\dots$

Supongamos que conocemos la posición  $(x_i, y_i)$  de un elevado número de estrellas de referencia, de coordenadas ecuatoriales  $(\alpha_i, \delta_i)$  también conocidas. A partir de las ecuaciones derivadas en el punto A.1 podemos, además, calcular las coordenadas estándar  $(\xi_i, \eta_i)$  para todas estas estrellas, de modo que las constantes de placa pueden

obtenerse aplicando la técnica de mínimos cuadrados. Así, para la primera de las ecuaciones imponemos la siguiente condición:

$$S = \sum (a + bx + cy + dx^2 + ey^2 + fxy + gx^3 + hy^3 + px^2y + qxy^2 - \xi)^2 = \text{mínimo} \quad (\text{A.12})$$

en donde el sumatorio se extiende en  $i$  para todas las estrellas de referencia. La condición  $S = \text{mínimo}$  se satisface imponiendo el siguiente conjunto de ecuaciones:

$$\begin{aligned} \frac{\partial S}{\partial a} &= 2 \sum 1 \Delta = 0 & \frac{\partial S}{\partial f} &= 2 \sum xy \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial b} &= 2 \sum x \Delta = 0 & \frac{\partial S}{\partial g} &= 2 \sum x^3 \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial c} &= 2 \sum y \Delta = 0 & \frac{\partial S}{\partial h} &= 2 \sum y^3 \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial d} &= 2 \sum x^2 \Delta = 0 & \frac{\partial S}{\partial p} &= 2 \sum x^2 y \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial e} &= 2 \sum y^2 \Delta = 0 & \frac{\partial S}{\partial q} &= 2 \sum xy^2 \Delta = 0 \end{aligned}$$

donde  $\Delta = a + bx + cy + \dots + qxy^2 - \xi$  (A.13)

que desarrollado, nos proporcionan el siguiente sistema de 10 ecuaciones con 10 incógnitas

$$\begin{aligned} aN &+ b\sum x &+ c\sum y &+ d\sum x^2 &+ e\sum y^2 &+ f\sum xy &+ g\sum x^3 &+ h\sum y^3 &+ p\sum x^2y &+ q\sum xy^2 &= \sum x' \\ a\sum x &+ b\sum x^2 &+ c\sum xy &+ d\sum x^3 &+ e\sum xy^2 &+ f\sum x^2y &+ g\sum x^4 &+ h\sum xy^3 &+ p\sum x^3y &+ q\sum x^2y^2 &= \sum x'x \\ a\sum y &+ b\sum xy &+ c\sum y^2 &+ d\sum x^2y &+ e\sum y^3 &+ f\sum xy^2 &+ g\sum x^3y &+ h\sum y^4 &+ p\sum x^2y^2 &+ q\sum xy^3 &= \sum x'y \\ a\sum x^2 &+ b\sum x^3 &+ c\sum x^2y &+ d\sum x^4 &+ e\sum x^2y^2 &+ f\sum x^3y &+ g\sum x^5 &+ h\sum x^2y^3 &+ p\sum x^4y &+ q\sum x^3y^2 &= \sum x'x^2 \\ a\sum y^2 &+ b\sum xy^2 &+ c\sum y^3 &+ d\sum x^2y^2 &+ e\sum y^4 &+ f\sum xy^3 &+ g\sum x^3y^2 &+ h\sum y^5 &+ p\sum x^2y^3 &+ q\sum xy^4 &= \sum x'y^2 \\ a\sum xy &+ b\sum x^2y &+ c\sum xy^2 &+ d\sum x^3y &+ e\sum xy^3 &+ f\sum x^2y^2 &+ g\sum x^4y &+ h\sum xy^4 &+ p\sum x^3y^2 &+ q\sum x^2y^3 &= \sum x'xy \\ a\sum x^3 &+ b\sum x^4 &+ c\sum x^3y &+ d\sum x^5 &+ e\sum x^3y^2 &+ f\sum x^4y &+ g\sum x^6 &+ h\sum x^3y^3 &+ p\sum x^5y &+ q\sum x^4y^2 &= \sum x'x^3 \\ a\sum y^3 &+ b\sum xy^3 &+ c\sum y^4 &+ d\sum x^2y^3 &+ e\sum y^5 &+ f\sum xy^4 &+ g\sum x^4y^3 &+ h\sum y^6 &+ p\sum x^2y^4 &+ q\sum xy^5 &= \sum x'y^3 \\ a\sum x^2y &+ b\sum x^3y &+ c\sum x^2y^2 &+ d\sum x^4y &+ e\sum x^2y^3 &+ f\sum x^3y^2 &+ g\sum x^5y &+ h\sum x^2y^4 &+ p\sum x^4y^2 &+ q\sum x^3y^3 &= \sum x'x^2y \\ a\sum xy^2 &+ b\sum x^2y^2 &+ c\sum xy^3 &+ d\sum x^3y^2 &+ e\sum xy^4 &+ f\sum x^4y^3 &+ g\sum x^6y &+ h\sum xy^5 &+ p\sum x^3y^4 &+ q\sum x^2y^5 &= \sum x'xy^2 \end{aligned}$$

para cuya resolución pueden emplearse distintos algoritmos y métodos numéricos. El cálculo de las otras 10 constantes de placa se obtiene con un planteamiento análogo, pero tomando la segunda de las ecuaciones (A.11).

### A.3 Subrutinas para la transformación

$$(X_{MAMA}, Y_{MAMA}) \longleftrightarrow (\alpha, \delta)$$

Presentamos a continuación las subrutinas, en lenguaje FORTRAN, para la conversión de las coordenadas MAMA a coordenadas ecuatoriales y viceversa. El procedimiento para la transformación de coordenadas MAMA a ecuatoriales es el siguiente:

- $(X_{MAMA}, Y_{MAMA}) \rightarrow (x, y)$

Las coordenadas  $(x, y)$  están referidas al centro de la placa y en unidades de la distancia focal del telescopio. Dado que

Centro placa:  $(178\text{mm}, 178\text{mm})_{MAMA}$

Distancia Focal Telescopio Schmidt Calar Alto: 2398.43 mm

se tendrá, 
$$\begin{cases} x = (X_{MAMA} - 178) / 2398.43 \\ y = (Y_{MAMA} - 178) / 2398.43 \end{cases}$$

- $(x, y) \rightarrow (\xi, \eta)$

Utilizamos las constantes de placa y las transformaciones polinómicas expuestas en el apartado A.2.

- $(\xi, \eta) \rightarrow (\alpha, \delta)$

Utilizamos las ecuaciones derivadas en el punto A.1.

```

C -----
C
C      SUBROUTINE ECU2PLAC(A,D,AC,DC,X,Y)
C      REAL A,D,AC,DC,X,Y
C
C      Subrutina para transformar las coordenadas ecuatoriales de una estrella
C      en las coordenadas standar sobre la placa.
C      La ascension recta y la declinacion deben pasarse en radianes
C
C
C      Argumentos:
C      A,D      (input)   : AR y DEC en RADIANES
C      AC,DC    (input)   : AR y DEC del centro de la placa en RADIANES
C      X,Y      (output)  : Coordenadas standar del objeto
C
C -----
C
C      SUBROUTINE PLAC2ECU(X,Y,AC,DC,A,D)
C      REAL X,Y,AC,DC,A,D
C
C      Subrutina para transformar las coordenadas standar en ecuatoriales
C      La ascension recta y la declinacion deben pasarse en radianes
C
C
C      Argumentos:
C      X,Y      (input)   : Coordenadas standar del objeto
C      AC,DC    (input)   : AR y DEC del centro de la placa en RADIANES
C      A,D      (output)  : AR y DEC en RADIANES
C
C -----
C
C      SUBROUTINE MAMA2ECU(XM,YM,C,FC,AC,DC,A,D)
C      REAL XM,YM,C(10,2),FC,AC,DC,A,D
C
C      Subrutina para transformar las coordenadas MAMA en coordenadas
C      ecuatoriales
C      Se necesita la matriz con los coeff. de la transformacion de coordenadas
C      MAMA a coordenadas standar de la placa (fichero .XA3D)
C
C
C      Argumentos:
C      XM,YM    (input)   : Coordenadas MAMA (en mm)
C      C        (input)   : Matriz de la transformación (.XA3D)
C      FC       (input)   : Focal del telescopio
C      AC,DC    (input)   : AR y DEC del centro de la placa en RADIANES
C      A,D      (output)  : AR y DEC del objeto
C
C -----
C
C      SUBROUTINE ECU2MAMA(A,D,C,FC,AC,DC,XM,YM)
C      REAL A,D,C(10,2),FC,AC,DC,XM,YM
C
C      Subrutina para transformar las coordenadas ecuatoriales en coordenadas
C      MAMA. Se necesita la matriz con los coeff. de la transformación
C      de coordenadas standar a coordenadas MAMA (fichero .AX3D)
C
C
C      Argumentos:
C      A,D      (input)   : AR y DEC del objeto
C      C        (input)   : Matriz de la transformación (.AX3D)
C      FC       (input)   : Focal del telescopio
C      AC,DC    (input)   : AR y DEC del centro de la placa en RADIANES
C      XM,YM    (output)  : Coordenadas MAMA (en mm)
C
C -----
C
C -----
C
C      *****
C      SUBROUTINE ECU2PLAC(A,D,AC,DC,X,Y)

```

## A.10 Apéndice A

---

```
C *****
C
C      IMPLICIT NONE
C      REAL A,D,AC,DC,X,Y
C      REAL H
C
C      H=SIN(D)*SIN(DC)+COS(D)*COS(DC)*COS(A-AC)
C      X=COS(D)*SIN(A-AC)/H
C      Y=(SIN(D)*COS(DC)-COS(D)*SIN(DC)*COS(A-AC))/H
C      RETURN
C      END
```

```
C -----
C *****
C      SUBROUTINE PLAC2ECU(X,Y,AC,DC,A,D)
C      *****
C
C      IMPLICIT NONE
C      REAL A,D,AC,DC,X,Y
C      REAL PI,PI2
C
C      PI=3.141592654
C      PI2=2*PI
C      A=AC+ATAN(X/(COS(DC)-Y*SIN(DC)))
C      D=ATAN((SIN(DC)+Y*COS(DC))/(COS(DC)-Y*SIN(DC))*COS(A-AC))
C      IF(A.GE.PI2)A=A-PI2
C      RETURN
C      END
```

```
C -----
C *****
C      SUBROUTINE MAMA2ECU(XM,YM,C,FC,AC,DC,A,D)
C      *****
C
C      IMPLICIT NONE
C      REAL XM,YM,C(10,2),FC,AC,DC,A,D
C      REAL X,Y,XS,YS
```

```
C -----
C      Calculo las coordenadas Standar y luego llamo a la rutina
C      No se utilizan las coordenadas MAMA, sino en unidades de la
C      distancia focal y referidas al centro de la placa.
```

```
C -----
C      X=(XM-178.0)/FC
C      Y=(YM-178.0)/FC
C      XS=C(1,1)+X*(C(2,1)+X*(C(4,1)+X*C(7,1)))+
R          Y*(C(3,1)+Y*(C(5,1)+Y*C(8,1)))+
R          X*Y*(C(6,1)+X*C(9,1)+Y*C(10,1))
C      YS=C(1,2)+X*(C(2,2)+X*(C(4,2)+X*C(7,2)))+
R          Y*(C(3,2)+Y*(C(5,2)+Y*C(8,2)))+
R          X*Y*(C(6,2)+X*C(9,2)+Y*C(10,2))
C      CALL PLAC2ECU(XS,YS,AC,DC,A,D)
C      RETURN
C      END
```

```
C -----
C *****
C      SUBROUTINE ECU2MAMA(A,D,C,FC,AC,DC,XM,YM)
C      *****
C
C      IMPLICIT NONE
C      REAL XM,YM,C(10,2),FC,AC,DC,A,D
C      REAL XS,YS,X,Y
```

```
C -----  
C Calcule las coordenadas Standar y luego transformo a MAMA  
C -----  
CALL ECUCPLAC(A, D, AC, DC, XS, YS)  
X=(1.0-11)*XS*(C(2,1)+XS*(C(4,1)+XS*(C(7,1))))+  
R      YS*(C(3,1)+YS*(C(5,1)+YS*(C(8,1))))+  
R      XS*YS*(C(6,1)+XS*(C(9,1)+YS*(C(10,1)))  
Y=C(1,2)+XS*(C(2,2)+XS*(C(4,2)+XS*(C(7,2))))+  
R      YS*(C(3,2)+YS*(C(5,2)+YS*(C(8,2))))+  
R      XS*YS*(C(6,2)+XS*(C(9,2)+YS*(C(10,2)))  
XM=X*FC+178.0  
YM=Y*FC+178.0  
RETURN  
END
```



# Apéndice B

## Ajuste de isofotas elípticas

En este capítulo vamos a derivar las ecuaciones que permiten calcular la elipse que mejor se ajusta a un conjunto de puntos  $(x,y)$ . El ajuste de una elipse a una serie de datos es ampliamente utilizado en la reducción de imágenes astronómicas. En numerosas ocasiones podemos admitir como elípticas las curvas de igual brillo o isofotas de objetos extensos. La utilidad de obtener los parámetros de las elipses ajustadas a distintos niveles de brillo es inmediata. Gran parte de la información almacenada en la imagen bidimensional permanece en los distintos perfiles que indican la variación de distintos parámetros, tales como el brillo superficial, elipticidad o ángulo de posición en función del radio. Así, el apartado 4.4 de la presente memoria hace uso de esta aproximación para la caracterización de las imágenes espectrales de prisma objetivo.

### B.1 Ajuste de elipses por mínimos cuadrados

Sean  $(x_i, y_i)$ ,  $i=1,2,\dots,N$ , puntos de una imagen con un mismo valor, esto es, los puntos de la isofota de la imagen para un cierto nivel. Nuestro problema reside en calcular la ecuación de la elipse que mejor se ajuste a estos puntos, es decir, calcular los coeficientes de la ecuación de la elipse  $Ax^2 + By^2 + Cx + Dy + Fxy + 1 = 0$  que mejor se adapte a la isofota establecida.

Los coeficientes de esta elipse general pueden determinarse mediante el uso del algoritmo de mínimos cuadrados, esto es, imponiendo que  $S$ , definido como

$$S = \sum_{i=1}^N (Ax_i^2 + By_i^2 + Cx_i + Dy_i + Fx_i y_i + 1)^2 \quad (\text{B.1})$$

sea mínimo. Esta condición se cumple imponiendo el siguiente conjunto de ecuaciones

$$\begin{cases} \frac{\partial S}{\partial A} = 2 \sum x^2 \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial B} = 2 \sum y^2 \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial C} = 2 \sum x \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial D} = 2 \sum y \Delta = 0 \\ \frac{\partial S}{\partial F} = 2 \sum xy \Delta = 0 \end{cases}$$

donde  $\Delta = (Ax^2 + By^2 + Cx + Dy + Fxy + 1)$  (B.2)

El desarrollo de las ecuaciones anteriores lleva a un sistema de 5 ecuaciones con cinco incógnitas que puede ser fácilmente resuelto con distintos métodos numéricos.

## B.2 Cálculo de los parámetros de una elipse

El cálculo de los coeficientes de la ecuación general de una elipse no da una información inmediata de los parámetros básicos de ésta, tales como el centro, semiejes mayor y menor y ángulo de posición. En este punto vamos a desarrollar las relaciones que permitan derivar estos parámetros a partir de su ecuación general.

### B.2.1 Elipse sin girar

Supongamos inicialmente la ecuación de una elipse sin girar

$$\frac{(x-a)^2}{c^2} + \frac{(y-b)^2}{d^2} = 1 \quad (\text{B.3})$$

donde  $(a,b)$  son las coordenadas del centro de la elipse y  $(c,d)$  son los semiejes mayor y menor respectivamente. Desarrollando la ecuación y agrupando términos, podemos llegar a una expresión de la forma  $Ax^2 + By^2 + Cx + Dy + E = 0$ , donde

$$\begin{cases} A = d^2 \\ B = c^2 \\ C = -2ad^2 \\ D = -2bc^2 \\ E = a^2d^2 + b^2c^2 - c^2d^2 \end{cases} \quad (\text{B.4})$$

Por tanto, conocidos los coeficientes de la ecuación general de la elipse sin girar, podemos calcular su centro y semiejes aplicando el siguiente conjunto de ecuaciones

$$\begin{cases} a = -\frac{C}{2A} \\ b = -\frac{D}{2B} \end{cases} \quad \begin{cases} d = \sqrt{Aq} \\ c = \sqrt{Bq} \end{cases} \quad (\text{B.5})$$

$$\text{donde } q = \frac{C^2 + D^2 - E}{4A + 4B - AB}$$

### B.2.2 Caso general

Tomemos la ecuación de una elipse sin girar,  $A'x'^2 + B'y'^2 + C'x' + D'y' + E' = 0$  y apliquemos un giro en el sistema de coordenadas de ángulo  $\alpha$

$$\begin{cases} x' = x \cos \alpha + y \sin \alpha \\ y' = -x \sin \alpha + y \cos \alpha \end{cases} \quad (\text{B.6})$$

Sustituyendo, desarrollando y agrupando términos, llegamos a una ecuación de tipo general  $Ax^2 + By^2 + Cx + Dy + Fxy + E = 0$ , de la que, igualando términos, se obtienen las siguientes ecuaciones

$$\begin{cases} A = A' \cos^2 \alpha + B' \sin^2 \alpha \\ B = A' \sin^2 \alpha + B' \cos^2 \alpha \\ C = C' \cos \alpha - D' \sin \alpha \\ D = C' \sin \alpha + D' \cos \alpha \\ F = 2 A' B' \sin 2\alpha \\ E = E' \end{cases} \quad (\text{B.7})$$

De este conjunto de ecuaciones, podemos derivar el ángulo  $\alpha$  y los coeficientes  $A'$ ,  $B'$ ,  $C'$  y  $D'$

$$\begin{cases} A' = \frac{A \cos^2 \alpha - B \sin^2 \alpha}{\cos 2\alpha} \\ B' = A + B - A' \\ C' = C \cos \alpha - D \sin \alpha \\ D' = -C \sin \alpha + D \cos \alpha \end{cases}$$

$$\alpha = \frac{1}{2} \arctan \frac{F}{A - B} \quad (\text{B.8})$$

Dado que los coeficientes  $A'$ ,  $B'$ ,  $C'$ ,  $D'$ ,  $E'$  representan a la elipse sin giro, podemos calcular, con las ecuaciones (B.5), su centro  $(a', b')$  y semiejes  $(c, d)$ . El último paso consistirá en transformar el centro calculado en el sistema de referencia girado  $(a', b')$  al sistema original  $(a, b)$  con la siguiente transformación

$$\begin{cases} a = a' \cos \alpha - b' \sin \alpha \\ b = a' \sin \alpha + b' \cos \alpha \end{cases} \quad (\text{B.9})$$

### B.3 Subrutinas para el ajuste de elipses

A continuación se presentan dos subrutinas en código FORTRAN. La primera de ellas, *FITELIPSE* ajusta una elipse a  $N$  puntos y devuelve los coeficientes de la curva calculados con un algoritmo de mínimos cuadrados. Requiere una subrutina externa para la resolución de un sistema de 5 ecuaciones lineales con 5 incógnitas. La segunda de las subrutinas es *ELIPPAR*, cuya labor consiste en calcular el centro, semiejes y ángulo de posición de una elipse conocida su ecuación general.

Estas subrutinas han sido empladas para la medida de los tamaños de las galaxias UCM en las imágenes digitalizadas de la exploración de Monte Palomar (*Digitized Sky Survey*) (Zamorano et al. 1996).

```

C -----
C
C      SUBROUTINE FITELIPSE(N,X,Y,A,B,C,D,F,E)
C      INTEGER N
C      REAL X(N),Y(N),A,B,C,D,F,E
C
C      Ajusta una elipse de ecuacion  $AX^2+BY^2-Cx+Dy-Fxy+E=0$ 
C      a los puntos X(N),Y(N)
C
C      Argumentos:
C      N          (input)  : Numero de puntos
C      X,Y        (input)  : Matriz con las coordenadas de los puntos
C      A,B,C,D,F,E (output) : Ecuacion de la elipse
C
C
C      IMPLICIT NONE
C      INTEGER N
C      REAL X(N),Y(N),A,B,C,D,F,E
C
C      REAL AA(5,5),BB(5),R(5),SUMA2
C      INTEGER EX(5),EY(5),I,C
C
C      IF(N.LT.3) THEN
C        WRITE(*,*) 'ERROR AL AJUSTAR LA ELIPSE'
C        WRITE(*,*) 'Al menos dame 3 puntos'
C        A=0
C        B=0
C        C=0
C        D=0
C        F=0
C        E=0
C        RETURN
C      END IF
C
C      Define las matrices EX,EY con las potencias de x,y
C
C      -----
C      EX(1)=0
C      EX(2)=0
C      EX(3)=1
C      EX(4)=0
C      EX(5)=1
C      EY(1)=0
C      EY(2)=0
C      EY(3)=1
C      EY(4)=0
C      EY(5)=1

```

## B.6 Apéndice B

```
EY(5)=1
C -----
C Calculamos los términos del sistema de ecuaciones
C -----
DO I=1,5
  BB(I)=-SUMAC(N,X,EX(I),Y,EY(I))
  DO J=1,5
    AA(I,J)=SUMAZ(N,X,EX(I)+EX(J),Y,EY(I)+EY(J))
  END DO
END DO

CALL GAUSS(5,AA,BB,R)
E=1.0

A=R(1)
B=R(2)
C=R(3)
D=R(4)
F=R(5)

IF(A.LT.0 .AND. B.LT.0) THEN
  A=-A
  B=-B
  C=C
  D=D
  F=-F
  E=-E
END IF

IF(A.GT.0 .OR. B.LT.0) THEN
  A=0
  B=0
  C=0
  D=0
  F=0
END IF

RETURN
END

C -----
C
C SUBROUTINE ELIPPAR(A,B,C,D,F,E,ALPHA,X0,Y0,EMAX,EMIN)
C REAL A,B,C,D,F,E,ALPHA,X0,Y0,EMAX,EMIN
C
C Esta subrutina obtiene los parametros de una elipse dada su ecuacion:
C  $AX^2+BY^2-CX+Dy-Fxy+E=0$ 
C
C Argumentos:
C A,B,C,D,F,E (input) : Ecuacion de la elipse
C ALPHA (output) : Inclinacion (en RADIANTES)
C X0,Y0 (output) : Centro de la elipse
C EMAX,EMIN (output) : Semiejes mayor y menor
C
C
C IMPLICIT NONE
C
C REAL A,B,C,D,F,E,ALPHA,X0,Y0,EMAX,EMIN
C REAL XX0,YY0,AA,BB,CC,DD,Q
C REAL DUM
C PARAMETER PI=3.141592654
C
C IF(A.EQ.0 .AND. B.EQ.0) THEN
  ALPHA=0.
  X0=0.
  Y0=0.
  EMAX=0.
  EMIN=0.
  RETURN
END IF

ALPHA=ATAN(F/(A-B))/2.

AA=(A*COS(ALPHA)*COS(ALPHA)-B*SIN(ALPHA)*SIN(ALPHA)),
```

```

      *      COS(2*ALPHA)
      BB=A+B-AA
      CC=-C*COS(ALPHA)+D*SIN(ALPHA)
      DD=-C*SIN(ALPHA)+D*COS(ALPHA)
      Q=(CC*CC-4*(AA-DD*DD)/4+BB*B)-AA*BB

      XX=(C+D)*AA
      YY=(D-C)*BB

      X0=XX*(COS(ALPHA)+YY*D*SIN(ALPHA))
      Y0=X0*SIN(ALPHA)+YY*D*COS(ALPHA)
      IF(BB.LT.0 .OR. AA.LT.0) THEN
        ALPHA=0
        X0=0
        Y0=0
        EMAX=0
        EMIN=0
        RETURN
      END IF
      EMAX=SQRT(BB*Q)
      EMIN=SQRT(AA*Q)
      IF(EMAX.LT.EMIN) THEN
        DIM=EMIN
        EMIN=EMAX
        EMAX=DIM
        ALPHA=ALPHA+PI/2.
        IF(ALPHA.GT.PI/2.) ALPHA=ALPHA-PI
      END IF

      RETURN
    END
  
```

.....



# Apéndice C

## Procesado de las placas fotográficas

El presente apéndice muestra una descripción técnica de los ficheros y programas empleados para la reducción de los datos obtenidos en la digitalización de las placas fotográficas con la MAMA, prestando una atención especial a las características particulares de este tipo de *procesado*. También se detallan, paso a paso, los programas empleados y los ficheros utilizados. Este apéndice se presenta como un complemento al trabajo expuesto en los capítulos precedentes, y pretende ser una pequeña *guía* para futuras reducciones de nuevas placas de nuestra exploración.

### C.1 Datos originales

La digitalización de las placas fotográficas con la MAMA proporciona diferentes tipos de ficheros en función del modo de registro empleado. En la digitalización completa de las placas se emplean dos modos diferentes, el modo *ZONE* con detección de objetos y el modo *ZONE IMAGE*.

En el modo *ZONE* con detección de objetos, la máquina inspecciona la placa y registra los objetos detectados sobre la misma. La detección se efectúa identificando los pixels cuya densidad supera un cierto valor umbral, indicado al comienzo del proceso. Los objetos son medidos y almacenados sólo si éstos cuentan con un mínimo de pixels conectados que cumplen la restricción anterior. Este valor mínimo del área para considerar una detección como objeto debe especificarse igualmente al comienzo del

## C.2    Apéndice C

---

proceso. El valor del umbral se coloca, de modo general, a un cierto número de sigmas por encima del nivel del fondo de cielo, labor realizada por los operadores de la máquina con la ayuda de herramientas específicas. Como resultado final de la digitalización se obtiene un fichero con distintos parámetros para cada objeto detectado, tales como posiciones, flujos, áreas, etc.

En el segundo de los modos, el modo *ZONE IMAGE*, la máquina digitaliza la placa proporcionando numerosas imágenes FITS. En el modo más estándar, las imágenes creadas son de 1024 x 1024 pixels, siendo el tamaño de éstos de  $10 \times 10 \mu\text{m}^2$ , de modo que cada imagen FITS representa a una pequeña zona de  $10.24 \times 10.24 \text{ mm}^2$  de la placa.

### **C.1.1 Los ficheros de objetos .d**

La digitalización de las placas en modo *ZONE* con detección de objetos produce un catálogo con distintos parámetros para cada una de las imágenes registradas, catálogo que denominaremos fichero *.d*, por ser ésta su extensión. Los ficheros *.d* reciben un nombre del tipo CALA335RZAS1.D, que aparece en la cabecera del fichero, donde:

```
CALA335    es la identificación de la placa  
R         es el color de la placa (R=Rojo)  
Z         indica el modo ZONA  
A         orden (A,B,C,...)  
S1        Nivel del umbral de detección (Seuillage)
```

Durante la digitalización se pueden especificar distintos niveles de detección, de modo que tendremos tantos ficheros como niveles: CALA....S1.D, CALA....S2.D.....

El fichero *.d* consta de una cabecera, seguida de tantas filas como objetos detectados. La longitud de cada línea del fichero, esto es, la longitud del registro, es de 192 bytes, parámetro que debe tenerse muy en cuenta para el acceso directo a los datos. A continuación se indica el formato de los ficheros *.d*, así como las variables empleadas para la lectura de éstos desde programas FORTRAN.

**Cabecera**

Formato	Variable	Comentario
A30,X	NOMFICH	Nombre del fichero
A4	MODO	Modo de análisis 'ZONF'
I6	IANYO	Año
I6	MES	Mes
I6	IDIA	Día
I6	IHORA	Hora
I6	MIN	Minuto
I6,X	ISEC	Segundo
I3,X	NBARRID	Nº de barridos
I5,X	IPPL	Nº de pix. por línea
I4,X	MALLACIELO	Tamaño, en pix., de la mallia del cielo
F6.3,X	PASO	Paso, en mm
F8.4,X	AOXMM	Origen $X_{MAMA}$ en mm
F8.4,X	AOYMM	Origen $Y_{MAMA}$ en mm
F8.2,X	AOXMP	Origen $X_{MAMA}$ en pix
F8.2,X	AOYMP	Origen $Y_{MAMA}$ en pix.
I4,X	ICODREL	Código RELZONE
I4,X	IPREC	Nº de pix. de recubrimiento
I5,X	NRB	
I3,X	NBX	Nº de barridos en X
I3,X	NBY	Nº de barridos en Y
I4,I4X	IDBARR	Distancia entre el centro del array y el origen

**Datos por objeto**

Formato	Variable	Comentario
X,I7,X	N	Nº de orden
F8.4,X	XMM	$X_{MAMA} = \sum x D_{xy} / \sum D_{xy}$
F8.4,X	YMM	$Y_{MAMA} = \sum y D_{xy} / \sum D_{xy}$
F13.1,X	FLUJO	Flujo
I7,X	IAREA	Area (pix)
F7.1,X	ELIPA	a (Elipse)
F7.1,X	ELIPB	b (Elipse)
F5.1,X	ELIPT	$\theta$ (Elipse)
G13.7,X	SX2	Momento $x^2 = \sum (x-x_c) D_{xy} / \sum D_{xy}$
G13.7,X	SXY	Momento $xy = \sum (x-x_c)(y-y_c) D_{xy} / \sum D_{xy}$
G13.7,X	SY2	Momento $y^2 = \sum (y-y_c) D_{xy} / \sum D_{xy}$
F8.2,X	XPAV	Posición X,Y en el PAVE de detección
F8.2,X	YPAV	
I5,X	IXMAX	X,Y en el PAVE del pixel de máxima densidad
I4,X	IYMAX	
I4,X	IDMAX	Densidad Máxima ( $D_{MAMA}$ )
I5,X	IXI	Caja de ecuadre del objeto
I5,X	IXF	
I4,X	IYI	
I4,X	IYF	
I4,X	NSEG	Nivel de segmentacion
I4,X	ICIELO	Fondo de cielo ( $D_{MAMA}$ )
I1,X	ICOMPRESS	Factor de compresión
I3,X	ICODREL	Código RELZONE
I3,X	NBOX	Nº de barrido en X
I3	NBOY	Nº de barrido en Y

### C.1.2 Las imágenes FITS creadas por la MAMA

El formato FITS (del inglés, *Flexible Image Transport System*, Sistema flexible de transporte de imágenes, Welss et al. 1981; Greisen & Harten 1981) fue desarrollado como respuesta a la proliferación de numerosos programas de procesado de imágenes, cada uno de ellos con formatos propios de almacenamiento. Cada paquete informático de reducción de datos debe leer y escribir en formato FITS, de modo que la información pueda ser fácilmente intercambiable entre diversos grupos de trabajo. No obstante, las imágenes FITS creadas por la MAMA presentan ciertas particularidades como consecuencia del modo en que se produce la digitalización de las placas.

Las imágenes FITS no contienen directamente los valores reales de cada pixel de la imagen, sino que éstos se discretizan en valores enteros, de 0 a  $2^{8n}-1$ , siendo  $n$  el número de bytes que se emplean para almacenar cada dato (BITPIX/8). La recuperación de los datos reales de cada pixel se realiza a través de los valores BSCALE y BZERO que se presentan en las cabeceras de las imágenes. Así, si  $z_{\text{FITS}}$  es el valor almacenado en el fichero, el valor real  $z$  del pixel se calcula como

$$z = \text{BSCALE} * z_{\text{FITS}} + \text{BZERO} \quad (\text{C.1})$$

En el caso de los datos obtenidos por la MAMA, la señal de cada fotodiodo, esto es, la transmisión medida por cada elemento del detector, se codifica en 12 bits, en 4096 niveles discretos. La relación entre la transmisión medida  $T (= F_{\text{in}}/F_{\text{out}})$  y la transmisión de salida MAMA será

$$T_{\text{MAMA}} = \text{INT} (4095 \cdot T) \quad (\text{C.2})$$

Por otra parte, la densidad fotográfica viene definida como  $D = \log \frac{1}{T}$ , donde  $T$  representa la transmisión de cada pixel de la imagen. La densidad MAMA de salida también toma valores discretos de 0 a 4095, y su relación con la transmisión MAMA viene definida por

$$D_{MAMA} = \frac{4095}{\log 4095} \log \frac{4096}{T_{MAMA}} \quad (C.3)$$

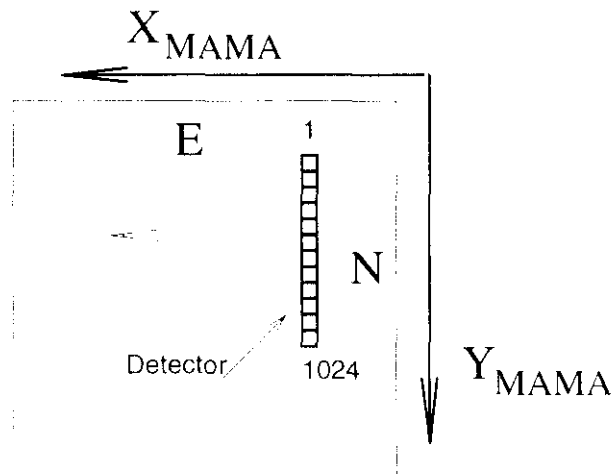
Por último, la relación entre la densidad MAMA y la densidad fotográfica  $D$  será

$$D_{MAMA} = \frac{4095}{\log 4095} \log \frac{1}{T} = \frac{4095}{\log 4095} D = 1133.64 D \quad (C.4)$$

Los valores fits almacenados en las imágenes FITS creadas por la MAMA son, precisamente, los valores de la densidad MAMA. Por tanto, los parámetros BSCALE y BZERO que permiten obtener la densidad fotográfica serán constantes en todas ellas:

$$\begin{aligned} \text{BSCALE} &= 1133.64^{-1} = 8.8211 \cdot 10^{-4} \\ \text{BZERO} &= 0 \end{aligned} \quad (C.5)$$

Otra característica particular se debe al orden en el que son almacenados los valores fits. En la figura C.1 se muestra, esquemáticamente, cómo digitaliza la MAMA una placa fotográfica, así como la orientación típica de ésta sobre la máquina.



**Figura C.1:** Digitalización de una placa fotográfica por la MAMA.

El detector, con 1024 fotodiodos, está alineado según el eje Y de la MAMA. La digitalización se realiza desplazando este vector de detectores a lo largo del eje X, de

modo que la imagen FITS se va almacenando por columnas, y no por filas como ocurre en el formato estándar. Este efecto es el más importante a tener en cuenta, pues de lo contrario, la lectura con un procedimiento estándar nos proporcionaría una imagen con los ejes X e Y cambiados. Corregido este efecto, tendremos los ejes X,Y orientados al Sur y Oeste respectivamente.

Otra particularidad más de las imágenes creadas por la MAMA se refiere a los descriptores CRVAL1 y CRVAL2. En una imagen FITS estándar, estos descriptores contienen las coordenadas (x,y) del primer pixel de la imagen. En el caso de las imágenes MAMA, ambos valores están intercambiados. Este efecto debe tenerse en cuenta con el fin de calcular correctamente las coordenadas MAMA a partir de la posición, en pixels, de los objetos sobre las imágenes.

### C.1.3 La lectura de las imágenes FITS MAMA

Presentamos a continuación una subrutina en lenguaje FORTRAN para la lectura de las imágenes FITS MAMA. El programa almacena los valores fits, esto es, los valores de densidad MAMA, no los de densidad fotográfica, en una matriz. La subrutina tiene en cuenta el efecto de llenado de la imagen por columnas.

```
C
C *****
C SUBROUTINE FITSMAMA(IMA,COMODIN,NUM)
C *****
C
C INTEGER*2 IMA(1024,1024)
C INTEGER NUM
C CHARACTER*30 COMODIN
C
C Esta subrutina lee una imagen FITS MAMA de 1024x1024 y la pasa a una
C matriz de INTEGER*2. Tiene en cuenta el problema del almacenamiento en
C columnas, en lugar de en filas como ocurre en las imagenes FITS standar.
C Si se produce un error al abrir la imagen, se devuelve la imagen
C con ceros
C El nombre de la imagen FITS a leer es CHnnn.fits
C donde CH es un comodin para el nombre de la imagen
C nnn es un numero de orden
C
C Argumentos:
C IMA (output) : Matriz de la imagen
C COMODIN (input) : Comodin de la imagen FITS
C NUM (input) : Numero de la imagen FITS
C
C Version Septiembre 1994 Oscar Alonso
C
C -----
C
C IMPLICIT NONE
C
C INTEGER*2 IMA(1024,1024)
C INTEGER NUM
C CHARACTER*30 COMODIN
C
C CHARACTER*2880 BLOCQUE
```



uso de los programas y tratamiento de los ficheros, información que será de cierta utilidad, bien sea para futuras sesiones de reducción de nuevas placas, o como punto de partida para el perfeccionamiento de los programas o el esquema de reducción.

Todos los programas han sido desarrollados en lenguaje FORTRAN, de modo que pueden ser ejecutados en cualquier tipo de máquina con tan sólo pequeñas modificaciones impuestas por los distintos compiladores. En particular, todos los programas son ejecutados sobre un ordenador DEC 2000  $\alpha$ XP bajo OSF/1 v3.2. Tan sólo alguno de ellos deben ser ejecutados en VAXSTATION bajo VMS debido a la necesidad de utilizar las librerías matemáticas de ajuste *splines* instaladas en éstos.

Se exponen a continuación los pasos seguidos para el procesado de los datos, desde el emparejamiento de los catálogos de objetos originales hasta la obtención de la muestra de candidatos. En cada uno de los pasos se presenta una misma estructura. En *Propósito* se indica una breve descripción de la tarea que se pretende realizar. Los programas utilizados y una descripción más detallada de la labor realizada por cada uno de ellos se indica en *Programas* y *Descripción* respectivamente. *Entradas* y *Salidas* resumen, junto a una pequeña descripción, los ficheros empleados en el proceso que se expone, tanto de entrada como de salida de los programas. Por último *Operación* muestra la ejecución de cada uno de los programas. En estos listados hemos marcado en negrita los nombre de ficheros y otras entradas que deben introducirse por teclado.

### C.2.1 Emparejamiento de las placas

**Propósito:** Eliminación de los defectos identificados y registrados en los catálogos de objetos *.d* y obtención de los catálogos de objetos *reales* de las placas.

**Programas:** *orrd.f*, *rel2d.f*, *renumdz.f*

**Descripción:** Durante la digitalización de las placas con la MAMA, ésta identifica y almacena en los catálogos de objetos *.d* no sólo las imágenes de estrellas y objetos difusos, sino también un número elevado de defectos de la emulsión, trazos de satélites, reflejos, etc. El mejor método para la correcta eliminación de estas detecciones no deseables consiste en comparar los objetos identificados en dos placas diferentes del mismo campo.

El programa *rel2d.f* toma los catálogos *.d* de las placas directa y de prisma objetivo, junto a sus ficheros de astrometría, y proporciona los

ficheros con los objetos emparejados según los criterios expuestos en el apartado 2.3.1.

El catálogo de objetos de la placa de prisma objetivo, en la que se buscarán los objetos de la placa directa, debe estar ordenado en *x* crecientes, labor realizada por el programa *ordd.f*.

Por último, los catálogos de objetos son reenumerados en orden creciente con *renumd.f*.

**Entradas:** catálogo *.d* placa directa (cala384rzas1.d)  
 catálogo *.d* placa PO (cala335rzas1.d)  
 Ficheros de astrometría (cala384rzas2e2p0.ax3d, cala335rzas2e2p0.ax3d)

**Salidas:** catálogo *.d* placa directa emparejado (cala384rzas1p.d)  
 catálogo *.d* placa PO emparejado (cala335rzas1p.d)

**Operación:**

```
% ordd
Programa ORDD
*****
Nombre del fichero de entrada          cala335rzas1.d
Nombre del fichero .D de salida        cala335rzas1x.d

El ordenamiento se hará por:
01.- Número
02.- Ordenada X MAMA
03.- Ordenada Y MAMA
04.- X123
05.- Área
06.- Parámetro A
07.- Parámetro B
08.- Parámetro T
09.- Momento X12
10.- Momento XY
11.- Momento Y12

Número de ficheros a leer: 2
Leer el fichero cala335rzas1.d
ordd: 17:58 datos
ORDENANDO... ESCRIBIENDO
Fin del programa ORDD          OAL

*****

% rel2d
Programa REL2D
*****
Nombre de ENTRADA
*****
Nombre del fichero .D (PO) donde buscar los objetos ORDENADO EN X cala335rzas1x.d
Nombre del fichero de transformación para cala335rzas1x.d
Ecuaciones --> MAMA (AX3D) cala335rzas2e2p0.ax3d
Nombre del fichero .D con los objetos a buscar en cala335rzas1x.d cala384rzas1.d
Nombre del fichero de transformación para cala384rzas1.d
MAMA --> Ecuatoriales (AX3D) cala384rzas2e2p0.ax3d

Ecuaciones de SALIDA
.
Nombre del fichero .D con los objetos EMPAREJADOS de cala335rzas1x.d cala335p.d
Nombre del fichero con los objetos SIN EMPAREJAR de cala335rzas1x.d cala335np.d
Nombre del fichero .D con los objetos EMPAREJADOS de cala384rzas1.d cala384p.d
Nombre del fichero con los objetos SIN EMPAREJAR de cala384rzas1.d cala384np.d
```

## C.10 Apéndice C

```
*****
Fichero de objetos      cala384rzas1.d
Fichero donde buscar   cala335rzas1x.d

Fichero .D de PAREJAS de cala335rzas1x.d      cala335p.d
Fichero .D de NO PAREJAS de cala335rzas1x.d   cala335np.d
Fichero .D de PAREJAS de cala384rzas1.d       cala384p.d
Fichero .D de NO PAREJAS de cala384rzas1.d     cala384np.d:
*****
Leyendo cala335rzas1x.d Leídos      27356 datos de cala335rzas1x.d
Leyendo cala384rzas1.d Leídos      53218 datos de cala384rzas1.d
-----
Datos de cala384rzas1.d      53218
Datos de cala335rzas1x.d    27356
Datos emparejados           20235
Datos sobrantes de cala384rzas1.d  32983
Datos sobrantes de cala335rzas1x.d  5121
-----

Fin del programa REL2D      OAL

*****

% renumdz
Programa RENUMDZ.F
*****

Nombre del fichero .D ZONA a renumerar      (cala335p.d | cala384p.d)
Nombre del fichero .D de salida renumerado  (cala335rzas1p.d | cala384rzas1p.d)

Comienza la renumeración:
Fichero renumerado con      20235 datos
Fin del programa RENUMDZ    OAL

*****

% rm cala335p.d cala384p.d cala335rzas1x.d cala335np.d cala384np.d
```

### C.2.2 Creación de los mosaicos

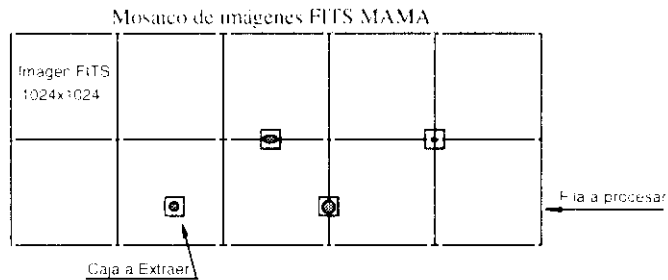
**Propósito:** Creación de mosaicos de objetos a partir de las imágenes FITS obtenidas en la digitalización completa de placa fotográficas.

**Programas:** *prepmos.f, mosaico.f, creanmn.f, ordenmos.f*

**Descripción:** En el apartado 2.3.2 se indicó la necesidad de extraer las imágenes de los objetos con el fin reducir considerablemente el volumen de datos a tratar y permitir un rápido y cómodo acceso a los datos.

Básicamente, partimos de un conjunto de imágenes FITS que forman la placa fotográfica y un fichero *.d* con las posiciones de los objetos, y nuestro problema consiste en extraer pequeñas cajas alrededor de cada uno de ellos. No existirían mayores inconvenientes si tuviéramos que procesar una sola imagen, pero nuestra placa está formada por un mosaico de imágenes MAMA, de modo que un objeto puede estar repartido en dos y hasta en cuatro imágenes diferentes. Esto nos obliga a desarrollar una estrategia más compleja en la que se procesarán los

objetos por filas de imágenes. La figura C.2 muestra las diferentes configuraciones que se pueden presentar durante el procesado de una de estas filas. En dicha figura podemos comprobar que no sólo bastará con las imágenes de la fila en proceso, sino también las de la inmediatamente superior.



**Figura C.2:** Posibles configuraciones en la extracción de objetos sobre un mosaico de imágenes.

La extracción de las imágenes de los objetos consta de dos fases principales. En primer lugar, se preparan una serie de ficheros con información acerca de la localización de cada objeto sobre las distintas imágenes (*PAVÉS*) y otro conjunto de parámetros que serán utilizados, posteriormente, por el programa final de extracción y creación de los mosaicos de objetos. La primera de las tareas es realizada por el programa *prepmos.f*, mientras que *mosaico.f* es el encargado de extraer los objetos. La extracción de los objetos se hace por filas de imágenes, de modo que será preciso ejecutar *mosaico.f* tantas veces como filas de imágenes contenga la digitalización de la placa.

Los objetos van relleno los mosaicos en el orden en que son extraídos, ordenación que no es cómoda para buscar rápidamente los objetos. Por ello, hemos procedido a leer nuevamente los objetos de los mosaicos y reescribirlos de modo que guarden el mismo orden que el que presentan en los catálogos *.d*. Esta labor es realizada por *ordenmos.f*.

**Notas:**

El programa *prepmos.f* pregunta por las coordenadas MAMA del primer píxel de la primera imagen FITS MAMA. Estos valores aparecen en la cabecera de la primera imagen FITS, los valores CRVAL2 y CRVAL1.

El programa *mosaico.f* tan sólo pregunta la fila de imágenes a procesar. El resto de parámetros se encuentran en forma de PARAMETER en el

## C.12 Apéndice C

código del programa y deberán ser modificados en cada caso. Los valores que deben ser revisados son los siguientes:

NPLACA=335	Nº de la placa
NPX=22	Nº de PAVES en X
NPY=22	Nº de PAVES en Y
XP0=73.00	Coord X del 1er pixel de la primera imagen
YP0=72.88	Coord Y del 1er pixel de la primera imagen
OP=1	Opcion (1: caja 61x21 pix ; 2: caja 31x31 pix)
COMODIN='cala335r'	Comodin de las imágenes FITS

Los mosaicos creados tienen ciertas características que deben tenerse muy en cuenta a la hora de continuar el procesado. En primer lugar, los mosaicos se crean escribiendo a un fichero sin formato la matriz de datos:

```
INTEGER*2 IMA(610,210) (para mosaicos de objetos PO)
INTEGER*2 IMA(310,310) (para mosaicos de objetos D)
OPEN(1, FILE='nombre', STATUS='NEW', FORM='UNFORMATTED')
WRITE(1) IMA
```

de modo que la lectura se puede realizar, análogamente, mediante la sentencia READ sin formato. Los datos almacenados se refieren a densidades MAMA, y se almacenan en una matriz de 2 bytes por dato (INTEGER\*2). Por último, los objetos son almacenados con el fondo de cielo sustraído, valor que se obtiene de los ficheros *.d*.

**Entradas:** Parámetros de la digitalización. ....

Catálogo de objetos (cala335rzas1p.d)

**Salidas:** Mosaicos de objetos (cala335rmm.oal)

### Operación:

#### % prepmos

```
Numero de PAVES digitalizados es X y Y      22 22
No. Total de imagenes:                      484
Comienzo de la primera imagen (EN mm)      73.00 72.88
```

TIPO DE MOSAICO A CREAR

```
1.- Placa PO:          Caja 61x21 pix
2.- Placa Directa:    Caja 31x31 pix
Elige una opcion (?)      1
```

Nombre del fichero ZONA con los objetos **cala335rzas1p.d**

Comodin para los ficheros de salida, Los ficheros se numerarán del 1 al 22 según la línea a la que correspondan los objetos  
**cala335**

Abriendo el fichero cala33501.dat

Abriendo el fichero cala33522.dat

```
Procesados          20235 objetos
Gracias por utilizar PREPMOSAICO          @OAL
```

-----



cada objeto de los mosaicos y suma las 5 filas o *scans* centrales. Los espectros extraídos, en unidades de densidad MAMA, se almacenan en un fichero sin formato, permitiendo el acceso directo a cualquier objeto.

```
INTEGER*4 ESP(61)
OPEN(9,FILE=nompre,READONLY,STATUS='OLD',RECORDTYPE='FIXED',
     RECL=31,ACCESS='DIRECT')
READ(9,REC=rec)ESP      ! donde rec es el número del objeto a leer
```

Por otra parte, será útil disponer de todos los espectros siguiendo un comportamiento general. La única característica común a todos los espectros de prisma objetivo es el acusado corte rojo o *cut-off* producido por la abrupta caída de sensibilidad de la emulsión para longitudes de onda más corta a un umbral dado. El programa *calibesp.f* determina la posición del corte de la emulsión y desplaza los espectros con el fin de colocar dicho punto en una posición fija.

Los espectros de prisma objetivo serán caracterizados por la señal residual resultante tras estimar la forma del continuo y por los valores de la variación de las pendientes en distintas bandas. Los programas *ESP2CONT.FOR* (sobre VMS) *intres.f* y *fitpar.f* se encargan de realizar los ajustes y medidas sobre los espectros

<b>Entradas:</b>	Mosaicos de las imágenes espectrales	(cala335rmm.oal)
<b>Salidas:</b>	Fichero de espectros	(cala335re.espec)
	Fichero de continuos	(cala335re.cont)
	Fichero de residuos	(cala335re.res)
	Fichero con el $\sigma$ del ajuste del continuo	(cala335re.sig)
	Fichero con los valores del residuo integrado	(cala335re.intres)
	Fichero con los valores de las pendientes	(cala335re.pend)

**Notas:** El valor del residuo, diferencia entre el espectro y el continuo estimado, sólo se considera si se presenta un mínimo de 4 pixels conectados con una señal por encima de  $3\sigma$  del ajuste.

Antes de proceder al ajuste de parábolas para la medida de las pendientes en distintas bandas, los espectros de prisma objetivo son filtrados para eliminar posibles picos que falsearían los ajustes. Este filtrado se ha realizado en el espacio de *fourier* mediante *ffspec.f*, filtrado que no suaviza una posible línea de emisión como lo haría un filtro de caja, pero que elimina eficientemente el ruido de alta frecuencia.

**Operación:**

**% mos2esp**

```

Programa MOS2ESP
-----
Nombre del fichero con los espectros          cala335r.espec
Nombre de las Mosaicas ORDENADAS segun id partes
Nombre del fichero de objetos en las mosaicas cala335r
Aplicar un filtro de ruido (N=2035)          20235
Nombre del fichero CALA335R.DAT
Nombre del fichero CALA335R.DAT
Nombre del fichero CALA335R.DAT
Procesados          2035 objetos
Fin del programa MOS2ESP          OAL
    
```

**% calibesp**

```

Programa CALIBESP
-----
Nombre del fichero de espectros de entrada   cala335r.espec
Nombre del fichero de espectros de salida    cala335rc.espec
Parámetros para la función f(x)
Amplitud de las ventanas          5
Distancia de las ventanas         1
Número de espectros               2035
Fin del programa CALIBESP          OAL
    
```

**\$ RUN ESP2CONT**

```

Programa ESP2CONT
-----
DADOS SOBRE EL AJUSTE DEL SPLINE
-----
Intervalo donde ajustar el continuo        35 55
Número de nodos (MAX 7)                   1
POSICION DEL NODO                          50
Sigmas de exclusión Sup e Inf              1.5 3.0
DADOS DE LOS ESPECTROS
-----
Nombre del fichero de espectros (ESPEC)    CALA335RC.ESPEC
Nombre del fichero a CREAR con los Contornos CALA335RC.CONT
Nombre del fichero a CREAR con los Residuos CALA335RC.RES
Nombre del fichero a CREAR con los Sigmas  CALA335RC.SIG
Ajustando el continuo al espectro No. 00001...20235
Ajustados          2035 espectros
Fin del programa ESP2CONT          OAL
    
```

**% intres**

```

Programa INTRES
-----
Nombre del fichero con los espectros        cala335rc.espec
Nombre del fichero con los residuos         cala335rc.res
Fichero con los sigmas del ajuste          cala335rc.sig
Nombre del fichero de salida               cala335rc.intres
Parámetros para interceptar los objetos
-----
Intervalo donde integrar el Espectro      20 55
Intervalo donde integrar el Residuo       35 55
No. de Sigmas de detección                 3
Número máximo de la LINPA                  4
    
```

## C.16 Apéndice C

---

```
-----
      2013 años,          4901 DON PERIODOS
Fin del programa INEREE          ***
-----
```

### % **ffespec**

```
Programa FFESEPC
-----
Nombre del fichero con los espectros a filtrar          cala335rc.espec
Nombre de salida con los espectros filtrados          cala335rcf.espec
Frecuencia de corte para el filtrado (GHz)          10
Ancho de la transición                                5

      2013 Espectros filtrados
Fin del Programa FFESEPC          ***
-----
```

### % **fitpar**

```
Programa FITPAR
-----
Nombre del fichero de espectros Calibrados LED          cala335rcf.espec
Intervalo donde buscar el máximo                      20 55
Intervalo donde integrar el espectro                 20 55
Nombre del fichero de salida                          cala335rc.pend

      Procesados          20130 objetos
FIN DEL PROGRAMA FITPAR          ***
-----
```

## C.2.4 Ajuste de las tendencias y límites de segregación

**Propósito:** Obtención de las tendencias, valores medios y desviaciones de los residuos y variaciones de las pendientes para la muestra general de objetos.

**Programas:** *extra2cz.f*, *SPLINE.FOR*

**Descripción:** Los espectros candidatos a galaxias con líneas de emisión se identifican por presentar unos valores del residuo y unas variaciones de las pendientes anómalas respecto al comportamiento general de estos parámetros. Para establecer este comportamiento general procedemos a ajustar una curva *spline* a los datos del residuo y variaciones de la pendiente en función del logaritmo decimal del flujo integrado del espectro.

El primer paso consiste en extraer estos ficheros (x,y) ( $x = \log(\text{flujo})$ ;  $y = \text{residuo}$  o variaciones de la pendiente), tarea ejecutada por *extra2cz.f*, un programa que permite extraer dos columnas de cualquier tipo de fichero de datos. Por último, el cálculo de la curva de ajuste se realiza con *SPLINE.FOR* (sobre VMS), un programa interactivo que permite ver el ajuste realizado y eliminar, de modo iterativo, los puntos con grandes desviaciones.

**Entradas:** Fichero con los valores del residuo integrado (cala335rc.intres)  
 Fichero con los valores de las pendientes (cala335rc.pend)

**Salidas:** Ficheros con los ajustes (cala335rc.spfres, .spf2s1, .spf2s3)

**Notas:** Este mismo proceso puede utilizarse para obtener la curva para la separación entre objetos estelares y difusos (apartado 2.4.3). Para ello, debe ejecutarse el programa *SPLINE.FOR* con un fichero que contenga los valores del logaritmo decimal del área y el logaritmo decimal del flujo de todos los objetos de la placa directa, fichero que puede ser extraído del catálogo de la placa directa con el programa *extra2c.f*.  
 El fichero de datos (x,y) que se suministra a *SPLINE.FOR* debe estar ordenado en x crecientes.

**Operación:**

```
% extra2c
Fichero con los datos de entrada          cala335rc.intres  ..f.pend  ..f.pend
Número de columnas de datos             4                16        16
Número de filas a saltar                 0                0         0
Nombre del fichero de salida             cala335rc.datres  .datas2s1 .datas2s3

Número de la columna X                   2                2         2
Número de la columna Y                   4                5         5
PBBAR(1) = (S, [N])                      N                -         -
Número de la columna Y                   3                3         6
Aplicar logaritmo en la columna X (S, [N]) S                S         S
Aplicar logaritmo en la columna Y (S, [N]) N                N         N

Leer todo el fichero...
Lectos:          cala335rc.datres
Fin del programa EXTRA2C

.....

% sort -k1n -o cala335rc.datres cala335rc.datres
% sort -k1n -o cala335rcf.datas2s1 cala335rcf.datas2s1
% sort -k1n -o cala335rcf.datas2s3 cala335rcf.datas2s3
% rm -v cala335rc.datres*
% grep -v '(0,0) (0,0)' cala335rc.datres cala335rc.datres*

.....

$ RUN SPLINE (programa interactivo)
Ejecutar para los tres ficheros de datos0 .datres, .datas2s1, .datas2s3
Crear los ficheros de salida con los ajustes .spfres, .spf2s1, .spf2s3
```

**C.2.5 Selección de los candidatos**

**Propósito:** Obtención de un índice de selección para todos los objetos que muestre la probabilidad de que éstos presenten la línea H $\alpha$  en emisión y selección final de la muestra de candidatos.

**Programas:** *selector.f, examobj.f*

**Descripción:** En el paso anterior hemos obtenido la dependencia general de los tres parámetros medidos sobre los espectros de prisma objetivo (el residuo  $R$  y las variaciones de las pendientes  $S2-S1$  y  $S2-S3$ ) con el logaritmo del flujo integrado. La presencia de la línea  $H\alpha$  en emisión debe producir valores extremos de uno o varios de estos parámetros. Por esta razón, los candidatos a galaxias con líneas de emisión serán seleccionados utilizando, como criterio de selección, las desviaciones respecto a estas tendencias.

El programa *selector.f* se encarga de establecer un cierto peso a cada objeto que denota la probabilidad de que éste presente o no una línea de emisión. Los criterios utilizados para la obtención del índice de selección final han sido expuestos con detalle en el capítulo 5.

Los objetos, ordenados según el índice final de selección y separados según presenten un aspecto estelar o difuso en las placas directas, deben ser examinados en la terminal con *examobj.f* con el fin de rechazar aquellos objetos en los que claros errores en los ajustes, ocasionados por defectos de placa, proporcionan grandes índices de selección. El programa permite grabar un catálogo final con los números de los candidatos seleccionados.

**Notas:** Durante la asignación del índice de selección, los objetos son clasificados según presenten un aspecto puntual o difuso en la placa directa. La segregación entre objetos de uno y otro tipo se realiza de acuerdo a la tendencia entre  $\log(\text{area})$  vs  $\log(\text{flujo})$  derivada de los datos del catálogo de la placa directa (apartado 2.4.3), tendencia obtenida con el programa *SPLINE.FOR* (fichero *.spllalf*).

<b>Entradas:</b>	Catálogo de objetos de la placa directa	(cala384rzas1p.d)
	Fichero con los valores del residuo integrado	(cala335rc.intres)
	Fichero con los valores de las pendientes	(cala335rc.pend)
	Ficheros con los ajustes	(cala335rc.splres, .spl2s1, .spl2s3, .spllalf)
	Fichero de espectros y continuos	(cala335rc.espec, .cont)
<b>Salidas:</b>	Ficheros con los índices de selección	(cala335r.selec)
	Ficheros de candidatos puntuales y difusos	(cala335r.ep, cala335r.ed)

**Operación:**

```
% selector
Programa SELECTOR
*****
Fichero ID de la Placa DIRECTA          cala384rzas1p.d
Numero de sigmas para la separación SIG 3
Fichero de FOSÍLOS INTEGRADOS .INTRES  cala335rc.intres
```

```

Punto del SPLINE de los residuos
Puntero del catálogo de las pendientes (PEND)
Archivo del SPLINE de PL-PI
Puntero del SPLINE de PI-PI
Puntero del SPLINE (en Fluido) VA (enÁrea)
Puntero de salida
                                     cala335rc.spres
                                     cala335rc.pend
                                     cala335rc.sp1s2s1
                                     cala335rc.sp1s2s3
                                     cala384.sp11alf
                                     cala335r.selec

Programa para el análisis de
Procesado de los candidatos
Por el programa COLENTOR          OAL

% fgrep  E:cala335r.selec >cala335r.selecp
% fgrep  E:cala335r.selec >cala335r.selecd
% sort  gnr:cala335r.sp cala335r.selecp
% sort  gnr:cala335r.sp cala335r.selecd

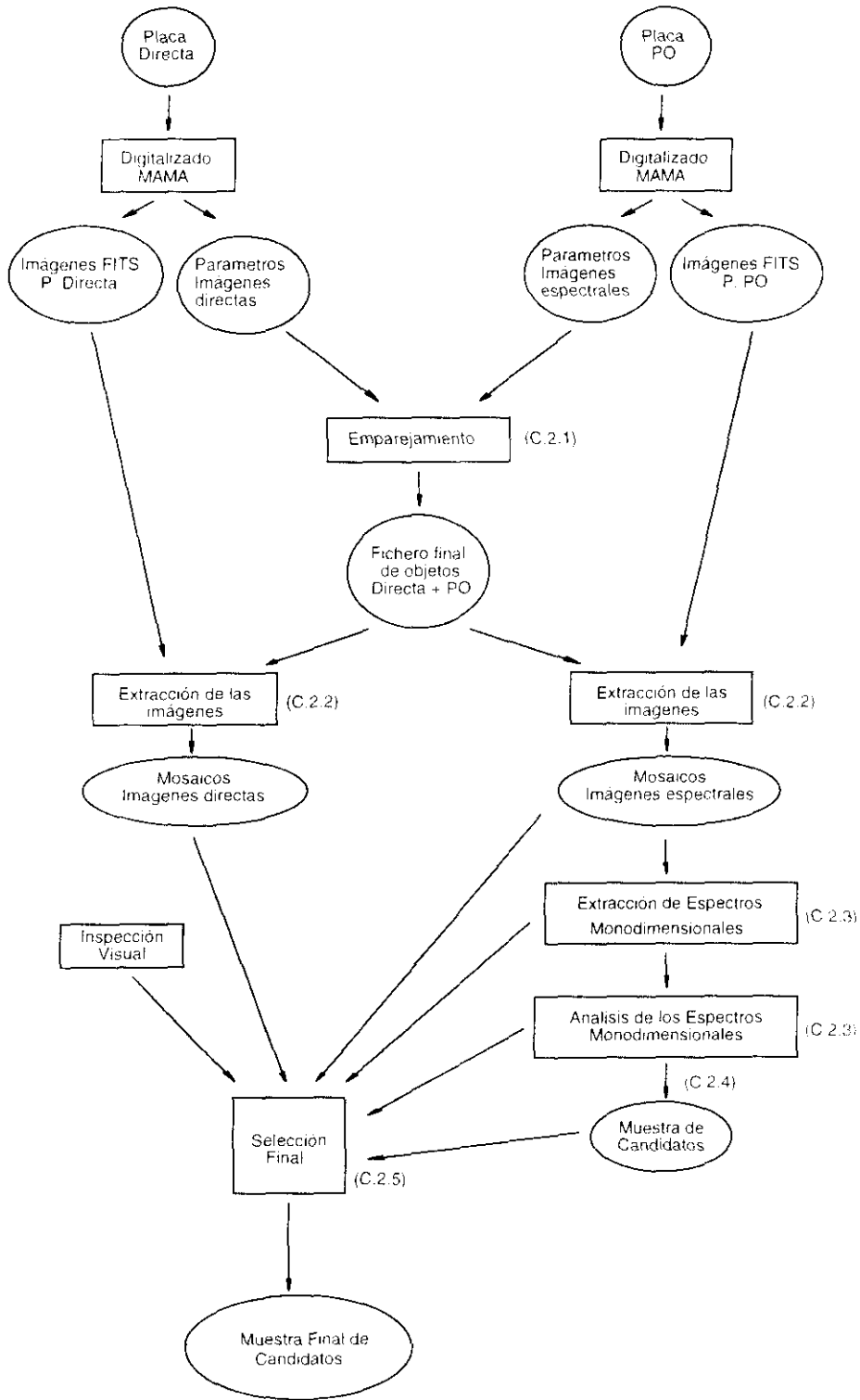
% examobj
Programa EXAM.OBJ
Código de salida
Puntero de los objetos a analizar
Nombre de archivo para escribir los candidatos
El número de espectros ordenado
El número de imágenes ordenado
Incremento de ajuste del Continuo
Puntero de la lista de parábolas
Opción para los mosaicos MO
Opción para los mosaicos P (ENTER si no existe)

Opción para el espectro          -500 5000
Opción para el mapa MO          -100 600
Opción para el mapa MI          -100 600
Número de orden del objeto a presentar 1
    
```

### C.2.6 Organigrama

Mostramos a continuación un organigrama que muestra, de manera esquemática, las distintas fases del procesado de las placas fotográficas digitalizadas (figura C.3). El apartado de este apéndice en el cual se hace referencia a cada uno de los pasos se indica igualmente en el organigrama.

El último paso en el procesado, la selección final de la muestra de candidatos, se realiza estudiando cada uno de los objetos de la lista de candidatos obtenida tras el análisis de los espectros de prisma objetivo, y se ayuda de los resultados de todos los procesos intermedios. Esta es la razón de que este último paso presente numerosas entradas: las imágenes directas y espectrales, los espectros monodimensionales, los ajustes, etc., incluso no se descarta la inspección visual de las placas para confirmar aparentes defectos de placa o solapamientos.



**Figura C.3:** Esquema general para el análisis de las placas digitalizadas y selección de los candidatos a galaxias con líneas de emisión en placas de prisma objetivo.

# Bibliografía

- Agnelli G., Nanni D., Pitella G., Trevese D., Vignato A., 1979, *A&A* 77,45
- Altman J.H., 1977. En *Theory of the Photographic Process*, 4th edition, ed. James, T.H., Macmillan, p. 513
- Beard S.M., Cooke J.A., Emerson D., MacGuillivray H.T., Kelly B.D., 1986, *MNRAS* 219,251
- Beauchemin M., Borra E.F., 1993, *AJ* 105, 1587
- Beauchemin M., Borra E.F., Levesque S., 1991, *MNRAS* 252, 161
- Berg C., Wegner G., Foltz C.B., Chaffee F.H., Hewett P.C., 1992, *ApJS* 78, 409
- Berger J., Cordoni J.P., Fringant M., Guibert J., Moreau O., Roboult H., Vanderriest C., 1994, *A&AS* 87, 389
- Birkle K., Belleman H., Elsässer H., 1994, *The Schmidt Telescope at Calar Alto Observatory*. En: Mac Guillivray H.T. et al. (eds.) *Proc. IAU Symp.* 161, *Astronomy from wide-field imaging*. Kluwer, Dordrecht / Boston / London, p.46
- Birkle K., 1984. *The Schmidt Telescope on Calar Alto*. En: Capaccioli, M. (ed.) *Proc. IAU coll.* 78, *Astronomy with Schmidt-Type Telescopes*. Reidel, Dordrecht / Boston / Lancaster, p. 203
- Bland-Hawthorn J., Shopbell P.L., Malin D.F., 1993, *AJ* 106, 2154
- Boroson T.A., Salzer J.J., Trotter A., 1993, *ApJ* 412, 524
- Borra E.F., Brousseau D., 1988, *PASP* 100, 1276
- Borra E.F., Edwards G., Petrucci F. et al., 1987, *PASP* 99, 535

- Bothun G.D., Halpern J.P., Lonsdale C.J., Impey C., Schmitz M., 1989, ApJS 70, 271
- Cannon R.D., 1987, List of active galaxies, problems of detection and statistics. En: Khachikian et al. (eds.) Proc. IAU Symp. 121, Observational evidence of activity in galaxies, p. 3
- Clowes R.G., 1986, MNRAS 218, 139
- Clowes R.G., Cooke J.A., Beard S.M., 1984, MNRAS 207, 99
- Clowes R.G., Emerson D., Smith M.G. et al., 1980, MNRAS 193, 415
- Cooke J.A., Beard S.M., Emerson D., Kelly B.D., MacGullivray H.T., 1986, MNRAS 219, 241
- Coziol R., Demers S., Peña M., Barnéoud R., 1994, AJ 108, 405
- Coziol R., Demers S., Peña M., et al., 1993, AJ 105, 35
- de Lapparent V., 1994, Mapping the large-scale structure. En: Mac Guillivray H.T. et al. (eds.) Proc. IAU Symp. 161, Astronomy from wide-field imaging. Kluwer, Dordrecht / Boston / London, p.669
- Edwards G., Beauchemin M., Borra E.F., 1988, PASP 100, 266
- Gallego J., 1995, Tesis Doctoral. Universidad Complutense de Madrid
- Gallego J., Zamorano J., Aragón-Salamanca A., Rego M., 1995, ApJ 455, L1
- Gallego J., Zamorano J., Rego M., Alonso O., Vitores A.G., 1996, A&AS (enviado)
- Greisen E.W., Harten R.H., 1981, A&AS 44, 371
- Guibert J., Moreau O., 1991, The Messenger 64, 69
- Guibert J., Charvin P., Stodet P., 1984, MAMA project: A new measuring machine in Paris. En: Capaccioli, M. (ed.) Proc IAU coll. 78, Astronomy with Schmidt-Type Telescopes, Reidel, Dordrecht / Boston / Lancaster, p. 165
- Hagen H.-J., Groote D., Engels D., Reimers D., 1995, A&AS 111, 195
- Haro G., 1956, Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya 14, 8
- Hartley M., 1994, Photography in wide-field astronomy. En: Mac Guillivray H.T. et al. (eds.) Proc. IAU Symp. 161, Astronomy from wide-field imaging. Kluwer, Dordrecht / Boston / London, p. 117

- 
- Henden A.A., Kaitchuck R.H., 1982. En: *Astronomical Photometry*, Van nostrand reinhold company
- Hewett P.C., Irwin M.J., Bunclark M.T. et al., 1985, MNRAS 213, 971
- Horne K., 1986, PASP 98, 609
- Humphreys R.M., Landau R., 1980, Sky & Telescope 59, 16
- Humphreys R.M., Odewahn S.C., Aldering G.S., Cornuelle C.S., Thurmes P.M., 1995, PASP 107, 762
- Infante L., Pritchett C.J., 1992, ApJS 83, 237
- Irwin M., Maddox S., McMahon R., 1994, Spectrum 2, 14
- Irwin M., 1992, Gemini 37, 1
- Jarvis J.F., Tyson J.A., 1981, AJ 86, 476
- Jenkner H., Lasker B.M., Sturch C.R. et al., 1990, AJ 99, 2081
- Kennicutt R.C., 1992, A&A 388, 310
- Kennicutt R.C., Kent S.M., 1983, AJ 88, 1094
- Kinman T.D., 1984, Searching for emission-line galaxies. En: Capaccioli (ed.), Proc IAU coll. 78, *Astronomy with Schmidt-Type Telescopes*, Reidel, Dordrecht, p. 409
- Kunth D., Sargent W.L.W., 1986, ApJ 300, 496
- Lanteri L., Pividori L., Lattanzi M.G., Lasker B.M., 1994, Simulation of stellar images for schmidt plate astrometry. En: Mac Guillivray H.T. et al. (eds.) Proc. IAU Symp. 161, *Astronomy from wide-field imaging*, Kluwer, Dordrecht / Boston / London, p. 280
- Lasker B.M., 1995, PASP 107, 763
- Lasker B.M., Sturch C.R., McLean B.J. et al., 1990, AJ 99, 2019
- Lasker B.M., Sturch C., López C. et al., 1988, ApJSS 68, 1
- Lipovetsky V.A., 1994, The importance of wide-field imaging. En: MacGuillivray et al. (eds.), Proc. IAU Symp. 161, *Astronomy from Wide-Field Imaging*, Reidel, Dordrecht / Boston / Lancaster, p. 3
- Loveday J., Peterson B.A., Efstathiou G., Maddox S.J., 1992, ApJ 390, 338

- MacAlpine G.M., Williams G., 1981, *ApJS* 45, 113
- MacGuillivray H.T., Cornack B., Miller L., 1994, *Spectrum*, p. 13
- MacGuillivray H.T., Stobie R.S., 1984, *Vistas in Astronomy* 27, 433
- Maddox S.J., Efstathiou G., Sutherland W.J., Lovaday J., 1990a, *MNRAS* 242, 43p
- Maddox S.J., Sutherland W.J., Efstathiou G., Loveday J., 1990b, *MNRAS* 243, 692
- Malin D., 1994, Kodak and the future of astronomical photography. En: MacGuillivray et al. (eds.). *Proc. IAU Symp. 161, Astronomy from Wide-Field Imaging*, Reidel, Dordrecht / Boston / Lancaster, p. 127
- Markarian B.E., Stepanian J.A., Erastova L.K., 1987, The Second Byuracan Spectral Sky Survey. En: Khachikian et al. (eds.) *Proc. IAU Symp. 121, Observational evidence of activity in galaxies*, p. 25
- Markarian B.E., 1967, *Astrofizica* 3, 55
- Martin F., McCarthy S.J., 1984, Objective Prism Surveys. En: Capaccioli (ed.) *Proc. IAU coll. 78, Astronomy with Schmidt-Type Telescopes*, Reidel, Dordrecht, p. 37.
- Maza J., Ruiz M.T., González L.R., Wichnjewsky M., Antezana, R. 1994, *Rev. Mex. Astron. y Astrofís.* 28, 187
- Moffat A.F.J., 1969, *A&A* 3, 455
- Moreau O., Reboult H., 1995, *A&AS* 111, 169
- Moreau O., 1992, Tesis Doctoral, Université de Paris 7
- Moss C., Whittle M., 1993, *ApJ* 407, L17
- Moss C., Whittle M., Irwin M.J., 1988, *MNRAS* 232, 381
- Murtag F., 1994, Classification: Astronomical and mathematical overview. En: MacGuillivray et al. (eds.). *Proc. IAU Symp. 161, Astronomy from Wide-Field Imaging*, Reidel, Dordrecht / Boston / Lancaster, p. 227
- Murray C.A., Nicholson W., 1975, The use of the GALAXY machine at the Royal Greenwich Observatory. En: Jager, C. & Nieuwenhuijzen, H. (eds.), *IAU Proc. 54, Image Processing Techniques in Astronomy*, Reidel, Dordrecht / Boston, p. 171
- Odehahn S.C., Humphreys R.M., Aldering G., Thurmes P., 1993, *PASP* 105, 1354
- Odehahn S.C., Sockwell E.B., Pennington R.L., Humphreys R.M., Zumach W.A., 1992, *AJ* 103, 318

- Paturel G., Fouqué P., Bottinelli L., Gouguenheim L., 1989, *A&AS* 80, 299
- Pesch P., Stephenson C.B., MacConnell D.J., 1995, *ApJS* 98, 41
- Popescu C.C., Hopp U., Hagen H.J., Elsässer H., 1995, *A&A* (en prensa)
- Pratt N.M., 1977, *Vistas in Astronomy* 21, 1
- Rego M., Zamorano J., González-Riestra R., 1989, *A&AS* 79, 443
- Reid N., Gilmore G., 1982, *MNRAS* 201, 73
- Robin A.C., 1994, *Star counts and the Milky Structure*. En: MacGuillivray et al. (eds.), *Proc. IAU Symp. 161, Astronomy from Wide-Field Imaging*, Reidel, Dordrecht / Boston / Lancaster, p. 403
- Roeser S., Bastian U., 1991, *PPM Star Catalog*, Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg, Berlin, New York
- Russell J.L., Lasker B.M., McLean B.J. et al., 1990, *AJ* 99, 2059
- Salzer J.J., MacAlpine G.M., Boroson T.A., 1989, *ApJS* 70, 447
- Schneider D.P., Schmidt M., Gunn J.E., 1994, *AJ* 107, 1245
- Schueker P., 1993, *ApJS* 84, 39
- Smith M.G., Aguirre C., Zemelman M., 1976, *ApJS* 32, 217
- Smith M.G., 1975, *ApJ* 202, 591
- Soubiran C., 1992, *A&A* 259, 394
- Stepanian J.A., Lipovetsky V.A., Erastova L.K., 1991, *Astrofizika* 34, 205
- Stobie R.S., Ishida K., 1987, *AJ* 93, 624
- Stock J., 1994, *Rev. Mex. A&A* 28, 153
- Surace C., Comte G., 1994, *A&A* 281, 653
- Surace C., 1993, Tesis doctoral, Université Aix-Marseille I
- Taff L.G., Lattanzi M.G., Bucciarelli B., 1990, *ApJ* 358, 359
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1993, *Publ. Natl. Astron. Obs. Japan* 3, 169
- Thompson D., Djorgovski S., Trauger J., 1995, *AJ* 110, 963

- Thuan T.X., Gunn J.E., 1976, *PASP* 88, 543
- Tucholke H.J., Schueker P., 1992, *PASP* 99, 899
- Vaucher B.G., Kreidl T.J., Thomas N.G., Hoag A.A., 1982, *ApJ* 261, 18
- Vitores A.G., 1995, Tesis Doctoral. Universidad Complutense de Madrid
- Vitores A.G., Zamorano J., Rego M., Alonso O., Gallego J., 1996a, *A&AS* (aceptado y en prensa)
- Vitores A.G., Zamorano J., Rego M., Gallego J., Alonso O., 1996b, *A&A* (enviado)
- Wamsteker W., Prieto A., Vitores A.G., et al., 1985, *A&AS* 62, 255
- Wasilewski A.J., 1983, *ApJ* 272, 68
- Wells D.C., Greisen E.W., Harten R.H., 1981, *A&AS* 44, 363
- West R.M., 1991, *The Messenger* 65, 45
- Zamorano J., Rego M., Gallego J., Vitores A.G., González-Riestra R., Rodríguez-Caderot G., 1994, *ApJS* 95, 387
- Zamorano J., Gallego J., Rego M., Vitores A.G., Alonso O., 1996, *ApJS*, (aceptado y en prensa)